

S.6.

3212

B.P. de Soria



61079155
D-2 8946

(42) Sarva

ASTRONOMÍA POPULAR

~~296~~
296.

6

349

N° 281

6
349

ASTRONOMÍA POPULAR

POR

S. NEWCOMB

Y

R. ENGELMANN

Completamente revisada
con arreglo a los descubrimientos más recientes
por el

Prof. Dr. H. Ludendorff

Director del Observatorio Astrofísico de Potsdam

en colaboración con los profesores

Dr. Eberhard, Dr. Freundlich y Dr. Kohlschütter

Versión de la 7.^a edición alemana
por

Carmen Fontseré

y

Manuel Álvarez Castrillón

BARCELONA
GUSTAVO GILI, EDITOR
CALLE DE ENRIQUE GRANADOS, 45
MCMXXVI

ASTRONOMIA POPULAR

S. NEWCOMB

R. ENGBRECHT

W. M. G. BURNARD

THE UNIVERSITY OF CHICAGO PRESS

ES PROPIEDAD

COPYRIGHT, 1926, BY GUSTAVO GILI

Prof. Dr. H. Lohndorf

Director del Observatorio de Córdoba

at the University of Córdoba

at the University of Córdoba

Prof. Dr. J. J. de la Fuente

at

the University of Córdoba

Director General de Instrucción

Prof. Dr. J. J. de la Fuente

Director del Observatorio de Córdoba

at the University of Córdoba

PRIMERA PARTE

Desarrollo histórico del sistema del mundo

INTRODUCCIÓN

La Astronomía es la más antigua de las ciencias naturales; se diferencia de las demás por su desarrollo lento y graduado, desde los tiempos primitivos hasta el presente. En ninguna otra ciencia tiene tanto que agradecer cada generación a las predecesoras, así en hechos como en ideas fundamentales. El desarrollo completo de la noción de una Tierra redonda y móvil que sigue su curso con los demás planetas a través del espacio, no puede atribuirse ni a un solo pensador ni a una sola época. Es más bien el resultado de un proceso de educación, cuyo objeto no fué un individuo sino el género humano. Los grandes astrónomos de todas las épocas han construído sobre cimientos que sentaron sus antecesores. La teoría de la atracción universal fué basada por Newton sobre las leyes descubiertas por Kepler, sobre las observaciones y medidas de sus contemporáneos franceses y sobre la Geometría de Apolonio. Kepler empleó como material las observaciones de Tycho Brahe y formuló sus célebres leyes basándose en la teoría de Copérnico. Por otra parte el descubrimiento del verdadero sistema del mundo por Copérnico sólo fué posible por medio de un estudio cuidadoso del movimiento aparente de los planetas, tal como se representa en los epiciclos de Tolomeo, y cuanto más se contempla la gran obra de Copérnico más sorprende el ver cuán precisas eran las teorías y los hechos que Tolomeo e Hiparco le proporcionaron. Finalmente, Hiparco cimentó sus ideas astronómicas en las observaciones hechas por los babilonios y los asirios, las cuales databan ya de muchos siglos.

Cada uno de los grandes períodos del saber, en el mundo antiguo, parece haber tenido un sistema astronómico propio, caracterizado por la idiosincrasia especial de cada uno de los pueblos.

Varios relatos de los anales chinos parecerían demostrar que el movimiento del Sol era conocido ya en aquel país desde tiempos muy antiguos. Un suceso, no muy claro, menciona la crónica Schu-King, de tiempos de Confucio (500 a. de J. C.); se refiere al trágico fin de Hi y Ho, astrónomos al servicio de un emperador chino. Digamos, de paso, que Hi y Ho son seguramente los títulos y no los nombres de aquellos funcionarios. Ambos se habían olvidado de predecir un eclipse, por haberse dado a la bebida; el eclipse ocurrió de una manera inesperada, lo cual originó un gran pánico en todo el país, e Hi y Ho fueron ejecutados. Algunos creen que este relato se refiere al eclipse del año 2154 ó al del año 2127 antes de Jesucristo; pero el texto aparece tan confuso, que no es posible asegurar si se trata verdaderamente de un eclipse. Aumenta esta duda al considerar que el eclipse siguiente del cual hablan los anales chinos es el que ocurrió el año 775 antes de Jesucristo. Además es aventurado afirmar que esta narración sea auténtica.

En la Astronomía de los indios vemos claramente reflejadas las rarezas del espíritu contemplativo de aquel pueblo. Su imaginación les lleva a considerar períodos de tiempo que dejan muy atrás hasta los números corrientes en la Astronomía moderna. En sus anales se encuentran alusiones a una conjunción de todos los planetas acaecida en el año 3102 antes de Jesucristo. Laplace demostró que esta conjunción no fué seguramente observada sino calculada contando hacia atrás, con datos aproximados. Hoy puede asegurarse que los antiguos indios no poseían conocimientos muy vastos, y que hacia los últimos siglos antes de Jesucristo fué, por el contrario, la Astronomía de los pueblos de Occidente la que ejerció un considerable influjo sobre la Astronomía india.

Mientras que los antiguos egipcios, en contra de lo que generalmente se ha supuesto, parece que no poseían ningún conocimiento astronómico profundo, los babilonios dedicaron ya en tiempos muy antiguos gran atención a las observaciones celestes, que al principio utilizaron solamente con fines astrológicos. De la exactitud notable que obtuvieron, y de la cual todavía conservamos datos fidedignos, sobre la periodicidad de los eclipses, la posición aparente de los planetas y las revoluciones lunares, podemos deducir que efectuaron observaciones continuas durante muchos siglos. Ni teorías astronómicas, ni ensayos de explicación del sistema del mundo y de los fenómenos celestes, no se ha podido demostrar que los haya habido en Babilonia.

De un pueblo que, como los primitivos griegos, tenía tendencia a especular sobre el origen y la naturaleza de las cosas, mientras descuidaba las observaciones de los fenómenos, no era dable esperar un sistema astronómico perfecto. Pero algunas de sus concepciones están tan estrechamente unidas a la Astronomía de las edades posteriores, que no podemos dejar de mencionarlas. Tales son las que presentan a los cuerpos celestes como sujetos a una serie de esferas de cristal, en cuyo

centro común se encuentra la Tierra. En la esfera exterior están colocados los millares de estrellas fijas que tachonan el firmamento, mientras que el Sol, la Luna y los planetas tienen sus esferas interiores propias. La transparencia de todas las esferas es completa, de manera que los cuerpos colocados en las esferas exteriores pueden columbrarse a través de todas las interiores. Todas estas esferas giran alrededor de la Tierra en veinticuatro horas, produciéndose así la salida y la puesta de los astros. Del rozamiento de las esferas entre sí resulta una especie de «música celestial» que anima el espacio, pero es demasiado delicada para ser percibida por el oído humano.

Hay que reconocer que la opinión de que las estrellas están sujetas a una esfera hueca de cristal era muy natural, pues a aquellos astros se los veía dar vueltas alrededor de la Tierra día tras día, generación tras generación, sin que experimentasen la menor variación en su posición relativa. Sin existir entre ellas una unión sólida, parecía imposible que tantos miles de cuerpos pudiesen recorrer largas trayectorias sin que variasen sus distancias mutuas. En especial era muy difícil comprender cómo giraban todas alrededor de un eje común. En cambio, suponiéndolas a todas fijas sobre una esfera sólida, esta dificultad desaparecía. Únicamente los planetas no podían encontrarse en aquella esfera, ya que varía su posición respecto a las estrellas.

Esta idea del cielo en forma de esfera quedó muy grabada en la memoria de los hombres. Tanto el sistema de Tolomeo como el de Copérnico, parten de la hipótesis de que el Universo está construido en forma de esfera, y aun Copérnico trató de probar la naturalidad de la forma esférica por medio de la analogía con una gota de agua. Huellas de la misma hipótesis aparecen todavía hasta Kepler.

El primero que abandonó el camino de la especulación y trató de construir un sistema sobre la observación y la experiencia fué el matemático Eudoxio; pero tampoco supo desligarse del efecto inmediato de la percepción por los sentidos, y de esta manera creó un sistema complicado de esferas giratorias, con el que, ciertamente, podía representar de una manera satisfactoria los movimientos más extraños. También tenemos que mencionar aquí al más grande de los discípulos de Platón, Aristóteles, porque la fuerza de su espíritu universal ha influido poderosamente en el pensamiento humano durante varios siglos. Más aún que Eudoxio, cuyas hipótesis defendía con mucho ahinco, Aristóteles hace constar el valor de la observación y de la experiencia frente a la especulación; pero su filosofía no logró dar una explicación nueva de los fenómenos astronómicos, ni pudo salir, lo mismo que la de Eudoxio, de las esferas celestes. La Tierra, supuesta esférica, descansaba, según él, en el centro del mundo, y las pocas observaciones que llevó a cabo no le condujeron a resultados más exactos sobre el movimiento de los cuerpos celestes.

El honor de haber dado a la Astronomía el carácter de ciencia, sólo podemos otorgarlo a Hiparco. No solamente parece que sus observa-

ciones fueron mucho más precisas que las de sus predecesores, sino que él fué quien primero fijó las leyes del movimiento aparente de los planetas y construyó tablas con ayuda de las cuales podían calcularse aquellos movimientos. Hiparco siguió sosteniendo la teoría de los movimientos epicíclicos de los planetas, que había sido ya establecida por Apolonio de Perga (230 a. de J. C.), aun cuando generalmente se le da el nombre de su sucesor Tolomeo, posterior en unos trescientos años.

A partir del tiempo de Hiparco, la evolución del concepto general de la constitución del Universo, o del «sistema del mundo» como suele denominarse, presenta tres grandes épocas, cada una de las cuales se distingue de las otras dos por un sistema completamente distinto de principios fundamentales:

1. El denominado sistema de Tolomeo, que en realidad es debido a Hiparco o a un astrónomo todavía más antiguo. En este sistema, la Tierra no tiene movimiento alguno, y los movimientos aparentes de las estrellas y planetas a su alrededor se consideran como reales.

2. El sistema de Copérnico, según el cual el Sol es el verdadero centro del movimiento planetario y la Tierra es un planeta que gira alrededor de su eje y da vueltas alrededor del Sol.

3. El sistema de Newton, según el cual todos los movimientos de los cuerpos celestes encuentran su explicación en la única ley de la gravitación universal.

Este desarrollo natural de la ciencia enseña el orden en que pueden serle presentadas a la inteligencia las leyes del Universo. Nosotros conservaremos, por esta razón, el mismo orden, y dedicaremos un capítulo a cada uno de los grados de aquella evolución. Empezaremos por aquellas apariencias que son conocidas de todo el mundo, o al menos de todo el que contemple el cielo con atención suficiente. Supondremos a un observador situado en el campo, en una noche clara, y le mostraremos cómo los cuerpos celestes parecen moverse de hora en hora. Después le haremos ver los diferentes cambios de posición que puede apreciar en los cuerpos celestes si continúa su observación durante meses y años. Combinando los movimientos aparentes encontrados, el observador se familiarizará con el sistema de Tolomeo sobre el sistema del mundo.

Teniendo clara idea de este sistema, no hay más que dar un paso para pasar al de Copérnico, que consiste solamente en la demostración de que ciertos movimientos extraños que son comunes al Sol y a los planetas, provienen en realidad de la revolución de la Tierra alrededor del Sol, y que la rotación diaria aparente de la bóveda celeste es consecuencia de la rotación de la Tierra alrededor de su propio eje. Estas leyes del movimiento real de los planetas, explanadas completamente por Kepler, fueron recogidas después por Newton y condensadas en la ley única de la gravitación hacia el Sol. Tal es el proceso de la evolución de la ciencia; a seguirnos por este camino invitamos, en primer lugar, al lector.

CAPÍTULO PRIMERO

La Astronomía antigua. El movimiento aparente de los cuerpos celestes

I. LA ESFERA CELESTE

Un hecho que nos es familiar desde la infancia, es que todos los cuerpos celestes — Sol, Luna y estrellas — parecen estar colocados en una bóveda que elevándose sobre nuestra cabeza descende por todos lados hacia el horizonte. La Tierra, sobre la cual parece descansar, impide verla más abajo. Pero, si la Tierra fuese completamente transparente, podríamos seguir la bóveda con la mirada por debajo de nuestros pies, en cualquier dirección, y ver allí el Sol, la Luna y las estrellas. La bóveda celeste que tenemos encima formaría con la mitad inferior una esfera completa, en el centro de la cual parecería estar el observador. Esto es conocido desde la antigüedad. Las posiciones aparentes de los cuerpos celestes, así como sus movimientos aparentes, han sido determinados siempre con relación a la esfera. El hecho de que esta última sólo exista en la imaginación no disminuye su valor, ya que nos permite representar las direcciones de los cuerpos celestes.

No importa que esta esfera nos la figuremos mayor o menor, mientras se convenga en que el observador esté en su centro, de manera que se halle igualmente alejado de todos los puntos de la periferia. En el lenguaje y en el sentido de la Astronomía de precisión se considera como infinita, ya que así, si el observador se considera transportado a otro punto, aunque sea a otro astro, siempre puede suponerse en el centro. En realidad, los cuerpos celestes no se han de considerar situados en la esfera infinita, sino en la visual dirigida por el observador a un punto de la esfera. Estas relaciones se comprenden fácilmente si se supone que el observador es un punto luminoso que irradia luz en todas direcciones hacia la esfera celeste infinitamente lejana. Entonces las posiciones aparentes de los diferentes cuerpos celestes serán las sombras proyectadas

por ellos sobre la esfera (fig. 1). Es evidente que todos los cuerpos que vistos por el observador O estén en la misma línea visual aparecerán en el mismo punto de la esfera; así, los tres puntos t se verán como si

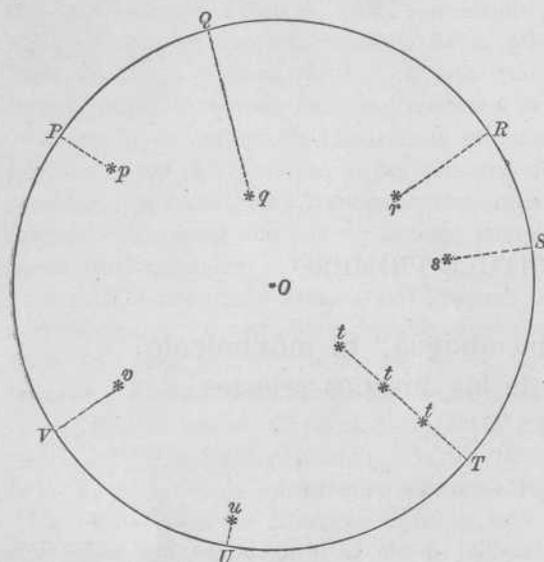


Fig. 1

estuvieran en T . Si el observador mira, por ejemplo, hacia la Luna, la sombra arrojada por ésta se proyectará sobre la esfera en un punto que estará en la línea recta que pasa por el ojo del observador a través del centro de la Luna y se prolonga hasta la esfera celeste. Si mentalmente se traslada a la Luna y mira hacia la Tierra, la verá proyectada en un punto de la esfera diametralmente opuesto a aquel sobre el que antes se proyectaba la Luna. A cualquier planeta que se crea transportado, siem-

pre verá proyectada la Tierra y los demás planetas sobre esta esfera imaginaria, de una manera análoga a como nosotros percibimos los cuerpos celestes proyectados sobre la misma.

Esto es todo lo que la Astronomía conserva de las esferas de cristal de los griegos. De un cuerpo sólido que contenía todas las estrellas, la esfera se ha convertido en un concepto completamente inmaterial, una nua concepción de la inteligencia, que solamente sirve para definir las direcciones en que se ven los astros.

2. MOVIMIENTO DIURNO DE LOS ASTROS

Si contemplamos los astros durante algunas horas, los veremos moverse continuamente; los que están hacia el este, se elevan; los que están hacia el sur se mueven hacia el oeste, y los que están hacia el oeste bajan hacia el horizonte. Sabemos que este movimiento es solamente aparente y debido a la rotación de la Tierra alrededor de su eje; pero como que por ahora sólo vamos a describir las cosas tales como aparecen, podemos hablar del movimiento como si fuese real. La observación durante algunos días seguidos enseña, además, que toda la esfera celeste parece girar cada día alrededor de un eje. A esta rotación, en virtud de la cual el Sol está alternativamente encima y debajo del horizonte, debemos la sucesión del día y de la noche. Las particulari-

dades de este movimiento se pueden reconocer observando el curso aparente nocturno de las estrellas. De esta observación se deduce inmediatamente que hay un punto en el cielo que está continuamente en reposo. En el hemisferio boreal este punto está hacia el norte, entre el cenit y el horizonte, y se llama *polo norte*. Alrededor de este polo todos los astros parecen dar vueltas como si girasen alrededor de un centro fijo, cada uno en una circunferencia cuyo radio esférico es la distancia del cuerpo celeste considerado al polo. En realidad, no hay ninguna estrella situada exactamente en el polo, pero existe una separada del polo poco más de un grado o sea dos diámetros lunares, la cual describe una circunferencia

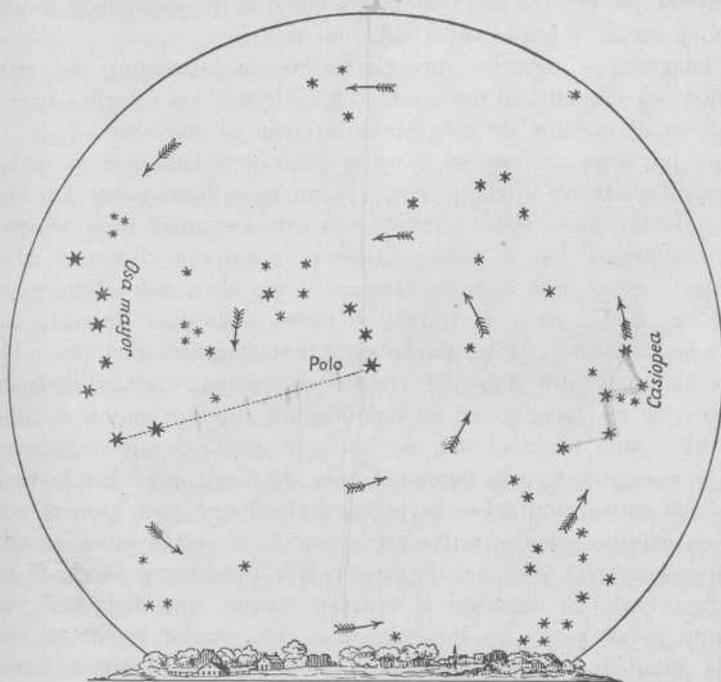


Fig. 2. — Estrellas circumpolares a la latitud de 40°

tan pequeña, que a simple vista no se observa ningún cambio de posición. A esta estrella se le da, por este motivo, el nombre de *estrella polar*. Puede encontrarse fácilmente imaginando unidas por una recta las dos estrellas posteriores de la constelación conocida con el nombre de Osa Mayor y prolongándola cinco veces hacia el norte (fig. 2).

Sigamos ahora una estrella boreal situada entre el polo y el horizonte, para observar el efecto del movimiento diurno cerca del polo. Pronto veremos que la estrella, en vez de moverse hacia el oeste, en realidad avanza hacia el este. Después de haber atravesado la línea norte-sur (*meridiano*) empieza a subir siguiendo una trayectoria curvilínea hasta alcanzar el nordeste, en cuya posición su movimiento se efectúa sobre una trayectoria vertical. Después, lentamente, se dirige

hacia el oeste, corta la línea norte-sur por encima del polo a la misma distancia de éste que cuando pasó por debajo, y descendiendo en el oeste según una trayectoria curvilínea, se encontrará, después de transcurridas 24 horas, otra vez debajo del polo. El paso por el meridiano por encima del polo se llama *culminación superior*, y el paso por el meridiano por debajo del polo, *culminación inferior*. En la figura 2 se representa este movimiento alrededor del polo por medio de flechas. A simple vista, no podemos observar todo el camino recorrido por una sola estrella porque la luz del día se interpone; si prosiguiéramos la observación todas las noches durante un año podríamos apreciarlo en cada punto de su curso. Una estrella que recorre una trayectoria como la que acabamos de indicar no se pone nunca, y puede verse todas las noches.

Si imaginamos descrita una circunferencia alrededor del polo de modo que sea tangente al horizonte (fig. 2) todas las estrellas que estén situadas en el interior de esta circunferencia se moverán en la forma descrita; por este motivo se llama círculo de visibilidad perpetua, y las estrellas interiores y que no se ponen nunca se llaman *estrellas circumpolares*. Todas las estrellas exteriores a esta circunferencia desaparecen bajo el horizonte más o menos tiempo, según su distancia al polo. Una estrella exterior a la circunferencia y que diste sólo algunos grados de ésta, se pondrá entre el oeste y el norte, y después de transcurridas algunas horas saldrá por un punto comprendido entre el norte y el este. Si nos alejamos aún más del círculo de perpetua visibilidad, encontraremos que las estrellas en su culminación superior pasan o culminan por el meridiano hacia el sur, no lejos del cenit, y que se ponen más pronto y permanecen más tiempo debajo del horizonte. En la figura 3, que es una proyección sobre el plano vertical que pasa por el polo, se hallan en este caso las estrellas que, como la s' , están situadas entre el ecuador celeste AQ y el círculo menor MN (que corresponde al círculo de la figura 2). Si llegamos al ecuador mismo, que dista del polo un cuadrante ó 90° y que es la proyección del ecuador terrestre sobre el cielo, la mitad de la trayectoria estará encima y la otra mitad debajo del horizonte SN . Hacia el sur, las circunferencias descritas por las estrellas se reducen, y más de la mitad de su curso aparente se efectúa debajo del horizonte. Cerca del sur S , solamente se pueden ver durante un corto tiempo encima del horizonte, y más allá hay por fin una región $SP'R$ en la cual son siempre invisibles. La circunferencia SR situada debajo del horizonte y tangente a éste en el punto S , se llama, de una manera análoga al círculo anterior, círculo de perpetua invisibilidad; tiene el mismo diámetro que el otro y el polo sur (P') es polo de este círculo, de la misma manera que el polo norte (P) es polo del círculo de visibilidad constante. En la región MPN están situadas las estrellas circumpolares tales como s (fig. 3); en la región $SAMNQR$ los astros sale y se ponen, como s' y s'' ; en la región $SP'R$ están los que no salen nunca o sea los constantemente invisibles (s^o). La parte del cielo que está debajo del horizonte se indica en la figura por medio del sombreado. Los

círculos, excepción hecha del meridiano, que pasa por el norte, por el sur, por el polo y por el cenit, están representados por líneas rectas en la figura 3.

Si en la Tierra viajamos hacia el sur, veremos como el polo norte va bajando hacia el horizonte mientras que nuevos astros salen por el horizonte sur; por consiguiente los círculos de visibilidad e invisibilidad perpetua van disminuyendo. Al alcanzar el ecuador terrestre, el polo sur se ha elevado hasta el horizonte sur y el polo norte ha bajado hasta el horizonte norte. El ecuador celeste va ahora de este a oeste pasando por el cenit y todos los astros describen círculos, una mitad de los cuales está encima y la otra mitad debajo del horizonte. El plano de estos círculos es perpendicular al horizonte. Al sur del ecuador terrestre, solamente es visible el polo sur, y el polo norte que vemos en las latitudes boreales queda debajo del horizonte.

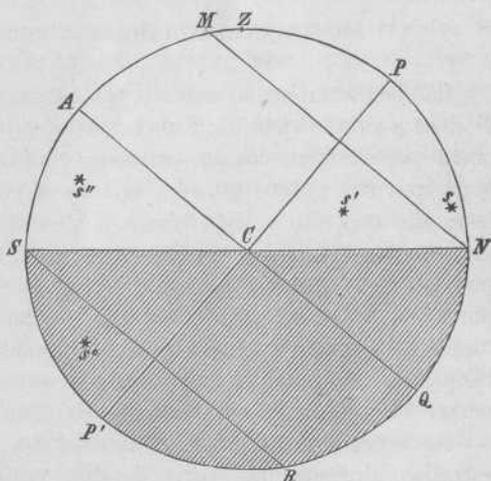


Fig. 3

Si siguiendo hacia el norte llegásemos hasta el mismo polo terrestre veríamos subir constantemente el polo celeste; el círculo de visibilidad perpetua iría siendo cada vez mayor y por último al alcanzar el polo de la Tierra veríamos la estrella polar en el cenit, el ecuador en el horizonte y todos los astros visibles describirían círculos paralelos a éste.

De estos hechos se deduce que la latitud geográfica de un lugar es igual a la altura angular del polo sobre el horizonte (o lo que es lo mismo, a la distancia del cenit al ecuador contada sobre el meridiano celeste). En la figura 3 se ve que todas las estrellas cuya distancia al polo es menor que la altura de éste (PCN) o latitud geográfica del lugar, son estrellas circumpolares.

De lo que precede, podemos deducir las leyes del movimiento diurno en la siguiente forma:

1. La esfera celeste, con el Sol, la Luna y las estrellas, parece girar durante un día alrededor de un eje inclinado que pasa por el ojo del observador.

2. El extremo elevado de este eje indica en el hemisferio norte la dirección norte; el otro pasa a través de la Tierra y va hacia el polo sur, diametralmente opuesto al polo norte y que está, por consiguiente, debajo del horizonte de los países boreales.

3. Todas las estrellas fijas se mueven simultáneamente durante el

movimiento y permanecen a una distancia invariable unas de otras como si estuvieren sujetas a una esfera sólida.

4. En el hemisferio boreal de la Tierra todos los astros que están al norte del ecuador celeste, círculo equidistante de los polos norte y sur, ejecutan más de la mitad de su recorrido encima del horizonte; en el hemisferio sur, en cambio, describen menos de la mitad.

3. MOVIMIENTO DEL SOL CON RELACIÓN A LAS ESTRELLAS

La clasificación más sencilla que se puede hacer de los cuerpos celestes visibles a simple vista es: Sol, Luna y estrellas. Pero entre las últimas hay cinco que cambian constantemente su posición recíproca, mientras que la gran mayoría parece guardar la misma posición relativa en la esfera celeste año tras año y siglo tras siglo: estas cinco estrellas errantes son los planetas, ya conocidos por los antiguos. Sus nombres son: Mercurio, Venus, Marte, Júpiter y Saturno. También son astros con movimiento propio el Sol y la Luna, así como los cometas. Los otros astros que generalmente se perciben a simple vista se llaman estrellas fijas porque, excepción hecha del movimiento diurno común antes mencionado, no parecen moverse. Hoy se llama simplemente estrellas a las estrellas fijas.

Si determinamos las posiciones del Sol, la Luna y los planetas entre las estrellas, durante una serie de días consecutivos, observaremos ciertos cambios lentos, que vamos a describir empezando por el Sol. El lector debe tener presente que no se trata ya ahora del movimiento aparente diurno, sino de ciertos movimientos mucho más lentos de algunos cuerpos celestes con relación a las estrellas fijas, es decir, movimientos que se podrían observar aunque la esfera celeste no girase como en una pieza alrededor de un eje.

Si determinamos, noche tras noche, la hora exacta en que una estrella fija cualquiera, en virtud de su movimiento diurno, pasa por un punto fijo, por ejemplo aquel en que aparece y desaparece detrás de un campanario, encontraremos en seguida que la ocultación o reaparición tienen efecto cada noche unos cuatro minutos antes que la noche anterior. La esfera de las estrellas fijas da, pues, una vuelta, no en 24 horas exactas, sino en 23 horas y 56 minutos. Si anotamos, según esto, la posición de la estrella con relación a la línea norte-sur o meridiano, cada día, exactamente a la misma hora, la encontraremos cada vez más hacia el oeste. Como ejemplo podemos tomar la estrella más brillante de la constelación del León, Régulo. Si la observamos el 22 de marzo veremos que pasa por el meridiano a las 10 de la noche; en cambio el 22 de abril ya está, a las 10 de la noche, dos horas al oeste del meridiano, por el cual pasa a las 8 de la noche. El 22 de mayo culmina a las 6, antes de la puesta del Sol, por lo cual no se puede observar a simple vista su paso por el meridiano. A fines de junio pasa por el meridiano por la tarde, en plena luz del día, y no se llega a ver hasta el crepúsculo, cuando ya ha adelan-

tado mucho hacia el oeste del meridiano; a fines de julio se pone durante el crepúsculo, y es casi invisible, por efecto de la luz solar. Esto nos enseña que el Sol se ha ido acercando continuamente a la estrella por el oeste, hasta que en agosto está tan cerca de ella, que ésta desaparece.

Si continuamos esta sencilla descripción encontraremos que el 22 de agosto, Régulo pasa por el meridiano a mediodía, casi al mismo tiempo que el Sol. En septiembre el Sol ha adelantado, Régulo culmina a las 10 de la mañana y se la puede ver salir durante el crepúsculo matutino, antes que el astro del día, el cual se aleja cada vez más hacia el este, de modo que la estrella sale cada vez más temprano, hasta que en febrero sale a la puesta del Sol y se pone a la salida del mismo. Finalmente en marzo vuelve a pasar por el meridiano a las 10 de la noche; al cabo de un año el Sol y la estrella han vuelto a ocupar su posición recíproca primitiva. Régulo ha salido y se ha puesto 366 veces, mientras que el Sol lo ha hecho solamente 365; este último ha efectuado, por consiguiente, una vuelta menos, a causa de su lento movimiento hacia el este.

Si las estrellas fuesen visibles durante el día, podría seguirse el movimiento aparente del Sol entre ellas en el transcurso de 24 horas. Si hubiésemos observado, por ejemplo, Régulo en la mañana del 22 de agosto de 1921, encontraríamos el Sol situado algo al sur y al oeste de la estrella (en la posición 1 de la figura 4); y por la tarde estaría casi al sur (posición 2). A la mañana siguiente ocuparía la posición 3 y la estrella estaría ahora algo al oeste, saliendo, por consiguiente, más temprano que el Sol. Este mismo día, a la puesta, el Sol ocuparía la posición 4.

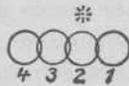


Fig. 4

La trayectoria que describe el Sol durante un año entre las estrellas se llama *eclíptica*. Lo mismo que los polos del ecuador, los polos de la eclíptica son dos puntos del cielo diametralmente opuestos, situado cada uno de ellos en el centro de los dos hemisferios en que la eclíptica divide a la esfera celeste. La determinación del movimiento del Sol a lo largo de la eclíptica, puede considerarse como el punto de partida de la Astronomía científica.

Desde los tiempos antiguos se dividió la eclíptica, así como la faja que se extiende a ambos lados de ella (*zodiaco*), en 12 partes, llamadas signos del zodiaco. Una observación superficial enseña ya que la sucesión de las estaciones tiene relación con los cambios de la altura que el Sol alcanza al pasar por el meridiano y con la duración del día; pero sólo después de la determinación exacta de la posición de la eclíptica y del movimiento del Sol sobre ella, pudo conocerse con exactitud la causa de los cambios que se observan en el movimiento diurno del Sol. Estos cambios son consecuencia de que la eclíptica y el ecuador no coinciden, sino que esos círculos están inclinados uno con respecto a otro, formando un ángulo de 23° a 24°. La inclinación de estos dos círculos máximos (1) se llama *oblicuidad de la eclíptica*.

(1) Círculos máximos de la esfera celeste son aquellos círculos en cuyo centro se encuentra el observador (la Tierra).

Como todos los círculos máximos, la eclíptica y el ecuador se cortan en dos puntos diametralmente opuestos. Si el Sol está en uno de estos puntos, saldrá exactamente por el este y se pondrá por el oeste; la mitad de su movimiento diurno la efectuará sobre el horizonte y la otra mitad debajo del mismo. El día y la noche son entonces iguales, y por esta causa, los dos puntos citados se llaman *equinoccios*.

El 21 de marzo aproximadamente, el Sol está en el *equinoccio de primavera*. Durante los tres meses siguientes va alejándose del ecuador hacia el norte, y el 22 de junio está a unos $23^{\circ} \frac{1}{2}$ de él. El punto correspondiente de la eclíptica se llama *solsticio de verano* porque el Sol parece estar allí inmóvil respecto al ecuador, al cual, no obstante, empieza a acercarse de nuevo. Cerca del solsticio, o sea en verano, el Sol sale entre el norte y el este y culmina (en España) a una altura considerable, poniéndose entre el norte y el oeste. Al mismo tiempo, más de la mitad de su carrera diurna la efectúa encima del horizonte ya que está al norte del ecuador celeste; los días son entonces más largos que las noches, y la mayor duración del día lo mismo que la gran altura meridiana del Sol aumentan la temperatura en el estío.

Durante los tres meses siguientes, desde fines de junio hasta septiembre, el Sol se va acercando hacia el ecuador, alcanzándolo aproximadamente el 23 de septiembre, en el punto llamado *equinoccio de otoño*; entonces vuelven a tener el día y la noche la misma duración. Durante los seis meses siguientes, el Sol está al sur del ecuador; hasta el 22 de diciembre se va alejando cada vez más hacia el sur, alcanzando este día, en el *solsticio de invierno*, su mayor declinación austral, o sea $23^{\circ} \frac{1}{2}$ (1). En este solsticio, y para los países boreales, más de la mitad de la trayectoria diurna está debajo del horizonte, las noches son más largas que los días, y así la poca duración de éstos como la pequeña altura del Sol a mediodía traen como consecuencia el frío del invierno. Para el hemisferio austral todas estas circunstancias se invierten; allí se tiene invierno, a causa de la poca altura del Sol, mientras en el hemisferio boreal reina el verano, y verano mientras en el hemisferio boreal se tiene invierno.

Sobre el origen de la división del zodiaco en signos y constelaciones no tenemos ninguna referencia histórica cierta, pero puede asegurarse que es de origen babilónico. Las constelaciones del zodiaco ocupan, como se ve en las cartas celestes, espacios muy diferentes. Al principio eran consideradas sencillamente como doce «casas para el Sol», que las recorría en el transcurso de un año. Hiparco encontró que este sistema de división era completamente insuficiente para la Astronomía de precisión, y dividió, por este motivo, la eclíptica y el zodiaco en doce partes iguales, cada

(1) La distancia angular del Sol al equinoccio de primavera, medida sobre el ecuador, se llama su *ascensión recta*, y la distancia al ecuador, medida perpendicularmente en dirección a los polos, se llama *declinación*, boreal o austral; la distancia angular al equinoccio de primavera, medida sobre la eclíptica, es la *longitud* del Sol. La distancia a la eclíptica, o *latitud*, es para el Sol casi siempre cero. (Véase la segunda parte.)

una de 30° , llamadas *signos del zodiaco*, dándoles el nombre de las constelaciones más cercanas. Empezando por el equinoccio de primavera, el primer arco de 30° tomó el nombre de Aries, el segundo, de Taurus y así sucesivamente. La costumbre de indicar las posiciones de las estrellas, con referencia a la eclíptica, por signos, ha durado hasta el penúltimo siglo, pero después ha sido suprimida completamente por ser molesta y poco práctica. La eclíptica se divide ahora lo mismo que otro círculo cualquiera, en 360 grados, a partir del equinoccio de primavera y en el sentido del movimiento del Sol.

4. PRECESIÓN DE LOS EQUINOCCIOS; AÑO SOLAR

Por comparación de sus observaciones propias con las de sus predecesores, Hiparco encontró que las distancias de las estrellas al punto vernal o equinoccio de primavera, si aquéllas estaban al este de dicho punto, eran cada vez mayores, y si estaban al oeste iban disminuyendo, de modo que el punto vernal, así como el equinoccio de otoño, adelantaban lentamente un grado por siglo hacia el oeste. Sus sucesores precisaron más exactamente esa *precesión de los equinoccios*: es de $50''{,}3$ por año o cerca de 1° en 70 años. Una observación más cuidadosa mostró, después, que este cambio es la consecuencia de un movimiento lento del ecuador, que a su vez procede de un cambio en la posición del eje de la Tierra. La eclíptica cambia tan poco de posición con referencia a las estrellas, que ese cambio sólo puede descubrirse mediante las observaciones precisas de los tiempos modernos. En realidad, pues, la precesión consiste en un movimiento circular muy lento del polo del ecuador alrededor del polo de la eclíptica; la duración de una vuelta completa es de unos $26\ 000$ años aproximadamente. Esta duración no ha sido calculada de una manera exacta, pues a causa de algunas perturbaciones que sufre el movimiento, éste no es ni siquiera uniforme, pero no puede haber gran error en el número indicado. El movimiento, extremadamente lento, de la eclíptica, del cual volveremos a hablar, y por lo tanto de su polo, complica un poco el movimiento del polo del ecuador alrededor del primero; pero, en términos generales, la curva descrita es casi un círculo de 47° de diámetro. En tiempo de Hiparco, la estrella polar estaba a 12° de distancia del polo norte. Desde entonces, el polo se ha ido acercando cada vez más a la estrella, y alcanzará la distancia mínima de menos de medio grado en el año 2100 , a partir del cual se volverá a alejar lentamente. Al cabo de $12\ 000$ años, estará cerca de la constelación de la Lira, cuya estrella más brillante, Vega, podrá aspirar al nombre de estrella polar. El ecuador efectúa un movimiento análogo al del polo, ya que le separa una distancia constante de 90° del extremo del eje polar, y por ello cambia constantemente la posición de los equinoccios.

El lector debe tener siempre presente que los diferentes movimientos de que tratamos en este capítulo, y que se efectúan en la esfera celeste, son solamente aparentes y proceden del movimiento de la Tierra misma,

como veremos al hablar del sistema de Copérnico. La rotación diurna de la esfera celeste es consecuencia de la rotación de la Tierra alrededor de su eje, y la precesión un efecto del cambio de dirección de este eje. De la causa de la precesión hablaremos más adelante.

Una consecuencia importante de la precesión es que la revolución que durante un año efectúa el Sol con respecto a las estrellas no se corresponde exactamente con la sucesión de las estaciones. Esta última depende de la posición del Sol con respecto al punto vernal, ya que el momento en que el Sol cruza el ecuador hacia el norte determina (en el hemisferio boreal) el comienzo de la primavera, sea cual sea la posición del Sol respecto a las estrellas. Cuando después de pasar el Sol por el punto vernal da la vuelta completa al cielo y vuelve al mismo punto, lo alcanza unos veinte minutos antes, por efecto del movimiento del ecuador o precesión del equinoccio hacia el oeste. En un año, la diferencia es pequeña; pero con el transcurso de los siglos aumenta, y al cabo de 1000 años llega a ser casi de 14 días. Según esto, hay que distinguir entre el *año sidéreo* y el *año trópico*; el primero es el tiempo que tarda el Sol en completar una revolución en la esfera celeste, y el segundo el tiempo que transcurre entre dos pasos sucesivos por el equinoccio, por lo que recibe también el nombre de *año equinoccial*.

La duración de estos dos años es:

$$\text{Año sidéreo} = 365^{\text{d}}25636 = 365^{\text{d}} 6^{\text{h}} 9^{\text{m}} 9^{\text{s}} (1).$$

$$\text{Año trópico} = 365^{\text{d}}24220 = 365^{\text{d}} 5^{\text{h}} 48^{\text{m}} 46^{\text{s}}.$$

Como que la sucesión de las estaciones depende del año trópico, es éste el que sirve de fundamento para el calendario y para la organización de la vida civil. Su duración es $11^{\text{m}} 14^{\text{s}}$ más pequeña que $365 \frac{1}{4}$ días. Algunas consecuencias de esta diferencia se indicarán al explicar el calendario.

5. MOVIMIENTO DE LA LUNA

Nadie ignora que la Luna da la vuelta a la esfera celeste en un mes aproximadamente, y que durante su revolución presenta una serie de *fases* distintas, que dependen de su posición respecto al Sol. Estas fases se llaman novilunio o luna nueva, cuarto creciente, plenilunio o luna llena, y cuarto menguante.

En la luna nueva, la Luna y el Sol están en *conjunción*, es decir, los dos astros tienen la misma longitud; en la luna llena, los dos astros están en *oposición*, es decir, sus longitudes respectivas difieren en 180° ; en los cuartos creciente y menguante las longitudes de ambos astros difieren en 90° . Un estudio atento de estas fases durante una sola lunación hace ver que la Luna es un cuerpo esférico y opaco, que recibe su luz del Sol; este hecho fué conocido ya en la antigüedad.

(1) Se designan los días, horas, minutos (tiempo) y segundos (tiempo), por $^{\text{d}}$, $^{\text{h}}$, $^{\text{m}}$ y $^{\text{s}}$; los grados (arco), minutos (arco) y segundos (arco) por $^\circ$, $'$ y $''$.

Del mismo modo que el Sol recorre la esfera celeste en un año, la Luna efectúa su revolución en 27 días. Su movimiento sobre la esfera puede observarse fácilmente. Si, hacia el cuarto creciente, se determina hora por hora la posición de la Luna respecto a una estrella brillante, pronto se reconoce que en el transcurso de una hora adelanta hacia el este una distancia aproximadamente igual a su diámetro. A la noche siguiente habrá avanzado de 12 a 14° más hacia el este, saliendo tres cuartos de hora más tarde, y con el mismo retraso pasará por el meridiano y se pondrá. Después de 27^d 8^h, volverá a ocupar respecto a las estrellas la misma posición en que se observó la primera vez.

Si partimos de la posición que ocupa la Luna cuando es nueva, veremos que al cabo de 27 $\frac{1}{8}$ días volverá a ocupar la misma posición en la esfera celeste, pero no respecto al Sol, y por lo tanto no será todavía luna nueva. Esto es debido a que el Sol ha avanzado también hacia el este durante este intervalo, y este avance es tan considerable, que la Luna emplea más de dos días en alcanzar otra vez al Sol y volver a ser luna nueva. El tiempo efectivo de una revolución, o *revolución sidérea*, que la Luna emplea en dar la vuelta alrededor de la Tierra, es, por consiguiente,

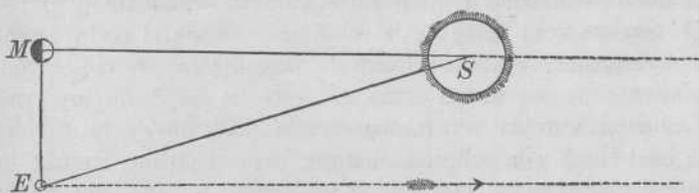


Fig. 5

de 27 $\frac{1}{8}$ días; el tiempo transcurrido entre luna nueva y luna nueva o sea el tiempo que la Luna tarda en volver a ocupar la misma posición respecto al Sol, tiempo que suele llamarse *revolución sinódica*, es, en cambio, de 29^d 13^h.

La comparación de las fases lunares con las posiciones relativas de la Luna y del Sol demuestra que este último está mucho más lejos de nosotros que la Luna. Fijémonos en la figura 5, en que *E* es la Tierra o la posición de un observador sobre ella, *M* la Luna y *S* el Sol, el cual ilumina la mitad de la Luna. Si, como en la figura, el observador ve iluminado la mitad del disco lunar, o sea en cuarto creciente, el ángulo formado por las direcciones de la Tierra y del Sol, visto desde la Luna, tendrá que ser recto. Si el Sol estuviese a una distancia cuatro veces mayor que la que nos separa de la Luna, el observador encontraría en tales circunstancias que el ángulo *SEM* sería de 75°; y cuanto más cerca estuviese el Sol más pequeño sería todavía aquel ángulo en el momento del cuarto creciente o del cuarto menguante. Ahora bien: este ángulo es casi de 90°, con una diferencia insignificante, a no ser que para efectuar tal medición se empleen aparatos muy perfectos. A la escala del dibujo, el Sol se encuentra en realidad en el punto de intersección de la línea de

puntos con la prolongación de MS , o sea a 400 veces la distancia EM .

La idea de determinar la distancia al Sol, o más bien la relación entre las distancias que nos separan del Sol y de la Luna, por medio de la determinación del ángulo SEM , proviene ya de Aristarco (siglo III antes de Jesucristo). El ángulo, según aquel astrónomo, era de 87° , que correspondería a una distancia del Sol veinte veces mayor que la que nos separa de la Luna; pero este resultado es veinte veces más pequeño que el verdadero, siendo el ángulo casi de 90° ($89^\circ 51'$). Aristarco no podía determinar con exactitud este ángulo, porque su método, aunque en principio es cierto, no es aplicable en la práctica. La dificultad que se presenta para su empleo proviene de lo accidentado del suelo lunar, y la consiguiente imposibilidad de fijar el momento en que está iluminada exactamente la mitad del disco de la Luna, es decir, en que el ángulo EMS es de 90° .

Si seguimos el curso de la Luna en la esfera y lo señalamos sobre un mapa celeste, encontraremos que no es el mismo que sigue el Sol; es decir, que la Luna no recorre la eclíptica. La órbita que describe la Luna sobre la esfera celeste está inclinada 5° con relación a la eclíptica. Los puntos opuestos en donde se cortan la órbita lunar y la eclíptica se llaman nodos. Desde el nodo ascendente (♋) hasta el nodo descendente (♏) la órbita lunar está encima o al norte de la eclíptica, y desde el nodo descendente hasta el ascendente debajo o al sur de la eclíptica. A consecuencia de un movimiento de los nodos hacia el oeste, a razón de un grado por cada revolución, cambia constantemente la posición de la órbita de la Luna, la cual corta a la eclíptica siempre bajo el mismo ángulo, pero de modo que los puntos de intersección no son fijos, sino que cambian de lugar a lo largo de la eclíptica, retrogradando unos 20° por año, por cuyo motivo la Luna no oculta en todas sus revoluciones las mismas estrellas. En julio de 1905, por ejemplo, la Luna cruzó la eclíptica, por el nodo ascendente, cerca de Régulo, en la constelación del León; pero a consecuencia de la retrogradación, el nodo ascendente alcanzó en el transcurso de $9\frac{1}{4}$ años la constelación de Acuario, de manera que en 1914 era el nodo descendente el que se encontraba en la constelación del León. Al cabo de 18 años y 7 meses los nodos han recorrido completamente la eclíptica y la órbita de la Luna vuelve a encontrarse en la posición primera, de suerte que en enero de 1924 el nodo ascendente ha estado otra vez en la constelación del León.

6. ECLIPSES DE SOL Y DE LUNA

En los tiempos antiguos, la ocurrencia casual y casi instantánea de un eclipse debió ser motivo de asombro y de pánico, como lo es todavía hoy en los pueblos por civilizar. Pero no fué preciso observar durante mucho tiempo los movimientos del Sol y de la Luna para encontrar la causa de este fenómeno. Los hombres que se ocupaban en el estudio de la Naturaleza y en especial de los fenómenos celestes, debieron echar de ver que

cuando la Luna se interpone entre la Tierra y el Sol ha de ocultar la luz de este último. Si ambos astros recorriesen la misma órbita aparente, ocurriría un eclipse de Sol a cada luna nueva. A causa de la inclinación de ambas órbitas, la Luna pasa generalmente al norte o al sur del Sol sin ocasionar eclipse; pero cada vez que el Sol, en el novilunio, dista de alguno de los nodos un ángulo menor que cierto límite, ocurre, para alguna región de la Tierra, un eclipse de Sol, por lo menos parcial. Este ángulo, medido desde el centro de la Tierra, depende solamente de las dimensiones aparentes del Sol y de la Luna, y es de unos 19°. Como que el Sol, en el transcurso de un año, pasa por ambos nodos de la órbita de la Luna, tendrá que haber para la Tierra, por lo menos, dos eclipses de Sol por año.

La causa de los eclipses de Luna tampoco pudo permanecer desconocida durante mucho tiempo, y debió bastar la observación de una serie crecida de eclipses y de los tiempos en que ocurrieron, para hacer ver que siempre acaecían en la luna llena, es decir, cuando la Tierra está en la línea de unión del Sol y de la Luna. El conocimiento de que la Tierra proyecta una sombra en la cual penetra la Luna, lo mismo que en un eclipse de Sol la Tierra penetra en la sombra arrojada por la Luna, no debió hacerse esperar, y así vemos que en tiempos muy antiguos los astrónomos estaban completamente familiarizados con la causa de ambas clases de eclipses.

El motivo por el cual los eclipses de Luna no ocurren a cada plenilunio sino de una manera excepcional, es el mismo que hemos indicado para los eclipses de Sol. El centro de la sombra proyectada por la Tierra está, como el centro del Sol, siempre en la eclíptica, y, por consiguiente, si la Luna llena no está muy cerca de la eclíptica, o sea muy cerca de los nodos, no penetrará en la sombra proyectada por la Tierra sino que pasará dejándola al norte o al sur. A consecuencia del gran tamaño del Sol (su diámetro es más de cien veces mayor que el de la Tierra) la sombra central arrojada por la Tierra a la distancia a que está colocada la Luna es bastante más pequeña que la Tierra misma. De esto se deduce que para un eclipse de Luna se requiere una distancia considerablemente menor de la Luna a uno de sus nodos que para un eclipse de Sol. Los eclipses de Luna se presentan con menos frecuencia que los de Sol, y aun de cuando en cuando transcurre un año sin que ocurra ninguno de aquellos.

La naturaleza y la duración de un eclipse difieren según las posiciones y tamaños aparentes del Sol y de la Luna. Supongamos, primeramente, que en un eclipse de Sol la Luna pase exactamente por delante del centro del Sol, o sea que en el novilunio esté la Luna exactamente en uno de sus nodos. Es evidente que en este caso, cuando el diámetro aparente de la Luna sea mayor que el del Sol, este último quedará cubierto totalmente; entonces se realiza un *eclipse total de Sol*. Esto sólo puede ocurrir cuando el observador se encuentra situado exactamente en la prolongación de la línea que une los centros de los dos astros, Sol y Luna, o muy cerca de ella. Si en las mismas circunstancias el tamaño aparente

de la Luna es menor que el del Sol, el disco solar no puede ser cubierto por completo, sino que quedará un anillo luminoso alrededor del borde de la Luna; en este caso se tiene un *eclipse anular* de Sol (1) (fig. 6). Si la Luna no pasa centralmente por delante del Sol, solamente ocultará una

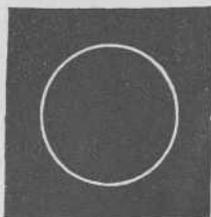


Fig. 6



Fig. 7

parte de éste, y el eclipse será un *eclipse parcial* de Sol (figura 7). Lo mismo ocurre en los eclipses de Luna: si este astro penetra parcialmente en el cono de sombra arrojada por la Tierra, tendremos un eclipse parcial de Luna; si penetra totalmente dentro de ella, tendremos un eclipse total.

Los eclipses anulares de Luna no son posibles, porque el diámetro de la sombra arrojada por la Tierra, a la distancia de la Luna, es mayor que el diámetro de la Luna misma.

Las figuras 8 y 9 representan con claridad las circunstancias en que se verifican los eclipses. *S* es el Sol, *E* la Tierra, *M* la Luna. Un observador colocado en los puntos *O* (fig. 8), fuera de la parte sombreada, verá completamente el Sol: para este observador no habría eclipse. En los puntos *P*, dentro de la parte sombreada más débilmente, el Sol aparecerá parcialmente eclipsado, y tanto más cuanto más cerca del centro esté el

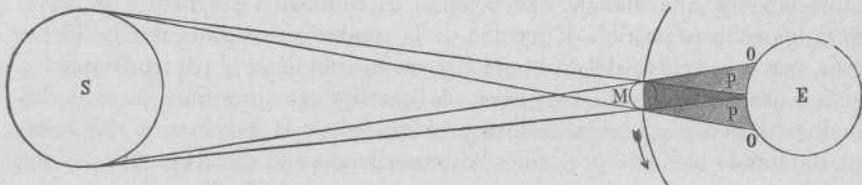


Fig. 8

observador. Esta parte de la sombra se llama *penumbra*. Finalmente hay una pequeña región, más fuertemente sombreada en el grabado, para todos los puntos de la cual el Sol está totalmente eclipsado por la Luna; esta región es la alcanzada por el cono de sombra de la Luna, cono cuya base es la Luna misma y cuyo vértice está a poca distancia de la superficie terrestre. Los diámetros aparentes del Sol y de la Luna son, por consiguiente, casi iguales, es decir, que los diámetros verdaderos están casi en la misma relación que la que hay entre sus distancias respectivas a nuestro planeta; a veces dicho vértice alcanza a la superficie de la Tierra, y los lugares que penetran en la sombra tienen eclipse total de Sol; otras

(1) Los antiguos creían que el diámetro aparente de la Luna era siempre mayor que el del Sol, y que por esta causa no podía haber eclipses anulares de Sol. El primer eclipse anular que fué considerado como tal fué el del 9 de abril de 1567, visible en Italia y de cuya observación habla Clavio. Pero todavía Kepler trató de probar que el anillo visto durante el eclipse era debido a la atmósfera de la Tierra o de la Luna.

veces no alcanza a la superficie, y en este caso ocurre un eclipse anular. En un eclipse total de Sol, el diámetro de la sombra arrojada sobre la superficie terrestre alcanza raras veces a 200 Km, y así se comprende que para un lugar dado es raro que ocurra un eclipse total de Sol, y si ocurre es de corta duración. Para un lugar situado exactamente en la línea central del eclipse, la duración de la totalidad será tanto mayor cuanto mayor sea el diámetro aparente de la Luna con relación al del Sol, es decir, cuanto más cerca esté la Luna y más lejos esté el Sol. Pocas veces dura más de seis minutos, y como máximo puede ser de unos ocho minutos. Si el vértice de la sombra no alcanza a la superficie de la Tierra, es decir, si la Luna aparece con menor diámetro aparente que el Sol, un observador situado en la línea central verá un eclipse anular, cuya duración es también muy

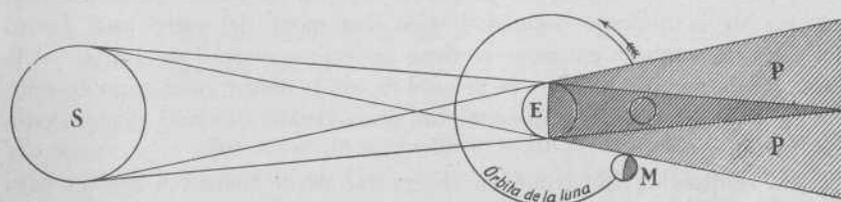


Fig. 9

pequeña, doce minutos como máximo. En cambio, las diferentes fases que presenta un eclipse en conjunto, así central como parcial, tienen una duración considerable, ya que suelen transcurrir algunas horas entre el primer contacto (hacia el oeste: comienzo del eclipse) y el último contacto (hacia el este: fin del eclipse).

La sombra arrojada por la Luna, o su prolongación, alcanza a la superficie terrestre, primero, en puntos situados al oeste, porque la Luna pasa por delante del Sol en dirección de oeste a este; en un intervalo de 4 a 5 horas recorre unos 120° de longitud, y por fin abandona la Tierra por el este. En los puntos de la superficie terrestre alcanzados primeramente por la sombra, sale en aquel momento el Sol, y para los que alcanza en último lugar se pone.

La figura 9 representa las circunstancias de un eclipse total de Luna. Como que el diámetro de la Tierra es aproximadamente cuatro veces mayor que el de la Luna, su sombra arrojada tiene también una longitud cuatro veces mayor que la arrojada por nuestro satélite, y al cortar la órbita lunar lo hace según un arco bastante mayor que el diámetro de la Luna, la cual, por consiguiente, puede penetrar por completo en la sombra. Supongamos que la Luna pasa centralmente a través de la sombra proyectada por la Tierra. Tan pronto como penetre en la penumbra *P*, empezará el eclipse; un habitante de la Luna observaría en aquel momento un eclipse parcial de Sol motivado por la interposición de la Tierra. Cuando, una hora más tarde, la Luna penetra en el cono de sombra pura, parece como si le hubiesen cortado un pedazo. La oscuridad aumenta constante-

mente, y por fin la Luna ha penetrado por completo en el cono de sombra, en cuyo instante comienza el eclipse total. Después de unas dos horas y media alcanza el borde oriental del cono de sombra, con lo cual termina el eclipse total, y después de otra hora rebasa el borde oriental de la penumbra, terminándose el fenómeno.

Durante la totalidad, raras veces desaparece por completo la Luna; generalmente aparece de un color cobrizo o de ladrillo. Esta débil iluminación es producida por los rayos solares desviados hacia el cono de sombra central por la atmósfera terrestre, y es más clara o más pálida según sea el estado atmosférico en los lugares del borde de la Tierra iluminados por los rayos solares.

En casi la mitad de los eclipses de Luna, pasa ésta por encima o por debajo de la sombra proyectada por la Tierra, de modo que aun en el instante de la máxima oscuridad, sólo una parte del astro está dentro del cono de sombra; entonces se tiene un eclipse parcial de Luna. Si la Luna queda por completo en la penumbra, sin penetrar en el cono de sombra, se tiene un *eclipse penumbral*, tan poco visible, que casi siempre pasa inadvertido.

Los eclipses de Luna pueden observarse desde todos los lugares para los cuales se halle la Luna sobre el horizonte; son un fenómeno real, objetivo, puesto que el astro penetra realmente en la sombra arrojada por la Tierra. Para un lugar determinado de ésta, los eclipses de Luna son, por este motivo, más frecuentes que los de Sol, aunque para la Tierra en general son más frecuentes, como hemos dicho ya, los de Sol que los de Luna.

Los antiguos astrónomos medían la magnitud de un eclipse por «dígitos», nombre que todavía está en uso. Dividían el diámetro del disco del Sol o de la Luna en doce partes iguales llamadas «dígitos», y la magnitud del eclipse se medía por el número de dígitos eclipsados, por ejemplo, 12 si el eclipse era total, 6 cuando el Sol o la Luna quedaban eclipsados solamente la mitad. A veces los dígitos eran fracciones de superficie y no de diámetro; así, por ejemplo, se decía que la Luna estaba eclipsada 4 dígitos para indicar que una tercera parte de su superficie quedaba eclipsada y no la tercera parte de su diámetro.

Los eclipses totales de Sol ofrecen ocasiones, que por lo raras son más apreciadas, de estudiar los fenómenos de que es asiento la corona solar; de esto hablaremos en otro capítulo.

Volvamos ahora al movimiento aparente del Sol y de la Luna en la esfera celeste. Como que la órbita descrita por la Luna corta a la eclíptica en dos puntos (nodos), y el Sol recorre la eclíptica en un año, se deduce que hay dos períodos cada año en los cuales el Sol está próximo a los nodos y en que por esta causa pueden producirse eclipses. Estos períodos, que podríamos llamar períodos eclípticos, duran, para los eclipses de Sol, por término medio, 36 días (los 18 días que preceden y los 18 que siguen al paso del Sol por un nodo); para los eclipses de Luna, esta duración no es más que de 23 días. A causa del movimiento retrógrado

de los nodos de la órbita lunar, estos períodos no se reproducen con el intervalo de un año, sino que se adelantan cada año unos 20 días, por término medio.

Existe una relación sencilla entre los movimientos del Sol y de la Luna, cuyo conocimiento facilitaba bastante a los astrónomos antiguos la predicción de los eclipses. Decíamos en la página 15, que la Luna da una vuelta a la esfera celeste en unos $27 \frac{1}{3}$ días. Como los nodos de su órbita tienen un movimiento retrógrado, la Luna tarda en pasar dos veces por el mismo nodo un tiempo poco menor del citado: esto es, 27,2122 días. El Sol, a su vez, tarda en volver a pasar por el mismo nodo 346,6201 días. La relación entre estos dos números es tal, que 242 revoluciones de la Luna con relación al nodo (llamadas revoluciones *draconíticas*) corresponden a 19 revoluciones del Sol. Exactamente se tiene:

242 revoluciones draconíticas de la Luna . . .	6585,357 días
19 revoluciones draconíticas del Sol	6585,780 días

Si, según esto, parten el Sol y la Luna de un nodo al mismo tiempo, al cabo de 6585 días volverán a encontrarse muy cerca del mismo nodo. Ahora bien: durante este intervalo habrán tenido lugar 223 lunaciones, o lunas nuevas y lunas llenas, pero ninguna tan cerca del nodo como la primera y la última. El equivalente exacto de estas 223 lunaciones es de 6585,3212 días; así, en el caso supuesto, tendrá lugar el 223 encuentro (conjunción) del Sol y de la Luna un poco antes de llegar al nodo, a una distancia que, según puede calcularse, es de 28', ó sea un poco menos que un diámetro lunar. Si en el origen del tiempo indicado no se encontraban el Sol y la Luna precisamente en el nodo, sino a una cierta distancia del mismo, por ejemplo, 3° hacia el este o hacia el oeste, se encontrarán, por lo tanto, después de dicho período, y dentro de una aproximación de medio grado, en el mismo punto, 3° hacia el este o hacia el oeste.

El período que acabamos de mencionar es el *período de Saros* y puede aplicarse de la siguiente manera. Se anota el tiempo exacto de la fase media de un eclipse de Sol o de Luna y después se añaden $6585^d 7^h 42^m$ y se encontrará el tiempo en que ocurrirá un eclipse muy parecido. Reducido a años este intervalo, se convierte en 18 años y 10 u 11 días, según que el 29 de febrero haya salido cuatro o cinco veces durante este tiempo. Si registramos todos los eclipses ocurridos durante un intervalo de 18 años veremos cómo se repite la misma serie, después de este intervalo, pero 10 u 11 días más tarde; la nueva serie de eclipses no corresponderá a los mismos lugares en que fueron observados los correspondientes a la serie anterior o por lo menos a la misma hora, puesto que el momento de la fase media será $7 \frac{3}{4}$ horas más tarde que la primera. Al cabo de tres períodos ocurrirán los eclipses casi a las mismas horas, pero entonces, como que el período es algo menor de $6585 \frac{1}{3}$ días, no serán exactamente de la misma magnitud y algunas veces no se verificarán; ya hemos dicho que cada eclipse sucesivo cae, al final del período, 28' más hacia atrás, con relación al nodo, y por ello la conjunción aca-

bará por efectuarse, en el transcurso del tiempo, tan lejos del nodo, que ya no será posible el eclipse. Por la misma razón, en cada período se encontrará que faltan algunos eclipses del anterior y que aparecen otros nuevos. Un eclipse de Luna nuevo, será primero de pequeña magnitud; en cada período sucesivo, o sea después de 18 años, será de magnitud mayor, hasta que por fin será total; así se conservará durante algún tiempo, después volverá a ser parcial, pero por el lado opuesto de la Luna, seguirán otros eclipses parciales cuya magnitud irá disminuyendo y por fin dejará de haber eclipse. El intervalo completo que comprende la sucesión de un eclipse de Luna es de 50 a 60 períodos, o unos 1000 años. Los eclipses de Sol, que son posibles más lejos del nodo (pág. 20) se suceden durante más tiempo, de 65 a 70 períodos, o sea más de 1200 años.

Como ejemplo de aplicación del período de Saros, sacado de los tiempos modernos, citaremos los siguientes eclipses totales de Sol:

- 1850 agosto, 7, Océano Pacífico;
- 1868 agosto, 18, India;
- 1886 agosto, 29, Océano Atlántico, África meridional;
- 1904 septiembre, 9, Océano Pacífico, América meridional;
- 1922 septiembre, 21, Australia.

Estos eclipses pertenecen a una serie que empieza en el año 1219 y se extiende hasta el siglo XXVI. Es notable esta serie por la duración de la totalidad, que en el eclipse de 1904 llegó a ser de unos 6^m,4.

Como veremos más adelante, hoy sólo presentan primordial interés los eclipses totales de Sol, de los cuales, durante los ocho años próximos, ocurrirán los siguientes:

- 1925 enero, 24 (3^m,3), América del Norte, Océano Atlántico;
- 1926 enero, 14 (4^m,4), África, Islas de la Sonda;
- 1927 enero, 3 (0^m,1), Grande Océano;
- 1927 junio, 29 (1^m,0), Inglaterra, Escandinavia, Siberia;
- 1929 mayo, 9 (5^m,5), Océano Índico, Sumatra, Filipinas.

Los números entre paréntesis indican la duración de la totalidad expresada en minutos.

Los eclipses totales de Sol son, como se ve, muy frecuentes si se considera el conjunto de la Tierra; en el siglo XX ocurrirán 80 en total. Sin embargo, en un país determinado constituyen un fenómeno muy raro, que sólo se presenta una vez cada 200 años.

SISTEMA DE TOLOMEO

La antigüedad nos ha legado un libro que durante catorce siglos fué una especie de Biblia astronómica, a la que nada se le quitó, y a la que en principio ni se añadió ni se quitó nada. Este libro es el *Almagesto*, escrito a mediados del siglo I por el astrónomo de

Alejandro, fundándose en observaciones antiguas, singularmente en las de Hiparco. Casi todo lo que conocemos de la ciencia astronómica de los griegos ha sido sacado de dicha obra. También nos han sido legados fragmentos de obras de otros autores antiguos que en su mayor parte aluden a apariciones astronómicas o desarrollan teorías, con las que podemos formarnos alguna idea de la Astronomía antigua; pero la obra de Tolomeo es el único tratado completo que de aquel tiempo poseemos. Aunque su sistema es erróneo en muchos puntos importantes, describe los movimientos de los cuerpos celestes, por lo general, con mucha exactitud. Imperfecto dentro de la Astronomía moderna, el *Almagesto* es, para aquel tiempo, un brillante ejemplo del espíritu de investigación.

El objeto del presente capítulo es el estudio de los movimientos aparentes de los planetas, cuya explicación más sencilla es la que puede darse con ayuda del sistema de Tolomeo. En consideración a su interés histórico, haremos un pequeño bosquejo de los principios e ideas sobre que se apoya el sistema, y daremos a conocer, al mismo tiempo, el método de exposición de Tolomeo. Sus leyes fundamentales, tomadas, como hemos dicho, de Hiparco y sus antecesores, son las siguientes:

1. LOS CUERPOS CELESTES DESCRIBEN CÍRCULOS.—Tolomeo habla aquí primero del movimiento diurno, a consecuencia del cual cada cuerpo celeste gira alrededor de la Tierra o, mejor dicho, describe un camino circular diurno alrededor del polo celeste. Tolomeo, y después de él todos los astrónomos hasta los tiempos de Kepler, creía que todos los movimientos celestes se efectuaban en círculos, por ser éstos las más perfectas de las figuras planas; pero como que la irregularidad de muchos de estos movimientos era evidente, supuso que la Tierra no estaba en el centro de los círculos. Allí donde un círculo no bastaba para representar el movimiento de un cuerpo celeste, introdujo una combinación de movimientos circulares, de los que hablaremos después.

2. LA TIERRA ES UNA ESFERA.—Tolomeo demuestra que la Tierra es redonda de este a oeste, por el hecho de que los astros no salen ni se ponen para todos los habitantes de la Tierra a la misma hora. Comparando los instantes en que se observa un eclipse de Luna en diferentes lugares, se ve que el fenómeno parece ocurrir tanto más temprano después de la puesta del Sol, cuanto más hacia el oeste se encuentra el observador, y como que en realidad el tiempo y duración de un eclipse de Luna son iguales en todos los lugares, se deduce que el Sol se pone tanto más tarde cuanto más hacia el oeste se encuentra el observador. Si, por otra parte, la Tierra no fuese redonda de norte a sur, una estrella que pasase por el meridiano hacia el norte o el sur del cenit, tendría que hacerlo también cuando el observador se trasladase hacia el norte o hacia el sur. Pero al viajar hacia el sur se ven las estrellas del norte acercarse al horizonte, mientras que salen nuevos astros por el horizonte austral. Esto demuestra que el horizonte mismo cambia de posición y de dirección al moverse el observador. Además, por cualquier lado que nos aproximemos a objetos elevados sobre el mar, su base, oculta al principio a causa de

la curvatura de la superficie líquida, sólo empieza a ser visible al acercarnos. Así podríamos citar otros fenómenos, de los que los antiguos deducían la forma esférica de la Tierra.

3. LA TIERRA ESTÁ EN EL CENTRO DE LA ESFERA CELESTE. — Si la Tierra estuviese separada de este centro, se observarían irregularidades en el movimiento diurno aparente de la esfera celeste, y las estrellas parecerían moverse más de prisa en el lado hacia el cual la Tierra estuviese situada. Si la Tierra estuviese al este del centro, estaríamos más cerca de los cuerpos celestes que salen que de los que se ponen, y los astros se moverían aparentemente con más rapidez en el este que en el oeste. Como no se observa ninguna de estas irregularidades, sino que el movimiento diurno se efectúa con toda uniformidad, la Tierra tiene que estar en el centro del movimiento.

4. LA TIERRA NO TIENE NINGÚN MOVIMIENTO PROGRESIVO. — Si lo tuviera, se movería desde el centro hacia un lado de la esfera celeste, y el movimiento diurno de los astros dejaría de ser uniforme en todas sus partes. Pero como la uniformidad del movimiento que se acaba de mencionar se observa año tras año, la Tierra debe conservar su posición en el centro de la esfera.

Es interesante analizar estos principios de Tolomeo, para ver qué hay en ellos de cierto y de erróneo. El primer principio, de que los cuerpos celestes se mueven describiendo círculos, es completamente cierto si sólo se considera el movimiento diurno. Tolomeo ignoraba que precisamente este movimiento es aparente y que es debido al movimiento de rotación de la Tierra alrededor de su eje. El segundo principio es absolutamente cierto y las pruebas aducidas por Tolomeo para demostrar la esfericidad de la Tierra se encuentran todavía en los libros escolares de nuestros días. Muy rara es la mezcla de verdad y de error que se encierra en el tercer principio y en el cuarto, al afirmar que la Tierra está inmóvil; pero no podemos considerar estos principios como erróneos en absoluto, y aun nosotros afirmamos también en cierto sentido, en el único en que cabe hablar de una esfera celeste, que la Tierra permanece en el centro de la esfera. Sólo que Tolomeo no comprendió que esta esfera no es más que una esfera ideal que el observador transporta consigo adondequiera que vaya. Su demostración de que el centro del movimiento celeste está en la Tierra es justa hasta cierto punto; pero lo que él demuestra en realidad es el movimiento de rotación de nuestro globo alrededor de su eje. No vió que si el observador lleva consigo el eje de rotación de dirección invariable, la argumentación en pro de la inmovilidad de la Tierra queda nula.

Una noción clara de las ideas astronómicas de Tolomeo, la dan sus respuestas a dos objeciones hechas contra su sistema. La primera se refiere a una paradoja que este sistema presenta, ya que supone que un cuerpo como la Tierra puede hallarse suspendido en el aire sin estar sostenido por ningún apoyo. Los que oponen esta objeción, dice, juzgan por lo que observan en los cuerpos que tienen a su alrededor y no por lo que

es propio del Universo. En el espacio celeste no hay ni arriba ni abajo, porque a una esfera no son aplicables estos conceptos. Lo que llamamos abajo es sencillamente la dirección de nuestros pies, hacia el centro de la Tierra, dirección según la cual caen los cuerpos pesados. La Tierra misma no es más que un punto en comparación con el espacio celeste, y está sostenida por las fuerzas que sobre ella ejerce el Universo, inmensamente mayor.

Dice además Tolomeo que no faltaban quienes, aceptando sus opiniones, aseguraban no obstante que nada impedía suponer que el cielo estaba inmóvil y que la Tierra giraba alrededor de su eje dando una vuelta cada día. A los que tal opinan, les contesta que si sólo consideramos el movimiento de los astros, no hay nada que oponer a esta idea, que tiene el privilegio de la sencillez; pero que considerando lo que ocurre a nuestro alrededor y en el aire, resulta absurda. Hace después un estudio sobre el movimiento relativo de los cuerpos pesados y ligeros, y saca la consecuencia de que si la Tierra girase en efecto con la velocidad enorme que exigiría, el aire tendría que quedarse atrás. A la objeción de que la Tierra arrastra consigo el aire, contesta que aun así no arrastraría los cuerpos que vuelan en el aire.

En el sistema de Tolomeo, todos los movimientos quedan explicados por una serie de movimientos circulares. Los movimientos del Sol y de la Luna en la esfera celeste ya los hemos descrito; el primero efectúa una revolución en el cielo de oeste a este en el transcurso de un año, la segunda de la misma manera en el transcurso de un mes. Aunque no con completa uniformidad, estos movimientos siempre se efectúan en el mismo sentido. Con los cinco planetas ya conocidos por los antiguos, Mercurio, Venus, Marte, Júpiter y Saturno, sucede ya una cosa diferente. Estos astros se mueven tan pronto hacia el este, como hacia el oeste, y a veces quedan fijos con relación a las estrellas; pero en general predominan los movimientos hacia el este, y los planetas oscilan, en efecto, alrededor de un cierto punto central que a su vez posee un movimiento regular hacia oriente. Si imaginamos un planeta Júpiter ficticio, que efectúe una revolución en la esfera celeste en 12 años, con un movimiento uniforme hacia el este, se verá al planeta Júpiter verdadero oscilar como un péndulo a un lado y a otro del Júpiter ficticio, pero sin alejarse de éste más de 12°. La duración de cada oscilación doble es de unos 13 meses; esto es, si el Júpiter verdadero ha pasado sobre el ficticio hacia el oeste, por ejemplo, el 1.º de enero, prosigue su oscilación hacia el oeste durante unos tres meses, se para después poco a poco, y regresa otra vez lentamente hacia el Júpiter ficticio, al cual rebasa en dirección al este a mediados de julio. Se detiene en su máxima desviación hacia el este a fines de octubre y vuelve a retroceder hacia poniente. El movimiento hacia el oeste se llama *retrógrado* y el movimiento hacia el este *directo*; entre los dos movimientos hay un punto en que el planeta parece quieto, en cuya posición se dice que está *estacionario*. El movimiento hacia el oeste se llama retrógrado por ser opuesto tanto al movimiento del Sol con rela-

ción a las estrellas como a la dirección general del movimiento de los planetas. Ya Hiparco notó, tres siglos antes de Tolomeo, que este movimiento oscilante podía explicarse suponiendo que el Júpiter verdadero efectúa durante un año una revolución sobre una órbita circular alrededor del Júpiter ficticio. A este círculo se le dió el nombre de *epiciclo*, y así se formó la célebre teoría de los epiciclos, que como explicación del movimiento de los planetas aparece en el *Almagesto*. El movimiento de un planeta, según esta teoría, puede verse en la figura 10. *E* es la Tierra

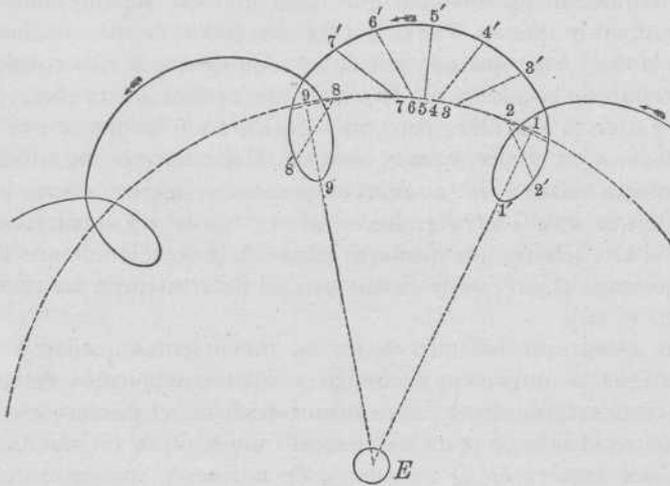


Fig. 10

alrededor de la cual gira el Júpiter ficticio recorriendo el círculo de puntos 1, 2, 3, . . . 9. Para formar el epiciclo que recorre el Júpiter verdadero, tenemos que suponer que un radio del epiciclo, en cuyo extremo se encuentra el Júpiter verdadero, da una vuelta regularmente, cada año, alrededor del planeta ficticio. Este radio ocupará sucesivamente las posiciones 1 1', 2 2', 3 3', . . . 9 9'. Si después unimos por un trazo continuo los puntos 1', 2', 3', . . . 9' que ocupa el planeta verdadero, se obtienen una serie de lazos que representan la trayectoria verdadera. Es fácil comprender que si bien el radio en cuyo extremo está Júpiter, efectúa una vuelta completa en un año y vuelve a su posición primitiva, en cambio tiene que efectuar más de una revolución entera para describir un lazo completo, a causa del movimiento progresivo del planeta ficticio, y por esta razón emplea unos 13 meses. Así, por ejemplo (fig. 10), el radio, al llegar a 88', ha efectuado una vuelta completa con relación a la dirección 11', porque 88' es paralelo a 11'; pero a causa de la curvatura de la trayectoria no llega a la mitad del segundo lazo hasta alcanzar la posición 99'. También se ve en la figura que el planeta parece moverse hacia atrás cerca de 1' y que en 2' está estacionario. Más allá de 2' el movimiento es directo y así continúa hasta 8' en donde el planeta se para por segunda vez. Después vuelve a retroceder y el fenómeno se repite. De la misma ma-

nera que el radio epicíclico de Júpiter, el de Marte y el de Saturno efectúan también una vuelta en un año. Cuando el planeta está en *oposición* con el Sol, o sea cuando la Tierra está en la línea que une el planeta y el Sol, el radio del epiciclo indica la dirección en que se encuentra la Tierra (11', 99' en la figura 10); en cambio, cuando el planeta está en *conjunción* con el Sol, o sea cuando el Sol está en la línea que une la Tierra y el planeta, el radio indica la dirección contraria a la de la Tierra (55'). Este hecho era ya conocido por los astrónomos antiguos y aun basaron todos sus cálculos sobre este hecho; pero parece que no se dieron cuenta de la circunstancia, muy importante, de que el radio epicíclico de los tres pla-

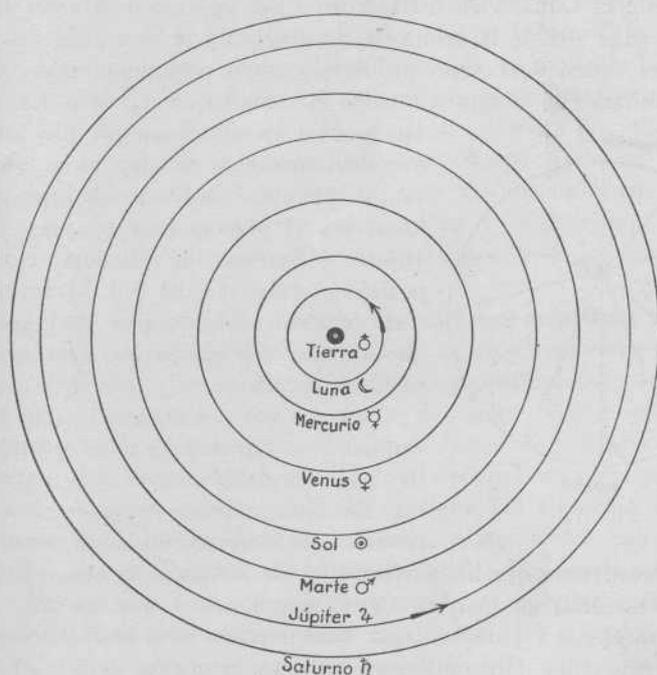


Fig. 11. — Sistema de Tolomeo

netas indicados es siempre paralelo a la recta que va de la Tierra hacia el Sol. Si se hubiesen fijado en ella, no les hubiera pasado inadvertido que podía prescindirse de los epiciclos para explicar los movimientos planetarios, con sólo suponer que la Tierra se mueve alrededor del Sol, y no el Sol alrededor de la Tierra.

De muy diferente manera se comportan en sus movimientos Mercurio y Venus, cuya particularidad consiste en que los planetas ficticios a cuyo alrededor oscilan, están siempre en la dirección del Sol, lo cual, como sabemos ahora, es debido a que el Sol mismo es el centro de sus movimientos. No se les ve nunca separarse a más de una determinada distancia del Sol a un lado y a otro: Venus a 45° y Mercurio de 16 a 29°. Ya Heráclides de Ponto, en el siglo IV antes de Jesucristo, consideró el Sol como

centro del movimiento de estos dos planetas, y difícilmente se comprende cómo, después de conocer las leyes de sus oscilaciones, pudiese haber quien supusiese otra cosa; pero Tolomeo rechazó este sistema y supuso que sus órbitas estaban entre el Sol y la Tierra.

La figura 11 representa la disposición del sistema planetario según Tolomeo. El cuerpo celeste más cercano a la Tierra es la Luna, cuya distancia llegaron a calcular los antiguos, aunque no muy exactamente. Siguen los planetas en el mismo orden que en realidad guardan, salvo que debe colocarse la Tierra en donde Tolomeo coloca el Sol. En este sistema, la Tierra ocupa el centro; después, en círculos concéntricos con la órbita de la Luna, vienen Mercurio, Venus, el Sol, Marte, Júpiter y Saturno. Más allá de la órbita de Saturno está la esfera de las estrellas fijas. Este orden debe ser considerado como puramente intuitivo, y no como resultado de ninguna medida o demostración; pero los antiguos astrónomos ya admitían que los astros que

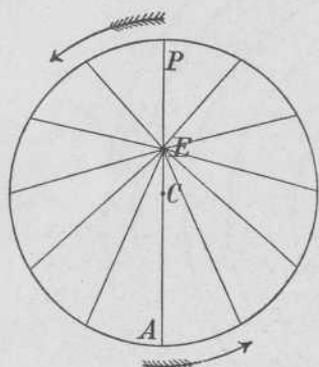


Fig. 12

que más lentamente se movían eran los más lejanos. De esto, sin duda, dedujeron que la Luna era el planeta más cercano, y Marte, Júpiter y Saturno los más lejanos; pero las posiciones relativas del Sol, Mercurio y Venus debieron considerarse dudosas, puesto que los tres efectuaban una revolución completa en un año.

Hiparco y Tolomeo hicieron, acerca de la duración de las revoluciones planetarias, y de las irregularidades de sus movimientos, estudios que merecen mención. Aunque sus medios de observación eran muy incompletos, encontraron que los movimientos de los planetas con relación a las estrellas, no eran en manera alguna regulares, y que no sólo era esto cierto para el Sol y para la Luna, sino también para los planetas ficticios antes mencionados. Introdujeron entonces la noción de los *círculos ex-céntricos*, y aun considerando los movimientos como circulares y regulares, admitieron la existencia de círculos cuyo centro C (fig. 12) no coincidía con el de la Tierra E . Al pasar el planeta por el punto P de su órbita más cercano a la Tierra, su movimiento aparente es más rápido que en una posición media, porque la velocidad angular de un cuerpo que se mueve uniformemente es mayor cuanto más cerca está el cuerpo del observador; por el contrario, en A la velocidad angular es menor, y el movimiento parece, por consiguiente, más lento que en la posición media. Entre estos dos puntos P y A , diametralmente opuestos, la velocidad cambia continuamente de un máximo a un mínimo y viceversa, con lo cual es posible explicar el movimiento planetario con relativa exactitud. Comparando las velocidades angulares en varios puntos de la órbita de un planeta, Tolomeo estaba así en condiciones de determinar la distancia de la Tierra al centro de la órbita, o más bien la relación entre esta

distancia y la del planeta mismo, sólo que la distancia así determinada es doble que la verdadera. El punto P recibió el nombre de *perigeo*, A el de *apogeo*, la distancia EC de la Tierra al centro el de *excentricidad*. Como que las dimensiones absolutas no podían determinarse, los antiguos astrónomos tomaron como excentricidad la relación entre la longitud EC y el radio CP .

Para la determinación del movimiento de la Luna, Hiparco, lo mismo que Tolomeo, debieron fundarse casi por completo en las observaciones de los eclipses de Luna. El primero de estos eclipses utilizado por ellos se cree que fué observado en Babilonia en el primer año del reinado de Mardocempad (1), entre los días 29 y 30 del mes egipcio Thoth. Según la cuenta moderna, fué el 19 de marzo de 721 antes de Jesucristo (2).

Desde esta fecha hasta los tiempos de Tolomeo, se extiende la serie de eclipses más de 8 ó 9 siglos. Si las observaciones de estos eclipses que nos han sido transmitidas fuesen más exactas, tendrían hoy todavía un gran valor para el estudio del movimiento de la Luna; pero, en realidad, ocurre lo contrario, y hoy podemos calcular las circunstancias de un eclipse antiguo, por medio de nuestras tablas y efemérides, casi tan exactamente como los astrónomos de aquel tiempo eran capaces de observarlas.

A pesar de la poca precisión de las observaciones empleadas por ellos, Hiparco, lo mismo que Tolomeo, descubrieron en el movimiento de la Luna particularidades que atestiguan en ellos una profundidad y un talento sorprendentes. Comparando los intervalos de tiempo que median entre los eclipses, encontraron primeramente que la Luna no se mueve con una ley uniforme, sino como el Sol, es decir, recorriendo algunos puntos de su trayectoria más lentamente que otros (desigualdad elíptica). Para explicar esto, admitieron una órbita excéntrica, como la del Sol, de cuyo centro debía estar la Tierra a una distancia igual a la décima parte de la distancia que va de la Luna al centro de su órbita circular. Hasta aquí la órbita de la Luna era análoga a las órbitas del Sol y de los planetas ficticios, excepción hecha de su gran excentricidad; pero una serie de observaciones demostró que el perigeo y el apogeo no estaban siempre en los mismos puntos, como sucede con las órbitas del Sol y de los planetas, sino que se movían recorriendo en nueve años toda la trayectoria (movimiento de los ápsides). Si la figura 12 representa la órbita de la Luna, el centro C daría la vuelta a la Tierra E en nueve años, y la órbita cambiaría de posición continuamente en un sentido determinado.

Tolomeo encontró también, midiendo el ángulo formado por el Sol y la Luna en varios puntos de la órbita de ésta, otra irregularidad en virtud de la cual la Luna oscila más de un grado alrededor de su posición

(1) En babilónico, Mardukpaliddin.

(2) En tiempo cronológico, que se diferencia del astronómico en faltar el año cero de la era cristiana, de manera que el año -1 precede inmediatamente al $+1$. Para los tiempos anteriores a Jesucristo son, por consiguiente, los números de años menores en una unidad según la cuenta astronómica que según la cuenta cronológica.

sobre el círculo excéntrico, en un período que no difiere mucho del tiempo empleado en su revolución alrededor de la Tierra; esta irregularidad recibió el nombre de *evección*. Para representarla, Tolomeo tuvo necesidad de introducir un epiciclo como en los planetas; pero el radio era tan pequeño, que la órbita no presentaba ningún lazo.

Con lo dicho se comprenderá la complicación de esta teoría, con la cual, no obstante, llegó a representar el movimiento de la Luna con toda la aproximación compatible con las observaciones de aquel tiempo, y sin otro artificio que una combinación de movimientos circulares, la cual no estaba en pugna con la opinión, generalizada entonces, de que todos los movimientos cósmicos eran circulares y uniformes.

8. CALENDARIO

Uno de los fines primordiales que persiguieron los primeros investigadores de los movimientos celestes fué el de encontrar una medida cómoda y segura del tiempo. Esta aplicación, que alcanza hasta los tiempos más remotos, se resuelve de una manera natural con los métodos de la Astronomía antigua, ya que ha llegado hasta nosotros sin grandes variaciones, y depende de los movimientos, ya estudiados, del Sol y de la Luna.

Las divisiones astronómicas del tiempo se expresan en días, meses y años. La semana no corresponde a ningún ciclo astronómico aunque parece que por parte de los antiguos observadores se le atribuyó cierta relación con los planetas. De los períodos de tiempo antes indicados, el día es el más natural en los lugares habitados de la Tierra. Cerca del polo, la unidad de tiempo más natural sería el año; pero en los países habitados por el hombre, la sucesión del día y de la noche se efectúa con tanta uniformidad que fué tomada como medida inequívoca del tiempo por todo el mundo y en todas las épocas. Para los fines estrictamente cronológicos, el día hubiera podido servir como unidad de tiempo, única teóricamente necesaria, y si en una época cualquiera se hubiesen empezado a contar los días empezando por 1 y sin interrupción, mencionando la fecha de cada acontecimiento por el número correspondiente al día en que sucedió, reinaría ciertamente menos inseguridad que ahora en muchas citas históricas. Pero de este modo la sucesión de los días hubiera exigido el empleo de números tan grandes, a medida que se sucedían los siglos, que el procedimiento hubiese resultado altamente incómodo en los cálculos ordinarios, y por esta razón no se ha empleado nunca en la vida civil. En cambio, en los cálculos de la Astronomía en los que muy a menudo entra, contada en días, la diferencia de tiempo entre dos observaciones separadas por muchos años, se ha empleado esta forma de cómputo con gran ventaja. El punto de partida de esta forma de contar el tiempo, propuesta por Joseph Justus Scaliger en 1582 y denominada *período juliano*, fué fijado en el 1.º de enero del año —4712 (4713 a. de

Jesucristo, según la expresión cronológica). El inconveniente que de ello resulta, de tener que emplear números muy grandes, no es motivo de gran preocupación para los astrónomos. Así, por ejemplo, el 1.º de enero de 1921 expresado en días julianos (1) es: (D. J.) = 2 422 691.

Después del día, es el año la unidad de tiempo más natural. Todas las labores agrícolas están tan estrechamente unidas a la sucesión de las estaciones, que el hombre ha debido usarla como medida más sencilla mucho tiempo antes de haber comprendido sus causas astronómicas. Por su mayor duración, el año responde muy bien al fin de medir intervalos muy largos de tiempo.

El número de días que contiene el año es demasiado crecido para que se puedan contar con él cómodamente ciertos períodos, habiendo sido preciso introducir una nueva unidad intermedia entre el día y el año. Esta unidad la proporcionaron el movimiento y las fases de la Luna. Observando la reaparición de la luna nueva entre los rayos del Sol, que se repite a intervalos de unos 30 días, se encontró, para períodos de una duración media, una unidad de tiempo muy aproximada, el mes, y un interés duradero se unió a esta unidad, ya que sirvió para regir la sucesión de los ritos religiosos que se instituyeron para celebrar la reaparición de la Luna.

Si el mes lunar tuviese un número fijo de días, por ejemplo, 30, y el año exactamente 12 meses, el empleo de estos ciclos para medir el tiempo no hubiera ofrecido ninguna dificultad; pero el mes tiene algunas horas menos que 30 días, y el año 12 $\frac{1}{2}$ meses lunares. El deseo de combinar estas unidades originó en el calendario antiguo una perturbación que dificultó su uso, y cuyo efecto ulterior todavía sufrimos hoy con la desigual duración de nuestros meses. Exponer aquí todos los recursos a que se acudió para salvar estos inconvenientes, sería tarea muy larga, y en estas páginas nos limitaremos a dar una breve idea de las reformas que hubo de sufrir el primitivo calendario.

El mes lunar o intervalo entre dos novilunios consecutivos tiene 29 $\frac{1}{2}$ días. Para contar los meses, acomodándolos a la sucesión de las fases de la Luna, se admitió su duración alternando uno de 29 días con otro de 30. Pero el período de 29 $\frac{1}{2}$ días no es tampoco exacto; es en realidad un poco corto con relación al verdadero, que es tres cuartos de hora más largo. En el transcurso de tres años habría, por consiguiente, por acumulación de este exceso, un día de diferencia y sería necesario añadir un día a uno de los meses. Si se contara por meses lunares, el año, supuesto de 12 de estos meses, tendría 354 días, o sea 11 días menos de su verdadera duración. Es de notar, sin embargo, que tanto entre los griegos como entre los romanos estuvo en uso este año lunar y que es empleado hoy todavía por algunos mahometanos. Para completar los días que faltaban, los romanos añadieron cada dos años un mes bisiesto,

(1) Los días julianos ofrecen otra pequeña ventaja. Si se divide el número que expresa el día correspondiente a una fecha determinada, por 7, el día será un lunes si el resto es cero, martes si el resto es 1, etc.

denominado Mercedonius, entre el 23 y el 24 de febrero del calendario de Numa, alternando su duración entre 22 y 23 días.

La irregularidad y la incomodidad que en los cálculos causaban los meses lunares, indujo a la mayor parte de los países civilizados antiguos a su abolición, ya que el único motivo de conservarlos estaba en los ritos religiosos que se acostumbraban celebrar en la luna nueva, y a los cuales los judíos y algunos otros pueblos orientales daban gran importancia.

Entre los egipcios encontramos el año de 12 meses de 30 días cada uno, con adición de 5 días complementarios, o sea en total 365 días. Como que la duración verdadera del año es unas seis horas mayor, el equinoccio se retrasaría, según este calendario, seis horas todos los años, y al cabo de 120 años ocurriría un mes (30 días) más tarde. En el transcurso de 1460 años, cada estación habría comenzado en cada uno de los doce meses, para volver a empezar en la misma fecha que al principio de dicho período. A este período los egipcios lo denominaron *período de Sothis*, de Sirio (Sopt, Soth) cuya ascensión heliaca (1) observaban con mucho interés. En realidad, la duración verdadera del período hubiera debido ser de unos 1500 años.

En el calendario de los griegos, la dificultad se solucionó en parte por la introducción del ciclo que descubrió Metón (en el siglo V antes de Jesucristo) y que lleva su nombre. Este ciclo consta de 19 años, durante los cuales las fases de la Luna se suceden 235 veces. El error es muy pequeño, como se deduce de los números siguientes que se apoyan en datos modernos:

235 lunaciones tienen	6939 ^d	16 ^h	31 ^m
19 años trópicos verdaderos	6939	14	27
19 años julianos de 365 $\frac{1}{4}$ días	6939	18	0

Si tomamos, por consiguiente, 235 meses lunares y los distribuimos en los 19 años, la duración media de estos años será suficientemente exacta para todos los usos civiles. Los años de cada ciclo se contaban desde 1 a 19; el número del año se llamaba *número de oro*.

El número de oro (áureo número) está todavía en uso en el calendario eclesiástico para calcular la fecha del domingo de Pascua; la Pascua, con las fiestas que se relacionan con ella, es la única festividad religiosa que, en los países cristianos, depende del movimiento de la Luna. La Pascua cae en el primer domingo después de la luna llena del equinoccio de primavera, esto es, de la primera que ocurre después del 20 de marzo. Las fechas del plenilunio dependen del ciclo de Metón, y se repiten, por consiguiente, en los mismos días o muy cerca de ellos al cabo de 19 años.

Si anotamos la fecha en que ocurre la luna llena pascual, no volveremos a encontrarla el mismo día en los 19 años consecutivos; pero en

(1) La *ascensión heliaca* de una estrella significaba entre los antiguos su primera reaparición en el cielo matutino después de haber salido de entre los rayos solares.

el año 20^{mo} caerá en el mismo día que en el primer año o llevará solamente un día de diferencia, y a partir de aquí se repetirá la serie. El número de oro da así la manera de calcular, con exactitud suficiente para los fines religiosos, cuántos días después del equinoccio de primavera ocurre la luna llena pascual. Para calcular el día que corresponde al domingo de Pascua (1) se requieren todavía otros datos: la denominada letra dominical (la letra que corresponde al primer domingo del año, si se designa el 1.º de enero por la letra A, el 2 de enero por B, etc.) y la epacta, que da la edad de la Luna, en días, el 1.º de enero.

Los cálculos de la Iglesia para determinar el domingo de Pascua se efectúan con tablas de la Luna muy antiguas, de manera que se puede llegar a encontrar una semana de error respecto a los plenilunios calculados con las tablas modernas.

La base para el cálculo del calendario que está actualmente en uso en los países cristianos es la reforma de Julio César. En su tiempo, el calendario romano había llegado a un estado de desorden, porque la duración nominal del año dependía en gran parte del capricho y de las órdenes arbitrarias del pontífice máximo. Entonces se sabía ya que la duración verdadera del año solar era de unos $365 \frac{1}{4}$ días, y Julio César fijó la duración legal del año en 365 días, con la adición de un día cada cuatro años. La duración de los diferentes meses, tales como los conocemos ahora, fué fijada por los sucesores inmediatos de César.

El calendario juliano permaneció invariable durante dieciséis siglos. Si la duración del año trópico fuese exactamente de $365 \frac{1}{4}$ días, todavía continuaríamos empleándolo. Pero hemos visto (pág. 14) que el año solar es $11 \frac{1}{4}$ minutos más corto, lo cual hace que en 128 años se haya contado un día de más. Por esta causa los equinoccios en el siglo XVI ocurrieron 11 ó 12 días antes de lo que indicaba el calendario, es decir, el 10 ó el 9 de marzo en vez del 21. El objeto de la reforma gregoriana del calen-

(1) Gauss dió una fórmula muy sencilla y práctica para calcular la fecha de la fiesta de Pascua para cualquier año.

Designando el número del año por N y los restos de la división $\frac{N}{19}$ por a , $\frac{N}{4}$ por b , $\frac{N}{7}$ por c , $\frac{19a+x}{30}$ por d y $\frac{2b+4c+6d+y}{7}$ por e , se encuentra

que el día de Pascua es el $(22 + d + e)$ de marzo o el $(d + e - 9)$ de abril.

En vez de x e y hay que poner los valores numéricos siguientes (para el calendario gregoriano):

Desde 1583 hasta 1699	$x = 22,$	$y = 2$
» 1700 » 1799	$= 23,$	$= 3$
» 1800 » 1899	$= 23,$	$= 4$
» 1900 » 2099	$= 24,$	$= 5$

Además debe tenerse en cuenta que en caso de resultar el 26 de abril debe ponerse el 19 de abril, y en vez del 25 de abril solamente el 18 de abril, cuando para d se haya encontrado el valor 28 y $a > 10$. Para los años siguientes, el domingo de Pascua es:

1924,	20 de abril;
1925,	12 de abril;
1926,	4 de abril.

dario, ordenada a propuesta del italiano Lilio por el Papa Gregorio XIII, fué ponerlo de acuerdo con el calendario antiguo, o mejor dicho, con el de la época del concilio de Nicea. La reforma se refiere a dos puntos:

1. El 5 de octubre de 1582 del calendario juliano se denominó el 15; se saltaron, por consiguiente, 10 días en la cuenta del tiempo, con lo cual los equinoccios volvieron a caer precisamente en el 21 de marzo y en el 23 de septiembre.

2. El último año de cada siglo, 1600, 1700, etc., no debía ser siempre, como ocurría en el calendario juliano, año bisiesto, sino solamente cuando el número del siglo fuese divisible por 4. Así, mientras que 1600, 2000, 2400, etc., seguirían siendo años bisiestos con 366 días, 1700, 1800, 1900, 2100, etc., deberían ser años corrientes de 365 días.

Esta reforma fué adoptada muy pronto por los países católicos, y más lentamente en los países protestantes (por ejemplo, en Inglaterra, en 1752). En los dominios de la Iglesia griega todavía se emplea en parte el calendario juliano, en Rusia fué abolido en 1918, y en Rumania en 1919. Como los años 1700, 1800 y 1900 no fueron, según el nuevo calendario, años bisiestos, el calendario juliano está ahora 13 días atrasado respecto al nuestro.

La duración media del año gregoriano es de $365^{\text{d}} 5^{\text{h}} 49^{\text{m}} 12^{\text{s}}$, la del año trópico $365^{\text{d}} 5^{\text{h}} 48^{\text{m}} 46^{\text{s}}$. El primero es, pues, 26^{s} más largo, error que solamente al cabo de más de 3000 años llegará a completar un día, por cuyo motivo no tiene importancia práctica.

CAPÍTULO II

Sistema de Copérnico, o verdadero movimiento de los cuerpos celestes

I. COPÉRNICO

La autoridad de Tolomeo, cuyo sistema hemos explicado en el penúltimo párrafo del capítulo anterior, fué tan grande en los siglos que le siguieron, que sus enseñanzas fueron admitidas hasta fines de la edad media. La historia de la Astronomía ofrece en general poco interés durante este intervalo. Sólo a los árabes debe la posteridad algunos adelantos de los conocimientos astronómicos en aquellos tiempos. Hombres como Albategnius, Abul Wefa y otros, corrigieron los métodos antiguos y descubrieron otros nuevos para la determinación de las posiciones de los cuerpos celestes, construyendo tablas más exactas de sus movimientos. Midieron la oblicuidad de la eclíptica y calcularon, con más exactitud que los griegos, los eclipses de Sol y de Luna. Pero si bien es cierto que las predicciones de la ciencia llegaron a ser casi exactas, en el conocimiento de las leyes de los movimientos celestes no se dió ningún paso decisivo.

La gloria de haber sido el primero en explicar la verdadera naturaleza de los movimientos celestes pertenece a Copérnico. Aunque ya algunas veces, en tiempos anteriores, se expusieron ideas parecidas a las suyas, especialmente por Aristarco de Samos, diferían en muchos puntos de las del canónigo de Frauenburg sin que llegaran a constituir un sistema completo.

El gran mérito de Copérnico y el fundamento de su derecho a la prioridad, consiste en que no se limitó a la simple exposición de su sistema, sino que consagró la mayor parte de su vida al desarrollo y a la exposición del mismo. Prescindiendo de los inevitables errores que aparecen en su teoría, su gran obra, en la que aquélla está desarrollada, «De revolutionibus Orbium coelestium Libri VI, Norimbergae, 1543», ha de considerarse como el libro de Astronomía más importante desde los

tiempos de Tolomeo. En pocos libros como en éste se halla el trabajo de una vida entera.

Los principios fundamentales del sistema de Copérnico se encierran en dos leyes, que, aunque aparentemente distintas, están de tal modo ligadas que una de ellas no podía ser cierta sin que lo fuese la otra.

Estas leyes son:

1. El movimiento diurno de la esfera celeste es solamente aparente, y es debido a la rotación de la Tierra alrededor de un eje que pasa por su centro.

2. La Tierra es un planeta y da vueltas alrededor del Sol como centro del movimiento. El verdadero centro de los movimientos planetarios es el Sol y no la Tierra.

A causa de esta segunda ley se denomina el sistema de Copérnico «teoría heliocéntrica», mientras que la teoría antigua, que suponía a la Tierra en el centro del Universo, se denomina «geocéntrica».

Copérnico empieza discutiendo la primera ley. Explica que un movimiento aparente puede ser producido por el movimiento real del observador lo mismo que por el movimiento del objeto observado, y demuestra así que el movimiento diurno de los astros puede explicarse lo mismo por la rotación de la Tierra que por la de la esfera celeste, al igual que al marinero que navega sobre un mar tranquilo le parece que su barco está quieto y que la playa se mueve, cuando en realidad sucede lo contrario. ¿Qué es más probable, que se mueva la Tierra o todo el Universo exterior? Como que la esfera celeste es mayor que la Tierra, su movimiento tiene que ser más rápido, para que pueda dar una vuelta entera en veinticuatro horas. Por este motivo es ya más verosímil que la Tierra, un punto en comparación con la esfera celeste, gire, y que, por el contrario, el Universo esté inmóvil.

El segundo principio del sistema de Copérnico, o sea que el movimiento anuo aparente del Sol en la esfera celeste es consecuencia de la revolución anua de la Tierra alrededor del Sol, explica, no sólo la revolución aparente del Sol, si que también el movimiento epicíclico de los planetas, del sistema de Tolomeo.

En la figura 13, S es el Sol, $ABCD$ la órbita descrita por la Tierra, y 1, 2... 6 seis posiciones de ésta en su órbita, correspondientes a intervalos de unos 14 días; $EFGH$ es la esfera celeste aparente, o más exactamente, la eclíptica o proyección de la órbita de la Tierra sobre la esfera celeste. Un observador, en 1, ve el Sol en la dirección 1 S y la traslada, ya que no tiene noción de la verdadera distancia, a la esfera celeste en el punto 1'. Cuando la Tierra llega a la posición 2, el observador ve el Sol en la dirección 2 S 2', o en la esfera celeste en 2'. En el transcurso de 14 días, el Sol habrá recorrido aparentemente en la esfera celeste un ángulo, que es igual al verdadero movimiento angular de la Tierra alrededor del Sol. De la misma manera aparecerá el Sol, para las posiciones 3, 4, 5, 6 de la Tierra, en las posiciones 3', 4', 5', 6', y cuando la Tierra haya efectuado una revolución $ABCD$, el Sol habrá recorrido relativamente la

circunferencia $EFGHE$. Así, del movimiento anual de la Tierra alrededor del Sol resulta el movimiento aparente anual del Sol, que parece describir la eclíptica en la esfera celeste.

Veamos ahora cómo el mismo movimiento hace innecesario el complicado sistema de los epiciclos, por medio del cual los astrónomos anteriores a Copérnico representaban el movimiento de los planetas. El principio sobre el cual se apoya esta explicación es el siguiente: Si un observador, puesto en movimiento sin que él lo perciba, observa un objeto,

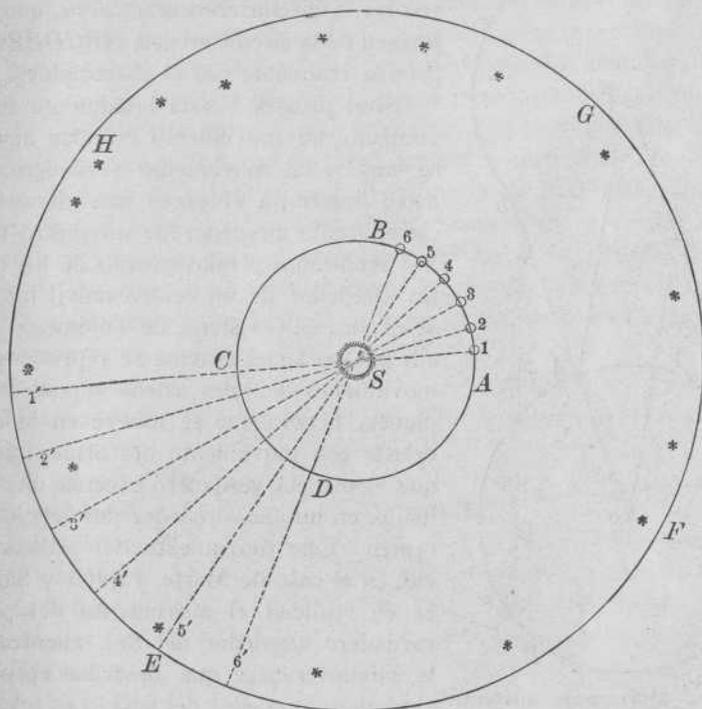


Fig. 13. — Movimiento real de la Tierra y aparente del Sol

le parecerá que éste se mueve en una dirección opuesta y con igual velocidad.

En la figura 14, supongamos a un observador terrestre A , transportado circularmente alrededor del Sol, sin que perciba tal movimiento, y en la creencia de que se halla inmóvil en el centro del movimiento S . Veamos cómo se le aparece el movimiento aparente del planeta P supuesto ahora en reposo. Si primeramente el observador está en A verá al planeta en la dirección y a la distancia AP . Pero como, según dijimos antes, cree estar en S atribuye al planeta, en la misma dirección y a la misma distancia, la posición a . Cuando, ignorándolo, avanza de A a B , creyendo estar siempre en S , supone que el planeta va hacia atrás pasando de a a b . El cambio aparente de posición hasta b lo hace de manera que Sb es igual y paralelo a BP . Al alejarse del planeta siguiendo el arco BCD ,

parece que es aquél el que se aleja en sentido contrario, o sea por *bcd*. Si se traslada de izquierda a derecha siguiendo el camino *DE*, el planeta parece desviarse de derecha a izquierda según *de*. En fin, si se acerca otra vez al planeta siguiendo el arco *EFA*, parece que el planeta se le acerca según *efa*, hasta que en la posición *A* pasa el planeta a la posición

a primitiva. Por consiguiente, respecto al observador que se supone en reposo en *S*, el planeta *P*, que en realidad está quieto, recorre la circunferencia *abcdefa*, que es la imagen de la circunferencia *ABCDEFA*, recorrida realmente por el observador.

Si el planeta *P* está igualmente en movimiento, su movimiento circular aparente se sumará al movimiento verdadero, y el astro describirá entonces una circunferencia aparente alrededor de un centro móvil. Así tendremos el movimiento de los planetas alrededor de un centro móvil tal como se explica en el sistema de Tolomeo. Vimos allí que en aquel sistema se representaba el movimiento de tales astros suponiendo un planeta ficticio que se mueve en la esfera celeste con movimiento uniforme, mientras que el planeta verdadero efectúa una revolución en un año alrededor del ficticio como centro. Este movimiento del planeta ficticio, en el caso de Marte, Júpiter y Saturno, es en realidad el movimiento del planeta verdadero alrededor del Sol, mientras que la circunferencia que describe el planeta verdadero alrededor del ficticio es solamente un movimiento aparente, reflejo del movimiento de la Tierra alrededor del Sol.

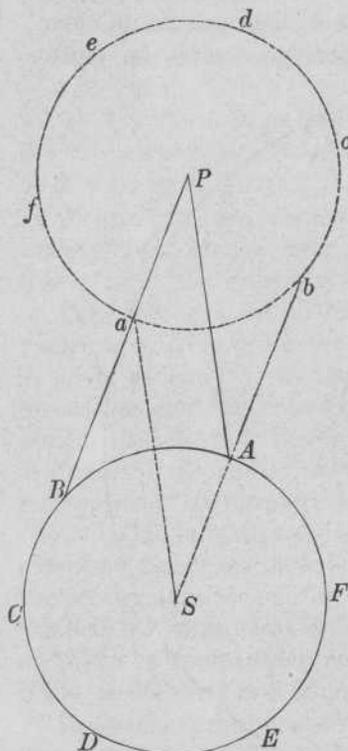


Fig. 14. — Movimiento aparente de los planetas en el sistema de Copérnico.

Si se compara el movimiento epicíclico de la figura 10 con el movimiento representado en la figura 14, se verá que coinciden en todos los detalles si se supone que el movimiento de *P* en la figura 14 se efectúa sobre la esfera. Para los planetas interiores, Mercurio y Venus, el movimiento epicíclico, a consecuencia del cual parecen oscilar alrededor del Sol, es consecuencia de su revolución efectiva alrededor de este astro, mientras que el movimiento progresivo merced al cual siguen al Sol es debido al movimiento anual de la Tierra.

Ahora podemos comprender fácilmente cómo encuentran su explicación en el sistema de Copérnico los movimientos retrógrados y las posiciones estacionarias de los planetas. La Tierra y todos los planetas se mueven en torno del Sol en el mismo sentido, de oeste a este. Cuando la Tierra y un planeta exterior se encuentran a un mismo lado del Sol, por

ejemplo, en E_1 y P_1 (fig. 15), se mueven en el mismo sentido, hacia E_2 y P_2 ; pero como la Tierra recorre su órbita más rápidamente que el planeta, para un observador terrestre parecerá que el planeta se mueve hacia el oeste, o sea hacia atrás, mientras que su movimiento real se efectúa hacia el este; pasará, por consiguiente, aparentemente de P'_1 (proyección de P_1) a P'_2 (proyección de P_2) en la esfera infinitamente alejada. Si la Tierra está al otro lado del Sol (en E_6 y E_7) la dirección de su movimiento actual será opuesta a la del planeta (P_6 y P_7) por cuyo motivo el movimiento del planeta dirigido hacia el este, o directo, tendrá mayor velocidad por habersele sumado la de la Tierra, pareciendo recorrer en la esfera celeste el arco de P'_6 a P'_7 . Entre estos dos sentidos del movimiento hay un punto para el cual el planeta parece inmóvil o *estacionario*. Para los planetas interiores, Venus y Mercurio, el movimiento aparente se verifica hacia el oeste (retrógrado) si el planeta se encuentra entre la Tierra y el Sol, ya que su velocidad es mayor que la de la Tierra. Cuando el planeta está al oeste del Sol permanece estacionario, y avanza hacia el este (directo) cuando está al otro lado del Sol. En general, el movimiento de un planeta es directo (hacia el este) cuando las rectas que unen posiciones simultáneas del planeta y de la Tierra, se cortan entre ambos, y es retrógrado

(hacia el oeste) cuando, si se trata de planetas exteriores, se cortan fuera de la órbita del planeta, y exteriormente a la órbita terrestre si se trata de planetas interiores. El movimiento es nulo, es decir, el planeta está estacionario, cuando

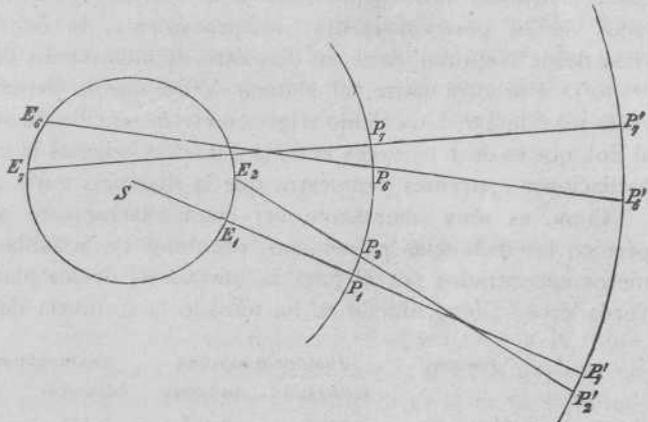


Fig. 15. — Movimientos directo y retrógrado

las rectas de unión son paralelas. Al llegar a este punto, hemos de hacer justicia al sistema de Tolomeo reconociendo cuán necesario era este primer paso para llegar a la verdadera teoría de los movimientos celestes. El gran mérito del sistema tolemaico consiste en la descomposición de los movimientos de los planetas, aparentemente tan complicados, en dos movimientos circulares, el del planeta ficticio en la esfera celeste y el del planeta verdadero alrededor del ficticio. Sin esta descomposición, las oscilaciones constantes de los planetas de un lado a otro hubieran aparecido como un movimiento demasiado complicado para poder prestarse a toda explicación mecánica. En cambio, la consideración más somera del movimiento epicíclico destacándose del movimiento regular y progresivo del planeta ficticio, tenía

que conducir fatalmente al descubrimiento de una chocante analogía con el movimiento anuo aparente del Sol, y puestas ya las cosas en este terreno sólo se necesitaba dar un pequeño paso, una simple discusión geométrica, para ver que es el Sol y no la Tierra el centro del movimiento planetario. La consecuencia inmediata debía ser que sólo la insuficiencia de los sentidos impide reconocer que la Tierra gira en torno del Sol y que el movimiento de éste, lo mismo que el movimiento epicíclico de los planetas, no son reales sino aparentes, producidos por el movimiento de la Tierra misma. La teoría heliocéntrica no podía haber seguido una evolución diferente de ésta.

El sistema de Copérnico da inmediatamente el medio de calcular las distancias relativas de los diferentes planetas tomando como unidad la distancia de la Tierra al Sol, o sea el número de veces que tales distancias contienen a la unidad, aunque la longitud absoluta de esta unidad siga siendo desconocida. Esta determinación se apoya en que el epiciclo aparente descrito por un planeta (fig. 14), tiene las mismas dimensiones que la órbita terrestre. Cuanto más cerca esté el planeta del observador, mayor parecerá el epiciclo. El del planeta más lejano conocido, Neptuno, tiene un diámetro de poco menos de 2° , esto es, Neptuno se aparta, a consecuencia del movimiento anuo de la Tierra, algo menos de 2° , a ambos lados de su posición media; recíprocamente, la órbita de la Tierra, vista desde Neptuno, tiene un diámetro de algo menos de 4° (exactamente $3^\circ 50'$). Por otra parte, el planeta Marte oscila generalmente 40° , y a veces más de 45° . Un cálculo trigonométrico sencillo da su distancia media, al Sol, que es de $1 \frac{1}{2}$ veces la de la Tierra, y además la variabilidad de sus oscilaciones aparentes demuestra que la distancia varía con el tiempo.

Como es muy interesante ver cuán exactamente pudo calcular Copérnico las distancias planetarias, reunimos en la tabla siguiente los números encontrados por él para las distancias de los planetas al Sol y los verdaderos. Como unidad se ha tomado la distancia de la Tierra al Sol.

Planeta	Distancia mínima		Distancia máxima	
	Copérnico	Verdadera	Copérnico	Verdadera
Mercurio	0,326	0,308	0,405	0,467
Venus	0,709	0,718	0,730	0,728
Marte	1,373	1,382	1,666	1,666
Júpiter	4,980	4,952	5,453	5,454
Saturno	8,66	9,00	9,76	10,07

Si se tiene en cuenta la imperfección de los medios de observación de aquel tiempo, estos resultados puede decirse que son exactísimos. La diferencia mayor corresponde a Mercurio, que todavía es hoy, entre los planetas principales, el de más difícil observación.

Las excentricidades de las órbitas fueron determinadas por Copérnico de la manera siguiente. Suponía el centro de las órbitas planetarias, no en el Sol, sino a una pequeña distancia del mismo (excentricidad). Ya se sabía desde hacía tiempo que la teoría de los movimientos uniformes en círculos excéntricos, aunque representa bastante bien las irregularidades

en el movimiento angular de los planetas, dobla las variaciones verdaderas de la distancia. Copérnico dió, por este motivo, para la excentricidad, un valor medio entre el suficiente para explicar el movimiento en longitud y el que daría las variaciones de la distancia, añadiendo un pequeño epiciclo de un tercio de esta excentricidad, y representó después ambas irregularidades, suponiendo que el planeta describía dos veces este epiciclo durante una vuelta alrededor del Sol (1).

La obra de Copérnico representa el paso más grande que se haya dado en Astronomía, al poner de manifiesto cuáles son en el cielo los movimientos reales, y cuáles consecuencia del movimiento del observador. Por otra parte, aquella obra no solamente se basaba en la Astronomía de Tolomeo, sino que compartía también muchos conceptos de la filosofía antigua sobre la naturaleza de las cosas. Al igual que Tolomeo, Copérnico consideraba el cielo como una esfera, y todos los movimientos celestes como circulares, ya simples, ya compuestos; pero a las objeciones de Tolomeo contra la teoría de la rotación terrestre argüía que se trataba de un movimiento natural, cuyas leyes eran completamente distintas de las del movimiento repentino. Así, su argumentación carecía en realidad de base científica, pero era correcta en sus conclusiones. Por lo demás, Copérnico llegó hasta donde era posible en su tiempo. Su hipótesis de un pequeño epiciclo igual al tercio de la excentricidad, representaba los movimientos planetarios con toda la exactitud que las observaciones permitían; pero era imposible fundar sobre una base dinámica el sistema del mundo, mientras no se alcanzase un conocimiento más perfecto de las leyes del movimiento.

2. LA OBLICUIDAD DE LA ECLÍPTICA Y LAS ESTACIONES EN EL SISTEMA DE COPÉRNICO

Veamos cómo se explican las relaciones entre el ecuador y la eclíptica en el nuevo sistema. Como que, según esta teoría, la esfera celeste no gira en realidad, la primera cuestión que se presenta es la de la significación que puedan tener el eje y los polos alrededor de los cuales aquélla parece girar. Los dos polos celestes no son ya más que los dos puntos de la esfera hacia los cuales está dirigido el eje de la Tierra. En la figura 16, n y s son el polo norte y el polo sur, respectivamente, de la

(1) La teoría de Copérnico se puede definir matemáticamente en coordenadas rectangulares, siendo e la excentricidad y g la anomalía media, de la manera siguiente :

$$\begin{aligned}x &= a (\cos g - e + \frac{1}{3} e \cos 2g) \\y &= a (\sin g + \frac{1}{3} e \sin 2g),\end{aligned}$$

mientras que las expresiones aproximadas del movimiento elíptico son :

$$\begin{aligned}x &= a (\cos g - \frac{3}{2} e + \frac{1}{2} e \cos 2g) \\y &= a (\sin g + \frac{1}{2} e \sin 2g).\end{aligned}$$

Las dos están de acuerdo si en las primeras se pone $\frac{3}{2} e$ en vez de e .

Tierra; si se prolonga el eje de rotación determinado por ellos hasta la esfera celeste aparente, N y S serán los polos norte y sur de la misma. Del mismo modo, si aq es el ecuador terrestre, su prolongación determina el ecuador celeste AQ , que divide la esfera celeste en dos partes. Si la

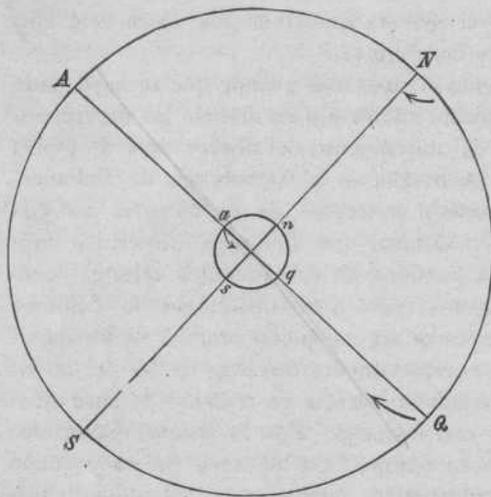


Fig. 16

Tierra gira alrededor de su eje ns en el sentido indicado por la flecha a , la esfera celeste parecerá girar alrededor de su eje aparente NS , pero en sentido contrario, y de tal manera que los puntos (estrellas) situados cerca del polo se moverán muy lentamente (estrella polar) y los puntos del ecuador lo harán con más rapidez, como indican las flechas N y Q , análogamente a lo que acontece en los puntos correspondientes de la superficie terrestre. Como que el polo celeste permanece invariablemente todo el año en el mismo sitio, el eje de rotación

de la Tierra conserva siempre la misma dirección (fig. 17) durante toda la duración de una vuelta de nuestro planeta en torno del Sol. Además, hemos visto que existe un movimiento muy lento, pero continuo, del polo sobre la esfera celeste, la precesión; de esto se deduce que la dirección

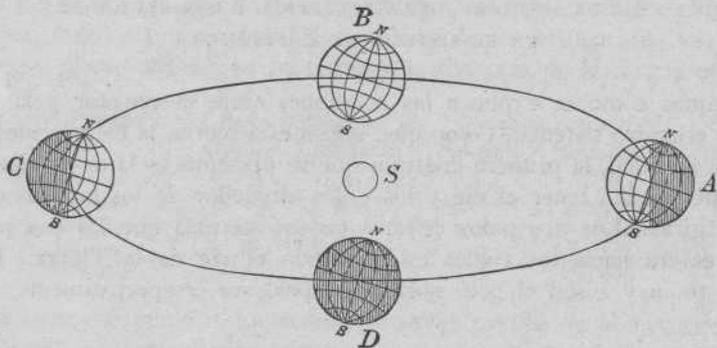


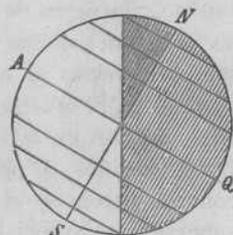
Fig. 17. — Órbita de la Tierra alrededor del Sol

del eje de rotación de la Tierra va cambiando con gran lentitud en el transcurso de los años.

Fijémonos ahora de nuevo en los fenómenos que, como la sucesión de las estaciones, equinoccios, etc., dependen de las posiciones respectivas de la Tierra y el Sol. Como antes hemos dicho, el Sol parece moverse en un año en la esfera celeste siguiendo una órbita llamada eclíptica. Eclíptica y

ecuador celeste forman entre sí un ángulo de unos $23 \frac{1}{2}^{\circ}$ (1); esto indica que el eje de rotación de la Tierra no es perpendicular al plano de la órbita descrita por ésta, sino que forma con él un ángulo de unos $66 \frac{1}{2}^{\circ}$.

La figura 17 representa cuatro posiciones distintas de la Tierra en su trayectoria anual alrededor del Sol. En la posición *A*, el polo sur *S* está vuelto hacia el Sol, mientras que el polo norte *N* y toda la zona comprendida dentro del círculo polar *N* (círculo que dista del polo $23 \frac{1}{2}^{\circ}$ y del ecuador $66 \frac{1}{2}^{\circ}$) están en la oscuridad. En esta posición (diciembre) el Sol no sale nunca para los habitantes de la zona ártica, y para los de la zona antártica no se pone nunca; en el hemisferio norte de la Tierra es invierno y en el sur verano. Fuera de estas zonas, el Sol sale y se pone, y la duración relativa de los días y de las noches en un punto cualquiera de la Tierra puede determinarse exactamente, conociendo el círculo (paralelo geográfico) a lo largo del cual se mueve el punto supuesto a consecuencia de la rotación diurna. Con mayor claridad, la Tierra, en la posición *A*, está representada en tamaño mayor en la figura 18:



las seis rectas inclinadas paralelas al ecuador son proyecciones de los círculos polares, de los trópicos y de los paralelos de 50° de latitud; *AQ* es el ecuador, y *NS* el eje de la Tierra. Vemos en la figura que un punto del círculo polar ártico ($66 \frac{1}{2}^{\circ}$ de latitud geográfica norte) es tangente al terminator, o línea de separación entre la luz y la oscuridad, esto es: el Sol se ve una vez al día en el horizonte. Del paralelo 50° hay dos tercios en la oscuridad y un tercio en la parte iluminada, y para cada lugar situado en este paralelo, las noches tienen doble duración que el día. Cuanto más nos acerquemos al sur tanto mayores serán las partes de círculo situadas en la parte iluminada y tanto menores las correspondientes a la oscuridad, o sea tanto más largos serán los días y tanto más cortas las noches, hasta que en el ecuador ambos son iguales. En el hemisferio sur es inverso el fenómeno: los días son tanto más largos y las noches tanto más cortas cuanto más nos acerquemos al polo sur, y en el círculo polar antártico, o sea en los puntos situados en el paralelo $66 \frac{1}{2}^{\circ}$ de latitud sur, sólo un momento cada 24 horas se ve el Sol en el horizonte, teniéndolo encima del horizonte el resto del día. Finalmente, entre el círculo polar antártico y el polo sur, el Sol no se pone en todo el día. Es entonces verano para los habitantes del hemisferio sur e invierno para los del norte.

Tres meses después, la Tierra está en la posición *B* (fig. 17), posición que corresponde a fines de marzo. Si prolongamos el plano del ecuador, pasará por el Sol, el cual aparece, por consiguiente, en el ecuador celeste. Todos los paralelos tienen una mitad en la parte oscura (no visible en la figura). Los días y las noches, por consiguiente, tienen igual duración

(1) El valor exacto de la oblicuidad de la eclíptica, para la fecha 1900.0, es $\epsilon = 23^{\circ} 27' 8''.26$. Disminuye anualmente $0''.46845$.

en toda la Tierra. En la posición *C*, que la Tierra toma en junio, todo ocurre al revés de cuando la Tierra estaba en la posición *A*; como ahora el polo norte está vuelto hacia el Sol, en el hemisferio norte los días son más largos que las noches, y en el hemisferio sur las noches más largas que los días. En la posición *D* que alcanza la Tierra en septiembre, las noches y los días vuelven a tener la misma duración, como en *B*, y por la misma causa; en la figura, solamente es visible la parte oscura de nuestro globo. Como se ve, todos los fenómenos, aparentemente complicados, que antes hemos descrito, quedan explicados de una manera sencilla en el sistema copernicano.

3. TYCHO BRAHE

Después que se hubo establecido el sistema de Copérnico, sólo era posible un nuevo progreso astronómico mediante un conocimiento más profundo de las leyes de la Mecánica, o bien por observaciones más exactas de las posiciones de los cuerpos celestes. El avance se realizó en este último sentido, gracias al astrónomo danés Tycho Brahe, que nació tres años después de la muerte de Copérnico. Tycho Brahe, durante más de veinte años, empleó en la observación de los cuerpos celestes los mejores aparatos, ideados o perfeccionados por él mismo. Como todavía no se conocía entonces el telescopio, sus observaciones no tardaron en ser superadas en precisión por otras más exactas hechas con instrumentos dióptricos, debiendo su valor y celebridad, especialmente, a la circunstancia de haber servido a Kepler para el descubrimiento de las leyes del movimiento planetario.

Como teórico, Tycho Brahe no fué afortunado. Desechó el sistema de Copérnico por una razón que en su tiempo era de mucho peso, esto es, por la distancia inconcebible a que debían estar las estrellas fijas en caso de ser cierto este sistema. Vimos ya en la página 38 cómo se reproducía en el movimiento epicíclico de los planetas el movimiento anuo de la Tierra alrededor del Sol. Pero las estrellas fijas, situadas fuera del sistema solar, debían moverse también aparentemente de la misma manera, si la teoría de Copérnico era cierta. Ahora bien: ni las observaciones de Tycho, ni las de sus predecesores, habían acusado tal movimiento. Los partidarios de Copérnico sólo podían contestar a esto que la distancia de las estrellas fijas debía de ser tan grande, que el movimiento de la Tierra no podía influir en sus posiciones aparentes, por ser el diámetro de la órbita terrestre pequeñísimo comparado con la distancia a que las estrellas están situadas. Un cambio de posición de tres o cuatro minutos de arco, o sea la novena parte del diámetro de la Luna, en medio año, hubiera sido notado fácilmente por Tycho Brahe, lo cual obligaba a suponer que la distancia de las estrellas fijas era por lo menos mil veces la distancia de la Tierra al Sol, o cien veces la distancia a que está colocado Saturno, el planeta más lejano conocido entonces. Dentro de las

ideas corrientes en aquella época, era inconcebible que hubiese un espacio tan extenso y vacío entre la órbita de Saturno y las estrellas fijas, porque para los filósofos era axiomático, desde Aristóteles, que el vacío repugnaba a la Naturaleza, y que ésta no dejaba un espacio vacío sin llenar.

Por otra parte, la teoría de Copérnico explicaba de un modo muy sencillo los fenómenos para que se la desechara por completo. Por esta razón, Tycho Brahe emitió una hipótesis que era una mezcla de la de Tolomeo y de la de Copérnico; supuso que si bien los cinco planetas se movían alrededor del Sol, éste, en cambio, se movía alrededor de la Tierra, la cual estaba, por lo tanto, inmóvil en el centro del Universo.

Tal vez para la teoría copernicana fué una suerte que los aparatos astronómicos de Tycho Brahe no alcanzasen un grado más elevado de perfección. Si hubiese encontrado que la paralaje anua de las estrellas fijas no llega a un segundo y que, por consiguiente, éstas deben estar a una distancia de la Tierra superior, por lo menos, a 200 000 veces la que nos separa del Sol, los astrónomos, que no eran capaces todavía de admitir un ensanchamiento repentino de su última esfera cósmica a una extensión mucho menor, habrían deducido sin titubear que Tolomeo tenía razón y Copérnico estaba en un error.

El sistema de Tycho Brahe no llegó a imponerse, y apenas tuvo partidarios; el invento del antejo disipó las últimas dudas que pudiera ofrecer el sistema de Copérnico, antes de que un sistema nuevo pudiese arraigar.

4. KEPLER

Una rara coincidencia de circunstancias favorables facilitó el rápido desarrollo de las ideas copernicanas. Ante todo, se necesitaba para ello un hombre como Kepler, dotado de inteligencia profundamente especulativa y de un espíritu matemático vigoroso e incansable y de férrea voluntad. Un destino benévolo quiso que Kepler estuviese en contacto con Tycho Brahe; primero fué su ayudante y después su sucesor como matemático del emperador en Praga. En este cargo, Kepler tomó sobre sí la empresa de calcular nuevas tablas del movimiento de los planetas con ayuda de las observaciones de Tycho Brahe, de las cuales dedujo sus famosas leyes del movimiento planetario. Copérnico había admitido, como hemos visto, las hipótesis de los antiguos según las cuales los movimientos celestes se componían de movimientos circulares uniformes, y por este motivo se vió obligado a introducir un pequeño epiciclo que debía explicar la irregularidad del movimiento. Las observaciones de Tycho Brahe habían superado tanto a las de sus predecesores, que demostraron claramente a Kepler la insuficiencia de tales hipótesis. Con una feliz oportunidad, escogió para sus investigaciones el planeta Marte, que se acerca mucho a la Tierra y cuya órbita tiene una gran excentricidad. El estudio genial que hizo de las observaciones de este planeta por Tycho Brahe, le condujo, después de cálculos inmensos, al descubrimiento

de que el movimiento de Marte no se efectúa en un círculo, sino en una elipse, en uno de cuyos focos se encuentra el Sol. Dentro de esta suposición, Kepler podía representar, exactamente, el movimiento observado del planeta si al mismo tiempo consideraba variable su velocidad a lo largo de la órbita. Así llegó, por fin, a las dos primeras de sus tres famosas leyes del movimiento planetario, que publicó en su obra «Astronomia nova... de motibus stellae Martis, Pragmae, 1609»:

1.^a *La órbita descrita por los planetas es una elipse, con el Sol en uno de sus focos.*

2.^a *En el movimiento de revolución alrededor del Sol, el radio vector del planeta barre áreas iguales en tiempos iguales.*

Sea PA (fig. 19) la elipse que recorre un planeta, en uno de cuyos

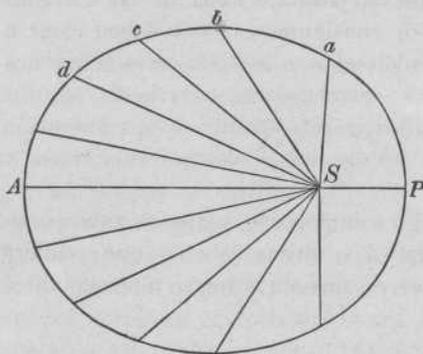


Fig. 19

focos S está el Sol. En el punto P , perihelio, es donde el planeta está más cerca del Sol. A partir de este punto el planeta se aleja del Sol, pasando por a , b , c , d , hasta que llega a A , afelio, en cuyo punto está a la distancia máxima. Después se vuelve a acercarse lentamente, siguiendo la otra mitad de la trayectoria, para alcanzar de nuevo el perihelio y así seguir su órbita indefinidamente.

Supongamos que a partir de P determinamos las posiciones que toma el planeta al final de intervalos de tiempo iguales, por ejemplo, de 30 días cada uno. Sean a , b , c , d , las cuatro primeras de estas posiciones. Si unimos estos puntos, así como P , con el Sol, por medio de rectas (radios vectores), determinamos cuatro áreas, cada una de las cuales es barrida en 30 días por el radio vector del planeta. Según la segunda ley de Kepler, estas áreas son iguales entre sí.

Hasta diez años más tarde no encontró Kepler, siguiendo un camino puramente especulativo (1), la tercera de sus leyes, que da la relación entre los períodos de revolución de los diferentes planetas. Ya Copérnico sabía que el tiempo de la revolución de un planeta es tanto mayor cuanto más alejado está del Sol, no solamente porque la órbita es mayor, sino también porque el movimiento se efectúa en realidad con más lentitud. Sa-

(1) Con entusiasmo dice él mismo, en su obra «Harmonices mundi Libri V» (Lincii, 1619): «Por fin he sacado en claro, y, sobrepajando mis esperanzas, he encontrado como cierto, que toda la gama de las armonías existe en toda su extensión y en todos sus detalles en los movimientos celestes, y no en la forma que yo antes suponía, sino en otra completamente distinta y perfecta... Si me creéis, me alegraré, y si os enojáis, lo soportaré; aquí echo los dados y escribo un libro, para que lo lean los contemporáneos o la posteridad, es igual; esperará miles de años a su lector, si Dios mismo ha esperado durante seis mil años al que debía contemplar su obra.»

turno, por ejemplo, está $9 \frac{1}{2}$ veces más lejos del Sol que la Tierra, y si llevara la misma velocidad que ésta, daría una vuelta completa a su órbita en $9 \frac{1}{2}$ años; pero en realidad emplea 29 años; se mueve, por consiguiente, con una velocidad inferior a la tercera parte de la velocidad de la Tierra. Copérnico no encontró, sin embargo, la relación numérica entre las distancias y los tiempos de revolución, descubrimiento que estaba reservado a Kepler, que lo expresó así:

3.^a *Los cuadrados de los tiempos de revolución de los planetas son proporcionales a los cubos (terceras potencias) de sus distancias medias al Sol.*

La conformidad de esta ley con la realidad queda demostrada en la tabla siguiente, que contiene las distancias medias que conocía Kepler, tomando como unidad la distancia de la Tierra al Sol, y los tiempos de revolución (tomando como unidad el año terrestre), así como los cubos de aquéllas y los cuadrados de éstos:

Planetas	Distancias	Periodos	Cubos de la distancia	Cuadrados del periodo
Mercurio	0,387	0,241	0,058	0,058
Venus	0,723	0,615	0,378	0,378
La Tierra. . . .	1,000	1,000	1,000	1,000
Marte	1,524	1,881	3,540	3,538
Júpiter.	5,203	11,86	140,8	140,7
Saturno	9,539	29,46	868,0	867,9

Así la antigua teoría de que los movimientos de los cuerpos celestes se efectuaban en círculos o por lo menos en órbitas compuestas de círculos, quedó desechada para siempre. La elipse vino a ocupar el lugar de la circunferencia, y un movimiento de velocidad variable sustituyó al movimiento uniforme.

5. DE KEPLER A NEWTON

La determinación de las leyes del movimiento planetario, hasta donde era posible dentro de la precisión de las observaciones astronómicas de aquel tiempo, fué obra de Kepler. No sólo quedaban así precisadas la posición y las dimensiones de la órbita elíptica de cada planeta, sino que, además, se disponía de un medio para predecir el punto de la órbita en que se encontraría el astro en un instante determinado; desde aquel momento, se pudo admitir la posibilidad de calcular la posición del planeta en todos los momentos futuros. La ciencia matemática de entonces no podía hacer más, porque sólo había conseguido una demostración geométrica, pero no una explicación mecánica del movimiento. Lo cierto es que las posiciones de los planetas predichas de esta manera no estaban tampoco de completo acuerdo con las observadas, y si Kepler hubiese podido disponer de las mediciones más exactas de nuestros días, hubiera encontrado que sus

leyes sólo explicaban los movimientos planetarios de una manera aproximada. No solamente habría encontrado que las órbitas elípticas cambian poco a poco de posición, sino también que los planetas oscilan a un lado y a otro de la posición prescrita por la ley de las áreas, que las áreas barridas por los radios vectores son tan pronto mayores como menores y que, por consiguiente, un cálculo demasiado anticipado llevaba a resultados erróneos. Y es que mientras quedasen sin respuesta las preguntas de por qué los planetas describen órbitas elípticas, de por qué los radios vectores barren áreas proporcionales a los tiempos, de por qué existe la relación expresada en la tercera ley entre la distancia y el tiempo empleado en una revolución, no era posible explicar por qué los planetas se apartaban de estas leyes. Tales problemas no podían abordarse mientras no se conocieran las leyes generales del movimiento, que eran desconocidas en tiempos de Kepler, y mientras la explicación geométrica no fuera sustituida por una explicación mecánica.

El primer paso grande, en la investigación de estas leyes, fué dado por Galileo, el gran contemporáneo de Kepler. Este filósofo estudió de una manera experimental el movimiento de los cuerpos terrestres sometidos a la acción de la gravedad, investigando las leyes de la caída, del deslizamiento y de la oscilación. Podemos decir que con él empieza una época de sana inducción en las ciencias exactas, mientras que hasta entonces había reinado el método deductivo o la mera especulación. Como fundador de la Dinámica, como defensor del sistema de Copérnico, como mártir de la predicación de este sistema que él creía verdadero y procuraba en todas ocasiones divulgar, Galileo es quizá el carácter más interesante de su época. Toda duda que pudiese existir todavía sobre el sistema de Copérnico, desapareció gracias a los descubrimientos hechos por Galileo con el antejo. Las fases de Venus le enseñaron que este planeta es, como la Tierra, un cuerpo opaco, de forma esférica y que recibe la luz del Sol; y en el sistema de Júpiter con sus satélites, se reproducía en pequeña escala el sistema solar, tal como lo había imaginado Copérnico. El Universo se negaba ya a proporcionar argumentos contra la nueva ley. A pesar de ello, la prohibición de los libros que trataban del sistema heliocéntrico subsistió hasta el año 1758.

El primer ensayo para explicar los movimientos de los cuerpos por una causa física general, lo hizo Descartes (Cartesius) en su famosa teoría de los torbellinos, que durante algún tiempo rivalizó con la teoría de la gravitación.

Este filósofo suponía que el Sol, como las demás estrellas fijas, estaban bañados por un fluido sutil que se extendía hasta el infinito en todas direcciones. La rotación de un planeta ponía en movimiento rotatorio las partes del fluido inmediatas; éstas comunicaban su movimiento a las partículas más lejanas, hasta que, finalmente, toda la masa giraba como un remolino o torbellino. Los planetas eran arrastrados en torno del Sol en ese remolino de éter. Los planetas más lejanos se movían con más lentitud porque las partículas del éter más alejadas eran menos afec-

tadas por la rotación del Sol. Dentro del gran torbellino del sistema solar había otros menores, con un planeta en el centro de cada uno, a cuyo alrededor se movían los satélites nadando en el éter. Si Descartes hubiese podido demostrar que las partículas de estos remolinos etéreos se movían siguiendo elipses en cuyo foco estaba el astro central, que las áreas barridas por el radio vector eran proporcionales a los tiempos, y que las velocidades debían variar conforme a la tercera ley de Kepler, su teoría habría triunfado; pero la hipótesis cartesiana no fué capaz de explicar estos hechos, y en realidad debe considerarse como un retroceso, más bien que como un adelanto de la ciencia. No obstante, la importancia de Descartes como filósofo y lo numeroso de sus discípulos favorecieron una rápida difusión de sus ideas astronómicas, y entre sus partidarios se encontraron hombres de mérito, como el matemático Juan Bernoulli.

Después de Galileo fué especialmente Huygens quien allanó el camino a la teoría de la gravitación universal. Gran matemático y al mismo tiempo gran físico y observador, Huygens ocupa un lugar preeminente en la historia de las ciencias. Descubrió las leyes de la fuerza centrífuga y, con sólo aplicar éstas al sistema solar, hubiera deducido como consecuencia que los planetas son sostenidos en sus órbitas por una fuerza que varía en razón inversa del cuadrado de su distancia al Sol.

El camino que conducía a la teoría de la gravitación no tenía ya pérdida; pero el gran descubrimiento parecía exigir la aparición de un nuevo genio.

ladas por la rotación del Sol. Dentro del gran torbellino del sistema solar había otros menores, con un planeta en el centro de cada uno, a cuyo alrededor se movían los satélites vagando en el éter. Si Descartes hubiera podido demostrar que las partículas de estos remolinos étericos se movían siguiendo elipses en cuyo foco estaba el astro central, que las áreas barridas por el radio vector eran proporcionales a los tiempos, y que las velocidades debían variar conforme a la tercera ley de Kepler, su teoría habría triunfado; pero la hipótesis cartesiana no fue capaz de explicar estos hechos, y en realidad debe considerarse como un retroceso, más bien que como un adelanto de la ciencia. No obstante, la importancia de Descartes como filósofo y lo que sus discípulos favorecieron una rápida difusión de sus ideas astronómicas, y entre sus partidarios se encuentran hombres de mérito, como el matemático Juan Bernoulli.

CAPÍTULO III

Gravitación universal

Después de Galileo y Newton, gran matemático y al mismo tiempo gran físico y observador, Huygens ocupa un lugar preeminente en la historia de las ciencias. Descartes y Newton, al aplicar estas ideas a los sistemas solares, hubieron debido como consecuencia

Nunca se ponderará bastante la trascendencia del descubrimiento de la *gravitación universal* por Isaac Newton. Este progreso extraordinario consiste en la demostración de que el movimiento de los cuerpos celestes es producido por una fuerza universal, de la cual, la fuerza que hace caer una manzana al suelo no es más que una manifestación aislada. Con este hallazgo, Newton rasgó el velo que cubría el misterio de los movimientos celestes. Jamás sus predecesores sospecharon que pudiera existir analogía entre el movimiento continuo de los planetas en circunferencias o elipses y los movimientos observados en la superficie de la Tierra, ni pudieron imaginar que ambas clases de hechos estuviesen regidos por las mismas leyes, considerando como la cosa más natural y cierta que los cuerpos celestes se moviesen según leyes que nada absolutamente tenían que ver con los fenómenos que se producen en la superficie terrestre.

La idea de una fuerza cósmica que emana del Sol o de la Tierra y que es causa de los movimientos celestes no es, en realidad, una creación exclusiva de Newton. El mismo Tolomeo, y aun los filósofos más antiguos, tenían ya la idea vaga de una fuerza que estaba dirigida siempre hacia el centro de la Tierra, o lo que para ellos era equivalente, hacia el centro del Universo. También Kepler sostenía la existencia de una fuerza que movía los planetas y que emanaba del Sol. Pero ni Tolomeo ni Kepler pudieron dar una explicación medianamente satisfactoria de esta fuerza a base de las leyes que rigen los fenómenos terrestres, porque tampoco era posible formarse idea clara de su verdadera naturaleza sin el conocimiento de las leyes generales del movimiento, al que no llegó ninguno de aquellos astrónomos.

El mayor error en que incurrieron todos los investigadores hasta el tiempo de Galileo, era el de considerar necesaria la acción continua de alguna fuerza para que un cuerpo puesto en movimiento no se detu-

viése. Que Kepler compartía estas ideas, lo demuestra el hecho de que consideraba insuficiente una fuerza que solamente actuase en dirección hacia el Sol para sostener el movimiento planetario y creía necesaria una fuerza complementaria, que empujase constantemente el planeta hacia adelante, y que él atribuía a un efecto de la rotación del Sol alrededor de su eje. Es difícil decir — tan lentamente se desenvolvió la gran verdad en el espíritu humano — quién fué el primero que señaló claramente este error y afirmó que un cuerpo, una vez puesto en movimiento, debía continuar moviéndose siempre más, sin necesidad de ninguna fuerza. Leonardo de Vinci parece haber sospechado esta verdad, que es una consecuencia de la ley de la inercia, y que estaba contenida en las leyes de la caída de los cuerpos, de Galileo, y en la teoría de las fuerzas centrales de Huygens. Pero ninguno de estos investigadores, ni el mismo Galileo, la enunció en términos precisos, y hay que llegar hasta Newton para encontrar claramente expuesta esta ley fundamental, en unión de las consecuencias que de ella pueden deducirse. La base de las ideas mecánicas de Newton se encierra en las tres leyes del movimiento siguientes:

1. *Un cuerpo en movimiento sobre el cual no actúa fuerza alguna; se mueve continuamente en línea recta y con velocidad constante (ley de la inercia).*

2. *Si sobre un cuerpo en movimiento actúa una fuerza, se verifica un cambio en el movimiento resultante de la primera ley, en la dirección de la fuerza y proporcional a ella (paralelogramo de fuerzas).*

3. *La acción y la reacción son iguales y opuestas; así, pues, si un cuerpo ejerce una fuerza sobre otro, éste ejercerá una fuerza igual sobre el primero, en la misma dirección pero en sentido opuesto (acción y reacción).*

La primera de estas leyes es la más importante. La circunstancia que impidió durante siglos su descubrimiento, es el no existir sobre la superficie de la Tierra ningún cuerpo sobre el cual no actúe ninguna fuerza, y por lo tanto ningún cuerpo que se mueva indefinidamente en línea recta. Todos los cuerpos que nos rodean están sometidos, por lo menos, a la atracción de la Tierra, esto es, a la acción de la gravedad, por efecto de la cual caen. Otras fuerzas que dificultan el movimiento libre son el rozamiento y la resistencia del aire. Fué necesario realizar experimentos minuciosos para demostrar que, sustraídos a la acción de estas fuerzas, los cuerpos se moverían indefinidamente y en línea recta.

Sentado este principio, es fácil comprender cuán sencillo y directo es el razonamiento mediante el cual Newton se remontó desde los hechos que se observan en la superficie de la Tierra hasta el gran principio al cual está unido su nombre para siempre. Sabemos, en primer lugar, que existe en la Tierra una fuerza que actúa por doquiera, merced a la cual todos los cuerpos son atraídos hacia el centro de nuestro globo. La acción de esta fuerza se extiende, sin disminución sensible, lo mismo a los más altos edificios que a la cima de las montañas más elevadas. Ahora se presenta naturalmente la pregunta: ¿hasta dónde alcanza su acción? ¿Se

ejerce, por ejemplo, sobre la Luna? En caso afirmativo, la Luna sería atraída hacia el centro de la Tierra, como lo es la piedra lanzada al aire, como lo es la manzana que cae del árbol (1). ¿No será esta fuerza de la gravedad la que retiene a la Luna en su órbita y que le impide salir de ella y continuar moviéndose en línea recta, conforme a la primera ley del movimiento? Para poder contestar a esta pregunta era necesario calcular cuál es la fuerza necesaria para retener a la Luna en su órbita, y compararla con la fuerza de la gravedad. Los astrónomos de aquel tiempo sabían perfectamente que la distancia que nos separa de la Luna es de 60 radios terrestres; pero esta unidad no era conocida con exactitud. Newton supuso al principio que era de 10500 Km (2), y por este motivo sus cálculos no le dieron un resultado exacto. Esto ocurría cuando Newton tenía 23 años. Cerca de veinte años tuvo abandonados sus cálculos hasta que conoció las medidas efectuadas por el francés Picard, de las que resultaba que el diámetro de la Tierra era una quinta parte mayor de lo que antes se suponía. Con este resultado encontró (3) que la diferencia entre la órbita descrita por la Luna y una línea recta correspondía a una desviación de 4,9 m en un minuto, es decir, que un cuerpo colocado a la distancia de la Luna cae recorriendo en el primer minuto 4,9 m en dirección hacia el centro de la Tierra, mientras que cerca de la superficie terrestre el mismo espacio es recorrido por un cuerpo en $\frac{1}{60}$ de este tiempo, o sea en un segundo.

Como que los espacios recorridos en la caída de los cuerpos son proporcionales a los cuadrados de los tiempos empleados en recorrerlos, se deduce que la fuerza de la gravedad en la superficie de la Tierra es 60×60 , o sea 3600 veces mayor que la fuerza que retiene a la Luna en su órbita. Y siendo la distancia de la Luna al centro de la Tierra 60 veces mayor que el radio de la Tierra, se deduce que *la fuerza que retiene a la Luna en su órbita es la misma que hace caer una piedra al suelo, solamente que su intensidad disminuye proporcionalmente al cuadrado de la distancia al centro de la Tierra.*

- Para un matemático es fácil extender al movimiento de la Luna la noción de la fuerza que hace caer una piedra o una manzana; pero el no matemático quizá no comprenda cómo puede la Luna caer constantemente hacia la Tierra sin que disminuya la distancia entre ambos astros.

La figura 20 nos servirá para aclararlo. Según enseña la teoría de la

(1) Viendo caer una manzana del árbol fué como Newton concibió la idea de que era la misma fuerza de gravedad la que retenía a la Luna.

(2) Las medidas lineales las damos en kilómetros (Km), metros (m), etcétera. 1 Km = 0,135 millas geográficas = 0,621 millas inglesas; 1 milla geográfica = 7,42 Km = 4,61 millas inglesas; 1 milla inglesa = 1,61 Km = 0,217 millas geográficas. 1 m = 3,078 pies de París = 3,186 pies del Rhin = 3,281 pies ingleses; 1 cm = 0,369 pulgadas de París = 4,433 líneas de París; 1 cm = 0,394 pulgadas inglesas.

(3) El desarrollo del descubrimiento de Newton se cree que fué como se acaba de indicar; pero es probable que esta evolución hipotética no corresponda a la realidad. La obra fundamental de Newton «Philosophiæ naturalis principia mathematica» se publicó en Londres en 1687.

caída de los graves, un cuerpo recorre 5 m durante el primer segundo, tres veces más, o sea 15 m, durante el segundo siguiente, 25 m durante el tercero, etc. Supongamos que el cuerpo no cae en dirección vertical, sino que es lanzado horizontalmente, como una bala de cañón; a causa de la gravedad, se desviará, o, lo que es lo mismo, caerá durante el primer segundo 5 m, separándose esta cantidad de la línea recta según la cual fué disparado; en el segundo siguiente se desviará tres veces más, en el tercero cinco veces más, etc., lo mismo que si hubiese partido sin velocidad inicial. Sea AB (fig. 20) la superficie terrestre y AD una recta tangente en A , o sea la dirección de la visual de un observador que, desde A , mirase a través de un anteojo colocado horizontalmente. La superficie terrestre se desviará de esta visual, a causa de su curvatura, unos 8 cm al final del primer kilómetro, 24 cm más al final del segundo kilómetro, etc. A los 8 Km de distancia la desviación será de 5 m. A la distancia de 16 Km se ha de sumar el triplo de este resultado y la desviación será, por consiguiente, de 20 m, y así sucesivamente. La desviación sigue, por lo tanto,

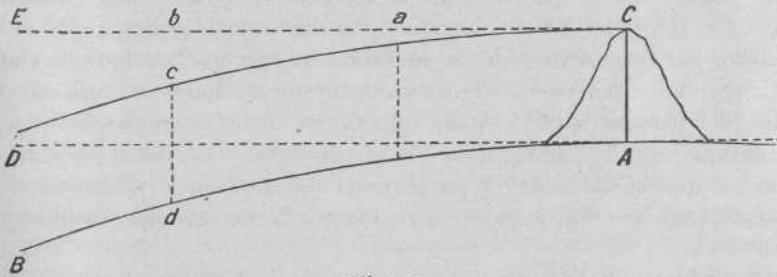


Fig. 20

la misma ley que rige la caída libre de los cuerpos pesados. En lugar de disparar la bala de cañón desde A , hagámoslo desde un punto elevado C , en la dirección CE ; cuanto mayor sea la velocidad del proyectil, tanto más lejos llegará antes de alcanzar la Tierra. Supongamos ahora que la fuerza de la pólvora fuese tal, que la velocidad de la bala alcanzase 8 Km por segundo y que el aire no opusiese resistencia alguna. A los 8 Km de distancia del punto C , la bala habría llegado a a ; pero como que la bala alcanzaría dicha posición al cabo de un segundo, se tendría que en virtud de la ley de la caída de los graves habría caído la bala durante este intervalo 5 m debajo de la recta CE . Acabamos de ver que a esa misma distancia la superficie de la Tierra se encorva unos 5 m; por consiguiente, la bala no se habría acercado a la Tierra desde el momento del disparo. Durante el segundo siguiente la bala recorrería el espacio ab , pero a causa de la gravedad caería otros 15 metros, o sea un total de 20 m, hasta el punto c ; pero a esta distancia, la superficie de la Tierra está encorvada otros 15 m, con lo cual la distancia cd es igual a la AC . Así, pues, si no encontrase la bala resistencia alguna, se movería con velocidad constante permaneciendo siempre a la misma distancia de la superficie terrestre, de modo que a pesar de estar siempre cayendo daría la vuelta a la Tierra

sin llegar nunca al suelo, y volvería a alcanzar el punto *C* al cabo de $1^{\text{h}} 24^{\text{m}}$. La bala sería, por consiguiente, un satélite de la Tierra, como la Luna, sólo que más cercano y con un período de revolución mucho más corto. A la fuerza explosiva de la pólvora, que lanza la bala de cañón en línea recta, corresponde en la Luna un impulso primitivo, a consecuencia del cual, según el principio de inercia, se movería en línea recta indefinidamente si no interviniese la acción de la Tierra.

Siguiendo este razonamiento, se llega a la demostración de que la gravitación no es una propiedad exclusiva de la Tierra. Los planetas se mueven alrededor del Sol como la Luna alrededor de la Tierra y tienen que estar sujetos a una fuerza dirigida hacia el Sol. Esta fuerza no puede ser otra que la gravitación o atracción del Sol mismo. Un cálculo sencillo fundado en la tercera ley de Kepler, enseña también que la fuerza con la cual los planetas son atraídos por el Sol obra en razón inversa de los cuadrados de sus distancias medias.

Preséntase en seguida el problema recíproco; el de determinar la órbita y las leyes del movimiento de un planeta, cuando una fuerza que varía en razón inversa del cuadrado de la distancia le obliga a dar vueltas alrededor del Sol. Ante todo, la Mecánica enseña que, cualquiera que sea la fuerza, mientras esté dirigida constantemente hacia el Sol, el radio vector del planeta barrerá áreas iguales en tiempos iguales, y que, por el contrario, esta ley de las áreas no se cumplirá si la fuerza obra en otra dirección que la del Sol. De la segunda ley de Kepler, deducida de las observaciones, resulta, pues, que, en efecto, la fuerza está dirigida hacia el Sol.

El problema de determinar la forma de las órbitas partiendo de la ley de la gravitación, fué resuelto ya por Newton. Éste demostró que la órbita tiene que ser, en general, una sección cónica (1), la cual, según las circunstancias, es una elipse, una parábola o una hipérbola, con el Sol en uno de sus focos; con esto quedó demostrada la primera ley de Kepler en su forma más general. Así desapareció todo el misterio de los movimientos celestes y los planetas quedaron reducidos sencillamente a la condición de cuerpos pesados, que se mueven con arreglo a las mismas leyes que los objetos que nos rodean. Las tres leyes de Kepler están, pues, contenidas en una ley única, la de la gravitación universal.

La tercera ley de Kepler vino a completar la de la gravitación. Como hemos visto, el cociente de dividir los cuadrados de los tiempos de revolución por los cubos de las distancias medias, es el mismo para todos los planetas. Si aplicamos a los satélites de Júpiter esta ley, elevando a la tercera potencia la distancia media de cada uno de ellos a Júpiter y dividiendo este cubo por el cuadrado del tiempo de revolución, obtendremos un mismo cociente, pero no el mismo que obteníamos en el caso de aplicar la ley al planeta mismo. Este cociente depende del astro central y es proporcional a la masa de éste. En el caso del movimiento de los

(1) Acerca de las secciones cónicas indicaremos algo más en el párrafo 4.

planetas, cuyo centro es el Sol, dicho cociente es 1047 veces mayor que en el caso de los satélites de Júpiter, porque la masa del Sol es 1047 veces mayor que la de Júpiter. Según la misma teoría, la tercera ley de Kepler requiere la introducción de un factor complementario en el cual debe estar incluida la masa (1). Kepler desconoció esta corrección porque las masas planetarias son muy pequeñas con relación a la del Sol. Gracias a la tercera ley de Kepler, disponemos de un medio muy cómodo para determinar la masa de todos los planetas provistos de satélites; esta masa se expresa como una fracción de la masa del Sol, considerada como unidad.

Pero, aun en esta forma, la ley tampoco es completa; en general, en un sistema aislado (sistema solar) cada cuerpo atrae a los demás y es atraído por ellos. A causa de esta atracción general, ocurren perturbaciones en el movimiento de todos los planetas, cuyas órbitas no cumplen exactamente las leyes de Kepler. La observación comprueba este resultado de la teoría. El problema así se complica, y hay que concretarlo en los siguientes términos: ¿la atracción mutua de los planetas, explica completa y claramente esas irregularidades? Newton no pudo contestar a esta pregunta sino de una manera incompleta, porque el problema era demasiado complicado para los conocimientos matemáticos de su tiempo. Llegó, sí, a demostrar que la atracción del Sol debía producir perturbaciones en el movimiento de la Luna alrededor de la Tierra, tales como venían dadas por las observaciones, pero no podía calcular exactamente su magnitud. Con todo, la conformidad de su teoría con el movimiento de los cuerpos celestes era tan sorprendente, que no podía dudarse de su certeza. Por esto no se comprende cómo la Academia de Ciencias de París otorgó en 1732, más de cuarenta años después del descubrimiento de Newton, un premio al célebre matemático Juan Bernoulli por un tratado en el que explicaba el movimiento planetario a base de la teoría de los torbellinos de Descartes.

Para expresar en toda su generalidad la ley de Newton, no basta decir que el Sol, la Tierra y los planetas se atraen mutuamente. Se puede dividir la materia cuanto se quiera, y siempre se encontrará que experimenta y ejerce una atracción, mientras quede algo de masa. Como la Tierra atrae hasta a las más pequeñas partículas, éstas también atraerán a su vez a la Tierra, y con la misma fuerza, con arreglo a la tercera ley del movimiento. De esto se deduce que la fuerza de atracción no está difundida por el espacio, sino que radica en cada una de las partículas pequesísimas que constituyen la masa; en suma, la atracción que ejerce la Tierra sobre una piedra, por ejemplo, es sencillamente la suma

(1) Traducida al lenguaje matemático, la tercera ley de Kepler, dice exactamente:

$$T^2 \cdot (1 + m) = T'^2 \cdot (1 + m') = T''^2 \cdot (1 + m'') = \dots = \text{constante}$$

en donde $a, a', a'' \dots$ son los semiejes mayores, $T, T', T'' \dots$ los tiempos de revolución, y $m, m', m'' \dots$ las masas de los planetas expresadas en fracción de la masa del Sol, que se toma como unidad. La fórmula aproximada dada por Kepler se deduce haciendo $m = m' = m'' = \dots = 0$.

de las atracciones ejercidas entre la piedra y todas las partículas que constituyen la Tierra.

De la ley de la gravitación se deduce además que, teóricamente, no hay límite o frontera para la distancia a la cual se extiende la gravitación universal. La atracción del Sol sobre los planetas más lejanos conocidos, Urano y Neptuno, está de acuerdo con la ley de Newton; pero si consideramos la disminución, extraordinariamente rápida, que al aumentar la distancia sufre esta atracción, y si tenemos en cuenta las distancias enormes que nos separan de las estrellas fijas, podremos sacar la consecuencia de que la atracción solar no produce efectos perceptibles a la distancia de las estrellas.

De todo lo que acabamos de exponer, se deduce que el enunciado completo de la ley de la gravitación universal es el siguiente:

Dos porciones infinitamente pequeñas de materia se atraen una a otra, con una fuerza que es directamente proporcional al producto de las masas y está en razón inversa del cuadrado de la distancia mutua.

2. LAS LEYES FUNDAMENTALES DE LA MECÁNICA Y SU DESARROLLO DESDE NEWTON. PRINCIPIO DE LA RELATIVIDAD

Con la ley de la gravitación que acabamos de enunciar, la llamada ley o principio de inercia (pág. 51) y la ley de la acción de una fuerza en el movimiento de un cuerpo (1), Newton sentó los fundamentos de la Mecánica.

Sobre esta base se apoya toda la Mecánica celeste, desarrollada, en los dos siglos que siguieron al descubrimiento de Newton, hasta alcanzar el grado de adelanto actual, por hombres como Laplace, Lagrange, Jacobi y otros. Hasta más allá del sistema solar, se vió que eran aplicables estas leyes fundamentales. Por esto, aunque continuamente volvían a surgir dudas sobre los fundamentos de la Mecánica clásica, los resultados de sus leyes demostraban cada día más que para la descripción de todos los fenómenos relacionados con el movimiento no era ya necesaria ninguna nueva reforma de la teoría. No obstante, pronto se vió que en el movimiento del planeta Mercurio no era posible un acuerdo completo y satisfactorio entre las observaciones y el cálculo, sino suponiendo en el sistema solar, además del Sol y los planetas conocidos, otras masas atrayentes; y aunque no era posible descubrir estas masas, era general la creencia de que existían planetas todavía desconocidos en el sistema solar. A principios de este siglo, el estudio de las diferencias entre la observación y el cálculo en los movimientos de Mercurio no dejó ya lugar a duda en cuanto a la existencia de algún error de principio en las leyes naturales, tenidas hasta entonces por ciertas, y gracias a las investiga-

(1) Esta ley se puede enunciar así: toda fuerza comunica a un cuerpo una aceleración que es proporcional a la magnitud de la fuerza e inversamente proporcional a la masa inerte del mismo.

ciones de Alberto Einstein, se impuso una revisión de los fundamentos de la Mecánica de Newton. Esta revisión condujo al convencimiento de que sólo fundando en conceptos completamente nuevos la teoría del movimiento, podía establecerse un cuerpo de doctrina que, sin contradicciones consigo mismo y con la realidad, salvara todos los puntos débiles de la Mecánica clásica. El papel importante que había desempeñado siempre la Astronomía en el desarrollo de la Mecánica, se ha confirmado en la posición decisiva que volverá a ocupar ahora, con motivo de la nueva teoría.

Como ya dijimos en el párrafo anterior, en la explicación de los movimientos celestes presentáronse al principio grandes dificultades para comprender cómo una fuerza central que partía del Sol podía ser suficiente para mantener a los planetas en su órbita. Hasta que Galileo estableció la noción de la inercia, no se vió claro que era necesaria una fuerza para que un cuerpo al que se había comunicado una velocidad la modificara de algún modo. Después, esta facultad de la materia, llamada masa, se convirtió en atributo principal de la misma, y la ley de la inercia en ley principal de la Mecánica de Newton. La masa así considerada, o *masa inerte* de un cuerpo, da solamente la magnitud de la resistencia que éste presenta a todos los cambios de movimiento. Por otra parte, la propiedad que, según la ley formulada por Newton, tienen los cuerpos, de atraerse en razón inversa del cuadrado de la distancia y en razón directa de una magnitud particular inherente a cada cuerpo, llevó a introducir un nuevo atributo de la materia, la *masa pesada* o *gravitatoria*. Esta masa fué introducida en los cálculos como medida del efecto gravitatorio, independiente, en principio, del atributo de la inercia. Con ello, apareció ya una división fatal de los fenómenos del movimiento en dos clases distintas: unos que obedecen al efecto de la gravitación y otros que obedecen al de la inercia. Con esta división se introdujo furtivamente en la Mecánica de Newton y de Galileo la clasificación de los movimientos en absolutos y relativos, que fué ya para Newton motivo de grandes preocupaciones. En la Mecánica celeste, como en la Mecánica general, sólo se trata, en realidad, de movimientos relativos de los cuerpos: esto lo enseña la observación inmediata. La Mecánica de Newton, fundada en las tres leyes que hemos mencionado al principio de este párrafo, no logró poner en evidencia en sus fórmulas esta relatividad de los movimientos, porque tampoco consiguió establecer una relación precisa entre las manifestaciones de la inercia y de la gravedad, y porque los dos atributos principales de los cuerpos, su masa inerte y su masa gravitatoria, resultan ser siempre iguales en magnitud. En el marco de una clase más reducida de movimientos, la Mecánica de Newton logró tener en cuenta la relatividad de los movimientos mientras los sistemas se movieran uno respecto al otro en línea recta y con velocidad constante; pero en la formulación de este principio de relatividad quedó introducida en realidad una hipótesis que no fué reconocida como tal hasta Einstein y cuya discusión ha sido el punto de partida de la reforma de la Mecánica newtoniana. Nosotros

procuraremos exponer aquí los conceptos en que se basa la Mecánica moderna, y que en el fondo se apoyan en la Mecánica de Newton, pero partiendo del hecho fundamental de la relatividad de todos los movimientos.

La teoría de la relatividad ha adquirido una importancia tal, que las leyes de la Mecánica, vistas a su luz, bastan para la representación del movimiento tal como se ofrece a la observación. ¿Qué trabajo tan enorme y tan inútil se invirtió desde Galileo y Newton para añadir un concepto físico a la idea del movimiento absoluto en el espacio! Aunque los matemáticos insinuaron ya hace tiempo que el hablar del movimiento absoluto de un cuerpo en el espacio carecía de sentido, se presentaban dificultades infranqueables al adaptar las leyes de la Mecánica al postulado de la relatividad. Los experimentos, además, no permitían tampoco afirmar que este postulado fuese siempre válido, y fué necesario un progreso considerable en el desarrollo de la Dinámica y del Análisis para que Einstein lograse poner de acuerdo la relatividad de los movimientos con las leyes de la Mecánica y con la observación.

Empecemos por considerar, libres de viejos prejuicios, si del estudio de los movimientos se deduce, en efecto, la relatividad de todos ellos, y si sobre ésta sola base es posible una representación satisfactoria de todos sus aspectos.

La relatividad del movimiento rectilíneo y uniforme se impone a todo observador, aun en los hechos de la vida diaria, por ejemplo, cuando sentado en un vagón del ferrocarril no se consigue adquirir la seguridad de que el tren está en movimiento al mirar por la ventanilla a otro tren situado en la vía vecina. Con mucha frecuencia ocurre que el otro tren es el que se ha puesto en movimiento, y el pasajero acaba por no saber a ciencia cierta cuál de los dos convoyes es el que anda, hasta que consigue orientarse por el edificio de la estación, indudablemente *en reposo*, o por el andén. Las personas mayores ven con toda claridad que el paisaje, en este movimiento relativo, es en realidad el sistema en reposo, al cual debe referirse su propia locomoción, y les es fácil representarse el movimiento del coche por el del panorama. En cambio los niños, que obedecen inmediatamente a la percepción sensorial, mantienen durante todo el trayecto la opinión de que el panorama es el que se mueve, y que son los postes del telégrafo los que pasan con mucha rapidez por delante de la ventanilla. Aquí tenemos el caso más sencillo del movimiento relativo, esto es, del movimiento rectilíneo y uniforme, del cual no difiere mucho el del mismo tren al arrancar despacio y sin sacudidas. Se comprende que una Mecánica que estableciese una diferencia esencial en la representación de estos fenómenos según que fuese uno u otro el tren que se mueve, estaría en contradicción con la experiencia. Por esta razón la relatividad del movimiento rectilíneo y uniforme es una consecuencia natural de la Mecánica de Newton. De ella se deduce un hecho que, aunque de todos conocido, tiene excepcional importancia: cualquiera que sea el tren que supongamos quieto o en marcha, los objetos se moverán dentro del tren, para el

observador, lo mismo si su coche está en reposo que si viaja con velocidad constante. Ahora bien: si este hecho, deducido de la experiencia, nos da un medio de representar por completo los movimientos aparentes sobre la Tierra, ocurre preguntar: ¿No ocurrirá también lo mismo cuando se considere la influencia que puedan ejercer en los cuerpos que nos rodean, no solamente el movimiento, en cada instante casi rectilíneo y uniforme, de la Tierra alrededor del Sol, sino también la traslación de conjunto del sistema solar con relación a las estrellas, y hasta el posible movimiento de nuestro sistema sidéreo, hasta hoy desconocido? Así, la relatividad de todos los movimientos rectilíneos y uniformes fué una de las hipótesis principales sobre las que pudo construirse la Mecánica de Galileo y de Newton, aunque no se lograra formular un principio general de relatividad, y aunque en ella no ocupara en realidad aquella hipótesis un lugar preferente como principio fundamental, porque los movimientos realmente rectilíneos y uniformes, esto es, aquellos en los cuales los cuerpos no sufren la acción de ninguna fuerza, no se observan jamás en la Naturaleza, en la cual la atracción de las masas actúa sin excepción, creando aceleraciones donde quiera que haya materia. Comprendió ya Newton la necesidad de admitir que todos los movimientos eran relativos, y realizó el experimento llamado «del cubo» para comprobar la relatividad de la rotación. Al efecto imprimió un movimiento rotatorio a un recipiente con agua, y observó que mientras el recipiente giraba con velocidad cada vez mayor pero sin arrastrar consigo al líquido, la superficie de nivel del agua era plana; pero tan pronto como se comunicaba al agua el movimiento de rotación a consecuencia del rozamiento con las paredes del recipiente, aparecía el efecto de la fuerza centrífuga, y el líquido subía por las paredes adoptando su superficie libre la forma de un paraboloidé. De este experimento dedujo Newton que la rotación del recipiente con relación al líquido no es equivalente a la rotación del líquido con relación al ambiente. Solamente en este último caso aparecía la fuerza centrífuga. De ello dedujo que no es posible sustituir entre sí el cuerpo y el ambiente en una rotación, y que ésta tiene siempre un sentido absoluto; es decir, que en toda rotación se trata de un estado de movimiento referible directamente al espacio absoluto. Esta noción del espacio absoluto fué el origen de las principales dificultades contra las cuales tenía que chocar la Mecánica clásica.

La idea de que la rotación era un movimiento absoluto en el espacio vacío, le pareció a Newton necesaria, porque de lo contrario encontraba inexplicable la aparición de la fuerza centrífuga. Así, en el fondo, admitió una influencia del espacio absoluto sobre los cuerpos, que tenía como consecuencia la aparición de la fuerza centrífuga. En verdad, esto no era una explicación de los fenómenos que pudiera satisfacer al espíritu. Nuestra aspiración debe ser siempre, en lo posible, relacionar causalmente sólo aquellos fenómenos que se prestan a la observación y que pueden ser medidos por procedimientos físicos. Que no podemos considerar al espacio vacío como una magnitud física de esta especie,

está suficientemente probado por multitud de trabajos teóricos. Si admitiésemos la explicación de la rotación tal como aparece en la Mecánica newtoniana, tendríamos que suponer que aunque la Tierra no estuviese rodeada de cuerpos celestes, y por consiguiente, no pudiésemos comprobar jamás su movimiento de rotación, aparecería actuando sobre ella la fuerza centrífuga, siendo imposible averiguar la causa de esta fuerza misteriosa por medio de otra observación cualquiera. Únicamente se podía salvar esta dificultad, llegando a un conocimiento más profundo de la naturaleza de la inercia y desechando el error que aparece en la segunda de las hipótesis fundamentales del movimiento de la Mecánica de Newton, cosa ya entrevista por E. Mach, pero no resuelta por completo hasta Einstein. Nos referimos a la noción experimental de la igualdad de la masa inerte y de la masa gravitatoria.

Como ya hemos dicho al principio de este párrafo, conociase la propiedad que tienen los cuerpos de poseer una masa inerte como cosa completamente distinta de la masa gravitatoria. Esta noción es la que condujo a Galileo a formular la ley de la inercia; y esta propiedad de todos los cuerpos de oponer al movimiento una resistencia proporcional a su masa inerte, fué interpretada como propiedad absoluta de la materia. La cantidad de masa inerte que contenía el cuerpo se consideraba como algo indestructible y propio de él, independientemente de todos los cambios físicos. Si la masa inerte sólo hubiese tenido significación con relación a las masas del mundo exterior — así como la gravedad tiene solamente origen en la acción recíproca de los cuerpos, de modo que no se le podría atribuir significación alguna si en el Universo no existiese más que un cuerpo — habría sido imposible formular la ley de la inercia tal como hoy se la conoce; porque un cuerpo que no estuviera sujeto a la acción de ninguna fuerza exterior, tal como supone el enunciado del principio de inercia, debería ser forzosamente un cuerpo infinitamente alejado de toda masa atractiva. El atribuir inercia a este cuerpo, carecería, pues, de sentido si la inercia no fuese independiente de las masas restantes.

Newton descubrió el hecho fundamental de que la masa inerte y la gravitatoria eran siempre iguales. Esta ley es la más exacta de todas las del movimiento; y como que en su Mecánica se atribuía un carácter absoluto a la inercia y en cambio se derivaba la gravitación de la acción recíproca entre todas las masas del Universo, aquella igualdad entre ambas masas permaneció como una cosa incomprensible, y de hecho no se la tuvo en cuenta en la teoría del movimiento. Precisamente por haber omitido el significado de una ley tan fundamental, la obra newtoniana no pudo desechar la idea del movimiento absoluto.

Considerando ahora otra vez el experimento del cubo, veremos que no justifica la conclusión de Newton, por poco que se profundice en las relaciones entre la gravedad y la inercia. La rotación del recipiente con relación al agua no puede dar lugar a la aparición de la fuerza centrífuga, porque para ello sería preciso que las partículas de agua, obedeciendo a su inercia, tendieran a escaparse, en cada instante, tangencial-

mente a las paredes del recipiente si éstas no lo impidieran; en virtud de esto ejercerían sobre las paredes una presión, determinada por la inercia de las partículas. La rotación del recipiente con relación al líquido, solamente podría provocar en el líquido una fuerza análoga a la centrífuga, si la masa inerte del líquido dependiese de una influencia del recipiente, lo cual sólo ocurriría si la masa del recipiente fuese tan enorme (por ejemplo, si sus paredes tuvieran un espesor de varios kilómetros), que su influjo sobre el líquido tuviese un valor apreciable al lado de la atracción que ejercen la Tierra y los demás astros del Universo. Sobre este punto llamó ya la atención E. Mach.

La aparición de la fuerza centrífuga en toda rotación — en general, en todo movimiento acelerado aparece una fuerza — plantea la cuestión de la naturaleza de la inercia. En el caso de una traslación rectilínea y uniforme, no aparece fuerza alguna, de manera que no hay que tener en cuenta ninguna acción dinámica especial, además de la interpretación puramente cinemática del movimiento, para que éste pueda ser considerado como movimiento relativo. Pero en la rotación, se ocurre en seguida examinar de qué manera la fuerza centrífuga observada puede venir en nuestra ayuda para que también aquella pueda ser considerada como movimiento relativo. La respuesta es la siguiente: como consecuencia de la identidad de las masas inerte y gravitatoria, es posible considerar la fuerza centrífuga como una forma de la gravedad, y por lo tanto, como expresión de la acción recíproca de los cuerpos. Por esta sola indicación se comprende cuán fatal fué para el desarrollo de la ciencia el no comprender en una sola teoría los fenómenos de la inercia y de la gravedad, y el que a la ley de la igualdad entre las dos clases de masa, ya conocida por Newton, no se le diera un lugar adecuado entre las bases fundamentales de la Mecánica.

Así, la interpretación de la rotación terrestre como movimiento relativo puede ser no solamente cinemática, sino también dinámica, tanto si se admite la rotación de la Tierra como si se admite la rotación de las masas de todo el Universo alrededor de la Tierra; la aparición de la fuerza centrífuga en la superficie terrestre resultará en ambos casos como consecuencia del movimiento. Según la Mecánica de Newton la fuerza centrífuga es resultado de la inercia de las masas terrestres, sin que sea posible esta interpretación en el caso de considerar las masas del Universo girando alrededor de la Tierra; pero una vez sentado que la fuerza centrífuga no se diferencia de la gravedad, salta en seguida la posibilidad de considerarla como consecuencia de la atracción ejercida por las masas extraterrestres en movimiento de rotación. De aquí nace una nueva teoría de la gravitación, en la que los efectos de la inercia y de la gravedad quedan como fundidos en una sola categoría. Tal es en el fondo la teoría general de la relatividad, desarrollada por Einstein.

Vamos a seguir esta transformación de la Mecánica en las diferentes etapas que la caracterizan.

Newton considera solamente, como ya hemos dicho, la relatividad para

los sistemas que se desplazan unos respecto a otros con movimiento rectilíneo y uniforme. Este principio de relatividad exige que los sistemas en movimiento rectilíneo y uniforme recíproco sean de la misma naturaleza, e introduce este postulado en las leyes del movimiento en el sentido de que aquéllas no deben cambiar de forma aun cuando las medidas de espacio y tiempo (o lo que es lo mismo, de distancia, velocidad y aceleración) que aparecen en las fórmulas, las efectúe el observador dentro de uno cualquiera de estos sistemas. Es decir, que si se transforman las medidas de espacio y tiempo hechas en un sistema en las correspondientes a otro sistema dotado de movimiento rectilíneo y uniforme, la fórmula o ley del movimiento «transformada» representará las mismas relaciones entre las fuerzas, velocidades y aceleraciones que aparecen en el nuevo sistema. Este postulado de la relatividad, juntamente con el sistema de fórmulas de transformación según las cuales las medidas de tiempo y espacio hechas en un sistema se refieren a todos los sistemas equivalentes, completaban el principio de relatividad en esta primera fase de su existencia. Por otra parte, la Mecánica clásica no daba a las fórmulas de transformación adaptadas a aquel postulado de relatividad otro valor que el de un problema puramente matemático que tenía una sola solución, esto es, las «fórmulas de transformación» de Galileo y Newton. No se vió que las fórmulas escogidas contenían una hipótesis que debía quedar en entredicho en los tiempos futuros. Las fórmulas empleadas eran:

$$x' = x \pm vt, \quad y' = y, \quad z' = z,$$

suponiendo que se tome, para simplificar, el caso de un sistema referido a ejes coordinados rectangulares x, y, z , y que se mueve con velocidad $\pm v$ paralelamente al eje x , y otro sistema referido a coordenadas rectangulares x', y', z' , cuyo eje x' es paralelo al x . La simplificación de las relaciones entre las dos coordenadas y y z depende en nuestro caso de considerar que el movimiento es paralelo al eje común x , lo cual no afecta a la esencia del problema; en cambio, debemos fijarnos en una arbitrariedad de estas transformaciones, y es que las medidas del tiempo en los dos sistemas que se desplazan uno respecto al otro con movimiento rectilíneo y uniforme, están relacionadas entre sí por la identidad $t' = t$, de manera que en el principio queda involucrada como furtivamente esta cuarta ecuación, que equivale a sentar la afirmación siguiente: las medidas del tiempo tienen una significación absoluta, o, lo que es lo mismo, que tanto el fijar una simultaneidad, que es a lo que se reduce toda medida del tiempo, como el medir un intervalo de tiempo, es independiente de que el observador que los mide se encuentre en uno u otro de los dos sistemas que se mueven uno con respecto al otro. Aquí está escondido el error fundamental que fué descubierto por Einstein en el año 1905 y cuya revelación ha alcanzado una importancia inmensa en el estudio de la Filosofía natural.

El carácter absoluto del tiempo no aparece en realidad sino en cuanto nos referimos a los hechos de observación sin los cuales no sería posible

el estudio de los fenómenos físicos que se verifican en puntos más o menos alejados del espacio. No olvidemos que sin la ayuda de los rayos luminosos, no hubieran existido para los hombres la Física ni la Astronomía. El empleo de los rayos luminosos para observar y apreciar en el tiempo los fenómenos que ocurren en puntos alejados del espacio, no sólo es el fundamento de toda representación práctica de la Naturaleza, sino que también imprime un sello peculiar a la significación de las medidas. Como enseña una sencilla discusión matemática, las expresiones que dan la transformación de las medidas de espacio y de tiempo de un sistema en las correspondientes a otro sistema que se mueve con respecto al primero con un movimiento rectilíneo y uniforme, no son independientes de la clase de señales empleadas. Únicamente si pudiésemos emplear señales que no requiriesen tiempo alguno para su propagación, esto es, que su propagación se efectuase con una velocidad infinita, podríamos emplear las fórmulas de transformación de Galileo y Newton. Ahora bien; es un hecho general que en la Naturaleza no se produce acción ninguna a distancia, que no emplee algún tiempo en su propagación. El postulado de la relatividad de los movimientos rectilíneos y uniformes requería, por consiguiente, fórmulas de transformación que tradujesen esta particularidad de las observaciones, haciendo intervenir de una manera directa la velocidad de la luz, y ésta no pudo determinarse sino mediante experimentos muy posteriores a Newton.

Esta influencia de la velocidad de la luz se podrá comprender mediante el razonamiento siguiente. Un fenómeno cualquiera que se propague con la velocidad q en uno de los dos sistemas, se observará con otra velocidad de propagación por un observador inmóvil en el segundo sistema. Si, por ejemplo, en un tren en movimiento, una bola rueda en la dirección del tren, a lo largo del suelo del vagón, con una velocidad q , la velocidad de la bola será considerablemente mayor con relación a la vía para un observador que esté en la vía, ya que, para éste, a la velocidad de la bola respecto al tren se suma la de este último. Según las fórmulas de transformación de Galileo y Newton la velocidad q pasa, al hacer la transformación, a tener el valor q' (velocidad relativa al sistema transformado), que siempre es diferente del valor primitivo, a no ser que la velocidad de un sistema con respecto al otro sea igual a cero. Esto equivale a suponer que las velocidades se componen según el principio del paralelogramo y que no puede existir ninguna velocidad finita que conserve su valor independientemente del movimiento de los sistemas, de manera que q sea igual a q' a pesar de la velocidad v de un sistema respecto al otro. Pero contra esta hipótesis se levantan los experimentos sobre la velocidad de propagación de la luz. La propagación de la luz presentó las siguientes características fundamentales:

1. La velocidad de propagación no es afectada por el movimiento del manantial luminoso (experiencia deducida de la observación de las estrellas dobles).
2. La propagación de la luz en el interior de los cuerpos que se mue-

ven, si bien es influida por el movimiento de la materia, no lo es como si el medio de propagación de la luz tomara parte en el movimiento del cuerpo (experimento de Fizeau sobre la propagación de la luz en el agua en movimiento).

3. La velocidad de la luz en la Tierra es independiente de la dirección en que ésta se mueve, a pesar de lo rápido de este movimiento; se comporta, pues, como una constante universal (experimento de Michelson-Morley).

Según las fórmulas de transformación de Galileo y Newton, ninguna velocidad finita debía presentar tales propiedades. Por este motivo los experimentos sobre la propagación de la luz no pudieron ponerse de acuerdo con aquéllas, y dieron lugar a que se planteara la cuestión siguiente: ¿qué expresión deben tener las fórmulas de transformación para relacionar las medidas de tiempo y espacio en sistemas dotados de movimiento relativo rectilíneo y uniforme, si se tiene en cuenta la propiedad de velocidad de la luz, de comportarse como una constante universal?

Las expresiones buscadas son, en el caso sencillo antes considerado, en que ambos sistemas se mueven a lo largo de su eje común x :

$$x' = \frac{x \pm v t}{\sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}}}, \quad y' = y, \quad z' = z, \quad t' = \frac{t \pm \frac{v}{c^2} x}{\sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}}}$$

Tales son las fórmulas de transformación llamadas de Lorentz-Einstein, en las cuales c es la velocidad de la luz en el vacío. Como se ve, se obtienen las fórmulas de transformación de Galileo y Newton si se desprecian los cocientes $\frac{v}{c^2}$ y $\frac{v^2}{c^2}$. Dada la enorme velocidad de la luz respecto a las velocidades terrestres y aun las de los cuerpos celestes, pueden despreciarse en la práctica aquellos cocientes; pero la omisión de éstos equivale a admitir la hipótesis de que la velocidad de la luz no es una constante universal, como enseña la experiencia.

Una consecuencia en extremo interesante, a la cual condujeron las nuevas fórmulas de transformación, fué la relatividad de las medidas de tiempo, esto es, la afirmación de que tanto las velocidades como los intervalos de tiempo sólo tienen significado cuando se indica el sistema a que se refieren. Así, para la Mecánica y para el mismo principio de la relatividad de los movimientos, las nuevas fórmulas de transformación marcan el comienzo de una nueva época, porque las leyes fundamentales de Newton no conservan su forma cuando se hace una «transformación de Lorentz»; y como que el postulado de relatividad trae consigo la equivalencia de los sistemas animados de movimiento rectilíneo y uniforme, comprobada por la experiencia, hubo que buscar nuevas leyes fundamentales de la Mecánica que conservasen su forma al hacer tal transformación. Una circunstancia que fué puesta en evidencia por el principio de relatividad restringida — así se llama el postulado de rela-

tividad para sistemas que se mueven con movimiento rectilíneo y uniforme, unido a las transformaciones de Lorentz-Einstein, en oposición al mismo postulado unido a las transformaciones de Galileo y Newton — hizo suponer que la adaptación no sería posible por el camino de una sencilla modificación de las referidas leyes.

Einstein, siguiendo en el mismo orden de investigaciones, descubrió que también se debía atribuir inercia a la energía. Un cuerpo que pierde energía, por radiación, en cantidad L , experimenta una pérdida de masa inerte en cantidad $\frac{L}{c^2}$. Esto hizo poner en duda la igualdad

de las masas inerte y gravitatoria comprobada experimentalmente con la mayor exactitud, porque los principios newtonianos no ofrecían ninguna ayuda para atribuir una pérdida de masa gravitatoria a un cuerpo que hubiera perdido masa inerte por haber irradiado energía. La igualdad de las masas inerte y gravitante no tiene, en la Mecánica clásica, ningún fundamento especial, pero es un hecho de observación, y para modificar las ecuaciones fundamentales de la Mecánica de manera que expresasen la relatividad de los movimientos rectilíneos y uniformes y la constancia de la velocidad de la luz, sin contradecir nada comprobado por la experiencia, solamente podía seguirse un camino: establecer una teoría de la gravitación que atribuyese a la energía, además de inercia, gravedad.

Einstein consiguió formular esta teoría, y con ella un fundamento nuevo de la Mecánica, enunciando el principio de relatividad generalizada de todos los movimientos. Los rasgos esenciales de esta nueva teoría, que se ha desarrollado partiendo de la relatividad restringida, los vamos a presentar de una manera concisa.

PRINCIPIO DE RELATIVIDAD GENERALIZADA. — Einstein retrocedió, para instituir los fundamentos de la nueva Mecánica, hasta los hechos experimentales primitivos, sobre los cuales ya habían edificado Galileo y Newton, pero partiendo más directamente de la observación pura, ya que en la nueva Mecánica la ley de la inercia no aparece en primer término, porque se refiere a un fenómeno que en realidad no se ha observado de una manera inmediata. Por el contrario, la relatividad del movimiento es elevada a principio fundamental y lo mismo ocurre con el hecho de observación más antiguo de la Dinámica, o sea la igualdad de las masas inerte y gravitatoria. Esta es la clave de la nueva Mecánica. Einstein reconoció que la descripción de los fenómenos del movimiento como movimientos relativos recíprocos de los cuerpos, tal como se ofrecen a la observación inmediata, es posible mientras subsista la ley de la igualdad de las masas inerte y gravitatoria. Si recordamos el experimento del cubo, veremos que la aparición de la fuerza centrífuga no justifica la consecuencia que se sacó del experimento, ya que las rotaciones debían ser consideradas como movimientos absolutos tales como los concebía Newton; pero no siendo la fuerza centrífuga diferente de la gravitación, su aparición puede atribuirse al efecto de gravitación de

todas las masas del Universo al girar alrededor del cuerpo. En la Mecánica relativista, un movimiento elemental no es ya el movimiento, nunca observado, de los cuerpos completamente libres de la acción de las fuerzas como se supone en la ley de la inercia, sino el movimiento bajo la acción simultánea de la inercia y de la gravedad. La gravitación no es uno de los muchos efectos posibles de las fuerzas a que obedecen los cuerpos, sino una cualidad de la existencia de la materia, en que se basan todos los fenómenos del movimiento. Por este motivo coloca Einstein a la cabeza de la Mecánica el principio de la igualdad de las masas inerte y gravitatoria, y deduce del hecho experimental de que todos los cuerpos situados en el campo gravitatorio de la Tierra caen con la misma aceleración, la hipótesis que él llama *principio de equivalencia*, que es el siguiente: *la acción que ejerce un campo gravitatorio sobre un fenómeno cualquiera, podría ser también observada por todo observador si trasladara, sin sospechar el efecto del campo gravitatorio, su sistema de referencia con una aceleración igual a la característica del campo gravitatorio en el lugar considerado.*

Esta hipótesis fundamental de la nueva teoría refiere los fenómenos debidos a la gravitación a fenómenos de movimiento acelerado. La aceleración es el efecto de la gravitación en su forma más pura. Con esta hipótesis se llega, a través de la teoría generalizada de relatividad, a la teoría de la gravitación. Con esto no se llega a una definición de los campos gravitatorios, como en la Mecánica de Newton, sino, en vez de ello, a la *ley del movimiento* de los cuerpos sujetos al efecto de la gravitación, dándole la forma de una ley diferencial. Con esto prescindió del efecto a distancia, inherente a la atracción de las masas establecida por Newton.

Esta nueva ley del movimiento es: *todo cuerpo se mueve, bajo la acción de la inercia y de la gravedad, siguiendo una trayectoria que es una línea geodésica.*

Pero estas líneas geodésicas, en el universo del tiempo y del espacio, no pueden ser, según demuestra la experiencia, líneas rectas, en el sentido de la Geometría euclídea, sino líneas curvas: las órbitas planetarias lo demuestran. La gravitación obra sobre las trayectorias de los cuerpos encurvándolas. El problema mecánico consiste en hallar, deduciéndola del principio de la relatividad, una medida de esta variación de las trayectorias. Einstein llegó a este resultado, sacando de los hechos de la Naturaleza otra noción que había pasado inadvertida hasta entonces.

Las leyes del movimiento, en una teoría *generalizada* de la relatividad, no deben cambiar de forma si se pasa de un sistema de referencia a otro *que se desplace de cualquier manera con respecto al primero*, al igual que en la teoría de relatividad restringida, la relatividad de los movimientos rectilíneos y uniformes se fundaba en que las leyes no debían cambiar de forma al efectuar las transformaciones de las medidas de tiempo y espacio que estos sistemas homogéneos requerían. Pero esas leyes permanecen invariables en la transformación de coordenadas, mientras las relaciones de medidas están de acuerdo con la Geometría euclí-

dea. Ahora bien, se puede demostrar que en la Geometría euclídea se contiene una hipótesis que, aplicada a los cuerpos materiales, está en contradicción con la teoría general de relatividad. Había que desechar por lo tanto, la limitación de la Geometría euclídea y acudir a las relaciones más generales de la Geometría de Riemann. Sin este sacrificio de los antiguos métodos matemáticos, no habría sido posible llegar a una Mecánica relativista en su máximo de generalidad. En cambio, por los nuevos derroteros, no solamente no se introducen nuevas hipótesis en la descripción del Universo, sino que, por el contrario, se eliminan aquellas, hasta aquí inadvertidas, que el empleo de la Geometría euclídea había introducido en la Mecánica. Al mismo tiempo se llega a la conclusión, en extremo fértil, de que los estados geométricos del *universo material* son sólo fruto de la observación y no tienen importancia absoluta ninguna. Si carece de sentido, en la teoría de la relatividad general, el hablar de un movimiento con relación al espacio absoluto, también carece de él la idea de un espacio cuyas circunstancias absolutas de medida aparecen como totalmente independientes de las circunstancias físicas, como ocurre, por ejemplo, con las de la Geometría euclídea o de una Geometría no euclídea de curvatura constante dada. Colocado en este punto de vista alcanzó Einstein la última conclusión de su teoría. Volvió a relacionar las circunstancias geométricas del Universo con las consecuencias de la gravitación, y atribuyó las diferencias entre las líneas geodésicas y las líneas rectas en el campo de gravitación, a las diferencias que introducía en las medidas la Geometría euclídea. Estas discrepancias de las relaciones euclídeas fueron expresadas por Bernardo Riemann por medio de cierta función. Einstein formuló ecuaciones que permiten determinar el valor de esta función de un punto del espacio a otro y de un instante de tiempo a otro, por la distribución de la materia en el espacio. Estas ecuaciones constituyen el final de su teoría.

En conjunto, los caracteres principales de la teoría general de relatividad son los siguientes:

1. *El principio de la equivalencia*, que eleva la igualdad de las masas inerte y gravitatoria a principio fundamental de la Mecánica. Se basa en un hecho experimental antiguo y comprobado con gran exactitud, conocido pero no empleado en la Mecánica de Newton. Como, según resulta del principio de relatividad restringida, la energía está dotada de inercia, como consecuencia del principio de equivalencia tendrá también gravedad. Dos principios importantes de la Mecánica de Newton, el de la conservación de la energía y el de la conservación de la masa, se reúnen en un solo. La valla que existía todavía entre los dos conceptos fundamentales de la Física, materia y energía, cae, y vemos la posibilidad de reducirlos a uno solo.

2. *El principio del movimiento según una línea geodésica*, que regula el movimiento de un cuerpo bajo la acción recíproca de todas las masas restantes.

3. *Las ecuaciones del campo gravitatorio*, que permiten calcular

las geodésicas a partir de la distribución de la masa y de la energía, factor que determina el campo gravitatorio. La acción de la gravitación se propaga con la velocidad de la luz. La velocidad de la luz, que desempeña el papel de una constante universal en las regiones del espacio libres de la acción del campo gravitatorio, en las cuales es aplicable la teoría de la relatividad restringida, en la teoría de la relatividad generalizada es función del campo de gravitación.

Enfrente de esta Mecánica aparece la Mecánica de Newton, edificada sobre tres leyes fundamentales, que, si bien matemáticamente más sencillas, encierran los siguientes puntos controvertibles:

1. La noción del movimiento absoluto en el espacio. La aparición de la fuerza centrífuga se reduce a una acción recíproca entre la materia y el espacio vacío y no a la acción de los cuerpos;
2. La noción de una fuerza que actúa a distancia y que se propaga con una velocidad infinita;
3. Fórmulas en que no se tiene en cuenta el papel desempeñado por la velocidad de la luz en la Naturaleza, la relatividad de las medidas de tiempo y la inercia de la energía;
4. La inercia y gravedad como magnitudes en principio distintas, aunque de valor constantemente igual, lo cual por sí solo ya indica que son iguales en esencia.

PRUEBAS ASTRONÓMICAS DE LA NUEVA MECÁNICA. — Para decidir entre las antiguas teorías y las nuevas, lo más concluyente era averiguar si la relatividad generalizada explica los movimientos igual o mejor que la Mecánica clásica. Por lo que se refiere a la Astronomía, el problema está hoy reducido a lo siguiente. En el estudio de los movimientos celestes, las fórmulas de la teoría de la relatividad generalizada no solamente dan las leyes del movimiento que se deducen de las leyes de Newton, sino que explican además las diferencias, mencionadas al principio de este capítulo, que se observan en el movimiento de Mercurio en su órbita. Esta anomalía en el movimiento de Mercurio fué precisamente la primera piedra de toque para comprobar la teoría. En cuanto a los demás planetas, las diferencias con la teoría de Newton son demasiado pequeñas para que puedan dar origen a ninguna comprobación.

Pero más allá de los fenómenos de la Mecánica clásica, la teoría de la relatividad generalizada descubre la acción, observable, de la gravedad sobre el fenómeno de la propagación de la luz, con lo cual se ofrece a la Astrofísica un campo de actividad completamente nuevo. Según la nueva teoría, la energía de la luz es gravitatoria; por consiguiente, los rayos luminosos de una estrella que pasen cerca del Sol, deben sufrir una desviación por efecto de la acción gravitatoria del mismo; en el borde del Sol, una estrella deberá aparecer desviada $1''.75$ de su posición normal. Y en efecto, durante el eclipse total de Sol del 29 de mayo de 1919, las expediciones inglesas pudieron comprobar que las imágenes estelares cercanas al borde del Sol aparecían desplazadas

la cantidad precalculada por la teoría de Einstein. Este nuevo fenómeno de la desviación de los rayos luminosos, no encuentra explicación en las antiguas teorías; se puede considerar como un efecto del campo gravitatorio sobre la energía de la luz, y con ello como una prueba de la teoría general de la relatividad.

Además de estas dos pruebas, tan favorables hasta ahora, el principio de equivalencia conduce a considerar una acción de la gravedad sobre la emisión de la luz, que todavía no ha podido determinarse con toda exactitud. Según este principio, como hemos visto, tiene que existir una equivalencia completa entre la acción de un campo gravitatorio y la de la aceleración correspondiente. Ahora bien, la observación de un foco luminoso por parte de un observador en movimiento acelerado, se reduce a un efecto Doppler que depende de su aceleración. Según el principio de equivalencia, el desplazamiento de las rayas espectrales correspondiente a este efecto Doppler, debe ser el mismo si entre el foco luminoso y el observador hay un campo gravitatorio caracterizado por una aceleración igual de todas las masas. El valor de esta desviación de las rayas, por ejemplo, entre el Sol y la Tierra, depende, por consiguiente, de la diferencia de los campos gravitatorios del Sol y de la Tierra, diferencia que es conocida, ya que conocemos la masa y la densidad del Sol. Si λ es la longitud de onda correspondiente a una raya del espectro, la nueva longitud de onda a causa del efecto del campo gravitatorio es, en una primera aproximación, $\lambda' = \lambda (1 + 2 \cdot 10^{-6})$. La comprobación experimental de este efecto no se ha realizado aún de una manera definitiva, pero hay indicios de su existencia. La desviación de las rayas del espectro es debida a múltiples causas, y será una tarea muy ardua para la espectroscopia solar, el separar las respectivas influencias; pero el problema ofrece extraordinario interés, porque este efecto es consecuencia inmediata del principio de equivalencia, con independencia de la teoría general de relatividad. Por esta razón, su comprobación experimental sería una prueba inmediata del principio de equivalencia, sin el cual no podría subsistir el principio de la relatividad general de los movimientos. La comprobación experimental de este desplazamiento de las rayas espectrales por efecto del campo gravitatorio, suministraría a la Astrofísica un medio para deducir de los espectros de las estrellas consecuencias acerca de las intensidades de los campos gravitatorios en sus superficies, y de una manera indirecta, acerca de sus masas, abriéndose con ello nuevas perspectivas para determinar la distribución de la materia en el Universo y deducir las relaciones que puedan existir entre el tipo espectral y la masa.

3. EL PROBLEMA DE LOS TRES CUERPOS Y EL MOVIMIENTO DE LOS PLANETAS

El conocimiento de las leyes de Kepler no es suficiente para determinar de una manera completa el movimiento de los planetas, porque la

atracción recíproca entre éstos perturba las órbitas elípticas debidas a la atracción solar. Un punto importante de la teoría de la gravitación es averiguar si todas estas perturbaciones del movimiento de los planetas, de los cometas y de la Luna pueden calcularse partiendo de la atracción recíproca. Esto no puede afirmarse de una manera categórica, si no es viendo hasta qué punto están de acuerdo el movimiento que se deduce del cálculo y el observado.

El problema de calcular el movimiento de un planeta alrededor del Sol bajo la acción perturbadora de otro — el llamado *problema de los tres cuerpos* — es tan difícil de resolver, que aun no se ha encontrado una solución completa y precisa. En su forma más general, el «problema de los n cuerpos» se puede enunciar de la siguiente manera: un número n , determinado, de cuerpos (planetas) de masa conocida, está disperso en el espacio, y se dan sus posiciones y velocidades para un instante determinado; después quedan abandonados, según su atracción recíproca, a la ley de la gravitación; hallar las fórmulas generales por medio de las cuales se pueden determinar sus posiciones respectivas para un instante cualquiera. En esta forma general, no ha sido posible dar con la solución del problema, y no se entrevé por ahora la solución, lo cual prueba las dificultades que la cuestión ofrece. Estas dificultades provienen de que las fuerzas a que están sometidos los planetas en sus órbitas están sujetas a cambios constantes, a causa de los movimientos de los planetas mismos. Si éstos no sufrieran atracciones mutuas y solamente actuase sobre ellos la atracción ejercida por el Sol, el problema podría resolverse de una manera rigurosa, ya que entonces se moverían de completo acuerdo con las leyes de Kepler, describiendo elipses. Siendo los movimientos elípticos, las posiciones de los planetas podrían expresarse para cualquier instante por medio de fórmulas sencillas, y de la misma manera las atracciones mutuas; pero precisamente a causa de estas atracciones mutuas las órbitas no son exactamente elipses, y por consiguiente, las fórmulas que se deducen de las leyes de Kepler no son correctas.

Como que no se podía llegar a una solución general y completa del problema, se intentó obtener una solución aproximada, lo más exacta posible, aprovechando circunstancias que se presentan en realidad, caracterizadas porque la masa del Sol excede considerablemente a la de todos los planetas, y, entre éstos, Júpiter es bastante más grande que todos los demás. Hace pocos años, K. Sundman estudió el problema en toda su generalidad y desarrolló un método de aproximación, siguiendo el camino indicado por el análisis para la solución del problema de los tres cuerpos en el caso cualquiera de no estar sujeto a las condiciones especiales de nuestro sistema solar. Sus resultados despertaron especial interés, porque han conducido a consideraciones de carácter completamente general sobre la solución de ciertas circunstancias críticas del movimiento, allí donde son ineficaces los métodos corrientes del análisis. Estos puntos críticos del movimiento corresponden al choque de dos o más cuerpos. Naturalmente, en estas investigaciones se consideran puntos materiales sin

dimensiones. De los trabajos de Sundman se deduce que el choque de dos puntos materiales no conduce forzosamente a una anulación del movimiento, como suponía Jacobi, por ejemplo, sino que es posible una continuación del movimiento más allá del punto de choque, en el cual las órbitas de los cuerpos que chocan presentan puntos de retroceso. La pregunta, ciertamente muy interesante, de cuáles han de ser las circunstancias del movimiento para que no ocurra jamás un choque capaz de producir una catástrofe, no ha recibido todavía contestación. Para el problema de los tres cuerpos, los estudios de Sundman representan un adelanto importante por lo que se refiere a la resolución matemática del mismo; pero para el cálculo práctico de las órbitas planetarias presentan poca utilidad. Es necesario, ahora como antes, buscar simplificaciones del problema en las circunstancias especiales del sistema solar.

Tales esfuerzos no han logrado un éxito completo; pero, de todos modos, la gran concordancia entre las órbitas calculadas del Sol, la Luna y los planetas y las órbitas verdaderas, y la exactitud con que se ha logrado establecer las leyes de las variaciones de estas órbitas para los siglos pasados y venideros, demuestran que el trabajo hecho hasta aquí no ha sido completamente perdido. Newton sólo pudo atacar el problema por el camino geométrico, y demostró cómo actúan las fuerzas en ciertos puntos de las órbitas de dos planetas que se perturban mutuamente. Asimismo pudo demostrar cómo la acción del Sol sobre la Luna da lugar a una circulación de la órbita de ésta alrededor de la Tierra produciendo una revolución de los nodos lunares, y logró calcular de una manera aproximada una o dos desigualdades del movimiento de la Luna en su órbita.

Los matemáticos del continente abordaron después el problema del movimiento planetario, con un tesón y un conocimiento tal del asunto, que pronto vieron coronados sus esfuerzos por el más brillante éxito. Reconocieron la insuficiencia del método geométrico seguido por Newton y la necesidad de expresar analíticamente las fuerzas que mueven los planetas, y siguiendo este método analítico consiguieron superar en mucho los trabajos de Newton y sus compatriotas. La segunda mitad del siglo XVIII fué una época de oro de la Astronomía teórica. Sobre todos brillan durante ella los nombres de Clairaut, d'Alembert, Euler, Lagrange y Laplace. Las grandes obras de fines del citado siglo, la «*Mécanique céleste*», de Laplace, y la «*Mécanique analytique*», de Lagrange, contienen todo lo que en aquella época se conocía de esta complicada materia, y constituyen la base de casi todo lo que desde entonces se ha realizado.

En todos los estudios de esta época se parte de la elipse no perturbada del planeta considerado, y se consideran los elementos de esta elipse como sujetos a continuas variaciones a causa de la atracción de los demás planetas. El fin de todos aquellos esfuerzos era hallar fórmulas, lo más generales posible, que expresasen estas variaciones para cualquier instante.

Grandes dificultades ofreció el estudio de la órbita descrita por la

Luna, porque nuestro satélite es un astro relativamente grande y sus diferencias de posición con respecto a la órbita no perturbada pueden observarse con gran exactitud, a causa de su proximidad a la Tierra. Por esta razón, en la segunda mitad del pasado siglo, se intentó buscar en vez de la elipse de Kepler otras órbitas que se acercasen más al movimiento real, por ejemplo, una elipse oscilante. Estos estudios dan un carácter especial a las investigaciones de Hill y a las de Gylden sobre la teoría de la Luna. Un avance considerable representan los trabajos de Poincaré sobre las soluciones periódicas en el problema de los tres cuerpos; las nuevas órbitas corresponden a una simplificación de este intrincado problema, en el sentido de atribuir a uno de aquéllos una masa pequeñísima en relación con los otros dos. Con esta limitación se manifiesta ya una riqueza tal de formas diferentes para las órbitas, como consecuencia de la ley de Newton, que pareció imposible abarcar de una sola ojeada todas las posibilidades que en este terreno se ofrecían. Por esto constituyen un gran progreso los trabajos de Strömberg, quien calculó en todos sus detalles, renunciando a una generalización total, algunos casos escogidos del problema de los tres cuerpos, empleando para ello métodos especiales de cálculo, para llegar, siguiendo este camino, a una clasificación de las órbitas. Es de esperar que estudios más completos conduzcan con el tiempo a puntos de vista más vastos, desde los cuales se puedan descubrir nuevos aspectos del problema general.

Volviendo a los estudios fundamentales de Laplace y Lagrange, estudiemos en algunos ejemplos las diferencias observadas entre las órbitas descritas por los planetas y la Luna, y las elipses no perturbadas de Kepler.

El fenómeno de las variaciones lentas llamadas *perturbaciones seculares* de las órbitas planetarias ha sido objeto del mayor interés, ya que se esperaba poder deducir de ellas consecuencias precisas sobre la invariabilidad del sistema solar. Copérnico y Kepler, comparando las órbitas planetarias deducidas de las observaciones de su tiempo con las de Tolomeo, habían encontrado que la forma y posición de estas órbitas estaban sujetas a lentas variaciones. Los sucesores inmediatos de Newton pudieron atribuir estas variaciones a las atracciones recíprocas de los planetas, y así se llegó a plantear la cuestión de si tales variaciones serían eternamente progresivas, lo cual representaría un trastorno en las condiciones vitales del sistema solar y produciría como consecuencia inmediata la anulación de la vida sobre la Tierra; las órbitas descritas por ésta y por los demás planetas se convertirían en otras tan excéntricas, que a causa de la gran aproximación al Sol en cierta época y el gran alejamiento en otra época las diferencias de temperatura se harían insoportables. Lagrange demostró que estas variaciones son consecuencia de oscilaciones regulares, periódicas, que afectan a todo el sistema planetario, y que los períodos de las oscilaciones son de una duración tan extraordinariamente grande, que aun en el transcurso de los miles de años en que la humanidad ha observado el movimiento de los astros, sus efectos sólo aparentan un

movimiento progresivo. El número de estas oscilaciones combinadas es igual al número de planetas, y sus períodos oscilan entre 50 000 y 2 000 000 de años, «grandes relojes de la eternidad, que señalan épocas, como nuestros relojes señalan segundos». A causa de estas variaciones, los perihelios recorren las órbitas respectivas, y las excentricidades sufren también variaciones, si bien entre ciertos límites bastante cercanos. Aunque así parezca asegurada la estabilidad del sistema planetario durante larguísimo tiempo, la demostración no se extiende a períodos ilimitados, como han comprobado los estudios de los modernos teóricos, lo cual equivale a decir que no puede asegurarse cuál sea en definitiva el porvenir de nuestro sistema planetario.

Del *movimiento de la Luna*, del cual, por la pequeña distancia que nos separa de ella, se pueden estudiar perturbaciones que en planetas más lejanos escapan a nuestros medios de observación, han tratado los más notables matemáticos; pero algunos de los problemas relacionados con ellas no han sido resueltos todavía de una manera completa. La más importante es la *aceleración* del movimiento. A principios del siglo XVIII, comparando antiguos eclipses con observaciones más modernas, descubrió Halley una aceleración secular en el movimiento de la Luna. Para Lagrange y Laplace, que comprobaron este hecho, el resultado fué sorprendente, ya que creían haber demostrado de un modo riguroso que las atracciones recíprocas de planetas o satélites no pueden acelerar o retardar durante largo tiempo su movimiento con relación a la órbita media. El movimiento de la Luna parecía, por consiguiente, estar sujeto a la acción de otra fuerza además de la gravitación. Después de varios ensayos infructuosos, Laplace encontró que, a causa de la disminución de la excentricidad de la órbita terrestre, la acción del Sol sobre la Luna es en realidad constantemente variable y produce, como consecuencia, una aceleración de su movimiento a razón de $10''$ por siglo; además dedujo que la acción debía ser proporcional al cuadrado del tiempo, de modo que si la Luna adelantaba entonces $10''$ en un siglo, al cabo de dos siglos habría adelantado $40''$, después de tres siglos $90''$, etc., con respecto a la posición calculada.

Este resultado concordaba tan bien con la aceleración observada, esto es, con la que se deducía comparando los antiguos eclipses con las observaciones modernas, que hasta la mitad del siglo XIX nadie puso en duda su exactitud. Por aquella época, Adams, que había revisado los cálculos de Laplace, descubrió que dicho efecto era, no de 10, sino de 6 segundos. Un estudio más cuidadoso de las observaciones antiguas y modernas parecía comprobar, en cambio, que dicha aceleración era mayor, o sea 12 segundos en vez de 10, valor doble del calculado por Adams por medio de la teoría de la gravitación. Las investigaciones de Newcomb volvieron a reducir a 8 segundos el valor de la aceleración secular.

El resultado dado a conocer por Adams originó vivas discusiones. Mientras Hansen, Plana y Pontécoulant discutían este problema, encontrando el primero de ellos, siguiendo un método distinto del utilizado

por Adams, un valor mayor que el calculado por Laplace, esto es, $12''$, Delaunay, por su parte, abordando el mismo problema por otro camino, encontró un resultado análogo al de Adams. Cuanto más se profundizaba en la cuestión, más se inclinaba la balanza hacia el lado de la solución de Adams. Él mismo demostró que los métodos de Pontécoulant y Plana eran erróneos; Cayley calculó la aceleración siguiendo otro procedimiento, Delaunay estudió de nuevo el asunto, y ambos volvieron a encontrar el mismo resultado que Adams. Después de una serie de cálculos muy cuidadosos, efectuados no ha mucho por Brown y de los cuales dedujo que la aceleración era de $6''$,0, pudo considerarse el problema resuelto desde este punto de vista.

Pero con este último resultado, quedaba entre la aceleración calculada y la observada una diferencia cuya causa había que indagar.

Una explicación posible la ofrecía el fenómeno de las mareas, el cual, por el roce de la ola tidal contra los continentes, hace que disminuya la velocidad angular de la Tierra alrededor de su eje. La consecuencia de este fenómeno es un aumento muy lento de la duración del día, o sea de nuestra unidad de tiempo, en virtud del cual la cuenta de un tiempo cualquiera debe disminuir progresivamente. Parecerá que la Luna se mueve más de prisa, cuando en realidad es la Tierra la que gira con más lentitud. El valor de este retraso, necesario para explicar el exceso de la aceleración observada (según Newcomb) sobre la calculada, es de unos 3^s por siglo; esto es, que tendríamos que suponer que la cuenta del tiempo se retrasa 3^s cada cien años con relación a la que obtendríamos si contáramos el tiempo con arreglo a la duración de la rotación terrestre actual.

El problema de la aceleración secular del movimiento de la Luna que, como se ve, ha resistido obstinadamente a todo intento de solución exacta durante los últimos decenios, parece haber entrado en vías de solución. El valor *observacional* de esta aceleración ha sido calculado por Fotheringham, quien ha confrontado minuciosamente todo lo legado por la antigüedad acerca de los eclipses (empezando por el de Sol de Babilonia, el año 1062 a. de J. C.) y otros fenómenos lunares; el resultado es que la aceleración secular de la Luna tiene un valor de $10''$,8 por siglo. El error cometido en la determinación de este valor no excede de unas pocas unidades por ciento.

La explicación teórica de esta aceleración del movimiento de la Luna la han dado, en estos últimos tiempos, los trabajos de Taylor, de Jeffreys, de Brown y en especial de Heiskanen. La influencia, ya conocida por Laplace, de la disminución de la excentricidad de la órbita terrestre sobre el movimiento de la Luna, explica solamente una parte del fenómeno: $6''$, o sea la mitad del valor de la aceleración observada. Diferentes ensayos para explicar el resto, de $4''$ a $5''$, por influencias meteorológicas, contracción de la Tierra debida al enfriamiento, mareas en la parte sólida de la Tierra, aumento de la masa terrestre por los meteoritos que caen sobre ella, etc., condujeron a valores demasiado pequeños. Quedaban sólo dos

causas por discutir: la acción del rozamiento o freno de las mareas terrestres contra el fondo del mar y los efectos directos de gravitación por parte del cinturón líquido formado por la marea. El cálculo de la influencia del rozamiento producido por las mareas parece a primera vista imposible de llevar a cabo, porque no se conoce suficientemente el perfil de las profundidades del Océano; pero el problema se simplifica mucho si se tiene en cuenta que en mares con mucha profundidad los efectos son pequeñísimos, y por lo tanto basta calcular estos efectos en las costas y bahías poco profundas. Así es posible calcular la acción total debida a toda la Tierra; la evaluación hecha de este modo conduce a una aceleración secular de $10''$. Este valor excede del que trata de explicarse, que es sólo de $4''$ a $5''$. Heiskanen ha tenido la gloria de probar que el efecto inmediato de gravitación del cinturón de la marea terrestre sobre la Luna anula esta diferencia, determinando un retraso secular en el movimiento de la Luna; y aunque el cálculo exacto es difícil, ya que para efectuarlo sería preciso conocer la amplitud de las corrientes (mareas altas) en los Océanos abiertos, así como el retraso o establecimiento de las mareas en alta mar, puede efectuarse de todos modos una evaluación muy aproximada, que conduce al valor de $6''$. Con esto parece resuelto el problema de la diferencia encontrada entre la teoría y la observación.

La aceleración secular no es la única perturbación que sufre el movimiento medio de la Luna sin que la teoría de la gravitación dé una explicación satisfactoria de ello. Hay una oscilación, no explicada aún, en la longitud del astro, cuyo período parece ser de unos 270 años según Newcomb. A causa de esta perturbación, la Luna se aparta $13''$ hacia ambos lados de la posición que se deduce del cálculo, aun teniendo en cuenta la atracción de los demás cuerpos del sistema planetario y la aceleración secular. Superpuesta a esta oscilación de 270 años de período se ha comprobado en el movimiento de la Luna otra irregularidad cuyo período es de 60 a 70 años. Se han formulado varias hipótesis para explicar estas perturbaciones, pero ninguna es del todo satisfactoria. A causa de todas estas irregularidades, ha sido preciso introducir en las tablas, para el cálculo del movimiento de la Luna, correcciones empíricas que permitan deducir de los valores dados por las tablas, otros más conformes con las posiciones verdaderamente observadas. De estas tablas, las más completas son las calculadas no ha muchos años por E. W. Brown a base de una prolija discusión de la teoría de la Luna.

Otra variación que no queda suficientemente explicada por las atracciones de los demás planetas, la encontramos en el movimiento de Mercurio. Leverrier demostró que el movimiento del perihelio de este planeta excede en unos $40''$ por siglo a lo que debería ser por la sola atracción de todos los cuerpos que intervienen en el problema, y la atribuyó a la acción de un grupo de planetas muy pequeños, colocados entre Mercurio y el Sol, con los planos de las órbitas situados cerca del plano de la órbita de Mercurio. La existencia de planetas intramercuriales parece muy dudosa, ya que no han sido encontrados ni en las observa-

ciones cotidianas, muy numerosas, del disco solar, ni en las exploraciones llevadas a cabo con este exclusivo objeto durante los eclipses totales de Sol. Más tarde, Seeliger trató de probar que la atracción de la nube cósmica que envuelve al Sol y que da origen a la luz zodiacal, puede ser motivo de un corrimiento del perihelio de Mercurio. La densidad de esa nube es tal, que equivaldría a repartir el agua contenida en un cubo de menos de 30 cm de arista en el espacio de un kilómetro cúbico. Pero, como antes hemos dicho, este corrimiento del perihelio de Mercurio se explica en la teoría general de relatividad como un fenómeno debido a la acción gravitatoria del Sol, constituyendo esta explicación una de las principales comprobaciones de la nueva Mecánica (véase la página 68).

Si exceptuamos los casos que acabamos de citar, a los que deben añadirse ciertas perturbaciones, que explicaremos más adelante, del cometa de Encke, todos los movimientos que se realizan dentro del sistema solar concuerdan con los resultados de la teoría de la gravitación de Newton. Reformando esta última por medio de las fórmulas de la teoría general de relatividad, desaparece, como hemos dicho, la anomalía que presenta el movimiento de Mercurio. En el estudio de perturbaciones pequeñísimas es donde hay que buscar razones decisivas entre la Mecánica de Newton y la de Einstein, y por esto es tarea importante la de discutir y compulsar las modernas observaciones planetarias, para poder someter a una segunda prueba el acuerdo o la disparidad de las teorías con los hechos. Siguiendo este camino, Newcomb ha creído encontrar en las órbitas de Venus y de Marte pequeñas diferencias con los resultados de la teoría, diferencias todavía no bien determinadas, y que la nueva Mecánica de Einstein tampoco puede explicar.

Pero llegada ya la discusión a este punto, hay que reconocer que las pequeñas diferencias que todavía existen en las tablas astronómicas pueden ser resultado de ligeros errores en los datos de que parten los matemáticos para el cálculo de los movimientos planetarios. Ni el período de revolución de un planeta, ni la excentricidad de su órbita, la longitud del perihelio o la posición del astro en su órbita en un instante determinado, son resultados exclusivos del cálculo basado en la teoría de la gravitación, sino que proceden de valores determinados mediante la observación. Si las observaciones fuesen perfectas, se podrían obtener de ellas los resultados con el grado de exactitud que se quisiera; pero las imperfecciones de los aparatos y del mismo órgano de la visión, impiden que las observaciones alcancen el grado de exactitud que el teórico exige, y a cada instante hay que pensar en los «errores de observación» y en los «errores de las tablas».

4. DETERMINACIÓN DE LAS ÓRBITAS

Si es grande la dificultad en calcular los movimientos de un planeta cuando se quieren tener en cuenta todas las perturbaciones debidas a los

demás astros de nuestro sistema, en cambio, cuando en la práctica hay que hallar sus posiciones para una fecha pasada o futura, se encuentra una relativa facilidad en que las órbitas de los cuerpos celestes que constituyen el sistema solar son bien conocidas en una primera aproximación, de manera que la tarea del calculista actual se reduce a perfeccionar el trabajo del anterior.

Preséntase, por otra parte, un caso de cálculo de órbitas que si bien en principio es relativamente sencillo, ofrece ciertas dificultades por referirse a cuerpos celestes que aparecen inesperadamente, y por lo mismo ha de resolverse sin contar con otros trabajos previos. Tan pronto como se descubre un planeta o un cometa nuevo, hay que calcular su órbita a partir de las primeras observaciones del astro, y con una aproximación suficiente, por lo menos, para que en una nueva aparición pueda ser fácilmente identificado o encontrado. Cuando los astrónomos hablan de «calcular una órbita», se refieren preferentemente a este caso.

Veamos en qué consiste este problema, sin seguir, no obstante, al calculista en el empleo del análisis matemático. Una simplificación considerable en la determinación rápida de la órbita de un cuerpo celeste recién descubierto, se obtiene haciendo abstracción de las perturbaciones debidas a todos los planetas y suponiendo que solamente obedece a la atracción del Sol. En estas condiciones, su movimiento obedece a las leyes de Kepler, en su forma ampliada por Newton.

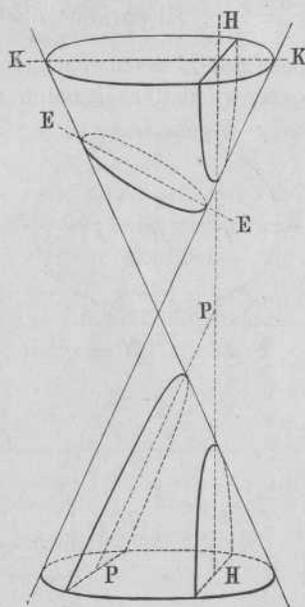


Fig. 21. — Secciones cónicas

La primera de estas leyes dice que el cuerpo celeste describe una sección cónica, en uno de cuyos focos está el Sol. Para los planetas, esta sección cónica es una elipse; para los cometas, puede ser una elipse, una parábola o una hipérbola.

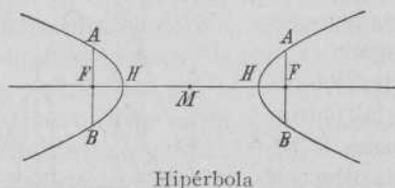
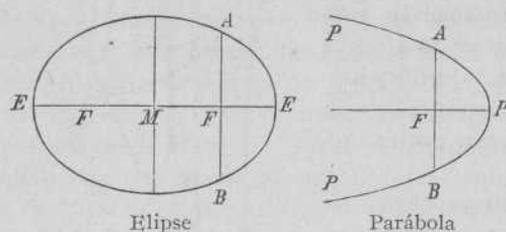
Las secciones cónicas guardan entre sí las siguientes relaciones: Si se corta una de las hojas de un cono de revolución por un plano, se obtiene como sección una *elipse* *EE* (fig. 21), cuya forma varía con la inclinación del plano secante respecto al eje del cono. Sus dimensiones varían también con la distancia del plano secante al vértice del cono, convirtiéndose en una circunferencia *KK*, cuando el plano secante es perpendicular al eje. La elipse se extiende cada vez más a medida que decrece el ángulo que su plano forma con el eje, hasta que llega un momento en que este plano es paralelo a una de las generatrices del cono; en este caso la sección es una *parábola*, *PP*. Si la inclinación disminuye aún más, se obtiene como sección una *hipérbola*, *HH*, curva que, como se ve en la figura, consta de dos ramas separadas. La elipse es

una curva cerrada, y la circunferencia un caso especial de la misma; la parábola y la hipérbola son, en cambio, curvas abiertas, con ramas que se extienden hasta el infinito (fig. 22).

Si imaginamos todas las secciones cónicas posibles, veremos que se diferencian entre sí de dos maneras: por su forma y por sus dimensiones. La forma de una sección cónica se caracteriza por su *excentricidad*, y su tamaño por el denominado *parámetro*.

La excentricidad, e , de la elipse, es la relación de la longitud FM , distancia del foco F al centro M , al semieje mayor $ME = a$; es decir, $e = \frac{FM}{a}$. El parámetro $2p$ es la longitud de la cuerda principal AB que

pasa por el foco. En la circunferencia, focos y centro se confunden, la excentricidad es igual a cero y el parámetro igual al diámetro de la



Hipérbola

Fig. 22

circunferencia. En la parábola, cuyo eje es infinitamente grande y cuyo centro está, por esta causa, a una distancia infinita del foco, la excentricidad es igual a uno; en la hipérbola es mayor que uno. La elipse y la hipérbola tienen dos focos, y la parábola uno solo. La elipse tiene la propiedad de que la suma de los dos radios vectores (r) correspondientes a uno cualquiera de sus puntos es igual al eje mayor; esta propiedad proporciona el medio de construir fácilmente la elipse.

Según esto, para definir la forma de la órbita de un cuerpo celeste, hay que dar la excentricidad y el parámetro de la sección cónica que describe. Además, hay que fijar la posición de la sección cónica en el espacio. Por de pronto, ya se sabe que uno de los focos está en el Sol. Falta fijar el plano de la trayectoria, que para los planetas está más o menos cercano al de la órbita descrita por la Tierra (plano de la eclíptica), mientras muchos cometas se mueven en planos casi perpendiculares al de la órbita terrestre. Se define el plano de una órbita dando su *inclinación* respecto al plano de la eclíptica y la *longitud del nodo ascendente*, esto es, la distancia angular entre este nodo, o punto en que el astro atraviesa la eclíptica, y el punto vernal o equinoccio de primavera. Finalmente, hay que fijar la orientación de la órbita en el plano de la misma. Esto se consigue dando el ángulo formado por el eje mayor de la órbita con la línea de los nodos; para ello se escoge el perihelio, o extremo del eje mayor

(1) Radio vector es la recta trazada desde un punto de la curva a uno de los focos.

que está más cerca del Sol, y el ángulo se llama *ángulo del perihelio con el nodo*.

Son necesarios, por consiguiente, cinco *elementos* para definir la órbita de un cuerpo celeste: excentricidad, parámetro, longitud del nodo, inclinación, ángulo del perihelio con el nodo.

Conocida la órbita, queda sólo por determinar la posición que en ella ocupa el cuerpo celeste en un instante determinado. Para esto, hay que precisar el punto en el cual se encontraba el astro en un momento inicial, que suele ser el del paso por el perihelio, o punto más cercano al Sol. Con este *tiempo en el perihelio* como sexto elemento, tenemos reunidos todos los datos necesarios. Las posiciones ulteriores del astro se obtienen de la posición inicial aplicando las leyes segunda y tercera de Kepler, que se pueden reunir en el siguiente enunciado: La superficie barrida por el radio vector en la unidad de tiempo, es proporcional a la raíz cuadrada del parámetro de la órbita.

Predecir las posiciones de un astro para una serie de días, a base de esta regla de los seis elementos, o sea calcular una *efeméride*, es un problema que no tiene nada de difícil y fué ya resuelto completamente por Kepler.

El problema de la determinación de órbitas es inverso del cálculo de efemérides, y consiste en deducir de las observaciones efectuadas durante algunos días los seis elementos que definen una sección cónica en el espacio y el movimiento de un punto sobre la misma.

El problema, a la vez, geométrico y mecánico, es el siguiente: Por medio de la observación de un astro, queda determinada su posición aparente en la esfera celeste, o mejor dicho, la dirección en que se le ve desde la Tierra, o sea la dirección de la visual dirigida al astro. Si se ha observado éste tres veces en otros tantos días, se tendrán tres visuales, tres líneas rectas que pasan por las posiciones en que se ha encontrado el cuerpo en esos tres instantes.

Sean E_1 , E_2 y E_3 (fig. 23) las posiciones ocupadas por la Tierra, en los tres instantes de observación, en su órbita conocida EE ; sean, además, E_1A_1 , E_2A_2 y E_3A_3 las direcciones de las tres visuales dirigidas al planeta en aquellos tiempos. El problema, con estos datos, consiste en determinar una sección cónica KK , que, teniendo el Sol en uno de sus focos, corte a las tres visuales y cumpla además con la condición de que un cuerpo celeste que se mueva en esta sección cónica con arreglo a las leyes de Kepler, alcance, en los tiempos de observación respectivos, a las visuales supuestas, en los puntos K_1 , K_2 y K_3 .

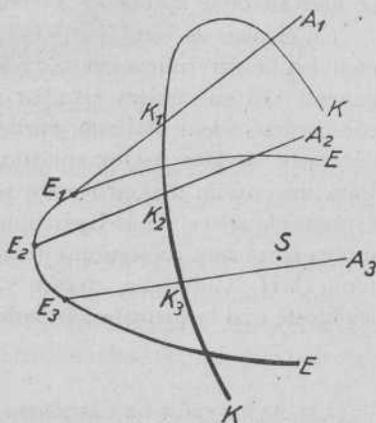


Fig. 23

Tres observaciones dan, cuando se someten a la condición de que las visuales sean cortadas por la órbita en los tiempos de observación, seis ecuaciones que permiten determinar los seis elementos de la órbita desconocida. Estas ecuaciones son demasiado complicadas para que puedan ser resueltas directamente, y sólo se puede obtener la solución por medio de una serie de aproximaciones sucesivas. Olbers fué el primero en exponer un medio práctico de obtener estas aproximaciones sucesivas para el caso de órbitas parabólicas, que, en un primer ensayo, se puede suponer describen la mayor parte de los cometas, y que se prestan a un cálculo relativamente corto. La hipótesis de una órbita parabólica equivale a suponer la excentricidad igual a la unidad, $e = 1$, con lo cual, en vez de buscar seis elementos desconocidos, sólo hay que buscar cinco. Además, el movimiento parabólico es en sí muy sencillo. Gauss lo estudió en su «Theoria motus corporum coelestium» en el caso general del movimiento según una sección cónica cualquiera.

Tan pronto como llegan a la *Oficina astronómica central*, de cualquier parte de la Tierra, observaciones de un cuerpo celeste recién descubierto, efectuadas en tres días distintos, se calculan los elementos de la órbita, que se comunican a los observatorios junto con unas efemérides deducidas de dichos elementos; en estos cálculos se siguen en principio los métodos de Gauss y Olbers, a los cuales en el transcurso del último siglo se han añadido solamente correcciones accesorias.

En el plan de esta obra, sólo es posible indicar muy someramente los métodos de determinación de órbitas de planetas y cometas, en su aspecto general. El que quiera estudiar más profundamente este problema, pero con carácter elemental aún, puede leer la obra de J. Frischauf «Grundriss der theoretischen Astronomie und der Geschichte der Planetentheorien». Para un estudio más profundo se recomienda «Die Bahnbestimmung der Himmelskörper», de J. Bauschinger, o la obra original de Gauss «Theoria motus corporum coelestium» (edición modernísima de las obras de Gauss, tomo VII, Göttingen, 1906) y la de Olbers «Abhandlung über die leichteste und bequemste Methode, die Bahn eines Kometen zu berechnen».

5. ATRACCIÓN DE LAS MASAS PEQUEÑAS.—DENSIDAD DE LA TIERRA

Para tener una prueba completa de que las partículas materiales se atraen en realidad, era necesario demostrar por medio de experimentos que las masas aisladas se atraen mutuamente con arreglo a la ley de Newton. Este experimento ha sido realizado de diferentes maneras y siempre con éxito, si bien es cierto que con la idea de determinar la *densidad media de la Tierra*, más bien que con el fin de comprobar el hecho de la atracción. La atracción ejercida por una esfera sobre un punto de su superficie es la misma que si su masa estuviese concentrada en el centro; este es un teorema que se demuestra en matemáticas. Según esto, dicha atracción es proporcional a la suma de las masas de las

partículas materiales de la esfera, o sea a su peso, y está en razón inversa del cuadrado de su radio. Estudiemos ahora la atracción entre dos esferas de la misma materia, una de las cuales tenga doble radio que la otra; como que el volumen de una esfera aumenta como la tercera potencia del radio, resulta que la masa de la esfera mayor es ocho veces más grande que la masa o peso de la esfera menor. Por otra parte, una porción cualquiera de la superficie de la esfera mayor dista de su centro el doble que una porción de superficie de la esfera pequeña de su centro respectivo, y la atracción ejercida se reduce por consiguiente a la cuarta parte. Si reunimos estos dos factores en la ley de la gravitación, resulta que la

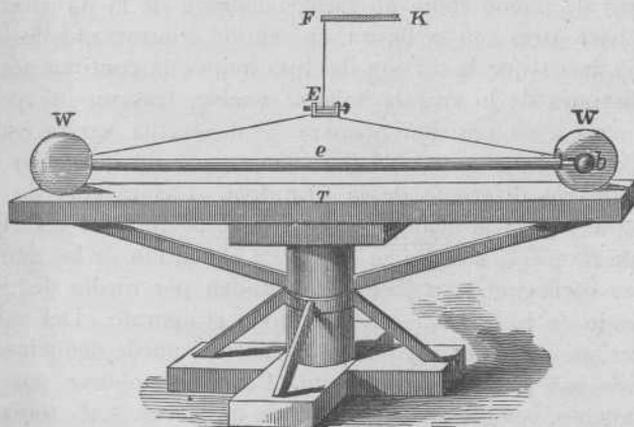


Fig. 24. — Balanza de Cavendish

atracción ejercida sobre una partícula situada en la superficie de la esfera mayor es el doble ($8 \times \frac{1}{4}$) de la ejercida por la esfera menor sobre una partícula situada en su superficie; las atracciones son, por consiguiente, directamente proporcionales a los radios de las esferas en el supuesto de que las densidades sean iguales, es decir, de que en el mismo volumen las dos esferas contengan la misma masa. Si las densidades no son iguales, la atracción es proporcional al producto de las densidades por los radios.

El diámetro terrestre es, en números redondos, de 13 millones de metros. La atracción ejercida por una esfera de la misma densidad y de un metro de diámetro sobre un cuerpo situado en su superficie es, por lo tanto, $\frac{1}{13\ 000\ 000}$ de la atracción ejercida por la Tierra, o sea $\frac{1}{13\ 000\ 000}$ del peso del cuerpo. Si, por ejemplo, medimos la fuerza atractiva de una esfera de plomo, de un metro de diámetro, y encontramos que es igual exactamente a $\frac{1}{13\ 000\ 000}$ del peso del cuerpo atraído, deduciremos que la densidad media de la Tierra es igual a la del plomo. En realidad dicha atracción es casi el doble; por consiguiente, la densidad del plomo es doble de la densidad media de los materiales que componen nuestro planeta.

El físico Cavendish fué el primero (1798) en determinar la densidad de la Tierra de esta manera; se valió para ello de un aparato como el

representado en la figura 24, donde se le ha dibujado en la forma que le dió después Baily. Del brazo KF , está suspendida, por medio de un hilo de seda EF , una barra horizontal muy ligera e , en cuyos extremos están fijas las esferillas bb , de las cuales en la figura sólo se ve la de la derecha. Para hacer girar en el plano horizontal la barra así suspendida, basta una fuerza extraordinariamente pequeña, ya que sólo es necesario vencer la resistencia a la torsión de la hebra de seda. El aparato se denomina *balanza giratoria* o *péndulo de torsión*. Las masas atrayentes empleadas son dos esferas de plomo WW que descansan sobre una mesa giratoria T a diferentes lados de las bolas b . La acción de las pesadas esferas de plomo sobre bb saca la balanza de la posición de equilibrio y la hace girar (en la figura, en sentido contrario al de las agujas de un reloj), hasta que la torsión del hilo impide la continuación del movimiento, después de lo cual la balanza vuelve, tras un breve momento de reposo, casi a su posición primera. Así efectúa varias oscilaciones, cada una de algunos minutos de duración, y por fin queda en una posición de equilibrio diferente de la primitiva. Las esferas de plomo se colocan después en la posición opuesta con respecto a las esferillas atraídas, de manera que la balanza se desvíe en el sentido de las agujas de un reloj. Estas oscilaciones se observan y miden por medio de un microscopio colocado en la caja que encierra todo el aparato. Del valor de las elongaciones, así como del período de oscilación, puede deducirse la atracción ejercida por las masas de plomo. Cavendish obtuvo por medio de este experimento, como densidad media de la Tierra, 5,48, tomando como unidad la densidad del agua.

Este experimento ha sido repetido por otros observadores. Así Reich encontró (1838) 5,49, y (1852) 5,58; Baily (1843) 5,66, Cornu y Baille (1873) 5,56, Boys (1894) 5,53 y Braun (1896) 5,53.

Se ha tratado de resolver el mismo problema determinando la atracción ejercida por las montañas. La primera observación de este género, y a la vez el primer ensayo para determinar la densidad de la Tierra, fué realizado por el astrónomo inglés Maskelyne, quien descubrió en 1774 la

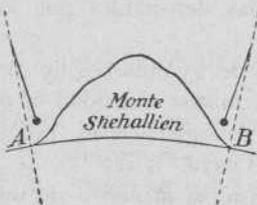


Fig. 25

atracción de la montaña Shehallien, en Escocia, observando la desviación de la plomada. El principio de las mediciones es el siguiente: por efecto de la atracción ejercida por la montaña sobre la plomada suspendida en uno de los lados de la misma, la vertical o dirección de la gravedad debe desviarse hacia la montaña (fig. 25). Si se conoce por medidas directas la densidad y el volumen de la montaña, se puede determinar, en función de la desviación observada y del volumen de nuestro planeta, la densidad media de éste. La densidad de la Tierra así obtenida fué de 4,95, bastante más pequeña que la que resulta del experimento de Cavendish. Pero no hay que olvidar que el método de la desviación de la vertical sólo puede dar resultados inexactos, porque no pueden tenerse en cuenta

las diferencias de densidades de la montaña y de sus alrededores. James y Clarke (1858) encontraron por observaciones efectuadas cerca de la montaña Arthurs Seat, cerca de Edimburgo, el valor 5,32.

Un tercer método se basa en la determinación de las variaciones de la intensidad de la gravedad, fuerza que disminuye a medida que profundizamos en la Tierra o nos alejamos de ella. Estas variaciones se determinan por medio del péndulo. El número de oscilaciones que efectúa un péndulo de longitud dada, en un cierto tiempo, depende de la intensidad de la gravedad; cuanto mayor es ésta, tanto más de prisa oscila el péndulo. Contando las oscilaciones en un punto de la superficie terrestre y en otro punto situado debajo del primero, en el fondo de una mina, puede determinarse la diferencia de la intensidad de la gravedad por la del número de oscilaciones, y deducir de esta diferencia la densidad. Airy determinó por este procedimiento, en 1856, la densidad de la Tierra, encontrando 6,57; las mediciones las realizó en un pozo de la mina de carbón de Harton Colliery. Von Sterneck encontró por el mismo procedimiento, en cuatro pozos de mina, valores comprendidos entre 5 y 7.

Un camino opuesto, pero parecido en principio, lo siguió Carlini en 1824, observando las oscilaciones pendulares en la falda y en la cumbre del monte Cenis. Comparando los períodos observados de las oscilaciones con los calculados teóricamente, se deduce la relación entre la densidad de la Tierra y la de la montaña; y averiguando esta última por procedimientos directos, se obtiene la densidad de la Tierra en función de los volúmenes de la Tierra y de la montaña y la distancia del péndulo al centro de gravedad de cada una. Así se encontró el valor 4,84. Mendenhall repitió el experimento (1881) en el Fujiyama, en el Japón, y Preston (1894) en dos montes de las islas Hawai. El primero encontró 5,77, el último 5,59. Este procedimiento presenta, como el de Airy, poca exactitud, ya que las hipótesis que en ambos casos hay que establecer acerca de la densidad relativa de las masas que entran en juego tienen que ser siempre aventuradas.

Mucho más exacto es el procedimiento propuesto por Jolly, en que se trata de resolver el problema por medio de una balanza, pesando un cuerpo, unas veces, bajo la acción de una gran masa, y otras veces sin esta acción. Con este fin, Jolly empleó una balanza que llevaba en cada brazo dos platillos, uno de los cuales, el más cercano a la masa atrayente, estaba suspendido a una distancia de 21 m debajo del otro. Así encontró como resultado de varias series de experimentos (en 1878 y 1881) el valor 5,69. Poynting partió del mismo principio, variando únicamente el orden en el experimento. Reemplazó uno de los platillos por una esferilla de plomo, y midió la atracción ejercida por una gran masa de plomo sobre la esfera; así obtuvo (1894) 5,49 como densidad media de la Tierra. Con ayuda de una balanza doble parecida a la de Jolly, Richarz y Krigarmenzel determinaron también la densidad de nuestro globo (1898). El procedimiento que siguieron consistía en comparar el peso de dos esferas casi iguales, una de las cuales (*A*) estaba en el primer brazo, encima, y

la otra (*B*) en el segundo brazo, debajo, de una masa de plomo de 100 000 Kg de peso. El peso de la esfera *A* aumentaba por la atracción de la masa de plomo al mismo tiempo que disminuía el de la esfera *B*; la inclinación de la balanza correspondía al doble de la atracción. Si se colocaba *A* en el platillo inferior del primer brazo y *B* en el superior del segundo brazo, se obtenía la misma inclinación de la balanza, pero en sentido contrario. De estos experimentos se obtuvo, como densidad media de la Tierra, el valor 5,51.

En los años 1887 y 1888, Wilsing empleó un método bastante diferente para determinar la densidad de la Tierra. El aparato por él construido consistía en un tubo de metal de paredes delgadas, en cada uno de cuyos extremos había una esfera de plomo de 1 Kg de peso. Del punto medio del tubo emergía una cuchilla que descansaba en un saliente de la pared, puesto de tal manera que el tubo podía oscilar como un péndulo, describiendo un plano perpendicular a la cuchilla. A las esferas superior e inferior de este péndulo compuesto, que también se puede llamar balanza vertical, se acercaron masas metálicas de algunos quintales de peso, unas veces a un lado, y otras a otro lado, en el plano de oscilación. La aproximación de las masas se hizo primero de manera que la bola superior fuera atraída hacia la derecha y la inferior hacia la izquierda, y después por cambio de las masas atrayentes, en sentido opuesto, con lo cual se produjeron en la balanza desviaciones de la vertical cuatro veces mayores que si la atracción la hubiese ejercido una sola de las masas sobre una de las esferas. Del peso de las masas atrayentes, de la desviación del péndulo y de la duración de las oscilaciones del mismo, Wilsing dedujo la densidad de la Tierra, encontrando, en dos series de experimentos hechos en distintas ocasiones, el valor 5,58.

Aunque los experimentos descritos han dado, como se ve, resultados diferentes, se puede admitir de todos modos, fundándose especialmente en las observaciones modernas más exactas, que la densidad media de la Tierra es muy aproximadamente 5,55.

6. FIGURA Y DIMENSIONES DE LA TIERRA

Si la Tierra no girase alrededor de un eje, la atracción recíproca de todas sus partículas le daría una forma esférica, y aunque la cohesión de las partes sólidas le impidiese adoptar la figura de una esfera perfecta, por lo menos la superficie del mar tomaría casi esta forma. Pero si esta esfera se pone en movimiento de rotación alrededor de un cierto eje, la fuerza centrífuga tenderá a desviar la masa desde los polos a las regiones ecuatoriales. La figura que adquirirá el planeta en virtud de la rotación será la de un esferoide (elipsoide de revolución) con el eje mayor en el ecuador y el menor en el eje de rotación. Un cálculo sencillo fundado en el achatamiento terrestre deducido de las mediciones geodésicas y en el período de rotación de nuestro globo, muestra que en el ecuador el valor

de la fuerza centrífuga es $1/289$ del valor de la gravedad. En la misma proporción disminuye, por consiguiente, el peso de los cuerpos. Observando las oscilaciones de un péndulo en la superficie de la Tierra, se encuentra que en el ecuador oscila más lentamente, es decir, que un reloj de péndulo regulado para las latitudes más altas, atrasa en el ecuador. Este experimento lo realizó el astrónomo francés Richer, que había sido enviado a Cayena por la Academia de Ciencias de París, en 1672, para efectuar observaciones del planeta Marte; encontró, en efecto, que su reloj, que en París tenía una marcha exacta, atrasaba más de dos minutos diarios en Cayena. A pesar de esto, los astrónomos franceses no creyeron entonces en el achatamiento de la Tierra, ya que las mediciones geodésicas efectuadas en Francia parecían indicar más bien un alargamiento que un achatamiento en la dirección de los polos. Este resultado era debido a que, a causa de la pequeñez de los arcos terrestres medidos en Francia, los inevitables errores de observación enmascaraban por completo el efecto debido a la elipticidad del planeta. Fueron precisamente los astrónomos franceses de época posterior quienes, mediante mediciones muy cuidadosas, lograron resolver este problema de un modo definitivo. Los resultados obtenidos por ellos en el Perú y en la Laponia al medir la longitud del arco de un grado, estuvieron de completo acuerdo con la teoría de Newton.

Newton no logró determinar exactamente la figura que debía tomar la Tierra bajo la acción de su propia atracción y de la fuerza centrífuga, aunque vió que los meridianos no podían diferir mucho de elipses. La dificultad del problema procede de que, al cambiar de forma la Tierra a causa de la rotación, cambian también la dirección y la intensidad del campo gravitatorio en los diferentes puntos de su superficie, lo cual origina un nuevo cambio de figura. Más tarde, se consiguió resolver el problema de calcular para ciertos casos la forma de una masa líquida giratoria y se demostró que en tales condiciones los meridianos son elipses y el cuerpo un elipsoide de revolución.

Hay, empero, dos razones para que la Tierra no sea exactamente un elipsoide de revolución. La primera es que la densidad del planeta aumenta a medida que nos acercamos al centro del mismo, y la segunda que existen grandes irregularidades en la densidad de las capas superficiales.

Para designar la verdadera figura de la Tierra, propuso Listing el nombre de *geoide*, definiéndose éste como la superficie que en todos sus puntos corta perpendicularmente a la dirección de la gravedad. No existe del geoide expresión matemática alguna que represente exactamente los resultados de la observación.

Para determinar la forma de la Tierra, se efectúan, en primer lugar, mediciones de las *longitudes de los arcos de un grado*, que se llevan a cabo con gran escrupulosidad a lo largo de los meridianos geográficos. En toda medición de un arco de meridiano, hay que efectuar dos operaciones; una, geodésica, consiste en medir la distancia que separa dos

lugares de la superficie de la Tierra, y la otra, astronómica, en fijar la distancia angular entre los cenits de estos lugares. Si la Tierra fuese una esfera, la graduación de un arco de círculo comprendido entre dos lugares se mediría sencillamente determinando el ángulo formado por las dos verticales respectivas; la distancia entre ambos puntos, expresada en unidades de longitud (kilómetros, millas), en unión del ángulo, daría inmediatamente el diámetro de la Tierra. Si ambos lugares estuvieran en el mismo meridiano y se pudiera observar desde ellos la distancia cenital de un mismo astro al pasar por este meridiano, la diferencia de distancias cenitales daría la diferencia de latitud entre los extremos del arco. De esta manera fijó ya Eratóstenes, 200 años antes de Jesucristo, la extensión de la Tierra, fijándola en 250 000 estadios (o sea 46 250 Km, suponiendo que el estadio tenga 185 m).

En un elipsoide de revolución achatado, como es poco más o menos la Tierra, el problema es diferente. Mientras que en la esfera la curvatura es constante, en un elipsoide es variable: esta curvatura, en un meridiano cualquiera, es máxima en el ecuador y mínima en los polos. Las regiones polares pertenecen, pues, a una esfera de mayor diámetro que las regiones ecuatoriales. Según esto, la longitud del arco de un grado en los polos debe ser mayor que en el ecuador. La diferencia entre ambas longitudes da la excentricidad de la elipse meridiana, y con ella el *achata- miento del elipsoide*, o sea la diferencia de ambos ejes, expresada en partes del eje mayor de la elipse. Las medidas de Maupertuis en la Laponia y de Bouguer y La Condamine en el Perú (1735 a 1744), que fueron las primeras realizadas con aparatos de suficiente precisión y para diferencia de latitud bastante, dieron como longitud del arco de un grado en la Laponia 57 438 toesas (1), y en el Perú 56 734 toesas, obteniéndose de estos números el valor $\frac{1}{180}$ para el achatamiento de la Tierra. El problema, en principio, estaba resuelto, y sólo debía tratarse en adelante de determinar más exactamente las dimensiones de la Tierra. El paso más importante en este sentido lo dió, durante la guerra de los Treinta años, Bessel, quien, fundándose en las medidas efectuadas por él y por Baeyer en la Prusia oriental, y en las más recientes realizadas en Francia e Inglaterra, llegó a obtener resultados que durante largo tiempo han sido considerados como los más fidedignos, y que hasta 1880 no han sido superados en exactitud por los valores encontrados por A. Clarke. Éste pudo utilizar mayor número de medidas de arcos de meridiano, efectuadas especialmente en Rusia y en la India, para calcular las dimensiones de la Tierra, empleando casi siempre los métodos de investigación introducidos en la ciencia por Bessel. Los resultados de tales estudios son los siguientes:

	Semieje mayor	Semieje menor	Achatamiento
Bessel (1841)	6 377 397 m	6 356 079 m	1 : 299,2
Clarke (1880)	6 378 249 m	6 356 515 m	1 : 293,5

(1) Una toesa = 1,95 metros.

Según Clarke, la Tierra es algo mayor que según Bessel, y más achatada. Lo mismo en la discusión de Bessel que en la de Clarke, si se deducen de los valores teóricos las longitudes de los arcos de un grado y se comparan con las observaciones, se encuentran diferencias que exceden de lo que cabría atribuir a los errores de observación. Estas diferencias deben atribuirse a las ya mencionadas irregularidades en la distribución de masas en la corteza terrestre, irregularidades que no sólo existen en las montañas, sino también en los valles (desviación de la plomada).

En los tiempos modernos, los métodos empleados en las medidas geodésicas han sido objeto de mejoras considerables. Con el empleo del telégrafo eléctrico y de la telegrafía sin hilos, las determinaciones de las diferencias de longitud geográfica alcanzan una exactitud muy grande, así como la medida de las diferencias de latitud, pudiendo determinarse con gran precisión la longitud del arco de un grado en un punto cualquiera.

Otro recurso importante para la determinación de la forma de la Tierra, es el péndulo. Hemos visto que con péndulos de la misma longitud las duraciones de las oscilaciones son diferentes en diferentes lugares: en el ecuador más largas y en los polos más cortas. Esto tiene, en parte, su explicación en la fuerza centrífuga, que crece a medida que nos acercamos al ecuador, y en parte también en la circunstancia de que la Tierra no es una esfera, de manera que los diferentes puntos de su superficie no están a la misma distancia del centro, que es el punto en el cual puede suponerse concentrada la atracción de todo el planeta. Por consiguiente, si con ayuda de un péndulo se determina la intensidad de la gravedad en diversos puntos de la superficie terrestre convenientemente distribuídos, puede determinarse la figura media de nuestro globo. Helmert determinó en 1901, aplicando este procedimiento a las determinaciones efectuadas con el péndulo hasta entonces, que el achatamiento terrestre era de 1:298,3 y más tarde (1908), después que Hecker hubo determinado también la intensidad de la gravedad en alta mar, pudo demostrar que el geoide es un elipsoide de revolución achatado, con pequeñas diferencias en forma de ondas que apenas exceden de ± 100 m, y que en muchos puntos son sólo de algunas decenas de metros.

Las observaciones únicamente pueden conducir a resultados decisivos si se hacen extensivas a regiones muy vastas de la superficie terrestre. Por esta razón se unieron en 1866, a propuesta de Baeyer, la mayor parte de los Estados de Europa para la determinación de las longitudes de arcos de meridiano, y pocas décadas después se adhirieron a esta obra las naciones de otros continentes.

Las mediciones efectuadas gracias a esta organización grandiosa, han conducido a nuevos y más exactos cálculos de las dimensiones de la Tierra. La longitud del semieje mayor es

según Hayford (1909)	6 378 388 m
y según Helmert (1912)	6 378 192 m

El achatamiento, según Hayford, es de 1 : 297,0. Las diferencias entre ambas determinaciones provienen de que éstas se basan en medidas efectuadas en lugares de la Tierra diferentes y en los cuales las diferencias entre el geóide y el elipsoide de revolución no son las mismas. De todos modos, se puede asegurar que el error en la determinación del semieje mayor o radio ecuatorial de la Tierra no excede de 150 m.

7. EXPLICACIÓN DE LA PRECESIÓN

Un hecho incomprensible antes, y que se explicó completamente por la gravitación, fué la precesión de los equinoccios. Ya hemos hablado de este fenómeno, representándolo como una variación lenta, continua, de la posición del polo sobre la esfera celeste, a la cual sigue como consecuencia una variación correspondiente de la posición del ecuador celeste. Pero según decía ya Copérnico, los polos celestes no son más que una imagen de los polos de la Tierra, puesto que no es el cielo, sino la Tierra, la que gira. Los polos celestes dan la dirección del eje de la Tierra, prolongado hasta encontrar la esfera celeste. Según el sistema de Copérnico, la precesión debe consistir en un cambio de dirección del eje terrestre, a consecuencia del cual su proyección en el cielo, los polos celestes, parecen describir una circunferencia de $23 \frac{1}{2}^\circ$ de diámetro en unos 26 000 años. Newton explicó este fenómeno como un efecto de la atracción combinada del Sol y de la Luna sobre el elipsoide formado a causa de la fuerza centrífuga.

Para mejor comprender este efecto, se puede imaginar la Tierra como formada por una masa principal de forma esférica y por un anillo colocado a lo largo del ecuador. Sobre la masa esférica no se ejerce acción de precesión alguna. En cambio, podemos comparar el anillo con un trompo o giroscopio, y aplicarle las leyes del movimiento del trompo, deducidas de la experiencia, y también teóricamente por la mecánica newtoniana. Un giroscopio es un anillo pesado y macizo que puede ponerse en rotación rápida alrededor de un eje; el eje está suspendido a la cardán por medio de dos aros, de modo que puede moverse libremente en todas direcciones. Si se pone en rotación rápida el giroscopio, su eje de rotación conservará siempre la misma dirección, cualquiera que sea, y cualesquiera que sean los cambios de orientación que demos al aparato que lo sostiene. Supongamos que el eje de rotación esté vertical, y el trompo, visto desde arriba, gire en sentido contrario al de las agujas de un reloj. Si se hace el experimento de sacar de su posición el eje de rotación, empujándolo con el dedo por la parte de delante, se observará el hecho desconcertante de que el eje no se inclina en la dirección en que se le empujó, sino que se separa de esta dirección formando con ella un ángulo recto, hacia la izquierda. Un fenómeno análogo es el que origina la precesión del eje de la Tierra. El giroscopio del experimento es en este caso el anillo que hemos supuesto rodeando el ecuador terrestre.

La presión que en el experimento hemos ejercido con el dedo sobre el eje de rotación, corresponde aquí a una fuerza que tiene su origen en la atracción del Sol sobre el anillo ecuatorial terrestre, y que tiende a llevar este anillo al plano de la eclíptica; pero su efecto no es, como se podría suponer a primera vista, una aproximación del polo celeste al polo de la eclíptica, sino que — exactamente como en el experimento del trompo — se produce precisamente una desviación del polo en ángulo recto con la fuerza. El resultado es, por consiguiente, un movimiento giratorio y muy lento del eje de la Tierra alrededor del eje de la eclíptica como eje medio. Este movimiento se efectúa con lentitud porque la fuerza que actúa es muy pequeña, de modo que el eje de la Tierra necesita unos 26 000 años para describir un cono alrededor del eje de la eclíptica. Como consecuencia de este movimiento, los puntos donde se cortan el ecuador y la eclíptica, o sea el equinoccio de primavera y el de otoño, se mueven con movimiento retrógrado a lo largo de la eclíptica, produciendo el fenómeno llamado precesión de los equinoccios.

Las características del movimiento precesional pueden verse en la figura 17. El polo norte está inclinado hacia la derecha, de manera que las posiciones *A* y *C* corresponden a los solsticios, y *B* y *D* a los equinoccios. El efecto de la precesión es que dentro de 6 500 años el polo norte habrá girado colocándose hacia el observador, formando con el de la eclíptica el mismo ángulo de unos $23\frac{1}{2}^{\circ}$; los solsticios estarán, pues, en *B* y en *D* y los equinoccios en *A* y *C*. Después de otros 6 500 años, el eje y el polo norte estarán inclinados hacia la izquierda en vez de estarlo hacia la derecha; pasados otros 6 500 años estarán detrás del plano del papel, y finalmente, al cumplir el cuarto período de 6 500 años, ocuparán la posición que ocupan actualmente.

Hasta ahora solamente hemos mencionado el efecto de precesión del Sol sobre la Tierra; pero hay otra fuerza análoga debida a la acción de la Luna. La atracción de nuestro satélite sobre el anillo ecuatorial terrestre tiende a poner el eje de la Tierra perpendicularmente al plano de la órbita lunar. Como que esta órbita está muy poco inclinada con respecto al plano de la eclíptica (unos 5°), los efectos de precesión del Sol y de la Luna tienen casi la misma dirección, sumándose entre sí. Por este motivo la precesión total se llama precesión lunisolar. De los $50''$ que en total recorren anualmente los equinoccios sobre la eclíptica, corresponden $34''$ a la acción de la Luna y solamente $16''$ a la del Sol; la acción de la Luna es, pues, mucho mayor que la del Sol.

Sobre la precesión uniforme como promedio, se producen pequeñas oscilaciones periódicas, que se comprenden bajo el nombre de *nutación del eje de la Tierra*. Estas oscilaciones son debidas a acciones periódicas que a su vez son consecuencia de cambios periódicos en el movimiento y en la posición de la Tierra y de la Luna en sus órbitas respectivas. La parte más importante de la nutación tiene un período de 19 años y una amplitud de $17''$. Es debida a la oscilación, ya mencionada, de la órbita de la Luna, a consecuencia de la cual los nodos de la misma recorren la eclíp-

tica, efectuando en 19 años una vuelta completa; esta variación repercute en la inclinación del ecuador terrestre, produciendo como consecuencia una oscilación del mismo período que se superpone a la precesión.

8. LAS MAREAS

Los antiguos navegantes sabían ya que existía una extraña relación entre las apariciones del flujo y reflujo del mar y el movimiento diurno de la Luna. La descripción que hace César de sus viajes a través del Canal, hacen ver que conocía la regularidad del fenómeno. Ya vimos, al describir el movimiento de la Luna, que ésta sale todos los días tres cuartos de hora más tarde, y pasa por el meridiano y se pone con el mismo retraso. Las mareas ocurren dos veces al día y se retrasan aproximadamente lo mismo que la Luna. Además, en un punto dado de la Tierra, las mareas suceden del mismo modo cada vez que la Luna vuelve a ocupar el mismo punto de su órbita diurna aparente.

La causa de este fenómeno y su relación con el movimiento de la Luna eran desconocidas, hasta que la teoría de la gravitación enseñó que se trataba sencillamente de un efecto de la atracción ejercida por la Luna

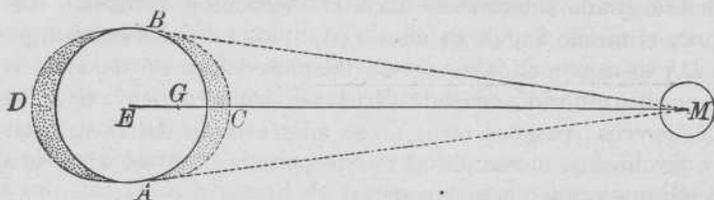


Fig. 26. — Atracción de la Luna sobre las aguas del océano

sobre las aguas del océano. La explicación elemental es la siguiente: Sea *M* (fig. 26) la Luna, y *E* el centro de la Tierra. La parte de la superficie terrestre vuelta hacia la Luna es atraída por ésta con más fuerza que el centro; las partículas líquidas allí situadas son, pues, atraídas hacia *C*. El centro *E* de la Tierra es a su vez más atraído que la parte opuesta a la Luna; las partículas líquidas se levantarán, pues, hacia *D*. En estas condiciones, en dos lugares de la Tierra diametralmente opuestos, *C* y *D*, se tiene flujo o pleamar, y en los puntos situados entre ambos (*A* y *B*) reflujo o bajamar. El punto *G* de la Tierra gira relativamente a la Luna, en unas $24^{\text{h}} \frac{3}{4}$, alrededor del centro *E*, y para este punto se sucederán, por consiguiente, las fases indicadas por *C*, *B*, *D*, *A*, o sea dos veces flujo y dos veces reflujo. Como la Luna no se aparta mucho del plano del ecuador terrestre, el flujo y reflujo en las regiones ecuatoriales de la Tierra serán más fuertes, y se irán debilitando hacia los polos, al paso que multitud de influencias locales, debidas a la forma de los continentes y de las islas, introducirán variaciones considerables en el curso regular del fenómeno. ✕

Si la deformación de la superficie del océano obedeciese inmediatamente a la acción de la atracción lunar, tendría lugar la pleamar cuando la Luna pasase por el meridiano (culminación superior o inferior) y el reflujo a la salida o a la puesta. Pero en virtud de la inercia, ha de transcurrir algún tiempo hasta que la fuerza traslade las masas de agua, y una vez éstas en movimiento permanecerán en el mismo, aun después que la fuerza haya desaparecido y empiece a actuar en sentido contrario. Si al movimiento del agua no se opusiese obstáculo alguno, la marea alta se produciría en todas partes unas pocas horas después del paso de la Luna por el meridiano; mas como que los continentes y las islas perturban el libre movimiento de la masa líquida, la ola tidal se deforma y retrasa de tal manera, que la pleamar ocurre, en algunos casos, muchas horas y hasta un día entero más tarde. En algunos sitios, dos olas de igual fase coinciden, dando origen a una marea de extraordinaria altura, o tienen que ascender por una larga bahía y entonces dan lugar a oleajes peligrosos; en ciertos puntos del globo (por ejemplo en la bahía de Fundy, en la costa oriental de los Estados Unidos) ambas causas coinciden, y originan mareas de más de veinte metros de altura.

Por la misma razón que la Luna, el Sol produce también mareas; pero a causa de la mayor distancia a que está el Sol, el efecto es menor: $\frac{1}{10}$ solamente de la marea lunar. Cuando la Luna es nueva o llena, las atracciones de ambos astros se suman, puesto que actúan en la misma dirección, y el flujo y el reflujo son entonces más intensos, llamándose en este caso mareas vivas o de sicigias. En cambio, cuando la Luna está en cuarto creciente o en cuarto menguante, las acciones del Sol y de la Luna son opuestas; el flujo y el reflujo son, por consiguiente, menores que de ordinario (mareas muertas o de cuadratura).

SEGUNDA PARTE

Astronomía práctica

INTRODUCCIÓN

Suele designarse con el nombre de Astronomía práctica, el estudio de los aparatos y de los métodos que utiliza el astrónomo en sus estudios. Hasta mediados del siglo pasado, todo ello abarcaba un campo muy reducido, y la misión de la Astronomía era muy limitada. Todavía en 1840, podía escribir Bessel: «La Astronomía no tiene más misión que encontrar las leyes que rigen los movimientos de los astros, para que de ellas se pueda deducir la posición de los mismos para un instante cualquiera»; y en otro sitio escribía también: «Todo lo que además se puede saber de los cuerpos celestes, por ejemplo, su forma y el aspecto de su superficie, es seguramente digno de atención pero no tiene interés para el astrónomo». Desde entonces, especialmente a causa de la introducción del análisis espectral en la ciencia, ha cambiado radicalmente el concepto de la misión de la Astronomía, y hoy los problemas que se refieren a la constitución de los cuerpos celestes tienen el mismo interés y la misma importancia que los que se refieren al movimiento de los astros. La Astronomía antigua, la que según la opinión de Bessel tiene por fin determinar las posiciones de los astros, se denomina hoy *Astrometría*, mientras que la nueva rama de la ciencia astronómica que estudia la constitución física de los cuerpos celestes, se llama *Astrofísica*. Describiremos en primer lugar los aparatos y métodos empleados en Astrometría, y después pasaremos a describir más minuciosamente los recursos de la Astrofísica.

Lo mismo que la Astronomía teórica se ha desarrollado la Astronomía práctica, en el transcurso de los siglos. En los tiempos prehistóricos faltaron completamente los aparatos para la observación del cielo. Para los usos de la vida diaria, para la agricultura y la navegación, sólo se necesitaba conocer de una manera aproximada la salida y la puesta de los

astros o la posición del Sol, bastando para ello, como recursos naturales, el horizonte y un objeto cualquiera que arrojase sombra. El círculo que determina el horizonte condujo poco a poco a imitaciones mecánicas, y las torres y los árboles dieron la primera idea para la construcción de *gnomones* y relojes de sol. Los aparatos más antiguos fueron en especial el gnomon, la regla paraláctica (triquetrum) y la esfera armilar.

El *gnomon* no era más que un gran reloj de sol, de construcción muy sencilla, por el que se determinaba la altura del Sol y su distancia al meridiano, deduciéndolas de la longitud y dirección de la sombra arrojada por una columna $a b$ (figura 27). Si el Sol fuese un punto luminoso, este instrumento sería bastante exacto, ya que entonces

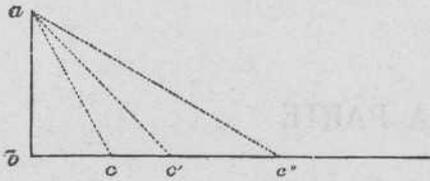


Fig. 27

la sombra proyectada estaría perfectamente limitada. Pero en realidad el Sol presenta un disco de diámetro considerable, y la sombra arrojada por un objeto tiene unos límites tan vagos y tan mal definidos, que difícilmente puede precisarse dónde acaba. A pesar de su sencillez, parece que este aparato fué empleado generalmente por los antiguos astrónomos para la determinación de los instantes en que el Sol alcanzaba los equinoccios y los solsticios. El día en que la longitud de la sombra era mínima, bc , tenía lugar el solsticio de verano; la comparación de la longitud de la sombra con la altura de la columna, daba, por medio de un cálculo trigonométrico sencillo, la altura angular del Sol. El día en que la sombra proyectada alcanzaba la longitud máxima bc'' , era el día del solsticio de invierno, y los dos días en que la altura del Sol era intermedia entre las correspondientes a los solsticios, bc' , pasaba el Sol por los equinoccios.

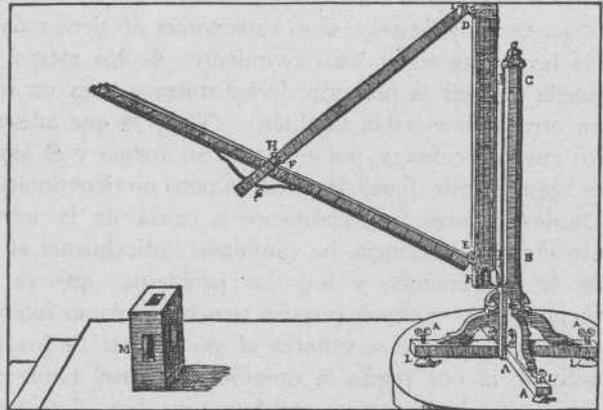


Fig. 28. — Triquetrum o regla paraláctica

Así, con este aparato tan sencillo se podía determinar la duración de las estaciones con exactitud suficiente para las necesidades de aquella época. Nuestros métodos actuales están muy por encima de aquellos procedimientos primitivos, y hoy podemos calcular la posición que ocupaba el Sol en cualquier momento, aunque sea 2 000 años atrás, con exactitud mucho mayor que la que conseguían con sus gnomones los astrónomos de aquel tiempo.

La *regla paraláctica* o triquetrum consistía en una varilla sujeta por un extremo a un bastón vertical y con la cual se apuntaba a los astros, pudiéndose mover el otro extremo a lo largo de una regla graduada. La varilla y el bastón vertical constituían dos lados de un triángulo isósceles cuya base era la regla dividida; en esta última se leía la altura del astro. La figura 28 representa un triquetrum construido por Tycho Brahe, copia de un aparato análogo de Copérnico.

La *esfera armilar* (1), empleada ya en la antigüedad, representa un progreso importante en los aparatos astronómicos. Era una combinación de varios círculos que podían colocarse como los círculos fundamentales de la esfera celeste.

Se colocaba el círculo *EI* (fig. 29) coincidiendo con el plano de la eclíptica, de modo que los puntos *PP* estuviesen dirigidos hacia los polos de la misma y el círculo *APMP* pasase por los polos *pp* del ecuador. El par de círculos interiores podía girar alrededor del eje *PP* y en él se fijaba una pinula o dioptra, es decir, un dispositivo para apuntar a las estrellas, constituido por una abertura colocada muy cerca del ojo del observador, desde la cual se veía una señal colocada un poco más lejos, y que por su coincidencia con el objeto observado determinaba la visual dirigida al mismo. Este aparato permitía determinar la longitud y la latitud de los astros. Con la esfera armilar y con aparatos análogos, Hiparco y Tolomeo pudieron determinar las grandes irregularidades de los movimientos del Sol, de la Luna y de los planetas, así como las posiciones de las estrellas fijas.

El *cuadrante mural*, o cuadrante sujeto a un muro orientado según el meridiano, dividido en partes y provisto de un dispositivo para efectuar la lectura de las mismas, fué también conocido por Tolomeo, pero parece que sólo lo empleaba en las observaciones del Sol y de la Luna.

El *cuadrante mural*, o cuadrante sujeto a un muro orientado según el meridiano, dividido en partes y provisto de un dispositivo para efectuar la lectura de las mismas, fué también conocido por Tolomeo, pero parece que sólo lo empleaba en las observaciones del Sol y de la Luna.

(1) La esfera armilar se llamaba también astrolabio. Pero en general se entiende por astrolabio otro aparato, inventado por los árabes, que servía para medir las alturas de los astros y al mismo tiempo para la solución mecánica de varios problemas de Astronomía esférica.

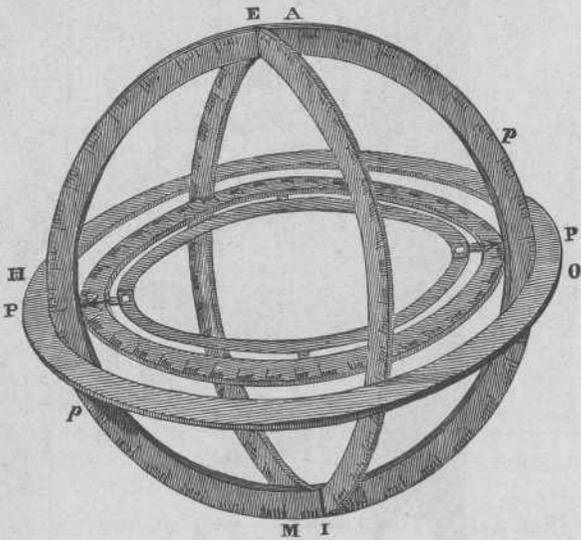


Fig. 29
Esfera armilar, según la descripción de Tolomeo

Los árabes, importadores de la ciencia de Oriente a principios de la edad media, dieron gran impulso a la construcción de aparatos de grandes dimensiones, y aun inventaron algunos nuevos, pero no realizaron ningún progreso considerable en el arte de la observación.

La edad media dió poco de sí en el perfeccionamiento de los aparatos y de los métodos, y el observador más notable de dicho tiempo, Tycho

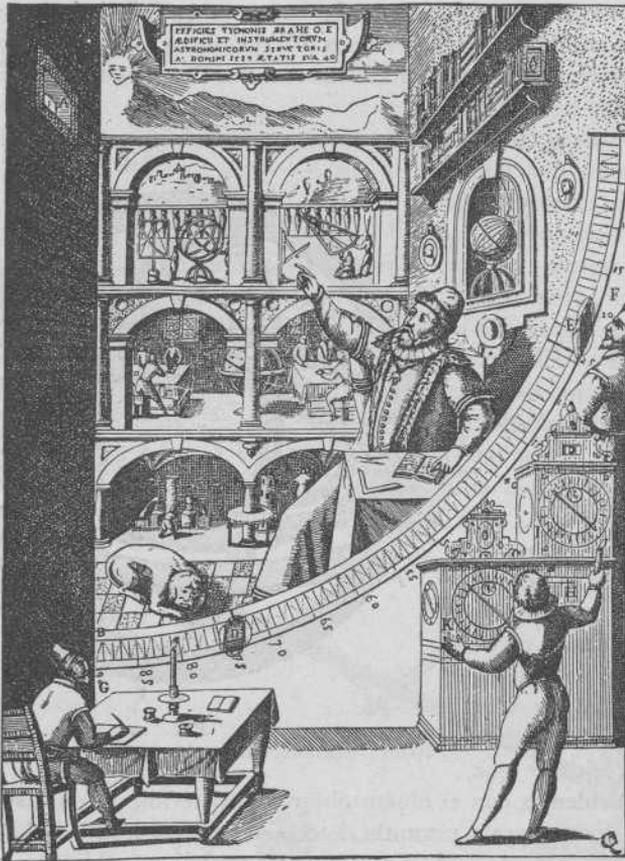


Fig. 30. — Gran cuadrante mural de Tycho Brahe

Brahe, tuvo que construirselos por sí mismo. Con sus propios instrumentos, este astrónomo superó en precisión a todos sus antecesores, gracias a una construcción más esmerada de los aparatos, y en especial por la corrección de las divisiones de los cuadrantes. Así, mientras que las posiciones determinadas por Tolomeo llevaban errores de $10'$ y aun más, las de Tycho Brahe rara vez excedieron de $2'$, o sea de la quinceava parte del diámetro aparente de la Luna.

La figura 30, que, como la 28, está sacada de la obra de Tycho «*Astronomiae instauratae mechanica*», representa su gran cuadrante mural, uno

de los principales aparatos de su observatorio de Uranienburg, en la isla de Hveen; BC es el cuadrante, sujeto a la pared, con las dioptras movibles D y E ; en el centro del cuadrante y en una segunda pared que forma ángulo recto con la primera, está la dioptra fija A . El observador F mira a través de E y A al astro; el ayudante H lee el tiempo en las esferas K e I del reloj (1) y el ayudante G anota la altura meridiana CE . La pared a la cual está fijo el cuadrante, lleva una pintura que representa al mismo Tycho Brahe junto a una mesa; en el fondo del cuadro se ven otros departamentos del observatorio, con distintos aparatos.

Del mismo tipo que los aparatos de Tycho Brahe, aunque algo más completos, eran los de Hevelio, en Danzig, quien, aunque ya usaba frecuentemente el telescopio para la observación de los cuerpos celestes, todavía empleaba las antiguas dioptras en los aparatos destinados a medir ángulos. En la figura 31 se representa uno de sus cuadrantes, del año 1659.

A partir de esta época, la unión del antejo a los instrumentos destinados a medir ángulos inició una nueva era en la historia de la Astronomía.

(1) De los aparatos que servían a Tycho para medir el tiempo, no nos ha quedado recuerdo.

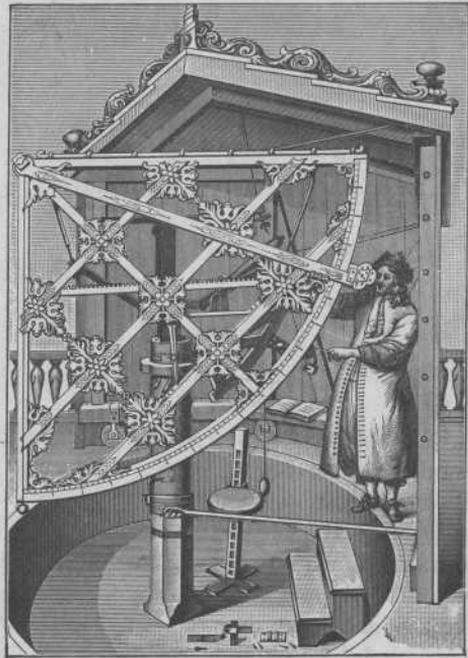


Fig. 31. — Gran cuadrante de Hevelio

CAPÍTULO PRIMERO

El anteojo

I. ANTEOJOS MÁS ANTIGUOS

El anteojo es una parte tan importante de todo aparato astronómico moderno, que por él ha de empezarse toda descripción del material de los actuales observatorios.

Quién fué el inventor del anteojo, es cuestión que se ha discutido durante mucho tiempo y que quizá no se resolverá ya nunca. Parece comprobado que el primer anteojo se construyó en Holanda; pero el deseo de los inventores de explotar ellos solos un aparato de cualidades tan excepcionales, impidió la divulgación de su secreto. El honor del invento se lo disputan, con casi el mismo derecho, Lipperhey y Metius, y con menos razón Jansen; el segundo era pulimentador de cristal en Alkmaar, y los otros dos ópticos en Middelburg.

La prioridad de Zacarías Jansen fué sostenida por P. Borelli. Según éste, Jansen había presentado un anteojo de 40 cm de longitud al príncipe Moritz de Nassau, quien, reconociendo el gran valor del invento para la guerra, le ofreció una suma de dinero para que guardara el secreto. La defensa de Borelli se funda principalmente en declaraciones de amigos o parientes de Jansen, que no pueden considerarse como pruebas concluyentes.

En 1830, se encontraron documentos según los cuales los Estados generales de Holanda trataron, el 2 de octubre de 1608, de una patente que pidió Johann Lipperhey, a quien Borelli llama el segundo inventor del anteojo; la petición se refería a un aparato que permitía ver de lejos. Casi al mismo tiempo Jacob Metius había pedido también un privilegio parecido. El gobierno negó la patente a Lipperhey porque el invento ya era conocido; sin embargo, le encargó la construcción de varios aparatos y le aconsejó que guardase el secreto de su construcción.

De todo lo dicho se deduce que, si bien es muy difícil averiguar quién fué el primer inventor del anteojo, sin embargo, puede afirmarse que este

aparato era conocido en Holanda a fines de 1608. Unos nueve meses después de las peticiones de Lipperhey y Metius, Galileo recibió, según dice él mismo, noticias del extraordinario invento holandés. Como no se sabía nada acerca de su construcción, Galileo se puso a meditar sobre ello, y tuvo la satisfacción de poder construir en poco tiempo un anteojo que aumentaba tres veces el tamaño de los objetos. Está comprobado que ya en 1609 construía anteojos y que con ayuda de ellos no tardó en descubrir las manchas del Sol, las fases de Venus, los satélites de Júpiter, los anillos de Saturno, y finalmente muchos millones de estrellas que a simple vista parecen formar la Vía Láctea. El mayor de sus anteojos aumentaba 30 veces, pero en su construcción era tan imperfecto, que con uno mucho menos potente se ve en nuestros días mucho más.

El anteojo holandés o de Galileo consta de dos lentes: la que está dirigida hacia el objeto se llama *objetivo*, *O* (fig. 32), y es biconvexa, es decir, concentra los rayos luminosos, mientras que la otra lente, a la cual se aplica el ojo del observador, llamada *ocular*, *o*, es cóncava o de dispersión.

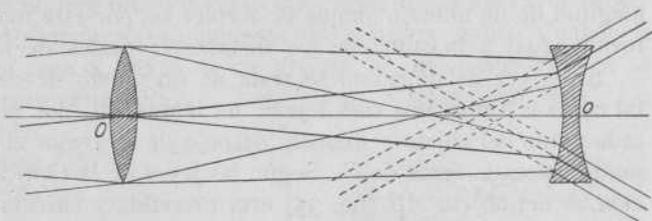


Fig. 32

La lente *O* daría la imagen invertida de un objeto infinitamente alejado; pero antes de que los rayos luminosos formen esta imagen, encuentran el ocular *o*, el cual los hace casi paralelos, y el ojo situado detrás de ella los recibe como si procedieran de una imagen aumentada del

objeto lejano. La marcha de un haz de rayos luminosos que inciden paralelamente sobre el objetivo, se ve en la figura 33.

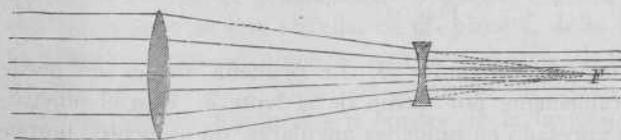


Fig. 33

Con esta disposición no se forma en el anteojo una *imagen real* del objeto, sino que la imagen está en la prolongación de los rayos; es decir, es *virtual*.

Esta disposición del anteojo se emplea todavía en los gemelos de teatro y de campaña, porque el instrumento resulta así más corto que el *anteojo astronómico o de Kepler*. Kepler, que se distinguió en los trabajos de Óptica y en la teoría de la refracción de la luz (1), empleó como ocular una pequeña lente biconvexa *O* (fig. 34). Los rayos emitidos por una estrella se reúnen en un punto llamado *foco*, *F*, y a partir de este punto divergen; la imagen real situada en *F*, se observa, en el anteojo de Kepler,

(1) En su obra «Dioptrice», publicada en 1611 en Augsburg, desarrolla por primera vez la teoría del anteojo holandés y del astronómico.

con ayuda de la pequeña lente convexa o , que obra como lente de aumento. En este principio se basan nuestros anteojos o refractores modernos. La distancia OF se llama *distancia focal* del objetivo. Como el ocular o

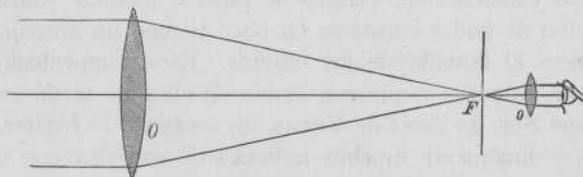


Fig. 34

tiene que estar colocado de manera que los rayos luminosos que parten de F entren paralelos en el ojo, el punto F ha de coincidir casi con el foco del ocular, y la

longitud de un anteojo simple de Kepler es, por este motivo, aproximadamente igual a la suma de las distancias focales de objetivo y ocular.

Si en vez de un punto se trata de un objeto de ciertas dimensiones, tal como la Luna, una casa lejana, un buque, etc., los rayos que parten de cada punto del objeto se reúnen, después de atravesar el objetivo O , en un punto colocado cerca de F . Según las leyes de la Óptica, la imagen reducida ab del objeto AB (fig. 35) está invertida y situada en un plano perpendicular al *eje óptico*; la distancia de este plano al objetivo depende de la distancia del objeto observado AB . Si el objeto observado está en el infinito, el mencionado plano se llama *plano focal*; en él están todos los puntos de la imagen. Si se traza una línea recta que una un punto A del objeto con el centro O del objetivo, esta recta corta al plano focal en un

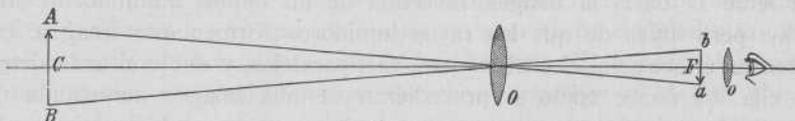


Fig. 35

punto a que es la imagen del punto A . La pequeña imagen ab puede aumentarse considerablemente por medio de la lente o . Con el objetivo solo, se obtiene ya, expresado en unidades angulares, un aumento; porque si observamos la imagen ab a simple vista aparece bajo un ángulo mayor que el objeto AB . Cuanto más se acerque el ojo a ab tanto mayor será la imagen. Como el límite de la visión distinta oscila entre 15 cm y 25 cm, es necesario interponer una lente convexa, el ocular, en el caso de observar la imagen ab desde muy cerca.

La relación entre los dos ángulos según los cuales se ven desde el ojo, o, más exactamente, desde el ocular, la imagen ab y el objeto AB , relación que recibe el nombre de *aumento* del anteojo, depende de las distancias focales de las lentes objetiva y ocular. Si la distancia focal de un objetivo es doble que la de otro objetivo, un objeto aparecerá a través del primero, con el mismo ocular, doble que a través del otro, tres veces más grande si la distancia focal es tres veces mayor, etc. Por el contrario, si el objetivo es el mismo y empleamos diferentes oculares, el aumento se hace tanto menor cuanto mayor es la distancia focal del ocular empleado,

ya que entonces el ojo se aleja más y más de la imagen. Según esto, encontraremos el aumento de un anteojo dividiendo la distancia focal del objetivo por la del ocular. Por ejemplo, si la distancia focal del objetivo es de 1 m y la distancia focal del ocular de 1 cm, el aumento es 100; si la distancia focal del ocular es de $\frac{1}{2}$ cm el aumento es doble, es decir, 200, igual que si la distancia focal del objetivo fuera de 2 m y la distancia focal del ocular 1 cm. Si se invierte el anteojo y se mira a través del objetivo como antes a través del ocular, los objetos disminuirán en la misma proporción en que antes aumentaban.

Podría creerse, por lo dicho, que adoptando oculares de distancia focal suficientemente corta deberían obtenerse aumentos a discreción. Pero no ocurre así, porque no hay ninguna lente que reúna todos los rayos procedentes de un objeto luminoso exactamente en un mismo punto. Cuando la luz blanca del Sol pasa a través de un prisma, los diferentes colores se refractan de manera diferente: el rojo menos y el violeta más. Lo mismo ocurre en una lente, que podemos imaginar constituida por prismas; los rayos pertenecientes al rojo sufrirán una desviación mínima,

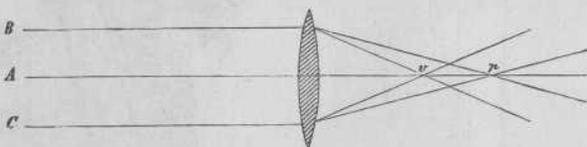


Fig. 36

los del violeta máxima, y la distancia focal para los rayos rojos será mayor que para los violetas, mientras que para los colores intermedios estarán comprendidas entre aquellas dos. En la figura 36, r es el punto donde se encuentran los rayos rojos, v es el foco para los rayos violetas. Como que la luz emitida por la mayor parte de los objetos está compuesta de varios colores, es generalmente imposible obtener una imagen libre de colores, trátase de una estrella, de un planeta, de la Luna o de un objeto terrestre; lo que se obtenga será una mezcla de imágenes de colores diferentes. Si se emplea un aumento pequeño, la confusión será pequeña, aunque los límites o bordes de la imagen siempre serán poco luminosos y coloreados. Con un aumento más fuerte, el objeto aparecerá mayor, pero los bordes esfumados y coloreados serán por la misma razón mayores en la misma proporción, y el observador no percibirá más detalles que antes. Esta dispersión y separación de la luz por las lentes se llama *aberración cromática*. El ojo, considerado como aparato óptico, posee poca aberración cromática, que en general no se percibe, pero que en ciertas circunstancias puede hacerse evidente.

Esta descomposición de la luz en sus colores simples fué la mayor dificultad con que tropezaron los sucesores de Galileo y Kepler para perfeccionar el anteojo. Encontraron, no obstante, que si se aumentaba la imagen alargando la distancia focal del objetivo, la aberración cromática crecía mucho menos que forzando el aumento por medio del ocular. Para un diámetro dado del objetivo, la imagen de un objeto, en total, no estará más esfumada ni más coloreada con una distancia focal de 20 m que con

una de 2 m, pudiendo emplearse, por este motivo, con igual éxito, el mismo ocular en ambos casos. Pero la imagen en el foco del primer anteojo es 10 veces mayor que en el segundo, de modo que, con el mismo ocular, se obtiene en el primer caso un aumento 10 veces mayor. Huygens, Do-

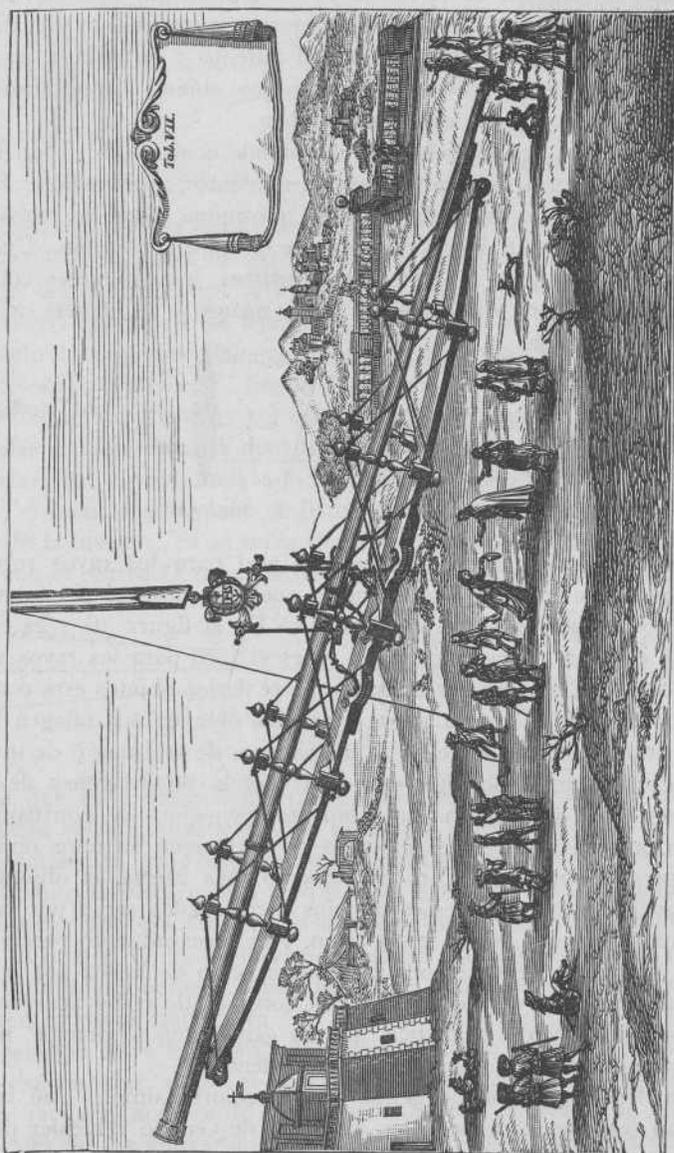


Fig. 37. — Anteojo de principios del siglo XVIII

mingo Cassini, Hevelio y otros astrónomos de la segunda mitad del siglo XVII construyeron y emplearon, por esta causa, anteojos de 30, 40 y más metros de longitud. Algunos renunciaron completamente al tubo al que suelen estar sujetos el objetivo y el ocular, y unieron ambas lentes

por medio de una larga barra, o pusieron el objetivo en una columna muy alta mientras que el ocular estaba cerca del suelo. La figura 37 representa uno de estos pesados aparatos, tomado de la obra de Bianchini «Hesperii et Phosphori nova phaenomena» (Roma, 1728), en la cual este astrónomo italiano describe sus observaciones de la rotación de Venus.

2. ANTEOJOS ACROMÁTICOS

Transcurrió más de un siglo desde el invento del antejo, antes que se diera con un procedimiento para disminuir los efectos de la aberración cromática de las lentes. En 1730, el inglés Moor Hall descubrió el principio en que puede fundarse esta corrección, y empezó a construir las primeras lentes acromáticas, y en 1758, John Dollond obtuvo una patente para la construcción de anteojos con objetivos de esta clase. El problema fué tratado matemáticamente por Leonardo Euler. Para comprender el principio en que se funda, recordemos que cuando un rayo

de luz blanca incide, bajo un ángulo cualquiera, sobre un medio transparente (por ejemplo, sobre un cristal), experimenta una doble modificación al atravesar el medio. Por una parte, se desvía de su dirección primitiva, se *refracta*, y el valor de esta *refracción* depende, para un medio determinado, del ángulo de incidencia, y para medios diferentes depende, además, del llamado *índice de refracción*, de los mismos. Por otra parte, se produce una descomposición de la luz blanca en los distintos colores elementales: la luz se *dispersa*. La intensidad de la *dispersión* depende, para un mismo medio, del ángulo de incidencia, y para medios diferentes el *poder dispersivo* de los mismos. Si un rayo de luz incide sobre un prisma de vidrio, se producen al mismo tiempo la refracción y la dispersión; esto es, el rayo luminoso es desviado de su dirección primitiva y al mismo tiempo es descompuesto en sus diferentes colores. Entre la multitud de clases de cristal, hay dos, llamadas *crown* y *flint*, que tienen la propiedad de que el poder dispersivo del uno (*flint*) es casi el doble que el del otro (*crown*). Si a un prisma de cristal *crown* BAC (fig. 38) se acopla un prisma de cristal *flint*, ACD , cuyo ángulo de refracción sea mitad que el del primer prisma, ocurrirá que un rayo luminoso RS , al atravesar el sistema, sufrirá una desviación — casi la mitad de la que sufriría si se emplease sólo el prisma de *crown*, — pero en cambio no experimentará ninguna dispersión o descomposición en los colores elementales. Un prisma compuesto en esta forma, es un prisma acromático; resuelve por consiguiente, el problema de desviar un rayo de luz sin dispersarlo. El mismo problema se puede aplicar a una lente, haciendo que ésta refracte los rayos luminosos de ma-

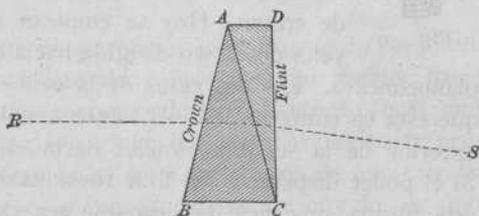


Fig. 38

nera que se reúnan en un punto, sin que al mismo tiempo se descomponga la luz en sus colores elementales.

Para construir con arreglo a este principio un *objetivo acromático* o sin dispersión, se combina una lente convexa de crown con una lente cóncava de flint cuya curvatura total sea aproximadamente la mitad de la otra. No es posible establecer una regla exacta para calcular la relación de ambas curvaturas, porque el poder dispersivo varía, no sólo para distintas clases de cristal, sino también para diferentes trozos de la misma clase; la relación más conveniente hay que averiguarla, en cada caso, por medio de experimentos. Una vez encontrada, las dos lentes presentarán un poder dispersivo casi igual, pero de sentido contrario, y como que la lente de crown refracta más que la de flint, los rayos luminosos se reunirán en un foco cuya distancia al objetivo será, poco más o menos, el doble de la distancia focal de la primera lente sola. Algunos objetivos acromáticos antiguos están compuestos de tres lentes: una bicóncava de flint entre dos biconvexas de crown. Hoy se emplean solamente dos: una lente biconvexa de crown dirigida hacia el objeto y una lente de flint casi

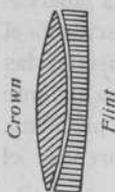


Fig. 39

planocóncava. Las dos caras de la primera lente y la cara de la segunda que está en contacto con ella tienen casi la misma curvatura; la superficie exterior de la segunda, vuelta hacia el ocular, es casi plana (fig. 39). Si el poder dispersivo del flint fuese exactamente doble que el del crown, esta última superficie tendría que ser exactamente plana para conseguir el acromatismo; pero en general no sucede esto, y el óptico ha de conseguir el acromatismo dando cierta curvatura a la superficie exterior del flint, generalmente en sentido convexo, y en grado diferente para cada objetivo.

Por efecto de la reflexión en las caras del vidrio, siempre se pierde una parte de luz, un 4 % en cada superficie. Pegando ambas lentes con bálsamo del Canadá, la pérdida total se reduce a la mitad, pero el procedimiento no es aplicable sino a los objetivos pequeños; cuando se trata de objetivos mayores, las lentes se separan por medio de tres tiritas de estaño muy delgadas y del mismo espesor, colocadas en los bordes, o por medio de un anillo delgado de metal.

El acromatismo de los objetivos así obtenido, no es perfecto. Si proyectamos un espectro por medio de un prisma de flint, y otro por medio de un prisma de crown (de ángulo doble que el primero), la longitud de ambos espectros es la misma, pero los colores tienen diferente extensión en ambos: la del rojo es mayor en el espectro correspondiente al crown y la del violeta es mayor en el otro; es decir, el prisma de crown dispersa más el rojo y menos el violeta, y por este motivo, la combinación de estos dos prismas no compensa por completo los efectos de dispersión de cada uno de ellos. Con esta combinación, la luz refractada no forma, pues, una imagen blanca; a causa de la superposición de ambos efectos, se forma un espectro cuya región central es blanca, pero que en uno de sus extremos, por la unión del rojo y algo del amarillo con violeta, aparece de color

púrpura, y en el otro extremo, por la unión del violeta con rojo y gran cantidad de amarillo, aparece de color verde amarillento.

Este espectro, llamado *espectro secundario*, es corto en comparación con los que formarían separadamente el prisma de crown y el de flint. Su efecto es la aparición de bordes coloreados alrededor de las imágenes de los objetos luminosos; se percibe ya en un refractor de poca abertura, y en los objetivos grandes, de 50 centímetros de abertura en adelante, es muy aparente y muy molesto. Modernamente se fabrican clases de cristal cuyo poder dispersivo es casi igual para todos los colores, hasta el punto de que, por lo menos para las radiaciones visibles, el espectro secundario desaparece casi por completo.

Otro defecto, muy molesto de los objetivos grandes antiguos, es la llamada *aberración esférica*, que consiste en que los rayos luminosos pa-

ralelos que inciden sobre una lente no se reúnen exactamente en un punto después de la refracción. Así, por ejemplo, a los rayos que inciden hacia el borde de una lente esférica, les corresponde una distancia focal más corta que la correspondiente a los rayos que inciden sobre la parte central (fig. 40). A causa de la aberración esférica, la imagen de una estrella no se reduce a un punto, sino que se presenta como un círculo, de diámetro tanto mayor cuanto mayor es el defecto. El poder de separación del antejo, lo mismo que la intensidad luminosa de las imágenes, disminuye por esta causa. La técnica óptica de nuestros días ha conseguido

corregir completamente la aberración esférica, aun tratándose de grandes objetivos.

Lo mismo que el objetivo, el *ocular* de los anteojos astronómicos consta de dos lentes, pero colocadas a cierta distancia una de otra. Si bien es cierto que bastaría una sola lente para ver con claridad los objetos en el

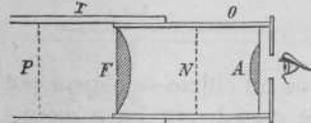


Fig. 41. — Ocular

centro del campo, y que se pueden emplear estos oculares simples aun para fuertes aumentos, el empleo de una lente única acarrearía reducción del campo, y haría que los bordes de la imagen fuesen poco luminosos. Por esta razón se coloca cerca de la imagen focal del objetivo una segunda lente *F* (fig. 41), la cual refracta todos los rayos de aquella reuniéndolos hacia la verdadera lente ocular *A*, de manera que se proyecta sobre la retina del observador una imagen de intensidad homogénea en todos sus puntos. En el ocular de *Huygens* (de Campani) u *ocular negativo*, la imagen se forma en *N*, entre ambas lentes oculares; en cambio, en el *ocular micrométrico* o *positivo*, de *Ramsden*, la imagen se forma delante de la lente *F*, en *P*, es decir, que en este último sistema se forma la imagen real antes de que los rayos luminosos penetren en el ocular. Para medir un objeto, o sea para determinar sus dimensiones angulares por medio del

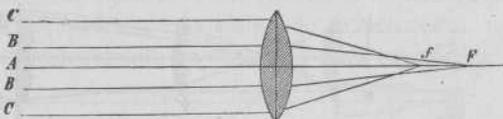


Fig. 40

micrómetro, que ha de colocarse en el plano de la imagen real, el ocular de Huygens no puede emplearse; en cambio posee ventajas sobre el ocular positivo de Ramsden para la simple observación de los astros. Tanto la lente de campo como la ocular, son en ambos sistemas planoconvexas; en el ocular de Huygens, las superficies convexas de ambas lentes están vueltas hacia el objetivo; en el de Ramsden (fig. 41) la superficie convexa de la primera lente está vuelta hacia la lente ocular. Cada anteojo suele estar provisto de una colección de varios oculares, para obtener diferentes aumentos.

El anteojo astronómico presenta los objetos invertidos, lo cual para

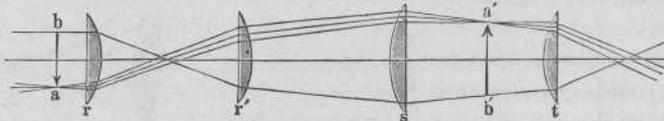


Fig. 42. — Ocular del anteojo terrestre

la observación de los astros carece de importancia. Para ver los objetos terrestres en su verdadera posición, se emplea un ocular más complicado; en general, consta de dos pares de lentes de los cuales el primero, $r r'$ (fig. 42), juntamente con la lente s del segundo par, da una segunda imagen $a' b'$ de la primera imagen ab , real y en verdadera posición, que se observa a través de la lente t del segundo par. A causa de la gran absorción que experimenta la luz al pasar a través de las dos lentes supletorias, y también por ser menor el campo, este ocular no se emplea en los aparatos científicos.

3. REFLECTORES

Hemos visto que en los anteojos la imagen de un objeto se obtiene por medio de la refracción de la luz en lentes de cristal, por cuyo motivo se llaman *refractores*. Hay otra clase de instrumentos, llamados *reflectores* o telescopios de espejo, en los cuales la primera imagen se obtiene por reflexión de los rayos sobre un espejo cóncavo. El invento de los reflectores parece debido a Nicolás Zucchius, quien en 1616, combinando un espejo con una lente de vidrio, construyó un anteojo de espejo (1). Newton y Gregory fueron los que propagaron el uso de los telescopios. Newton los recomendaba porque la dispersión cromática desaparece en

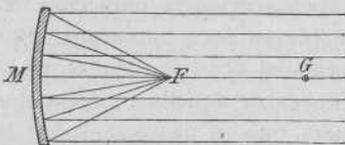


Fig. 43

esta clase de aparatos. Si un haz de rayos paralelos incide sobre un espejo cóncavo M (fig. 43), todos se reúnen en el punto F , punto medio entre el centro de curvatura G y el espejo. Si se quiere que todos los rayos pasen

(1) Es posible que anteriormente, en 1571, el inglés Leonardo Digges hubiese construido un telescopio de esta clase.

exactamente por dicho punto, la sección meridiana del espejo no ha de ser un arco de círculo, sino una parábola, y el punto F es entonces el foco de la parábola. Si los rayos provienen de diferentes puntos de un objeto, se forma, lo mismo que en los refractores, una imagen invertida, en el plano focal perpendicular al eje MG del espejo. Esta imagen se observa por medio de un ocular o lente de aumento.

En este punto surge una dificultad. La imagen se forma en el lado del espejo correspondiente al objeto y al ocular, con lo cual el ojo del observador debe estar, para ver la imagen, entre F y G , o sea en el camino de los rayos luminosos, y una gran parte de la luz incidente la intercepta el propio observador. Para salvar esta dificultad se han propuesto tres soluciones, que corresponden a tres clases de reflectores:

1. El espejo M (fig. 44) está agujereado en el medio, y los rayos reflejados por él se recogen, poco después de su intersección en F , por medio de un segundo espejo cóncavo S_1 sujeto al eje del tubo en cuyo extremo está el espejo principal M . Por medio de este segundo espejo los rayos se reúnen en el punto F_1 , y puede observarse con el ocular o la imagen de un objeto lejano así obtenida. Esta disposición, la más antigua, fué ideada por James Gregory, quien, lo mismo que Mersenne, construyó telescopios de espejo antes que Newton. Estos telescopios se llaman, por este motivo, reflectores de *Gregory*.

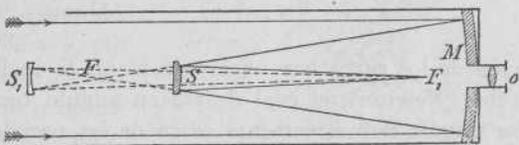


Fig. 44

El reflector de *Cassegrain* se diferencia del de Gregory solamente en que, en vez del espejo cóncavo S_1 , tiene un espejo convexo S (fig. 44), colocado entre el espejo principal M y el foco F . La distancia focal del espejo se alarga por este motivo y la primera imagen real se produce en F_1 . Esta construcción presenta la ventaja de que el telescopio es más corto, y por ello ha sustituido a la primitiva disposición de Gregory.

2. En el reflector de *Newton* se suprime el agujero, poco favorable para la fabricación del espejo. Antes de encontrarse los rayos en el foco F (fig. 45), son desviados en ángulo recto por un espejo plano inclinado 45° respecto al eje del reflector, y la imagen real se forma en F_1 . En el tubo, agujereado lateralmente, se coloca el ocular o .

3. En el gran telescopio construido por Guillermo Herschel, el gran espejo M está algo inclinado respecto al eje del telescopio, de manera que la intersección de los rayos se verifica en un punto que no está situado en dicho eje, sino cerca de las paredes del tubo. El observador mira a través de un ocular la imagen producida. Únicamente en el caso de instrumentos

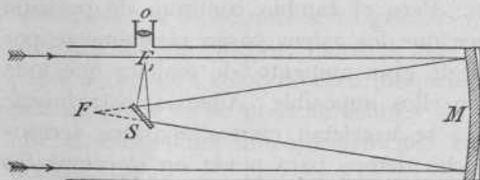


Fig. 45

de grandes dimensiones como el reflector de Herschel, es aplicable esta construcción, conocida bajo la denominación de «Front-view Telescope», porque el observador mira colocándose delante del instrumento (fig. 52). En los reflectores pequeños el observador interceptaría demasiado los rayos luminosos procedentes del objeto.

En estos últimos tiempos se ha puesto en uso una combinación muy

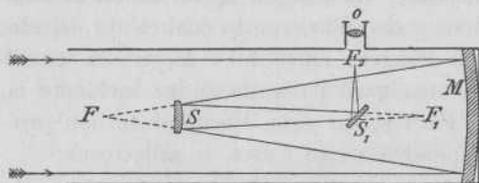


Fig. 46

ventajosa del reflector de Cassegrain con el de Newton, representada en la figura 46. El espejo no está agujereado; delante del foco F hay un espejo convexo S (Cassegrain) que alarga la distancia focal del espejo M . Delante del segundo punto F_1 de intersección de los rayos hay un espejo plano S_1 inclinado 45° respecto al eje del tubo (Newton), el cual desvía en ángulo recto los rayos luminosos, que se reúnen definitivamente cerca de las paredes del tubo, en F_2 . La imagen formada en este plano focal puede observarse a través de una abertura en la que está colocado el ocular o .

4. MONTAJE DEL ANTEOJO

Si la Tierra no girase alrededor de su eje, todas las estrellas aparecerían siempre en la misma dirección, y el montaje de los grandes anteojos y telescopios sería muy sencillo. Pero el cambio continuo de posición de todos los cuerpos celestes hace que los astros pasen rápidamente por el campo en los anteojos fijos y de gran aumento, de manera que toda observación duradera se hace con ellos imposible. Además, para buscar un cuerpo celeste con el anteojo se necesitan ciertos aparatos accesorios, sin los cuales se pierde mucho tiempo para poner en el campo los astros más luminosos y es en vano buscar los de más débil luminosidad que no pueden percibirse a simple vista. Por esta razón, son necesarias dos cosas para poder emplear un anteojo astronómico de alguna potencia: primero, un medio para poder apuntar el anteojo, tanto si el objeto que se quiere observar es visible a simple vista como si no, y segundo, un mecanismo que permita seguir al astro en su movimiento diurno, de manera que permanezca continuamente en el campo.

Para alcanzar el primer fin, casi todas las monturas de los anteojos astronómicos permiten el movimiento del tubo alrededor de dos ejes perpendiculares entre sí. En los anteojos pequeños uno de los ejes suele estar dirigido hacia el cenit mientras que el otro es paralelo al plano del horizonte. Al montar los aparatos grandes, tanto refractores como reflectores, se colocan los ejes perpendiculares entre sí de manera que uno de ellos tome la dirección del polo. La posición de este eje no tiene,

por este motivo, la misma inclinación respecto al horizonte en diferentes lugares de la Tierra, pero es invariable para un mismo lugar. El segundo eje es paralelo al ecuador. Este montaje se llama *montaje paraláctico* o *ecuatorial*. Presenta grandes ventajas, basadas en que el movimiento aparente de los astros debido a la rotación de la Tierra se efectúa precisamente alrededor del eje polar.

En la práctica, este montaje es muy variado y se puede ver en las figuras 47 a 51. El más antiguo, y actualmente el más extendido, se debe a Fraunhofer. El anteojo (fig. 47), cuyo objetivo es *O* y cuyo ocular es *o*, forma ángulo recto con el eje de declinación *AB* y está fuertemente unido al mismo. Este último está sostenido, por medio de dos manguitos *a* y *b*, por el brazo *g*, y puede girar con él; *g* está a su vez unido al eje horario o de ascensiones rectas *CD*, que puede girar dentro de los cojinetes *c* y *d*, fijos a la parte superior de una columna de hierro *E*. Esta última pieza se construye expreso según el lugar en que tiene que emplazarse, de manera que el eje horario *CD* esté inclinado un ángulo igual a la altura del polo sobre el horizonte (1). Para buscar con facilidad los astros, se dota a los grandes anteojos de uno menor, llamado *buscador* *S* (fig. 47), colocado cerca del ocular y paralelo al anteojo principal; este buscador es de poco aumento y de gran campo, y se sitúa de modo que el campo del anteojo principal corresponda al centro del campo del buscador.

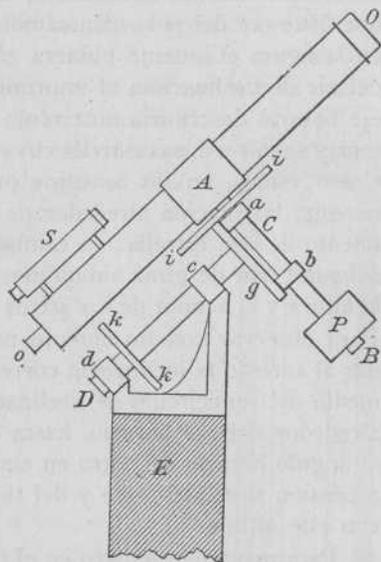


Fig. 47

En la mayoría de los casos, el buscador es también insuficiente para encontrar sin dificultad los astros, y con este fin se colocan dos semicírculos graduados *ii* y *kk* atravesados por los ejes de declinación y horario, respectivamente, con lo cual sus divisiones corresponden a las de dos círculos máximos de la esfera celeste; con ayuda de ellos puede apuntarse directamente a un astro cualquiera, aun sin necesidad de verlo en el buscador. El peso considerable de las distintas partes de que consta un anteojo ecuatorial exige, para mantener el equilibrio, cierto número de contrapesos, el mayor de los cuales sirve para evitar que se vuelque el anteojo y está colocado en el extremo libre del eje de declinación.

(1) La barra metálica *g* que sostiene los cojinetes *a* y *b* se construye ordinariamente en forma de caja. Por esto se la designa, con frecuencia, con el nombre de caja de declinación, y caja horaria o de ascensiones rectas la que, análogamente, sustituye a veces a los manguitos *c* y *d*.

En la figura, el anteojo está colocado paralelamente al eje horario, y por consiguiente apuntando al polo. El lector (suponiendo que el aparato esté emplazado en el hemisferio norte) se encuentra al este. Haciendo girar el anteojo alrededor del eje AB de modo que el objetivo venga para adelante, describiendo un ángulo de 90° , el aparato apuntará hacia el punto este, en el ecuador. Si en estas condiciones se hace girar lentamente el aparato alrededor del eje horario, el extremo del eje del anteojo describirá un círculo máximo: el ecuador u órbita aparente diurna de una estrella que diste 90° del polo. En cambio, si a partir de la posición representada en la figura el anteojo hubiera girado un ángulo menor de 90° alrededor del eje de declinación, al imprimirle después el movimiento alrededor del eje horario describiría un círculo menor paralelo al ecuador celeste, y entonces seguiría a una estrella cuya órbita aparente fuese este círculo menor. Como vemos, en los anteojos provistos de montaje paraláctico sólo se necesita la rotación alrededor de un eje, el horario, para seguir el movimiento de una estrella; en cambio, los anteojos con montaje horizontal o *acimutal* han de girar simultáneamente alrededor de los dos ejes, porque la altura y el acimut de los astros cambian ambos de una manera continua. Para observar con un anteojo montado ecuatorialmente, se empieza por dar al anteojo la inclinación correspondiente a la declinación del astro, por medio del semicírculo de declinación, y después, se hace girar el aparato alrededor del eje horario, hasta colocarlo en la posición correspondiente al ángulo horario del astro en aquel momento, ángulo que se deduce de la ascensión recta del astro y del tiempo sidéreo, y que varía continuamente con este último.

Para mantener el astro en el campo, esto es, para satisfacer la segunda de las condiciones antes expuestas, los anteojos de grandes dimensiones van provistos de un aparato de relojería, mediante el cual gira el eje horario describiendo en 24 horas un ángulo de 360° . El acoplamiento del aparato de relojería con el eje CD se consigue por medio de un engranaje de piñón y rueda dentada, estando ésta firme en el eje horario, cerca del círculo k o bien encima del manguito c entre éste y la caja de declinación.

El montaje de Fraunhofer o *montaje alemán* tiene el inconveniente de que en la observación de los objetos cercanos al cenit la pilastra o columna sobre la que se apoyan los ejes puede ser un estorbo, que obliga a interrumpir el trabajo, para reanudarlo después de haber llevado el anteojo al otro lado de la columna. En la mayor parte de las observaciones astronómicas, esta operación no representa más que una pequeña pérdida de tiempo; pero si el anteojo se utiliza, como ocurre con frecuencia, para obtener fotografías del cielo, dicha interrupción es un inconveniente gravísimo. Como que las fotografías se obtienen a la mayor altura posible, o sea cerca del cenit, y a veces la exposición ha de durar algunas horas, los anteojos destinados a este objeto se montan en la forma empleada antiguamente en Inglaterra (*montaje inglés*) y representada en la figura 48. El eje horario CD es extraordinariamente largo, de mayor longitud que el anteojo, y está dispuesto de manera que forma una especie de

marco, en el que puede moverse el anteojo en declinación (fig. 49). Esta construcción presenta sus ventajas; pero la construcción del eje horario, por lo que se refiere a la estabilidad, es deficiente, y el hallarse las dos pilastras muy separadas ofrece también inconvenientes. El mayor defecto de este montaje consiste en que no es posible dirigir la visual a las cercanías del polo celeste.

Una combinación de ambos montajes es la representada en la figura 50. Por medio de la columna curvada se hace posible el movimiento del anteojo, lo mismo si apunta al cenit que en todas las demás posiciones; el largo y pesado eje horario del montaje inglés ha sido sustituido por un eje corto CD colocado dentro de una caja cónica. Con este aparato se puede, además, observar los astros cercanos al polo, tanto si el anteojo está en la posición superior como en la inferior, como se indica en la figura por la línea de puntos $O'o'$.

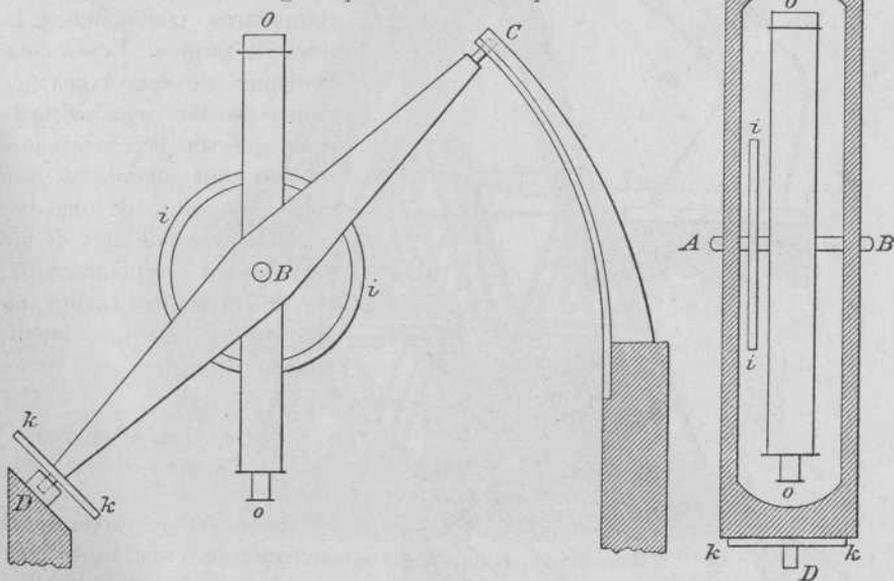


Fig. 48

Fig. 49

Este montaje es muy recomendable para aparatos de tamaño regular, hasta 4 m de longitud. La línea FF de puntos indica la altura del suelo.

En la figura 51 se representa una forma completamente diferente de montaje ecuatorial, que se conoce bajo la denominación de *ecuatorial acodado*. El tubo oM forma el eje horario, colocado en la dirección del polo. Un segundo tubo, NM , perpendicular al primero, está unido a él mediante un cubo hueco M . En el extremo del segundo tubo hay otro cubo hueco N que lleva el objetivo O y un espejo s , el cual forma un ángulo de 45° con el eje del tubo. El cubo N puede girar en el collar p alrededor del eje de NM , y esta rotación corresponde al movimiento en declinación del anteojo. El contrapeso P equilibra el aparato. Los rayos luminosos que inciden sobre el objetivo, son reflejados por el espejo s hacia el espejo s_1 ,

y de allí van al ocular *o*. Es fácil ver que durante la rotación del primer tubo, el extremo *o* no cambia de posición, lo cual presenta la ventaja de que el ocular del anteojo puede estar colocado en el interior de una habitación, donde permanece también el observador, mientras que la mayor parte del anteojo está a la intemperie.

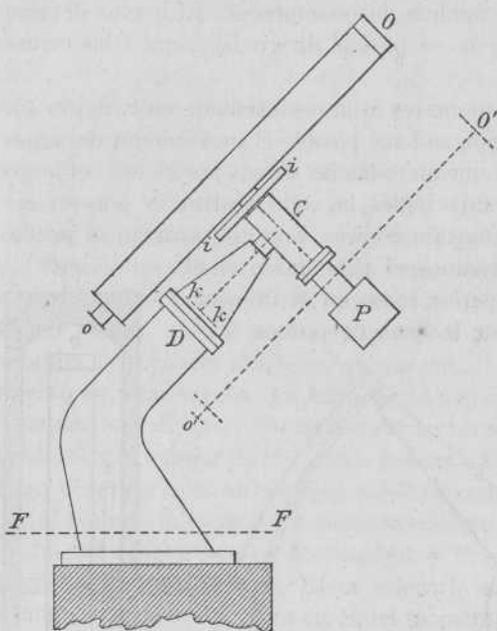


Fig. 50

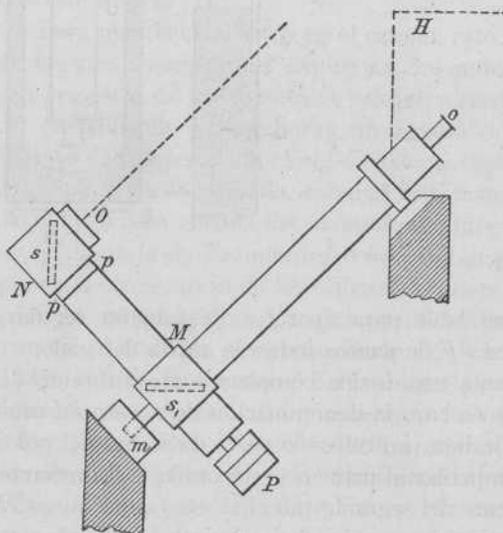


Fig. 51

La cúpula, cara y engorrosa, puede suprimirse. En la figura, el objetivo está dirigido hacia el polo, y en la misma figura se puede ver que la habitación *H* no impide las observaciones circumpolares, como indica la línea de puntos. Los inconvenientes de esta construcción consisten principalmente en que son necesarios dos espejos, que además de ser caros, son causa de una disminución considerable de luz y requieren frecuentes ajustes, no siempre fáciles en aparatos de grandes dimensiones.

5. GRANDES APARATOS MODERNOS

Entre el refractor y el reflector ha existido siempre una especie de emulación que no ha terminado todavía y que ha dado lugar a continuos progresos y a fluctuantes éxitos; toda conquista de una parte ha sido pronto alcanzada o superada por la otra, de manera que han alternado los períodos en que han estado de moda los refractores y los reflectores.

Con los telescopios de Newton y de sus contemporáneos, con espejos de metal de pocas pulgadas de diámetro, se hacía poco más o menos lo mismo que con los refractores, tales como los usaba Huygens, los cuales,

a causa de su longitud, eran poco manejables. Más tarde, si el arte de la fundición del cristal hubiese estado más adelantado, hubieran desaparecido los reflectores ante los refractores acromáticos. Pero aun en los tiempos de Dollond (hacia 1760) era imposible fabricar discos de flint, puro y homogéneo, que excedieran de algunas pulgadas de diámetro. Un buen refractor acromático de 5 a 6 cm de abertura era entonces un objeto extraordinariamente raro, y los ópticos de aquel tiempo superaron poco, en el arte del acromatismo, a lo que se había hecho en el siglo XVII. Como que para pulimentar los espejos metálicos no tenían que resolverse tantas

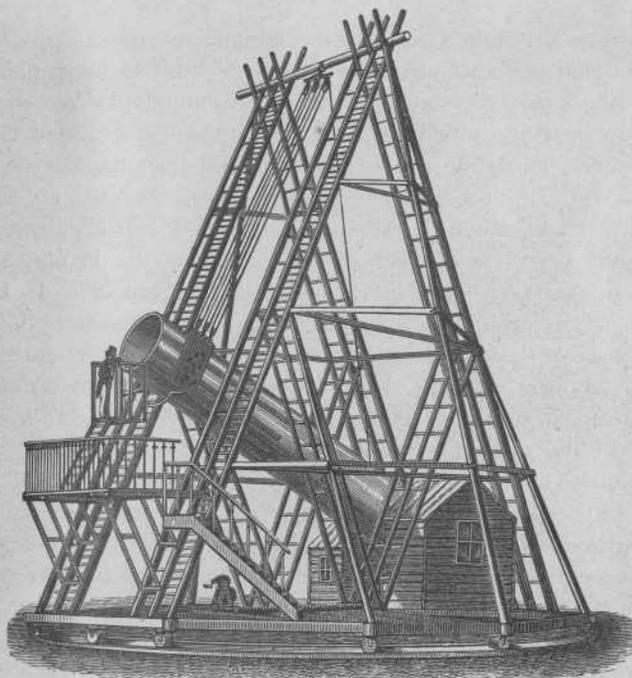


Fig. 52. — Gran telescopio de G. Herschel

dificultades, se tuvo que retroceder a los reflectores siempre que se trataba de gran intensidad luminosa, esto es, de grandes aberturas.

A mediados del siglo XVIII, la habilidad y la incansable paciencia de un hombre le llevaron a construir reflectores que en sus condiciones ópticas superaban en mucho a los refractores de Dollond. En 1766, Guillermo Herschel, un alemán que en aquel tiempo era organista y profesor de música en Bath, cerca de Bristol, entró, por casualidad, en posesión de un pequeño reflector de Gregory. El espectáculo de la esfera celeste que éste le ofrecía le sugirió el deseo de poseer un aparato semejante, pero mayor; mas los precios que exigían los ópticos de Londres excedían de sus escasos recursos, y por este motivo se decidió a fabricarse uno por su propia mano. Después de muchos ensayos infructuosos, llegó a construir, en 1774, un reflector de Newton que tenía siete pies ingleses de

longitud. En 1783 terminó un telescopio de 20 pies, y después, cuando el rey le fijó una pensión anual que le permitió dedicarse completamente a la Astronomía, construyó un telescopio gigantesco de 39 pies de longitud con un espejo de 4 pies de diámetro (fig. 52). Con este telescopio se alcanzó ya el límite de la utilidad práctica, porque el manejo del aparato era tan difícil que Herschel lo empleaba pocas veces, sirviéndose casi siempre de aparatos más pequeños. En el año 1839 fué desmontado por sir John Herschel, hijo mayor del gran observador, y después de una fiesta de familia celebrada en el interior del tubo, fué éste abandonado para siempre.

A principios del siglo XIX, el suizo Guinand inventó un procedimiento mediante el cual podían construirse discos de flint de un tamaño y pulcritud hasta entonces desconocidos. A invitación de Utzschneider, fundador de un instituto óptico en Munich, Guinand se trasladó en 1807 a Benediktbeuren, en donde producía el material que mandaba al joven y genial Fraunhofer, que hacía poco tiempo había ingresado en el instituto como ayudante. La unión de estos dos hombres, y especialmente las delicadas investigaciones de Fraunhofer en el terreno de la óptica práctica y teórica, inauguraron una nueva era en la construcción de las lentes acromáticas, que pronto dieron fama mundial al instituto de Munich. Hasta los anteojos pequeños superaban en mucho a los mejores de Dollond hasta entonces en auge, y los refractores de 24 cm de abertura y 4 m de distancia focal que el instituto suministró en 1824 a Dorpat y en 1837 a Berlín, pudieron compararse muy bien, en lo referente a luminosidad, con los telescopios de Herschel. Por su construcción mecánica excelente, su pequeña longitud relativa, su sólida construcción y el empleo, por primera vez, de aparatos de relojería para el movimiento de los aparatos, los refractores de Fraunhofer resultaron mucho más apropiados para las medidas astronómicas, con lo cual quedaron postergados los telescopios.

Sólo en Inglaterra se esforzaron algunos particulares ricos en seguir perfeccionando los métodos de los dos Herschel para construir telescopios con espejos gigantescos. El avance más importante en este sentido lo realizó lord Rosse, conde de Parsonstown, al construir un reflector de 17 m de distancia focal, con un espejo de 1,8 m de diámetro (fig. 53). El montaje de este gran telescopio difería mucho del de Herschel. El tubo estaba colocado entre dos grandes paredes que permitían al anteojo un movimiento de 10° a ambos lados del meridiano. Hacia arriba (norte) y hacia abajo (sur) podía dirigirse, por medio de una bien ideada combinación de cables, a cualquier distancia del polo. Cuando el telescopio estaba apuntado a un astro, se movía hacia el oeste por medio de un aparato de relojería extraordinariamente fuerte, que accionaba un largo tornillo.

Entre los grandes reflectores antiguos dignos de consideración, tanto por sus constructores como por sus resultados y descubrimientos, merecen especial mención los de William Lassell, quien, casi al mismo tiempo que

lord Rosse, construyó un telescopio con un espejo de dos pies (61 cm) de diámetro, y descubrió con él dos nuevos satélites de Urano. Otro telescopio más moderno y mayor, con espejo de 1,2 m de abertura, fué

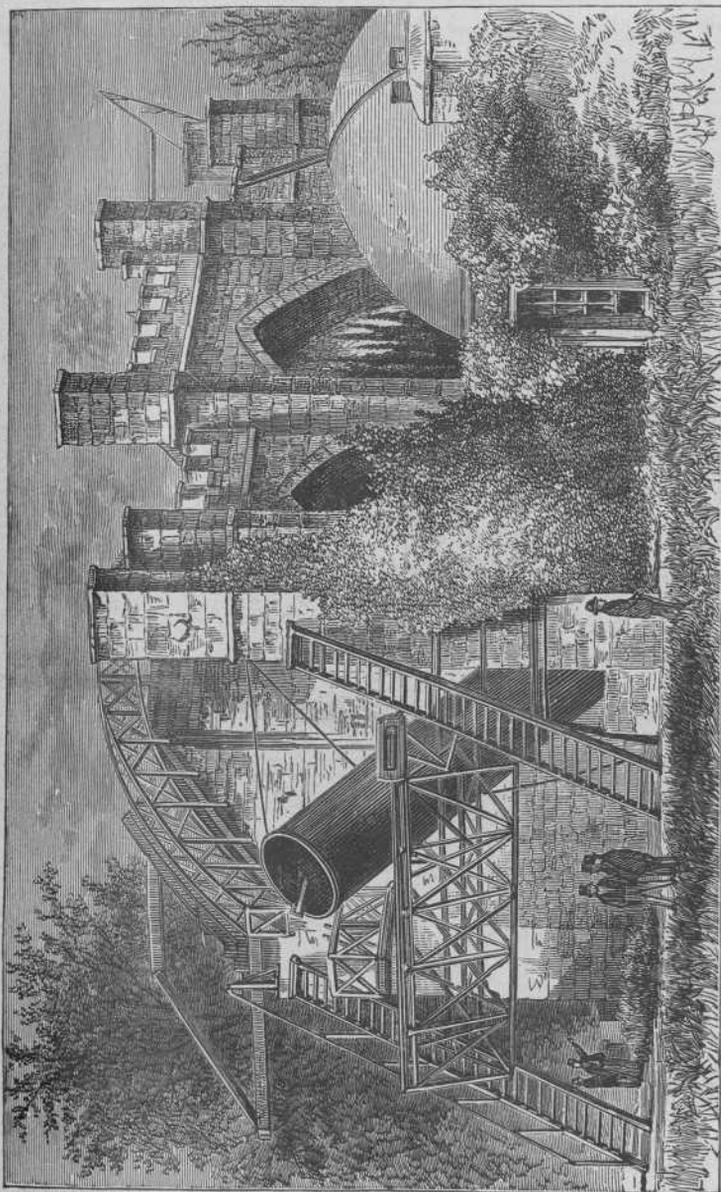


Fig. 53. — Telescopio de lord Rosse, en Parsonstown, Irlanda

el que usó en Malta en 1863 para observaciones de satélites y nebulosas; su montaje, algo raro, es el representado en la figura 54. Desgraciadamente, su propietario destruyó tan hermoso aparato poco antes de su muerte. En 1857, Foucault introdujo un progreso considerable en la fabrica-

ción de espejos, al demostrar que los espejos de cristal recubiertos químicamente de una capa de plata muy fina son muy apropiados para los telescopios. Estos espejos de Foucault, no sólo tienen un peso menor y una mayor estabilidad que los espejos metálicos, sino que, además, reflejan más cantidad (el 90 %) de la luz que incide sobre ellos, en especial de los rayos actínicos o de acción fotográfica. Desde entonces se han construido muchos telescopios, de todos tamaños y aberturas, cuya relación nos conduciría demasiado lejos.

Entre estos aparatos, adquirió gran fama, en los últimos años del pasado siglo, el reflector de Crossley, del observatorio de Lick, por medio del

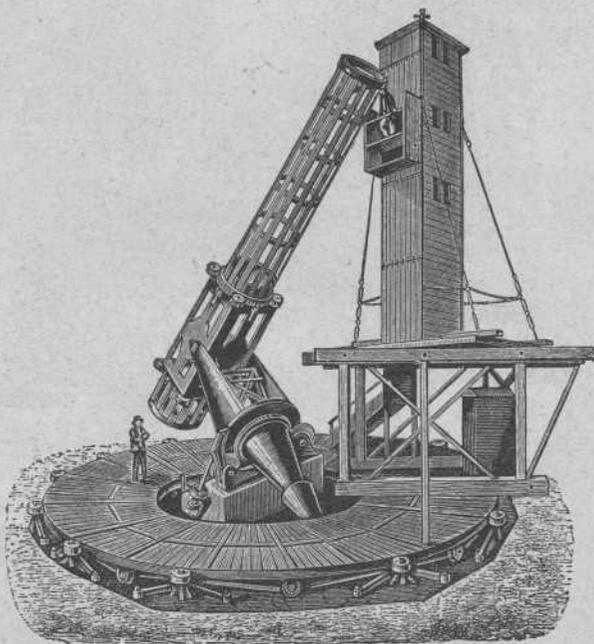


Fig. 54. — Reflector de Lassell

cual se hicieron notables descubrimientos. En la figura 55 se representa este telescopio tal como estaba montado el año 1905. El espejo de este aparato tiene 91 cm de diámetro y 5,3 m de distancia focal. La cámara fotográfica está exactamente frente al espejo, sostenida de manera que el segundo espejo de los telescopios de Newton es aquí innecesario. La luz que proviene de una estrella sufre, por consiguiente, una sola reflexión antes de impresionar la placa fotográfica; por esta razón se pierde y se dispersa mucho menos que si se tratase de una reflexión doble. El espejo está sostenido por un sistema de palancas que le impiden alabearse con motivo de los cambios de posición del aparato. Con el reflector de Crossley se han realizado grandes progresos, especialmente en la fotografía de nebulosas; la pequeña distancia focal que para grandes aberturas puede darse a los espejos y la propiedad de éstos de reunir en un punto todos los

rayos luminosos, cualquiera que sea su longitud de onda, los hacen altamente recomendables para esta clase de fotografías.

Otro telescopio de gran tamaño es el del observatorio de Mount Wilson (fig. 56). Tiene un espejo de 1,52 m de abertura y 7,6 m de dis-

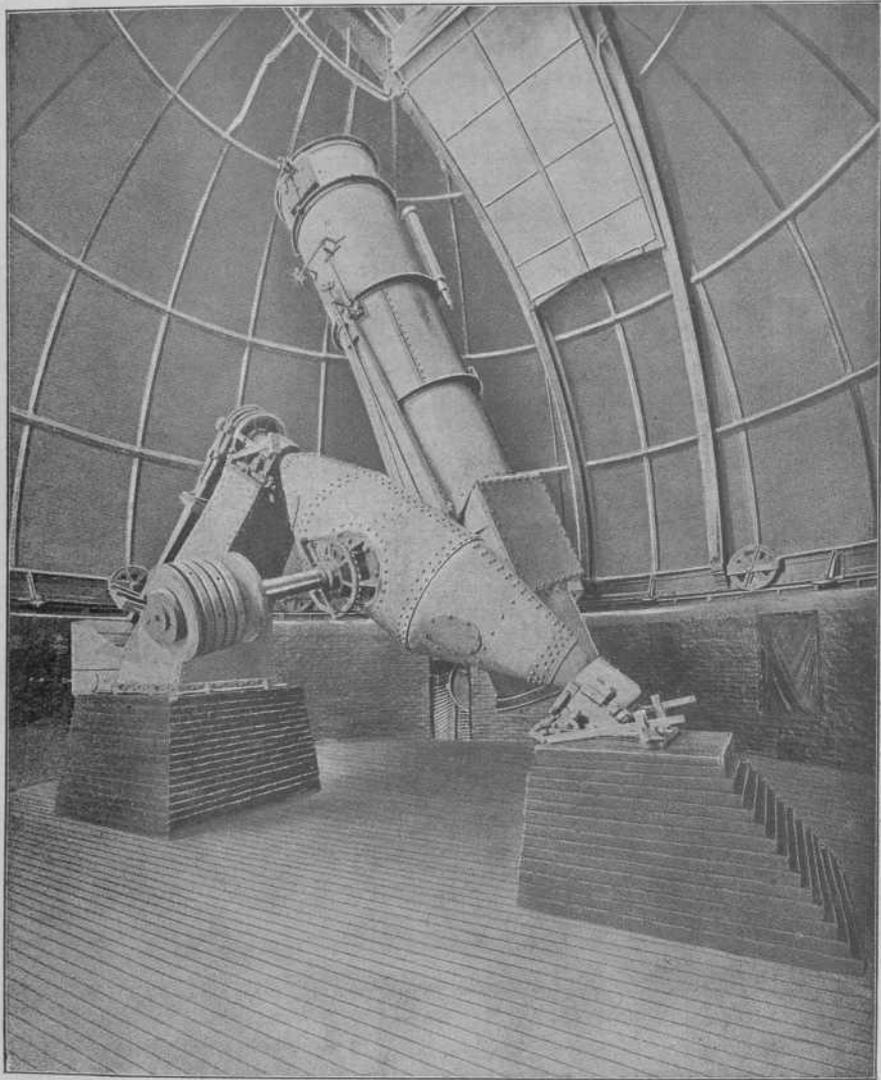


Fig. 55. — Reflector de Crossley, del observatorio de Lick

tancia focal, y su peso es de 865 Kg. El espejo fué pulimentado por Ritchey con una perfección que no ha vuelto a alcanzarse hasta hoy.

Recientemente se montó en Mount Wilson otro telescopio todavía mayor (258 cm de abertura y 12,9 m de distancia focal). El Dominion

Astrophysical Observatory, de Victoria (Canadá), posee por su parte uno de 184 cm de abertura y 9,2 m de distancia focal.

La fabricación de refractores progresó considerablemente desde los tiempos de Fraunhofer. La industria de las lentes acromáticas pareció haber alcanzado la máxima perfección posible con los grandes refractores de 38 cm de abertura que Merz y Mahler, sucesores de Fraunhofer, construyeron en 1840 para el observatorio de Pulkowa, cerca de San Petersburgo, y en 1843 para el observatorio de Harvard College, en Cam-

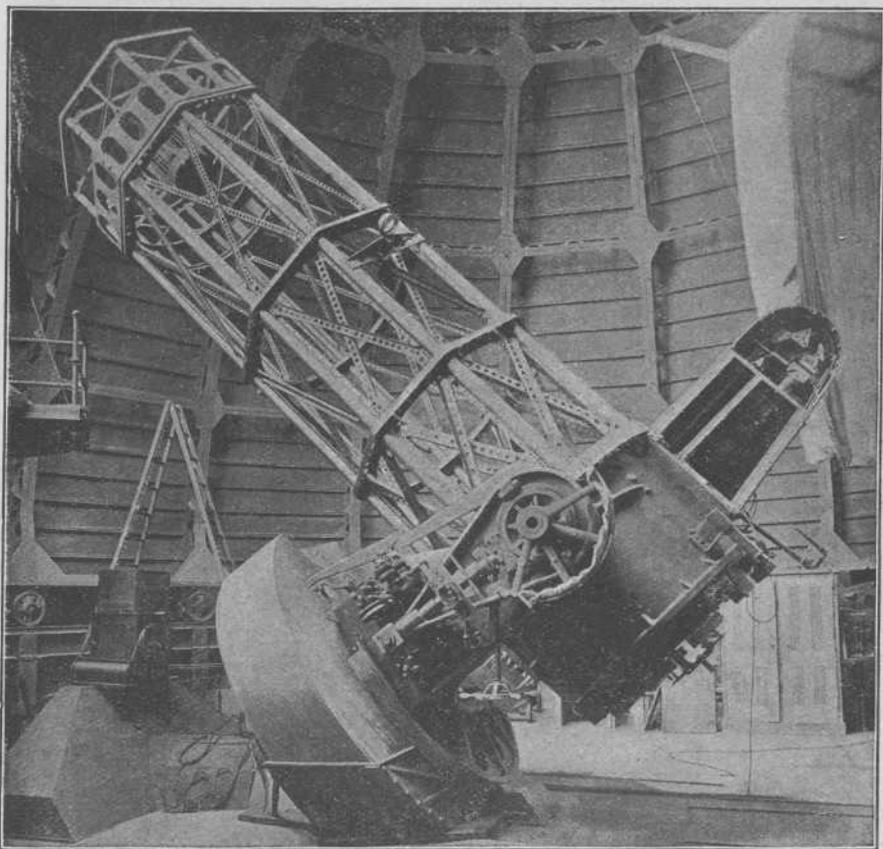


Fig. 56. — Reflector del observatorio de Mount Wilson (152 cm de abertura)

bridge (Estados Unidos). De hecho, el famoso instituto de Munich reinó con sus aparatos hasta más de la mitad del siglo pasado. Por este tiempo le salieron dos rivales: Alvan Clark, en Cambridgeport (Estados Unidos), y Cooke, en York (Inglaterra), que pronto le igualaron en la calidad y le superaron en las dimensiones de las lentes objetivas, gracias a que la técnica de la fabricación del cristal había experimentado una transformación enorme.

Merced a los esfuerzos de las casas Chance, Brother y compañía, de

Birmingham, y Feil, de París, se hizo posible la fabricación de lentes de flint homogéneo de más de 60 centímetros de diámetro, y algo más tarde se obtuvieron lentes mayores de crown. Estos triunfos dieron a la habilidad y constancia de los ópticos ocasión de fabricar discos de vidrio de algunos quintales de peso, con la forma necesaria para la obtención de grandes objetivos acromáticos.

Mientras que en la fabricación de un espejo sólo tiene que darse forma a una superficie, en un objetivo acromático hay que labrar cuatro. Antes de fabricar un objetivo es necesario determinar con exactitud los índices de refracción de las diferentes clases de cristal que tienen que emplearse;

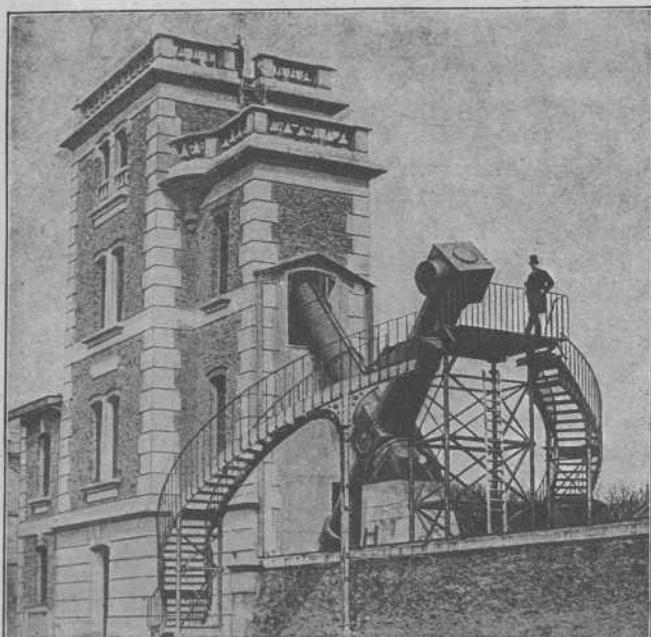


Fig. 57. — Ecuatorial acodado del observatorio de París

después hay que realizar el cálculo, el cual requiere algún tiempo, aunque sólo sea para una primera aproximación, con objeto de construir los moldes con los cuales se pulimentan las lentes. Una vez terminada la pulimentación general, viene el trabajo más minucioso: el de determinar, observando estrellas reales o artificiales, qué partes del objetivo requieren todavía una pulimentación secundaria, llamada *retoque*. Estos trabajos de retoque requieren una gran habilidad en el artista que los realiza, y una gran experiencia para el buen éxito de la operación. Cooke, en Inglaterra, fué el primero que resolvió este problema, y Clark, en América, llevó a un extraordinario grado de perfección este difícil ramo de la técnica. De los numerosos objetivos de gran tamaño que ha construído este artista, citaremos solamente los tres más importantes que entregó para los

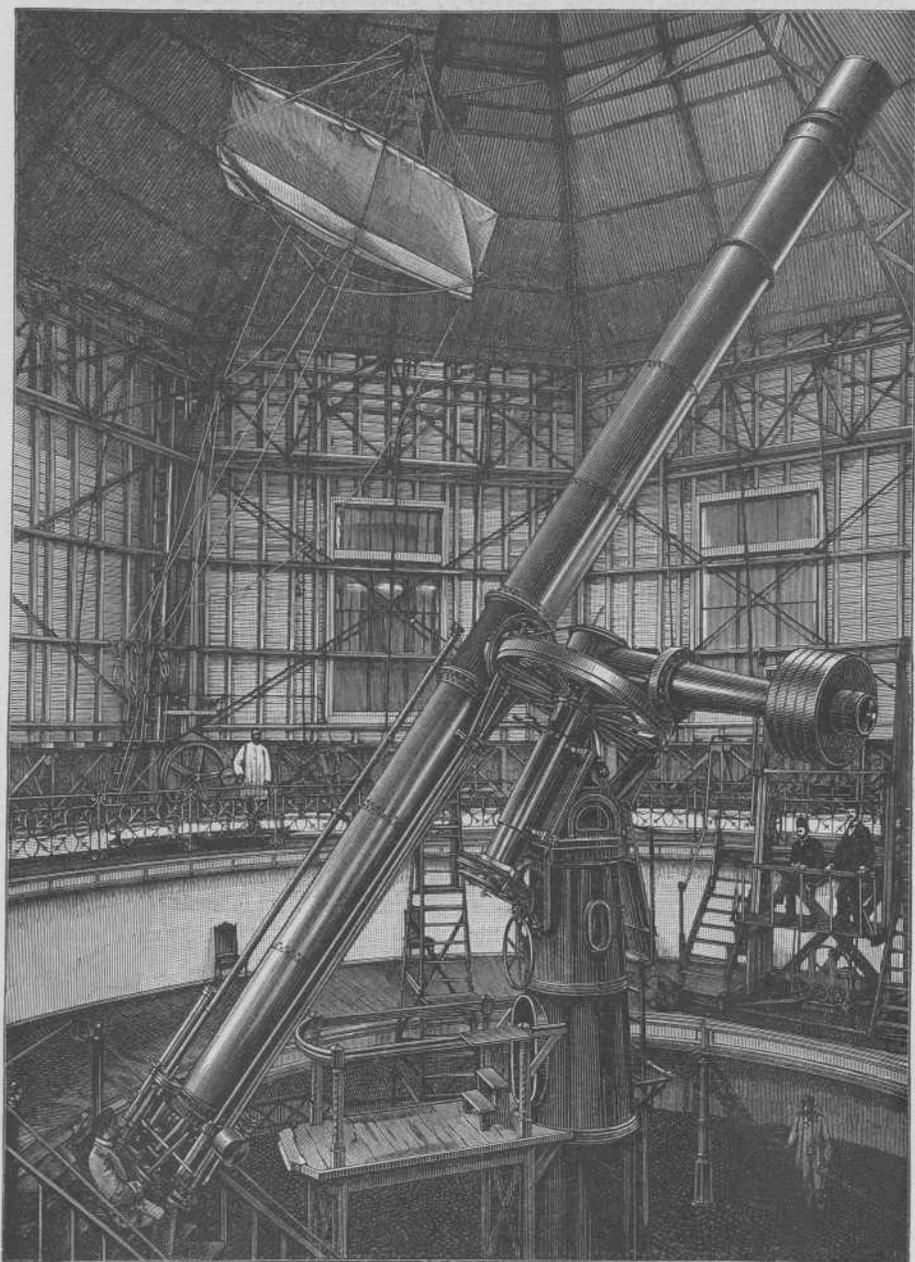


Fig. 58. — Gran refractor del observatorio de Pulkowa

grandes refractores de los observatorios de Pulkowa (76 cm, fig. 58), Lick (91 cm) y Yerkes (102 cm).

La montura ecuatorial acodada (*équatorial coudé*), ideada por Loewy en 1871, fué construída en 1882 con destino al observatorio de París. Existen pocos instrumentos de esta clase; el ecuatorial acodado mayor construído hasta ahora se fabricó en 1891, también para el observatorio de París (fig. 57). Posee un objetivo de 60 cm de abertura y 18 m de distancia focal. A pesar de las innegables ventajas que ofrece este montaje, los inconvenientes, ya mencionados, son tan grandes, que se prefieren los refractores corrientes aunque sean más incómodos para el observador. Una característica especial de los ecuatoriales acodados, consecuencia de la forma del aparato, es la gran distancia focal de los objetivos. Mientras para los objetivos de los refractores ordinarios se exige que la relación de la abertura a la distancia focal sea aproximadamente igual a 1:15, y para los objetivos fotográficos de 1:10 y aun más, en el ecuatorial acodado esta relación oscila entre 1:24 y 1:30.

A principios de 1880 los hermanos Henry construyeron en París un anteojo doble, en el que uno de los objetivos había sido acromatizado para los rayos químicos y el otro para los rayos visuales. Ambos anteojos estaban sólidamente unidos, y en la obtención de clisés fotográficos, el anteojo acromatizado para la visión directa les servía de apuntador, durante las exposiciones largas, para mantener dirigido el anteojo gemelo a un mismo punto del cielo. Los brillantes resultados conseguidos con este instrumento por los hermanos Henry, dieron pie para una empresa internacional importante: la obtención de una carta fotográfica celeste y la formación de un extenso catálogo de estrellas. Unos veinte observatorios tomaron parte en ello, y para este fin se tuvieron que proveer de anteojos dobles, en los cuales el objetivo mayor, acromatizado para los rayos de acción fotográfica, tiene de 32 a 34 cm de abertura y 3,4 m de distancia focal.

Las grandes ventajas que demostraron poseer estos anteojos dobles con objetivos acromatizados de diferente manera, condujeron a la construcción de instrumentos análogos mayores. Aquí citaremos sólo los del observatorio astrofísico de Potsdam y del observatorio de Meudon. El primero tiene un objetivo fotográfico de 80 cm de abertura y otro visual de 50 cm, con 12 y 12,5 metros, respectivamente, de distancia focal. Ambos objetivos fueron fabricados por la casa C. A. Steinheil, de Munich; las piezas de cristal de que se formaron dichos objetivos fueron fundidas en la fábrica de cristal de Schott y Gen, de Jena. En el retoque del objetivo de 80 cm se empleó, por primera vez para unas lentes tan grandes, el método de Hartmann y Wilsing, de Potsdam, que consiste en determinar previamente, para las distintas zonas del objetivo, las distancias focales lo más exactamente posible, y calcular las correcciones que hay que realizar, las cuales se llevan después a efecto con seguridad, y no, como antes se hacía, fiando exclusivamente en la experiencia y habilidad del óptico, y a merced muchas veces del azar. La necesidad de

acudir a un artífice de primera categoría no disminuye por ello en lo más mínimo, pero los difíciles trabajos del retoque pueden efectuarse con ayuda de ensayos de laboratorio que no exigen ni una sola observación celeste.

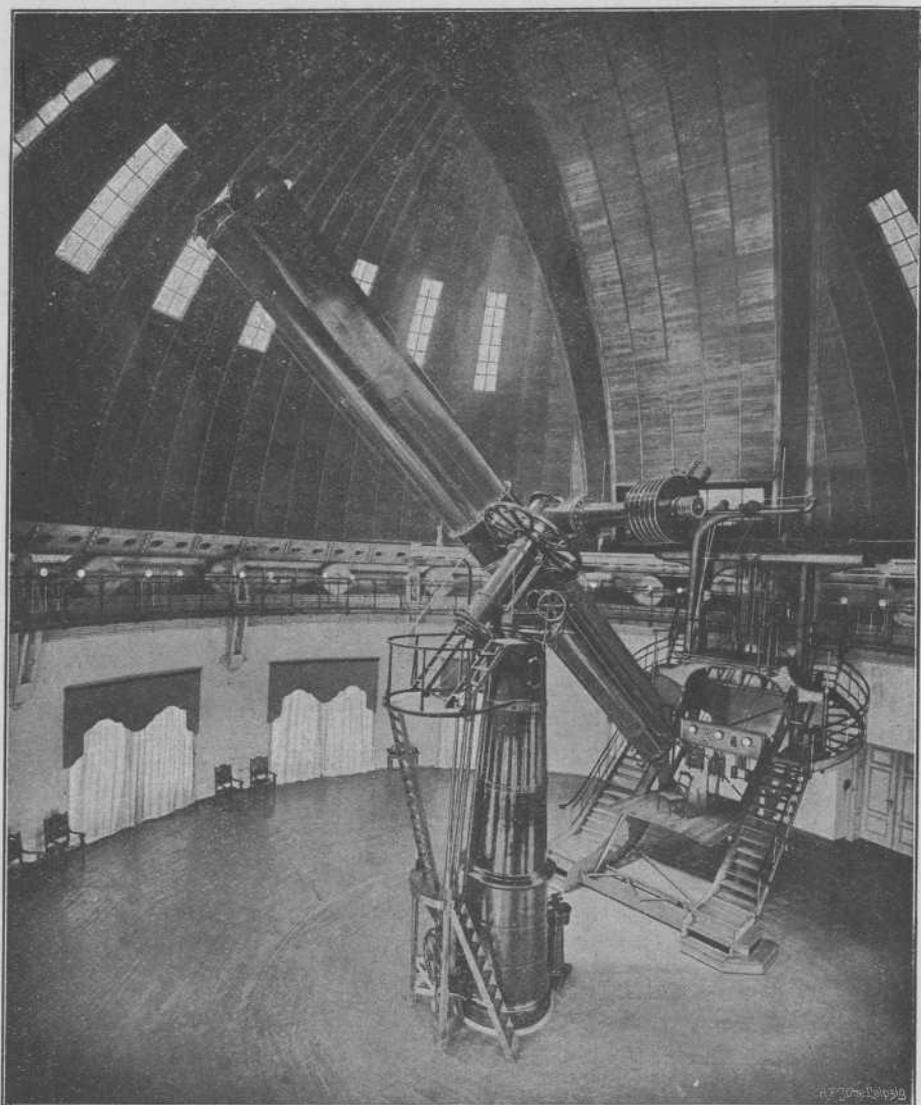


Fig. 59. — Gran refractor del observatorio astrofísico de Potsdam

La montura del instrumento de Potsdam, cobijado dentro de una cúpula de 21 m de diámetro, está representada en la figura 59, y es obra de la casa Repsold e hijos, de Hamburgo.

El anteojo doble instalado en el observatorio de Meudon es aún de

mayores dimensiones; el objetivo óptico mide 83 cm de abertura, y el fotográfico 62 cm; la distancia focal de ambos objetivos es de 16 m. La parte óptica fué construída por los hermanos Henry y la montura por Gautier.

Hasta mediados del siglo pasado, el refractor de Dorpat, construído por Fraunhofer con un objetivo de 24 cm de abertura, era considerado como una maravilla de la óptica; hoy sería difícil precisar con alguna seguridad el número de instrumentos de esta clase que se hallan en funciones. Por esto daremos aquí solamente una relación de los instrumentos cuyos objetivos o espejos tienen una abertura mayor de 70 cm.

Refractores

Observatorio de Yerkes, Williams Bay.	102 cm
» de Lick, Mount Hamilton, California	91 »
» astrofísico de Meudon	83 »
» astrofísico de Potsdam	80 »
» de Pulkowa	76 »
» de Niza	76 »
» de la Universidad de Alleghany.	76 »
» de Greenwich	71 »

Reflectores

Observatorio de Mount Wilson, California	258 cm
» astrofísico, Victoria (Canadá)	184 »
» de Birr Castle, Parsonstown, Irlanda	183 »
» de Mount Wilson	152 »
» de Melbourne	122 »
» de Berlín-Babelsberg	120 »
» de París	120 »
» astrofísico de Meudon	100 »
» de Bergedorf (Hamburgo)	100 »
» de Detroit (Ann-Arbor, Michigan).	95 »
» Mills, San Cristóbal (Santiago de Chile).	93 »
» de Física Solar, Cambridge (Inglaterra).	91 »
» de Birr Castle	91 »
» de Lick (Reflector Crossley).	91 »
» de Toulouse	83 »
» de Marsella	80 »
» de la Plata	80 »
» de Greenwich	76 »
» de Helwan, Egipto	76 »
» Hill, Salcombe Regis, Inglaterra	76 »
» de la Universidad de Alleghany.	76 »

6. VENTAJAS E INCONVENIENTES DE REFLECTORES Y REFRACTORES

Es imposible afirmar si prestan mejores servicios el refractor o el reflector, ni cuáles son los límites del aumento de estos aparatos; ambas clases de instrumentos presentan sus ventajas especiales y sus inconvenientes, y, por otra parte, constantemente se construyen objetivos y espejos mayores y más perfectos, sin que se pueda decir que se haya alcanzado el límite de la perfección. Para hacerse cargo de los servicios que unos y

otros pueden prestar en manos de buenos observadores, basta recordar, por ejemplo, los descubrimientos que se han hecho en las últimas décadas en el observatorio de Lick, tanto con el gran refractor como con el reflector de Crossley. Sobre los aumentos que se les pueden aplicar con eficacia, se tienen en general ideas tan confusas y exageradas que no será superfluo considerar de cerca las condiciones de que depende la visión en los instrumentos astronómicos, sobre todo cuando se destinan a *ver* más que a *medir*.

Si a simple vista miramos hacia un punto luminoso, por ejemplo, una estrella, lo percibiremos por la luz que cae sobre la pupila y se refracta en la córnea, en el cristalino y en los demás medios del ojo hasta llegar a la retina *N* (fig. 60). Si se pudiese dilatar la pupila cuanto se quisiera (lo cual se hace espontáneamente dentro de ciertos límites) caerían más o menos rayos luminosos sobre la retina según fuese la abertura de aquélla, y estrellas que no se ven con la pupila reducida aparecerían con la pupila dilatada.

Podemos considerar un aparato óptico como un ojo artificial muy grande, cuya pupila es el objetivo. Todos los rayos luminosos que inciden en el objetivo, después de concurrir en el foco y de pasar por un ocular adecuado,

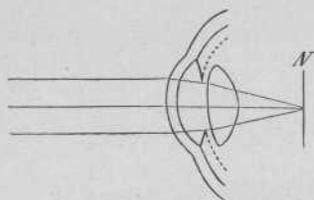


Fig. 60

se reúnen en la retina del observador, formando una imagen cuya claridad depende de la relación entre la abertura del objetivo y la de la pupila, prescindiendo de las pérdidas que experimenta la luz al atravesar los diferentes cristales. Como que las cantidades de luz que caen sobre superficies circulares de diferentes tamaños son proporcionales a los cuadrados de los diámetros,

y recordando que la pupila, en la oscuridad, tiene un diámetro casi constante, de unos 8 milímetros por término medio, se deduce que, por ejemplo, un objetivo de 16 cm de abertura recoge 400 veces más luz que la pupila (1).

Para que toda la luz que cae sobre el objetivo o el espejo llegue a la retina, es necesario que el haz de rayos que sale del ocular no sea de mayor diámetro que la pupila; el aumento del anteojo debe ser, por consiguiente, por lo menos igual a la relación entre el diámetro del objetivo y el de la pupila. El diámetro de esta última es, como ya dijimos, de 8 mm; para aprovechar, pues, todo el haz de rayos luminosos y sacar el mayor partido posible del objetivo, el aumento debe ser, por lo menos, de $\frac{10}{8}$ por cada

(1) La cantidad de luz que, en realidad, recibe en este caso la retina, guarda con la correspondiente a la simple vista la relación de 320 : 1, ya que al pasar la luz por las diferentes capas absorbentes y reflectantes de cristal se pierde aproximadamente un 20 % de intensidad. Una estrella observada a través de un objetivo no aparecerá, por consiguiente, con el brillo correspondiente a la relación en que están las superficies del objetivo y de la pupila; pero en las consideraciones que siguen prescindiremos de esta pérdida, que además no es muy importante para el objeto de la discusión.

centímetro de abertura. Si, por ejemplo, tenemos un instrumento de 16 cm de abertura, el aumento mínimo debe ser 20, para que toda la luz que cae sobre el objetivo, procedente de un punto luminoso (estrella), llegue a la retina; con un aumento más débil, el haz de rayos que sale del ocular tendría mayor diámetro que la pupila y habría, por lo tanto, una pérdida de luz. Si el objetivo tiene 1,60 m de distancia focal, corresponderá al ocular, para un aumento de 20 veces una distancia focal de 8 cm, que es la que se debe adoptar para que el ojo recoja toda la luz.

Si se emplean aumentos más fuertes que el antes expresado, que se llama «aumento normal», toda la luz recogida por el objetivo llega igualmente a la retina. Careciendo de diámetro aparente las estrellas, la claridad de su imagen debería ser la misma para todos los aumentos, a partir del normal; pero en realidad no ocurre esto, sino que, a medida que se emplean aumentos mayores, pueden verse estrellas bastante menos brillantes que cuando se emplea el aumento normal. La causa de este aumento de visualidad de las estrellas debe atribuirse en primer término a la disminución de la luz del fondo del cielo, y en segundo lugar a una propiedad fisiológica del ojo.

Si el objeto no es un punto luminoso como una estrella, sino una superficie, tal como el disco de un planeta o una nebulosa, influyen en la visibilidad otras circunstancias. El brillo del objeto es entonces constante para todos los aumentos menores de $\frac{10}{8}$ por cada centímetro de abertura del objetivo, pero va disminuyendo cuando pasamos de este límite, puesto que al forzar el aumento la luz se extiende sobre un área mayor de la retina, y por consecuencia la imagen aparece menos luminosa, mientras que cuando el aumento es inferior al normal la mayor cantidad de luz que entra por la pupila compensa la disminución de luminosidad que resulta al extenderse la imagen en la retina sobre una superficie mayor, con lo cual la luminosidad de la imagen resulta constante. La luminosidad aparente que un elemento de superficie (entendiendo por tal una parte muy pequeña de la superficie de un objeto) tiene al formar su imagen sobre la retina, es, como se puede ver, inversamente proporcional a la superficie sobre la cual se extiende la luz, o inversamente proporcional al cuadrado del aumento.

A primera vista parecerá paradójico que la luminosidad de una superficie a través de un antejo no pueda aumentar, sino que, cuando más, es la misma que a simple vista en los casos más favorables. Podemos convencernos fácilmente de esta realidad, con sólo observar que el fondo del cielo no aparece nunca tan claro en el campo del antejo como a simple vista, y que mirado a través del aparato se va haciendo tanto más oscuro cuanto más fuerte sea el aumento. Y como que, por otra parte, aumentando la abertura del objetivo puede aumentarse el brillo de los objetos cuya imagen está reducida a un punto, resulta que es posible ver las estrellas en pleno día por medio de un antejo, mientras que a simple vista no son perceptibles.

Mediante el empleo de un anteojo, un cuerpo con diámetro aparente puede aumentarse de tamaño, pero no puede verse más luminoso (1). Muy diferente es lo que ocurre cuando se emplea la fotografía. Aumentando la abertura del objetivo, para una distancia focal constante, la luminosidad de la superficie puede aumentarse cuanto se quiera, ya que la cantidad de luz recibida aumenta sin que aumente el tamaño de la imagen del objeto sobre la placa fotográfica. Añádase a esto que el efecto fotográfico puede aumentarse, además, prolongando el tiempo de exposición. Por ambos motivos es enorme la superioridad de la fotografía sobre la visión ordinaria en la observación de las nebulosas.

Una imperfección que limita el aumento de los aparatos ópticos, además del defectuoso acromatismo y la decreciente luminosidad de los objetos, es la *difracción*. Si el haz luminoso emitido por un punto se reduce a menos de 0,5 mm, esto es, si el aumento es mayor de 20 por cada centímetro de abertura del objetivo, los contornos de la imagen aparecen esfumados y vagos, por grandes que sean la luminosidad del objeto y la perfección del objetivo. Este fenómeno es debido a la inflexión que sufren los rayos luminosos por efecto de la difracción en los bordes de las lentes, la cual llega a ser tan notoria, que con un aumento de más de 40 por centímetro lo que se gana adoptando un aumento más fuerte queda completamente compensado por la vaguedad de la imagen. Las estrellas más brillantes aparecen como discos de pequeño diámetro, siendo estos «diámetros aparentes» los que dieron lugar en otro tiempo a hipótesis erróneas acerca del tamaño de las estrellas.

El aumento mayor que puede aplicarse a un anteojo, teniendo en cuenta la difracción, se encuentra, según lo que precede, multiplicando la abertura del objetivo en centímetros por 40; de todos modos es dudoso que se alcance ventaja alguna cuando se pasa de 24 a 28. En un instrumento de 60 cm de abertura, podrá aplicarse un aumento máximo de 2 400, pero en realidad ya no se conseguirá ninguna ventaja cuando el aumento exceda de 1 500. Con frecuencia se emplean con tales anteojos aumentos más pequeños, de 700 y aun menos. Lewis ha procurado investigar, fundándose en los resultados de la práctica, cuál es el aumento que debe emplearse con máxima ventaja para un objetivo determinado. Al efecto hizo una estadística de los aumentos que con más frecuencia em-

(1) Si esto fuera rigurosamente cierto, no habría ventaja ninguna en emplear para la observación de cuerpos de débil luminosidad y con superficie aparente (nebulosas, cometas), los llamados *buscadores de cometas*, esto es, anteojos de gran abertura, corta distancia focal y débil aumento. Pero hay que tener en cuenta, además de las circunstancias físicas antes mencionadas, las fisiológicas del ojo. La intensidad de la sensación recibida por el ojo depende hasta cierto punto del tamaño de la parte de retina excitada. Una superficie grande y poco iluminada es perceptible todavía cuando otra superficie de igual luminosidad, pero más pequeña, ya no es visible. El efecto del buscador de cometas consiste en que aumenta el tamaño de la imagen, de manera que es impresionada en la retina un área mayor que si no se emplease el instrumento. Naturalmente que el aumento no debe forzarse hasta que la luminosidad del objeto disminuya tanto, que se pierda por esta causa más de lo que se gana por aumento de la sensación.

plean los observadores de estrellas dobles. La tabla siguiente contiene el resultado:

Diámetro del objetivo	Aumento	Diámetro del objetivo	Aumento
10 cm	278	40 cm	556
15 »	340	50 »	621
20 »	393	60 »	680
25 »	439	70 »	735
30 »	481	80 »	786
35 »	520	90 »	833

Los números de esta tabla corresponden a circunstancias atmosféricas *medias*; para una atmósfera extraordinariamente favorable los observadores han empleado aumentos bastante mayores; por ejemplo, en el refractor de Lick (91 cm de abertura), 1 500 hasta 3 000.

La atmósfera es un gran enemigo de la observación astronómica, en el que raras veces piensa el profano. Si en un día caluroso de estío miramos hacia un objeto lejano no muy elevado sobre la superficie de la Tierra, podremos observar un pequeño temblor u oscilación de sus bordes. Si miramos a través de un antejo, este temblor u ondulación aparece aumentado al mismo tiempo que el objeto, y a veces tanto, que aun con el antejo más potente no se percibe mucho más que a simple vista. La causa de este fenómeno está en que el aire caliente cercano al suelo se mezcla con las capas de aire que tiene encima, produciendo una refracción continua e irregular de los rayos luminosos que atraviesan estas capas. Esta agitación no se produce solamente de día; también durante la noche tiene efecto cuando las corrientes de aire a diferente temperatura se encuentran y se mezclan. El fenómeno depende, en gran parte, del lugar en que se observe. Hay sitios en los cuales durante el día, y especialmente durante el crepúsculo, el aire está quieto; pero durante la noche son casi imposibles las observaciones con aumentos fuertes. En otros lugares, por el contrario, las noches son más favorables para el trabajo del astrónomo. El *centelleo* de las estrellas es consecuencia de estas corrientes de aire, pudiendo darse como regla general que cuando el centelleo de las estrellas es intenso, no resulta posible realizar una buena observación con fuerte aumento. Una estrella no aparece entonces como un punto fijo, sino como un disco inquieto y esfumado, y a menudo como una pequeña masa nebulosa que ondula. La intensidad de estas perturbaciones de origen atmosférico varía con el lugar y con el día, pero sin desaparecer nunca por completo. Si con un antejo de unos 25 cm de abertura y con 500 aumentos no se ven las imágenes perturbadas, la noche puede calificarse de buena; las noches en que se pueden emplear con éxito hasta 800 aumentos y aun más, pueden considerarse, por lo menos en nuestros climas, como muy raras. Para un mismo aumento, el efecto de la agitación atmosférica es más notable para las aberturas mayores. Cuanto mayor sea la abertura, tanto mayor será la sección transversal del haz de rayos luminosos que incide sobre el objetivo, y tanto más probable que existan diferencias de densidad en el aire atravesado por los referidos rayos.

Por todas estas razones, no debe atribuirse un gran valor práctico a los aumentos muy fuertes. Para la mayor parte de las investigaciones astronómicas no es conveniente emplear grandes aumentos, porque de lo contrario el influjo del movimiento del aire sobre la imagen haría fracasar la mayor parte de las observaciones. Para algunas de éstas es condición indispensable una gran calma en el aire; tal ocurre, por ejemplo, en la observación de la superficie de los planetas, en el estudio de las estrellas dobles muy cerradas, etc. Circunstancias atmosféricas favorables para estos trabajos, sólo se encuentran en ciertos parajes especialmente favorecidos, alejados de las ciudades y a grandes alturas sobre el nivel de la comarca. En estos últimos tiempos, se han tenido especialmente en cuenta tales circunstancias al montar los observatorios, que se han construido con predilección en las montañas; así se ha hecho, por ejemplo, con el observatorio de Lick, en el monte Hamilton (1283 m sobre el nivel del mar), y con el observatorio de Mount Wilson (1731 m), ambos en California.

Para terminar este capítulo, daremos algunas indicaciones sobre la prueba de los anteojos, para que puedan servir de guía a los lectores que deseen iniciarse en la Astronomía práctica.

La limpieza de la imagen, junto con un buen acromatismo, es la primera condición que se exige a un antejo. Las estrellas más brillantes deben dar como imagen un disco pequeño, libre de rayos, envuelto por dos o tres anillos regulares y de color violado; las estrellas menos brillantes deben dar puntos sin color. Cuanto más pequeños sean los discos de las estrellas, en igualdad de las demás circunstancias, tanto más perfectas serán las imágenes y tanto mayor el poder de separación del antejo. Al sacar y al introducir el ocular, los discos de las estrellas deben conservarse circulares, y sus bordes han de estar coloreados de una manera uniforme. El poder de separación del antejo se ensaya observando estrellas dobles. La distancia mínima observable entre las dos componentes es la mejor medida del poder de separación. Éste depende de tantas circunstancias, que no es posible dar reglas concretas sobre el particular. En general, los anteojos de gran distancia focal tienen más poder de desdoblamiento que los de distancia focal menor. Ejerce una gran influencia en el resultado la relación entre los brillos de ambas componentes de una estrella doble; el desdoblamiento es más fácil cuando las dos componentes son igualmente brillantes y resulta tanto más difícil cuanto mayor sea la diferencia de brillo. Además, la facultad de desdoblamiento por lo que hace referencia al ojo, así como la sensibilidad de éste para la luz, no son las mismas en todas las personas, y diferentes observadores no ven de la misma manera con el mismo aparato.

Una idea de lo que puede exigirse de un antejo cuyo objetivo tenga una abertura comprendida entre 10 y 90 cm, nos la da la siguiente lista, en que Lewis ha resumido la experiencia de los mejores observadores de estrellas dobles. Según Lewis, un antejo de a cm de abertura desdobra, si ambas componentes son:

1. casi del mismo brillo y aproximadamente de 6.^a magnitud, estrellas dobles de $\frac{12",2}{a}$ de distancia;
2. casi del mismo brillo y aproximadamente de 9.^a magnitud, estrellas dobles de $\frac{21",6}{a}$ de distancia;
3. de diferente brillo y aproximadamente de 6.^a y 9.^a magnitud, respectivamente, estrellas dobles de $\frac{41",9}{a}$ de distancia;
4. de muy diferente brillo y aproximadamente de 5.^a y 10.^a magnitud, respectivamente, estrellas dobles de $\frac{91",4}{a}$ de distancia.

Pero en circunstancias extraordinariamente favorables el poder de desdoblamiento es mayor.

La práctica demuestra que la bondad de las observaciones depende más de la transparencia del aire, de la oscuridad de la noche y de las condiciones del observador que del poder de desdoblamiento del aparato, por lo cual las instrucciones que se dan sobre esta materia tienen escaso valor general. Una vista descansada ve en una noche oscura estrellas de 5.^a y 6.^a magnitud. Los observadores de Bonn pudieron determinar, con un anteojo de 78 mm de abertura y un aumento de 10 diámetros, las posiciones de estrellas de 11.^a magnitud. Según Goos, con un instrumento de 95 mm de abertura (55 aumentos), 162 mm (200 aumentos), 600 mm (200 aumentos), se pueden observar estrellas de 12.^a, 14.^a y 16.^a magnitud, respectivamente.

La mejor manera de probar la luminosidad de un anteojo consiste en observar conglomerados estelares, por ejemplo, el de las Pléyades, para los cuales el brillo de las diferentes estrellas haya sido determinado por medio de medidas fotométricas; cuanto más débiles sean las estrellas que se vayan observando para cada aumento, tanto más luminoso será el instrumento. Naturalmente, que estas observaciones han de repetirse con mucha frecuencia para conseguir un resultado lo más exento posible de las circunstancias del azar.

CAPÍTULO II

Medidas astronómicas y aparatos para efectuarlas

I. CÍRCULOS DE LA ESFERA CELESTE. — COORDENADAS DE LOS ASTROS

Dijimos ya en el capítulo primero que todos los cuerpos celestes parecen estar fijos a la superficie de una esfera, en cuyo centro se encuentra la Tierra, o bien el observador. La Astrometría tiene por objeto especial la determinación de las posiciones aparentes de los cuerpos celestes sobre la esfera. Tres son los círculos máximos fundamentales o de referencia para la determinación de dichas posiciones: el del horizonte, el del ecuador y el de la eclíptica. Solamente los dos primeros se emplean en la Astronomía de observación; el de la eclíptica se utiliza sólo en los cálculos astronómicos.

En el primer sistema de coordenadas el plano fundamental es el horizonte; es el primero que se presenta en el orden natural de los conocimientos, siendo, por consiguiente, el de uso más antiguo. Los dos planos o círculos máximos de la esfera a los cuales se refieren en este sistema las posiciones de los astros, son el horizonte y el meridiano. El *horizonte aparente* es el círculo máximo que se obtiene al cortar la esfera celeste por el plano tangente a la esfera terrestre en el lugar de la observación; el *horizonte verdadero* es el que se obtiene trazando un plano paralelo al del horizonte aparente por el centro de la Tierra. El plano del horizonte puede determinarse artificialmente con mucha facilidad, ya que viene dado por la superficie libre de un líquido (superficie de nivel) cuando no está sometido más que a la fuerza atractiva de la Tierra; por ejemplo, la superficie del agua o del mercurio. El *meridiano* es el plano que, pasando por los polos celestes norte y sur, es perpendicular al horizonte. El punto visible del cielo que dista 90° de todos los puntos del horizonte y que, por lo tanto, está situado en el meridiano, se llama *cenit*; diametralmente opuesto a él está un punto invisible llamado *nadir*. Los círculos máximos perpendiculares al horizonte pasan por el *cenit* y se llaman *círculos de altura* o *verticales*; los círculos cuyos planos son paralelos al del ho-

rizonte, son círculos menores, y se llaman *círculos acimutales*. Las dos coordenadas que determinan la posición de un astro en este sistema, son la *altura* y el *acimut*; la primera se cuenta desde el horizonte hacia el cenit, de 0 a 90° ; la segunda desde el punto sur hacia el oeste, norte y este hasta volver otra vez al punto sur, o sea de 0 a 360° , ó también desde el sur hasta el norte por el oeste, y desde el sur hasta el norte por el este, de 0 a 180° , positivamente en el primer caso y negativamente en el segundo. En vez de la altura se emplea también la *distancia cenital*, que es su complemento a 90° . Estas coordenadas *horizontales* de los astros cambian continuamente con el tiempo.

En el segundo sistema, las coordenadas celestes son análogas a las coordenadas geográficas (latitud y longitud) de un lugar de la Tierra. Los dos planos fundamentales son el ecuador celeste y un meridiano inicial, habiéndose

elegido como tal el círculo máximo que pasa por los dos polos celestes y por los puntos equinociales. Los círculos máximos perpendiculares al ecuador y que pasan, por consiguiente, por los polos de la esfera celeste, se llaman *círculos de declinación* o *círculos horarios*; los círculos parállos al

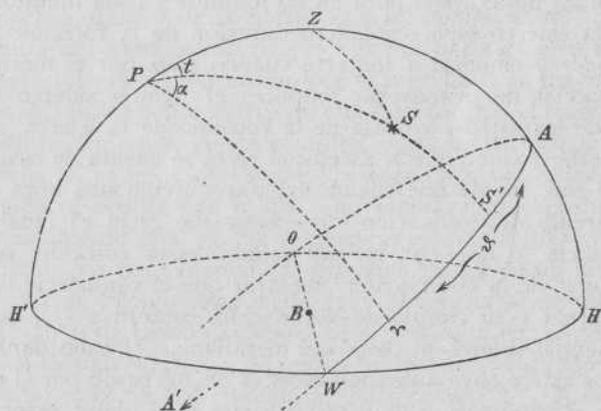


Fig. 61

ecuador, que van disminuyendo de radio a medida que nos acercamos hacia los polos, se llaman *paralelos celestes*. La distancia angular SS' (figura 61) de un astro al ecuador, es la *declinación*, y corresponde a la altura en el primer sistema; la distancia al meridiano inicial, contada desde el semicírculo que pasa por los polos y por el equinoccio de primavera o punto vernal (V), se llama *ascensión recta*, y se indica generalmente por el símbolo AR. La declinación se cuenta de 0 a 90° , positiva cuando se cuenta hacia el polo norte y negativa hacia el polo sur; la ascensión recta se cuenta de 0 a 360° , desde el sur hacia el este, es decir, en sentido contrario al acimut. La declinación se sustituye a veces por la *distancia polar* (equivalente a la distancia cenital del primer sistema) y se cuenta desde el polo norte, de 0 a 180° , suprimiéndose, en este caso, los signos más y menos. La ascensión recta se cuenta, generalmente, en horas, minutos y segundos de tiempo a partir del punto vernal, en vez de grados, minutos y segundos de arco.

En el tercer sistema, el plano del ecuador del segundo sistema se sustituye por el de la eclíptica, y los polos celestes por los polos de la

eclíptica. A la declinación corresponde en el sistema eclíptico la *latitud*, y a la ascensión recta la *longitud*; ambas coordenadas se cuentan como las coordenadas ecuatoriales: la longitud en el sentido de sur a este a partir del punto vernal.

2. TIEMPO Y ÁNGULO HORARIO

Hemos visto que, a causa del movimiento de rotación de la Tierra alrededor de su eje, todos los astros pasan por el meridiano de un lugar cualquiera cada 24 horas. El tiempo transcurrido entre dos culminaciones sucesivas, superiores o inferiores, de una estrella fija, que es cuatro minutos más corto que el que transcurre entre dos pasos sucesivos del Sol por el meridiano, se llama *día sidéreo*, y se divide, como el día solar medio, en 24 horas, cada hora en 60 minutos y cada minuto en 60 segundos. El día sidéreo es la verdadera duración de la rotación terrestre. El *tiempo sidéreo* empieza a contarse cuando pasa por el meridiano el punto equinoccial de primavera; entonces el tiempo sidéreo es $0^h 0^m 0^s$. Como que los astros, a causa de la rotación de la Tierra, se mueven de este a oeste, y como que la ascensión recta se cuenta de oeste a este pasando por el sur, sucede que cuando ha transcurrido una hora de tiempo sidéreo el círculo de declinación cuya ascensión recta es igual a $\frac{1}{24}$ de circunferencia, o sea 15° , ha adelantado hasta coincidir con el meridiano del lugar de la observación, mientras que el equinoccio de primavera o punto vernal y su círculo de declinación, estarán a $\frac{1}{24}$ de vuelta o sea 1^h de tiempo sidéreo al oeste del meridiano. Al cabo de 2^h de tiempo sidéreo, los astros cuya ascensión recta es de 30° pasan por el meridiano, y el círculo de declinación de 0 horas y con él el punto vernal están a $\frac{2}{24}$ de día sidéreo, o sean 2^h , al oeste del meridiano, y los astros cuya ascensión recta es de 15° se hallan entonces a $\frac{1}{24}$ de círculo, o sea 1^h , al oeste del meridiano. A cada hora de tiempo sidéreo corresponde, por consiguiente, el paso de 15° de ascensión recta. Si, según esto, dividimos el ecuador, no en 360° , sino en 24 partes u horas, la ascensión recta del círculo horario que pase por el meridiano considerado será, expresada en tiempo, igual al tiempo sidéreo, y, viceversa, este último multiplicado por 15 dará la ascensión recta de los astros que pasen por el meridiano, expresada en arco.

El ángulo formado por un círculo de declinación con el meridiano se llama *ángulo horario*, t (fig. 61); se cuenta a partir del meridiano, desde el sur hacia el oeste, de 0 a 360° ó de 0 a 24^h , y también de 0 a 12^h hacia el oeste como positivo y de 0 a 12^h hacia el este como negativo. De esto se deduce que, para un lugar dado, el ángulo horario del punto vernal es igual al tiempo sidéreo del lugar. Además, la suma de la ascensión recta y del ángulo horario de un astro es igual al tiempo sidéreo, y dadas dos de estas tres cantidades se puede calcular la tercera por simple adición o sustracción. En la figura 61 se ven fácilmente las relaciones que ligan estas tres magnitudes. En el centro de la esfera, de radio infinitamente grande, está la Tierra con el observador B ; HWH' es el horizonte, AA' el

ecuador, *W* el oeste, *O* el este, *Z* el cenit, *P* el polo norte, *S* una estrella cuya declinación se mide por el arco *SS'*. El meridiano del observador *B* pasa por *HAZPH'*; *H* es el sur, *H'* el norte. En \mathcal{V} está, en cierto tiempo sidéreo θ , el punto vernal. La ascensión recta α y el ángulo horario t de la estrella vienen dados por los arcos $S' \mathcal{V}$ y AS' , o por los ángulos en el polo correspondientes. Como que el tiempo θ se determina siempre por medio de un péndulo y la ascensión recta α casi siempre se da en tiempo, también se mide en tiempo, en general, el ángulo horario; fácilmente se puede transformar en arco recordando que $1^h = 15^\circ$, $1^m = 15'$ y $1^s = 15''$. El ángulo horario de una estrella es igual al tiempo sidéreo menos la ascensión recta de la misma.

Para los usos de la vida civil, que se rige por el movimiento del Sol, el empleo del tiempo sidéreo sería muy incómodo. Por este motivo se ha adoptado, aun para muchos cálculos de la Astronomía, el *tiempo solar*. Ya hemos visto que a causa del movimiento propio del Sol hacia el este el tiempo transcurrido entre dos pasos del mismo por el meridiano es mayor que el que media entre dos pasos consecutivos de una estrella. En el transcurso de un año, el Sol ha dado una vuelta completa en la esfera celeste; por lo tanto, una estrella, al cabo de este período, habrá dado una vuelta más que el Sol. De esto se deduce que el día solar es mayor que el día sidéreo; muy aproximadamente 365 $\frac{1}{4}$ días solares equivalen a 366 $\frac{1}{4}$ días sidéreos. Si contamos en tiempo solar, la duración exacta de un día sidéreo es de 23^h 56^m 4^s,1 de tiempo solar medio; por el contrario, un día solar equivale a 24^h 3^m 56^s,6 de tiempo sidéreo. Si el Sol culmina, en un día determinado, a 0^h de tiempo sidéreo, o, lo que es lo mismo, si el tiempo sidéreo a mediodía medio es 0^h, el Sol culmina al día siguiente 3^m 57^s de tiempo sidéreo más tarde, es decir, a mediodía medio son 0^h 3^m 57^s de tiempo sidéreo; al día siguiente, el tiempo sidéreo a mediodía será 0^h 7^m 53^s, etcétera. El día 21 de marzo de cada año, el Sol está en el equinoccio de primavera o punto vernal, y su ascensión recta es igual a 0^h; culmina, por consiguiente, a 0^h de tiempo sidéreo. Un mes más tarde, ha recorrido a través de las constelaciones $\frac{1}{12}$ de círculo; su ascensión recta es de 30° = 2^h y culmina, por consiguiente, a 2^h de tiempo sidéreo, de modo que a mediodía medio el tiempo sidéreo es 2^h, etc. La tabla siguiente da aproximadamente el tiempo sidéreo a mediodía medio, o sea la ascensión recta del Sol medio, en el transcurso del año:

1.º de enero	18 ^h 41 ^m	1.º de julio	6 ^h 34 ^m
1.º de febrero	20 43	1.º de agosto	8 36
1.º de marzo	22 33	1.º de septiembre	10 39
1.º de abril	0 35	1.º de octubre	12 37
1.º de mayo	2 34	1.º de noviembre	14 39
1.º de junio	4 36	1.º de diciembre	16 37

De aquí se puede deducir fácilmente el tiempo sidéreo para el mediodía medio de un día cualquiera, con pocos minutos de diferencia. Para facilitar el cálculo exacto del tiempo sidéreo los anuarios astronómicos

dan para cada día el tiempo sidéreo a mediodía medio, así como las tablas de reducción.

Si el Sol se moviera en el ecuador, con movimiento uniforme hacia el este, el mediodía medio que acabamos de citar coincidiría siempre con el mediodía efectivo, y el tiempo solar *medio* sería igual al *verdadero*. Pero las cosas no ocurren así por dos motivos. Primeramente, a causa de la excentricidad de la órbita terrestre, la velocidad angular de la Tierra alrededor del Sol, y por lo tanto, la velocidad aparente del Sol, cuyo movimiento es la imagen del movimiento de traslación de la Tierra, varía, siendo mayor en diciembre, cuando la Tierra está más cerca del Sol y menor en junio, cuando está más lejos. Pero la causa principal de las diferencias entre el tiempo solar verdadero y el medio radica en que el Sol no se mueve en el ecuador ni en un paralelo, sino sobre la eclíptica, que corta al ecuador en los equinoccios y está inclinada con respecto al mismo. En virtud de esta oblicuidad, en marzo y en septiembre, o sea en los equinoccios, los días solares son más cortos que el promedio, y el efecto contrario se produce en los solsticios, o sea en junio y en diciembre. En el primer caso, la proyección del movimiento sobre el ecuador es menor que el movimiento en la eclíptica, y en el segundo caso es mayor. El promedio del tiempo sidéreo transcurrido entre dos culminaciones consecutivas del Sol es, como hemos dicho, de $24^{\text{h}} 3^{\text{m}} 57^{\text{s}}$; las variaciones que sufre este promedio a causa de la excentricidad de la órbita terrestre son de $\pm 8^{\text{s}}$, y las debidas a la oblicuidad de la eclíptica alcanzan a unos $\pm 20^{\text{s}}$. La máxima diferencia entre dos días solares verdaderos puede llegar, pues, a ser de 1^{m} .

Mientras los relojes anduvieron con una irregularidad de 20 y más segundos diarios, estas diferencias fueron inapreciables en la práctica; pero desde que Huygens introdujo el uso de los relojes de péndulo, la apreciación del tiempo se hizo de una manera mucho más precisa y las irregularidades del movimiento del Sol trascendieron a la vida diaria. Si los relojes se regulasen por el movimiento del Sol verdadero, tendrían que marchar más de prisa cuando el Sol (en junio y en diciembre) está en los solsticios y más despacio cuando el astro está en los equinoccios (en marzo y en septiembre). Para esto habría que sacrificar la ventaja mayor de los relojes perfectos: la regularidad y la uniformidad del movimiento. Por esta causa se impuso el prescindir del movimiento del Sol verdadero y se pensó en basar la medida del tiempo en un *Sol medio* que tan pronto adelanta como atrasa con respecto al Sol verdadero. En la actualidad, el *tiempo medio* se cuenta según las posiciones de un Sol ficticio que imaginamos moviéndose sobre el ecuador con movimiento uniforme, y cuya velocidad constante es el promedio de las velocidades del Sol verdadero. Es mediodía medio ó $0^{\text{h}} 0^{\text{m}} 0^{\text{s}}$ de tiempo medio, cuando el Sol medio pasa por el meridiano en la culminación superior, y 12^{h} cuando pasa por su culminación inferior. El astrónomo sigue contando 13^{h} , 14^{h} , etc., hasta 24^{h} , a diferencia de lo que ocurre en la vida civil, en la cual se cuenta dos veces de 0 a 12^{h} , añadiendo las palabras tarde

o mañana. Otra diferencia entre el tiempo astronómico y el civil consistía en que el astrónomo no empezaba el día a media noche, sino a mediodía, de manera que por la mañana la fecha civil adelantaba un día con relación a la astronómica, pero últimamente se ha acordado prescindir de este modo de contar los días, y empezar el día astronómico a media noche.

El tiempo que se refiere al movimiento del Sol verdadero se llama *tiempo solar verdadero*, y no lo señalan más que los relojes de sol. La diferencia entre los tiempos verdadero y medio se llama *ecuación de tiempo*. Cuando el Sol verdadero está retrasado respecto al Sol medio, esto es, cuando pasa por el meridiano después que este último, la ecuación de tiempo es positiva, y los relojes de máquina adelantan con relación a los de Sol. En la tabla siguiente se dan los valores de la ecuación de tiempo para los días 1 y 15 de cada mes:

Fecha	Ecuación de tiempo	Fecha	Ecuación de tiempo
1.º de enero	+ 3 ^m	1.º de julio	+ 3 ^m
15 de »	+ 9	15 de »	+ 0
1.º de febrero	+ 14	1.º de agosto	+ 6
15 de »	+ 14	15 de »	+ 4
1.º de marzo	+ 13	1.º de septiembre	0
15 de »	+ 9	15 de »	- 5
1.º de abril	+ 4	1.º de octubre	- 10
15 de »	0	15 de »	- 14
1.º de mayo	- 3	1.º de noviembre	- 16
15 de »	- 4	15 de »	- 15
1.º de junio	- 2	1.º de diciembre	- 11
15 de »	0	15 de »	- 5

Una de las consecuencias de esta diferencia entre los tiempos verdadero y medio es que el intervalo de tiempo que media entre la salida del Sol y el mediodía, no es igual al que transcurre desde el mediodía hasta la puesta del Sol, o sea que las mañanas son de mayor o menor duración que las tardes. Esto es debido sencillamente a que para el cálculo de la salida y puesta del Sol se toma en consideración el Sol verdadero, mientras que el mediodía se refiere al Sol medio o ficticio. Si por mediodía se entendiera el momento del paso del Sol verdadero por el meridiano, no habría diferencia notable entre las duraciones de la mañana y de la tarde; pero el mediodía indicado por nuestros relojes de máquina unas veces adelanta respecto al mediodía verdadero y otros atrasa, por lo que en ciertas ocasiones está media hora más cerca de la salida del Sol que de la puesta del mismo, o al revés. En febrero, las tardes tienen media hora más que las mañanas y en noviembre sucede lo contrario. Con el sistema de husos horarios adoptado recientemente por la mayor parte de los países, se han venido a aumentar estas diferencias, ya que en todos los lugares que están al este o al oeste del meridiano central de cada huso existe una diferencia sensible entre el tiempo legal indicado por los relojes y el tiempo medio local. En España, por ejemplo, en donde los relojes marcan la hora del meridiano de la Europa occidental, o sea el que pasa por Greenwich, la hora oficial y la local llegan a diferir en 36 minutos. Por consiguiente, reloj en mano, para los lugares más

occidentales la mañana tiene media hora menos de duración que la tarde, y al intervenir la ecuación de tiempo esta diferencia llega a aumentar hasta una hora. En cambio, para los relojes de sol, mañana y tarde son siempre iguales en duración, si prescindimos de las pequeñas diferencias debidas al cambio diario de la declinación del Sol.

3. INSTRUMENTOS Y OBSERVATORIOS

Con el anteojo se logra ver mejor los astros; pero la misión principal de la Astrometría consiste en medir, en determinar la posición de los astros en la esfera celeste. Con este fin el anteojo debe estar unido a aparatos de medida contruidos exprofeso.

Los aparatos astronómicos de medida se pueden agrupar en dos clases: aquellos con los cuales se puede determinar la posición *absoluta* de los astros, y los que permiten determinar la posición *relativa* de unos astros respecto a otros. Con los aparatos pertenecientes a la primera clase, los más importantes de los cuales son el círculo meridiano, el aparato universal y el ecuatorial, las posiciones se refieren directamente a uno de los sistemas de coordenadas de que ya hemos hablado: con el aparato universal o teodolito se miden las coordenadas horizontales, con el ecuatorial las ecuatoriales, y con el círculo meridiano una combinación de ambos sistemas de coordenadas. El anteojo pasa a ocupar aquí un lugar secundario, y sirve solamente para ver con más exactitud los objetos y apuntarles; los elementos principales del aparato son los órganos que sirven para la medida de los ángulos: círculos divididos en grados, que vienen a ser como una imagen de los círculos fundamentales de la esfera a los cuales deben referirse las coordenadas del astro. Anteojo y círculos están unidos entre sí y pueden girar alrededor de ejes que corresponden a los ejes principales de los sistemas de coordenadas.

Los instrumentos micrométricos que sirven para determinar posiciones relativas están colocados generalmente en el ocular del anteojo. Por su mediación se determina la distancia y la dirección mutua entre dos puntos cercanos comprendidos dentro del campo del anteojo, y en general dan resultados tanto más exactos cuanto mayor sea el aumento. El anteojo y su aumento tienen, en este caso, mayor importancia que en los aparatos mencionados anteriormente y que sirven para determinar posiciones absolutas.

En toda determinación de coordenadas astronómicas es necesario precisar el tiempo a que se refieren, porque la posición de los astros en la esfera celeste varía continuamente; la determinación del tiempo correspondiente a una cierta observación es una de las tareas más importantes de la Astronomía práctica, y en algunos casos, como en la medida de las ascensiones rectas de las estrellas y en la de las longitudes geográficas, puede llegar a ser la operación principal. En los observatorios, la conservación del tiempo se encomienda a relojes de péndulo, pero

no se puede prescindir tampoco de los cronómetros o relojes portátiles.

El perfeccionamiento de los instrumentos astronómicos de medida y su evolución desde sus formas más rudimentarias hasta su perfección actual, han sido más lentos y han seguido más de cerca el desarrollo de la Astronomía que la invención del anteojo. Mientras que éste apareció de repente, el fundamento y la construcción de los aparatos de medida, como ya hemos visto, fueron conocidos por los antiguos. Para establecer las leyes fundamentales de la Astronomía, las máquinas de los árabes y de Tycho, con sus alidadas y sus toscos círculos, eran más necesarias que el anteojo, que no fué descubierto hasta medio siglo después de la muerte de Copérnico. La importancia de este maravilloso aparato no disminuye por esto; gracias al anteojo ha podido llegar la Astronomía a la altura en que se encuentra actualmente; pero tampoco debemos desconocer el valor de los instrumentos que sirven para medir ángulos. Precisamente la unión del anteojo con los instrumentos de medida ha sido el fundamento de la moderna Astronomía práctica, y los progresos alcanzados en la parte óptica han sido consecuencia de los realizados en la parte mecánica, y viceversa.

El primer paso decisivo para utilizar el anteojo en las mediciones fué debido al astrónomo inglés Gascoigne (hacia el año 1640) quien colocó en el plano focal del objetivo una cruz constituida por dos hilos, lo cual permitió, por primera vez, precisar exactamente la visual dirigida a un punto. También construyó Gascoigne el primer micrómetro. La combinación del anteojo con los círculos graduados siguió muy pronto, y se debe principalmente a Picard (1667); pero hasta 1763 no consiguieron Ramsden y, poco después, el duque de Chaulnes, efectuar la división de estos círculos, que hasta entonces se hacía lentamente a mano, por medio de máquinas de dividir, que permitieron alcanzar la exactitud necesaria para medidas de gran precisión. Ya anteriormente el *nonius* o *vernier*, inventado en 1631 por el P. Vernier, basándose en una idea más antigua, pero poco práctica, del portugués Nuñez o Nonius (1), había permitido leer los ángulos, por medio de una graduación auxiliar, con más precisión que por el método de las transversales empleadas por Tycho (fig. 30).

A mediados del siglo XIX el nonius cedió el sitio al microscopio en los instrumentos de alta precisión. Desde entonces, los progresos cons-

(1) El principio del nonius ya era conocido, antes de Vernier, por Chr. Clavius, de Bamberg; pero Vernier fué el primero que construyó el nonius y lo colocó en el brazo móvil o alidada. El fundamento se reduce a tomar cierto número de divisiones del círculo o limbo *L* (fig. 62) sobre un arco concéntrico *N*, y dividir este último en un número de partes superior en una unidad a las consideradas en *L*; el número de la división del nonius que coincide con una división del limbo *L* da la fracción de división en que se encuentra el cero del nonius. En la



Fig. 62. — Nonius

figura 62, por ejemplo, 9º del limbo *L* están divididos en 10 partes en el nonius; se pueden apreciar, por consiguiente, décimas de grado y, como la sexta división del nonius coincide con la prolongación de una división del limbo *L*, el cero del nonius marca 10º,6.

tantes de la técnica, debidos a la colaboración de mecánicos, astrónomos y físicos, han producido aparatos de un grado de perfección admirable; los mecánicos Gambey, Eichens y Gautier en Francia, Ramsden, Cary, Troughton y Simms y Grubb en Inglaterra, Warner y Swasey en América, y sobre todo los artífices alemanes como Fraunhofer, Reichenbach, Ertel, Pistor y Martins, los Repsold, Zeiss y Toepfer, merecen ser citados como propulsores de la Astronomía práctica, al lado de los grandes astrónomos de la última centuria.

Vamos a describir, de una manera concisa, los principales instrumentos de la Astronomía moderna, y en primer lugar los que se emplean para efectuar medidas absolutas.

La primera condición, para obtener un buen resultado de las obser-

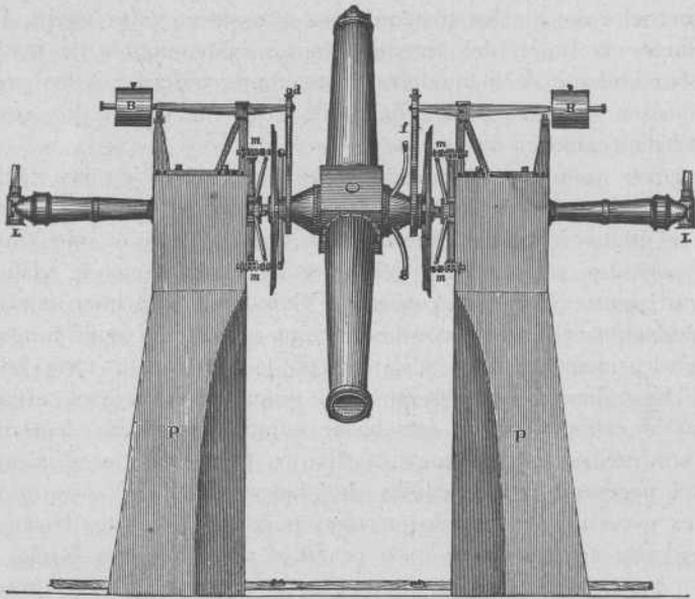


Fig. 63. — Disposición esquemática del círculo meridiano de Pistor y Martins

vaciones en general, es que los instrumentos estén sólidamente apoyados. Para ello se suelen colocar sobre pilares de piedra de poca altura, que descansan, aislados completamente del suelo y de las paredes, sobre fundamentos macizos.

El más importante de los instrumentos que se utilizan para determinaciones absolutas es el *círculo meridiano*. Consta de un anteojo de regulares dimensiones y de uno o dos círculos graduados con gran esmero; el eje que lleva el anteojo y los círculos es horizontal, orientado en la dirección este-oeste, y se apoya sobre dos pilares de mampostería *P* (fig. 63) o está sostenido por piezas de hierro especiales, que se apoyan a su vez sobre los pilares (fig. 65). Al girar el anteojo, describe un plano vertical que coincide con el meridiano del lugar. Los pilares,

además de los cojinetes para los muñones del eje, sostienen varios microscopios (generalmente cuatro) *m* (fig. 63), con los que se hacen las lecturas, generalmente con la aproximación de una décima de segundo, en los círculos divididos en $5'$ ó $2'$. Para evitar el desgaste de los muñones por efecto de su frecuente rotación dentro de los cojinetes, y para que no cambie en consecuencia su forma cilíndrica, la mayor parte del peso del anteojo, eje y círculos, está sostenido por contrapesos *B* unidos al eje por un dispositivo de suspensión *d*. Las lámparas *L*, lo más alejadas posible del anteojo, círculos y microscopios, irradian la luz, a través de los pilares agujereados y del eje hueco, hacia el interior del anteojo, y al mismo tiempo, por medio de una disposición especial, hacia el limbo graduado. La luz, en el interior del anteojo, puede utilizarse, según sea necesario, bien para iluminar el campo, bien para iluminar los hilos. El instrumento sirve para determinar el instante en que las estrellas pasan por el meridiano y medir su distancia cenital en este momento. Para obtener mayor exactitud, en estas observaciones no es suficiente una simple cruz filar en el plano focal del anteojo, sino que se emplea todo un sistema de hilos (fig. 64).

Observando simultáneamente un péndulo de tiempo sidéreo, se anota el instante en que una estrella pasa a través de cada uno de los hilos verticales, procurando al mismo tiempo que la estrella recorra el hilo horizontal. Si se reducen después los tiempos observados en los hilos laterales al hilo medio, que representa el eje óptico y el plano meridiano, se obtiene el tiempo del paso de la estrella por el meridiano; la lectura del círculo, comparada con la que se obtiene cuando el anteojo ocupa la posición vertical u horizontal, da la altura del astro considerado. Si se conocen los errores del instrumento, así como también la altura del polo en el lugar de la observación, se deducen inmediatamente la ascensión recta y la declinación del astro; recíprocamente se pueden también determinar la corrección o *estado absoluto* que hay que aplicar a la hora indicada por el péndulo y la altura del polo, si se conocen la ascensión recta y la declinación del astro.

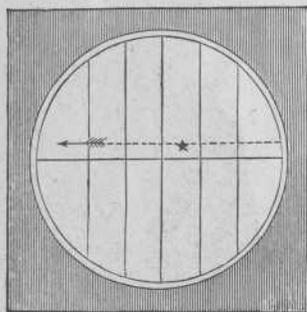


Fig. 64

Si el aparato carece de círculos graduados, es decir, si solamente puede determinarse el momento del paso de la estrella por el meridiano (ascensión recta), se tiene el *antecojo de pasos* sencillo, ideado por el danés Olaus Römer (1689). Al mismo genial astrónomo se debe la combinación de este instrumento con un círculo graduado; pero el verdadero círculo meridiano no fué introducido en la ciencia hasta principios del siglo XIX, por J. G. Repsold.

Los modelos actuales de círculos meridianos difieren bastante en los detalles; en general corresponden esencialmente al instrumento descrito

antes y representado en la figura 63. En el círculo meridiano de Repsold (fig. 65), prescindiendo de otras diferencias que no dejan de tener su importancia, las partes superiores de los pilares de mampostería han sido sustituidas por piezas de hierro, sobre las que se apoyan los tambores portamicroscopios, dispuestos concéntricamente con los círculos divididos.

Los pequeños instrumentos de pasos son con frecuencia transportables, y entonces están provistos de un anteojo acodado en ángulo recto; en ellos los rayos que han atravesado el objetivo son desviados, antes

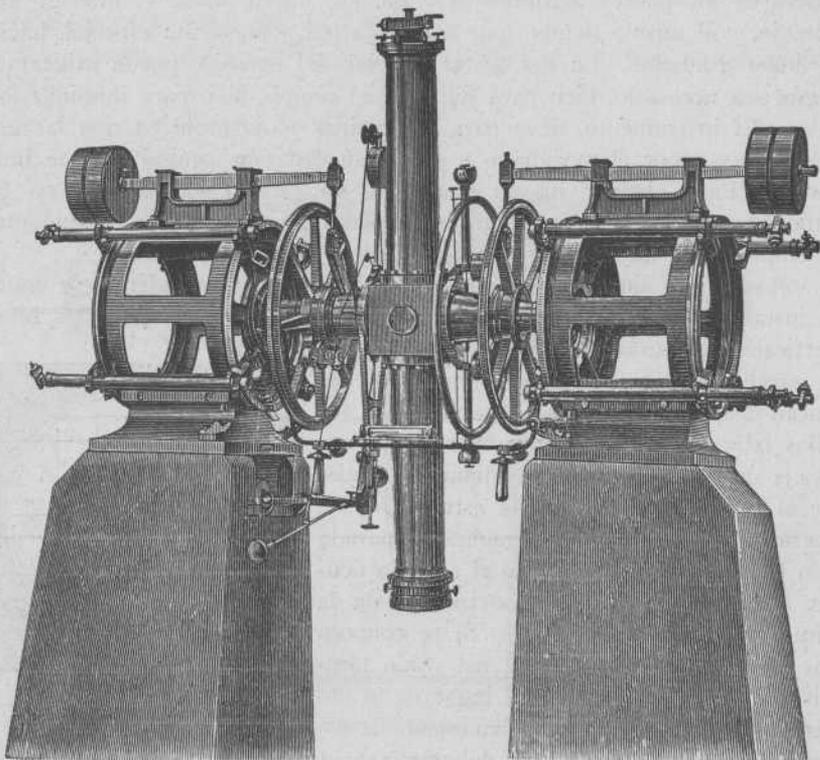


Fig. 65. — Círculo meridiano de Repsold

de llegar al ocular, por un prisma de reflexión total; la parte inferior del anteojo constituye al mismo tiempo una de las mitades del eje horizontal, y el ocular está siempre a la misma altura, lo cual facilita mucho las observaciones. En la figura 66 se representa uno de estos instrumentos de pasos, transportable y con el anteojo acodado.

Antiguamente, los astrónomos, para observar el instante del paso de las estrellas por el meridiano, tenían que contar los segundos del reloj y apreciar por estima las décimas de segundo. Este método, llamado de vista y oído, ha sido reemplazado desde hace bastante tiempo por el de registro con ayuda de la corriente eléctrica. El mérito de

haber introducido en la Astronomía de posición el *electrocronógrafo* o *registrator* pertenece a los americanos W. C. Bond y Walker, quienes lo utilizaron por primera vez (en 1848) en la determinación de longitudes (1). Tal como hoy se emplea no difiere mucho del aparato telegráfico inscriptor de Morse. Sobre una cinta de papel estrecha, arrastrada uniformemente por un aparato de relojería, un reloj marca un punto cada segundo, y al mismo tiempo el observador, desde el aparato, señala otros puntos, que corresponden a los momentos del paso de la

estrella por los hilos. En cada uno de ambos casos se cierra durante un breve instante un circuito (cada segundo por medio del reloj, y a intervalos irregulares por el observador) que comprende (fig. 67) los electroimanes M y M' ; éstos al imanarse atraen a sus armaduras H y H' , terminadas en puntas afiladas, las cuales marcan puntos en la cinta de papel P que pasa entre los rodillos W . Al abrirse el circuito se desexcita el electroimán correspondiente y se desprende su armadura, la cual pasa

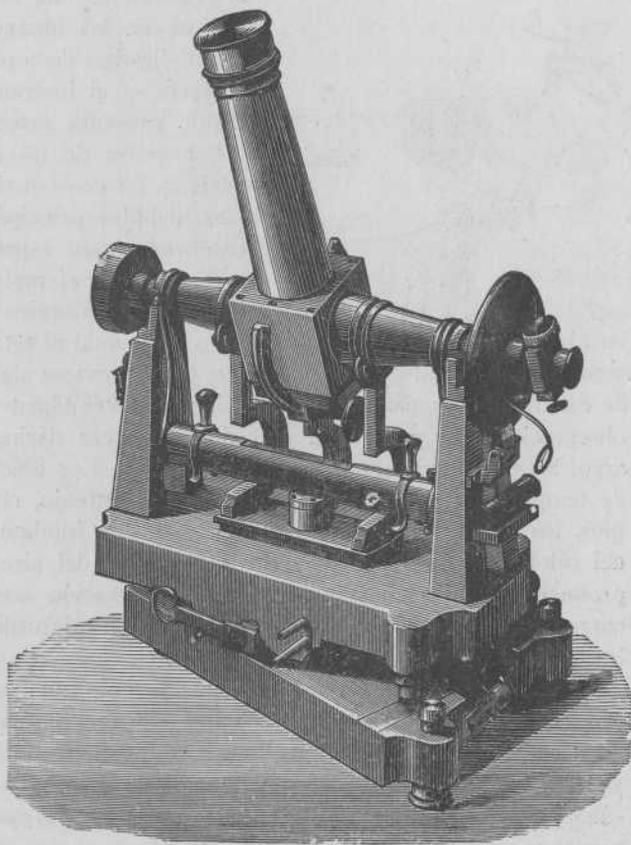


Fig. 66. — Anteojo de pasos transportable

a la posición de reposo merced a la acción de los muelles helicoidales FF' . En muchos cronógrafos la cinta ha sido sustituida por un cilindro giratorio de papel, que ofrece espacio suficiente para las señales de varias horas.

El método del registro presenta la ventaja de que las observaciones son menos fatigosas y algo más precisas que en el método de vista y oído, y de que con facilidad se puede observar un número de hilos

(1) Wheatstone ya lo había propuesto algunos años antes. J. G. Repsold había construido, en 1828, un aparato registrador no eléctrico.

mucho mayor; pero su ventaja principal consiste en que las observaciones quedan inscritas sobre la tira registradora, por lo cual pueden leerse en cualquier momento para comprobar los resultados o para aclarar errores. Un inconveniente presenta este método, y es el de aumentar el trabajo para la reducción de las señales impresas en las tiras.

Hemos descrito aquí de una manera muy concisa las partes principales de que se compone el círculo meridiano y las operaciones que con él se efectúan, pero la operación de determinar de una manera precisa

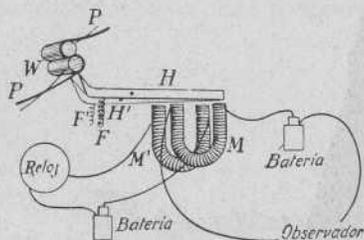


Fig. 67

la posición de una estrella, tal como se efectúa en los observatorios, es difícil y complicada. Toda obra humana es imperfecta, y el instrumento mejor construido presenta errores, unos constantes, a causa de no ser completamente perfecta su construcción, y otros variables, debidos principalmente a acciones exteriores y en especial a la temperatura. Así, por ejemplo, en el círculo meridiano, el eje óptico no es perpendicular

al eje de rotación, ni este último es horizontal ni está orientado exactamente en el acimut preciso, y aunque esto ocurriese alguna vez, tal estado de exactitud matemática no podría durar ni veinticuatro horas. Si en las observaciones se exige una precisión de pocas décimas de segundo de arco, las dificultades aumentan a cada paso. Los efectos de los cambios de temperatura y de la gravedad sobre el antejo, círculos y microscopios, los movimientos de los pilares y de los fundamentos, las acciones del calor y de la densidad y de la humedad del aire sobre el péndulo, producen cambios constantes, y toda observación astronómica debe ser corregida de estos errores instrumentales antes de utilizarla en los cálculos como dato exacto.

La descripción de los métodos que se emplean para corregir las observaciones, y la de los aparatos que sirven para la determinación de tales correcciones, como son el nivel de agua, el horizonte de mercurio y los colimadores, nos llevaría demasiado lejos; baste indicar que el cálculo de los errores instrumentales suele ser la operación más embarazosa y molesta de la Astronomía práctica.

Otro origen de errores es la llamada *ecuación personal*, que consiste en que el paso de las estrellas a través de los hilos del retículo es apreciado y registrado de diferente manera por cada observador. Esta fuente de errores es debida a causas fisiológicas, y desempeña un papel importante, no solamente en Astronomía, sino en todas las ciencias en que se requieren medidas precisas, y por este motivo ha sido objeto de profundos estudios. En las observaciones meridianas depende del brillo de las estrellas, y aun en un mismo observador es algo variable con el tiempo.

En el registro del paso de las estrellas puede disminuirse conside-

rablemente la ecuación personal, empleando el micrómetro impersonal ideado en 1889 por J. Repsold. Es un micrómetro ordinario de hilos, cuyo tornillo lleva una cabeza provista de diez contactos eléctricos distribuidos de una manera simétrica; su empleo se reduce a bisecar la estrella observada por medio del hilo móvil, sosteniéndose la bisección con sólo hacer girar continuamente el tornillo micrométrico durante todo el paso de la estrella por el campo. Por medio de los contactos se transmite entonces al cronógrafo el instante correspondiente a cada décima de vuelta.

Otra fuente de errores que debe tenerse en cuenta en la mayor parte de las observaciones, y en especial en todas las determinaciones de altura, es la *refracción atmosférica*. Al atravesar la atmósfera un rayo luminoso, se desvía de su dirección rectilínea según las leyes de la refracción. Solamente en el cenit, en donde el rayo luminoso atraviesa las capas atmosféricas perpendicularmente, continúa sin refractarse; en todos los demás casos es desviado de su dirección primitiva, tanto más cuanto mayor sea la distancia cenital. La desviación es aproximadamente proporcional a la tangente de esta distancia, y llega a ser de más de medio grado en el horizonte. De la tabla siguiente se deduce cuán sensible es ya la refracción hasta para distancias cenitales pequeñas:

Distancia cenital	Refracción		Distancia cenital	Refracción	
0°	0'	0"	65°	2'	3"
20	0	21	70	2	37
30	0	33	75	3	32
40	0	48	80	5	16
50	1	9	85	9	46
60	1	40	90	34	54

Como la magnitud de la desviación que sufren los rayos luminosos, aun para una misma distancia cenital, depende de la densidad de las capas de aire que atraviesa y ésta cambia con la temperatura y la presión atmosférica, es necesario leer el termómetro y el barómetro siempre que se efectúen medidas de altura de alguna precisión. Cuando la temperatura aumenta y el barómetro baja, el aire se va haciendo menos denso, y la refracción es menor que la media; cuando la temperatura baja y el barómetro sube, el aire se va haciendo más denso, más pesado, y la refracción es mayor que la media. Las capas de aire de distinta densidad que, a causa de las diferencias de temperatura, existen en los locales más o menos cerrados en donde se efectúan las observaciones, pueden producir, en ciertas circunstancias, efectos de refracción muy notables que se llaman *refracción del local*. Por esta razón se prefiere montar los instrumentos al aire libre para las medidas de altura muy precisas, como, por ejemplo, para determinar las variaciones de la altura del polo.

En el *instrumento universal (altacimut)* las observaciones se refieren al sistema de coordenadas horizontales; uno de los ejes principales es vertical y el otro horizontal. El anteojo *f* (fig. 68) está fijo a uno de

los extremos del eje horizontal, el círculo de altura k , dividido cuidadosamente, está colocado en el medio del mismo eje; un contrapeso g equilibra el sistema en el otro extremo del eje horizontal h , que se apoya sobre los cojinetes l sólidamente unidos al otro eje principal vertical v

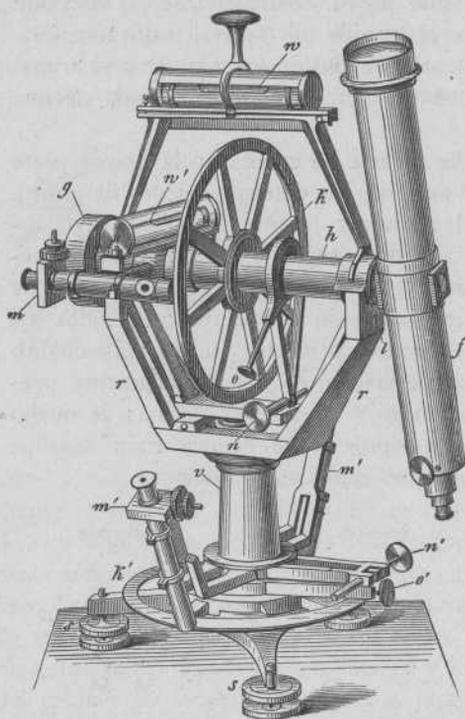


Fig. 68. — Instrumento universal de Repsold

por medio de la armazón r . El anteojo y el círculo graduado se mueven, como en el círculo meridiano, alrededor del eje horizontal, el cual puede girar en los cojinetes, y este eje a su vez puede girar alrededor del eje vertical, de manera que el anteojo puede dirigirse a cualquier punto del cielo. Uno de los cojinetes sostiene dos microscopios m colocados a 180° uno de otro, y que sirven para leer las alturas en el círculo graduado vertical o altimétrico (en la figura no se ve más que uno); otros microscopios m' parecidos, sujetos al eje vertical, sirven para efectuar las lecturas en el círculo graduado horizontal k' . Con ayuda de los tornillos s y del nivel de agua w se colocan los círculos k' y k y los ejes h y v correspondientes en las posiciones horizontal y vertical, respectivamente. Los microscopios m pueden colocarse en un plano horizontal, y su posición se comprueba por medio del nivel w' . Por medio de los tornillos micrométricos n y n' se pueden dar al aparato movimientos lentos en ambas direcciones, lo cual imprime al anteojo pequeñas desviaciones en altura y en acimut, después de haber sujetado los ejes vertical y horizontal por medio de las pinzas o y o' (1). Si falta el círculo acimutal k' o si hay solamente, en vez de él, un pequeño círculo auxiliar, de modo que con el instrumento sólo se pueden determinar alturas, se le llama *círculo vertical*; el círculo vertical se reemplaza también a su vez por un círculo auxiliar, y entonces se obtiene el *anteojo cenital*. En la figura 69 se representa el anteojo cenital construido por Wanschaff.

Este último instrumento ha alcanzado modernamente una gran im-

(1) Para no complicar la figura, se han suprimido los dispositivos que sirven para invertir el instrumento y el nivel. Los instrumentos universales van a veces provistos de un anteojo acodado, o difieren en otros detalles, según el constructor, del tipo representado en la figura 68.

portancia, ya que gracias al método de Horrebow-Talcott ha llegado a ser el instrumento más adecuado para determinar la altura del polo. Sirve, entre otras cosas, para determinar las variaciones que sufre la altura del polo, de las que hablaremos más adelante al tratar de la rotación de la Tierra. El método citado consiste en apuntar el anteojo a una estrella que culmine no lejos del cenit, por ejemplo hacia el norte; después se hace girar todo el instrumento 180° , sin variar la posición del anteojo, de manera que una estrella que culmine hacia el sur a la misma distancia cenital se encuentre en el campo visual del anteojo. Las pequeñas diferencias que puede haber entre ambas distancias cenitales se pueden medir, con gran exactitud, con ayuda de un micrómetro de hilos; dos niveles de precisión unidos fuertemente al anteojo (en la figura, los colocados a la derecha) sirven para comprobar la invariabilidad de la inclinación del anteojo durante toda la operación. Para hacer girar 180° todo el instrumento con rapidez y seguridad, lleva el círculo horizontal dos topes ajustables que fijan las posiciones del anteojo. Como que la posición que ha de adoptar el observador es muy violenta cuando se observan estrellas de pequeña distancia cenital, el ocular está provisto de un prisma de reflexión total que desvía 90° los rayos luminosos.

Frecuentemente se emplean pequeños instrumentos universales y círculos verticales transportables para determinar coordenadas geográficas. También se usan con este fin, y en especial para hacer observaciones en el mar, instrumentos de reflexión ligeros, de fácil transporte y manejo; estos instrumentos son el *sextante* y el *círculo de reflexión*. El primero está constituido por un arco graduado que comprende la sexta parte de una circunferencia (fig. 70), un pequeño anteojo f y dos espejos s y s' , el primero de los cuales solamente está estañado en su mitad inferior. El anteojo y el espejo s están unidos a dos radios del arco graduado; s' puede, por el contrario, girar alrededor del centro del círculo. A través de la parte no estañada de s se dirige la visual a una estrella S y al mismo tiempo los rayos luminosos de otra estrella S' se reflejan en s' y en la parte inferior de s . Si s y s' son paralelos, el nonius n del radio móvil en que se encuentra el espejo s' indicará el cero, y se verán coincidiendo la imagen directa y la reflejada de la misma

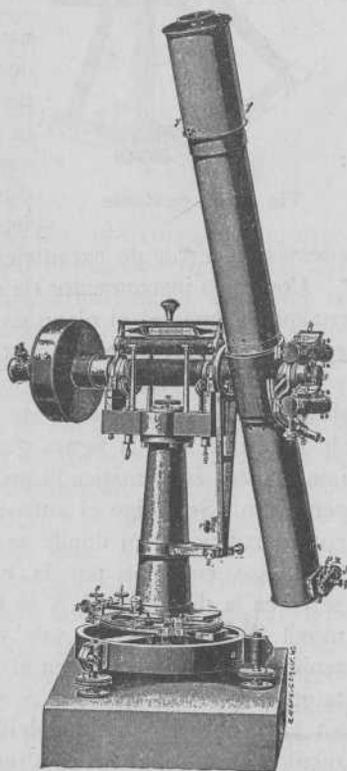


Fig. 69
Anteojo cenital de Wanschaff

estrella S . Si se hace girar el espejo s' por medio del radio móvil, se verán por reflexión otras estrellas en la mitad inferior del espejo fijo s , las cuales coincidirán con la estrella S , hasta que en una posición determinada del radio móvil, que vendrá indicada por el nonius sobre el círculo graduado, la imagen de una cierta estrella S' coincidirá con S . Según las leyes de la reflexión, el ángulo formado por S y S' en el

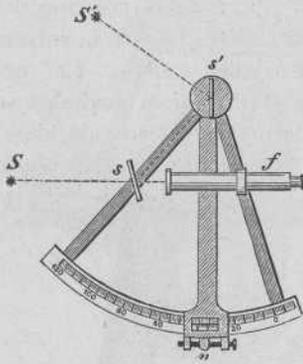


Fig. 70. — Sextante

centro del instrumento es igual al doble del ángulo que ha girado el espejo móvil. Para evitar el tener que multiplicar por dos el ángulo leído, el arco está ya graduado para los ángulos dobles; pueden, por consiguiente, medirse con este instrumento ángulos hasta 120° .

En el *círculo de reflexión* (fig. 71) un prisma P de reflexión total ocupa el lugar que ocupaba el espejo s en el sextante; en vez de un arco igual a la sexta parte del círculo (o a la octava parte en el *octante*), se tiene una circunferencia completa, lo cual permite emplear dos nonius n y n' y, por tanto, obtener una lectura de los ángulos más precisa, y exenta

además del error de excentricidad (1).

Con estos instrumentos de reflexión se miden directamente los ángulos, cualquiera que sea el plano en que se encuentren. Para medir alturas, se emplea un horizonte de cristal o de mercurio y se mide, por reflexión de los rayos luminosos de la estrella en el horizonte artificial, el doble de la altura. En la figura 72, se representa de una manera esquemática el procedimiento de observación. Se dirige el anteojo f hacia el horizonte artificial k en donde se reflejan los rayos luminosos emitidos por la estrella S , la cual se ve en la dirección S_1 , y se hace girar el radio móvil ($s'n$ en la fig. 72, $ns'n'$ en la fig. 71) manteniendo el instrumento en el plano vertical hasta que coincidan la imagen S_1 y la reflejada de S' en los espejos; el ángulo leído en el arco graduado dará el doble de la altura, o sea $2h$.

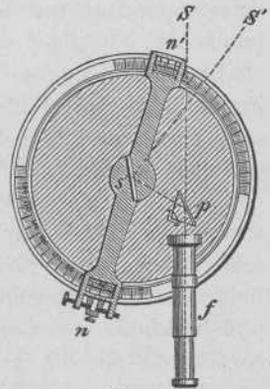


Fig. 71
Círculo de reflexión

En el grupo de instrumentos que permiten determinar posiciones absolutas puede incluirse el refractor montado ecuatorialmente, cuando todas sus partes mecánicas están trabajadas con esmero, los círculos horario y de declinación están cuidadosamente divididos y las lecturas se efectúan por medio de microscopios. Pero estos aparatos no permiten alcanzar, ni remotamente, una precisión parecida a la que se obtiene con el círculo meridiano, y por esto ya no se construyen ecuatoriales

(1) Los errores debidos a la excentricidad provienen de que el centro del limbo graduado y el centro de rotación (centro del círculo del nonius) no coinciden.

destinados a medidas absolutas, sino que se emplean solamente como anteojos para el examen de los astros o para mediciones relativas.

Para poder emplear un refractor en la determinación de posiciones relativas, se ha de proveer de un micrómetro, aparato que sirve, como indica su nombre, para medir ángulos pequeños, es decir, para determinaciones diferenciales. El de construcción más sencilla es el *micrómetro de círculo* o *micrómetro de anillo*. Consta de un simple anillo de acero colocado en el plano focal del objetivo, en el cual se observan, con el antejo sin movimiento, los momentos de entrada y salida de dos objetos, de una estrella conocida y otra desconocida. De los tiempos obtenidos, y conociendo el diámetro del anillo, se deducen por medio del cálculo las diferencias entre las ascensiones rectas y las declinaciones de ambos astros; esta última no puede ser, naturalmente, mayor que el diámetro del anillo. Aun cuando el cielo esté muy oscuro se distingue el anillo claramente y no hay, por consiguiente, necesidad de iluminarlo como en el caso de emplear el micrómetro de hilos. No es necesario que el antejo esté colocado paralácticamente y basta que no se mueva durante el paso del astro. El micrómetro de anillo se emplea con preferencia en los refractores pequeños y para la observación de objetos poco luminosos (nebulosas, cometas).

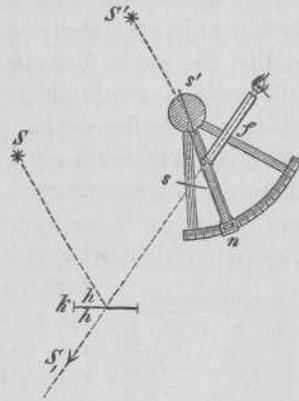


Fig. 72

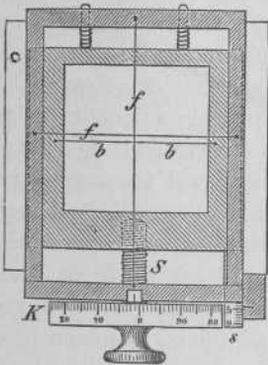


Fig. 73

Disposición esquemática del micrómetro filar

El *micrómetro de hilos* tiene, en comparación con el micrómetro de anillo, el inconveniente de que necesita una iluminación artificial para hacer visibles los hilos, y el de que el antejo a que se aplica ha de estar montado en ecuatorial, con movimiento de relojería. Frente a estos inconvenientes ofrece ventajas tan notorias, tanto en exactitud como en facilidad de las observaciones y de los cálculos, que hoy es el micrómetro más usado. En el plano focal del objetivo se extienden dos hilos f formando entre sí ángulo recto (fig. 73). Otro hilo b puede moverse juntamente con el bastidor al cual está fijo, por medio del tornillo S ; la magnitud del corrimiento se lee en la escala s y en la cabeza K del tornillo. Las vueltas del tornillo se reducen fácilmente a ángulo, si se conoce el equivalente de una vuelta en arco.

En los refractores, el micrómetro de hilos suele ser giratorio y está unido a un *círculo de posición*, de manera que no solamente puede determinarse la distancia, sino también la dirección en que se encuentran dos objetos en el campo visual. Si en un antejo montado paralácticamente

se coloca el hilo móvil paralelamente a la dirección del movimiento diurno, el hilo vertical corresponderá a un círculo de declinación; entonces, con el anteojo parado, se obtiene, determinando los tiempos de paso de dos estrellas por el hilo fijo, la diferencia de ascensiones rectas, y por medio del tornillo, con el hilo móvil, la diferencia de declinaciones de ambos objetos. Haciendo girar el círculo de posición, se puede colocar el hilo fijo en la dirección de ambas estrellas y entonces por medio del hilo móvil se mide su *distancia*. Así se opera, por ejemplo, cuando se observan estrellas dobles. El ángulo que tiene que girar el círculo de posición a partir de la posición norte-sur se llama *ángulo de posición* de la dirección correspondiente; generalmente se cuenta a partir del norte (0°), por el este (90°), sur (180°) y oeste (270°). El método de los ángulos de posición y distancias es el que da resultados más exactos y de la

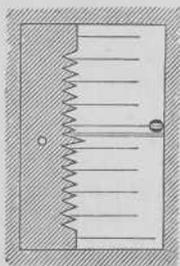


Fig. 74
Divisiones, hilos
móviles y sierra
en el campo de
un microscopio
micrométrico

manera más rápida y sencilla, por lo menos cuando el anteojo sigue el movimiento diurno por medio de un aparato de relojería; pero sólo puede emplearse cuando se trata de distancias relativamente pequeñas, que no excedan del diámetro del campo visual. La determinación de diferencias de ascensiones rectas, cuando el anteojo no se mueve y las estrellas atraviesan uno de los hilos por efecto del movimiento diurno, no está sujeta a esta restricción, pero los resultados son algo menos exactos.

El micrómetro de hilos se aplica también a los instrumentos meridianos y a los universales, así como a los microscopios que sirven para efectuar las lecturas en los círculos divididos; en estos últimos el microscopio con micrómetro ha sustituido al nonius que se empleaba antiguamente. En los microscopios micrométricos, una placa dentada, colocada a un lado del plano focal (fig. 74) sustituye a la escala *s* de la figura 73; la distancia entre dos dientes consecutivos suele ser igual al camino que recorre el hilo móvil para una vuelta de la cabeza del tornillo; además se suprime el sistema de hilos fijos, y en vez del hilo móvil se emplea generalmente un hilo doble, que puede recorrer las divisiones del círculo.

Los micrómetros mencionados hasta ahora son todos micrómetros oculares, esto es, colocados en el plano focal del objetivo. También pertenecen a este grupo los *micrómetros de doble imagen* de Wellmann y de Airy. No obstante, el principio en que se basa este último, o sea el de la duplicación de la imagen por división de una lente, ha alcanzado su forma más perfecta en el micrómetro objetivo de doble imagen o *heliómetro*. La idea primitiva de Olaf Römer, de producir imágenes dobles por medio de dos objetivos colocados uno al lado de otro y dotados de movimiento recíproco, fué modificada por J. Dollond, quien en 1753 empleó, en vez de dos objetivos, uno solo pero cortado en dos mitades. Al arte de Fraunhofer son debidos los mejores heliómetros, en especial el del gran instrumento de Königsberg (1826), que no sólo

superó en mucho a los antiguos instrumentos de Dollond, sino que rivalizó en exactitud con el micrómetro filar. Mientras que este último no permite medir distancias superiores a $12'$ ó $15'$, con el heliómetro se puede alcanzar hasta 1° y más. El principio de la observación es el siguiente: primero se coloca la línea de seccionamiento del objetivo en la dirección correspondiente al ángulo de posición de los dos astros S y S' cuya distancia y dirección hay que medir y se mueven por medio de un tornillo las dos mitades en que está dividido el objetivo (fig. 75), las cuales dan, en una posición cualquiera, las imágenes S_1 y S_1' (mitad I) y S_2 y S_2' (mitad II); continuando el movimiento, las dos imágenes llegan a estar tan separadas, que S_2 coincide con S_1' . La diferencia entre ambas posiciones de los semiobjetivos puede leerse en una escala, y da la distancia entre ambos astros S y S' en unidades arbitrarias que, lo mismo que en el micrómetro de hilos, se transforman después en unidades de arco. Además se determina la dirección relativa de los astros (ángulo de posición) leyendo el círculo de posición. Tan fácil como parece en teoría determinar con el heliómetro la distancia entre dos astros separados 1° ó más, tanto más difícil es en la práctica. Por esto, si bien este instrumento ofrece al astrónomo lo mismo que al mecánico problemas en extremo tentadores, la dificultad de su resolución ha acabado en el desaliento. Los progresos que en la construcción del heliómetro se han realizado desde los tiempos de Fraunhofer son debidos a los Repsold, y sólo los astrónomos alemanes se han sometido a los cálculos embarazosos que estos aparatos requieren. La figura 76 representa un heliómetro de Repsold, construído en 1894 para el observatorio de Kuffner, en Viena. El objetivo de este instrumento, el mayor y más perfecto de los que existen hoy, tiene 21,5 cm de abertura y 3 m de distancia focal. Los movimientos de las dos mitades del objetivo, el giro del anteojo en ángulo de posición, las lecturas de las escalas y círculos graduados, así como la sujeción y los movimientos lentos del instrumento se pueden realizar desde el ocular. El aparato de relojería que en la figura se ve en el suelo y a la derecha de la columna de sostén, mueve el instrumento en ascensión recta. La silla de observación se puede mover sobre carriles circulares alrededor de la columna; además puede subir o bajar de modo que el observador se acomode a la posición del ocular.

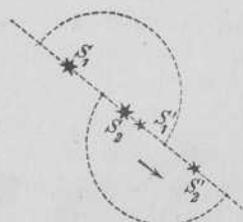


Fig. 75

Entre los instrumentos imprescindibles en todo observatorio hemos mencionado ya los relojes, indicando que los hay de dos clases principales, los péndulos y los cronómetros.

El péndulo fijo (1), en combinación con un instrumento meridiano,

(1) El péndulo fué inventado en 1641 por Galileo, y ocho años después fué perfeccionado por su hijo Vincenzo, quien logró darle una forma práctica. Pero hasta que Huygens, en 1656, volvió a idearlo independientemente, no entró en el terreno de las aplicaciones ordinarias.

es el medidor principal del tiempo en un observatorio. Su órgano esencial es un péndulo cuyo período de oscilación sirve de unidad práctica de tiempo. El rodaje tiene la misión de conservar el péndulo en mo-

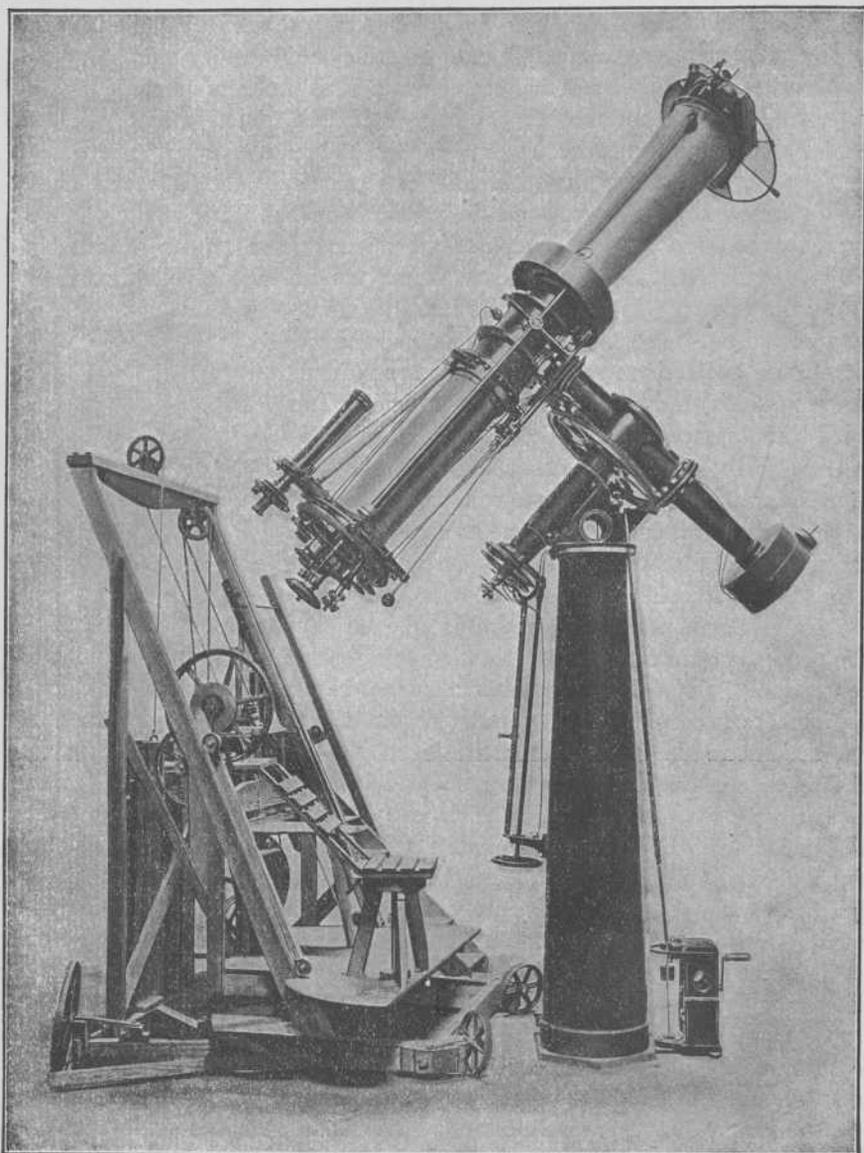


Fig. 76. — Heliómetro de Repsold

vimiento y de contar sus oscilaciones sobre una esfera, por medio de unas manecillas. Un peso hace girar el rodaje; un áncora unida al péndulo introduce alternativamente sus dos bocas entre los dientes de la

rueda de escape y con ello impide que se dispare todo el engranaje. A cada semioscilación, casi inmediatamente después que el péndulo ha pasado por la posición vertical, una de las bocas del áncora deja libre un diente de la rueda de escape, que al desengranar resbala a lo largo de un plano inclinado en que termina la boca del áncora, y por su presión da al péndulo el impulso suficiente para compensar las pérdidas de energía debidas al rozamiento y a la resistencia del aire. Inmediatamente la otra boca del áncora penetra entre dos dientes de la rueda de escape e impide que continúe el giro de ésta hasta que el péndulo realice la semioscilación siguiente, en la cual se repiten los mismos hechos, avanzando la rueda un diente a cada oscilación.

Al aumentar la temperatura ambiente, el péndulo se dilata, lo cual acarrea un aumento en la duración de las oscilaciones, de manera que un reloj con péndulo de acero que a $+15^{\circ}\text{C}$ ande exacto, a $+25^{\circ}\text{C}$ atrasará diariamente 5 segundos, y a $+5^{\circ}\text{C}$ adelantará otro tanto. Este inconveniente lo remedió en 1715 G. Graham (a quien se debe el escape de áncora que lleva su nombre y que todavía se usa) por medio del péndulo compensado. Al péndulo de acero le sustituyó Graham la lenteja por un vaso de vidrio lleno de mercurio; cuando al aumentar la temperatura se dilata la varilla, el centro de gravedad del mercurio, a causa del mayor coeficiente de dilatación de éste, sube en el recipiente la cantidad necesaria para que la duración de la oscilación quede invariable. Menos perfecta es la compensación de parrilla, en la cual se suspende la lenteja mediante un sistema de barras de acero y de cinc o latón, formando un emparrillado, de manera que la mayor dilatación del cinc suba el centro de gravedad del péndulo lo mismo que éste desciende por la dilatación del acero. En el mismo principio se funda el péndulo de acero-níquel introducido en 1899 por Riefler; una tuerca colocada en el extremo inferior de una barra de acero-níquel al 36 %, que posee un coeficiente de dilatación once veces menor que el correspondiente al acero, sostiene un corto tubo de latón que a su vez sostiene la lenteja por su centro. La dilatación 18 veces mayor del latón hace que el tubo corto compense los cambios de longitud de la barra.

La densidad del aire también influye sobre la duración de las oscilaciones del péndulo; cuando el barómetro sube 7 mm, el reloj atrasa diariamente 0,1. Esta influencia puede eliminarse encerrando el péndulo en una caja metálica o de cristal herméticamente cerrada, o bien introduciendo una compensación en forma de un pesito sostenido por cápsulas de aneroide en el extremo superior de la barra del péndulo. Esta compensación de la presión atmosférica, así como el «escape libre», en cierta manera superior al de Graham, son debidos también a Riefler.

Para producir en un cronógrafo las señales correspondientes a cada segundo, sirve una palanquita de contacto puesta en acción por el péndulo o por la rueda de escape. Esta disposición permite determinar con el cronógrafo el momento en que ocurre un suceso, con una aproximación de una centésima, y hasta de una milésima de segundo.

Ningún reloj, por perfecto que sea, marca exactamente el tiempo; no obstante, puede mantenerse casi constante la marcha diaria o movimiento diario, esto es, el cambio que sufre diariamente la corrección o estado absoluto que hay que aplicar al tiempo indicado por un buen reloj; en los mejores péndulos modernos, el movimiento diario es de pocas centésimas de segundo si están colgados de una obra de albañilería resistente y resguardados de las variaciones de temperatura y de presión, para lo cual se les monta preferentemente en subterráneos, sostenidos por columnas de piedra aisladas.

Mucho menos preciso es el tiempo indicado por los relojes portátiles, los cuales son, en cambio, imprescindibles en ciertas observaciones. En ellos, el peso que pone en movimiento el reloj de péndulo es sustituido por un muelle; otro muelle muy fino, llamado *espiral*, y un *volante* unido al mismo sustituyen al péndulo, formando un sistema cuyo período de oscilación depende de la forma y de la distribución de la masa del volante, así como de la elasticidad de la espiral, que representa aquí un papel análogo al que desempeña la gravedad en el péndulo. Al aumentar la temperatura, no solamente se dilata el volante, sino que también disminuye la elasticidad de la espiral, por cuyo motivo el movimiento diario de un reloj de bolsillo que no tenga el volante compensado es de 10° en atraso para un aumento de temperatura de 1° C. El volante compensado consta de dos radios y de un anillo bimetalico, abierto en dos puntos correspondientes a los extremos de un diámetro: el borde exterior es de latón y el interior de acero. Como que el acero se dilata menos que el latón, al aumentar la temperatura los dos arcos que constituyen el anillo y que sostienen los pesos reguladores se doblan hacia adentro, produciendo una aceleración de la marcha que obra en sentido contrario al retraso debido a la dilatación de los radios, a la disminución de la elasticidad y a la dilatación de la espiral. Esta elasticidad no varía proporcionalmente a la temperatura, de manera que un reloj compensado para cierta temperatura atrasa 1 segundo diario cuando la temperatura varía 10° , tanto si aumenta como si disminuye; para 20° de diferencia de temperatura el atraso es de 4 segundos, para 30° , 9 segundos, etc. Guillaume descubrió las raras propiedades de la aleación acero-níquel, y encontró que para una aleación con 45 % de níquel la dilatación no es proporcional a la temperatura, de modo que empleándola en sustitución del acero en los volantes compensados, elimina prácticamente el término cuadrado de la temperatura a que antes nos hemos referido.

El escape de áncora de los buenos relojes de bolsillo es parecido al escape de Graham usado en los relojes de péndulo; el escape de cilindro no es bueno, y no se emplea en los relojes de precio. El escape de báscula es complicado, y por esto sólo es preferible al de áncora en los cronómetros de cierto tamaño, como los que se utilizan en la navegación; en cambio en los relojes de bolsillo éste es superior a aquél. Para que el movimiento diario de un reloj sea el mismo cuando está en posición horizontal que cuando está colgado, es necesaria una regulación en extremo com-

plicada, y aun así son inevitables diferencias de algunos segundos en el movimiento diario en las diferentes posiciones verticales, especialmente cuando en un reloj de bolsillo el asa está hacia abajo. En la actualidad se fabrican relojes de bolsillo cuyo movimiento diario, en las posiciones principales, es constante dentro de algunas décimas de segundo y cuya buena marcha compite con la de los cronómetros de marina.

En lo que precede hemos tratado de los principales instrumentos astronómicos. Digamos ahora algunas palabras acerca de los locales en donde están instalados, acerca de los *observatorios*. La primera condición para efectuar buenas observaciones astronómicas es la quietud del emplazamiento; sólo así se puede responder de la inmovilidad de los principales instrumentos. Un horizonte enteramente despejado es condición menos importante, ya que a causa de las irregularidades de la refracción atmosférica no se obtienen observaciones precisas cuando las alturas de los astros son inferiores a 5° ; por este motivo, ya desde principios del siglo pasado dejaron de construirse torres astronómicas de gran altura, y, por el contrario, los instrumentos principales y especialmente el círculo meridiano se colocan en el plan terreno. La oscuridad es condición esencial: un observatorio debe estar alejado de todas las luces artificiales algo intensas (por ejemplo, proyectores, arcos voltaicos). A esta condición no responden ciertamente las grandes ciudades, y por esto se construyen bastantes observatorios alejados de las mismas.

Como locales propios para los instrumentos, todo observatorio debe contar, por lo menos, con una cúpula giratoria para un instrumento montado ecuatorialmente, y con un departamento con una abertura de norte a sur para el círculo meridiano. Además, el reloj principal ha de estar instalado en un local cuya temperatura sea lo más invariable posible. Debe disponerse también de cronómetros, así como de relojes de péndulo en el local del círculo meridiano y en el del refractor, y de un aparato registrador (cronógrafo) al lado del círculo meridiano. Como instrumentos auxiliares, no deben faltar instrumentos pequeños para observaciones ocasionales, especialmente un buscador de cometas, así como termómetros y barómetros para el cálculo de la refracción. Si en el observatorio se han de realizar investigaciones astrofísicas, son necesarios equipos espectroscópicos, fotómetros y aparatos fotográficos, así como laboratorios en los que puedan llevarse a cabo investigaciones fotográficas y físicas. Para las cubiertas giratorias se empleaban antiguamente techos cilindrocónicos (techos de tambor), pero actualmente se emplea casi únicamente la forma algo más cara, pero más ventajosa, de la semiesfera (cúpula). Las habitaciones destinadas a viviendas de los observadores estaban antes unidas directamente al observatorio, para que pudieran emprenderse las observaciones rápidamente a cualquier hora; estas habitaciones se disponían generalmente al norte de la cúpula principal, reservándose de esta manera la parte sur del cielo, más importante, para las observaciones. Poco a poco se ha ido prescindiendo de estas habitaciones unidas al observatorio, por la influencia perju-

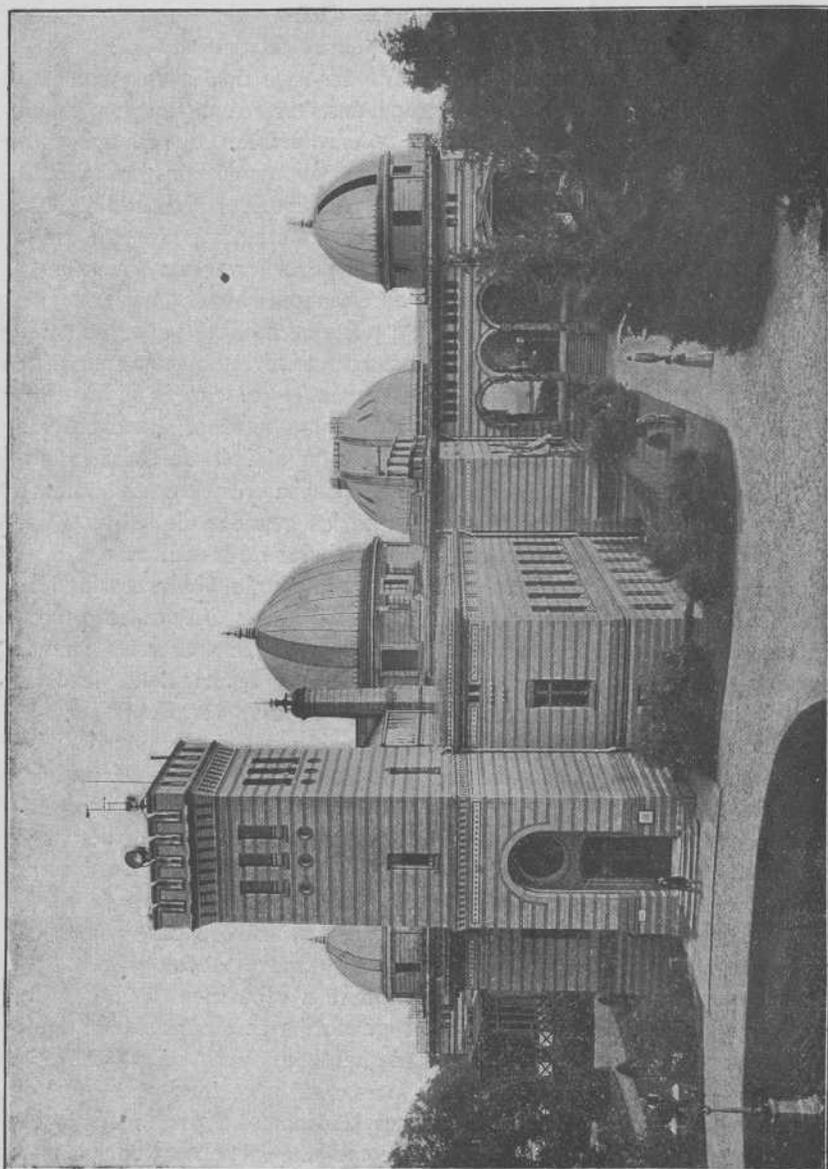


Fig. 77. — Observatorio astrofísico de Potsdam

dicial que ejercen sobre las observaciones los locales habitados, especialmente a causa del calor irradiado. Actualmente se lleva el aislamiento de los locales hasta separar entre sí los destinados a las diversas clases de observaciones, colocando si es posible cada instrumento en un edificio expreso.

En las figuras 77 y 78 se representan las dos grandes instituciones alemanas: el observatorio astrofísico de Potsdam y el observatorio de Bergedorf, cerca de Hamburgo. En medio del bosque, en la cumbre plana y extensa del Telegraphenberg, al sur de la ciudad de Potsdam, está emplazado el observatorio astrofísico, que data de 1870 y ocupa una extensión de 18 hectáreas. En el centro, sobre el punto más elevado (65 metros sobre el nivel del Havel), se encuentra el edificio principal (fig. 77). Los instrumentos astronómicos instalados en este edificio son: un refractor de 29,8 cm de abertura y 5,4 m de distancia focal, con objetivo de Schröder y montura de Repsold, en la cúpula central; un refractor con objetivo de Steinheil, de 30 cm de abertura



Fig. 78. — Observatorio de Bergedorf (Hamburgo)

y 3,6 m de distancia focal, colocado en la cúpula oriental. En un edificio anexo, en el sur, está instalado un foteheliógrafo con objetivo Steinheil de 16 cm de abertura y 4 m de distancia focal y montura Repsold, con el cual se pueden obtener fotografías del Sol. En una elevación, a unos 40 m al oeste del edificio principal bajo una cúpula de 6 m de diámetro a la que está unida una cámara oscura, hay un refractor fotográfico de 32,5 cm de abertura y 3,4 m de distancia focal, con un buscador de 23 cm de abertura y 3,4 m de distancia focal, destinado principalmente a obtener fotografías para la carta del cielo y que se usa además para trabajos espectrográficos; en el capítulo referente a la Fotografía celeste volveremos a hablar de este instrumento.

Al sur del edificio principal y a una distancia de 90 m de su cúpula central se eleva sobre una colina bastante alta la cúpula que cobija el mayor instrumento de la institución; la cúpula tiene 21 m por 18 de altura (fig. 59), y el antejo es doble, con objetivo de 80 y 50 cm. Son notables en esta instalación la forma elegante que los señores Repsold supieron dar a un instrumento de tales dimensiones, y la construcción de

la silla de observación unida a la cúpula y movida por la electricidad, obra de la casa C. Hoppe, de Berlín,* lo mismo que las partes principales de la cúpula. Por medio del ascensor pueden llegar varias per-

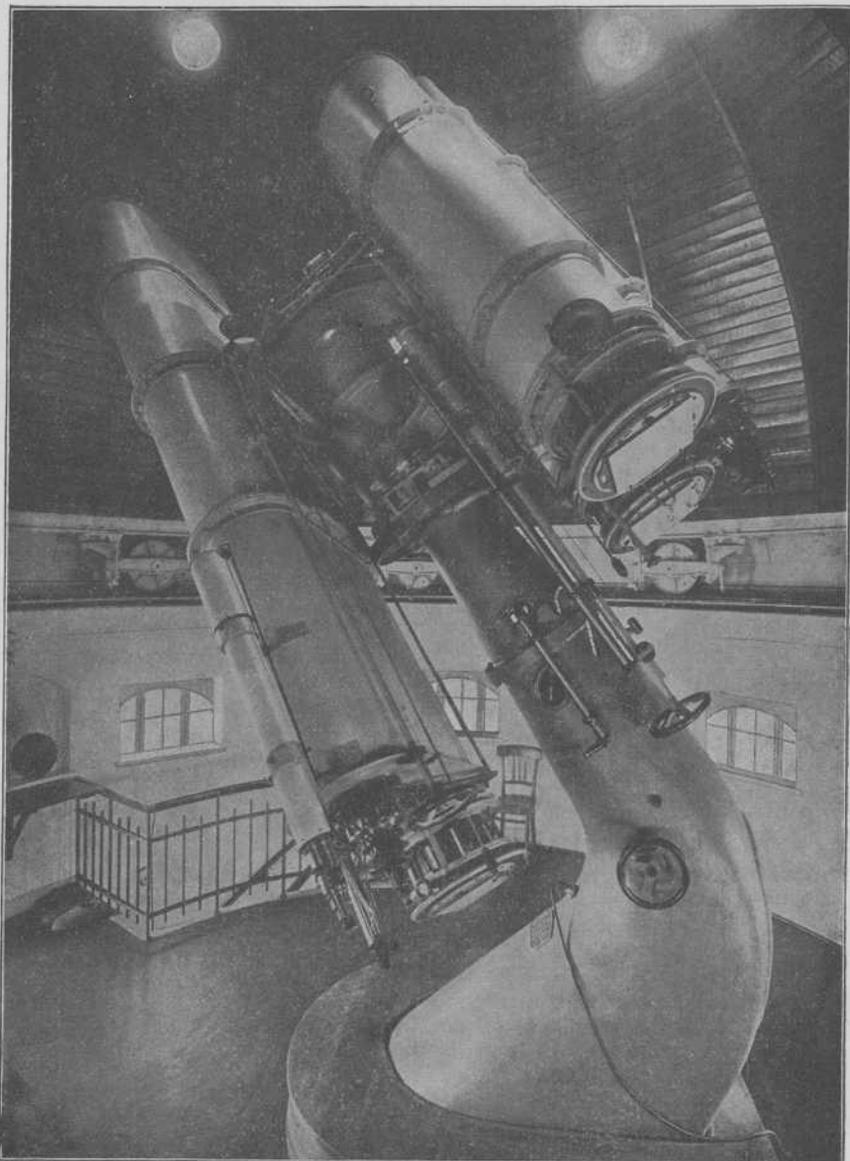


Fig. 79. — Astrógrafo de Lippert, del observatorio de Bergedorf

sonas, en las posiciones más diversas del antejo, hasta los oculares del instrumento. La parte móvil de la gran cúpula tiene un peso de 200 000 Kg. La cúpula se mueve por medio de la electricidad y su rota-

ción completa se efectúa en cinco minutos; también se mueve por medio de la electricidad la abertura de 3,8 m de ancho. El peso del instrumento, en números redondos, es de 20 000 Kg; la parte móvil pesa 7 000 Kg.

Al sudoeste de la gran cúpula se erigió hace poco tiempo un edificio para un anteojo de torre anexo a un laboratorio de espectroscopia (cap. IV, párrafo 4, «Fotografía»); el objetivo tiene 60 cm de abertura y 14,5 m de distancia focal. El capital necesario se formó con donativos particulares y el aparato se destinó principalmente a comprobar experimentalmente ciertas consecuencias de la teoría de la relatividad de Einstein.

El observatorio de Hamburgo, en Bergedorf, no quedó terminado hasta 1913. Sus instalaciones son modernísimas. Está erigido en el Gojenberg, cerca de Bergedorf, a una distancia de unos 20 Km al sudeste de Hamburgo y a 40 m sobre el nivel del Elba. La fotografía de la figura 78 fué tomada desde el zepelin «Hansa»; en ella se ve que la construcción responde al principio ya mencionado, de colocar cada instrumento en un edificio especial separado de los demás. En primer término se distingue el edificio principal, que contiene las salas de trabajo, la biblioteca y los laboratorios, así como las habitaciones para el director y para los empleados del observatorio. Además se ven, repartidos por las cercanías, cuatro edificios con cúpulas giratorias, dos para círculos meridianos y otro para instrumentos transportables. Bajo las cuatro cúpulas hay instalados los siguientes instrumentos: un refractor de Repsold con objetivo de Steinheil, de 60 cm de abertura y 9 m de distancia focal, un telescopio de Zeiss de 1 m de abertura y 3 m de distancia focal, un ecuatorial antiguo de Repsold con objetivo de Merz, de 26 cm de abertura y 2,9 m de distancia focal, y finalmente el astrógrafo de Lippert. Este instrumento, donación de E. Lippert, está montado en una columna curvada, y su eje de declinación sostiene nada menos que cinco anteojos distintos; en un lado hay un anteojo fotográfico de 34 cm, y un anteojo guía de 23 cm de abertura, ambos de 3,4 m de distancia focal; en el otro lado hay dos anteojos fotográficos iguales con objetivos de 30 cm de abertura y 1,5 m de distancia focal y para éstos un anteojo guía cuyo objetivo tiene una abertura de 20 cm y 2,7 m de distancia focal. La figura 79 es reproducción de una fotografía de este instrumento.

En los pabellones destinados a los círculos meridianos hay un gran círculo meridiano de Repsold, con objetivo de Steinheil de 19 cm de abertura y 2,3 m de distancia focal, y un instrumento de pasos de Repsold, más antiguo, con objetivo de Fraunhofer, de 11 cm de abertura y 1,6 m de foco (1).

(1) Los lectores a quienes interese de una manera especial el estudio de los instrumentos astronómicos, construcción de cúpulas y demás instalaciones de observatorios, encontrarán datos completos en el «Handbuch der astronomischen Instrumentenkunde» de Ambronn. La historia de los instrumentos astronómicos hasta 1900 la ha tratado detalladamente J. A. Repsold en su obra, ricamente ilustrada, «Zur Geschichte der astronomischen Messwerkzeuge».

4. DETERMINACIÓN DE LAS COORDENADAS GEOGRÁFICAS DE UN LUGAR

La posición geográfica de un lugar sobre la superficie terrestre (su longitud y su latitud geográficas), no se puede determinar, generalmente, sin la ayuda de observaciones astronómicas; cuando el marino o el viajero quieren saber exactamente dónde se encuentran, tienen que consultar el cielo, y todos los datos fidedignos inscritos en las cartas geográficas se basan siempre en medidas astronómicas. El problema de la determinación de un lugar es, según esto, un problema que corresponde a la Astronomía, y por esta razón, y por la gran importancia práctica del tema, expondremos aquí en su forma más sencilla las relaciones que sirven para determinar las coordenadas geográficas de un lugar.

Ya dijimos antes que la longitud y latitud geográficas corresponden a las coordenadas astronómicas cuyo plano fundamental es el ecuador: la ascensión recta y la declinación. La longitud se cuenta a partir de un primer meridiano, o meridiano inicial arbitrario. La latitud geográfica de un lugar es igual a la declinación de su cenit, e igual también a la altura del polo sobre el horizonte local.

La declinación del cenit no puede medirse directamente, por no coincidir casi nunca dicho punto con ninguna estrella; pero si se conoce la declinación de una estrella y se mide su distancia cenital cuando pase por el meridiano, se deducirá inmediatamente la declinación del cenit, esto es, la altura del polo, sumando la distancia cenital y la declinación si la estrella está al sur del cenit, o restándolas si la estrella pasa por el norte. Si la distancia cenital de la estrella (o la altura de la misma) no ha sido medida en el meridiano, se obtendrá la altura del polo resolviendo el triángulo esférico polo-cenit-astro. Si no se conoce la declinación de ninguna estrella, se determina la altura de una estrella circumpolar cualquiera, en sus culminaciones superior e inferior; la media de ambas alturas es la altura del polo sobre el horizonte del lugar considerado. El método más rápido y seguro para determinar la altura del polo es el de Horrebow-Talcott con ayuda del anteojo cenital. Para ello hay que observar dos estrellas de declinación conocida y que culminen a una distancia cenital casi igual, una al norte y la otra al sur del cenit. La altura del polo es igual entonces a la media de ambas declinaciones, corregida de la pequeña diferencia de sus distancias cenitales meridianas.

Es preciso distinguir la latitud geográfica de la latitud *geocéntrica*; esta última (fig. 80) es igual al ángulo φ' que forma con el ecuador la recta que va del centro de la Tierra M al lugar considerado E , mientras que la latitud geográfica es igual al ángulo φ formado por la recta EF , vertical del lugar, con el ecuador. Si la Tierra fuese una esfera, la sección meridiana de la misma sería una circunferencia, F coincidiría con M , y la latitud geográfica sería, por consiguiente, igual a la latitud geo-

céntrica. A causa del achatamiento polar, φ y φ' son diferentes, la latitud geográfica es siempre mayor que la latitud geocéntrica, y la diferencia máxima, que corresponde a los 45° de latitud, es de $11',5$. Por medio de observaciones astronómicas sólo puede determinarse la latitud geográfica.

Más difícil que la determinación de la latitud de un lugar es la determinación de su longitud. Ya la definición de la longitud geográfica no es tan inequívoca como la de la latitud; el ecuador, al que se refiere esta última, es único, mientras que de los meridianos terrestres, que cortan al ecuador perpendicularmente, puede servir uno cualquiera como meridiano inicial para la cuenta de las longitudes.

Tanto es así, que hasta hace poco cada una de las naciones civilizadas contaba las longitudes según un meridiano diferente: Inglaterra a partir del meridiano que pasa por Greenwich, Francia del que pasa por París, Norteamérica del que pasa por Washington, Alemania del que pasa por la isla de Hierro o por Berlín; España de los de Madrid y San Fernando. Actualmente, el uso del meridiano de Greenwich como meridiano inicial se ha generalizado. A partir del primer meridiano, las longitudes se cuentan hacia el oeste y hacia el este de 0 a 180° ; por ejemplo, Berlín está a $13^\circ 24'$ al este de Greenwich, París a $2^\circ 20'$ también al este y Washington a $77^\circ 3'$ al oeste. Como el período de rotación de la Tierra es exactamente de 24 horas de tiempo sidéreo, en el transcurso de este tiempo el plano de cada meridiano terrestre irá pasando sucesivamente por todos los puntos de la esfera celeste, y cada meridiano celeste (círculo de declinación) coincidirá sucesivamente con todos los meridianos terrestres hasta volver al primero. Según esto, las diferencias de longitud entre los meridianos terrestres, y por consiguiente las longitudes geográficas, se pueden expresar en tiempo, como se hace con la ascensión recta y el ángulo horario; entonces la diferencia de longitud entre dos lugares es igual a la diferencia de los tiempos locales correspondientes o también al tiempo que transcurre entre los pasos de una estrella por los meridianos respectivos. Es evidente que en los lugares situados más hacia el este pasarán por el meridiano los astros más pronto, y en los que están situados más hacia el oeste pasarán más tarde; la diferencia entre las horas del paso es la diferencia de longitud expresada en tiempo. Así, por ejemplo, si en un instante dado son en Greenwich las $3^h 0^m$, en ese instante pasarán por el meridiano de Berlín las estrellas cuya ascensión recta sea $3^h 54^m$ y por el de París aquellas cuya ascensión recta sea $3^h 9^m$, y en cambio por el meridiano de Washington, que está a 77° ($5^h 8^m$) al oeste ó $283^\circ = 18^h 52^m$ al este, pasarán las estrellas cuya ascensión recta sea $21^h 52^m$, de modo que en Berlín el tiempo sidéreo será en igual instante $3^h 54^m$, en París $3^h 9^m$ y en Washington $21^h 52^m$.

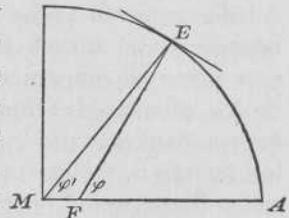


Fig. 80

De esto se deduce que, al menos teóricamente, es muy fácil deter-

minar la diferencia de longitud de dos lugares: bastará observar un fenómeno que ocurra para ambos en el mismo instante absoluto, y la diferencia de los dos tiempos locales observados en los lugares correspondientes dará la diferencia de longitud. Pero en la realidad la determinación no es tan fácil; primeramente, porque hay que conocer exactamente el tiempo local, o sea la corrección que debe aplicarse al tiempo indicado por el reloj, corrección que es conocida en los observatorios, pero que en viaje no siempre se llega a conocer con suficiente exactitud. Además ocurren pocos fenómenos en el cielo que tengan lugar exactamente en el mismo instante para todos los lugares de la Tierra, y esos pocos no pueden observarse con suficiente exactitud (ocultaciones de los satélites de Júpiter, eclipses totales de Luna), o bien aparecen inesperadamente, por cuyo motivo no se está preparado para observarlos (aerolitos, bólidos). Cuando se trata de lugares relativamente cercanos (hasta unos 100 Km) pueden emplearse señales luminosas, y antes de inventarse la telegrafía eléctrica se utilizó con frecuencia este método; se comprende fácilmente que su aplicación es limitada, y si se quiere unir lugares muy separados resulta engorroso a causa de las estaciones intermedias que son necesarias. Entre los fenómenos astronómicos, se utilizan en primer término los relacionados con el movimiento de la Luna, que es muy rápido. El movimiento propio de la Luna sobre la esfera celeste es de unos 13° en 24 horas, de modo que a un minuto de tiempo corresponde medio minuto de arco, aproximadamente; si se determina su posición con una aproximación de $10''$, se obtiene el tiempo con error menor de 18^s . Para efectuar estas observaciones puede disponerse de un anteojo meridiano o instrumento universal, y entonces se determina la ascensión recta o el acimut de la Luna; si se dispone solamente de un sencillo anteojo sin círculos graduados, se determina el momento en que una estrella es ocultada por nuestro satélite, observación que puede realizarse con gran exactitud. Finalmente, si se dispone de un sextante o de un círculo de reflexión se determina la distancia angular de la Luna al Sol o a una estrella. En el mar solamente puede utilizarse este último método, pero exige cálculos largos que requieren bastante tiempo.

De cálculo más sencillo es el método, muy empleado antiguamente, del transporte de cronómetros. Para ello se lleva de una estación a otra un cronómetro, y mejor varios, cuyo movimiento diario sea conocido, y se comparan con el tiempo sidéreo o con el tiempo medio en ambos lugares; la diferencia entre los estados absolutos de cada cronómetro corregida del movimiento que haya tenido durante el viaje, será igual a la diferencia de longitud que se busca. Así, por ejemplo, si el estado de un cronómetro en Washington es $+35^s$ y su movimiento diario $+3^s,0$, esto es, que atrasa 3^s por día, y en Greenwich, después de 15 días, el estado es $+5^h 9^m 25^s$ tendremos que el estado con relación a Washington, después de 15 días, será $+1^m 20^s$; la diferencia de longitud entre ambos lugares es $5^h 9^m 25^s - 1^m 20^s = 5^h 8^m 5^s$. La dificultad al aplicar

este método radica en el desconocimiento del verdadero movimiento de los cronómetros, que durante su transporte está sujeto a sufrir variaciones.

Hasta la mitad del siglo pasado, los métodos descritos eran los únicos aplicables a la determinación de la diferencia de longitudes entre lugares muy alejados unos de otros. Pero allí donde llega el telégrafo, se utiliza éste para la determinación más exacta de la longitud. La comparación de relojes, al aplicar este método, se realiza de la manera siguiente: el observador de la estación *A* da por medio del manipulador de su cronógrafo una serie de señales que se inscriben al mismo tiempo en el aparato registrador de la estación *B*, a cuya estación está unida telegráficamente la estación *A*. Desde la estación *B* se dan también una serie de señales que se registran igualmente en ambos cronógrafos. La diferencia de los tiempos locales en que han sido recibidas las señales en ambas estaciones, previamente corregidas de estado y movimiento de los relojes respectivos, dan inmediatamente la diferencia de longitud deseada. Si la velocidad de propagación de la corriente eléctrica fuese infinitamente grande, los tiempos de las señales en *A* y en *B* deberían dar exactamente la diferencia de longitud. En realidad, esta velocidad de propagación, aunque muy grande, no es infinita, y por este motivo las señales emitidas en *A* son registradas en *B* y las emitidas en *B* registradas en *A*, después de un cierto tiempo (*tiempo de propagación*) que emplea la corriente eléctrica en llegar de una estación a otra. Las discrepancias entre las diferencias de longitud obtenidas de las señales de las dos estaciones equivalen al doble del tiempo de propagación. Este tiempo no depende sólo de la velocidad de propagación de la corriente eléctrica, sino también, y en grado mucho mayor, de la inercia de los aparatos registradores. Por esta causa es necesario que se empleen corrientes de igual intensidad y aparatos de igual sensibilidad en ambas estaciones, ya que solamente en este caso puede eliminarse del resultado la citada causa de error.

Las primeras determinaciones de longitudes por medio del telégrafo fueron realizadas en 1845 para la Comisión hidrográfica de los Estados Unidos (U. S. Coast Survey) por Walker y W. C. Bond. Desde entonces el método ha ido perfeccionándose en todos sus detalles y ha prestado grandes servicios en la determinación de las longitudes geográficas, y especialmente en el estudio de la forma verdadera de la Tierra.

Empleando el telégrafo, se pueden determinar hoy diferencias de longitud con un error menor que $0^{\circ},01$. A este tiempo corresponde en el ecuador un arco de 4,5 m, y en las latitudes medias, donde la distancia lineal entre dos meridianos queda reducida a los dos tercios, el arco es de 3 m. A resultados mucho menos exactos conduce el empleo de los métodos antes mencionados, de las distancias lunares, ocultaciones de estrellas y transporte de cronómetros. Con los medios sencillos de que dispone el marino, la longitud raras veces se determina con error menor de 10 a 15° , al cual corresponde en el ecuador una distancia de 5 a 7 Km

y en el paralelo 50°, 3 ó 4 Km. Es evidente lo peligroso de esta inseguridad, y se comprende que el gobierno inglés, ya en el siglo XVIII, cuando los métodos para la determinación de longitudes eran todavía muy rudimentarios y el movimiento de la Luna no era tan conocido como en la actualidad, ofreciera premios de 10 000 a 20 000 libras esterlinas para los mejores métodos que permitiesen determinar la longitud en el mar. Estos premios fueron otorgados al constructor de cronómetros Harrison, al astrónomo Tobías Mayer y al matemático Euler.

Desde entonces han sido muy perfeccionados los cronómetros, pero su importancia tiende a decaer desde la aparición de la telegrafía sin hilos. En el otoño de 1913, un Congreso internacional reunido en París tomó el acuerdo de que cierto número de grandes estaciones radio-telegráficas distribuidas de una manera conveniente sobre la Tierra diesen diariamente la hora de Greenwich con un error menor de $\frac{1}{4}$ de segundo. Se tiene además el propósito de aumentar el número de estaciones hasta que en cada punto de la Tierra pueda recibirse, por lo menos, una señal horaria de día y otra de noche. En los itinerarios de las grandes líneas marítimas el plan ya se ha realizado, de manera que dos veces al día se emiten señales horarias desde la torre Eiffel, Nauen y varias estaciones americanas y japonesas; las señales horarias de Nauen y París llevan un error menor de 0,1 en promedio y son comprobadas continuamente por varios observatorios, entre ellos la Hamburger Seewart y el Instituto Geodésico de Potsdam. A bordo, o en la estación receptora, las señales horarias pueden utilizarse para comparar los cronómetros, y si se ha determinado el tiempo local por medio de observaciones astronómicas, las señales horarias permiten comparar este tiempo con el de Greenwich y deducir de esta comparación la diferencia de longitud. Para determinaciones de longitud más precisas todavía, en las estaciones receptoras modernas se emplea la inscripción automática de las ondas en cronógrafos adecuados, y el grado de exactitud ya no depende más que de la precisión en las determinaciones del tiempo.

La variación del tiempo local con la longitud ha ejercido gran influencia sobre la manera de contar el tiempo civil. Hasta fines del siglo pasado, se contaba exclusivamente por el *tiempo local*. A medida que fué aumentando el tráfico entre los diferentes países, fueron aumentando también las molestias causadas por el cambio de horas al pasar de unos puntos a otros. El medio radical para suprimir estas molestias era el establecimiento de un *tiempo universal*, esto es, la regulación de todos los relojes de la Tierra con el tiempo local de un meridiano cualquiera previamente escogido. En la conferencia internacional de Geodesia celebrada en Roma en 1883, se discutió oficialmente el problema y se tomó el acuerdo de celebrar en 1884 una conferencia diplomática en Washington, que debía adoptar una resolución y al mismo tiempo elegir el meridiano universal. Pronto se vió que la institución de un tiempo único universal entrañaba serias dificultades para todos los países que estuviesen muy apartados, ya hacia el este ya hacia el oeste, del meridiano

elegido. Estamos tan habituados, por ejemplo, a asociar la idea de mediodía y media noche con las 12^h del reloj, que se encontraría no poca resistencia a aceptar, por ejemplo, que a las 12^h saliese o se pusiese el Sol. Debido a esto y también por la imposibilidad de llegar a un acuerdo sobre el meridiano de origen a causa de los celos nacionales, se dejó a un lado la adopción del tiempo universal, estableciéndose el sistema del *tiempo por husos o zonas*.

En este sistema, no es un solo meridiano el que regula el tiempo para toda la Tierra, sino que se introducen 24 meridianos, cada uno de ellos separado del siguiente $15^\circ = 1^h$ en longitud. Cada país puede escoger uno o varios de estos 24 meridianos y de acuerdo con ellos regular sus relojes. Para España, por ejemplo, basta un solo meridiano; en cambio para los Estados Unidos, cuya extensión comprende más de 60° de longitud, no se necesitan menos de cinco meridianos. Como meridiano inicial se ha elegido el de Greenwich, y el tiempo de este meridiano, llamado también tiempo de la Europa Occidental, ha sustituido al tiempo local en la Gran Bretaña, Irlanda, Bélgica, Francia, España y Portugal. El meridiano que está a 1^h al este de Greenwich y que pasa cerca de Stargard, en Pomerania, es el meridiano inicial o cero de la Europa Central, y su hora ha sustituido a la local en Alemania, Luxemburgo, Austria, Hungría, Dinamarca, Suecia, Noruega, Suiza, Italia y Servia. Cuentan su tiempo por el tiempo de la Europa Oriental (2^h antes del tiempo de Greenwich) Bulgaria, Rumanía, Turquía y Egipto. Los estados europeos que no han aceptado esta convención son Holanda (1), Grecia y Rusia; pero en estos estados el horario de los ferrocarriles se regula por el tiempo de las capitales respectivas.

Con la institución de los husos horarios se satisfacen las necesidades de la práctica mejor que con un tiempo universal. La misma hora sirve para grandes extensiones, y al pasar de un huso al inmediato el cambio es de una hora exacta; los inconvenientes de la hora local, aunque no han desaparecido completamente, han quedado muy reducidos.

Hemos visto anteriormente que en un lugar cuya longitud sea de 15° al este de Greenwich, los relojes adelantan una hora con respecto a los de la Europa Occidental, y que esta diferencia aumenta una hora por cada 15° de longitud. Si la diferencia de longitud es de 180° , la diferencia de tiempo será de 12^h ; y si es de 360° será de 24^h , ó, lo que es lo mismo, al volver al punto de partida se habrá ganado un día entero. Lo contrario ocurre cuando, saliendo de Greenwich hacia el oeste, se regresa al punto de partida. La primera vez que se dió la vuelta al mundo, por los compañeros de Magallanes, en 1520, se notó este fenómeno debido a la rotación de la Tierra, y por los relatos de uno de aquéllos sabemos la confusión que se apoderó de los tripulantes cuan-

(1) Los Países Bajos se servían antes del tiempo de Greenwich, pero desde el 1.º de mayo de 1909 han cambiado su tiempo, contándolo desde esta fecha con arreglo al meridiano de Amsterdam.

do notaron, al regresar a España después del viaje, que habían perdido un día completo.

Para salvar esta dificultad se ha acordado considerar el meridiano de 180° respecto al de Greenwich como *línea de cambio de fecha*. Cuando un buque pasa a través de este meridiano de este a oeste deja de contar un día, y si lo atraviesa en sentido contrario, el día correspondiente se cuenta dos veces. Debe distinguirse esta línea-límite, de la de *cambio efectivo de fecha*; la diferencia entre ellas es debido a que en la parte oriental de Siberia hasta el estrecho de Bering se cuenta con arreglo a la fecha asiática, que abarca por consiguiente hasta más allá del meridiano 180° . Por el contrario, en las islas Aleutinas cuentan con arreglo a la fecha americana, y finalmente las islas Fidji y algunos otros grupos de islas del Mar del Sur emplean la fecha de Australia, aunque en parte están al este del meridiano de 180° .

CAPÍTULO III

Medida de distancias en el espacio

I. DE LA PARALAJE EN GENERAL

La determinación de las distancias que nos separan de los demás cuerpos celestes es un problema de más difícil solución que el de la determinación de sus posiciones aparentes en la esfera celeste. Estas últimas dependen solamente de las direcciones en que aparecen los astros al observador, de manera que dos astros que están en la misma dirección tienen la misma posición aparente. A pesar de las enormes diferencias que median entre las distancias que nos separan de los cuerpos celestes, no es posible decidir a simple vista cuál de ellos es el más cercano ni cuál el más lejano, y mucho menos determinar la distancia absoluta de ninguno de ellos.

Estas distancias sólo pueden deducirse de la *paralaje* (1). La paralaje de un objeto puede definirse, en general, como el ángulo formado por las dos visuales dirigidas al objeto cuando se le observa desde dos puntos distintos. Cuanto más alejado está el objeto, tanto menor es su paralaje. En la figura 81 se ve, de una manera sencilla, cómo la paralaje depende de la distancia. Un observador situado en *A* no puede determinar, por la simple observación, cuál de los dos puntos luminosos *O* o *P*, es el más cercano o el más lejano. Pero si el observador pasa de *A* a *B*, variarán las direcciones de las visuales dirigidas a los dos puntos luminosos, efectuándose la variación en sentido contrario al del movimiento del observador. La visual dirigida a *O* sufrirá una desviación mayor que la dirigida a *P*; al encontrarse el observador en *A* aparecerá *O* a la derecha de *P* y cuando el observador esté en *B* verá a *O* a la izquierda de *P*. Entonces se puede decir con seguridad que el punto *O*, que se ha desviado más, está más cerca que *P*.

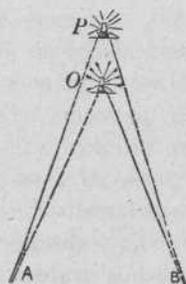


Fig. 81

(1) De *παράλλαξεν*, cambiar, desviar.

Astronómicamente se determina la dirección en que se ve un astro por su posición en la esfera celeste, o sea por su ascensión recta y su declinación. A causa de la paralaje, estas coordenadas no son las mismas en los diferentes observatorios. Cuando, por ejemplo, la Luna pasa por el meridiano en el Cabo de Buena Esperanza, su declinación podrá ser de un grado o más hacia el norte que al pasar, casi al mismo tiempo, por el meridiano de Greenwich. La determinación de la paralaje o distancia que nos separa de la Luna fué la razón principal para que el gobierno británico erigiese un observatorio en el Cabo de Buena Esperanza; el éxito ha sido tan completo, que las mejores determinaciones de la paralaje del satélite vecino se han obtenido comparando las declinaciones de la Luna observadas en Greenwich y en el Cabo.

La determinación de la distancia de los astros por medio de la paralaje se basa en la resolución de un triángulo. En la figura 82, la circunferencia representa la Tierra, y se supone un observador en A ; éste

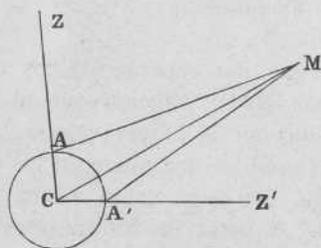


Fig. 82

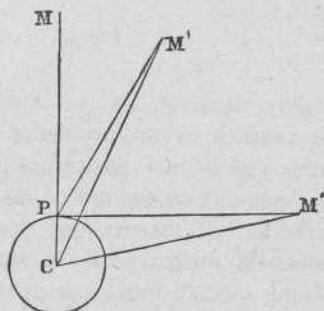


Fig. 83

verá el cuerpo M (Luna) proyectado en la dirección AM sobre la esfera. Otro observador situado en A' verá al cuerpo M , al mismo tiempo, en la dirección $A'M$. Si se conocen todos los ángulos del cuadrilátero $ACA'M$ y el radio CA de la Tierra, se obtendrán las distancias del cuerpo M a los tres puntos A , A' y C por medio de un sencillo cálculo trigonométrico.

La expresión «paralaje» se suele emplear en sentido más limitado del que acabamos de mencionar. El astrónomo entiende, en general, por paralaje el ángulo formado en el astro por las visuales dirigidas al mismo desde el centro de la Tierra y por un observador colocado en la superficie. Así (fig. 83) el ángulo $PM'C$ será la paralaje del astro M' siendo el lugar de la observación P . Si el astro estuviese en M , esto es, en la prolongación de CP , la paralaje sería nula, y en este caso el astro estaría en el cenit geocéntrico del lugar de la observación. Si, por el contrario, el astro está en el horizonte, en M'' , la visual PM'' es tangente a la superficie de la Tierra, y entonces la paralaje es $CM''P$ y se llama *paralaje horizontal*, que es la paralaje máxima. La paralaje horizontal es, por lo tanto, igual al ángulo según el cual se ve desde el astro el radio de la Tierra. Al decir que la paralaje horizontal de la Luna es de $57'$

y la del Sol $8'',8$ queremos decir que el radio terrestre, visto desde la Luna o desde el Sol, aparece bajo estos ángulos.

Como ya sabemos, la Tierra no es una esfera, sino aproximadamente un elipsoide de revolución, cuyos semiejes son de longitud algo diferente; el semieje mayor es el semidiámetro ecuatorial, y el semieje menor el semidiámetro polar. Como norma para la paralaje se ha tomado por los astrónomos el semidiámetro ecuatorial, y el ángulo según el cual se ve desde un astro este semidiámetro recibe el nombre de *paralaje horizontal ecuatorial* del astro.

Para determinar de una manera directa la distancia que nos separa de la Luna o de otro cuerpo celeste, se sustituye la recta AC (fig. 82) por la que une los puntos A y A' ; conocidas la longitud y la dirección de esta base y la paralaje, se podrá calcular inmediatamente la distancia. Si no se conoce la longitud absoluta de la base AA' , se puede determinar la relación entre la distancia al objeto y la base, y la determinación de la distancia absoluta se puede demorar hasta que pueda medirse la base con exactitud.

No es siempre necesaria la colaboración de dos observadores distantes sobre la superficie de la Tierra, para determinar una paralaje. Basta examinar la figura 81 para comprender que si un observador pudiese moverse a lo largo de una base AB y determinar los cambios de posición de un objeto O , podría deducir la distancia de éste. En realidad, todo observador es arrastrado por el movimiento de la Tierra. Cada año da una vuelta alrededor del Sol y cada día alrededor del eje de la Tierra, a causa de la revolución anua y de la rotación diurna de la misma. Ya dijimos antes que a consecuencia del primero de dichos movimientos, todos los planetas parecen describir una serie de epiciclos. Este movimiento aparente es un efecto de la paralaje, y con su ayuda pueden determinarse con la mayor exactitud las relaciones entre las distancias en el sistema solar. La base empleada aquí es el diámetro de la órbita terrestre; pero esta base no la podemos medir directamente, y para encontrarla debemos conocer primero la distancia de la Tierra al Sol, la cual a su vez puede medirse tomando como base el diámetro de la Tierra. La distancia que nos separa de la Luna no puede determinarse por medio del movimiento anuo de la Tierra, porque la Luna acompaña a nuestro planeta en su movimiento.

A consecuencia del movimiento diurno del observador alrededor del eje terrestre, el movimiento aparente de un planeta en la esfera celeste no es completamente uniforme; si el observador se encuentra hacia el este, el planeta aparece algo desviado hacia el oeste, y viceversa. A primera vista, parece que observando estas pequeñas discrepancias en el movimiento de los planetas deberíamos tener un medio para determinar la distancia que nos separa de ellos, conociendo la base o sea el diámetro terrestre (1); pero la Tierra es tan pequeña en comparación con

(1) Este método para determinar las paralajes fué propuesto por Regiomontano.

las distancias planetarias, que la *paralaje diurna* correspondiente es casi inapreciable, hecha excepción de unos cuantos planetas muy cercanos a la Tierra, especialmente Eros, y aun tratándose de éstos las desviaciones son muy pequeñas.

Es muy difícil, y a veces imposible, determinar las posiciones absolutas de los cuerpos celestes con la precisión suficiente para obtener un valor algo aceptable de la paralaje (*paralaje absoluta*). Por esto se prefiere hallar la *paralaje relativa*, esto es, la diferencia entre las paralajes de dos cuerpos celestes que estén situados casi en la misma dirección. Así se compara micrométricamente Marte o uno de los pequeños planetas con estrellas fijas vecinas, y también así se han comparado las paralajes de las estrellas mismas. El ejemplo más notable y más conocido de paralaje relativa es el que ofrecen los pasos de Mercurio y especialmente de Venus por delante del disco solar. La posición absoluta de Venus cuando está más cerca de la Tierra no puede hallarse con precisión suficiente porque el planeta se presenta entonces en forma de hoz; pero si Venus pasa exactamente entre la Tierra y el Sol de manera que se proyecte sobre el disco de este último, la distancia aparente del planeta al borde del Sol puede determinarse con gran exactitud. A causa de la paralaje, esta distancia no será la misma, en un instante determinado, para distintos lugares de la Tierra, y los observadores verán a Venus proyectado sobre puntos diferentes del disco solar. Las diferencias observadas son debidas a la diferencia de paralajes de ambos astros: la visual dirigida a Venus, que es el más cercano, se desvía más que la que se dirige al Sol, lo mismo que ocurre en la figura 81.

Como que estas observaciones dan solamente la diferencia entre las paralajes del Sol y de Venus, queda aún por resolver el problema de deducir la paralaje del Sol; pero este problema, de hecho, queda también resuelto. Hemos visto que las relaciones entre las distancias de los diferentes planetas al Sol se obtienen con gran exactitud de la tercera ley de Kepler, y además las paralajes son inversamente proporcionales a las distancias. Así, por ejemplo, en el paso de Venus de 1874 el Sol estaba cuatro veces más alejado de nosotros que Venus; la paralaje de Venus era, por consiguiente, cuatro veces mayor que la del Sol, y la diferencia entre ambas, o paralaje relativa, era tres veces mayor que la del Sol. Según esto, tenemos que dividir por tres la paralaje relativa obtenida por la observación para obtener la paralaje solar.

Las distancias que nos separan de las estrellas fijas son, como ya veremos, tan extraordinariamente grandes, que el semidiámetro de la Tierra en comparación con aquéllas es pequeñísimo. Por esta razón, en la determinación de las distancias que nos separan de las estrellas fijas, sólo puede tenerse en cuenta la llamada *paralaje anua*, o sea la debida al movimiento de la Tierra alrededor del Sol. La base, en la determinación de esta paralaje, no es ya el diámetro terrestre sino el semieje de nuestra órbita, y la paralaje anua de una estrella es el ángulo bajo el cual se ve desde la estrella el semieje de dicha órbita. A causa de la paralaje anua las

estrellas parecen describir en el transcurso de un año pequeñas elipses en sentido contrario al de la revolución de la Tierra. Para una estrella que esté exactamente en el polo de la eclíptica, esta elipse paraláctica será casi circular, ya que la órbita descrita por la Tierra es poco diferente de una circunferencia; en cambio, para las estrellas situadas en la eclíptica la elipse se transforma en una línea recta. El semieje mayor de la elipse paraláctica es la paralaje de la estrella, y midiendo el primero se obtiene la segunda.

De lo que precede se deduce que la determinación de las distancias en el espacio celeste exige la resolución de dos problemas. Uno de ellos, es el de hallar la distancia de la Tierra al Sol, que se deduce directamente de la paralaje solar o ángulo bajo el cual se ve desde el Sol el radio ecuatorial de nuestro globo; esta base, radio de la órbita terrestre, constituye la unidad de medida en las distancias celestes. El otro problema consiste en la determinación de las distancias de planetas y estrellas expresadas en múltiplos de esta unidad; su resolución nos da las relaciones de magnitud del Universo hasta allí donde pueden profundizar nuestros instrumentos de medida.

La determinación de la distancia que nos separa del Sol es, por lo tanto, uno de los puntos capitales de la Astronomía, pero también uno de los más difíciles, en cuya resolución han trabajado los astrónomos de todos los tiempos.

2. DISTANCIA DE LA TIERRA AL SOL

Ya hemos visto que Aristarco trató de determinar la distancia del Sol midiendo el ángulo formado por éste y por la Luna cuando nuestro satélite estaba iluminado exactamente por mitad. De estas medidas dedujo el astrónomo griego que el Sol estaba a una distancia 20 veces mayor que la que nos separa de la Luna, resultado cuyo error se explica perfectamente por la falta de precisión del método empleado. Para determinar la paralaje del Sol, Hiparco, y después Tolomeo, idearon un método que se funda en que la suma de las paralajes del Sol y de la Luna es igual a la suma de los semidiámetros aparentes de la sombra arrojada por la Tierra (a la distancia de la Luna) y del Sol. El semidiámetro de la sombra arrojada por la Tierra, según resultaba de las observaciones de eclipses de Luna, era de $40'$; el semidiámetro aparente del Sol se admitió que era de $15'$. De estos números y de las determinaciones de Aristarco, se dedujo que la paralaje del Sol era de $3'$, y la distancia de 1200 radios terrestres. Este resultado fué considerado como el único exacto durante los catorce siglos en que no existió otra autoridad astronómica que el Almagesto de Tolomeo.

Kepler y sus contemporáneos vieron claramente que esta distancia era demasiado pequeña; pero también sus resultados (3500 hasta 7000 radios terrestres) quedaron muy por debajo de la verdad. El que más

se acercó a la realidad fué Wendelin, si bien es cierto que esta aproximación fué debida a la casualidad y a una reunión de circunstancias favorables; el valor que encontró para la paralaje fué de $14''$, aplicando el método de Aristarco. La determinación de la paralaje del Sol por Huygens, que también por casualidad llegó a obtener el verdadero valor basándose en principios muy hipotéticos y poco exactos, puede pasarse por alto.

Veamos ahora los métodos modernos, los cuales no consisten en medir directamente la paralaje solar, ya que esto no es posible todavía con suficiente exactitud, sino en la medición de la paralaje de un planeta que pase cerca de la Tierra (Venus, Marte y algunos asteroides). Estos planetas, en determinadas épocas, pasan mucho más cerca de nosotros que del Sol y tienen entonces una paralaje mucho mayor y relativamente más fácil de medir. Conociendo esta última se determina en seguida la paralaje solar por la relación de distancias.

La primera aplicación de este método la hicieron los astrónomos franceses observando el planeta Marte. En 1671 se dirigió una expedición a Cayena bajo la dirección de Richer, con objeto de observar las posiciones de Marte en su oposición en 1672, mientras se llevaban a cabo observaciones análogas en el observatorio de París. La diferencia de las posiciones aparentes reducidas al mismo instante dió la paralaje de Marte. De la discusión de dichas observaciones dedujo Cassini que la paralaje del Sol era de $9''.5$, lo cual corresponde a una distancia de 21 600 radios terrestres. Después, durante un siglo, se continuó admitiendo que la paralaje del Sol era de $9''$ a $10''$.

El método fundado en las observaciones de Marte fué durante mucho tiempo, salvo algunas modificaciones, el que obtuvo mayor aceptación. Aproximadamente cada 16 años Marte se acerca tanto a la Tierra como Venus en el paso por delante del Sol; esto ocurre cuando la oposición de Marte coincide con el paso por el perihelio de su órbita, que es muy excéntrica. Su distancia a la Tierra es entonces solamente de 0,37 veces el semieje de la órbita terrestre, mientras que cuando la oposición ocurre en el afelio es casi el doble. En las oposiciones perihelias su paralaje es de $23''$, y un error de $0''.1$ en su valor no produce en la paralaje del Sol más que un error de unos $0''.04$.

En varias ocasiones se ha empleado este método. En 1849 el capitán Gilliss fué enviado a Chile por el gobierno de los Estados Unidos para hacer observaciones de Marte y de Venus en las épocas de sus paralajes máximas, colaborando simultáneamente con los observatorios del norte, pero a causa de circunstancias adversas esta expedición no alcanzó el fin propuesto, o sea la determinación exacta de la paralaje del Sol, aunque fué útil a la Astronomía desde otros puntos de vista. Mejor éxito obtuvieron las observaciones que con arreglo al plan de Winnecke se hicieron durante la oposición de Marte en 1862 en varios observatorios de ambos hemisferios. De estas observaciones se dedujo la paralaje del Sol por Winnecke, quien obtuvo el valor de $8''.96$; Stone obtuvo $8''.94$ y más tarde Newcomb $8''.85$. La oposición favorable de 1877 tampoco fué

desaprovechada. Así Gill, por medio de observaciones de la paralaje diurna (comparaciones micrométricas de Marte con las estrellas vecinas) efectuadas en la isla de la Ascensión, encontró para la paralaje del Sol el valor $8''.78$. Finalmente, Harzer obtuvo el valor $8''.80$ de las observaciones que se hicieron en la oposición de 1892 en Gotha y en el Cabo de Buena Esperanza.

Otro método, propuesto por J. G. Galle, consiste en la determinación de la paralaje de algunos de los pequeños planetas que circulan entre Marte y Júpiter, aprovechando las oposiciones favorables, por medio de medidas diferenciales efectuadas en el mismo instante en observatorios del norte y del sur. Los pequeños planetas se prestan a medidas precisas mejor que Marte y Venus, ya que no presentan disco, sino que aparecen como puntos, por cuyo motivo pueden compararse con estrellas fijas de la misma magnitud. Las observaciones de Flora realizadas en la oposición de 1873 dieron, según Galle, $8''.87$ para la paralaje del Sol. Lindsay y Gill encontraron por medio de observaciones de la paralaje diurna de Juno en la isla de Mauricio, $8''.77$.

Las oposiciones favorables de los planetas Iris (1888), Victoria y Sapho (1889) fueron utilizadas por Auwers y Gill, tomando parte varios observatorios, y empleándose el heliómetro. Como resultado de las observaciones de los tres planetas se obtuvo como paralaje del Sol el valor $8''.80$, que corresponde a una distancia de 149,5 millones de kilómetros. Las menores distancias que nos separan de estos planetas son de 0,8 y hasta 0,9 semiejes de la órbita terrestre, y sus paralajes máximas son, por lo tanto, muy poco mayores que la paralaje del Sol. Mucho más favorable fué el empleo del planeta Eros, descubierto en Berlín por Witt en 1898, por cuanto su distancia mínima a la Tierra es de 0,15 semiejes de la órbita terrestre. La primera oposición favorable de este planeta después de su descubrimiento ocurrió en el invierno de 1900 a 1901, cuando la distancia del planeta a la Tierra era de 0,32 semiejes de la órbita terrestre, distancia más pequeña que la que puede alcanzar Marte. Muchos observatorios acordaron determinar la paralaje de Eros, y por consiguiente la del Sol, por medio de medidas micrométricas y fotográficas de posición. El trabajo de reducción de todas las observaciones fué emprendido por el astrónomo inglés Hinks. Después de cálculos que duraron varios años, se obtuvo la paralaje del Sol con gran exactitud. Este valor, según Hinks, es de $8''.806$, con un error menor que $0''.002$ ó $0''.003$.

Mucho más favorable que la oposición de Eros de 1900-1901 será la de 1931.

3. PARALAJE DEL SOL OBTENIDA POR MEDIO DE LOS PASOS DE VENUS

El método más conocido para determinar la paralaje del Sol es el de la observación de los pasos de Venus por delante del disco solar. Por las tablas astronómicas sabemos que este fenómeno se repite según un ciclo

regular, cuatro veces cada 243 años, o sea cada 8, $121\frac{1}{2}$, 8 y $105\frac{1}{2}$ años, tal como se ve en la siguiente tabla:

6 de diciembre de 1631	9 de diciembre de 1874
4 de » de 1639	6 de » de 1882
6 de junio de 1761	8 de junio de 2004
3 de » de 1769	6 de » de 2012

El que los pasos sólo puedan ocurrir en junio o en diciembre, tiene su explicación en la posición que deben tener los nodos de la órbita de Venus para que éste, en su conjunción inferior, aparezca proyectado sobre el disco del Sol. Aquí sucede lo mismo que en los eclipses de Sol, de que hemos tratado ya. Si la inclinación de la órbita de Venus respecto a la eclíptica fuese muy pequeña, ocurriría un paso en cada conjunción inferior.

Este fenómeno se puede predecir y observar desde hace relativamente

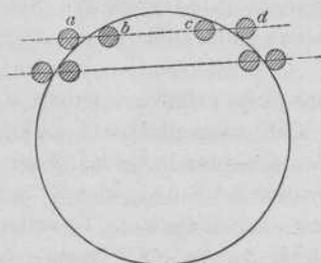


Fig. 84

poco tiempo, ya que para ello es preciso, por una parte, conocer de una manera bastante exacta los elementos de la órbita de Venus, y por otra parte disponer de un anteojo. Kepler fué quien corrigió las tablas hasta poder predecir un paso de Venus para el día 6 de diciembre de 1631; este paso empezó en Europa después de la puesta del Sol y terminó antes de su salida, de modo que no pudo ser observado. Las efemérides no eran todavía bastante exactas para permitir la predicción del paso que ocurrió ocho años más tarde y en el que Venus pasó por delante del disco solar muy cerca del borde, y Kepler anunció el paso siguiente para el año 1761. Sin embargo, el paso de 1639 no fué del todo inobservado; un astrónomo inglés, Horrox, encontró, comparando varias tablas con sus propias observaciones de Venus, que podía ocurrir un paso el 4 de diciembre de 1639, y llegó a ver a Venus proyectado sobre el disco solar pocos momentos antes de ponerse el Sol.

El paso de Venus de 1761 despertó gran interés, por haber indicado ya Halley que de las observaciones del fenómeno en lugares suficientemente alejados unos de otros podía deducirse la distancia que nos separa del Sol. El principio en que se funda el método preconizado por Halley, es muy sencillo: si dos observadores situados uno en el hemisferio sur y otro en el norte observan el paso de Venus por delante del disco solar, ocurrirá poco más o menos lo que se representa en la figura 84 (1); el observador situado en el hemisferio sur verá que Venus recorre el camino *abcd* y, en cambio, el situado en el hemisferio norte observará la trayectoria que está debajo de aquél. De la distancia que separa ambas trayectorias aparentes se puede deducir la paralaje.

(1) Para hacer resaltar mejor las diferencias se ha representado a Venus con un diámetro mayor de lo que en realidad le corresponde; un diámetro aparente es solamente $\frac{1}{30}$ del diámetro del Sol.

La distancia que media entre las dos trayectorias puede deducirse de la diferencia de los tiempos de duración de los dos pasos observados en ambas estaciones. En la figura se ve que la trayectoria superior, más distante del centro del Sol, es más corta que la otra; para el observador situado en el hemisferio sur, Venus estará menos tiempo delante del disco solar que para el observador del hemisferio norte. Halley propuso, según esto, que los diferentes observadores determinaran con anteojo y cronómetro los tiempos que el planeta estuviese delante del disco solar, pudiéndose después calcular por la diferencia de duraciones la de paralajes de Venus y del Sol, y de esta última diferencia deducir finalmente la paralaje absoluta del astro central.

Aun se puede observar de otra manera el efecto debido a la paralaje. Si, en un cierto instante, en un punto determinado se observa la entrada de Venus en el disco solar, desde otro punto situado más hacia el oeste no se verá todavía, y parecerá que Venus está aún al este del Sol; en cambio, cuando el primer observador vea la salida, ésta habrá ocurrido ya para otro observador situado más hacia el este. Según esto, se puede deducir la paralaje, de los tiempos del primero y del último contacto, conociendo la longitud geográfica de los observadores. Este procedimiento fué propuesto por De l'Isle a principios del siglo XVIII. Pero el conocimiento de la longitud geográfica de los observadores, que es necesaria para poder relacionar las horas locales con los tiempos correspondientes a un meridiano inicial, presenta, como ya hemos dicho, grandes dificultades, que redundan en desventaja del método ideado por De l'Isle.

En el método de Halley, el observador tiene que determinar cuatro momentos con la mayor exactitud posible: el primer contacto exterior *a* (figura 84) y el primer contacto interior *b*, para la entrada de Venus, y para la salida o emersión, el segundo contacto interior *c* y el segundo contacto exterior *d*. Fuera del disco solar, Venus es invisible, ya que nos presenta el hemisferio no iluminado; a causa de esto los contactos exteriores, sobre todo con anteojos de poca potencia, no pueden precisarse con mucha exactitud. Halley reconoció prácticamente esta dificultad en el paso de Mercurio que observó en 1677 desde Santa Elena y recomendó que se determinasen solamente los contactos interiores, encareciendo la mayor exactitud. Con la experiencia que obtuvo de la observación del paso de Mercurio creyó poder asegurar que en la determinación de un contacto interior el error cometido era aproximadamente de 1^s, y por lo tanto, el error total en la duración del paso no excedería de 2^s. La diferencia entre las duraciones para diferencias de latitud muy grandes es de 20 a 25 minutos, de lo cual se deduce que la diferencia de paralajes se podría determinar con una aproximación de $\frac{1}{600}$ por lo menos y la paralaje del Sol con una precisión todavía mayor. Desgraciadamente, el primero de los pasos de Venus observados defraudó estas esperanzas.



Fig. 85



Fig. 86

Entrada de Venus
en el disco solar

Cuando, una generación después de la muerte de Halley, ocurrió el esperado paso del 6 de junio de 1761, muchas comisiones lo observaron desde diferentes puntos de la Tierra. Aquellos observadores que fueron favorecidos por el tiempo, pudieron observar la entrada de Venus en la forma prevista, hasta el momento del contacto interior. Entonces se produjo un fenómeno extraño; el planeta no conservó su forma circular como en la figura 85, sino que entre Venus y el borde del Sol, en el sitio donde debía haber ocurrido el contacto interior, se formó una especie de puente, la llamada «gota negra» (fig. 86). Se comprende fácilmente que los observadores, al percibir tal fenómeno, quedaran en la mayor perplejidad respecto al momento en que se produjo el verdadero contacto interior. Mientras por una parte el planeta presentaba una forma circular y se le veía completamente dentro del disco del Sol, de manera que, a juzgar por ello, el contacto interior debía haber ocurrido ya, por otra parte estaba aún unido al borde del Sol, y a juzgar por este hecho el contacto interior no había acontecido todavía. El resultado de las observaciones fué de una confusión tal, que en algunos casos llegó el error a un minuto mientras se esperaba un error menor de un segundo.

Ya de regreso las expediciones y reducidos sus resultados, se encontró que los valores obtenidos para la paralaje del Sol oscilaban entre $8",5$ y $10",5$. En vista de esta inseguridad tan grande, se hicieron nuevos preparativos para el paso de 1769. En la India y en el océano Pacífico, en Tahití, por donde pasó Cook al dar la vuelta al mundo, en América, en Suecia, en el norte de Rusia y en Siberia, se establecieron observadores dispuestos a determinar los momentos del paso, pero las nubes hicieron fracasar el trabajo de muchos en el momento preciso. Especialmente Le Gentil pareció perseguido por la fatalidad; había llegado tarde a la India para poder observar el paso de 1761, y decidió esperar ocho años en Pondichéry para observar a lo menos el paso de 1769. El día 3 de junio todo parecía, al principio, favorable, pero poco antes de la entrada de Venus unas nubes ocultaron el disco del Sol, malogrando el fruto de ocho años de espera.

La «gota negra» apareció en este paso lo mismo que en el anterior, y volvió a sorprender a muchos astrónomos y a perturbar las observaciones, excepción hecha de las realizadas por algunos observadores que habían observado el primer paso. Sobre la causa de este fenómeno reinaron durante algún tiempo distintas opiniones; hoy se sabe que se trata de un fenómeno de difracción, que puede hacerse desaparecer en su mayor parte mientras el objetivo del antejo empleado no sea demasiado pequeño.

Los resultados de las observaciones de 1769 coincidieron mejor que los de 1761, siendo extraño que transcurriese más de medio siglo antes de que se calculasen y discutiesen completamente. Encke fué quien realizó este trabajo, obteniendo en 1835, como resultado de los dos pasos anteriores, $8",57$ como valor definitivo de la paralaje del Sol.

El resultado así obtenido por Encke fué admitido durante 20 años.

En 1854 Hansen demostró, con motivo de sus investigaciones sobre el movimiento de la Luna, que las posiciones observadas de este satélite podían explicarse solamente admitiendo un aumento en el valor adoptado para la paralaje del Sol, o sea admitiendo una disminución de $\frac{1}{30}$ en la distancia de este astro a la Tierra. Esta corrección fué confirmada después por diversos procedimientos, y un trabajo nuevo y muy cuidadoso sobre los pasos de Venus del siglo XVIII fué emprendido por Newcomb, quien, mediante una detenida discusión de todas las observaciones y el empleo de valores más exactos de las posiciones geográficas de las estaciones, obtuvo una paralaje de $8''.79$.

Esta vaguedad en la unidad fundamental de la Astronomía aumentó, aun más, el interés que ya despertaba por su rareza el paso de Venus del 9 de diciembre de 1874. Con antelación muy grande se trazaron planes muy detallados para realizar observaciones lo más extensas y cuidadosas posible, se facilitaron a tiempo los recursos necesarios por los gobiernos, academias y particulares, y así se pudo augurar un buen resultado de las observaciones. El paso duró aproximadamente cuatro horas y media. La estación situada más hacia el norte y la más hacia el sur, estaban separadas entre sí por más de 100° de latitud geográfica, de manera que la desviación paraláctica de la trayectoria de Venus sobre el disco solar alcanzó, para estas estaciones, un valor considerable. El número de expediciones enviadas para observar el paso excedió de 50, entre ellas seis alemanas, que observaron en Chifu, Kerguelen, Auckland, Mauricio, Ispahan y Luxor.

La diferencia más importante entre estas observaciones y las de los pasos anteriores consistió en que esta vez no se limitaron a las entradas y salidas de Venus y a la duración del paso. La observación de estos cuatro momentos podía fracasar accidentalmente en las estaciones importantes a causa de las nubes, pero era improbable que durante el paso no pudiera observarse, a pesar de todo, a Venus delante del Sol durante poco o mucho tiempo. Por esta razón durante toda la duración del fenómeno se midieron, por medio del heliómetro y por la fotografía, las distancias de Venus al borde y al centro del Sol. Además, en muchas estaciones, se midió con ayuda del micrómetro filar, durante los tiempos de entrada y salida, la distancia de los cuernos luminosos, de la cual se pueden deducir después por el cálculo los momentos precisos de los contactos. Tampoco se desatendieron las observaciones de los contactos mismos; al contrario, se puso la mayor atención en evitar las causas de error que en 1769 habían causado tantas desazones. Para investigar estas causas de error y para enseñar a los observadores a evitarlas, se construyeron modelos que imitaban muy bien el fenómeno de un paso de Venus y se hicieron ensayos de observación sobre estos modelos.

A pesar de todos estos preparativos, las observaciones del paso y en especial la determinación de los contactos fueron perturbadas por varios fenómenos imprevistos. La causa principal estaba en que los modelos artificiales presentaban los contactos de una manera esencialmente distinta

de como aparecen en el paso mismo, por la existencia de una atmósfera bastante densa alrededor de Venus.

Los valores de la paralaje del Sol que se obtuvieron de las observaciones realizadas por las diferentes expediciones, oscilaron entre $8''.7$ y $8''.9$; pero siempre fueron considerados como provisionales y no se pretendió dar un valor definitivo mientras no se obtuviesen los resultados del paso de 1882. Mayor que en 1874 fué el número de expediciones enviadas con ocasión del paso de 1882, para las cuales toda la América del Sur y la mitad oriental de la América del Norte ofrecieron las condiciones más favorables. Alemania envió cuatro expediciones, dos de las cuales se estacionaron en la América del Norte (Hartford y Aiken) y las otras dos en la América del Sur (Bahía Blanca, en la Argentina, y Punta Arenas, en el estrecho de Magallanes). Además se estableció en la Georgia del sur una estación menos importante. La duración del paso era de más de seis horas.

Casi todas las estaciones fueron favorecidas por el buen tiempo, de manera que las observaciones, en su mayor parte, pudieron llevarse a cabo conforme al programa establecido. Transcurrieron muchos años antes de que la cantidad enorme de observaciones pudiese quedar calculada. Del conjunto de las observaciones realizadas durante los dos pasos de 1874 y 1882 por las expediciones alemanas y americanas, Newcomb dedujo finalmente un valor definitivo para la paralaje del Sol. Las medidas heliométricas y fotográficas condujeron al valor de $8''.86$; en cambio las observaciones de los contactos condujeron a un valor bastante más pequeño, $8''.79$. Bouquet de la Grye dedujo de las observaciones del paso de Venus de 1882 realizadas por las once expediciones francesas el valor $8''.80$.

Desgraciadamente, no puede negarse que los resultados de las expediciones enviadas para la observación de los pasos de Venus no han correspondido al gasto enorme de inteligencia, energía y dinero que hubo que realizar, y ya vimos en el capítulo anterior que el método de los pequeños planetas puede dar, con mucho menos esfuerzo, resultados mucho más exactos.

4. OTROS MÉTODOS PARA LA DETERMINACIÓN DE LA DISTANCIA DEL SOL

Los métodos para la determinación de la unidad de longitud astronómica, que hemos descrito hasta ahora, se basan todos en la medida de paralajes, esto es, de ángulos, que en el caso presente casi nunca exceden de $30''$, por cuya causa el medirlos con la exactitud necesaria es muy difícil. Los progresos de la ciencia moderna han hecho nacer otros métodos, entre los cuales se encuentran dos, de los que puede esperarse la misma precisión que por el procedimiento de los paralajes. Uno de estos métodos se basa en la atracción de la Luna por el Sol, y el otro en la velocidad de propagación de la luz.

En el movimiento de la Luna alrededor de la Tierra influye en gran escala la atracción del Sol, o mejor dicho, la diferencia de su atracción sobre la Luna y sobre la Tierra. Esta diferencia depende en parte de la relación entre las distancias entre la Tierra y el Sol y entre la Tierra y la Luna, de manera que puede determinarse esta relación por medio de las perturbaciones del movimiento de nuestro satélite. Como que la distancia que nos separa de la Luna es conocida con bastante precisión, bastará multiplicar por este número de relación para obtener la distancia que nos separa del Sol. La fuerza perturbatriz debida al Sol origina cierta desigualdad en el movimiento de la Luna, a consecuencia de la cual ésta se retrasa, cerca de su primer cuarto, en dos minutos de arco respecto a su posición media, y, en cambio, cerca de su último cuarto, adelanta la misma magnitud.

En la llamada *perturbación paraláctica* de la Luna interviene, pues, un ángulo bastante mayor que las paralajes planetarias, de manera que el error, empleando este método, sería considerablemente más pequeño que el que se comete en la determinación directa de las paralajes, si se pudieran medir ambos ángulos con la misma precisión. Pero no es esto lo que sucede, porque la posición del centro del disco lunar, que se necesita para el cálculo, no puede observarse directamente sino con ayuda de observaciones de los bordes, los cuales no pueden verse simultáneamente, sino que, como es fácil comprender, se observa un borde en el primer cuarto y otro en el último cuarto. No podemos, por consiguiente, decir cuánto hay de real en la irregularidad observada y cuánto corresponde a los errores de observación. Esta indecisión era tal, que la irregularidad, antes de 1854, en concordancia con el valor dado por Encke para la paralaje del Sol, se calculaba en $122''$ y Hansen fué el primero que señaló un error de $4''$, el cual le indujo a suponer que la paralaje del Sol debía ser mayor, en $\frac{1}{30}$, que el valor hasta entonces admitido.

Desde entonces se ha procurado precisar el valor exacto de esta irregularidad del movimiento de la Luna por medio de observaciones. Modernamente se ha tenido la idea de escoger un punto fijo, bien definido, de la superficie lunar, en vez de los bordes, como objeto de observación: por ejemplo, el pequeño cráter Moesting A, con lo que puede obtenerse una mayor exactitud en la determinación de las posiciones de la Luna. También se obtienen posiciones exactas de la Luna por medio de las ocultaciones de estrellas; especialmente Battermann se ha especializado en esta clase de observaciones.

Como valor definitivo de la paralaje del Sol, deducido de diferentes determinaciones de la irregularidad paraláctica de la Luna, Newcomb obtuvo $8''.79$. Cowell calculó la misma irregularidad deduciéndola de las observaciones lunares hechas en Greenwich desde 1847 hasta 1901, y obtuvo el valor $124''.9$ y para paralaje del Sol $8''.79$; Battermann encontró por las observaciones antes mencionadas los mismos valores.

El segundo método, elegante y sencillo en principio, para la determinación de la distancia que nos separa del Sol, se basa en la circuns-

tancia de que la luz emplea cierto tiempo en su propagación. Puede medirse la velocidad de la luz por experimentos físicos, y mediante la observación de algunos fenómenos astronómicos (aberración de la luz y eclipses de los satélites de Júpiter) puede determinarse el tiempo que necesita la luz para recorrer la distancia entre el Sol y la Tierra. Newcomb obtuvo, como resultado de sus mediciones y de las realizadas por Michelson, que la velocidad de la luz era de 299 860 Km. El tiempo que emplea la luz en recorrer la distancia que nos separa del Sol se ha deducido de la constante de aberración y de los eclipses de los satélites de Júpiter, obteniéndose el valor $498^s,5$. Para calcular la distancia del Sol hasta multiplicar estos números entre sí; el resultado es de 149,5 millones de kilómetros, y la paralaje correspondiente $8'',80$. El mismo valor se obtiene si se emplea el valor de la constante de aberración deducido de las observaciones espectroscópicas.

Los dos métodos que acabamos de mencionar pueden considerarse como muy exactos si se emplean con cuidado. Existen además otros procedimientos, que, aunque menos exactos, merecen también ser conocidos. Uno de los más ingeniosos fué empleado por primera vez por Leverrier. Por la teoría de la gravitación se sabe que la Tierra, a causa de la atracción de la Luna, describe una pequeña elipse alrededor del centro de gravedad común a ambos cuerpos; esta elipse corresponde a la órbita mensual descrita por la Luna alrededor de la Tierra, o, más exactamente, alrededor del centro de gravedad común. Conociendo la masa de la Luna respecto a la Tierra y su distancia mutua, podemos calcular el semi-diámetro de la pequeña órbita citada; en números redondos es de 500 kilómetros. Esta oscilación mensual de la Tierra origina una oscilación correspondiente (*ecuación lunar*) en la longitud del Sol, puesto que el movimiento aparente de éste es la imagen del movimiento real de la Tierra; por consiguiente, midiendo este movimiento aparente podemos determinar la distancia que nos separa del Sol. La determinación más precisa de la ecuación lunar se debe a Hinks (por observaciones del planeta Eros); el valor obtenido es $6'',43$, y el valor correspondiente de la paralaje del Sol $8'',80$.

Otro método, puramente teórico, fué propuesto y empleado por Leverrier, y se funda en el principio de que si se conocen las masas relativas del Sol y de la Tierra puede encontrarse su distancia comparando el camino recorrido en un segundo por un cuerpo pesado al caer sobre la superficie terrestre, con el que recorre la Tierra al caer sobre el Sol durante el mismo tiempo. La masa de nuestro globo era conocida por sus efectos sobre los planetas Venus y Marte, cuyas órbitas son sensiblemente perturbadas por la acción terrestre; con estos datos calculó Leverrier la paralaje del Sol, encontrando el valor $8'',86$. Efectuando una pequeña corrección que exige uno de los datos empleados, la paralaje encontrada se reduce a $8'',83$. Newcomb estudió de una manera parecida la acción de la Tierra sobre las órbitas descritas por los planetas más próximos, y encontró, por el movimiento de los nodos de la órbita de Venus, una paralaje de $8'',77$.

Comparando los resultados obtenidos por todos los métodos mencionados, y teniendo en cuenta la precisión de cada uno de ellos, resulta que la paralaje del Sol es muy probablemente $8''{,}80$, la cual equivale a una distancia de 149,5 millones de kilómetros. El error probable es de unos $0''{,}01$, o sea, en la distancia, de unos 170 000 Km.

A continuación damos el resumen de las paralajes del Sol que se han obtenido aplicando diferentes métodos:

Por las observaciones de Marte efectuadas por Gill en Ascensión	8",78
» » » heliométricas de pequeños planetas	8 80
» » » del planeta Eros 1900/1901.	8 81
» los pasos de Venus de 1874 y 1882 (observaciones de contacto)	8 79
» » » » » (medidas de distancia)	8 86
» las observaciones francesas del paso de Venus de 1882	8 80
» la irregularidad paraláctica de la Luna	8 79
» el tiempo empleado por la luz	8 80
» la ecuación lunar.	8 80
» el movimiento de los nodos de la órbita de Venus	8 77

5. PARALAJES ESTELARES

Los adversarios de Copérnico difícilmente hubieran podido presentar otro argumento más sólido contra la teoría del movimiento de la Tierra que la falta de paralaje de las estrellas fijas. Recordemos que la paralaje anua de las estrellas es el cambio de dirección debido al movimiento de la Tierra alrededor del Sol. Uno de los métodos más antiguos con que se trató de hallar estas paralajes es probablemente el representado en la figura 87, en la que AB es la órbita descrita por la Tierra, y S el Sol. Sean R y T dos estrellas, cada una de las cuales esté a 90° de distancia del Sol cuando la Tierra está en A . Cuando, después de seis meses, la Tierra esté en B , las estrellas R y T no estarán a la misma distancia del Sol que en el primer caso, sino que, como se ve en la figura, sus direcciones formarán entre sí un ángulo menor de 180° , y las estrellas aparecerán desviadas hacia el Sol. Cuando se vió que las observaciones más cuidadosas no dejaban entrever semejante desviación, se dió por cierto que la Tierra no se movía. Ya hemos visto que el mismo Tycho Brahe rechazó con este razonamiento la idea de Copérnico.

Cuando el invento del anteojo hizo posible el medir ángulos muy pequeños, era natural que se tratara de nuevo de hallar las paralajes anuas de las estrellas. El primer ensayo de esta naturaleza lo hizo Hooke, en Londres, el año 1669. Sujetó un anteojo de 36 pies de longitud, colocado verticalmente, a su casa, con el objetivo en una abertura del tejado y el ocular en una de las habitaciones del piso bajo. Del objetivo pendía una fina plomada que indicaba un punto situado debajo del ocular, definiendo así una vertical a partir de la cual se podían efectuar las mediciones; naturalmente, sólo eran observables por este procedimiento las pocas estrellas brillantes que pasaban cerca del cenit. Hooke escogió una de las más brillantes, γ del Dragón, y realizó una serie de observacio-

nes determinando diariamente la distancia de la imagen a la plomada. Después de haber realizado algunas observaciones, se rompió casualmente el objetivo y el experimento terminó sin que se obtuviera resultado alguno.

En los años 1701 a 1704, Olaus Römer, en Copenhague, trató de obtener la suma de las paralajes de las estrellas Sirio y Vega aplicando el método representado en la figura 87. Estas estrellas están en direcciones casi opuestas en la bóveda celeste, y el ángulo formado por ellas debe sufrir una variación, desde la primavera hasta el otoño, casi doble de la suma de sus paralajes. En vez de determinar la distancia, que no podía medirse directamente, Römer halló con el anteojo de pasos la diferencia de los tiempos de su paso por el meridiano, y encontró que el doble de la suma de sus paralajes era de 4 a 6 segundos; Horrebow volvió a someter al cálculo las observaciones de Römer y encontró igualmente que la diferencia en la primavera era 4^ª mayor que en otoño. Es comprensible que Horrebow atribuyera esta diferencia a la paralaje, esto es, al movimiento de la Tierra, y que llegara a manifestar su entusiasmo en un escrito titulado «Copernicus triumphans» (1727); pero C. A. F. Peters probó que la diferencia encontrada por Horrebow y que éste atribuía a la paralaje, era debida a la irregularidad del movimiento diario del reloj empleado, a consecuencia del influjo de la variación diurna de temperatura sobre un péndulo no compensado.

Entre numerosos ensayos que hicieron — por cierto en vano — los astrónomos del siglo XVIII para hallar la paralaje de las estrellas, debe citarse el de Bradley, porque condujo al descubrimiento memorable de la aberración de la luz. El principio de su aparato era el mismo que el de Hooke; determinó la distancia cenital de la estrella γ del Dragón a su paso por el meridiano, por medio de la inclinación de su anteojo respecto a una plomada. Sus medidas eran muy exactas, por lo que pudo decir con certeza que la paralaje de la estrella debía ser menor que un segundo de arco; pero encontró al mismo tiempo otra oscilación anua muy notable, causada por la desviación de los rayos luminosos y que describiremos en el próximo capítulo. En la historia de las ciencias ha ocurrido con frecuencia que el estudio de un fenómeno ha conducido a descubrimientos de carácter completamente distinto y del todo inesperados.

Sería enojoso relatar detalladamente todos los esfuerzos realizados por los astrónomos del siglo XVIII y de las primeras décadas del siglo XIX para hallar las paralajes estelares. Todos ellos se basaban en medidas absolutas (distancias cenitales) o en la medida de grandes diferencias de ascensión recta, determinadas por medio del reloj. En ambos casos debían tomarse siempre ángulos o tiempos muy grandes, que a causa del efecto de la temperatura sobre los instrumentos eran casi siempre muy poco precisos. Los resultados de todas estas medidas fueron, por esta razón, ilusorios.

En la segunda década del siglo XIX, Bessel intentó llegar al mismo fin por otro camino. Midió, como Römer, diferencias de ascensión recta con el anteojo de pasos, pero procuró eliminar, en lo posible, los errores

debidos al movimiento diario del reloj y a los defectos instrumentales, observando solamente estrellas cercanas entre sí. El resultado final fué también poco satisfactorio, por la insuficiente precisión de las observaciones. En principio, el método de Bessel era completamente idéntico al propuesto hace poco por Kapteyn para la determinación de paralajes con el círculo meridiano, de que trataremos después.

Este era el estado del problema hacia 1830. A medida que aumentaba la exactitud de los instrumentos, se obtenían paralajes más pequeñas, que en muchos casos eran nulas, y la mayor parte de los astrónomos se habían llenado ya de resignación frente a este problema. Sólo Bessel y Struve no desmayaron, y reconocieron que la resolución del problema debía atacarse de manera diferente, no mediante círculos meridianos y

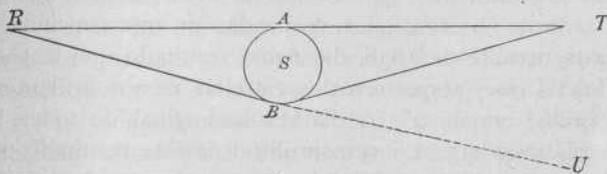


Fig. 87

péndulos, sino efectuando medidas micrométricas. La idea de este método es tan antigua como el invento del anteojito. Ya Galileo y Huygens expusieron la idea de que cuando una estrella brillante estuviese cerca de otra menos luminosa en el campo visual del anteojito podrían determinarse paralajes *relativas*, ya que la estrella más brillante, con toda probabilidad, estaría más cerca que la más débil. Si, por ejemplo, una de las estrellas está a una distancia tres veces mayor que la otra, su movimiento aparente debido a la paralaje será una tercera parte del de la otra, obteniéndose una paralaje igual a $\frac{2}{3}$ de la de la estrella más próxima, para lo cual bastaría medir la distancia angular entre ambas estrellas, diariamente, durante un año. Tales consideraciones fueron la causa de que W. Herschell, a fines del siglo XVIII prestara atención especial a las estrellas dobles. En el año 1780 midió toda una serie de éstas con el fin de encontrar su paralaje; pero cuando, en su afán de hallar objetos celestes adecuados para este estudio, hubo descubierto un número considerable de estrellas dobles, llegó a la convicción de que, como ya había insinuado antes Christian Mayer, no se trataba casi nunca de estrellas cercanas sólo en apariencia, sino de sistemas constituídos por astros realmente vecinos, y de que las estrellas dobles, en general, no podían utilizarse para la determinación de paralajes.

La probabilidad de que una cierta estrella tenga paralaje medible es muy pequeña. En la hipótesis de que las estrellas tengan un brillo medio, es lógico suponer que las estrellas más brillantes estarán más cercanas; por otra parte, si se supone que los movimientos propios de las estrellas son iguales en el espacio, las dotadas de mayor velocidad aparente serán también las más próximas. Así, pues, por una parte, serán favora-

bles al descubrimiento de una paralaje las estrellas más brillantes, y por otra parte las de *gran movimiento propio*. Los dos astrónomos a quienes debemos el descubrimiento de las primeras paralajes estelares partieron cada uno de una de estas dos hipótesis.

Cuando Bessel recibió en Königsberg, a fines de 1829, el heliómetro de Fraunhofer, decidió emplearlo inmediatamente en la determinación de paralajes, pero hasta agosto de 1837 no pudo realizar su propósito. Escogió como objeto de sus estudios la estrella doble 61 del Cisne, que presentaba la mayor velocidad propia conocida en aquella época, variando su posición respecto a las estrellas vecinas $5''$ en un año. Este movimiento propio es tan grande, que podía sospecharse la existencia de una paralaje apreciable, aunque las dos componentes de esta estrella doble son de 5^a y 6^a magnitud, respectivamente. El esfuerzo de Bessel obtuvo un franco éxito; la primera serie de observaciones, realizadas sin interrupción desde agosto de 1837 hasta octubre de 1838, dió como resultado que la paralaje de la estrella 61 del Cisne, respecto a dos estrellas menos brillantes simétricamente colocadas, era de $0'',31$. El resultado final de todas las medidas efectuadas fué de $0'',35$. La verosimilitud de este resultado no podía ponerse en duda; se había determinado por primera vez la distancia que nos separaba de una estrella fija, siguiendo un método que merecía plena confianza. Numerosas determinaciones posteriores de la paralaje de la 61 del Cisne han confirmado el valor encontrado por Bessel. Actualmente el valor que se admite como más probable es de $0'',32$.

La estrella que escogió W. Struve en Dorpat para la determinación de su paralaje relativa, fué Vega (α de la Lira). Si bien es cierto que esta estrella no tiene un movimiento propio muy notable, en cambio es una de las más brillantes del cielo, de manera que muy lógicamente podía ser contada entre las más cercanas. La estrella de comparación elegida por Struve era una estrellita de 10^a magnitud colocada a unos $43''$ de distancia; como aparato micrométrico utilizó el micrómetro de hilos del refractor de Dorpat, de 9 pulgadas de objetivo. El resultado que obtuvo de la serie de medidas efectuadas desde noviembre de 1835 hasta agosto de 1838, fué una paralaje relativa de un cuarto de segundo. Observaciones posteriores han conducido a resultados más pequeños; actualmente se admite que la paralaje de Vega es de $0'',12$, de manera que Vega, 100 veces más brillante que cada una de las componentes de la 61 del Cisne, está tres veces más lejos de nosotros que esta última. La distancia equivalente a 206 265 semidiámetros de la órbita terrestre, a la cual corresponde la paralaje de $1''$, se llama *parsec*; la estrella 61 del Cisne estaría de nosotros, según esto, 3,1 parsecs; en cambio Vega estaría 8 parsecs. Al mismo tiempo que el parsec, se emplea también, como unidad para las distancias estelares, el *año de luz*, o sea la distancia que recorre la luz durante un año. A una paralaje de $1''$ corresponde una distancia expresada por 3,26 años de luz, de manera que la estrella 61 del Cisne dista de nosotros 10 años de luz, y Vega unos 27. Para hallar las paralajes absolutas deduciéndolas de las relativas dadas por la observación,

tienen que hacerse correcciones que dependen de las paralajes de las estrellas de comparación utilizadas; pero como que estas paralajes son desconocidas, la conversión de paralajes relativas en absolutas es imposible. No obstante, las estrellas de comparación están, por regla general, mucho más lejanas que la estrella cuya distancia se quiere determinar, y basta admitir para sus paralajes valores promedios, que dependen de la magnitud de las estrellas de comparación, para que la reducción sea posible, por lo menos aproximadamente.

Casi al mismo tiempo que Bessel y Struve realizaban sus primeras medidas de paralajes relativos, Henderson trató de determinar, en el Cabo de Buena Esperanza, la paralaje de la estrella doble más brillante del hemisferio austral, α del Centauro. Las observaciones efectuadas por Henderson consistían en la medida de distancias cenitales con el círculo mural, y eran, por lo tanto, determinaciones absolutas. De la discusión de estas observaciones y de una serie de medidas efectuadas por su sucesor Maclear, encontró Henderson para paralaje de α del Centauro el valor de $1''$, aproximadamente. Más modernamente, Elkin y Gill, por medio de medidas heliométricas, encontraron para la paralaje de esta estrella el valor de $0''{,}76$, número que ofrece mucha más confianza que el valor antiguo. El heliómetro ha demostrado ser un excelente instrumento para el estudio de las paralajes y con él se han medido ya muchas distancias estelares. Así, Chase, Elkin y Smith determinaron con el gran heliómetro del observatorio de Yale, en Norteamérica, nada menos que las paralajes de 244 estrellas, que se distinguen, bien por su gran movimiento propio, bien por su brillo. De los valores obtenidos por ellos hay solamente cuatro comprendidos entre $0''{,}30$ y $0''{,}39$, otros cuatro entre $0''{,}20$ y $0''{,}29$, y 46 entre $0''{,}10$ y $0''{,}19$. Entre los astrónomos alemanes, ha alcanzado notables éxitos en este terreno Peter, en Leipzig.

Con mayor precisión que con el heliómetro, y con menos trabajo, puede medirse por medio de la fotografía la distancia que nos separa de las estrellas fijas. En vez de determinar la posición de una estrella con relación a las de comparación, directamente en el cielo con un micrómetro o con un heliómetro, se fotografía la porción del cielo considerada, por medio de un reflector o con un refractor, y se determinan las posiciones de las estrellas colocando la placa fotográfica en un microscopio. Si se repiten las pruebas fotográficas varias veces durante un año, la imagen de una estrella de paralaje apreciable tendrá diferentes posiciones respecto a las demás estrellas en las diferentes placas, y de estas diferencias, extremadamente pequeñas, se podrá deducir la paralaje del astro considerado. El principio en que se basa la determinación de paralajes por este método es exactamente el mismo en que se funda el empleo del heliómetro. El primer astrónomo que, hacia el año 1870, empezó a obtener sistemáticamente pruebas fotográficas para el estudio de las paralajes, fué el americano Rutherford; pero las placas que obtuvo no fueron reducidas hasta mucho tiempo después, por Jacoby y otros. En Europa, el primero que aplicó este método fué Pritchard, en Oxford,

pero las paralajes que obtuvo son poco exactas. Posteriormente, también otros astrónomos han determinado las de las estrellas fijas por medio de la fotografía. En especial merece ser mencionada la serie de observaciones realizadas por Schlesinger con el gran refractor del observatorio Yerkes. Aunque este instrumento no posee un objetivo fotográfico, sino que lo tiene acromatizado para los rayos visibles, Schlesinger pudo utilizarlo para pruebas fotográficas empleando placas sensibles al amarillo, obteniendo de esta manera con gran exactitud las paralajes de 25 estrellas. La gran distancia focal del refractor de Yerkes permite considerar este instrumento como especialmente apropiado para tal fin, ya que las pruebas que con él se obtienen resultan a una escala tan grande, que pueden medirse sobre ellas hasta desviaciones paralácticas muy pequeñas. El éxito conseguido por Schlesinger y otros dió motivo a que varios observatorios, especialmente americanos, que poseen grandes instrumentos, se unieran en 1914, formándose una asociación para la determinación fotográfica de las paralajes estelares. Esta institución ha dado ya a conocer numerosas paralajes de estrellas; así, a principios de 1922, el observatorio de Alleghany ya había publicado 365 paralajes, y el observatorio Leander Mc Cormick, de la Universidad de Virginia, 260. Es de esperar que dentro de pocos años se conozcan ya con certeza algunos miles de paralajes, mientras que en 1900 solamente eran 60 las que se habían medido con alguna exactitud.

Interesantes son los trabajos de Kapteyn, quien ha propuesto un método para determinar con un trabajo mínimo un número crecido de paralajes. El procedimiento es el siguiente: se obtiene una fotografía de una cierta región del cielo, y se deja la placa sin revelar; al cabo de medio año se repite la fotografía con la misma placa, pero de manera que las imágenes de las estrellas en esta segunda exposición caigan muy cerca de las obtenidas en la primera fotografía. Si una de las estrellas tiene una paralaje notable, aparecerá su imagen desviada, a causa del movimiento paraláctico, en sentido contrario en las dos exposiciones. La distancia entre las dos imágenes de aquella estrella será, por consiguiente, diferente de las distancias entre las dos imágenes de las que no posean paralaje notable, siendo posible, por esta razón, determinar la paralaje de la primera estrella respecto a estas últimas. Kapteyn, De Sitter, Kostinsky y otros, han estudiado algunas regiones del cielo por este método. Merece especial mención la determinación llevada a cabo por los dos primeros de la distancia que nos separa del grupo de las Hyades, para el que se ha encontrado, como valor promedio, una paralaje muy pequeña, de $0''.023$. No obstante, la confianza que antes se tenía en este método ha sufrido alguna merma a consecuencia de las investigaciones de Strömngren y de Voûte.

Con ayuda del heliómetro, del micrómetro y de la fotografía se obtienen paralajes relativas que sólo dan la verdadera distancia cuando las estrellas de comparación están infinitamente alejadas. La determinación de las paralajes absolutas de las estrellas fijas es, como hemos visto, mucho

más difícil, y por ello se ha intentado una sola vez en el siglo XIX, desde que Bessel y Struve expusieron claramente las ventajas de la determinación de las paralajes relativas. Hacia 1840, C. A. F. Peters determinó con el círculo vertical del observatorio de Pulkowa, las paralajes de una serie de estrellas brillantes, midiendo las distancias cenitales en la culminación. A pesar de lo cuidadosas que fueron sus observaciones, los resultados carecieron de la precisión apetecida. Por este motivo se consideró, durante largo tiempo, el círculo meridiano como poco apropiado para la determinación de paralajes hasta que Kapteyn probó que este instrumento, convenientemente dispuesto y corrigiendo los errores, puede emplearse con éxito en la determinación de paralajes relativas, tal como lo había tratado de probar ya Bessel, aunque sin resultado. Kapteyn midió con ayuda del círculo meridiano y del péndulo la diferencia de ascensiones rectas entre la estrella cuya paralaje quería determinar y algunas estrellas que precedían o seguían de cerca a aquélla y cuya declinación era aproximadamente la misma. En el transcurso del año varían estas diferencias a causa de la variación paraláctica, y por esta causa puede determinarse la paralaje relativa de la estrella respecto a las de comparación. Flint, en Madison (Norteamérica), halló, siguiendo este camino, las paralajes de unas 200 estrellas; Grossmann, en Munich, llevó a cabo un trabajo todavía mayor, empleando para ello el micrómetro impersonal de Repsold; sus resultados se refieren a 765 estrellas. Pero la exactitud de estas determinaciones no puede compararse con la de las realizadas por medio de la fotografía, de modo que el método del círculo meridiano sólo puede recomendarse, a lo sumo, para ciertas comprobaciones.

Debemos mencionar todavía un método de determinación de paralajes que sólo es aplicable a las estrellas dobles. En el capítulo siguiente veremos que puede averiguarse el movimiento de las estrellas en la dirección del radio visual (velocidad radial), o sea el número de kilómetros que por segundo se acerca o aleja una estrella de nosotros, por medio del espectroscopio. Si se conoce este movimiento en las componentes de una estrella físicamente doble y se conocen además los elementos de la órbita elíptica que describe una componente respecto a la otra, se puede calcular la distancia que nos separa del sistema. Siguiendo este camino, Hussey encontró la paralaje de la estrella doble β del Caballo menor, que es de $0",07$, Wright la de α del Centauro ($0",73$) y Henroteau la de α de Pegaso ($0",025$).

Otro caso especial en el que es posible la determinación de paralajes, lo ofrecen las llamadas «corrientes estelares», esto es, grupos de estrellas que se mueven paralelamente unas a otras y con la misma velocidad a través del espacio. Hablaremos más extensamente de estas corrientes estelares en el capítulo correspondiente al movimiento de las estrellas fijas; aquí no haremos más que indicar cómo es posible calcular las distancias que nos separan de los miembros de uno de estos sistemas. Cuando se muevan varias estrellas en el espacio siguiendo trayectorias paralelas y rectilíneas, estas trayectorias parecerán convergir hacia un cierto punto,

según las leyes de la perspectiva; sus movimientos en la esfera celeste parecerán, por consiguiente, dirigidos hacia un punto fijo, o punto de convergencia. La posición de este punto puede encontrarse fácilmente trazando, por ejemplo, sobre un globo celeste las direcciones de los movimientos propios de las estrellas y prolongándolas hasta el punto de intersección común, que es precisamente el punto de convergencia. Empleando el cálculo, la determinación del punto de convergencia puede hacerse con mucha mayor exactitud que por el método gráfico. Como las estrellas se mueven según líneas paralelas, el punto de convergencia está infinitamente lejos, motivo por el cual las rectas trazadas desde una estrella y desde la Tierra hacia el punto de convergencia son paralelas entre sí, y, por consiguiente, estas dos rectas forman con la recta de unión Tierra-estrella (visual), convenientemente prolongada más allá de la estrella, ángulos iguales. Pero el ángulo estrella-Tierra-punto de convergencia es evidentemente la distancia angular S de la estrella al punto de convergencia, medida sobre la esfera; la recta estrella-punto de convergencia forma, pues, con la prolongación de la visual este mismo ángulo S . El movimiento de la estrella tiene lugar en la dirección estrella-punto de convergencia; S es, por consiguiente, el ángulo formado por la dirección del movimiento de la estrella con la prolongación de la visual, y este ángulo se puede determinar numéricamente según lo que se acaba de decir. Si se ha determinado, para una de las estrellas de la corriente, la componente de su movimiento según el rayo visual, o sea la velocidad radial, podrá deducirse de ella y del ángulo S la velocidad total de su movimiento en el espacio. De esta última y de la velocidad radial se puede hallar, según las leyes sencillas de la composición de velocidades en los movimientos rectilíneos, la componente perpendicular al rayo visual expresada en unidades lineales, la cual, por otra parte, es conocida en unidades angulares como «movimiento propio» de la estrella. Según esto conocemos el ángulo según el cual se ve una longitud conocida a la distancia a que está colocada la estrella, y podemos, por lo tanto, calcular directamente esta distancia. El mismo cálculo puede repetirse para todas las estrellas del sistema. Una de estas corrientes estelares la constituyen las Hyades; aplicando a este sistema el método que se acaba de explicar se obtuvo la paralaje $0",025$, mientras que Kapteyn, como ya se ha dicho, encontró por medidas directas el valor $0",023$.

Un método extraordinariamente curioso para determinar las paralajes de las estrellas debemos mencionar todavía. Se denomina método espectrofotométrico, y fué ideado por Kohlschütter. Para una estrella de distancia conocida puede calcularse el brillo absoluto o real deduciéndolo del brillo aparente, medido con un fotómetro; por ejemplo, puede hallarse el número de veces que la estrella es más brillante que el Sol. Se ha demostrado que las intensidades relativas de ciertas rayas de absorción de los espectros de las estrellas, dependen del brillo absoluto de éstos. Operando con estrellas de distancia conocida, puede establecerse una relación entre el brillo absoluto y las intensidades de aquellas rayas; una

vez obtenida esta relación, se podrá utilizar para calcular el brillo absoluto de una estrella, deduciéndolo de las intensidades de dichas rayas en su espectro. Del brillo absoluto, y del aparente que ya nos es conocido, se deduce con facilidad la distancia a que se encuentra la estrella. Adams y sus colaboradores han publicado ya un catálogo que contiene 1 646 paralajes determinadas por este procedimiento. Por ahora el método sólo es aplicable a estrellas de los tipos *F* a *M*, de los que hablaremos al tratar de la constitución física de las estrellas.

En la determinación espectrofotométrica del brillo absoluto y de las paralajes estelares, ha descubierto Lindblad fenómenos nuevos. En el espectro de la débil compañera de 0° del Eridano, cuya magnitud absoluta (+ 10^m,6) es la menor entre las estrellas del tipo *A*, se encontró que la intensidad es mucho más pequeña en la región $\lambda = 3889$ a $\lambda = 3907$ que en las estrellas *A* de gran brillo absoluto, como, por ejemplo, Sirio. Lindblad ha ideado, fundándose en la comparación de la intensidad de esta región espectral con la de la región vecina $\lambda = 3907$ a $\lambda = 3935$, un método para la determinación de las magnitudes absolutas, método que parece seguro, especialmente para las estrellas *A*, pudiendo determinarse la magnitud absoluta con un error probable de $\pm 0^m,4$. La causa de este fenómeno parece radicar en el gran ensanchamiento que experimentan las rayas del hidrógeno en los espectros de las estrellas de poca intensidad luminosa absoluta (en el caso actual, de la raya *H ζ* ; $\lambda = 3889$), ensanchamiento que debilita toda la región espectral inmediata. En los tipos espectrales posteriores aparece también este fenómeno, aunque con menor intensidad; en ellos no es válida ya la explicación dada, y la causa estriba probablemente en que algunas rayas del hierro y del silicio, con motivo de la rápida disminución de la densidad en las capas exteriores de las estrellas enanas, aparecen en éstas con más intensidad que en las estrellas gigantes. Este criterio no es tampoco aplicable, en la práctica de la determinación de paralajes, a las estrellas de tipos aun más avanzados, y Lindblad acude para ellas al estudio de la intensidad del espectro en la región de las bandas del cianógeno. La banda cuyo borde está en $\lambda = 4216$ es la más conveniente; la región $\lambda = 4144$ a $\lambda = 4184$ se compara en estos casos con la $\lambda = 4227$ a $\lambda = 4272$. La absorción es más fuerte para las gigantes de los tipos espectrales *G5* a *K5*.

Una gran ventaja de este método consiste en que bastan espectros de poca dispersión, de manera que puede aplicarse a estrellas muy débiles. Aplicando este procedimiento a estrellas de 12.^a a 14.^a magnitud del conglomerado Messier 11, Lindblad encuentra para valor de la paralaje 0",00040, el cual —teniendo en cuenta el grado de aproximación que cabe esperar de tales mediciones— debe considerarse conforme con el valor 0",00014 encontrado por Shapley siguiendo un método completamente diferente.

En la determinación de paralajes se han encontrado a veces valores negativos. Una paralaje negativa significaría, en el caso de medidas absolutas, que las visuales desde puntos opuestos de la órbita terrestre no

Estrella	Magnitud	Paralaje	Distancia en años de luz
	m	"	
Proxima Centauri	11,0	0,77	4,2
α Centauro	0,3; 1,7	0,76	4,3
Flecha de Barnard	9,6	0,53	6,1
Lalande 21185	7,4	0,41	7,9
α Perro mayor	-1,6	0,37	8,7
AR = $11^h 12^m$, $\delta = -57^{\circ} 0'$	12	0,34:	9,5
Córd. Zona $5^{\circ} 243$	8,3	0,32:	10
τ Ballena	3,6	0,32	10
ε Eridano	3,8	0,32	10
61 Cisne	5,0; 6,3	0,32	10
α Perro menor	0,5	0,31	10
Lacaille 9352	7,4	0,29:	11
Groombridge 34	8,1	0,29	11
Posit. mediae 2164	8,7; 9,3	0,28	11
ε Indio	4,7	0,28:	11
Arg.-Oeltz. 11677	9,1	0,27:	12
Krüger 60	9,3; 10,8	0,27	12
Arg.-Oeltz. 17415	9,3	0,26	12
AR = $0^h 44^m$, $\delta = +4^{\circ} 55'$	12,3	0,25	13
Lacaille 8760	6,6	0,25	13
Lalande 26481	7,8	0,24	13
Bradley 1584	6,1	0,23	14
Lalande 25372	8,7	0,21	15
α Aguila	0,9	0,21	15
Weisse $16^h 906$	8,9	0,21:	15
Lalande 21258	8,7	0,20	16
σ Dragón	4,8	0,20	16
70 p. Ofiuco	4,3; 6,0	0,20	16
σ^2 Eridano	4,5	0,19	16
ξ Boyero	4,7; 6,6	0,19	16
Lalande 46650	9,0	0,19	16
η Casiopea	3,6	0,19	17
Piazzi $14^h 212$	6,0; 7,3	0,19	17
B. D. $56^{\circ} 532$	9,5	0,19:	17
Lacaille 7194	5,7	0,19:	17
Groombridge 1618	6,8	0,18	17
μ Casiopea	5,2	0,18:	17
Lalande 18115	7,9; 7,9	0,18	18
B. D. $55^{\circ} 581$	9,1	0,18:	18
Lalande 24774	8,2	0,18:	18
Bradley 3077	5,6	0,18	18
36 Ofiuco	5,3; 5,3	0,18:	18
Burnham 416	5,9; 10,0	0,17:	18
Córd. Zon. 32416	8,3	0,17:	18
B. D. $56^{\circ} 537$	9,4	0,17:	19
Weisse $5^h 592$	8,7	0,16	19
α Tucán	5,0	0,16:	20
Piazzi $0^h 189$	5,8; 7,2	0,16	20
B. D. $13^{\circ} 5006$	8,0	0,16:	20
ξ Osa Mayor	4,4; 4,9	0,16	20
Gron. Areal VIII, 234	10,3	0,16:	20
π^3 Orión	3,3	0,15:	21
ϵ Eridano	4,3	0,15:	21
Lacaille 353	7,0	0,15:	21
Bradley 3212	6,2	0,15:	21

convergen hacia un cierto punto (la estrella), sino que divergen, y que por lo tanto ninguna distancia que se atribuya a la estrella corresponde a las observaciones. En la determinación de paralajes relativas no es necesario, como en el caso anterior, atribuir el hecho a los errores de observación, sino que puede provenir de que la estrella de comparación esté más cerca de nosotros que aquella cuya paralaje se trataba de determinar.

En la página 188 damos una relación de las paralajes determinadas hasta hoy, cuyo valor es igual o mayor que $0''{,}15$. Las estrellas se indican por la constelación a que pertenecen o por su denominación en los catálogos de estrellas de Piazzí, Bradley y otros; B. D. indica la revisión de Bonn. En la segunda columna se da la magnitud, y, si se trata de estrellas dobles, la magnitud de ambas componentes. Algunas paralajes que ofrecen poca garantía, en especial de estrellas de pequeña magnitud, se han omitido en este cuadro; otras que pueden considerarse como poco precisas se han indicado por medio de dos puntos. Las paralajes en las cuales no se ha hecho esta última indicación han sido determinadas por varias series independientes de observaciones. La tabla no contiene más que paralajes halladas directamente, con exclusión de los métodos indirectos a que antes nos hemos referido; en los primeros lugares figuran la estrella «Proxima Centauri» (compañera de α del Centauro descubierta por Innes; dista de la estrella principal $2^{\circ}11'$ y tiene el mismo movimiento propio), y la llamada «Flecha de Barnard», descubierta por este astrónomo en la constelación de Ofiuco y dotada del mayor movimiento propio conocido (más de $10''$ por año).

Es muy notable que, de las estrellas más brillantes, sólo unas pocas tienen gran paralaje. En efecto, sólo cuatro estrellas de primera magnitud tienen paralajes superiores a $0''{,}15$; para las demás damos a continuación las paralajes admitidas hoy día:

α Navío	$0''{,}01$	α Cruz	$0''{,}05$
α Lira	$0\ 12$	α Toro	$0\ 06$
α Cochero	$0\ 07$	α Virgen	$0\ 01$
α Boyero	$0\ 12$	β Gemelos	$0\ 06$
β Orión	$0\ 02$	α Escorpión	$0\ 03$
α Eridano	$0\ 05$	α Pez austral	$0\ 14$
β Centauro	$0\ 04$	α Cisne	$0\ 00$
α Orión	$0\ 03$	α León	$0\ 03$

Estos números demuestran cuán aventurado es deducir del brillo de una estrella su proximidad. En cambio, la tabla de la página 188 enseña que muchas estrellas débiles, cuyas paralajes se determinaron en vista de su gran movimiento propio, están relativamente cerca de la Tierra. En general, parece que un rápido movimiento aparente es indicio más seguro de gran paralaje que un gran brillo. Kapteyn, en 1901, comparando las paralajes más dignas de confianza, estudió las relaciones entre la paralaje, el brillo y el movimiento propio, después de trabajos parecidos realizados por Oudemans, Gylden y otros, y Van Rhijn, discípulo de Kapteyn, repitió este estudio en 1915, tomando como base las paralajes

conocidas entonces. Van Rhijn encontró que, para estrellas de diferentes tipos espectrales, las relaciones eran muy distintas. La tabla siguiente da en forma abreviada estos resultados:

Magnitud Movimiento propio	Tipo espectral B				Tipo espectral A				Tipos espectrales F, G, K			
	1,0	3,0	6,0	9,0	1,0	3,0	6,0	9,0	1,0	3,0	6,0	9,0
"	"	"	"	"	"	"	"	"	"	"	"	"
0,0	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00
0,1	0,04	0,03	0,02	0,02	0,03	0,02	0,02	0,01	0,03	0,02	0,02	0,01
0,2	0,07	0,06	0,04	0,03	0,05	0,04	0,03	0,02	0,05	0,04	0,03	0,02
0,5	—	—	—	—	0,10	0,08	0,06	0,04	0,09	0,07	0,05	0,04
1,0	—	—	—	—	0,17	0,14	0,10	0,07	0,15	0,12	0,08	0,06
2,0	—	—	—	—	0,30	0,24	0,17	0,12	0,24	0,19	0,14	0,10
4,0	—	—	—	—	—	—	—	—	0,38	0,30	0,22	0,16

Para una estrella del tipo espectral *A* y de la magnitud 3,0 con un movimiento propio de $1''$,0 por año, es de esperar que tenga una paralaje de $0''$,14. Naturalmente, esta tabla no puede dar el valor exacto de la paralaje en todos los casos, sino que indica valores medios. El que esta tabla aparezca incompleta para las estrellas de los tipos espectrales *B* y *A*, es debido a que raras veces poseen movimientos propios, en especial las del tipo *B*. Además, parece probable que para movimientos propios muy pequeños dé la tabla valores de la paralaje excesivamente pequeños.

CAPÍTULO IV

La luz

I. VELOCIDAD DE LA LUZ

Las estrellas que contemplamos actualmente, no las observamos tales como son, sino tales como fueron hace tiempo, ya que la luz que irradiaron y que hoy impresiona nuestra retina ha empleado algunos años, tal vez muchos, para recorrer el camino que nos separa de ellas. Si una estrella se extinguiese ahora, transcurrirían algunos años antes de que desapareciese de nuestra vista.

Fueron las observaciones de los satélites de Júpiter las que hicieron presumir que los fenómenos que acontecen en los espacios celestes son anteriores a su percepción desde la Tierra, o sea que la velocidad de propagación de la luz, considerada hasta entonces como infinita, es en realidad finita. Esos cuerpos celestes que giran alrededor de Júpiter empleando en su revolución un intervalo de tiempo mucho menor que el que emplea la Luna en girar alrededor de la Tierra, son eclipsados, a causa de la poca inclinación de sus órbitas y de las dimensiones de Júpiter y de la sombra arrojada por éste, casi a cada revolución; los tres satélites interiores lo son efectivamente cada vez. La exactitud, relativamente grande, con que se podían determinar los momentos de su desaparición en la sombra del planeta, y el valor que tenían tales observaciones para la determinación de longitudes geográficas, condujeron a los astrónomos del siglo XVII a calcular tablas que dieran los instantes de estos eclipses. En 1676, Olaus Römer, que a la sazón se encontraba en París, al tratar de corregir las tablas de sus predecesores, especialmente las de Domingo Cassini, encontró que los momentos de ocurrencia de los eclipses no estaban conformes con la hipótesis de un movimiento regular de los satélites. Cuando Júpiter estaba en oposición con el Sol, y la Tierra, por lo tanto, más cerca de él, la observación y el cálculo coincidían; pero cuando la Tierra, siguiendo su trayectoria anua alrededor del Sol, se alejaba de Júpiter, los eclipses se observaban cada vez más tarde, hasta

que para la distancia máxima de Júpiter llevaban 22 minutos de retraso. Römer comprendió que esta irregularidad no podía ser real, ya que se presentaba para todos los satélites y con la misma magnitud, y la atribuyó a que la luz emplea un cierto tiempo en recorrer la distancia que nos separa de Júpiter, siendo este tiempo tanto mayor cuanto mayor es la distancia. De las observaciones dedujo que la luz emplea 22 minutos en recorrer el diámetro de la órbita terrestre, o sea que necesita 11 minutos para recorrer la distancia de la Tierra al Sol.

A este descubrimiento de la velocidad de propagación de la luz, siguió más tarde otro importantísimo, al tratar Bradley de determinar la paralaje de la estrella γ del Dragón mediante las observaciones que llevó a cabo en Kew, con el anteojo cenital (1). Por efecto de la paralaje, la declinación de la estrella tenía que ser mayor en junio y más pequeña en diciembre, mientras que en la primavera y en el otoño debía tener un valor medio. El resultado de las mediciones realizadas fué completamente diferente, presentándose, en vez de la elipse prevista, unas desviaciones que Bradley no pudo explicarse al principio. En primer lugar, no apareció ningún efecto debido a la paralaje, permaneciendo igual la declinación en junio y diciembre; después se encontró que las declinaciones determinadas en septiembre eran $40''$ mayores que las correspondientes a marzo, en cuya época el efecto de la paralaje debiera ser el mismo. Con todo esto, la estrella, si



Fig. 88

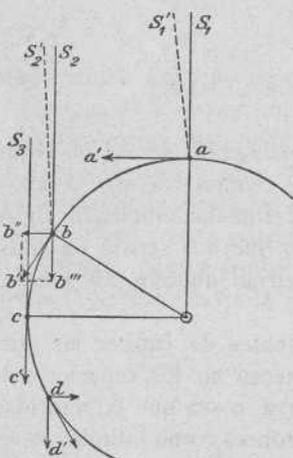


Fig. 89

bien presentaba una oscilación anual regular, en cambio no trazaba su elipse en sentido contrario al movimiento de la Tierra, como lo exigen las leyes del movimiento relativo, sino en el mismo sentido en que se efectúa el movimiento de traslación de nuestro planeta.

Después de largas reflexiones, Bradley encontró la explicación de este fenómeno en la composición del movimiento de propagación de la luz con el movimiento de la Tierra en su órbita. Se cuenta que Bradley, navegando en un barco de vela por el Támesis, se fijó en que el gallardete

(1) Justo es que al citar las observaciones realizadas por Bradley y su descubrimiento de la aberración de la luz, citemos también a Molyneux. El anteojo cenital de Kew, con el cual observó Bradley, fué instalado por Molyneux; este último había proyectado realizar observaciones de γ del Dragón, con el fin de determinar su paralaje, y había iniciado ya sus observaciones a principios de diciembre de 1725; ambos astrónomos, en colaboración, se dieron cuenta muy pronto del extraño movimiento de la estrella, que estaba en contradicción con el efecto paraláctico previsto. Ambos hicieron diferentes tentativas para interpretar el fenómeno, pero la explicación del mismo la dió Bradley en abril de 1728, después de la muerte de Molyneux.

de la embarcación, a cada cambio de dirección de ésta, indicaba una dirección diferente de la del viento, que soplaba con regularidad. Esta simple observación le condujo a interpretar el fenómeno celeste que le tenía preocupado. Sea S (fig. 88) una estrella y OT un anteojo apuntado hacia la misma. Si éste estuviese inmóvil, el rayo luminoso emitido por S llegaría al ocular, después de haber atravesado el objetivo O , en la dirección SO , y la estrella aparecería, por consiguiente, a la derecha en el campo visual; pero nuestros anteojos no están inmóviles, sino que son arrastrados por la Tierra, con todos los objetos colocados sobre su superficie, alrededor del Sol, con una velocidad de 30 Km por segundo. Si la flecha indica el sentido de este movimiento, el anteojo se trasladará paralelamente a sí mismo, mientras lo recorra el rayo luminoso, una cierta longitud en el sentido indicado por la flecha, y el rayo no alcanzará al ocular T hacia la derecha, sino hacia la izquierda y tanto más cuanto más se haya movido el anteojo hacia la derecha mientras la luz recorra la distancia que va desde el objetivo O hasta el ocular T . No veremos, por consiguiente, la estrella en la dirección verdadera OS , sino en la dirección OS' , y por tanto aparecerá desviada hacia la dirección en que se mueve la Tierra en virtud de su traslación.

Este cambio de posición de los astros, debido al movimiento de la Tierra, se llama *aberración de la luz*. Su valor, o sea el ángulo SOS' (figura 88) depende de la relación entre la componente de la velocidad de traslación de la Tierra perpendicular a la dirección en que se ve la estrella, y la velocidad de la luz. Supongamos ahora que $abcd$ (fig. 89) sea una parte de la órbita terrestre (que podemos considerar circular), con su centro en el Sol, \odot , y S una estrella situada en el plano de la eclíptica y a distancia tal, que el diámetro de la órbita, visto desde la estrella, sea casi infinitamente pequeño. Sean S_1a , S_2b y S_3c las direcciones en que se encuentra la estrella cuando la Tierra está en los puntos a , b y c , respectivamente, de su órbita; las flechas o vectores aa' , bb' y cc' representan en dirección, sentido y magnitud la velocidad que tiene la Tierra en los puntos a , b y c . Cuando la Tierra esté en a , la estrella se verá en la dirección aS_1' , resultante de las velocidades de la luz y de la Tierra en dicha posición; en b , deberemos descomponer la velocidad tangencial bb' en bb'' , en la dirección de la estrella, y bb'' perpendicular a dicha dirección, y tener solamente en cuenta esta última componente, puesto que en el efecto de la aberración influye sólo la parte del movimiento de la Tierra que es perpendicular a S_2b . Como que esta componente bb'' es menor que la correspondiente a la posición a , menor será también el efecto de la aberración y, por consiguiente, el ángulo S_2bS_2' será menor que el S_1aS_1' . Finalmente, en la posición c , que dista 90° de a , la velocidad de traslación de la Tierra tiene la misma dirección que la recta cS_3 , en que se ve la estrella, siendo, por lo tanto, nulo el efecto de la aberración. Este efecto aparece nuevamente en d , donde aparece con el mismo valor que en b , pero de sentido contrario, quedando desviada la estrella, no hacia la izquierda sino hacia la derecha.

Así, un astro situado en el plano de la eclíptica tendrá, a causa de la aberración, un movimiento oscilatorio según una recta. En la posición c y en la diametralmente opuesta, parecerá ocupar el punto medio de dicha recta, y alcanzará los puntos extremos de la misma, hacia la izquierda o hacia la derecha, cuando la Tierra esté en a o en la posición opuesta. Si la estrella está en el polo de la eclíptica, la velocidad de la Tierra será siempre perpendicular a la visual, y aquélla describirá, por lo tanto, alrededor del polo de la eclíptica un pequeño círculo, cuyo diámetro será igual a la longitud del segmento rectilíneo antes considerado. Si la estrella está situada entre el plano de la eclíptica y el polo de la misma, describirá una elipse cuyo eje mayor será igual a la longitud del segmento rectilíneo o al diámetro del círculo de que antes hemos hablado, y cuyo eje menor se acortará a medida que se acerque el astro a la eclíptica.

Aunque sea anticipando conceptos, veamos de formarnos idea de la magnitud de la aberración. La velocidad media de la Tierra en su órbita es de 30 Km por segundo, mientras que el camino recorrido por la luz en el mismo tiempo es de 300 000 Km. En el triángulo rectángulo cuyos catetos son 30 y 300 000, el ángulo menor es precisamente el valor máximo de la aberración. Este ángulo puede calcularse fácilmente; la relación de los catetos es la tangente trigonométrica de dicho ángulo, el cual vale, según esto, $20''{,}6$.

A causa de la rotación de nuestro globo alrededor de su eje, se produce otro efecto de aberración; pero como que la velocidad que en virtud de este movimiento posee un punto de la superficie terrestre es mucho menor que la que tiene nuestro planeta en el espacio, esta segunda aberración no excede de $0''{,}3$ en su valor máximo, o sea cuando el observador está en el ecuador terrestre y la estrella en el meridiano. Para distinguir ambos fenómenos, al primero se le llama *aberración anua*, y al segundo *aberración diurna*.

La constante de aberración se puede determinar realizando observaciones astronómicas. El método más empleado consiste en medir las distancias cenitales de estrellas apropiadas cuando el efecto de aberración es para ellas máximo; también la determinación de las ascensiones rectas de ciertas estrellas como, por ejemplo, de la polar, sirve a este fin. Para la determinación de la constante de aberración se han realizado largas series de observaciones, especialmente en el observatorio de Pulkowa, por Peters, Struve, Nyrén y otros; el valor medio obtenido de diez de estas series es de $20''{,}493$. De 24 series de observaciones, realizadas en otros observatorios por distintos métodos, encontró Newcomb $20''{,}463$. Nuevas discusiones efectuadas estos últimos años han dado valores que se diferencian muy poco de los obtenidos anteriormente; así, por ejemplo, Hough encontró $20''{,}44$, L. Becker $20''{,}45$, H. S. Jones $20''{,}47$, Ross $20''{,}50$, etc. Para el cálculo de las efemérides de Berlín, Greenwich, París y Washington se adoptó el valor admitido en la «Conferencia internacional de las estrellas fundamentales», de París, que es de $20''{,}47$ y es el que actualmente se admite como más aproximado.

Desde hace algunos años se emplea para medir la constante de aberración, y con ello la paralaje del Sol, otro método que se basa en la observación espectroscópica de las velocidades radiales de las estrellas fijas, de la cual trataremos en los capítulos referentes al análisis espectral y a los movimientos propios de las estrellas. Anticipándonos a lo que allí explicaremos con más extensión, diremos que con ayuda del espectroscopio puede hallarse el número de kilómetros que varía por segundo la distancia de una estrella al observador. Esta velocidad, denominada «velocidad radial», no es debida únicamente al movimiento de la estrella, sino también al de la Tierra. Si, por ejemplo, suponemos una estrella situada en el plano de la eclíptica, ocurrirá que en un día determinado del año el movimiento de la Tierra estará dirigido exactamente hacia la estrella, y al cabo de medio año lo estará en sentido contrario, de suerte que, si no actúa otra causa, la estrella se acercará a nosotros, en la primera fecha, a razón de 30 Km por segundo, y en la segunda fecha se alejará a razón también de 30 Km por segundo. Es fácil comprender que por este procedimiento se puede determinar la velocidad de la Tierra en su órbita, en el supuesto de que sea ya conocida la velocidad de la luz, pues las desviaciones de las rayas espectrales, que hay que medir para determinar la velocidad radial, dependen de la relación de esta última con la velocidad de la luz. Si se desconoce la velocidad de la luz, no se puede calcular la velocidad radial, sino únicamente la relación antes citada; pero de esta relación depende, como ya hemos dicho, la constante de aberración, la cual puede determinarse, por consiguiente, aplicando el método espectroscópico.

Las primeras medidas efectuadas con este fin fueron hechas como ensayo por Küstner, en Bonn, en los años 1904-1905, utilizando la estrella Arcturo. Los resultados fueron altamente alentadores. Después, los astrónomos del observatorio del Cabo emprendieron una serie de observaciones mayor, que comprendía la determinación de las velocidades radiales de siete estrellas brillantes. La discusión de las observaciones fué hecha por Halm, quien encontró como valor de la constante de aberración $20''{,}47$, que coincide con el valor adoptado.

Si aceptamos para esta constante el valor $20''{,}47$, resulta que la velocidad de la luz es 10 076,4 veces mayor que la de la Tierra en su órbita. De aquí podemos deducir el tiempo que emplea la luz en recorrer la distancia que nos separa del Sol, independientemente del valor deducido de las observaciones de los satélites de Júpiter. Si dividimos la duración de una revolución sidérea de la Tierra por 10 076,4, encontraremos $52^m 11^s{,}9$ como tiempo empleado por la luz en recorrer la órbita terrestre, y dividiendo por 2π (1) tendremos $8^m 18^s{,}5$ ($498^s{,}5$) para el tiempo empleado por la luz en recorrer el semieje de la órbita.

Vimos ya que Römer encontró el valor de 11^m partiendo de los eclipses de los satélites de Júpiter. La diferencia $2^m 41^s{,}5$ es bastante impor-

(1) El número $\pi = 3,14159\dots$ representa, como ya sabemos, la relación de la circunferencia al diámetro.

tante, pero no tan grande que no pueda explicarse por la poca precisión de las observaciones en las cuales se basaba el método empleado por Römer. En efecto, Delambre encontró, mediante un extenso estudio de los eclipses ocurridos entre 1662 y 1802, el valor $493^{\text{s}}.2$.

La diferencia de 5^{s} que aun existía desapareció después de un nuevo estudio de Sampson. Éste puso a contribución las observaciones fotométricas de los eclipses de los satélites de Júpiter realizadas por Pickering en el observatorio de Harvard. Al penetrar en la sombra arrojada por Júpiter, los satélites que tienen diámetro sensible no desaparecen instantáneamente, sino que van penetrando poco a poco en el cono de sombra del planeta, como ocurre con la Luna en sus eclipses, y se van viendo cada vez más débilmente hasta que desaparecen por completo. Lo mismo, aunque en sentido contrario, sucede en la emersión. Si se realizan observaciones fotométricas durante todo el transcurso de un eclipse, se pueden deducir de una de estas series de observaciones los momentos de la desaparición y reaparición, con mayor exactitud que si se observan solamente estos dos instantes, porque en la apreciación de estos momentos influyen distintas causas (luminosidad del antejo, sensibilidad del ojo del observador, transparencia del aire, etc.). De la discusión de las observaciones realizadas por Pickering, Sampson encontró una coincidencia casi absoluta con el valor derivado de la constante de aberración: $498^{\text{s}}.7$. Con esta coincidencia se demuestra también que la velocidad de la luz es independiente de la naturaleza de ésta, siendo la misma tanto si consideramos la luz emitida directamente por una estrella fija o por el Sol, como después de sufrir una reflexión.

Los métodos descritos dan solamente el tiempo que necesita la luz para recorrer la distancia que nos separa del Sol, pero no la velocidad de propagación de la luz. Para deducir ésta del primero es necesario conocer dicha distancia. Si dividimos esta distancia por $498,5$ obtendremos la velocidad de la luz, o sea el camino que recorre en un segundo. Si, por el contrario, podemos encontrar la velocidad de la luz por medio de experimentos realizados sobre la Tierra, obtendremos, multiplicando este valor por $498,5$, la distancia de la Tierra al Sol. Basta considerar cuán grande es dicha velocidad, para comprender lo difícil que es determinarla por medio de experimentos. Sólo en raras ocasiones pueden percibirse con claridad sobre la superficie de la Tierra objetos a una distancia de 70 a 80 Km, y esta distancia es recorrida por la luz en $\frac{1}{4000}$ parte de segundo. Como era de esperar, todos los ensayos que se hicieron para determinar el tiempo que emplea la luz en recorrer distancias observables sobre la Tierra resultaron completamente infructuosos durante mucho tiempo. Galileo fué el primero que abordó este problema, y su método merece ser citado, porque enseña el principio en que pueden fundarse tales determinaciones. Hizo poner en la oscuridad a dos observadores, a algunos kilómetros de distancia, cada uno con una linterna que podía taparse en un momento determinado. Uno de los observadores, *A*, tapaba su linterna, y el otro, *B*, tapaba también la suya tan pronto como veía des-

aparecer la luz. Para que el observador *A* viera la desaparición de la luz del observador *B*, la luz tenía que recorrer el camino de *A* a *B* y de *B* a *A*. Supongamos que la luz empleara un segundo en ir de *A* a *B*: éste vería todavía la luz de *A* un segundo después de quedar tapada la linterna en *A*, y lo mismo ocurriría a *A* con la linterna de *B*. Prescindiendo del tiempo que empleara *B* para tapar su linterna, habrían transcurrido dos segundos desde que *A* cerrase la suya hasta que viese desaparecer la luz emitida por *B*.

Naturalmente, Galileo no encontró por este método tan rudimentario ninguna diferencia de tiempo. Un fenómeno que emplea para propagarse a la distancia considerada la centésima parte de una milésima de segundo, debía aparecer como instantáneo. De todos modos, el principio

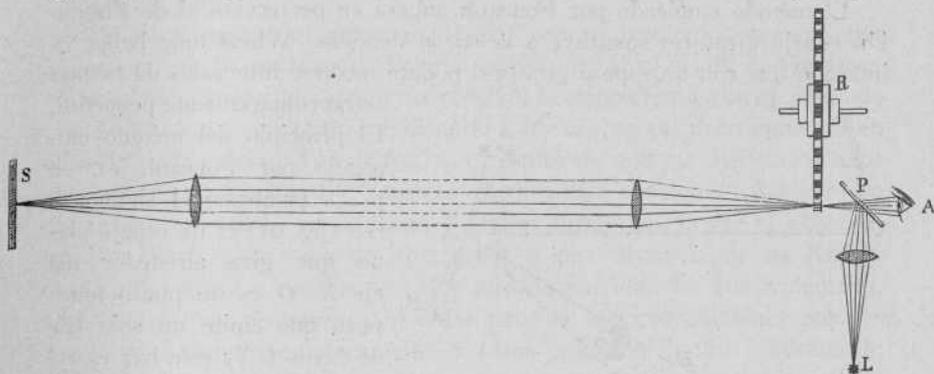


Fig. 90

es riguroso, y en cierta manera es el mismo en que se basan los métodos precisos actuales; un punto esencial del procedimiento es el de la duplicación de la distancia, y por consiguiente del intervalo de tiempo transcurrido entre la emisión y la recepción de la señal luminosa, y ha sido aplicado por Fizeau y Foucault. El procedimiento que siguió el físico Fizeau, hacia la cuarta década del siglo pasado, para medir la velocidad de la luz, es el descrito de una manera esquemática en la figura 90. Un foco luminoso *L* envía sus rayos a través de un sistema de tres lentes y un espejo *P* a otro espejo *S* colocado a una distancia de 9 kilómetros; este espejo *S* los refleja en la misma dirección. El ojo *A*, que está en la dirección de los rayos, percibe a través de *P* la luz reflejada. En el sitio en donde se forma la imagen del foco *L* está la periferia de una rueda dentada *R*, que puede ponerse en rotación muy rápida. Cuando la rueda esté en reposo, *A* percibirá luz u oscuridad según que se encuentre un hueco o un diente de la rueda intercalado en el camino de los rayos luminosos. Si se pone la rueda en movimiento, los rayos luminosos pasan a través de los espacios, inciden sobre *S*, en donde son reflejados, y vuelven hacia atrás hasta el ojo; pero si la velocidad de rotación es tan grande que en el intervalo de tiempo que emplea la luz en ir hasta *S* y volver ha pasado un diente a ocupar el lugar del hueco, la luz es detenida por el diente y el

ojo no la percibe. Si la rueda gira con velocidad doble, los rayos luminosos reflejados en S encontrarán otra vez un hueco, y el ojo percibirá la luz. Con una velocidad triple volverá a tenerse oscuridad, con velocidad cuádruple luz y así sucesivamente. Si se conocen la velocidad lineal de la periferia de la rueda y el número de dientes, se puede calcular fácilmente el tiempo que tarda un diente en pasar a ocupar el lugar de un hueco; el tiempo mínimo necesario para que esto suceda, es decir, para que el observador no perciba la luz, será el tiempo que emplean los rayos luminosos para ir desde P hasta S y volver. El espejo S , en el experimento de Fizeau, sustituye a la linterna del observador B en el experimento de Galileo. Mediante este experimento, Fizeau encontró como velocidad de la luz 315 324 Km por segundo.

El método empleado por Foucault supera en perfección al de Fizeau. Un espejo giratorio sustituye a la rueda dentada. Wheatstone había ya indicado que con un espejo giratorio podían medirse intervalos de tiempo extraordinariamente pequeños.

El principio del método empleado por Foucault es, en pocas palabras, el siguiente: AB (fig. 91) es un espejo plano que gira alrededor del eje X , O es un punto luminoso que emite un solo haz de rayos OX ; este haz es reflejado por el espejo AB , en el punto X , hacia el espejo cóncavo C , sobre el cual incide normalmente, y vuelve

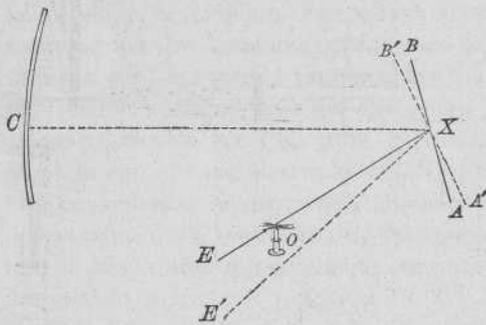


Fig. 91

a X y de éste a O , de manera que para el observador situado en E el haz parece venir de O . El observador puede hacer girar el espejo AB en el sentido que desee, y el haz OX volverá siempre en la misma dirección, hacia E , cambiando únicamente el punto de incidencia en el espejo cóncavo C . Pero si se imprime al espejo AB un movimiento tan rápido que mientras el haz luminoso va de X a C y vuelve de C a X el espejo AB pase a ocupar la posición $A'B'$, entonces los rayos reflejados no vendrán en la dirección XE , sino en otra dirección XE' . Según enseñan las leyes de la reflexión, la desviación angular EXE' es doble del ángulo descrito por AB . Si se conoce la velocidad de rotación del espejo y se mide el ángulo EXE' , puede encontrarse fácilmente el tiempo empleado por la luz en recorrer dos veces la distancia XC .

Se comprende que el observador no puede ver continuamente luz en E' , porque a cada vuelta del espejo el haz de rayos sólo es reflejado una vez en dicha dirección. En realidad, lo que se percibe es una serie de destellos, produciéndose uno cada vez que el espejo giratorio ocupa la posición $A'B'$. Si el espejo gira con mucha velocidad, estos destellos formarán una iluminación continua, pero más débil que si el espejo estu-

viere en reposo. Prescindiendo de esta debilitación de la luz reflejada, la falta de continuidad no ocasiona ninguna perturbación en los resultados. De esta manera Foucault encontró en 1862, como velocidad de la luz, 298 574 Km.

Este método es tan sensible, que permite apreciar con gran precisión la millonésima de segundo de tiempo. Su perfeccionamiento se debe a los esfuerzos reunidos de varios físicos. El primero que dió la idea fué, como hemos dicho, Wheatstone, quien determinó con un espejo giratorio la duración de la chispa eléctrica. Después Arago probó que aplicando este método podía saberse si la velocidad de la luz era mayor en el aire o en el agua. Finalmente, Fizeau y Foucault perfeccionaron el aparato ideado por Arago, introduciendo el espejo cóncavo, y dándole su disposición actual.

No parecieron conformes los físicos con el resultado obtenido por Foucault. El físico francés Cornu repitió, en 1872 y 1874, los experimentos de Fizeau; sus primeros resultados coincidieron con el obtenido por Foucault, antes citado, o indicando a lo más un pequeño aumento en el valor de la velocidad de la luz, que resultó de 298 731 Km. Dos años después repitió los experimentos con medios más perfectos. A través de un antejo adecuado se enviaban destellos luminosos desde el observatorio de París a la torre de Montlhéry, a una distancia de 24 Km, y desde allí volvían a recibirse en el punto de partida. La rueda dentada, con dientes muy pequeños, podía dar más de 1600 revoluciones por segundo, y el tiempo se determinaba con una precisión de una milésima de segundo por medio de un electrocronógrafo que registraba el número de revoluciones de la rueda dentada. A la distancia mencionada y con la máxima velocidad de la rueda, Cornu pudo dejar pasar 20 dientes de ésta antes de que volvieran los destellos, interceptándolos a su regreso con el diente 21. No sólo se hicieron determinaciones con la máxima velocidad de la rueda, sino también con una velocidad menor (4 hasta 21 dientes). De estos experimentos obtuvo Cornu para la velocidad de la luz 300 028 Km por segundo.

Posteriormente, se han repetido estas mediciones por diversos observadores, empleando uno u otro de los dos métodos descritos; las más conocidas de estas determinaciones de la velocidad de la luz han dado los siguientes valores:

Michelson, 1879	(Método de Foucault)	299 910 Km
Young-Forbes, 1881	(» » Fizeau)	301 384 »
Newcomb, 1882	(» » Foucault)	299 860 »
Michelson, 1882	(» » »)	299 853 »
Perrotin, 1900	(» » Fizeau)	299 900 »

Actualmente se considera el valor obtenido por Newcomb (299 860 kilómetros) como el más probable; el error de que viene afecto puede ser a lo más de unos 30 Km.

2. EL ANÁLISIS ESPECTRAL

El ojo humano no sólo puede percibir las oscilaciones del éter en forma de sensación luminosa, sino que además aprecia las diferencias que presentan estas oscilaciones, por lo que a su frecuencia se refiere. A esta propiedad de la vista se debe el que podamos gozar de los colores que la Naturaleza nos ofrece. Si un manantial de luz emite ondas correspondientes a todos los colores, nos parece blanco; si sólo irradia luz de un solo color, esto es, vibraciones de una longitud de onda determinada, lo vemos de un color puro. Entre estos casos extremos son posibles infinidad de gradaciones, a las cuales corresponden numerosos tonos de color.

Puede considerarse como una de las más grandes conquistas de la inteligencia humana el haber conseguido analizar la luz emitida por un cuerpo luminoso que puede estar situado en los confines del Universo visible, y deducir de este análisis conclusiones sobre la constitución química de los astros y aun determinar por este método su movimiento, con maravillosa precisión. Todo esto se realiza hoy por medio del análisis espectral, rama de la ciencia que era casi desconocida a mediados del siglo pasado. Hace sesenta años, se hubiera tenido por loco a quien hubiese predicho los éxitos de ese poderoso medio de investigación. Procuraremos aquí echar una ojeada sobre el análisis espectral; en los capítulos siguientes indicaremos los resultados más importantes que se han obtenido aplicando este nuevo método de observación.

La descomposición de la luz en sus colores elementales, puede realizarse de varias maneras; la más fácil es el uso de un prisma. Todos los rayos luminosos se desvían de su dirección primitiva al atravesar la superficie de separación de dos medios de diferente densidad (aire, vidrio), si no inciden perpendicularmente sobre dicha superficie, siendo *refractados* de manera diferente según sea su longitud de onda o color: más los violetas, y menos los rojos. En virtud de esta desigual refracción, cuando un haz de luz blanca incide sobre un prisma de vidrio, se descompone; después de atravesar el prisma, sale en un haz divergente formado por la sucesión de los colores del arco iris: rojo, anaranjado, amarillo, verde, azul, añil y violeta. Cuando se recoge en una pantalla blanca el haz así descompuesto, la banda luminosa que se obtiene se llama *espectro*. Este fenómeno era ya conocido por Newton (1672), quien estudió las leyes de la dispersión; pero como no disponía sino de prismas muy imperfectos y además dejaba pasar la luz del Sol a través de aberturas muy anchas y redondeadas, los colores espectrales se cubrían unos a otros parcialmente y se formaba un espectro difuso. Wollaston (1802) fué el primero que en vez de las aberturas redondas empleó una rendija estrecha, que colocó paralelamente a la arista del prisma, obteniendo de esta manera por primera vez colores puros. Un espectro obtenido con una rendija se puede considerar como una

serie continua de imágenes de aquella, unas junto a otras, pero todas de diferente color, siendo el espectro tanto más limpio y las diferentes partes del mismo tanto más homogéneas cuanto más estrecha sea la rendija. Wollaston encontró que el espectro de la luz del Sol no era completamente continuo, sino que estaba cruzado por rayas más o menos oscuras, pero dedicó poca atención a este fenómeno. Fraunhofer estudió estas rayas con más detenimiento, y vió que en el espectro del Sol, así como también en los espectros de algunas de las estrellas amarillas más brillantes, las rayas ocupaban siempre la misma posición, mientras que sus posiciones eran diferentes en los espectros de otras estrellas. No prosiguió Fraunhofer el estudio de estas particularidades de los espectros estelares, limitándose a emplear las rayas negras del espectro del Sol, a las cuales designó por letras del alfabeto, como señales de referencia para sus investigaciones ópticas sobre la refracción de diferentes clases de cristal; a estas rayas se las designó después por *rayas de Fraunhofer*. También se observó que la luz de una vela daba un espectro continuo sin rayas, que una llama de sodio daba un espectro formado sólo por dos rayas brillantes muy próximas en la región correspondiente al amarillo, y que esta raya doble estaba exactamente en el sitio en que en el espectro del Sol aparece la raya negra doble *D* de Fraunhofer; pero no se logró interpretar estos hechos, aunque se supuso ya la existencia de alguna relación entre los mismos. Angström adelantó ya mucho (en 1853) hacia el descubrimiento del verdadero carácter de estos fenómenos, pero fué Kirchhoff quien, en 1858, llegó a descifrar el enigma fundándose en consideraciones teóricas, acompañadas de pacientes investigaciones prácticas que realizó en unión con el químico Bunsen.

Cuando un cuerpo sólido o líquido se calienta hasta la incandescencia, irradia luz de todos los colores; si se descompone esta luz por medio de un prisma se forma un *espectro continuo* o sin rayas. Cualquiera que sea la composición química del cuerpo incandescente, metal, piedra, etc., el resultado es siempre el mismo; no hay ninguna diferencia en el espectro obtenido. El análisis espectral no puede, por esto, dar la composición química de los cuerpos incandescentes sólidos o líquidos. Tampoco de los cuerpos sólidos que no emiten luz propia, sino que, como la Luna, reflejan la luz recibida, el espectroscopio puede decirnos nada acerca de su composición; los rayos luminosos reflejados por estos cuerpos no han sufrido ningún cambio en su esencia, y por lo tanto, su luz continúa revelando las propiedades del manantial luminoso primitivo, que en nuestro sistema planetario es el Sol. Forman una excepción los cuerpos que están envueltos por una atmósfera algo densa, como, por ejemplo, los grandes planetas; la luz solar reflejada por ellos ha atravesado dos veces sus atmósferas respectivas, por cuya razón ocurren en el espectro cambios de los cuales se pueden deducir consecuencias sobre la composición de las mismas.

Al revés de lo que ocurre con los cuerpos sólidos o líquidos, los

gases (1) incandescentes, así como los sólidos o líquidos transformados en vapor, no irradian rayos luminosos de todos los colores, sino solamente de un reducido número de éstos. Por cada color irradiado aparece en el espectro una raya brillante, y por esta razón el espectro de un gas o vapor se compone de rayas aisladas, es decir, es un *espectro discontinuo*. Para cada cuerpo químico, el número y el orden de estas rayas es diferente, de manera que es posible conocer por el espectro el cuerpo químico que lo produce. Así, por ejemplo, el vapor de sodio da una raya doble brillante en el amarillo, y el vapor de talio una raya característica en el verde; otros metales, como el calcio, estroncio, bario, etc., dan series de rayas, y el espectro del vapor del hierro consta de algunos miles de rayas brillantes, dispersadas en toda la longitud del espectro. Algunos gases dan espectros en que las rayas guardan cierto orden rítmico, sucediéndose repetidas veces grupos de rayas de textura parecida; así, los hidrocarburos dan el llamado espectro de bandas, que consta de cuatro o cinco grupos de rayas cuya periodicidad es evidente, ya que desde la parte correspondiente al rojo cada grupo empieza súbitamente con una raya muy fuerte, a la que sucede una serie de rayas de intensidad decreciente y cada vez más espaciadas.

Como ya hemos dicho, la distancia a que está colocado el manantial luminoso no ejerce en estos hechos ninguna influencia, siendo indiferente que el vapor incandescente esté inmediatamente delante de la rendija del espectroscopio o que esté a la distancia enorme que nos separa de las estrellas.

En muchos casos basta una simple ojeada al espectro para poder determinar a qué metal o gas pertenece; pero en general es necesario acudir a las medidas para la identificación, por cuyo motivo constituye una de las tareas principales de la espectroscopia práctica la construcción de tablas en que con la mayor exactitud posible se cataloguen las rayas espectrales de las diferentes sustancias. Esta clase de medidas son especialmente de gran utilidad cuando se trata de averiguar cuáles son los cuerpos simples de que está formado un compuesto cualquiera. Por medio de los catálogos espectrales, muy completos y exactos, de Kayser y de sus discípulos, así como los de Exner y Haschek, pueden hoy realizarse tales investigaciones con toda seguridad. Además, las cantidades de sustancia necesarias para la aparición de las rayas espectrales brillantes, suelen ser muy pequeñas, hasta el punto de que en muchos compuestos químicos puede comprobarse la presencia de ciertos metales por medio del espectroscopio, cuando todos los métodos de la Química analítica no llegan ya a descubrir el más leve vestigio de los mismos. Merced a esta sensibilidad del espectroscopio, se han descubierto, por medio del análisis espectral, gran número de elementos nuevos, como el cesio, el

(1) En una llama brillante (vela, gas, petróleo) no son gases incandescentes lo que alumbra, sino partículas incandescentes de carbono que dan a la llama su intensidad luminosa; debido a esto, la descomposición espectral da lugar a un espectro continuo.

rubidio, el indio, el talio, el galio y más modernamente el helio, y una serie de componentes de nuestra atmósfera. Por un procedimiento análogo se encontraron en los espectros de los astros rayas que no pudieron ser identificadas con las de las diferentes sustancias conocidas y cuya naturaleza fué un misterio hasta que, más tarde, se descubrieron los correspondientes elementos químicos. Tal ocurrió, por ejemplo, con el helio, en el estudio de los gases de un mineral raro llamado cleveita.

Ocurre un fenómeno curioso cuando los rayos luminosos emitidos por un cuerpo sólido o líquido incandescente, que dan un espectro continuo, pasan a través de un gas. Cuando el cuerpo incandescente está más caliente que el gas, son absorbidos por éste todos los rayos que en otras circunstancias emite el gas por sí mismo, y en el espectro las rayas que antes eran brillantes aparecen como rayas oscuras. El *espectro de emisión* del gas o vapor se ha transformado en *espectro de absorción*, y el fenómeno se llama *absorción selectiva*. Se observan en este caso sobre el espectro continuo una serie de rayas oscuras, que en posición y en intensidad corresponden tan exactamente a las rayas brillantes, que es indiferente realizar las medidas espectroscópicas sobre el espectro de emisión o el de absorción. El Sol y las estrellas presentan esta última clase de espectros, y basta determinar con exactitud las rayas de absorción que contienen e identificarlas con las rayas espectrales de los manantiales luminosos terrestres, para conocer la naturaleza de los materiales de que está formada la atmósfera de aquellos astros.

La oscuridad de las rayas de absorción es relativa, y sólo indica que el brillo de la correspondiente región del espectro ha disminuído; así, por ejemplo, la luminosidad de las rayas oscuras del espectro del Sol es todavía suficiente para ejercer una acción fotográfica intensa, como veremos más adelante.

La identidad entre el espectro de emisión y el de absorción es consecuencia inmediata de una ley importante enunciada y comprobada por Kirchhoff: *para cada clase de rayos luminosos, la relación entre los poderes emisivo y absorbente, a igualdad de temperatura, es la misma para todos los cuerpos*. Como ya hemos dicho, la identidad de ambas clases de espectros se refiere tanto a la posición de las rayas como a su aspecto e intensidad, y esta circunstancia permite todavía nuevas deducciones acerca de la constitución de los cuerpos celestes, fundadas en la comparación de sus espectros con los de las sustancias terrestres. En general, todo gas da un espectro en el cual aparecen una serie de rayas brillantes bien separadas; pero si se aumenta la presión del gas o si crece la densidad de la masa incandescente, se observa a menudo un cambio muy característico en el aspecto de las rayas, las cuales se hacen más brillantes y al mismo tiempo más anchas y difusas, hasta el extremo de que, por ejemplo, en el hidrógeno las rayas acaban por extenderse a todo el espectro, y éste aparece finalmente como continuo. En el espectro de absorción, las rayas oscuras son también más anchas y más difusas en condiciones adecuadas. Además, los fenómenos producidos por el cam-

bio de temperatura y de presión no se limitan a un ensanchamiento o cambio de intensidad de las rayas, sino que pueden aparecer rayas nuevas, desaparecer otras que antes existían, y aun, por el cambio de presión, variar las longitudes de onda de algunas de ellas, esto es, las rayas pueden desviarse dentro del espectro. Por otra parte, la atmósfera envolvente influye en el espectro de los vapores metálicos incandescentes de un metal; así, por ejemplo, las intensidades relativas de las rayas pueden ser muy diferentes, según que la incandescencia se produzca en el seno de una atmósfera de hidrógeno o en el aire atmosférico. También hay casos en que el mismo gas da, según el modo como se obtenga la incandescencia, dos espectros diferentes (espectro de arco y de chispa, espectro de rayas y de bandas). Si se considera que a causa de las enormes masas y dimensiones de los cuerpos celestes, reinan en ellos presiones y temperaturas que no pueden conseguirse artificialmente en nuestros laboratorios, se comprenderá que a veces se presenten en espectroscopia celeste problemas muy difíciles y complicados. Afortunadamente, estas dificultades no ocurren con frecuencia; parece más bien que los estratos atmosféricos que envuelven a las estrellas y a los cuales puede llegar la investigación espectroscópica no se hallan en condiciones muy diferentes unos de otros, y la inseguridad en la identificación de elementos terrestres en la luz de los astros disminuye. Para un gran número de elementos, su presencia en el Sol y en las estrellas alcanza una probabilidad tan grande, que raya en la certeza; tal ocurre, por ejemplo, con el hidrógeno, el hierro, el sodio, el magnesio, el calcio, el helio, el silicio, etc.

La misión del análisis espectral no acaba en el estudio químico de los astros; como ya indicamos al principio, permite también medir su *velocidad radial*, es decir, en la dirección del rayo visual, precisamente en aquella dirección cuyo estudio escapa por completo a los otros métodos de la Astronomía. Esta aplicación del análisis espectral es indiscutiblemente el mayor de los beneficios que la Astronomía le debe. Gracias a ella, ha sido posible conocer los movimientos de los astros que constituyen el sistema estelar que nos rodea, movimientos que sin ese poderoso medio de estudio hubiéramos tardado tal vez siglos en descubrir. Hoy tenemos motivos para esperar que, entre los resultados obtenidos aplicando el análisis espectral y los que proporcionan las determinaciones puramente astronómicas, llegaremos dentro de poco a conocer las leyes de los movimientos siderales como conocemos hoy las de nuestro sistema planetario. Por un camino análogo, el análisis espectral ha permitido determinar órbitas de estrellas dobles cuyas componentes están a una distancia tan pequeña una de otra, que aun con ayuda de los mayores anteojos es imposible desdoblarlas.

El fundamento de este método, es el hecho de que en un movimiento relativo del observador con respecto a un foco luminoso, aparecen en el espectro de este último cambios de los cuales se puede deducir con certeza la velocidad con que se efectúa aquella aproximación o aleja-

miento relativo. Para facilitar la explicación, supongamos que el fenómeno se realiza con oscilaciones de menor frecuencia que las oscilaciones etéreas; por ejemplo, las ondas sonoras en el aire.

El hecho de que un sonido sube de tono cuando se acercan el observador y el objeto sonoro, y que el tono baja cuando se alejan, puede comprobarse fácilmente mediante una observación sencilla, ya que la velocidad de propagación del sonido es pequeña, unos 340 metros por segundo, y nosotros podemos adquirir sobre la Tierra velocidades que están con aquélla en una relación apreciable. Viajando en tren, por ejemplo, se tiene ocasión de observar el cambio brusco de tono de una campana que suene cerca del convoy, y aún es más notorio el cambio de tono del silbido de una locomotora que pase al lado del tren en que se encuentra el observador. Este fenómeno proviene de que, al acercarnos al objeto sonoro, llegan a nuestro oído más ondas en la unidad de tiempo, y menos al alejarnos, que si el objeto estuviera inmóvil con respecto a nosotros. Supongamos que el objeto sonoro lleve una velocidad relativa de 20 m y que emita 500 oscilaciones por segundo; al oído del observador llegarán éstas con la velocidad del sonido (340 m), y su número, por consiguiente, parecerá aumentado en $\frac{1}{17}$ en el caso de aproximación y disminuído en la misma proporción en el caso de alejamiento; el tono percibido será en el primer caso el que corresponda a 531 oscilaciones y en el segundo el de 472 oscilaciones. De aquí se deduce esta ley: «si por efecto de un movimiento aumenta la distancia entre un observador y el cuerpo sonoro, disminuye el tono, y si disminuye la distancia aumenta el tono», que es conocida con el nombre de *principio de Doppler* (1).

La comprobación del principio de Doppler para las ondas sonoras se ha efectuado mediante numerosos experimentos, especialmente por H. C. Vogel en 1875, empleando para ello locomotoras animadas de gran velocidad:

La aplicación del principio de Doppler a las ondulaciones luminosas presenta grandes dificultades, y la teoría matemática no es todavía concluyente. La discusión que sobre este problema se entabló durante muchos años entre físicos y astrónomos, parece terminada, por lo menos en lo que concierne a la parte práctica. A la comprobación experimental del principio por lo que se refiere a los fenómenos luminosos se oponía lo enorme de la velocidad de la luz, que es casi un millón de veces mayor que la velocidad del sonido; pero Belopolsky y Galitzin lograron vencer esta dificultad. La mejor comprobación de la validez del principio de Doppler aplicado a la luz está en que las velocidades radiales de

(1) Si se designa por G la velocidad de propagación del sonido, por g la velocidad del observador o del cuerpo sonoro y por s_0 el número de oscilaciones emitidas por éste en un segundo, el número de oscilaciones recibidas cuando el cuerpo sonoro está en movimiento es: $s = s_0 \frac{G}{G \mp g}$, y cuando es el observador el que se mueve, $s = s_0 \frac{G \mp g}{G}$.

los planetas y de la Luna determinadas mediante la aplicación de este principio coinciden exactamente con las calculadas con ayuda de las tablas astronómicas.

Para explicar, en forma elemental, la influencia del movimiento sobre la luz que impresiona nuestra retina, puede establecerse una analogía con el sonido. Así como percibimos, al acercarse un cuerpo sonoro, una subida del tono, por llegar en la unidad de tiempo más ondas a nuestro oído, un foco luminoso que se acerque y que emita luz monocromática deberá experimentar un cambio aparente de color, cambio que consistirá en un corrimiento hacia las oscilaciones de mayor frecuencia, o sea hacia el azul o el violeta. Al contrario, el color cambiará hacia el rojo al alejarse el manantial de luz monocromática. Pero mientras la velocidad de una locomotora es suficiente para producir grandes variaciones en el tono de un sonido, en el universo visible no se conoce velocidad alguna bastante grande para producir, dada la enorme velocidad de la luz, un cambio notable en el color de los objetos, aun de los que emiten luz homogénea. Aquí viene en nuestra ayuda el espectroscopio, para poder apreciar aquellos cambios, aun con velocidades relativamente pequeñas. Las rayas de Fraunhofer indican en el espectro la posición de rayos luminosos de un número determinado de ondulaciones (como si se tratara de un *tono* puro) o de una longitud de onda determinada (1). De la misma manera que en los experimentos acústicos se toma como tipo un instrumento musical para descubrir los menores cambios de tono debidos al movimiento, en el campo del espectroscopio se hace aparecer, al mismo tiempo que el espectro del manantial luminoso que se quiere estudiar, el *espectro de comparación* de un elemento químico cualquiera que esté contenido en aquél. Si no ha ocurrido desviación alguna, las rayas correspondientes coincidirán; pero si el foco luminoso se aproxima al observador, sus rayas espectrales se desviarán hacia el violeta respecto a las correspondientes del espectro de comparación; y si el objeto se aleja, la desviación tendrá efecto hacia el rojo. La simple observación señala, pues, el sentido del movimiento y da la medida de su magnitud. Debemos indicar, no obstante, que hasta velocidades de unos 100 kilómetros por segundo las desviaciones de las rayas son extraordinariamente pequeñas, y las medidas lineales efectuadas en el espectro no exceden a menudo de fracciones de una décima de milímetro. No es de extrañar, por consiguiente, que hayan sido necesarios grandes perfeccionamientos del espectroscopio y de los métodos de medida, y especialmente el empleo de la fotografía, para dar a esta clase de observaciones un alto grado de exactitud.

Daremos aquí una breve descripción de los tipos más importantes de *espectroscopios*, o aparatos que sirven para producir los espectros, observarlos y medirlos, considerando únicamente las formas que adop-

(1) La velocidad de propagación G de la luz, la longitud de onda λ y la frecuencia o número σ de oscilaciones por segundo están relacionadas entre sí por la expresión $G = \lambda \sigma$.

tan estos aparatos cuando se emplean en la observación de los cuerpos celestes.

El principio en que se basa la construcción de un espectroscopio es el de la descomposición de la luz en sus colores elementales, o dispersión por medio del prisma o de la red de difracción. El objeto luminoso ha de tener la forma de una línea o de un punto, y ha de formar el espectro a una distancia conveniente para la observación visual directa o para la obtención de pruebas fotográficas sobre la placa sensible. El sistema más sencillo consiste en mirar a simple vista, a través de un prisma, hacia una rendija luminosa; esta disposición se mejora observando con ayuda de un anteojo la imagen de la rendija dispersada

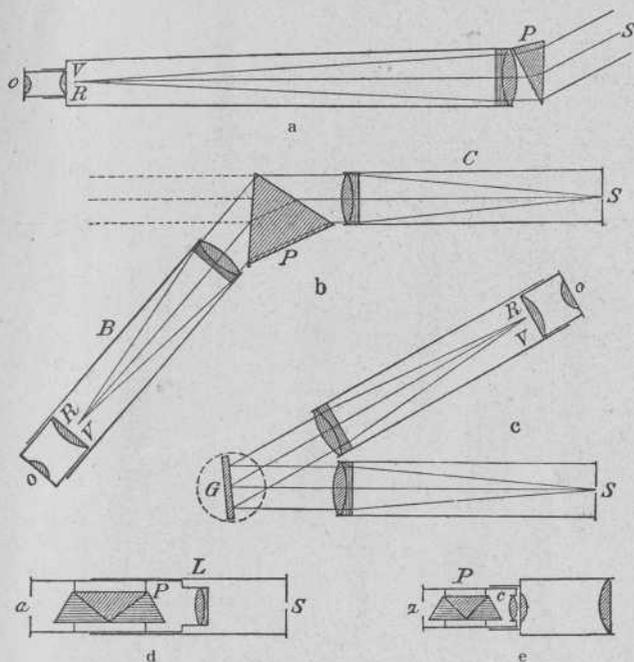


Fig. 92

por el prisma. Según enseña la Óptica, se obtienen las condiciones más favorables para la observación de un espectro cuando los rayos luminosos inciden paralelos sobre el prisma y cuando éste está en la llamada *posición de mínima desviación*. La primera condición se obtiene aproximadamente colocando la rendija a gran distancia, recurso de que se valió Fraunhofer, y exactamente colocando la rendija en el foco de una lente (colimador) de la que salen paralelos los rayos. La mínima desviación se obtiene para la luz monocromática cuando el ángulo de incidencia de los rayos sobre el prisma es igual al ángulo de emersión.

Las distintas clases de espectroscopios que se emplean en las observaciones astronómicas, se indican en las representaciones esquemáticas de la figura 92.

En la figura 92 *a* se representa la manera de disponer un prisma (*prisma objetivo*) delante del objetivo de un anteojo. La estrella *S*, infinitamente lejana, debe considerarse como un punto; los rayos luminosos

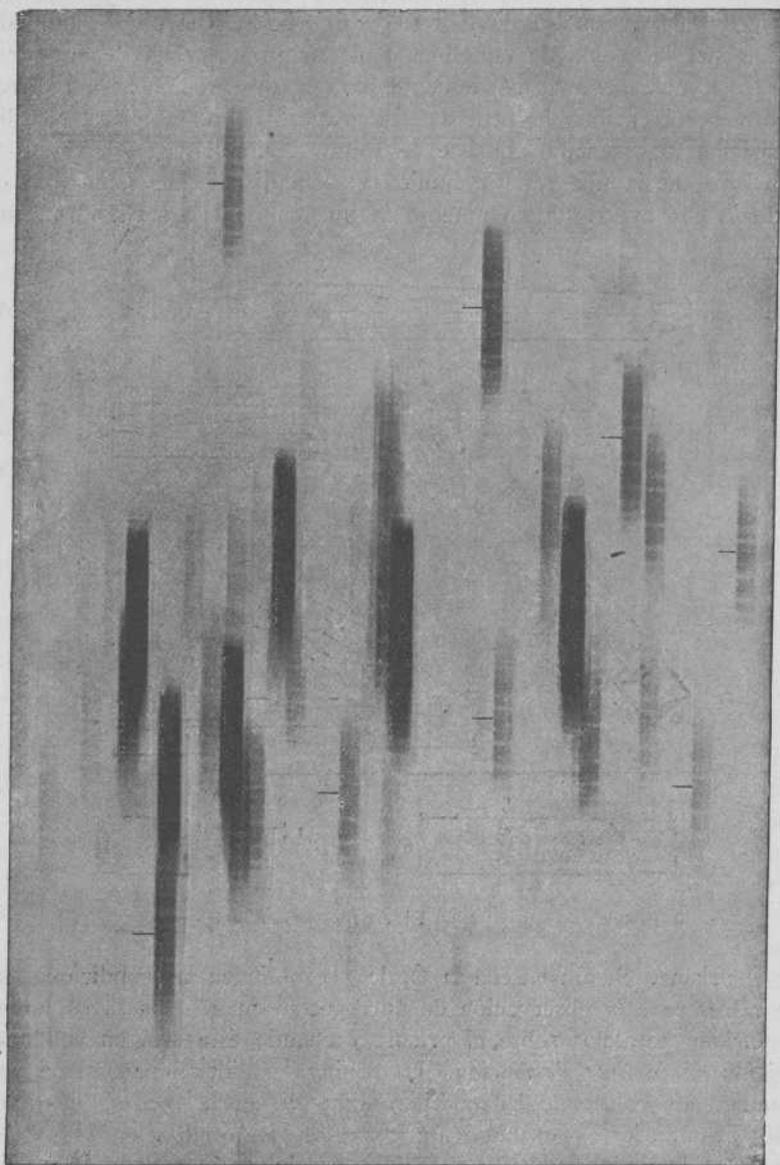


Fig. 93. — Espectros de las Pléyades, obtenidos con un prisma objetivo

que emite inciden paralelamente sobre el prisma *P* a causa de la gran distancia de la estrella. La luz, descompuesta en sus colores por el prisma, forma en el plano focal del anteojo un espectro lineal; en *R*

aparece la imagen de la estrella de color rojo, y en V de color violeta. Entre estas dos imágenes aparecen todos los demás colores, en el supuesto de que la estrella irradie luz de todas las longitudes de onda. Por medio del ocular o se verá, en vez de una estrella reducida a un punto, una línea fina con los colores del arco iris. Como que en este espectro, muy estrecho, no pueden observarse las rayas de Fraunhofer, que son casi siempre delgadísimas, hay que ensancharlo observándolo a través de una lente cilíndrica. Estas lentes deben emplearse en todos los espectroscopios que sirven para la observación directa de los espectros de focos luminosos reducidos a un punto, como las estrellas; su distancia focal se elige de modo que la anchura de la banda espectral no exceda de lo estrictamente preciso para poder observar los pequeños detalles, ya que con el ensanchamiento la intensidad luminosa de los espectros, ya débiles de por sí, disminuye de un modo considerable.

Si se coloca en el plano focal una placa sensible, se pueden fotografiar estos espectros, y se comprende que en la placa no aparecerá solamente el espectro de una estrella, sino los espectros de todas las estrellas que se encuentren en el campo visual del anteojo. El prisma objetivo es, según esto, auxiliar excelente para la exploración espectrofotográfica del cielo. En este caso, no hay necesidad de emplear la lente cilíndrica para ensanchar los espectros que se forman sobre la placa; basta adelantar o retrasar un poco el reloj que hace seguir al anteojo el movimiento diurno, colocando la arista correspondiente al ángulo agudo del prisma paralelamente a la dirección de dicho movimiento; entonces se juntan, durante la exposición, las imágenes sucesivas, formando cada espectro una cinta cuya anchura depende de la duración de la exposición y del adelanto o atraso del reloj. Para utilizar toda la luz que penetra en el refractor, debe darse al prisma objetivo el mismo tamaño del objetivo, por lo cual en los anteojos grandes el prisma alcanza dimensiones considerables y un peso elevado. Como que la fabricación de grandes prismas es cara y difícil, se emplean los prismas objetivos en combinación con instrumentos de tamaño medio, especialmente en América; por ejemplo, en el observatorio de Harvard College. El ángulo de tales prismas oscila entre $7^{\circ},5$ y 45° . Para obtener fuertes dispersiones, se usan dos de estos prismas, y a veces hasta tres.

Las principales ventajas del empleo de los prismas objetivos radican en la posibilidad de obtener simultáneamente los espectros de numerosas estrellas, y además en la gran intensidad luminosa de los mismos. Los inconvenientes consisten en la pequeña precisión de los espectros, a causa de las oscilaciones que sufre la imagen y que aumentan con la longitud del anteojo, y en lo limitado del empleo de estos aparatos. Como se comprende fácilmente, los prismas objetivos no dan espectros limpios de los objetos cuyas imágenes tienen en el plano focal del anteojo dimensiones notables, como, por ejemplo, el Sol, la Luna y los grandes planetas; tampoco pueden obtenerse juntos los espectros de las estrellas y los de sustancias terrestres y, por lo tanto, no pueden

obtenerse espectros de comparación, que son imprescindibles en todas las investigaciones delicadas. Como ejemplo de una prueba obtenida con un prisma objetivo, reproducimos en la figura 93 una fotografía de las Pléyades hecha en el observatorio de Harvard.

De mayor aplicación es el *espectroscopio compuesto*, el cual, además, ofrece mayor exactitud en las medidas espectrales, tanto en los trabajos de laboratorio como en el estudio de los cuerpos celestes. En la figura 92 *b*, puede verse la disposición de esta clase de espectroscopios. En el foco de una lente acromática hay una rendija *S* cuya abertura puede graduarse con ayuda de un tornillo. El tubo *C*, con el objetivo y la rendija, toma el nombre de *colimador*. Los rayos procedentes del manantial luminoso colocado delante de la rendija, son recogidos, después de pasar por ésta, por el objetivo del colimador, salen paralelos, y caen sobre el prisma *P*, donde son descompuestos, pudiendo ser observados a través del anteojo *B*, el cual recibe el nombre de *anteojo de observación*. En este aparato se forma un espectro cuya anchura es igual a la de la rendija si el manantial la ilumina por completo, pero que aparece en forma lineal si solamente se ilumina un punto de la rendija; en este caso es necesario ensanchar el espectro por medio de una lente cilíndrica, que se coloca delante del ocular *o* del anteojo de observación o también a alguna distancia delante de la rendija *S*. Añadiendo un micrómetro al ocular, pueden realizarse medidas directas de las rayas espectrales. En cambio, si en vez del ocular se coloca una cámara fotográfica con una placa, el espectro se forma sobre ésta, y una vez revelada se pueden efectuar las medidas observándola con un microscopio; entonces el aparato recibe el nombre de *espectrógrafo*. En Astrofísica se emplean casi sin excepción espectrógrafos.

Para aumentar la dispersión y obtener así mayor exactitud en las medidas, pueden emplearse, en vez de un prisma, varios (casi siempre con un ángulo refringente de 60°), los cuales, para una raya de Fraunhofer determinada, se colocan en la posición correspondiente a la desviación mínima. Con un instrumento así dispuesto, puede conseguirse que los prismas, por medio de un mecanismo especial, giren automáticamente al moverse el anteojo de observación, quedando siempre en la posición de desviación mínima para el rayo luminoso que pasa por el centro del campo visual del referido anteojo. Estos aparatos de varios prismas son más apropiados para trabajos de laboratorio, y todo lo más se pueden aplicar a observaciones del Sol, porque con la movilidad de las diferentes piezas disminuye su estabilidad, que es precisamente una de las condiciones principales que ha de satisfacer un espectroscopio para que se puedan realizar con él medidas espectroscópicas. Por el mismo motivo no se emplean en las observaciones astrofísicas los llamados *espectrómetros*, aparatos en los cuales se puede dirigir el anteojo de observación hacia el colimador, y determinar el ángulo formado por los ejes ópticos de ambos por medio de un círculo graduado.

Para la descomposición de la luz en sus colores elementales pueden

emplearse, en vez de los prismas, las llamadas *redes de difracción*. Ya Fraunhofer había construido redes de esta clase para diversos experimentos de óptica, y más adelante otro óptico alemán, Nobert, consiguió fabricar, a mediados del siglo pasado, redes finas sobre cristal, tan perfectas, que dieron espectros muy limpios, en los cuales las rayas de Fraunhofer eran muy visibles. También fueron célebres las redes fabricadas por Rutherford. A fines del siglo pasado, fueron todas ellas superadas por las redes de Rowland, que son verdaderas maravillas de técnica. Rowland trazó sus primeras redes sobre cristal con una máquina de dividir construída por él mismo. Actualmente las redes que llevan su nombre, construídas por Brashear, se aplican a las medidas más diversas. Una de estas redes, de tamaño medio, tiene, por ejemplo, las siguientes dimensiones: longitud de las líneas 5 cm, ancho de la superficie dividida 8 cm, número de líneas 45 400.

Las redes dan a la vez varios espectros de diferente dispersión; por esto esos espectros son menos luminosos que los de los prismas, y sólo se emplean en Astrofísica para las observaciones del Sol. La disposición de los espectroscopios, espectrómetros y espectrógrafos de difracción puede verse de una manera esquemática en la figura 92 c, en que *S* es la rendija, *G* la red, y *o* el ocular del anteojo de observación.

En el laboratorio se emplean generalmente redes trazadas sobre espejos cóncavos. En este caso el aparato consta solamente de rendija, red cóncava y ocular, o en vez de éste una cámara fotográfica.

No es posible describir aquí las diferentes formas de espectroscopios de prismas compuestos que tienen aplicación en Astronomía. Estos sistemas están constituidos por la combinación de un prisma de flint de mucha dispersión con dos prismas de crown de pequeño ángulo, pegados a las superficies laterales del primero. Los ángulos de los prismas y las clases de cristal se escogen de manera que el rayo central, al atravesar los tres prismas, sufra una desviación mucho menor que con un prisma sencillo, pero conservándose una gran parte de la dispersión primitiva del prisma de flint (*prismas compound*). En algunos de estos sistemas, el rayo central, al emerger, tiene la misma dirección que el rayo incidente, y por esto se denominan *prismas de visión directa*. La gran comodidad que representa el que los rayos salgan del sistema de prismas sin desviación notable, es la causa de que los prismas de visión directa se empleen frecuentemente en la construcción de los espectroscopios oculares.

En la figura 92 d se ve la representación esquemática de estos pequeños instrumentos, que son aplicables a múltiples fines. *S* es la rendija. La lente acromática *L* sustituye a la vez a la lente del colimador y a la del anteojo de observación, y se coloca de manera que al quitar el sistema de prismas *P* se vea con claridad la rendija a través de la abertura *a*; introduciendo el prisma de visión directa, la delgada línea luminosa de la rendija se convierte en un espectro. Si se quiere estudiar el espectro de una estrella con ayuda de este aparato, se le coloca en un refractor, después de haber quitado el ocular de éste, de manera que la

rendija se encuentre en el foco del objetivo; para la observación visual de los espectros de las estrellas proyectadas sobre la rendija, se necesita todavía una lente cilíndrica, que se coloca en *a*. En la observación de los espectros de las estrellas se emplea preferentemente el *espectroscopio*

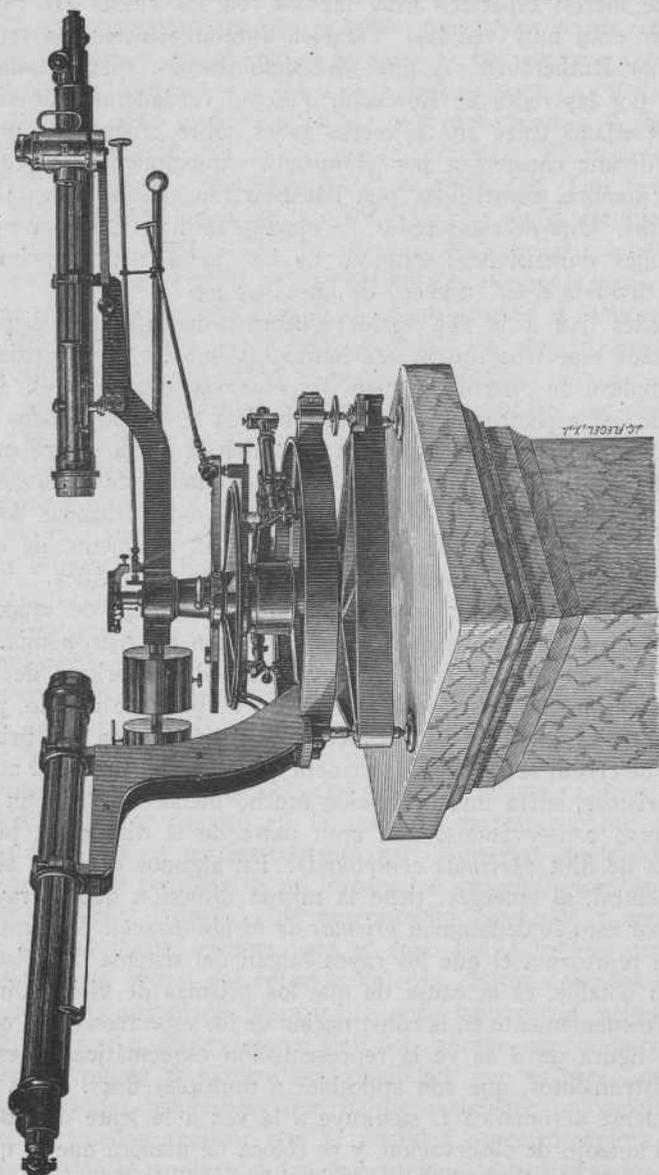


Fig. 94. — Espectrómetro del observatorio de Potsdam

ocular en la forma indicada en la figura 92 *e*. Consta de un tubo que contiene un sistema de prismas de visión directa y una lente cilíndrica, y que puede enchufarse, sustituyendo al ocular, en el tubo de un refractor. Este instrumento presenta la ventaja de que puede observarse

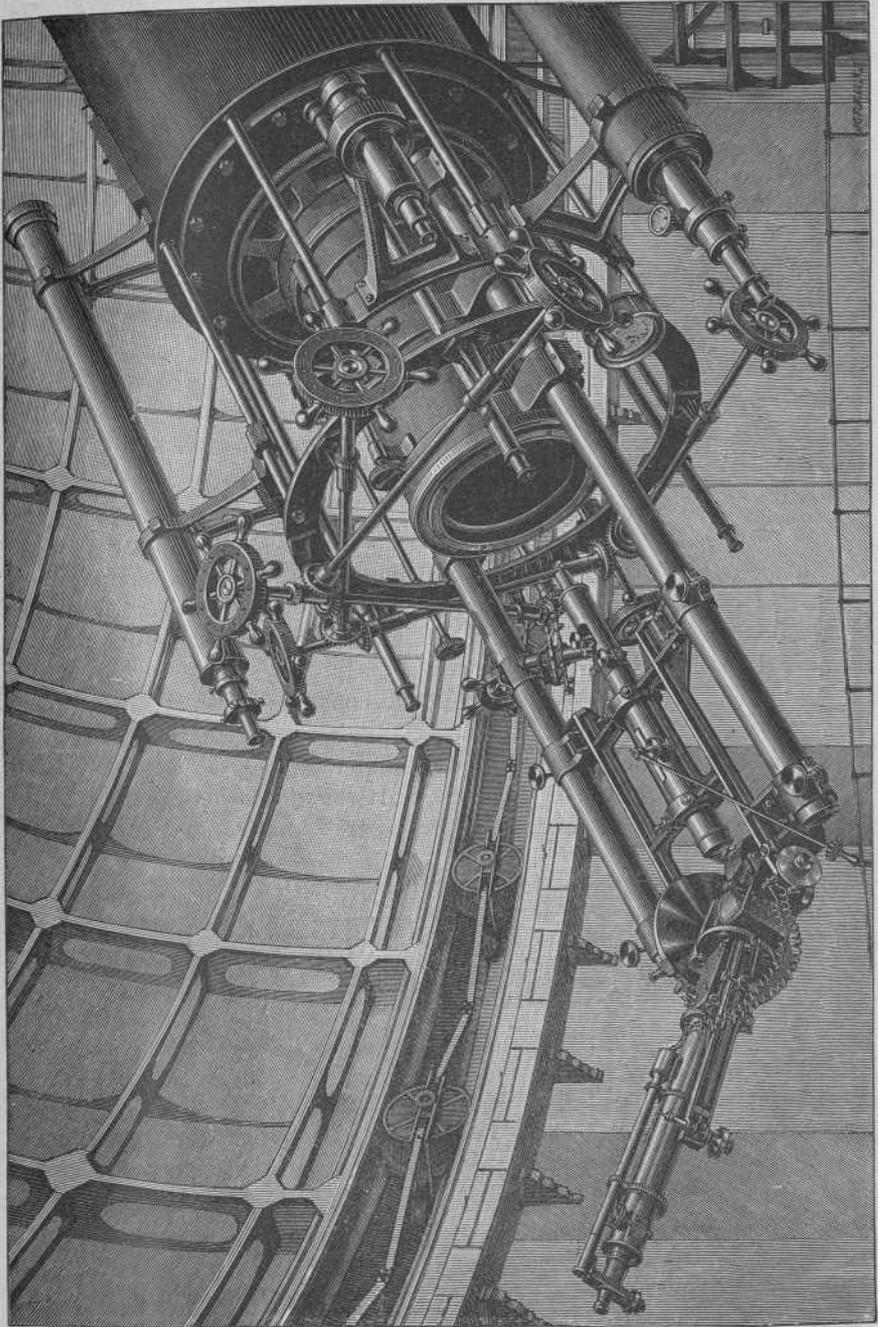


Fig. 95. — Espectroscopio del observatorio de Lick

el espectro de una estrella que se encuentre en el campo visual sin necesidad de realizar grandes cambios en la parte ocular del anteojo.

Una vez comprendidos en su forma esquemática los diversos tipos de espectroscopios, no será difícil hacerse cargo de su disposición tales como son en realidad. En la figura 94 se representa un gran espectrómetro instalado en el laboratorio del observatorio de Potsdam. A la izquierda se ve el colimador, y a la derecha el anteojo de observación, ambos

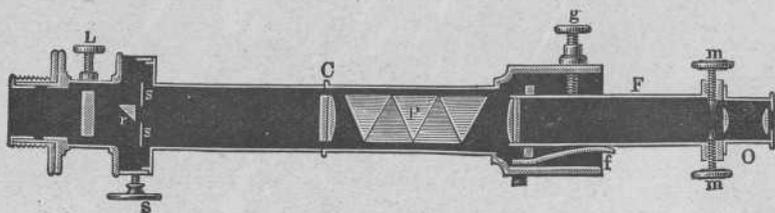


Fig. 96. — Espectroscopio estelar de Secchi

(Debajo de *L*, lente cilíndrica; *ss*, rendija, que se gradúa con el tornillo *S*; *C*, lente colimadora; *P*, sistema de prismas de visión directa; *F O*, anteojo de observación, que puede girar por la acción del tornillo *g* y el muelle *f*; *r*, prisma para el espectro de comparación; *mm*, puntas de referencia.)

de un metro de longitud. En el centro está una pequeña platina sobre la que se puede colocar un prisma o una red de difracción. El círculo graduado, cuyas divisiones se leen desde abajo con ayuda de dos microscopios, tiene un diámetro de 50 cm.

La figura 95 representa el espectroscopio estelar del observatorio de Lick, construido por Brashear; el aparato aparece montado en el portaocular del gran refractor de este observatorio.

Observemos aquí que la abertura de la rendija de los espectroscopios estelares debe ser muy estrecha si se quiere obtener espectros limpios;

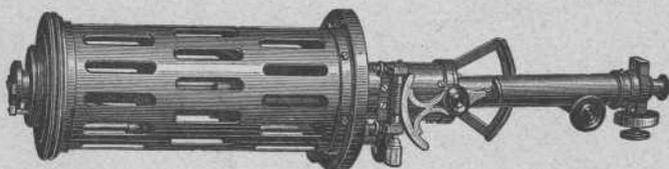


Fig. 97. — Espectroscopio de protuberancias, de Toepfer

esta abertura depende de las dimensiones del colimador y del anteojo de observación, pero raras veces es mayor de 0,1 mm. En los grandes espectrógrafos modernos, con los cuales se pueden efectuar medidas muy delicadas, la abertura oscila entre 0,01 y 0,05 mm. A causa de esto, no es fácil mantener la pequeña imagen de la estrella, que se forma en el plano focal del refractor, exactamente sobre la rendija del espectroscopio, y para conseguirlo se han ideado disposiciones especiales.

En la figura 96 se representa la sección de un espectroscopio estelar, fabricado por Merz, en Munich, según las indicaciones de Secchi, y que con algunas modificaciones se emplea todavía para la observación de las

protuberancias solares, casi siempre unido a refractores de tamaño medio. Una forma más moderna de estos *espectroscopios de protuberancias*, debida a Toepfer, es la representada en la figura 97. En general los espectroscopios de protuberancias se diferencian de los espectroscopios estelares de construcción parecida, por una dispersión mucho mayor; en primer lugar, porque el gran brillo del Sol lo permite, y en segundo lugar porque sin mucha dispersión no es posible hacer visibles las protuberancias. Esta necesidad de una gran dispersión procede de que el brillo de una protuberancia solar es siempre bastante menor que el de nuestra atmósfera en la inmediata proximidad del astro, y únicamente durante los eclipses totales de Sol es cuando el cielo deja de estar iluminado y se invierte el orden de brillo, haciéndose visibles las protuberancias. El espectro de éstas consta de pocas rayas brillantes, una de las cuales, la *C* del hidrógeno, en el rojo, se destaca por su brillo; si el espectroscopio tiene una gran dispersión, estas rayas se separan unas de otras, pero sin que su brillo sufra alteración. En cambio, el brillo del espectro continuo de la atmósfera terrestre se debilita mucho con las grandes dispersiones. Se pueden arreglar las cosas de manera que hasta con una rendija ancha el espectro continuo sea más débil que las rayas de las protuberancias, pudiendo observarse éstas con todos sus detalles con la luz de una raya determinada (generalmente se escoge la raya *C*); para este fin es preciso colocar la rendija del espectroscopio tangencialmente al borde del Sol y conservarla durante la observación en esta forma, lo cual con alguna práctica se consigue sin gran dificultad.

En la figura 98 se representa el espectrógrafo de Potsdam, construído en 1888 por H. C. Vogel, en combinación con el mayor refractor que en aquellos tiempos poseía dicho observatorio (30 cm de abertura). El primero consta de dos prismas *compound* colocados en el mínimo de desviación para la tercera línea del espectro del hidrógeno (en el azul oscuro). El objetivo del colimador y el de la cámara tienen 41 cm de distancia focal. Para dar gran estabilidad al aparato se ha empleado en su construcción casi exclusivamente el acero fundido. En la actualidad el aparato sólo tiene un interés histórico, ya que con él se hicieron las primeras determinaciones exactas de los movimientos radiales de gran número de estrellas.

Un espectrógrafo de construcción más moderna lo representa la figura 99 en combinación con el gran refractor doble del observatorio de Potsdam, terminado en 1899 (fig. 59). Este aparato, construído por Toepfer, posee tres prismas sencillos, con un ángulo refringente de algo más de 60° ; los índices de refracción se han escogido de manera que la desviación total del haz luminoso a través de los prismas es de 180° . Para adquirir una idea de las dimensiones reales de este espectrógrafo diremos que la cámara de forma cónica tiene una longitud de 70 cm. El aparato está siempre rodeado por una caja de madera, en cuyo interior hay un dispositivo de calefacción constituído por dos hilos delgados de plata alemana arrollados sobre tubos de vidrio; al paso de una corrien-

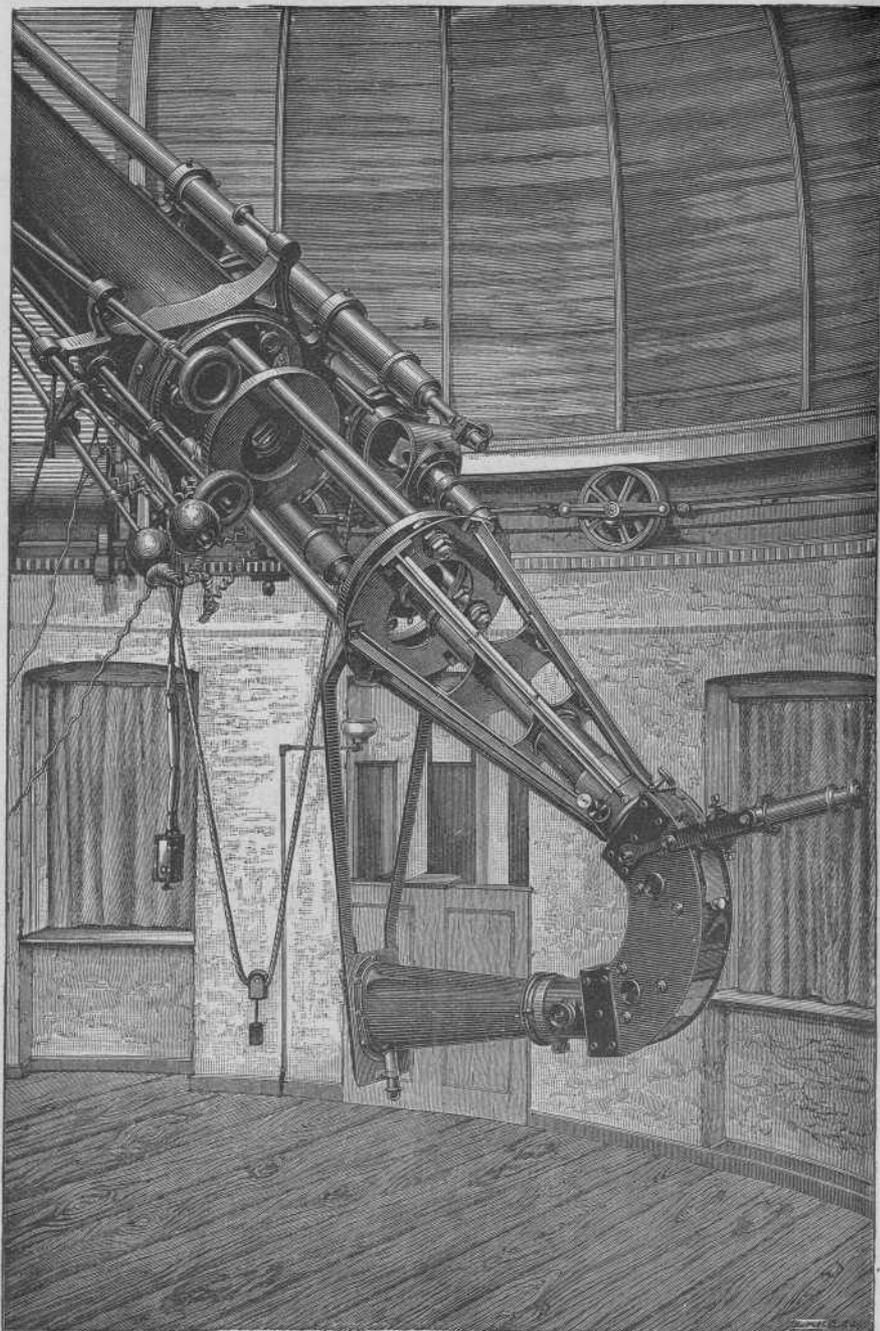


Fig. 98. — Antiguo espectrógrafo del observatorio de Potsdam

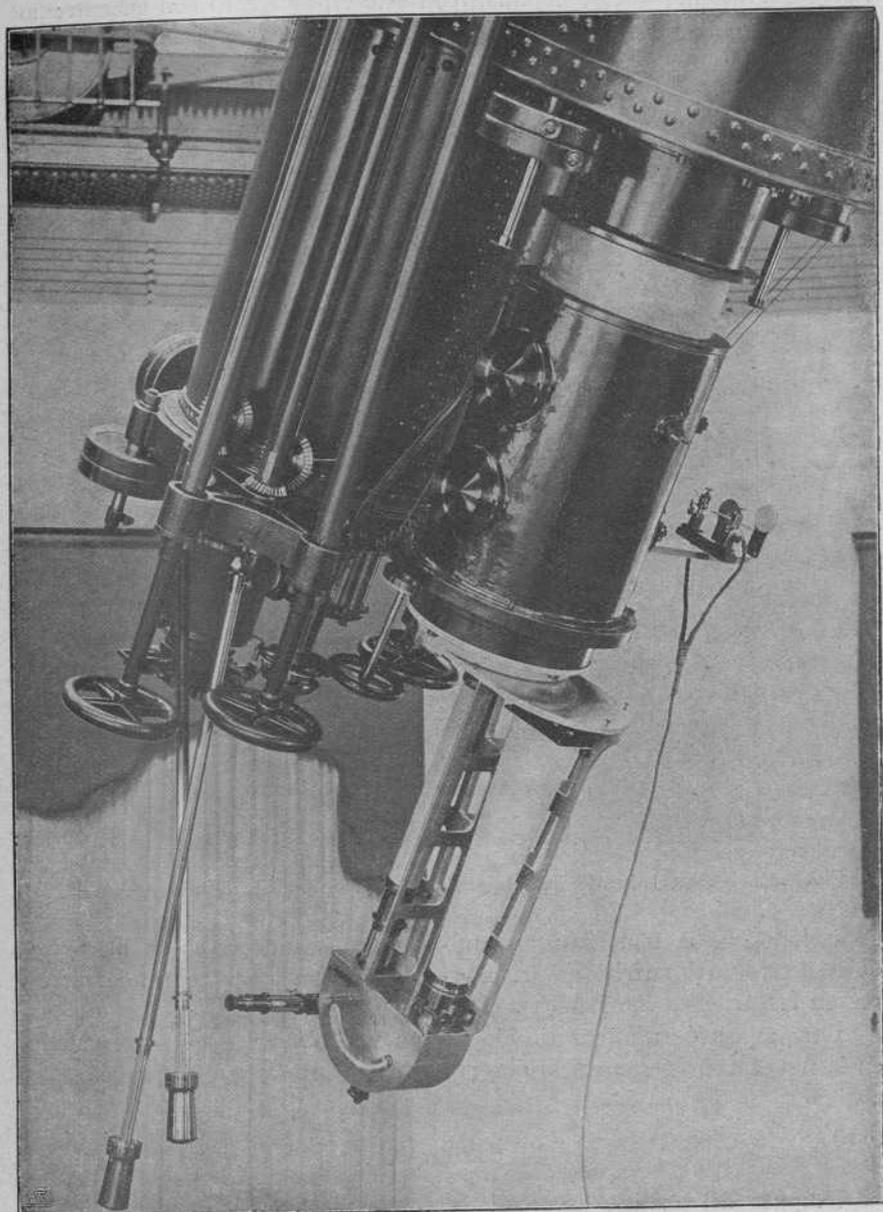


Fig. 99. — Espectrógrafo estelar del gran refractor del observatorio de Potsdam

te eléctrica se calientan los hilos, manteniendo constante la temperatura dentro de la caja, de modo que no varía más allá de una décima de grado durante la exposición de la placa, que a menudo dura algunas horas. Las observaciones que se efectúan con este espectrógrafo son en extremo delicadas y exigen la adopción de aquellas precauciones; a causa de las

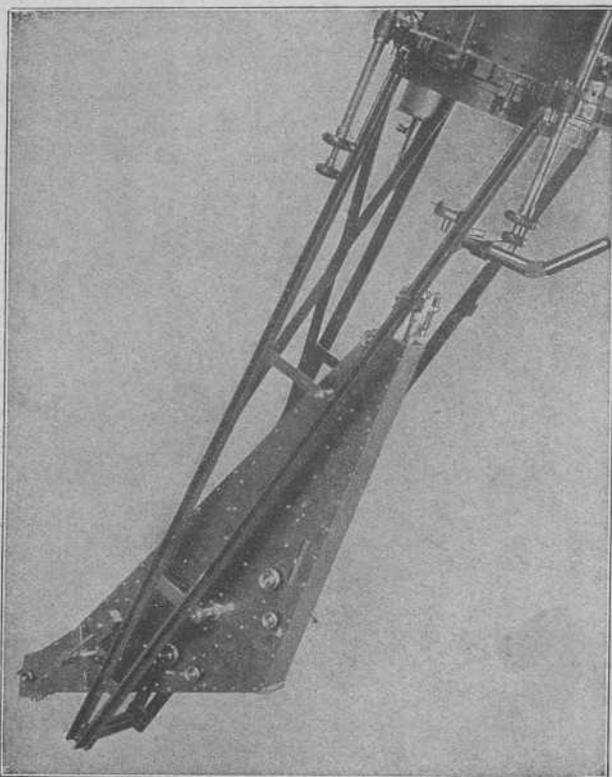


Fig. 100. — Espectrógrafo del Dominion Observatory, de Ottawa (Canadá)

oscilaciones de la temperatura, tanto la parte óptica como la mecánica del espectrógrafo sufrirían variaciones que darían lugar a grandes errores en las pruebas fotográficas.

Otro espectrógrafo, constituido por un solo prisma, es el representado en la figura 100; pertenece al observatorio de Ottawa, en el Canadá.

3. FOTOMETRÍA

Después del análisis espectral, la fotometría constituye la disciplina más importante de la Astrofísica; su objeto es la determinación del brillo de los astros, estudio que proporciona importantísimos datos para estudiar su constitución.

La fotometría es la rama más antigua de la Astrofísica, y los pri-

meros ensayos para determinar el brillo de las estrellas datan de muchos siglos. Tolomeo incluyó en su Almagesto un catálogo de estrellas, en el que éstas se hallan clasificadas por magnitudes. Esta sencilla clasificación estuvo en vigor durante más de 1500 años, hasta que el descubrimiento de las variaciones de brillo de algunas estrellas despertó el deseo de medir con más exactitud la cantidad de luz que recibimos de las mismas, con el fin de seguir mejor aquellas variaciones y descubrir otras nuevas. Faltaban para ello bases científicas que permitiesen fundamentar una fotometría de los astros; pero los trabajos de los físicos de los siglos XVII y XVIII, en especial los experimentos clásicos de Bouguer y Lambert, proporcionaron estos fundamentos.

El principio en que se apoyan todas las observaciones fotométricas, consiste en la propiedad fisiológica de nuestros ojos, de poder establecer comparaciones de alguna exactitud, entre dos brillos diferentes, únicamente cuando las diferencias entre ambos son muy pequeñas.

Todo observador puede apreciar, por medio de la vista, que el Sol es mucho más brillante que la Luna; pero no puede precisar cuántas veces es más brillante, si miles o millones. En cambio un observador práctico puede afirmar con bastante seguridad si dos estrellas tienen el mismo brillo; la experiencia ha demostrado que en esta clase de apreciaciones de igualdad, puede llegarse hasta una aproximación de uno o dos por ciento del brillo total. La misión de los *fotómetros*, o aparatos destinados a las determinaciones del brillo, consiste en medir exactamente *grandes* diferencias de brillo disminuyendo, para ello, la luminosidad del objeto más brillante de los dos que se comparan, con arreglo a determinada ley, hasta que sea igual al brillo del objeto menos luminoso.

También sin aparatos especiales pueden hacerse a simple vista o con un antejo buenas determinaciones del brillo, empleando el denominado *método de los grados*, introducido por Argelander y empleado todavía con éxito. Este método sólo puede aplicarse cuando se trata de comparar dos estrellas cuyos brillos no sean muy diferentes. Si como resultado de la observación de dos estrellas, y después de un atento examen, se reconoce que una de ellas es más brillante que la otra, se dice que la primera es un grado más brillante que la segunda; una diferencia fácilmente apreciable equivale a dos grados; una diferencia que se observe inmediatamente corresponde a tres grados. Para un observador práctico que se limite a estas tres diferencias, la apreciación de un grado es segura y constante; su valor varía de unos observadores a otros, pero esta variación no excede de unas décimas de magnitud. A pesar de su sencillez, este método ha aportado, en manos de observadores concienzudos como Argelander, Schönfeld y otros, importantes datos para el estudio de las estrellas variables.

Los fotómetros se diferencian entre sí, en primer lugar, por la manera de debilitar la luz. Los antiguos fotómetros de Lambert, Bouguer, Rumford y otros se basan en la ley de que el brillo de un manantial luminoso disminuye en razón inversa del cuadrado de su distancia al ojo del observa-

dor o al objeto iluminado; así, por ejemplo, si la distancia es doble el brillo se reduce a la cuarta parte. También se fundan en esta misma ley el *astrómetro* de Herschel y el *fotómetro de prismas* de Steinheil. Herschel comparaba con su aparato el brillo de las estrellas visibles a simple vista con el de la Luna, cuya imagen disminuía por medio de una lente hasta darle las dimensiones de una estrella, recogiendo después esta imagen en una pantalla. La distancia de la pantalla al ojo del observador se hacía variar hasta que la estrella y la imagen de la Luna aparecían de la misma magnitud. A pesar de su imperfección, merece citarse este aparato porque con él formó Herschel el primer catálogo de estrellas fundado en medidas fotométricas.

Con el fotómetro de prismas de Steinheil pueden compararse directamente dos estrellas cualesquiera. Delante de las dos partes en que se divide el objetivo de un anteojo, cortado según un diámetro como en el heliómetro, hay prismas de reflexión total merced a los cuales los rayos luminosos que emanan de ambas estrellas pasan al ocular. Éste no está exactamente en el foco del objetivo, por lo que las estrellas no aparecen como puntos, sino como discos, cuyo brillo depende de la distancia del ocular al foco. La comparación entre ambas estrellas se efectúa moviendo independientemente las dos partes en que está dividido el objetivo, acercándolas o alejándolas del ocular fijo hasta que el brillo de ambas superficies, de las cuales se han limitado dos partes iguales, sea el mismo. La distancia de los semiobjetivos al ocular se mide en una escala, y de ella se puede deducir la diferencia de brillo entre ambas estrellas.

Con uno de estos aparatos determinó Seidel la magnitud de los principales planetas y de más de 200 estrellas fijas, realizando además notables estudios sobre la absorción de la luz por la atmósfera terrestre. La complicada construcción de este aparato, su manejo incómodo y su aplicación limitada, han sido causa de que no se difundiese el uso del fotómetro de Steinheil, y Seidel parece haber sido el único que ha efectuado medidas sistemáticas con este aparato.

Otro método fotométrico que ha tenido mucha aplicación consiste en tapar parcialmente la abertura libre del objetivo del anteojo, disminuyendo así la cantidad de luz que atraviesa el objetivo. Tomando como base este principio, se han construido diferentes aparatos, de los que mencionaremos solamente el fotómetro de Bouguer y el de Schwerd. Las observaciones efectuadas con esta clase de aparatos están sujetas a discusiones importantes, principalmente a causa de tenerse que intercalar diafragmas delante del objetivo en el camino seguido por los rayos luminosos, lo que da lugar a fenómenos de inflexión que alteran la distribución de la luz en las imágenes focales, por cuya razón estos aparatos tienen una aplicación limitada en las observaciones astronómicas. Lo mismo puede decirse de otros métodos fotométricos como el empleo de discos giratorios, el de la reflexión de la luz en superficies bruñidas, etc.

La fotometría astronómica avanzó un gran paso cuando Zöllner construyó el fotómetro que lleva su nombre y del cual publicó en 1861 una

detallada descripción, a la vez que una serie de determinaciones realizadas con dicho aparato. Lo esencial del *fotómetro de Zöllner* consiste en la introducción de una estrella artificial, cuyo brillo puede disminuirse de una manera gradual por medio de polarizadores, y que sirve como objeto de comparación para las estrellas cuyo brillo quiere medirse. La figura 101 representa el aparato en la forma que después de varias modificaciones le dió el mismo Zöllner. *AB* es un pequeño anteojos que puede

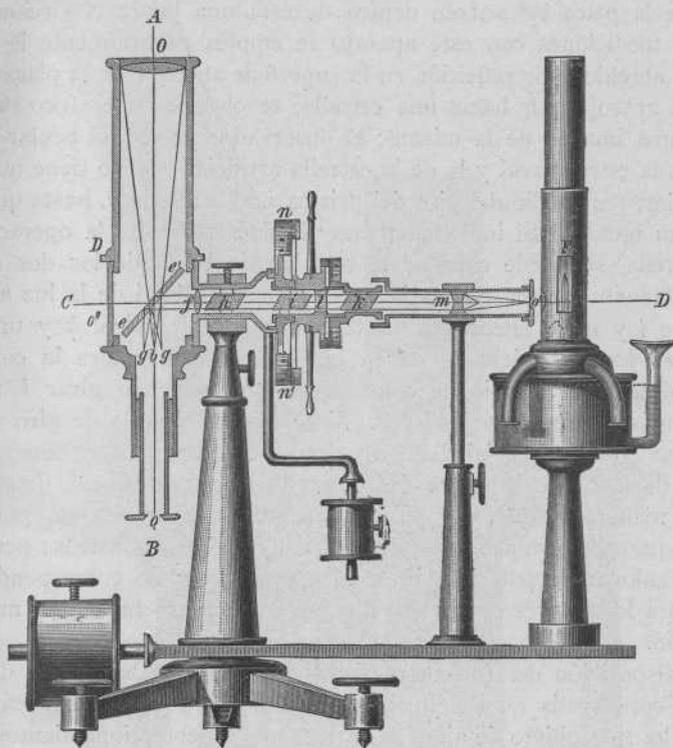


Fig. 101

girar alrededor del eje horizontal *CD* y, además, con el resto del aparato, alrededor del eje vertical cuyo pie aparece en la figura. La luz emitida por la lámpara de petróleo *F* incide, después de pasar a través de la pequeña abertura *o'*, sobre la lente biconcava *m*, que reduce la imagen de la abertura. El haz de rayos luminosos atraviesa los medios *k* y *l*, cuya misión indicaremos después, pasa luego por los prismas de Nicol *i* y *h*, y después de atravesar la lente convergente *f* incide sobre la placa de cristal plana *ee'*; esta placa está inclinada 45° respecto al eje *CD*, y por reflexión sobre sus caras anterior y posterior se forman en *gg* dos imágenes, reducidas casi a puntos, de la abertura *o'*. El prisma de Nicol *h* está fijo en el tubo; el otro prisma *i* puede girar, midiéndose el ángulo de giro mediante un círculo o tambor dividido, llamado círculo de intensidad, y los dos nonius *n* y *n'*. Si las secciones principales de los dos

prismas son paralelos entre sí, la luz polarizada por el primer prisma pasa libremente a través del segundo; pero si se hace girar i la intensidad de la luz que emerge de h varía, con arreglo a la ley de Malus, proporcionalmente al cuadrado del coseno del ángulo que i ha girado. De esta manera se puede reducir el brillo de las estrellas artificiales gg en una cantidad arbitraria y siempre conocida. Las dos estrellas artificiales gg no poseen el mismo brillo, porque los rayos reflejados en la cara posterior de la placa ee' sufren dentro de ésta una ligera absorción. Para efectuar mediciones con este aparato se emplea generalmente la estrella artificial obtenida por reflexión en la superficie anterior de la placa. Apuntando el anteojo AB hacia una estrella, se obtiene en el foco del objetivo O una imagen de la misma; el observador ve con el ocular la imagen b de la estrella real y la de la estrella artificial g , y no tiene que hacer sino variar, por medio del giro del prisma i , el brillo de g , hasta que b y g aparezcan iguales. Si inmediatamente después se repite la operación con otra estrella, se puede calcular la relación de brillo de las dos estrellas observadas sin que sea necesario conocer la intensidad de la luz artificial.

Entre i y m se encuentra un tercer prisma de Nicol k y una placa de cuarzo l cuyo objeto es dar a las estrellas artificiales la coloración que se desee. El cambio de color se obtiene haciendo girar k respecto a los demás medios polarizadores. Si se mide el ángulo de giro por medio de un círculo especial, llamado círculo colorimétrico, y conociendo el espesor de la placa de cuarzo, el color de la estrella queda determinado de una manera inequívoca. El fotómetro puede emplearse, por consiguiente, para determinaciones directas del color de los astros; pero como que los colores de polarización son compuestos y no corresponden sino en parte a los colores de las estrellas, el colorímetro ha tenido muy poca aplicación.

La disposición del fotómetro de Zöllner, que acabamos de describir, ha sido conservada en sus líneas generales; pero la parte mecánica del aparato ha sido objeto de algunas variaciones y perfeccionamientos. En la figura 102 se representa un gran fotómetro, construido por Wanschaff para el observatorio de Potsdam, que ha prestado excelentes servicios y que ha servido de modelo para varios aparatos de mayores dimensiones construidos por Toepfer. Este fotómetro tiene la forma de un aparato universal con anteojo acodado; el observador mira siempre en dirección horizontal, mientras que en la forma primitiva (fig. 101) la posición de la cabeza del observador depende de la altura de la estrella sobre el horizonte, y las estrellas que están cerca del cenit han de observarse empleando un prisma de reflexión total colocado delante del ocular. En el fotómetro de Wanschaff, la lámpara de petróleo está colocada en la parte opuesta al ocular del anteojo, y completamente oculta para el observador; la luz llega al verdadero aparato fotométrico después de varias reflexiones y convergencias a través de l , i , m y k . La lámpara ilumina, además, con ayuda del prisma de reflexión total t y de los espejos u , v y w , el círculo de altura E que sirve para apuntar, así como el círculo de inten-

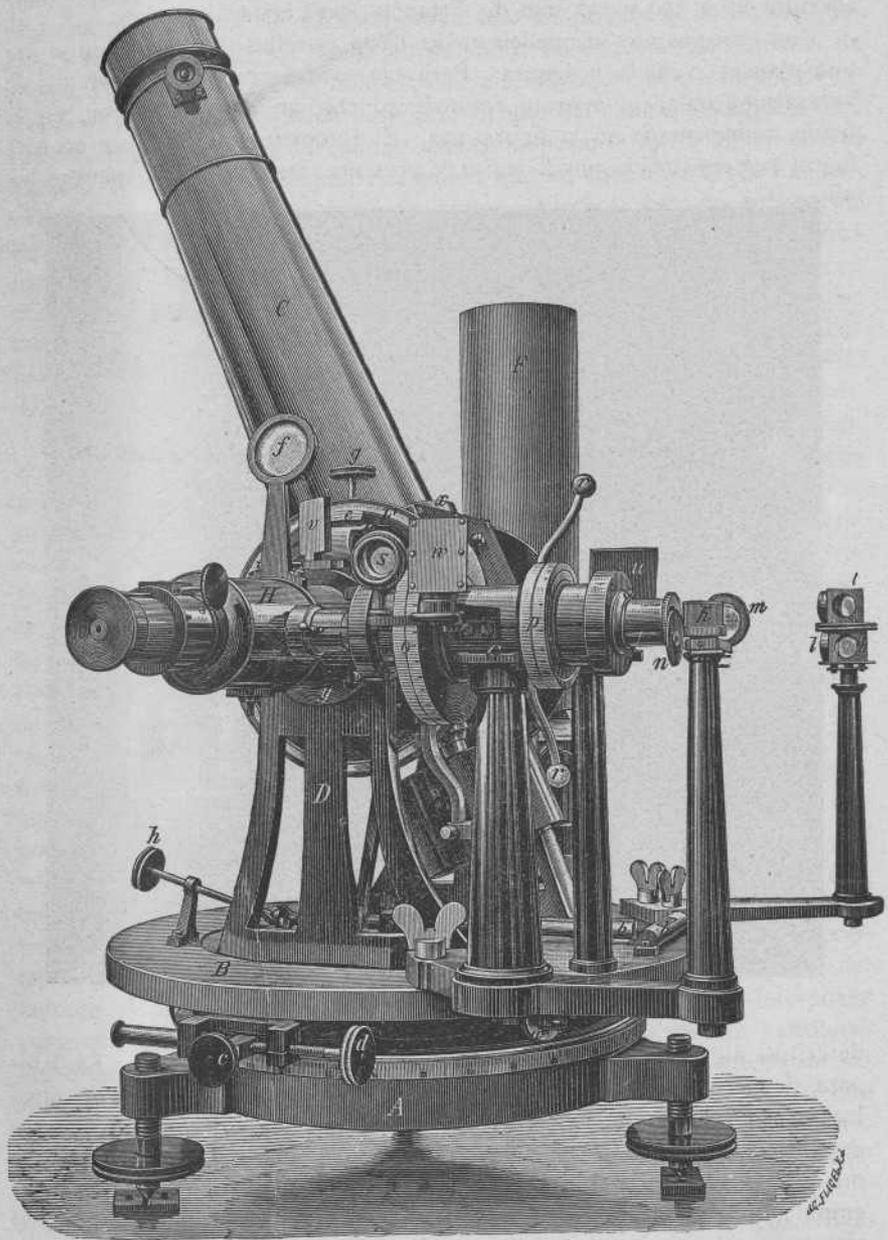


Fig. 102. — Gran fotómetro de Wanschaff

sidad O y el colorimétrico p . El objetivo tiene una abertura de 67 mm y una distancia focal de 700 mm, pero también pueden colocarse en los puntos designados con las letras x e y objetivos de 36,5 mm y 21,5 mm de abertura y de 350 y 137 mm de distancia focal respectivamente.

Con este aparato se pueden medir hasta estrellas de 7.^a magnitud, de una manera cómoda y segura. Para observar estrellas más débiles, es necesario acoplar el aparato fotométrico con un anteojo mayor, en la forma representada en la figura 103. El fotómetro que aparece en esta figura fué construído por Toepfer y presenta, respecto a los aparatos ya

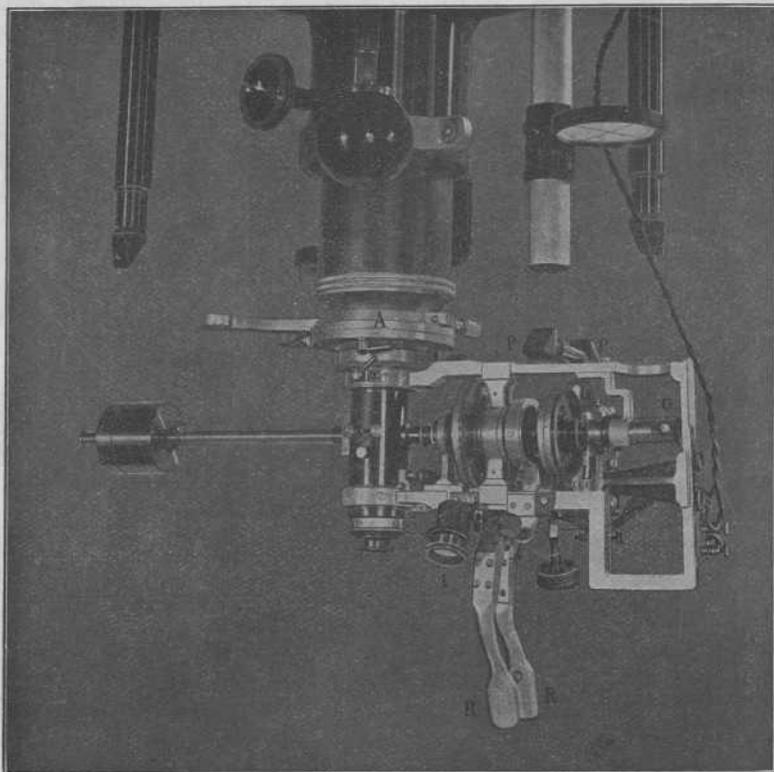


Fig. 103

descritos, algunos perfeccionamientos de bastante importancia. La lámpara de petróleo ha sido sustituida por una lámpara eléctrica L , cuya luz es reflejada por una esferilla de cristal plateada colocada en G antes de llegar al aparato fotométrico. Además, el aparato está provisto de un dispositivo registrador del que en la figura solamente se ven las dos empuñaduras RR y cuyo fundamento explicaremos después. Todo el sistema puede girar en el anillo A . También aquí se utiliza la lámpara fotométrica para iluminar los círculos por medio de los prismas PP y el espejo S . Si no se emplea el dispositivo registrador, se lee el círculo de intensidad por medio del microscopio I .

En el mismo método de la polarización se funda el *fotómetro meridiano* de Pickering. Consiste en un anteojo en posición horizontal orientado en la dirección este-oeste, con dos objetivos exactamente iguales. Delante de cada uno de estos objetivos hay un prisma de reflexión total (o un espejo), uno de los cuales puede sufrir un pequeño movimiento, de manera que la imagen de una estrella circumpolar que sirve como estrella de comparación, pueda obtenerse dentro del campo visual. El otro prisma, provisto de un círculo de posición, permite hacer pasar por el anteojo la luz de una estrella cualquiera que se encuentre cerca del meridiano. Cerca del plano focal de ambos objetivos hay un prisma de espato calizo acromático y birrefringente, cuyo ángulo es tal que la imagen ordinaria que procede de uno de los objetivos, casi coincide con la extraordinaria del otro objetivo, de manera que la luz de ambas imágenes llega simultáneamente al ocular y al ojo. Delante del ocular hay un prisma de Nicol, por cuyo giro se consigue la igualdad de brillo de ambas imágenes de la misma manera que en el fotómetro de Zöllner.

El fotómetro de Pickering posee, en comparación con el de Zöllner, la gran ventaja de que con él se comparan directamente dos estrellas reales. La estrella artificial del aparato de Zöllner tiene un aspecto siempre diferente de las imágenes estelares verdaderas, y la comparación de dos imágenes de diferente naturaleza puede dar lugar a errores de apreciación. En cambio el fotómetro de Pickering tiene también sus desventajas, entre las cuales la más importante es sin duda la de no poderse hacer observaciones fuera del meridiano. Otro inconveniente radica en la necesidad de utilizar estrellas circumpolares como estrellas de comparación, por lo cual, en ciertas ocasiones, las dos estrellas que se comparan están entre sí a una distancia angular muy grande y las diferencias de transparencia del aire ejercen una acción perjudicial en las medidas. Finalmente, el aparato es muy poco luminoso y se presta poco a la observación de estrellas débiles.

Muy diferente es el fundamento del *fotómetro de cuña*, ideado primero por Kayser, en Danzig, y reinventado independientemente y construido en Oxford, en 1881, por Pritchard. Consta de una cuña de cristal neutro absorbente, oscuro, que puede moverse en el campo visual del anteojo. Una escala indica el espesor de cristal que hay que interponer para que una estrella desaparezca o reaparezca, y así pueden calcularse las diferencias de brillo de las estrellas observadas, por medio de las relaciones, previamente determinadas, de absorción de la cuña. En este fotómetro, la desaparición de las estrellas ocurre cuando su brillo, con relación al del fondo sobre el cual se destaca, es menos intenso que el brillo inicial necesario para impresionar la retina del observador.

En la figura 104 se representa un fotómetro de cuña construido por el mecánico Toepfer y que puede acoplarse a cualquier anteojo. Se ha quitado el ocular para que se vea la cuña, que aparece en el interior de la caja metálica así como dos hilos que fijan el centro del campo visual. La cuña está unida por medio de los tornillos *cc* al bastidor *b*

y puede moverse con éste accionando el tornillo *a*; *i* es un índice que se desliza sobre una escala graduada colocada detrás y unida igualmente al bastidor *b*, y *f* una corredera con cuya ayuda puede descubrirse, en caso necesario, todo el campo visual. Encima del fotómetro hay un dispositivo registrador, propuesto por primera vez por E. von Gothard, y que permite inscribir las indicaciones del fotómetro tantas veces como se desee sin necesidad de leer cada vez la división señalada por el índice *i*. Oprimiendo el brazo *l*, se proyecta una tira de papel que corre por debajo de la almohadilla *m* contra la escala *e*, provista de una graduación en relieve, marcándose de esta manera sobre el papel las distintas posiciones de la cuña. Al soltar el

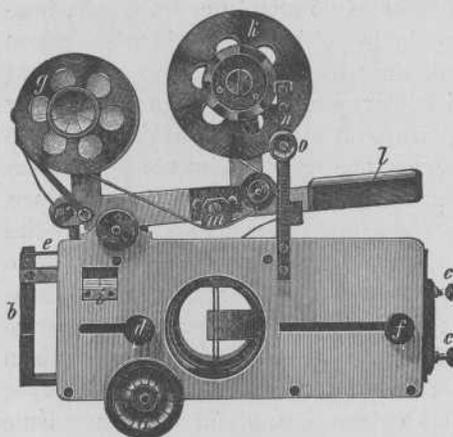


Fig. 104

brazo *l*, la barra *n* imprime un pequeño giro a la rueda, produciéndose con ello el avance de la tira de papel suministrada por el rollo *g* y quedando la cinta dispuesta para recibir una nueva impresión.

El fotómetro de cuña, en esta forma, es un aparato extraordinariamente cómodo y manejable; pero la exactitud de las observaciones efectuadas con él es algo menor que la que puede alcanzarse con los fotómetros de polarización. La razón de esta

desventaja reside en la sensibilidad del ojo, que desempeña un importante papel en las observaciones con el fotómetro de cuña y está sujeta a oscilaciones muy amplias. Además, la claridad del fondo del cielo influye mucho en las medidas, ya que con un fondo claro la desaparición de una estrella se produce con un espesor de cuña menor que cuando el cielo es más oscuro. Otra causa de errores reside en la determinación de la absorción de la cuña, cosa muy difícil, porque no hay un cristal absolutamente neutro, esto es, que absorba todos los colores con la misma intensidad, por lo cual ha de influir en el resultado el color de la estrella. Para obtener resultados verdaderamente aceptables es, pues, preciso manejar este fotómetro con muchas precauciones.

Un perfeccionamiento importante del fotómetro de cuña es el conseguido, en los tiempos modernos, introduciendo un manantial luminoso artificial de comparación análogo al empleado en el fotómetro de Zöllner. La observación se realiza debilitando el brillo de la estrella verdadera, moviendo para ello la cuña hasta que el brillo de aquella sea igual al de la estrella artificial de comparación. En esta forma el fotómetro de cuña no desmerece en nada de los fotómetros de polarización, por lo que respecta a exactitud y a comodidad de manejo.

Con ayuda de la fotografía se pueden hacer también mediciones

fotométricas de los cuerpos celestes, siguiéndose para ello dos métodos diferentes. Si con un anteojo se saca una fotografía de una región del cielo, se ve que en el clisé las imágenes de las estrellas más brillantes son mayores que las de las más débiles. Los diámetros de estas imágenes pueden, por lo tanto, servir para determinar el brillo de los astros, suponiendo conocida la relación que liga el brillo con el tamaño de la impresión fotográfica. Este método, que es el más antiguo, lo empleó ya G. P. Bond en 1857.

Las imágenes de las estrellas más brillantes, no sólo son mayores sobre el clisé, sino también de un negro más intenso; por lo tanto, también puede deducirse el brillo de las estrellas midiendo la opacidad de su imagen en el negativo, siempre que se conozca una relación entre el brillo y la opacidad. Este segundo método fué aplicado por primera vez por Schwarzschild, y es actualmente el preferido por casi todos los observadores, aunque, en un punto, presente desventaja respecto al método de comparación de los diámetros: las imágenes focales dadas por los buenos anteojos son tan pequeñas, que el ennegrecimiento de la placa no puede medirse con el microfotómetro de que hablaremos más adelante, lo cual hace necesario el uso de procedimientos fotográficos que proporcionen imágenes mayores, con la consiguiente disminución de la intensidad de las mismas. De aquí que sea necesario emplear aparatos de dimensiones relativamente grandes y exposiciones de mucha duración cuando se quiere determinar el brillo de estrellas débiles. El aumento de tamaño de la imagen se obtiene unas veces colocando la placa fotográfica, según propuso Janssen, no en el plano focal del anteojo sino un poco lejos de éste (fotografías extrafocales), o bien imprimiendo a la cámara, durante la obtención de la fotografía, un movimiento tal que haga recorrer a cada estrella una pequeña área sobre la placa (imágenes rayadas de Schwarzschild).

En la aplicación de ambos métodos, como hemos dicho ya, es necesario conocer la relación entre las intensidades que influyen sobre la placa y el efecto de las mismas (diámetro o ennegrecimiento). El camino más directo para encontrar esta relación consiste en medir el brillo de algunas de las estrellas que aparecen en la placa fotográfica por procedimientos fotométricos visuales, y con este dato determinar después la ley buscada, ya sea por un procedimiento gráfico, ya por medio de una fórmula. Esta manera de proceder es la que adoptaron, siguiendo el método de los diámetros, numerosos astrónomos (Charlier, Scheiner, Trépied, Kapteyn, Turner, Christie, etc.), y en particular se ha seguido el mismo camino en los trabajos de la carta fotográfica celeste, partiendo del conocimiento de las magnitudes de bastantes estrellas y teniendo presente que allí no es muy grande la exactitud exigida.

A pesar de su gran sencillez, este método no es aplicable a todos los casos. Solamente de las estrellas brillantes, hasta las de 7,5.^a magnitud, se han efectuado medidas fotométricas aceptables; en cuanto a las estrellas más débiles, se carece de datos, o no son éstos de gran confianza.

Por otra parte, una dificultad casi insuperable se debe al distinto color de las estrellas. La retina presenta su máxima sensibilidad para el verde amarillento, y por esto tendemos a considerar como más brillantes las estrellas amarillas o rojizas; en cambio, sobre la placa fotográfica la máxima sensibilidad corresponde al azul y al violeta. Así, por ejemplo, en una observación visual, la estrella α de Orión, de color rojo, parece casi tan brillante como la estrella blanca α del Águila; pero en una placa fotográfica α de Orión es de magnitud muy inferior a α del Águila.

Por estos motivos ha sido preciso buscar por otro camino la relación entre el brillo y el diámetro o la intensidad de la imagen fotográfica. En la actualidad se emplea casi siempre el método siguiente, perfeccionado merced a los trabajos de Schwarzschild. De la región que se quiere estudiar se obtienen dos fotografías, con el mismo tiempo de exposición; pero al obtener la segunda se coloca delante del objetivo del anteojo un tejido de alambre cuidadosamente construído y cuya absorción de la luz (constante de absorción) se determina previamente en el laboratorio. Comparando los diámetros estelares de las dos imágenes y las intensidades del ennegrecimiento, se puede deducir la ley buscada. Otro método para obtener esta ley o escala, es el ideado por Hertzsprung y empleado con éxito por él y por otros observadores (Chapman y Melotte, Halm). Consiste, como en el método de Schwarzschild, en colocar delante del objetivo del anteojo una reja o malla constituída por alambres iguales y equidistantes. Ésta reja actúa como una red de difracción, esto es, se obtienen, además de la imagen central de la estrella, espectros a ambos lados de la misma, cuyas intensidades pueden calcularse conociendo las constantes de la red. Los espectros así producidos por redes muy anchas, como las que se emplean para fines fotométricos, son tan cortos que casi no pueden distinguirse de las estrellas, y por lo tanto pueden ser tratados como tales en las medidas. Las diferencias de ennegrecimiento entre la imagen central y los espectros, corresponden a las de intensidades, que, como ya hemos dicho, son conocidas por el estudio físico de la red. Este método es excelente, en especial en la obtención de pruebas fotográficas extrafocales.

En el método fundado en la medida del ennegrecimiento de la placa, la relación entre éste y el brillo de la estrella se obtiene también fotografiando en el laboratorio, directamente sobre la placa, una escala de brillos que después de obtener la fotografía de la región del cielo que se estudia se desarrolla al mismo tiempo que ésta. A este fin se iluminan una serie de campos planos con arreglo a una serie de intensidades conocida, y se fotografían con el mismo tiempo de exposición que se empleará para la región celeste que se trate de estudiar. De esta manera obtuvo Parkhurst, por medio de fotografías extrafocales, los brillos fotográficos de las estrellas de los alrededores del polo. Empleando en la fotografía placas ortocromáticas y siguiendo uno cualquiera de los métodos indicados anteriormente, pueden medirse también brillos visuales de las estrellas, con una precisión tan grande como la que se alcanza con las mejores observaciones directas.

Una vez conocido con precisión el brillo de un número bastante crecido de estrellas de una zona celeste, por ejemplo, de la región circumpolar boreal, o de un grupo de estrellas como el de las Pléyades, se puede medir el brillo de otras estrellas fotografiando en la misma placa la región que se estudia y la que sirve de elemento de comparación. Esta última suele ser la región cercana al polo norte, propuesta por E. C. Pickering y Seares. Esta región contiene 96 estrellas, algunas de

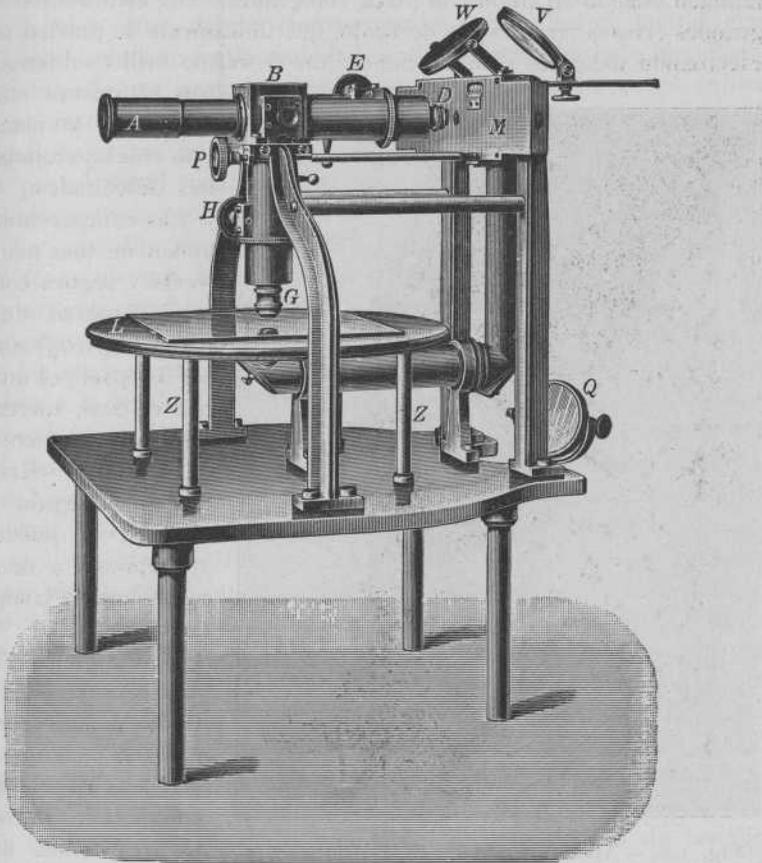


Fig. 105. — Microfotómetro

ellas hasta de la 20.^a magnitud y cuyo brillo y color están determinados con mucha precisión.

Ya hemos hablado de la dificultad con que se tropieza al comparar las medidas fotométricas visuales con las fotográficas; esta dificultad proviene del distinto color de las estrellas. Rigurosamente hablando, no se pueden comparar más que objetos del mismo color. Cuando se trata de objetos de color diferente, aparecen, a causa de la diversa sensibilidad de la retina para los distintos colores, discrepancias en los resultados obtenidos por observadores diferentes (ecuación cromática). Si estas

discrepancias sólo dependiesen del color, fácilmente podría hallarse un medio de salvarlas; pero dependen también del brillo absoluto de los objetos que han de compararse; así, un mismo observador que vea dos estrellas, por ejemplo, una blanca y otra rojiza, de igual brillo con un antejo pequeño, no las encontrará iguales si realiza la observación con un antejo mayor. Este fenómeno se denomina *efecto de Purkinje*, y no solamente aparece cuando se efectúan observaciones visuales, sino también cuando se emplea la placa fotográfica. Por este motivo resultan grandes errores en la escala de brillo, que únicamente se pueden subsanar efectuando todas las comparaciones con el mismo brillo subjetivo, o sea

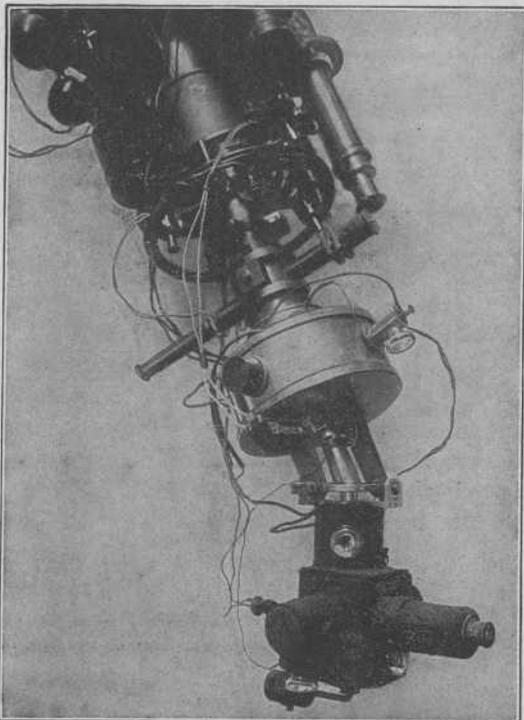


Fig. 106. — Aparato fotoeléctrico de Guthnick

con el mismo ennegrecimiento de la placa; pero esto trae aparejadas grandes dificultades. Los ennegrecimientos se miden de una manera cómoda y segura con el microfotómetro de Hartmann (fig. 105) construido por Toepfer; es un aparato con el cual, merced a un dispositivo óptico (prisma de Lummer - Brodhun), cualquier región de una fotografía puede verse yuxtapuesta a una escala, con lo cual la comparación es muy precisa. Hace algunos años, Stebbins ensayó la célula de selenio como recurso para medir la magnitud de las estrellas. El selenio en estado metálico presenta menos resistencia a la corriente eléctrica cuando se le ilumina. Stebbins colocó una célula de selenio en el foco de un gran antejo y midió por medio de un galvanómetro muy sensible las variaciones que sufría la resistencia eléctrica al ser iluminada la célula por diferentes estrellas, deduciendo de estas variaciones las diferencias de brillo de las mismas. Desgraciadamente, este método no puede emplearse más que cuando se trata de estrellas muy brillantes, a causa de la sensibilidad relativamente pequeña de la célula de selenio. Stebbins pudo descubrir, no obstante, variaciones periódicas de brillo muy pequeñas y medirlas con gran exactitud.

La sustitución de la retina por aparatos sensibles a la luz, en que se

basan las investigaciones de Stebbins, fué coronada por el mejor éxito con el empleo de las células fotoeléctricas, cuya introducción por P. Guthnick y H. Rosenberg representa un gran progreso en fotometría, habiendo dado el primero de estos observadores con un método práctico, que aplicó en largas series de medidas. En la figura 106 aparece el dispositivo fotoeléctrico de Guthnick acoplado al extremo del refractor de 30 cm del observatorio de Babelsberg. El fundamento de este método es el fenómeno, descubierto por Hertz y estudiado cuidadosamente por Elster, Geitel y otros, de que ciertos metales, especialmente los del grupo del potasio (potasio, cesio, rubidio), emiten electrones bajo la influencia de la luz. Si una cierta cantidad de uno de estos metales está en una atmósfera gaseosa rarificada y se carga hasta un potencial de 100 voltios, el efecto es tan intenso que puede medirse la corriente electrónica emitida por el metal mediante un electrómetro sensible. La intensidad de esta corriente es proporcional a la energía luminosa que cae sobre el metal. La caja cilíndrica que se ve en la figura contiene la célula, que tiene la forma de una esferilla de cristal de unos 50 mm, que lleva en su interior una capa fina metálica, por ejemplo, de potasio, en forma de casquete esférico. En la esfera están sujetos los conductores, uno de los cuales está conectado con la cubierta metálica y sirve para poner ésta a la tensión deseada, y el otro, en forma de anillo de alambre colocado a la distancia de algunos milímetros de la capa metálica, permite desviar la corriente electrónica hacia el electrómetro. Este último pende, mediante una suspensión de Cardán, de la caja que contiene la célula, y lleva un ocular que apunta al hilo del electrómetro. Al incidir la luz sobre la célula se carga el hilo y se le ve desviarse en el campo visual, en el que hay una escala. El paso del hilo por delante de las divisiones de la escala se registra en un cronógrafo por medio de un pulsador. El tiempo de carga del hilo está relacionado según una ley sencilla con la intensidad luminosa de la estrella, de manera que de los tiempos registrados se puede deducir el brillo de ésta. Comparando Guthnick diversas estrellas, lo más cercanas posible, pudo medir con gran exactitud sus fluctuaciones de brillo. El error medio de una comparación es del orden de 0,005 de magnitud.

Más complicada es la comparación de las intensidades de las distintas regiones de los espectros de dos astros, para lo cual se utiliza el *espectrofotómetro*. Consta este aparato de un espectroscopio compuesto, en el que al lado del espectro del astro que se observa, se forma el de una lámpara de brillo constante. La intensidad del espectro continuo de esta lámpara puede variarse en una proporción conocida, como en el fotómetro ordinario, por medio de dos prismas de Nicol; la intensidad luminosa de las distintas partes del espectro de la estrella respecto a las análogas del espectro de la lámpara pueden determinarse así con bastante precisión. Medidas de esta clase son las que se efectúan, por ejemplo, para determinar la temperatura de las estrellas.

Terminaremos esta exposición de los métodos fotométricos, mencio-

nando un fenómeno que desempeña en fotometría un papel análogo al de la refracción en Astronomía. Aun los observadores menos prácticos saben que una estrella parece tanto más débil cuanto más lejos está del cenit. Es tan importante este fenómeno, que cerca del horizonte y a simple vista, aun en noches muy despejadas, solamente se pueden columbrar estrellas de primera y segunda magnitud, no llegando a distinguirse las de tercera. La causa radica en la acción absorbente ejercida por la atmósfera sobre los rayos luminosos que la atraviesan, absorción que es tanto mayor cuanto más largo es el camino que tiene que recorrer la luz en la atmósfera. Esta *extinción de la luz* es, como la refracción, casi proporcional a la tangente trigonométrica de la distancia cenital del astro; varía además con la altura del lugar de la observación sobre el nivel del mar o, mejor dicho, con la presión barométrica, que sirve de medida del espesor de aire que hay encima del observador. La ley de la extinción para diferentes distancias cenitales ha sido obtenida de una manera empírica, por Seidel, en Munich, y Müller, en Potsdam. El resumen siguiente, sacado de la tabla de extinción dada por Müller para Potsdam, hace ver claramente cuán grande es la absorción de la luz cerca del horizonte:

Distancia cenital	Extinción	Distancia cenital	Extinción
0°	0,00 magnitudes	65°	0,32 magnitudes
20	0,01 »	70	0,45 »
30	0,03 »	75	0,65 »
40	0,06 »	80	0,98 »
50	0,12 »	84	1,49 »
60	0,23 »	88	3,10 »

La absorción de los rayos luminosos por la atmósfera terrestre no es la misma para toda clase de rayos; los azules y violeta son más absorbidos que los verdes, y estos a su vez más que los amarillos y rojos. Por lo tanto, considerando rigurosamente este fenómeno, debería formarse una tabla de extinción para cada color. Los números de la tabla de Müller están calculados para un color medio y tienen valor exclusivamente para las observaciones ópticofotométricas. En cambio, en las determinaciones fotográficas de brillo, en las que se emplean los rayos azules y violeta, la extinción es considerablemente mayor, casi doble que la correspondiente a las observaciones ópticas.

4. FOTOGRAFÍA

Raras veces se ha desarrollado un descubrimiento tan rápidamente a partir de un hecho sencillo, ni ha conseguido ocupar una posición tan por encima de su importancia propia, como ha ocurrido con la fotografía. Puede asegurarse que interviene en casi todas las ramas del trabajo humano, y no es de extrañar que también en Astronomía sea su radio de acción cada vez mayor. Ya el mismo Daguerre impresionó pla-

cas con la luz de los astros, aunque los resultados que obtuvo fueron muy imperfectos. Cada nuevo avance de la técnica fotográfica provocó otro en el campo de la Astrofotografía. En los primeros tiempos de la fotografía, únicamente podían impresionarse las placas con los cuerpos celestes más brillantes, el Sol y la Luna; la sensibilidad mucho mayor de las placas de tiempos posteriores (placas de albúmina, método del colodión húmedo) permitió que se impresionasen también placas con las estrellas fijas. De aquellos tiempos iniciales de la Astrofotografía deben mencionarse, además de las preciosas fotografías de la Luna obtenidas por Draper y Rutherford, las numerosas fotografías estelares de este último, cuyo gran valor científico no fué reconocido hasta más tarde, después de su medida y reducción.

Una era nueva empezó en 1871, cuando el inglés Maddox utilizó la emulsión de bromuro de plata en gelatina, con la cual, empleando anteojos muy luminosos, se consiguió penetrar en las profundidades del Universo mucho más de lo que hasta entonces era permitido al ojo humano.

El adelanto, sin precedentes en la Astrofotografía, que se inició con la introducción de las placas al gelatinobromuro de plata, fué consecuencia natural de la sensibilidad de estas placas. Si se exceptúan las fotografías del Sol, y en cierta manera las de la Luna, la condición primordial que se requiere en la aplicación de la fotografía a la Astronomía es una gran sensibilidad de las superficies impresionables. Y en efecto, la sensibilidad de la película gelatinosa de bromuro de plata a la luz es muchos miles de veces mayor que la de las películas empleadas en las placas antiguas. Una segunda condición que deben reunir las placas, y que es imprescindible cuando se trata de efectuar sobre ellas mediciones de alguna precisión, es que en las operaciones de revelado y fijado que siguen a la exposición, la capa sensible no sufra sino deformaciones insignificantes, circunstancia que no podía alcanzarse con las placas antiguas, en las cuales eran muy frecuentes el desprendimiento o la distorsión irregular de la capa impresionada, resultando en las medidas una gran inseguridad. En nuestros días, aun las pequeñas variaciones que pueden producirse en la película de gelatina carecen de trascendencia si se cuida de impresionar en aquélla, antes del revelado de la placa, una red fina, cosa que no era posible cuando se empleaban placas de colodión húmedo, por la rapidez con que se secaban. Si además tenemos en cuenta que las placas al gelatinobromuro de plata conservan su sensibilidad durante largo tiempo, no precisándose hacer la exposición en seguida, como con las placas de colodión, que tenían que utilizarse mientras estaban todavía húmedas, lo cual limitaba bastante el tiempo de la exposición, y finalmente si se considera cuán cómodo es el manejo de las nuevas placas, que son además bastante insensibles a los efectos mecánicos, se comprende fácilmente hasta qué punto el descubrimiento de las placas al gelatinobromuro de plata ha debido influir en los progresos de la Astrofotografía. No hay que olvidar, además,

que a la par que la técnica fotográfica, adelantaba también la óptica práctica, que debió ir resolviendo problemas completamente nuevos.

Como ya hemos dicho, en los primeros tiempos de la fotografía se obtuvieron imágenes del Sol bastante perfectas, cosa que se explica fácilmente, ya que este astro emite tal cantidad de luz, que no es necesario que la placa fotográfica tenga una gran sensibilidad, sino que, al contrario, el exceso de luz es lo que hay que evitar en este caso, para lo cual en la obtención de fotografías del Sol fué menester emplear aparatos adecuados, denominados *heliógrafos*. Estos aparatos consisten principalmente en un antejo, cuyo ocular ha sido sustituido por una cámara fotográfica provista de un obturador instantáneo. El objetivo está acromatizado para los rayos químicos. Generalmente se da al aparato una posición invariable y los rayos luminosos se envían al antejo por medio de un espejo plateado perfectamente plano. Este espejo está fijado en una montura provista de un aparato de relojería (*heliostato*), merced al cual es posible reflejar la luz solar siempre en la misma dirección (1). En el heliógrafo, la forma más corriente de obturador instantáneo consiste en una corredera que se mueve en el plano focal del objetivo y en la que se ha practicado una rendija estrecha, cuya anchura puede regularse según sean la claridad de la imagen y la altura del Sol sobre el horizonte. Esta rendija, al obtenerse la fotografía, corre delante de la placa, merced a un fuerte muelle, de manera que la imagen del Sol no se impresiona de una vez, sino por partes que corresponden a las diferentes posiciones sucesivas de la rendija al pasar con gran velocidad y en un intervalo de tiempo extraordinariamente corto. Gracias a este dispositivo puede lograrse que el tiempo de duración sea muy breve, hasta de una milésima de segundo, aun cuando se empleen placas poco sensibles (emulsión de cloruro de plata). Si se desea obtener una imagen grande del Sol, en la que puedan reconocerse muchos detalles, sin tener que dar para esto una longitud excesiva al antejo, se puede colocar cerca del foco del objetivo un sistema óptico de aumento. Por medio de estos heliógrafos se obtienen diariamente en distintos lugares de la Tierra (Meudon, Greenwich, Mount Wilson y otros) fotografías del Sol. De todas las obtenidas hasta hoy, las más bellas son, sin duda, las de Janssen, quien dedicó casi toda su vida al perfeccionamiento de esta rama de la Astrofotografía. En el capítulo correspondiente mencionaremos sus resultados.

Aunque la obtención de fotografías del Sol con el heliógrafo, por el método que acabamos de describir, no presenta dificultades técnicas de ninguna clase, aparece aquí, como en todas las fotografías del cielo, un fenómeno especialmente molesto, que sólo en raras ocasiones permite

(1) Los heliostatos corrientes (llamados también *siderostatos*) presentan la gran desventaja de que mueven la imagen reflejada de tal manera que no es posible hacer con ellos fotografías de larga exposición. Se evita este inconveniente colocando el espejo plano paralelo al eje de la Tierra; de todos modos debe emplearse otro espejo si el antejo ha de estar fijo; en esta forma, propuesta por primera vez por Lippmann, el aparato recibe el nombre de *celostato*.

obtener imágenes verdaderamente limpias: la agitación del aire. Anteriormente hemos tratado de ella, pero tenemos que insistir aquí sobre este fenómeno, porque influye de manera distinta en las fotografías de los cuerpos celestes que en las observaciones directas. Las perturbaciones atmosféricas pueden manifestarse bajo dos formas diferentes, que con frecuencia aparecen yuxtapuestas, y que vamos a indicar separadamente en obsequio a la claridad. Si en la atmósfera existen capas de aire de distinta temperatura y por lo tanto de distinta densidad, las superficies límites de separación pueden ser curvas, y, por consiguiente, actuar como lentes, con lo cual la distancia focal del objetivo tan pronto disminuye como aumenta, en sucesión rápida, y la imagen de una estrella aparece, a excepción de breves instantes, esfumada. Esta agitación del aire actúa, en la observación directa con el anteojo y en la fotografía, de una manera perjudicial, haciendo imposible la percepción de los pequeños detalles; cuando por este motivo la *finura de la imagen* resulta defectuosa, es preferible abandonar toda clase de observaciones. Otra forma de la agitación atmosférica se manifiesta en que las imágenes oscilan constantemente, de manera que, por ejemplo, regiones inmediatas de la superficie del Sol efectúan movimientos iguales, pero completamente diferentes del de las demás regiones. El arte de la observación permite comprender y medir, en las observaciones visuales, lo que hay de fijo y verdadero en medio de este movimiento; pero la placa fotográfica carece de esta intuición y reproduce fielmente la imagen del Sol tal como era en el momento en que se sacó la fotografía, con todas sus distorsiones y desviaciones. En cambio, en la obtención de fotografías menos rápidas, como, por ejemplo, cuando se trata de la Luna, la agitación del aire influye más bien en la definición de la imagen, siendo las fotografías esfumadas y sin detalles finos. Las fotografías de las estrellas son las menos afectadas por las perturbaciones de origen atmosférico (excepción hecha de las de las estrellas dobles muy cerradas y de los cúmulos estelares), siendo esto debido a que las estrellas aparecen como pequeños discos, que con la agitación del aire no sufren otro cambio que un aumento de diámetro.

De todo lo que se acaba de indicar se deduce que la quietud del aire es para la Astrofotografía un factor mucho más importante que para la observación directa, por cuya razón el número de días en que pueden obtenerse buenas fotografías es mucho más reducido que el de aquellos en que se pueden hacer buenas observaciones visuales.

Por lo dicho se comprende que la agitación del aire produce en la obtención de fotografías de la Luna mayores dificultades que para el Sol, ya que la intensidad de la luz reflejada por la superficie lunar es extraordinariamente más débil que la emanada del Sol, no siendo posible obtener fotografías muy rápidas aprovechando los momentos de quietud atmosférica. La mejor manera de obtener buenas imágenes de la Luna es, contando con que sea favorable la quietud del aire, tirar una gran serie de fotografías sucesivas y después escoger entre éstas las

mejores. De esta manera trabajaron Loewy y Puiseux, quienes consiguieron obtener, con el gran ecuatorial acodado del observatorio de París, fotografías muy buenas de la Luna, con las cuales constituyeron el excelente atlas lunar de aquel observatorio. Diremos además que no hay necesidad de medios ópticos especiales para la fotografía de la Luna, siendo suficiente un buen antejo de suficiente distancia focal, con la condición de que se hagan desaparecer los defectos de acromatismo mediante un filtro amarillo y se empleen placas ortocromáticas.

En situación mucho menos favorable se encuentra todavía la fotografía de los grandes planetas. En este caso se añade la circunstancia de que, a causa de la pequeñez de las imágenes, para poder estudiar algún detalle es necesario emplear, al obtener la fotografía o después de sacada ésta, grandes aumentos, con los cuales se aumentan también el influjo de la agitación atmosférica y el de los defectos del objetivo. Las mejores fotografías de planetas, que se deben a los americanos Lowell, Barnard y Wood, no permiten ni reconocer siquiera los detalles que pueden observarse, y hasta medirse con facilidad, con antejos de mediana potencia. En cambio, ha sido posible fijar las posiciones de los satélites con relación a los planetas primarios por vía fotográfica, evitándose así ventajosamente la medida directa, difícil y embarazosa.

Pero la rama de la fotografía celeste que ha alcanzado más capital importancia es su aplicación a las estrellas fijas y a las nebulosas.

La diferencia fundamental entre la sensibilidad de una placa fotográfica y la de la retina se basa en la circunstancia de que la retina percibe los objetos luminosos por su intensidad en un momento dado, sin tener en cuenta la duración del efecto, mientras que en la placa fotográfica influyen tanto la intensidad como la duración del efecto luminoso. El ojo humano no percibe mejor una estrella débil contemplándola horas enteras, que si lo hace durante unos segundos; en cambio, en la placa fotográfica, la imagen de una estrella después de una exposición de pocos segundos será considerablemente más débil que después de una exposición de horas. No es que la placa fotográfica tenga una sensibilidad mayor que la del ojo, sino que permite sumar impresiones débiles, de manera que mediante una larga exposición pueden hacerse visibles cuerpos celestes que el ojo no llega a percibir.

Una exposición muy larga exige que las imágenes formadas por el objetivo puedan mantenerse en el mismo sitio de la placa durante largo tiempo, con una exactitud comparable con la de las demás observaciones astronómicas. Esta condición no llega a satisfacerse rigurosamente ni aun con el mejor montaje del instrumento, ni con el mejor aparato de relojería para conducir el antejo, y aun cuando esta dificultad no existiese, las variaciones de la refracción debidas al cambio de altura de los astros sobre el horizonte durante la exposición ocasionarían tales perturbaciones que la fotografía obtenida sería inservible. Por todas estas causas, el observador debe cuidar, por medio de un mecanismo adecuado, en el caso de un gran aumento, de mantener alguna de las estre-

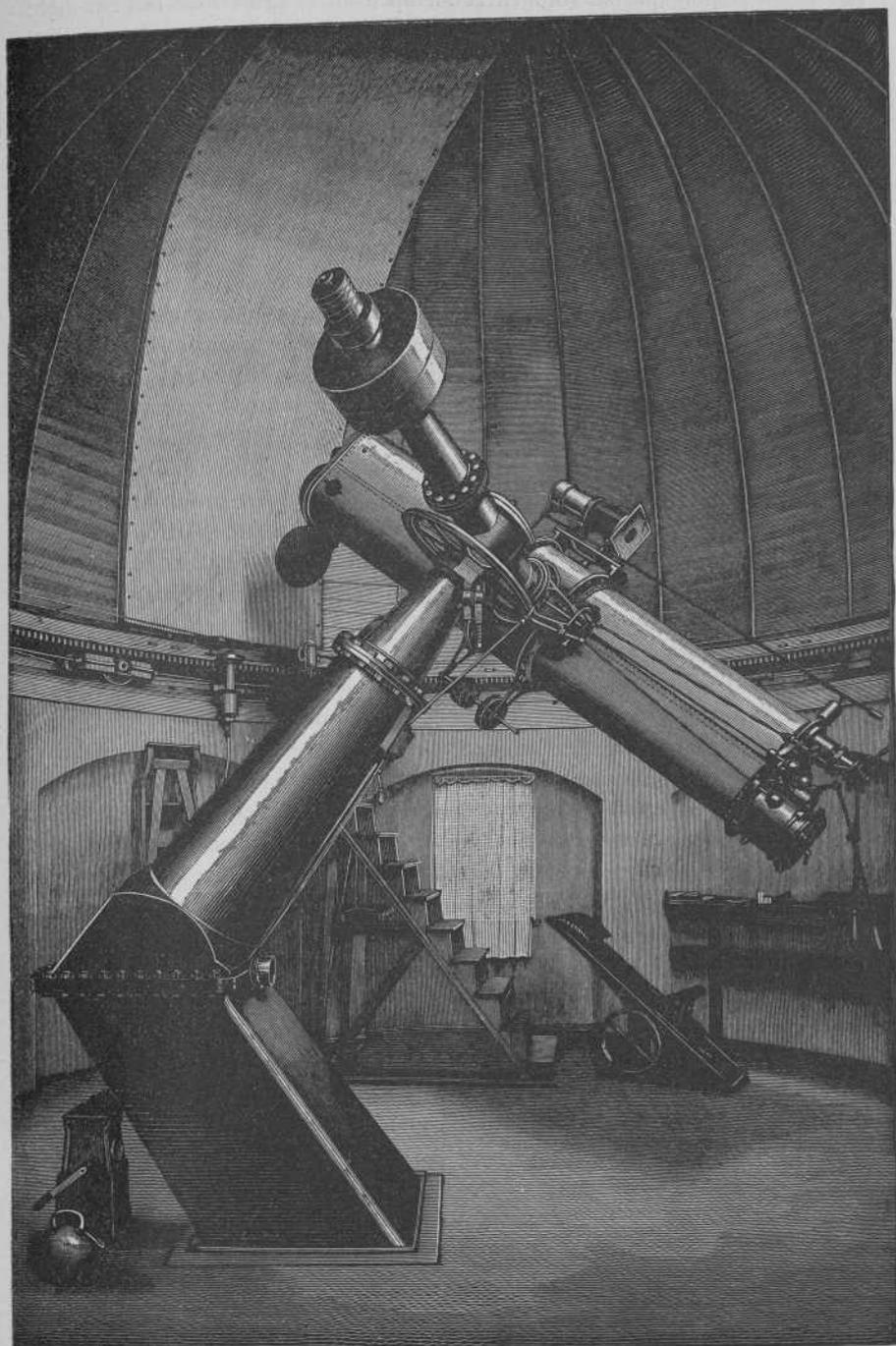


Fig. 107. — Refractor fotográfico del observatorio de Potsdam

llas de la región que se fotografía siempre en el centro de la cruz filar del antejo buscador, consiguiendo eliminar de esta manera, tanto las irregularidades del movimiento del antejo como las variaciones de la refracción. Un medio sencillo de conseguir este resultado consiste en colocar en el mismo tubo del objetivo fotográfico otro objetivo de casi la misma distancia focal y montar en el foco de este segundo objetivo un micrómetro de hilos para apuntar a la estrella que sirve de referencia durante la exposición. De esta manera ha sido construído el pequeño refractor fotográfico del observatorio de Potsdam, representado en la figura 107.

Otro procedimiento para mantener fijas en la placa las imágenes, muy práctico tanto para los grandes antejos como para los telescopios, es el siguiente: la cámara fotográfica es movable en dos direcciones perpendiculares entre sí, por medio de tornillos micrométricos de gran amplitud de movimiento. Al lado de la cámara fotográfica y sólidamente unido a ella hay un ocular provisto de una cruz filar. En el punto de intersección de los dos hilos se mantiene una estrella lo más cercana posible a las que hay que fotografiar, desplazando, cuando es necesario, por medio de los tornillos micrométricos el ocular, con lo cual se mantiene a la vez en la debida posición la cámara fotográfica que está unida al mismo.

Explicados los principios en que se basa, en el sentido más amplio, la obtención de *toda clase* de fotografías de larga exposición, veamos cuáles son los aparatos y métodos de observación.

El aparato principal de la Astrofotografía es el refractor fotográfico; él es el de aplicación mayor y más general, y el preferido siempre que sobre las placas han de efectuarse medidas: en la magna empresa de la carta del cielo, para estudios de paralajes, para medidas de los cúmulos estelares, para el cálculo de la paralaje del Sol mediante observaciones del planeta Eros, etc. Es, por consiguiente, el aparato de precisión de la Astrofotografía y como tal va sustituyendo cada vez más a los aparatos micrométricos de la Astronomía antigua, especialmente al heliómetro. Las ventajas que presenta la fotografía para las mediciones astronómicas son ya demasiado evidentes, especialmente después de haber demostrado la práctica que los resultados obtenidos con el refractor fotográfico son más exactos que los de las observaciones visuales. Cuando se trata de astros no demasiado débiles, bastan para la obtención de la prueba fotográfica unos pocos minutos de exposición; pueden, por lo tanto, repetirse los clisés tantas veces como se quiera en poco tiempo, y aun con una iluminación defectuosa del cielo puede sacarse una fotografía que permita realizar medidas que de efectuarse directamente exigirían demasiado tiempo o no podrían llevarse a cabo. Además, el esfuerzo físico del observador, cuyo cansancio puede influir perniciosamente en la exactitud de las observaciones, es considerablemente menor que el que requieren las medidas directas, y por otra parte, la placa puede someterse a examen cuando y tantas veces como se quiera, reali-

zándose las mediciones en un local apropiado, donde el observador no esté expuesto a las inclemencias del tiempo como le ocurre cuando trabaja bajo la cúpula abierta. Si al efectuar los cálculos se descubre algún error, éste puede corregirse siempre, puesto que la placa respectiva puede someterse de nuevo a examen sin dificultad alguna.

El montaje del refractor fotográfico es siempre paraláctico, como el de los refractores visuales. Ambas clases de aparatos se diferencian únicamente en que el refractor fotográfico posee, en vez del ocular, una cámara para recibir la placa sensible y en que su objetivo es de construcción especial. Generalmente la relación entre la abertura del objetivo y la distancia focal es mayor (1:10) que la que suele emplearse en los aparatos visuales (1:15 a 1:20). Además se acromatiza el objetivo fotográfico para los rayos muy refrangibles, porque la placa al gelatinobromuro de plata tiene para estos rayos una sensibilidad máxima, y finalmente se exige de él que defina correctamente un campo visual mayor (unos cuatro grados cuadrados para los aparatos fotográficos destinados a la carta celeste). Además debe satisfacer todas las demás condiciones que se exigen a los buenos objetivos.

Para ciertas medidas de la Astronomía de posición, en las cuales es preferible un anteojo con un campo visual reducido, lo que obliga a emplear grandes distancias focales, pueden emplearse con ventaja los refractores visuales. Las fotografías deben obtenerse en este caso con placas sensibles al amarillo, empleando si es necesario un filtro de color que permita solamente el paso de los rayos amarillos. Ya hemos indicado, como aplicación importante, la determinación de las paralajes de las estrellas con el gran refractor de Yerkes, por Schlesinger. También pertenecen a este grupo las fotografías de estrellas dobles llevadas a cabo con el anteojo de Potsdam por Hertzsprung, en las que se alcanzó una extraordinaria exactitud.

Cuando se trata de fotografiar una gran región del cielo, no es suficiente el campo visual del refractor fotográfico, y entonces tienen que emplearse objetivos compuestos de tres y más lentes. En estos últimos tiempos, los ópticos han construido, empleando cristales de moderna fabricación, estos objetivos especiales (*triplets*); antes se empleaban para ello los mejores tipos de objetivos fotográficos corrientes (aplanéticos, euriscopos, etc.). Estos últimos tienen todavía mayores aberturas con relación a la distancia focal (1:5 a 1:3) y son especialmente apropiados para la obtención de fotografías de cuerpos poco luminosos y de superficie aparente, tales como regiones de la vía láctea, grandes nebulosas, colas de cometas, corona solar. Para los trabajos de precisión no pueden utilizarse las placas obtenidas con estos objetivos; en cambio los triplets proporcionan fotografías que dan buenos resultados hasta en la medida de grandes distancias angulares.

En la figura 108 se representa un aparato construido por Toepfer, que sirve para efectuar mediciones sobre placas fotográficas de cualquier clase.

Los objetivos de gran campo se han empleado muchas veces con éxito para buscar pequeños planetas y para obtener fotografías de meteoros, porque la extensión del campo aumenta la probabilidad de fotografiar uno de estos cuerpos. Es interesante la manera como con estos aparatos se buscan los pequeños planetas. A un refractor montado paralácticamente y provisto de un aparato de relojería, se unen sólida-

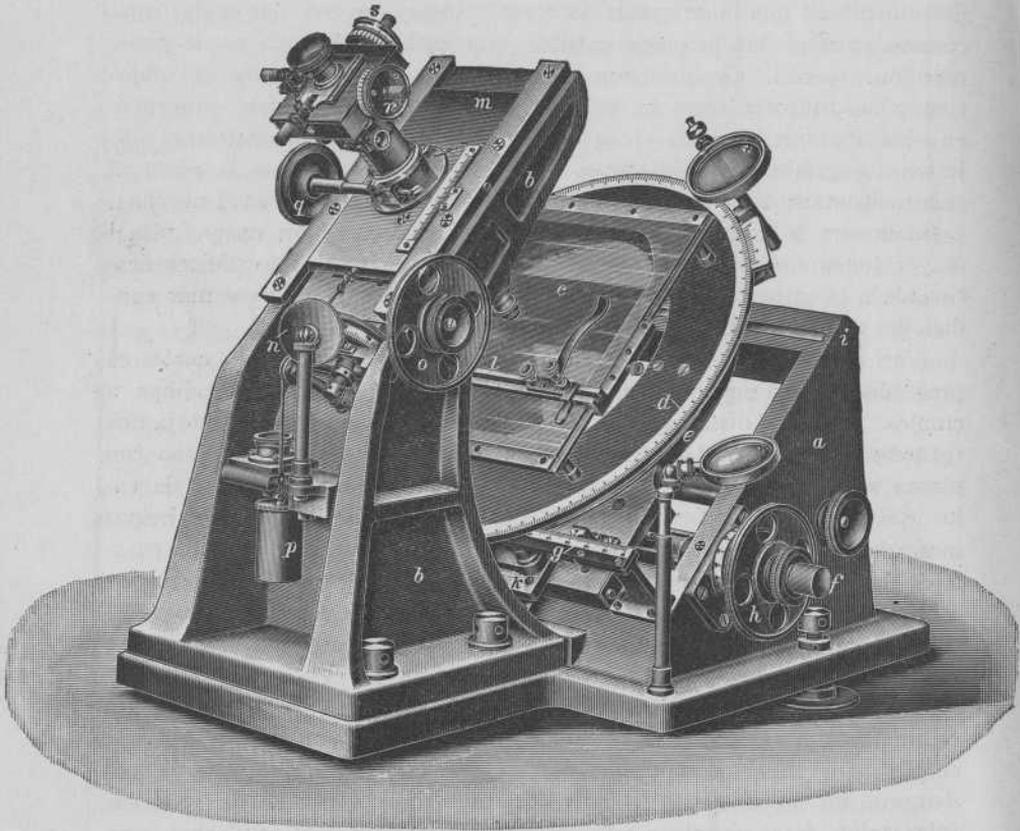


Fig. 108. — Aparato para la medición de placas fotográficas

mente dos cámaras fotográficas, provistas cada una de un objetivo como antes hemos indicado. Se apunta el antejo a una estrella brillante de la región que quiere explorarse y se hace la exposición de las dos placas, durante varias horas, manteniendo la estrella brillante en la cruz que forman los hilos del antejo. Si hay algún pequeño planeta en esta región, se verá, después de revelada la placa, además de los discos circulares producidos por las estrellas, un rastro estrecho y alargado o en forma de trazo (fig. 109) que el planeta respectivo habrá descrito, a causa de su movimiento propio, durante la exposición; si ambas placas presentan el mismo resultado, puede asegurarse que este

trazo corto no es un defecto de la placa sino el rastro de un planeta. Si entonces se determina aproximadamente la posición de éste, comparándola con las posiciones de las estrellas conocidas que aparecen sobre la placa, se podrá comprobar, cotejando la posición obtenida con las que se asignan a los asteroides en las efemérides, si el astro encontrado figura o no entre los ya conocidos. El empleo de la fotografía para la busca de pequeños planetas ha aumentado de una manera extraordinaria el número de los asteroides conocidos, y fué introducida por M. Wolf. Hoy todavía, el observatorio de Heidelberg supera a todos los demás en esta rama de la Astronomía.

Además de las dos clases de aparatos fotográficos antes indicados, se emplean actualmente y con mucho éxito reflectores con gran relación de abertura (1:5) para obtener fotografías de los cuerpos celestes menos luminosos, en especial de las nebulosas y de los cúmulos estelares. El espejo presenta la ventaja de un acromatismo perfecto, y no absorbe, como los objetivos, los rayos ultravioleta. La luminosidad de este aparato es — en el supuesto de una buena construcción — muy grande, y supera a la de los buenos objetivos; en particular los resultados que se han obtenido con los telescopios de los observatorios de Lick y de Mount Wilson, de los que volveremos a hablar más adelante, en el capítulo correspondiente a las nebulosas, son admirables. Desgraciadamente el empleo de los espejos es limitado, porque no permite, a causa de la pequeñez del campo, obtener fotografías de cuerpos cuyas dimensiones sean algo considerables.

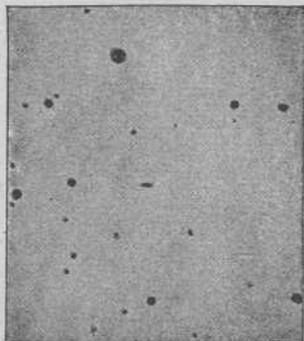


Fig. 109
Descubrimiento del planeta
Svea por M. Wolf

Recordemos aún otra aplicación de la fotografía a la Astrofísica, que ha sido causa de descubrimientos tan vastos, que bien puede decirse que forman época. Nos referimos a la espectroscopia estelar. En este terreno, no solamente la placa fotográfica ha abierto a la observación las regiones ultravioleta del espectro, infranqueables para el ojo, sino que ha hecho posible la verdadera espectroscopia celeste. La luz de las estrellas, aun de las más brillantes, es tan débil que en los espectros visuales no pueden verse ni medirse más que los detalles más notables. En cambio la placa fotográfica, con su propiedad de sumar débiles impresiones luminosas si se le deja tiempo suficiente, ha hecho posible el estudio de los espectros de las estrellas más débiles, de manera que puede estudiarse su carácter y determinarse muy exactamente la posición de las rayas espectrales, empleando fuertes dispersiones.

Los aparatos necesarios para la espectrofotografía los hemos estudiado ya, y los resultados obtenidos en esta vía los mencionaremos en los capítulos correspondientes. Aquí nos limitaremos a describir de una

manera concisa un nuevo aparato fundado en la descomposición espectral y que se emplea para obtener fotografías del Sol con luz monocromática.

En la página 215 se explicó el método para observar las protuberancias con la luz de una sola raya del espectro. Parecía cercana la aplicación de la fotografía a estas observaciones, no limitándose a protuberancias sueltas, sino extendiendo el procedimiento simultáneamente a todas las protuberancias del borde del Sol, formando una sola imagen. Después de numerosos ensayos sin resultado realizados por varios investigadores, Hale, en Chicago, y casi al mismo tiempo Deslandres, en Meu-

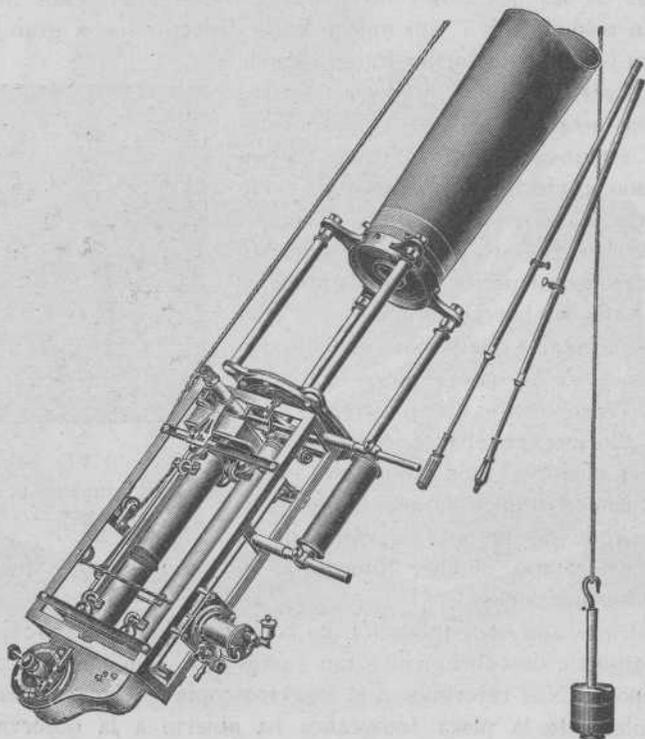


Fig. 110. — Espectroheliógrafo

dón, consiguieron resolver el problema de una manera que superaba en mucho al fin propuesto, y que ha conducido a resultados trascendentales para la física solar. Hale dió formas muy diferentes al *espectroheliógrafo*, que es como denominó al aparato construido por él. Una de las formas más sencillas, adoptada durante varios años en el observatorio de Potsdam, es la siguiente: un espectroscopio compuesto, cuyo colimador y tubo de observación son paralelos, está acoplado a un refractor de manera que la rendija del colimador está en el plano focal del objetivo. Si se dirige el refractor hacia el Sol, en el plano focal del tubo de observación se obtendrá un espectro de aquél. Por medio

de una lámina provista de una segunda rendija y colocada en este plano focal, se oculta todo el espectro, excepto una porción lineal que no ha de ser más ancha que la raya de Fraunhofer con cuya luz quiera efectuarse la fotografía. La raya que más se presta a ello es la raya *K*, que pertenece al espectro del vapor del calcio. Si sobre la rendija del colimador cae la luz procedente de un cuerpo en el cual aparezca claramente la raya del calcio, como ocurre, por ejemplo, con las protuberancias, entonces se verá también en la segunda rendija una raya brillante, y si inmediatamente detrás hay una placa fotográfica, se formará sobre ésta una imagen de la raya. Si en tales condiciones, mientras el refractor sigue el movimiento diurno del Sol, se da a todo el espectroscopio, con ayuda de mecanismos especiales, un movimiento lento, perpendicular a la dirección del eje óptico del anteojo, la primera rendija irá recorriendo lentamente todo el disco solar, y sobre la placa fotográfica, que se encuentra detrás de la segunda rendija y que no participa de este movimiento, se irán formando sucesivamente todas aquellas partes de la imagen del Sol o de su contorno en las cuales la raya *K* aparezca brillante. Merced a este procedimiento es posible, por consiguiente, representar simultáneamente todas las protuberancias del Sol sobre una sola placa fotográfica. Lo inesperado de este método es que el aparato registra fotográficamente, no sólo las protuberancias, sino también las nubes de calcio que flotan sobre el Sol, que aparecen en el clisé con su verdadero tamaño y forma sobre todo el disco solar.

En la figura 110 se representa el espectroheliógrafo construido por Toepfer para el observatorio de Potsdam, acoplado a un refractor. El movimiento del espectroscopio es producido, en este aparato, por la acción de un peso colgado de un largo alambre, regulándose la velocidad mediante un freno de agua que puede verse a la derecha del aparato, debajo del contrapeso que sirve para equilibrarlo.

La aplicación del espectroheliógrafo no se limita al empleo de la raya *K*; con una dispersión suficiente es posible sacar espectroheliogramas con luz de cualquier raya de Fraunhofer, siendo indiferente que esta raya sea en el espectro solar brillante u oscura, ya que también en este

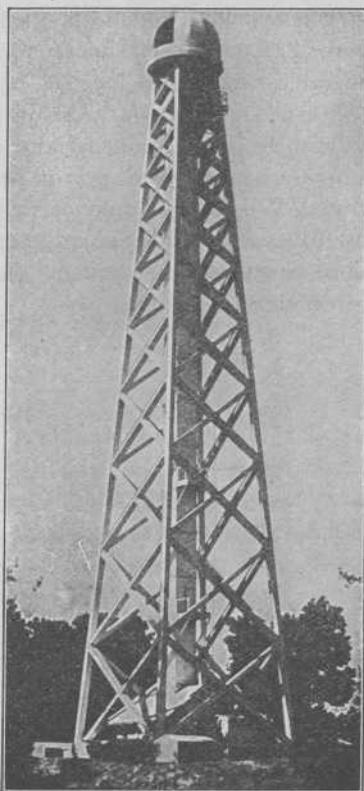


Fig. 111. — Anteojo de torre

último caso, como ya hemos dicho, su brillo es bastante intenso para ejercer una acción fotográfica eficaz. En el capítulo siguiente veremos cómo las fotografías obtenidas con las rayas del hidrógeno han conducido a resultados interesantísimos.

En vez de un refractor montado paralácticamente puede emplearse para la obtención de la imagen del Sol frente a la primera rendija del espectroheliógrafo, un anteojo horizontal en unión de un heliostato o de un celostato. Esta combinación ofrece la ventaja de que se puede escoger para distancia focal del objetivo, y por consiguiente para el tamaño de la imagen del Sol, magnitudes bastante más grandes que las que pueden obtenerse con un refractor montado paralácticamente. Hale ha conseguido construir con éxito otro montaje de su aparato, el vertical. Coloca el celostato en una armadura de hierro, a una altura considerable sobre el suelo, y el espectroheliógrafo en un local subterráneo. Con esta construcción (anteojo-torre) evita en gran parte la acción perjudicial de la agitación del aire y de las oscilaciones de temperatura. En la figura III se ve el mayor de los dos anteojos de torre instalados en Mount Wilson, que son los mayores construídos hasta la fecha. El celostato está colocado en este aparato a una altura de unos 48 metros sobre el suelo. Un pequeño ascensor eléctrico facilita la subida de los astrónomos a la torre.

TERCERA PARTE

El sistema solar

CAPÍTULO PRIMERO

Ojeada de conjunto sobre el sistema solar

En las dos partes anteriores hemos expuesto la evolución del pensamiento humano en lo que concierne a los movimientos de los astros, especialmente los del sistema solar, y a las leyes que los rigen; hemos descrito también los métodos y aparatos que emplea el astrónomo en las medidas y en el estudio de los fenómenos celestes. Vamos ahora a estudiar separadamente los cuerpos que constituyen el Universo. Empezaremos, como es natural, por una descripción general del sistema solar, al que pertenece el planeta que habitamos.

Como ya hemos visto, Copérnico, Kepler y Newton han probado que el sistema solar está constituido por el Sol, como astro central, y por un conjunto de planetas que giran alrededor del Sol describiendo órbitas elípticas; el sistema así formado se sostiene por la acción de la gravitación universal. La Astronomía moderna ha añadido al sistema una porción de cuerpos y ha convertido el sistema solar en algo más complicado que el mundo imaginado por Newton. Dentro de nuestros conocimientos actuales, podemos clasificar los cuerpos de este sistema del modo siguiente:

1. El Sol, astro central.
2. Los ocho grandes planetas: Mercurio, Venus, Tierra, Marte, Júpiter, Saturno, Urano y Neptuno.
3. Un enjambre de pequeños planetas o asteroides, situados casi todos entre las órbitas descritas por Marte y Júpiter.
4. El conjunto de los satélites de los planetas.

5. Una serie, cuyo número es desconocido, de cometas y aerolitos, que casi siempre describen trayectorias muy excéntricas.

La diferencia de dimensiones, masa y distancia, hasta entre los grandes planetas, es enorme. Neptuno está a una distancia del Sol 80 veces mayor que Mercurio, y Júpiter es muchos miles de veces más pesado que este último. Por estas razones, es imposible representar a escala el sistema solar de manera que encaje en las dimensiones de una página del presente libro. Si, por ejemplo, la órbita de Mercurio se representase como un circunferencia de 1 cm de diámetro, la de Neptuno tendría 80 cm (figs. 113 y 114).

Con excepción de Neptuno, las distancias de los otros grandes planetas al Sol se suceden, de una manera bastante aproximada, con arreglo a una ley sencilla, ocupando el grupo constituido por los asteroides el lugar de un solo planeta. Esta ley se conoce bajo el nombre de *ley de Titius* o de *Bode* (1), y consiste en añadir 4 unidades a la serie de los números 0, 3, 6, 12, 24, 48, etc., en la que cada número, a partir del segundo, es doble del anterior. Damos a continuación las distancias verdaderas, tales como se conocen actualmente, comparándolas con las deducidas de la ley de Titius, suponiendo la distancia de la Tierra al Sol igual a 10.

Planeta	Ley de Titius o de Bode	Distancia verdadera	Diferencia
Mercurio	$0 + 4 = 4$	3,9	0,1
Venus	$3 + 4 = 7$	7,2	0,2
Tierra	$6 + 4 = 10$	10,0	0,0
Marte	$12 + 4 = 16$	15,2	0,8
Asteroides	$24 + 4 = 28$	15—53	—
Júpiter	$48 + 4 = 52$	52,0	0,0
Saturno	$96 + 4 = 100$	95,5	4,5
Urano	$192 + 4 = 196$	192,2	3,8
Neptuno	$384 + 4 = 388$	301,1	86,9

Antes del descubrimiento de Neptuno, estaban tan conformes con la ley de Bode las distancias de los planetas conocidos al Sol, que dicha ley se tomó como verdadera, y a pesar de que Neptuno ofrece una gran discrepancia, basta ver la tabla anterior para reconocer que la aproximación de la ley para todas las distancias hasta Urano es extraordinaria, sin que hasta la fecha se haya descubierto su significación cosmogónica.

Numerosos estudios se han hecho en busca de una ley más exacta que ligue las distancias de los planetas al Sol; los pasaremos por alto, pero no podemos dejar de mencionar la discusión que ha hecho Charlier de la regla de Bode.

La serie formada por los números 0, 3, 6, 12, . . . no es exactamente una progresión geométrica creciente, puesto que, como hemos

(1) Fué descubierta por el profesor Titius, de Wittenberg (1766), y dada a conocer más tarde por Bode.

dicho antes, el segundo término de la progresión no es el doble del primero. La expresión de un término de una progresión geométrica creciente vendría dado por medio de la fórmula

$$d = 4 + 3 \times 2^n,$$

en donde d representa la distancia del planeta al Sol, y n un número entero, positivo o negativo. Para Venus corresponde $n = 0$ ó sea $d = 7$;

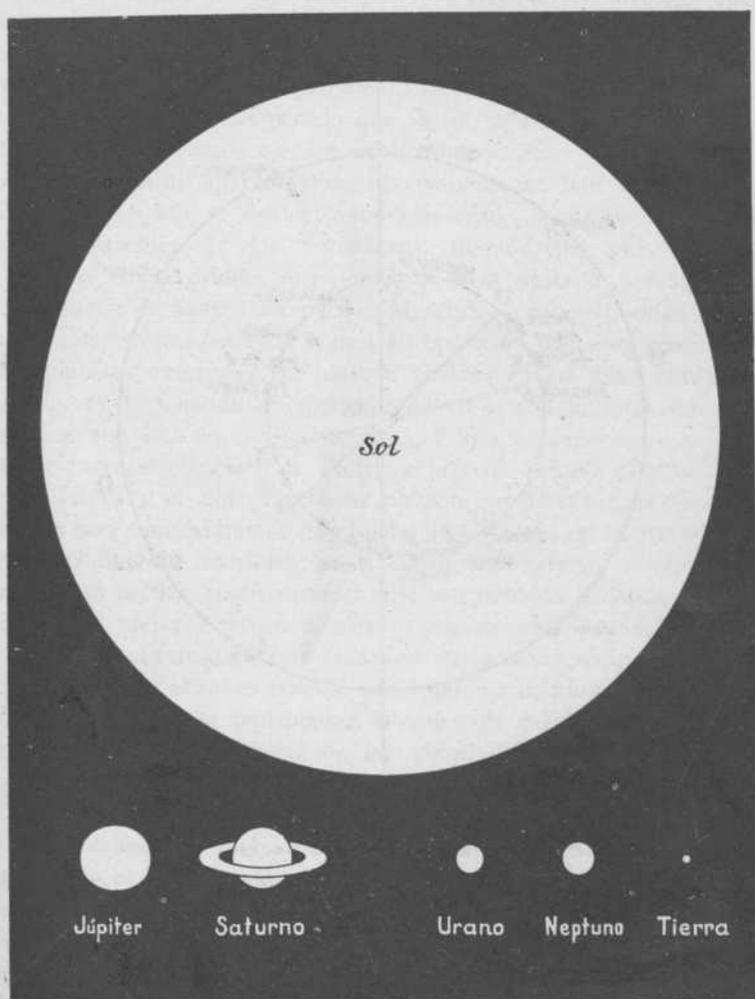


Fig. 112. — Dimensiones relativas de los astros del sistema solar

para la Tierra, $n = 1$, esto es, $d = 10$, etc. En cambio, para obtener la distancia de Mercurio al Sol ($d = 4$) tenemos que tomar n negativo e infinitamente grande. A los números $n = -1, -2, -3, \dots$ correspondería un anillo de infinidad de planetas colocados en la zona com-

prendida entre $d = 5,5$ y $d = 4,0$, es decir, todos ellos comprendidos entre las órbitas de Mercurio y Venus, entre el primero y la mitad de la distancia que separa las órbitas de dichos dos planetas. Este enjambre de astros no se ha encontrado hasta ahora. Charlier cree que Mercurio se formó por la acumulación de estos planetas, que debieron ser muy pequeños, y que la gran excentricidad de la órbita de Mercurio quizá sea una consecuencia de este proceso de aglomeración. Todos aquellos pequeños cuerpos que Mercurio no hubiera reunido en su masa, se habrían

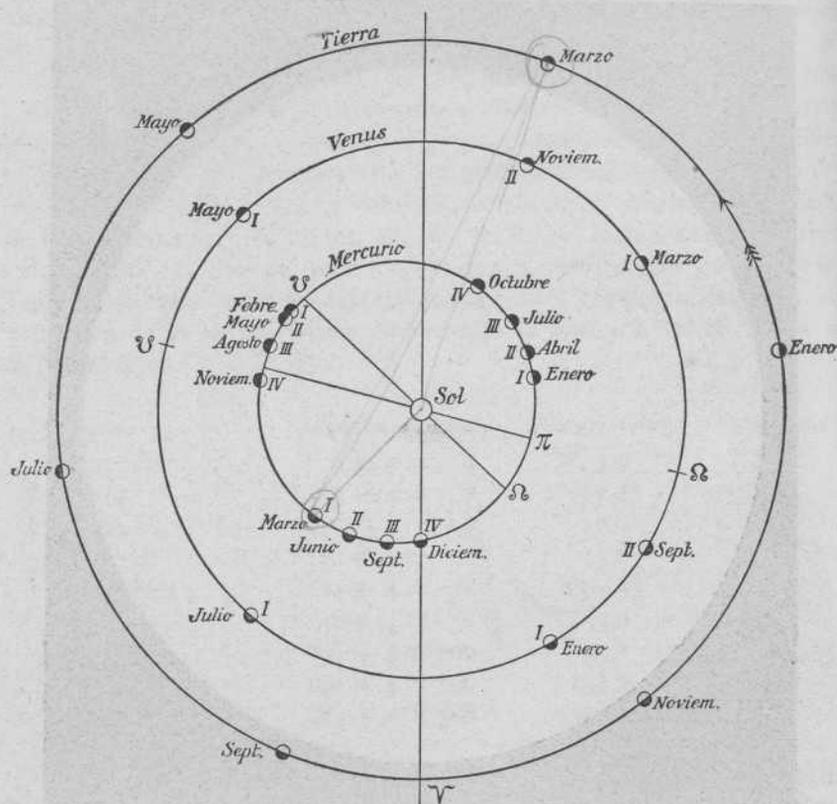


Fig. 113. — Órbitas de la Tierra, Venus y Mercurio
(Posiciones en los distintos meses de 1905; γ punto vernal, π perihelio de Mercurio, Ω, γ nodos).

aglomerado, de acuerdo con lo que enseña la mecánica celeste, en los dos puntos del plano de la órbita del enjambre que forman con el Sol y Mercurio un triángulo equilátero. Charlier no considera imposible que en estos dos puntos se encuentren realmente estos pequeños cuerpos. En contra de esta hipótesis está la circunstancia de que jamás se han visto pasar por delante del disco del Sol planetas desconocidos, como ya indicaremos al tratar de los supuestos planetas intramercuriales. A favor de la hipótesis de Charlier está el hecho de que también para los saté-

lites de Saturno se cumple una ley parecida a la de Bode, y que en este sistema se ha conservado un anillo de pequeños satélites, como veremos en el capítulo dedicado a Saturno.

La gran diferencia de tamaño y de masa (1) de los diferentes planetas y su pequeñez relativa cuando se comparan con el Sol, puede verse en la figura 112, donde se han dibujado a escala los discos del Sol y de los ocho grandes planetas. La masa de cada uno de estos nueve cuerpos es mayor que la suma de las masas de todos los que son menores que él, consecuencia no exenta de discusión, ya que las masas de algunos de los planetas no son conocidas con suficiente exactitud. La suma de las masas de todos los planetas es aproximadamente $\frac{1}{750}$ de la masa del Sol; Júpiter es $2 \frac{1}{2}$ veces más pesado que los otros siete planetas; Saturno casi tres veces más pesado que los seis más pequeños.

Los movimientos aparentes de los planetas se han descrito en la primera parte, y allí se demostró además cómo se deducen estos movimientos aparentes de los verdaderos, descubiertos por Copérnico. Los planetas cuyas órbitas son interiores a la descrita por la Tierra, por cuya razón se llaman interiores (Mercurio y Venus), están siempre cerca del Sol; no pueden estar nunca en oposición con éste, como ocurre con los planetas exteriores, ni hacerse visibles en las altas horas de la noche (fig. 113). Cuando un planeta está en la misma dirección que el Sol se dice que está en *conjunción* (\odot), y ésta es *superior* si el Sol se encuentra entre el planeta y la Tierra, e *inferior* cuando el planeta pasa entre la Tierra y el Sol. En la conjunción superior nos presentan los planetas la cara completamente iluminada, pero a causa de su vecindad aparente con el Sol son invisibles; en la conjunción inferior presentan a la Tierra la cara oscura, motivo por el cual son también invisibles. Cuando se ven en las mejores circunstancias es cuando su distancia angular al Sol es máxima, al este o al oeste (*máxima elongación*); entre estos puntos y la conjunción inferior es cuando presentan su máximo brillo.

En la figura 114 se representan el orden de colocación y las dimensiones relativas de las órbitas de los planetas exteriores; los círculos negros representan las posiciones de los planetas el 1.º de enero de 1905, los círculos rayados las posiciones que ocuparon el 1.º de enero de 1906 y los blancos las correspondientes al 1.º de enero de 1907. La escala empleada es $\frac{1}{17}$ de la escala de la figura 113.

La mejor época para observar los planetas exteriores es la *oposición* (\ominus) con el Sol. Entonces pasan a media noche por el meridiano. Durante los tres meses siguientes a la oposición, el planeta sale cada día de tres a seis minutos antes. Un mes después de la oposición pasa por el meridiano aproximadamente entre 9 y 10^h, y algunos meses más tarde pasa a las 6^h por el meridiano; en este instante el planeta está en *cuadratura* (\square) con el Sol, es decir, que el ángulo Sol-Tierra-Planeta es recto. Si se conoce, por consiguiente, el instante en que ocurre

(1) Los datos exactos referentes a dimensiones y masa de los planetas, se encuentran en las tablas, al final del libro.

la oposición de un planeta, se sabrá aproximadamente dónde debe buscarse en cualquier época; además está siempre cerca de la eclíptica, porque las inclinaciones de las órbitas planetarias son muy pequeñas.

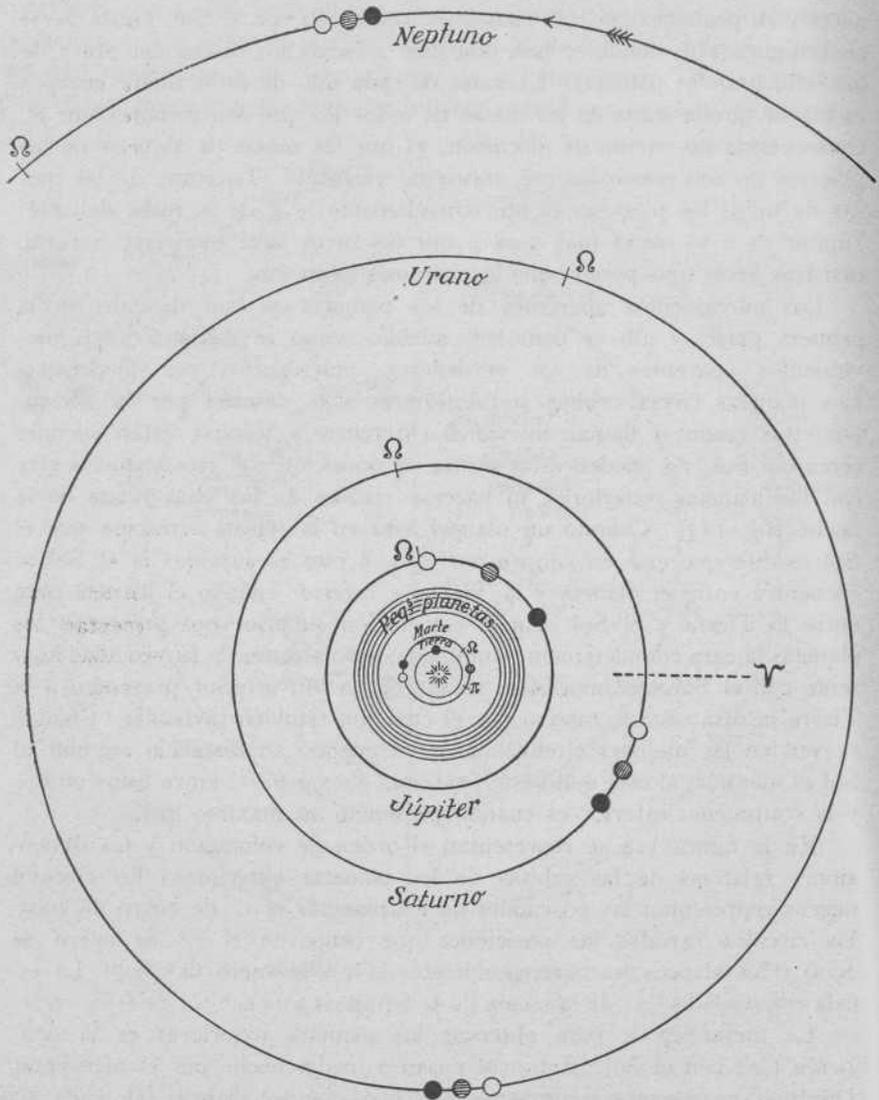


Fig. 114. — Órbitas de la Tierra, Marte, asteroides, Júpiter, Saturno, Urano y Neptuno

Los planetas exteriores visibles a simple vista no son más que tres: Marte, Júpiter y Saturno; Urano está en el límite de visibilidad, y no se encuentra fácilmente sin ayuda de una carta, y Neptuno es invisible a simple vista. De los asteroides sólo son visibles a simple vista unos

pocos, los más brillantes, como Vesta o Ceres, y aun hay que buscarlos en una oposición favorable.

La relación, ordenada con arreglo a su distancia al Sol, de los planetas con sus satélites, es la siguiente:

Mercurio
Venus
Tierra, con la Luna
Marte, con dos satélites
Grupo de pequeños planetas
Júpiter, con nueve satélites
Saturno, con sus anillos y diez satélites
Urano, con cuatro satélites
Neptuno, con un satélite.

CAPÍTULO II

El Sol

El Sol (\odot) aparece a nuestra vista como un disco brillante con un diámetro de cerca de medio grado (1). A causa de las variaciones que sufre la distancia del Sol a la Tierra, el diámetro aparente del primero varía también; en el perihelio, en enero, es de $32'32''$, en cambio, en el afelio, en julio, es de $31'28''$, siendo el diámetro aparente a la distancia media $31'59''$. La distancia media correspondiente es de 149,5 millones de kilómetros. El diámetro verdadero del Sol es, por consiguiente, de 1 391 000 kilómetros, y de este valor se deduce que un ángulo de $1''$ subtendido en el disco del Sol corresponde a una dimensión lineal de 725 Km. La diferencia entre el diámetro polar y el ecuatorial, esto es, el achatamiento del globo solar, se presume que existe, pero es muy pequeño y no ha llegado a comprobarse.

La masa del Sol es 330 000 veces la de la Tierra, pero como el volumen de dicho astro es 1,3 millones de veces mayor que el de nuestro planeta, la densidad del Sol no es más que una cuarta parte de la densidad de la Tierra, o sea 1,4. Finalmente, de la relación entre masas y diámetros se deduce que la intensidad de la gravedad en la superficie del Sol es 27,5 veces mayor que en el ecuador terrestre; por consiguiente, un péndulo cuyo período de oscilación en la superficie de la Tierra fuese de un segundo, efectuaría en la superficie del Sol cinco oscilaciones en un segundo.

Nuestros conocimientos sobre la constitución del Sol empezaron con el invento del anteojito. Los antiguos se figuraban el Sol como una enorme esfera de fuego, con lo cual se acercaban mucho a la realidad; pero a esta idea le faltaba todo fundamento serio, y las opiniones de la antigüedad en este punto apenas si tienen interés para el filósofo o el historiador. Por lo tanto, podemos limitarnos en este estudio a lo que han dado de sí las investigaciones telescópicas y en particular a los resultados obtenidos en nuestra propia época.

(1) Los valores numéricos de todos los elementos del sistema solar están reunidos en una tabla al final del libro. Las dimensiones lineales, tanto allí como aquí, se basan en el supuesto de que la paralaje del Sol es de $8'',80$ a la cual corresponde una distancia del Sol a la Tierra de 149,5 millones de kilómetros.

I. LUZ Y CALOR DEL SOL

La superficie luminosa del Sol que percibimos a simple vista o con un antejo, recibe el nombre de *fotosfera*. Su brillo supera mucho en intensidad al de cualquiera de los manantiales luminosos artificiales; de la discusión realizada por Russell a base de todas las determinaciones fotométricas del brillo del Sol, dedujo que el de éste es 465 000 veces mayor que el de la luna llena.

Si observamos cuidadosamente la superficie solar empleando un cristal muy oscuro, encontraremos que el centro es muy luminoso, disminuyendo regularmente en todas direcciones hasta el borde. Las comparaciones de la *intensidad de radiación* en diferentes puntos de la superficie han dado como resultado que esta disminución hacia los bordes tiene efecto de la misma manera para los rayos caloríficos, luminosos y químicos, aunque en diferente proporción. Las mediciones más exactas de la radiación calorífica, mediante el empleo del termómetro o del bolómetro, son debidas a Secchi, Langley, Vogel y Frost. La hipótesis de Secchi de que las regiones ecuatoriales son más calientes que las polares, no ha sido comprobada por las observaciones modernas. También parece muy poco probable la hipótesis de d'Arrest y de Buijs-Ballot, sobre la diferente radiación calorífica de los meridianos del Sol; pero es notable que Buijs-Ballot haya encontrado por este medio el período de rotación del astro (25,7 días), que coincide bastante aproximadamente con el deducido del promedio de las observaciones de las manchas.

Las investigaciones más minuciosas sobre la intensidad de radiación en diferentes puntos de la superficie del Sol son debidas a Abbot y Fowle. Fueron hechas con un bolómetro y se extienden a todas las regiones del espectro visible y del invisible, desde el infrarrojo al ultravioleta. Los resultados obtenidos por estos observadores se resumen en la tabla siguiente, en la cual la distancia al centro del disco está expresada en partes del radio del mismo considerado como unidad, y la intensidad de la radiación en el centro se considera igual a 100. Para cada calor se da la correspondiente longitud de onda, expresada en Angströms.

Distancia al centro	Radiación luminosa				Radiación calorífica Infrarrojo	
	Violeta $\lambda = 3860$	Azul 4560	Verde 5340	Rojo 6700	10310	20970
0,00	100	100	100	100	100	100
0,20	98	98	99	99	99	100
0,40	92	94	95	96	97	99
0,60	83	86	88	91	94	96
0,70	75	80	83	87	91	95
0,80	66	71	75	81	87	92
0,90	52	57	64	71	79	88
0,95	42	47	55	63	73	84

Cerca del borde, la intensidad de los rayos violeta sufre una gran disminución, los rojos la sufren menor, y los infrarrojos o rayos caloríficos, mucho menos. Cuál sea la influencia que en este decrecimiento ejercen la absorción y la dispersión en la atmósfera luminosa del Sol, es punto que no se conoce con seguridad. Según las investigaciones realizadas por Schuster, Schwarzschild y Lindblad, la dispersión, a la que antes no se atribuía importancia alguna, es probablemente el factor más importante entre cuantos influyen en la irradiación del disco solar. La disminución progresiva de intensidad de las rayas de Fraunhofer hacia los bordes puede provenir muy bien de una dispersión de la luz, mientras que si sólo interviniese la absorción, los efectos serían muy distintos.

Es, pues, evidente que hasta nosotros no llega más que una parte de la luz y del calor irradiados por el Sol, y que éste nos parecería mucho más brillante, más caliente y más blanco de lo que hoy lo vemos, si no tuviese atmósfera. Antes se suponía que la absorción era mucho mayor de lo que es en realidad; Laplace la valoraba en $\frac{11}{12}$, y Secchi en $\frac{9}{10}$ de la luminosidad total. En cambio Vogel dedujo de sus propias observaciones que el Sol sin atmósfera aparecería para los rayos violeta tres veces más brillante, y para los rayos rojos 1,5 veces más, siendo probable que estos valores se acerquen mucho a la verdad. Así, pues, si el Sol no poseyese atmósfera, aparecería, en conjunto, dos veces más brillante y caliente de lo que es en la actualidad.

Uno de los problemas más interesantes de la Física es el de medir el calor total irradiado por el Sol durante cierto tiempo, por ejemplo, en un día o en un año; pero este problema presenta dos dificultades: una de ellas consiste en la distinción que hay que establecer entre el calor que emana del Sol y el que proviene de su atmósfera y de las regiones vecinas; la otra dificultad deriva de la necesidad de tener en cuenta la absorción que los rayos caloríficos experimentan por parte de nuestra atmósfera, absorción que hay que determinar para poder conocer el verdadero calor irradiado. Los primeros experimentos realizados con éxito a este fin lo fueron por Pouillet (1837) por medio del pirheliómetro; sus resultados le condujeron a admitir que en el intervalo de 24 horas se fundiría una capa de hielo de 37 cm de espesor que envolviese a toda la Tierra, en el supuesto de que los rayos solares incidiesen perpendicularmente sobre ella y no hubiese absorción por parte de nuestra atmósfera y en cambio fuese total por parte del cielo. Como que durante una parte del día el Sol está debajo del horizonte, y durante la otra parte los rayos solares no inciden perpendicularmente más que en un punto de la Tierra, la capa de hielo que en realidad se fundiría, tomando el promedio para toda la superficie terrestre, sería solamente una fracción de la que antes hemos indicado, esto es, 9,2 cm por día, lo cual equivale a una capa de 33 metros de espesor en un año.

El calor irradiado por el Sol se expresa generalmente en *calorías*. Por caloría se entiende la cantidad de calor necesaria para elevar 1° C. la temperatura de un gramo de agua cuya temperatura inicial sea de 15° C.

El número de calorías que recibiría, durante un minuto, un centímetro cuadrado de la superficie terrestre sobre el cual cayeran los rayos del Sol perpendicularmente y sin que existiera absorción alguna por parte de la atmósfera terrestre, se llama *constante solar*. De las observaciones de Pouillet resultó ser esta constante 1,8. Observaciones posteriores realizadas por varios físicos, condujeron a valores mucho más elevados que el obtenido por Pouillet, y durante mucho tiempo se consideró como muy cercano a la verdad el valor 3,1 para la constante solar, encontrado por Langley (1884) por medio de un bolómetro. Medidas efectuadas modernamente con aparatos más perfeccionados han vuelto a dar valores más pequeños; actualmente se considera como más probable el valor 1,94, hallado por Abbot, Fowle y Aldrich, y según opinión de estos mismos observadores el error es menor de 1 %. Langley no consideraba la constante solar como una magnitud realmente constante, sino como variable entre ciertos límites; Abbot y Fowle encontraron, hace poco tiempo, fluctuaciones de la misma hasta de un 12 % de su valor, las cuales, según opinión de estos sabios, están relacionadas con la periodicidad de la frecuencia de las manchas, correspondiendo a la constante valores tanto más grandes cuanto mayor sea el número de manchas observables sobre el disco solar. Que estas oscilaciones de la irradiación solar, observadas por Abbot, tengan verdaderamente su origen en el Sol, es dudoso, puesto que Guthnick no pudo encontrarlas en la irradiación de los planetas Júpiter y Saturno, y sabido es que la luz irradiada por los planetas no es más que la reflejada en su superficie y que proviene del Sol. Por consiguiente, las oscilaciones en el brillo del Sol tienen que traducirse en cambios correspondientes del brillo de los planetas, y en estos últimos no se han encontrado hasta ahora semejantes fluctuaciones.

Se ha tratado de determinar la temperatura del Sol por medio del calor total irradiado por el mismo, habiéndose tropezado para ello con grandes dificultades. En primer lugar, se comprende que no ha de existir una temperatura uniforme del Sol, ya que ésta presentará diferencias enormes según se trate de las diferentes capas de la masa del astro, y aun de las diferentes partes de la fotosfera, por ejemplo, de las manchas y de las fáculas. Aun prescindiendo de estas diferencias, solamente podría deducirse de la observación la temperatura del Sol si se conociera el poder emisivo de la fotosfera; pero como desconocemos en absoluto este poder emisivo, debemos contentarnos con llegar a conocer la llamada *temperatura efectiva* del Sol, esto es, la temperatura a que debería estar un cuerpo de poder emisivo (1) conocido y de igual tamaño aparente que el Sol para irradiar el mismo calor que éste.

De las leyes de la emisión enunciadas hasta hoy, la que más satisface es la de Stefan, cuya comprobación experimental se ha logrado para grandes intervalos de temperatura. Esta ley dice que la cantidad de calor

(1) Como tipo, se considera un cuerpo completamente negro, esto es, un cuerpo que absorbe *todos* los rayos que inciden sobre él.

irradiada por un cuerpo negro es proporcional a la cuarta potencia de su temperatura absoluta. Basándose en esta ley y en el valor 1,9 de la constante solar, se puede determinar la temperatura efectiva del Sol, que es casi de 5540° C., valor que se eleva a 6100° C. si se tiene en cuenta la absorción producida por la atmósfera solar, aunque esta última corrección es muy poco aproximada.

Es digno de mencionarse que un error en la constante solar influye muy poco en la temperatura calculada; si, por ejemplo, se toma para la constante solar el valor 5,0, la temperatura resulta ser de 7100° C. y el valor, ya enorme, 10,0 conduce solamente a una temperatura de 8500° C.

Se ha llegado a determinar la temperatura del Sol con bastante exactitud por otro camino. Según la llamada ley del corrimiento, de Wien, en un cuerpo absolutamente negro es constante el producto de la temperatura absoluta por la longitud de onda para la cual el espectro de emisión presenta el máximo de intensidad.

Esta constante se ha determinado experimentalmente, y de ella se ha deducido que la temperatura del Sol es de 5600° C. si se acepta que la longitud de onda a la cual corresponde el máximo de intensidad en el espectro solar es 0,0005 mm.

Si, finalmente, se miden con un espectrofotómetro o con un bolómetro espectral las intensidades de la radiación para diferentes longitudes de onda, puede determinarse asimismo la temperatura del Sol con ayuda de la denominada fórmula de Planck, que liga la temperatura del cuerpo radiante con la intensidad de radiación de cada longitud de onda. Un estudio minucioso de la distribución de la energía en el espectro solar, llevado a cabo por Wilsing, en Potsdam, ha probado que el Sol se comporta casi como un cuerpo negro radiante; su poder absorbente, según se deduce de estas observaciones, es aproximadamente el mismo que el del carbón. Probablemente la radiación solar es una mezcla de radiaciones negras a diferentes temperaturas, en cuyo caso se deberá entender por temperatura efectiva del Sol la temperatura media de las capas superiores; su valor deducido de este modo es de unos 5900° , cuyo valor parece diferir muy poco del verdadero. Esta manera de ver explicaría por qué disminuye el brillo del disco solar hacia los bordes, pues hacia el centro del disco la radiación que nosotros observamos es la de las capas interiores, y las observaciones han de dar allí, por consiguiente, una temperatura más alta que en los bordes.

Los valores que acabamos de dar para la temperatura *efectiva* del Sol son, como se ve, muy concordantes, y no parecen estar muy lejos de la verdad; pero sobre la temperatura *verdadera* del Sol no poseemos ningún dato, ni aun aproximado. Lo único que se puede asegurar es que esta temperatura verdadera no puede ser inferior a la efectiva, y que por lo tanto ha de ser superior a 5000° C.

2. FOTOESFERA

A simple vista, la *fotoesfera* o superficie brillante del Sol parece ser tan uniforme, que todo intento de averiguar su estructura por este camino sería inútil; pero con un anteojo se distinguen sobre el astro grupos de manchas oscuras, que a intervalos están rodeados de masas brillantes, llamadas *fáculas* (figs. 115 y 117); si el anteojo empleado es de alguna potencia, podremos ver, además, observando con atención, que toda la superficie del Sol presenta un aspecto granulado, como el de un líquido en el cual estuviesen en suspensión algunos granos de arroz. Esta *granulación* es más evidente en el centro del disco y su observación directa con el anteojo es siempre difícil, porque basta una pequeñísima agitación del aire para que sea imposible percibir los diminutos objetos de que se trata. Se obtienen resultados mucho mejores con el empleo de la fotografía, pero aun en este caso es necesario que las condiciones atmosféricas sean excepcionalmente buenas. Las mejores fotografías del Sol, por hoy, son las que obtuvo Janssen en Meudon; en ellas se ve la granulación con gran claridad. Las figuras 115 y 116 son porciones aumentadas de esas fotografías de Janssen; el aumento es tal, que corresponde al Sol un diámetro de un metro, contra 50 centímetros que aproximadamente tiene en la fotografía sin aumentar. Janssen encontró que los granos eran de tamaño y brillo diferentes, con diámetros desde algunas décimas de segundo hasta tres o cuatro segundos. Como un ángulo de un segundo, a la distancia del Sol, corresponde a una dimensión lineal de 725 Km, resulta que los granos menores tienen un tamaño real de unos 200 Km. En general, su forma es elíptica o poligonal, pero está sujeta a grandes variaciones. Por medio de fotografías sucesivas, Hansky, en Pulkowa, pudo estudiar las variaciones de forma y posición de los granos. Son tan rápidas estas variaciones, que bastan a veces pocos segundos para que cambien completamente de forma. Empleando grandes aumentos, con los cuales la imagen del Sol tendría un diámetro de 6 m, se ha logrado seguir el movimiento de algunos granos durante cierto tiempo; las velocidades encontradas en algunos casos llegaron a ser hasta de 40 Km por segundo. Esta clase de investigaciones son extraordinariamente difíciles y requieren mediciones muy prolijas.

Janssen llamó la atención sobre un fenómeno que aparece en las fotografías, y al que denominó *red fotoesférica*. Consiste en la división de la fotoesfera en regiones, en una de las cuales aparecen los granos bien delimitados mientras que en otras no se ven, o se ven difusos; esta red se adivina, aunque no muy distinta, en las figuras 115 y 116. Janssen explica este fenómeno por movimientos bruscos de la sustancia fotoesférica, que destruyen los granos, pero también podría ser debido a la agitación del aire, que ejerce diferente acción en las distintas partes de la imagen del Sol.

Sobre la granulación se destacan las fáculas, antes mencionadas. Extiéndense como llamas encorvadas y entrelazadas sobre toda la superficie solar, y en especial en ciertas regiones cercanas a las manchas. cam-



Fig. 115. — Mancha solar (de una fotografía de Janssen)

biando frecuentemente de forma y de intensidad a lo largo de miles de kilómetros, viéndose perfectamente hasta con anteojos pequeños y por personas poco acostumbradas. Las fáculas sólo se perciben en los bordes del Sol, tanto si se acude a la observación visual, como a la foto-

grafía; cuanto más lejanas están de los bordes tanto menos se destacan sobre la superficie del astro, y en el centro del disco desaparecen por completo; esto solo ya revela que se elevan sobre la fotosfera. Su gran brillo cerca del borde del Sol se explica porque a causa de su mayor altura sufren en menor escala la absorción general de la atmósfera solar. Es muy probable que esa mayor altura sea la única diferencia que existe entre las fáculas y el resto de la fotosfera. En las grandes fotografías de Janssen aparecen las fáculas compuestas de elementos que se parecen muchísimo a los que constituyen la granulación fotosférica. La circunstancia de que las fáculas no sean visibles en el centro del disco, hace que sea muy difícil el estudio minucioso de estas interesantes

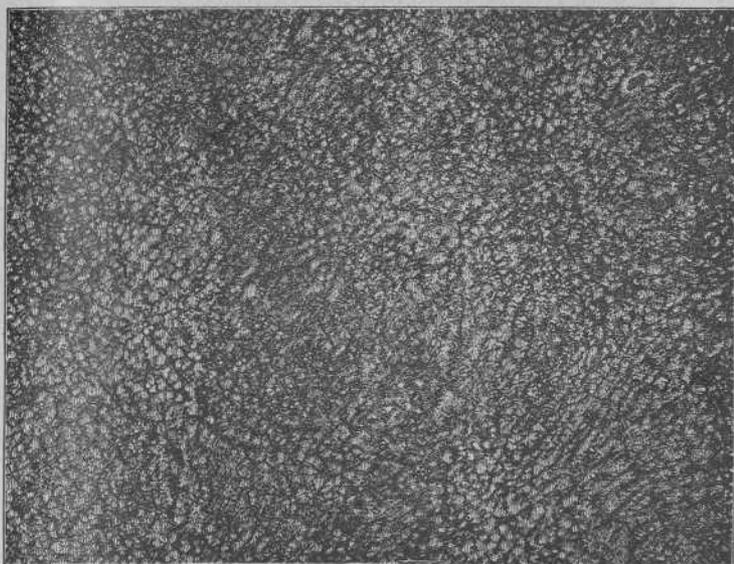


Fig. 116. — Granulación del Sol

formaciones, y en parte lo hace imposible, porque no pueden seguirse durante muchos días, siendo muy difícil identificarlas, a causa de sus variaciones de forma, cuando después de desaparecer por un borde aparecen por el otro.

Más adelante veremos, no obstante, cómo ha sido posible lanzar una ojeada de conjunto sobre estos fenómenos que tienen su asiento en la atmósfera del Sol, gracias al espectroheliógrafo de Hale y Deslandres.

3. LAS MANCHAS DEL SOL

Los anteojos imperfectos de Galileo y sus contemporáneos permitían ya observar las manchas que aparecen en el disco del Sol; Galileo las vió, en efecto, por primera vez, a mediados (probablemente en julio o

agosto) de 1610 (1). El inglés Tomás Harriot vió manchas en el Sol el 18 de diciembre de 1610, y sacó de ellas un croquis; pero en otra observación del Sol efectuada en enero de 1611 no vió ya las manchas, por lo cual probablemente no dió importancia a su descubrimiento, no reanudando sus observaciones hasta diciembre de 1611. Independientemente de Galileo y Harriot, también vió manchas en el Sol, el 9 de marzo de 1611 (2), Johann Fabricius, hijo del párroco de la Frisia Oriental, y célebre astrónomo, David Fabricius, y casi al mismo tiempo las descubrió a su vez el Padre Chr. Scheiner; este último tampoco dió importancia al descubrimiento y no reanudó las observaciones hasta el mes de

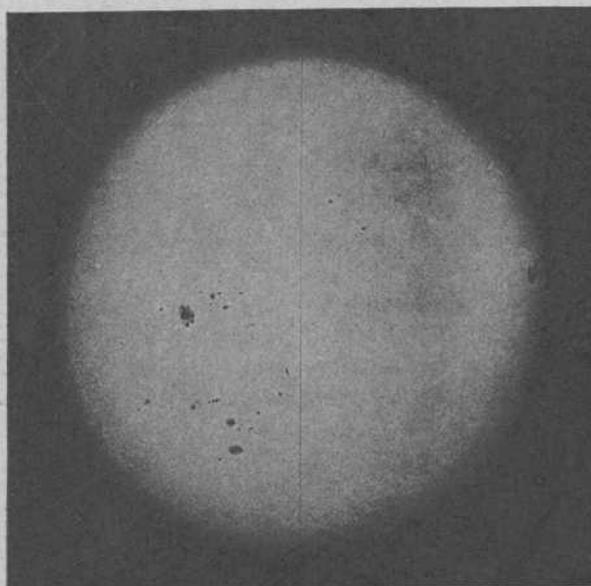


Fig. 117. — Fotografía del Sol, del observatorio de Potsdam

octubre de 1611. Joh. Fabricius fué el primero que dió a conocer el descubrimiento por medio de la estampa (a mediados de 1611). La noticia llamó poco la atención, y únicamente después, gracias a las publicaciones de Scheiner y de Galileo, se fijaron los observadores en este fenómeno notable. Especialmente Scheiner observó las manchas del Sol de una manera constante, publicando sobre ellas un gran libro (*Rosa Ursina*, 1630), algunos de cuyos conceptos se vieron comprobados al comenzar el siglo XIX.

Scheiner supuso al principio que las manchas eran pequeños planetas cercanos al Sol; esta hipótesis fué rebatida en seguida por Galileo, quien demostró que debían de encontrarse sobre la superficie del astro. La idea

(1) En China ya se habían observado las manchas del Sol, según se desprende de la Enciclopedia de Ma-Tuan-Lin, publicada en 1322, 1300 años antes.

(2) No en diciembre de 1610, como suele asegurarse a menudo erróneamente.

de que un cuerpo que era el prototipo de la pureza, como el Sol, pudiera presentar manchas, repugnaba a la filosofía escolástica, y no sería extraño que la hipótesis de Scheiner tuviese por objeto dejar a salvo la perfección de nuestro astro central.

Desde las primeras observaciones, se vió que las manchas se movían de este a oeste. Aparecía una mancha por el borde oriental, se movía progresivamente sobre el disco solar, desaparecía después de doce o catorce días por el borde occidental y frecuentemente volvía a aparecer después de otros catorce días por el borde oriental. Pronto se demostró

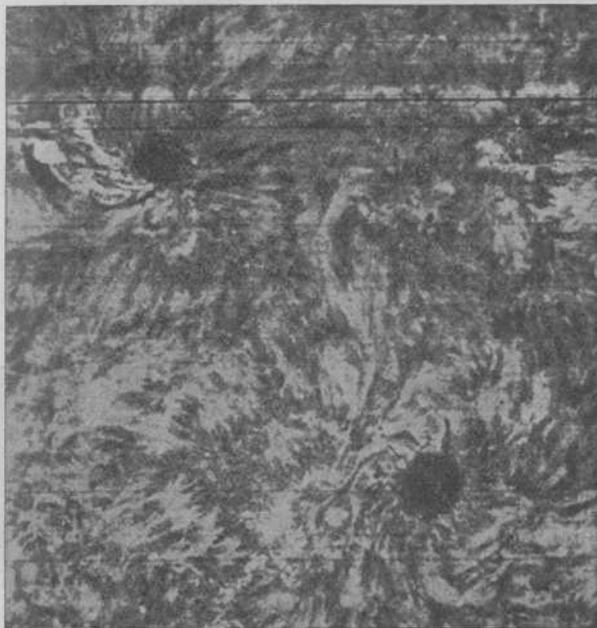


Fig. 118. — Remolinos en el Sol

también que las manchas no eran permanentes; algunas desaparecían después de algunos días, otras eran visibles durante algunas semanas y algunas duraban varias rotaciones del Sol. Durante su existencia se movían como se acaba de decir, y Scheiner, que estudió cuidadosamente el movimiento de las manchas, dedujo que el período de rotación del Sol alrededor de su eje era de unos 25 días y que este eje formaba un ángulo de 83° con la eclíptica.

Los astrónomos de los siglos XVII y XVIII emplearon en la observación de las manchas un método que todavía se aplica hoy en ciertas circunstancias, especialmente cuando se trata de mostrar simultáneamente a varias personas la imagen del Sol: se proyecta esta imagen sobre una pantalla blanca colocada a cierta distancia detrás del ocular del antejo, y variando la posición del ocular se da el tamaño que convenga a la

imagen del Sol. Para evitar en lo posible la luz exterior, se impide por medio de una pantalla la llegada de los rayos solares directos que pasan por fuera del anteojo. En la figura 119 se representa el aparato de que se sirvió Chr. Scheiner en sus últimas observaciones de las man-

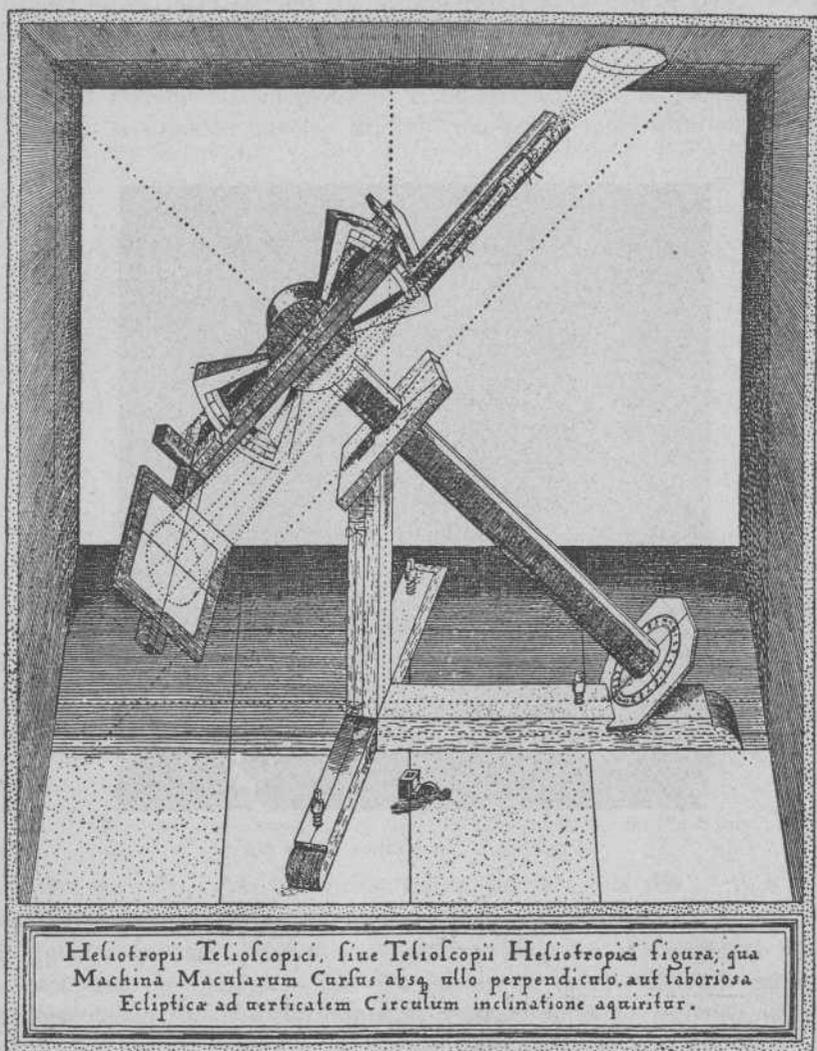


Fig. 119

chas; estaba construído con arreglo a las indicaciones del P. Griemberger y tiene un interés especial por constituir el primer ensayo de un montaje paraláctico. En nuestros días, para las observaciones del Sol que hay que realizar directamente con el anteojo, se emplean con ventaja los llamados *oculares helioscópicos*, que constan de un ocular combinado con un prisma de ángulo muy agudo o con cuatro placas de cristal, que uni-

das de dos en dos pueden girar independientemente. En el primer caso, la reflexión que se produce en una de las caras del prisma disminuye la intensidad de la luz solar lo suficiente para que basten cristales ligeramente coloreados para proteger el ojo del observador; en el segundo caso la luz se debilita por polarización al reflejarse en las pilas de cristales, con lo cual no es necesario emplear vidrios coloreados.

Ya los primeros observadores de las manchas del Sol reconocieron que éstas no son simplemente puntos oscuros, sino que constan esencialmente de dos partes distintas: la parte central o *núcleo*, más oscura, y la *penumbra*, que rodea a la primera y que si se observa con pequeños aumentos parece de un gris uniforme. Si se observa la penumbra en días de estado atmosférico favorable y con un antejo potente, se la ve formada por estrias (figs. 115, 120 y 121), y las bellas fotografías obtenidas por Janssen la presentan constituida por materia granulada como la de la fotosfera. En la penumbra los granos parecen estar ordenados más o menos radialmente, como si estuvieran bajo la acción de una fuerza dirigida hacia el centro del núcleo. El núcleo, o núcleos, son bastante más oscuros que la penumbra, pero no muy oscuros ni mucho menos negros, que es como aparecen al principio de la observación. Comparándolos con los planetas Mercurio o Venus cuando éstos pasan por delante del disco del Sol, se ven los núcleos de color gris, y Langley encontró que su brillo es 500 veces mayor que el de la luna llena.

Las manchas aparecen generalmente formando grupos. En su evolución, los grupos de manchas se diferencian extraordinariamente unos de otros; unas veces se forman de una manera rápida, otras veces con mucha lentitud; en general al nacimiento de un grupo precede la aparición de numerosos poros oscuros en la granulación, rodeados casi siempre por fáculas brillantes. De estos poros se forman generalmente dos grandes manchas, ocupando el espacio intermedio manchas más pequeñas. La mancha que va delante está dotada en general de un movimiento algo más rápido, por lo cual el grupo se alarga poco a poco; la mancha que sigue va disminuyendo en importancia y finalmente se disuelve, así como también las manchas pequeñas intermedias, quedando por último solamente la primera mancha, que en este intervalo de tiempo ha ido adquiriendo una forma bastante circular. Con esta forma se mantiene a veces durante varias rotaciones del Sol. La desaparición de la mancha se verifica como si la materia que constituye la fotosfera invadiera la penumbra y la cubriese parcialmente. Estas porciones de materia invasora suelen ser muy brillantes, por lo que reciben el nombre de «puentes luminosos»; crecen poco a poco o se forman otros nuevos, y finalmente acaban por llenar el núcleo; las restantes partes de la mancha van disminuyendo en dimensiones, y acaban por desaparecer del todo. En la figura 115 aparece claramente un puente luminoso junto a la mancha principal.

Las dimensiones de las manchas varían entre límites muy extensos; se han observado algunas de más de dos minutos de diámetro aparente, o sea de más de 87000 kilómetros de diámetro real, lo cual equivale a decir que eran siete veces mayores que la Tierra. Es frecuente que una gran mancha se divida en otras más pequeñas; en este caso las manchas cambian de forma y de dimensiones en poco tiempo, como se puede ver en las figuras 120 y 121, que representan la gran mancha solar observada, a principios de julio de 1872, por Lohse, en Bothkamp. La vida de una mancha es, como ya hemos dicho, muy variable, desde algunos días hasta semanas, y en raras ocasiones hasta meses. La mayoría se presentan en la región ecuatorial del Sol, entre $\pm 30^\circ$ de latitud heliográfica. Las que aparecen en latitudes superiores a $\pm 40^\circ$ son rarísimas; hasta hoy sólo se ha observado una mancha en el paralelo de 50° (observación hecha por Peters en 1846), y otra mancha pequeña apareció en el paralelo de 60° en una fotografía obtenida en el Cabo en 1915. Unos objetos más pequeños que las manchas, descubiertos no ha mucho, y que parecen ser perturbaciones mal definidas, pero seguramente fijas en la superficie del Sol, a las cuales los observadores ingleses llaman «veiled spots», aparecen en las latitudes más altas.

Es muy notable el hecho, observado por primera vez por Carrington y Spörer, de que las primeras manchas que aparecen después de un período de mínimo (véase el capítulo siguiente) se forman en latitudes altas, 30° aproximadamente, disminuyendo después lentamente la latitud media de las manchas, hasta que las últimas, que preceden al mínimo siguiente, nacen cerca del ecuador.

Se ha hablado de otro fenómeno que creyó haber descubierto Mistress Maunder estudiando las series de observaciones de manchas del Sol publicadas por el observatorio de Greenwich, desde el año 1889 hasta 1901, y consistiría en que el número y las dimensiones de las manchas observadas en la mitad oriental del disco solar son mayores que para la mitad occidental; también creyó deducir que de todas las manchas (hecha abstracción de las que se forman en el hemisferio visible del Sol y desaparecen en él a los pocos días), se forman el 41 % en el hemisferio visible y el 59 % en el invisible, y que el 58 % de las manchas desaparecen en el hemisferio visible y sólo el 42 % en el invisible. Rodés, partiendo de la estadística de las manchas del Sol observadas en el intervalo 1910-20, encuentra resultados que coinciden con los obtenidos por Mrs. Maunder, y también el conocido geofísico L. A. Bauer cree poder demostrar la existencia de una pequeña influencia de la Tierra sobre la distribución de las manchas solares. De ser ciertos estos hechos, indicarían una acción de la Tierra sobre el Sol, ya de sí muy poco probable; pero, además, un estudio detenido del asunto, llevado a cabo por Epstein, y comprobado más tarde por Chevalier, ha demostrado que estas supuestas preferencias carecen de realidad.

Hasta hace unos 150 años, se consideraba que las manchas del Sol eran escorias que flotaban sobre la superficie fundida de la fotosfera;

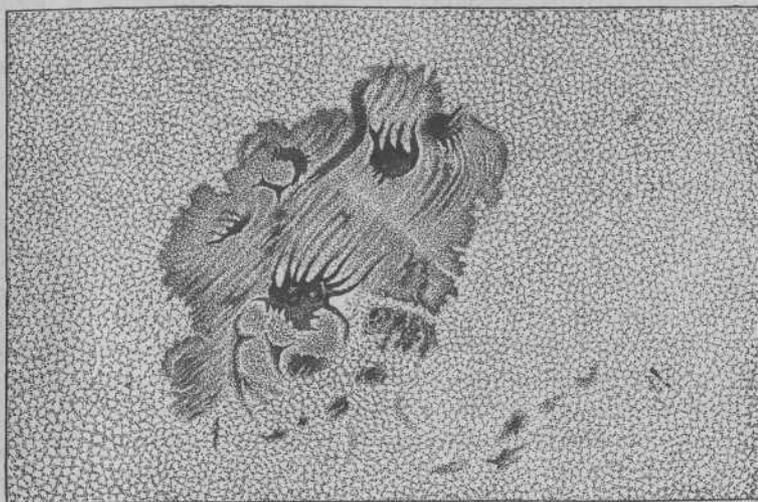
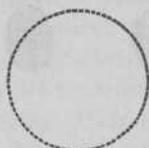


Fig. 120. — Gran mancha solar de julio de 1872, observada por Lohse (2 de julio, a mediodía)



Tamaño
de la Tierra

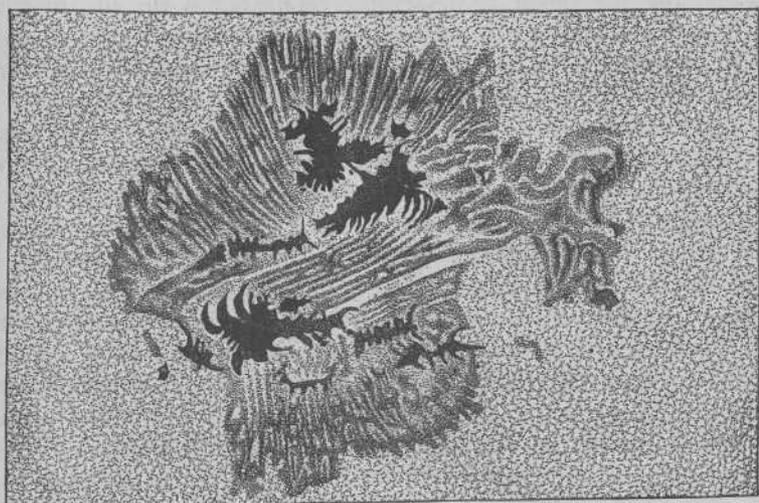


Fig. 121. — Gran mancha solar de julio de 1872, observada por Lohse (4 de julio, por la tarde)

pero en 1771 el párroco Schülen, de Wurtemberg, expuso la idea de que eran a modo de oquedades practicadas en la fotosfera, estando el núcleo a mucha mayor profundidad que la superficie brillante y aun que el borde de la misma penumbra, pues había observado que cuando una mancha se acercaba al borde del Sol la penumbra era cada vez más estrecha en el lado correspondiente al centro del disco, hasta desaparecer por completo, considerando tal fenómeno como un simple efecto de perspectiva debido a que el núcleo, la penumbra y la fotosfera están a niveles diferentes (fig. 122). Según esto, las manchas solares tendrían la forma de embudo; el núcleo constituiría el fondo de éste, y la penumbra la superficie lateral. En 1774, dió a conocer el astrónomo escocés Wilson, independientemente de Schülen, el mismo descubrimiento. Observaciones posteriores han demostrado que el llamado *fenómeno de Wilson* no aparece en todas las manchas.

La forma cónica que presentan las manchas constituye el fundamento de la conocida *teoría de Wilson*, que también se llama teoría de

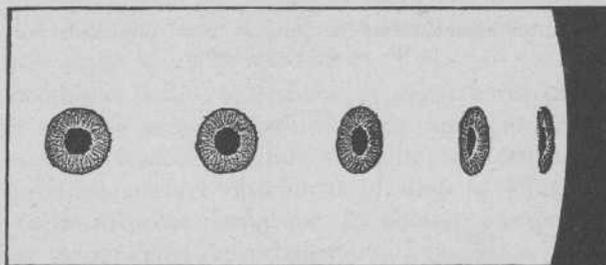


Fig. 122

Herschel, que fué quien la desarrolló. Hablaremos de ella más adelante, cuando tratemos de la constitución física del Sol.

Faye supuso que las manchas eran conos vacíos constituidos por remolinos. Esta hipótesis ha encontrado, en estos últimos tiempos, una plena comprobación en los resultados obtenidos por Hale con ayuda del espectroheliógrafo, de los cuales daremos aquí una breve idea, aunque sea adelantándonos a la exposición de los trabajos realizados con este aparato, sobre los cuales insistiremos más adelante.

Las fotografías obtenidas con la raya roja del hidrógeno (raya C), revelan de una manera sorprendente la presencia de remolinos en las diferentes regiones del disco solar. A veces se forma una mancha en el centro de estos remolinos; pero también los hay en puntos donde no aparecen manchas. El sentido de la rotación de estos remolinos no parece obedecer a una ley fija; en ocasiones se observan vórtices cercanos cuyas rotaciones son de sentidos contrarios, como se puede ver en los dos representados en la figura 118. En ciertos casos, los remolinos parecen ejercer una fuerte atracción sobre las masas gaseosas que les rodean; así, en 1908 observó Hale una nube de hidrógeno de extraordinaria longitud, que en poco tiempo fué evidentemente atraída por un

remolino, que giraba alrededor de una mancha, hacia el centro de ésta. Según las medidas efectuadas por Hale, se llegó en algunos puntos a velocidades de 140 Km por segundo.

Los torbellinos observados condujeron a Hale a resultados muy importantes para la explicación de la naturaleza de las manchas. Para mejor comprenderlos, no estará de más hacer una sucinta relación de algunos hechos.

En 1896, Zeeman descubrió que si se expone una llama a la acción de un campo magnético, algunas rayas espectrales se desdoblán, si se emplea una dispersión bastante fuerte, en dos o en tres componentes, según que se observe en la dirección de las líneas de fuerza del campo magnético o en una dirección perpendicular (fenómeno de Zeeman). En el primer caso, ambas rayas presentan una polarización circular de sentido opuesto de una a otra, y en el segundo caso las tres rayas presentan una polarización lineal, siendo el plano de polarización de la componente intermedia perpendicular a las líneas de fuerza del campo magnético, y el de las otras dos paralelo a éstas.

Si se supone, como parece lógico por diferentes motivos, que los gases de la fotosfera están cargados de electricidad, un torbellino de estos gases, tal como aparecen en las fotografías obtenidas por Hale, sería equivalente a una corriente eléctrica que diese vueltas en el remolino, corriente que tiene que crear un campo magnético, cuyas líneas de fuerza, en su mayoría, serán paralelas al eje del torbellino.

Partiendo de esta idea, intentó Hale observar en el espectro de las manchas del Sol el efecto de Zeeman antes descrito. Después de haber vencido las dificultades de diverso orden que se le presentaron, logró observar en las rayas del hierro y del titanio la mayor parte de los desdoblamientos característicos del fenómeno de Zeeman. Las rayas aparecían desdobladas en dos componentes si la mancha observada se encontraba en el centro del disco solar, en cuyo caso se la veía en la dirección del eje del torbellino, o en tres componentes si la mancha estaba cerca del borde, en cuya posición se observaba en dirección perpendicular al eje del torbellino. También pudo determinarse el sentido de la polarización según que se tratase de un torbellino que girase de izquierda a derecha o de otro que girase en sentido contrario.

Es evidente, pues, que las manchas del Sol deben considerarse como torbellinos cargados de electricidad. Las investigaciones realizadas en el observatorio de Mount-Wilson sobre los fenómenos que se verifican en la atmósfera solar han suministrado, en estos últimos años, detalles muy interesantes sobre las acciones magnéticas que tienen su asiento en las manchas del Sol y en toda la superficie solar. Las masas de gases ionizados que giran en torbellinos en las manchas, crean un campo magnético cuya intensidad disminuye al crecer la altura. En las manchas que aparecen por pares, los sentidos de rotación de los torbellinos son casi siempre opuestos. En los grupos bipolares de manchas, la polaridad de la mancha que precede es diferente, según se considere uno u otro hemis-

ferio. Después del mínimo de manchas del Sol, en 1912, presentóse inesperadamente un cambio en la polaridad de las componentes anteriores de los grupos bipolares, de manera que parecía existir una relación entre la polaridad de las manchas y el período de las mismas; pero este cambio no se repitió al llegar el máximo de actividad consecutivo.

Las investigaciones realizadas acerca del campo magnético del Sol han dado como resultado que este astro, como la Tierra, se comporta como una esfera magnética, cuyo eje magnético coincide aproximadamente con el de rotación. En los últimos años se ha logrado determinar con exactitud la posición del eje magnético del Sol respecto al eje de rotación del mismo. El ángulo formado por ambos ejes es de unos 6° , y el tiempo empleado por el eje magnético en girar alrededor del eje de rotación es de 31,5 días. Los polos están colocados como en la Tierra; la intensidad del campo en la capa a la cual se refieren las observaciones es 80 veces mayor que en la Tierra. Sobre la causa de esa imanación, no se sabe absolutamente nada.

Después que Stark hubo descubierto el desdoblamiento de las rayas espectrales por la acción de un campo eléctrico, se trató también de averiguar si se producía este efecto en el espectro del Sol; pero hasta ahora no se ha podido observar con seguridad.

Se han efectuado medidas muy cuidadosas, especialmente por St. John, para determinar los movimientos relativos de la materia de las manchas; sus observaciones, que han versado sobre diferentes elementos y para distintas regiones de las manchas, han revelado en éstas una circulación continua de gases. De las capas superiores desciende hidrógeno y vapores de calcio con una velocidad de 2 Km. p. s.: esta velocidad disminuye en las capas inferiores, donde se encuentran las materias de peso atómico más elevado y en las cuales se ha observado una corriente gaseosa ascendente, de pequeña velocidad.

4. PERIODICIDAD DE LAS MANCHAS

Las numerosas observaciones del Sol realizadas en el pasado siglo, han puesto de manifiesto la existencia de un período de once años en la actividad del astro, por lo que se refiere a la aparición de manchas. Durante un intervalo de dos o tres años las manchas son mayores y más numerosas de lo que les corresponde en promedio; después empiezan a disminuir en número hasta alcanzar el mínimo, que ocurre seis o siete años después del máximo. Los intervalos son bastante desiguales; se ha podido comprobar que el aumento del número de manchas desde el mínimo hasta el máximo se verifica más rápidamente que el descenso, de una manera análoga a lo que ocurre en determinadas estrellas variables, en las cuales, como veremos más adelante, el aumento de brillo es más rápido que la disminución. Una idea clara de esta periodicidad la dan las observaciones de Schwabe, en Dessau, quien observó el Sol durante cin-

cuenta años consecutivos, a partir de 1826; Schwabe fué quien, en 1843 (1), llamó por primera vez la atención sobre la periodicidad de este fenómeno. Según sus estadísticas, en cada uno de los intervalos de 1828 a 1831, 1836 a 1840, 1847 a 1851 y 1858 a 1861, sólo estuvo el Sol sin manchas de uno a tres días; en cambio, los años 1833, 1843, 1856 y 1867 los números de días sin mancha alguna fueron de 139, 147, 193 y 195, respectivamente.

Resulta, pues, que la actividad solar pasó por su mínimo los años 1833, 1843, 1856 y 1867. R. Wolf, en Zurich, pudo reconstituir la historia de este período hasta los tiempos de Scheiner, y fijó su duración promedia en $11 \frac{1}{9}$ años. De sus investigaciones y de las de su discípulo y sucesor Wolfer, han resultado los siguientes datos para los mínimos y los máximos de las manchas solares observadas hasta hoy.

Mínimos	Intervalos	Mínimos	Intervalos	Máximos	Intervalos	Máximos	Intervalos
1610,8	8,2	1755,2	11,3	1615,5	10,5	1761,5	8,2
1619,0	15,0	1766,5	9,0	1626,0	13,5	1769,7	8,7
1634,0	11,0	1775,5	9,2	1639,5	9,5	1778,4	9,7
1645,0	10,0	1784,7	13,6	1649,0	11,0	1788,1	17,1
1655,0	11,0	1798,3	12,3	1660,0	15,0	1805,2	11,2
1666,0	13,5	1810,6	12,7	1675,0	10,0	1816,4	13,5
1679,5	10,0	1823,3	10,6	1685,0	8,0	1829,9	7,3
1689,5	8,5	1833,9	9,6	1693,0	12,5	1837,2	10,9
1698,0	14,0	1843,5	12,5	1705,5	12,7	1848,1	12,0
1712,0	11,5	1856,0	11,2	1718,2	9,3	1860,1	10,5
1723,5	10,5	1867,2	11,7	1727,5	11,2	1870,6	13,3
1734,0	11,0	1878,9	10,7	1738,7	11,6	1883,9	10,2
1745,0	10,2	1889,6	12,1	1750,3	11,2	1894,1	12,3
		1901,7	11,9			1906,4	11,2
		1913,6				1917,6	

De aquí se deduce que el período de $11 \frac{1}{9}$ años dado por Wolf es sólo un valor medio, oscilando los valores individuales entre 7 y 17 años. Debe, además, tenerse en cuenta que la apreciación del intervalo entre dos máximos o mínimos consecutivos, especialmente hacia los años 1840, es muy insegura. De una nueva discusión de todo el material de observaciones hasta 1901, realizada por Wolfer, se dedujo que el valor medio del período es de $11,124$, o sea $11 \frac{1}{8}$ años.

Posteriormente, Schuster, aplicando el cálculo a este fenómeno, encontró que las oscilaciones del número de manchas admiten, además del período antes citado de $11 \frac{1}{8}$ años, otros dos períodos menores, de 8,36 y 4,8 años respectivamente. Es notable el hecho de que estos tres números sean fracciones de otro período mayor, de $33 \frac{3}{8}$ años; así:

$$\begin{aligned} \frac{1}{3} \text{ de } 33 \frac{3}{8} &= 11,125 \\ \frac{1}{4} \text{ » } &= 8,344 \\ \frac{1}{7} \text{ » } &= 4,768. \end{aligned}$$

(1) El astrónomo danés Chr. Horrebow señaló en 1775 esta periodicidad, pero su descubrimiento pasó inadvertido.

Son necesarias todavía nuevas comprobaciones, sacadas de la observación, para decidir si los períodos dados por Schuster obedecen a la realidad.

Las otras formaciones observadas en el Sol, las fáculas, antes mencionadas, y las protuberancias, de que trataremos más adelante extensamente, están sujetas al mismo período que las manchas, con la diferencia de que siendo aquéllas menos visibles que éstas, no pueden observarse con la misma seguridad.

La existencia de la periodicidad en la actividad del Sol está fuera de duda, pero su explicación no se ha encontrado todavía. La circunstancia de que este período es casi igual al de la revolución de Júpiter, ha conducido a algunos a la creencia de que existe una relación causal entre ambos fenómenos, debida a que la atracción de este gran planeta produce en el Sol alguna perturbación, que en el perihelio sería mayor que en el afelio. A esta hipótesis se opone el hecho de que el período de las manchas solares es medio año más corto que el de revolución de Júpiter. Además, dada la gran distancia que separa a Júpiter del Sol y la excentricidad relativamente pequeña de la órbita del primero, la diferencia de su acción en el perihelio y en el afelio debe ser muy pequeña. De las investigaciones de Schuster, ya mencionadas, se deduce con toda seguridad que la mayor o menor frecuencia de las manchas no tiene ninguna relación con el movimiento de Júpiter ni con el de ningún otro planeta, es decir, que la causa de tal periodicidad no debe buscarse fuera del Sol, sino que se ha de considerar como el resultado de fuerzas interiores, sobre cuya naturaleza no sabemos nada cierto por ahora.

Existe un indiscutible paralelismo entre los fenómenos que se manifiestan en la superficie del Sol y algunos fenómenos terrestres. Especialmente los que se relacionan con el magnetismo terrestre, presentan en sus medias anuales una relación muy marcada con el período de las manchas. Pero en el detalle, considerando, por ejemplo, las medias mensuales, este paralelismo ya no es tan evidente, y algunas veces se presentan en la Tierra fuertes tempestades magnéticas sin que en la superficie del Sol se perciban perturbaciones especiales. La causa efectiva de esta acción del Sol sobre nuestro globo es aún desconocida.

5. CORONA Y PROTUBERANCIAS

Si el Sol no hubiese sido observado nunca con otro aparato que un anteojo, o si nunca hubiese sido eclipsado totalmente por la Luna, no hubiéramos podido formarnos la menor idea de los fenómenos que ocurren en las proximidades de su superficie; sin embargo, habríamos llegado a la convicción de conocer a fondo la constitución del globo solar, convicción de la que estamos muy lejanos hoy día. La ciencia moderna no ha podido explicar los fenómenos que observamos en el Sol, y cada vez nos sentimos más alejados de una explicación satisfactoria de los mismos. Los antiguos suponían que el Sol era una enorme esfera de

Hierro fundido, y esta hipótesis era suficiente para los conocimientos de aquella época. Para Galileo y Scheiner, las manchas del Sol no encerraban ningún misterio, siendo simplemente porciones oscuras de la fotosfera. La explicación de las manchas dada por Herschel, que mencionaremos más adelante, estaba también de acuerdo con los conocimientos de su época, con arreglo a los cuales podía ser considerada como una hipótesis muy aceptable sobre la constitución física del Sol. Ya hemos visto que, en el siglo XIX, la observación de las manchas solares y los complicados fenómenos que en ellas se observan, plantearon problemas que

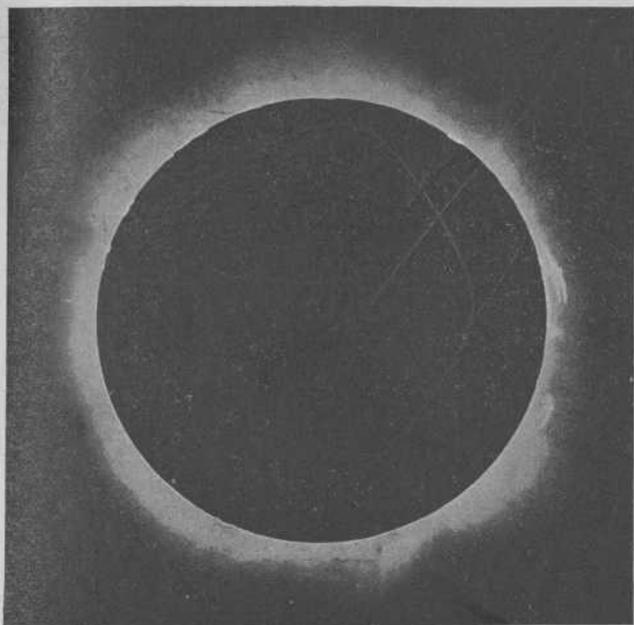


Fig. 123. — Eclipse de Sol, 16 de abril de 1893

no existían para Herschel ni para los antiguos; en los tiempos modernos, son muchos los fenómenos que han quedado sin explicación.

Si durante el transcurso de un eclipse total de Sol se observa la porción visible del astro, que va disminuyendo continuamente, no se nota nada que llame la atención hasta el momento de su desaparición total; pero tan pronto como desaparece el último rayo de luz procedente de la fotosfera, se puede observar un espectáculo de belleza incomparable, que, aun para el que lo ha visto una sola vez, no se borra jamás de la memoria. La esfera lunar, de un negro intensísimo, parece estar suspendida en el aire, rodeada de una corona o aureola de rayos de luz pálida plateada. En esta *corona*, emergen de distintos puntos del borde de la Luna llamas de color rosa que adoptan formas fantásticas (fig. 123). De estos dos fenómenos, la corona era ya conocida desde muy antiguo; pero hasta el siglo XIX no se dirigió la atención de los astrónomos hacia las

llamas rosadas, las *protuberancias*, aunque éstas ya habían sido observadas antes algunas veces.

Las descripciones de la corona solar hechas por diferentes observadores, coinciden en lo principal, pero difieren en los detalles. Halley describe en los siguientes términos la que observó en el eclipse total de Sol del año 1716: «Pocos segundos antes de cubrirse completamente el disco del Sol apareció alrededor de la Luna un anillo luminoso concéntrico, de un dígito de ancho, o una décima parte, aproximadamente, del diámetro lunar. Era de color blanco pálido y aun mejor de color perla, y me pareció observar algo los tonos del arco iris.»

El aspecto que ha presentado la corona en diferentes eclipses ha diferido de unos a otros. Algunas veces se ha presentado cuadrada más bien que circular; otras veces ha aparecido como estrellada, con múltiples prolongaciones que se extendían a largas distancias del borde del Sol. Debe tenerse presente, al estudiar las observaciones antiguas, que el dibujo de la corona, para el cual se dispone solamente de algunos minutos, es un trabajo difícil, lo que da lugar a que aun las descripciones dadas por dos observadores que observen desde el mismo lugar y en las mismas condiciones, difieren a menudo de un modo extraordinario. Resultados mucho más concordantes se han obtenido desde que se emplea la placa fotográfica, sobre la cual no ejercen influencia las impresiones subjetivas; pero también las fotografías presentan notables diferencias según varíe la duración de la exposición, la sensibilidad de la placa y el procedimiento empleado para revelarla.

El estudio de la forma de la corona presenta grandes dificultades, que en especial derivan de no poderla observar en su verdadero aspecto, sino en proyección sobre la bóveda celeste.

Generalmente se distinguen la corona interior y la exterior. La primera es la parte de la corona inmediata al borde del Sol, más brillante, de forma casi circular y de algunos minutos de altura, mientras que por corona exterior se entienden todas aquellas partes cuyo brillo disminuye lentamente y que a veces, en especial para algunas de las prolongaciones, se extienden a gran distancia, presentando una forma irregular. Estas dos coronas no pueden obtenerse simultáneamente en la misma fotografía, a causa de su diferencia de brillo. La obtención de las fotografías de la corona exterior requiere un tiempo de exposición tan largo, que es ya excesivo para la corona interior, por lo cual todos los detalles de esta última desaparecen. Así, por ejemplo, en la figura 123 se representa una fotografía sacada el 16 de abril de 1893 por Schaeberle con el fin de obtener una buena imagen de la corona interior; la figura 124, en cambio, es una fotografía de la corona exterior, obtenida el 27 de julio de 1896 por Kostinsky. Esta última fotografía es especialmente interesante por el desarrollo extraordinario de las prolongaciones coronales.

Parece como si la forma de la corona guardara cierta relación con la actividad del Sol. En los mínimos de manchas, la corona se intensifica generalmente hacia el ecuador solar, mientras que los haces de rayos

cortos corresponden a los polos. La forma de la corona, en este caso, es alargada. En cambio, en las épocas de máximo de manchas los haces de rayos son menos importantes, siendo casi iguales en el ecuador y en los polos, y haciéndose la forma de la corona más circular. No hay, sin embargo, pruebas bastantes para asegurar qué relaciones existen entre la textura de la corona y la periodicidad de las manchas, siendo necesario todavía, para deducirla, las observaciones de los futuros eclipses.

En su base, la corona es siempre más brillante, y el brillo disminuye a medida que se aleja del borde. Se ha tratado de determinar su lumino-

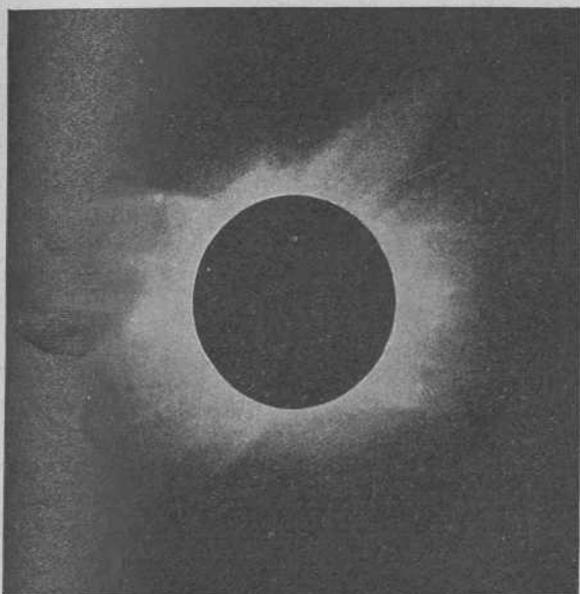


Fig. 124. — Eclipse de Sol, 27 de julio de 1895

sidad total; los resultados obtenidos son muy discordantes entre sí, pero parece comprobado que la luz que emite la corona no es mayor que la de la luna llena. Es probable que a sus cambios de forma corresponda también una variación de su brillo, el cual disminuye rápidamente a medida que aumenta la distancia al borde del Sol. Según Langley, durante el eclipse del año 1878, a la distancia de 1' del borde era el séxtuplo del brillo de la luna llena, y a la distancia de 10' era sólo la décima parte. En 1905, Fabry encontró que a 5' de distancia era $\frac{1}{4}$ del brillo de la luna llena; en cambio, Schwarzschild, empleando la fotografía, obtuvo a la misma distancia $\frac{1}{10}$, y a 10' de distancia $\frac{1}{100}$ de la luna llena. La luminosidad total de la corona fué determinada por Turner, quien en 1893 encontró que era de 0,6, y en 1898 de 1,1 comparada con la luna llena, mientras que Schwarzschild obtuvo en 1905 el valor 0,17. Como se ve, todos estos resultados son muy discordantes, y sólo pueden servir para dar una idea aproximada.

La luz emitida por la corona es en parte polarizada. K. Young encontró, por medio de las fotografías obtenidas por Perrine, que el tanto por ciento de luz polarizada crece muy rápidamente con la distancia al borde del Sol, alcanzando un máximo de 37 % a una distancia de 5'; después disminuye lentamente, y a 9' de distancia es aproximadamente de 35 %. Young deduce de este hecho que una gran parte de la luz emitida por la corona es reflejada. Observaciones realizadas durante eclipses posteriores han revelado también la presencia de luz polarizada.

Al principio se dudó si la corona sería una atmósfera del Sol o de la Luna, pero pronto se vió que no podía serlo de la Luna, a causa de su forma irregular, puesto que las atmósferas planetarias han de extenderse forzosamente en capas casi uniformes, sin que puedan acumularse en ciertas regiones, como ocurre en la corona. Por fin se consideró fuera de duda que la corona constituía una atmósfera del Sol, siendo las protuberancias rojas nubes en suspensión.

Esta cuestión de si las protuberancias pertenecen al Sol o a la Luna quedó resuelta definitivamente en Sicilia en ocasión del eclipse total del año 1860. Las sucesivas mediciones de la altura de las protuberancias sobre el borde de la Luna demostraron que ésta no las arrastraba consigo, sino que pasaba por delante de ellas.

Por aquel tiempo estaba aún en sus comienzos el análisis espectral y nadie pensaba en utilizarlo en el estudio de las protuberancias solares. El eclipse más importante siguiente ocurrió ocho años después, el 18 de agosto de 1868, siendo visible en la India y en Siam. En este intervalo, el espectroscopio había llegado a ser un instrumento de uso general, y varias expediciones, especialmente inglesas, francesas y alemanas, fueron equipadas con el fin de estudiar espectroscópicamente la corona y las protuberancias. El observador que obtuvo mayores éxitos fué el francés Janssen, quien observó el eclipse desde un lugar elevado de la India inglesa en el que las condiciones atmosféricas fueron altamente favorables. Cuando desapareció, ocultado por la Luna que avanzaba, el último rayo del Sol, apareció una protuberancia enorme, que emergía hasta muchos miles de kilómetros sobre la superficie del astro. El espectroscopio fué apuntado en el acto, y Janssen reconoció que el espectro consistía sencillamente en las rayas brillantes del hidrógeno incandescente. La luz de la protuberancia no era, por consiguiente, la de una sustancia iluminada por la luz del Sol, sino dotada de brillo propio, como el de una masa enorme de hidrógeno incandescente.

Después de este descubrimiento, la hipótesis de que las protuberancias eran una especie de nubes quedó fatalmente desechada. Esta observación iniciaba una nueva época de la física solar, que por una rara coincidencia era inaugurada también, independientemente, por otro astrónomo. Al observar Janssen las rayas espectrales de las protuberancias, se le ocurrió la idea de que, por su intensidad luminosa, podrían seguir observándose después de acabada la fase total del eclipse. Desgraciadamente, el cielo se cubrió de nubes inmediatamente después de terminar

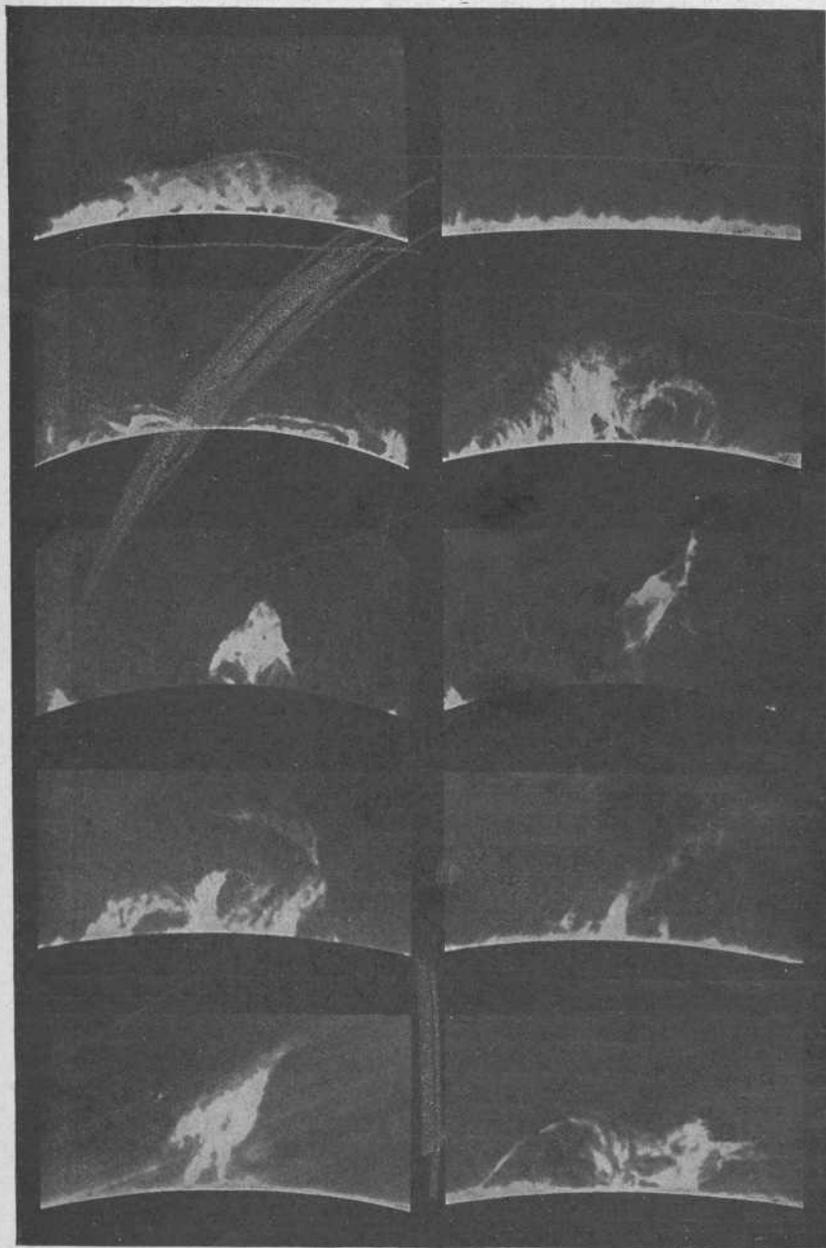


Fig. 125. — Protuberancias del Sol, según fotografías de F. Slocum

la totalidad, y Janssen no pudo comprobar de momento sus presunciones. Pero a la mañana siguiente, logró ver las rayas de la protuberancia con el Sol completamente descubierto, y durante los días siguientes pudo repetir la misma observación, con lo cual estas raras formaciones, que hasta aquel día sólo se habían visto durante la totalidad de los eclipses, pudieron ser sometidas a una observación sistemática.

Pero, como ya hemos dicho, este importante descubrimiento lo hizo también en otro sitio, e independientemente del eclipse de Sol del 18 de agosto, el inglés Norman Lockyer. Este astrónomo, meditando sobre el mismo asunto, había llegado al convencimiento de que en el caso de que las protuberancias estuviesen constituídas por un gas incandescente, y cuyo espectro fuese, por consiguiente, de rayas brillantes, se debía poder observar en todo momento este espectro de las protuberancias si se empleaban espectroscopios suficientemente potentes. Ya había dado a conocer su idea en 1866 a la Sociedad Real de Londres, y realizado para comprobarla diversos experimentos, pero éstos dieron malos resultados, fracaso que atribuyó a la poca dispersión de los instrumentos. Se encargó un nuevo aparato más potente, y con él encontró Lockyer, sin conocer las observaciones de Janssen, al apuntar al borde del Sol el día 20 de octubre de 1868, que en algunos puntos aparecían en el espectro tres rayas brillantes, dos de las cuales pertenecían al hidrógeno. Su resultado fué comunicado inmediatamente a la Academia de Ciencias de París, la cual recibió la noticia el mismo día que llegó la relación detallada de Janssen sobre sus observaciones en la India. Para poder conocer, según este método de Lockyer-Janssen, la forma de una protuberancia, la rendija del espectroscopio debe pasarse lentamente sobre toda la extensión de aquélla, para ver diferentes secciones de la misma, componiéndose luego, como si se tratase de un mosaico, las tiras que por este procedimiento se van obteniendo. Era, por lo tanto, un procedimiento muy embarazoso e imperfecto. Pocos meses después, a principios de 1869, Zöllner y Huggins anunciaron, independientemente uno de otro, un método que conduce al mismo fin, pero con mucha más comodidad. Consiste simplemente en tener muy abierta la rendija del espectroscopio, de manera que se pueda ver en su totalidad la imagen de la protuberancia o por lo menos grandes porciones de la misma, lo cual requiere el empleo de fuertes dispersiones para debilitar el brillo del espectro continuo. En cambio, para la observación de las rayas de las protuberancias con una rendija estrecha no es necesario emplear, como al principio supuso Lockyer, un espectroscopio potente; Dunér demostró que para ello son suficientes aparatos de muy poca dispersión.

Prosiguiendo sus investigaciones, Lockyer descubrió que las protuberancias, de cuyas formas extraordinariamente variables y maravillosas configuraciones dan una idea las figuras 125 a 129, proceden de una capa delgada que envuelve toda la superficie del Sol, y de la cual son como porciones salientes. El Sol está, pues, rodeado por una atmósfera, constituída principalmente por hidrógeno incandescente, y de la cual

son proyectadas, en algunos sitios, porciones que adoptando la forma de nubes o lenguas de fuego, alcanzan con frecuencia alturas gigantescas. A esta atmósfera le dió Lockyer el nombre de *chromoesfera*, a causa de su intensa coloración. Esta capa, como las protuberancias, sólo es visible con el espectroscopio o durante los eclipses totales.

La figura 125 reproduce una fotografía espectroheliográfica de la *chromoesfera*; la mejor comparación que puede hacerse del aspecto que presenta es con un campo de hierba ardiendo.

Como se ve, el espectroscopio da medio de observar las protuberancias en cualquier momento en que el Sol esté visible; así es como en varios observatorios se estudian diariamente las protuberancias, dibujándolas y midiéndolas. La observación de todas las protuberancias una por una es trabajo que requiere mucho tiempo, y para reducirlo se trató de obtener



Fig. 126. — Protuberancia en forma de nube

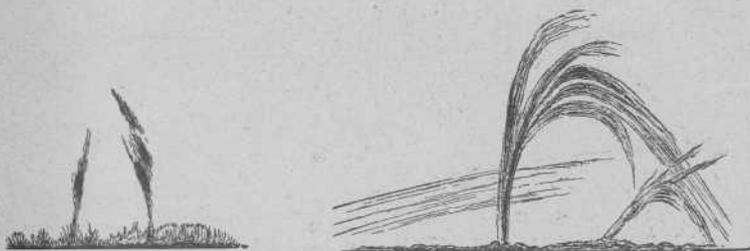


Fig. 127. — Protuberancias eruptivas

una fotografía única de todas las que hubiese sobre el Sol en un instante determinado. Las primeras soluciones del problema fueron debidas a Janssen (1869) y a Braun, en Kalocsa (1872), pero ni uno ni otro las llevaron a la práctica. El experimento de Lohse empleando un espectroscopio giratorio (1885) no condujo, probablemente debido a algún defecto de construcción, al fin que se buscaba. Más tarde, los esfuerzos de Hale y Deslandres obtuvieron éxito (1892-1893); estos observadores lograron construir un aparato que no sólo permitió fotografiar simultáneamente sobre una misma placa todas las protuberancias existentes en un momento dado, sino que ha proporcionado el medio de observar espectroscópicamente toda la superficie solar, como ya hemos visto. Las figuras 125, 128 y 129 son reproducciones de fotografías que Slocum y Hale han obtenido empleando el espectroheliógrafo del observatorio de Yerkes.



Fig. 128
Gran protuberancia del 25 de marzo de 1895, a 10^h 40^m; altura 261 000 Km.
Fotografía obtenida por Hale

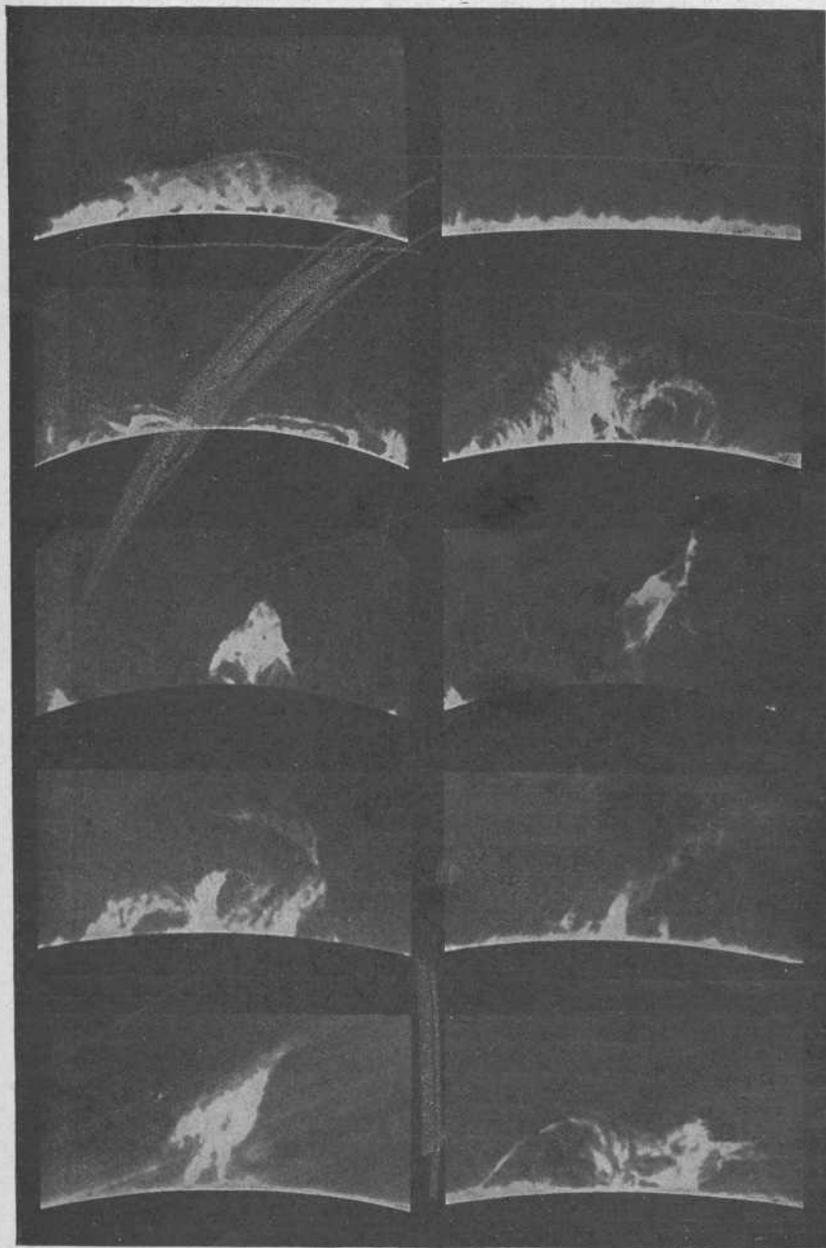


Fig. 125. — Protuberancias del Sol, según fotografías de F. Slocum

Las protuberancias se clasifican generalmente en dos clases, las tranquilas o en forma de nube (fig. 126) y las eruptivas (fig. 127). Estas últimas se llaman también metálicas, porque en sus espectros aparecen siempre gran número de rayas correspondientes a los metales, mientras que las protuberancias en forma de nube están constituidas generalmente por hidrógeno, calcio y helio, como veremos más adelante. Las protuberancias eruptivas tienen indudable relación con las manchas; aparecen, casi siempre, en las latitudes donde se encuentran éstas, estando sujetas como ellas a la periodicidad de once años. Diferente comportamiento observan las protuberancias tranquilas; su mayor frecuencia corresponde también a las zonas de manchas, pero no están limitadas a esta zona sino que aparecen en todas las latitudes y hasta en los polos. También su frecuencia está sujeta al período undecenal, pero es en ellas mucho menos marcado que en las erupciones metálicas.

Las dimensiones de las protuberancias oscilan entre límites muy extensos, así en altura como en sentido horizontal; su altura media es de unos 40" a 50", pero las hay que alcanzan alturas enormes, y algunas han llegado a 10' y aun más. Si recordamos que 1', a la distancia del Sol, corresponde a una longitud de 40 000 Km, comprenderemos cuál es la grandiosidad del espectáculo que las protuberancias nos ofrecen. Una protuberancia observada el 8 de octubre de 1920 en el observatorio de Yerkes alcanzó una altura de 831 000 Km, o sea 19'. Además, sus cambios de forma se realizan con una rapidez de la cual difícilmente nos podemos formar idea. Se han observado remolinos ascendentes con velocidades de algunos cientos de kilómetros por segundo. Un ejemplo notable de cambio de forma rápido nos lo ofrece una protuberancia observada por Slocum el 25 de marzo de 1910, y de la cual se reproducen dos fotografías, la 5 y 6, en la figura 125; en la primera la protuberancia alcanzaba una altura de 120 000 Km; en la segunda, obtenida 40 minutos después, la forma era completamente distinta y la altura alcanzaba a 252 000 Km. Una hora más tarde, la altura era ya de 450 000 Km, y después de transcurridas tres horas ya no quedaba ni rastro del fenómeno. Todavía más rápidos fueron los cambios de la protuberancia representada en las figuras 128 y 129; ambas fotografías fueron obtenidas por Hale el 25 de marzo de 1895 con un intervalo de 18 minutos. La altura de la protuberancia era, en la primera fotografía, de 6' y en la segunda de 10',4, lo cual corresponde a una subida de más de 450 000 Km.

Estas velocidades enormes han conducido a algunos observadores a suponer que no se trataba de movimientos efectivos, habiéndose emitido la hipótesis de que las protuberancias debían considerarse no como fenómenos reales, sino como fenómenos ópticos, debidos a anomalías en la refracción de los rayos luminosos. Más adelante hablaremos extensamente de esta hipótesis.

6. ESPECTRO DEL SOL Y DE SUS CERCANÍAS

Si se hace pasar la luz del Sol, directamente o por medio de un espejo, a través de la rendija de un espectroscopio, se obtiene un espectro de la luz emitida por la superficie visible del astro, y si con ayuda de una lente proyectamos la imagen de éste sobre la rendija, es posible estudiar el espectro de una parte cualquiera de esta imagen.

En el primer caso aparece un espectro continuo, cruzado por numerosas rayas de Fraunhofer. En la figura 130 damos una representación esquemática del espectro solar visible, tal como se obtiene con un prisma; en ella se indica la posición relativa de las rayas principales de Fraunhofer y los límites aproximados de los diferentes colores. La representación

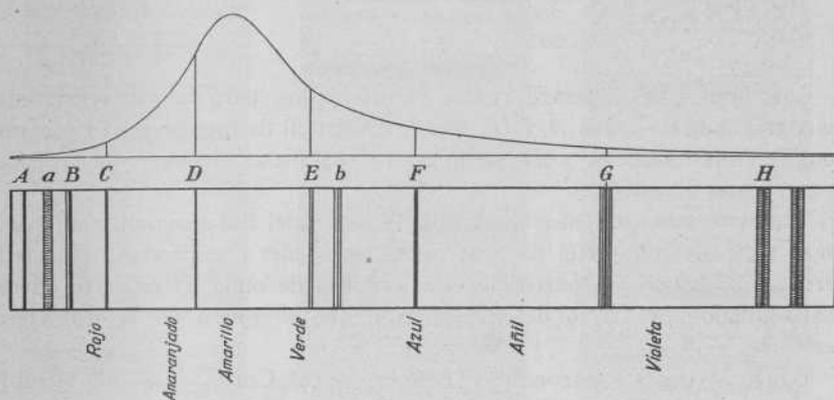


Fig. 130

completa del espectro del Sol con sus miles de rayas, no cabe en los límites de este libro. Para indicar la posición de todas las rayas visibles en los grandes espectroscopios modernos, tendría que darse al espectro una longitud de varios metros; una idea del espectro solar así desarrollado la da la parte de éste representada en la figura 131.

Con un espectroscopio de bolsillo se observan ya más rayas que las que aparecen en la figura 130. A todo el que tiene ocasión de contemplar el bello espectáculo del espectro solar o del espectro de una nube iluminada por el Sol, le llama la atención, en primer lugar, la gran diferencia de intensidad de los diferentes colores espectrales. En la figura 130 se representa por medio de una curva la intensidad del espectro visible que se obtiene con un prisma (1), deducida de los datos suministrados por Fraunhofer. El máximo de intensidad corresponde al amarillo.

A continuación damos una tabla en la cual se indican la longitud de

(1) Insistimos en que el espectro es el obtenido por medio de un prisma, para diferenciarlo del de difracción; en este último, la extensión relativa y la intensidad de los diversos colores es diferente.

onda y el número de vibraciones de las rayas de Fraunhofer más importantes.

Raya de Fraunhofer	Longitud de onda (λ)	Número de oscilaciones por segundo, o frecuencia (En billones)	Origen
A	7594	395	Telúricas
B	6868	437	Telúricas
C	6563,0	457	H
D ₁	5896,2	509	Na
D ₂	5890,2	509	
E ₁	5270,5	569	Ca, Fe
E ₂	5269,7	569	
b ₁	5183,8	578	Mg
b ₂	5172,9	580	
F	4861,5	617	H
G	4308,0	696	Fe, Ca
g	4226,9	709	Ca
H ₁ = H	3968,6	756	Ca
H ₂ = K	3933,8	762	Ca

Los límites del espectro visible vienen dados, para la generalidad de las vistas, por las rayas *A* y *H*; siendo ya difícil distinguir bien las rayas comprendidas entre *g* y *H*; empleando sustancias fluorescentes, puede llegarse más allá de *H*.

Nuestros conocimientos acerca del espectro del Sol se ampliaron cuando se aplicó la fotografía (2), que permitió obtener el espectro solar hasta cerca de λ 2900. A partir de esta longitud de onda, el espectro queda casi anulado por efecto de la absorción que se opera en la atmósfera terrestre.

Muchos físicos y astrónomos (Draper, Vogel, Cornu, Müller y Kempf, Rowland, Higgs y otros) han trabajado en el análisis de las porciones visible y fotográfica del espectro solar, así como en la determinación exacta de las longitudes de onda de las diferentes rayas. La parte más importante de este trabajo fué realizada por Rowland y sus discípulos, y publicada bajo el título «Preliminary table of solar spectrum wave-lengths» (Chicago, 1896); en esta obra se contienen las longitudes de onda correspondientes a unas 20 000 rayas, y aun hoy es considerada como fundamental en las investigaciones espectrales de la Astrofísica.

Además, se ha estudiado el espectro solar en la región del infrarrojo desde que se sabe que los rayos luminosos y los caloríficos son de la misma naturaleza, diferenciándose únicamente en la longitud de onda.

(1) La milésima de milímetro (micrón) se representa por la letra griega μ y por consiguiente la millonésima de milímetro por $\mu\mu$. Aquí nos serviremos de la unidad que se emplea generalmente, y que es la décima parte de una millonésima de milímetro (*Angström*). Así, por ejemplo, la longitud de onda de la raya *F* es 486,15 $\mu\mu$, ó 4861,5 A, o simplemente λ 4861,5.

(2) La distribución de intensidades en la placa fotográfica es completamente diferente que en el ojo; en las placas secas corrientes, la sensibilidad se extiende desde λ 5 000 a λ 2 000, y el máximo está entre las rayas *F* y *G*. Operando convenientemente, se puede fotografiar todo el espectro visible y hasta regiones del infrarrojo, casi hasta λ 10 000.

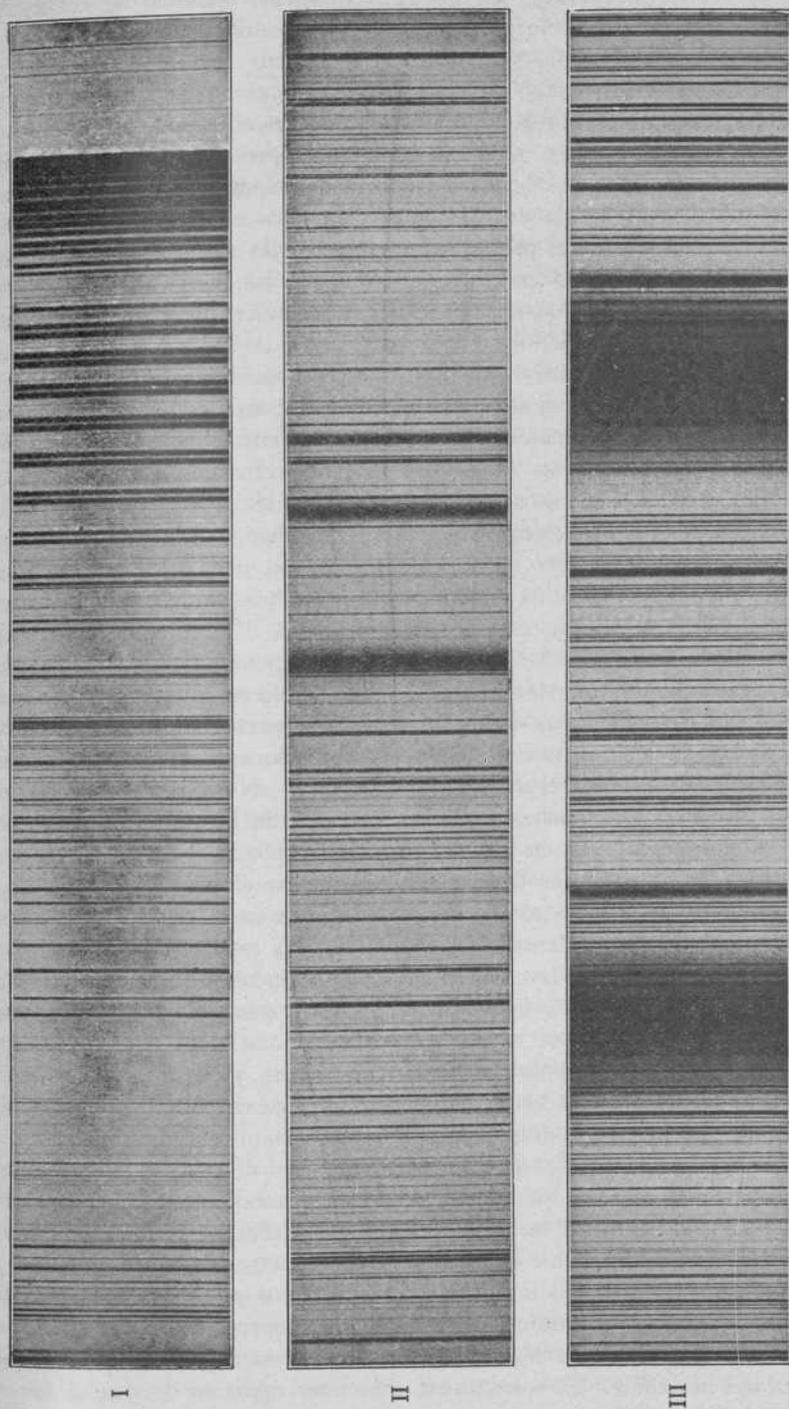


Fig. 131. — Tres porciones del espectro solar
I. Región cercana a B, II. Región cercana a b, III. Región cercana a H y K

Con la ayuda de aparatos especiales (termopilas, bolómetros) se ha llegado así, en la región infrarroja del espectro solar, hasta $\lambda = 53\,000 = 0,0053$ mm (Langley).

Ya hemos visto, en el capítulo consagrado al análisis espectral, que Kirchhoff descubrió la relación entre los poderes emisor y absorbente de los gases incandescentes, según la cual, de la presencia de rayas de absorción en los espectros de los astros, pueden deducirse conclusiones seguras sobre la presencia de diferentes elementos en sus atmósferas. El mismo Kirchhoff fué el primero que comparó las rayas espectrales obtenidas en el laboratorio con diferentes sustancias, con las del espectro solar, comprobando así la existencia de gran número de elementos terrestres en la atmósfera del Sol.

La finura extraordinaria de los espectros obtenidos por medio de la fotografía, no ha aumentado en proporción nuestros conocimientos sobre la constitución de la atmósfera solar. Estamos muy lejos todavía de poder interpretar las numerosas rayas que en el espectro del Sol se observan. Actualmente, los elementos que con seguridad se han comprobado en la atmósfera del Sol son: hierro, níquel, titanio, manganeso, cromo, cobalto, carbono, vanadio, zirconio, cerio, calcio, escandio, neodimio, lantano, itrio, niobio, molibdeno, paladio, magnesio, sodio, silicio, hidrógeno, helio, estroncio, bario, aluminio, cadmio, rhodio, erbio, disprosio, europio, cinc, cobre, plata, galio, germanio, berilio, estaño, plomo, potasio, indio, platino, praseodimio, tungsteno, iterbio, talio, oxígeno, nitrógeno. Además de los espectros de rayas de estos elementos aparecen también espectros de bandas de los mismos y de sus combinaciones; así las dos bandas $\lambda 3\,884$ y $\lambda 3\,591$ corresponden al cianógeno. Newall y sus colaboradores probaron que muchas rayas del grupo G de Fraunhofer pertenecen a la banda que empieza en $\lambda 4\,314$ y que corresponde al óxido de carbono (espectro de Swan). Las bandas del espectro de emisión del amoníaco y del vapor de agua, han podido ser identificadas en la región ultravioleta.

El no haber sido identificadas aún todas las rayas del espectro solar, hay que atribuirlo a diferentes causas. Es indudable que pueden existir elementos químicos todavía desconocidos, otra parte de las rayas pertenecen a los espectros de bandas correspondientes a los compuestos que existen en el Sol a pesar de la elevada temperatura, y por fin, muchas rayas son producidas por los elementos conocidos, pero en condiciones que nosotros no podemos reproducir en los laboratorios.

En el espectro del Sol aparecen gran número de rayas que en realidad no le pertenecen, sino que son debidas a la absorción selectiva que sufre la luz solar al atravesar la atmósfera terrestre. Estas rayas, denominadas *atmosféricas* o *telúricas*, constituyen el espectro de absorción de la atmósfera terrestre. Su intensidad es variable, y son tanto más intensas cuanto mayor es el camino que tiene que recorrer la luz a través de nuestra atmósfera hasta llegar al observador, o sea cuando el Sol está más cerca del horizonte. El conocimiento de tales rayas es de mucha importancia en el estudio espectroscópico de los cuerpos celestes, por lo cual

varios investigadores (Brewster, Angström, Cornu y otros) las han catalogado en tablas especiales. Las rayas telúricas más conocidas son las de Fraunhofer *A*, *a* y *B*, debidas al oxígeno, mientras que las bandas que aparecen cerca de las rayas *D* son debidas al vapor de agua. Finalmente el espectro de bandas del ozono existente en la atmósfera terrestre aparece en el espectro del Sol hacia λ 2 900.

Del espectro general del Sol difiere el de las manchas, no solamente en la menor intensidad del espectro continuo sino también en el aspecto de parte de las rayas. Las rayas correspondientes a algunos elementos se ensanchan de un modo notable, y no precisamente por igual todas las rayas del mismo; además, algunas que pasaban inadvertidas, especialmente las del vanadio, son de mayor intensidad, mientras que con otras sucede lo contrario. Hale y sus colaboradores han demostrado, con experimentos realizados en el horno eléctrico, que pueden obtenerse experimentalmente las diferencias observadas entre el espectro de las manchas y el del resto del Sol. Las rayas que mayor intensidad presentan en las manchas, aparecen también con mayor intensidad en el horno eléctrico cuando en la alimentación de éste se disminuye la intensidad de la corriente, al propio tiempo que las rayas cuya intensidad es menor en el espectro de las manchas solares, desaparecen con esta disminución de la corriente en el horno. De estos experimentos se deduce que las manchas tienen una temperatura relativamente baja. Además, en el espectro de las manchas se han observado los espectros de bandas del hidruro de magnesio, del óxido de titanio y del hidruro cálcico; también aparece la raya amarilla del helio, D_3 , como raya de absorción, mientras que en el espectro del Sol es una raya de emisión. En el espectro de las fáculas, brillan las rayas de emisión del hidrógeno y del calcio; casi siempre aparecen las rayas *H* y *K* del calcio desdobladas e invertidas, esto es, la raya brillante está desdoblada en dos componentes separadas entre sí por una raya negra (fig. 137). Tanto en el espectro de las manchas como en el de las fáculas, se observa con frecuencia que algunas rayas espectrales adquieren formas raras, de lo que parece deducirse, según el principio de Doppler, la existencia de movimientos muy rápidos en estas formaciones.

Completamente diferentes son el espectro del Sol y el de la atmósfera que lo envuelve; este último es casi exclusivamente de emisión, y en especial de gases incandescentes. Una parte de estos fenómenos son ya conocidos del lector, pues de ellos se habló al tratar de las protuberancias. Allí se indicó que el elemento principal de esas masas gaseosas es el hidrógeno, pero que también contienen casi siempre calcio y a veces helio; en las protuberancias llamadas metálicas, menos frecuentes, también se ha podido comprobar la presencia del hierro, titanio, magnesio, escandio, estroncio y aluminio.

El espectro de las capas superiores de la cromoesfera es casi idéntico al de las protuberancias; ambos se pueden observar simultáneamente, y en el último se ven con frecuencia las rayas de los metales que predominan en las capas inferiores de la cromoesfera. Antes del descubri-

miento de Janssen-Lockyer, estas capas inferiores no eran observables sino en los eclipses totales de Sol, y precisamente durante los pocos segundos en que, estando la fotosfera cubierta por la Luna, el último o el primer rayo luminoso aparecen como relámpagos (*flash-spectrum*; figura 132). En el eclipse de Sol del 17 de abril de 1912, se demostró que este espectro podía observarse también en los grandes eclipses parciales, durante una treintena de minutos antes y después de la fase máxima, si se empleaban espectrógrafos de suficiente dispersión apuntados a los extremos de los cuernos. Hale pudo observar el espectro de la cromoesfera fuera de los eclipses de Sol, a cualquier hora del día, empleando los grandes aparatos del observatorio de Mount-Wilson.

Los adelantos que se han hecho en el conocimiento de este espectro tan interesante, han sido posibles merced al empleo de los métodos fotográficos de observación, inventados durante el pasado siglo. Se ha podido comprobar que en el espectro de estas capas, gran número de rayas de

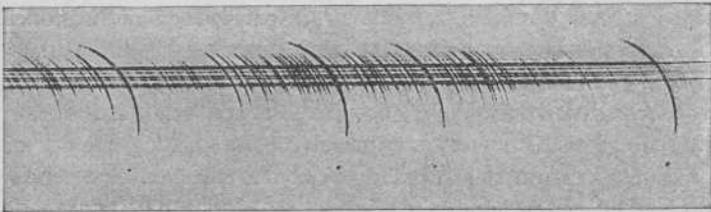


Fig. 132. — Flash-spectrum

Fraunhofer aparecen como rayas de emisión, con la misma longitud de onda. Casi todos los elementos químicos se han reconocido en él, especialmente el aluminio, bario, calcio, carbono, cobalto, cromo, hierro, hidrógeno, helio, magnesio, manganeso, sodio, níquel, escandio, silicio, estroncio, titanio, vanadio, itrio y zirconio. Estos elementos aparecen en la cromoesfera a alturas diferentes; así, el calcio, el hidrógeno y el helio se encuentran en toda la cromoesfera, mientras el manganeso y el carbono están circunscritos a una capa que alcanza hasta 600 Km sobre la fotosfera (*capa de inversión*). La distribución de los elementos en las diferentes regiones del borde del Sol, es distinta casi siempre. Todavía no han podido encontrarse en el espectro de la cromoesfera todas las rayas de Fraunhofer; además las intensidades de las rayas en dicho espectro son muy diferentes de las que tienen en el espectro ordinario. Estas diferencias son debidas a que las rayas de absorción no se originan solamente en la capa inferior sino también en las superiores, de manera que el nombre de capa de inversión con que se designó la capa inferior no está justificado del todo. Han publicado tablas muy extensas de las rayas del espectro de la cromoesfera S. A. Mitchell, W. S. Adams y otros.

Las capas externas de la corona presentan en el espectro, aunque muy débilmente, las rayas de Fraunhofer, lo cual prueba que hay luz solar reflejada en las altas regiones de la corona. En las capas inferiores van

desapareciendo aquellas rayas más y más, y la corona propiamente dicha da un espectro continuo como el de un sólido incandescente. El máximo de intensidad de este espectro está más hacia el rojo que en el espectro del Sol, lo cual indica que la temperatura de la corona interior es inferior a la del globo solar. Además del espectro continuo aparece en la corona uno muy característico formado por rayas de emisión cuyo origen se desconoce. En la tabla siguiente se indican las rayas coronales más intensas:

λ	intensidad	λ	intensidad
3359	débil	3986,9	fuerte
3388	muy fuerte	4086,0	fuerte
3455	fuerte	4231,4	fuerte
3601,3	fuerte	4359	débil
3641,4	débil	4567	débil
3643,0	débil	5303,1	muy fuerte
3801,0	débil	6374,2	fuerte

Cortie encontró en una fotografía obtenida durante el eclipse de agosto de 1914, en la región correspondiente al rojo del espectro, además de las rayas de la corona, un grupo de rayas que parecen pertenecer a un espectro de bandas. En casi todos los eclipses se observan en el espectro de la corona rayas que parece no se habían observado en eclipses anteriores, mientras que otras que eran conocidas faltan; aun la raya verde de λ 5 303, que se ha visto en casi todos los eclipses, presenta irregularidades parecidas. Así, por ejemplo, en el eclipse del 21 de agosto de 1914, no fué observada por la mayor parte de los astrónomos, y en cambio, de los pocos que la observaron, algunos la encontraron muy intensa. Es necesario suponer, por consiguiente, que la materia que origina el espectro de la corona no está siempre en ella en la misma cantidad, ni su distribución es uniforme. El comportamiento variable de las rayas del espectro, por lo menos el de la raya λ 5 303, parece guardar cierta relación con la frecuencia de las protuberancias, la cual, a su vez, es paralela a la frecuencia de las manchas del Sol. Cuando la frecuencia de las protuberancias es grande y éstas son de mayores dimensiones, la raya verde del espectro de la corona es intensa, pudiendo observarse incluso a grandes alturas, mientras que cuando la frecuencia de las protuberancias es mínima la intensidad de la mencionada raya es pequeña, y aun falta por completo. Si a esto se añade que en muchas ocasiones se ha podido observar (por ejemplo, Campbell en 1918) que se formaban arcos de materia coronal encima de las principales protuberancias, parece indudable que la estructura de la corona ha de estar fuertemente influida por las mismas fuerzas que originan las protuberancias solares.

Además, las distintas rayas del espectro de la corona no parecen pertenecer a un mismo elemento, puesto que las imágenes monocromáticas de la misma son diferentes según la raya empleada para obtener la fotografía.

Una observación especialmente interesante fué la realizada por Furu-hjelm durante el eclipse de 1914. La raya verde aparece en sus fotografías en forma de zigzag, con inflexiones dirigidas hacia el rojo y hacia

el violeta alternativamente. Las distorsiones se parecen en todo a las que con tanta frecuencia se observan en las rayas del espectro de las protuberancias. Si se interpretan estas distorsiones de la raya verde como las de las otras rayas, a base del principio de Doppler, suponiendo que sean debidas a movimientos violentos, se obtienen en este caso velocidades radiales de -49 a $+78$ Km por segundo, y aun en alguna ocasión se ha llegado a $+200$ Km. El aspecto asimétrico y difuso, ya observado antes, de la raya λ 5303, indicaría también la existencia de movimientos muy rápidos en el seno de los gases que constituyen la corona.

Campbell (1898) y Bosler (1914) realizaron estudios encaminados a determinar el movimiento propio de la corona por vía espectrográfica. De estos estudios resultó que la corona gira en el mismo sentido que el Sol pero con velocidad mayor, de 3 a 4 Km por segundo. Estos resultados deben considerarse como provisionales.

La verdadera constitución de la corona interior es desconocida. Es de suponer que no puede estar formada por partículas sólidas, debido a su vecindad con el Sol, cuya temperatura es tan elevada. Fabry supone, fundándose en las investigaciones de Rayleigh, que su luz es la misma luz del Sol, descompuesta por las moléculas de los gases que rodean al astro, de una manera análoga a lo que ocurre con el azul de nuestro cielo, debido a la descomposición de la luz del día por las moléculas gaseosas que constituyen nuestra atmósfera. Muchos son los fenómenos que hablan en pro de esta hipótesis, pero son necesarias aún prolijas investigaciones fotométricas de las rayas espectrales antes que pueda admitirse como cierta.

7. CROMOESFERA

En los párrafos anteriores hemos visto que pueden considerarse en el Sol dos capas distintas, la fotosfera y la cromoesfera. La primera constituye la parte del Sol visible en condiciones ordinarias, aquella en que aparecen las manchas y las fáculas. La segunda se nos presenta como una atmósfera que envuelve a la primera y que está constituida por gases incandescentes; en ella aparecen las protuberancias y a su absorción se deben las rayas oscuras de Fraunhofer que observamos en el espectro. La fotosfera se presta en todo momento, como ya hemos dicho, a la observación; en cambio la cromoesfera sólo desde hace una treintena de años es observable fuera de los eclipses totales, mostrándonosla hoy el espectroscopio como un estrecho anillo brillante alrededor del Sol. La parte de cromoesfera que se extiende delante del disco solar se proyecta sobre la fotosfera, con la que se confunde, no pudiendo separarse de ésta ni por la observación directa ni por medio de la fotografía. El estudio de su constitución sólo fué posible cuando el espectroheliógrafo permitió obtener fotografías de toda la capa cromoesférica colocada delante del disco solar, por medio de la luz monocromática.

Ya hemos visto que la construcción del espectroheliógrafo había obe-

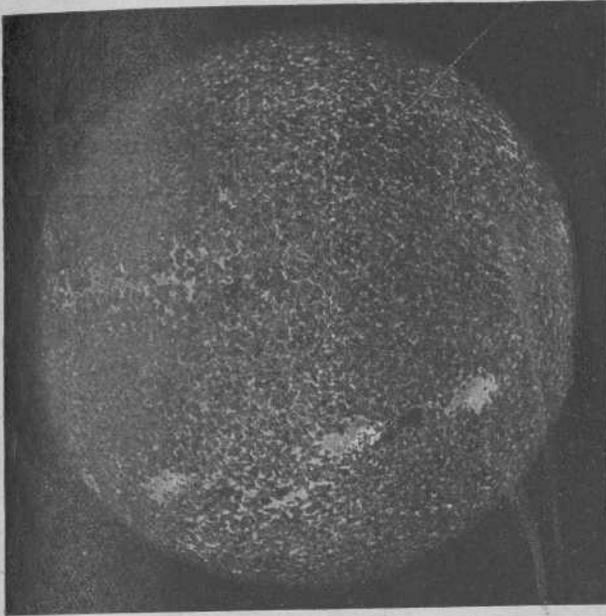


Fig. 133. — Fotografía del Sol obtenida con la raya *K*

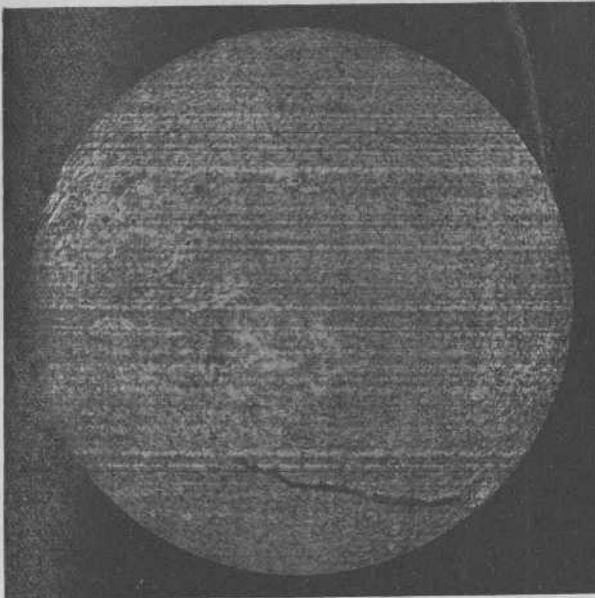


Fig. 134. — Fotografía del Sol obtenida con la raya *C*

decido al deseo de obtener sobre una sola placa la fotografía de todas las protuberancias del borde del Sol y dijimos también que el aparato resuelve este problema, y de una manera perfecta. Pero fueron mucho más interesantes y sorprendentes los resultados que se obtuvieron al utilizar el aparato para el estudio del disco solar mismo. Como ejemplo, reproducimos en las figuras 133 y 135 las fotografías monocromáticas del Sol obtenidas por Hale con un espectroheliógrafo, valiéndose de las ra-

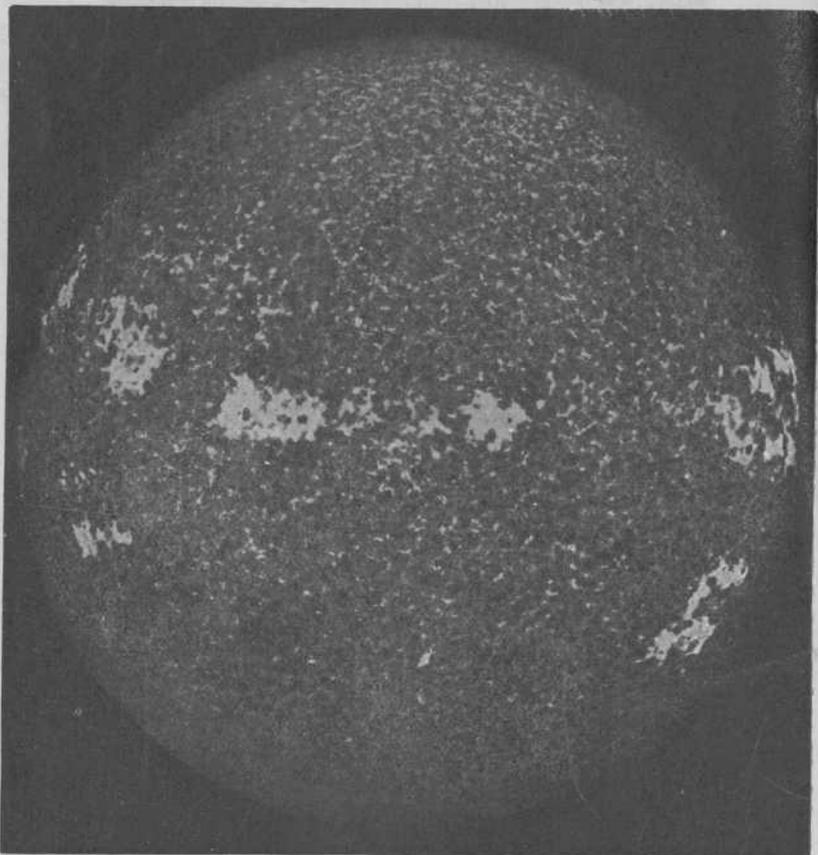


Fig. 135. — Fotografía del Sol obtenida con la raya *H* del calcio

yas *K* y *H* del calcio, respectivamente; la primera fué impresionada en el observatorio de Yerkes y la otra en el observatorio de Mount-Wilson. En estas fotografías aparecen las fáculas brillantes, que cubren superficies enormes, tan limpias en el centro como en los bordes, mientras que en las fotografías corrientes, como ya hemos visto, sólo aparecen las fáculas cercanas al borde. Las fotografías impresionadas con luz monocromática dejan ver más aún; todo el disco solar aparece cubierto por una red de mallas brillantes, entre las que hay regiones más o menos oscuras. Es indudable que se trata aquí del mismo fenómeno que antes hemos

descrito con el nombre de granulación y que es observable directamente con ayuda del antejo, con la diferencia de que el espectroheliógrafo da la imagen de las regiones que emiten luz del calcio. La identidad con el aspecto de la granulación es todavía mucho más notoria si se aumentan las fotografías hasta el tamaño de las reproducidas en las figuras 115 ó 116. Las medidas efectuadas por Hale en sus mejores placas, prueban que las dimensiones de las nubes de calcio más pequeñas corresponden exactamente a las que se han encontrado para los elementos de la granulación.

Hasta aquí hemos dado, para abreviar, el nombre de fúculas a las formaciones brillantes, en forma de grandes nubes, que se ven en las fotografías sacadas con el espectroheliógrafo; pero esta denominación no es del todo correcta, porque las fúculas que se observan con el antejo o por medio de la fotografía ordinaria están constituidas por los vapores de los elementos más distintos, mientras que en las fotografías obtenidas con el espectroheliógrafo las manchas brillantes corresponden a la luz de un elemento determinado, por ejemplo, del calcio. Además, como ya veremos, la altura a que alcanzan las fúculas no es la misma que la de los objetos revelados por el espectroheliógrafo. Hale propuso que se hiciese resaltar esta diferencia dando el nombre de flóculos (*floculi*, copos) a las masas brillantes descubiertas fotográficamente con el espectroheliógrafo. Los grandes flóculos, parecidos a las fúculas, siguen como éstas la periodicidad de las manchas, y desaparecen durante algún tiempo, mientras que los flóculos pequeños, esparcidos sobre toda la superficie del Sol, permanecen sin sufrir oscilaciones perceptibles durante todo el período undecenal, constituyendo, por dicha razón, la parte permanente de la cromosfera. Estas dos clases de flóculos difieren, pues, en su manera de ser, y por esto ha propuesto Deslandres denominar flóculos solamente a las formaciones pequeñas parecidas a las granulaciones, y designar las grandes formaciones análogas a las fúculas con el nombre de espacios faculares (*plages faculaires*).

Ya hemos dicho (pág. 243) que el espectroheliógrafo permite sacar fotografías de los flóculos, no sólo con las rayas del calcio, sino también con cualquier otra raya de Fraunhofer. Se han obtenido resultados especialmente interesantes con las rayas del hidrógeno; en estas fotografías no aparecen blancos los grandes flóculos como en las obtenidas con las rayas del calcio, sino oscuros; pero esto no ocurre siempre, apareciendo también en las fotografías flóculos blancos de hidrógeno, y a veces, especialmente en las inmediaciones de las manchas, alternan flóculos claros y oscuros inmediatos unos a otros.

Las figuras 135 y 136 son reproducciones de dos fotografías del Sol obtenidas por Hale, una inmediatamente después de la otra, el 22 de julio de 1906. En la primera se utilizó la raya *H* del calcio, y en la segunda la *H δ* del hidrógeno (1). En las figuras se ve claramente la diferencia

(1) Se designan generalmente las rayas espectrales del hidrógeno por el símbolo químico de dicho elemento (*H*) seguido de letra del alfabeto griego. Si el lector desea más datos sobre las diferentes rayas y sus longitudes de onda, los encontrará en el capítulo dedicado a la Constitución física de las estrellas.

típica entre las fotografías obtenidas con distintas rayas espectrales. La figura 134 es una reproducción de la fotografía obtenida por Hale con una raya del hidrógeno, pero no con la $H\delta$ sino con la roja C ($H\alpha$); es muy interesante un grupo de flóculos cuya longitud es casi igual al radio del Sol.

En las primeras fotografías que se hicieron con el espectroheliógrafo, se empleó casi exclusivamente la raya K . Esta raya es muy apropiada para

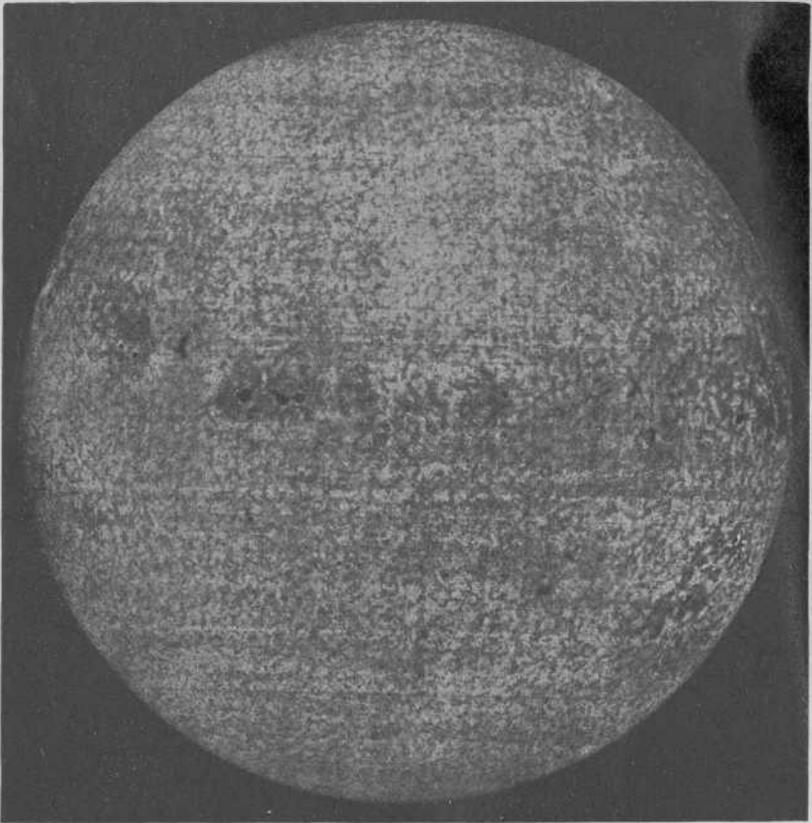


Fig. 136. — Fotografía del Sol obtenida con la raya $H\delta$ del hidrógeno

ello, ya que aparece en el espectro del Sol como una ancha faja oscura, que en casi todo el disco solar presenta en medio una inversión relativamente intensa, esto es, una raya brillante de emisión, que es la utilizada en la obtención de las fotografías. Empleando una fuerte dispersión, todavía puede verse en la región media de la raya brillante otra raya estrecha y oscura, es decir, una inversión doble; el aspecto de la raya K en el espectro del Sol es el representado esquemáticamente en la figura 137. Para poder distinguir todas estas partes, Hale propuso que se denominase la raya ancha y oscura por la letra K_1 , la raya de emisión por K_2 y la raya

interior de absorción por K_3 . Este fenómeno de la inversión, no se observa únicamente en la raya K , sino también en otras varias, aunque con menos frecuencia y con menor claridad.

Las tres componentes de la raya K se explican por la existencia de tres capas de vapor de calcio, superpuestas y de densidad decreciente. La raya oscura K_1 tiene su origen en la absorción de la luz de la fotosfera por el vapor de calcio de la capa de inversión; K_2 se forma por la emisión del calcio de las capas medias de la cromoesfera, y la raya fina K_3 por la absorción en las altas regiones de la cromoesfera. Según esto, que actualmente se considera como exacto, es posible fijar fotográficamente, empleando para ello las distintas partes de la raya, las imágenes monocromáticas de tres capas diferentes de la cromoesfera. Para esto se requiere hacer tan estrecha la segunda rendija del espectroheliógrafo, que comprenda solamente la parte de la raya K con cuya luz deba obtenerse la fotografía. Este método, en cuyo perfeccionamiento han trabajado especialmente Hale y Deslandres, ha sido extraordinariamente fecundo.

Las fotografías obtenidas con K_1 (o con otra raya cualquiera de Fraunhofer) representan las capas de inversión, esto es, la parte inferior de la cromoesfera; se parecen mucho a las fotografías corrientes del Sol, de las cuales son ejemplos las figuras 115 y 117. Igualmente que en éstas, se ven claramente, en las fotografías obtenidas con K_1 las manchas solares, con núcleo y penumbra; los grandes flóculos, parecidos a las fáculas, son claros, aunque no de tanta extensión como en las fotografías obtenidas con K_2 ; pero al contrario de lo que ocurre en las fotografías ordinarias, son visibles en el centro del disco, igual o mejor que en los bordes. Las imágenes obtenidas con K_2 dan la cromoesfera media, como si hubiese desaparecido la capa inferior. Las grandes fáculas aparecen mucho más extendidas y cubren parcialmente las manchas. Las figuras 133 y 135 son ejemplos de estas imágenes, habiendo sido obtenida la primera con K_2 y la segunda con la raya H_2 , que pertenece también al espectro del calcio. Es de advertir que ambas fotografías son algo difusas por no haberse obtenido con una sola componente de K_2 , sino con toda la anchura de ésta, habiendo actuado por consiguiente también la luz de K_3 ; lo mismo decimos de la obtenida con la raya H_2 . Pero teniendo presente que K_2 es mucho más brillante que K_3 , se comprende que la última raya no ha de influir de una manera muy notable, y que la diferencia entre estas fotografías y las que se hubieran obtenido con sólo K_2 ha de ser muy pequeña. Además, la limpieza absoluta de las imágenes no puede conseguirse con estos aparatos, porque la anchura de las diferentes componentes de una raya varía de unos sitios a otros del disco solar, y aun se producen distorsiones de las rayas espectrales, que hacen que otras componentes entren en la segunda rendija del espectroheliógrafo.

El aspecto más interesante lo ofrecen las fotografías impresionadas con la componente K_2 . En este caso, la superficie de las fáculas es aún más extensa que en las imágenes obtenidas con K_2 , cubriendo casi comple-

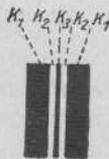


Fig. 137

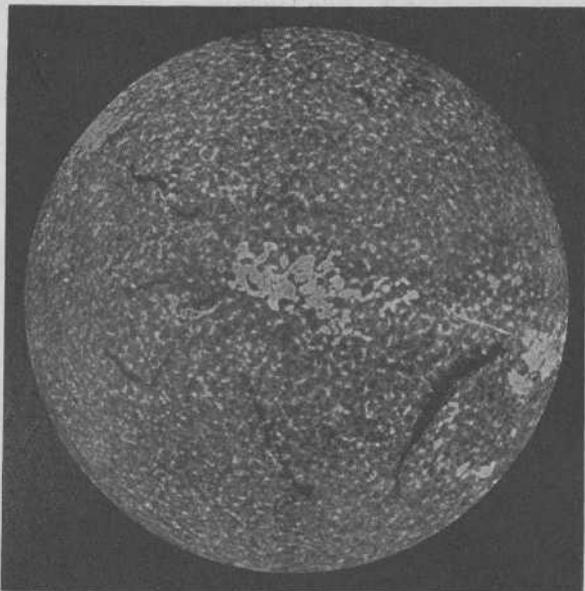


Fig. 138. — Fotografía del Sol obtenida con la raya K_3



Fig. 139. — Fotografía del Sol obtenida con la raya C_3

tamente las manchas, de tal manera, que éstas casi no se ven (fig. 138). En cambio, aparecen formaciones completamente nuevas; numerosas líneas alargadas, negras, que Deslandres denominó «filamentos», constituyen con otra especie de líneas llamadas, también por Deslandres, «alineaciones» una retícula de grandes mallas que cubre el disco del Sol. Las alineaciones se ven casi únicamente en las imágenes dadas por las rayas del calcio, y son tan finas, que a veces llegan a ser imperceptibles y aun desaparecen por completo. Un filamento grande se ve en la figura 134, impresionada con la raya $H\alpha(C)$ del hidrógeno. En las fotografías obtenidas con las rayas del hidrógeno se distinguen muy claramente los filamentos, porque en ellas las fáculas son menores. En la figura 134, obtenida con toda la raya C , están confundidas las imágenes de la capa media y de la superior de la cromoesfera. En cambio, la fotografía de la figura 139 ha sido tomada con la región central de la raya C y representa, por lo tanto, la capa superior de hidrógeno de la cromoesfera, y en ella los filamentos desempeñan el principal papel. Es interesante comparar las figuras 138 y 139, obtenidas por Deslandres el 21 de marzo de 1910 con algunos minutos de diferencia, la primera con K_3 y la segunda con la región central de $H\alpha(C_3)$. En ambas fotografías aparecen las mismas formaciones, pero se ve claramente la diferencia entre las imágenes debidas a la luz del calcio y a la del hidrógeno.

Los filamentos tienen, al parecer, una íntima relación con las protuberancias; así, por ejemplo, la posición del filamento mayor representado en las figuras 138 y 139, según las medidas efectuadas por Slocum, es idéntica a la de una gran protuberancia que fotografió el 17 de marzo de 1910 en el borde oriental del Sol, y que está representada en la primera figura 125. Hale y Evershed creen que los filamentos son proyecciones de las protuberancias sobre el disco del Sol, mientras que Deslandres sostiene la opinión de que las protuberancias no están encima de los filamentos negros sino al lado, sobre las regiones claras del disco solar.

Las observaciones con el espectroheliógrafo han conducido, pues, al descubrimiento de tres capas diferentes de la cromoesfera, que con la fotosfera son ya cuatro estratos sucesivos que envuelven el centro del Sol. Sería erróneo el suponer que estas capas son exactamente concéntricas y separadas unas de otras; con toda probabilidad se pasa por grados insensibles desde la fotosfera hasta la capa más elevada de la cromoesfera, y una misma capa puede encontrarse, en diferentes sitios del disco solar, a alturas muy diferentes sobre la fotosfera.

Apenas han transcurrido unos pocos años desde la construcción del primer espectroheliógrafo, y es ya sorprendente el caudal de valiosos resultados que se deben a este aparato, el cual nos permite estudiar los estados «meteorológicos» de la atmósfera solar, en sus diferentes elementos y en sus distintas capas. Del estudio de las intensidades de las rayas se sacan consecuencias trascendentales sobre la profundidad de la cual parte la luz que impresiona nuestra retina. De las desviaciones y de los cam-

bios de aspecto de las mismas, deducimos la velocidad y la presión a que están sometidas las masas gaseosas de la atmósfera solar. Es de esperar que el espectroheliógrafo continuará todavía siendo un poderoso medio de observación, y que contribuirá a descifrar multitud de enigmas de la física solar.

8. ROTACIÓN DEL SOL

Los primeros observadores de las manchas del Sol ya notaron que éste giraba alrededor de su eje. Ch. Scheiner dijo ya que las trayectorias de las manchas no eran siempre rectilíneas; esto es debido a que el eua-

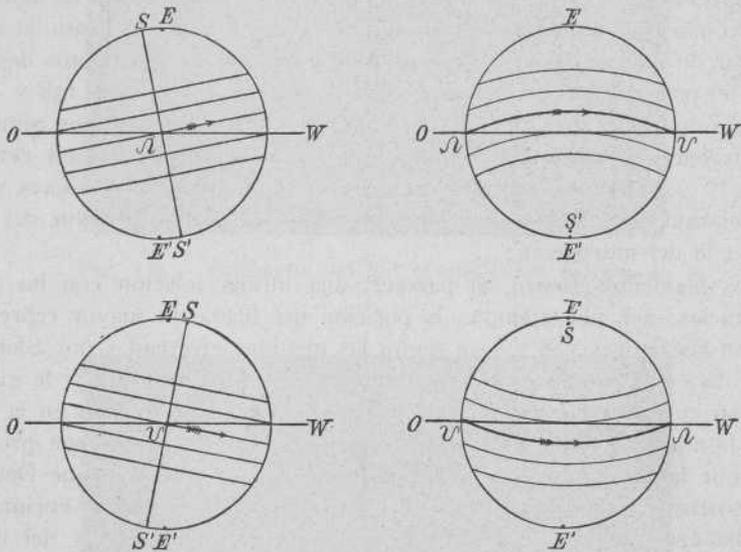


Fig. 140

dor del Sol no es paralelo a la eclíptica, formando con ella un ángulo de 7° .

En la figura 140 se representan las posiciones del eje de rotación del Sol, con relación a la eclíptica, en las distintas estaciones (1), y las trayectorias aparentes de las manchas. Del movimiento de las manchas pueden deducirse los elementos de la rotación del Sol, esto es, la inclinación de su eje respecto al de la eclíptica, la longitud del nodo ascendente y el período de rotación. Ch. Scheiner efectuó estos cálculos, encontrando que la inclinación es de $7^\circ \frac{1}{2}$, la longitud del nodo $69^\circ \frac{1}{2}$ y el período de rotación $25 \frac{1}{2}$ días. Como se puede ver cotejando estos valores con los que damos en la tabla siguiente, estaban muy cerca de los admitidos

(1) Las figuras corresponden sucesivamente al 6 de diciembre, 6 de marzo, 5 de junio y 5 de septiembre; E, E' son los polos de la eclíptica, S, S' los del Sol, O el oriente y W el occidente.

en la actualidad. Carrington, Spörer y Wilsing hicieron determinaciones más exactas de dichos elementos. Posteriormente Dyson y Maunder han obtenido, deduciéndolos de las fotografías hechas en Greenwich, Dehra Dun (India) y otros observatorios durante los años 1874-1911, la longitud del nodo y la inclinación del ecuador solar.

Observador	Longitud del nodo reducida a 1900	Inclinación	Período de rotación
	°		d
Ch. Scheiner	73,4	7°30'	25,5
Carrington	74,37	7 15	25,38
Spörer	75,07	6 58	25,23
Wilsing	76,03	7 10	25,17
Dyson y Maunder	74,60	7 11	—

Las diferencias entre las cifras dadas por los distintos observadores son bastante importantes; pero esto es explicable si se considera que las manchas del Sol no son formaciones invariables, sino que están dotadas de movimiento propio, independiente del de rotación del Sol y que perturba de una manera irregular el cálculo de los elementos. El período de rotación indicado es el verdadero o *sidéreo*. El período de rotación *sinódico*, o tiempo transcurrido desde que una mancha vista desde la Tierra vuelve a aparecer en el mismo lugar de la superficie del Sol, es, a causa del movimiento de traslación de la Tierra, que se efectúa en el mismo sentido que el de rotación de aquél, dos días más largo.

Las cuidadosas observaciones realizadas por Ch. Scheiner hicieron ver que el período de las manchas era mayor o menor según fuese mayor o menor la distancia de las manchas al ecuador. Las numerosas medidas efectuadas por Carrington (1853-1861) y por Spörer (1861-1894) de posiciones y movimientos de las manchas solares, comprobaron exactamente aquellas observaciones, cuyo resultado había sido puesto en duda, y condujeron al convencimiento de que el período de rotación de la superficie visible del Sol no es el mismo para todas sus partes. Mientras que este período, para las manchas cercanas al ecuador, es de unos 25 días, a los 35° de latitud es ya de 27 días. Así, pues, no podemos hablar de un período de rotación del Sol como lo hacemos para la Tierra y otros planetas que presentan una superficie sólida e invariable. Sobre la relación que existe entre el período de rotación y la latitud heliográfica de las manchas se han hecho detenidos estudios por Maunder, utilizando para ello las observaciones de manchas realizadas en Greenwich durante los años 1879-1901. En la tabla de la página 298 se dan los resultados obtenidos por este astrónomo, así como los que encontraron anteriormente Carrington y Spörer.

Debe tenerse presente que éstos son valores medios, de los cuales pueden diferir bastante los obtenidos de una mancha determinada.

Desgraciadamente, este método no puede extenderse a las latitudes elevadas, donde las manchas son muy raras o faltan por completo. Pero hay

otro procedimiento para determinar el período de rotación, que no está sujeto a estas limitaciones. A causa de la rotación del Sol, el borde oriental del astro se mueve hacia nosotros y el occidental se aleja; por consiguiente, aplicando el principio de Doppler y midiendo con el espectroscopio las diferencias de las velocidades radiales de los bordes oriental y occidental del Sol a diferentes latitudes, podremos deducir la velocidad lineal de un punto de la superficie. Estas medidas fueron efectuadas por Dunér (1887-1889) en Lund, y proseguidas después en Upsala (1899-1901). También se han dedicado a esta clase de investigaciones Halm, Storey y Wilson en Edimburgo, Plaskett y De Lury en Ottawa, y Adams en el observatorio de Mount-Wilson. Estas medidas permiten determinar el período de rotación hasta latitudes muy altas.

Latitud	Carrington	Spörer	Maunder
	d	d	d
0°	25,0	25,1	24,9
5	25,0	25,1	24,9
10	25,2	25,2	25,0
15	25,4	25,4	25,2
20	25,7	25,7	25,4
25	26,1	26,1	25,6
30	26,5	26,5	25,9
35	26,9	27,1	26,2

Adams, que empleó en sus medidas más de 20 rayas del espectro del Sol, pertenecientes al hierro, al manganeso y a otros cuerpos, observó que las rayas de los diferentes elementos no dan el mismo período de rotación (1). Para explicar este fenómeno, Adams admite que las rayas observadas por él tienen su origen en capas distintas, situadas a diferente altura en la atmósfera del Sol, por lo cual estas capas no están animadas de la misma velocidad lineal. Especialmente interesantes son los resultados encontrados al emplear la raya $H\alpha$ del hidrógeno, habiéndose podido comprobar que las masas gaseosas a las que esta raya debe su origen poseen una velocidad angular mucho mayor que los estratos de la capa de inversión donde se forman las demás rayas empleadas por Adams. De las medidas efectuadas con la raya $H\alpha$, resultó para el ecuador solar un período de rotación 0,8 días más corto, mientras que la disminución que para el período de rotación se encuentra, siguiendo el mismo método, para las latitudes más elevadas, parece ser muy pequeño. Las masas de hidrógeno que forman la raya $H\alpha$ deberían, pues, estar, según Adams, a una altura mucho mayor que la de la capa de inversión ordinaria. Esta hipótesis parece comprobada por lo que ocurre con los flóculos de hidrógeno en comparación con los de calcio. Hale obtuvo como período de rotación del Sol, deduciéndolo de las fotografías de los flóculos de calcio

(1) Plaskett no logró confirmar estas diferencias; pero la raya para la que Adams encontró la diferencia máxima no fué objeto de su estudio.

y de los de hidrógeno (obtenidas éstas con la raya $H\alpha$) en el observatorio de Mount-Wilson, las siguientes cifras:

Latitud	Periodos de rotación	
	Flóculos de calcio	Flóculos de hidrógeno
0°	25 ^d ,0	25 ^d ,2
5	25,0	25,1
10	25,1	24,9
15	25,2	24,7
20	25,2	24,6
25	25,4	24,5
30	25,8	24,3
35	25,6	24,4
40	25,9	24,8

Los flóculos de calcio revelan, por consiguiente, en las latitudes elevadas, un período de rotación mayor, aunque en grado algo más pequeño que el deducido del estudio de las manchas. Los flóculos de hidrógeno, por el contrario, no indican tal aumento; las diferencias entre los valores individuales y el valor medio de todos ellos (24,7 días) pueden ser debidas a la inseguridad de las observaciones. La opinión de Hale, fundada también en otros fenómenos, de que los flóculos de calcio están a un nivel más alto que el de las manchas, y los flóculos de hidrógeno, a su vez, a un nivel más elevado que el de los de calcio, parece confirmarse en virtud de éstos hechos.

También las fáculas han sido objeto de estudio para la determinación del período de rotación; Stratonoff, Wolfer y Chevalier encontraron resultados coincidentes con los valores deducidos del movimiento de las manchas. Pero la observación de las fáculas sólo es posible durante pocos días consecutivos, esto es, mientras están cerca del borde del Sol, por lo cual son menos apropiadas que los flóculos para una determinación exacta de la rotación solar.

Kempf ha resumido en la tabla siguiente todos los resultados conocidos acerca de la rotación a diferentes latitudes:

Latitud	Flóculos	Fáculas	Manchas	Capa de inversión
	d	d	d	d
0°	24,9	24,8	25,0	25,2
5	24,9	24,8	25,1	25,2
10	25,0	24,9	25,2	25,4
15	25,1	25,1	25,4	25,6
20	25,3	25,3	25,6	26,0
25	25,6	25,6	26,0	26,4
30	25,9	25,9	26,3	26,9
35	26,2	26,3	26,8	27,5
40	26,6	26,7	27,2	28,2
50	—	—	—	29,7
60	—	—	—	31,3
70	—	—	—	32,7
80	—	—	—	33,7

Cualquiera que sea el fenómeno de que se trate, siempre el período de rotación aumenta al aumentar la latitud. Se ha dado una fórmula que representa este hecho de observación, pero que, naturalmente, no tiene otro carácter que el de fórmula empírica; en ella, para que represente también las diferencias de velocidades angulares que corresponden a cada clase de formaciones, hay que dar a los coeficientes valores particulares para cada caso.

Halm cree haber probado que la ley de la rotación, para cada capa, varía en el transcurso del período de las manchas. Hasta qué punto son reales estas diferencias y no son debidas a los errores propios de toda observación, no ha podido averiguarse todavía. Mientras algunos observadores obtienen diferentes valores según sea la intensidad de las rayas espectrales cuyas desviaciones se miden, es decir, según que se produzcan a alta o baja temperatura, otros observadores niegan estas diferencias. Algunas veces se ha creído haber descubierto oscilaciones en la duración del período, pero lo cierto es que no se puede afirmar nada concreto, por ahora al menos, sobre estos fenómenos. En cuanto a las causas físicas que originan las diferencias de velocidad angular a las distintas latitudes, no puede darse ninguna hipótesis segura. Zöllner consideraba las manchas del Sol como formadas de materias frías que flotaban en la superficie líquida incandescente, arrastradas por las corrientes superficiales, dirigidas en el ecuador hacia el oeste y en las latitudes elevadas hacia el este. Faye consideraba al Sol como completamente gaseoso, siendo las manchas cavidades de la fotosfera, y explicaba la ley de rotación por la existencia de corrientes gaseosas radiales, que ascendían desde las capas inferiores. C. A. Young consideraba las diferencias observadas como un fenómeno propio de las capas superficiales, debido al descenso de masas enfriadas en las capas superiores de la atmósfera, donde habían adquirido mayor velocidad lineal. Wilsing admitía que las diferencias de velocidad observadas eran debidas a un fenómeno peculiar de las capas exteriores, dotadas de un movimiento propio. Modernamente se han emitido otras hipótesis de las que hablaremos más adelante; solamente diremos aquí que la ciencia está todavía lejos de haber resuelto estos problemas.

9. HIPÓTESIS SOBRE LA CONSTITUCIÓN FÍSICA DEL SOL

Sobre la constitución física del Sol y las leyes que regulan los fenómenos que con ella se relacionan, reina hoy todavía la mayor oscuridad, aunque en algunos puntos parezca haberse llegado a descubrimientos definitivos. Si las propiedades de la materia son por doquier las mismas, debería bastar, para la explicación de los fenómenos que se desarrollan en el Sol, aplicar las leyes que rigen los fenómenos terrestres, y por tanto, el problema de la constitución física del Sol quedaría resuelto si pudiéramos explicar aquellos fenómenos mediante estas leyes. Este razonamiento

lógico, de que las leyes físicas deben ser las mismas en el Sol y en la Tierra, no lo han tenido siempre en cuenta los sabios, y han llegado por ello a formular hipótesis reñidas con la realidad. Un ejemplo evidente de esto es la hipótesis de Herschel, que consideraba como frío el núcleo del astro. Pero la aplicación de nuestras leyes físicas al globo solar, no siempre puede conducirnos a consecuencias aceptables, porque en los fenómenos que se desarrollan en el Sol intervienen masas tan enormes y en condiciones de temperatura y presión tan extraordinarias, que sólo mediante una extrapolación muy aventurada podríamos asimilar la física solar a la de nuestros laboratorios. Así, no es de extrañar que en las mejores teorías aparezcan contradicciones en muchos y muy importantes puntos, y aun puede decirse que ninguna de ellas es satisfactoria en todos sus detalles. Daremos aquí, en sus rasgos principales, las más conocidas.

Empezaremos con la teoría de Wilson-Herschel, que trataba de explicar todos los fenómenos observados en su tiempo. Según esta hipótesis, el núcleo del Sol es un cuerpo oscuro y frío, rodeado por capas nebulosas. La capa exterior, de brillo intenso, constituye la fotosfera visible, mientras que la penumbra de las manchas revela la existencia de una capa interior más oscura. La granulación está formada por las aberturas practicadas en estas capas, a través de las cuales observamos el núcleo oscuro. Herschel, que tenía especial empeño en atribuir a este núcleo un fin especial en la creación, lo imaginó habitado por seres inteligentes a los cuales la capa inferior, relativamente fría, ofrecía protección contra la radiación térmica de la fotosfera, mientras que las aberturas que constituían la granulación permitían a los habitantes observar el universo.

Si prescindimos, en esta hipótesis, de la parte donde la fantasía desempeña un papel preponderante, queda algo que explica bastante bien los fenómenos observados. Que la fotosfera no era completamente sólida, ni líquida, ni gaseosa, parecía innegable, dado el aspecto de las manchas. De ser sólida, las manchas no podían estar sujetas a un cambio continuo de forma; si líquida o gaseosa, estas cavidades no podrían subsistir semanas enteras y aun meses, ya que la materia líquida o gaseosa penetraría en la cavidad por todos lados y la llenaría. Como que los bordes de estas cavidades son relativamente oscuros, era inevitable la conclusión de que la fotosfera poseía brillo solamente cerca de la superficie, y como que el fondo de la cavidad es completamente oscuro, la existencia de un núcleo solar oscuro parecía también indiscutible.

El descubrimiento de la ley de conservación de la energía y el de la mutua transformación de la energía en calor, fueron fatales para la teoría de Wilson-Herschel. El Sol de Herschel se hubiera enfriado en poco tiempo, y no daría ya ni luz ni calor. Una cantidad de calor tan grande como la que irradia el Sol desde hace miles de años solamente puede obtenerse mediante un gasto continuo de energía, y en la teoría de Herschel no aparece la cantidad de energía necesaria para compensar la cantidad de calor irradiado, la cual, en todo caso, debe buscarse en el mis-

mo Sol. Y si el calor de la fotosfera se conservara mediante cualquier proceso químico o por la caída de miles de millones de meteoritos, ya se habría comunicado este calor al núcleo por conducción y por irradiación; la totalidad del Sol estaría en estado incandescente como la fotosfera y la permanencia de un núcleo oscuro y frío sería imposible. La autoridad de Herschel y la coincidencia de su teoría con muchos hechos experimentales sumaron numerosos partidarios a su hipótesis, hasta mediados del siglo pasado, en que debió dejar paso a otra teoría que explicase los nuevos fenómenos que se iban observando. El mérito de haber dado un paso enorme en este camino y de haber buscado la explicación de los fenómenos solares por las leyes físicas que rigen los fenómenos terrestres, pertenece a Kirchhoff, quien dió una explicación de las manchas del Sol fundada en los conocimientos físicos de su tiempo.

Cuando Kirchhoff, en 1861, desarrolló su teoría, el caudal de hechos observados era todavía muy deficiente; la multitud de fenómenos que hoy conocemos merced al análisis espectral, a la fotografía y a la fotometría, así como a la observación telescópica del Sol y de su atmósfera, eran entonces desconocidos. La teoría de Kirchhoff no podía referirse más que a dos cosas, pero esenciales: al núcleo solar luminoso y a sus manchas. Kirchhoff probó que la existencia de un núcleo frío envuelto por capas ardientes estaba en contradicción con las leyes físicas más sencillas, y que el Sol, en su totalidad, debía tener una temperatura muy alta; esta fué la base de su teoría, así como de todas las posteriores.

La teoría de Kirchhoff parte de la presencia de las rayas oscuras de Fraunhofer en el espectro del Sol; para explicarlas, hay que suponer que existe una atmósfera que envuelve al cuerpo luminoso, el cual da un espectro sin rayas oscuras y de una intensidad luminosa muy grande. Lo más probable es que el Sol consista en un núcleo sólido o semilíquido a muy elevada temperatura, envuelto por una atmósfera a temperatura menor. En esta atmósfera ocurren, como en la Tierra, disminuciones locales de temperatura, que dan lugar a la formación de nubes. Las partes de atmósfera que se encuentran encima de estas nubes, quedan sustraídas a la acción de los rayos caloríficos irradiados por el Sol incandescente, y por lo tanto se enfrían; tanto mayor será este enfriamiento cuanto mayores sean el espesor y la extensión de la nube. Debido a esto, la nube irá extendiéndose por su parte superior, mientras que su temperatura irá descendiendo cada vez más; finalmente, dejará de ser transparente, formando entonces el centro de una mancha. La penumbra de ésta consiste, según Kirchhoff, en una segunda nube situada a una altura más elevada y parcialmente transparente. Admitiendo la existencia de estas nubes, Kirchhoff explica el fenómeno de Wilson tan bien como se podía hacer con la hipótesis de Herschel. El hecho de que las manchas del Sol aparezcan solamente en una zona no muy apartada del ecuador, trató de explicarlo Kirchhoff suponiendo que los casquetes polares del Sol estaban a temperatura más baja que la zona ecuatorial.

En estrecha unión con las ideas de Kirchhoff, pero basándose en un

material de observación mucho más completo, desarrolló Zöllner, diez años después, una nueva teoría, que se fundaba, lo mismo que la de Kirchhoff, en la existencia de un núcleo en estado de fusión; pero esta hipótesis no está de acuerdo ni con la elevada temperatura que reina indudablemente en el Sol ni con la pequeña densidad del mismo, que no es más que la cuarta parte de la densidad de la Tierra. Secchi y Faye, casi al mismo tiempo que Zöllner, dieron a conocer también respecto a la constitución del Sol nuevas teorías, muchos de cuyos puntos no están ya de acuerdo con nuestros conocimientos, por cuya razón sólo tienen valor histórico.

La teoría del Sol que más se conforma con los descubrimientos modernos es tal vez la de Young.

C. A. Young, uno de los observadores más eminentes, había expuesto ya sus ideas sobre el Sol en 1877. En febrero de 1904, pocos años antes de su muerte, y a petición de Vogel, escribió un nuevo trabajo, que en aquel tiempo podía considerarse como la síntesis de todas las investigaciones sobre la física solar, y que aún hoy se puede considerar como una obra maestra en sus partes más importantes. Lo reproducimos a continuación, señalando con paréntesis [] todos aquellos conceptos que deben ser modificados en vista de más modernos descubrimientos.

Teoría de Young.—«Parece innegable, dada la pequeña densidad media del Sol y la intensidad enorme de la gravedad en la superficie del mismo, que en las regiones interiores del Sol, excepción hecha de una capa superficial relativamente delgada, todas las sustancias están en estado gaseoso a causa de la elevada temperatura que allí reina y que está muy por encima de la temperatura crítica de todos los gases hasta hoy conocidos. El que todos los elementos químicos allí presentes se encuentren necesariamente en estado de disociación, como se suponía, es muy dudoso, ya que se han descubierto combinaciones, por ejemplo ciertos compuestos del hidrógeno, que se forman aun a las más elevadas temperaturas del horno eléctrico.

»A la presión enorme a la cual están sujetos los gases interiores, son bastante más densos que el agua, y probablemente en el centro es tal su densidad que hasta cierto grado el núcleo central puede considerarse como una esfera semilíquida o semisólida de una consistencia análoga a la de la pez, lo cual hace posible que ciertos fenómenos se «localicen» durante algún tiempo en determinados puntos. Esto explicaría la tendencia que se observa en las manchas del Sol y en otras formaciones, a reproducirse en los mismos sitios de la superficie.

»Considero probable que la fotosfera o superficie visible del Sol esté constituida por una capa envolvente de nubes, formada por la condensación y combinación de los vapores que por efecto de la irradiación al espacio llegan a estar suficientemente fríos. Esta capa, con su potente irradiación luminosa, casi uniforme, se comporta de una manera análoga a un mechero Auer, y forma el fondo continuo del espectro solar. Las nubes fotoesféricas flotan en los gases que las rodean y en los vapores

no condensados, como lo hacen las nubes en nuestra propia atmósfera.

»Si esta capa de nubes existe en realidad, tiene que producirse necesariamente un descenso continuo de su parte inferior hacia el núcleo gaseoso, a cuyo descenso debe corresponder una subida de vapores desde el núcleo, originándose una circulación vertical de mucha intensidad, la cual debe ejercer, en unión de otras fuerzas, una presión exterior sobre el núcleo, análoga a la que ejerce la película líquida de una burbuja de jabón sobre el aire que contiene, con la diferencia de que la capa de nubes de la fotosfera no es continua, sino de aspecto poroso, es decir, con aberturas por las que penetran los gases y vapores ascendentes que pasan a las regiones superiores.

»En cuanto al espesor de la fotosfera, no conozco ningún método para determinarla con seguridad, pero debe de ser de algunos miles de kilómetros.

»No desconozco que esta teoría de una fotosfera constituida por nubes tiene en contra de sí varias dificultades, y que puede decirse aun mucho a favor de la hipótesis de Schmidt, de Stuttgart (1), según la cual la fotosfera es un fenómeno óptico, debido a la refracción de una esfera completamente gaseosa. Pero por ahora, me parece que es una consecuencia fatal de las leyes físicas conocidas, el que una esfera gaseosa constituida en su mayor parte por vapores metálicos esté envuelta por una capa de nubes.

»La capa de inversión y la cromoesfera no son, en mi opinión, más que vapores y gases no condensados, constituyendo la atmósfera en la cual se forman las nubes de la fotosfera y que alcanza mucha mayor altura que éstas. La palabra «atmósfera» no indica que esta capa gaseosa se parezca en su constitución mecánica a la atmósfera que envuelve a la Tierra; bajo la acción gravitatoria del Sol, la atmósfera no puede encontrarse en equilibrio estático, siendo más bien un océano de llamas, una «pradera de llamas», como la denomina el profesor Langley.

»La llamada capa de inversión es un delgado estrato situado en el fondo de este océano de llamas, rico en los vapores cuya condensación constituye las nubes fotosféricas. En ella principalmente y en los huecos que quedan entre las nubes, debe buscarse el origen de las rayas oscuras de Fraunhofer; al principio y al fin de la totalidad de los eclipses de Sol aparece el espectro de esta capa de inversión, como flash-spectrum, formado por rayas brillantes.

»La cromoesfera es la región que está encima de la capa de inversión; está constituida por gases y vapores que no se condensan en las condiciones que allí reinan — especialmente hidrógeno, helio y la forma de vapor de calcio que da las rayas *H* y *K*. — Deben existir también otros gases, que aun no han sido identificados.

»Las protuberancias están constituidas exclusivamente por masas de los gases que integran la cromoesfera, los cuales, por la acción de torbe-

(1) Véase la página 307

llos y corrientes ascendentes, han sido lanzados por encima del nivel general y flotan aparentemente en las regiones inferiores de la atmósfera que envuelve a la cromoesfera y que recibe el nombre de corona. En ocasiones hay en ellas vapores metálicos (Mg, Na, Ti, Fe, etc.) que han sido lanzados a alturas considerables, especialmente en las regiones inmediatas a las grandes manchas del Sol (pero no en el interior de estas últimas); en estos casos las protuberancias están sujetas generalmente a variaciones de forma y de tamaño, sufriendo al mismo tiempo las rayas de su espectro distorsiones y cambios de posición. Hasta hace poco tiempo, estos fenómenos espectrales se explicaban como consecuencia de la presión debida a algo análogo a verdaderas explosiones y a movimientos en la dirección del rayo visual con velocidades enormes. Nuevas investigaciones de Julius (1) y otros parecen demostrar que estos fenómenos de distorsión son de naturaleza puramente óptica, y debidos a la refracción anómala en los vapores metálicos densos.

»Hasta cierto punto, la corona es bastante enigmática. Indudablemente está constituida en parte por una capa gaseosa, de un gas extraordinariamente tenue aún no identificado (llamado provisionalmente coronium). El espectro de este gas está caracterizado por una raya brillante perceptible sin dificultad y que durante largo tiempo se creyó era la raya de inversión de Kirchhoff 1474 (λ 5 317), pero que actualmente se ha reconocido como más refrangible (λ 5 303). Además, se ha encontrado con auxilio de la fotografía, durante los eclipses totales, que en las regiones violeta y ultravioleta del espectro de la corona hay algunas otras rayas que probablemente pertenecen al mismo elemento.

»En cuanto a los rayos de la corona, que en parte emiten luz del Sol reflejada y en parte emiten luz propia, a juzgar por su espectro no están constituidos por gases, sino que parecen formados por pequeñas partículas lanzadas fuera del Sol por una fuerza repulsiva, — fuerza de naturaleza eléctrica, o análoga a la presión de radiación, cuya existencia se ha comprobado en los laboratorios —. Su posición respecto a la superficie del Sol viene determinada por fuerzas que en su modo de actuar, ya que no en su origen, son análogas a las que regulan en nuestra atmósfera la distribución de los rayos de las auroras polares, aunque estos últimos parecen ser exclusivamente gaseosos.

»[En cuanto a las manchas del Sol, no puede admitirse la hipótesis de que sean cavidades practicadas en la fotosfera, ya que las observaciones realizadas en Potsdam y en otros observatorios han probado que en las inmediaciones del borde del Sol la radiación de calor por las manchas excede a la de la superficie. Tal vez este hecho sea debido a que el poder absorbente de la atmósfera del Sol para los rayos luminosos de las nubes fotosféricas es mucho mayor que para los rayos oscuros, de mayor longitud de onda, emitidos por las manchas; pero estaría más conforme con las observaciones el suponer que en estos casos especiales las man-

(1) Véase la página 309

chas alcanzasen alturas considerables. El aspecto oscuro de las manchas es debido probablemente a la absorción, y ésta es producida, por lo menos en cierto grado, por gases y no por nubes, lo cual parece comprobado por el notorio refuerzo que sufren las rayas oscuras del vanadio y de algunas otras sustancias, y además por la circunstancia de que el espectro de las manchas, en la región correspondiente al verde, se convierte en una banda de rayas oscuras muy cercanas.]

»De todas las teorías ideadas hasta hoy sobre la formación de las manchas solares, no encuentro ninguna completamente satisfactoria. La distribución de las manchas sobre la superficie del Sol prueba que éstas, hasta cierto punto, guardan estrechas relaciones con la ley especial de la rotación del astro, y esto coincide, en cierto modo, con la teoría de Faye; pero los fenómenos ciclónicos que exige esta teoría no resultan muy evidentes. Además, debe existir alguna relación entre la aparición de una mancha en la superficie del Sol y las condiciones en que se encuentra debajo de la fotosfera el núcleo del astro, formado por gases muy densos; esta relación se revela en la tendencia, frecuentemente observada, a formarse repetidamente las manchas en el mismo sitio o en sus cercanías.

»Se observa con frecuencia, y tal vez existe siempre, una fuerte corriente ascendente de gases de la cromoesfera alrededor del borde de las manchas, pero nunca, o por lo menos muy raramente, en el centro de las mismas. Si las manchas están formadas por las materias que descienden o si (como yo he propuesto), son oquedades producidas en la fotosfera por una disminución de la presión interior, o si la causa es completamente distinta, no lo podría asegurar.

»Sobre la causa de la periodicidad de las manchas, y sobre la relación que innegablemente existe entre la actividad solar y las perturbaciones magnéticas terrestres, he de confesar que no sé nada; pero me inclino a creer que la causa de la periodicidad radica en el Sol mismo y que no puede atribuirse a las acciones planetarias, aunque ciertas acciones exteriores no sean imposibles.

»[Según las observaciones de los últimos veinticinco años, la temperatura del Sol no está muy lejos de 8000° C; pero la constante solar no está aún bien determinada. Langley la supuso de 3,0 calorías por centímetro cuadrado y por minuto, y es éste quizá el valor más cercano a la verdad, pero las observaciones efectuadas en el Smithsonian Institute durante los años 1902 y 1903 parecen demostrar que este valor hay que reducirlo en un 25 %, siendo, por consiguiente, 2,25.]

»El problema de la constancia de la irradiación solar, uno de los más importantes de la Astrofísica, está todavía sin resolver; las investigaciones que están en preparación, y en parte realizándose, acaso conduzcan a resolverlo. Su dificultad estriba en la perturbación que introduce la presencia de la atmósfera terrestre.]

»En cuanto a la conservación de la irradiación solar, no cabe duda alguna de que la teoría de la contracción, de Helmholtz, expone una verdadera causa de aquélla, hasta donde esta teoría es aceptable; pero desde

el descubrimiento de las propiedades del radio y de los cuerpos afines, hay que admitir que además de las fuentes mecánicas de energía, hay otras que pueden contribuir a la conservación del calor del Sol.

»La aceleración ecuatorial de la superficie solar me parece que tiene una explicación razonable en las investigaciones de Salmon y Wilsing, quienes la consideran como un residuo, destinado a desaparecer lentamente, de condiciones que hoy no existen pero que alguna vez predominaron cuando el sistema solar estaba todavía en formación. Actualmente, Emden y otros investigadores tratan de explicar esta diferencia por vía matemática considerándola como un resultado necesario de la constitución del Sol. Estos trabajos no me han dejado convencido, por parecerme dudosas algunas de las hipótesis de que parten.

»Estas son, en conjunto, mis ideas actuales, algunas de las cuales pueden considerarse no muy fundadas. Con el tiempo encontrarán, seguramente, explicación clara algunos puntos que están hoy todavía oscuros, pero en cambio, siguiendo el desarrollo natural de la ciencia en busca de la verdad, nuestros sucesores encontrarán planteados nuevos problemas, mucho más difíciles que los actuales.»

En esta exposición de Young se citan ligeramente dos teorías más, que vamos a explicar de una manera concisa porque parten de puntos de vista completamente nuevos. Nos referimos a las teorías de Schmidt y de Julius. Desgraciadamente, es casi imposible exponer estas dos teorías en forma elemental, por lo cual nos contentaremos con un bosquejo de las mismas.

Empezaremos por la teoría de A. Schmidt.

El camino seguido por un rayo luminoso a través de una atmósfera, no es en general una línea recta sino una curva, a causa de la refracción de la luz. En nuestra atmósfera, el radio de curvatura es siempre mayor que el radio terrestre, aun para los rayos más refrangibles. En los cuerpos celestes de grandes dimensiones y con atmósferas muy densas, puede presentarse el caso de que el radio de curvatura, para los rayos tangentes a la superficie, sea menor que su distancia al centro del astro, y en tal caso estos rayos no pueden abandonar el cuerpo celeste, porque son desviados hacia la superficie por la refracción. Para los rayos horizontales que se hallan a mayor altura, el radio de curvatura crece con la distancia a la superficie, de manera que a cierta altura dicho radio es igual a la distancia al centro del astro; el rayo luminoso, en este caso, recorre una circunferencia alrededor del astro, volviendo a encontrarse a sí mismo. Solamente aquellos rayos que partan de puntos más alejados del centro pueden pasar al espacio, lo cual da como resultado el que un observador colocado a gran distancia percibirá el astro como si éste tuviera un diámetro mucho mayor y su atmósfera una altura más reducida. Schmidt, aplicando estas consideraciones al caso de una esfera de gases luminosos, llega a la conclusión de que el límite del disco solar no es más que aparente. El Sol es, según él, un cuerpo celeste indefinido, en el que disminuyen lentamente, según nos alejamos del centro, el brillo y la intensidad lu-

minosa, y el disco solar visible es la imagen del globo solar interior, intensamente brillante, aumentado por este efecto de refracción regular de los rayos luminosos. Las fáculas y las protuberancias las considera como resultados de la refracción irregular de los rayos luminosos, y el brillo de las protuberancias no procede de materias que se encuentren a la altura en que las ven nuestros ojos, sino que proviene de distintas profundidades del globo solar. Las manchas del Sol podrían explicarse también de esta manera, pero Schmidt se inclina a creer que son formaciones reales, debidas a masas que penetran desde el exterior. Las ideas de Schmidt se fundan en desarrollos rigurosamente matemáticos; lo único hipotético en ellas son los números que sirven de base para las relaciones de densidad e índice de refracción en el Sol. No obstante, como ha hecho notar Seeliger, muchas de las consecuencias de la teoría de Schmidt están en contradicción con hechos bien demostrados, por lo cual aquélla tiene hoy pocos partidarios. En particular, la circunstancia de no explicar satisfactoriamente los fenómenos observados en las manchas, fáculas y protuberancias, ha contribuído a que esta teoría no haya prevalecido.

Esto último ha dado origen a la hipótesis de Julius, que parte de los fenómenos comprendidos en la llamada dispersión anómala. Julius demostró mediante un experimento, efectuado por primera vez por Becquerel, que cuando los rayos luminosos emitidos por un manantial que da un espectro continuo, atraviesan un espacio en el que está irregularmente distribuído vapor de sodio, los rayos de longitud de onda muy próxima a la de las rayas del sodio (*D*) son más desviados que los otros.

Parece, por consiguiente, como si del vapor de sodio atravesado por luz blanca salieran rayos bastante intensos, muy parecidos a la luz emitida por el sodio incandescente, y que a pesar de ello tienen su origen en un manantial extraño. Basándose en esta observación, Julius cree que la radiación luminosa emitida por la cromoesfera y por las protuberancias debe considerarse, parcialmente por lo menos, como luz procedente de la fotoesfera y modificada en la forma que hemos dicho. Las distorsiones que sufren las rayas de las protuberancias, observadas con tanta frecuencia, y que antes sólo podían explicarse a base del principio de Doppler, como resultado de velocidades enormes, podrían ser, según esto, efecto de dispersión anómala. La capa de inversión que en los eclipses totales de Sol origina el llamado «flash», cree Julius que se debe considerar desde este punto de vista.

También aplica Julius su nueva teoría a los fenómenos observados en los espectros de las manchas del Sol, y afirma que los ensanchamientos de las rayas de Fraunhofer, que se atribuían a la presencia de gases densos absorbentes, pueden explicarse por las leyes de la dispersión anómala.

Algunas objeciones importantes se han opuesto a esta teoría. Se ha observado, por ejemplo, que las rayas en las cuales es fuerte la dispersión anómala no son muy importantes en el espectro solar, mientras que en las rayas más importantes de éste no se ha podido comprobar

aún la dispersión anómala. Otra dificultad es que esta dispersión, para las diferentes rayas pertenecientes a un mismo elemento, es en ciertas circunstancias completamente distinta de unas a otras; así, la raya roja del espectro del hidrógeno sufre la dispersión anómala, y la azul no, lo cual exigiría que se observasen, por consiguiente, protuberancias con la raya roja del hidrógeno y no con la azul, lo cual no coincide con las observaciones. La teoría de Julius no puede, pues, considerarse como suficientemente fundada.

Para la explicación de los varios fenómenos secundarios que se desarrollan en el Sol se han ideado varias hipótesis, a ninguna de las cuales se le puede conceder un valor general. Así, E. v. Oppolzer ha desarrollado una teoría sobre la formación de las manchas del Sol, en la cual trata de explicar los fenómenos que se desarrollan en la atmósfera del astro de una manera análoga a los que se desenvuelven en la atmósfera de la Tierra.

El mismo objeto tiene la teoría de Emden, basada en las leyes de la termodinámica comprobadas experimentalmente. Emden parte del intercambio de calor que se verifica entre la superficie solar que se enfría y el núcleo caliente. Las masas de la superficie irradian calor, se hacen más densas y descienden, conservando su velocidad lineal propia; cuanto más descienden más se adelantan en la rotación, hasta que su impulso inicial se anula.

Las masas desalojadas en virtud del descenso de las otras suben a la superficie, y parecen dotadas de un movimiento relativo hacia atrás. Así hay en las capas superiores masas gaseosas de diferente densidad que giran con velocidad angular distinta y que están separadas por una superficie de discontinuidad, esto es, una superficie de separación en la que al pasar de un lado a otro cambian bruscamente los valores representativos de la velocidad, densidad y temperatura. Helmholtz ha demostrado que en este caso aparecen en la superficie de separación trenes de ondas paralelas que pasan rápidamente en el sentido en que se mueve la capa dotada de mayor velocidad, análogas en un todo a las que en ciertas circunstancias se forman en la atmósfera terrestre constituyendo las nubes onduladas. Las ondas, parecidas a las que se producen en un líquido, se hacen cada vez mayores, y en vez de cada onda se forma por fin un remolino horizontal energético, en el que se mezclan las dos capas hasta igualación de sus velocidades y de sus temperaturas.

Si se forma una zona de discontinuidad a poca profundidad debajo de la superficie del Sol, las masas que se encuentran en la fotosfera son atraídas por la acción absorbente del torbellino y descienden, formándose una mancha. Estas masas absorbidas son sustituidas por otras procedentes del interior del Sol, y la mancha, por consiguiente, está rodeada por una región rica en fáculas. Con el tiempo el torbellino pierde, por el rozamiento interior, energía, su acción absorbente disminuye de intensidad y el cráter formado en la superficie del Sol se llena.

Después de un mínimo de actividad aparecen, como ya sabemos, las

primeras manchas en las altas latitudes, y lentamente van corriéndose después hacia las latitudes más bajas. Emden trata de explicar este proceso suponiendo que, durante el período de reposo, las masas superficiales se enfrían bastante antes de descender. Las superficies de discontinuidad empiezan a formarse, por esta causa, a profundidades mayores y a latitudes más altas y lo mismo ocurre con las manchas del Sol. Cuanto más intensa sea la actividad del Sol, tanto más pronto descenderán las masas que se enfríen, y por consiguiente, se formarán las manchas en latitudes cada vez más bajas.

La ley de rotación del Sol, la explica Emden de la manera siguiente: Cuando las masas de la superficie se contraen a causa del enfriamiento, aumenta su velocidad angular y adelantan a las capas que están más bajas. En el polo, en donde la velocidad es casi nula, se establece pronto el equilibrio de velocidad angular entre las corrientes verticales (corrientes de convección); pero cuanto más nos acercamos al ecuador, tanto más pronto se produce el conflicto de las masas descendentes con el resto, apareciendo a profundidades menores y comunicándose más lentamente a las capas inferiores la mayor velocidad angular de las masas procedentes del exterior. La superficie del Sol, en la región ecuatorial, debe tener, pues, una velocidad angular mayor que la de las regiones polares. De una serie de consideraciones deduce Emden que la temperatura de la superficie del Sol debe ser mayor en el polo que en el ecuador, conclusión que aún no ha sido comprobada por la experiencia.

Finalmente, la teoría de Wilsing trata de explicar la ley de rotación del Sol. Wilsing supone que el núcleo del Sol gira como un cuerpo sólido, es decir, que la velocidad angular es la misma para todos los puntos. La diferente velocidad angular que corresponde a las diferentes latitudes tiene su origen, según Wilsing, exclusivamente en la masa gaseosa que envuelve al núcleo, debiendo considerarse como residuo de un movimiento primitivo debido a causas desconocidas. Las masas móviles tienden a igualar entre sí estas diferentes velocidades angulares; pero Wilsing demuestra que el rozamiento de las distintas capas entre sí, sólo es suficiente para producir esta igualación de una manera muy lenta, de suerte que no podrá observarse una variación del estado actual sino después de haber transcurrido un período extraordinariamente largo.

Sobre la naturaleza de la corona se han formulado las hipótesis más diversas. Hoy podemos afirmar que la corona no es una atmósfera, en el sentido corriente de la palabra. Dos razones tenemos para ello: una de ellas es casi convincente y la otra lo es por completo. Son las siguientes:

1. La intensidad de la gravedad en el Sol es 27 veces mayor que en la Tierra; un gas, por consiguiente, es allí 27 veces más pesado que sobre nuestro planeta. En toda atmósfera, cada capa sufre la presión debida a todas las que están encima. El resultado de esto es que si descendemos caminos iguales, esto es, en progresión aritmética, desde la capa más elevada a la más baja, la densidad de la atmósfera crece en progresión geométrica. Una atmósfera constituida por el gas más ligero cono-

cido, es decir, por hidrógeno, tendrá una densidad doble cada 10 Km, aunque esté a una temperatura como la que probablemente existe a una altura de 200 000 Km por encima de la superficie del Sol. Pero este aumento tan rápido parece que ni remotamente se verifica en la corona, cuando se pasa de las capas exteriores a las interiores. Por tanto, si la corona fuese una atmósfera, debería ser centenares de veces más ligera que el hidrógeno.

2. Ha ocurrido repetidas veces que algún cometa, describiendo su órbita alrededor del Sol, ha atravesado la corona de éste. Así, por ejemplo, el gran cometa de 1843 pasó de la superficie del Sol a una distancia de tres o cuatro minutos de arco. A su mínima distancia al Sol, su velocidad era de 570 Km por segundo, y con esta velocidad recorrió 500 000 Km de la corona; para tener una idea de lo que hubiera ocurrido si el cometa hubiese atravesado una atmósfera lo menos densa imaginable, bastará recordar lo que ocurre con los bólidos, que al penetrar en nuestra atmósfera son instantáneamente reducidos a vapor por el calor que se desarrolla en virtud de la resistencia que encuentran a la altura de unos 100 Km, a la cual la atmósfera terrestre ha perdido ya la propiedad de reflejar la luz procedente del Sol. La velocidad de los aerolitos es de unos 40 a 60 Km por segundo, y la resistencia que encuentran en su movimiento y el calor desarrollado por ella son proporcionales, por lo menos, al cuadrado de la velocidad. ¿Cuál no será entonces el destino de un cuerpo o de un sistema de cuerpos como un cometa, que atravesase en una longitud de muchos centenares de miles de kilómetros la atmósfera más enrarecida, con una velocidad de 500 Km! ¡Y cuán poco densa tiene que ser tal atmósfera si un cometa puede atravesarla sin ser destruido! Seguramente sería invisible, e incapaz de producir ningún efecto físico.

Pero entonces, ¿cómo y de qué sustancias está constituida la corona? Según se deduce de las observaciones realizadas hasta hoy, está formada, por una parte, por uno o más gases incandescentes, y por otra, por partículas sueltas que a causa del calor enorme que obra sobre ellas despiden luz propia. Para que dichas partículas se mantengan en suspensión en la corona a pesar de la atracción del Sol, debe suponerse que éste ejerce una fuerza repulsiva opuesta a la atracción y que es capaz de igualar, parcial o completamente, la acción gravitatoria. En el capítulo IV veremos que también sobre las colas de los cometas actúa esta fuerza repulsiva emanada del Sol y que, por lo tanto, pueden considerarse ambas clases de fenómenos, la corona y las colas cometarias, como efectos de la misma fuerza. Una fuerza análoga se produce en la presión de radiación de la luz, según ha puesto de manifiesto Arrhenius. Cuando hablemos de la constitución física de los cometas insistiremos sobre la teoría de la presión de la radiación. Diremos aquí solamente que la teoría de Maxwell sobre los fenómenos electromagnéticos, a los que pertenece también la presión de radiación, puede explicar que en la corona se mantengan en suspensión partículas sólidas y líquidas, suficientemente peque-

ñas para que en ellas la presión de radiación y el peso se equilibren. En cambio, las partículas de mayor tamaño y las excesivamente pequeñas, en las cuales la presión es insignificante, vuelven a caer hacia el Sol, obedeciendo a la ley de la atracción. Finalmente, aquellas partículas para las cuales la presión de radiación exceda a la gravedad, serán proyectadas al espacio.

La formación de los rayos de la corona no queda bien explicada mediante esta hipótesis, y la mayor parte de los investigadores admiten para ello la existencia de fuerzas magnéticas y eléctricas. Así, por ejemplo, Arrhenius y Deslandres suponen que, simultáneamente con las enormes erupciones que salen del Sol y de las cuales son testimonio las protuberancias, se verifican fuertes descargas eléctricas, que pueden ser origen de una intensa radiación de rayos catódicos. Estos rayos catódicos tienen la propiedad de ionizar los gases, y los iones gaseosos tienen a su vez la de condensar los vapores. Los rayos de la corona serían, según los investigadores citados, regiones de condensación especialmente intensa, cuya forma curva, observada con frecuencia, podría ser debida a la presencia de un campo magnético, que Deslandres, como hemos visto, supone existe en las capas superiores de la cromoesfera.

Por el momento, ninguna de estas hipótesis tiene un fundamento firme, y habrá que esperar a que se reúna mucho material de observación antes de poder emitir una opinión segura sobre la constitución de la corona.

La causa de que en todas las teorías sobre el Sol desempeñe un papel más importante la fantasía que las deducciones matemáticas, está en nuestro desconocimiento de la naturaleza del núcleo del Sol, y esto mismo ocurre para las estrellas en general. El planteamiento de este problema, extraordinariamente difícil, ha sido llevado muy adelante, durante estos últimos años, gracias a los estudios de Eddington sobre el equilibrio de radiación de las estrellas, y con ello el enigma de la constitución del Sol ha sido trasladado a otro terreno.

En todas las investigaciones hechas hasta hoy en este sentido, se tropezaba siempre con la dificultad de que, a causa de la enorme temperatura, debía irradiarse energía, tanto del Sol como de las estrellas. Eddington demostró que esta dificultad desaparece si se tiene en cuenta que la presión de radiación obra como causa de disgregación de la materia. A las temperaturas enormes que reinan en el interior de las estrellas, la presión de radiación puede casi compensar la acción gravitatoria. De todos modos, la cuantía de este efecto depende de la absorción de las radiaciones por parte de la materia, y como que a las elevadas temperaturas de las estrellas la mayor parte de la radiación es de rayos Röntgen, por lo menos por lo que se refiere a la longitud de onda, es necesario, antes de buscar consecuencias, lograr un conocimiento más exacto de los fenómenos de absorción de los rayos Röntgen por la materia a elevada temperatura.

En la resolución de estas cuestiones, no hemos pasado todavía del principio; pero en esta vía, las investigaciones de Eddington representan un gran adelanto desde el punto de vista estrictamente matemático del

problema de la constitución del Sol. Para la superficie del astro, las fórmulas ya caen en defecto; y si tenemos en cuenta que en la superficie misma del Sol reinan ya leyes físicas que todavía no conocemos, y que todas nuestras observaciones se reducen exclusivamente a fenómenos que se desarrollan en dicha superficie, se comprende que estemos todavía muy lejos de la solución del problema que nos ocupa. Al tratar de la Cosmogonía, tendremos ocasión de insistir todavía sobre este punto.

CAPÍTULO III

Los Planetas

I. MERCURIO

Mercurio ($\text{\textcircled{☿}}$) es el planeta más cercano al Sol, y el menor de todos ellos, si exceptuamos los asteroides. Su distancia media al Sol es de 58 millones de kilómetros y su diámetro de 4 700 Km, o sea algo más de la tercera parte del diámetro de la Tierra. Su masa es $\frac{1}{8\ 000\ 000}$ de la masa del Sol, pero este valor está determinado con muy poca exactitud. La densidad es aproximadamente la de la Tierra. Este planeta era conocido por los antiguos, porque cuando está en posición favorable y el observador no se encuentra en latitudes demasiado altas, es visible a simple vista. Los países del centro y del norte de Europa son bastante desfavorables para la observación; la dificultad radica en la proximidad del planeta al Sol, que hace que durante el crepúsculo esté Mercurio tan cerca del horizonte, que desaparece entre la bruma. Han sido días favorables para la observación de Mercurio a simple vista, después de la puesta del Sol, los siguientes: 13 de enero, 15 de mayo, 2 de septiembre y 27 de diciembre de 1923; en los años siguientes, las fechas correspondientes adelantan 18 días por año, a causa de que el período de revolución sinódica de Mercurio, o sea el tiempo después del cual vuelve a ocupar la misma posición con relación a la Tierra es de 116 días. El período de visibilidad comprende desde ocho días antes hasta ocho días después de las fechas indicadas. El momento más favorable para observar el planeta es unos 45 minutos después de la puesta del Sol, siendo la primavera más propicia para ello que el otoño, a causa de la posición de la eclíptica, y por consiguiente, de la órbita de Mercurio, con relación al horizonte.

Observado con un antejo, el planeta presenta *fases*, como la Luna. Cerca de la conjunción superior es circular y pequeño, y tiene solamente 5" de diámetro. A su máxima elongación o mayor distancia angular al Sol, aparece como una media luna, y en la conjunción inferior toma el aspecto de una hoz estrecha, de 10" a 12" de diámetro. Estas

diferentes fases dependen de la posición del planeta respecto al Sol y la Tierra, lo mismo que ocurre con el planeta Venus (fig. 141).

El brillo de Mercurio está sujeto a oscilaciones notables durante el tiempo en que se puede observar cómodamente; según determinaciones hechas por Müller, en Potsdam, puede ser, en el máximo, tan brillante como Sirio. Las oscilaciones de brillo son debidas en gran parte a los cambios de fase; pero también en fases iguales se observan diferencias de brillo hasta de una unidad de magnitud, debidas a la gran excentricidad de la órbita de Mercurio y a las consiguientes variaciones en la distancia del planeta al Sol. Según Müller, la variación de brillo en el transcurso de las fases presenta una coincidencia evidente con la variación análoga observada en nuestra Luna, de manera que la estructura superficial sería parecida en ambos planetas. Según esto, Mercurio carecería de atmósfera o la tendría poco densa y su superficie sería áspera y montañosa. Su albedo (1) es insignificante: no es más que de 0,07.

La percepción de detalles en la superficie de Mercurio es muy difícil, y hasta ahora son pocos los observadores que han podido distinguirlos con seguridad.

A principios del siglo pasado, Schröter, en Lilienthal, creyó observar que cuando Mercurio presentaba el aspecto de una hoz el cuerno austral aparecía escotado a intervalos, atribuyendo este aspecto a la sombra arrojada por una montaña elevada, y dedujo que el planeta giraba alrededor de su eje con un período de $24^h 5^m$, obteniendo para la altura de la montaña 19 Km. Estas observaciones tienen poco valor desde el momento que los mejores observadores modernos no han logrado percibir estas irregularidades en el cuerno austral, debiendo suponerse que Schröter fué víctima de una ilusión. El período de rotación dado por Schröter fué considerado como exacto durante mucho tiempo, hasta que Schiaparelli realizó nuevas observaciones en 1881, fijándose en débiles manchas visibles de día en el disco de Mercurio, manchas que no era tan fácil distinguir durante el crepúsculo a causa de la poca altura del planeta sobre el horizonte. Estas observaciones, realizadas durante varios años con el mayor esmero, condujeron finalmente a Schiaparelli a la conclusión de que el período de rotación del planeta es igual al de revolución, esto es, 88 días. Según esto, Mercurio presentaría siempre la misma cara hacia el Sol, de una manera análoga a lo que ocurre con la Luna respecto a la

(1) Por *albedo* de un cuerpo se entiende la relación entre la cantidad de luz reflejada difusamente por el mismo en todas direcciones y la que incide sobre el cuerpo. Según Lambert, el ángulo de incidencia no influye en la reflexión difusa de las superficies; pero Seeliger ha demostrado lo contrario. En vista de esta indecisión sobre las leyes de la reflexión difusa, es más precisa la definición de «albedo» que da Bond para los usos astronómicos, cuando el cuerpo es esférico y la luz incidente está formada por un haz de rayos paralelos. Bond entiende por «albedo» de una esfera la relación entre la cantidad de luz reflejada difusamente en todas direcciones y la cantidad de luz que incide en haz paralelo. Los valores de los albedos de los planetas indicados en el presente libro, se refieren a esta definición de Bond, y han sido calculados por Russell utilizando todo el material de observación de que pudo disponer.

Tierra, pudiéndose aplicar a Mercurio las mismas teorías que a nuestro satélite, por lo que a esta coincidencia de períodos se refiere.

Schiaparelli trazó un mapa de la configuración de la superficie de Mercurio, y además creyó encontrar también indicios de atmósfera en aquel planeta.

Los resultados obtenidos por Schiaparelli han sido muy discutidos; mientras el astrónomo americano Lowell creía poder afirmar que el período de rotación era de 88 días — a base de observaciones de los accidentes de la superficie del planeta, muy dudosos según otros observadores, — Brenner, en Lussinpiccolo, dedujo un período de rotación de 33 a 35 horas como resultado de numerosas observaciones efectuadas en condiciones atmosféricas muy favorables. Sus dibujos del disco planetario coinciden con algunos hechos por Vogel en 1871; pero se requerirán aún numerosas observaciones antes de dilucidar cuál sea el verdadero período de rotación.

Vogel estudió, en 1873, el *espectro* de Mercurio, encontrando en las rayas principales completa coincidencia con el espectro solar, cosa que tenía que ocurrir, ya que la luz que llega a nosotros desde Mercurio no puede ser otra que la del Sol reflejada en la superficie del planeta. Algunas bandas del espectro de éste parecen indicar la presencia de una atmósfera absorbente que actúa sobre los rayos solares, de una manera análoga a lo que ocurre en nuestra atmósfera. La pequeña distancia que separa al planeta del Sol dificulta su observación espectroscópica, y en consecuencia el poder asegurar la existencia de esta atmósfera.

Los *pasos* de Mercurio por delante del disco del Sol son mucho más frecuentes que los de Venus; el intervalo medio de tiempo entre dos pasos consecutivos oscila entre un valor mínimo de unos 10 años y uno máximo de 13 años. El diámetro del planeta es demasiado pequeño para que pueda verse proyectado sobre el disco del Sol a simple vista. El primer paso de Mercurio por delante del disco del Sol, predicho por Kepler, fué observado por Gassendi y otros el 7 de noviembre de 1631. El método de observación empleado por Gassendi era el que hemos descrito al tratar de la observación de las manchas del Sol, esto es, consistía en proyectar la imagen del Sol, obtenida con un pequeño antejo, sobre una pantalla blanca. Como que la imagen del planeta era mucho menor de lo que se había supuesto, la observación fracasó casi por completo; pues si bien es cierto que los antejos imperfectos de aquel tiempo daban las imágenes de los objetos rodeadas de una corona que aumentaba extraordinariamente su tamaño aparente, en cambio, como que Mercurio, delante del disco del Sol, aparece de color negro, el mismo fenómeno de irradiación disminuía su tamaño. Además, Gassendi, antes de ocurrir el paso, no tenía idea alguna acerca del pequeño diámetro que en realidad debía presentar el planeta.

Estas observaciones antiguas carecen hoy día de valor científico. La primera observación de verdadero valor fué la realizada por Halley, el 7 de noviembre de 1677, en la isla de Santa Elena. Ya hemos visto (página 173) la gran exactitud que erróneamente atribuyó a la observación de los contactos internos del planeta con el Sol.

A partir de esta fecha se han observado con frecuencia pasos de Mercurio por delante del disco solar; pero sus consecuencias científicas son poco importantes. Para la determinación de la paralaje del Sol son menos adecuadas las observaciones de los pasos de Mercurio, a causa de la mayor distancia que nos separa de él, que las de Venus, y como que además nos presenta entonces el hemisferio oscuro, para el estudio de su constitución física puede esperarse poca cosa.

Como que el Sol ha de estar cerca de un nodo de la órbita de Mercurio para que suceda un paso, éstos solamente podrán ocurrir en dos épocas, con un intervalo de seis meses; en mayo o en noviembre. Los pasos próximos ocurrirán el 8 de noviembre de 1927 y el 10 de mayo de 1937.

2. PLANETAS INTRAMERCURIALES

Al presente, el interés que despiertan los pasos de Mercurio radica en la comparación entre el resultado obtenido por Leverrier, y más tarde por Bauschinger, del estudio de los pasos observados antes del año 1848, con el movimiento de Mercurio calculado mediante la ley de la gravitación. Esta comparación enseña que el perihelio de la órbita de Mercurio está sujeto a un corrimiento superior en $40''$ por siglo, a lo que le corresponde por la atracción de todos los demás planetas conocidos de nuestro sistema solar (pág. 75). Actualmente la teoría de la relatividad de Einstein explica, sin la introducción de ninguna hipótesis accesoria, un corrimiento del perihelio de Mercurio, de $40''$ por siglo, que es exactamente lo observado; tal acuerdo constituye una de las comprobaciones más importantes de la referida teoría. Pero este mismo efecto puede explicarse por la acción perturbadora de un planeta o de un grupo de pequeños planetas situados entre Mercurio y el Sol, hipótesis emitida ya por Leverrier, siendo, por consiguiente, de gran importancia saber si estos planetas existen en realidad.

Diferentes observadores han registrado el paso de cuerpos oscuros por delante del disco del Sol, lo cual sería una comprobación de la hipótesis de Leverrier; según ellos, esos cuerpos oscuros tenían la apariencia de planetas y pasaban demasiado rápidamente para ser manchas. Wolf recogió 19 observaciones, realizadas de 1761 a 1865, de fenómenos de esta clase observados en el Sol, pero a excepción de dos o tres, todos los demás observadores eran desconocidos como astrónomos. Por otra parte, el Sol ha sido asiduamente observado durante unos cien años por hombres como Schwabe, Carrington, Spörer y otros, y ninguno de ellos ha observado jamás nada parecido; y en particular no se ha encontrado nunca ningún objeto que pudiera parecerse a un planeta en las innumerables fotografías del Sol obtenidas casi diariamente y durante muchos años en varios observatorios. El hecho de que los aficionados a la Astronomía hayan visto tan gran número de planetas pasar por delante del disco del Sol y en cambio los astrónomos profesionales no los hayan percibido, es poco verosímil.

El argumento más importante contra la existencia de estos planetas intramercuriales es que el paso de uno de estos cuerpos celestes no constituiría ningún fenómeno aislado, sino que tendría que repetirse con ciertos intervalos de tiempo que dependerían de su distancia al Sol y de la inclinación de su órbita. Si admitiéramos una inclinación de 10° , mayor que la de cualquiera de los planetas principales, y una distancia al Sol igual a la mitad del radio de la órbita de Mercurio, el planeta hipotético tendría que pasar una vez cada año por delante del disco del Sol, y sus pasos sucesivos ocurrirían casi el mismo día del año, o medio año después.

Los supuestos pasos han sido observados en todas las estaciones, y de ello tendríamos que deducir lógicamente, si los considerásemos ciertos, que los pasos sucesivos de estos diferentes planetas tendrían que observarse varias veces al año, a pesar de lo cual escapan a todos los buenos observadores, siendo, en cambio, observados por los aficionados. Esta circunstancia es una especie de reducción al absurdo de la existencia de planetas intramercuriales. En caso de admitirse que la inclinación de sus órbitas fuese mucho mayor de 10° , los pasos serían mucho menos frecuentes, pero el argumento equivaldría a apoyar una hipótesis en otra más inverosímil todavía.

Si aceptamos que tales pasos son ciertos, se presenta inmediatamente una dificultad, y es que estos planetas, por su proximidad al Sol, no pueden ser visibles más que cuando se proyectan sobre éste o en condiciones excepcionalmente favorables; casi la única posibilidad para distinguirlos fuera del disco solar la ofrecen los eclipses totales de Sol. Después que las observaciones realizadas en todos los eclipses anteriores habían conducido a un resultado negativo, en el del 29 de julio de 1878 pareció hallarse una solución afirmativa de este importante problema. Este eclipse de Sol fué visible en la mayor parte de los Estados Unidos, siendo observado en puntos muy diferentes por numerosos astrónomos. En Denver observaron Watson y Swift, ambos con el deseo de dedicar, por lo menos, una parte del tiempo disponible a buscar el planeta o planetas hipotéticos, y en efecto, ambos observaron puntos brillantes que podían considerarse como planetas. Pero investigaciones posteriores han demostrado que dichos cuerpos celestes no eran sino estrellas fijas. En los eclipses de Sol posteriores, todos los resultados han sido opuestos a la existencia de planetas intramercuriales. Actualmente se sigue un camino más seguro para buscar dichos planetas si es que existen, que consiste en obtener fotografías de los alrededores del Sol durante los eclipses totales, y aunque en las placas así obtenidas aparecen estrellas hasta de la novena magnitud, no ha sido posible encontrar en ellas con seguridad cuerpos desconocidos, de modo que la probabilidad de la existencia de planetas intramercuriales ha disminuído mucho.

De todo esto se puede deducir que si el corrimiento del perihelio de Mercurio es debido a la acción de un grupo de planetas interiores a la órbita de Mercurio, éstos deben ser muy pequeños. Pero para producir tal efecto, su masa total debería ser del mismo orden de la de Mercurio,

y por lo tanto, el número de planetas tendría que ser muy grande, unos 10 000, constituyendo en conjunto una masa en forma de nube. Como que en la luz zodiacal tenemos una masa de esta clase, Seeliger emitió la hipótesis de que la materia que constituye la luz zodiacal originaba el movimiento del perihelio de Mercurio, y llegó a calcular incluso la densidad de dicha masa.

Las mismas objeciones que hemos aducido contra la existencia de los planetas intramercuriales pueden hacerse extensivas a la de los planetas que Charlier supuso más allá de la órbita de Mercurio, de acuerdo con la ley de Bode (pág. 246). Tales planetas pasarían por delante del disco del Sol con menos frecuencia que los intramercuriales, y quizá con menos frecuencia que Mercurio mismo. De todas maneras continuaría siendo muy raro que ninguno de ellos hubiera sido visto delante del disco solar por los astrónomos.

3. VENUS

Venus (♀) se mueve describiendo alrededor del Sol una órbita que dista casi lo mismo de las descritas por Mercurio y la Tierra. Su distancia al Sol es de 108 millones de kilómetros. Su órbita se acerca más a la forma circular que la de los otros planetas principales. Su diámetro es de 12 300 Km, algo más pequeño que el de nuestro globo. Su densidad es poco diferente de la de la Tierra: 0,9 de esta última. La masa es, según Newcomb, $\frac{1}{408000}$, y según las modernas investigaciones de Cowell $\frac{1}{399000}$ de la masa del Sol.

Después del Sol y de la Luna, Venus es el astro más brillante del cielo; a veces llega a producir sombra. Su máxima elongación o distancia angular al Sol es de unos 45°, por cuyo motivo se le ve por la tarde al este del Sol, en el cielo occidental, y por la mañana al oeste del mismo, en el cielo oriental. Los antiguos la llamaban Phosphorus y Hesperus, es decir, estrella matutina y estrella vespertina, según se la viese antes de amanecer o después de la puesta del Sol. Es posible que antes de la aparición de la Astronomía científica se considerase a Hesperus y a Phosphorus como dos astros distintos, cuya identidad no se descubrió hasta ver que uno de ellos aparecía entre los rayos del Sol cuando el otro había desaparecido ya entre los mismos.

A simple vista, Venus aparece como una estrella que únicamente se diferencia de las demás por su brillo intenso y tranquilo. Galileo descubrió, al dirigir hacia este planeta su anteojo, que Venus tenía un diámetro notable y presentaba *fases* análogas a las de la Luna. Galileo quiso cerciorarse de la realidad de su descubrimiento por medio de observaciones continuadas, y al mismo tiempo asegurar la prioridad del mismo, y por ello publicó el siguiente anagrama: «Haec immatura a me jam frustra leguntur o. y.» (estas cosas fuera de sazón son leídas por mí en vano); del cual, ordenando convenientemente las letras, se obtiene la siguiente

frase: «Cynthiae figuras aemulatur mater amorum» (las fases de Cynthia las imita la madre del amor).

Las variaciones del aspecto y del tamaño aparente de Venus son muy importantes. Cuando se encuentra cerca de su conjunción superior, detrás del Sol, dista de nosotros más de 250 millones de kilómetros y presenta el aspecto de un pequeño disco circular, de unos 10" de diámetro. Cuando está más cerca de la Tierra, en conjunción inferior, la distancia se reduce a 40 millones de kilómetros, y tendría entonces, si pudiera observarse, más de 60" de diámetro; pero en esta posición está al mismo lado del Sol que la Tierra y nos presenta, como la Luna en el novilunio, su hemisferio oscuro, siendo, por lo tanto, invisible. Entre estas dos posiciones, pasa por todas las fases intermedias como se ve en la figura 141. El astro aparece iluminado por mitad en sus máximas elongaciones oriental y occidental (cuarto menguante y cuarto creciente respectivamente); cuanto más se acerca a la Tierra, tanto más estrecha y más

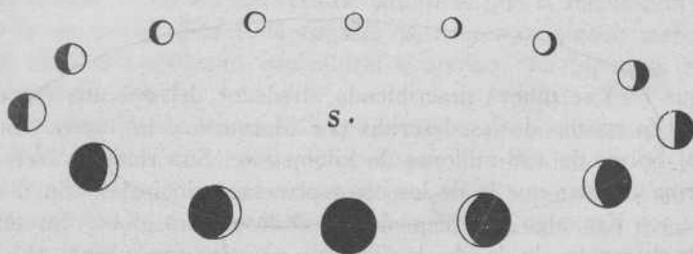


Fig. 141

larga se hace la hoz. Las observaciones de Müller han probado que las variaciones de brillo de Venus son más pequeñas de lo que se suponía. Cerca de la conjunción superior el brillo permanece constante durante bastante tiempo, aumenta después lentamente hasta alcanzar el máximo, que acontece 35 días antes de la conjunción inferior, y después disminuye rápidamente. Después de la conjunción inferior, el brillo sigue una marcha inversa. En el intervalo de 220 días, durante el cual Venus está bastante alejado del Sol para que se le pueda observar cómodamente (desde 60 días después de la conjunción superior hasta 12 días antes de la conjunción inferior), las variaciones de brillo que experimenta no son más que de una magnitud, de suerte que no presenta un «máximo brillo» excepcionalmente grande, en contra de lo que de ordinario se supone. Durante todo el intervalo de tiempo citado, puede observarse Venus a simple vista en pleno día, en circunstancias atmosféricas favorables y adoptando las precauciones necesarias. Venus alcanza la magnitud — 4,3 (1), siendo entonces casi 60 veces más brillante que la estrella Arcturo, de primera magnitud. Para los mismos ángulos de fase el brillo de Venus sigue una ley diferente de la de Mercurio, y de ello debemos

(1) Esta manera de designar el brillo, la explicaremos al tratar del brillo y color de las estrellas.

deducir que la constitución de la superficie y de la atmósfera, es muy distinta en ambos planetas. El albedo de Venus es extraordinariamente grande (0,59). Las conjunciones de Venus se suceden en intervalos de unos 584 días; por ejemplo, 8 de febrero de 1922 (superior), 24 de noviembre de 1922 (inferior), 10 de septiembre de 1923 (superior).

Como es natural, se ha escudriñado con el anteojo la superficie de Venus, en particular en busca de manchas o detalles que permitieran deducir el *período de rotación*. En abril de 1667, D. Cassini creyó ver sobre Venus una mancha blanca, de cuyas observaciones obtuvo un período de rotación de 23 a 24 horas, pero el mismo Cassini no tenía gran seguridad en el resultado. Sesenta años más tarde, el astrónomo italiano Bianchini, empleando su anteojo, representado en la figura de la página 102, distinguió varias manchas sobre el planeta atribuyéndolas a la existencia de mares. Observándolas cada noche creyó haber encontrado para la rotación de Venus un período de más de 24 días. Este sorprendente resultado fué criticado por Cassini el joven, quien arguyó que si Bianchini encontraba todas las noches las manchas en la misma posición, de lo que deducía que el planeta había girado muy poco de noche a noche, era debido a que en realidad Venus había dado una vuelta entera y algo más; al cabo de 24 días volvía a verse en la posición primitiva, pero durante este intervalo habría dado 25 vueltas en vez de una como suponía Bianchini. Como valor definitivo para el período de rotación, dió Cassini $23^{\text{h}} 22^{\text{m}}$. Entre 1788 y 1793, Schröter sometió a Venus a un método de observación análogo al que había utilizado para determinar el período de rotación de Mercurio. Observó los cuernos del planeta cuando éste aparece como una hoz, y creyó ver irregularidades, que atribuyó, lo mismo que había hecho con Mercurio, a alguna montaña elevada, deduciendo para el período de rotación del planeta $23^{\text{h}} 21^{\text{m}} 19^{\text{s}}$.

Herschel, por su parte, no pudo percibir manchas permanentes en Venus, ni irregularidades en el terminador de la sombra, ni variaciones en los cuernos. Varias veces le pareció ver manchas, pero éstas cambiaban tan pronto y desaparecían tan rápidamente, que no pudo determinar el período de rotación del planeta. Supuso, por lo tanto, que Venus estaba envuelto por una atmósfera densa, y que si a veces se veían manchas debían atribuirse a fenómenos atmosféricos variables.

También Beer y Mädler observaron cuidadosamente el disco de Venus desde 1833 a 1836, llegando, con relación a las manchas y al período de rotación, a un resultado negativo. Pocos años después, De Vico, en Roma, creyó haber encontrado las manchas descubiertas por Bianchini un siglo antes, y dedujo de su observación un período de rotación del planeta de $23^{\text{h}} 21^{\text{m}} 22^{\text{s}}$.

Las esmeradas observaciones de Schiaparelli, así como una discusión de todas las observaciones anteriores, condujeron a este astrónomo a la conclusión de que Venus, como Mercurio, posee un período de rotación igual al de revolución, esto es, de 225 días. También para Venus creyó Schiaparelli en la permanencia de algunas manchas en la superfi-

cie del planeta, pero muy débiles, y, por lo tanto, difíciles de distinguir.

Al igual que ocurrió con el descubrimiento de Schiaparelli acerca de la rotación de Mercurio, que ha sido comprobado por unos astrónomos y combatido por otros, también ha tenido partidarios y adversarios su opinión sobre la rotación de Venus. En especial Lowell, trató de hallar este período como consecuencia de sus observaciones, entre las cuales figuran las de unas fajas oscuras rectilíneas que no han sido vistas en otros observatorios, y que, por lo mismo, han sido consideradas como ilusiones por la mayor parte de los astrónomos. Otros observadores sostienen la opinión de que Venus da una vuelta en 24^h . Modernamente, Lau, de la aparición y desaparición de una mancha ha obtenido un período de rotación de 24^h ; el mismo Lau, y otros astrónomos antes que él, ha creído ver en Venus manchas polares blancas parecidas a las de Marte.

Para juzgar de todos estos trabajos debe tenerse en cuenta que la observación de detalles en la superficie de los dos planetas interiores es extraordinariamente difícil, y que hasta el observador más hábil y experto puede ser víctima de ilusiones de origen fisiológico. Los experimentos de Villiger con esferas blancas iluminadas lateralmente han demostrado que en ellas parecen descubrirse débiles manchas oscuras que son percibidas por distintas personas; tales fenómenos deben ocurrir también cuando se observan discos planetarios brillantes, falseando las observaciones.

De todo lo dicho debe deducirse que está todavía por determinar el período de rotación de Venus, para lo cual es preciso emplear un método que esté libre de todas estas causas de perturbación. Esta condición la cumple el fundado en el principio de Doppler, según el cual los espectros que proceden de diferentes puntos del borde de un planeta están desviados unos respecto a otros; de la magnitud de estas desviaciones puede deducirse el período de rotación. La aplicación de este método al planeta Venus es muy difícil, porque las velocidades que intervienen en el fenómeno son muy pequeñas. Siguiendo este método se ha llegado a resultados contradictorios, habiendo encontrado Belopolsky, en Pulkowa, un período de rotación muy pequeño, y en cambio Slipher, en el observatorio Lowell, en América, ha hallado un período largo, correspondiente a los encontrados por Schiaparelli y Lowell. A pesar de estas discrepancias, cabe sospechar que el período de rotación se determinará por el método espectroscópico, y tal vez este mismo método se podrá aplicar a Mercurio, para el que las dificultades son todavía mayores.

En esta ya antigua discusión acerca de si el período de rotación de Venus es de 24 horas o de 225 días, las observaciones modernas son más bien favorables al período corto, a cuyo favor habla también un argumento indirecto, y es que si el período de rotación fuese de 225 días Venus presentaría siempre la misma cara al Sol, ya que su período de revolución es también de 225 días, comportándose respecto al Sol como la Luna respecto a la Tierra; y como que el hemisferio de Venus iluminado por el Sol se calentaría de un modo extraordinario, el agua que en él hubiese se evaporaría descendiendo en el otro hemisferio, constantemente

oscuro y frío, donde adoptaría la forma de hielo y nieve. En este caso sería imposible que el planeta estuviese envuelto por una espesa capa de rubes como al parecer lo está, por razones que vamos a exponer a continuación.

Las observaciones de la superficie de Venus realizadas por diferentes astrónomos, así como el aspecto de Venus cerca de la conjunción inferior y los fenómenos observados durante los pasos por delante del Sol, hacen muy verosímil la existencia de una *atmósfera* nubosa. Cuando Venus se presenta en forma de hoz delgada se ha podido observar que el borde más lejano del Sol está iluminado, apareciendo completo el disco de Venus, rodeado de una estrecha aureola luminosa; la misma aureola se ha observado también durante los pasos. Este fenómeno fué observado por primera vez por Thorman Bergman, en Upsala, durante el paso de Venus de 1761; la misma observación realizó Rittenhouse, en Filadelfia, en el paso de 1769. Cuando Venus había penetrado hasta la mitad en el disco del Sol el borde del planeta que quedaba fuera de éste apareció iluminado, pudiendo verse todo el contorno del mismo. Como que este fenómeno no fué notado por otros observadores no llamó entonces la atención. Por su parte, Schröter en 1790 y Mädler en 1849 observaron que cuando Venus estaba cerca de su conjunción inferior el borde iluminado se extendía a más de un semicírculo del planeta.

Observaciones parecidas hicieron Prince, en Uckfield (Inglaterra), en septiembre de 1863, y Lyman, en New Haven (Estados Unidos), en diciembre de 1866. En estas dos épocas, Venus, en conjunción inferior, estaba muy cerca de su nodo, y por lo tanto, pasaba casi por la recta que unía los centros de la Tierra y del Sol. Al observar la estrecha hoz del planeta con un anteojo de mediana potencia, los observadores citados vieron el borde más alejado del Sol envuelto por una delgada corona luminosa. Estas observaciones han sido confirmadas posteriormente por otros astrónomos. Según Russell, este hecho puede ser atribuido a fenómenos crepusculares sin que por ello tenga que ser la atmósfera de Venus ni muy alta ni muy densa.

A pesar de la coincidencia de las observaciones de Rittenhouse, Mädler y Lyman, no se tuvieron en cuenta al preparar los trabajos para el paso de Venus de 1874, y así muchos astrónomos quedaron sorprendidos al ver que en el instante en que Venus se proyectaba en parte sobre el disco solar y en parte fuera, el contorno de la porción exterior podía distinguirse por una delgada faja luminosa que bordeaba el planeta. En algunos observatorios el instante del contacto interior no pudo determinarse, porque los observadores tomaron esta faja luminosa como un rayo de luz solar. En el paso de Venus de 1882, se percibió nuevamente el anillo luminoso, volviendo a perturbar las observaciones.

El espectroscopio no indica que la atmósfera de Venus ejerza una gran absorción sobre la luz que la atraviesa. En la luz reflejada por el planeta, no hay rayas espectrales nuevas, ni el espectro se diferencia gran cosa del espectro solar normal; quizá la única modificación consiste en

que algunas bandas de absorción telúricas son algo más intensas (Vogel). Esto indicaría que la atmósfera de Venus, en cuanto a su constitución, no se diferencia mucho de la nuestra, o por lo menos, no contiene gases que ejerzan una absorción selectiva especial sobre la luz. Además, es posible que la luz del Sol no penetre mucho en la atmósfera del planeta, sino que ya en las capas exteriores de ésta sea reflejada por las nubes. De todos modos, estos resultados requieren ulterior comprobación.

En el observatorio de Mount-Wilson obtuvo St. John espectrogramas de Venus, con gran dispersión, para decidir si la luz del Sol reflejada por el planeta presenta rayas de absorción procedentes de la atmósfera de éste. Las fotografías fueron obtenidas cuando la velocidad radial de Venus era tan grande con relación a la Tierra, que las rayas de absorción de la atmósfera de Venus estaban muy desviadas con relación a las de la atmósfera terrestre, y por lo tanto, no podían superponerse, sino que eran visibles unas al lado de las otras. El resultado fué que no aparecieron bandas de absorción del oxígeno, ni del vapor de agua en la atmósfera de Venus. De aquí puede deducirse que si existiese oxígeno o vapor de agua en la atmósfera del planeta, hasta donde penetra la luz solar, las cantidades de ambos gases serían muy pequeñas. St. John cree que se descubriría en las fotografías la existencia de una cantidad de oxígeno 500 veces menor, y otra de vapor de agua 50 veces menor que las que hay en la atmósfera terrestre.

Muchos astrónomos han observado que la región oscura de Venus estaba débilmente iluminada; algo menos, pero de una manera parecida a como se ve iluminada la parte oscura de la Luna en las noches claras entre el novilunio y el cuarto creciente. Bien conocida es la luz cenicienta de nuestro satélite, que no es más que la luz reflejada por la Tierra. Para Venus, la luz reflejada por la Tierra no es, ni con mucho, bastante para hacer visible su parte oscura. Como no existe, o por lo menos no es conocida, una fuente de luz exterior bastante brillante, se ha atribuido la débil luminosidad de la región oscura del planeta a fenómenos de fosforescencia de su superficie. Si la luz cenicienta de Venus pudiera percibirse en todas las circunstancias favorables, no habría dificultad en admitir esta hipótesis; pero como el fenómeno se ve con poca frecuencia, es difícil admitir que una causa temporal por su naturaleza pueda influir instantáneamente sobre toda la superficie de un planeta del tamaño del nuestro, volviéndola luminosa. Es posible que este fenómeno dependa de algún efecto óptico todavía desconocido, y tanto más, cuanto que la luz cenicienta de la región oscura del planeta ha sido percibida casi siempre de día o en el crepúsculo y casi nunca de noche, siendo así que una luz tan débil debería verse más fácilmente de noche que de día. En esto hay una evidente contradicción, y mientras no se dilucide, lo mismo podrá atribuirse el fenómeno a una ilusión óptica que a una causa objetiva. Debe mencionarse, además, que Vogel y Lohse, en Bothkamp, observaron durante varios días de 1871 esta luminosidad; según ellos no se extendía sobre toda la parte oscura del planeta, sino solamente hasta 30 ó 40° del termi-

nador de la sombra. Vogel admite dos causas, entre las que está indeciso, para explicar estos hechos; una de ellas sería una iluminación crepuscular en una atmósfera muy densa, y otra una luminosidad de carácter eléctrico.

De los errores a que están sujetas las observaciones hechas con instrumentos imperfectos, se tiene una prueba en las realizadas en los siglos XVII y XVIII acerca de un supuesto *satélite* de Venus. En el año 1672, y después en 1686, observó D. Cassini cerca de Venus un cuerpo poco brillante, que, como aquél, presentaba también fases; pero solamente fué visto en estas dos épocas. Un cuerpo parecido observó Short, en Inglaterra, el 23 de octubre de 1740. El diámetro aparente de este cuerpo celeste era la tercera parte del de Venus y se presentaba bajo una fase parecida. Otros observadores lo percibieron también en 1760 y 1764. Lambert llegó a calcular su órbita partiendo de todas estas observaciones, pero la órbita que resultó no podría ser la de ningún satélite de Venus, a no ser en el caso de que la masa de éste fuese diez veces mayor de lo que es en realidad. Desde entonces ha transcurrido siglo y medio sin que haya vuelto a observarse el satélite, y el hecho de que durante este largo intervalo se hayan explorado las regiones cercanas a Venus con anteojos muy potentes sin que se le viera, prueba suficientemente que el pretendido satélite no existe en realidad.

Sobre las causas de la ilusión sufrida por los observadores que creyeron ver el satélite, nada puede decirse después de transcurrido tanto tiempo; pero es muy probable que en algunos casos el error fuera debido a las imágenes parásitas que dan los cuerpos muy brillantes, cuando se observan con un antejo, y que son producidas por la luz reflejada por la córnea del ojo hacia la superficie anterior del ocular y desde aquí otra vez hacia el ojo. Imágenes de esta clase se forman a veces también por reflexión de la luz entre las superficies de las distintas lentes que constituyen el ocular, y precisamente en esto radica uno de los principales méritos de los observadores prácticos, que saben distinguir estas imágenes de las verdaderas. A veces estas falsas imágenes son debidas a defectuoso ajuste de las lentes del ocular, y en este caso, tan pronto como la imagen correcta del objeto está en el centro del campo visual, pueden aparecer aquéllas y engañar al astrónomo más práctico. No en todos los casos en que se ha observado el satélite de Venus es suficiente esta explicación, ya que algunos de los que creyeron verlo se muestran bien convencidos de que no se trataba de falsas imágenes. Pero precisamente para estos casos Stroobant ha conseguido probar que en los tiempos respectivos había cerca de Venus alguna estrella fija brillante, que fué considerada como satélite.

4. LA TIERRA

La Tierra (\oplus) ocupa el tercer lugar, en orden a su distancia al Sol, y es el mayor de los cuatro planetas más cercanos al astro central. Su distancia media al Sol es de unos 149 $\frac{1}{2}$ millones de kilómetros, siendo su

distancia a principios de enero $2 \frac{1}{2}$ millones de kilómetros mayor que la media, y a principios de julio $2 \frac{1}{2}$ millones menor. La distancia verdadera varía, por consiguiente, entre 147 y 152 millones de kilómetros. El error que pueda haber en estos números, como ya hemos dicho antes, es, a lo más, de 170 000 kilómetros.

El período de rotación de nuestro globo alrededor de su eje, ya sabemos que es de 24 horas, deducido del período de rotación diurna aparente de la bóveda celeste. Se puede obtener el mismo período directamente, por medio de experimentos de los cuales mencionaremos aquí los principales.

Newton demostró que todo cuerpo, al caer desde bastante altura, tiene que sufrir con respecto a la vertical una desviación hacia el este, a causa de la rotación de la Tierra. Un objeto colocado a cierta altura, por ejemplo, en un campanario, se moverá, por efecto de su mayor distancia al eje de la Tierra, con mayor velocidad, en el sentido de oeste a este, que un objeto situado en la misma vertical, pero debajo, por ejemplo, en el pie de la torre. Al caer el objeto colocado primitivamente en la cumbre del campanario, conservará aquella velocidad lineal mayor y no caerá siguiendo la vertical, sino que se adelantará ligeramente hacia el este. La comprobación experimental de este adelanto es muy difícil, por la pequeñez del mismo y por las acciones perturbadoras, como son las corrientes de aire, que incluso pueden anular tal efecto. Con este fin han realizado importantes series de experimentos Guglielmini en Bolonia (1792), Benzenberg en Hamburgo (1802) y en Schlegbusch (1804), Reich en Friburgo de Sajonia (1831) y Hall en Cambridge de los Estados Unidos (1902). Reich efectuó sus experimentos en un pozo de mina, desviando de una altura de caída de 158,5 metros, obteniendo una desviación hacia el este de 28,4 mm, mientras que la teoría indicaba 27,5 mm, con lo cual se ve que teoría y experimento eran casi concordantes. Sin la rotación de la Tierra, estos desvíos de la vertical no tendrían explicación posible.

Otro método para demostrar directamente la rotación de la Tierra fué el ideado por Foucault; el experimento realizado por Foucault con su péndulo alcanzó gran celebridad, porque, en efecto, es una demostración palpable de la rotación terrestre. Su teoría elemental es sencilla. Supongamos un péndulo, suspendido en uno de los polos de la Tierra, que pueda oscilar libremente en todos los planos verticales que pasen por su suspensión. Haciendo oscilar el péndulo en un plano determinado, las oscilaciones se mantendrán en este plano indefinidamente, ya que no hay ninguna razón para que el mismo varíe. La Tierra, en virtud de su rotación, girará debajo del péndulo, y como que el observador participa en esta rotación, le parecerá como si el plano de oscilación del péndulo girase y la Tierra permaneciese inmóvil. Al cabo de una hora, el ángulo descrito aparentemente por el plano de oscilación con respecto al plano de oscilación primitivo, será $\frac{1}{24}$ de 360° , ó sea de 15° , después de 12^h parecerá que el péndulo oscila en sentido contrario, y transcurridas 24^h volverá a oscilar como al principio. El giro aparente del plano de oscilación

se efectuará en sentido contrario al de rotación de la Tierra, esto es, en el polo norte en el sentido del movimiento de las agujas de un reloj.

Es fácil ver que en el ecuador no ha de girar el plano del péndulo. En los demás paralelos, se observará un giro tanto mayor cuanto más cercano al polo esté el paralelo del lugar donde se realice el experimento. A la latitud de 52° el ángulo descrito en una hora por el plano de oscilación es de 12° .

Foucault realizó públicamente su experimento por primera vez en 1851, en el Panteón de París. Para que el período de las oscilaciones sea grande y para que éstas se conserven durante bastante tiempo, se emplean péndulos de gran longitud, con una esfera muy pesada en el extremo. Es curioso que ya en el siglo XVII, Viviani, en Florencia, observó el giro aparente del plano de oscilación de un péndulo libre, pero no encontró explicación para tal fenómeno.

Además del experimento del péndulo, Foucault ideó otro para demostrar el movimiento de rotación de la Tierra. Un trompo en rotación rápida opone una gran resistencia a cualquier cambio de posición de su eje. Si se suspende un trompo de manera que su eje pueda ponerse en cualquier dirección y que en cada una de éstas esté en equilibrio, haciéndolo girar muy de prisa, su eje conservará en el espacio la dirección que tenía primitivamente, y parecerá que cambia de posición respecto a la Tierra si la dirección primitiva del eje se elige convenientemente. Un aparato así dispuesto recibe el nombre de *giroscopio*. En el mismo principio se fundan los llamados compases giroscópicos empleados hoy en los buques.

La descripción de otros procedimientos que se han ideado para demostrar directamente la rotación de la Tierra, nos conduciría demasiado lejos. Pasaremos también por alto los ingeniosos experimentos realizados por Hagen, en el observatorio del Vaticano, con el aparato denominado «isotomeógrafo».

En capítulos anteriores hemos tratado ya de lo que a la Tierra se refiere desde el punto de vista astronómico, como son la duración del año, la oblicuidad de la eclíptica, causa de las estaciones, la duración del día, y el aspecto, dimensiones y densidad de nuestro planeta. La configuración de su superficie y los fenómenos que se desarrollan en su atmósfera corresponden más a la Geografía y a la Meteorología que a la Astronomía. Pero la constitución interna de la Tierra merece un estudio especial por sus consecuencias de carácter astronómico.

De especial importancia es cuanto se relaciona con *el estado de la gran masa interior* de nuestro planeta. Todos saben que al profundizar en la Tierra se observa un aumento de temperatura, cuya cuantía varía de unos lugares a otros. Regularmente el *grado geotérmico*, o sea el aumento de profundidad al cual corresponde un aumento de temperatura de 1° C, es de unos 30 a 40 metros, pero se han encontrado valores del grado geotérmico desde pocos metros hasta más de cien. En el interior de la Tierra tiene que producirse un intercambio de calor, por conducción de las partes más calientes a las más frías, de suerte que la masa in-

terna ha de proveer constantemente de calor al resto. El aumento de temperatura observado no puede ser, por este motivo, superficial, sino que ha de notarse hasta una gran profundidad; suponiendo constante el grado geotérmico es fácil ver que a la de 200 Km la temperatura sería tal que derretiría la mayor parte de las piedras que se encuentran en la superficie.

Esto condujo a la hipótesis de que la Tierra era una esfera de materia fundida, rodeada por una corteza sólida, relativamente delgada; algunos fenómenos geológicos, así como consideraciones cosmogónicas, que mencionaremos más adelante, parecen confirmar esta hipótesis. Las mediciones de la intensidad de la gravedad enseñan que debajo de los continentes la densidad de la Tierra es, en general, menor que en el fondo del mar, lo cual está de acuerdo con aquella teoría (1).

Las masas que en virtud de su peso ejercen presión sobre la materia fundida interior tenderán, según esta hipótesis, a levantar las masas más ligeras que las rodean, y una vez alcanzado el equilibrio estas últimas serán las más elevadas, de la misma manera que un pedazo de madera de abeto sobresale más en el agua que otro de encina de las mismas dimensiones. Los manantiales de agua termal, tan frecuentes en algunas regiones, prueban que en el interior de la Tierra existen regiones a alta temperatura, no pudiendo ser local este fenómeno, porque entonces el calor se repartiría rápidamente. En la actividad de los volcanes es donde los geólogos encuentran el argumento más fehaciente en favor de esta teoría, y los ríos de lava que fluyen de ellos desde hace miles de años, probarían que en el interior de la Tierra existen grandes masas en estado de fusión.

Pero las razones que abogan por la hipótesis de un núcleo de materia fundida no son muy sólidas. La más importante de todas ellas, el aumento de temperatura con la profundidad, pierde su valor con sólo suponer que el núcleo terrestre contenga radio. Según Liebenow, basta, para explicar el calor interior de la Tierra, la existencia de $\frac{1}{5000}$ mg de radio por metro cúbico, lo cual equivale, suponiendo que esta cantidad de radio se extendiera sobre la superficie, a una capa de blenda de 6 cm de espesor.

Pero de una manera mucho más decisiva que estas consideraciones, siempre hipotéticas, hablan en contra del estado líquido del núcleo terrestre los fenómenos del flujo y reflujo. Si la corteza terrestre fuese una

(1) Pratt dedujo de las mediciones de los arcos de meridiano y de las observaciones efectuadas con el péndulo en la India en 1855, que el exceso de masas en los continentes y el defecto de masa de los océanos quedaban compensadas por disminuciones de densidad de las capas subterráneas. Según esto, a cierta profundidad, el peso de la masa que descansa sobre la unidad de superficie y cuya altura es la que separa esta unidad de superficie de la superficie de la Tierra, es en todas partes el mismo. Este equilibrio de la corteza terrestre se denomina «isostasia». La superficie en la cual reina este equilibrio fué llamada por Helmert, merced a cuyos trabajos fué admitida esta hipótesis, «superficie de compensación». La profundidad a que está colocada esta superficie de compensación se ha calculado que es aproximadamente de 120 Km, siendo el mismo el valor hallado empleando para determinarlo las desviaciones de la vertical, estudiadas por Hayford, y las variaciones de la intensidad de la gravedad, discutidas por Helmert.

capa delgada que flotase encima del núcleo líquido, cedería forzosamente bajo la acción de las mareas que el Sol y la Luna producirían en el núcleo de una manera análoga a lo que ocurre en los mares, y las periódicas oscilaciones del nivel del mar con respecto a la Tierra no se producirían. Desde el momento que observamos las mareas, se puede deducir que la Tierra resiste a la acción del Sol y de la Luna, como si toda ella fuese perfectamente sólida. Lord Kelvin calculó que si la Tierra tuviese la elasticidad del acero obedecería a la atracción lunisolar de tal manera que las fluctuaciones del nivel del mar serían una tercera parte más pequeñas que si el planeta fuese absolutamente rígido, porque las mareas darían a la parte sólida de la Tierra la forma de un elipsoide, en vez de deformar solamente la superficie del mar. La irregularidad de la superficie terrestre es causa de grandes dificultades en el estudio teórico de las mareas, y aun hoy no puede asegurarse si la altura de la marea es realmente los dos tercios de lo que sería si la Tierra fuese absolutamente rígida. De todas maneras, E. v. Rebeur-Paschwitz, con ayuda de un péndulo horizontal, llegó a observar directamente las mareas de la tierra firme. Sus resultados fueron comprobados después por Hecker y otros, y Schweydar dedujo de ellos que la rigidez de la Tierra es tres veces superior a la del acero, resultado que está de acuerdo con el deducido de las oscilaciones polares.

Por medio de medidas, en extremo precisas, de los cambios del nivel del mar, efectuadas en tubos largos enterrados en el suelo, Michelson y Gale encontraron en 1919 que la deformación de la Tierra es el 31 % de la que presentaría una Tierra completamente líquida.

Estudiando las velocidades de propagación de las ondas sísmicas a diferentes profundidades y teniendo en cuenta la densidad media de nuestro planeta y la de las capas superficiales accesibles, ha deducido Wiechert que la Tierra está constituida por un núcleo metálico de densidad 8,2 y por una corteza pétreo de 1 500 Km de espesor y de densidad 3,2, separadas ambas por una capa de magma relativamente delgada, plástica, cuya existencia ha sido, no obstante, puesta en duda por las modernas investigaciones teóricas realizadas por Schweydar; este magma debería tener la rigidez del lacre a la temperatura ordinaria.

Si después de lo dicho no puede admitirse la hipótesis de un núcleo líquido, tampoco se puede poner en duda que el núcleo de nuestro planeta está a elevada temperatura — suficiente para fundir las piedras a la presión atmosférica — creyéndose que la enorme presión ejercida por las regiones superficiales es la que impide la fusión de las partes interiores. Lord Kelvin admite que en el interior de la Tierra tienen que existir grandes masas de materia fundida, que son las que alimentan los volcanes, pero afirma que estas masas, comparadas con la masa de toda la Tierra, son siempre pequeñas.

Además, no nos podemos formar una idea de los efectos de una presión cuyo valor en el centro de la Tierra es de 2 millones de kilogramos por centímetro cuadrado; las mayores presiones que podemos

obtener en los laboratorios y aun sobre extensiones pequeñísimas, son solamente de algunos miles de kilogramos por centímetro cuadrado. Por otra parte, no debemos olvidar, al discutir las hipótesis anteriores, que solamente en casos favorables podemos alcanzar y estudiar una parte muy pequeña, $\frac{1}{3000}$, aproximadamente, contando desde la superficie hacia el centro, de la corteza de nuestro globo, por cuyo motivo hay que ser muy parco al generalizar las conclusiones obtenidas para esa capa superficial que se ofrece a la investigación directa.

Hace algún tiempo se sospechó si los cambios de posición de ciertas masas en la Tierra podrían ejercer un influjo sobre el eje de rotación de la misma y, por consiguiente, sobre la altura del polo. Bessel, en 1844, tuvo ya dudas sobre la invariabilidad de las latitudes geográficas. En 1888, Küstner, entonces astrónomo del observatorio de Berlín, dedujo de una discusión de sus observaciones realizadas en años anteriores, que las alturas del polo eran variables, pero en pequeño grado. Observaciones parecidas se hicieron al mismo tiempo por el americano Chandler, quien obtuvo plena confirmación de una variabilidad de la altura del polo comparando series de observaciones antiguas y de suficiente confianza. Otras medidas efectuadas en 1889 y 1890 en Berlín, Potsdam, Estrasburgo y Praga, y reducidas por Th. Albrecht, en Potsdam, dieron resultados de acuerdo con los de Küstner, y una expedición mandada a Honolulu comprobó variaciones de la latitud de este lugar, de sentido contrario a las experimentadas en los lugares antes indicados, los cuales, con relación al centro de la Tierra, ocupan una posición diametralmente opuesta a la de Honolulu. De todo esto se dedujo que las variaciones de latitud observadas eran debidas a cambios de posición del eje de rotación de la Tierra. En virtud de un acuerdo internacional posterior, se estudiaron estas variaciones en seis estaciones situadas a $39^{\circ}8'$ de latitud norte y distribuidas lo más regularmente posible; estas estaciones eran: Carloforte (Italia), Tschardjui (Rusia asiática central), Mizusawa (Japón), Ukiah, Cincinnati y Gaithersburg (Estados Unidos). Las observaciones se llevaron a cabo de una manera regular desde fines de 1899 hasta 1915, siendo reducidas por Th. Albrecht y B. Wanach, y proporcionaron un conocimiento mucho más exacto del movimiento del polo que las series de observaciones anteriores, a las cuales había faltado una organización de conjunto. Desgraciadamente, en 1915 se suprimió la estación de Gaithersburg, en 1916 la de Cincinnati y después Tschardjui, y desde entonces sólo se observa en tres puntos.

La trayectoria descrita por el polo norte sobre la superficie de la Tierra desde 1900 hasta 1912, representada en la figura 142, está comprendida dentro de un círculo de $0''{,}7$, ó sea de unos 20 metros de diámetro; su forma es la de una espiral muy irregular que en un período de 7 años aproximadamente sufre una dilatación y una contracción. Este fenómeno, como dedujo ya Chandler de antiguas observaciones muy poco precisas, puede explicarse por la superposición de un período de 14 meses (según las modernas determinaciones es de 433 días), y otro de un año.

En el siglo XVIII, el gran matemático Euler demostró que en caso de producirse un movimiento apreciable del eje de la Tierra con respecto a ésta, debería tener un período de 10 meses en el supuesto de que el planeta se comportase como un sólido indeformable.

Tal vez se tardó tanto en descubrir la variabilidad de las alturas del polo porque se trató siempre de buscar ese período de Euler, que no aparece en la realidad. En 1892, Newcomb probó que el período de Chandler, de 14 meses, no es otra cosa que el de Euler, prolongado a causa de la imperfecta rigidez de la Tierra; según las investigaciones de

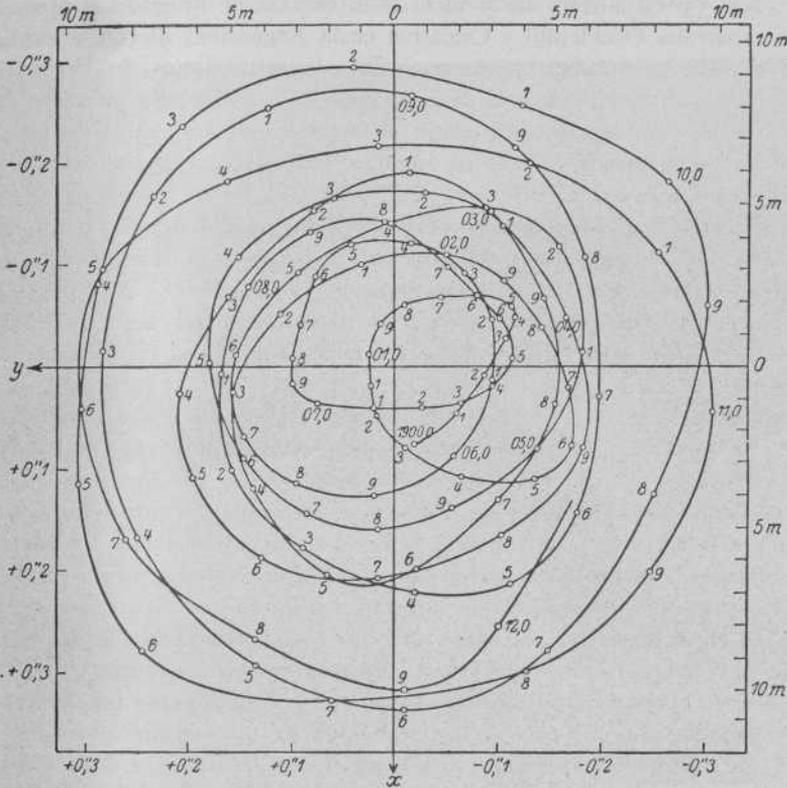


Fig. 142. — Trayectoria del polo norte, de 1900 a 1912 (según Wanach)

Schweydar, el coeficiente de rigidez que se deduce del período de Chandler coincide bastante bien con el valor deducido de las mareas elásticas del planeta. Como explicación del período de un año, Lamp, y en especial Spitaler, han emitido una hipótesis que presenta visos de probabilidad y está fundada en recientes investigaciones; la causa radicaría en la distribución de las masas atmosféricas según las estaciones, y en la variable cantidad de nieve de los continentes. Esta distribución tiene un período bien definido de un año, pero en sus detalles presenta grandes irregularidades, por cuyo motivo el período de un año que aparece en el movimiento del polo tiene que ser también irregular.

Un fenómeno muy notable, descubierto por el astrónomo japonés Kimura, ha sido muy difícil de explicar: las seis estaciones astronómicas del servicio internacional de latitud presentaban, además de las oscilaciones de la altura del polo debidas al movimiento del eje de la Tierra, las cuales deben sucederse en sentido contrario en los observatorios que ocupan longitudes opuestas sobre el mismo paralelo, otra oscilación que se produce en todas las estaciones al mismo tiempo y en el mismo sentido, con un período anual y una amplitud hasta de $0'',1$. Las series de observaciones llevadas a efecto durante dos años en dos estaciones situadas a $31^{\circ} 55'$ de latitud sur y 180° de diferencia de longitud (Bayswater en la Australia Occidental y Oncativo en la Argentina) dieron la explicación de este enigmático fenómeno. Las investigaciones de Przybyllok y Wanach han conducido a la demostración de que la causa principal debe buscarse en cambios de inclinación sistemáticos de las capas de aire de igual densidad óptica, lo que da lugar a cambios correspondientes en la refracción atmosférica.

Las variaciones seculares, no periódicas, que puedan ocurrir en la altura del polo, sólo el tiempo podrá revelarlas; actualmente sólo se puede asegurar que, de haberlas, su amplitud tiene que ser menor de $0'',5$ por siglo.

Haremos notar, finalmente, que el movimiento del polo trae aparejadas pequeñas oscilaciones en las diferencias de longitud y en los acimutes terrestres.

ATMÓSFERA. — Ya hemos visto las principales propiedades de los gases que envuelven a la Tierra (oxígeno, nitrógeno, algo de anhídrido carbónico y pequeñas cantidades de otros gases descubiertos por Ramsay) por lo que a la refracción se refiere. Veamos ahora algunos otros fenómenos importantes, debidos a la acción de la luz sobre nuestra atmósfera.

Los objetos, de día, se nos presentan iluminados. La causa de ello está en el hecho de que la atmósfera dispersa y refleja la luz del Sol en todas direcciones. Si el aire fuese transparente en absoluto, el Sol brillaría en un cielo completamente negro y todos los objetos no iluminados directamente por él o que no tuvieran luz propia, serían invisibles. El que esta visibilidad general se produzca mejor de día que de noche a la luz de la Luna, consiste en la intensidad extraordinaria de la luz del Sol, la cual permite la aparición de los efectos secundarios con mayor vigor que la luz mucho más débil de la Luna. Los fenómenos del crepúsculo, los del anticrepúsculo que se observan en condiciones excepcionalmente favorables, así como la invisibilidad de las estrellas durante el día, se explican por la luz difusa de la atmósfera. El azul del cielo es debido a la dispersión repetida de la luz blanca del Sol por las moléculas del aire. Los vivos colores que aparecen al amanecer y al atardecer son el resultado de repetidas reflexiones y refracciones de la luz del Sol en las partículas de agua que hay en las capas superiores; la intensidad de estos colores depende especialmente de la cantidad de vapor de agua contenido en la atmósfera.

AURORAS POLARES.—Hasta estos últimos tiempos no se ha podido penetrar el misterio que encierra este fenómeno tan conocido. Que guarda cierta relación con los polos terrestres, lo prueba el hecho de que su frecuencia depende de la latitud. En las regiones ecuatoriales apenas se observa nunca, siendo tanto más frecuente cuanto más nos acercamos al polo norte o al sur. La región de frecuencia máxima no es precisamente el polo, sino la vecindad de los círculos polares, a partir de los cuales disminuye hacia el norte y hacia el sur. El número de auroras polares es mayor cerca del polo norte magnético (longitud 97° al oeste de Greenwich, y 70° N de latitud). En el polo sur, la relación entre las auroras polares

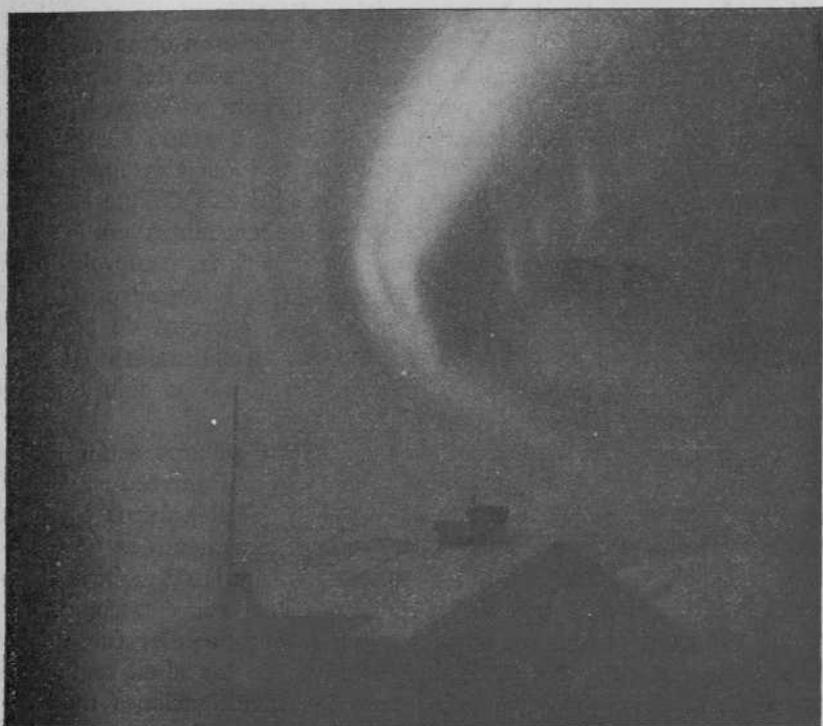


Fig. 143.—Aurora polar; de una fotografía obtenida por Störmer

y la posición del polo magnético austral (147° este de longitud y 73° de latitud sur) no han podido determinarse todavía de una manera precisa, porque el material de observaciones es aún bastante deficiente.

Las auroras polares aparecen con diferentes formas, de las cuales tan pronto predomina una como otra. Las más importantes son:

1) La forma de arco. Ésta consiste en un ancho arco luminoso que en las latitudes medias se percibe casi siempre cerca del horizonte norte. De los extremos del arco emergen hacia arriba rayos luminosos; dentro del arco se encuentra el llamado segmento oscuro.

2) La forma de cortinas (fig. 143), que consiste en un conjunto de rayos que concurren en un punto y que parecen flotar en el espacio, dando la impresión de una cinta movida por el viento. A veces este fenómeno alcanza grandes dimensiones y produce el efecto de una cortina plegada.

En las latitudes medias de Europa las auroras no son, en general, bien definidas; casi siempre aparecen como un resplandor blanquecino o verde, parecido a una nube análoga a los cirrus. El borde inferior es más intenso y de color ligeramente rojo.

El espectro de la aurora polar consta de una serie de rayas brillantes, entre las que se destaca especialmente una en el verde amarillento (λ 5578) descubierta por Angström, quien, como no pudo percibir otras rayas, creyó que la aurora polar era monocromática. Posteriormente otros observadores, entre ellos H. C. Vogel y Capron, descubrieron otras rayas más débiles, y desde que se aplicó la fotografía al estudio del espectro de la aurora polar, especialmente por Paulsen, Sykora y Vegard, se han descubierto numerosas rayas más. Parece haberse logrado identificar la raya verde amarillenta de la aurora polar con una del cripton, gas raro existente en el aire; también se ha emitido la hipótesis de que esta raya pertenece a un gas ligero desconocido, que se encuentra en las altas regiones de nuestra atmósfera. Recientemente Stark ha comprobado que todas las rayas de la aurora polar se encuentran en el espectro del nitrógeno; este gas da las rayas que aparecen en el espectro de la aurora polar al iluminarlo con rayos eléctricos positivos (rayos canales). El origen de la raya brillante situada en el verde amarillento no ha sido aún aclarado de una manera definitiva.

Ya hace tiempo se demostró que las auroras polares están íntimamente relacionadas con la electricidad y el magnetismo terrestres. Cuando aparece una aurora polar se producen en los hilos telegráficos corrientes eléctricas tan intensas e irregulares, que su funcionamiento se hace siempre muy difícil, y a veces imposible; además, la aguja magnética ejecuta fuertes movimientos. Antes de la aplicación del espectroscopio, estos fenómenos eléctricos hicieron sospechar que la aurora polar fuese debida a corrientes eléctricas que circulaban a través de las altas regiones de la atmósfera, de uno a otro polo; pero las investigaciones modernas, especialmente las realizadas por Störmer, parecen demostrar que las auroras son debidas a radiaciones eléctricas emitidas por el Sol. En especial actúan probablemente los llamados rayos positivos (rayos canales), esto es, átomos o moléculas cargados positivamente y que se mueven con gran velocidad. Al llegar a la atmósfera terrestre, esta radiación choca contra las moléculas del aire, especialmente con las moléculas de nitrógeno, las cuales por efecto del choque se iluminan. Las moléculas de nitrógeno iluminadas constituyen, según esto, la aurora polar.

Se han hecho estudios para determinar la altura a que se forma la aurora sobre la superficie de la Tierra, por medio de observaciones simultáneas desde varias estaciones suficientemente distanciadas entre sí; estas determinaciones de altura fueron al principio muy inseguras, y la rea-

lidad de los resultados obtenidos era dudosa, pero el empleo de la fotografía ha conducido a buenos resultados, y los observadores noruegos, primero Störmer y después Vegard y Krogness, han resuelto satisfactoriamente por este método el problema de la altura a que se forman las auroras polares. Estas alturas, excepto una sola vez en que se formó una aurora a 600 Km, oscilan entre 100 y 110 Km; inferiores a 80 Km no se han observado nunca.

La frecuencia de las auroras polares, como la de las manchas del Sol, presenta un período de once años, lo cual hace suponer una acción directa de la actividad solar sobre la frecuencia del fenómeno. Además, se ha comprobado con bastante seguridad la existencia de tres períodos más, uno anual, otro diurno y otro correspondiente al período de revolución de la Luna. También parece existir un período de 26 días, relacionado tal vez con el de rotación del Sol.

LA ASTRONOMÍA Y EL TIEMPO. — Desde muy antiguo, los hombres han admitido la existencia de una relación entre los fenómenos astronómicos y los meteorológicos y el influjo de determinados planetas, especialmente de la Luna, sobre el tiempo. Esto es comprensible, porque ambos grupos de hechos, considerados objetivamente, se desarrollan «en el cielo», siendo necesaria la abstracción científica para ver la diferencia enorme que separa en el espacio a estas dos clases de fenómenos. El hombre vulgar no tiene la noción de que entre la Luna y las nubes que pasan por encima de él media un espacio de muchos miles de kilómetros, y considera el desarrollo de los fenómenos tales como los observa directamente desde la superficie terrestre, buscando instintivamente relaciones causales donde, en realidad, no existen; le afirman en estas conclusiones algunos casos en que a ciertos fenómenos celestes suceden determinados cambios en el estado atmosférico, tomando entonces esta sucesión eventual como expresión de una ley física, y dejando de lado los casos, también frecuentes, que contradicen su hipótesis. A esto se añade la inclinación de la mayoría de las gentes a generalizar unos pocos hechos observados, como si fuesen necesarios en general.

El ejemplo más vulgar de estas preocupaciones, es la creencia en la relación entre las fases de la Luna y las variaciones del tiempo. Las estadísticas meteorológicas han probado, desde hace tiempo, que no existe tal dependencia, o que, de existir, es tan pequeña, que no puede observarse directamente sino por medio de observaciones muy cuidadosas y de larga duración. A pesar de esto, el agricultor y el marino continúan ateniéndose siempre a los casos en que, en su pequeño círculo de observación, después de la luna nueva o llena, o en el cuarto creciente o menguante, han ocurrido cambios de tiempo, y olvidan que en otros lugares no hay cambio alguno a pesar de ser la misma la fase de la Luna en aquel instante.

Algo parecido ocurre con el Sol, aunque en este caso el problema es más complicado. La luz y el calor del Sol son la causa directa de muchos y aun de los principales fenómenos que ocurren en la superficie de la

Tierra, e innegablemente existe una relación íntima entre ciertos fenómenos de la física solar y otros que se desarrollan en nuestro planeta; pero el extender las relaciones de carácter electromagnético que median entre ambos astros a otros fenómenos, y buscar, por ejemplo, una relación causal entre el período de las manchas del Sol y la temperatura reinante en la Tierra, es, por lo menos, aventurado. Mientras no se pueda probar el paralelismo entre estos y otros fenómenos para lugares esparcidos en *toda* la superficie de la Tierra, y no solamente para un pequeño espacio o un lugar determinado, todas las demás consideraciones en este sentido serán puramente hipotéticas. Para lograr tal demostración se necesitará realizar observaciones sistemáticas, durante varias décadas, en diferentes lugares de la Tierra. De todas maneras, puede afirmarse que de existir una relación entre la frecuencia de las manchas del Sol y la temperatura de la Tierra, esta relación debe ser muy pequeña.

Hay que convenir en que la probabilidad de una conexión entre los fenómenos que se verifican en otros astros y los fenómenos meteorológicos que se desarrollan en la Tierra, es mayor para el Sol que para la Luna, la cual, por su pequeña masa y por su constitución física, desempeña un papel muy inferior al que desempeña el astro central con su enorme actividad.

No es necesario indicar que otros cuerpos celestes, como los planetas, que están alejados de nosotros millones de kilómetros, y los cometas, cuya masa es extraordinariamente pequeña comparada con la de la Tierra, no pueden ejercer un influjo apreciable sobre ésta. Solamente la fantasía ha procurado, en todos los tiempos, buscar una relación entre estos cuerpos, especialmente los cometas, con sucesos ocurridos en nuestro globo. Estas concepciones de la fantasía desaparecen con el conocimiento de los hechos y de las leyes naturales, el cual es el resultado de un lento proceso de educación, que, desgraciadamente, sólo puede alcanzar a una pequeña minoría de individuos.

5. LA LUNA

De todos los cuerpos celestes, la Luna (☾) es el más cercano a nuestra Tierra. Su distancia, así como su tamaño, son fáciles de medir con precisión, precisamente a causa de la proximidad de nuestro satélite, por medio de la paralaje (más exactamente la paralaje ecuatorial horizontal), que es de $57' 27''$. La distancia media correspondiente es de 60,267 radios ecuatoriales de la Tierra, o en números redondos 384 400 Km. A causa de la excentricidad de su órbita y de las perturbaciones debidas al Sol, la distancia oscila, en una revolución, de 15 000 a 27 000 Km alrededor de aquel valor medio. La distancia mínima posible es de unos 357 000 Km y la máxima, también posible, 407 000 Km. El diámetro de la Luna es de 3 470 Km, o sea algo menos de $\frac{2}{7}$ del diámetro terrestre; su superficie es, por consiguiente, $\frac{1}{13}$ de la superficie de la Tierra,

y su volumen $\frac{1}{80}$ aproximadamente del de nuestro globo; si fueran iguales las densidades, las masas de ambos astros estarían en la misma relación. En realidad, la masa de la Luna es $\frac{1}{81}$ de su análoga de la Tierra; de esto se deduce que la densidad de la materia que constituye la Luna es aproximadamente 0,6 de la densidad media de nuestro planeta (1).

RELACIÓN ENTRE LOS PERÍODOS DE ROTACIÓN Y REVOLUCIÓN DE LA LUNA, Y FORMA DE LA MISMA. — La propiedad más característica del movimiento de la Luna es que el período de rotación es el mismo que el de revolución alrededor de la Tierra ($27^d,3$) presentándonos siempre el mismo hemisferio y quedando el otro perpetuamente invisible para nosotros.

Es poco probable que esta igualdad entre los períodos de rotación y de revolución sea casual, y aun se puede explicar dicha coincidencia de una manera sencilla. Cuando la Luna estaba todavía en estado flúido e incandescente, la atracción de la Tierra debía producir en su masa mareas importantes, de una manera análoga a como la Luna produce en nuestros mares el flujo y el reflujo. En aquellas condiciones se movía, por consiguiente, sobre la Luna, una gran ola debida a la marea, cuyas crestas se encontraban siempre, aproximadamente, en el meridiano lunar por el cual pasaba la Tierra en cada instante, y en el meridiano cuya diferencia de longitud con respecto al primero era de 180° . Esta ola se movía en sentido contrario al de la rotación de la Luna alrededor de su eje, actuando, por lo tanto, como un freno de la misma rotación. La consecuencia de este rozamiento fué que el período de rotación de la Luna fué alargándose poco a poco, hasta que por fin se hizo igual al período de revolución alrededor de la Tierra, en términos que ahora, hecha excepción de la libración, que definiremos más adelante, nuestro planeta está siempre en el mismo meridiano lunar.

Como que las mareas que la atracción de la Luna produjo sobre la Tierra mientras ésta se hallaba en estado flúido e incandescente, eran, a causa de la pequeña masa de nuestro satélite, mucho menores que las que acabamos de considerar, por ser la masa terrestre 81 veces mayor que la de la Luna, el período de rotación de nuestro globo ha sido mucho menos influido por el rozamiento de las olas tidales. En la actualidad, el flujo y el reflujo del mar, al chocar contra los continentes, deben producir un alargamiento lento del día; pero en realidad no se ha llegado aún a una comprobación segura de este alargamiento.

La teoría del rozamiento debido a las mareas, expuesta y desarrollada matemáticamente por G. H. Darwin, hijo del gran naturalista Carlos Darwin, es de gran importancia en los estudios cosmogónicos, y en el capítulo dedicado a la Cosmogonía volveremos a tratar de ella. Aquí indicaremos solamente que la igualdad de los períodos de rotación y de revolución que, según Schiaparelli, se verifica en Mercurio y en Venus, se puede explicar como se ha hecho para la Luna, con la diferencia de que

(1) Véase el Apéndice.

en estos dos planetas aquella igualdad se refiere al Sol, que es el cuerpo que origina en ellos las mareas.

Compréndese fácilmente que la causa que ha determinado la igualdad de los períodos de rotación y de revolución de la Luna ha de haber ejercido también su influencia sobre la forma de ésta. El diámetro de la Luna que está dirigido hacia la Tierra debe ser algo mayor que los que le son perpendiculares, y nuestro satélite debe de haber adquirido la forma de un elipsoide de tres ejes desiguales, ya que el eje que pasa por los polos de rotación ha de ser más corto que los otros del contorno que nosotros vemos, a causa de la fuerza centrífuga. Este eje será, por consiguiente, el menor de todos, el dirigido hacia la Tierra el de mayor longitud, y el

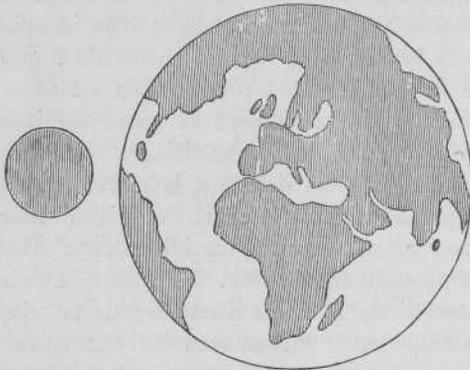


Fig. 144

Dimensiones de la Luna y de la Tierra

perpendicular a ambos ha de tener una longitud intermedia. En realidad las diferencias son muy pequeñas y solamente pueden descubrirse valiéndose de medidas muy precisas. De las investigaciones realizadas sobre la libración, parece deducirse que la longitud del eje mayor se diferencia de la del menor solamente en algunos kilómetros; según Hayn, el valor más probable de esta diferencia es de unos 3 Km. De la teoría de las mareas se deduce también un alargamiento muy pequeño, prácticamente inapreciable, del eje de la Luna dirigido hacia la Tierra.

Hansen llegó a suponer la existencia de un gran alargamiento de la Luna hacia la Tierra para poder explicar ciertas anomalías en el movimiento del astro, y dedujo, además, que el centro de figura de éste se encontraba 60 Km más cerca de nosotros que su centro de gravedad. Pero esta hipótesis no se aviene con las observaciones.

A causa de la lentitud del movimiento de la Luna alrededor de su eje, el día lunar es $29 \frac{1}{2}$ veces mayor que el día terrestre. En los puntos cercanos al ecuador de la Luna, el Sol brilla sin interrupción casi 15 días terrestres, y ese mismo tiempo está debajo del horizonte. Para un observador colocado en la superficie de nuestro satélite, aparecería el Sol por el este como una esfera deslumbradora, aumentando en altura durante unos siete días terrestres y descendiendo después lentamente hacia el oeste; el mismo observador vería la Tierra oscilando muy lentamente, a causa de la libración, alrededor de un punto fijo del firmamento, con desviación de sólo algunos grados, y durante esta oscilación presentaría fases análogas en un todo a las que vemos nosotros en la Luna, con la única diferencia de que llevarían unos catorce días de retraso.

En páginas anteriores hemos hablado ya de las características prin-

cipales del movimiento de la Luna y de sus perturbaciones. Pero antes de dar por terminado este tema, no estará de más que recordemos aquí algunas particularidades notables de este movimiento, por lo que a su combinación con el de la Tierra se refiere. La órbita de la Luna es siempre cóncava con relación al Sol, a pesar de lo que comúnmente se cree por la costumbre de considerar exclusivamente el movimiento de la Luna con relación a la Tierra, o haciendo, cuando más, extensivo a su trayectoria la noción del movimiento epicíclico de los planetas. De este modo la órbita sería, con respecto al Sol, unas veces cóncava y otras convexa. Este modo de razonar es erróneo, porque no se tiene en cuenta que el radio de la órbita que la Luna describe alrededor de la Tierra no es más que $\frac{1}{400}$ del radio de la órbita terrestre, y que la velocidad de la Tierra en su órbita es 30 veces mayor que la de la Luna en su revolución alrededor de nuestro planeta. Por esto, para formarse una idea exacta de la forma de la órbita de la Luna, hay que imaginar a ésta como describiendo en torno del Sol una órbita perturbada continuamente por la Tierra. De los



Fig. 145. — Órbitas de la Tierra y de la Luna

valores indicados antes, se deduce que el radio de curvatura de la trayectoria que describe la Luna alrededor del Sol es, en la luna nueva, 1,73 y en la luna llena 0,73 del radio de la órbita terrestre. Por lo tanto, la órbita es respecto al Sol cóncava, unas veces más curvada, otras menos (fig. 145).

Del movimiento uniforme de rotación y el elíptico de traslación, resultan para la posición aparente de los accidentes de la superficie lunar cambios que se designan con el nombre genérico de *libración*.

Si la Luna se moviera en torno nuestro siguiendo una órbita circular, esto es, con velocidad constante y en el plano de la eclíptica, y si su ecuador estuviese en el plano de la órbita, el centro aparente del disco lunar, dada la igualdad exacta entre los períodos de rotación y de revolución, estaría siempre en la línea de unión de los centros de los dos astros, y con este centro aparente coincidiría en dirección el verdadero, determinado por la intersección del primer meridiano y del ecuador de la Luna. Pero las cosas ocurren de una manera muy diferente: la Luna recorre con velocidad variable una órbita que está inclinada más de 5° respecto a la eclíptica, y su eje forma un ángulo de $1^\circ \frac{1}{2}$ aproximadamente con el eje de la eclíptica. La consecuencia de todo esto es que el centro real de la Luna y el aparente discrepan en una cantidad bastante importante, de modo que si se traza una recta que una los centros de la Tierra y de su satélite (fig. 146), cortará a la superficie de este último en el centro aparente m' ; el centro verdadero m oscila alrededor del apa-

rente hacia el este y el oeste, hacia el norte y el sur, según que la longitud verdadera de la Luna sea mayor o menor que la que correspondería a una hipotética órbita circular, o sea al caso de una velocidad constante, según que la latitud astronómica respecto a la eclíptica sea boreal o austral, y finalmente, según sea el polo que esté dirigido hacia nosotros. Este fenómeno recibe el nombre de *libración óptica* de la Luna, y a él es debido que podamos observar algo más de la mitad de su superficie (cerca de unos $\frac{9}{10}$ de la superficie total). En M_1 (fig. 146), perigeo de la Luna, considerando solamente la libración en longitud, coinciden el centro aparente m' con el verdadero m . Después de un cuarto de revolución la Luna llega a la

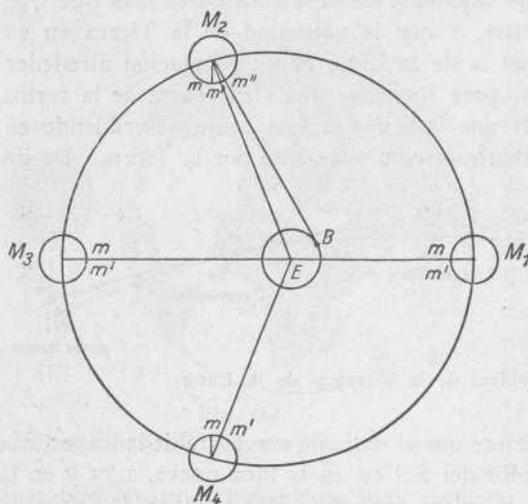


Fig. 146

posición M_2 ; el punto m ha descrito un ángulo de 90° mientras que el centro aparente es m' . El arco mm' da el valor de la libración óptica en longitud. A las libraciones en longitud y latitud se añade para un cierto lugar de la Tierra que no esté precisamente en la línea de unión de los centros de ambos astros (B , fig. 146) la *libración paraláctica* ($m' m''$), de manera que en ciertas circunstancias la resultante de estas tres libraciones puede ocasionar una desviación del centro lunar

aparente con relación al verdadero, de más de 11° de la esfera lunar, con lo cual puede cambiar considerablemente el aspecto de los accidentes lunares cercanos a los bordes. Estas diferentes libraciones de la Luna se reúnen en la denominación común de *libraciones aparentes*, porque la desviación del centro del disco lunar que por efecto de ellas se produce, no es más que un fenómeno de perspectiva. Pero también existe otra libración, llamada *libración física*, debida a que el eje, algo alargado, del elipsoide lunar que está dirigido hacia la Tierra, al desviarse de la línea de unión de los centros de ambos astros por efecto de la libración aparente, tiende a colocarse de nuevo en dicha línea en virtud de la atracción de la Tierra. La oscilación del centro del disco lunar debida a la libración física es tan pequeña, que solamente puede comprobarse por procedimientos en extremo delicados.

TOPOGRAFÍA DE LA LUNA. — Ya a simple vista se puede observar que la superficie de la Luna no está iluminada de una manera uniforme, sino que se halla sembrada de manchas oscuras y brillantes. El anteojo permite observar un número extraordinario de accidentes de las más va-



Fig 147. — Fotografía de la Luna, obtenida en el observatorio de París

riadas formas, que han sido objeto de un estudio muy cuidadoso. Es natural que la fantasía haya interpretado en los tiempos antiguos estos accidentes de luz, no sólo en el sentido de encontrar en ellos mares y continentes como en la Tierra, sino también la imagen de otros accidentes terrestres. Hasta la invención del anteojo no fué posible adquirir sobre todo ello un conocimiento positivo. Fué Galileo el primero que tuvo una idea clara, aunque algo tosca, de la verdadera naturaleza de la superficie de la Luna. El anteojo le enseñó que los lugares que a simple vista parecen manchas uniformes oscuras, son éxtensas superficies cubiertas de formaciones circulares crateriformes, y que las regiones más brillantes están formadas por montañas y cráteres; estos últimos llaman especialmente la atención por su aspecto regular y por su tamaño, que excede en mucho al de sus análogos de la Tierra. Que, en efecto, son montañas y valles los que percibimos en gran cantidad en la Luna, se deduce de las sombras que arrojan dichas formaciones en el terminador de la sombra, o sea en el límite de la parte iluminada, sombras que varían regularmente con la altura del Sol sobre el horizonte del lugar considerado; además, observando el borde lunar se ve que no constituye una línea circular sino que forma, en especial cerca del polo sur, una línea quebrada.

Aunque Galileo fué el primero que observó la Luna de una manera relativamente científica e hizo las primeras determinaciones de altura de las montañas, debemos considerar a Hevelio como el primer selenógrafo, en el sentido estricto de esta palabra; su carta de la Luna, así como su descripción de la superficie de nuestro satélite, fueron el resultado de largas y continuadas observaciones, y sirvieron durante mucho tiempo de obra obligada de consulta. A fines del siglo XVIII, Schröter estudió mucho más minuciosamente algunas regiones de la superficie lunar, y sus trabajos fueron únicamente eclipsados por los más extensos de Beer y Mädler (1) y por los de Lohrmann.

Más modernamente, el estudio de la Luna ha dado un enorme paso con la publicación de las grandes cartas de Neison y Schmidt, así como con el estudio especial de ciertas regiones por parte de algunos aficionados y astrónomos, habiéndose obtenido datos de topografía lunar que amplían considerablemente cuanto se sabía acerca de la superficie de la Luna, y en los cuales podrá fundamentarse el estudio de cualquier variación que ocurra sobre ella. Para discutir esas posibles variaciones, serán especialmente útiles las numerosas fotografías de la Luna que se han obtenido en diferentes observatorios desde la introducción de la fotografía en las investigaciones astronómicas (figs. 147 y 148) y que en parte han sido reproducidas de una manera excelente para hacerlas accesibles a todo el mundo. Como ya indicamos al tratar de la fotografía, han publicado extensos atlas fotográficos de la Luna el observatorio de Lick, el de Harvard College, el observatorio de París, y el profesor Weinek, de Praga; este último ha ampliado las fotografías obtenidas en el observatorio de Lick

(1) La pequeña carta de la Luna de Mädler puede recomendarse aun hoy día como medio de orientación para los observadores.

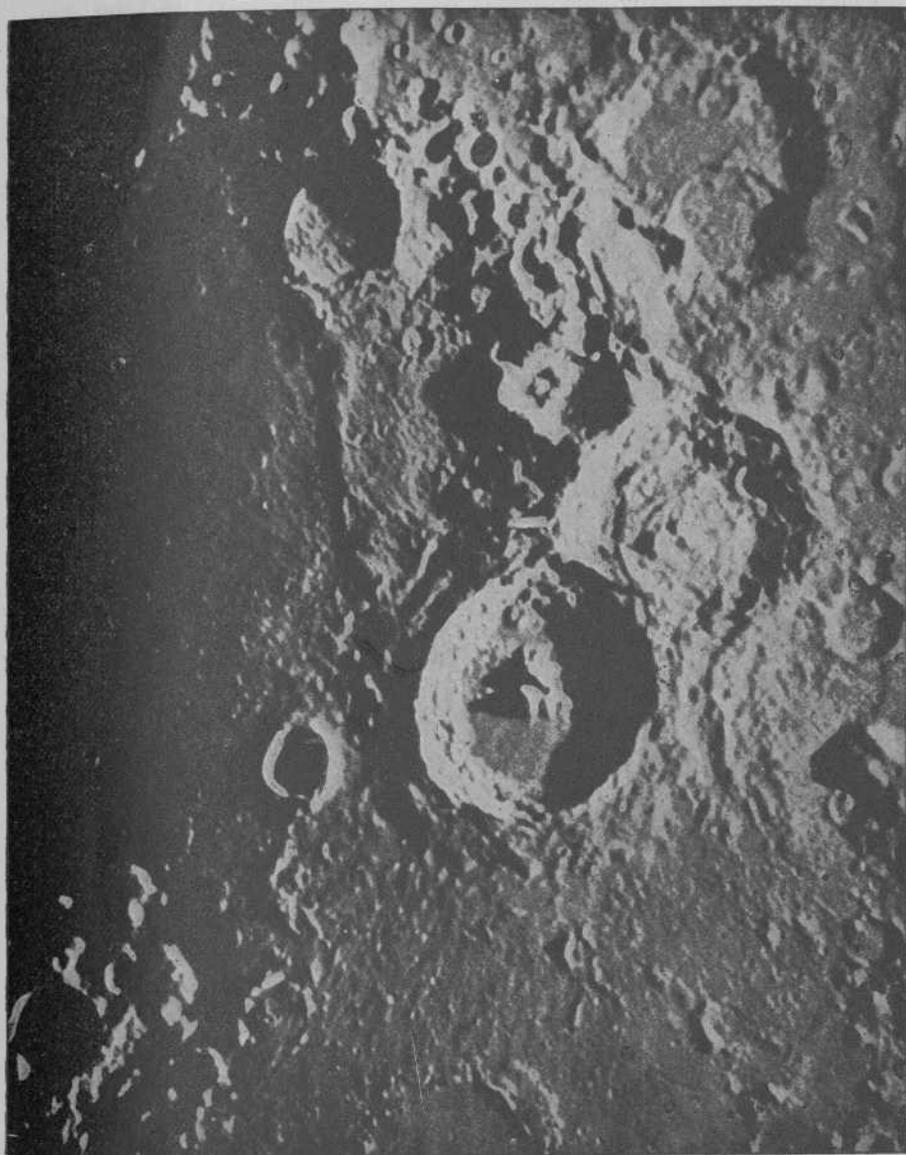


Fig. 148

Cráter de Teófilo y sus inmediaciones; fotografía obtenida con el gran refractor del observatorio de Yerkes

para hacer visibles en la reproducción todos los detalles que existían en las placas. Especialmente el atlas de la Luna del observatorio de París, debido a los esfuerzos mancomunados de Loewy y Puiseux, es de una belleza extrema. Muy importantes para la cartografía de la Luna son también las numerosas medidas realizadas sobre fotografías por Franz, en Breslau, y otras realizadas con el gran refractor del observatorio de Potsdam.

Las formaciones, en extremo diferentes, que percibimos en la superficie de la Luna, se pueden clasificar en cuatro grupos principales: valles, cráteres, montañas y ranuras. Los *valles* cubren más de la mitad de la

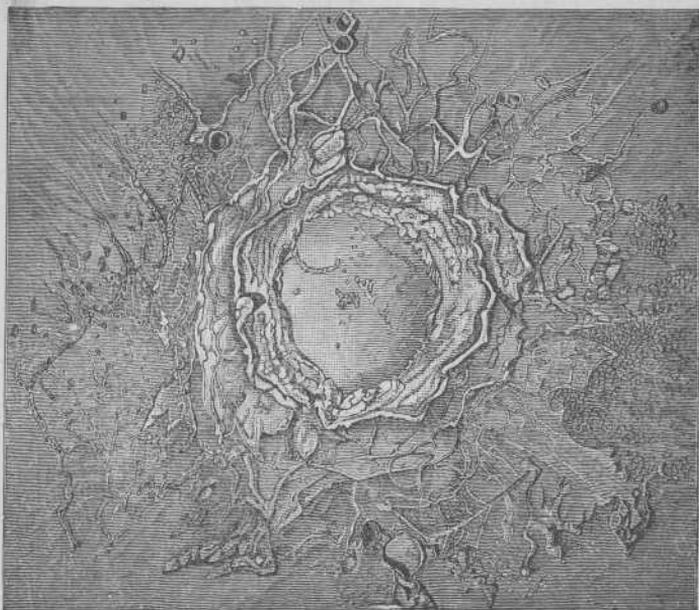


Fig. 149. — Circo de Copérnico, según Secchi.

superficie y se dividen, según la nomenclatura de Hevelio y Riccioli, en maria (mares, grandes superficies oscuras), paludes (pantanos), lacus (lagos) y sinus (bahías), que están en relación con los mares como éstos lo están entre sí, siendo generalmente más brillantes y menos delimitados. La mayoría de los mares se encuentran en el hemisferio boreal, llegando hasta el hemisferio sur solamente cuatro de los mayores (1). Los valles menos oscuros no son tan frecuentes y son menos extensos. Las formaciones lunares más características y frecuentes son los *cráteres*, en general parecidos a círculos rodeados de prominencias con declive lento hacia el

(1) Los nombres de los mares principales son: de oeste a este: Mare Crisium, Foecunditatis, Nectaris, Tranquillitatis, Serenitatis, Vaporum, Frigoris, Imbrium, Nubium, Humorum y Oceanus Procellarum. Los circos llevan casi todos el nombre de astrónomos y naturalistas famosos, y las cordilleras tienen nombres de las cordilleras terrestres.

exterior y escarpado hacia el interior, y en cuyo fondo se encuentran generalmente una o varias masas de montañas (conos centrales) de altura inferior a las paredes circulares. Según su tamaño y formación especial, pueden distinguirse las llanuras amuralladas, las mesetas circulares, los circos, las superficies cubiertas de cráteres (espuma de cráteres), los cráteres propiamente dichos y las pequeñas formaciones crateriformes. Los tamaños son variadísimos, desde las superficies amuralladas como Clavius, Maginus y otras, de más de 200 Km de diámetro, hasta los cráteres más pequeños de menos de 1 Km de diámetro. Los circos,

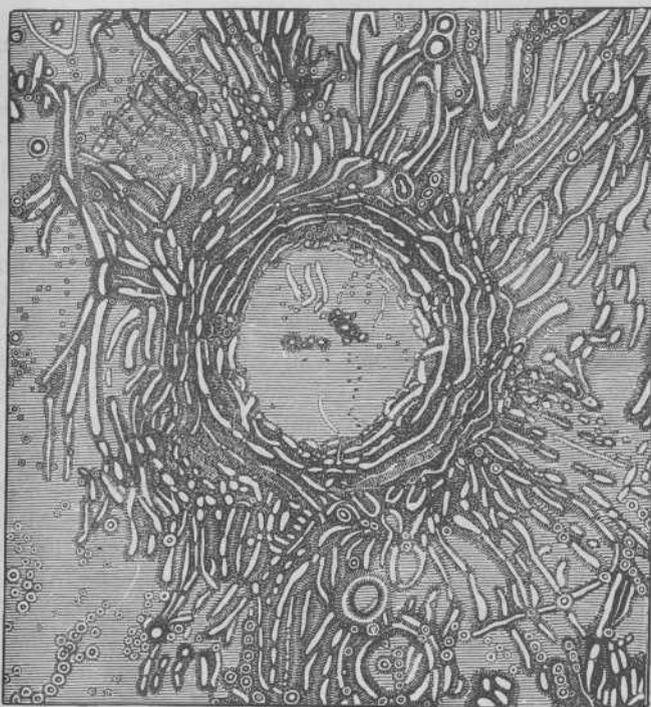


Fig. 150. — Circo de Copérnico, según Schmidt.

generalmente rodeados por murallas muy regulares, tienen de 40 a 80 Km de diámetro y aparecen casi siempre de dos en dos, como Atlas y Hércules, Aristilo y Autólico, etc. Entre los circos más notables están el de Posidonio, en el cuadrante noroeste, Copérnico (figs. 149 y 150) en el nordeste, Tycho en el sudeste y Teófilo en el sudoeste. En las murallas de los cráteres hay con frecuencia cráteres mucho menores, que parecen haberse formado más tarde que el cráter principal, ya que interrumpen sus paredes en algunos sitios, mientras que lo contrario no ocurre nunca. Para hacerse idea del número de cráteres, basta echar una ojeada a la carta de Schmidt, en que se representan unos 33 000 de estas formaciones.

Las cordilleras ofrecen gran parecido con las formaciones análogas terrestres. Enormes cordilleras como los Alpes lunares, los Apeninos y el Cáucaso, en el norte, alternan frecuentemente con montañas aisladas, llanuras y contrafuertes, sembrados de numerosos cráteres.

Como objetos típicamente lunares hay que mencionar las *ranuras* o grietas, algunas de las cuales tienen longitudes de 300 a 500 Km y atraviesan a veces sin interrupción cordilleras y cráteres. La mayor de ellas, cerca de Hyginus, en el cuadrante noroeste, era ya conocida por Schröter; las observaciones de Lohrmann, Mädler y muy especialmente de Neison y Schmidt, han dado a conocer muchos centenares de estas fallas, a menudo difíciles de percibir.

La altura de las montañas de la Luna puede determinarse midiendo la longitud de la sombra que arrojan sobre las llanuras próximas. Así se ha encontrado que dicha altura es casi igual a la de las montañas de la Tierra. Una de las más altas, en el borde nordeste del circo de Curtius (cerca del polo sur), emerge del plano interior de éste unos 8 000 m; más altas son todavía las de Dörffel y Leibniz, en el borde austral. En general, la parte austral de la Luna supera en grandiosidad a la parte norte. En las cordilleras de los Apeninos y del Cáucaso aparecen montañas de 6 000 metros de altura, y más aún. Las paredes de los grandes circos tienen generalmente una elevación de 3 000 a 4 000 metros sobre el plano interior; las montañas aisladas son más bajas. Como en la Luna no se dispone de un plano de nivel como referencia, como en la Tierra tenemos el del mar, no se puede hablar de alturas absolutas, teniendo que referir siempre las alturas a las llanuras próximas. Las investigaciones en busca de una superficie de nivel medio, han conducido a la conclusión de que algunas de las regiones llamadas mares son mucho más bajas que aquel nivel medio. Los resultados de estos trabajos son muy inseguros; no obstante, el hecho mencionado ha sido comprobado, por lo menos para los bordes de la Luna, gracias a las mediciones efectuadas por Hayn.

Según sea la clase de las diferentes formaciones, así difiere también el brillo de las mismas, y hasta en el color se encuentran diferencias. Entre las regiones más oscuras figuran las grandes llanuras interiores de Riccioli y Grimaldi, cerca del borde oriental, y el fondo de Platón, en el norte; en cambio, suelen ser muy brillantes los cráteres pequeños. La región más brillante de la Luna es el cráter de Aristarco con sus inmediaciones. Pocos días después de la luna nueva, cuando la parte no iluminada de la Luna se distingue con la luz cenicienta debida a la luz reflejada por la Tierra, se ven en ella Aristarco, Kepler y otros pequeños cráteres, algo más brillantes que el resto de la superficie lunar, lo cual dió lugar a que antiguamente se supusiese que la Luna tenía volcanes en actividad.

Detalle característico de la Luna son los numerosos sistemas de radiaciones brillantes que, partiendo de los cráteres mayores, como Tycho, Copérnico y Kepler, se extienden a distancias de cientos de kilómetros por la superficie lunar.

En las figuras 149 y 150 se representa uno de los circos más importantes: Copérnico. Estas figuras dan un curioso ejemplo de cómo eran interpretadas las formas de la topografía lunar, aun por los más hábiles observadores, antes del empleo de la fotografía; entre los dibujos de Lohrmann, Mädler y Neison existen a menudo diferencias tan grandes como entre las de Secchi y Schmidt.

Sobre el *origen de las formaciones* que se ven en la Luna, y especialmente de los cráteres, se han ideado numerosas hipótesis. Se ha tratado de explicar el origen de los cráteres por la caída de gigantescos meteoritos, y modernamente han sustentado esta hipótesis Martus y See. Otros selenólogos opinan que los cráteres son de naturaleza puramente volcánica, análogos a los cráteres terrestres. La discusión de estas hipótesis nos llevaría demasiado lejos. Por esto nos limitaremos a exponer la teoría de Loewy y Puiseux, que estos dos sabios han desarrollado a base de un cuidadoso estudio de las fotografías lunares obtenidas en el observatorio de París, y a recordar de una manera concisa la hipótesis que sobre el origen de los cráteres ha expuesto Zehnder, y después, independientemente, H. Ebert.

La Luna, en sus comienzos, debió de ser una esfera flúida incandescente. A causa del lento enfriamiento, aparecieron primeramente en la superficie grandes montones de escorias, que, arrastrados por las corrientes, chocaban entre sí, uniéndose unos a otros; estas uniones todavía se pueden comprobar en parte en nuestros días. La solidificación de la superficie fué, finalmente, completa, y entonces empezó el período de la formación de los circos. A causa de la presión interior, producida tal vez por un abundante desarrollo de gases, la corteza todavía delgada se abolló en algunos puntos. Donde la presión era mayor, el casquete esférico que constituía la bombadura se rompía, las masas enfriadas de la corteza se precipitaban parcialmente en la lava del interior, liquidándose nuevamente, mientras alrededor de la abertura quedaba una muralla circular. Lentamente volvía a solidificarse la parte de superficie rodeada por la muralla, formándose así un circo típico. No es difícil explicar cómo en este proceso era posible la formación de un cono central.

En el transcurso ulterior del enfriamiento, el interior de la Luna fué contrayéndose más que la corteza, dejando espacios huecos, lo cual determinó el hundimiento de porciones considerables de la superficie, que fueron inundadas por la lava del interior. Una vez enfriada esta lava, resultaron los llamados mares, que según Franz son más bajos que el nivel medio de la Luna. En el período siguiente a la formación de los mares, la corteza, cada vez más firme, permitió todavía la aparición de numerosos volcanes que arrojaban grandes cantidades de ceniza; ésta, arrastrada en línea recta por los vientos en el seno de la atmósfera que en aquella época tenía todavía la Luna, se depositó en el suelo, constituyendo así las radiaciones brillantes, que, como pinceladas, se extienden sin interrupción a través de montañas y valles. Después, con el enfriamiento progresivo de la Luna, los volcanes se apagaron definitivamente.

Esta es, expuesta de una manera muy breve, la teoría de Loewy y Puiseux; si en realidad responde a los hechos, no podemos afirmarlo.

Muy diferentes de las de los dos astrónomos franceses, son las ideas de Zehnder y H. Ebert sobre el origen de los cráteres lunares. Según ellos, los cráteres se formaron en época en que la Luna tenía un período de rotación mucho más corto. En el interior líquido de la Luna, la atracción de la Tierra producía mareas, que periódicamente levantaban y hundían el magma. A cada flujo, éste salía por las aberturas que aun existían en la corteza endurecida, inundaba esta última en todas direcciones y cuando venía el reflujo se retiraba. Pero con este proceso quedaban en la superficie lavas que se endurecían por enfriamiento. En el flujo siguiente, la ola que salía por la abertura lanzaba verticalmente las masas endurecidas, el magma rebasaba la pared circular que se había formado poco a poco y depositaba en ella nuevo material. El resultado de estos fenómenos fué que el parapeto adquirió un declive suave hacia el exterior y recto hacia dentro, que es lo que ocurre en los cráteres de la Luna. La abertura central se hizo cada vez más estrecha, la inundación fué cada vez menor y las últimas erupciones formaron finalmente el cono central del cráter. Ebert consiguió producir experimentalmente, por un procedimiento parecido, unas formaciones artificiales que en pequeña escala remedan los cráteres lunares.

Nuestros conocimientos sobre la historia de la evolución de la Luna han aumentado gracias a un trabajo crítico minucioso hecho por Wilsing en Potsdam. El material en que se funda para su hipótesis sobre la causa de las formaciones lunares, es principalmente la colección de fotografías obtenidas en París, así como las descripciones minuciosas de todos los detalles de la superficie de la Luna por Loewy y Puiseux. Se comparan las diferentes formaciones con fenómenos geológicos y volcánicos de nuestro planeta, para lo cual sirven especialmente las investigaciones minuciosas realizadas por los geólogos americanos sobre las rocas volcánicas de Hawai. Por medio de estas comparaciones pueden explicarse todos los detalles de las formaciones lunares considerándolas como de origen volcánico. Wilsing ha hecho notar, por primera vez, la sucesión cronológica en la historia de la evolución de la Luna, demostrando que algunas formaciones solamente pueden explicarse en el supuesto de ser posteriores a otras. Así, las radiaciones brillantes que pasan por encima de las montañas se explican admitiendo que fueron enormes ríos de lava que, primitivamente en estado líquido, corrieron por la superficie hacia abajo, pero que, después, una vez frías y solidificadas, fueron levantadas en algunos sitios por elevaciones posteriores o por cráteres de nueva formación.

CAMBIOS Y CONSTITUCIÓN FÍSICA DE LA LUNA. — En 1866, Schmidt llamó la atención sobre un *cambio* que parecía verificarse en el pequeño cráter de Linneo, situado en el Mar de la Serenidad; según afirmó, en vez del cráter profundo visto por Lohrmann y dibujado más tarde por Mädler y por él mismo, existía entonces una mancha blanquecina poco profunda. La realidad de este último hecho se demostró que era cierta.

Pero si la causa de la diferencia de aspectos radica en un cambio real, o si es debida a errores de las observaciones anteriores, no puede decidirse con seguridad; desde 1867 este cráter parece haber conservado su forma sin cambio apreciable. W. H. Pickering supone, no obstante, la existencia de cambios efectivos, que por otra parte son objeto de discusión; pero además, ha comprobado también durante los eclipses de Luna, así como para diferentes posiciones del Sol respecto a nuestro satélite, cambios aparentes de diámetro de la mancha blanquecina que actualmente constituye el pequeño cráter de Linneo. Otro supuesto cambio ha sido también objeto de vivas discusiones; se refiere a una formación nueva parecida a un cráter, que se encuentra al noroeste de Hyginus. H. Klein fué quien primeramente hizo notar el fenómeno, defendiendo decididamente la realidad de tal cambio; pero otros selenógrafos continúan indecisos. Ejemplos parecidos de supuestos cambios podrían citarse. Al juzgar estas observaciones, debe tenerse en cuenta cuán extraordinariamente diferente es el aspecto que presentan estas formaciones pequeñas y poco destacadas, según sean la iluminación, el estado del aire, la calidad del antejo, etc. En algunos casos, la realidad de los cambios parece comprobada, especialmente los observados por W. H. Pickering en 1904 en el circo de Platón y en 1913 en el pequeño cráter de Eimmart.

A priori, casi debe admitirse sin discusión la posibilidad de cambios físicos en algunos detalles del relieve lunar, dadas las enormes oscilaciones de temperatura a que están sujetos, expuestos catorce días a la acción directa de los rayos solares, y después otros catorce a los efectos de una noche glacial; pero cabe preguntar si estos cambios son suficientemente importantes para que sean visibles desde la Tierra. Si se considera que un arco de 1" cerca del centro del disco lunar corresponde a una extensión lineal de 1 800 m, se comprenderá que han de haber sido enormes los trastornos y muy potentes las fuerzas que entraron en juego para producir cráteres y circos de las dimensiones de Hyginus. Pero cambios de forma de uno a dos kilómetros de diámetro, los más pequeños que pueden verse desde la Tierra con alguna exactitud, exigen fuerzas que es ya difícil suponer que obren actualmente en la Luna, ya que las oscilaciones de temperatura no pueden llegar a producir efectos tan considerables.

Cuál sea la composición química y la disposición interior de las materias que integran nuestro satélite, lo ignoramos; el espectroscopio revela solamente las rayas correspondientes al espectro del Sol, y la fotografía y la fotometría no proporcionan más que datos insuficientes. Del valor del albedo (0,07) se deduce que la superficie está formada por materiales bastante oscuros, que reflejan aproximadamente la misma cantidad de luz que nuestras margas terrestres; pero según sean las regiones observadas, y esto se ve a la primera ojeada, la intensidad de la luz reflejada varía considerablemente de unas a otras. Loewy y Puiseux suponen que el colorido de algunas regiones depende del estado del Sol. Para las distintas radiaciones, el poder de reflexión es muy diferente de unas regiones a otras; esto lo comprueban los experimentos de Wood

y Miethé, quienes fotografiaron nuestro satélite interponiendo filtros apropiados, resultando, por ejemplo, que ciertas partes de la Luna reflejan intensamente los rayos ultravioleta, y otras los rojos. Es muy remota, sin embargo, la esperanza de obtener mediante estas investigaciones algún dato sobre los materiales que constituyen la superficie lunar. En 1907 y 1908, Wilsing y Scheiner efectuaron medidas espectrofotométricas de la luz reflejada por la Luna, comparándola con la que reflejan diferentes rocas. Las medidas se refirieron a dos puntos determinados de la superficie de la Luna, uno bastante oscuro en el Mare Imbrium y otro brillante entre los cráteres Macrobius y Proclus; de estas medidas fotométricas resulta que la materia que constituye los «mares» posee un aspecto análogo al de la lava, mientras que las vertientes de los cráteres se comportan ópticamente como si estuvieran cubiertas de ceniza. Los mismos Wilsing y Scheiner consideran problemático este carácter de las rocas lunares. H. Ebert supone que los mares de la Luna están cubiertos de magma que con el enfriamiento ha adquirido una estructura cristalina; para fundamentar esta hipótesis, se apoya en la observación de que una superficie vítrea algo descompuesta y cubierta de polvo presenta, bajo iluminaciones diferentes, aspectos muy parecidos a los que observamos en los mares de la Luna para diferentes posiciones del Sol.

La existencia de *atmósfera* en la Luna no se ha comprobado por ahora. Lo que sí está fuera de duda, es que si existe atmósfera no es comparable en densidad con la atmósfera terrestre, y esto lo prueban varios fenómenos, como la extraordinaria negrura de las sombras, la desaparición instantánea de las estrellas cuando son ocultadas por la Luna y los resultados de las investigaciones espectroscópicas. Todo ello parece comprobar la imposibilidad de que exista en la Luna una atmósfera cuya densidad exceda de $\frac{1}{2000}$ de la de la atmósfera terrestre.

La falta de atmósfera en la Luna coincide perfectamente con los resultados de una teoría de Stoney sobre las atmósferas de los planetas y satélites. De la teoría cinética de los gases, deduce Stoney que las velocidades de las moléculas gaseosas que constituyen nuestra atmósfera, serían, en las circunstancias que reinan en la Luna, bastante grandes para causar un alejamiento indefinido de dichas moléculas. Si la Luna ha tenido alguna vez atmósfera, cosa muy probable, ésta se habrá ido enrareciendo en el transcurso del tiempo. De la teoría de Stoney se deduce también que la Tierra no puede retener continuamente en su atmósfera ni oxígeno libre ni helio, y además, que no puede existir vapor de agua en las atmósferas de Mercurio y Marte. Es muy probable que en ninguno de los satélites del sistema planetario, excepción hecha, tal vez, de los de Neptuno, exista una atmósfera medianamente densa. La teoría de Stoney no está libre de objeciones, pero parece estar de acuerdo con los hechos.

LUZ Y CALOR DE LA LUNA. — La intensidad de la luz que nos llega de la Luna es, según las determinaciones fotométricas más exactas, $\frac{1}{465\ 000}$ de la luz del Sol. El brillo de la Luna en sus distintas fases ha sido de-

terminado por varios observadores, pero las diferentes series de medidas presentan aún diferencias bastante grandes, coincidiendo sólo en demostrar que la dependencia entre el brillo y la fase es esencialmente diferente de lo que se podría suponer partiendo de cálculos teóricos. Así el brillo de la Luna en el cuarto menguante, expresado en partes del brillo de la luna llena, es, según W. H. Pickering (medidas visuales), 0,08, según Stebbins y Brown (medidas efectuadas con el fotómetro de selenio), 0,10, y según Scheller (medidas fotométricas sobre fotografías), 0,16. El brillo en el cuarto creciente, según Stebbins y Brown, es 0,12, y según Scheller 0,10. En cambio, las diferentes teorías sobre la iluminación asignarían a priori para los cuartos creciente y menguante un brillo comprendido entre $\frac{1}{3}$ y $\frac{1}{2}$ del de la luna llena. La causa de estas divergencias entre la teoría y la observación podría atribuirse a que la superficie lunar no es lisa, y por consiguiente, la luz no es reflejada igualmente en todas direcciones.

Los estudios realizados para determinar la cantidad de calor irradiada por la Luna hacia la Tierra fracasaron durante mucho tiempo, pero era lógico suponer que del mismo modo como recibe la luz del Sol y la refleja, debe reflejar, en parte por lo menos, el calor recibido. El cálculo dice que la cantidad de calor reflejado directamente hacia la Tierra, ha de ser tan pequeña, que se sustrae a las observaciones termométricas corrientes. Solamente con ayuda de la pila termoeléctrica llegó Melloni, y después lord Rosse, a determinar el calor irradiado por la Luna. Lord Rosse no solamente trataba de investigar el calor total, sino también el calor irradiado en las diferentes fases de la Luna y aun diferenciar la parte del calor del Sol reflejado inmediatamente por la Luna y el irradiado por ésta como cuerpo caliente, es decir, el calor solar absorbido y después devuelto al espacio. Como resultado de sus investigaciones encontró para la cantidad de calor casi la misma variación que para la cantidad de luz, es decir, máxima en la luna llena y casi inapreciable cerca de la luna nueva. Además, encontró que sólo una pequeña fracción, 14 %, del calor irradiado por la Luna era reflejado, y la mayor parte, 86 %, era calor solar absorbido por la Luna y después irradiado. Los valores indicados han sido comprobados después, en términos generales, por Very. El mismo resultado se deduce del hecho de que la Luna irradia $\frac{1}{465\,000}$ de la luz del Sol, y según lord Rosse, $\frac{1}{82\,000}$ del calor solar. Este último valor es poco probable; según Hutchins el calor irradiado hacia nosotros por la Luna es $\frac{1}{185\,000}$ del que recibimos del Sol.

Lord Rosse trató de medir la diferencia entre las temperaturas de la superficie de la Luna completamente iluminada y en plena noche, encontrando que esta diferencia era de 300° C. Claro está que esas temperaturas no pudieron determinarse con exactitud. Los resultados obtenidos por lord Rosse fueron muy discutidos, pero las investigaciones realizadas posteriormente por Very les han dado gran valor. Very supone que en el ecuador de la Luna, cuando la altura del Sol es máxima, el suelo adquiere una temperatura de 100° C, y cuando la radiación solar cesa, la

temperatura descende muchísimo, probablemente hasta igualar la que reina en el espacio, que se supone es de -273° C. Los estudios de Bödicker sobre la irradiación térmica de la Luna durante los eclipses han conducido a resultados muy notables acerca de las variaciones que ocurren al penetrar la Luna en el cono de sombra proyectado por la Tierra; durante la totalidad parece que no se nota radiación de calor.

6. MARTE Y SUS SATÉLITES

El cuarto planeta, por el orden de distancias al Sol, y el primero que se encuentra por fuera de la órbita descrita por la Tierra, es Marte (δ). Su distancia media al Sol es de unos 228 millones de kilómetros, pero dada la gran excentricidad de su órbita (0,093), las distancias oscilan en 42 millones de kilómetros, de modo que la distancia en el perihelio es de 207 millones de kilómetros y en el afelio de 249 millones. Después de Mercurio, es el más pequeño de los planetas principales, siendo su diámetro de 6 900 Km, y su masa $\frac{1}{3\ 063\ 500}$ de la masa del Sol. Hasta ahora no se ha podido encontrar con seguridad que su globo presente achatamiento alguno. Marte efectúa una revolución en 687 días, necesitando, por consiguiente, para dar la vuelta alrededor del Sol, dos años menos $43\ \frac{1}{2}$ días. Si el período de revolución fuese exactamente de dos años, ejecutaría una revolución mientras la Tierra efectuaría dos, y las oposiciones se sucederían con el intervalo de dos años; como se mueve algo más rápidamente, la Tierra necesita unos 50 días más de los dos años para alcanzarlo. El período de revolución sinódico es de unos 780 días; con este dato se pueden calcular *grosso modo* las oposiciones a partir de la que ha ocurrido el 23 de agosto de 1924.

A simple vista, Marte aparece como una estrella brillante, de coloración roja. Su brillo oscila mucho, debido a las grandes variaciones de su distancia al Sol y a la Tierra. Cuando acontece una oposición de Marte estando el planeta cerca del perihelio y la Tierra en el afelio, la distancia de la Tierra a Marte es de unos 55 millones de kilómetros, el diámetro aparente de éste es de $26''$ y su brillo el correspondiente al de una estrella de $-2,8$ magnitud. Entonces es, después de Venus, la estrella más brillante del cielo. En cambio, cuando Marte está cerca de su conjunción la distancia del planeta a la Tierra es de 377 millones de kilómetros, su diámetro aparente $3,8''$ y su brillo corresponde a una estrella de 1,6 magnitud. El brillo puede variar, por consiguiente, en 4,4 magnitudes, siendo el planeta, cuando la oposición es favorable, casi 60 veces más brillante que en su conjunción. En la oposición media, Marte es de $-1,8$ magnitud.

Las variaciones de brillo que experimenta el planeta debidas a las fases son muy pequeñas. La forma de la curva de luz es parecida a la de Venus; el albedo (0,15) es el más pequeño de todos después de la Luna y Mercurio. Esto es debido tal vez a que los rayos del Sol atraviesan la atmósfera no muy densa de Marte y no son reflejados hasta que

llegan a la superficie sólida del planeta. Si la atmósfera de Marte fuese de composición parecida a la de la Tierra, que absorbe especialmente los rayos azules, se explicaría satisfactoriamente el color rojizo que aquél presenta.

Para la investigación telescópica, Marte ha sido siempre uno de los objetos más interesantes, por presentar grandes analogías con la Tierra. Hasta con un anteojo relativamente pequeño pueden percibirse en la superficie manchas brillantes y oscuras (figs. 151 y 152) y regiones de forma casi invariable, como puede probarse al compararse las observaciones modernas con otras bastante antiguas, lo cual indica que las grandes manchas son accidentes de la superficie misma del planeta. Cerca de los polos, especialmente del polo sur, aparecen manchas blancas, que según

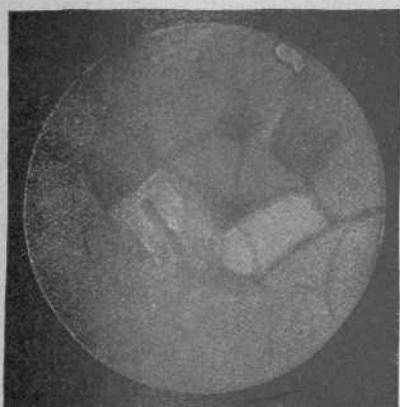


Fig. 151. — Marte, el 10 de octubre de 1909, según Graff

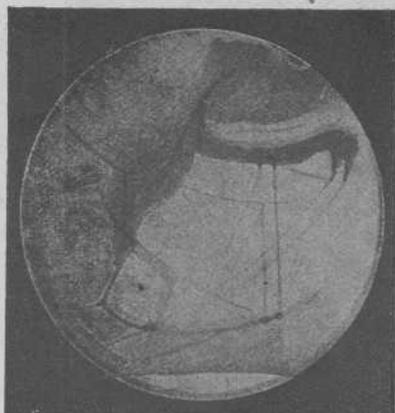


Fig. 152. — Marte, el 13 de enero de 1914, según Slipher

sea verano o invierno para la región del planeta considerado, aumentan o disminuyen de tamaño, y pueden compararse con alguna probabilidad con las formaciones de hielo y nieve que existen en los polos de nuestro planeta. En la figura 153 se puede ver cómo al empezar la primavera en el hemisferio meridional de Marte el casquete polar se derrite lentamente, disminuyendo sus dimensiones. En estos dibujos de Barnard se ve, a la izquierda, el proceso seguido por el casquete del polo austral desde el 8 de julio hasta el 29 de agosto de 1892, y a la derecha se sigue el desarrollo del mismo fenómeno desde el 21 de mayo hasta el 7 de octubre de 1894. La explicación de las otras manchas claras y oscuras ha dado lugar a varias hipótesis; algunos las creen continentes y mares, otros desiertos y bosques; pero ninguna de estas opiniones está exenta de crítica, ignorándose aun hoy lo que haya de cierto en tales formaciones. De todas maneras, es notable, como ya hemos dicho, que no hayan sufrido ninguna variación esencial a pesar de que las observaciones se extienden a más de dos siglos. Además de estos detalles, se han observado peque-

fias variaciones, en particular las que están relacionadas con las estaciones meteorológicas del planeta.

Marte posee indudablemente una atmósfera; esto lo demuestra la vaguedad de todos los detalles de la superficie, especialmente en los bordes, así como la atenuación del terminador de la sombra en las fases. No obstante, la atmósfera debe ser considerablemente menos densa que la nuestra, ya que la atracción en la superficie de Marte es mucho menor que en la de la Tierra. Además, en Marte se han observado rara vez nubes como las que tan frecuentemente vemos en nuestro cielo; si bien, según varios observadores, en el año 1909 y durante algún tiempo, los detalles de la superficie del planeta aparecieron notablemente indecisos.

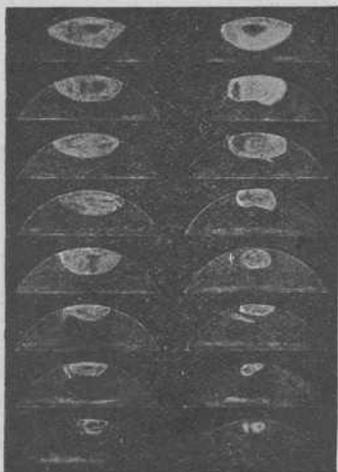


Fig. 153. — Casquete del polo austral de Marte

El estudio espectroscópico de Marte no da indicio alguno seguro relativo a la composición de su atmósfera. Hasta los tiempos actuales, ha sido objeto de discusión si el espectro de Marte presenta indicios de que en su atmósfera haya vapor de agua. Para estos estudios, se han hecho comparaciones del espectro de la Luna con el de Marte. Como la Luna carece de atmósfera, su espectro es idéntico al del Sol, y como la luz reflejada por la Luna llega a nosotros después de atravesar la atmósfera terrestre, su espectro presenta las rayas correspondientes al vapor de agua que hay en esta última. Los rayos luminosos que llegan a nosotros desde Marte no han atravesado solamente la atmósfera de la Tierra sino también la de Marte, y esta última dos

veces, y por consiguiente, si esta atmósfera contuviese vapor de agua, las rayas correspondientes aparecerían más intensas que en el espectro de la Luna. Slipher creía haber notado un refuerzo de la intensidad de tales rayas, pero las investigaciones de Campbell realizadas en circunstancias más favorables y con mucho cuidado dieron como resultado una coincidencia absoluta de los espectros de Marte y de la Luna. El siguiente método de investigación empleado por Campbell dió también un resultado negativo. Si se fotografía el espectro de Marte empleando una gran dispersión, las rayas espectrales presentarán, con arreglo al principio de Doppler, desviaciones respecto a las rayas del espectro de un manantial de luz terrestre, puesto que el planeta se mueve. Las rayas correspondientes al vapor de agua de la atmósfera de Marte deberán sufrir una desviación respecto a las de la atmósfera terrestre, que aparecerán simultáneamente en el espectrograma. Campbell y S. Albrecht pudieron encontrar en los espectrogramas de Marte las rayas del vapor de agua de la atmósfera terrestre, pero en el lugar donde debían aparecer las debidas a la atmósfera

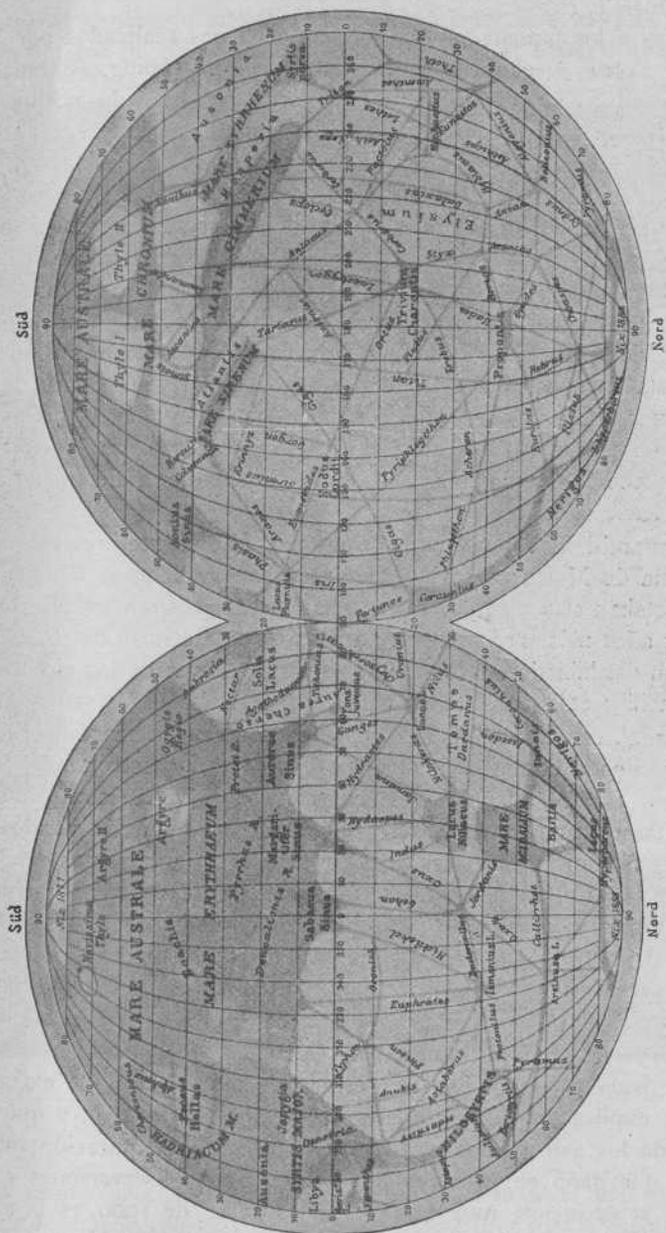


Fig. 154
 Carta del planeta Marte, según las observaciones de Schiaparelli durante las seis oposiciones de 1877 a 1888

de Marte no se encontró ninguna. De todo esto podemos deducir que la atmósfera de Marte contiene muy poco vapor de agua, en el caso de que éste exista.

Gracias a los numerosos dibujos y mediciones realizados por Kaiser, Lockyer, Lohse, Keeler, Perrotin, Flammarion, Denning, Antoniadi, Cerulli, Lowell, y especialmente por Schiaparelli, ha sido posible trazar mapas bastante exactos de la superficie de Marte; en la figura 154 damos uno basado en las observaciones de Schiaparelli.

Debido a la inclinación de 25° del ecuador de Marte respecto al plano de su órbita, lo cual origina en aquel mundo estaciones meteorológicas parecidas a las nuestras, tan pronto vemos un polo como el otro. Cuando la longitud heliocéntrica del planeta es de 350° , o sea cuando está en la misma dirección en la cual se encuentra la Tierra el día 10 de septiembre, el polo sur del planeta está inclinado hacia el Sol; si al mismo tiempo Marte está en oposición, este polo estará también vuelto hacia la Tierra y podremos observar las regiones situadas 25° más allá del polo sur. En cambio, en una oposición que se efectúe en marzo, en la cual Marte estará mucho más alejado de nosotros, el polo norte del planeta estará dirigido hacia la Tierra.

Schiaparelli hizo una observación muy interesante con relación a la topografía de Marte: descubrió que las manchas blancas llamadas continentes estaban cruzadas por líneas finas, casi rectas, en todas direcciones. Algunos años más tarde observó, además, que muchos de estos «canales» se habían desdoblado en dos, de manera que en vez de los sistemas de líneas sencillas existían sistemas de líneas paralelas (fig. 152).

Estas observaciones de Schiaparelli llamaron extraordinariamente la atención, siendo confirmadas más tarde por varios astrónomos, especialmente por Lowell, mientras que otros que observaban con grandes aparatos y también en circunstancias favorables no pudieron ver los canales ni su desdoblamiento, a pesar de haber podido observar otros detalles muy pequeños. Así, Barnard, durante la oposición de 1911, no encontró con el reflector del observatorio de Mount-Wilson nada parecido a los canales. Tampoco las fotografías de Marte (fig. 155) obtenidas por primera vez en el observatorio de Lowell y después en varios otros, decidieron el problema. Así, Lowell vió en sus fotografías numerosos canales, mientras que otros observadores aun en las mismas fotografías no llegaron a percibir nada parecido. En este estado de cosas, no es de extrañar que sobre la explicación de los canales no haya nada decisivo, y que las opiniones de los astrónomos sean divergentes. Una explicación muy plausible y que ganó en probabilidad merced a las observaciones realizadas durante la oposición, muy favorable, de Marte, de 1909, es la siguiente: En la superficie del planeta aparecen numerosos accidentes, pequeños y grandes, muy poco diferentes en tono y color, muy indecisos en aspecto y forma, que no pueden verse separadamente con los medios ópticos empleados. El resultado de esto es que en el ojo humano se forma una imagen de conjunto de estos accidentes, que están en el límite de visibili-

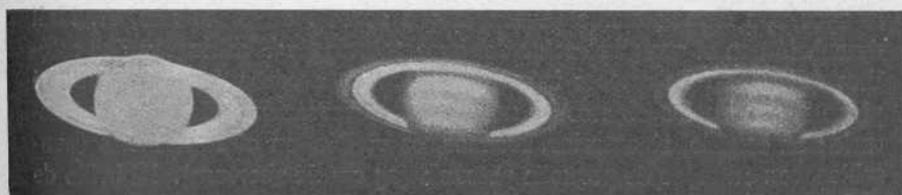
dad, en la cual, por ejemplo, dos puntos oscuros no muy separados aparecen unidos, siendo interpretado su conjunto como una línea. Para mejor comprender lo dicho, basta recordar lo que ocurre en los fotograbados modernos: si se observa uno de éstos con una lente, sólo se ve un gran número de puntos de diferentes tamaños, pero no la imagen que creemos



1 Marte, según fotografías obtenidas en el observatorio de Yerkes



2 Júpiter, según fotografías obtenidas en el observatorio de Lowell



3 Saturno, según fotografías obtenidas en el observatorio de Mount-Wilson

Fig. 155. — Fotografías de planetas

observar cuando lo contemplamos sin la lente. Esta clase de formaciones imperceptibles aparecen casi siempre como una faja más o menos ancha, limitada por *rectas*. Algunos experimentos interesantes realizados en tal sentido, han conducido a una explicación fisiológica de los canales, presentando como un hecho muy comprensible el que muchos observadores los vean sin que en realidad existan, y que precisamente se vean mejor con

pequeños anteojos. Esta explicación presenta la ventaja de no contradecir la realidad de la observación.

Mucho se ha especulado sobre la habitabilidad de Marte, pero hay que reconocer que se trata sólo de fantasías que no se fundan en ningún hecho observado. Únicamente se puede decir que en caso de que uno de los planetas de nuestro sistema fuese habitable, sería Marte el que ofrecería las condiciones más parecidas a las de nuestra Tierra, aun cuando la temperatura en aquel planeta, a causa de su mayor distancia al Sol y de la poca densidad de su atmósfera, debe ser mucho más baja y estar sometida a importantes oscilaciones.

Marte es el único planeta, después de la Tierra, cuyo *periodo de rotación* podemos determinar con completa exactitud a causa de la invariabilidad de posición de sus manchas. Los antiguos dibujos de Huygens, hechos hace 250 años, presentan accidentes que podemos identificar hoy; de

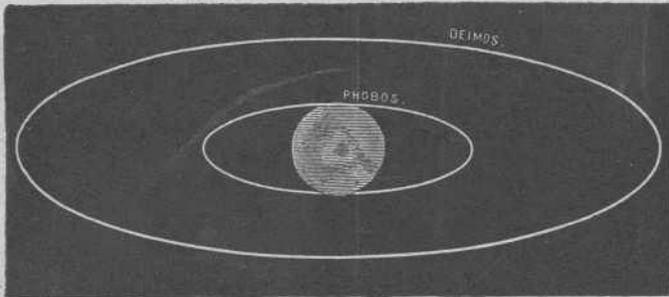


Fig. 156. — Órbitas de los satélites de Marte

la comparación de estos y otros posteriores se deduce que el período de rotación es de $24^h 37^m 22^s,7$.

SATÉLITES DE MARTE.— El 11 y el 17 de agosto de 1877, durante la oposición especialmente favorable que acaeció en dicho año, A. Hall descubrió con el gran refractor del observatorio de Washington dos satélites de Marte. El satélite interior Phobos es, a causa de su cercanía al planeta, uno de los objetos de más difícil observación del sistema planetario; en cambio, el exterior, Deimos, es visible, en circunstancias favorables, con anteojos de pequeña potencia (25 cm de abertura). El brillo de dichos satélites es, según Pickering, igual al de las estrellas de $13.^a$ magnitud, y según Lowell, de $10.^a$ a $12.^a$ magnitud. En el supuesto de que reflejen la luz recibida de la misma manera que Marte, pueden deducirse sus diámetros, que son, según Pickering, de unos 9 Km, y según Lowell de 58 y 16 Km, respectivamente. Lo más notable es su distancia extraordinariamente pequeña al planeta principal y su período de revolución, también pequeño como consecuencia de la primera. El satélite interior, cuya distancia al centro del planeta es de 9 300 Km (de su superficie unos 5 900 Km) efectúa una revolución alrededor de Marte en $7^h 39^m$; en cambio, el exterior, a una distancia de 23 200 Km (19 800 Km) efectúa su

revolución en $30^h 18^m$; ambos casi en el plano del ecuador de Marte. Un observador situado sobre Marte vería el satélite interior, aproximadamente, del mismo tamaño que presenta nuestra Luna, pero con menos brillo, y con la diferencia de que para tal observador no saldría el satélite por el este y se pondría por el oeste, sino que al contrario, saldría por el oeste y se pondría por el este. Deimos debe tener allí el brillo de Venus. Las órbitas descritas por ambos satélites son casi completamente circulares.

Como acontece con los satélites de Júpiter y de Saturno, existe también una relación sencilla entre los períodos de revolución de los satélites de Marte; el exterior tarda cuatro veces el tiempo que emplea el interior en efectuar su revolución. Gracias al descubrimiento de los satélites de Marte, se puede determinar, con ayuda de la tercera ley de Kepler, la masa del planeta central con mucha exactitud; esta masa es aproximadamente $\frac{1}{9}$ de la de la Tierra, siendo la densidad unos $\frac{3}{4}$ de la densidad media de nuestro globo.

7. PEQUEÑOS PLANETAS O ASTEROIDES

A fines del siglo XVIII no era ya posible considerar el sistema planetario sin que llamara la atención el gran vacío que existía entre Marte y Júpiter. Excepción hecha de este espacio, todos los planetas entonces conocidos se sucedían según una serie bastante regular, que ya mencionamos anteriormente. Esta serie de distancias al Sol hubiera sido regular del todo si se hubiese intercalado un planeta a doble distancia que Marte.

En tiempos de Kepler, se suponía ya la existencia de un planeta desconocido en esta región; la hipótesis fué vivamente discutida en Alemania a fines del siglo XVIII, pero solamente en los últimos años de aquel siglo se concibió el plan de buscar este planeta desconocido realizando observaciones sistemáticas, fundándose con este fin una sociedad constituida por astrónomos de diferentes países. Esta organización no obtuvo éxito, y el descubrimiento del primer planeta de aquel grupo lo realizó un astrónomo que no pertenecía a la sociedad. El primer día del siglo XIX, es decir, el primero de enero de 1801, Piazzi, en Palermo, vió en la constelación del Toro una estrella telescópica de 8.^a magnitud, que pronto se descubrió que era un planeta por su movimiento. Piazzi lo siguió durante seis semanas, sin que fuese percibido por ningún otro astrónomo, pero tuvo que suspender sus observaciones a causa de una grave enfermedad. El redescubrimiento del planeta mediante el cálculo, después de transcurrido medio año, fué un arduo problema, al que halló solución la habilidad de Gauss. Siguiendo sus métodos primitivos de determinación de órbitas, que después perfeccionó y que se usan todavía en nuestros tiempos, calculó Gauss la órbita de Ceres, como había denominado Piazzi al nuevo astro, y antes de terminar el año este planeta fué encontrado no muy lejos del lugar indicado por Gauss. De la órbita calculada por

Gauss, resultó que Ceres efectuaba su revolución siguiendo una órbita que se desarrollaba a la mitad de la distancia que separaba Marte de Júpiter, y que, por consiguiente, el nuevo astro era el planeta que faltaba. Pero pronto se vió que no se trataba de un planeta único, pues en marzo de 1802, Olbers, en Bremen, encontró otro astro también pequeño, Pallas, que se mueve entre Marte y Júpiter. La circunstancia de que a pesar de la gran inclinación de la órbita de este planeta respecto de la eclíptica, 35° , ambas órbitas se acercan en un punto, condujo al sagaz médico y astrónomo a la idea de que ambos cuerpos podían ser fragmentos de un solo planeta fraccionado por una explosión. En este caso era probable la existencia de mayor número de pequeños astros cuyas órbitas debían cruzarse en el punto en que la explosión había ocurrido. Fundándose en esta hipótesis, Olbers y Harding se dedicaron a la busca de pequeños planetas, y el último encontró en 1804 uno, llamado Juno, cuya órbita pasaba cerca del punto de intersección mencionado, mientras que Vesta, descubierto en 1807 por Olbers, no satisfacía a tal condición.

Así transcurrieron casi cuarenta años sin nuevos hallazgos, hasta que un aficionado a la Astronomía, Hencke, en Driesen, encontró en diciembre de 1845 el quinto de los pequeños planetas, Astrea, inaugurando con ello una serie de descubrimientos de asteroides hasta hoy ininterrumpida. Facilitaron estos descubrimientos, al principio, las llamadas cartas académicas del cielo, y más tarde las cartas eclípticas de Hind y Chacornac. Las primeras fueron el fruto de esfuerzos mancomunados de numerosos astrónomos, quienes, siguiendo un plan ideado por Bessel, observaban y trasladaban a la carta, desde fines de 1820, todas las estrellas situadas en una zona de 30° de anchura comprendiendo hasta las estrellas de 9^{a} magnitud. Las cartas eclípticas comprenden sólo una zona estrecha que sigue la eclíptica, y contienen las estrellas hasta de 11^{a} y 12^{a} magnitud.

Desde entonces hasta el año 1920, se descubrieron más de 900 pequeños planetas o asteroides, de los cuales se han calculado las órbitas elípticas. Si se contasen los que se han perdido a causa de la insuficiencia de observaciones, el número sería todavía mayor. El número de descubrimientos efectuados en diferentes épocas se da en la tabla siguiente:

1801 — 1807	4	1881 — 1885	34
1845 — 1850	9	1886 — 1890	49
1851 — 1855	24	1891 — 1895	107
1856 — 1860	25	1896 — 1900	54
1861 — 1865	23	1901 — 1905	119
1866 — 1870	27	1906 — 1910	125
1871 — 1875	45	1911 — 1915	106
1876 — 1880	62	1916 — 1920	120

El aumento del número de hallazgos desde 1850 es debido al celo de los astrónomos y a lo sistemático de sus trabajos; pero, especialmente desde 1891, el éxito mayor se debe al empleo de la fotografía, de tan sencilla aplicación (pág. 240). Los astrónomos que más se han distinguido

en el descubrimiento de pequeños planetas son: M. Wolf y sus discípulos, Charlois, Palisa, C. H. F. Peters, R. Luther y Metcalf.

A los primeros asteroides descubiertos se les impuso un nombre mitológico, pero pronto surgieron dificultades para buscar nuevos nombres, y se convino en emplear para designarlos un número colocado dentro de un paréntesis. Estos números se les asignan cuando las observaciones del astro son ya suficientes para poder calcular su órbita con seguridad. Provisionalmente se les designa por la fecha del aviso de su descubrimiento a la central de Kiel, con el número del año y dos letras más; así, por ejemplo, el pequeño planeta (719) Albert tenía la designación provisional 1911 MT.

Todos estos planetas son tan pequeños que, excepción hecha de los mayores y más brillantes, aparecen como puntos, al igual que las estrellas fijas; la mayor parte, aun en la oposición, alcanzan a lo sumo el brillo de estrellas de 10.^a y 11.^a magnitud, y solamente muy pocos, como Vesta, Ceres y Eros, pueden percibirse a simple vista. En algunos de ellos se han comprobado *variaciones de brillo*, por Müller, en Potsdam, y después por Parkhurst, en Cambridge (América), merced a medidas fotométricas muy precisas; estos cambios de brillo están indudablemente en relación con las fases, que son aún notables en estos cuerpos celestes. Es muy probable que las variaciones de brillo observadas anteriormente en algunos pequeños planetas y que fueron explicadas entonces por la existencia de manchas oscuras, provengan en gran parte de las fases, como lo han comprobado las investigaciones realizadas por Müller sobre una de las series de observaciones antiguas del planeta Frigga. De las medidas fotométricas se deduce que las oscilaciones del brillo de los pequeños planetas son bien apreciables, y alcanzan a una magnitud. En la mayor parte de los asteroides estudiados, la forma de la curva del brillo es muy semejante a la correspondiente a la Luna y a Mercurio, mientras que en los otros se acerca mucho a la curva del brillo de Marte. Además de estas oscilaciones del brillo dependientes de la fase, se han notado en Eros y en otros pequeños planetas variaciones cuya causa es hasta ahora desconocida. E. von Oppolzer, realizando observaciones fotométricas en el observatorio de Potsdam durante el invierno de 1900-01, notó que Eros sufría variaciones de brillo rápidas y periódicas, de una magnitud, aproximadamente. Numerosos astrónomos han confirmado la observación de Oppolzer, encontrándose que aquella variación se efectúa en un período de 5^h 16^m. Pero con gran sorpresa se vió después que esta oscilación de brillo disminuía rápidamente, pues en mayo de 1901 Eros tenía ya un brillo constante. Durante la oposición de 1903, S. J. Bailey, en Arequipa, encontró variaciones de brillo de 0,5 hasta 0,8 magnitudes, que se verificaban en un período de 5^h 16^m, mientras que Guthnick, en la oposición de 1907, no pudo descubrir ninguna oscilación periódica. Durante la oposición de 1914, Margaret Harwood encontró en el observatorio de María Mitchell (de Nantucket, Mass.), oscilaciones irregulares de brillo, de tres décimas de magnitud que no se pudieron ordenar en ningún período regular; y en cam-

bio, las observaciones que efectuó durante la oposición de 1919, volvieron a demostrar oscilaciones regulares de más de una magnitud, con un período de $5^h 16^m$. Durante la oposición de Eros que ocurrió en 1921, no se notaron, según miss Margaret Harwood, ninguna o muy pocas oscilaciones de brillo, mientras que las oscilaciones descubiertas por ella, en 1919, de casi una magnitud en un período de 5 horas, han sido confirmadas después por las fotografías obtenidas en Arequipa. Se ha procurado explicar estas oscilaciones del brillo de Eros por la hipótesis de que la figura de este asteroide es irregular, o por lo menos no es, como la de los demás planetas, una figura de revolución. Las oscilaciones de brillo serán debidas en este caso a la rotación de una masa irregular; pero este problema no está resuelto todavía.

De la semejanza de las curvas fotométricas, puede deducirse la consecuencia de que los pequeños planetas, lo mismo que la Luna y probablemente también Mercurio, están rodeados de atmósferas muy poco densas, o que carecen por completo de atmósfera, lo cual parece muy probable, según la teoría cinética de los gases. Pueden calcularse, aunque sólo de una manera aproximada, los diámetros de los asteroides por medio de las observaciones fotométricas, suponiendo que sus superficies reflejan la luz del Sol del mismo modo que Marte y Mercurio. Así se ha encontrado que Ceres y Vesta son los mayores, con un diámetro de 300 a 400 Km, mientras que Stephania y Hamiltonia figuran entre los menores, con diámetros de 7 y 5 Km, respectivamente. Los diámetros de la mayor parte de los asteroides son inferiores a 100 Km. Se puede afirmar que se necesitarían miles de tales planetas, incluyendo los mayores, para formar un globo como la Tierra. Valiéndose de medidas micrométricas, Barnard determinó el tamaño de Ceres, Pallas, Vesta y Juno, asignándoles diámetros de 768, 483, 385 y 193 Km, respectivamente; pero estos valores son poco precisos, no siendo de extrañar la gran diferencia que hay entre ellos y los obtenidos mediante observaciones fotométricas.

El problema que Olbers quería resolver con su hipótesis, ya citada, de si todos estos pequeños cuerpos habían constituido alguna vez un cuerpo celeste único, pertenece más bien a la Cosmogonía que a la Astronomía propiamente dicha. A causa de las variaciones seculares de las órbitas, el punto de encuentro de éstas, que según dicha hipótesis debió existir en un principio, no tiene estabilidad, y por consiguiente, la carencia de una intersección común en la actualidad no es una prueba de que no la haya habido, miles o millones de años atrás. Los cálculos realizados por Encke y otros parecen demostrar que dicho punto no ha existido nunca, a no ser en el caso de que algunas órbitas hubiesen sufrido cambios importantes por efecto de la atracción mutua de los pequeños planetas mismos. Esta última acción no es imposible, pero no la podemos calcular a causa del gran número de estos cuerpos y de no conocer sus masas. Lo que sí cabe afirmar, es que si alguna vez ha ocurrido la explosión y el consiguiente fraccionamiento de un gran planeta, la catástrofe data ya de tiempos muy remotos.

Aunque la hipótesis de Olbers presenta graves dificultades, que impiden admitirla en toda su extensión, ha sido modificada posteriormente para explicar ciertos fenómenos que se observan en la distribución de los asteroides. Se ha comprobado que algunos grupos de esos planetas presentan tan gran parecido en los elementos de sus órbitas, que cabe pensar en un origen común. Callandreaux trató de demostrar este origen común partiendo del hecho de que las órbitas de los asteroides cercanos a Júpiter presentan ciertas particularidades análogas a las de los cometas de corto período, algunos de los cuales, como, por ejemplo, el cometa de Holmes, podrían haber pertenecido a la familia de los asteroides antes de la transformación de sus órbitas por la atracción de Júpiter, como también hubiera podido ocurrir el fenómeno inverso. Además, la experiencia enseña que la mayor parte de los cometas de corto período son cuerpos celestes efímeros, dividiéndose en fragmentos después de un número mayor o menor de revoluciones, y por consiguiente, nada impide admitir la formación de pequeños cuerpos por fraccionamiento de uno solo mucho mayor. Otra explicación de la existencia de los asteroides la da la hipótesis de la nebulosa primitiva; pero de esto hablaremos más adelante.

Si se catalogan los pequeños planetas por el orden de sus distancias medias al Sol, o según sus períodos de revolución, se ve a primera vista que su distribución no es regular, sino que en ciertos sitios se presentan huecos. Estos anillos vacíos aparecen precisamente en los sitios en que la relación entre el movimiento diario medio de Júpiter y el de los asteroides es igual a un quebrado sencillo, por ejemplo, $\frac{1}{2}$, $\frac{1}{3}$, $\frac{2}{3}$, $\frac{3}{3}$, $\frac{5}{7}$, $\frac{3}{7}$, $\frac{4}{7}$, $\frac{5}{7}$. . . Así no se ha encontrado hasta hoy ningún planeta en el espacio al cual correspondería un movimiento diario medio de $598''$, o sea el doble del de Júpiter. Se ha tratado de atribuir la causa de estos vacíos a la acción perturbadora de Júpiter, pero, en primer lugar, la teoría de las perturbaciones no presta apoyo serio a esta hipótesis, y además, existen planetas en zonas cuya relación es $\frac{2}{3}$, $\frac{3}{4}$, etc., de modo que por ahora debemos contentarnos con anotar el hecho.

Sobre el número probable y la *masa total* de los asteroides no puede decirse nada en concreto. Aunque ya se conocen un millar de ellos, no se nota disminución en el número de los que se descubren anualmente.

Para la Astronomía física, el problema de la masa total de los asteroides es más importante que el de su número, ya que de esta masa depende su acción sobre el movimiento de los grandes planetas. Cada uno de aquellos cuerpos es tan pequeño, que su atracción sobre los grandes planetas es insignificante; pero no es imposible que todo el grupo pueda, por su acción mancomunada, producir en las órbitas de Marte y Júpiter variaciones seculares que con el transcurso del tiempo se hagan apreciables. De los estudios de Leverrier y de Harzer, parece deducirse que el límite superior de la masa total del anillo de asteroides sería de $\frac{1}{6}$ hasta $\frac{1}{4}$ de la masa de la Tierra. El mismo valor obtuvo H. Osten estudiando las perturbaciones sufridas por el planeta (447) Valentina por la acción total de los demás asteroides durante un intervalo de veinte años. Si se su-

man las masas de todos los asteroides conocidos hasta la época actual, se obtiene un valor mucho menor: $1/_{900}$ de la masa de la Tierra.

El cálculo de las órbitas elípticas no es suficiente en la mayoría de los casos para poder encontrar de nuevo los asteroides en el cielo después de transcurridos algunos años, porque las perturbaciones que sufren estos cuerpos por las acciones de Júpiter y Saturno son excesivamente grandes. El cálculo completo de las mismas exige mucho tiempo y trabajo, y con frecuencia el resultado no es proporcional al esfuerzo realizado. Si nos concretáramos, como ya se ha propuesto, a calcular las órbitas de un pequeño número de asteroides verdaderamente interesantes, el problema sería ya distinto. Bohlin y Brendel han propuesto que se calculen las perturbaciones mayores y más importantes y se tabule el movimiento de los asteroides añadiendo estos términos de corrección; el éxito obtenido por este procedimiento ha sido halagüeño. Brendel ha demostrado que con ayuda de estas tablas puede calcularse sin gran esfuerzo la posición de un pequeño planeta con tanta exactitud, que en un intervalo de tiempo de unos 100 años se le puede encontrar e identificar con toda seguridad. Además, ha sido posible construir estas tablas para grupos de planetas en vez de hacerlo para cada uno en particular, con lo cual se ha simplificado mucho el cálculo numérico.

Para que se pueda formar idea de las *relaciones numéricas*, daremos los siguientes datos estadísticos sacados de los trabajos de Elva G. Utzinger y que se refieren a las órbitas de los asteroides que llevan los números (1) a (809):

Distancias medias (semiejes mayores) entre 1,4 y 2,0 en 2 planetas

»	»	»	»	»	2,0 » 2,5	» 164	»
»	»	»	»	»	2,5 » 3,0	» 386	»
»	»	»	»	»	3,0 » 3,5	» 243	»
»	»	»	»	»	3,5 » 4,0	» 9	»
»	»	»	»	»	4,0 » 4,5	» 1	»
»	»	»	»	»	4,5 » 5,3	» 4	»

Excentricidades entre 0,00 y 0,10 en 248 planetas

»	»	»	»	»	0,10 » 0,20	» 372	»
»	»	»	»	»	0,20 » 0,30	» 164	»
»	»	»	»	»	0,30 » 0,40	» 23	»
»	»	»	»	»	0,40 » 0,50	» 1	»
»	»	»	»	»	0,50 » 0,54	» 1	»

Inclinaciones entre 0° y 8° en 372 planetas

»	»	»	»	»	8 » 16	» 333	»
»	»	»	»	»	16 » 24	» 83	»
»	»	»	»	»	24 » 32	» 18	»
»	»	»	»	»	32 » 35	» 3	»

Longitud del nodo entre 0° y 90° en 223 planetas

»	»	»	»	»	90 » 180	» 227	»
»	»	»	»	»	180 » 270	» 176	»
»	»	»	»	»	270 » 360	» 183	»

Longitud del perihelio entre 0° y 90° en 290 planetas

»	»	»	»	»	90 » 180	» 152	»
»	»	»	»	»	180 » 270	» 138	»
»	»	»	»	»	270 » 360	» 229	»

Como se ve, la mayor parte de las distancias medias están comprendidas entre 2,5 y 3 semidiámetros de la órbita terrestre, más cerca, por lo tanto, de la órbita de Marte (1,5) que de la órbita de Júpiter (5,2). La mayor distancia media conocida hasta hoy día es 5,72, o sea 855 millones de kilómetros, que corresponde al planeta (944) [1920 *HZ*] y excede del triple de la distancia mínima, 1,46 ó 218 millones de kilómetros, que corresponde a (433) Eros; si además se tienen en cuenta las excentricidades, algunas de ellas muy grandes, se ve que el espacio dentro del cual se mueven los asteroides se extiende de un modo considerable. Los períodos de revolución guardan entre sí relaciones parecidas a las de los respectivos semiejes mayores. La mayoría de los asteroides emplean 4 ó 5 años para efectuar una revolución alrededor del Sol; el asteroide (944) tarda más de 13 años, y Eros, en cambio, 1,8. Las excentricidades de sus órbitas son considerablemente mayores que las de los grandes planetas: la mayoría tienen una excentricidad que excede de 0,10. La mínima es 0,00 en (330) y (398); (719) Albert, (887) Alinda y (944) tienen una excentricidad de 0,54, 0,53 y 0,65, respectivamente, excediendo estos valores de los de las órbitas cometarias menos excéntricas, como, por ejemplo, la del cometa periódico de Tempel, y la del cometa también periódico de Holmes. Lo mismo ocurre con la inclinación de las órbitas con respecto a la eclíptica; mientras que entre los grandes planetas sólo la órbita de Mercurio tiene una inclinación de 7°, las órbitas de los pequeños planetas presentan inclinaciones muy exageradas, hasta de 43° en (944), y más de la mitad exceden de 8°. Las longitudes de los nodos ascendentes de las órbitas, o sea de sus intersecciones con la eclíptica, parecen estar distribuidas de una manera regular sobre este círculo. Es muy notable el número grande de longitudes del perihelio que caen en los cuadrantes 1° y 4°. Todos estos hechos, el de la existencia de fuertes inclinaciones, grandes excentricidades y distribución desigual de los perihelios, son muy notables y están probablemente relacionados, en parte por lo menos, con el origen de los asteroides, ya que las perturbaciones no pueden tener una acción tan importante; pero de las actuales hipótesis cosmogónicas sólo pueden deducirse con algún fundamento las características más generales del sistema planetario, y las irregularidades en estas características fundamentales, tales como las presenta el ejército de los asteroides, están fuera del alcance de nuestros conocimientos.

Antes de terminar este párrafo, recordaremos algunos datos acerca de los asteroides más interesantes, que son Eros, Albert y el grupo de Júpiter. Eros fué descubierto el 13 de agosto de 1898 por Witt, en Berlín, sobre una fotografía; pero después que se hubo calculado su órbita, Pickering pudo probar que ya en 1893, 1894 y 1896 se le encontraba en las fotografías obtenidas en el observatorio Harvard College. El cálculo de la órbita dió un resultado inesperado; la distancia media del planeta al Sol era solamente 1,46 semidiámetros de la órbita terrestre, esto es, menor que la de Marte (1,52). Esta pequeña distancia, así como la excentricidad relativamente grande (0,22) y la casi coincidencia

del perihelio con el nodo descendente son causas de que Eros pueda, en los casos favorables (1894, 1931) acercarse a 21,7 millones de kilómetros de la Tierra, mientras que su distancia máxima llega a ser de 419 millones de kilómetros. Debido a estos cambios tan grandes de distancia a la Tierra, el brillo del planeta, que a su distancia media es de 9,7 magnitud, oscila tanto, que en el caso más favorable puede columbrarse a simple vista y en el más desfavorable no se percibe ni aun con los mayores anteojos. El diámetro de Eros, deducido de observaciones fotométricas, es de unos 16 Km; sobre su rotación, que podría deducirse de las oscilaciones de brillo que acabamos de mencionar, nada se puede decir con seguridad.

El planeta (719) Albert fué descubierto el 3 de octubre de 1911, por Palisa, como una estrella de 12.^a magnitud. De su movimiento directo en la oposición dedujo Palisa que debía tratarse de un planeta con órbita algo rara. Desgraciadamente la luz de la Luna y el mal tiempo malogran las observaciones; con las dos observaciones de Palisa y una tercera de Pechüle (4 de octubre) pudo calcularse una órbita aproximada, que permitió encontrar el planeta en las placas fotográficas obtenidas en Greenwich (11 de octubre), Heidelberg (16 de septiembre y 17 de octubre) y Johannesburg, en el África del Sur (18 de octubre). Con estos datos se puede calcular la órbita con más seguridad, obteniéndose, según Haynes, los siguientes elementos:

Paso por el perihelio	29 de agosto de 1911
Tiempo de revolución	4,115 años
Semieje mayor	2,5679 semidiámetros de la órbita terrestre
Excentricidad	0,5377
Inclinación	10° 47',6
Longitud del nodo	185° 32',6
Longitud del perihelio	347° 33',1

El planeta es, pues, como lo reconoció Palisa, uno de los más interesantes, ya que puede acercarse mucho a la Tierra, a causa de su gran excentricidad, superior a la de los demás planetas conocidos anteriormente, por cuyo motivo se presta de un modo especial a la determinación de la paralaje solar. Su distancia al Sol es, en el perihelio, de 177 millones de kilómetros, y en el afelio de 590 millones; su distancia mínima a la Tierra es de 28 millones de kilómetros. Su órbita es en parte interior a la órbita de Marte, y en parte se acerca mucho a la de Júpiter; debe ser, por lo tanto, objeto de grandes cambios, debidos a las perturbaciones, y los elementos de su órbita, antes indicados, se han de considerar sólo como aproximados.

El diámetro de Albert debe ser de unos 4 ó 5 Km; las oscilaciones de brillo son muy grandes, por efecto de su gran excentricidad. En el afelio debe ser de 19.^a magnitud, y por este motivo no se le puede observar más que cerca del perihelio.

En 1918 descubrió Wolf otro planeta, cuya órbita se caracteriza por una excentricidad extraordinariamente grande. Es el planeta (887) Alinda.

Su órbita es parecida a la de Albert; su excentricidad (0,5333) es la misma que la de este asteroide.

De gran interés teórico es un grupo de pequeños planetas que se caracteriza porque sus distancias medias al Sol son casi iguales a la de Júpiter, por cuyo motivo se comprenden bajo el nombre de grupo de Júpiter. Para identificarlos se han dado a los distintos miembros de este grupo nombres de héroes del ciclo troyano, por lo que el grupo se llama también grupo troyano. Hasta 1921 se habían descubierto 6 planetas pertenecientes a este grupo. Los elementos de sus órbitas están reunidos en la tabla siguiente, al final de la cual y para comparación se dan los elementos de la órbita de Júpiter.

	Semieje mayor	Periodo de revolución	Excentricidad	Inclinación	Longitud del nodo	Longitud del perihelio	Brillo
(588) Achilles . . .	5,25	4397	0,15	10°18'	315°47'	82°54'	14
(617) Patroclus . . .	5,18	4312	0,14	22 3	43 41	346 7	13
(624) Hector . . .	5,25	4302	0,03	18 10	342 10	154 20	13
(659) Nestor . . .	5,19	4323	0,11	4 32	350 10	322 9	14
(884) Priamus . . .	5,26	4402	0,12	8 51	300 48	270 21	14
(911) — . . .	5,15	4274	0,09	21 57	336 55	55 41	14
Júpiter . . .	5,20	4333	0,05	1 19	99 27	12 43	—

Este grupo de pequeños planetas constituye un ejemplo de un caso especial del problema de los tres cuerpos, que ya Lagrange resolvió. Si se mueven tres masas en un plano alrededor de un centro común de gravedad y si estas tres masas están en un instante cualquiera a la misma distancia recíproca — formando entonces los vértices de un triángulo equilátero — estos tres cuerpos, según demostró Lagrange, deberán conservar eternamente sus posiciones mutuas, sin perturbarse si sus velocidades primitivas cumplen determinadas condiciones. Ninguno de los asteroides de este grupo tiene exactamente la posición exigida por el enunciado respecto a Júpiter y al Sol, pero sí de un modo bastante aproximado. En este caso la teoría enseña que el cuerpo respectivo no permanece invariablemente en el vértice correspondiente del triángulo equilátero, sino que oscila periódicamente con un movimiento de libración alrededor del mismo. Según Charlier el período de esta libración es de 148 años.

Un astro muy interesante, del cual puede dudarse si se trata de un pequeño planeta o cometa de corto período, fué descubierto en octubre de 1920 por Baade, en Bergedorf. Como este cuerpo se veía a través del antejo no como un cometa, sino como un pequeño planeta, ha sido considerado como uno de estos últimos, habiéndosele asignado el número (944). La órbita es muy rara, tanto por su forma como por su posición, para ser la de un asteroide, correspondiendo más bien a las descritas por los cometas de corto período. La excentricidad es 0,65, la distancia al Sol oscila entre 2,01 y 9,42, y la órbita se extiende hasta la distancia de la órbita de Saturno. El plano de su órbita está inclinado 43° respecto a la eclíptica. Este nuevo cuerpo celeste plantea entre los pequeños

planetas un *record*, no sólo en cuanto a la excentricidad y a la distancia afelia, sino también en cuanto a la inclinación de su órbita. Los elementos de ésta son:

Paso por el perihelio	9 de marzo de 1921
Período de revolución	4992 días
Semieje mayor	5,72
Excentricidad	0,653
Inclinación.	43° 4'
Longitud del nodo	21° 19'
Longitud del perihelio	77° 48'

8. JÚPITER Y SUS SATÉLITES

Júpiter (\mathcal{J}), planeta gigante de nuestro sistema, excede en masa ($\frac{1}{1047}$ de la masa del Sol) a las de todos los demás planetas reunidos. Su diámetro medio es de 137 000 Km, pero el diámetro ecuatorial supera, debido a su achatamiento de $\frac{1}{17}$, al diámetro polar en 9 500 Km. Su volumen es 1 300 veces mayor que el de la Tierra, y como su masa es solamente 320 veces la de nuestro globo, resulta que su densidad es bastante más pequeña, y poco mayor que la del agua: 1,4. A causa de la excentricidad de su órbita, sus distancias al Sol oscilan bastante alrededor de la distancia media (778 millones de kilómetros), entre 740 y 815 millones de kilómetros. El tiempo de revolución sidérea es de 12 años menos 50 días.

Júpiter se identifica fácilmente por su luz blanca, de brillo tranquilo, que excede al de todos los demás planetas, ya que solamente Venus y en raras ocasiones Marte, pueden alcanzar un brillo mayor. En la oposición media es de —2,2 magnitud. Las variaciones del brillo por efecto de la distancia son pequeñas, y las debidas a las fases, que como máximo son de 12 grados, son inapreciables. Ha estado en oposición el 5 de mayo de 1923 y el 5 de junio de 1924; en los años siguientes la oposición tendrá lugar aproximadamente un mes más tarde por año, pues Júpiter, durante este intervalo, adelanta hacia el este.

Exceptuando el Sol y la Luna, ningún cuerpo de nuestro sistema ha sido observado con tanta asiduidad como Júpiter. Al revés de Marte, su superficie no presenta accidentes permanentes, motivo por el cual es imposible trazar un mapa de Júpiter. El aspecto de la superficie cambia continuamente, y hasta en pequeños intervalos de tiempo muestra con frecuencia diferencias considerables. Los primeros observadores mencionaron ya dos bandas oscuras que aparecen en el disco de Júpiter, una al norte y otra al sur del ecuador, siendo ésta la principal característica del disco del planeta. Las observaciones realizadas con los grandes anteojos modernos han demostrado que estas bandas ecuatoriales, que aparecen también en las fotografías (fig. 155), tienen una estructura mucho más complicada de lo que antes se suponía, estando constituidas por for-

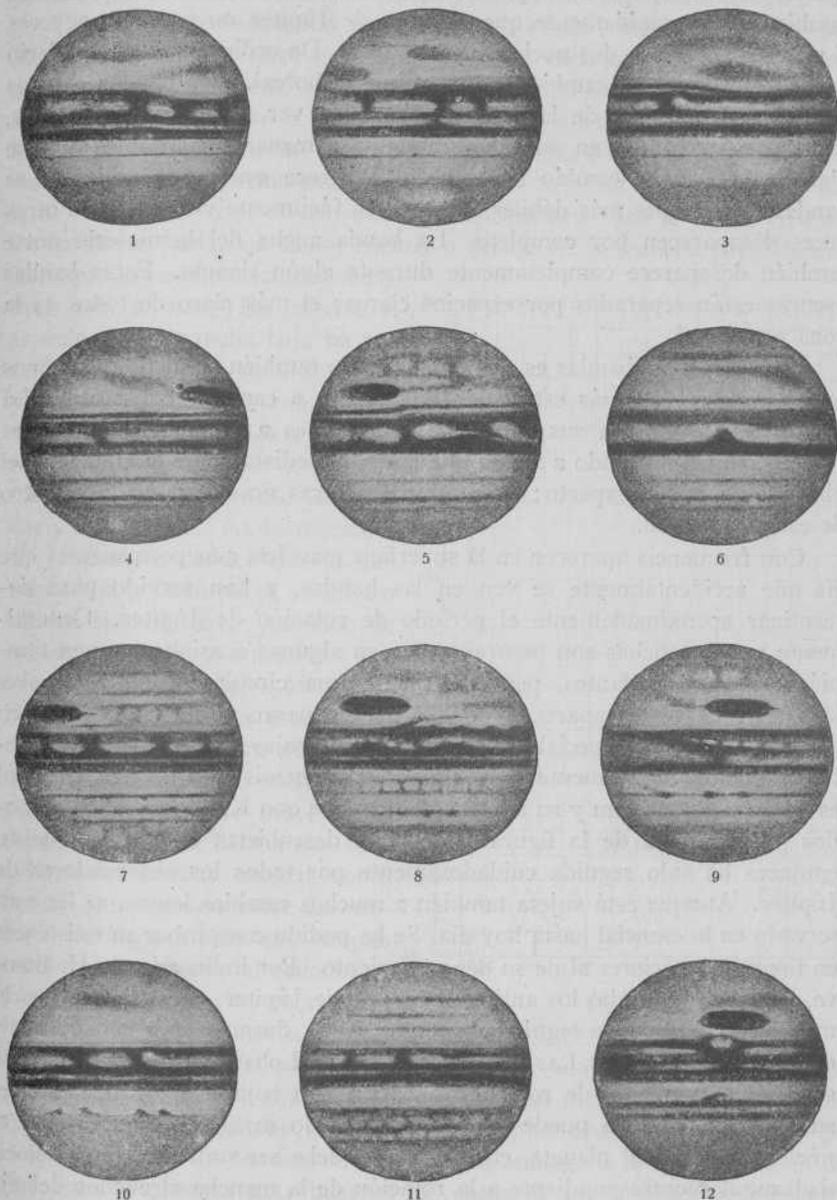


Fig. 157. — Júpiter, desde 1878 a 1881, según O. Lohse, de Potsdam

1) 6 mayo 1878, a 15^h 55^m; 2) 2 junio, a 14^h 33^m; 3) 21 junio, a 13^h 38^m; 4) 5 junio 1879, a 15^h 8^m; 5) 18 septiembre, a 8^h 34^m; 6) 8 octubre, a 11^h 12^m; 7) 5 agosto 1880, a 14^h 29^m; 8) 17 octubre, a 8^h 53^m; 9) 2 noviembre, a 11^h 7^m; 10) 22 diciembre, a 4^h 58^m; 11) 3 enero 1881, a 6^h 52^m; 12) 14 febrero, a 7^h 11^m

maciones independientes (fig. 157). Estas formaciones, así como otras que aparecen en la superficie del planeta, parecen ser aglomeraciones de nubes, cambiando tan rápidamente que el disco de Júpiter no presenta a veces el mismo aspecto en dos noches consecutivas. De ordinario, su hemisferio austral está sujeto a cambios mayores que el boreal. Las bandas oscuras paralelas al ecuador, de las cuales se pueden ver, con buenos anteojos, cinco o más, conservan su posición de una manera invariable durante algunos años. En cambio su estructura ofrece grandes cambios. Las bandas ecuatoriales más débiles son a veces fácilmente visibles, pero otras veces desaparecen por completo. La banda ancha del hemisferio norte también desaparece completamente durante algún tiempo. Estas bandas oscuras están separadas por espacios claros; el más claro de todos es la zona ecuatorial.

El color de las bandas es rojo pardo, pero también se distinguen tonos más oscuros, y además este color está sujeto a cambios constantes. La región ecuatorial con sus bandas y manchas es a menudo de un color rosado, tan pronunciado a veces, que llama inmediatamente la atención del observador más inexperto; en cambio, en otras ocasiones no hay rastro de esta coloración.

Con frecuencia aparecen en la superficie manchas más permanentes que las que accidentalmente se ven en las bandas, y han servido para determinar aproximadamente el período de rotación de Júpiter. Generalmente estas manchas son oscuras; pero en algunas ocasiones se ven también manchas brillantes, pequeñas, de forma circular, parecidas a los satélites, que suelen aparecer blancos cuando pasan por delante del disco del planeta. Tiene especial interés la «mancha roja», mancha grande, elíptica, de color notablemente rojo, situada en el hemisferio sur; su longitud es de unos 41 000 Km y su anchura de unos 14 000 Km (véanse los grabados 5, 8, 9 y 12 de la figura 157). Fué descubierta en 1878, y desde entonces ha sido seguida cuidadosamente por todos los observadores de Júpiter. Aunque está sujeta también a muchos cambios lentos, se ha conservado en lo esencial hasta hoy día. Se ha podido comprobar su existencia en tiempos anteriores al de su descubrimiento. Por indicación de H. Struve, Kritzinger estudió los antiguos dibujos de Júpiter, encontrando que la mancha roja se puede seguir hasta el año 1831, durando, por consiguiente, desde hace 90 años. Las investigaciones de Lohse y otros astrónomos sobre el movimiento de rotación de la mancha roja, han dado como resultado que ésta no puede haber permanecido invariablemente unida al núcleo interior del planeta, cuya rotación debe ser uniforme. La velocidad angular correspondiente a la rotación de la mancha alrededor del eje del planeta es bastante menor que lo que era el año 1878, fecha de su descubrimiento. A causa de esta velocidad variable, la mancha roja ha cambiado constantemente de posición respecto al planeta, habiendo tenido en los distintos años diferentes longitudes jovigráficas. Lohse ha deducido de sus medidas estas variaciones de longitud, en el supuesto de un período de rotación de $9^h 55^m 41^s$, y los ha representado en la figura 158.

A pesar de estas variaciones de velocidad, la mancha roja podría tener, como suponen varios observadores de Júpiter, un origen eruptivo.

Una segunda formación muy rara, el «velo», fué descubierta por H. Struve. Es una nube gris, tenue, que se encuentra en el hemisferio austral de Júpiter y casi en la misma latitud que la mancha roja. Kritzinger pudo comprobar la presencia del velo en los dibujos antiguos, hasta los de 1840, de manera que esta formación, a pesar de sus cambios frecuentes e intensos, es permanente. Su velocidad angular es algo mayor que la de la mancha roja; el velo tiene que encontrarse, por lo tanto, en ciertos instantes (cada dos años), encima o debajo de la mancha roja, de manera que ambas formaciones se cubren una a otra. En efecto, el aspecto de la mancha roja ha variado notablemente cada dos años y durante unos cuarenta días, siendo entonces muy pálida y desapareciendo a veces por completo.

De la variabilidad de las bandas y de casi todas las formaciones de Júpiter, se deduce que lo que vemos del planeta no es su núcleo sólido, sino la parte exterior de masas de vapor y nubes que cubren toda la superficie. Muy probablemente el planeta está rodeado por una atmósfera elevada y densa, a través de la cual la luz no puede pasar sino muy debilitada. Según esto, habría que considerar las bandas oscuras como huecos que quedan entre las nubes. Por la posición que ocupan estas nubes respecto al ecuador, y por el cambio que se nota en la forma de las bandas con la latitud,

de suerte que cerca del polo sólo las hay muy débiles, se podría suponer que ocurre en Júpiter algo análogo a las zonas de nubes y de lluvia de nuestra Tierra. Es notable el hecho de que Júpiter aparece más brillante en el centro que en los bordes, de una manera análoga a lo que ocurre en el Sol; esto se observa muy bien en los pasos de los satélites por delante del disco del planeta, pues aquéllos aparecen, en los bordes, brillantes sobre fondo oscuro, y en cambio al llegar al centro del disco aparecen oscuros si se proyectan sobre las partes brillantes de la superficie de Júpiter. Esta disminución de brillo hacia el borde debe provenir de que la luz tiene que atravesar cerca de éste una capa gaseosa de mayor espesor, siendo, por consiguiente, mayor la absorción. La existencia de atmósfera queda com-

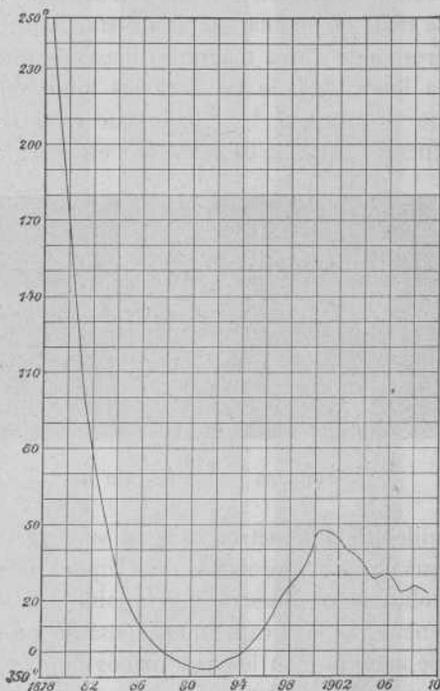


Fig. 158

probada por las ocultaciones de las estrellas fijas, en las cuales se ha observado una disminución lenta de la intensidad luminosa antes de desaparecer la estrella detrás del disco de Júpiter, y también por el cambio de forma del disco del III satélite cuando éste es eclipsado por Júpiter. El gran valor del albedo (0,56) indica que la luz del Sol, reflejada por las nubes de la atmósfera de Júpiter, no sufre gran disminución por efecto de la absorción de esta atmósfera.

El núcleo de Júpiter parece ser teatro de una actividad intensa, debida a una elevada temperatura. Esta actividad se confirma por los movimientos rápidos que tienen lugar en la superficie, movimientos que cambian de una manera notable el aspecto del disco, a veces en pocas horas. Si se tiene en cuenta que a la distancia de Júpiter un arco de un segundo corresponde a una magnitud lineal de unos 3 000 Km y que, por otra parte, la intensidad de las acciones luminosas y caloríficas del Sol en Júpiter no es más que $\frac{1}{30}$ de lo que es en la Tierra, no puede admitirse que fuerzas capaces de trasladar en una hora masas enormes a distancias de



Fig. 159. — Inclinación de las rayas del espectro de Júpiter

miles de kilómetros, tengan su origen en el calor solar. Es, por consiguiente, muy probable que Júpiter no esté aún cubierto por una corteza sólida como nuestra Tierra, sino que su núcleo, todavía caliente, esté envuelto por una capa muy espesa de gases y vapores muy densos. Esto está de acuerdo con los fenómenos ópticos antes citados, así como con la pequeña densidad total, que es solamente $\frac{1}{4}$ de la densidad de la Tierra y que es muy parecida a la del Sol.

A causa de esta constitución física, el período de rotación de Júpiter no puede determinarse con la misma exactitud que el de Marte, mayormente habiéndose comprobado que las manchas poseen, además del movimiento debido a la rotación, un movimiento propio. En algunas ocasiones se han visto manchas de mucha duración y muy permanentes de forma, que se han utilizado para determinar el período de rotación. El número de determinaciones de este período es muy grande; los valores obtenidos oscilan entre $9^{\text{h}} 50^{\text{m}}$ (Cassini, 1692) y $9^{\text{h}} 56^{\text{m}}$. Las observaciones modernas hacen ver que el período de rotación es más corto en el ecuador que en las altas latitudes, pero no hay tanta seguridad en este resultado como cuando se trata del Sol. El período de rotación en el ecuador es de $9^{\text{h}} 50^{\text{m}},5$ y en las altas latitudes $9^{\text{h}} 55^{\text{m}}$.

Estos resultados sobre la rotación de Júpiter han sido confirmados modernamente por las medidas que se han efectuado para determinar la velocidad lineal de la rotación del planeta con ayuda del espectrógrafo. Por este procedimiento se ha venido a deducir que el movimiento de un

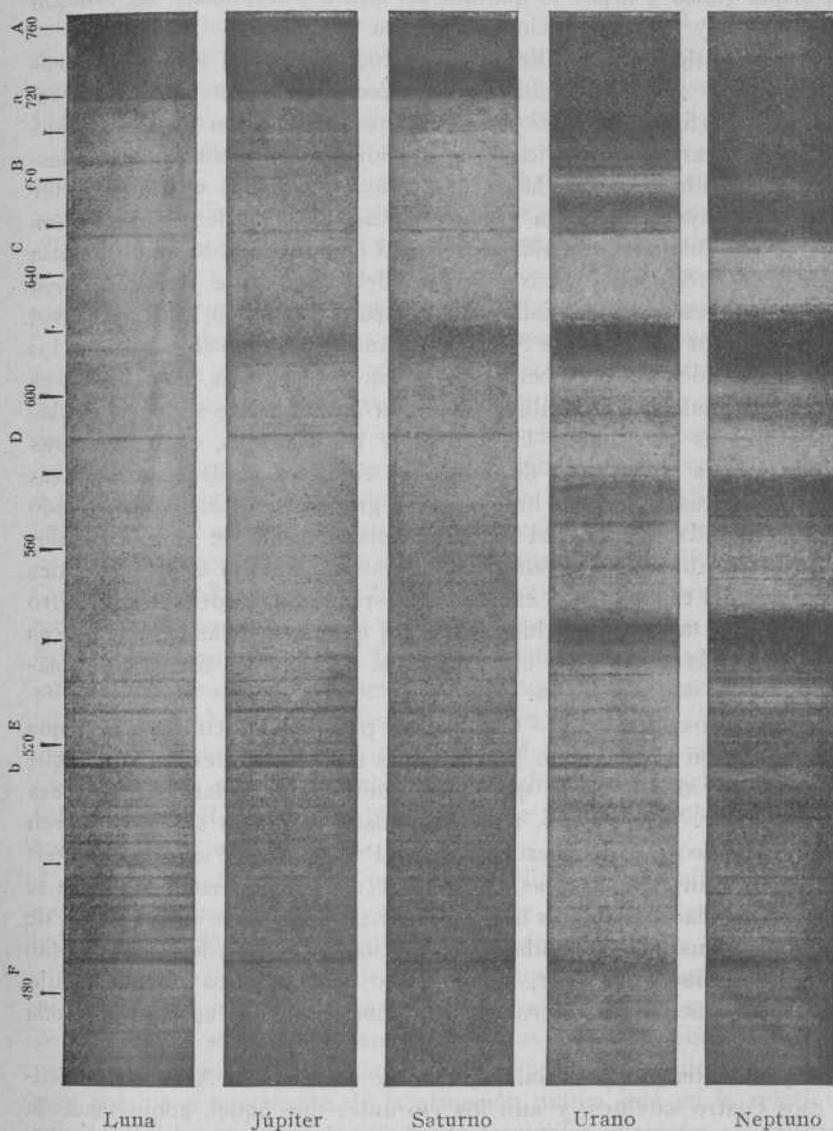


Fig. 160. — Espectros de la Luna y de los cuatro planetas exteriores, según Lowell

punto del ecuador de Júpiter tiene una velocidad de 12,5 Km por segundo. Si se coloca la rendija del espectroscopio paralelamente al ecuador de Júpiter, las rayas del espectro del planeta aparecen con una inclinación notable, de la que puede deducirse dicha velocidad. En la figura 159 se reproduce una fotografía del espectro de Júpiter obtenida por Slipher

siguiendo este método en el observatorio de Lowell; en ella se ve claramente la inclinación de las rayas del espectro del planeta respecto a las del espectro de comparación (arco de hierro).

El ecuador de Júpiter está muy poco inclinado con relación al plano de su órbita (unos 3°), por lo que allí las alturas meridianas del Sol son casi constantes y no hay estaciones como en la Tierra.

De las investigaciones realizadas por Huggins, Vogel y modernamente por Lowell y Slipher, resulta que el espectro de Júpiter coincide casi con el del Sol (figs. 159 y 160). Solamente en la región menos refrangible aparecen las rayas telúricas correspondientes al vapor de agua, destacándose las situadas a los lados de la raya *D* incluso cuando Júpiter está alto, en cuya posición la acción de nuestra atmósfera deja de ser apreciable. Se distingue también una banda de absorción bastante intensa en el rojo (λ 6180), que es característica del espectro de Júpiter y cuyo origen es aún desconocido. Esta banda reaparece también, con intensidad aun mayor, en los espectros de Saturno, Urano y Neptuno (fig. 160), en los cuales se ven además otras bandas de absorción intensas, cuya causa es asimismo desconocida. El análisis espectroscópico permite suponer que las regiones oscuras de Júpiter, las bandas y las manchas, sean aberturas practicadas en la espesa capa de nubes que envuelve al planeta. A través de estas aberturas penetra la luz del Sol a grandes profundidades, siendo entonces reflejada; comprueba esta hipótesis el hecho de la fuerte coloración rojiza debida a la absorción, que es más intensa en las regiones refrangibles del espectro que en las menos refrangibles del mismo. Otro hecho confirma también esta hipótesis, y es que las bandas características del rojo son más intensas en el espectro de las regiones oscuras del planeta que en el de las blancas.

SATÉLITES DE JÚPITER. — Uno de los primeros descubrimientos que se realizaron con el telescopio fué el de los cuatro satélites brillantes que giran alrededor de Júpiter y que juntos con éste remedan en miniatura el sistema solar. El primero, tercero y cuarto de estos satélites fueron vistos por Galileo el 7 de enero de 1610. Primero creyó que los cuerpos descubiertos eran estrellas fijas, pero el día 13 de enero comprobó que se trataba en realidad de satélites de Júpiter. La mayor parte de los sabios de aquel tiempo pusieron en duda el descubrimiento; uno de ellos fué tan reacio en dejarse convencer, que cuando murió, poco después, dijo Galileo irónicamente: «Espero que los habrá visto en su camino hacia el cielo».

Independientemente de Galileo, Simón Marius, en Ansbach, descubrió esos cuatro satélites, y aun los vió antes que aquél, adquiriendo la certidumbre de que las estrellas descubiertas por él debían ser satélites de Júpiter. El 8 de enero de 1610, o sea un día después de la primera observación de Galileo, Marius comenzó a registrar las posiciones de los satélites; pero no se cercioró exactamente acerca de su número hasta después que Galileo. Se ha tratado de arrebatar la gloria de sus descubrimientos a Marius, considerándolo como plagario, pero no hay razones

suficientes para dudar de su buena fe, como lo han probado Bosscha y Oudemans.

Un pequeño antejo y hasta unos buenos gemelos de teatro son suficientes para observar estos planetas secundarios. En ciertos casos, incluso algunas personas dotadas de una vista extraordinaria han visto estos satélites sin ayuda de instrumento alguno. La dificultad en verlos no radica en la pequeñez de su brillo — las magnitudes de los cuatro satélites son, según Guthnick, 5,43, 5,57, 5,07 y 6,12 — sino en su proximidad a Júpiter, del cual el cuarto satélite dista a lo más 14'.

Un buen antejo con un aumento suficiente permite ver los satélites como pequeños discos. Según Barnard, los satélites tienen para la distancia media de Júpiter (5,20) los diámetros siguientes: 1",05, 0",87, 1",52 y 1",43. Los diámetros verdaderos son, por consiguiente, unos 3 950, 3 290, 5 730 y 5 390 Km; el satélite mayor es el tercero, el menor es el segundo, con un diámetro casi igual al de nuestra Luna.

Cada uno de estos cuatro satélites presenta variaciones de luz extraordinariamente complicadas y sujetas a frecuentes perturbaciones, que, según Guthnick, tienen un período igual al tiempo de revolución alrededor de Júpiter. Si se admite que las variaciones luminosas son debidas a las regiones blancas y oscuras de la superficie de estos satélites, se puede deducir, de la igualdad de este período con el de revolución, que la revolución de cada satélite es igual a su rotación, de una manera análoga a lo que ocurre con nuestra Luna. Los dos primeros satélites tienen, según Guthnick, un albedo extraordinariamente grande, mientras que el cuarto satélite posee pequeño poder reflejante, pareciéndose en esto a la Luna. En sus pasos por delante de las regiones blancas del disco de Júpiter los satélites parecen manchas oscuras, mientras que al pasar por delante de las regiones de brillo medio desaparecen casi totalmente. Algunos observadores creen haber observado cambios de forma de los satélites, en especial de los más internos; también se han observado manchas en la superficie de los satélites, pero la objetividad de todas estas observaciones está todavía en discusión.

Las órbitas de los cuatro primeros satélites son casi circulares, estando muy poco inclinadas respecto al ecuador de Júpiter; los períodos de revolución son 1^d 18^h, 3^d 13^h, 7^d 4^h y 16^d 17^h, respectivamente.

Los satélites de Júpiter ofrecen al matemático que se proponga calcular su atracción mutua, problemas de difícil solución. Los cambios seculares de sus órbitas son tan importantes, que los métodos aplicables a los planetas no pueden emplearse aquí sin modificaciones esenciales. El efecto más notable e interesante de la atracción mutua está en la relación que existe entre los movimientos de los tres satélites interiores. Las dos leyes siguientes expresan esta relación:

1) El movimiento medio del primer satélite más el doble del movimiento medio del tercero es exactamente igual al triplo del movimiento medio del segundo.

2) La longitud media del primer satélite más el doble de la longitud

media del tercero es igual al triplo de la longitud media del segundo aumentada en 180° .

La observación permitió descubrir en seguida estas extrañas relaciones, y Laplace demostró que no pueden ser obra de la casualidad.

En las páginas 160 y 191 hemos hablado ya de los eclipses de los satélites al penetrar en el cono de sombra proyectado por Júpiter, y del modo como estos eclipses han servido para determinar la velocidad de la luz, así como para la determinación aproximada de las diferencias de longitud. Tanto los eclipses como los pasos de los satélites por delante del

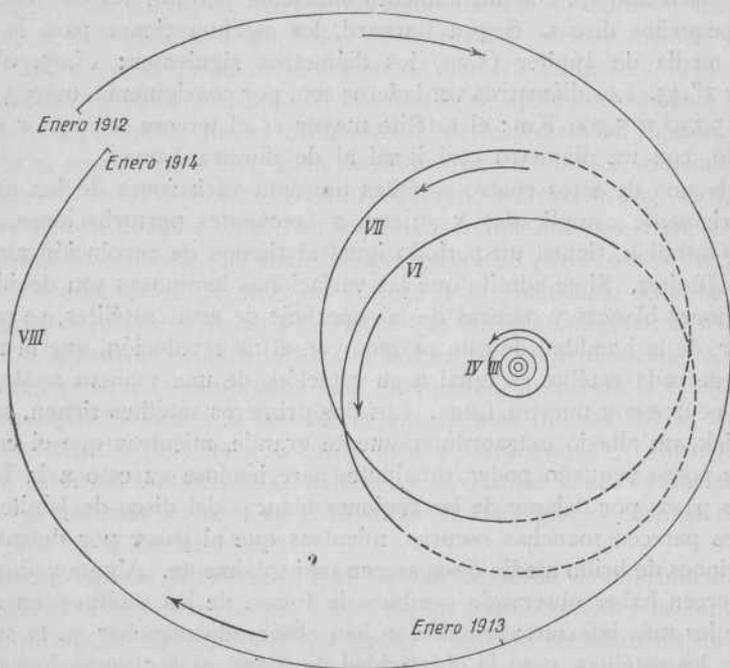


Fig. 161. — Órbitas de los satélites de Júpiter

disco de Júpiter ofrecen momentos interesantes para la observación, siendo estos fenómenos objeto predilecto para los aficionados a la Astronomía que sólo disponen de anteojos pequeños. En las efemérides se dan, para facilitar las observaciones, los instantes en que ocurren los fenómenos relativos a los diferentes satélites. Estos datos se calculan mediante las tablas de los cuatro satélites de Júpiter, de Sampson, quien publicó un trabajo muy completo sobre las órbitas descritas por estos planetas.

Se supuso, durante varios siglos, que estos cuatro satélites eran los únicos que Júpiter poseía, y por este motivo despertó gran interés el descubrimiento de un quinto satélite, realizado por Barnard en 1892. Este satélite, pequeño en extremo y de poco brillo (160 Km de diámetro), da la vuelta alrededor de Júpiter, a una distancia de éste de 175 000 Km y en algo menos de 12 horas; las perturbaciones que experimenta en su

movimiento por la forma elipsoidal del planeta principal son tan grandes, que la línea de los ápsidas da una vuelta completa en 144 días. El quinto satélite se parece a una estrella de 13.^a magnitud y es, por su cercanía a Júpiter, uno de los cuerpos de más difícil observación de todo el sistema planetario.

Después y sucesivamente, con pequeño intervalo de uno a otro, se descubrieron tres satélites más; en diciembre de 1904 el sexto y en enero de 1905 el séptimo, ambos por Perrine con el reflector Crossley del observatorio de Lick, y en enero de 1908 el octavo, por Melotte, en Greenwich. Los tres son de pequeño brillo (14.^a, 16.^a y 17.^a magnitud, respectivamente); el octavo, sólo se ha podido observar fotográficamente hasta ahora. Las órbitas del sexto y del séptimo son, según los cálculos efectuados por Ross, bastante parecidas; los períodos de revolución son 251 y 265 días respectivamente, las distancias medias 160 y 167 semidiámetros de Júpiter, las inclinaciones de sus órbitas respecto al ecuador de Júpiter, unos 31°. La órbita del octavo satélite tiene una inclinación de 145°; este satélite tiene, pues, un movimiento retrógrado, y efectúa su revolución alrededor de Júpiter en 787 días, a una distancia de 350 semidiámetros de este último. Como este satélite se mueve muy cerca del límite en que la atracción ejercida por el Sol excede a la de Júpiter, está sujeto a grandes perturbaciones que hacen variar constantemente los elementos de su órbita.

En julio de 1914 Nicholson descubrió de una manera casual un noveno satélite de Júpiter, extraordinariamente débil, con el reflector Crossley del observatorio de Lick. Para obtener una fotografía del octavo satélite, Nicholson siguió con la placa durante dos horas y media el movimiento del mismo, previamente calculado, para que en la placa apareciese como un punto y no como un trazo. Por una rara casualidad, el noveno satélite no sólo estaba cerca del octavo, sino que en el intervalo de la exposición su movimiento era igual al de éste. Así fué que el noveno satélite dió en la placa una imagen, como el octavo, en forma de un punto al lado de las imágenes de las estrellas, que aparecían como trazos. De no haber coincidido todas estas circunstancias favorables, es decir, si la imagen del noveno satélite hubiese sido durante el intervalo de la exposición un trazo, su pequeño brillo (19.^a magnitud) no hubiese sido suficiente para impresionar la placa. El estudio del nuevo satélite permitió pronto calcular su órbita. Como era de esperar, por las circunstancias de su descubrimiento, su órbita era parecida a la del octavo satélite, con una inclinación de 158°; el satélite, por consiguiente, tiene un movimiento retrógrado. El tiempo que emplea en su revolución es de 1 142 días, y la efectúa a una distancia de unos 440 semidiámetros de Júpiter. Los elementos de su órbita varían, por efecto de las perturbaciones, mucho más que los del octavo satélite. Probablemente el octavo y el noveno satélites han sido primitivamente asteroides, que han sido capturados por Júpiter.

Las relaciones entre las dimensiones de las órbitas de los satélites de Júpiter, excepción hecha de los dos interiores y del noveno, están

representadas en la figura 161. La órbita del octavo satélite no es cerrada, a causa de las perturbaciones debidas a la atracción por el Sol.

9. SATURNO, SUS ANILLOS Y SATÉLITES

Saturno (η), que de los planetas conocidos por los antiguos es el sexto por su distancia al Sol, es, en masa y dimensiones, el segundo, y aun cuando su masa no llega a $\frac{1}{8}$ de la de Júpiter, excede en casi el doble a las masas reunidas de los seis planetas menores que él. Según Newcomb, esta masa es $\frac{1}{3561}$ y según H. Struve $\frac{1}{3498}$ de la masa del Sol. Su órbita es muy poco excéntrica, y Saturno la recorre en 29,5 años, a una distancia media del Sol de 1 430 millones de kilómetros. Por sus anillos y los diez satélites que se mueven a su alrededor, Saturno es el planeta más interesante del sistema solar.

Parecido a Júpiter, el globo Saturno es un elipsoide de revolución achatado, cuyos ejes están en la relación de 10:9; el achatamiento, como se ve, es mayor que el de Júpiter. Su diámetro ecuatorial es de 120 000 kilómetros, mientras que el diámetro polar no es más que de 108 000 Km.

El brillo de Saturno varía mucho según la posición del anillo; a simple vista parece una estrella de primera magnitud, de color amarillento. Cuando el anillo está de plano, y el planeta en oposición, es casi de magnitud cero; en cambio, cuando el anillo ha desaparecido y el planeta está próximo a la conjunción, su magnitud es 1,5. La diferencia de brillo de Saturno según que se vea el anillo totalmente o que haya desaparecido por presentarse de canto, es de una magnitud. Las investigaciones realizadas por Müller han demostrado un influjo notable de la fase sobre el brillo, aunque el máximo ángulo de fase posible es solamente de unos 6°. Este influjo lo explica completamente una hipótesis debida a Seeliger, de la que hablaremos más adelante. El albedo es muy grande: 0,63.

Las oposiciones de Saturno se pueden calcular, a partir de la del 19 de abril de 1924, teniendo en cuenta que las oposiciones ocurren cada año, trece días más tarde que la oposición anterior.

La *constitución física* de Saturno debe ser muy parecida a la de Júpiter, pero la superficie del planeta no puede observarse bien, a causa de su distancia a la Tierra. Cuanto más alejado de la Tierra está un objeto, menores son su brillo y su tamaño aparente, y por ambas razones la observación de los planetas lejanos presenta grandes dificultades. El disco de Saturno, que en sus bordes es más oscuro, aparece, en circunstancias favorables, atravesado por bandas finas en forma de nubes; dos o más bandas débiles en el ecuador y paralelas a éste suelen observarse con facilidad (figs. 162, 163 y las fotografías reproducidas en la figura 155, obtenidas por Barnard con el reflector de Mount-Wilson). Lo mismo que en Júpiter, estas bandas cambian de aspecto en el transcurso del tiempo, pero son tan débiles y de unos contornos tan difusos, que estos cambios no pueden seguirse fácilmente. Así, resulta en general aventu-

rado asegurar si en distintas noches ha cambiado el aspecto de Saturno, y por consiguiente, sólo en muy contadas ocasiones es posible determinar su *período de rotación*.

La primera ocasión que se presentó para ello, fué debida a la aparición y relativa permanencia de una mancha bien delimitada, que se descubrió en tiempos de W. Herschel; este observador pudo seguir la mencionada mancha de una manera continua durante algunas semanas, llegando a determinar el período de rotación del planeta, que estimó en $10^{\text{h}} 16^{\text{m}} 00^{\text{s}}$. A partir de esta medición, pocas determinaciones del período de rotación se efectuaron hasta el mes de diciembre de 1876, en que apareció cerca del ecuador del planeta una mancha brillante blanca,

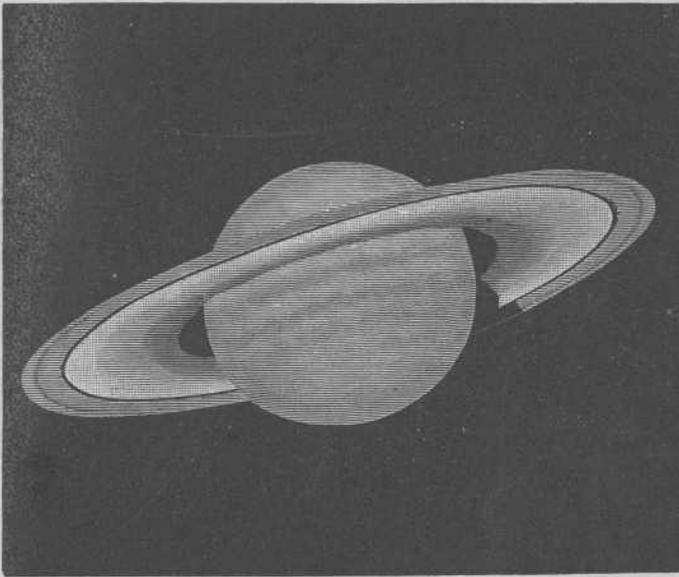


Fig. 162. — Saturno en septiembre de 1875, según Trouvelot

que fué vista por el astrónomo Hall, de Washington, y otros. De sus observaciones dedujo Hall un período de rotación parecido al determinado por Herschel: $10^{\text{h}} 14^{\text{m}} 24^{\text{s}}$. Como ocurre en el caso de Júpiter, no puede decidirse si éste es el verdadero período de rotación de Saturno, porque la mancha observada estaba muy probablemente en las altas regiones de la atmósfera del planeta y debía poseer, por consiguiente, un movimiento propio. Su aspecto producía la impresión como si una enorme masa incandescente hubiese sido lanzada desde el interior; se extendió lentamente hasta llegar a constituir una banda ancha y brillante cuya región más luminosa, observada por Hall, estaba ya cerca del otro extremo, que le seguía en ascensión recta. Fué visible hasta enero de 1877, en cuya época fué perdiendo brillo y esfumándose sus contornos, hasta que se hizo imposible seguirla por estar el planeta muy cerca del Sol. Manchas

especialmente brillantes y oscuras aparecieron, en 1903, en el hemisferio boreal de Saturno; de sus observaciones se esperaba un resultado definitivo acerca del período de rotación del planeta, pero estas manchas eran variables de forma, posición y brillo, dando la impresión de que se trataba de una gran perturbación atmosférica. Del conjunto de sus observaciones se obtuvo como período de rotación $10^{\text{h}} 38^{\text{m}}$, valor bastante diferente de los obtenidos hasta entonces. De todo lo dicho se deduce que no sabemos aún si las diferentes zonas de Saturno poseen períodos de rotación diferentes, cosa que parece verosímil. Si las manchas observadas en Júpiter y Saturno son solamente formaciones atmosféricas, no tienen nada de extraño las diferencias que se han encontrado en el período de rotación. Las fotografías del espectro, de las cuales hablaremos al tratar de la rotación del anillo, han dado como período de rotación el valor $10^{\text{h}} 14^{\text{m}},6$.

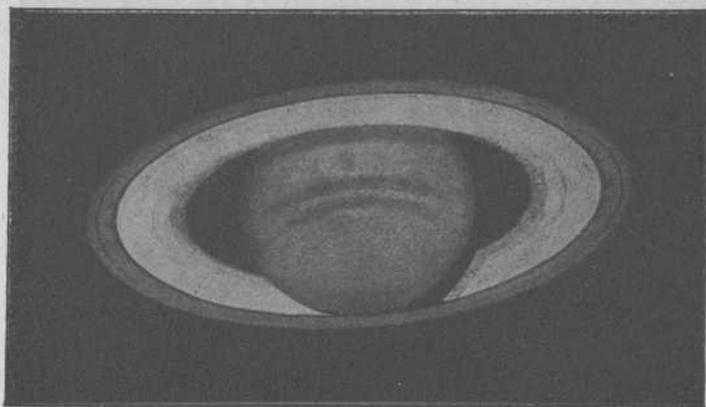


Fig. 163. — Saturno el 30 de julio de 1899, según Antoniadi

El ecuador de Saturno forma con el plano de la órbita un ángulo de 28° , por lo que deben producirse allí estaciones como en la Tierra. Debido a su gran distancia al Sol, Saturno recibe de éste $\frac{1}{30}$ del calor y de la luz que recibe la Tierra. Saturno no parece ser sólido, sino líquido, ya que la densidad es $\frac{1}{8}$ de la densidad de la Tierra, o sea $\frac{2}{3}$ de la densidad del agua.

En el espectro de Saturno (figs. 160 y 167) se encuentran todas las rayas del espectro del Sol; Vogel, Keeler y los astrónomos del observatorio de Lowell encontraron en el rojo y anaranjado rayas oscuras de absorción, como en Júpiter. De la coincidencia de los espectros de ambos planetas puede deducirse una constitución física análoga. Es muy notable que, según Vogel, el espectro del anillo de Saturno no presente en el rojo la banda característica (λ 6180), lo cual indica que no hay en él atmósfera absorbente; esta observación ha sido confirmada por Keeler, empleando el gran refractor del observatorio de Lick, así como también la han comprobado los fotogramas obtenidos en los observatorios de Yerkes y Lowell.

ANILLOS DE SATURNO. — Los anillos que rodean al globo de Saturno son un fenómeno único en el sistema solar. Para los antiguos astrónomos, que disponían de medios de observación muy poco potentes, los anillos fueron origen de confusiones y de hipótesis muy diferentes. Galileo describe en 1610 el planeta como triple: una gran esfera con otras dos pequeñas, una a cada lado (fig. 164). Transcurridos uno o dos años extrañó encontrar que las esferas pequeñas habían desaparecido por completo, y que Saturno aparecía como una esfera simple como los demás

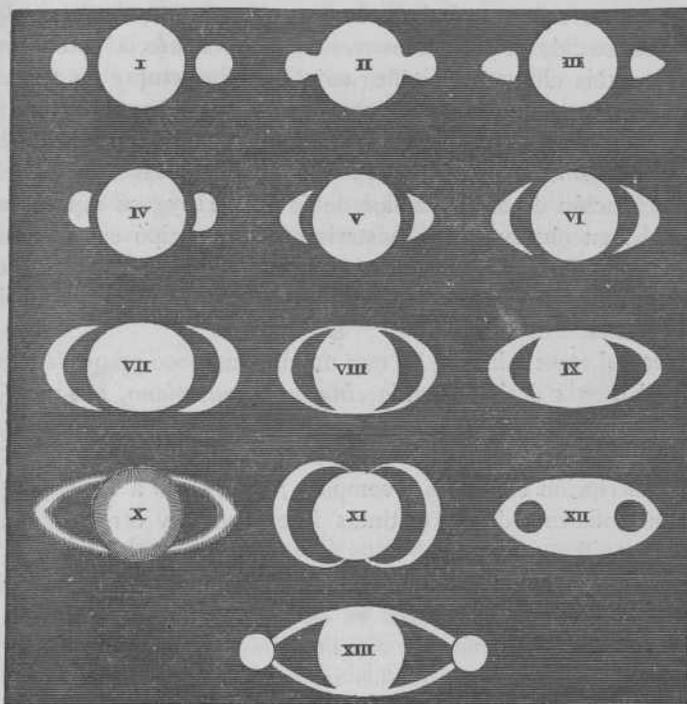


Fig. 164. — Dibujos de Saturno, del siglo XVII

planetas. La confusión aumentó por el natural temor de que la forma observada primeramente hubiese sido debida a algún defecto óptico de su anteojo.

Pocos años fueron necesarios para que otros observadores, provistos de mejores anteojos, pudiesen probar que el aspecto primitivo no era imaginario sino real, y que variaba con el tiempo. En la figura 164 se representan (según Huygens, *Systema Saturnium*) una serie de aspectos, tales como fueron vistos en aquellos primeros tiempos de la observación telescópica: I de Galileo (1610); II de Chr. Scheiner (1614); III de Riccioli (1640 y 1643); IV a VII de Hevelio (VII, 1646), los cuales indican ya los cambios debidos a las diferentes posiciones de los anillos respecto al rayo visual; VIII y IX, también de Riccioli, correspondientes a los

años 1647 y 1650, cuando los anillos aparecen más abiertos; X de Eustachius de Divinis (1646 a 1648); XI de Fontana; XII de Cassendi y Blancanus; XIII también de Riccioli (1644 y 1645). Si se comparan estas imágenes con lo que hoy sabemos respecto de Saturno y sus anillos, se puede ver que algunos observadores estuvieron muy cerca de descubrir la verdadera forma del anillo, aunque ninguno de ellos llegó a adivinarla por completo.

Huygens fué el primero que encontró la solución del enigma. Cuando en marzo y abril de 1655 observó el planeta vió, en vez de las asas, un brazo largo y estrecho a cada lado de Saturno. En la primavera siguiente habían desaparecido estos brazos y el planeta aparecía como un disco tal como lo había observado Galileo en 1612. En octubre de 1656 habían vuelto a aparecer las asas, tales como las había visto Huygens año y medio antes. A su inteligencia sagaz y educada en el estudio de las matemáticas, le bastó la desaparición y reaparición de las asas para encontrar la explicación de esos cambios de forma. Huygens esperó hallar la confirmación en observaciones posteriores, y participó sus ideas a unos pocos astrónomos amigos, en el anagrama siguiente, que se encuentra sin más explicaciones al final de un corto escrito sobre el descubrimiento del primer satélite de Saturno:

aaaaaa ccccc d eeeee g h iiiiil llll mm nnnnnnnnn oooo pp q rr s tttt uuuu,
 con lo cual quería decir: *Annulo cingitur tenui, plano, nusquam cohaerente, ad eclipticam inclinato* (está rodeado por un anillo delgado, plano, no unido con Saturno e inclinado respecto a la eclíptica).

Esta descripción es exacta y completa; y permitió a Huygens dar una explicación suficiente de las distintas fases que él y otros habían observado en los anillos.

A causa de su espesor extraordinariamente pequeño, que según las medidas efectuadas por Barnard es de unos 350 Km, y de su forma plana, los anillos eran invisibles con los anteojos de aquella época — y lo son todavía con la mayoría de los instrumentos modernos — cuando el plano del anillo pasaba por el Sol. Esto sucede dos veces en cada revolución de Saturno, y dos veces también aparecen los anillos con su máxima abertura, que tiene lugar cuando la inclinación de los anillos respecto al rayo visual es de 28° . El proceso del fenómeno se puede seguir fácilmente en la figura 165. Cuando Saturno está en *A* o en *C*, o sea en las longitudes 352° y 172° (en las constelaciones de los Peces y del León, respectivamente) el plano que contiene al anillo pasa por el Sol *S*. Entonces el anillo es invisible, porque se presenta de canto, y sólo puede verse con los anteojos muy potentes, como una línea luminosa muy fina. En cambio, cuando el planeta ocupa las posiciones *B* y *D*, o sea cuando su longitud es 82° y 262° (entre las constelaciones del Toro y de los Gemelos y en la constelación del Sagitario, respectivamente) los anillos aparecen con la máxima abertura, con una inclinación de su plano, respecto al rayo visual, de 28° ; el observador verá en la posición *B* la cara sur y en la *D* la cara norte. Entre cada dos de estas fases, invisibilidad y abertura máxima,

transcurren 7 años y 4 meses. Así, por ejemplo, en 1870, cuando el planeta estaba entre las constelaciones del Escorpión y Sagitario (casi en el punto *D*) aparecía la parte norte del anillo con su amplitud máxima, y lo mismo volvió a ocurrir a fines de 1899. En febrero de 1878, en que Saturno estaba entre las constelaciones de Acuario y de los Peces (casi en *A*) el plano del anillo pasaba por el Sol, y los anillos eran invisibles para los aparatos corrientes; pero en 1885 el planeta estaba en la constelación del Toro (casi en *B*), apareciendo la cara sur de los anillos con su máxima abertura; finalmente, en 1892, cuando Saturno estaba en la constelación del León (posición *C*), el anillo aparecía de canto.

Para la Tierra, el anillo puede desaparecer por varias razones. Cuando el plano del anillo pasa por la Tierra, entonces el anillo es invisible desde ésta, cualquiera que sea su posición respecto al Sol; esto ocurre siempre cerca del instante en que el plano del anillo pasa por el centro del Sol. La órbita descrita por la Tierra es muy pequeña en comparación con la descrita por Saturno; y por esta causa durante catorce años el plano del anillo no pasa por la Tierra sino cuando Saturno está cerca de las posiciones *A* y *C* (fig. 165).

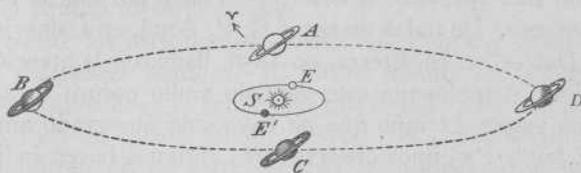


Fig. 165

Pero también desaparece el anillo cuando su plano pasa entre la Tierra y el Sol, en cuyo caso éste ilumina una de las caras, mientras que la otra, vuelta hacia la Tierra, permanece en la oscuridad. Esto ocurrió, por ejemplo, del 9 de febrero al 1.º de marzo de 1878; pero entonces Saturno y la Tierra estaban a diferente lado del Sol (fig. 165, en la que *A* corresponde, aproximadamente, a la posición que ocupaba Saturno y *E'* a la de la Tierra). El primero estaba, por consiguiente, cerca de la conjunción, de manera que el planeta solamente podía observarse poco tiempo después de la puesta del Sol. Por el contrario, en octubre de 1891, en que ocurrió el mismo fenómeno, Saturno sólo podía observarse en las primeras horas de la madrugada, poco antes de la salida del Sol. Barnard no logró distinguir el anillo, que era invisible, mientras que su sombra proyectada sobre Saturno podía verse muy bien, de lo que se deduce que el espesor del anillo tiene que ser en extremo pequeño. En los años 1907 y 1908 los observadores que emplearon los grandes refractores de Lick y Yerkes en circunstancias favorables vieron el anillo como una línea fina muy débil, en la que aparecían algunos puntos más brillantes, cuya explicación no se ha dado aún. El anillo desapareció otra vez en 1921 y volverá a desaparecer en 1936.

Después que Huygens hubo descubierto la forma anular del objeto

que rodea a Saturno, Domingo Cassini, en 1675, vió en él una línea oscura, que poco después fué reconocida por Maraldi como una línea de división en dos anillos. Un anteojo medianamente potente permite observar, con una atmósfera tranquila, esta división del anillo en los extremos de las asas; pero sólo con anteojos muy potentes y en condiciones atmosféricas muy favorables puede observarse esta línea de división a lo largo de toda la superficie visible del anillo. Posteriormente otros observadores han distinguido, principalmente en el anillo exterior, otros círculos oscuros de división, siendo el más conocido el llamado división de Encke.



Fig. 166

Finalmente en el pasado siglo se descubrió un tercer anillo, relativamente más oscuro e interior. Galle lo vió por primera vez, con el refractor de Berlín, en 1838; pero la descripción dada por Encke no es del todo clara e inequívoca. De todas maneras G. P. Bond, en Cambridge (Estados Unidos), y Dawes, en Inglaterra, en 1850, llamaron la atención sobre este anillo interior. Actualmente este llamado anillo oscuro es un objeto tan evidente, que parece extraño que no haya sido observado antes por otros astrónomos, aunque algunos observadores antiguos hacen indicaciones que probablemente se refieren a él. Debe tenerse presente que entre el anillo oscuro y el brillante no hay un límite de separación bien definido, no existiendo tampoco un contraste brusco en sus brillos respectivos (fig. 162), de modo que no es fácil decidir dónde acaba el anillo brillante y dónde empieza el oscuro. Es posible que el anillo oscuro sea una mera prolongación del anillo interior brillante, o acaso que se haya formado a expensas del mismo. En el anillo oscuro se ha creído observar, como en el exterior, una división. Según la idea que se tiene actualmente sobre la constitución del anillo, o sea que está formado por una infinidad de pequeños cuerpos, la aparición de nuevas divisiones, la distinta distribución de brillo y la distancia variable de los bordes del anillo al planeta, son fácilmente explicables, y aunque no han sido comprobadas con seguridad las observaciones que a este punto se refieren, son muy verosímiles.

Damos a continuación las dimensiones del sistema de Saturno según las medidas efectuadas por Barnard en 1895 (fig. 166); las cifras están referidas a la distancia media de Saturno al Sol (9,55):

<i>AF</i>	semidiámetro exterior del anillo exterior	20",03	138 700 Km
<i>BF</i>	» interior » » »	17",50	121 100 »
<i>CF</i>	» exterior » » interior	16",98	117 500 »
<i>DF</i>	» interior » » »	12",80	88 600 »
<i>EF</i>	» ecuatorial de Saturno	8",89	61 500 »
—	» polar » » »	8",11	56 100 »
<i>BC</i>	ancho de la división de Cassini	0",52	3 600 »
—	diámetro interior del anillo oscuro	10",25	71 000 »

Las dificultades que se han presentado cuando se ha tratado de explicar la *constitución de los anillos de Saturno* comprueban una vez más el hecho de que en materia científica la sorpresa es inherente al conocimiento parcial de los fenómenos, pero que no es posible cuando este conocimiento es total o bien completamente nulo. Durante dos siglos, los astrónomos no vieron nada extraordinario en la existencia de dos anillos que rodeaban a distancia al planeta Saturno, porque las acciones gravitatorias que pudieran ejercerse sobre estas formaciones les eran desconocidas. A la sagacidad del gran Laplace se debe la primera exposición de las dificultades que presenta la hipótesis de que el anillo que rodea a Saturno pueda ser regular y homogéneo, porque un anillo de esta clase no podría estar en equilibrio estable. Aunque al principio pudiese haberse producido una compensación de fuerzas, la menor perturbación por cualquier causa exterior, tal como la atracción debida a un satélite o a un planeta lejano, habría alterado el equilibrio y provocado la caída del anillo sobre el planeta. Laplace dedujo teóricamente la existencia de irregularidades en la forma, como ya había creído encontrarlas Herschel por medio de la observación, pero no estudió si con la existencia de tales irregularidades el equilibrio sería estable.

Posteriormente los astrónomos americanos Peirce y Bond atacaron el problema en diferentes sentidos. El último dedujo de la aparición temporal de nuevas divisiones — fenómeno que Bond consideraba real — que los anillos estaban en estado flúido. Peirce, por consideraciones teóricas, aceptó esta hipótesis en su parte esencial, y después de estudiar el problema encontró que tampoco un anillo flúido podría estar en equilibrio estable sin una fuerza exterior de compensación. Supuso que esta fuerza de compensación era debida a la atracción de los satélites, pero tampoco logró demostrar que el anillo flúido pudiese permanecer en equilibrio estable bajo los efectos de esta atracción, y aun podemos añadir que es poco verosímil que esta atracción produjese el efecto supuesto por Peirce.

Otro paso importante en el estudio de este difícil problema lo dió Clerk Maxwell en 1856. Hizo una detenida crítica de la posibilidad de un anillo sólido o flúido, y resucitó una teoría emitida a principios del siglo XVIII por Domingo Cassini (I). Este astrónomo suponía que el anillo estaba constituido por una infinidad de satélites, excesivamente pequeños para que pudieran verse independientemente con el antejo, y tan cercanos unos a otros que no podían apreciarse los espacios intermedios. Esta hipótesis fué la que Maxwell tradujo al lenguaje matemático.

La hipótesis de Maxwell salvaba las dificultades mecánicas, pero la demostración no era, con todo, rigurosa, ya que Maxwell tuvo que hacer ciertas restricciones para poder resolver tan difícil problema matemático. Además no se poseían observaciones que demostrasen la certitud de tal hipótesis. Por estas razones no hubo nada decisivo hasta que las investigaciones fotométricas de Seelinger sobre el sistema de Saturno, com-

(1) A casi las mismas conclusiones que Maxwell llegó más tarde Hirn, en Colmar, de una manera independiente y por distinto camino.

binadas con las cuidadosas observaciones de Müller en Potsdam, abrieron una vía para la solución de este problema. El razonamiento de Seelinger es el siguiente: Las diferentes partes que constituyen el anillo son iluminadas por el Sol y observadas desde la Tierra. Esto representa un efecto complejo: primeramente, las diferentes partículas se arrojan sombra mutuamente y además se ocultan en parte; ambos fenómenos producen una disminución de brillo del conjunto. Las partes sumidas en la sombra y las parcialmente eclipsadas son, en general, diferentes entre sí, pero son iguales cuando el Sol, la Tierra y Saturno están en línea recta. En este caso no hay sombras visibles, porque todas las sombras arrojadas están cubiertas por partículas iluminadas. Cuanto más se aleja Saturno de la recta Sol-Tierra, tanto más visibles son estas sombras arrojadas, por lo cual el brillo intrínseco del anillo tiene que ser máximo en la oposición. Las observaciones realizadas por Müller, que se extienden a un período de 14 años, confirman esta hipótesis, habiéndose demostrado que las va-

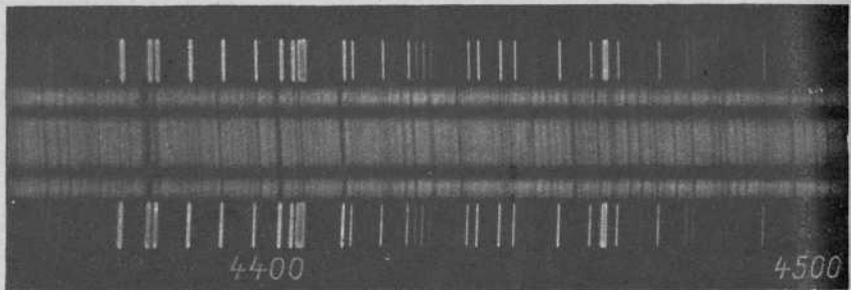


Fig. 167. — Inclinación de las rayas espectrales de Saturno y de sus anillos

riaciones de brillo no dependen de la posición del plano del anillo respecto al rayo visual, sino de la posición de Saturno respecto a la línea Sol-Tierra. El brillo total del sistema resultó ser, 60 días antes y después de la oposición, 80 % de lo que era en el momento de la oposición misma.

Otra confirmación de la hipótesis corpuscular del anillo de Saturno la dieron las observaciones espectrofotográficas realizadas en 1895 por Keeler, quien probó que las diferentes regiones del anillo se mueven con arreglo a las leyes de Kepler. Keeler colocó la rendija del espectrógrafo en la dirección del ecuador de Saturno cuando el anillo aparecía poco abierto, obteniendo así a ambos lados del espectro del planeta el espectro de las distintas regiones del anillo. De la inclinación de las rayas en este último espectro se puede deducir la velocidad radial de cada una de las regiones respectivas. Si el anillo girase como un disco rígido, las partes exteriores deberían tener una velocidad radial mayor que las interiores; pero si el anillo está integrado por pequeños satélites, las partes exteriores se moverán, con arreglo a la tercera ley de Kepler, más lentamente, dando una velocidad radial más pequeña que la de las partes interiores.

Las observaciones, como hemos dicho, confirmaron esta última hipótesis. En la figura 167 se reproduce una fotografía del espectro de Saturno, obtenida por Slipher con la rendija colocada como hemos dicho, y que comprende la región del espectro entre λ 4 350 y λ 4 500. El espectro del planeta (en el centro) hace ver la rotación del mismo por la inclinación de las rayas. En los espectros del anillo, colocados a los lados, la inclinación de las rayas, debida a la diferente velocidad de las partes interiores y exteriores es también visible. Los espectros brillantes que aparecen en la parte exterior de la fotografía son los de comparación.

Queda, por lo tanto, resuelto completamente el problema de la constitución física del anillo de Saturno. Los pequeños satélites que constituyen este anillo son comparables a las gotas de agua o a las vesículas elementales que integran las nubes o nieblas, que nosotros vemos como masas compactas.

En el anillo oscuro, las diferentes partículas o pequeños satélites están tan dispersos, que es posible distinguir el globo del planeta a través de tal «nube»; la causa de que aparezca relativamente oscuro radica precisamente en esta pequeñez del número de partículas, que producen al observador el mismo efecto que la trama de un grabado. Barnard, en 1889, observando un eclipse de Jafet, encontró que el brillo de este satélite, al penetrar en la sombra del anillo oscuro, disminuía primero lentamente y después más de prisa a medida que se acercaba a la sombra del segundo anillo, y que en la sombra arrojada por éste desaparecía completamente. A pesar de su falta de transparencia, la masa del anillo debe de ser muy pequeña (según H. Struve, inferior a $\frac{1}{100\ 000}$ de la masa de Saturno), ya que el efecto de su atracción en el movimiento de los satélites no ha podido apreciarse por ahora; esto permitiría suponer que el anillo está constituido por una masa de polvo.

Las órbitas descritas por los elementos que constituyen los anillos están sujetas a perturbaciones debidas a los satélites de Saturno. Se ha encontrado que las divisiones principales del anillo corresponden a distancias para las cuales los tiempos de revolución de las partículas están en la relación más sencilla posible con los tiempos de revolución de un satélite, por lo que debe suponerse que en estos sitios las órbitas no conservan durante mucho tiempo su forma, y por consiguiente, las partículas pueden permanecer en ellos muy poco tiempo. Debemos indicar que la moderna teoría de las perturbaciones no da una explicación concluyente de tal fenómeno, así que éste responde a leyes puramente empíricas, pero no explicadas mecánicamente.

SATÉLITES DE SATURNO. — Cuando Huygens empezó en 1655 sus observaciones de Saturno, percibió en seguida una estrella pequeña al lado del planeta; después de observarlo durante algunos días, llegó a la conclusión de que se trataba de un satélite, que daba la vuelta alrededor del astro principal, cerca del plano del anillo, en unos 15 días. En su obra *Systema Saturnium* expuso la idea de que este descubrimiento completaba el sistema solar, en el que había seis planetas principales y también seis

satélites, preocupación que tal vez le impidió buscar las otras lunas de Saturno. Algunos años después, Domingo Cassini encontró cuatro nuevos satélites. Durante más de un siglo se creyó que Saturno tenía sólo cinco satélites, hasta que Herschel, en 1789, descubrió en el transcurso de algunas semanas dos más, uno de los cuales, el más cercano al planeta, es aún hoy un objeto de difícil observación. En septiembre de 1848, los dos Bond, en Cambridge (Estados Unidos), y pocos días después el astrónomo inglés Lassell, encontraron el octavo satélite, en extremo débil. Finalmente W. H. Pickering, en 1898, encontró por vía fotográfica una novena luna, y en 1905 la décima. En la tabla siguiente se dan, por orden de distancias (expresadas éstas en radios de Saturno), los nombres de los diez satélites, así como sus períodos de revolución, el descubridor y la fecha de su descubrimiento:

Nombre	Distancia	Período de revolución	Descubridor	Fecha
Mimas	3,1	0 ^d 23 ^h	Herschel	18 julio, 1789
Enceladus	3,9	1 9	»	29 agosto, 1789
Tethys	4,9	1 21	Cassini	21 marzo, 1684
Dione	6,2	2 18	»	21 marzo, 1684
Rhea	8,7	4 12	»	23 diciembre, 1672
Titan	20,2	15 23	Huygens	25 marzo, 1655
Themis	24,2	20 20	W. H. Pickering	28 abril, 1905
Hyperion	24,5	21 7	Bond	16 septiembre, 1848
Japetus	58,9	79 8	Cassini	25 octubre, 1671
Phoebe	214,4	550 11	W. H. Pickering	16 agosto, 1898

Análoga a la serie de Bode para las distancias de los planetas al Sol, hay otra serie con la que se pueden calcular las distancias de los anillos y satélites de Saturno al planeta principal. Esta es, según Charlier:

$$d = 1,5 + 1,6 (1,5)^n,$$

donde n toma los sucesivos valores de la serie de los números enteros, obteniéndose para d los valores indicados en la tabla siguiente (columna d). La comparación con los valores deducidos de la observación (primera columna) hace ver que la coincidencia es solamente aproximada, como ocurre con la misma ley de Bode. El satélite Themis no tiene sitio en la serie, y para los valores $n = 5, 8, 10$ y 11 no se conoce actualmente ningún satélite.

		n	d
Límite interior del anillo	1,5	— ∞	1,5
Límite exterior del anillo	2,3	— 1	2,6
Mimas	3,1	0	3,1
Enceladus	3,9	1	3,9
Tethys	4,9	2	5,1
Dione	6,2	3	6,9
Rhea	8,7	4	9,6
Titan	20,2	6	19,7
Hyperion	24,5	7	28,8
Japetus	58,9	9	63,0
Phoebe	214,4	12	209

La magnitud de los satélites corresponde, como era de suponer, al orden de su descubrimiento. Las magnitudes siguientes son las obtenidas

por Guthnick. Con un pequeño anteojo se pueden observar Titán (magnitud 8,6) y Japetus (10,8) en la parte occidental de su órbita; con un anteojo de 8 cm de abertura, Rhea (10,1) y tal vez Tethys (10,7) y Dione (10,7), en cambio, para Encélado (11,6) se precisa un objetivo de unos 15 cm, y solamente se le ve a su máxima distancia al planeta. Mimas (12,1), así como Hyperion (12,9), sólo pueden observarse con los anteojos más potentes y en condiciones favorables. La magnitud de Phoebe es, según Barnard, 16.^a a 17.^a, siendo difícilmente visible, y Themis es de magnitud inferior a la 17.^a

A excepción de Japetus, Themis y Phoebe, los satélites efectúan su revolución alrededor de Saturno casi en el plano del anillo y siguiendo órbitas poco excéntricas en general. La inclinación de la órbita descrita por Phoebe es de unos 149°, y por consiguiente, su movimiento es retrógrado.

Entre los períodos de revolución de los satélites de Saturno existen relaciones sencillas, análogas a las que hay entre los períodos de revolución de los satélites de Marte y Júpiter; dicho período, para los satélites tercero y cuarto, es casi el doble de los correspondientes al primero y segundo. Además, existe un período de 465 $\frac{3}{4}$ días, descubierto por d'Arrest, después del cual los cuatro satélites interiores vuelven a ocupar las mismas posiciones relativas; durante este intervalo de tiempo, el primer satélite efectúa 494 revoluciones, el segundo 340, el tercero 247 y el cuarto 170. Actualmente se han encontrado otras dos relaciones entre Mimas y Tethys y entre Encélado y Dione, que pueden expresarse de la manera siguiente: 1.^a Las conjunciones de Mimas y Tethys ocurren siempre en la proximidad del punto medio entre los nodos ascendentes de sus órbitas con relación al ecuador de Saturno; sólo pueden separarse de este punto 49° como máximo, efectuándose esta libración en 71 años. 2.^a Las conjunciones de Encélado y Dione coinciden siempre con el perisaturnium de Encélado, u oscilan, por lo menos, alrededor de este punto.

Las masas de algunos satélites han sido determinadas merced a las laboriosas investigaciones de H. Struve; así la masa de Titán es $\frac{1}{4700}$ y la de Mimas solamente $\frac{1}{13\ 610\ 000}$ de la masa de Saturno; las masas de los demás satélites oscilan entre estos valores extremos.

Los diámetros verdaderos de los satélites son todavía desconocidos; sólo el más brillante, Titán, presenta un diámetro aparente de 0",63, correspondiente a un diámetro real de 4 370 Km. De las comparaciones fotométricas realizadas por Pickering se deduce que los diámetros estarían comprendidos entre 310 Km que tiene Hyperion y 2 260 Km de Titán. De la gran diferencia que hay entre los diámetros determinados por medidas micrométricas y los deducidos por observaciones fotométricas, se saca la consecuencia de que lo único que se puede obtener es el orden del diámetro, pero no un valor exacto del mismo, aparte de que el albedo no es el mismo para todos los satélites. En el sistema de Saturno, parece que los satélites tienen un albedo tanto mayor cuanto más cerca están del planeta; al mismo tiempo el peso específico disminuye.

Como los satélites de Júpiter, las lunas de Saturno presentan también variaciones luminosas muy extrañas, en especial Japetus; al oeste de Saturno, según las observaciones de Guthnick, es de 10,0 magnitud, siguiendo a Titán; en cambio, al este es 1,8 magnitudes menor, o sea casi igual a Mimas. Si se supone que, análogamente a lo que ocurre con los satélites de Júpiter, también en los de Saturno, en especial para Japetus, coinciden los períodos de rotación y de revolución, se explicarían estas variaciones de brillo admitiendo que uno de los lados del satélite fuese muy brillante y el otro muy oscuro. Una diferencia tan importante entre la intensidad de iluminación o aptitud para la reflexión entre los dos hemisferios no tiene parecido en todo el sistema solar. Es muy probable que la forma del satélite difiera de la esfera, apareciendo, por este motivo, con diferente magnitud en momentos diferentes de su rotación. Las variaciones luminosas de los demás satélites son, según Guthnick, menores y menos sencillas, de manera que no pueden deducirse consecuencias concretas.

10. URANO Y SUS SATÉLITES

El 13 de marzo de 1781, Herschel encontró en la constelación de los Gemelos un cuerpo poco luminoso, de algunos segundos de diámetro y de forma circular, cuyo movimiento era tal que no podía ser ni una nebulosa ni una estrella. Herschel no pensó que pudiera tratarse de un nuevo planeta, y anunció su descubrimiento a la Sociedad Real de Londres como si se tratara de un cometa. Diferentes astrónomos intentaron, partiendo de esta hipótesis, esto es, de una órbita parabólica, calcular la órbita del supuesto cometa tomando como base las observaciones de Herschel; después de transcurridas algunas semanas se vió que si la órbita era verdaderamente una parábola, la distancia en el perihelio debía ser, a lo menos, catorce veces la distancia de la Tierra al Sol, es decir, mucho mayor que la de cualquier otro cometa conocido, y que, en cambio, la hipótesis de que el cuerpo se moviera siguiendo una órbita circular de radio 19 veces mayor que el semidiámetro de la órbita terrestre era suficiente para que la teoría y la observación estuviesen de acuerdo. Así, pues, se trataba no de un cometa, sino de un planeta situado a doble distancia que Saturno.

Un sentimiento muy natural de gratitud hacia su protector el rey Jorge III de Inglaterra, que le había proporcionado los medios para su descubrimiento, hizo que Herschel propusiese llamar al nuevo planeta «Georgium Sidus». Con este nombre, o mejor con su abreviación de «The Georgian», fué designado en Inglaterra hasta 1850, pero la denominación no fué adoptada en el continente. No tuvo mejor suerte la denominación de «Herschel», propuesta por Lalande; en cambio, se aceptó universalmente el nombre de «Urano», recomendado por Bode, correspondiendo a la serie mitológica de los nombres dados a los demás planetas. Por «Urano» y con el signo Υ , es designado hoy por todo el mundo.

Posteriormente, el cálculo exacto de su órbita permitió averiguar que Urano había sido visto por varios observadores anteriores a Herschel, sin que hubiesen logrado averiguar su naturaleza. Así, fué observado en el anteojo de pasos por Flamsteed en 1690, casi un siglo antes que Herschel, y algo más tarde, por el mismo astrónomo, otras cuatro veces. Lemonnier, en París, observó ocho veces el planeta en diciembre de 1768 y en enero de 1769; si este astrónomo hubiese reducido en seguida sus observaciones, una comparación superficial de las mismas le habría hecho ver el movimiento propio del planeta, y no correspondería a Herschel la gloria del descubrimiento. En nuestros tiempos parece extraño que este planeta, visible sin anteojos por las personas de vista privilegiada, no se hubiera descubierto mucho antes; pero la catalogación de las estrellas más brillantes era en tiempos de Herschel todavía muy deficiente, y Urano habría pasado inadvertido durante mucho tiempo a pesar de ser su magnitud superior a la 6.^a

El planeta gira alrededor del Sol, a una distancia de unos 2 870 millones de kilómetros de este último, describiendo una órbita poco excéntrica (0,05) y con una inclinación respecto al plano de la eclíptica de $0^{\circ} 46'$, inferior a la de los demás planetas; el tiempo de una revolución es de 84 años. Su movimiento es tan lento, que la fecha de la oposición sólo se adelanta cuatro o cinco días cada año (en 1923 el 9 de septiembre, en 1924 el 13 de septiembre).

Como ya hemos dicho, Urano se percibe a simple vista, cuando ésta es normal, como una estrella de 6.^a magnitud; pero para ello hay que conocer aproximadamente su posición. El poder de reflexión de su superficie es 0,63, igual que para Saturno. Para poder identificar el planeta entre las estrellas, esto es, para percibir su disco aparente ($4''$ de diámetro aproximadamente) se requieren aumentos de 100 diámetros por lo menos. Su superficie, vista con anteojos muy potentes, aparece de color verdoso. Hasta hoy no se han descubierto en ella bandas ni manchas, no siendo, por consiguiente, posible determinar por este camino su período de rotación ni la posición de su eje. No obstante, del achatamiento del planeta, y bajo ciertas reservas, se puede deducir el período de rotación; este cálculo es posible desde que Bergstrand encontró que el achatamiento, deducido del movimiento del satélite Ariel, es igual a $\frac{1}{15}$; el período de rotación que así resulta para Urano es de 11 horas. Este valor deducido por consideraciones teóricas ha sido confirmado por las observaciones espectrofotográficas. Lowell y Slipher encontraron por esta vía un período de rotación de $10 \frac{3}{4}$ horas, verificándose el movimiento en sentido retrógrado, esto es, en el sentido en que se mueven los satélites.

Valiéndose de medidas micrométricas, Lowell y Slipher obtuvieron en 1915 para el achatamiento el valor $\frac{1}{12}$, que coincide bastante bien con el de $\frac{1}{15}$ calculado por el movimiento de Ariel.

Las determinaciones de brillo de Urano, efectuadas por L. Campbell, han hecho ver pequeñas oscilaciones regulares de 0,15 magnitudes de amplitud. El período de estas variaciones es de $10 \frac{3}{4}$ horas, valor que

coincide exactamente con el período de rotación determinado espectrofotográficamente. De esto se puede deducir que la superficie de Urano presenta tal vez, como las de Júpiter y Saturno, regiones brillantes y oscuras.

En el espectro de Urano (fig. 160) aparecen las rayas de Fraunhofer, y además, una serie de rayas características idénticas a las que aparecen en los espectros de Júpiter y Saturno.

En enero de 1787, Herschel descubrió dos satélites, Titania y Oberón; el interior efectúa su revolución alrededor de Urano en 9 días y el exterior en $13 \frac{1}{2}$ días. Estos dos satélites se pueden observar con grandes aparatos, y los otros dos satélites encontrados por Lassell en 1851 y observados después (1852) por él mismo y por Marth en Malta, pueden contarse entre los objetos de observación más difícil de todo el sistema planetario; son menos brillantes que Titania y Oberón, los cuales son de 15^{a} magnitud. Los períodos de revolución de estos pequeños satélites, llamados Ariel y Umbriel, son $2 \frac{1}{2}$ y 4 días, respectivamente.

Es muy dudoso que Herschel viera uno de estos dos satélites interiores cuando en 1797 afirmó que Urano tenía probablemente otros cuatro satélites más; las investigaciones posteriores hechas por Lassell con su gran reflector de cuatro pies, y por Holden y otros con el gran refractor de Washington, han demostrado que aunque hubiesen existido otros satélites además de los dos primitivos descubiertos por Herschel y los dos de Lassell, éstos hubieran sido seguramente invisibles para los anteojos empleados por aquel astrónomo. Tenemos que prescindir, por consiguiente, de las últimas afirmaciones de Herschel y conceder a Urano, con arreglo a nuestros conocimientos actuales, solamente cuatro lunas.

De una manera análoga a como se ha hecho con los satélites de Marte y de Saturno, esto es, en el supuesto de que el albedo sea el mismo que para el planeta principal, trató Pickering de determinar por vía fotométrica los diámetros de los dos satélites más brillantes de Urano, encontrando para el tercero, Titania, 940 Km, y para el cuarto, Oberón, 870 Km de diámetro. Las órbitas de los satélites de Urano tienen una inclinación de 98° respecto de la eclíptica; se mueven, por consiguiente, en sentido retrógrado.

Como en los demás planetas acompañados de satélites, la masa de Urano se puede determinar por observaciones de éstos; en el caso actual este método es el único seguro, porque las perturbaciones que Urano ejerce sobre los dos planetas vecinos, Saturno y Neptuno, no han podido calcularse aún con suficiente exactitud a causa de la falta de precisión de las observaciones del primero y del reducido número de las del segundo. La masa de Urano, deducida de las observaciones de sus satélites, es, según las determinaciones hechas por Bergstrand, $\frac{1}{23300}$ de la masa del Sol.

El diámetro de Urano es unas cuatro veces mayor que el de la Tierra, o sea 50 000 Km, y su densidad $\frac{1}{6}$ de la densidad de nuestro planeta.

II. NEPTUNO Y SU SATÉLITE

El descubrimiento de Neptuno (Υ) es uno de los hechos más brillantes de la Astronomía, y ha contribuido, más tal vez que otro cualquiera, y más aún que el mismo descubrimiento de la gravitación, a producir la admiración general ante los progresos de la investigación astronómica en el terreno del análisis matemático. Puede decirse que, antes que dejarse ver, el planeta se hacía sentir por la atracción que ejercía sobre Urano, de suerte que se le vió con la inteligencia antes que con los ojos.

Para hacer la historia completa del descubrimiento de Neptuno, debemos retroceder hasta el año 1821, en que Bouvard, en París, publicó sus tablas corregidas de Júpiter, Saturno y Urano, las cuales, aunque hoy resultan muy incompletas, han sido la base de la mayor parte de los cálculos hechos desde entonces para el estudio del movimiento de estos planetas. Encontró entonces Bouvard que mientras los movimientos de Júpiter y Saturno coincidían con la teoría de la gravitación, no ocurría lo mismo con Urano. Aun teniendo en cuenta de una manera escrupulosa todas las perturbaciones conocidas, era imposible encontrar para Urano una órbita que estuviese de acuerdo con las observaciones anteriores a Herschel, así como con las modernas realizadas desde el descubrimiento del planeta. Bouvard prescindió de las primeras, y fundó sus tablas solamente en las observaciones posteriores, a fin de tener un punto de apoyo para dilucidar si la imposibilidad de representar ambas series de observaciones a la vez era debida a falta de exactitud de las observaciones antiguas, o si en realidad procedía de una acción exterior desconocida.

Algunos años después, las observaciones empezaron a diferir de los valores deducidos de las tablas de Bouvard; la diferencia llegó en 1830 a 20", en 1840 a 1',5 y en 1844 a 2'. En realidad estas diferencias no son muy importantes, ya que un ojo ejercitado no alcanza a desdoblar dos estrellas cuya distancia sea sólo de 1',5 a 2',0. Pero en el campo del anteojo estas distancias son ya considerables y no pueden despreciarse. La causa de tales diferencias fué objeto de algunas discusiones entre los astrónomos y probablemente alguno de ellos debió sospechar su verdadera causa.

En 1823, el gran astrónomo de Königsberg, Bessel, en una carta dirigida a Olbers, hablando de las diferencias inexplicables entre la observación y la teoría del movimiento de Urano, expuso la esperanza de poder llevar a efecto las investigaciones conducentes a su esclarecimiento, que en su opinión debían conducir «a la más hermosa conquista de la ciencia». Bessel no llegó a obtener este resultado, pero influyó en que uno de sus discípulos, Flemming, emprendiera los trabajos preliminares. Flemming se dedicó con celo y abnegación a la resolución del problema, y tal vez hubiese llegado a la explicación mecánica de estas diferencias entre la

teoría y la observación si una muerte prematura (1840) no hubiese interrumpido sus trabajos.

Más afortunados fueron otros dos astrónomos, cuyas investigaciones llegaron más a fondo que las de Flemming, que no pudieron pasar de los cálculos preliminares.

En 1845, Arago recomendó a un joven amigo suyo, Leverrier, el estudio del movimiento de Urano. Leverrier era desconocido todavía en el mundo científico; pero Arago le consideraba ya como un hábil matemático. Leverrier empezó en seguida sus trabajos y abordó el problema de una manera rigurosamente metódica. Primero se aseguró de que las diferencias observadas no provenían de errores de teoría por parte de Bouvard ni de sus tablas, y para ello emprendió un nuevo y escrupuloso cálculo de las perturbaciones producidas en Urano por Júpiter y Saturno, y además hizo una crítica minuciosa de las tablas mencionadas. El resultado fué el descubrimiento de una serie de pequeñas diferencias en estas últimas, pero no tan grandes que explicasen las diferencias observadas.

Otro paso hacia la solución fué ver si se podía calcular una nueva órbita para Urano, que, teniéndose en cuenta las perturbaciones debidas a Júpiter y a Saturno, estuviese de acuerdo con las observaciones realizadas posteriormente. El resultado fué negativo; la mejor órbita daba diferencias, entre lo calculado y lo observado, unas veces positivas y otras negativas, mayores que lo que correspondía a los errores de observación. Leverrier supuso entonces que la causa de tales diferencias radicaba en un planeta desconocido, y procedió a investigar su posición. Su órbita no podía estar comprendida entre Saturno y Urano, porque en este caso debería perturbar el movimiento de Saturno, cosa que las observaciones negaban. Había que buscarlo, por consiguiente, más allá de Urano, y de ser cierta la ley de Bode, debía estar a doble distancia del Sol. Admitiendo que el planeta se movía en la eclíptica, pudo Leverrier, en el verano de 1846, calcular los elementos de la órbita del planeta desconocido, que a principios de 1847 debía tener una longitud geocéntrica de 325° .

No fué Leverrier el único que llegó a este resultado. En 1843, o sea dos años antes, Adams, a la sazón estudiante en Cambridge (Inglaterra), había emprendido la tarea de estudiar el movimiento de Urano. En octubre de 1845 comunicó a Airy, por indicación de Challis, de Cambridge, los elementos de la órbita del planeta desconocido, con tanta aproximación, que si se le hubiese buscado con un antejo bastante potente es casi seguro que se le habría encontrado. Airy era, lo mismo que Challis, algo incrédulo, y aplazó sus observaciones hasta recibir algunas aclaraciones de Adams, que por causas desconocidas no llegó a recibir. Entre tanto el planeta, después de la oposición que tuvo lugar en el mes de agosto, desapareció y no fué visible hasta el verano de 1846. Es de lamentar que en aquella época no se publicasen los trabajos de Adams.

En el verano de 1846 se publicaron los elementos de la órbita calculada por Leverrier, siendo tan sorprendente su coincidencia con los encontrados por Adams, que Challis empezó una serie de observaciones siste-

máticas en busca del planeta. Desgraciadamente, su método de observación, aunque de resultados seguros, era muy embarazoso; no trataba de descubrir el planeta valiéndose de fuertes aumentos de su antejo, sino por su movimiento entre las estrellas, y este procedimiento era muy lento, porque se hacía necesario observar repetidamente las estrellas que estuviesen en los alrededores de la posición calculada por Leverrier para percibir algún cambio de posición en el transcurso del tiempo. En efecto, Challis observó el planeta entre otras estrellas los días 4 y 12 de agosto de 1846, y lo hubiese descubierto de haber reducido sus observaciones. Pero le ocurrió lo que a Lemonnier con Urano (aunque éste no sospechaba la existencia del astro de Herschel), y alguien ha comparado su modo de proceder al de un hombre que, habiendo perdido un diamante en la playa, se llevase a su casa toda la arena que pudiese cargar en los alrededores del lugar

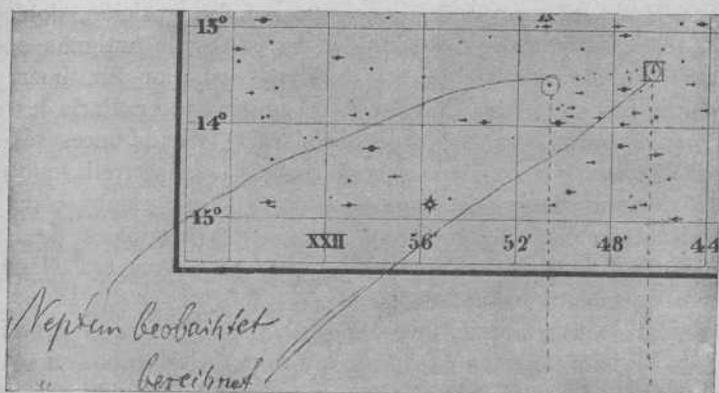


Fig. 168. — Fragmento de la carta empleada en el descubrimiento de Neptuno

de la pérdida para buscar después cómodamente y con toda calma la piedra preciosa.

En septiembre de 1846, mientras Challis estaba ocupado en proseguir sus observaciones sin saber que en su cuaderno de trabajo figuraba el objeto de sus desvelos, Leverrier escribió a Galle, de Berlín, invitándole a buscar el planeta. Galle, ayudado por d'Arrest, encontró ya la primera noche (23 de septiembre) un astro que no figuraba en la hoja de la carta del cielo correspondiente a 21^h , que contiene estrellas mucho más débiles. En la noche siguiente pudo reconocer ya el movimiento propio del astro. Así Neptuno fué descubierto a 1° escaso de la posición calculada. En la figura 168 se representa una parte de la carta del cielo empleada en el descubrimiento, en la que aparecen indicadas la posición calculada, así como el lugar en que verdaderamente fué hallado el planeta.

Se ha discutido a quién corresponde la gloria y el derecho del descubrimiento, si a Leverrier o a Adams. Si se considera como descubridor al que primero publica su descubrimiento, no hay duda de que fué Leverrier quien primero dió a conocer los resultados de sus cálculos y dió oca-

sión al descubrimiento visual por Galle. Pero esto no disminuye en nada el mérito de Adams, que un año antes había llegado al mismo resultado que Leverrier; positivamente se le puede considerar con el mismo derecho que a Leverrier como descubridor, prescindiendo ya de las infructuosas discusiones sobre la prioridad, que no son propias de la ciencia sino de la vanidad humana. La Astronomía, repitiendo la frase del gran poeta alemán, puede estar orgullosa de «tener dos muchachos como estos», cada uno de los cuales fué capaz, independientemente del otro, de resolver un problema que exige tanta sagacidad y tantos conocimientos teóricos como paciencia y constancia.

El descubrimiento de Neptuno dió motivo a Petersen, en Hamburgo, y a Walker, en Washington, para emprender investigaciones sobre la existencia de posibles observaciones antiguas, que podían ser de un gran valor. Más difíciles que tratándose de Urano — puesto que Neptuno aparece como estrella de 8.^a magnitud y se mueve, en la oposición, doblemente más despacio que aquél — el estudio de las series de antiguas observaciones, emprendido por ambos astrónomos, tuvo, por fin, buen éxito. Se encontró, en efecto, que Lalande había observado en París los días 8 y 10 de mayo de 1795 la región del cielo en la que entonces se encontraba el planeta, y que en los cuadernos figuraba una estrella que no había sido advertida por astrónomos posteriores y que estaba cerca de la órbita calculada. El examen de los manuscritos originales de Lalande que se guardan en el observatorio de París, probó que era Neptuno el astro observado en aquellas dos noches.

Así se obtuvo una posición que por su lejana fecha era de gran importancia para la determinación exacta de la órbita de Neptuno, que Walker, y casi al mismo tiempo Peirce, en Cambridge (Estados Unidos), calcularon cuidadosamente. Este último había calculado antes las perturbaciones que sufre la órbita de Neptuno por la acción de los demás planetas. Los trabajos más perfectos sobre el movimiento de Neptuno, así como también los referentes a Urano, son debidos a Leverrier y Newcomb; ambos dieron tablas muy exactas para los dos planetas. Según éstos, Neptuno da la vuelta alrededor del Sol a una distancia media de 4 500 millones de kilómetros, siguiendo una órbita casi circular en 165 años. Con este movimiento tan lento, los instantes de la oposición se diferencian anualmente en unos 2,5 días (en 1923 el 6 de febrero, en 1924 el 8 de febrero); en otros términos: Neptuno, durante un año terrestre, adelanta en el cielo algo más de 2°.

El diámetro aparente del planeta es de 2",5 apareciendo, en condiciones atmosféricas favorables y empleando los aparatos más potentes, como un disco sin características especiales y de un color azul pálido. Debido a esto, no puede decirse nada sobre su período de rotación ni sobre la posición de su eje. Las investigaciones realizadas por M. Hall para deducir de las pequeñas variaciones de brillo el período de su rotación, no han dado resultado alguno. El espectro de Neptuno (fig. 160), estudiado por Huggins, Vogel y por los astrónomos del observatorio de Lowell, presenta

en el rojo y en el amarillo bandas de absorción que tienen la misma posición que en el espectro de Urano. Los dos planetas exteriores, al parecer, poseen atmósferas de constitución análoga, pero muy diferente de la nuestra. Los espectrogramas obtenidos actualmente dejan ver, además de las bandas, rayas de Fraunhofer. El brillo del planeta es, según las observaciones fotométricas de Müller, el mismo que el de una estrella de 8.^a magnitud, de modo que refleja aproximadamente la mitad de la luz que recibe del Sol.

Lassell, que observó con frecuencia el planeta con sus grandes reflectores de Malta e Inglaterra, creyó haber visto un anillo, pero observaciones posteriores realizadas en condiciones más favorables no han confirmado este modo de ver. En cambio, Lassell descubrió un satélite. Muy pronto, después del descubrimiento del planeta, observó varias veces un punto luminoso muy débil, pero hasta fines de 1846 no pudo reconocer la naturaleza de dicho punto. Sus observaciones, así como las efectuadas por Bond en Cambridge y O. Struve en Pulkowa, permitieron deducir el período de revolución del satélite, que es de $5^d 21^h$, estando la órbita inclinada 35° respecto a la eclíptica. En aquella época no se podía decidir si su movimiento era directo o retrógrado, ya que no se sabía qué parte de su órbita estaba vuelta hacia el Sol (o Tierra) y cuál no. Pero más adelante, cuando el planeta, después de transcurridos algunos años, estaba ya en una posición muy diferente, se pudo comprobar que el movimiento del satélite tenía lugar en sentido retrógrado, y que la inclinación de su órbita era de 145° . Las investigaciones llevadas a cabo por H. Struve dieron una inclinación de 143° , con una distancia media a Neptuno igual a 14,7 radios del mismo.

Pickering trató de calcular el diámetro del satélite por medio de la fotometría. Admitiendo un poder de reflexión igual al de Neptuno, el satélite, cuyo brillo es el de una estrella de 14.^a magnitud, tendría un diámetro de 3 600 Km. Por ahora ignoramos si existen otros satélites.

Las determinaciones de la distancia del satélite al planeta principal han permitido calcular la masa de Neptuno, la cual, según H. Struve, es $\frac{1}{19290}$, y según Dyson $\frac{1}{19474}$, de la masa del Sol, resultado que coincide muy bien con el que se deduce de las perturbaciones ($\frac{1}{19700}$), como era de esperar. Como el diámetro del planeta principal es aproximadamente 4,3 veces el diámetro terrestre, o sea 56 000 Km, resulta que la densidad de Neptuno es $\frac{1}{5}$ de la densidad de la Tierra. Se ve, pues, que los cuatro planetas mayores, que son los más lejanos del Sol, tienen una densidad mucho más pequeña (entre 0,13 y 0,25 de la densidad de la Tierra) que la de los cuatro grandes planetas más cercanos al Sol (0,69 y hasta 1,1 de la densidad de la Tierra).

La órbita de Neptuno constituye, por ahora, el límite de nuestro sistema planetario. Si hay más allá algún otro planeta, lo ignoramos. De la misma manera que se calculó la órbita de Neptuno antes de su descubrimiento, por medio de las perturbaciones producidas sobre Urano, se trató también de calcular, partiendo de las perturbaciones observadas en

el movimiento de Neptuno, la órbita de un nuevo planeta «transneptuniano» desconocido. Este empeño ha fracasado hasta ahora porque el arco recorrido por Neptuno desde su descubrimiento es todavía muy pequeño para que puedan percibirse las hipotéticas perturbaciones debidas a algún otro planeta desconocido. Para orillar esta dificultad, Lowell, en 1915, examinó cuidadosamente las diferencias que entre el cálculo y la observación puedan existir en el movimiento de Urano, y trató de calcular por este medio la órbita de un planeta transneptuniano desconocido. Pero mientras que estas diferencias en el movimiento de Urano importaban, antes del descubrimiento de Neptuno, hasta 133", ahora, introduciendo la perturbación debida a este último, no exceden de 4", y poca confianza se puede tener en las consecuencias que se obtengan de unos cálculos basados en diferencias de 4". Otro camino siguió W. H. Pickering, quien, fundándose en la posición de los afelios de las órbitas de los cometas, obtuvo algunas conclusiones referente a las órbitas de varios planetas hipotéticos exteriores a Neptuno; pero los resultados obtenidos son poco convincentes. Los ensayos efectuados a base de todas estas discusiones para encontrar planetas transneptunianos no han dado resultado alguno. Sin embargo, podemos decir que la fuerza de atracción del Sol es suficientemente intensa para regir, aun a grandes distancias, planetas que giren a su alrededor, como lo demuestran multitud de cuerpos celestes de otra naturaleza, de cuyo estudio trataremos en las páginas siguientes.

CAPÍTULO VI

Cometas y meteoros cósmicos

1. ASPECTO Y FORMA DE LOS COMETAS

Los movimientos de los cuerpos celestes que hemos estudiado hasta aquí presentan una regularidad tan grande, que dió origen en otros tiempos a la idea de la «invariabilidad del firmamento»; pero esta unidad armónica es perturbada algunas veces por la aparición, durante corto tiempo, de cuerpos celestes extraordinarios, que desaparecen después sin dejar rastro.

Estos cuerpos celestes, conocidos desde las épocas más remotas, pero cuya naturaleza presenta aún actualmente grandes enigmas, son los *cometas* (1). Los que son bastante brillantes para que se puedan ver a simple vista, constan de tres partes no muy exactamente limitadas: *núcleo*, *cabellera* o *atmósfera* y *cola*.

Se llama *núcleo* el centro brillante, cuyo aspecto es el de una estrella o planeta, y que sin *cabellera* y *cola* difícilmente llamaría la atención.

La *cabellera* o *atmósfera* es una masa de vapores que rodea al núcleo, y está tan iluminada en las proximidades de éste que casi no se distingue la superficie de separación entre ambos; solamente a alguna distancia del núcleo disminuye el brillo. La *cabellera* tiene a veces una extensión extraordinaria; así, por ejemplo, la del cometa de 1811 llegó a ser más grande que el Sol. Cuando el cometa se acerca a éste, su *cabellera* disminuye para aumentar al crecer la distancia; no se ha logrado explicar satisfactoriamente este fenómeno. Núcleo y *cabellera* constituyen como una estrella más o menos brillante rodeada por una nebulosidad, y su conjunto forma la *cabeza* del cometa.

La *cola* es una prolongación de la *cabellera*, y aparece como una banda blanquecina de brillo tenue, tanto más ancha cuanto más se aleja de la cabeza del cometa, disminuyendo al mismo tiempo de brillo hasta hacerse invisible. Una propiedad característica es que la *cola*, casi sin excepción,

(1) Κομήτης, estrellas con *cabellera*.

está dirigida en sentido contrario al Sol. La extensión de la cola varía de unos cometas a otros, siendo en general tanto más brillante y de mayor longitud cuanto más brillante es la cabeza del cometa, de suerte que mientras en algunos casos casi no llega a percibirse, en los grandes cometas se extiende la cola sobre la mitad de la bóveda celeste. Su longitud suele ser de muchos millones de kilómetros. A veces la cola del cometa está dividida en otras varias, que divergen en el espacio.

Este es, en general, el aspecto de los cometas visibles a simple vista, los cuales constituyen sólo una pequeña parte del total. Pero desde que se buscan los cometas con ayuda del telescopio, se descubren más en un año que antes durante una generación, y estos cometas, llamados «cometas telescópicos» no presentan el mismo aspecto que los que hemos descrito.



Fig. 169. — Cabeza del cometa de Donati, octubre de 1858
(según Bond)

En casi todos ellos, la cabellera o atmósfera está más desarrollada, a expensas del núcleo y de la cola; en otros no se percibe núcleo alguno, o bien éste es tan débil que apenas se distingue. En estos casos es imposible casi siempre distinguir la cabellera de la cola, ya por ser ésta completamente invisible o por quedar reducida a una prolongación de aquélla. No pocos cometas están constituidos únicamente por una masa nebulosa de forma más o menos regular.

Si se considera la evolución de estos astros y se prescinde de las importantes diferencias que distinguen los cometas grandes de los telescópicos, pronto se echa de ver que todos pertenecen a una misma clase. Ocurre con ellos lo que con muchos grupos del reino animal, que para el observador superficial no tienen entre sí nada común, mientras que el ojo experto del zoólogo descubre entre ellos relaciones esenciales. Por regla ge-

neral, todos los cometas telescópicos se parecen; las diferencias aparecen después, por el diverso desarrollo de sus partes. Primero se observa una pequeña nebulosa sin cola y con frecuencia sin núcleo; así, en el gran cometa de Donati, de 1858, hasta dos meses después de su descubrimiento no se empezó a formar la cola.

Cuando empieza a formarse el núcleo de un cometa telescópico, aparece en el lado de la cabeza opuesto al Sol, al paso que algunos brazos más brillantes se dirigen hacia éste, como si el cometa extendiese hacia el Sol una corta cola en forma de abanico, en vez de volverla en sentido contrario, como se observa en los cometas perceptibles a simple vista.

En la figura 169, en que se representa la cabeza del cometa de Donati, vemos varias líneas brillantes que irradian del centro hacia la parte superior, y que son análogas a las pequeñas colas dirigidas hacia el Sol de algunos cometas telescópicos. La mayoría de los grandes cometas presentan esta disposición de las partes brillantes de la cabeza en forma de abanico rodeado de uno o más arcos en forma de semicírculo, que no suelen aparecer en los cometas pequeños.

La verdadera cola del cometa está dirigida en sentido contrario al Sol. En la figura 169 esta cola está dirigida hacia abajo, y por efecto del gran aumento empleado sólo aparece el principio de la misma. La porción central de la cola es en este caso relativamente oscura, y así ocurre también en casi todos los cometas brillantes. La estructura de la cola no es sencilla, sino muy irregular y complicada, como se ha comprobado en las fotografías obtenidas en los últimos años.

Los fenómenos de textura que se observan en los grandes cometas difieren extraordinariamente de unos a otros, hasta el punto de poder afirmarse que no hay dos cometas análogos desde este punto de vista. Un hecho físico común a todos ellos es que desde el núcleo se produce, periódicamente o de un modo continuo, una irradiación de materia luminosa en forma de arco, de abanico o de raqueta, materia que se continúa después en la cola, siendo estos fenómenos tanto más intensos cuanto más se acerca el cometa al Sol. El desarrollo de la cola llega a su máximo, casi siempre, poco tiempo después del paso del cometa por el perihelio.

2. MOVIMIENTO Y ORIGEN DE LOS COMETAS

Desde que, a fines del siglo XVI, arraigó la idea de que los cometas no eran fenómenos luminosos atmosféricos como hasta entonces se había supuesto, sino cuerpos celestes, se trató de determinar la órbita que describen. El italiano Borelli fué el que anunció por primera vez, en 1665, que la órbita del cometa aparecido a fines de 1664 era parabólica, e, independientemente de aquél, Dörffel, párroco de Plauen, expuso la teoría de que las órbitas descritas por los cometas eran probablemente parábolas en cuyo foco se encontraba el Sol. La demostración matemática la dió por

primera vez Newton, quien dedujo para el gran cometa de 1680 una órbita muy excéntrica, que con toda probabilidad debía de ser una parábola. Como la parábola es una de las secciones cónicas que puede describir un cuerpo celeste sometido a la gravitación, se llegó a la certidumbre de que los cometas, lo mismo que los planetas, eran atraídos por el Sol, pero quedando durante mucho tiempo la duda de si sus órbitas eran parábolas o elipses muy alargadas. Esta indecisión proviene de que los cometas no son visibles para nosotros sino en una pequeña parte de su órbita, cerca del perihelio, y que en esta pequeña parte una parábola y una elipse muy excéntrica son dos curvas casi coincidentes (fig. 170).

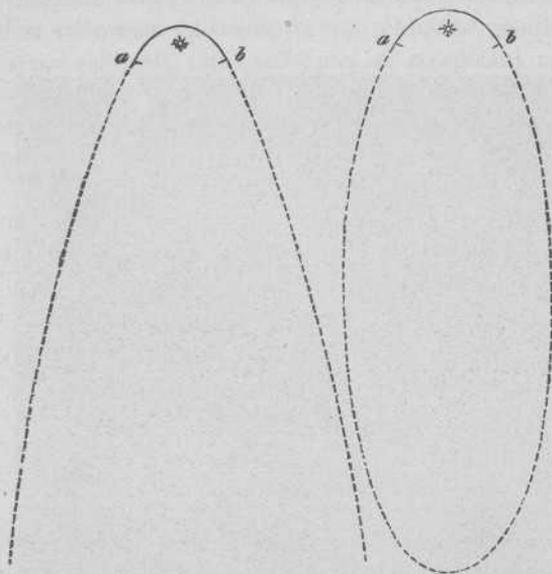


Fig. 170

Una diferencia esencial existe entre una órbita elíptica y una órbita parabólica, y es que la primera es cerrada, de manera que un cometa que la describa tiene que volver necesariamente, mientras que las dos ramas de la parábola se alejan hacia el infinito sin encontrarse nunca.

Un cometa cuya trayectoria sea una parábola no volverá jamás, y después de haber contorneado el Sol desaparecerá para siempre en el espacio infinito. Lo mismo ocurrirá si el cometa describe una hipérbola, que es la tercera forma posible de órbita determinada por la ley de la gravitación universal. La parábola se convierte en una elipse a la menor disminución de la velocidad del cometa, y al más pequeño aumento de esta velocidad se transforma en una hipérbola; el movimiento parabólico es, pues, un caso límite que no puede ocurrir, o que por lo menos no puede ser duradero.

El astrónomo que conoce la posición de una órbita, sabe exactamente cuál es en cada punto la velocidad del cuerpo que la describe. Si un cuerpo,

un cometa, se mueve, al pasar por su perihelio, exactamente en la órbita terrestre y con la velocidad de 42 Km por segundo, poseerá la velocidad precisa para describir una parábola. Si la velocidad del cometa en este punto de su órbita, que está a 149,5 millones de kilómetros del Sol, excede de la que hemos dicho, será lanzado en una órbita hiperbólica hacia el espacio infinito, no regresando jamás a nuestro sistema; en cambio, si su velocidad es menor, regresará en virtud de la fuerza atractiva del Sol y una vez transcurrido un tiempo tanto mayor cuanto menos se diferencie su velocidad de la de 42 Km por segundo.

La mayor parte de los cometas llevan una velocidad tan cercana al límite parabólico, que no es posible decidir por medio de la observación de un solo arco de su trayectoria a cuál de las tres curvas pertenece realmente su órbita. Para algunos cometas, las observaciones dan una velocidad mayor, pero poco diferente, de manera que las hipérbolas que describen estos cometas difieren muy poco de una parábola. En cambio, hay una serie de cometas que son seguramente periódicos; describen órbitas elípticas y vuelven a acercarse al Sol a intervalos regulares. De algunos de ellos se ha determinado con gran exactitud el período de revolución gracias a sus repetidas reapariciones; de otros se ha deducido el período partiendo del hecho de que su velocidad no alcanza el límite parabólico, lo cual, por lo menos, deja fuera de duda la elipticidad de su órbita.

Según sea la clase de órbita descrita por los cometas, se plantea la cuestión, muy interesante, de si deben considerarse estos cuerpos celestes como pertenecientes a nuestro sistema solar o si solamente son visitantes procedentes del universo sideral. Si ocurriera esto último, es decir, si el movimiento de los cometas fuese en su origen independiente del Sol, al penetrar los cometas en el campo de la atracción solar deberían describir de una manera preferente órbitas hiperbólicas, como lo han demostrado los estudios de Seeliger y Fabry. Pero como ya hemos dicho, las observaciones concuerdan en su gran mayoría con el supuesto de órbitas parabólicas o elípticas, y las órbitas hiperbólicas determinadas hasta hoy difieren muy poco de las parabólicas. Fayet, Fabry, y en especial Ström-gren, han hecho un prolijo estudio de los cometas hiperbólicos, demostrando que sus órbitas se han hecho hiperbólicas por efecto de la acción perturbadora de los planetas, de modo que antes de penetrar en el campo de atracción de éstos, se movían en elipses extraordinariamente alargadas.

Cuando un cometa, describiendo una elipse muy excéntrica, se acerca a un planeta, su velocidad varía a causa de la atracción de este último, y según sea la parte de curva que esté recorriendo, se producirá un aumento o una disminución de dicha velocidad. Si la suma de los aumentos debidos a las atracciones de los diferentes planetas es suficientemente mayor que la de las disminuciones, la órbita elíptica primitiva se transforma en otra hiperbólica, que es lo que en realidad ha sucedido con los cometas de que hablamos. En cambio, si las disminuciones son mayores que los aumentos, la elipse primitiva se hará menos excéntrica, y de un gran período de re-

volución pasará el cometa a un período de revolución menor. Se puede demostrar que esto es lo que realmente ha ocurrido en algunos casos excepcionales.

Cuando un cometa se acerca mucho a un planeta de gran masa, como, por ejemplo, Júpiter, la disminución de velocidad puede ser tan grande que aquél acabe por describir una trayectoria de pequeño período, convirtiéndose así en un nuevo miembro del sistema solar. Las órbitas de un crecido número de cometas presentan, en efecto, una notable relación con la órbita de Júpiter, a la cual están muy próximos los afelios de estas órbitas cometarias. En la actualidad se conocen unos 40 cometas de esta clase, a los que se denomina «familia de cometas de Júpiter».

Créese hoy generalmente que estos cometas, o al menos la mayor parte de ellos, han sido realmente *capturados* por Júpiter, es decir, que la atracción ejercida por este planeta ha convertido sus órbitas, primitivamente parabólicas, en elípticas. Parece oponerse a tal hipótesis el hecho de que los cometas que constituyen la familia de Júpiter, son mucho más numerosos que lo que verosímelmente podría esperarse; pero esta dificultad se desvanece admitiendo que en realidad sólo algunos cometas han sido capturados por Júpiter, pero que éstos, como ya se ha observado en algún caso, se han dividido, bajo la acción de Júpiter y del Sol, en varios fragmentos que describen cada uno una órbita diferente. Los cometas de la familia de Júpiter giran alrededor del Sol en un período que oscila, de unos a otros, entre 3 y 9 años; muchos de ellos han sido vistos una sola vez, y no se han encontrado a su regreso. Lo mismo que Júpiter, también Saturno, Urano y Neptuno tienen sus familias de cometas, aunque menos numerosas; a la de Neptuno pertenece el célebre cometa de Halley. Russell cree discutible que los tres planetas exteriores hayan capturado realmente tales cometas, los cuales no se acercan lo suficiente a las órbitas de aquéllos. De todos modos, puede admitirse que la aproximación que tuvo como consecuencia la «captura» ocurrió en tiempos tan remotos, y que desde entonces las perturbaciones debidas a los demás planetas hayan modificado en grande escala los elementos de las órbitas.

La aproximación reiterada de un cometa periódico a un planeta puede dar lugar a que la atracción de este último acorte aun más la órbita del cometa; pero también puede suceder que la órbita se convierta de nuevo en otra de gran excentricidad y con gran período de revolución o tal vez en una hiperbólica, en cuyo caso el cometa se aleja indefinidamente de nuestro sistema.

De lo que acabamos de decir se desprende la posibilidad de que todos los cometas se hayan movido primitivamente en órbitas elípticas muy excéntricas, y que por lo tanto es lícito considerar los cometas como pertenecientes al sistema solar y no como astros procedentes de otros sistemas. Contra la hipótesis del origen interestelar de los cometas cabe aducir otros argumentos. El Sol, según veremos más adelante, viaja en el espacio con una velocidad de 20 Km por segundo, y si los cometas no perteneciesen a nuestro sistema deberían llegar más cometas de la parte

del cielo hacia la cual se mueve el Sol, que del hemisferio opuesto, de una manera análoga a lo que le ocurre a un transeúnte, que en una calle concurrida encuentra más personas que van en sentido contrario al suyo que las que siguen su propia dirección.

La estadística de los cometas descubiertos demuestra que del punto hacia el cual parece moverse el Sol vienen precisamente *menos* cometas que de la región opuesta. Pero, aunque los cometas pertenezcan al sistema solar, sus órbitas difieren esencialmente, por su forma y por su posición, de las descritas por los planetas,

Entre las 400 órbitas cometarias, de cuya estadística trataremos más adelante, no hay más que 40 cuya excentricidad sea inferior a 0,95. En su parte observable, la mayor parte de las otras órbitas son, como ya hemos dicho, muy poco diferentes de la parábola, de manera que de los períodos de revolución de tales cometas no podemos decir sino que son muy grandes. En las órbitas de los cometas periódicos, aun de los observados ya en varias apariciones, la menor de las excentricidades conocidas es de 0,4, valor que sólo es superado por los correspondientes a tres pequeños planetas [(719) Albert, (887) Alinda y (944), que tienen excentricidades de 0,54, 0,53 y 0,65, respectivamente]. Otra diferencia muy notable entre cometas y planetas es la que se refiere al sentido del movimiento; todos los planetas se mueven alrededor del Sol en el mismo sentido (sentido *directo*), mientras que muchos cometas recorren sus trayectorias en sentido opuesto o *retrógrado*. En el párrafo siguiente trataremos con más extensión de este movimiento.

3. ESTADÍSTICA DE LAS APARICIONES COMETARIAS

Kepler creía que había tantos cometas en los espacios celestes como peces en el mar, y que sólo una pequeña parte de ellos era visible. Como que sus órbitas son generalmente muy alargadas, los cometas no son visibles sino en las cercanías del perihelio, y como además el período de revolución de la mayoría de los hasta aquí observados es de algunos miles de años, tendrán que transcurrir también miles de años hasta que se hayan hecho visibles todos los que puedan entrar en el dominio de nuestros anteojos. Por otra parte, es igualmente probable que el número de los cometas que no podremos observar jamás sea muy grande en relación a su número total, ya que los cometas sólo suelen ser visibles cuando su perihelio es interior a la órbita terrestre o se aparta poco de la misma.

La tabla siguiente indica el número de cometas observados a simple vista desde el principio de la era cristiana hasta el año 1800. Las fechas hasta fines del siglo XIV se basan casi exclusivamente en datos de los cronistas chinos, especialmente de Ma-Tuan-Lin.

Años de la cronología cristiana	Número de cometas	Años de la cronología cristiana	Número de cometas
Del 1 al 100	22	Del 901 al 1000	26
» 101 — 200	23	» 1001 — 1100	36
» 201 — 300	44	» 1101 — 1200	26
» 301 — 400	27	» 1201 — 1300	26
» 401 — 500	16	» 1301 — 1400	29
» 501 — 600	25	» 1401 — 1500	27
» 601 — 700	22	» 1501 — 1600	31
» 701 — 800	16	» 1601 — 1700	12
» 801 — 900	42	» 1701 — 1800	36

Desde el nacimiento de Jesucristo hasta el año 1800 se han observado cerca de 500 cometas visibles a simple vista, o sea, en promedio, uno cada tres o cuatro años. Desde 1801 hasta 1900 se vieron a simple vista, según Denning, más de 80 cometas, pero el hecho de que este número sea mayor que en los siglos precedentes es debido a que el cielo fué observado, durante el siglo XIX, con mucha más asiduidad que antes; la mayor parte de esos cometas del siglo XIX eran objetos insignificantes, que antes hubieran pasado inadvertidos. De 1901 a 1912 pudieron observarse 22 cometas sin ayuda óptica alguna.

Además de los cometas perceptibles a simple vista, se han observado, desde el invento del antejo, gran número de cometas telescópicos. En la actualidad se descubren anualmente varios de ellos, gracias a la fotografía, habiéndose hecho necesario designarlos por números y letras. Así, por ejemplo, el primer cometa descubierto en el año 1923 se designa por *1923 a*, el segundo por *1923 b*, etc. Esta designación es provisional, y en la confección de las listas definitivas se ordenan los cometas por el momento de su paso por el perihelio, de suerte que el primer cometa que en 1923 pasó por el perihelio se llama *1923 I*, el segundo *1923 II*, etc. Este orden difiere a veces del de descubrimiento. A menudo se añade a la denominación técnica del cometa el nombre del descubridor.

No todas las órbitas de los cometas conocidos se han podido determinar con exactitud, especialmente las de los más antiguos, cuyas observaciones son naturalmente muy inexactas y deficientes, y a veces faltan por completo. Para un reciente estudio estadístico de las distancias perihelias, pudo emplear Holetschek 409 cometas aparecidos hasta 1917 y cuyas órbitas son conocidas con suficiente exactitud para tal fin; en esta estadística las diferentes apariciones de un mismo cometa se han catalogado como si fuesen una sola. Ordenando las órbitas según sus distancias perihelias, se obtiene la tabla siguiente:

Distancia en el perihelio	Número de cometas
0,00 — 0,49	92
0,50 — 0,99	173
1,00 — 1,49	94
Σ 1,50	50

De esta tabla se deduce que por fuera de la órbita terrestre hay relativamente pocos perihelios. La mayor distancia perihelia conocida, 4, es la del cometa de 1729, que debió ser de extraordinario tamaño, pues de lo contrario hubiese sido invisible, a tal distancia, para los anteojos empleados en aquella época. A esta distancia perihelia siguen las de los cometas 1914 III (Neujmin) y 1905 IV (Kopff), iguales a 3,7 y 3,3, respectivamente. Las menores distancias perihelias observadas hasta el presente son las de los cometas 1843 I y 1880 I, iguales ambas a 0,0055. A la mayor parte de cometas corresponden distancias inferiores a 1, y esto se explica, como ya hemos indicado, porque la máxima visibilidad ocurre cuando los cometas están próximos simultáneamente al Sol y a la Tierra.

Especial interés presenta también la estadística de las inclinaciones de las órbitas cometarias.

La tabla siguiente da, según Jantzen, el número de órbitas cuya inclinación respecto al plano de la eclíptica está comprendida entre 0 y 10° , entre 10 y 20° , etc., expresado este número en tanto por ciento sobre 395 órbitas calculadas hasta 1909. En la tercera columna se indica lo que sería este tanto por ciento en el supuesto de que los planos de las órbitas estuviesen repartidos al azar en el espacio:

Inclinación	Número efectivo	Número teórico	Inclinación	Número efectivo	Número teórico
0— 10°	8,1 %	1,5 %	50— 60°	13,2 %	14,3 %
10—20	10,4	4,5	60—70	11,1	15,8
20—30	8,4	7,4	70—80	13,4	16,8
30—40	11,9	10,1	80—90	11,9	17,4
40—50	11,6	12,3			

De la tabla parece desprenderse inmediatamente que las pequeñas inclinaciones son mucho más frecuentes de lo que cabría esperar de una distribución puramente casual; pero este agrupamiento de los planos de las órbitas alrededor del plano de la eclíptica se puede explicar por el hecho indudable de que los cometas cuyas órbitas son poco inclinadas presentan condiciones de visibilidad mucho más favorables que los otros.

En la tabla anterior no se ha hecho distinción entre los cometas animados de movimiento directo y los que lo tienen retrógrado. Estos últimos podrían haberse distinguido de los otros asignando a sus inclinaciones valores mayores de 90° , ya que lo mismo es decir que un cometa describe una órbita inclinada 20° respecto a la eclíptica con movimiento retrógrado, que suponerle con movimiento directo en una órbita cuya inclinación sea de 160° . De los 395 cometas considerados en la tabla, 209 tienen movimiento directo y 186 retrógrado, de manera que hay casi tantos de una clase como de otra; pero los movimientos retrógrados en órbitas que formen un ángulo muy pequeño (170 a 180°) con la eclíptica son relativamente pocos: 8 entre 395, y casi todos los cometas de corto período siguen órbitas muy poco inclinadas, lo cual parece ser un argumento en favor de lo dicho anteriormente sobre el origen de los cometas periódicos, ya que aquellos cuyas órbitas presentan una inclinación pequeña tienen más

probabilidades de ser capturados por algún planeta que los que describen órbitas muy oblicuas. Los cometas de corto período se mueven casi todos con movimiento directo.

Si se clasifican las órbitas cometarias según la longitud del perihelio, se encuentran en su distribución leyes empíricas curiosas. Holetschek ha demostrado que estas leyes no obedecen a otra causa que a las diferentes condiciones de visibilidad de los cometas según la posición del plano de su órbita. Los estudios estadísticos que a base de la ordenación de los elementos de las órbitas se llevaron diversas veces a cabo con la esperanza de llegar a consecuencias que explicasen el origen de los cometas en el espacio interestelar, han resultado infructuosos, y las ya mencionadas investigaciones de Strömgren han probado, por el contrario, que los cometas no proceden del universo sideral, sino de regiones lejanas del sistema solar. Aun cuando se hubiesen podido encontrar en la distribución de los elementos de las órbitas hechos sistemáticos que no se pudiesen explicar por las condiciones de visibilidad y otras análogas, no por ello habría motivo para tomar aquellos hechos como señal del origen interestelar de los cometas, porque, como ha hecho observar acertadamente Strömgren, cada uno de estos fenómenos podría explicarse con sólo admitir que las aglomeraciones de materia cósmica que acompañan al Sol a gran distancia y a las cuales deben su origen los cometas, estuvieran distribuídas de una manera irregular.

4. CONSTITUCIÓN FÍSICA DE LOS COMETAS

Una teoría de la constitución física de los cometas, para ser del todo satisfactoria, debería fundarse en aquellas propiedades de la materia que nosotros reputamos como esenciales en la Tierra; además, tendría que enseñar qué formas y combinaciones de las sustancias conocidas serían necesarias para que, puestas en condiciones como las que reinan en el espacio, produjera resultados absolutamente conformes con los fenómenos que presentan los cometas.

La ciencia está todavía muy lejos de estos progresos. Numerosas hipótesis se han emitido acerca de la constitución física de los cometas, pero la mayor parte de ellas, o no explican completamente los fenómenos cometarios más característicos, o bien están en contradicción con las leyes físicas conocidas. Por esto nos limitaremos aquí a exponer aquellas de tales hipótesis que mejor se acomodan a los hechos, y que tienen, por consiguiente, mayores probabilidades de acierto.

La forma más sencilla, la que presentan los cometas telescópicos, se reduce a una pequeña nebulosidad luminosa, casi siempre de aspecto globular y sin núcleo bien pronunciado. En la Tierra, las masas que se presentan en tal forma, están constituidas por partículas sólidas o líquidas, como, por ejemplo, las nubes, integradas por gotitas de agua, o el humo,

que lo está por partículas de carbón. El parecido exterior de los cometas telescópicos con estas formaciones terrestres permite sospechar para aquéllos una constitución análoga. Su diámetro es generalmente de algunas decenas de miles de kilómetros, pero su masa es tan pequeña que no ejercen influjo notorio en el movimiento de los planetas a los que a veces se acercan, y poseen una transparencia tal, que a través de ellos pueden observarse las estrellas, sin disminución de brillo. Los rayos luminosos emitidos por las estrellas no sólo no son detenidos por la parte central del cometa, sino que ni siquiera sufren desviación alguna en su propagación; por lo menos, hasta hoy no se ha podido comprobar que tal desviación se produzca. Por estas razones, parece posible que la materia que constituye los cometas conste de partículas discretas separadas por espacios relativamente grandes, y aun es probable que entre esas partículas discretas haya algunas de tamaño considerable.

El argumento más convincente a favor de esta hipótesis reside en la

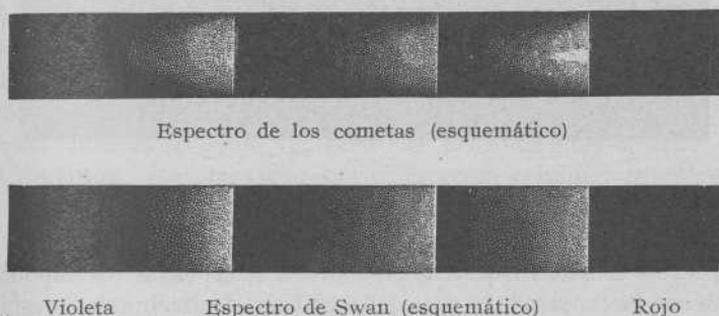


Fig. 171

íntima relación que existe entre los cometas y los meteoros cósmicos, de que hablaremos más adelante.

El examen espectroscópico está completamente de acuerdo con la citada hipótesis, ya que al principio el espectro de los cometas es continuo, indicando que en lo esencial es el de la luz del Sol reflejada por las partículas sólidas del cometa. A este espectro continuo se superpone un espectro de bandas característico (fig. 171) que consta, en la región visible, de tres bandas brillantes, en el amarillo, el verde y el azul, las cuales aparecen perfectamente limitadas en el lado correspondiente al rojo y difusas en el lado correspondiente al violeta. Las longitudes de onda correspondientes a los lados bien limitados de estas bandas son λ 4737, 5165 y 5635. Se ha demostrado que el espectro formado por ellas es idéntico al llamado «espectro de Swan», que es el emitido por la región azulada de la llama de un mechero de Bunsen. Durante largo tiempo se ignoró si este espectro de Swan pertenecía al carbono, al óxido de carbono o a un hidrocarburo, y más bien se supuso que era este último el que lo producía; la inseguridad en la determinación del origen de este espectro fué debida a que en la llama de un mechero es difícil separar completamente el carbono,

los hidrocarburos y el óxido de carbono. Hoy puede asegurarse que el espectro de Swan es debido al protóxido de carbono.

Además de las bandas de Swan, y merced a la aplicación de la fotografía a la espectroscopia, se han encontrado en los espectros de los cometas otras bandas brillantes que pertenecen al carbono y a sus compuestos, especialmente al cianógeno (combinación del carbono y del nitrógeno); los bordes de las bandas del cianógeno tienen longitudes de onda λ 3360, 3590, 3883, 4216 y 4606, respectivamente. En la figura 172 se representa una fotografía del espectro del cometa 1911 V (Brooks), obtenida en el observatorio de Lowell. El espectro del cometa está entre dos espectros de comparación (superior e inferior) obtenidos por vaporización de dos electrodos metálicos por medio de una corriente eléctrica. En el espectro



Fig. 172. — Espectro del cometa 1911 V (Brooks)

del cometa se ven, a la izquierda, los bordes de las rayas correspondientes al cianógeno en λ 3883 (las dos rayas brillantes muy juntas), después siguen, hacia la derecha, las tres bandas del protóxido de carbono, ya citadas, que se presentan como puntos brillantes. Además se ven otras rayas y bandas más débiles.

El estudio de los espectros de los cometas de Daniel (1907 IV) y Morehouse (1908 III) condujo a consecuencias muy interesantes. La cabeza de ambos cometas daba un espectro análogo al que acabamos de citar, y además cierto número de rayas anchas y dobles, o mejor dicho de bandas dobles que, especialmente en el espectro de la cola, donde ya no son visibles las bandas de Swan, eran relativamente brillantes. En el espectro del cometa de Morehouse se podían seguir hasta algunos grados de distancia de la cabeza. La explicación de estas nuevas bandas se hizo muy difícil, y de momento se atribuyeron a un gas desconocido, hasta que Fowler, basándose en experimentos de laboratorio, llegó a explicar la naturaleza del nuevo espectro, al que denominó «espectro de cola» a causa de su intensidad en la cola de los cometas citados. Los resultados a que llegó fueron los siguientes: Cuando el protóxido de carbono tiene suficiente densidad y se pone incandescente, emite el espectro de Swan, que es el que se observa en la cabeza de los cometas; en cambio, este mismo gas, enrarecido hasta una presión extraordinariamente baja, da el espectro de cola, lo cual indica ya que en la cola de un cometa la densidad del gas debe ser

mucho menor que en la cabeza. Añadiendo algo de nitrógeno y siendo la presión suficiente, se forman, como ocurre a menudo en el espectro de la cabeza de los cometas, las bandas del cianógeno, y en cambio, no aparece ninguna de las bandas correspondientes al nitrógeno; pero si la presión es muy pequeña, la misma mezcla gaseosa emite, además del espectro de cola, las bandas del nitrógeno, siendo entonces las del cianógeno extraordinariamente débiles. En el espectro de la cola del cometa de Morehouse aparecieron, efectivamente, las bandas del nitrógeno, mientras que las correspondientes al cianógeno sólo pudieron verse en el espectro de la cabeza y de sus inmediaciones. El espectro de cola de Fowler se ha observado en otros cometas, por ejemplo, en la última aparición del cometa de Halley, cuya cola se pudo comprobar que reflejaba además la luz del Sol.

Poco más se sabe acerca del espectro de las colas cometarias, porque su intensidad luminosa es generalmente tan pequeña que la aplicación del análisis espectral es punto menos que imposible. Por lo que respecta a las observaciones de los espectros de las colas realizadas en los primeros tiempos del análisis espectral, puede afirmarse que su valor es muy escaso.

La relación entre la intensidad del espectro continuo y la del espectro de bandas varía mucho de unos cometas a otros. Así, por ejemplo, el cometa de Holmes (1892 III) daba un espectro completamente continuo, en el que difícilmente se podía ver rastro de la banda más brillante del espectro de Swan. En otros cometas el espectro continuo desaparece por completo, quedando sólo el de bandas; generalmente las bandas de emisión se hacen más brillantes cuando el cometa se acerca al Sol. Es indudable, como ya hemos dicho, que el espectro continuo es debido a la luz solar reflejada por las partículas sólidas del cometa, habiéndose podido comprobar fotográficamente la existencia de las rayas de Fraunhofer del espectro del Sol. Pero, por otra parte, se han observado a veces aumentos repentinos de brillo de ciertos cometas, y simultáneamente un repentino aumento de intensidad del espectro continuo, lo cual inclina a creer que éste, por lo menos parcialmente, debe tener también su origen en la luz propia del cometa.

Entre otros fenómenos dignos de mención podemos citar el hecho de que en algunos cometas se ha observado, cerca del perihelio, que las rayas amarillas del sodio se hacían brillantes; así ocurrió en el espectro de los cometas 1882 I, 1882 II, 1910 I, y en el del cometa de Halley, en su aparición de 1910.

No es fácil explicar la existencia de gases luminosos en los cometas, ni es verosímil que las partículas discretas, de que ya hemos hablado, puedan estar envueltas por una atmósfera, siendo más lógico admitir que estas partículas tienen ocluidos gases, los cuales, al aproximarse el cometa al Sol, quedan libres a causa del calor: tanto más libres, cuanto menor sea la distancia al Sol. Si, además, se admite que éste actúa eléctricamente sobre el cometa, puede explicarse con relativa probabilidad de acierto la iluminación de los gases desprendidos.

Los diferentes fenómenos observados en los cometas, son otros tantos

enigmas. Ya hemos visto que el núcleo está formado por una sustancia que al calentarse por la proximidad del Sol desprende gases. La cabeza, si se observa cuidadosamente, aparece formada por capas de vapor superpuestas; a medida que están más apartadas del núcleo estas capas van siendo cada vez menos brillantes y más difusas, hasta que desaparecen en las últimas regiones de la cabellera. Las masas que parten del núcleo y ascienden de una manera irregular son las que constituyen las capas antes mencionadas, y con frecuencia se distribuyen como las varillas de un abanico.

La prueba más concluyente de este proceso de evaporación del núcleo, si es que podemos emplear esta palabra en obsequio a la brevedad, la dan los *movimientos de la cola*. Desde hace ya tiempo, se sabe que ésta no es un apéndice que el cometa arrastre consigo, porque no es posible que exista una cohesión tal en una materia que cambia constantemente de forma y porque su densidad es tan pequeña que a través de la cola pueden percibirse las estrellas menos brillantes. Además, cuando el cometa, en el perihelio, gira alrededor del Sol con una velocidad enorme, la cola parece moverse de un lado a otro del Sol con una velocidad inmensamente mayor, que necesariamente la obligaría a desintegrarse, y los productos de la fragmentación se dispersarían describiendo órbitas hiperbólicas, si aquel movimiento fuese real. Debemos deducir, por lo tanto, que la cola es más bien semejante a una columna de humo que sale del cometa, como el humo que sale de una chimenea; es decir, que así como el humo que en cada instante sale de la chimenea no es el mismo que se veía un minuto antes, tampoco vemos durante mucho tiempo la materia que forma la cola del cometa, porque va siendo sustituida constantemente por nuevas masas que se desprenden del núcleo.

El hecho más notable, en los cometas grandes, es que la emanación del núcleo se efectúa en dirección hacia el Sol y que la materia emanada, después de ensancharse, se encurva y toma, al formar la cola, una dirección contraria, apartándose del Sol. Varias hipótesis se han propuesto para explicar esta manera de distribuirse la materia emitida por el núcleo, pero de todas ellas, sólo una muy reciente está de acuerdo con los hechos observados.

Antes de Tycho Brahe y Kepler se creía generalmente que los cometas eran fenómenos luminosos de origen atmosférico. Tycho demostró que estos fenómenos eran exteriores a la atmósfera, y Kepler expuso su opinión de que los elementos constituyentes de la cola eran rechazados por la acción de los rayos solares, opinión a la que se ha vuelto en los tiempos modernos.

Casi todas las hipótesis antiguas que trataban de explicar la existencia de las colas cometarias están en contradicción con las ideas físicas de nuestro tiempo. Sólo Olbers y Bessel dieron del fenómeno que nos ocupa explicaciones plausibles. Olbers atribuía la propensión constante de la materia que constituye la cola a alejarse del Sol, a una *fuerza repulsiva*, tanto del Sol como del núcleo, y señaló ya las repulsiones eléctricas

como causa inmediata del fenómeno. Siguiendo este camino, Bessel sentó la hipótesis de la existencia de fuerzas repulsivas o polares (eléctricas), fundándose en sus observaciones del cometa de Halley, y desarrolló una teoría matemática del movimiento de las diferentes partes de la cola, suponiéndolas desprendidas del núcleo, que no dejó duda alguna acerca de la existencia de una fuerza repulsiva, que emana del Sol y actúa sobre las colas de los cometas; y fundándose en el hecho de que las emanaciones del cometa de Halley habían efectuado en el plano de la órbita oscilaciones pendulares alrededor del núcleo, llegó a la conclusión de que debía de existir una fuerza polar que tendía a llevar uno de los semidiámetros del cometa hacia el Sol y a desviar del Sol el semidiámetro opuesto.

Más tarde, Zöllner, fundándose en la hipótesis de Olbers, trató de explicar la formación de las colas por la acción de una fuerza eléctrica que actuase entre el Sol y el núcleo del cometa, exponiendo sus estudios en varias memorias y en particular en su notable obra *Sobre la naturaleza de los cometas*, donde desarrolla una teoría que, en general, explica bastante bien los hechos observados. Finalmente, Bredichin expuso una teoría basada en las investigaciones de Bessel y Zöllner y que explica de un modo satisfactorio los fenómenos más importantes que se observan en las colas de los cometas.

Como ya hemos dicho, al acercarse un cometa al Sol, se produce una emanación de materia que desde el núcleo se dirige hacia el Sol. Las partículas emanadas poseen, por consiguiente, una velocidad primitiva en esta dirección. Bredichin supone que el Sol ejerce sobre estas partículas una fuerza repulsiva que actúa en razón inversa del cuadrado de la distancia, y aun cuando nada afirma respecto a la naturaleza de esta fuerza, pueden calcularse sus consecuencias, como no podemos tampoco hacer ninguna clase de hipótesis sobre la naturaleza de la gravitación y a pesar de ello podemos calcular sus efectos con gran exactitud. Además de la fuerza repulsiva actúa sobre las partículas emanadas la atracción solar, que obra también sobre el núcleo del cometa, no influido por la repulsión. Es fácil comprender que las partículas que al principio son lanzadas hacia el Sol, han de acabar por ser rechazadas en virtud de la fuerza repulsiva, alejándose del núcleo en sentido contrario y dando origen a la cola, la cual de este modo resultará vacía en su parte interna, explicándose así el hecho de que en los cometas brillantes la región interior de la cola sea más oscura que los bordes. La dirección y la forma de la cola dependen de la intensidad de la fuerza repulsiva, y recíprocamente podrá calcularse la intensidad de ésta en función de aquéllas. Bredichin ha efectuado estos cálculos para un gran número de cometas (unos 50) y ha llegado a resultados muy notables. Ha encontrado que las colas de los cometas observados se pueden clasificar en tres tipos; en el primero, la fuerza repulsiva es 18 veces mayor que la atracción del Sol en el mismo punto del espacio; en el segundo tipo sólo es de 0,5 a 2,2 veces mayor, y en el tercero de 0,1 a 0,3 veces. Un grupo excepcional es el de algunos cometas

para los que la fuerza repulsiva es unas 36 veces mayor que la atracción, pero Bredichin lo incluye en el primer tipo.

De los cometas observados hasta hoy, aquellos cuyas colas pertenecen al tercer tipo, son menos numerosos que los de los tipos primero y segundo; esto se explica admitiendo que aquéllos son menos brillantes que éstos, motivo por el cual son difíciles y a veces imposibles de observar.

Las velocidades iniciales, dirigidas hacia el Sol, de las partículas que emanan del núcleo, son, según Bredichin, las siguientes:

Del primer tipo	de 3	a 10	Km por segundo
Del segundo tipo	> 0,9	a 2	» » »
Del tercer tipo	> 0,3	a 0,6	» » »

Tanto estos valores como los de la correspondiente intensidad de la fuerza repulsiva, conducen a la hipótesis de que las colas pertenecientes al primer tipo son de materia ligera, mientras que las pertenecientes al segundo y tercer tipo están formadas por materias más densas. Bredichin supone que la fuerza repulsiva es inversamente proporcional al peso molecular de las partículas, y llega a la conclusión de que las colas pertenecientes al primer tipo son de hidrógeno, las del segundo de hidrógeno, sodio, etc., y, finalmente, las del tercero están constituidas por elementos pesados, por ejemplo, hierro. Las escasas colas del primer tipo en las que la fuerza repulsiva es 36 veces mayor que la gravitación, están constituidas, según Bredichin, por un gas desconocido, más ligero que el hidrógeno. El análisis espectral no demuestra esta hipótesis, pero tampoco la contradice.

Hace poco tiempo, se han comprobado en las colas de algunos cometas fuerzas repulsivas mucho más intensas que las que hemos indicado. Kopff y Eddington encontraron que para explicar, mediante la teoría de Bredichin, ciertos fenómenos observados en el cometa de Morehouse, tenían que admitirse fuerzas repulsivas enormes, cuyo origen tiene que estar en el Sol y cuya intensidad ha de ser algunos miles de veces mayor que la atracción gravitatoria.

Por lo que se refiere a su forma y dirección, las colas del primer tipo son rectas y estrechas, y están dirigidas hacia la prolongación del radio vector; las del segundo tipo son de menor longitud y más curvadas, y se desvían del radio vector, y finalmente, las del tercer tipo se desvían todavía más del radio vector, y son de muy pequeña longitud y poco brillantes.

En las colas de muchos cometas se han observado condensaciones, parecidas a nubes de materia luminosa, que se alejaban continuamente del núcleo. Bredichin explica este hecho admitiendo que la emanación del núcleo hacia el Sol es en algunos instantes especialmente intensa. La velocidad con que estas condensaciones se alejan del núcleo no son muy grandes. Como que la fuerza repulsiva procedente del Sol actúa de una manera permanente sobre las emanaciones cometarias, la velocidad con que éstas se alejen del núcleo tiene que crecer con la distancia a este último. Así ocurre en efecto: en la tabla siguiente se dan, como ejemplo, las velo-

ciudades observadas en las condensaciones de la cola del cometa de Halley, determinadas en 1910 por H. D. Curtis en el observatorio de Lick. Las distancias al núcleo vienen expresadas tomando como unidad la distancia media de la Tierra al Sol, y las velocidades en kilómetros por segundo.

Distancia al núcleo	Velocidad	Distancia al núcleo	Velocidad
0,003	5 Km	0,027	38 Km
0,004	13 »	0,044	70 »
0,010	19 »	0,071	72 »
0,015	32 »	0,090	91 »
0,019	35 »		

Se trata, en realidad, de medidas difíciles de realizar, y por ello los valores indicados son algo inciertos. Se ha encontrado, por otra parte, que las velocidades de tales condensaciones no son, ni con mucho, las que corresponderían a la acción única de una fuerza repulsiva procedente del Sol, y hay que admitir la existencia de causas perturbatrices, lo cual indica un defecto en la teoría de Bredichin, y no es éste el único.

Las investigaciones realizadas por Kopff, en Heidelberg, sobre el cometa de Daniel (1907 IV) han dado como resultado que ciertos rayos rectilíneos de este cometa no pueden explicarse por la teoría de Bredichin; una fuerza repulsiva que emane del Sol no basta para la representación de los fenómenos observados. Kopff supone que en la cabeza del cometa radica también una fuerza repulsiva, de manera que la repulsión observada sería la resultante de una fuerza que tiene su origen en el Sol, y de otra que nace en la cabeza del cometa. La teoría de Bredichin no debe, pues, ser considerada como errónea, sino que hay que complementarla con otras hipótesis para explicar todos los complicados fenómenos que observamos en los cometas. Aparte de estas limitaciones, la teoría de que hablamos presta ya hoy grandes servicios, y hasta fenómenos muy complejos han encontrado en ella una explicación sencilla; como ejemplos citaremos la cola de algunos cometas que la presentan en forma de γ , la forma ondulada en otros y las seis colas del cometa de 1744.

Aun cuando la esencia de la fuerza repulsiva del Sol no influye en las interpretaciones mecánicas de la misma, es de gran importancia física el descubrimiento de su naturaleza. Bredichin mismo consideraba aquella fuerza como de naturaleza eléctrica, aunque sin poner gran interés en esta opinión. Actualmente se cree que es, conforme a las ideas de Arrhenius, la llamada «presión de radiación» o presión ejercida por la luz. Todos los rayos luminosos emitidos por el Sol ejercen presión sobre los cuerpos a que alcanzan. Para los cuerpos de dimensiones medibles esta presión de la luz es muy pequeña en relación con la atracción ejercida por el Sol; pero cuanto menor es el cuerpo, tanto mayor es la relación entre la presión de la luz y la atracción. Si, por ejemplo, el cuerpo tiene un diámetro de 0,0015 mm, la gravitación y la presión de la luz se equilibran. Cuando el diámetro está comprendido entre 0,00007 mm y 0,0015 mm, la

presión de la luz es mayor que la acción gravitatoria, llegando a ser aquella 18 veces más intensa que ésta, valor que es precisamente el que corresponde a la fuerza repulsiva normal del primer tipo de cometas. Si, finalmente, el diámetro del cuerpo es inferior a 0,00007 mm, entonces la acción gravitatoria predomina otra vez. Los valores que acabamos de dar, encontrados por Schwarzschild, son exactos para radiaciones luminosas cuya longitud de onda sea aproximadamente la de las rayas del sodio y para cuerpos cuya densidad sea la del agua.

Según esto, estamos muy cerca de averiguar la naturaleza de la fuerza repulsiva, identificándola con la presión de radiación luminosa, cuya existencia se ha comprobado experimentalmente. Por otra parte, algunos fenómenos, especialmente ciertas formas radiantes, hacen verosímil la existencia de acciones eléctricas en los cometas y aun cabe esperar que las investigaciones realizadas durante estos últimos años sobre la radiactividad de la materia modifiquen de un modo fundamental nuestras ideas sobre las fuerzas que obran en la física cometaria.

Las colas anómalas de algunos cometas, dirigidas hacia el Sol y además de pequeña longitud, parecen contradecir la teoría de Bredichin; en ellas la fuerza repulsiva debe ser nula. Pero si aceptamos que la acción repulsiva no es más que la presión de la luz, basta suponer que las partículas que constituyen las colas anómalas son suficientemente grandes para que aquella presión se anule o por lo menos sea muy pequeña.

Una consecuencia aparentemente necesaria de cuanto llevamos dicho es que, por efecto de la desoclusión de las substancias gaseosas, los cometas han de perder constantemente masa, o por lo menos han de quedar exhaustos de los gases que constituyen la cola cuando se encuentran cerca del Sol. Esta conclusión queda confirmada por el hecho de que ningún cometa de corto período posee cola considerable, lo cual se podría explicar admitiendo que la materia que la constituía en otros tiempos se ha perdido parcialmente. Sin embargo, según las investigaciones realizadas por Holetschek, el cometa de Halley no ha perdido brillo desde su aparición en el año 1607, y lo mismo ocurre con el cometa de Encke a partir de 1805, pero en este último parece que el desarrollo de la cola es algo menor. En algunos cometas periódicos ha podido comprobarse, según Holetschek, una disminución de brillo, y en cambio, en ninguno de ellos se ha observado que el brillo aumentase de unas apariciones a otras. Con todo, no es de suponer en los cometas periódicos una disminución muy rápida, ya que la cantidad de materia necesaria para la formación de la cola es tan pequeña, que un cometa podría perderla varias veces sin que por eso se notase en él un decrecimiento notable. Este consumo constante de materia puede aducirse como una prueba de que los cometas periódicos han sido capturados por los planetas. Si, por ejemplo, el cometa de Halley hubiese pasado cien mil veces cerca del Sol, sus elementos volátiles ya hubiesen desaparecido por completo hace mucho tiempo.

Los estudios realizados para determinar la *masa* y la *densidad* de los cometas no han conducido por ahora a resultados satisfactorios. Hemos

visto que los cometas telescópicos son probablemente aglomeraciones de partículas independientes, y con alguna seguridad puede afirmarse que hasta el núcleo de los cometas mayores tiene la misma constitución, esto es, que no es más que un conjunto de partículas discretas. En favor de esta hipótesis está el hecho de que en un mismo cometa el tamaño aparente del núcleo está sujeto a notables variaciones, y por lo tanto, no puede tratarse de un cuerpo sólido. Confirma, además, esta hipótesis la circunstancia de que en las grandes aproximaciones de los cometas a los planetas no se ha podido comprobar ninguna acción perturbadora sobre el movimiento de estos últimos ni de sus satélites, de manera que la masa de los cometas debe ser muy pequeña. En diferentes ocasiones se ha observado el fraccionamiento del núcleo; tal ocurrió, por ejemplo, en el cometa 1882 II. La causa de esta segmentación parece radicar en la diferencia de las atracciones ejercidas por el Sol o por los grandes planetas sobre las distintas partes del cometa. El fraccionamiento llega a veces a determinar la división de un cometa en dos o más, de lo cual veremos más adelante algunos ejemplos. Los cometas fraccionados pueden, en ciertas circunstancias, alejarse unos de otros cada vez más, a causa de la atracción del Sol y de los planetas, pero en general, los elementos de sus órbitas son en este caso parecidos. Es posible que de esta manera se hayan formado los llamados «sistemas de cometas», o sea, grupos de cometas que describen órbitas muy parecidas pero que a pesar de ello están muy alejados unos de otros. El sistema más conocido consta de los cometas 1668, 1680, 1843 I, 1880 I y 1882 II.

Con frecuencia inquiere el público cuáles puedan ser las consecuencias del encuentro de un cometa con la Tierra. A ello se puede contestar, primero, que la clase y la intensidad del efecto dependerán esencialmente del cometa, así como de la parte de éste que llegue al contacto con la Tierra. A través de las colas cometarias de mayor tamaño puede pasar la Tierra sin sufrir la más leve alteración, ya que la cola, como hemos visto, tiene una densidad en extremo pequeña. El paso de la Tierra a través de la cola de un cometa acaeció con toda seguridad en 1861, y en mayo de 1910 nuestro globo atravesó probablemente una parte de la cola del cometa de Halley. Schwarzschild calculó, fundándose en ciertas hipótesis muy verosímiles, que si la Tierra hubiese atravesado la cola principal de este último cometa, habría recogido a lo sumo 250 000 Kg de materia, cantidad muy pequeña si se considera distribuída sobre la superficie terrestre. El paso a través de un cometa telescópico iría acompañado probablemente de una lluvia de meteoritos muy luminosos; pero que no llevarían aparejado otro peligro que el inherente a la caída de esos meteoritos. En cambio, el choque con el núcleo de un cometa grande podría ser de consecuencias graves, puesto que si bien el núcleo no es un sólido sino solamente una reunión de partículas discretas, puede haber entre éstas algunas de gran tamaño, en cuyo caso las consecuencias del choque podrían ser fatales. De todos modos, la probabilidad de un acontecimiento de esta naturaleza es tan pequeña, que no debe causar la menor inquietud.

5. COMETAS MÁS IMPORTANTES

Antes de dar por terminado el estudio de los cometas, describiremos de una manera breve las características generales de los cometas periódicos, así como las de algunos otros que han presentado un interés especial, ya por su magnificencia, ya por los fenómenos físicos que en ellos se han desarrollado.

No existe diferencia esencial entre los cometas llamados periódicos y los restantes, como ya hemos tenido ocasión de ver. Es probable que todos aquellos cuyo período de revolución es pequeño deban la forma actual de su órbita a la acción de alguno de los grandes planetas, y que primitivamente describieran trayectorias casi parabólicas. El ejemplo más notable de los cambios que puede sufrir una órbita cometaria por efecto de estas perturbaciones lo ofrece el cometa de Lexell de 1770. Estudiado con alguna detención su movimiento, resultó que en 1767 se había acercado mucho a Júpiter, el cual le había obligado a describir una órbita de pequeña excentricidad con un período de revolución de $5 \frac{1}{2}$ años; el cometa describió esta órbita durante 12 años, pero en 1779 volvió a acercarse tanto a Júpiter que su órbita fué nuevamente perturbada, transformándose en otra muy excéntrica análoga a la primitiva. El cometa, por su parte, no ejerció la menor influencia sobre las órbitas de los satélites de Júpiter, que atravesó en su segunda aproximación, ni sobre la órbita de la Tierra, a la que se acercó también mucho, de lo cual dedujo Laplace que la masa del cometa de Lexell debía de ser inferior a $\frac{1}{5000}$ de la masa de la Tierra.

Cuanto mayor es el período de revolución de un cometa, tanto más incierta es la fecha de su reaparición y tanto más difícil discernir las diferencias entre el arco de órbita observado y un arco de parábola. En los cometas cuyo período de revolución es inferior a cien años, se pueden determinar aquellas fechas con más seguridad, pero es siempre muy dudosa cuando sólo se ha observado una sola aparición. Los cometas a que nos referimos son los siguientes (I):

Cometa	Período de revolución	Cometa	Período de revolución
1846 IV de Vico	75,7 años	1892 V Barnard ₂	6,5 años
1867 I Stephan	40,1 »	1909 IV Daniel	6,5 »
1866 I Tempel	33,2 »	1890 VII Spitaler	6,4 »
1913 III Neujmin ₁	17,6 »	1916 I Taylor	6,4 »
1846 VI Peters	13,4 »	1783 Pigott	5,9 »
1889 VI Swift ₁	8,9 »	1894 IV Swift ₂	5,9 »
1881 V Denning ₁	8,7 »	1770 I Lexell	5,6 »
1906 VI Metcalf	8,2 »	1886 IV Brooks ₁	5,6 »
1894 I Denning ₂	7,4 »	1916 II Neujmin ₂	5,5 »
1895 II Swift ₂	7,2 »	1884 II Barnard ₁	5,4 »
1918 III Schorr	6,7 »	1819 IV Blanpain	5,1 »
1743 I Grischow	6,7 »	1922 b Skjellerup	5,1 »
1858 III Tuttle	6,6 »	1766 II Helfenzrieder	4,5 »
1896 V Giacobini ₁	6,6 »		

(I) Cuando un observador ha descubierto varios cometas periódicos se les distingue por subíndices, así: Tempel₁, Tempel₂, etc.

El cometa 1922 *b* es probablemente idéntico al encontrado en 1902 por Grigg.

El lector hallará al final del libro los elementos de las órbitas de los 25 cometas periódicos que han sido observados más de una vez y cuyo período de revolución es, por lo tanto, conocido con seguridad. Se ha omitido el de Biela (pág. 421), así como también el cometa de Tempel₁, que fué observado por primera vez en 1879 y hoy puede considerarse como definitivamente perdido, y el de Brorsen, que también en 1879 fué observado por última vez, pero que tal vez sea idéntico al cometa 1894 I de Denning.

COMETA DE HALLEY. — En agosto de 1682 apareció en el cielo boreal un cometa que llamó extraordinariamente la atención y cuya órbita, según demostró Halley, presentaba una analogía tan grande con la de un cometa observado en 1607, que cabía la sospecha de que se trataba del mismo astro, a pesar de la poca duración de visibilidad del último, que fué solamente de un mes. Las características de ambas órbitas eran, según el cálculo, tan idénticas, que a simple vista habrían parecido una sola si se hubiesen podido trazar en el cielo. Por otra parte, la probabilidad de que dos cometas distintos describiesen la misma órbita era muy pequeña; así, Halley llegó a la conclusión de que se trataba del mismo cuerpo celeste, el cual daba la vuelta alrededor del Sol, siguiendo una elipse alargada, en unos 75 años. Concordando con este período de revolución, si se cuenta hacia atrás, se encuentran citadas en 1531 y en 1456 apariciones de cometas que con toda probabilidad describieron también la misma órbita.

Anteriores a la aparición de 1456 se encuentran registradas otras que también concuerdan con el período de 75 $\frac{1}{2}$ años, y los ingleses Crommelin y Cowell han comprobado que figuran en las crónicas 27 apariciones sucesivas del cometa sin que falte ninguna hasta el año 187 a. de J. C.

A Halley le bastó tener en cuenta las cuatro apariciones desde 1456 para predécir el regreso del cometa para el año 1758. Tan largo plazo dió tiempo a los matemáticos para estudiar el movimiento del astro, y la teoría de la gravitación, cuyo desarrollo era cada vez más perfecto, dió el medio de calcular la influencia de la atracción ejercida por los planetas mayores sobre el movimiento del cometa durante los 76 años de su carrera por el espacio. Este gran trabajo fué realizado por Clairaut, quien encontró que a causa de la atracción de Júpiter y de Saturno, la reaparición del cometa de Halley se retrasaría unos 618 días y que, por consiguiente, el astro no pasaría por su perihelio hasta mediados de abril de 1759. Clairaut pudo calcular que el error de este resultado no podía exceder de un mes, y, en efecto, el cometa apareció a últimos de 1758, pasando por su perihelio el 12 de marzo de 1759. Antes de la siguiente aparición, que debía ocurrir en 1835, los métodos del análisis progresaron en tal forma que podía ya calcularse con gran exactitud el influjo de las atracciones planetarias sobre el movimiento del cometa. Dos alemanes, Rosenberger y Lehmann, y dos franceses, Damoiseau y Pontécoulant, emprendieron independientemente unos de otros el cálculo de la fecha en que debía reali-

zarse el regreso. Damoiseau dió como tiempo del paso del cometa por el perihelio el 4 de noviembre de 1835; Pontécoulant, empleando en sus cálculos valores más exactos de las masas de los planetas, encontró para dicho paso el día 13 y Rosenberger el 11. El 5 de agosto de 1835 fué visto por primera vez el astro, y el 16 de noviembre, tres días después de lo calculado por Pontécoulant, pasó por su perihelio. Pudo seguirse hasta mediados de mayo de 1836, pero después desapareció, incluso para los anteojos más potentes de aquella época. Por el cálculo se le pudo seguir, no obstante, con tanta exactitud como si hubiese estado al alcance de los aparatos, y así se supo, por ejemplo, que en 1873 había alcanzado el afelio o punto más lejano de su órbita, punto que es exterior a la órbita de Neptuno, y que a partir de dicho instante se encontraba ya en el cami-

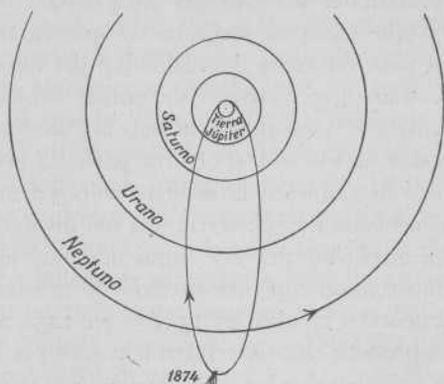


Fig. 173.

no de retorno. La figura 173 representa la órbita y la posición que el cometa ocupaba en ella el año 1874. Del sentido indicado por las flechas se deduce que su movimiento es retrógrado.

Para determinar exactamente el momento del paso siguiente por el perihelio, que Pontécoulant había predicho para mediados de mayo de 1910, era necesario calcular el influjo de todos los planetas mayores, lo cual representaba un trabajo ímprobo. Cuando Clairaut calculó la aparición de 1759, Saturno era el último planeta exterior que se conocía; antes de la reaparición de 1835, había que añadir ya al cálculo las perturbaciones producidas por Urano; después hubo que tener en cuenta las debidas a Neptuno.

El difícil problema fué resuelto de una manera admirable por Cowell y Crommelin; la reaparición del cometa se esperaba con enorme interés. El 11 de septiembre de 1909 fué encontrado por Wolf, en Heidelberg, apartado sólo 24^s en ascensión recta y 4' en declinación de la posición que indicaban las efemérides calculadas por Cowell y Crommelin. Después se comprobó que el cometa figuraba ya en una placa fotográfica obtenida el 24 de agosto en el observatorio de Helwan. Pasó por el perihelio en la mañana del 20 de abril, tres días después de lo calculado. Las circunstan-

cias del movimiento eran tales, que en la mañana del 19 de mayo pasó el cometa por delante del disco del Sol y en esta ocasión la Tierra debía atravesar la cola en el caso de que ésta no presentase una curvatura muy grande y de que su longitud no fuese inferior a 24 millones de kilómetros, que era la distancia que en aquel momento separaba el núcleo del cometa de nuestro globo. Durante el paso por delante del disco solar, cuya duración, a esta distancia del núcleo, tenía un radio de sólo un millón de kilómetros de las cuidadosas observaciones realizadas, siendo tal su transparencia, que no llegó a ejercer ninguna absorción notable sobre la luz solar. El desarrollo de la cola fué enorme durante todo el mes de mayo; el día 20 su longitud aparente en el cielo era de 150° , y su extensión lineal de 30 millones de kilómetros, de suerte que sólo podía ser contemplada en todo su esplendor desde lugares situados favorablemente. Parece que no llegó a efectuarse el paso de la Tierra a través de la cola principal, la cual estaba tan encorvada en el plano de su órbita que la región de la cola con que la Tierra hubiera podido entrar en contacto no pasó por las cercanías de nuestro globo hasta dos días y medio después de la conjunción, que ocurrió el 19 de mayo, y como que entonces la Tierra estaba ya a más de dos millones de kilómetros al sur del plano de la órbita del cometa, la cola, cuya sección, a esta distancia del núcleo, tenía un radio de sólo un millón de kilómetros, pasó por delante de la Tierra a la distancia también de un millón de kilómetros. Es muy posible que una débil cola secundaria que estaba casi en la prolongación de la línea Sol-cometa, alcanzara a la Tierra al anochecer del día 19 de mayo, pero no se observó ningún fenómeno que indicase el paso. En algunos sitios se observaron, el 19 y el 20 de mayo, fenómenos luminosos de explicación difícil, pero los observadores que los relatan no se hallaban muy favorablemente situados, de manera que aquellos fenómenos no pueden atribuirse a la cola del cometa. La figura 174 es reproducción de una fotografía del cometa de Halley obtenida el 13 de mayo en el observatorio de Lowell; la estrella que aparece en el borde de la derecha es Venus, cuyo aspecto sobre la placa es debido a que se obtuvo la fotografía con larga exposición.

Con los instrumentos más potentes sólo pudo seguirse el cometa de Halley hasta junio de 1911; las observaciones duraron, pues, en total 21 meses, más que suficientes para fijar la órbita actual con toda la precisión deseable.

COMETA DE BIELA. — Nada demuestra tan claramente la diferencia entre los cometas y los otros cuerpos celestes como el fraccionamiento o división de los primeros. En el año 1826, un austriaco, Biela, descubrió un cometa telescópico que pronto fué reconocido como idéntico al observado en el año 1772 y también a fines de 1805. Su período de revolución, determinado por el cálculo, era de $6\frac{3}{4}$ años; pero el cometa no había sido observado en este intervalo a causa de su posición desfavorable con relación a la Tierra. A partir de 1826 efectuó otras dos revoluciones sin que se le pudiera descubrir, y sólo a su tercer regreso, en 1845, volvió a ser visible. Al principio no se observó en él nada que llamara la atención, pero



Fig. 174. — Cometa de Halley (13 de mayo de 1910).
Fotografía del observatorio de Lowell

a fines de diciembre de 1845 se produjeron en el cometa variaciones extraordinarias, nunca observadas en tales cuerpos. El cometa se dividió en dos componentes de brillo y de aspecto diferentes. El cometa menor fué aumentando de tamaño en febrero de 1846, hasta igualarse al otro, pero después volvió a disminuir de tamaño y de brillo y en marzo desapareció, mientras que el otro componente pudo seguirse todavía durante un mes más. La distancia aparente entre ambos cometas aumentó desde 2' (a mediados de enero) hasta más de 9' (a primeros de marzo); la distancia verdadera fué, a mediados de enero, de 45 radios terrestres, a mediados de febrero fué de 49, y a fines de marzo de 43, variando, por consiguiente, entre 274 000 y 313 000 kilómetros.

La reaparición siguiente del cometa era esperada con el mayor interés. Fué visto por primera vez en agosto de 1852, y volvió dividido también en dos, pero la distancia de ambos componentes había aumentado ya hasta 378 radios terrestres, o sea 2 411 000 Km; esta distancia, durante el mes de septiembre aumentó todavía en 30 radios. El brillo de uno y otro cometa aumentaba y disminuía alternativamente, de manera que no se podía decir cuál de los dos era el cometa principal. A fines de septiembre de 1852 se perdieron de vista y desde entonces no se les ha vuelto a ver. El cometa debía pasar por el perihelio en los años 1859, 1865 y 1872. En el paso de 1859 su posición respecto a la Tierra era muy desfavorable para que se le pudiera observar; en el de 1865 no se le pudo encontrar, y se atribuyó el fracaso a la distancia, bastante grande, a que pasó el astro con relación a nosotros, pero en 1872, en que su posición respecto a la Tierra era en extremo favorable, no hubo medio de dar con él, y fué preciso admitir que el cometa había desaparecido, esto es, que se había deshecho. Algunos fragmentos, invisibles aisladamente, describen todavía, con toda seguridad, la antigua órbita y a ellos deben atribuirse las lluvias de estrellas fugaces del 27 de noviembre de 1885 y del 23 de noviembre de 1892, de las cuales hablaremos más adelante. Inmediatamente después de la lluvia de estrellas fugaces del año 1872, Pogson descubrió en Madrás, atendiendo a una indicación telegráfica de Klinkerfues, un cuerpo parecido a un cometa, que bien podía ser un fragmento del cometa de Biela. Pero este objeto ocupaba una posición retrasada, con relación a la que daba el cálculo para el cometa de Biela, unos dos meses, lo cual permite poner en duda la identidad de ambos cuerpos.

El fraccionamiento del cometa de Biela no es el único ejemplo de su clase. De una manera análoga y aun más extraña se ha observado el fenómeno en algunos cometas brillantes; por ejemplo, en el segundo de 1618 y en el de 1652. El núcleo del primero se fraccionó en una serie de núcleos más pequeños, y la cabeza del cometa de 1652 ofreció desde el principio el aspecto de un disco pálido tachonado de manchas o núcleos, cuyo tamaño era casi como el de la Luna. En los tiempos modernos, han proporcionado buenos ejemplos de fraccionamiento de núcleos los cometas siguientes: el de septiembre de 1882 (1882 II), el de Sawerthal (1888 I),

y el de Brooks (1889 V), así como los cometas de Swift (1899 I) y Taylor (1916 I).

COMETA DE ENCKE. — Este astro fué visto por primera vez en 1786, y después en 1795 y en 1805. Se le puso el nombre de Encke, por ser este astrónomo quien calculó su órbita de un modo más completo. Este cometa llamó mucho la atención de los sabios. Las tres primeras apariciones fueron de muy corta duración y las observaciones que se realizaron muy insuficientes para calcular con seguridad la órbita. En su cuarta aparición, a fines del año 1818, en que Pons lo encontró en Marsella, se pudo identificar con el cometa observado en 1805, quedando sin decidir si su período de revolución era de 13 años o menos. Encke emprendió entonces el estudio, y lo llevó a cabo con una minuciosidad y exactitud desconocidas hasta entonces. Demostró que el período de revolución debía de ser de unos 1200 días, habiéndose efectuado, por consiguiente, entre 1805 y 1818, tres revoluciones alrededor del Sol, y comprobó, además, la identidad de aquel cometa con los de 1786 y 1805, haciendo ver que el que no se hubiese observado el cometa en las tres aproximaciones anteriores era debido a su posición desfavorable con respecto a la Tierra. El resultado de los cálculos de Encke despertó grandísimo interés, pues presentaba el primer caso de un cometa dotado de un período de revolución muy pequeño.

Desde entonces, este astro fué observado con frecuencia, y tanto el mismo Encke como otros astrónomos calcularon de nuevo la órbita con gran esmero. Comparando el movimiento observado con el que se deduce de la atracción del Sol y de los planetas, Encke encontró que el período de revolución disminuía continuamente, lo cual le condujo a admitir una hipótesis ya indicada por Olbers, de que el cometa encontraba una gran *resistencia en el espacio*. La disminución en su período era en cada revolución de $2 \frac{1}{2}$ horas. La consecuencia que de ello sacaron Encke y Olbers fué la de que el espacio estaba ocupado por una materia en extremo flúida, que si bien no llegaba a ejercer influjo sensible sobre el movimiento de los planetas, en cambio, podía influir sobre un cuerpo tan ligero como un cometa, cuya densidad media es mucho más pequeña que la del aire. Pero examinando la cuestión a fondo, las investigaciones de Encke no resultaban concluyentes para probar la existencia del supuesto medio resistente; en primer lugar, porque la disminución constante del período de revolución podía explicarse sin la existencia de dicho medio; y por otra parte, porque todos los demás cometas de corto período deberían sufrir una disminución análoga del mismo, cosa que en realidad no ocurre. Finalmente, los cálculos en que Encke basó su hipótesis eran tan complicados, que requerían una confirmación por otros cálculos realizados con métodos diferentes y empleando valores corregidos para las masas planetarias causantes de las perturbaciones.

Asten, en Pulkowa, repitió los estudios de Encke, y aunque su prematura muerte le impidió terminar los cálculos, parecía ya que éstos confirmaban la hipótesis de Encke, por lo menos en parte. Después de la

muerte de Asten, emprendió Backlund el mismo trabajo, utilizando todo el material de observaciones del cometa realizadas desde 1819 hasta 1891. El resultado de tales cálculos fué que el período sólo disminuyó de un modo regular hasta el año 1858; a partir de este año hasta 1868, la aceleración fué cada vez menor, y desde 1871 hasta 1891, si bien permaneció constante, la disminución era solamente los dos tercios del valor observado durante el primer período. Backlund dedujo de aquí que no era admisible la hipótesis de un medio resistente, y atribuyó la variable aceleración del cometa a la influencia de los enjambres de meteoritos que éste atraviesa cerca de su perihelio. Esta hipótesis, que había sido ya expuesta en 1841 por Walker y después por Faye y por Seeliger, pareció quedar demostrada por el estudio que el mismo Backlund realizó acerca

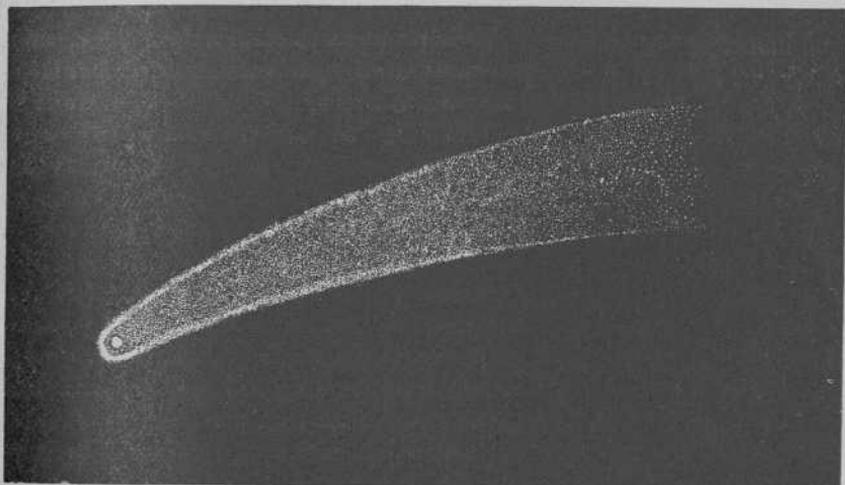


Fig. 175. — Cometa de 1811

del movimiento del cometa durante el intervalo de 1891 a 1908. De la disminución de la aceleración durante este intervalo dedujo Backlund que por lo menos debían haber ocurrido tres cambios bruscos en el movimiento medio del astro, esto es, en 1858, 1868 y 1895 y probablemente también en 1904. En 1916 trató Wolf de fotografiar el cometa de Encke en el afelio de su órbita; encontró, efectivamente, cerca del lugar indicado por las efemérides, un objeto muy débil y nebuloso, de aspecto cometario, pero cálculos posteriores efectuados por Viljev demostraron que no se trataba del cometa buscado.

Uno de los cometas más notables es el *cometa de 1744*. Fué tal su brillo, que en el momento de su paso por el perihelio (1.º de marzo) se le pudo observar a simple vista en pleno día; pero lo más raro en ese astro fué la forma de su cola, que en vez de formar un solo apéndice, quedó constituida, después del paso por el perihelio, por seis colas, extendidas en forma de abanico por la parte opuesta al Sol. Por este aspecto,

que ofrecía un espectáculo maravilloso, el cometa de 1744 es único en su clase. Según ha demostrado Bredichin, no se trata de seis colas distintas, sino de una sola dividida en seis partes cerca del núcleo.

La serie de cometas importantes del siglo XIX empieza con el *cometa de 1811*. La gran inclinación de su órbita y la posición favorable que en ella ocupó el astro a su paso por el perihelio (12 de septiembre), hicieron que durante algunas semanas fuera aquél un espectáculo magnífico del cielo boreal (fig. 175), durando su visibilidad 17 meses, desde marzo de 1811 hasta agosto de 1812. Alcanzó su máximo brillo, como todos los grandes cometas, después de su paso por el perihelio, a principios de octubre; la cola tenía, en aquel momento, una longitud aparente de 25°,

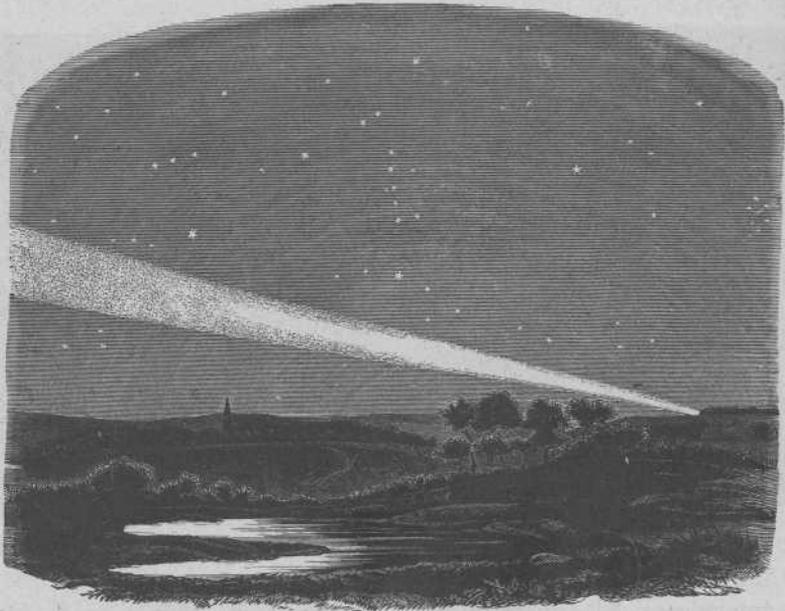


Fig. 176. — Gran cometa de 1843 (mediados de marzo)

lo cual correspondía a 90 millones de kilómetros. El núcleo no aparecía, como ocurre generalmente, limitado, pequeño, y suavemente esfumado hacia la cabellera, sino como un disco luminoso indefinido rodeado de un anillo oscuro, por fuera del cual un arco luminoso limitaba la cabellera y se prolongaba en dos ramas de la cola, bien definidas y separadas. Según las observaciones de Olbers, el núcleo ocupaba el foco de una parábola, constituida por el arco luminoso y las ramas de la cola. La órbita de este cometa es una elipse extraordinariamente alargada.

El *gran cometa de 1843* es, bajo muchos conceptos, uno de los más importantes del siglo XIX. Apareció repentinamente a fines de febrero del citado año, muy cerca del Sol (fig. 176). En el hemisferio austral, se pudo columbrar al principio durante el día, por lo que algunos astrónomos pu-

dieron medir directamente su distancia aparente al Sol, que el 27 de febrero era sólo de $1^{\circ},5$. Pronto se debilitó su brillo, y en abril desapareció, incluso para la visión telescópica. La característica más notable de su órbita consiste en que se acerca más al Sol que la de todos los demás cuerpos celestes hasta entonces conocidos; fué tan pequeña su distancia al astro central, que el menor cambio en la dirección de su movimiento habría ocasionado un choque. La distancia de su perihelio al centro del Sol fué de unos 820 000 kilómetros, y la distancia a la superficie del mismo de unos 130 000 kilómetros; el cometa se acercó, por consiguiente, al Sol a menos de una quinta parte del radio de éste. La cola, después de su paso por el perihelio, alcanzó una extensión enorme, especialmente si se



Fig. 177. — Cometa de Donati, el 5 de octubre de 1858
(según G. P. Bond, Cambridge, E. U.)

la compara con el núcleo, que fué muy poco importante: la longitud total fué de 250 millones de kilómetros.

Acerca de su órbita reinó durante mucho tiempo gran confusión; los diferentes cálculos dieron como período de revolución 530, 175, 150 y hasta 37 años. Este último valor se basaba en el supuesto de que el cometa fuese idéntico al 1880 I, cuya órbita, en las cercanías del Sol, presenta gran analogía con la del cometa 1843 I; pero las minuciosas investigaciones realizadas por Kreutz sobre el sistema de cometas 1843 I, 1880 I y 1882 II probaron que la identidad entre los dos primeros es imposible y que ambos cometas poseen períodos de revolución comprendidos en-

tre 500 y 800 años (512 para el cometa 1843 I). De las demás analogías entre los tres cometas hablaremos más adelante.

COMETA DE DONATI, DE 1858. — Este cometa, uno de los más espléndidos del siglo pasado, adornó el cielo de occidente. Al contrario de lo ocurrido con el de 1843, su crecimiento fué lento. Donati lo vió por primera vez en Florencia, el 2 de junio de 1858, como una débil nebulosa de 3' de diámetro. A mediados de agosto se empezó a formar la cola, que a fines

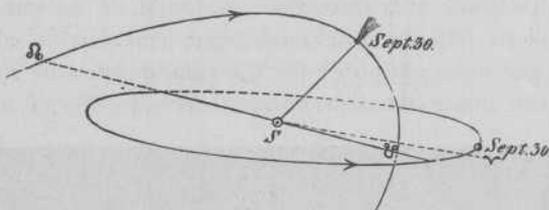


Fig. 178

del mismo mes, cuando aún el cometa no se podía percibir a simple vista, no tenía más que medio grado de longitud. A partir de aquella fecha aumentó con más rapidez; núcleo y cola se fueron desarrollando de una manera ostensible, y en la segunda mitad de octubre, poco después de su paso por el perihelio, alcanzó el astro su brillo máximo. El aspecto más bello lo ofreció el 5 de octubre, en que una estrella de 1.^a magnitud, Arcturo, estaba muy cerca de la cabeza (fig. 177). La cola, que a mediados de dicho mes había tomado una forma extraña, parecida a una pluma, tenía una longitud de 60° (70 millones de kilómetros), y en su extremo una anchura de 10°; una débil cola secundaria casi rectilínea la acompañaba. En la cabeza se observaron al mismo tiempo fenómenos notables: en el núcleo y con períodos de 4 a 6 días, y a veces más, se originaron una serie de capas que pasaron sucesivamente a la cola, dividida a su vez en dos partes (fig. 169). En este cometa no ocurrieron oscilaciones pendulares de radiaciones luminosas como las que pudieron observarse en el cometa de Halley en su aparición de 1835.

A fines de octubre, el cometa se dirigió rápidamente hacia el sur y desapareció para los observadores del hemisferio boreal; en el hemisferio austral se le pudo seguir hasta marzo de 1859. El largo período de visibilidad del cometa, su aproximación a la Tierra y su paso relativamente rápido al hemisferio sur se comprenden fácilmente si se considera la figura 178, en la cual se representan las órbitas del cometa y de nuestro globo.

Con el cometa de Donati solamente puede compararse, por su brillo, su belleza y su duración, el de septiembre de 1882. Otro gran cometa, el que en 30 de junio de 1861 apareció repentinamente para Europa emergiendo de los rayos del Sol, ostentó una cola mucho más

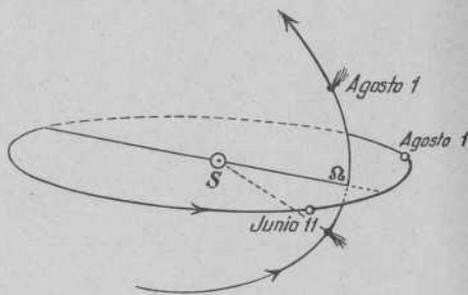


Fig. 179

extensa y un núcleo más brillante; pero ambas cosas solamente se percibieron durante un tiempo muy corto. En 14 días la cola principal, que iba acompañada de otra menos brillante y curvada, disminuyó de 100° a 25° de longitud y el núcleo disminuyó también de intensidad. En agosto, después de tres meses de visibilidad, ya no se le podía distinguir a simple vista; pero se le pudo seguir con el anteojo hasta la primavera de 1862. Su órbita (fig. 179) era casi perpendicular a la eclíptica; por esta causa, así como por la pequeña distancia a que pasó de la Tierra (15 millones de kilómetros el 30 de junio) la aparición del astro en el hemisferio boreal fué casi instantánea.

Entre los cometas más notables hay que citar también el *cometa de agosto de 1862*. De una manera análoga a lo que ocurrió con el de Halley, emanaron de su núcleo oleadas de materia luminosa sometidas a oscilaciones regulares, cuyo período, según las observaciones de Schmidt, concordaba con las variaciones periódicas de brillo del núcleo, así como con la formación de las capas de la cabeza; el fenómeno se fué repitiendo con intervalos de unos tres días.

Por su parte, la cabeza ofreció cambios de forma notables. Además de la cola principal apareció en este intervalo otra; la primera estaba dirigida, como ocurre generalmente, en sentido contrario al Sol, pero

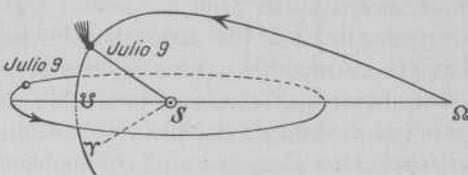


Fig. 180

desde mediados de agosto se desvió de esta dirección unos 15° . Schiaparelli vió en esto, como Bessel había visto en el cometa de Halley, la prueba de la existencia de una fuerza repulsiva emanada del núcleo. Este cometa presenta además de notable la gran analogía (que quizá es identidad) entre su órbita y la del conocido enjambre de aerolitos de agosto, del que hablaremos más adelante. Su período de revolución es relativamente pequeño: 120 años.

El cometa descubierto el 17 de abril de 1874 por *Coggia*, era muy poco brillante al principio y no se diferenciaba nada de los cometas telescópicos corrientes. A principios de junio se le distinguía a simple vista. Desde entonces se desarrolló rápidamente; del núcleo, pequeño y ovalado, se desprendió la materia luminosa, al principio formando dos arcos sencillos que se prolongaban en la cola, limitándola interiormente, y más tarde, en julio, en forma complicada, pareciendo unas veces más brillante un lado del núcleo, y otras veces el otro. La cola se vió por primera vez con el anteojo a mediados de mayo. A principios de julio medía unos 15° , después del paso del cometa por el perihelio (9 de julio) sus dimensiones aumentaron notablemente, y desde el 15 al 23 de julio, cuando ya la cabeza del cometa había desaparecido hacía tiempo bajo el horizonte, brillaba su apéndice como un ancho haz luminoso procedente del norte; su longitud era entonces de 55 a 60° . El movimiento del astro en su órbita, representada en la figura 180, no pudo seguirse en el hemisferio

boreal a partir del 20 de julio (en que pasó por su nodo descendente), pero en el hemisferio austral se le pudo ver hasta principios de octubre.

Los dos últimos decenios del siglo XIX fueron especialmente ricos en apariciones cometarias. El primer gran cometa de este intervalo (1881 III) fué descubierto el 22 de mayo de 1881 por *Tebbutt*, en Windsor (Australia), pero no se pudo observar en el hemisferio boreal hasta el 22 de junio. Poco después su cola medía 20° de longitud. La cabeza del cometa presentó fenómenos muy interesantes, en particular una radiación intensa, dirigida hacia el Sol y dotada de movimientos pendulares, de manera que de unos días a otros presentaba diferencias de inclinación, respecto al eje de la cola, hasta de 90°.

Menos notable, pero de un interés especial para el estudio de la física de los cometas, fué el que lleva el número 1882 I, descubierto el 17 de marzo del citado año por *Wells*, en Albany. Se acercó mucho al Sol, y aun cuando para el público fué poco notable, debido a la posición desfavorable de la órbita, se consiguió verlo con el antejo, durante el día, en el perihelio. El principal interés que presenta este cometa radica en su espectro. El 27 de mayo, trece días antes del paso por el perihelio, percibió *Copeland*, en Dunecht, en el espectro del cometa, una raya amarilla brillante que pertenecía indudablemente al sodio. El 31 de mayo esta raya fué descubierta también, independientemente, por *Dunér*, *Bredichin* y *Vogel*, viéndola este último desdoblada. *Müller*, en Potsdam, la comprobó por medio de la fotografía. A simple vista se podía reconocer el colorido fuertemente amarillo de la cabeza del astro. Ocurrió, pues, en el núcleo un fenómeno extraordinario, revelado por la aparición de las rayas del sodio y que sin duda debe atribuirse a la acción del Sol, porque aumentó con la proximidad del cometa, el cual, durante este tiempo, presentó un brillo mucho más intenso del que correspondía a las simples leyes de la reflexión de la luz. Es también digno de mención que mientras persistieron las rayas del sodio, las bandas típicas de los espectros cometarios desaparecieron por completo. Este hecho hace presumir la iluminación eléctrica de masas gaseosas, en cuyo espectro desaparecen las rayas correspondientes a los metaloides y sus combinaciones químicas cuando se ilumina mezclado con ellos un vapor metálico, que entonces parece ser el único conductor de la corriente eléctrica.

La aparición celeste más grandiosa del pasado siglo fué la del *cometa de septiembre* de 1882 II, descubierto a simple vista el 3 de dicho mes, y observado el 8 por *Finlay* en El Cabo. Antes de que se hubiera extendido la noticia del descubrimiento, *Common* y *Thollon* lo vieron en pleno día muy cerca del Sol. No sólo recordaba por esta circunstancia el cometa de 1843, sino también por la analogía entre los elementos de las órbitas respectivas. Ofreció este cometa el caso, único en la historia de la astronomía, de la observación del núcleo junto al borde del Sol. *Finlay* y *Elkin*, en el observatorio de El Cabo, observaron la entrada del cometa en el disco solar, y pudieron comprobar que su imagen desaparecía completamente al pasar por delante del Sol. Desde el punto de vista espec-

troscópico, este cometa era parecido al de Wells, habiéndose reconocido en él la raya del sodio.

El núcleo de este astro sufrió grandes variaciones. Completamente circular al principio, a fines de septiembre era alargado, con dos nucleolos brillantes que se percibían con facilidad. La división, a partir de este momento, fué progresiva; a fines de octubre se observaban cuatro nucleolos brillantes de diferente magnitud, dispuestos en una recta paralela al eje de la cola, y por último se produjo el fraccionamiento de la parte nebulosa. Schmidt, en Atenas, observó la división en dos cometas diferentes, uno de los cuales, el nuevo, se alejó diariamente del otro cosa de un grado.

Después de su paso por el perihelio, el cometa continuó llamando la atención de las gentes durante algunos meses, no desapareciendo de la simple vista hasta mediados de febrero de 1883, en que se hallaba ya a la distancia de 2,6 radios de la órbita terrestre. Después de su conjunción con el Sol fué observado todavía en el hemisferio austral el 20 de mayo, cuando su distancia a la Tierra era ya de 4,4 radios de nuestra órbita. El cometa fué, pues, visible durante 260 días; durante este intervalo recorrió 340° de su órbita y se acercó a los 466 000 Km del Sol. De los cálculos efectuados por Kreutz resulta que su período de revolución es de 772 años. Como ya hemos dicho, los elementos de su órbita son casi análogos a los de los cometas 1843 I y 1880 I; está, sin embargo, fuera de duda que estos tres astros no son idénticos, sino que pertenecen a una familia cuyos miembros recorren casi exactamente la misma órbita. Es probable que, en tiempos remotos, un cometa se dividiese al pasar por el perihelio, como ocurrió con el de septiembre de 1882 II, y que los componentes se muevan hoy siguiendo órbitas poco diferentes. En caso de ser ya muy antiguo este fraccionamiento, es de suponer que existan aún más astros de este grupo. Kreutz ha demostrado la probabilidad de que pertenezcan al sistema el cometa de 1680, que ahora describe otra órbita, el de 1668, y también, a juzgar por el material de observación, algo deficiente, el de 1702, el que se vió durante el eclipse de 1882, y el que lleva el número 1887 I.

Extraordinarios fueron los cambios, así de forma como de brillo, que presentó el cometa periódico *Pons-Brooks* en su aparición de 1883 y 1884. El 22 de septiembre de 1883, a las nueve de la noche (tiempo de la Europa central), era todavía, según la descripción que de él hizo Schiaparelli, una débil nebulosa de 3' de diámetro, con un núcleo de 12.^a magnitud. Pocas horas después, a las once de la noche, fué observado por Chandler como un cuerpo brillante parecido a una estrella fija de 8.^a magnitud y rodeado de una nebulosidad casi imperceptible. El cambio sufrido era tan extraordinario, que el observador tuvo necesidad de comprobar la posición del astro para cerciorarse de que se trataba realmente del cometa. Al día siguiente, el brillo era todavía mayor, apareciendo el núcleo, no ya como un punto, sino con bastante diámetro aparente. El 25 era menos luminoso, constituyendo una nebulosidad vaga; de forma

circular y de 2' a 3' de diámetro, sin condensación en el centro. Esta nebulosidad fué disminuyendo de brillo al mismo tiempo que aumentaba de tamaño y aparecían indicios de cola. El 1.º de enero de 1884 Müller, en Potsdam, observando el cometa hacia las seis de la tarde, lo encontró casi igual que en los días anteriores, poco brillante y con un núcleo indeciso; hora y media más tarde, el astro quedaba reducido a un punto semejante a una estrella de 7.^a magnitud, y durante los 40 minutos siguientes, aumentó de nuevo el brillo una magnitud y media, para volver a disminuir lentamente, hasta alcanzar el día siguiente su brillo normal. Además de estas dos erupciones luminosas, la segunda de las cuales se desarrolló a la vista del observador, ocurrieron otras entre límites más estrechos. Es digno de mencionarse que al mismo tiempo que el cometa sufría esos cambios de forma y de luminosidad, se producían también variaciones en su espectro. Mientras que de las tres bandas conocidas, la verde era de ordinario la más brillante de todas y la amarilla más que la azul, al ocurrir la erupción del 1.º de enero la banda azul pasó a ser más luminosa que la amarilla y poco menos que la verde.

Otros fenómenos parecidos al que acabamos de relatar se han observado, por ejemplo, en el cometa *Sawerthal* (1881 I). Este cometa fué teatro de una erupción luminosa entre el 19 y el 21 de mayo, a consecuencia de la cual su brillo aumentó en dos magnitudes; al mismo tiempo emergieron del núcleo dos ramas, encorvadas a ambos lados del mismo y mucho más luminosas que la cola propiamente dicha. Este paroxismo ocurrió dos meses después del paso del cometa por el perihelio, y por tanto no debe atribuirse a la acción de la irradiación solar. Desgraciadamente, no se poseen observaciones espectroscópicas del instante crítico.

Al pasar este cometa por el perihelio, se produjo una división del núcleo; primero se observó un nucleolo débil al lado del núcleo principal, y pronto se le unió un tercero, más débil todavía. Los tres núcleos fueron visibles hasta después de la erupción mencionada.

Otro astro descubierto por *Brooks* lleva la fecha 1889 V y pertenece al grupo de cometas de corto período de revolución (7 años). Los potentes telescopios de Mount Hamilton, Viena y Pulkowa han suministrado datos en extremo interesantes acerca de él. Barnard descubrió dos compañeros del cometa, más débiles que el principal pero que presentaban con él una gran analogía. En Viena se descubrió un tercer compañero. Uno de esos cometas satélites perdió pronto el núcleo, y después de hacerse difuso desapareció. En cambio, el núcleo del tercero fué aumentando de brillo, llegando a superar al del cometa principal para disminuir después hasta volver a su primitiva importancia.

Se han podido calcular las órbitas de los cometas satélites, resultando que todas ellas estaban en el plano de la órbita descrita por el cometa principal y además que el fraccionamiento de la masa primitiva ocurrió en el afelio. Chandler hizo ver que en mayo de 1886 el cometa se aproximó mucho a Júpiter, lo cual hace creer que su fraccionamiento ocurrió bajo la acción perturbatriz de este planeta, produciéndose al propio

tiempo un cambio total en la órbita, en términos que el período de revolución, que antes era de 31 años, disminuyó hasta 7. El cometa ha comparecido desde entonces tres veces sucesivas, habiendo sido catalogado con las designaciones 1896 VI, 1903 V y 1911 I. En la aparición de 1896 fué muy débil y no se observaron sus compañeros. En la de 1903 fué más débil todavía, a pesar de que según todas las previsiones debía ser más visible que en 1889; además, su brillo fué disminuyendo, de manera que el astro fué un objeto de difícil observación, aun para los instrumentos más potentes. El 10 de diciembre de 1903, Aitken encontró que el cometa había aumentado rápidamente de brillo, siendo más visible que en agosto y presentando una condensación central parecida a una estrella, pero no se prosiguieron estas observaciones. En 1910 se le llegó a ver, pero tan débil que únicamente se pudo hacer una sola observación. En 1917-1918 se le buscó en vano.

El *cometa de Holmes* (1892 III) es también un cometa periódico, con un período de revolución de 7 años. Al principio, a raíz de su descubrimiento, varió poco su aspecto; la disminución de brillo fué acompañada por un aumento considerable de la cabellera, la cual fué creciendo poco a poco hasta alcanzar 30' de extensión. No presentó núcleo propiamente dicho, y la cola era corta, no extendiéndose, al parecer, más allá de la cabellera. La transparencia del cometa era tal, que podían observarse a través de las partes más densas las estrellas más débiles. La disminución de brillo fué tan rápida que el 12 de enero se observaba con dificultad con el gran refractor del observatorio de Estrasburgo. El día 16 del mismo mes apareció como un objeto brillante semejante a una estrella de 7.^a a 8.^a magnitud, rodeada por una nebulosidad de 30'' de extensión, sin cabellera ni cola. En los días sucesivos el cometa volvió lentamente a presentar su primitivo aspecto, y en febrero su brillo volvió a ser el normal. El espectro era continuo, sin que sufriese cambio alguno ni aun cuando ocurrió el aumento súbito de intensidad luminosa. En su aparición de 1899, y aun más en la de 1906, llamó la atención por su escasa luminosidad, lo cual conduce a suponer que se trata de un astro ordinariamente muy débil, y que si en 1892 apareció brillante fué por alguna causa anormal desconocida. Ni en 1913 ni en 1920 se le vió.

Por la forma de su cola es especialmente interesante el *cometa de Rordame* (1893 II). Durante las primeras semanas de julio fué visible a simple vista; su brillo era el de una estrella de 3.^a a 4.^a magnitud. La cola era mucho menos luminosa que la cabeza, pero podía verse en una extensión de 12 a 15 grados. Las fotografías de este cometa, especialmente una obtenida por Hussey en el observatorio de Lick, permitieron observar una múltiple división de la cola, que de unos días a otros estaba sujeta a cambios constantes. Los rayos parecían salir del centro de la cabeza y no de los bordes de la cabellera (fig. 169), y de ordinario emergían de la parte central de la cola una serie de rayos, que a su vez se subdividían en otros evanescentes. En diferentes sitios de la cola apa-

recieron fuertes condensaciones que no constituían fenómenos constantes, sino que variaban de un día a otro hasta desaparecer del todo.

Todavía más interesantes fueron los fenómenos observados en la cola del *cometa de Morehouse* (1908 III), descubierto el 1.º de septiembre

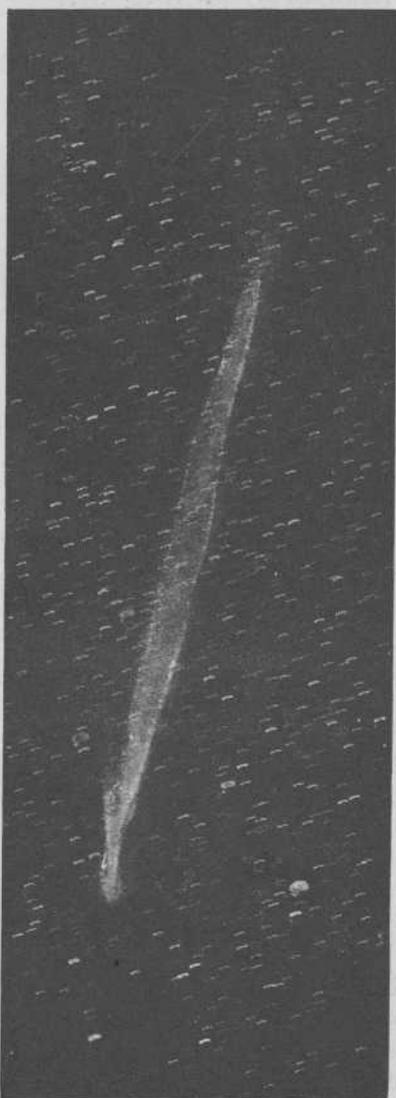


Fig. 181. — Cometa de Morehouse, el 15 de octubre de 1908



Fig. 182. — Cometa de Morehouse, el 16 de octubre de 1908

Según las fotografías obtenidas por Lorenz en el observatorio de Heidelberg

de 1908, unos cuatro meses antes de su paso por el perihelio. Su posición fué muy favorable para los observadores del hemisferio boreal. En los primeros días, su cola sufrió grandes variaciones de forma y



Fig. 183. — Cometa de Morehouse, el 15 de noviembre de 1908, según una fotografía obtenida por Metcalf

de brillo, y desde mediados de septiembre estos cambios fueron cada vez más notables, sucediéndose con cierto ritmo, como si se produjesen en el astro explosiones periódicas. En su estado de calma, presentaba el cometa una cabeza con una pequeña cabellera, de la que emergían rayos

rectilíneos en dirección algo diferente de la general de la cola. Después, la cabellera empezaba a aumentar de extensión, y los rayos de la cola se ensanchaban formando como un abanico. Éste era el momento de la máxima actividad; grandes condensaciones luminosas parecían entonces lanzadas fuera de la cabeza, y corrían a lo largo de la cola, formada en parte por rayos de curvatura irregular. Después el cometa volvía lentamente al estado de calma, que duraba hasta la explosión siguiente. Estos períodos de actividad fueron observados el 16 y el 30 de septiembre, así como el 1, el 6 y el 15 de octubre. Las figuras 181 y 182 representan el aspecto del cometa el 15 y el 16 de octubre según las fotografías obtenidas en el observatorio de Heidelberg. En noviembre llamó la atención un crecido número de rayos largos y delgados que salían de la cola principal y que presentaban una curvatura notable hacia afuera, como si estuviesen sujetos a la acción de una fuerza exterior. La figura 183 reproduce una fotografía del cometa obtenida el 15 de noviembre por Metcalf, en Taunton (Estados Unidos). Del espectro del cometa, ya hemos hablado en la página 410.

Distinguióse por su brillo el *cometa 1910 I*, descubierto el 13 de enero por los trabajadores de las minas de diamantes del Transvaal, llegando la noticia del descubrimiento al observatorio de Johannesburg el día 15, por conducto de los empleados del ferrocarril. El cometa pasaba entonces por su perihelio, entre el Sol y la Tierra, y su distancia a nuestro globo no era más que de 15 millones de kilómetros. Su brillo era tan grande, que a mediodía podía observársele con el anteojo meridiano, y el 18 de enero, aunque sólo distaba 4° del Sol, se le pudo ver a simple vista. Cuando pudo observarse el cometa durante el crepúsculo vespertino, presentaba una cola ligeramente curvada, dividida en su extremo, y su longitud era de 40° ; tenía, además, otra cola secundaria de menor longitud y una tercera de $15'$ dirigida hacia el Sol. Según Pokrowsky, la existencia de todas estas colas puede explicarse por la teoría de Bredichin. A partir de los últimos días de enero el cometa disminuyó rápidamente de brillo y pronto dejó de ser observable a simple vista; pero con los instrumentos se le pudo seguir hasta el mes de julio.

6. METEOROS (ESTRELLAS FUGACES, BÓLIDOS Y METEORITOS)

Si contemplamos el firmamento una noche sin nubes, observaremos con bastante frecuencia como si algunas estrellas se desprendieran del cielo, desapareciendo rápidamente después de recorrer una larga trayectoria. Esas *estrellas fugaces* no suelen ser muchas en una noche, pero en ciertas épocas su número aumenta de un modo extraordinario, y no pocas de las *lluvias de estrellas* mencionadas por la historia han despertado, como las apariciones de cometas, la admiración y el temor de los pueblos.

«Se vieron caer del firmamento las antorchas celestes como llamas rodeadas de humo... las estrellas caían a millares.» Así dice un antiguo poema indio, el Mahabharata. Más impresión todavía que las lluvias de estrellas producen los *bólid*os, cuerpos cuyo diámetro aparente y cuyo brillo son a veces mayores que los de la Luna, y que ordinariamente estallan produciendo un estampido que se oye a grandes distancias. Numerosas relaciones de estos fenómenos aparecen en las crónicas de casi todos los pueblos. Antiguamente se consideraba la aparición de un bólido como una revelación de la divinidad, y si a la explosión del mismo seguía la caída de una o de varias piedras (*meteoritos*, *aerolitos*), estas «piedras caídas del cielo» eran objeto de una religiosa veneración.

Aunque ya en tiempos remotos se conocían los meteoritos y las estrellas fugaces — estas últimas se citan en la Iliada, — la explicación de tales fenómenos avanzó bien poco, y los sabios los consideraron, al igual que hicieron con los cometas, y aun durante más tiempo que para éstos, como de origen atmosférico o bien terrestre (lanzados por los volcanes y arrastrados por el viento). Todavía en 1867, cuando ya parecía comprobado su origen cósmico, Coulvier-Gravier, uno de los más asiduos observadores de estrellas fugaces, creía en su origen atmosférico, llegando a fundar un método de prognosis del tiempo, basado en estos fenómenos. Más adelante veremos con cuánta lentitud se adelantó en este camino; pero antes veamos lo que dan de sí las observaciones.

Como el aspecto exterior de las estrellas fugaces, bólidos y meteoritos presenta un gran parecido, fueron reunidos bajo la denominación general de *meteoros*. Un estudio más profundo hizo ver las diferencias que los separan, de las cuales se obtuvo la clasificación en estrellas fugaces por una parte y bólidos y meteoritos por la otra.

Estrellas fugaces

Casi todas las noches claras y sin luna pueden verse estrellas fugaces en el cielo; su brillo varía mucho de unas a otras. Las hay desde las más débiles, sólo visibles con el antejo, hasta aquellas cuya luz iguala a la de las estrellas de primera magnitud; las que exceden de este brillo se llaman ya bólidos. Las más débiles son, con mucho, las más numerosas; la intensidad de su luz depende en parte del meteoro mismo, y en parte de la distancia al observador. Como ejemplo de esta última influencia bastará citar el gran meteoro del 30 de enero de 1868, que apareció en Pultusk (Polonia), y que, después de producir una fuerte detonación se resolvió en una verdadera lluvia de piedras; en cambio, en algunos lugares se le vió simplemente como un bólido brillante, y en otros sólo fué percibido como una estrella fugaz ordinaria.

El brillo de las estrellas fugaces suele variar mucho durante su corta visibilidad; débil al principio, va aumentando hasta el momento de la desaparición, generalmente instantánea.

El color de las estrellas fugaces es casi siempre blanco o amarillo, raras veces rojizo; en cambio, los bólidos presentan a veces coloraciones vivas, en especial rojas y verdes. A veces cambia el color en el transcurso del fenómeno. El estudio espectroscópico de las estrellas fugaces, del cual se esperaba una explicación de tales coloraciones, es decir, un dato cierto acerca de la constitución química del meteoro, presenta grandes dificultades, por aparecer éste de una manera inesperada y por ser su duración muy corta; por esto el número de buenas observaciones de que se dispone es extremadamente pequeño. Sólo en algunos casos, y por casualidad, se han podido fotografiar los espectros de las estrellas fugaces; estas fotografías se obtuvieron, empleando un prisma objetivo, en los observatorios de Harvard y de Moscú. Las rayas de emisión del espectro no se pudieron identificar.

Las estrellas fugaces se parecen a las estrellas fijas por su aspecto, pero J. Schmidt ha observado que algunas veces aparecen borrosas y como pequeñas nebulosidades. Algunas de ellas, por ejemplo las que aparecen en noviembre y que tienen su punto radiante en la constelación del León, dejan detrás de sí un rastro luminoso que dura algunos segundos; algunas se dividen en fragmentos y otras emiten a manera de chispas. Estos fenómenos exteriores son, como las coloraciones que presentan, característicos del grupo a que pertenece cada meteoro; por este motivo los observadores nunca olvidan anotar tales particularidades.

Parece seguro que una parte de la materia constitutiva de las estrellas fugaces llega lentamente a la Tierra, pero como se trata de masas muy pequeñas, no se ha podido comprobar directamente. Las masas gelatinosas que se han encontrado en algunos sitios y que se ha creído que eran materia procedente de las estrellas fugaces, no tienen seguramente ninguna relación con ellas, siendo de origen orgánico. Tampoco es probable que el polvo de hierro que se ha encontrado encima de la nieve en regiones alejadas de terrenos cultivados (por ejemplo, el hallado por Nordenskiöld en el Spitzberg) sea de origen cósmico, es decir, que no es la materia pulverizada de un meteoro; las investigaciones modernas han demostrado que aquel polvo de hierro procede más bien de las erupciones volcánicas terrestres.

Las trayectorias seguidas por las estrellas fugaces son generalmente arcos de círculo máximo de la esfera celeste, lo cual indica que en realidad son rectilíneas; pero algunas veces se observan trayectorias aparentes más o menos curvilíneas y onduladas, siendo también ésta una particularidad característica de ciertos grupos.

El tiempo de visibilidad de una estrella fugaz es siempre muy corto, generalmente de una fracción de segundo; muy pocas veces es de 3 ó 4 segundos, y casi nunca mayor.

La longitud de la trayectoria aparente recorrida en la esfera celeste varía mucho de unos meteoros a otros; oscila desde muchos grados hasta pequeñas fracciones de grado, y en ciertas ocasiones aparecen aquéllos en el cielo como un punto luminoso que no brilla más que un instante.

La frecuencia media horaria de las estrellas fugaces que se observan sueltas en cualquier época del año (*estrellas fugaces esporádicas*) es, para los lugares de latitud geográfica media ($+50^\circ$), de 4 a 6. Esta frecuencia oscila según sean las estaciones (*variación anual*) y la hora (*variaciones horaria y diurna*). Durante la primavera la frecuencia es mínima, y en otoño máxima. Además, en las horas que siguen a la media noche su número es casi el doble que en las que la preceden, ocurriendo el máximo horario hacia las tres de la madrugada. En la tabla siguiente se dan los valores medios de estas variaciones, según resultan de largas series de datos obtenidos por diferentes observadores:

Variación horaria			Variación anual				
Hora astronómica desde mediodía	Número horario según:		Mes	Número horario según:			
	Coulvier-Gravier	Schmidt		Coulvier-Gravier	R. Wolf	Schmidt	Denning
5h — 6h	7,2	4,2	Enero	3,6	5,5	13,1	9,2
6 — 7	6,5	5,3	Febrero	3,6	5,4	6,4	7,3
7 — 8	7,0	5,7	Marzo	2,7	5,2	10,7	7,7
8 — 9	6,3	6,7	Abril	3,7	4,6	11,6	7,1
9 — 10	7,9	7,9	Mayo	3,8	4,1	8,7	6,0
10 — 11	8,0	9,5	Junio	3,2	5,4	9,4	6,6
11 — 12	9,5	11,6	Julio	7,0	9,8	18,3	14,3
12 — 13	10,7	14,1	Agosto	8,5	12,9	25,0	23,7
13 — 14	13,1	16,3	Septiembre	6,8	7,4	11,7	13,9
14 — 15	16,8	17,9	Octubre	9,1	6,4	18,1	15,8
15 — 16	15,6	18,2	Noviembre	9,5	5,0	16,6	14,8
16 — 17	13,8	18,7	Diciembre	7,2	4,1	18,0	11,4
17 — 18	13,7	14,9					
18 — 19	13,0	—					

Además de estas dos variaciones, que se refieren al tiempo, hay también otra, llamada *variación acimutal*, en virtud de la cual no todas las regiones del cielo son igualmente ricas en estrellas fugaces: hacia el este se ven más estrellas fugaces que hacia el oeste. Las variaciones horaria y acimutal fueron descubiertas ya por Brandes, pero la primera fué estudiada especialmente por Herrick y Lovering y la última por Coulvier-Gravier.

En ciertos días del año se observan las estrellas fugaces en gran número; tal ocurre, por ejemplo, hacia el 10 de agosto. El fenómeno se repite con gran regularidad todos los años y en los mismos días. La aparición de las estrellas fugaces es, pues, un hecho periódico. Mientras las estrellas fugaces esporádicas, que se pueden observar todas las noches, surgen, moviéndose en todas direcciones y sin obedecer a ninguna ley conocida, de diferentes puntos del cielo, las que aparecen periódicamente parecen emanar de una región bien limitada denominada *punto radiante*, lo cual constituye un hecho de gran importancia para la teoría. Así, por ejemplo, los meteoros del 10 de agosto parecen venir de las inmediaciones de la estrella γ de la constelación de Perseo, y se llaman

por esto *perseidas*. Las estrellas fugaces que aparecen así de una manera periódica, a partir de un determinado radiante, se dice que forman *un enjambre*. La mayor parte de estos enjambres presentan entre sí diferencias características, que dependen del número y del aspecto de los meteoros; la característica principal de una lluvia de estrellas es, no obstante, la intensidad de la misma, variable según los años. Mientras que algunos enjambres aparecen el mismo día de cada año, con una densidad casi igual, otros presentan una marcada periodicidad en este elemento; durante algunos decenios el número de meteoros es relativamente pequeño y no sufre visible alteración, pero llega un año en que al aparecer el enjambre son tantos los meteoros que lo forman, que el fenómeno alcanza las apariencias de una verdadera lluvia de fuego. Esta lluvia de estrellas dura pocas horas. En los dos o tres años siguientes se vuelve a reproducir todavía el fenómeno con relativa esplendidez, pero después la densidad del enjambre vuelve a ser normal durante muchos años.

Desde este punto de vista se diferencian esencialmente los dos enjambres más importantes que se conocen, el de las *perseidas*, que ya hemos mencionado, y el de las *leónidas*, que aparecen en noviembre, entre las estrellas ε y γ de la constelación del León. Mientras que el primer enjambre vuelve cada año con la misma intensidad, el enjambre de noviembre sufre un aumento extraordinario cada 33 ó 34 años. En los años de máximo, las leónidas constituyen lluvias de estrellas como la de la noche del 11 al 12 de noviembre de 1799, observada por Humboldt y Bonpland en Cumaná (Venezuela) y descrita por ellos en la siguiente forma: «Miles de bólidos y estrellas fugaces cayeron continuamente durante cuatro horas. La dirección de su trayectoria era muy regular, de norte a sur, y cubrían una región del cielo que se extendía desde 30° hacia el norte hasta 30° hacia el sur del punto este...» Según dice Bonpland, al empezar el fenómeno no había ninguna región del cielo del tamaño de tres diámetros de la Luna que en cada instante no estuviese cubierta de bólidos y estrellas fugaces. Los primeros eran menos numerosos, pero como había una extensa gradación de tamaños se hacía imposible trazar el límite de separación entre estas dos clases de meteoros. Todos ellos dejaban tras de sí un rastro luminoso de 8 a 10° de longitud... La luminosidad de estos rastros duraba de 7 a 8 segundos. Algunas de las estrellas fugaces presentaban un núcleo bien definido, del tamaño del disco de Júpiter, del que emergían rayos muy brillantes. Los bólidos parecían sufrir explosiones, pero los de mayor tamaño, de 1° a $1^\circ 13'$ de diámetro, desaparecían sin emitir aquellos rayos y dejando tras de sí rastros de $15'$ a $20'$ de ancho. La luz emitida por estos meteoros no era rojiza, sino blanca... A partir de las cuatro de la madrugada el fenómeno fué cediendo en intensidad; bólidos y estrellas fugaces fueron cada vez menos frecuentes, pero un cuarto de hora después de la salida del Sol podían observarse todavía algunos, por su luz blanca y por su velocidad.

La doble periodicidad de estas apariciones dificultó, al principio, el descubrimiento de la verdadera causa de las estrellas fugaces, pero, en cambio, fué más adelante la guía que condujo a una completa resolución del problema.

ALTURA Y VELOCIDAD DE LAS ESTRELLAS FUGACES. — El primer paso para el estudio científico de las estrellas fugaces lo dieron en 1798 dos estudiantes de Göttingen: Brandes y Benzenberg, quienes emprendieron observaciones de tales meteoros desde dos lugares cuya distancia se había determinado mediante operaciones geodésicas.

Estas observaciones consistían en anotar los puntos de aparición y desaparición de una estrella fugaz respecto a las estrellas vecinas, y al mismo tiempo el instante de su aparición. La posición aparente de una estrella fugaz, en el caso de que no esté alejada en extremo, debe ser diferente en ambas estaciones, esto es, debe presentar una desviación paraláctica respecto a las estrellas fijas. De esta desviación se pueden deducir fácilmente, por el cálculo, la altura, la longitud de la trayectoria recorrida y la velocidad del meteoro. Como condición previa, era necesario conocer la diferencia de longitud geográfica entre ambas estaciones y efectuar la comparación de los cronómetros de ambos observadores antes de empezar los trabajos, para poder identificar las estrellas fugaces en ambas series de observaciones.

Brandes y Benzenberg encontraron resultados inesperados, pero muy importantes, a saber: que el fenómeno se desarrolla a alturas muy superiores a la que entonces se atribuía a la atmósfera terrestre, y además que la velocidad de las estrellas fugaces supera en mucho a todas las que podemos observar sobre la Tierra. De esto se dedujo inmediatamente que los meteoros que nos ocupan no proceden de nuestro propio planeta ni son debidos a las erupciones volcánicas, como había supuesto Olbers, y como continuaron creyendo muchos astrónomos, entre ellos Laplace. Para atribuirlos a erupciones ocurridas en la Luna, hubiera sido preciso admitir en ésta fuerzas de diez a veinte veces mayores que las que actúan en la Tierra, lo cual pareció imposible. Así las estrellas fugaces debían ser consideradas como *cuerpos cósmicos*.

Posteriormente se han realizado con frecuencia observaciones muy cuidadosas de las estrellas fugaces, y todas han confirmado en sus líneas generales los resultados obtenidos por Brandes y Benzenberg. Así Niessl ha encontrado, como resultado de la discusión de un abundante material de observaciones, los valores siguientes para la altura media en que aparecen esos meteoros:

	Altura media	
	de aparición	de desaparición
Perseidas	113 Km	89 Km
Leónidas	155 »	98 »
Estrellas fugaces de diferentes puntos radiantes	109 »	86 »
Bóolidos y meteoritos	139 »	50 »

Como que las perseidas penetran en la atmósfera terrestre con una velocidad relativa de 60 Km por segundo y las leónidas con una velocidad de 70 Km, se deduce de la tabla anterior que cuanto mayor es la velocidad más elevada está la región en que aparecen y desaparecen las estrellas fugaces, resultado que ha sido plenamente confirmado por otras observaciones. Como además los bólidos y los meteoritos poseen una masa mayor que la de las estrellas fugaces, se deduce también que la masa influye en la altura en que aquéllas desaparecen o se apagan; las masas mayores encuentran en la atmósfera una resistencia menor, por lo que descienden hasta una altura menor (1).

Como longitud media de la trayectoria recorrida por una estrella fugaz, von Niessl encuentra 57 Km, y para la recorrida por un bólido o un meteorito 319 Km, lo cual es debido a que una masa mayor puede recorrer mayor trayectoria a través de nuestra atmósfera, antes de consumirse (2).

La determinación de la velocidad por medio de las observaciones directas presenta, naturalmente, grandes dificultades, por tratarse de fenómenos inesperados y rápidos, siendo por lo mismo muy inseguros los resultados obtenidos. Pero también en este punto confirman las observaciones posteriores los resultados obtenidos por Brandes y Benzenberg, de que las velocidades son del orden de las velocidades planetarias, y a veces todavía mayores. Debe tenerse presente que el observador no aprecia la verdadera velocidad cósmica, sino una velocidad muy disminuida por efecto de la resistencia que encuentra el meteoro al atravesar la atmósfera, resistencia que, aun a grandes alturas, es enorme para tan grandes velocidades.

Es precisamente esta resistencia la causa de que sean visibles las estrellas fugaces. Si un cuerpo dotado de cierta velocidad choca con otro en reposo, parte de la energía de aquél se transforma en calor, tanto más cuanto mayor sea la fuerza viva del cuerpo en movimiento, entendiéndose por fuerza viva la mitad del producto de la masa por el cuadrado de la velocidad. Lo mismo ocurre cuando un cuerpo atraviesa con gran velocidad un medio resistente como el aire; el cuerpo pierde una parte de su velocidad, empujando al aire que encuentra por delante y obligándole a desviarse lateralmente; una parte de la fuerza viva del cuerpo desaparece como tal, y se transforma en movimiento interior de las moléculas del aire y del cuerpo, es decir, en calor. En el caso de los meteoros, el aumento de temperatura sería enorme si toda la fuerza viva se transformase en calor y si éste se utilizase por completo en calentar el cuerpo, porque su velocidad inicial, al penetrar en nuestra atmósfera, es de 20

(1) Es notable el hecho de que las estrellas fugaces se hagan visibles casi a la misma altura (de 100 a 200 Km sobre la superficie terrestre), en que se forman las auroras polares, según Störmer.

(2) La trayectoria meteórica de mayor longitud conocida hasta hoy es la del enjambre de bólidos del 9 de febrero de 1913. Según el cálculo efectuado por C. A. Chant, recorrió dicho enjambre en 4 ó 5 minutos una trayectoria de 4000 Km, a una altura de 50 a 60 Km.

a 70 Km por segundo, velocidad que al cabo del primer segundo se reduce ya a la treintava parte, y a veces aun menos, de su valor primitivo.

Pero, como demostró Schiaparelli, esta conversión total del movimiento en calor, no corresponde a la realidad; una parte de la energía se emplea en la continuación del movimiento y en la compresión del aire que envuelve al meteoro, otra parte en aumentar la temperatura del mismo aire, y otra parte aún en la producción de ondas sonoras. El verdadero aumento de temperatura que sufre el meteoro raras veces excede de 2000 a 3000 grados.

A menudo se ha planteado el problema de si una estrella fugaz, después de atravesar rápidamente nuestra atmósfera, puede proseguir describiendo su órbita a través del espacio. A esta pregunta puede contestarse negativamente fundándonos en lo que hemos dicho ya respecto a la pérdida de velocidad; pero tratándose de grandes bólidos el caso es posible, y von Niessl presenta un ejemplo único, el del bólido del 7 de julio de 1892, cuya aparición se produjo a 74 Km de altura, y que después de haber recorrido una trayectoria de 1350 Km a través de nuestra atmósfera desapareció a 158 Km de altura sobre la superficie terrestre.

La resistencia opuesta por el aire se da a conocer además de otra manera: si la forma del meteorito difiere notablemente de una esfera —por ejemplo, si es un cuerpo anguloso,— su trayectoria a través de la atmósfera no puede ser una línea recta, sino que ha de encorvarse en forma de helicoide, fenómeno ya observado desde hace tiempo en el movimiento de los proyectiles. El viento no tiene influencia notable sobre la trayectoria aparente de las estrellas fugaces, pero la tiene sobre el rastro luminoso que a veces dejan tras de sí, imprimiéndole frecuentes dislocaciones hasta que desaparece.

PUNTO RADIANTE. — Las investigaciones de Brandes y Benzenberg, a pesar de los resultados importantes a que condujeron, llamaron poco la atención de los astrónomos; pero Brandes las continuó con ayuda de varios colaboradores. La gran lluvia de estrellas que acaeció en la noche del 12 al 13 de noviembre de 1833 y que constituyó un magnífico espectáculo en casi toda América, dió ocasión a algunos nuevos adelantos. Olmsted (y al mismo tiempo Twining) no sólo efectuó importantes observaciones personales, sino que reunió todos los datos y comunicaciones que a aquel fenómeno se referían. De ellos dedujo que los meteoros parecían describir arcos de círculo máximo de la esfera celeste, los cuales prolongados hacia atrás se cortaban en un punto situado entre las estrellas γ y ϵ de la constelación del León. Este *punto de radiación*, *radiante* o *punto de divergencia*, que no es precisamente el de aparición de los meteoros, no sufrió ningún cambio de posición respecto a las estrellas fijas mientras duró el fenómeno, es decir, durante varias horas, lo cual indicaba que la posición de aquel punto era independiente de la rotación de la Tierra. De esto dedujo Olmsted que los meteoros tienen un origen *exterior* a nuestro planeta. Comprobó, además, que este punto radiante tenía la misma posición en el cielo para todos los observadores,

a pesar de ocupar éstos lugares muy alejados unos de otros; por lo tanto dicho punto estaba muy alejado de la Tierra, pues de lo contrario se habría notado una desviación paraláctica. Observaciones realizadas en años posteriores demostraron que la posición del punto radiante permanecía invariable para cada lluvia de estrellas.

La particularidad de que las trayectorias aparentes son círculos máximos de la esfera celeste que se cortan en un punto radiante si se prolongan hacia atrás, la explicó Olmsted admitiendo que las estrellas fugaces describen en realidad trayectorias rectilíneas, cuyas direcciones,

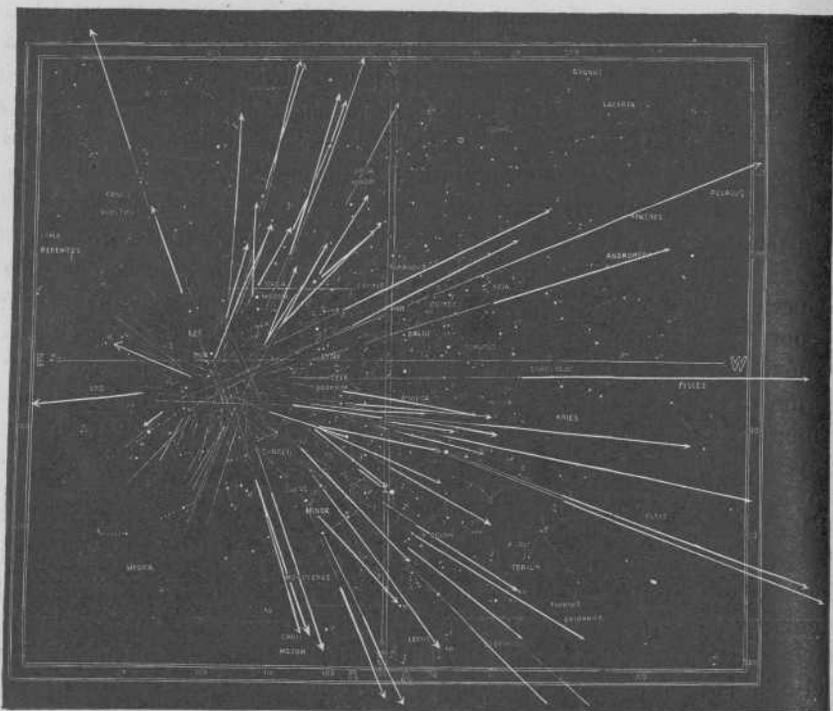


Fig. 184. — Punto radiante de las estrellas fugaces de noviembre

dentro de una distancia bastante grande, son casi paralelas entre sí; el radiante es entonces, por efecto de perspectiva, el punto de fuga de las rectas paralelas, como ocurre con los hilos telegráficos, que siendo paralelos entre sí parecen converger a lo lejos en un punto. La recta de unión del observador con el punto radiante da, pues, la dirección de los meteoros que recorren trayectorias paralelas y que desde el espacio se dirigen hacia la Tierra. Un meteoro que viene desde el punto radiante y se dirige hacia el observador, se ve como un punto luminoso inmóvil, mientras que todos los demás meteoros parecen recorrer, para el observador, trayectorias tanto más largas cuanto más lejos del punto radiante empiezan a ser visibles (fig. 184). Además, la longitud de las di-

ferentes trayectorias depende también de la altura del punto radiante sobre el horizonte. Si el radiante está a poca altura, las trayectorias aparentes alcanzarán su máxima longitud, porque las verdaderas son casi paralelas al plano del horizonte y aparecen al observador bajo el mayor ángulo visual posible. Al culminar el punto radiante, las trayectorias aparecerán acortadas por la perspectiva. Por esto, en dos lugares de diferente latitud geográfica, el fenómeno se representa de manera diferente en el mismo instante.

Pronto se vió que no solamente las leónidas, sino también los demás enjambres periódicos, como, por ejemplo, las perseidas, tienen su punto radiante. Heis, Greg, A. S. Herschel, Schmidt, Zezioli, Denning y otros determinaron mediante sus observaciones gran número de puntos radiantes y los recopilaron en tablas especiales. Denning calcula que el número de radiantes excede de tres mil, algunos de ellos no bien determinados todavía; este célebre observador catalogó todos los conocidos hasta 1899 en su «General catalogue of the radiant points of meteoric showers and of fireballs and shooting stars», que se publicó en el tomo LIII de las memorias de la Real Sociedad Astronómica de Londres.

En la tabla siguiente reproducimos algunos datos acerca de los enjambres más conocidos, tomados del catálogo de Denning:

Fecha	Nombre	Punto radiante	Altura media de la aparición	Altura media de la desaparición	Longitud media de la trayectoria	Velocidad media por segundo
Enero 1-4	Boótidas	231° + 52°	101 Km	80 Km	105 Km	37 Km
Abril 18-24	Líridas	271 + 33	132	83	92	53
Abril	Virgínidas	209 — 8	99	77	96	30
Junio-julio 8	Escorpiónidas	252 — 22	95	69	158	26
Julio 15-agosto 1	Capricórnidas	305 — 11	98	72	71	24
Julio-agosto	Perseidas	45 + 57	131	86	77	62
Julio 28-agosto 11	Acuáridas	339 — 11	99	76	106	30
Septiembre	β-Piscínidas	346 + 3	116	62	133	31
Octubre	Ariétidas	hay varios	126	60	122	34
Noviembre	Táuridas	» »	114	70	99	39
Noviembre 12-17	Leónidas	151 + 23	133	89	87	77
Diciembre 9-16	Gemínidas	110 + 33	122	73	96	40

Los nombres de los enjambres se derivan de las constelaciones en donde están situados sus radiantes. Las perseidas se llaman a veces también «lágrimas de San Lorenzo».

Antes hemos dicho que el punto radiante da la dirección de la cual parecen venir los meteoros hacia nuestro planeta; pero esta dirección no es la que en realidad siguen aquéllos en el espacio. Al mismo tiempo que el meteoro, se mueve el observador, arrastrado por la Tierra, que gira alrededor del Sol con una velocidad cuya magnitud es de 30 Km por segundo y cuya dirección, por efecto de la forma curvilínea de la órbita terrestre, varía de un día a otro. Así el observador no percibe el verdadero movimiento del meteoro en el espacio, sino el *relativo*, tanto en di-

rección como en velocidad. Las relaciones entre ambas velocidades recuerdan las que intervienen en el fenómeno de la aberración de la luz (página 193). En sus primeras discusiones, Olmsted no se fijó en esta circunstancia, pero pronto enmendó el error. Como se conoce exactamente el movimiento de la Tierra, puede calcularse, dado el punto radiante observado o *aparente*, así como la velocidad observada o *relativa* de una estrella fugaz, el *verdadero* punto radiante y la velocidad verdadera del meteoro.

Sea A (fig. 185) el punto (*ápex*) hacia el cual se mueve la Tierra, y E el punto que ocupa nuestro globo en el instante en que un meteoro está en M . Éste viene en la dirección RE' y choca en E' con la Tierra. Según esto, ME' es la *verdadera* velocidad cósmica del meteoro, y EE' la de nuestro planeta, pudiendo considerarse ambas velocidades como invariables en magnitud y en dirección, por ser muy pequeño el intervalo de tiempo en que ocurre la visibilidad del fenómeno. A causa de la simultaneidad de ambos movimientos, no veremos el meteoro en su verdadera dirección $E'R$, sino en la dirección $E'R''$, paralela a ME . Así para el observador E' , R'' será el punto radiante observado o *aparente*, R el *verdadero* y ME la velocidad observada o *relativa* del meteoro. El ángulo $R''E'A$ es el *ángulo de elongación aparente* del punto radiante respecto al *ápex*; el ángulo $RE'A$ el *verdadero*. De la figura se deduce inmediatamente que el punto radiante verdadero y el aparente están en un mismo plano con la dirección instantánea del movimiento de la Tierra, y que la elongación aparente es menor que la verdadera, esto es, que el punto radiante aparente está desviado hacia el *ápex*. De la posición del radiante R'' es fácil deducir la del verdadero R , así como de la velocidad observada ME puede calcularse la ME' de que el meteoro está animado en el espacio. Conociendo, por fin, esta última velocidad y el radiante corregido, puede deducirse fácilmente la órbita descrita por el meteoro alrededor del Sol.

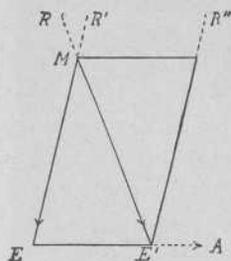


Fig. 185

La Tierra describe en torno del Sol una órbita elíptica, y la dirección EA varía constantemente en el espacio; en consecuencia ha de variar también la posición aparente del radiante en la esfera celeste. A primera vista, esto estaría en contradicción con las observaciones de las leónidas realizadas en 1833 por los astrónomos americanos; pero como que esta lluvia de estrellas duró pocas horas y por tanto la posición del radiante varió muy poco durante este pequeño intervalo, y como que además las observaciones fueron poco precisas, no pudo notarse cambio sensible de la misma. En el enjambre de las perseidas, que actúa durante muchos días, este cambio puede comprobarse con gran exactitud, como lo muestra la tabla siguiente, sacada de las efemérides de Denning:

	AR	D
Julio 11	11,5	+ 47,7
» 21	21,8	+ 51,6
» 31	33,2	+ 54,4
Agosto 10	45,0	+ 57,0
» 19	56,6	+ 59,1

De lo dicho se deduce que todo radiante que sea observable durante algún tiempo ha de moverse en la esfera celeste, y por lo mismo resulta extraordinario el hecho, inexplicable hasta ahora, de que este movimiento no se haya puesto de manifiesto sino en las perseidas. Según Denning, existen puntos radiantes cuya actividad dura meses enteros, y a pesar de ello conservan invariable su posición en la esfera celeste. Estos radiantes se llaman *radiantes estacionarios*. En la tabla siguiente se indican algunos de estos puntos radiantes, sacados de una nota que Denning tuvo la amabilidad de mandarnos:

AR	D	Duración de la actividad del radiante
14 ^o	+ 6 ^o	Agosto 16 - octubre 28
42	+ 21	Julio 28 - enero 10
48	+ 43 1/2	Julio - diciembre
54	+ 71	Fechas diversas
61	+ 35	» »
64	+ 22	Agosto 10 - diciembre
153	+ 40	Octubre 15 - abril 12
161 1/2	+ 58 1/2	Octubre 13 - diciembre 21 y febrero 20 - abril 18
165	+ 72	Agosto 24 - enero 19
209	- 10	Diciembre 15 - junio 20
220	+ 13	Diciembre 5 - agosto
263	+ 62	Fechas diversas
270	+ 48	Marzo 8 - septiembre 23
280	- 13	Febrero 20 - agosto 22
290	+ 51	Mayo - septiembre
312	+ 61 1/2	Abril 15 - octubre 20
315	+ 79	Fechas diversas
315	+ 47 1/2	Abril 19 - septiembre 15

Mucho se ha discutido esta cuestión, pero no se ha encontrado todavía una explicación satisfactoria, y mientras algunos astrónomos niegan la existencia de radiantes estacionarios, Denning la considera como cosa comprobada.

La determinación de un radiante se hace dibujando sobre un globo celeste o sobre una carta adecuada, y prolongándolas hacia atrás hasta que se corten, las trayectorias observadas (fig. 184). A causa de los errores de observación que inevitablemente se cometen hasta por los observadores más prácticos, no se obtiene nunca un punto matemático, sino una serie de puntos extendidos sobre una región más o menos grande, que se llama *región de radiación*. El centro de gravedad de ésta es el que se consi-

dera como punto radiante. Hay que tener en cuenta, para interpretar este resultado, que si se obtiene una región celeste en vez de un punto de intersección, no es sólo a causa de los errores de observación sino que interviene en el hecho una influencia real y mecánica, y es la atracción ejercida por la Tierra, que altera la trayectoria seguida por los meteoros durante la última etapa de su existencia cósmica, aumentando su velocidad y curvando dicha trayectoria. Las estrellas fugaces, que en el caso de no existir la atracción ejercida por la Tierra describirían respecto a nosotros trayectorias rectilíneas, al actuar dicha atracción recorren órbitas hiperbólicas; la dirección de su movimiento, por consiguiente, varía, y esta variación puede llegar a ser hasta de 17° . Schiaparelli llama a esta perturbación debida a la atracción terrestre *atracción cenital*, ya que el radiante se desvía hacia el cenit del observador, de la misma manera que una estrella se acerca al cenit por efecto de la refracción. La magnitud de este cambio depende, por una parte, de la distancia angular del radiante al ápex: un radiante situado en el ápex mismo sufre la variación mínima. Por otra parte, depende también de la distancia cenital del radiante, en términos que una trayectoria procedente del horizonte sufre una variación máxima y otra procedente del cenit no sufre ninguna. Durante el transcurso de una noche, la posición de un radiante varía respecto al cenit, y por lo mismo la atracción cenital durante este intervalo no es constante. Si la observación puede prolongarse mucho tiempo, el lugar ocupado por el radiante variará constantemente, y los meteoros no parecerán venir de un solo punto, sino de puntos diferentes. Schiaparelli, e independientemente E. Weiss, han dado de la atracción cenital una teoría completa que permite calcular fácilmente su valor y eliminar, por lo tanto, su influencia en las observaciones.

Aun hechas estas correcciones, se ha demostrado que tampoco resulta siempre entonces un punto de radiación, sino una región más o menos extensa, como ocurre, por ejemplo, con las biéridas, para las cuales esta región es mucho mayor de lo que podría aceptarse no teniendo en cuenta más que los errores cometidos por el observador. Para explicarse este hecho, hay que admitir que las estrellas fugaces no penetran en la atmósfera terrestre siguiendo órbitas paralelas y con la misma velocidad, como sería necesario para que parecieran partir todas de un solo punto.

Nuestros conocimientos sobre la distribución de los radiantes en el cielo son aún bastante deficientes, debido a que casi todos los observadores han habitado en latitudes geográficas medias del hemisferio boreal; el hemisferio sur ha sido poco explorado y la zona zodiacal en las proximidades del ápex no lo ha sido tampoco mucho, porque la mayor parte de los observadores han dedicado a estos estudios las horas que preceden a la media noche, que es cuando el ápex pasa por el meridiano inferior. Además, es imposible observar las estrellas fugaces cerca del Sol o durante el crepúsculo.

Denning ha estudiado la distribución de los radiantes aparentes, agru-

pándolos según su ascensión recta y su declinación, utilizando los datos contenidos en su catálogo general; los resultados que así encontró son los siguientes :

Distribución en AR		Distribución en declinación	
AR	Número	Declinación	Número
1° — 30°	515	— 19° a — 10°	139
31 — 60	763	— 9 » 0	185
61 — 90	416	+ 1 » + 10	287
91 — 120	347	+ 11 » + 20	500
121 — 150	280	+ 21 » + 30	581
151 — 180	233	+ 31 » + 40	566
181 — 210	201	+ 41 » + 50	654
211 — 240	261	+ 51 » + 60	767
241 — 270	295	+ 61 » + 70	338
271 — 300	353	+ 71 » + 80	192
301 — 330	348	+ 81 » + 90	56
331 — 360	355		

Sobre la distribución de los radiantes verdaderos se sabe muy poco. Schiaparelli calculó, partiendo de la hipótesis de una distribución uniforme de los radiantes verdaderos, cuál debía ser la de los aparentes, encontrando resultados que casi coinciden con los que da la observación.

En ciertas regiones del cielo los radiantes aparentes presentan cierta tendencia a ordenarse por grupos, pero el lugar ocupado por éstos es tan limitado, que las conclusiones de Schiaparelli no pierden por ello su importancia. Algunos de estos grupos se comportan de una manera algo extraña, difícil de explicar. Cuando los radiantes de ciertos grandes enjambres periódicos entran en actividad, empieza a recrudecer también la de algunos radiantes vecinos, que reciben por ello el nombre de *parásitos* o *puntos radiantes secundarios*. Esta simultaneidad no puede ser debida al azar, y cabe sospechar si todos estos radiantes unidos tan estrechamente en el espacio y en el tiempo pertenecen a un mismo sistema. Un ejemplo de este fenómeno lo presentan los enjambres vecinos al de las perseidas, los cuales desarrollan su actividad simultáneamente con el principal. Por el contrario, el enjambre de noviembre aparece aislado y sin relación ninguna con otros centros de radiación.

PERIODICIDADES. — La gran lluvia de estrellas fugaces de noviembre de 1833 despertó un interés general. Durante algunos años, numerosos astrónomos y aficionados de Europa y América se dedicaron con ahinco a la observación de estrellas fugaces, al paso que la teoría de estas apariciones hacía grandes progresos. Boguslawski (1839), algunas semanas después Erman, y finalmente S. C. Walker (1841) publicaron métodos para calcular las órbitas de estos cuerpos celestes y los aplicaron a las perseidas y a las leónidas. Boguslawski y Walker emplearon en estos cálculos las velocidades observadas, pero éstas eran tan defectuosas, que los resultados obtenidos fueron completamente ilusorios. En cambio, Erman, para

la determinación de la órbita de las perseidas, partió de la hipótesis de que la velocidad cósmica de éstas era la correspondiente al caso límite de una órbita parabólica, esto es, de 1,4 veces la velocidad de la Tierra en su órbita, o sea 42 Km. Partiendo de este supuesto, sus cálculos dieron resultados que se acercaron mucho a la realidad. La órbita de las perseidas está, según Erman, muy inclinada respecto a la eclíptica, y además su movimiento debe ser retrógrado, al menos si se supone para el mismo un período de revolución mayor de 7 meses. Quetelet reconoció entre tanto (1836) que el período de aparición de las perseidas es de un año, y para tener en cuenta este hecho Erman hubo de admitir que las perseidas no constituyen un conglomerado cúmuloforme que gira alrededor del Sol, como había supuesto Olmsted, sino que forman un conjunto de cuerpos distribuidos a lo largo de un anillo elíptico en el cual efectúan su revolución, anillo que corta a la órbita terrestre en el punto por donde pasa ésta cuando ocurre la lluvia de perseidas o sea en el mes de agosto. Las perseidas constituyen, pues, un *anillo meteórico* alrededor del Sol, parecido al anillo de Saturno, que está formado también por multitud de pequeños satélites. Por esto su período anual no depende del período de revolución de los distintos elementos en torno del Sol. Este descubrimiento constituyó un gran progreso en la teoría de las estrellas fugaces, ya que precisamente las periodicidades de intensidad ofrecían a los astrónomos de aquella época grandes dificultades y les conducían con frecuencia a conclusiones erróneas. Ya se presumía, no obstante, que precisamente la existencia de estas periodicidades presentaba un interés especial para llegar a la demostración de que las estrellas fugaces eran cuerpos cósmicos, como los cometas. Así, Bessel decía ya en 1839: «Desde que nuestras ideas sobre las estrellas fugaces se han transformado merced a Brandes y a Benzenberg, debemos inclinarnos a considerar las apariciones periódicas de éstas en número extraordinariamente grande, como una demostración de que dichos cuerpos pertenecen al sistema solar. La perspectiva de un descubrimiento de esta clase, que parecen inaugurar las modernas observaciones de estrellas fugaces, hace a éstas objeto de la atención del astrónomo, y le invita a no considerar el estudio de las mismas como extraño a su círculo de investigaciones.»

La idea de Erman, de que la reaparición anual de las estrellas fugaces no debía explicarse por el período de revolución de los meteoros alrededor del Sol, no se tuvo en cuenta entonces, o por lo menos no se aplicó al estudio de las leónidas, las cuales, como hemos dicho, se conducen de manera diferente que las perseidas. Después de la intensa lluvia de estrellas de 1833, las leónidas fueron reapareciendo el 13 de noviembre de los años sucesivos pero sin que se pudiese comparar su número con el del referido año, y cada vez fué disminuyendo más y más hasta que a partir de 1840 pareció haberse extinguido casi totalmente el enjambre. A pesar de estas circunstancias se continuó creyendo que el período de las leónidas era poco más o menos de un año, y no se encontró explicación para el hecho de que grandes lluvias de estrellas fuesen tan poco frecuentes. Nada se adelantó tampoco en este sentido cuando en 1837 se empezaron a rebuscar observaciones

de anteriores lluvias meteóricas en las crónicas antiguas. Boguslawski, Quetelet, Herrick, Charles y Biot publicaron catálogos de estas lluvias históricas, y pareció descubrirse que en ciertos meses, especialmente en noviembre, se habían observado grandes lluvias de estrellas fugaces, pero que no siempre ocurrían el mismo día. Así se sacó la conclusión de que las lluvias de estrellas de noviembre se retrasaban tres días cada cien años, lo que vino a añadir una nueva dificultad al problema. La solución de éste la halló en 1863 el astrónomo americano H. A. Newton, abriendo con ello la época clásica de la astronomía meteórica, a cuyas conquistas van unidos los nombres de H. A. Newton y Schiaparelli. En los 20 años de intervalo, no se había enfriado el interés por esta clase de observaciones, reuniéndose gran número de datos dispersos; pero no se había adelantado gran cosa. Desde el primer estudio de Newton, en pocos años se resolvió casi completamente la debatida cuestión de la naturaleza de los enjambres meteóricos.

Newton partió del supuesto de que la reaparición de un enjambre debía verificarse cuando la Tierra llegase otra vez al mismo punto de su órbita en que se encontraba al ocurrir la precedente lluvia de estrellas. La vuelta de la Tierra a dicho punto depende del año sidéreo, y no del trópico, que es el que sirve de base a nuestros calendarios. Como el año sidéreo es 0,014 días mayor que el trópico, la reaparición de una lluvia de estrellas ha de retrasarse un día del calendario cada 70 años, en el supuesto de que el punto de intersección de la órbita del enjambre con la órbita terrestre (el nodo de la órbita descrita por los meteoros) permanezca fijo. Fundándose en esto, Newton pudo demostrar que las antiguas apariciones de la mayor parte de los enjambres, por ejemplo de las perseidas, ocurrieron casi exactamente en la misma fecha. Sólo el enjambre de noviembre, cuyas apariciones se pudieron seguir hasta 1000 años atrás, constituía una excepción, pues las longitudes heliocéntricas de la Tierra en su órbita, al ocurrir las lluvias de estrellas de noviembre, crecen proporcionalmente al tiempo a razón de 1',7 por año, lo cual equivale a decir que el nodo de la órbita meteórica de noviembre adelanta anualmente 1',7 sobre la eclíptica. La mitad de este valor es debido a la precesión, y la otra mitad debe provenir de las perturbaciones planetarias sobre los meteoros de noviembre. Este resultado ya había sido encontrado por Boguslawski en 1839, y él y Humboldt dedujeron para los meteoros de noviembre un movimiento retrógrado. Lo más notable de estos resultados fué que en las fechas así corregidas aparecía claramente, además del período anual, unos ciclos de $\frac{1}{3}$ de siglo de duración, al final de cada uno de los cuales había ocurrido una lluvia de estrellas de gran intensidad, repetida en los dos o tres años siguientes. Así es como Newton descubrió el período de las grandes lluvias de leónidas. Ya Olbers, en 1837, y Herrick, en 1838, habían sospechado la existencia de este ciclo y habían predicho una intensificación del fenómeno para 1867, pero esta predicción de ambos astrónomos cayó en el olvido. Newton hizo ver de una manera ingeniosa que el referido ciclo era una demostración de que el enjambre de noviembre no constituye un anillo ho-

mogéneo, o sea formado por cuerpos distribuídos con una densidad uniforme, como había encontrado Erman para las perseidas, aun cuando la persistencia de las leónidas todos los años, y en particular en los dos o tres que comprenden el máximo, indica que la verdadera forma del grupo es la de un anillo de densidad muy desigual. En una pequeña porción del anillo debe existir una condensación, una nube de corpúsculos, mientras que en la porción restante del anillo ha de haber muy pocos. La nube de corpúsculos tampoco puede tener la misma densidad en toda su extensión, ya que en los años anterior y posterior a una de las grandes lluvias el número de meteoros es bastante mayor que en los demás. Por otra parte, su espesor ha de ser muy pequeño, puesto que la duración de las grandes lluvias de noviembre no excede de 8 a 9 horas. La Tierra choca con la parte condensada del enjambre cada $33 \frac{1}{4}$ años. Así todos los fenómenos observados en los meteoros de noviembre se explican por la teoría de Newton, quien le dió brillante confirmación prediciendo una lluvia de estrellas para el año 1866. En efecto, la noche del 13 al 14 de noviembre de dicho año la lluvia de leónidas superó en magnificencia a cuanto podía esperarse. El número de estrellas fugaces que a las dos de la madrugada, cuando el fenómeno alcanzaba el máximo de su intensidad, salían del punto radiante, situado en la cabeza del León, y se esparcían en todas direcciones, sólo se pudo calcular aproximadamente; aparecieron por millares, constituyendo como una lluvia de fuego. La intensidad de aquella aparición creció y decreció con gran rapidez. Los dos años siguientes se repitió todavía, siendo magnífica en 1868, en la América del Norte.

A pesar del éxito de aquella predicción y de las cuidadosas observaciones que se llevaron a cabo, quedó todavía cierta inseguridad en cuanto a la forma y dimensiones de la órbita y especialmente en cuanto al período de revolución del enjambre alrededor del Sol. Newton no lo pudo determinar de un modo definitivo, logrando sólo demostrar que debía tener uno de cinco valores diferentes, el mayor de los cuales era de $33 \frac{1}{4}$ años, igual al intervalo medio entre dos grandes lluvias de estrellas. Pero el período de revolución podía ser también mucho menor, de 1 año y 11 días. En este último caso, por ejemplo, el enjambre observado por Humboldt el 12 de noviembre de 1799, hubiera llegado el 23 de noviembre de 1800 al punto de intersección de la órbita de los meteoros con la de la Tierra, 11 días después de haber pasado nuestro planeta por dicho punto. Este retraso de 11 días cada año corresponde a 33 revoluciones completas en 34 años, y en este supuesto el siguiente encuentro de la nube meteórica con la Tierra debía producir una lluvia de estrellas fugaces a mediados de noviembre de 1833, como ocurrió en efecto.

En estas dudas, el movimiento del nodo de la órbita, que no podía tener otra causa que la atracción ejercida por los planetas, podía llevar a una conclusión más cierta, como indicó Newton, acerca del verdadero período de revolución. Adams, en Cambridge (Inglaterra), realizó en 1867 los cálculos necesarios a este fin y demostró que, en efecto, el corrimiento del nodo sólo podía explicarse admitiendo una órbita en forma de elipse

alargada, con un período de revolución de $33 \frac{1}{4}$ años.

RELACIONES ENTRE METEOROS Y COMETAS. — La posible relación entre meteoros y cometas había sido indicada ya por Chladni, y cuarenta años después Kirkwood expuso esta misma hipótesis en términos que se hallan bastante conformes con las ideas modernas. Pero esta opinión no había pasado del terreno de las conjeturas, porque faltaban todos los datos a base de los cuales se hubiera podido demostrar con seguridad la identidad de órbitas entre ambas clases de cuerpos. No obstante, se había llegado ya al conocimiento de que ciertas órbitas meteóricas tienen una gran inclinación respecto a la eclíptica (circunstancia indicada ya por Erman), y además que algunas corrientes meteóricas, como las de agosto y noviembre, se movían en sentido retrógrado, lo cual demostraba que las estrellas fugaces no tenían el mismo origen que los planetas, mostrando más bien en este punto algún parentesco con los cometas.

Partiendo de esas semejanzas, Schiaparelli comparó en 1866 la órbita calculada por él para los meteoros de agosto (fig. 186) con las de los cometas conocidos, y pronto encontró que entre las perseidas y el cometa de 1862, cuya órbita había calculado Oppolzer, existía una rara coincidencia, como se puede ver en la siguiente tabla:

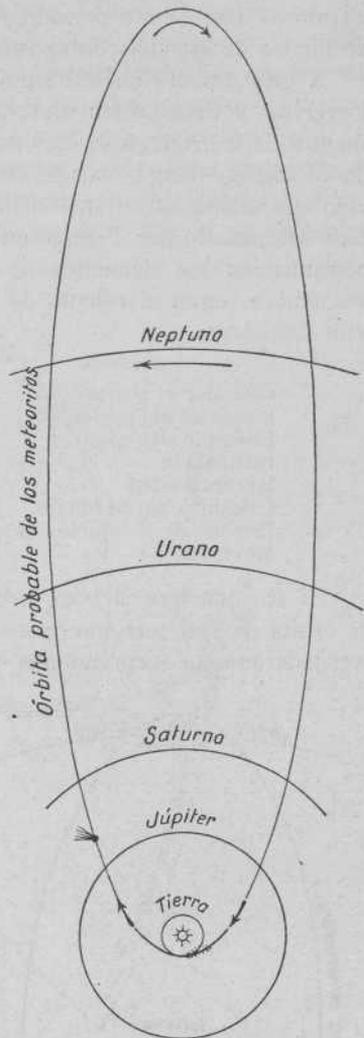


Fig. 186

Órbita de los meteoros de agosto

	Perseidas	Cometa 1862 III
Paso por el perihelio	23,6 julio 1866	22,9 agosto 1862
Longitud del perihelio	$343^{\circ} 38'$	$344^{\circ} 42'$
Longitud del nodo	138 16	137 27
Inclinación	64 3	66 26
Distancia del perihelio	0,964	0,963
Período de revolución (años)	108?	119,6
Movimiento	retrógrado	retrógrado

La diferencia aparentemente grande entre los períodos de revolución del movimiento en parábolas y en elipses alargadas. Schiaparelli calculó significa muy poco si tenemos en cuenta lo que hemos dicho ya acerca además los elementos de la órbita en el supuesto de ser ésta parabólica,

y trató de descubrir el período de revolución comparando las observaciones de lluvias de estrellas de agosto especialmente intensas.

A este descubrimiento siguió inmediatamente otro parecido. Apenas Leverrier y Schiaparelli dieron a conocer, a principios de 1867, los elementos de la órbita de la corriente de estrellas fugaces de noviembre, cuando al mismo tiempo varios astrónomos hicieron notar el extraño parecido que existía entre estos elementos y los de la órbita del cometa telescópico descubierto por Tempel en 1866 y calculado por Oppolzer. Damos a continuación los elementos de la órbita de las leónidas o corriente de noviembre según el cálculo de Schiaparelli, y los del cometa 1866 I según Oppolzer:

Elementos	Leónidas	Cometa 1866 I
Paso por el perihelio	10,09 noviembre	11,16 enero
Longitud del perihelio	56° 26'	60° 28'
Longitud del nodo	231 28	231 26
Inclinación	17 44	17 18
Excentricidad	0,905	0,905
Distancia del perihelio	0,987	0,976
Período de revolución (años)	33,25	33,18
Movimiento	retrogrado	retrogrado

Si se considera la poca precisión de que es susceptible el cálculo de la órbita de una corriente meteórica, la coincidencia de estos elementos es verdaderamente sorprendente, y casi no se puede poner en duda que *los meteoros de noviembre recorren la misma órbita que el cometa de Tempel de 1866* y que la parte que constituía el cometa adelantaba con respecto al enjambre de las leónidas, pasando 10 meses antes por el perihelio (figura 187).

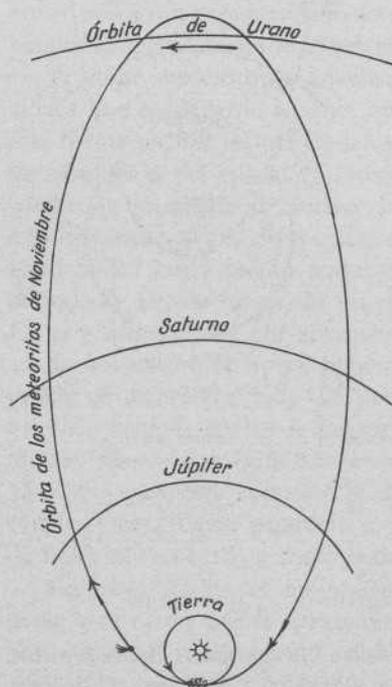


Fig. 187

Órbita de los meteoros de noviembre

En la figura 188 se representa la posición que ocupan en el espacio, con respecto a la órbita terrestre, las órbitas de las perseidas y de las leónidas, que coinciden con las de los cometas respectivos.

Un tercer ejemplo de relación entre meteoros y cometas es el que ofrecen las grandes lluvias de estrellas fugaces de 27 de noviembre de 1872 y 27 de noviembre de 1885 (androméidas o biéolidas) y el cometa de Biela. Como ya hemos dicho anteriormente, el cometa de Biela se dividió a fines de 1845 en dos, los cuales, en la aparición siguiente, se vieron más separados; después no se les ha vuelto a ver. El cometa de Biela podrá en ciertas circunstancias acercarse mucho a

la Tierra, ya que ésta corta a su órbita cada año, a fines de noviembre. Por esta época caen gran número de estrellas fugaces cuyo punto de radiación está en la constelación de Andrómeda. Fueron varios los astrónomos que indicaron la posibilidad de que entre estas estrellas fugaces y el cometa de Biela existiera una relación física; D'Arrest hizo notar que entre las lluvias meteóricas extraordinariamente intensas, observadas a principios de diciembre de 1798 y 1838, mediaba un intervalo exactamente igual a seis revoluciones del cometa de Biela, y Weiss encontró que si un enjambre

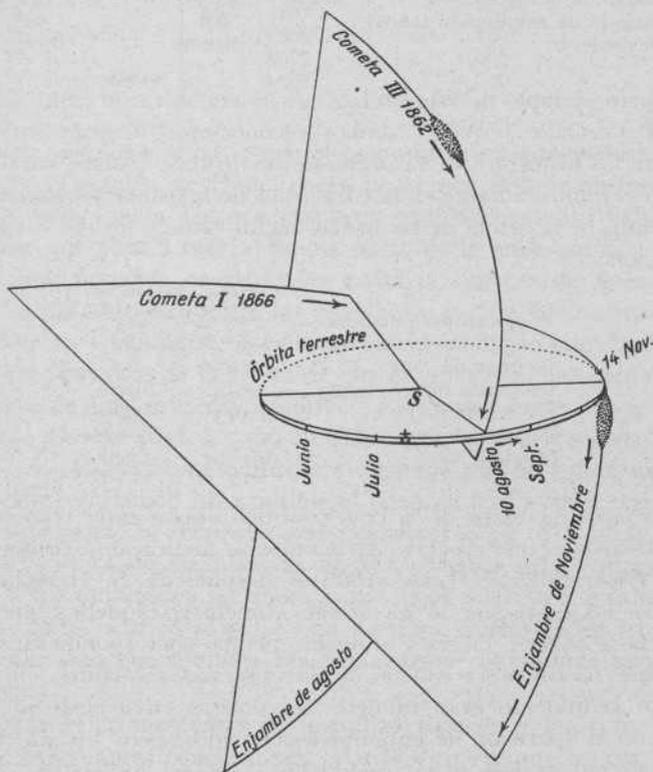


Fig. 188. — Órbitas de los cometas 1862 III (meteoros de agosto) y 1866 I (meteoros de noviembre) en el espacio

meteórico siguiese la órbita de este cometa y encontrase a la Tierra, su punto radiante debería ser casi el mismo que el que se había deducido por la observación directa de las estrellas fugaces. El cálculo de la órbita de aquel cometa desaparecido hizo ver que a principios de septiembre de 1872 debía pasar por el nodo descendente, o punto de intersección de su órbita con la descrita por la Tierra, y en el supuesto de que sus componentes se hubiesen esparcido a lo largo de su órbita, era muy probable que la Tierra, que el 27 de noviembre pasaba también cerca del nodo descendente, alcanzase este día a los restos del cometa. En efecto, el 27 de noviembre de 1872 ocurrió una lluvia de estrellas, que, si no por su brillo,

por lo menos por el número de meteoros fué comparable con otras ocurridas anteriormente en el mismo mes; la del año 1885 alcanzó una magnificencia como la de las leónidas. La lluvia de estrellas del 23 de noviembre de 1892 fué ya menos rica. Los elementos de la órbita de las biélidias y los del cometa de Biela son:

	Biélidias	Cometa de Biela (1866)
Longitud del perihelio	108° 16'	100° 40'
Longitud del nodo ascendente	245° 57'	245° 46'
Inclinación	12° 8'	12° 22'
Distancia del perihelio	0,858	0,879
Período de revolución (años)	6,6	6,69
Movimiento	directo	directo

Un cuarto ejemplo de estas relaciones lo encontraron al mismo tiempo en 1867 J. G. Galle y Weiss; ambos reconocieron el gran parecido que existe entre los elementos de la órbita de las líridas, visibles hacia el 20 de abril y con el punto radiante en la Lira, y los de la órbita del cometa 1861 I. Los elementos de la órbita de las líridas según Galle y los del cometa según Oppolzer son:

	Líridas	Cometa 1861 I
Longitud del perihelio	236°	243°
Longitud del nodo	30°	30°
Inclinación	89°	80°
Distancia del perihelio	0,955	0,920
Excentricidad	0,983	0,983
Período de revolución	—	415 años
Movimiento	directo	directo

Estos cuatro ejemplos de la conexión que existe entre cometas y meteoros motivaron el que muchos astrónomos se dedicaran a proseguir tales estudios. Especialmente Weiss (1868) y después A. S. Herschel (1878) buscaron en los catálogos de las órbitas cometarias aquellas que se acercaban mucho a la de la Tierra y al mismo tiempo correspondieran a puntos radiantes que no difiriesen mucho de los observados. Ambos encontraron por este procedimiento gran número de cometas cuyo paso por el nodo coincidía con la aparición de enjambres conocidos, pero sin que la coincidencia fuese tan grande ni tan indudable como en los cuatro casos que hemos indicado. En los tiempos modernos se han podido añadir dos más. Denning, Olivier y Hoffmeister llamaron la atención sobre las *acuáridas*, cuyo punto radiante se halla cerca de la estrella η del Acuario, y que aparecen en el mes de mayo, con un máximo el día 6; los elementos de su órbita son poco diferentes de los de la órbita del cometa de Halley. Como se ve en la tabla siguiente (I), la coincidencia no es ya tan notable como para los enjambres citados anteriormente, habiendo sido la distancia

(I) En esta tabla la inclinación y la longitud del perihelio vienen dadas según el método moderno, el cual no hace separación, como el antiguo, entre el movimiento retrógrado y el directo, dando la inclinación desde 0 a 180°. En esta tabla es $i = 180^\circ - i_0$, $\pi = 2\delta - \pi_0$, $\pi - \delta = \omega = 360^\circ - \omega_0$, en donde ω_0 , i_0 y π_0 representan respectivamente la distancia del perihelio al nodo, la inclinación y la longitud del perihelio en el sistema de notación antiguo.

de la Tierra al cometa, en el momento del paso de éste por el nodo, de 0,16 radios de la órbita terrestre; pero el aumento repentino de intensidad del enjambre, ocurrido en 1910, habla bastante en favor de la existencia de una íntima conexión entre él y el cometa.

	Órbita del cometa Halley según Cowell y Crommelin	Acuáridas de mayo, según	
		Olivier	Hoffmeister
Longitud del nodo	57°	46°	45°
Inclinación	162°	163°	163°
Longitud del perihelio	169°	149°	145°
Excentricidad	0,967	0,966	0,967
Distancia en el perihelio	0,587	0,626	0,595

Éstos datos obligan a admitir que el enjambre de las acuáridas está relacionado con el cometa de Halley, pero posee una grande anchura, de manera que la órbita de la Tierra no tiene en realidad un punto de intersección con él, sino que pasa a través de una parte de la nube cósmica.

Otro caso parecido es el de las estrellas fugaces de fines de junio, cuyo punto radiante está entre las estrellas η y ζ de la Osa mayor, y que según Olivier y Denning se mueven casi en la órbita del cometa Pons-Winnecke. Los elementos de la órbita de este enjambre no han sido determinados todavía de una manera definitiva. El cometa pertenece a la familia de Júpiter, y entre 1858 y 1909 su órbita fué muy perturbada por la acción de este planeta; especialmente el semieje mayor sufrió un aumento notable. Ésta variación hizo posible el paso de la Tierra a través del enjambre, ocurriendo el encuentro por primera vez en 1916. Así, por la acción perturbadora de los planetas no sólo pueden sufrir alteraciones las órbitas de los enjambres de manera que éstos vuelvan a encontrarse con la Tierra, como ocurrió para las regiones más densas de las leónidas y de las biéolidas, sino que también pueden aparecer enjambres anteriormente desconocidos.

De estas relaciones entre las estrellas fugaces y los cometas se han deducido importantes conclusiones. Weiss hizo ver que las corrientes meteóricas son tan poco densas y la masa media de sus componentes tan pequeña, que las atracciones interiores en una nube meteórica no podían contrarrestar la acción dispersante de las estrellas fijas, y que por lo tanto el enjambre no podría subsistir en el espacio interestelar. Hasta entonces se creía que los cometas de órbita parabólica no eran miembros de nuestro sistema solar, sino que procedían del espacio. Weiss no considera a los cometas como hermanos de los enjambres de estrellas fugaces, sino como cuerpos primitivos, merced a cuyo fraccionamiento, dentro ya del sistema solar, se forman lentamente las corrientes meteóricas. La órbita parabólica del cometa debe convertirse, a causa de las perturbaciones planetarias, en órbita elíptica antes de que se produzca el fraccionamiento, pues de lo contrario el planeta perturbador no lograría capturar más que una mínima porción de la corriente y obligarla a seguir una nueva órbita. Schiaparelli se

adhirió a esta opinión, desarrollando la misma hipótesis para ver cómo ocurre el fraccionamiento del cometa.

Si realmente los cometas son nubes cósmicas de forma esférica, su fraccionamiento, o sea la separación de las partículas discretas que los constituyen, se iniciará en cuanto la proximidad al Sol o a un planeta sea tan grande que la atracción ejercida por éstos sobre las porciones más cercanas de la nube sea mucho mayor que la ejercida sobre las más alejadas, y al mismo tiempo esta diferencia sea mayor que las atracciones interiores del cometa mismo. Primero empezarán a disgregarse las porciones exteriores menos densas, y después, poco a poco, las interiores más densas, describiendo cada corpúsculo una órbita distinta de la que recorría primitivamente el cuerpo celeste o la que recorra después el núcleo del cometa cuando todavía persista. La materia constitutiva de la nube cometaria se dispersará, por consiguiente, con lentitud, ocupando un arco cada vez mayor de la órbita, y si ésta es elíptica acabará por llenarla completamente en el transcurso del tiempo, originando lluvias de estrellas fugaces cuando corte a la órbita terrestre. En general, el grado del fraccionamiento dependerá de la edad de la nube cometaria o bien del tiempo transcurrido desde que el cometa entró a formar parte de nuestro sistema solar. La acción de los planetas a los cuales aquél se acerca puede acelerar su fraccionamiento, pero también pueden originarse condensaciones secundarias de materia.

La primera fase de tal fraccionamiento ha ocurrido ya varias veces ante nuestros ojos. Ya hemos visto que el cometa de Biela se dividió antes de su total disolución. Pero más interesante todavía es el caso del gran cometa 1882 II, que se aproximó mucho al Sol y que se dividió en cuatro partes cuyos períodos de revolución oscilan entre 671 y 955 años; además, durante algunas semanas se pudo observar cómo pequeñas masas nebulosas se separaban del cometa y desaparecían rápidamente. Otro caso es el del cometa de Brooks (1889 V), que apareció acompañado de cuatro cometas separados del principal, y que en la siguiente aparición, en 1896, ya los había perdido. El fraccionamiento de este cometa, ocurrido en 1886, fué debido a Júpiter, al que se acercó tanto que atravesó su sistema de satélites.

Debemos hacer constar, no obstante, que el fraccionamiento de un cometa en una corriente meteórica y la formación de la cola no son de ningún modo fenómenos idénticos, ni siquiera relacionados de una manera sencilla. En el fraccionamiento de un cometa se deshace éste en una corriente delgada y casi filiforme, mientras que las colas presentan un diámetro considerable. El solo hecho de la radiación, en virtud del cual las trayectorias aparentes de todos los meteoros de una misma familia parecen converger en un punto o por lo menos en una región muy limitada, requiere que la corriente meteórica sea lineal. Además, la masa de las colas cometarias es tan extremadamente pequeña, que no sería suficiente para que se formase en su seno un enjambre meteórico.

La teoría de Weiss y Schiaparelli sobre la formación de enjambres de

meteoros a base de la disgregación de los cometas, fué compartida por la mayoría de astrónomos y aceptada de una manera casi dogmática durante mucho tiempo. Por lo menos, no puede ponerse en duda que *algunos* enjambres se hayan formado de esta manera, sobre todo desde que Lucas Picart y Callandreau han probado de una manera rigurosamente matemática que por efecto de la atracción solar es posible la disgregación de un cometa y la distribución de su masa a lo largo de un anillo; pero en el estado actual de nuestros conocimientos no puede afirmarse que *todos* los enjambres meteóricos sean producto de descomposiciones cometarias.

Los principales argumentos en contra de semejante generalización son los siguientes. Se conocen las órbitas de centenares de cometas, así como miles de radiantes, y en la hipótesis de una total conexión entre ambas clases de cuerpos debería ser muy frecuente la comunidad de trayectorias, lo cual, en realidad, no ocurre sino raras veces, puesto que a pesar de los esfuerzos realizados solamente se han encontrado seis casos de identidad indudable. Además, si cada enjambre se hubiese formado a expensas de su cometa propio, no debería existir relación alguna entre enjambres diferentes. Por otra parte, sólo son observables aquellos enjambres a los cuales encuentra la Tierra en su camino alrededor del Sol, y como no hay motivo para suponer que las corrientes meteóricas estén limitadas a las que vienen a cortar a nuestra órbita, sino que, por el contrario, han de estar esparcidas por el espacio interplanetario, resulta que el número de enjambres y por consiguiente también el de cometas ha de exceder a toda ponderación, aun admitiendo que muchos de los radiantes catalogados como diferentes se refieran a un mismo punto a causa de la poca exactitud de las observaciones. La existencia de este enorme número de corrientes meteóricas y de cometas es muy poco probable, y no está de acuerdo con la observación.

A esto se añaden otras dificultades, que se encuentran cuando se trata de explicar ciertas relaciones mutuas entre los diferentes enjambres. Las relaciones que indudablemente existen entre los radiantes principales y sus parásitos, la variación sucesiva de los elementos de la órbita en las lluvias meteóricas de larga duración, y aun esta duración misma, no se pueden explicar con la teoría de Weiss-Schiaparelli si no se le añaden otras hipótesis. Ya hemos dicho que en la disgregación de un cometa ha de formarse una corriente filar, y, en cambio, ciertos enjambres como el de las perseidas, presentan dimensiones transversales considerables, empleando nuestro planeta semanas enteras en atravesar la corriente meteórica. Se trató de explicar este espesor de las nubes cósmicas por la atracción de uno o varios planetas sobre los elementos discretos que las forman, pero Schulhof demostró que precisamente a las perseidas no es posible aplicarles tal hipótesis, porque esta familia de meteoros no está nunca sujeta a grandes perturbaciones de ninguna clase, lo cual obliga a suponer que la corriente a que pertenecen ha presentado siempre las mismas dimensiones transversales. En cambio, para otros enjambres, Schulhof encontró que la hipótesis de la disgregación lenta de un cometa

y su transformación en una ancha corriente no presenta contradicción alguna y es suficiente para explicar los fenómenos observados.

Bredichin trató de solventar las dificultades que presenta la teoría de Weiss-Schiaparelli completándola con otra hipótesis que no ha sido universalmente aceptada por los astrónomos porque tampoco explica de un modo claro todos los hechos de observación. Bredichin atribuye el origen de los enjambres a las colas anómalas de los cometas, las cuales, según él, estarían formadas por partículas relativamente grandes cuya separación del cometa se debería a una especie de impulsos, a consecuencia de los cuales describen órbitas que difieren más o menos de la del cometa. Los cometas periódicos, según esta hipótesis, a cada aparición desprenderán del núcleo, en una o varias veces, haces de corrientes de formas y dimensiones distintas, resultando que la órbita terrestre podrá ser cortada por algunas de ellas aunque el cometa no se acerque a nosotros, produciéndose, cuando estos enjambres encuentren a la Tierra, los radiantes principales y los secundarios. Según este proceso, los cuerpos que constituyan los enjambres no describirán precisamente órbitas paralelas, de manera que en lugar de un punto podrá existir una superficie radiante y las diferencias entre los elementos de las órbitas de los diversos corpúsculos tendrán como consecuencia la formación de anillos meteóricos, que no sólo alcancen un espesor considerable, sino también una gran densidad, originando radiaciones de larga duración.

Como hemos indicado, esta hipótesis de Bredichin es en cierto modo una ampliación de la de Weiss-Schiaparelli. Su mérito principal radica en que explica la existencia del gran número de corrientes meteóricas conocidas, sin tener que apelar a la existencia del mismo número de cometas periódicos cuyas órbitas corten a la de la Tierra, como exige la teoría de Weiss-Schiaparelli. Pero cuando con la teoría de Bredichin se trata de explicar la formación de todas las corrientes de estrellas fugaces, se tropieza con no pocos inconvenientes, así de orden físico como mecánico. La larga duración de las perseidas, por ejemplo, no se explica por este procedimiento si no es admitiendo para los corpúsculos velocidades iniciales y por consiguiente fuerzas de lanzamiento de una magnitud inverosímil, o bien suponiendo perturbaciones muy importantes debidas a los grandes planetas, y ya hemos visto que esto no ocurre en el caso de las perseidas. Además, hay que tener en cuenta que las colas anómalas de los cometas son fenómenos excepcionales, raras veces observados, aun cuando Bredichin objeta, para orillar esta dificultad, que tales colas existen en la mayoría de los casos, sólo que su densidad es tan pequeña que no llegan a ser perceptibles.

En la actualidad, la teoría más conforme con la experiencia es la sustentada por algunos astrónomos que opinan que en el espacio interplanetario existen innumerables corpúsculos que giran alrededor del Sol; los cometas y los grandes enjambres son, según esta teoría, condensaciones inestables y efímeras de tales corpúsculos, en forma de nubes meteóricas que se forman en el transcurso de mucho tiempo y que después

vuelven a desaparecer. De ser cierto este modo de ver, las nubes meteóricas serían el primer estado de las formaciones cometarias, mientras que en las hipótesis de Weiss, Schiaparelli y Bredichin los cuerpos primitivos son los cometas.

OBSERVACIONES ACERCA DE LOS DIFERENTES ENJAMBRES METEÓRICOS.— Veamos todavía algunos datos complementarios acerca de los principales enjambres conocidos.

Las *perseidas* constituyen la corriente más rica y de más duración, y aparecen de una manera regular todos los años. La radiación dura seis semanas. El número de meteoros observados en las diferentes apariciones es sensiblemente el mismo. Schiaparelli supone que cada 108 años las lluvias de estrellas son más abundantes; pero el máximo no aparece súbitamente, sino que abarca un período de 20 a 30 años. Son conocidas las *perseidas* desde el año 830 después de Jesucristo.

Las *liridas* se pueden observar cada año durante unos ocho días (18 a 24 de abril) y forman un enjambre pobre. Cada 12 a 16 años, ocurren lluvias algo más abundantes en las cuales un observador puede contar unos 40 meteoros por hora. Las lluvias más ricas, la última de las cuales aconteció en 1863, duran sólo algunas horas. El radiante parece tener, como el de las *perseidas*, un movimiento hacia el este, pero sobre ello no hay todavía datos seguros. El anillo de las *liridas* nos lo podemos figurar como de poca intensidad, con condensaciones en algunos de sus puntos. Durante los 2600 años transcurridos desde que se conoce, no se ha comprobado ninguna variación en la longitud del nodo. La aparición más antigua citada en las crónicas se observó en China 687 años antes de Jesucristo.

Las *leónidas*, conocidas desde el año 902 de nuestra era, forman el enjambre mejor estudiado. De él hemos hablado ya. Leverrier creyó demostrar que el cometa de cuya disgregación se habían originado las *leónidas* había sido impelido a recorrer su órbita actual el año 126, en virtud de la atracción ejercida por Urano. De un trabajo efectuado por Sampson se dedujo la poca probabilidad de esta gran perturbación; ambos cuerpos celestes estaban entonces separados por una distancia varias veces mayor que la que nos separa del Sol. Sampson cree que el cambio de la órbita no ocurrió hasta el año 885 de nuestra era.

Mucho llamó la atención el que no se verificase la abundante lluvia de estrellas predicha para el año 1899. En la madrugada del 15 de noviembre de 1898 Weiss había observado una lluvia bastante intensa de *leónidas*, precursora del enjambre principal. No parecía haber la menor duda de que el año siguiente se presentaría este enjambre, y para su observación se constituyeron varias comisiones. Berberich (1) había calcu-

(1) La perturbación de la longitud del nodo, según Berberich, era de 1º aproximadamente, lo que debía producir un retraso de un día en la aparición. Los importantes cambios ocurridos en la excentricidad y en la longitud del semieje mayor, aumentaron considerablemente la distancia mínima entre la Tierra y las *leónidas*, pues mientras que esta distancia en 1866 era de 0,0065 radios de la órbita terrestre, en 1899 alcanzó casi el doble de este valor, o sea 0,0113 radios.

lado las perturbaciones que debía haber sufrido la nube principal, no sólo las seculares, sino también el conjunto de las producidas en el intervalo de 1866 a 1899, e indicó que la lluvia de estrellas debía quedar muy aminorada por efecto de varias circunstancias desfavorables. No se dió gran importancia a esta opinión porque el enjambre, a pesar de todas las perturbaciones, había podido observarse siempre, y se supuso que todo lo más que podía ocurrir era una disminución en el número de los meteoros. En 1899 no apareció el enjambre, así como tampoco en 1900. En 1901 aconteció una lluvia meteórica cuya intensidad era parecida a la que

alcanzó en 1898. Hasta aquí los hechos observados. Con ayuda de la figura 189, en la que se representan las órbitas de las leónidas y de los planetas en proporción exacta, podemos proseguir el estudio de esta corriente desde 1866 hasta 1901.

El anillo de las leónidas está sembrado de corpúsculos, y ya hemos visto que, ocupando la décima parte de su total desarrollo, existe una mayor condensación de estos cuerpos, una verdadera nube (I a IV) a la que se deben las lluvias más intensas de estrellas. La región más densa de esta nube está hacia el primer tercio de su longitud (II); en su parte delantera (I) la densidad es mucho menor, y hacia el final disminuye al principio lentamente (III), y después con mucha rapidez (IV). Cuando la Tierra atraviesa esta nube ocurren durante tres o cuatro años grandes lluvias meteóricas; el primer año, son relativamente de poca importan-

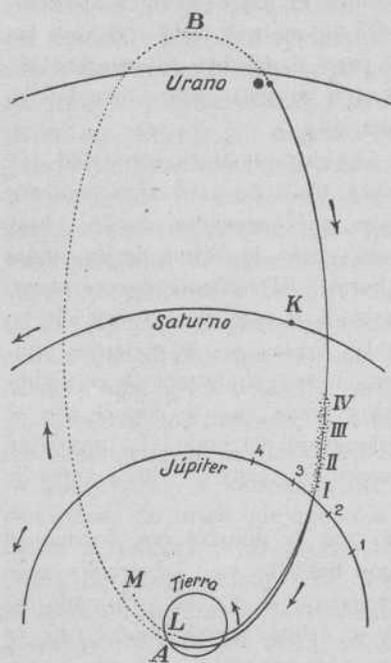


Fig. 189

Órbita de las leónidas (1866-1900)

cia (precursor I), después muy abundantes (enjambre principal II), y disminuyen otra vez el último año (sucesor IV). La órbita terrestre fué cortada en 1866, en el punto A, por el enjambre principal, que en 1883 pasó por su afelio B. Después, a principios de 1896, la nube meteórica se acercó a la órbita de Saturno, pero su distancia a este planeta K fué muy grande, porque la órbita de las leónidas en este punto está muy alta respecto a la eclíptica. A mediados de 1897 estaba el precursor (I) cerca de la órbita de Júpiter, el cual se encontraba en el punto I, y por consiguiente, muy lejos del citado precursor. Debido a esta circunstancia, las perturbaciones que sufrieron los meteoros fueron muy pequeñas y se les pudo observar en noviembre de 1898. A mediados de este mismo año, el enjambre principal II estaba cerca de Júpiter (2), y, además,

como se puede ver en la figura, estuvo durante algún tiempo cerca de dicho planeta; por esta causa las perturbaciones debidas al mismo fueron muy importantes. La órbita del enjambre principal *II* se modificó transformándose en la *II L M*, y cortó el plano de la eclíptica en *L* tan por dentro de la órbita terrestre, que ni las regiones más periféricas de la nube alcanzaron a la Tierra. Debido a esto el enjambre principal no apareció en 1899. Para la parte todavía muy densa *III*, que a mediados de 1899 estaba muy cerca de Júpiter, la situación fué todavía más desfavorable. Júpiter había adelantado en su camino hacia 3 y estuvo, por consiguiente, más tiempo todavía cerca de *III* que antes cerca de *II*; la consecuencia fué que se perdió para nosotros la aparición de la porción *III*, que debía haberse verificado en 1900. En cuanto a los sucesores *IV*, pasaron a bastante distancia de Júpiter, que entonces estaba ya en 4, por lo que se pudo observar su aparición en 1901. Las porciones más densas del enjambre de las leónidas no volverán sino en una mínima parte a describir su órbita primitiva, y lluvias tan brillantes como las que ocurrieron en 1799, 1833 y 1866, no se volverán a ver.

Las lluvias de *biélidas* son, en general, pobres, pero también se han registrado algunas bastante abundantes, por ejemplo, las de los años 1798, 1838 y 1872; la ocurrida en 1885 es una de las lluvias de estrellas más abundantes que se recuerdan. Las variaciones de las biélidas son extraordinariamente complicadas, a causa de que este enjambre tiene un período de revolución corto (6 a 8 años), la inclinación de su órbita respecto a la eclíptica es pequeña, y esta órbita se acerca mucho a Júpiter y especialmente a la Tierra. Las perturbaciones debidas a estos dos planetas son muy grandes y los enjambres no pueden subsistir mucho tiempo; cuando se forman acontecen lluvias de estrellas muy intensas, después de lo cual el enjambre se dispersa en seguida. Así, por ejemplo, los períodos de revolución de los meteoros de este grupo perturbados por la acción de la Tierra, oscilan entre 1,7 y 390 años. El nodo de la órbita del enjambre tiene un movimiento retrógrado, pero no de un modo uniforme, por lo cual las lluvias comprendidas entre 1741 (en que se observó por primera vez una caída de biélidas) y 1847, ocurrieron el 6 de diciembre, las comprendidas entre 1872 y 1885 el 27 de noviembre, y la de 1892 el 23 de noviembre,

Sucede con esta corriente meteórica lo mismo que se observó en el cometa que la produjo, cuyo núcleo se fraccionó a fines de 1845 y después de 1852 no se le ha vuelto a ver. Según Schulhof, hay que suponer que el cometa ya había sufrido algunas disgregaciones anteriores. Las lluvias de estrellas acaecidas en 1798 y 1838 fueron debidas a un fragmento del cometa que probablemente se separó de éste antes de 1772; las nuevas biélidas se han formado tal vez por una fuerte perturbación debida a Júpiter y que se produjo en 1841, y las últimas lluvias (1872, 1885 y 1892) no pueden ser los restos de los dos núcleos que se observaron en 1846 y 1852, sino que deben provenir de otras disgregaciones. La historia de las biélidas no ha sido aún bien estudiada desde este punto de vista.

Las cifras siguientes, que tomamos de Newton y se refieren a la abundante lluvia de biéolidas del 27 de noviembre de 1885, pueden dar una idea aproximada de la constitución de una corriente meteórica muy densa. En la región de la corriente en que más cercanos se hallaban unos corpúsculos de otros, había solamente un meteoro por cada cubo de 32 Km de lado. El número de los meteoros observados en un mismo lugar cuando la lluvia alcanzó su máximo, fué, por término medio, de 75 000 por hora. La anchura del enjambre de las biéolidas fué, a lo sumo, de 160 000 Km.

ESTRELLAS FUGACES ESPORÁDICAS. — A pesar de que las estrellas fugaces esporádicas no excitaron el interés de los astrónomos tanto como las lluvias periódicas, ha conducido su estudio a resultados muy importantes, gracias a las investigaciones estadísticas realizadas por H. A. Newton y Schiaparelli. Según el primero, estos meteoros parecen estar esparcidos al azar en el espacio, al contrario de lo que ocurre con los enjambres periódicos, que están agrupados formando anillos. Es fácil calcular que el número de estrellas fugaces esporádicas visibles en toda la superficie terrestre es unas 10 460 veces mayor que el de las que pueden verse desde un solo lugar. Admitiendo que un observador ve 6 meteoros por hora, resulta que al cabo del día penetran en la atmósfera terrestre, aproximadamente, millón y medio de meteoros. Si se añaden además los que no pasan de las magnitudes telescópicas, este número asciende a muchos millones; en cuanto al número de los que existen en el sistema solar, debe ser inmensamente grande, y si bien cada uno de estos corpúsculos tiene una masa muy pequeña, la masa de la Tierra ha de aumentar sensiblemente, en el transcurso del tiempo, por la caída de estrellas fugaces, a las cuales H. A. Newton no considera como resto de cuerpos celestes desintegrados sino como elementos con cuya acumulación se forman estos cuerpos. Su tentativa de determinar las velocidades medias de las estrellas fugaces fundándose en datos de observación directa, fracasó porque estas observaciones están sujetas a grandes errores; pero pronto encontró que la ley según la cual oscila en el período de un día la frecuencia de los meteoros, permite deducir la velocidad de los mismos en el espacio. De la discusión de las observaciones de Herrick y Coulvier-Gravier, dedujo que la velocidad media debe ser mayor que la de la Tierra y del orden de la velocidad de los cometas.

Por aquellos tiempos se había desarrollado ya la teoría de la variación horaria por Bompas (1857), y la de la variación anua por A. S. Herschel (1864), y mucho antes, en 1827, Brandes había indicado la causa de ambos fenómenos. Supongamos la Tierra inmóvil en el espacio, y que éste esté surcado en todas direcciones por gran número de meteoros. En tales condiciones en todos los puntos de la Tierra caerían aquéllos con una distribución uniforme, sin que este estado de cosas variase aun cuando la Tierra girase alrededor de su eje. En cambio, si la Tierra se moviese en el espacio con un velocidad mayor que la de los meteoros, el hemisferio que marchase delante en el sentido de este movimiento recibiría todos los meteoros con que chocase nuestro globo, mientras que el hemisferio opuesto no

recibiría ninguno. Girando la Tierra alrededor de su eje, es evidente que en virtud de la combinación de los dos movimientos ha de producirse además una variación en la frecuencia de las apariencias meteóricas para un lugar dado, según sea de día o de noche (variación horaria), dependiendo la frecuencia de la altura que tenga sobre el horizonte el punto hacia el cual se mueve la Tierra (ápex). Este punto está siempre próximamente a 90° al oeste del Sol, y culmina en el meridiano superior en las primeras horas de la mañana, y en el inferior hacia la puesta del Sol; así, a la madrugada tienen que verse más estrellas fugaces que al anochecer y más en la parte oriental del firmamento que en la occidental (variación acimutal), resultado que ha sido comprobado plenamente por las observaciones.

De una manera análoga se explica la variación anua. El ápex recorre en un año toda la eclíptica, pero alcanza, según la estación, alturas diferentes sobre el horizonte: máxima en el equinoccio de otoño, y mínima en el equinoccio de primavera; y como que el número de meteoros visibles depende, aparte de su velocidad, principalmente de la altura del ápex sobre el horizonte, la primera mitad del año tiene que ser más pobre en estrellas fugaces que la segunda. Esto cuando se trata del hemisferio boreal; para el hemisferio austral la variación es inversa. En el ecuador la variación anua es casi nula, mientras que la diurna es máxima; en cambio en los polos la variación anua es máxima y la diurna nula. La frecuencia relativa de los meteoros depende, por consiguiente, de la posición geográfica del lugar de la observación, como ya hizo notar Niessl.

El número de estrellas fugaces visibles, según ya hemos dicho, depende también de la relación entre la velocidad de la Tierra y la de los meteoros. Por lo tanto, si se conoce por la observación el valor de la variación horaria se puede determinar la velocidad media de los meteoros, puesto que la velocidad de la Tierra es conocida. Este cálculo lo realizaron independientemente Newton (1864) y Schiaparelli (1866); este último encontró, confirmando el resultado obtenido por Newton, que la velocidad media de las estrellas fugaces es la correspondiente al movimiento parabólico. Este resultado es muy importante, porque permite deducir las órbitas de todas las corrientes cuyos radiantes aparentes hayan sido determinados con suficiente exactitud, y por este método fué como Schiaparelli determinó su primera órbita de las perseidas, demostrando así la comunidad de origen que existe entre meteoros y cometas. Además de Schiaparelli, han calculado después numerosas órbitas parabólicas de estrellas fugaces Kleiber, Denning y Olivier, y gracias a esos estudios se conocen hoy los elementos orbitales de numerosos enjambres no periódicos, aun cuando este método no es riguroso, puesto que la velocidad correspondiente a la parábola no es más que un valor estadístico medio, el cual, aplicado a ciertos casos aislados, puede conducir y conduce seguramente a errores.

Al comparar la teoría de la variación diurna con el resultado de la observación, Schiaparelli encontró que el acuerdo entre ambos no era completo. Según la teoría, tenía que presentarse un máximo de frecuencia a las 18^h ; pero en realidad este máximo ocurre tres horas antes, y además

el valor de las oscilaciones es algo mayor de lo que debería ser. Ni Schiaparelli, ni Niessl, ni otros lograron hacer desaparecer este desacuerdo. Probablemente la hipótesis de la distribución uniforme de los meteoros en el espacio, que se tomó como fundamento de la teoría, no es del todo exacta, o existe preferencia para ciertas direcciones en el movimiento de los mismos. Es éste uno de tantos problemas de la astronomía meteórica que están aún por resolver.

Bóldos y meteoritos

Los fenómenos que acompañan a la aparición de un bólido difieren bastante de los que caracterizan una estrella fugaz. Un bólido empieza por presentar poco brillo, pero éste aumenta después muy de prisa, llegando a ser tal que la región sobre la cual pasa el meteoro queda iluminada como en pleno día, habiéndose dado casos en que el aumento de luz se ha percibido hasta en horas de sol. Al mismo tiempo cambia el color, que al principio es blanco o amarillento, después verde y finalmente rojo. En el transcurso del fenómeno la intensidad luminosa varía a saltos; el bólido parece inflamarse repentinamente despidiendo chispazos, para volver a disminuir después de intensidad. Marcando la trayectoria descrita por el meteoro, queda durante algunos minutos, y a veces durante más tiempo, un rastro rectilíneo, blanco y brillante, cuya longitud puede llegar a más de 100 Km por 10 a 15 Km de anchura; este rastro, por efecto de las corrientes de aire, se deforma poco a poco adquiriendo formas en zigzag, hasta que se desvanece por completo. Si la aparición del bólido ocurre durante el día, en vez de la cola brillante se ve una cinta de humo oscura. Finalmente el meteoro parece detenerse, su intensidad luminosa alcanza el máximo, y se produce como una explosión, después de la cual se apaga aquél bruscamente. Con bastante frecuencia suceden a la explosión, algunos segundos o minutos más tarde, detonaciones parecidas a truenos, que se perciben a distancias de 100 Km o más, haciendo trepidar las ventanas y causando pánico general. A la explosión y al ruido sigue algunas veces la caída de piedras meteóricas. Como que el bólido ha perdido casi por completo su velocidad en el punto en que se le ve pararse, cae, siguiendo las leyes de la caída de los cuerpos, en dirección casi vertical, pudiéndosele seguir todavía por su débil luz encarnada, o, si es de día, en forma de un cuerpo negro. Al caer penetra muy poco en la tierra, permaneciendo caliente durante algún tiempo, y en su superficie presenta una capa de materia fundida (fig. 190). El meteoro, en el punto en que se para, puede dividirse en varios trozos, y entonces éstos se distribuyen sobre una superficie casi elíptica (campo de distribución). Los fragmentos de mayor peso recorren trayectorias curvilíneas, y los menores siguen líneas casi rectas, por lo cual se ordenan en el campo de distribución según su tamaño. El eje mayor de este campo está orientado de ordinario en la dirección de la órbita meteórica, pero esta regla no es absoluta; así, por ejemplo, el eje mayor

del campo en que quedaron esparcidas las piedras meteóricas del bólido de Pultusk estaba orientado en la dirección SSW a NNE mientras que la trayectoria del meteorito iba de WSW a ENE.

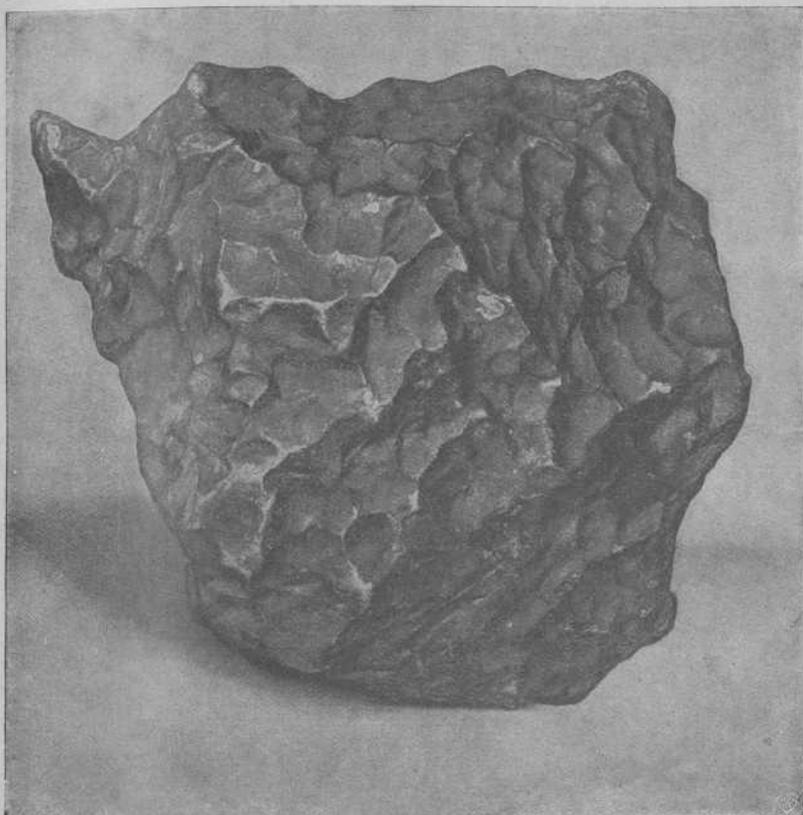


Fig. 190. — Meteorito de Treysa

Estas lluvias de piedras figuran entre los acontecimientos raros; los más importantes de que se tiene noticia, a partir de 1800, son las siguientes:

L'Aigle, Francia	26 abril	1803
Weston, Conn., E. U.	14 diciembre	1807
Stannern, Moravia	22 mayo	1808
New Concord, Ohio, E. U.	1 mayo	1860
Knyahinya, Hungría	9 junio	1866
Pultusk, Polonia	30 junio	1868
Hessle, Suecia	1 enero	1869
Homestead, Iowa, E. U.	12 febrero	1875
Mocs, Hungría	3 febrero	1882
Forest, Iowa, E. U.	2 mayo	1890
Holbrooc, Arizona	19 julio	1912

El número de piedras en que se desmembra un bólido oscila entre límites muy vastos, y es a veces muy grande. Así en Holbrook se recogieron más de 14 000 fragmentos, en Pultusk más de 100 000, y en Mocs muchos más todavía. El peso de las distintas piedras es muy variable; en Hesse se recogieron, junto con trozos bastante grandes, granitos y hasta polvo, mientras que en Knyahinya se recogió un trozo que pesaba 300 Kg. Algo menos frecuentes que las lluvias de meteoritos pétreos son las de hierro meteórico, pero, en cambio, los trozos de hierro que llegan al suelo tienen un peso mucho mayor. Así, la masa de hierro meteórico recogido en Jenissei en 1750 y estudiado por Pallas, tiene un peso de 635 Kg; el encontrado en Otumpa (La Plata) en 1783 por los españoles pesaba 15 000 Kg, y el meteorito de Willamette (al sur de Portland, Oregón), que se conserva actualmente en el Museo de Historia Natural de Nueva York, pesa 16 toneladas (1).

El número de bólidos, comparado con el de estrellas fugaces, es muy pequeño, y el de bólidos detonantes es todavía menor; en cuanto a las lluvias de meteoritos, constituyen, como ya hemos dicho, un fenómeno raro. En los museos se encuentran algunos centenares de meteoritos, procedentes de diferentes lugares, y si se tiene en cuenta que casi todos ellos han sido recogidos en el hemisferio norte, es decir, en una pequeña parte de la superficie terrestre, y que, además, ha de ser relativamente muy grande el número de los que no se han encontrado, se comprende que el número de meteoritos existentes en nuestro planeta ha de ser considerable.

Constitución química y mineralógica. — Desde fines del siglo XVIII se han efectuado numerosos análisis químicos de meteoritos, así modernos como antiguos, y más recientemente Crookes estudió gran número de ellos por medio del espectroscopio. No se ha encontrado en su masa ningún elemento químico nuevo, pero, en cambio, se ha visto que algunos de los elementos conocidos estaban combinados formando minerales que no se encuentran en la Tierra; tales son las aleaciones de hierro y níquel, el carburo de hierro, la schreibérsita, la troilita, la cohenita, la moissanita. Desde hace algún tiempo, la metalurgia ha conseguido producir estas aleaciones que no se encuentran en estado nativo; hoy la industria elabora el carburo de hierro llamado martensita (Fe_3C), el fosfuro de hierro o schreibérsita (Fe_3P), el sulfuro de hierro o troilita (FeS), la cohenita o cementita (Fe_3C), y la moissanita, que es un carburo de silicio (SiC).

Algunas de las combinaciones químicas que se encuentran en los meteoritos presentan caracteres externos que permiten reconocer las piedras de origen cósmico sin que sea preciso verlas caer. Si, por ejemplo, se pulimenta un meteorito ferruginoso y después se trata con un ácido, aparecerán claramente las *figuras de Widmannstaetten* (fig. 191), que no se obtienen en las aleaciones terrestres. Benedicks, en Upsala, consiguió encontrar las condiciones de temperatura bajo las cuales se forman com-

(1) Durante mucho tiempo se creyó que los bloques gigantescos de hierro encontrados en 1870 por Nordenskiöld en Ovivak (Groenlandia), eran meteoritos; pero hoy se sabe con toda seguridad que son de origen terrestre.

puestos de hierro parecidos a los que se observan en los meteoritos y que al ser tratados por un ácido presentan las citadas figuras. Además, se han reconocido en algunas rocas terrestres estructuras raras (estructura condrítica) que antes se conocían sólo en los meteoritos, de suerte que hoy puede afirmarse que no existe ninguna diferencia esencial entre las rocas terrestres y las de origen cósmico.

G. Rose, en 1865, clasificó los meteoritos según su composición química, y esta clasificación, ampliada, ha seguido siendo la base en que se funda el estudio de estos objetos. Se distinguen cuatro grupos principales: 1.º, piedras meteóricas propiamente dichas; 2.º, mesosideritos; 3.º, hierro meteórico con silicatos (palasitos); 4.º, hierro meteórico. Estos grupos principales se han dividido a su vez en muchos subgrupos, según el aspecto mineralógico y la estructura.

Las piedras meteóricas contienen principalmente los siguientes minerales: augita, broncita, enstatita, olivina anortita, leucita, algunas veces pequeñas cantidades de hierro puro y granos de magnetita, y más raramente carbono amorfo

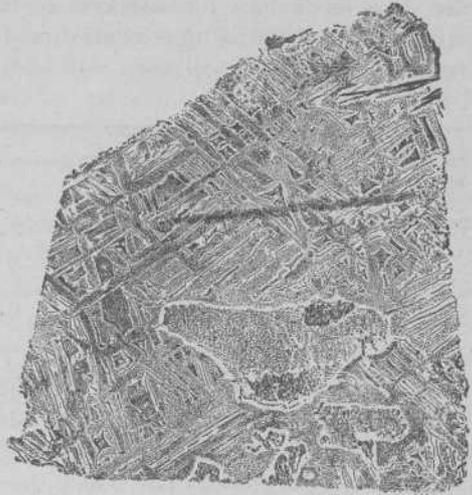


Fig. 191. — Meteorito de hierro o siderito (meteorito de Toluca, Méjico), atacado por un ácido

y diamante. Los mesosideritos constan de una malla de hierro rellena de olivina y broncita, con cantidades variables de plagioclasa y augita; constituyen, por consiguiente, un paso hacia los verdaderos hierros meteóricos, lo mismo que los palasitos. Estos últimos constan de un esqueleto de hierro con granos de olivina o broncita, pero el hierro está en mayor cantidad que los demás minerales. Finalmente los hierros meteóricos están completamente formados por hierro y por aleaciones del hierro con níquel, cobalto y cromo, además de las que ya hemos indicado. Es muy notable que entre los minerales que se encuentran en los meteoritos no haya aparecido nunca el cuarzo, que es el mineral más abundante en la Tierra. En cambio, en algunos meteoritos hay también gases, en particular hidrógeno y anhídrido carbónico.

Diferencia entre estrellas fugaces y bólidos. — Existiendo alguna analogía entre el modo de aparecer las estrellas fugaces y los bólidos, se han considerado ambas clases de cuerpos celestes como «puntos extremos de una escala de fenómenos que de unos a otros presentan una gradación continua, en la cual difícilmente se puede distinguir el límite de separación en dos clases claramente diferenciadas». Esta es la opinión de Schiaparelli, la cual tiene sin duda algún fundamento pero no puede generalizarse de una

manera absoluta. Durante las grandes lluvias de leónidas y biéolidas, se han observado bólidos que provenían de los respectivos radiantes, e indudablemente estos bólidos no eran más que estrellas fugaces extraordinariamente brillantes; en cambio, no se han visto nunca bólidos detonantes ni meteoritos que procedieran de los radiantes de las grandes lluvias cósmicas. Además, las variaciones diurna y anua de la frecuencia de los meteoritos son diferentes de las que se observan en la frecuencia de las estrellas fugaces. Como se puede ver en las tablas siguientes, la mayoría de los meteoritos caen entre mediodía y media noche, es decir, cuando el antiápex está a su mayor altura, mientras que la máxima frecuencia diurna de las estrellas fugaces ocurre cuando el ápex está alto, esto es, entre la media noche y la mañana.

Hora	Número	Mes	Número	Mes	Número
0h a 6h	122	Enero	25	Julio	23
6 a 12	58	Febrero	24	Agosto	36
12 a 18	21	Marzo	22	Septiembre	30
18 a 24	67	Abril	32	Octubre	24
		Mayo	44	Noviembre	24
		Junio	45	Diciembre	21

Además, los meses de mayo y junio son los más ricos en caídas de meteoritos, mientras que los de otoño son los más abundantes en estrellas fugaces. Esta ley seguida por los meteoritos lo es también, según las investigaciones realizadas por Niessl, por los grandes bólidos.

Diferencias aun mayores existen entre las órbitas cósmicas descritas por las estrellas fugaces de una parte y por los bólidos y meteoritos por otra. El cálculo de estas órbitas consta de dos partes: primero se determina, siguiendo el método de Brandes y Benzenberg para las estrellas fugaces, la posición geográfica de los lugares en cuyo cenit están los puntos en que se enciende y en que se para el meteoro, así como la altura de dichos puntos sobre la superficie terrestre. Con estos datos se deduce la posición de la trayectoria (radiante aparente) y su longitud, y además, en el caso de haberse observado la duración del fenómeno, la velocidad relativa del bólido. Tanto la longitud aparente de la trayectoria como la duración son, para los bólidos, mayores que para las estrellas fugaces; y como casi siempre se dispone de observaciones realizadas en diferentes lugares, el camino seguido en la atmósfera por los bólidos puede determinarse con mucha más seguridad. Un buen ejemplo de ello lo ofrece la determinación, hecha por A. Wegener, de la trayectoria del meteorito que cayó el 3 de abril de 1916 en Treysa (Kurhessen); a pesar de las discordancias inevitables entre las diversas observaciones, se encontró el meteorito a 800 m del sitio en que, según Wegener, debía haber caído. La órbita cósmica se deduce fácilmente de la posición del radiante aparente y de la velocidad relativa.

Como resultado de numerosos cálculos realizados por H. A. Newton, Niessl, Denning, Hoffmeister y otros, se deduce que la mayor parte de

bóolidos y meteoritos describen órbitas *muy hiperbólicas* alrededor del Sol, que la inclinación de estas órbitas es casi siempre pequeña, que el movimiento retrógrado es en ellas poco frecuente y que las distancias en el perihelio oscilan entre 0,5 y 1,0 radio de la órbita terrestre. Los enjambres periódicos de estrellas fugaces cuyas órbitas son bien conocidas, se comportan de una manera contraria; éstos son miembros del sistema solar, mientras que los bólidos son «mensajeros del cielo de las estrellas fijas». De todo esto podemos deducir que no existe analogía alguna de origen entre las estrellas fugaces y los bólidos.

Es un hecho extraño el de que la mayor parte de los bólidos y meteoritos recorran sus órbitas en sentido directo, como los planetas, es decir, que estos cuerpos sigan en su curso a la Tierra hasta que, finalmente, la alcancen. H. A. Newton, que notó este hecho por primera vez, demostró que no existe motivo alguno para que los meteoritos dotados de movimiento retrógrado sean más difícilmente observables que los dotados de movimiento directo, y en consecuencia consideró el movimiento directo como una cualidad especial de estos cuerpos celestes.

Para Niessl, que estudió este problema utilizando un caudal de observaciones muy superior al de que disponía Newton, las cosas ocurren de otra manera. En opinión de Niessl, hay que empezar por considerar el influjo de la resistencia del aire en el movimiento y en las manifestaciones externas de los meteoros, porque dadas las velocidades enormes que entran en juego esta resistencia ha de desempeñar un papel preponderante en los fenómenos que se produzcan.

En las capas superiores de la atmósfera, la resistencia que el aire opone al movimiento de un meteoro es pequeña, pero esta resistencia va aumentando después con mucha rapidez, y cerca del punto de desaparición es ya tan grande, que la enorme velocidad del meteoro se anula casi instantáneamente, como si éste chocase con un obstáculo sólido. Por lo tanto, en el punto donde empieza la luminosidad del bólido la velocidad *observada* será ya menor que la primitiva; después su valor irá disminuyendo todavía y dependerá del punto de la trayectoria en que se observe el cuerpo. Con los ejemplos de trayectorias calculadas por él, Niessl ha podido demostrarlo repetidas veces. Uno de estos ejemplos es el del bólido del 3 de septiembre de 1916, estudiado por C. Hoffmeister; las observaciones fueron bastante numerosas para permitir el cálculo de la velocidad en diferentes puntos del trayecto. En la tabla siguiente se ve la rápida disminución de la velocidad al acercarse el meteoro al punto de desaparición, donde quedó casi anulada:

Distancia al punto final	Velocidad en Km por segundo
306 Km	57,0 Km
239 »	55,6 »
169 »	50,4 »
123 »	40,5 »
60 »	34,8 »

La resistencia que ofrece el aire aumenta rápidamente con la velocidad. Por esta razón, los meteoros con movimiento retrógrado, animados de velocidades relativas mayores que las que llevan los de movimiento directo, se harán visibles antes y penetrarán menos profundamente en la atmósfera que estos últimos, y, por consiguiente, se extinguirán a mayor distancia del observador.

La fuerza viva que el cuerpo va perdiendo por efecto de la resistencia del aire, se transforma en calor, según hemos dicho; tanto él como la masa de aire que le rodea adquieren una temperatura muy elevada, y, por fin, el meteoro experimenta una disminución de masa más o menos grande, en especial en el momento de su extinción. Comprueban estos hechos, tanto los fenómenos que se observan en los bólidos (rastros luminosos, chispas), como el aspecto de las piedras meteóricas que se conservan en los museos, las cuales presentan señales evidentes de fusión y aun de volatilización. Cuanto mayor es la velocidad de un meteorito, tanto más se calienta; con una velocidad suficientemente grande, puede evaporarse por completo si no posee una masa muy considerable, como la que debió de tener, por ejemplo, la lluvia de piedras de Stannern. Los meteoritos con movimiento retrógrado serán las principales víctimas de este proceso de destrucción. Apoyándose en estas consideraciones, Niessl supone que los bólidos y los meteoritos pueden moverse lo mismo en el sentido directo que en el retrógrado, pero que los dotados de un movimiento de este último sentido, a causa de su mayor velocidad relativa o geocéntrica, dejan de brillar a grandes alturas, por lo cual ni son vistos como bólidos ni pueden llegar a la superficie de la Tierra como meteoritos, explicándose así la mayor frecuencia de los bólidos y meteoritos con movimiento directo.

Dimensiones de los bólidos.— Veamos ahora cómo estos cuerpos, tan pequeños cuando los naturalistas los recogen, pueden dar origen a fenómenos luminosos de intensidad deslumbradora y parecen tener en el espacio diámetros de centenares y aun de millares de metros (1). Ya hemos visto que la nube de gases que les rodea y especialmente la capa de aire que sufre la acción directa de la extraordinaria presión debida al movimiento han de ponerse incandescentes. Esta masa de gases debe tener dimensiones mucho mayores que el mismo cuerpo meteórico, aumentando así el diámetro aparente de los bólidos. Otra causa mucho más eficaz todavía hace crecer de un modo desmesurado el diámetro del meteoro. Ya hemos dicho que éste, en el punto en que se detiene, sufre una a manera de explosión. Así, por ejemplo, después de la lluvia de piedras que ocurrió el 12 de mayo de 1861 en Butsura (cerca de Gorukpur, en la India oriental), se encontraron fragmentos que a pesar de hallarse a 3 Km de distancia unos de otros coincidían perfectamente en sus superficies de

(1) Niessl encontró que los bólidos del 23 de octubre de 1887, 20 de noviembre de 1898, 3 de octubre de 1901 y 2 de noviembre de 1903 tenían, respectivamente, diámetros de 1, 1,1, 1,2 y 1,9 kilómetros.

fractura, siendo indudable que provenían de la desintegración de un solo cuerpo; además se han encontrado también piedras meteóricas con superficies de ruptura frescas, es decir, sin capa de fusión, aun cuando estos casos son muy poco frecuentes. Por regla general, en las lluvias de piedras cada fragmento está envuelto por una capa con señales de fusión evidentes, y esto permite suponer que al penetrar el meteoro en la atmósfera ya estaba constituido por un conjunto de cuerpos independientes reunidos en forma de enjambre. Un conjunto de esta clase tiene naturalmente dimensiones mucho mayores que si formase un solo cuerpo. Antes de penetrar en la atmósfera, estos elementos pueden estar ordenados dentro del conjunto según cierta ley, por ejemplo, ocupando los elementos mayores la parte central del grupo; pero después de penetrar en la atmósfera este orden de colocación ha de experimentar importantes cambios, porque la resistencia del aire y el rozamiento son tanto más eficaces cuanto más pequeños son los elementos considerados. Los grandes bloques se adelantarán con relación a los pequeños, y cuando todos ellos lleguen al suelo, los primeros llegarán antes que los segundos. Esta distribución por tamaños se ha observado en la mayoría de las lluvias de piedras (L'Aigle [1803], Weston [1807], Stannern [1808], Toulouse [1812], Mezö-Madarasz [1852], Pillistfer [1863], Knyahinya [1866], Villanova [1868], Pultusk [1868], Hessle [1869], Bhawalpur [1873], Marengojowa [1875], Mócs [1882]), por lo cual debe considerarse como regla general. La hipótesis de Haidinger y Galle, según la cual un bólido no es un solo cuerpo sino un conjunto de ellos, explica por completo esta distribución, así como el gran tamaño aparente de los bólidos, desproporcionado con relación a las dimensiones de los meteoritos que caen sobre la Tierra. Tan pronto como los miembros de uno de esos enjambres se han ordenado, a causa de la resistencia opuesta por el aire, en forma que los mayores marchan delante, se comprende que los más pequeños no han de ser completamente destruidos por el calor debido al rozamiento, puesto que hallándose protegidos por los mayores, que arrastran consigo el aire circundante, encuentran una resistencia mucho menor y pueden soportarla sin deshacerse. El aire es comprimido sobre todo por los meteoritos grandes, que van delante; detrás de ellos, incluso puede producirse un enrarecimiento, y esta enorme desigualdad de presiones cesa súbitamente, restableciéndose el equilibrio, cuando el bólido llega al punto de extinción, punto en que se produce por esta causa una detonación violenta, que antes se consideraba como originada por la explosión de un solo cuerpo. En favor de la hipótesis de Haidinger-Galle existen también pruebas directas. Cuando la lluvia de piedras que cayó en Rochester (21 de diciembre de 1876), se observó en Bloomington que el meteoro constaba de un enjambre formado por un centenar de cuerpos independientes, y en el enjambre de bólidos del 9 de febrero de 1913, único en su especie, que se extendió en una longitud de 2 318 Km, desde Mortlach (Canadá), a través de la América del Norte, hasta las Bermudas, se observaron de 10 a 20 grupos distintos, compuesto cada uno de 30 a 40 meteoros.

También podemos mencionar en este sentido el bólido del 18 de octubre de 1863 observado con el telescopio por J. Schmidt; el bólido propiamente dicho estaba formado por dos, y la cola era un enjambre de bólidos menores.

Corrientes de bólidos. — Comparando las fechas de aparición de los bólidos observados, se puede ver que, con alguna frecuencia, dos o más de estos cuerpos celestes han procedido de radiantes casi iguales y llegado a la Tierra en las mismas épocas del año, como aparece para los siguientes pares de bólidos:

Fecha de la caída		Radiante	
		AR	D
10 abril	1874	19°	+ 57°
9 abril	1876	17	+ 57
13 marzo	1883	149°	— 9°
17 marzo	1877	145	— 4
15 octubre	1889	24°	+ 18°
19 octubre	1877	20	+ 15

Niessl encontró algunos casos en que la coincidencia de las órbitas es muy grande, a pesar de existir bastante diferencia de semanas y hasta de meses, entre las respectivas fechas de aparición. Estas coincidencias no pueden considerarse como obra de la casualidad, sino como indicio de *sistemas de bólidos*, y el mismo Niessl trató de explicarla admitiendo la existencia de corrientes de bólidos *de anchura extraordinaria*, tal vez igual al diámetro de la órbita terrestre. Al penetrar una corriente de esta clase en el sistema solar, todos los elementos de la misma se mueven en el mismo sentido y con la misma velocidad (la correspondiente a una hipérbola); pero cada uno de sus componentes describe su órbita peculiar, según sea el lugar en que choque con la Tierra, conservando, sin embargo, de común el carácter hiperbólico de dicha órbita. Así, bólidos con elementos orbitales completamente distintos pueden pertenecer a una misma corriente, y sólo puede asegurarse si uno de ellos pertenece o no a una corriente determinada después de calcular el radiante *inicial* y la velocidad con que penetró en el sistema solar. La rama de la hipérbola recorrida por el meteoro antes de chocar con la Tierra, da la dirección heliocéntrica del movimiento de que estaba animado el bólido al penetrar en el campo gravitatorio del Sol, esto es, el punto cósmico inicial. Damos a continuación, como ejemplo, una lista de bólidos cuyo radiante aparente está cerca de las Pléyades, y que constituyen, por lo mismo, una familia o sistema:

Fecha de la caída		Radiante	
		AR	D
23	octubre 1805	52°	+ 16,5°
5	noviembre 1849	64	18
6	» 1809	50,5	22
8	» 1876	55	21
11	» 1864	55	21
12	» 1861	61	20
13	» 1865	61	17
15	» 1859	64	25
17	» 1848	58	20
21	» 1865	58	18
23	» 1877	62	21
28	» 1872	61	21
Promedio		59	+ 20,0

Estos bólidos entraron en el sistema solar con una velocidad de unos 45 Km por segundo y en una dirección que corresponde a los 28° de longitud y a los 0° de latitud. El desplazamiento del radiante aparente por efecto del movimiento de la Tierra es, en este caso, pequeñísimo. En cambio, en otros casos esta desviación es muy notable, de manera que la posición del radiante aparente en el cielo varía mucho, como ocurre en el ejemplo siguiente:

Fecha de la caída		Radiante aparente		Radiante inicial o cósmico	
		Longitud	Latitud	Longitud	Latitud
19	mayo 1909	253,0°	+ 2,5°	226,3°	+ 2,8°
20	» 1869	242,1	+ 2,5	212,7	+ 2,6
23	» 1910	249,5	+ 3,3	220,8	+ 3,5
2	junio 1886	251,3	+ 2,0	221,4	+ 2,0
2	» 1899	250,7	- 1,0	220,5	- 1,0
3	» 1883	251,4	+ 2,0	221,4	+ 2,0
3	» 1883	249,9	+ 2,0	219,8	+ 2,0
7	» 1878	250,9	+ 1,0	220,5	+ 1,0
17	» 1873	250,5	+ 2,0	219,6	+ 1,7
28	» 1908	242,0	+ 0,7	213,4	+ 1,1
1	julio 1908	251,0	+ 2,0	220,9	+ 2,0
8	» 1901	254,5	- 1,5	223,6	- 1,1
13	» 1879	247,9	+ 2,5	220,2	+ 1,7
17	» 1900	250,6	+ 2,0	223,1	+ 1,3
22	» 1872	250,0	+ 7,0	223,1	+ 4,6
23	» 1846	247,9	- 0,5	222,4	- 0,3
1	septiembre 1903	234,5	+ 4,5	224,3	+ 2,1
23	» 1910	224,0	+ 5,0	219,4	+ 2,3
Promedio				220,8	+ 1,6

Estas corrientes de bólidos son esencialmente diferentes de los enjambres periódicos de estrellas fugaces, cuyos miembros describen órbitas casi idénticas; estos últimos son formaciones planetarias, mientras que las corrientes de bólidos son de origen estelar. Se ha planteado el problema de si además de los enjambres planetarios de estrellas fugaces los hay también estelares, en vista de que algunos bólidos parecen venir de los

mismos radiantes que las estrellas fugaces; pero mientras no se encuentren en estas últimas las velocidades correspondientes al movimiento hiperbólico, esta coincidencia de radiantes aparentes ha de considerarse como debida al azar.

En cuanto a los *bólidos esporádicos*, C. Hoffmeister dedujo, hace poco, de sus observaciones, que algunos de ellos están también dotados de velocidades hiperbólicas.

El problema principal de la Astronomía meteórica es, por hoy, la determinación de la velocidad de estos cuerpos celestes, y mientras este problema no esté resuelto, no parecen probables grandes progresos

Historia. — El estudio científico de los bólidos y meteoritos es ya muy antiguo. Montanari, en su célebre obra «*La fiamma volante gran meteora, veduta sopra l'Italia la sera de 31 Marzo 1676*» (publicada en Bolonia el año 1676), efectuó la primera determinación de la altura de un bólido, empleando métodos análogos a los que se utilizan en nuestros días; en 1683, el célebre astrónomo Dörfel (bólido del 22 de agosto de 1682) y algo después Halley (bólido del 19 de julio de 1686) llevaron a cabo trabajos análogos. Montanari y Halley, adelantándose mucho a su tiempo, atribuyeron a los bólidos un origen cósmico. Estas investigaciones no encontraron, al parecer, la merecida atención entre sus contemporáneos, por cuanto el 24 de julio de 1790 ocurrió en Juillac (Gascuña) una lluvia de piedras, respecto de la cual el alcalde de dicha población envió a la Academia de Ciencias de París un informe firmado por más de 300 testigos, y la Academia declaró que era ridículo ocuparse en semejante absurdo. Berthollon, ponente encargado de este asunto por la Academia, escribió: «¡Cuán triste es ver a todo un municipio abrir un expediente a base de cuentos pueblerinos, que sólo pueden excitar compasión! ¿Qué podría añadir yo a semejante protocolo? Todo lo que cabría decir podrá deducirlo un lector filósofo con sólo leer este testimonio auténtico de un hecho evidentemente falso, de un fenómeno físicamente imposible.» Chladni, con su trabajo «*Sobre el origen de las masas de hierro encontradas por Pallas y otros*» (Riga, 1794), fué quien abrió camino a las nuevas ideas. Para ello, reunió Chladni a fuerza de paciencia cuantas noticias existían sobre lluvias de meteoritos, y demostró, discutiendo el material que así obtuvo, que los meteoritos debían tener un origen cósmico. Pronto adoptaron sus ideas algunos investigadores alemanes e ingleses, y la gran lluvia de piedras de L'Aigle (16 de abril de 1803) convenció por fin a la Academia de Ciencias de París. Chladni prosiguió sus estudios, que publicó en 1819 con el título de «*Sobre los meteoros de fuego y sobre las masas que caen con ellos*» (Viena, 1819). Posteriormente, H. A. Newton, Schiaparelli y Galle desarrollaron estas mismas ideas. El último dió en su tratado sobre la lluvia de piedras de Pultusk, publicado en 1868, un ejemplo de cómo hay que estudiar aquel fenómeno, y su método para el cálculo de la órbita es el que hoy todavía se emplea. Modernamente, Denning, y en especial Niessl, se han dedicado a este estudio y han encontrado resultados de gran valor científico.

No terminaremos este capítulo sin hacer constar que sólo hemos podido citar los fenómenos y resultados más importantes relativos a los meteoros cósmicos. Al que desee ampliar estos conocimientos, le aconsejamos que consulte la obra clásica de Schiaparelli «Ensayo de una teoría astronómica de las estrellas fugaces», publicada en Stettin en 1871.

7. LA LUZ ZODIACAL

La *luz zodiacal* aparece en los climas templados de Europa como un débil resplandor de forma cónica, que en los meses de invierno y primavera se observa al anochecer, después del crepúsculo, hacia occidente, y en los meses de verano y otoño es observable antes de amanecer, hacia oriente. Unas tres horas después de la puesta del Sol y tres horas antes de la salida, según la época del año, es cuando presenta su máximo brillo y extensión.

La luz zodiacal se extiende a ambos lados del Sol y casi en el plano de la eclíptica; debido a esta última circunstancia, no puede observarse tan fácilmente en nuestras regiones en los meses de verano e invierno como en los de primavera y otoño, ya que entonces, por estar la eclíptica muy cerca del horizonte, su débil luz se pierde fácilmente entre la calina. En los países ecuatoriales, donde la eclíptica está siempre alta con respecto al horizonte, la luz zodiacal se puede observar con igual facilidad durante todo el año, y su brillo es allí análogo al que presentan las regiones más resplandecientes de la vía láctea. Este brillo disminuye a medida que aumenta la distancia al Sol, pero generalmente es observable hasta unos 90° del mismo. En circunstancias favorables se puede observar, en el punto diametralmente opuesto al que el Sol ocupa, una segunda región luminosa, pero de brillo más débil y menos extensa, llamada *gegensehein* por los alemanes; y en las regiones intertropicales se puede observar, a veces, el conjunto de la luz zodiacal y del *gegensehein* como un anillo sin solución de continuidad, que atraviesa todo el firmamento. Newcomb, Barnard y Fath creen haber observado la luz zodiacal, en días especialmente favorables, no sólo a ambos lados del Sol, sino también hacia el norte del mismo, pero estas observaciones requieren comprobación.

Del brillo de la luz zodiacal se han efectuado sólo algunas mediciones aisladas. M. Wolf empleó para ello el fotómetro de rendija construido por él mismo y que permitía, empleando la fotografía, comparar las regiones más luminosas. Por este método confirmó el resultado obtenido ya por otros observadores, esto es, que la luz zodiacal no está en el plano de la eclíptica sino en el ecuador del Sol. Estas observaciones discrepan de las que hizo Fessenkoff con un fotómetro visual, de las cuales dedujo una distribución luminosa simétrica respecto a un eje que no se encuentra precisamente en la eclíptica, sino que es paralelo a ella, a una distancia de 1 ó 2° hacia el norte. Según esto, la luz zodiacal no constituiría un círculo máximo en el cielo. Los mejores resultados pare-

cen ser los obtenidos por van Rhijn con ocasión del estudio que realizó acerca de la luminosidad nocturna del cielo. Sus medidas, efectuadas igualmente con un fotómetro parecido al de Fessenkoff, revelan la influencia de la luz zodiacal sobre la distribución de la intensidad luminosa en el cielo durante la noche. La tabla siguiente, sacada del trabajo de van Rhijn, da la distribución de la intensidad luminosa de la luz zodiacal, expresada en las unidades adoptadas por dicho observador. El débil aumento de brillo en las longitudes 170° y 180° es debido al gegenschein.

Longitud desde el Sol	Latitud					
	0°	10°	20°	30°	50°	70°
40°	0,32	0,26	0,19	0,13	0,07	0,05
50°	0,25	0,21	0,16	0,11	0,07	0,05
60°	0,18	0,17	0,14	0,11	0,07	0,05
70°	0,15	0,14	0,12	0,10	0,07	0,05
80°	0,13	0,12	0,10	0,09	0,06	0,05
90°	0,11	0,10	0,09	0,08	0,06	0,05
110°	0,09	0,08	0,08	0,07	0,06	0,05
130°	0,08	0,08	0,07	0,07	0,06	0,05
150°	0,08	0,08	0,07	0,07	0,06	0,05
170°	0,09	0,08	0,07	0,07	0,06	0,05
180°	0,10	0,09	0,08	0,07	0,06	0,05

Algunos astrónomos han creído notar variaciones en el brillo de la luz zodiacal, pero éstas son probablemente debidas a oscilaciones en la transparencia de la atmósfera terrestre, o acaso también a causas fisiológicas que dependen de la dificultad con que se perciben las luces muy débiles, dificultad que se traduce a veces en variaciones aparentes de la intensidad luminosa. Por esto la variabilidad periódica, supuesta ya por Cassini, así como las relaciones de la luz zodiacal con la actividad solar (formación de manchas, etc.) son todavía fenómenos muy problemáticos. Mientras no dispongamos de observaciones cuidadosas, realizadas durante largos años en las regiones tropicales y que permitan precisar la forma, posición y brillo de la luz zodiacal, serán prematuras todas las conclusiones que a ella se refieran, y especialmente las concernientes a posibles variaciones del brillo. La observación de la luz zodiacal, por lo mismo que su luminosidad es tan débil, presenta grandes dificultades, no sólo a causa de que sus contornos son difusos en general, sino también porque en las latitudes medias el borde inferior sufre una absorción bastante grande por parte de la atmósfera, por lo cual el conjunto parece ocupar una posición más boreal que la que tiene en realidad. Estas dificultades aumentan todavía por la acción perturbadora del crepúsculo. La figura 192, reproducción de una fotografía obtenida por Douglass en el observatorio de Lowell, da idea del aspecto general del fenómeno.

Acerca de la verdadera forma y posición de la luz zodiacal en el sistema solar sabemos muy poca cosa. Algunos suponen que se trata de un anillo nebuloso que rodea a la Tierra a muy poca distancia; otros han emitido

la hipótesis de que es un anillo formado por partículas discretas que rodea al Sol, y otros, por fin, consideran la luz zodiacal como un fenómeno puramente terrestre, debido a la reflexión de los últimos rayos del Sol en una atmósfera terrestre muy achatada; pero esta última hipótesis es muy inverosímil, pues si fuese cierta, la luz zodiacal tendría que estar en el ecuador terrestre y no en la eclíptica, como en realidad ocurre, y presentar además una fuerte paralaje, que hasta hoy no se ha podido observar, sin contar con que las capas exteriores de nuestra atmósfera contienen gases de densidad tan pequeña, que no podrían reflejar los rayos luminosos en la proporción que sería necesaria para hacer visible la luz zodiacal. Teniendo en cuenta todos los hechos observados, la hipótesis más verosímil es la de que el fenómeno que nos ocupa es debido a polvo cósmico que rodea al Sol y tiene la forma de un disco de poco espesor o de un elipsoide



Fig. 102. — Luz zodiacal, el 13 de febrero de 1901.
(Según una fotografía obtenida por Douglass en el observatorio de Lowell)

de rotación muy achatado, situado en el plano de la eclíptica y extendido hasta algo más allá de la órbita terrestre; las partículas de esta nube reflejan la luz solar, dando un máximo secundario de luz en la parte opuesta al Sol. El gegenschein se explica en esta teoría, desarrollada por Seeliger, por la manera de producirse la reflexión en los cuerpos de superficie anfractuosa.

Sobre la naturaleza de la materia en que se origina la luz zodiacal no se sabe casi nada. Es el brillo tan débil, que ni siquiera puede determinarse con seguridad su color, aunque generalmente se le califica de blanco o amarillento. El espectro ha sido estudiado por diferentes observadores, sin que se hayan obtenido resultados concordantes. Algunos, como Angström, han visto sólo una raya amarilloverdosa (la raya brillante de la aurora polar) que puede ser debida a gases luminosos; otros, como A. W. Wright

y Liais, han encontrado un espectro continuo parecido al espectro solar; Vogel vió un espectro continuo débil y además la raya característica del espectro de las auroras polares. Fath ha tratado de fotografiar el espectro de la luz zodiacal utilizando un espectrógrafo adecuado. Sus fotografías, obtenidas en los observatorios de Lick y del Monte Wilson (1908-1909), presentan un gran parecido con las del espectro solar, y en ellas se han podido identificar con toda seguridad las rayas G, H y K de Fraunhofer. Estas investigaciones de Fath son las que actualmente merecen más crédito; de ellas se deduce que la luz zodiacal sería, de acuerdo con las ideas de Seeliger, una nube de partículas que reflejan la luz solar. Fath no ha encontrado en el espectro rayas de emisión, y cabe presumir que la que alguna vez ha sido observada e identificada con la del espectro de las auroras polares, no tiene su origen en la luz zodiacal, sino que es debida a auroras bastante débiles para no ser visibles. Corrobora este modo de ver el que en todo tiempo se puede encontrar dicha raya en todos los puntos del cielo, como lo ha comprobado Slipher en numerosas fotografías espectrales. Según A. W. Wright, la luz zodiacal estaría polarizada en un plano que pasa por el Sol, lo cual vendría a fortalecer la hipótesis de Seeliger; no obstante, habrá que realizar nuevas observaciones antes de que pueda ser dada como cierta.

Según Brugsch, la luz zodiacal era conocida por los egipcios, que solían representarla en sus monumentos por medio de un triángulo. En cambio, los griegos y los romanos parece que no se preocuparon de ella, o por lo menos no se ha encontrado documento alguno que la cite, y lo mismo se puede decir de los astrónomos árabes. No obstante, los poetas y legisladores islámicos la mencionan con frecuencia (por ejemplo, en el Corán, sura II, verso 183), según pudo comprobar J. W. Redhouse, y la llamaban «crepúsculo matutino primero, o falso» y también «cola de lobo». Según A. von Humboldt, la conocían ya los aztecas en 1509. De los astrónomos de la edad media, la vieron Rothmann, Tycho Brahe y Kepler; Wendelin y Childrey la describieron con precisión (1659), y J. D. Cassini la estudió ya de una manera científica (1683), así como su ayudante Fatío. Desde principios del siglo XIX, la luz zodiacal ha sido observada con cierto método; las series de observaciones más importantes son las de Heis, Weber, Jones, J. Schmidt y Searle. El gegenschein fué descubierto en 1730 por Pézénas, pero no fué estudiado con algún detenimiento hasta 1854, por Brorsen.

CUARTA PARTE

Astronomía estelar

INTRODUCCIÓN

Hasta ahora hemos tratado principalmente de aquellos cuerpos celestes que rodean de cerca a nuestro Sol, constituyendo con él el «sistema solar». A pesar de las distancias enormes a que se encuentran muchos de ellos, los podemos considerar, en comparación con las que nos separan de las estrellas (1), como individuos de una familia aislada en el Universo, ya que una esfera cuyo diámetro fuese el de la órbita de Neptuno parecería como un mero punto a un observador situado en la estrella más próxima.

En nuestro sistema, constituido por el Sol, los planetas, sus satélites, los cometas y los enjambres meteóricos, hemos visto un conjunto admirablemente ordenado y regido por una ley, según la cual cada cuerpo es retenido en su órbita por la compensación continua entre las fuerzas gravitatorias y las centrífugas, durante infinidad de revoluciones. Los millones de soles que nos muestra el antejo en el espacio infinito, ¿constituyen también uno o varios sistemas de estructura regulada por una ley parecida? Y de ser así, ¿cuál es esta estructura? Si no evaluamos los problemas por su trascendencia sobre nuestros intereses materiales, sino por la grandiosidad del objeto a que se aplican, tendremos que considerar el de la constitución del universo estelar como uno de los más nobles y más importantes en que se haya ocupado el espíritu humano. Cuando se desvaneció el misterio que envolvía al sistema solar, y la Tierra que habitamos apareció como uno de tantos planetas como dan vueltas alrededor del Sol,

(1) La expresión «estrellas fijas», que todavía se emplea para diferenciar las estrellas de los planetas y cometas, ha perdido ya su significado, desde que sabemos que tampoco fuera del sistema solar existen cuerpos inmóviles, y que las llamadas estrellas fijas recorren el espacio dotadas de velocidades considerables.

la humanidad dió un paso gigantesco hacia el conocimiento de la inmensidad de la creación y de la pequeñez de nuestros intereses terrestres. Pero si ensanchando aun más nuestra mirada encontramos que nuestro potente Sol es uno entre millones de soles, y que todo nuestro sistema planetario no es más que una parte pequeñísima del Universo, entonces se abren ante el espíritu horizontes inmensos. Hasta que la ciencia haya reunido en un solo sistema todas las estrellas, los cúmulos estelares y las nebulosas que el anteojo nos muestra, y hasta que se conozcan sus movimientos, así como las fuerzas que actúan sobre el conjunto y sobre cada una de sus partes, no quedará resuelto el problema del Universo *material* en su máxima extensión. Cuándo llegará este momento, no podemos decirlo; pero sí tenemos la certidumbre de que durante algunos siglos la humanidad no podrá hacer otra cosa que ir recogiendo los materiales con los cuales, en un lejano porvenir, se podrá construir el edificio del sistema del mundo. Lo remoto de estas perspectivas no ha de ser obstáculo para que cada generación aporte a la obra común todo su esfuerzo; el menor descubrimiento tiene también su belleza y concurre a la consecución de la verdad, que debe ser nuestra aspiración constante.

Antes de exponer las hipótesis que en diferentes épocas se han emitido acerca de la constitución del Universo, así como acerca de la evolución de sus componentes, expondremos los *hechos* observados, que son los fundamentos sobre los cuales se han edificado aquéllas con varia fortuna. También aquí, como en las páginas anteriores, partiremos de lo aparente, de lo que da de sí la contemplación directa del cielo.

CAPÍTULO PRIMERO

Las estrellas fijas

I. ASPECTO DEL CIELO ESTRELLADO EN GENERAL. CATÁLOGOS DE ESTRELLAS. CONSTELACIONES

Lo primero que llama la atención del observador al contemplar el cielo en una noche serena, es la diversidad de brillo y disposición de las estrellas, y lo primero que se le ocurre es la necesidad de ordenar, refiriéndolo a los objetos más evidentes, aquel irregular conjunto. De la misma manera que procede el hombre moderno cuando contempla por primera vez el firmamento, con afán de conocerlo, debió de proceder el hombre primitivo, en la infancia de la humanidad. Las tradiciones escritas más antiguas, como los anales chinos, las inscripciones asirias, la Biblia, los poemas homéricos, citan ya algunos de los objetos celestes que más llaman la atención, y nombran grupos de estrellas, o constelaciones, como la Osa mayor, Orión, las Pléyades y otras. Cada generación fué añadiendo a la lista nuevas constelaciones, hasta que todas las estrellas, o por lo menos las más brillantes, quedaron formando parte de alguna de ellas, con lo cual se facilitó en gran manera la descripción del cielo y se hizo posible el arte de reconocer los astros, o *Astrognosia*. Esta división y nomenclatura se ha hecho extensiva al cielo austral en tiempos relativamente modernos, y en la actualidad está extendida por todo el cielo una red de 86 constelaciones (según Argelander y Gould), 32 de ellas en el cielo boreal y 54 al sur del ecuador. Los nombres de las constelaciones antiguas, introducidos principalmente por los griegos, han sido sacados casi todos de la mitología, y los de las constelaciones del zodiaco tienen una significación simbólica; en cambio las constelaciones modernas, y en particular las del cielo austral, ostentan denominaciones de carácter bastante anodino.

Al dirigir la mirada al cielo, llama la atención, entre la multitud al parecer innumerable de estrellas de diferente brillo, una banda de luz tenue que atraviesa el firmamento como una larga nube, aquí estrecha, ancha más allá, dividida en algunos puntos y que se extiende a lo largo

de las constelaciones siguiendo un curso irregular. Esta banda es la *vía láctea*. A simple vista se perciben en ella algunas estrellas más brillantes, y observando con alguna atención el cielo en sus cercanías, se ve que las estrellas de débil brillo van siendo tanto más numerosas cuanto más próxima a dicha banda esté la región considerada. Pero hasta que se mira la *vía láctea* con el anteojo, no se descubre la clave de su luminosidad, al parecer casi uniforme y que es debida a millones de débiles estrellas, más abundantes en los puntos en que aquella luminosidad es mayor.

Además de la *vía láctea*, se perciben en algunos sitios del cielo, a simple vista, manchas luminosas en forma de nubecillas, así como también cúmulos o aglomeraciones de estrellas muy cercanas unas de otras. Con el anteojo se descubren millares de aquellas nubecillas, llamadas *nébulas* o *nebulosas*, y además algunas de ellas se resuelven en estrellas, de manera que son verdaderos cúmulos o conglomerados; pero, en cambio, la mayor parte conservan su aspecto de masas nebulosas, aun cuando se empleen los aparatos de mayor potencia óptica. Entre los cúmulos estelares, dando el sentido más lato a esta expresión, figuran grupos del más diverso grado de condensación, desde los muy esparcidos, como las Pléyades, en las que a simple vista se pueden separar las estrellas más brillantes, hasta los más apiñados y de débil brillo, que apenas se logra resolver con el anteojo. Más adelante veremos las relaciones que estos sistemas guardan entre sí y con el conjunto del universo sidereal.

Entre las estrellas aisladas y los cúmulos estelares existen unos sistemas intermedios: las estrellas dobles y múltiples, algunas de las cuales, muy pocas, pueden separarse a simple vista, pero cuyo número es acaso mayor que el de nebulosas y de los cúmulos, según ha revelado el anteojo.

Los árabes fueron los maestros en el arte de dar nombre a las estrellas, puesto que los griegos y romanos se contentaron con darlo a algunas de las más brillantes, como Sirio, Proción, Arcturo y la Cabra; débense a los árabes, entre otros, los nombres de Beltegeuze y Aldebaran, para estrellas de primera magnitud, Mizar, Benetnasch, Algol, etc., para las de segunda magnitud. Para la Astronomía de nuestros tiempos hubiera, con todo, resultado muy poco práctico dar nombre a todas las estrellas, aunque sólo se tratase de las dos o tres primeras magnitudes; por esto constituyó un gran progreso el que a principios del siglo XVII Bayer propusiese designar a cada una de las más importantes de cada constelación con letras del alfabeto griego, de tal manera que el orden de las letras, α , β , γ , δ , . . . indicase aproximadamente el orden relativo de las magnitudes (1). Si las letras del alfabeto griego no eran sufi-

(1) El criterio que siguió Bayer en la denominación de las estrellas dentro de cada constelación se refería sólo a unidades enteras de magnitud; así, por ejemplo, si una constelación constaba de dos estrellas de primera magnitud, cuatro de segunda, etc., designaba las dos estrellas de primera magnitud por las

cientes para una constelación, Bayer recurría a las minúsculas del alfabeto latino. Este sistema basta para designar todas las estrellas brillantes, y ha sido aplicado hasta las de tercera o cuarta magnitud. Las estrellas más débiles, hasta la sexta magnitud aproximadamente, se distinguen generalmente por los números del catálogo estelar de Flamsteed; las telescopicas no se distinguen ya por nombres ni letras, sino por la posición que ocupan en la esfera celeste, es decir, por su ascensión recta y su declinación. Así, por ejemplo, Arcturo es γ del Boyero, Vega es α de la Lira, y en cambio, 9^M AR (α) 21^h 39^m 58^s , D (δ) $+ 26^\circ$ $52'$ $27''$ (1900), es la denominación de una estrella de 9.^a magnitud cuyas ascensión recta y declinación norte están dadas para el año 1900 por los valores numéricos escritos.

Desde hace ya mucho tiempo, se han reunido estas posiciones de las estrellas en unas listas llamadas *catálogos estelares*. El catálogo más antiguo que poseemos está contenido en el *Almagesto* de Tolomeo, y da las longitudes y latitudes para 1025 estrellas; hasta hace poco se suponía que este catálogo, que data del siglo II, era idéntico a otro más antiguo de Hiparco, perdido para nosotros, a cuyas longitudes había aplicado Tolomeo la corrección de precesión, por cierto valiéndose de un valor erróneo de esta última; pero Dreyer probó que Tolomeo no se había limitado a copiar a Hiparco, sino que había basado su catálogo en observaciones propias. El examen de este catálogo prueba que las constelaciones de hace 1800 años ofrecían el mismo aspecto que las de ahora. Algunas estrellas no pueden identificarse con seguridad, pero es difícil asegurar si ello se debe a error original de Tolomeo o bien a faltas cometidas en las numerosas transcripciones que sufrió el *Almagesto* antes de la invención de la imprenta.

El primer catálogo de alguna importancia que siguió al de Tolomeo, data de la primera mitad del siglo XV, siendo su autor el príncipe tártaro Ulugh Beg, gran aficionado a la Astronomía; este catálogo contiene 1018 estrellas cuyas posiciones se habían determinado de nuevo en Samarcanda. El catálogo estelar más exacto de la época pretelescopica es el de Tycho Brahe, con 1000 estrellas, de las cuales sólo 777 fueron medidas con precisión. El primer catálogo que se formó con ayuda del anteojo es el contenido en la gran «*Historia coelestis Britannica*», de Flamsteed, y comprende 2 866 estrellas.

Nuestros catálogos actuales se pueden dividir en dos clases: en unos las posiciones de las estrellas son sólo aproximadas, y en otros se dan con toda la exactitud posible. Entre los del primer grupo debe citarse especialmente la gran obra de Argelander y de sus colaboradores Schönfeld y Krüger, titulada «*Bonner Durchmusterung*», terminada

letras α y β , las cuatro de segunda con γ , δ , ϵ , ζ , etc., pero sin tener en cuenta las diferencias de brillo dentro de la misma magnitud. Para la distribución de las letras entre las estrellas, dentro de cada magnitud, era, para Bayer, más práctico considerar la posición de las mismas, empezando por la cabeza en las constelaciones que representaban seres vivos.

en 1862; este gran catálogo contiene, entre el polo norte y el grado 2 de declinación austral, 324 198 estrellas, entre ellas todas las de 9.^a magnitud y muchas de 10.^a Schönfeld continuó este trabajo hasta los 23° de declinación austral, catalogando unas 133 659 estrellas. La continuación hasta el polo sur fué emprendida en Córdoba (Argentina), por Thome, quien la completó hasta el grado 52; contiene todas las estrellas hasta la 10.^a magnitud, o sea 489 827 en total. Desgraciadamente Thome falleció en 1908 sin poder terminar su obra, pero todavía pudo realizar las observaciones de la zona comprendida entre los 52° y los 61°, y el correspondiente catálogo fué publicado en 1914. El número total de estrellas observadas en Córdoba, asciende a 580 000.

Los catálogos pertenecientes a la segunda clase son extraordinariamente numerosos, pero la mayor parte incompletos, aun por lo que se refiere a las estrellas más brillantes. Uno de los primeros, y el más importante, no sólo por el número de estrellas y por la exactitud de sus posiciones, sino por los estudios previos que le sirven de base, es el «*Fundamenta Astronomiae*», publicado por Bessel en 1818, obra que contiene 3 222 estrellas, observadas con gran exactitud por Bradley a mediados del siglo XVIII. Los métodos de reducción empleados por Bessel, que desarrolla en esta obra y en otra titulada «*Tabulae reductionum observationum*», han servido hasta el presente de modelo para todos los cálculos de esta especie. Posteriormente, Auwers hizo una nueva reducción de las observaciones de Bradley.

El número de catálogos estelares publicados desde mediados del siglo XVIII asciende a algunos centenares, y el de las estrellas cuyas posiciones se dan en los mismos es enorme. A pesar de ello, hubo que reconocer que sólo la acción mancomunada de varios observatorios podía proporcionar grandes resultados en un tiempo relativamente corto. Por este motivo se constituyó en 1863 un Comité internacional, cuya primera misión fué formar un catálogo de estrellas en que las posiciones de éstas se diese con toda la precisión posible, y que contuviera todas las estrellas del catálogo de Bonn hasta la 9.^a magnitud. Este penoso trabajo está ya terminado, y además se ha extendido a las estrellas del cielo austral que figuran en el catálogo de Schönfeld. En la parte septentrional, esto es, entre los límites de declinación +80° y -2°, el catálogo contiene en total las posiciones de 138 000 estrellas; de la parte austral falta todavía la zona de -18° a -23° de declinación, de la cual está encargado el observatorio de Argel. Los observatorios de Córdoba y La Plata se ocupan actualmente en observar las estrellas situadas más hacia el sur; el primero de estos observatorios ha publicado ya catálogos de las estrellas comprendidas entre los -22° y los -32°. Entre los catálogos antiguos para el cielo austral deben citarse especialmente los dos formados por Gould en Córdoba, los cuales contienen en total 105 608 estrellas hasta la 9.^a magnitud. Un catálogo importante que comprende todas las estrellas hasta la 6.^a magnitud y además 2 000 de magnitud inferior, formando un total de 6 188, es el «*Preliminary General Catalogo-*

gue» de Lewis Boss, publicado en 1910. Para el cálculo de las posiciones que se dan en esta obra, Boss ha realizado sólo algunas observaciones personales, sirviéndose casi siempre de las contenidas en otros catálogos y atribuyendo un peso mayor a aquellas para las cuales resultaban menores los errores sistemáticos. En dicho catálogo las coordenadas se dan para 1900, y además se indican los movimientos propios, de los cuales hablaremos más adelante.

Un limitado número de estrellas brillantes, llamadas *estrellas fundamentales*, sirven de puntos de referencia para las demás, y sus posiciones han sido determinadas durante varios decenios, en diferentes observatorios, con la mayor exactitud. J. Peters ha publicado, fundándose en los trabajos de Auwers, un catálogo de las posiciones y movimientos propios de 925 estrellas fundamentales: el «Fundamentalkatalog des Berliner Astronomischen Jahrbuchs». L. Boss y Newcomb han publicado también otros catálogos semejantes.

Debemos mencionar todavía una magna empresa asumida por la Academia de Ciencias de Berlín a propuesta de Ristenpart; lleva el nombre de «Geschichte des Fixsternhimmels», y tiene por objeto reunir todas las observaciones meridianas de estrellas fijas, realizadas desde 1750 hasta 1900, reduciéndolas a un modelo único, y formar un gran catálogo estelar basado en este material. Este enorme trabajo tardará aún bastante tiempo en quedar terminado, y no hay que decir cuán útil resultará para el estudio del mundo sideral.

Paralelamente a los catálogos estelares aparecieron las cartas y los globos celestes. De la antigüedad nos han quedado representaciones interesantes de esta clase en algunos globos romanos, y de la edad media en los globos árabes. En Alemania se conserva el del cardenal Nicolaus de Cusa, descrito por Hartmann, que no es posterior a mediados del siglo xv. Los globos celestes más exactos proceden de los siglos xvi y xvii, en que Tycho Brahe y después su discípulo J. Blaeuw enseñaron a construirlos. La carta celeste más antigua es la contenida en la «Uranometria» del jurisconsulto J. Bayer, de Augsburgo (1603), cuyo valor científico se debe principalmente al método de denominación empleado para las estrellas más brillantes; en esta carta se dió preferencia al dibujo de las constelaciones sobre las estrellas mismas; en las cartas más modernas se prescindió del dibujo, prefiriéndose indicar por medio de líneas los límites de las constelaciones. A partir de principios del siglo pasado, los progresos en este terreno fueron considerables, gracias en gran parte a los perfeccionamientos de la técnica, y en la actualidad se poseen ya numerosísimas producciones de la cartografía celeste. Para las estrellas visibles a simple vista en el hemisferio septentrional, la mejor carta del cielo es la «Uranometria Nova» de Argelander, así como la carta de Heiss, y para el hemisferio meridional la «Uranometria Argentina» de Gould (1). Las más detalladas son las cartas correspon-

(1) Un atlas pequeño pero muy recomendable es el «Himmels-atlas» de Schurig, que contiene todas las estrellas visibles a simple vista en ambos hemisferios.

dientes a los catálogos de Bonn, austral y de Córdoba, que constituyen la reducción gráfica de los mismos.

Los catálogos y cartas hasta ahora mencionados se fundan en la determinación de las posiciones de las estrellas por observación directa con el antejo, sobre todo con los instrumentos meridianos. Pero el empleo del método fotográfico ha venido a abrir nuevos horizontes a la Astronomía, aumentando en grandes proporciones el número de estrellas conocidas. Para mejor aprovechar las ventajas de este método, se creó una federación de observatorios de todos los países para la obtención de un catálogo y de una carta celeste cuyo objetivo principal no se alcanzará hasta dentro de cincuenta o cien años, después de repetir todo el trabajo por lo menos una vez. Las placas fotográficas adoptadas para esta empresa se impresionan empleando para ello refractores especiales, de los cuales hemos hablado ya en la página 121; uno de ellos, el de Potsdam, puede verse en la figura 107. En las placas así obtenidas, 1 milímetro corresponde a un minuto de arco, y en cada placa se reproduce un área de dos grados en cuadro. Las fotografías deben sacarse de modo que su conjunto cubra dos veces el cielo, es decir, que cada estrella aparezca dos veces; el total de placas necesario es de 22 000. Se efectúan dos series de fotografías. Una de ellas, con exposiciones de 3 a 5 minutos, deberá contener todas las estrellas hasta la 11.^a magnitud, y las medidas micrométricas que se realizan sobre estas placas sirven de base para un gran catálogo estelar. La segunda serie, con exposiciones de unos 40 m, contiene hasta las estrellas menos brillantes, y está destinada a la reproducción gráfica. En total habrán sido necesarias 44 000 fotografías. El número de estrellas del catálogo se ha evaluado en tres o cuatro millones; el de las del Atlas, formado por 22 000 hojas, será de unos treinta millones. Esta empresa colosal no se ha terminado todavía, pero varios observatorios han concluido y publicado ya una buena parte del trabajo que les ha correspondido. Aun no puede afirmarse si esta carta se terminará algún día; pero parece ya fuera de duda que se dará cima al catálogo. En este último no se consignarán las ascensiones rectas y las declinaciones de los astros, sino sus coordenadas rectangulares en las placas.

Otra obra de gran importancia, llevada ya a efecto con ayuda de la fotografía, es el «Catálogo fotográfico de El Cabo», de Gill y Kapteyn, que contiene las posiciones aproximadas y las magnitudes fotográficas de todas las estrellas, hasta la 10.^a magnitud, entre el polo sur y el grado 19 de declinación austral: en total 454 875 estrellas.

Entre las cartas fotográficas de estrellas son dignas de mención todavía los «Harvard Maps», que comprenden en 55 hojas todo el cielo estrellado (reproducción sobre cristal), las cartas de Franklin-Adams, publicadas por la Real Sociedad Astronómica de Londres, en número de 206, y las cartas eclípticas de Wolf-Palisa.

No haremos aquí la descripción de las constelaciones, pues una simple descripción no puede dar idea, ni aun vaga, del cielo estrellado. Para

llegar a conocerlo, es necesario compararlo con una buena carta celeste, y aun es preferible, para un estudio preliminar, el uso de algunos de los mapas giratorios publicados con este objeto, los cuales pueden colocarse de tal manera que den el aspecto del cielo para cada día y hora. En el caso de no disponerse de una carta celeste giratoria se pueden emplear los atlas y mapas corrientes, con sólo tener en cuenta cuáles son las constelaciones que pasan por el meridiano a primeras horas de la noche, y que, por consiguiente, son visibles durante muchas horas: en primavera, el León, la Virgen, el Boyero y las constelaciones cercanas a éste; en verano la Corona, Ofiuco, la Serpiente, Hércules, la Lira y el Águila; en otoño, el Cisne, Acuario, Pegasus, Andrómeda y los Peces; en invierno el Carnero, Perseo, el Toro, Orión, los Perros mayor y menor, los Gemelos, el Cangrejo y las constelaciones inmediatas. A media noche culminan los astros que están diametralmente opuestos al Sol, o sea aquellos cuya ascensión recta difiere de la de éste 180° . Las constelaciones circumpolares, como ya dijimos, son visibles todo el año, pero su posición sobre el horizonte, aun a la misma hora de la noche, varía con las estaciones; así, por ejemplo, la Osa mayor, en primavera, y a media noche, está en el cenit; en verano, a la misma hora, al noroeste; en otoño, debajo del polo, hacia el norte, y, finalmente, en invierno al nordeste.

A continuación se indican los días en que algunas de las estrellas más brillantes culminan próximamente a media noche (tiempo local):

Sirio, 1.º de enero	Altair, 18 de julio
Proción, 14 de enero	Deneb, 1.º de agosto
Pólux, 15 de enero	Fomalhaut, 4 de septiembre
Régulo, 21 de febrero	Aldebaran, 29 de noviembre
La Espiga, 12 de abril	Rigel, 8 de diciembre
Arcturo, 25 de abril	La Cabra, 9 de diciembre
Antares, 28 de mayo	Beltegeuze, 19 de diciembre
Vega, 30 de junio	

Estas culminaciones superiores adelantan una hora cada 15 días; así, por ejemplo, Sirio culmina el 15 de enero a las 11^h , el 1.º de febrero a las 10^h , el 15 de febrero a las 9^h , etc., y el 21 de julio a mediodía.

Según Heis («Atlas coelestis novus») y Gould («Uranometria Argentina») las diferentes constelaciones constan, hasta la 6.^a ó 7.^a magnitud, del número de estrellas que indica la siguiente tabla. El orden que se ha seguido es el de sus distancias al polo norte y en el sentido de las ascensiones rectas crecientes, de manera que la relación empieza por la constelación más cercana al polo norte, la Osa menor, y termina con la más cercana al polo sur, el Octante. Las constelaciones indicadas con un asterisco en la lista correspondiente al hemisferio sur, llegan también al hemisferio norte. Damos de cada una de ellas el nombre vulgar y el latino, que figura en muchos mapas:

CONSTELACIONES BOREALES

(NÚMERO DE ESTRELLAS HASTA LA 6.^a Y 7.^a MAGNITUD, SEGÚN HEIS)

1. Osa menor · Ursa minor	54	17. Boyero · Bootes.	140
2. Cefeo · Cepheus.	159	18. Corona boreal · Corona borealis.	31
3. Dragón · Draco.	220	19. Hércules	227
4. Casiopea · Cassiopeja.	126	20. Raposa · Vulpecula	62
5. Jirafa · Camelopardalis	138	21. Flecha · Sagitta	18
6. Osa mayor · Ursa major	227	22. Delfín · Delphinus.	31
7. Lebreles · Canes venatici	88	23. Triángulo · Triangulum.	30
8. Lira · Lyra	69	24. Carnero · Aries	80
9. Cisne · Cygnus	197	25. Toro · Taurus	188
10. Lagarto · Lacerta	48	26. Gemelos · Gemini	106
11. Andrómeda	139	27. Perro menor · Canis minor	37
12. Perseo · Perseus	136	28. Cangrejo · Cancer	92
13. Cochero · Auriga	144	29. León · Leo	161
14. Lince · Lynx.	87	30. Caballo menor · Equuleus	16
15. León menor · Leo minor	40	31. Pegaso · Pegasus	178
16. Cabellera de Berenice · Coma Berenices	70	32. Peces · Piscis.	128

CONSTELACIONES AUSTRALES

(NÚMERO DE ESTRELLAS HASTA LA 7.^a MAGNITUD, SEGÚN GOULD)

*33. Ballena · Cetus.	321	61. Navío · Argo.	829
34. Eridano · Eridanus	293	(Vela · vela, 248; popa · puppis, 313; casco · carina, 268).	
*35. Orión	186	62. Centauro · Centaurus.	389
36. Liebre · Lepus.	103	63. Lobo · Lupus.	159
*37. Unicornio · Monoceros.	165	64. Escuadra · Norma	64
38. Perro mayor · Canis major.	178	65. Altar · Ara.	86
*39. Hidra · Hydra	393	66. Corona austral · Corona australina	49
*40. Sextante · Sextans	75	67. Telescopio · Telescopium	87
41. Copa · Crater	53	68. Microscopio · Microscopium	69
42. Cuervo · Corvus	53	69. Grulla · Grus.	106
43. Balanza · Libra	122	70. Fénix · Phoenix.	139
*44. Virgen · Virgo	271	71. Reloj · Horologium	68
*45. Serpiente · Serpens	123	72. Retículo · Reticulum	34
*46. Ofiuco · Ophiucus.	209	73. Dorada · Dorado.	43
47. Escudo de Sobieski · Scutum Sobiesii	33	74. Pez volador · Piscis volans.	46
*48. Águila y Antinoo · Aquila et Antinous	146	75. Cruz del Sur · Crux	54
49. Escorpión · Scorpis.	185	76. Mosca austral · Musca	75
50. Sagitario · Sagittarius	298	77. Compás · Circinus	48
51. Capricornio · Capricornus	134	78. Triángulo austral · Triangulum austrinum	46
52. Acuario · Aquarius	276	79. Pavo	129
53. Pez austral · Piscis australinus	75	80. Indio · Indus.	84
54. Escultor · Sculptor	131	81. Tucán · Tucana.	81
55. Hornillo químico · Fornax	110	82. Hidra macho · Hydrus	64
56. Butil del grabador · Caelum.	28	83. Montaña de la mesa · Mensa (Mons mensae)	44
57. Paloma · Columba	112	84. Camaleón · Chamaeleon.	50
58. Pintor · Pictor	67	85. Ave del paraíso · Apus	67
59. Brújula · Pyxis	65	86. Octante · Octans.	88
60. Máquina neumática · Antlia	85		

Las constelaciones señaladas con los números 54 a 86 no son visibles en Europa, o lo son sólo parcialmente. Entre las constelaciones boreales las más ricas en estrellas son la Osa mayor, Hércules y el Dragón; entre las constelaciones australes el Navío, la Hidra y el Centauro.

Las constelaciones zodiacales son las siguientes :

Carnero	♈	Balanza	♎
Toro	♉	Escorpión	♏
Gemelos	♊	Sagitario	♐
Cangrejo	♊	Capricornio	♑
León	♌	Acuario	♒
Virgen	♍	Peces	♓

Los símbolos que siguen a cada nombre, sirvieron en otro tiempo para designar las correspondientes constelaciones, a partir de la del Carnero (Aries), que coincidía con el punto vernal.

Sus nombres latinos se retienen fácilmente en la memoria recordando unos versos de Aniano, escritos en el siglo xv, pero basados sin duda en un original más antiguo :

Sunt Aries, Taurus, Gemini, Cancer, Leo, Virgo
Libraque, Scorpius, Arcitenens, Caper, Amphora, Pisces.

A consecuencia de la precesión de los equinoccios, las constelaciones no se corresponden ya con los «signos del zodiaco» que acabamos de indicar, y el punto vernal (♈), o punto equinoccial de primavera, está actualmente en la constelación de los peces. Los demás signos siguen al de Aries y se suceden con intervalos de 30° de longitud. Para la Astronomía moderna, esos signos no tienen ya ninguna importancia.

2. NÚMERO, BRILLO Y COLOR DE LAS ESTRELLAS

El número de las estrellas que pueden distinguirse a simple vista es muy variable, dependiendo de la agudeza y educación de la vista del observador y también de la mayor o menor transparencia del aire, de modo que sólo se puede dar una cifra aproximada. Este número es mucho menor de lo que generalmente se supone. Una vista normal puede percibir, si el estado atmosférico es favorable, unas 5 500 estrellas; en nuestras latitudes, en las cuales aparecen sobre el horizonte las tres cuartas partes del número total de las mismas, se pueden percibir unas 4 000. Argelander, que poseía una vista de agudez media, sólo registró, hasta los 35° de declinación austral, 3 256 estrellas; en cambio Heis, dotado de una agudeza visual extraordinaria, cuenta 5 421 estrellas. Este número, como es natural, aumenta si se emplea el antejo. Fundándose en los escandalllos efectuados por W. Herschel, W. Struve calculó que el número total de estrellas visibles con el telescopio de 20 pies de que aquél se sirvió era de más de 20 millones. No hay por qué decir que los grandes anteojos modernos permiten ver muchas más, y aun cuando no es posible hacer un cálculo exacto del número de estrellas que hoy tenemos medio de observar, puede decirse, no obstante, que es de algunos centenares de millones.

Ya antiguamente se clasificaban las estrellas según magnitudes, entendiéndose con esta palabra el brillo aparente y no el tamaño expresado en unidades lineales (millas, kilómetros). Las estrellas más brillantes, se decía que eran de primera magnitud, las que seguían en brillo eran de segunda, y así sucesivamente hasta las últimas que podían observarse a simple vista, que eran de sexta. Esta clasificación según magnitudes se aplicó después a las estrellas telescópicas, pero adoptando escalas que difieren mucho entre sí. En Alemania, en Escandinavia y en los Estados Unidos se emplean las escalas de Argelander o de W. Struve; en Inglaterra casi siempre se empleó la de J. Herschel, en la cual la diferencia entre dos magnitudes sucesivas es bastante más pequeña que en aquellas, hasta el punto de que Herschel consideraba como de 19.^a ó 20.^a magnitud estrellas que para Struve eran de 12.^a. Las relaciones entre las tres escalas se indican en la tabla siguiente:

Herschel M	Struve M	Argelander M	Herschel M	Struve M	Argelander M
8	7,2	7,4	16	11,2	(12,6)
10	8,8	9,2	18	11,6	(13)
12	10,2	10,4	20	12,0	(13-14)
14	10,8	(11,6)			

La clasificación de las estrellas en magnitudes enteras fué suficiente mientras sólo se requirieron evaluaciones aproximadas; pero después se hizo necesario introducir grados intermedios. Primeramente se salvó la dificultad designando una estrella cuyo brillo estuviese comprendido entre las magnitudes 2.^a y 3.^a por 2.3 (1) si su brillo era más cercano a la segunda magnitud, y por 3.2 si estaba más cerca de la tercera. Este sistema no fué ya suficiente cuando el brillo se pudo determinar con más exactitud, y, por fin, hubo que convenir en dividir las magnitudes, al igual que toda otra unidad de medida, en décimas, centésimas, etc.; así, el brillo comprendido entre la 2.^a y 3.^a magnitud se expresó por 2,1, 2,2, 2,3, etc., y considerando subdivisiones todavía más pequeñas, por 2,01, 2,02, 2,03, etc. Según la notación antigua, se habían considerado como de primera magnitud todas las estrellas cuyo brillo era superior al de las de segunda, aunque en realidad algunas de ellas se diferenciaban en casi dos magnitudes. Al adoptarse la división decimal, no sólo fué posible expresar los grados intermedios entre las magnitudes primera y segunda por 1,1, 1,2, 1,3, etc., sino proseguir esta designación más allá de la 1,0, admitiendo los grados 0,9, 0,8, 0,7, etc.; y extrapolando este modo de medir el brillo hasta más allá del grado 0,0, se pasó a la consideración de brillos negativos, como se hace en la serie natural de los números, designándose con el valor — 1,0 el brillo de una estrella que fuese una magnitud más luminosa que las de magnitud 0,0, ó, lo que es lo mismo, cuyo brillo superase

(1) Para que no se confundiese esta notación con una fracción decimal, se ponía el punto de separación un poco más alto.

en dos magnitudes al de las estrellas de primera magnitud. Excepción hecha del Sol, la Luna y los grandes planetas, sólo tienen magnitud negativa las estrellas más brillantes del cielo, Sirio y Canopus, a las cuales les corresponden, según Pickering, los números — 1,6 y — 0,9 de la escala.

Una rigurosa clasificación de las estrellas en magnitudes exige que la relación del brillo de dos estrellas de magnitudes consecutivas cualesquiera sea constante; por ejemplo, que la relación entre el brillo de dos estrellas de segunda y tercera magnitud respectivamente, sea la misma que entre dos de novena y décima. Las medidas fotométricas han demostrado que esta condición no se cumple de una manera exacta en ninguna de las escalas adoptadas, ni siquiera en la de Argelander, y por lo mismo las antiguas determinaciones de magnitud no dan valores precisos de la intensidad luminosa de los astros. Cuando se empezó a comparar los brillos de éstos mediante observaciones fotométricas no se expresaron, al principio, en magnitudes absolutas, sino por las relaciones de luminosidad de las estrellas observadas, empleándose los logaritmos de estas relaciones mejor que las relaciones mismas. Pero los astrónomos estaban tan acostumbrados a la designación por magnitudes, que no resultó práctica la supresión de las mismas. El estudio que se hizo de los valores de la escala de Argelander, puso de manifiesto que la relación entre dos magnitudes consecutivas estaba sujeta a oscilaciones muy importantes, cuyo promedio era aproximadamente 2,5, lo cual equivale a decir que una estrella de 5.^a magnitud envía 2,5 veces más luz que una de 6.^a. En vista de ello, se llamó *magnitud fotométrica* la diferencia de brillo de dos estrellas cuya luz estuviese en la relación 1:2,5, y como que en la práctica se empleaba el logaritmo de este número, se tomó finalmente, para facilitar los cálculos, en vez de 2,5, el número 2,512 cuyo logaritmo es 0,4000.

Merced a esta convención, aun conservando la antigua denominación por magnitudes, se le dió una base métrica, desapareciendo así la arbitrariedad que hasta entonces había estado unida a este concepto. Las modificaciones que hubo que introducir en las magnitudes del catálogo de Bonn, no fueron muy grandes, a excepción de las correspondientes a las estrellas más brillantes y a las más débiles.

Tomando como base esta definición de magnitud, puede calcularse fácilmente la cantidad de luz que nos envía una estrella de brillo determinado. Suponiendo que dicha cantidad, para una estrella de primera magnitud, es igual a 100, las correspondientes a las demás magnitudes son las siguientes:

1. ^a magnitud	=	100,00
2. ^a »	=	39,81
3. ^a »	=	15,85
4. ^a »	=	6,31
5. ^a »	=	2,51

6. ^a magnitud	=	1,00
7. ^a »	=	0,40
8. ^a »	=	0,16
9. ^a »	=	0,06
10. ^a »	=	0,025

Así, pues, equivalen a una estrella de primera magnitud:

2,5	estrellas de	2. ^a	magnitud	251	estrellas de	7. ^a	magnitud
6	»	»	3. ^a	631	»	»	8. ^a
16	»	»	4. ^a	1585	»	»	9. ^a
40	»	»	5. ^a	3981	»	»	10. ^a
100	»	»	6. ^a				etc.

Los conceptos de cantidad de luz y de brillo de las estrellas han ganado mucho en claridad desde que podemos basarlos en medidas fotométricas precisas. Desgraciadamente, el número de estrellas cuyo brillo se ha determinado por este método es aún muy pequeño en comparación con el de los astros cuyas posiciones se conocen con exactitud.

El primer catálogo aprovechable de brillos estelares, que contiene 208 estrellas, fué publicado por Seidel en 1863. A éste siguieron poco después algunos catálogos más o menos extensos de Peirce, Th. Wolff, Lindemann, Ceraski y otros. Todos ellos fueron superados por la «Harvard Photometry» de Pickering, hecha en Cambridge (E. U.) y publicada en 1884, la cual contiene el brillo de todas las estrellas hasta la 6.^a magnitud, y además, el de otras más débiles, situadas entre el polo norte y el grado 30 de declinación austral, formando un total de 4 260 estrellas. El brillo de cada una se determinó con ayuda de un fotómetro meridiano, tomando como punto de comparación la estrella polar. Casi al mismo tiempo apareció la «Uranometria Oxoniensis», hecha por Pritchard, en Oxford, valiéndose de un fotómetro de cuña; este catálogo da el brillo de todas las estrellas visibles a simple vista comprendidas entre el polo norte y el grado 10 de declinación austral, en total 2 784 estrellas. Posteriormente, Pickering publicó una serie de catálogos fotométricos, que en su mayor parte tienen gran valor por abarcar estrellas del cielo austral cuyo brillo determinó una expedición enviada al efecto a la América del Sur. La mayor parte de estos datos han sido después resumidos en dos grandes catálogos, «The revised Harvard Photometry», que contienen en total 45 792 estrellas. Müller y Kempf, en Potsdam, publicaron en 1907 un catálogo que contiene todas las estrellas del catálogo de Bonn hasta la 7,5 magnitud y comprendidas entre el polo norte y el ecuador; en total 14 200 estrellas. Las observaciones para esta «Potsdamer Photometrische Durchmusterung» fueron realizadas con un fotómetro de Zöllner, y por hoy deben considerarse como las medidas visuales fotométricas más exactas.

Las magnitudes de las 42 estrellas más brillantes del cielo, hasta la 2.^a inclusive (1), se dan en la tabla siguiente, tomada de la «Revised Harvard Photometry», y en la cual, como en otras de este libro, conservamos los nombres latinos empleados universalmente.

(1) En el capítulo «Movimientos propios de las estrellas» damos una tabla que, además de otros datos, contiene también el brillo de todas las estrellas hasta la 3.^a magnitud.

Denominación	Nombre	Magnitud	Denominación	Nombre	Magnitud
		M			M
α Canis majoris	Sirius	-1,6	α Geminorum	Castor	1,6
α Carinae	Canopus	-0,9	γ Crucis		1,6
α Centauri		0,1	ε Canis majoris		1,6
α Lyrae	Vega	0,1	ε Ursae majoris	Alioth	1,7
α Aurigae	Capella	0,2	γ Orionis	Bellatrix	1,7
α Bootis	Arcturus	0,2	λ Scorpii		1,7
β Orionis	Rigel	0,3	ε Carinae		1,7
α Canis minoris	Procyon	0,5	ε Orionis		1,8
α Eridani	Achernar	0,6	β Tauri		1,8
β Centauri		0,9	β Carinae		1,8
α Aquilae	Altair	0,9	γ Ursae majoris	Benetnasch	1,8
α Orionis	Betelgeuze	(0,9)	α Trianguli aust.		1,9
α Crucis		1,0	α Persei	Algenib	1,9
α Tauri	Aldebaran	1,1	ζ Orionis		1,9
α Virginis	Spica	1,2	γ Geminorum		1,9
β Geminorum	Pollux	1,2	ε Sagittarii		2,0
α Scorpii	Antares	1,2	α Ursae majoris	Dubhe	2,0
α Piscis austrini	Fomalhaut	1,3	δ Canis majoris		2,0
α Cygni	Deneb	1,3	β Canis majoris		2,0
α Leonis	Regulus	1,3	δ Velorum		2,0
β Crucis		1,5	θ Scorpii		2,0

La magnitud de Betelgeuze está entre paréntesis, porque la estrella es variable; para las estrellas dobles se da la magnitud total del conjunto formado por ambas componentes. Las tres estrellas más brillantes del cielo boreal son, según esta tabla, Vega, La Cabra y Arcturo, pero hay que tener presente que, para diferentes observadores, el orden de brillo es diferente. Según Müller, Arcturo es de magnitud 0,1, Vega de 0,2 y La Cabra de 0,3. Estas diferencias son debidas, no sólo a los inevitables errores de observación, sino también a la dificultad de comparar el brillo de estrellas de diferente color. De estos hechos trataremos más adelante.

De determinaciones fotográfico-fotométricas de brillos estelares, sólo existen por hoy, además de numerosos trabajos de pequeña extensión, tres grandes catálogos, a saber: la «Göttinger Aktinometrie», de Schwarzschild, la «Yerkes Actinometry», de J. A. Parkhurst, y el catálogo de brillos fotográficos de las estrellas circumpolares de magnitud superior a la novena, publicado por el observatorio de Greenwich. Las dos primeras publicaciones contienen las magnitudes fotográficas de todas las estrellas del catálogo de Bonn hasta la magnitud 7,5, y la de Göttingen, especialmente, 3 522 estrellas de la zona que va del ecuador hasta $+20^\circ$ de declinación; el catálogo de Greenwich comprende 630 estrellas del casquete polar que va desde $+73^\circ$ hasta $+90^\circ$.

La determinación de las magnitudes estelares que no requieren un alto grado de precisión se realizan hoy con ayuda de la fotografía; tal ocurre, por ejemplo, en la carta fotográfica del cielo, y de una manera especialmente cuidadosa en el catálogo fotográfico de El Cabo, antes mencionado.

Es de gran importancia, para las investigaciones estadísticas sobre la constitución de nuestro sistema estelar, conocer el número de estrellas de cada magnitud; por esto se ha puesto gran empeño en determinarlo con la mayor exactitud posible. El catálogo de Bonn permitió ya contar en el cielo boreal el número de estrellas que se clasifican en cada una de las nueve primeras magnitudes, pero como que el brillo que para cada estrella se da en este catálogo es puramente relativo, hubo que reducirlo primero a una escala fotométrica absoluta, lo cual requirió una serie de comparaciones de los brillos de algunas estrellas, obtenidos por medidas fotométricas directas, con los que daba el catálogo. Así se obtuvieron para el hemisferio boreal, desde el ecuador hasta el polo, los siguientes números, en los que se han considerado como de primera magnitud las estrellas hasta la 1,4, como de segunda las comprendidas entre 1,5 y 2,4, y así sucesivamente.

Magnitud	Número de estrellas	Suma
1. ^a	9	9
2. ^a	30	39
3. ^a	75	114
4. ^a	190	304
5. ^a	630	934

Magnitud	Número de estrellas	Suma
6. ^a	1 949	2 883
7. ^a	8 335	11 218
8. ^a	27 241	38 459
9. ^a	165 190	203 649

Mientras que los números que acabamos de dar se refieren a observaciones efectivas en el hemisferio boreal, cuando se trata de magnitudes menores sólo puede deducirse este número mediante determinaciones parciales o escandallos, porque de lo contrario el trabajo que habría que realizar para obtener el menor resultado sería enorme. Para ello se eligen en el cielo pequeñas regiones rectangulares distribuidas de una manera uniforme, y en cada una de estas regiones se cuenta el número de estrellas de todas las magnitudes y después se deduce el de las que existen en todo el cielo comparando la superficie de éste con la de las regiones observadas.

Las primeras evaluaciones en este sentido las realizó Herschel; desde entonces no se han repetido por procedimientos visuales, habiéndose preferido, en las investigaciones modernas, el uso de la fotografía, determinándose por consiguiente el número de estrellas según magnitudes fotográficas. Entre estas investigaciones modernas deben mencionarse en primer lugar las realizadas por Chapman y Melotte, quienes han contado las estrellas, hasta la magnitud 17,5, en 750 campos de las cartas de Franklin-Adams; además se utilizó en estas investigaciones el «Harvard Map» ya citado. Hennie calculó el número de estrellas hasta la 11.^a magnitud, operando también sobre las mismas cartas, habiendo hecho Nort la discusión de estos resultados. Pero la evaluación más cuidadosa del número de estrellas de cada magnitud es la debida a los holandeses Kapteyn y van Rhijn, poniendo a contribución para ello todo el material de observación existente por lo que se refiere a las estrellas más luminosas, y examinando para las más débiles las fotografías de ciertas regiones escogidas («selected areas»), distribuidas uniformemente en todo el cielo; en este trabajo

han colaborado diferentes observatorios, con arreglo a un grandioso plan de Kapteyn. Según los resultados obtenidos por este procedimiento, el número de estrellas que hay en el cielo hasta una cierta magnitud visual inclusive es el siguiente:

Magnitud	Número de estrellas	Magnitud	Número de estrellas
0,0	2	9,0	130 000
1,0	12	10,0	379 000
2,0	39	11,0	1 020 000
3,0	105	12,0	2 580 000
4,0	445	13,0	5 970 000
5,0	1 400	14,0	13 100 000
6,0	4 720	15,0	27 500 000
7,0	15 000	16,0	57 000 000
8,0	46 100		

De la simple inspección de esta tabla se deduce que el número de estrellas de una magnitud dada, cuando se trata de las más brillantes, es el triple o el cuádruple del correspondiente a la magnitud anterior; en cambio, cuando se trata de estrellas débiles no es más que el doble. Más adelante, cuando tratemos de la distribución de los astros en el espacio, veremos que esta relación nos permite formarnos una idea de los límites y extensión de nuestro sistema estelar.

El brillo de nuestro Sol es 60 000 millones de veces mayor que el de la Cabra, lo cual equivale a decir que la diferencia de magnitudes entre ambos astros es 26,9 (1); y como la magnitud de la Cabra es 0,2, resulta que el Sol es una estrella de magnitud —26,7. Suponiendo que la paralaje de la Cabra sea de $0''$,08 y recordando que el brillo aparente disminuye en razón inversa del cuadrado de la distancia, resulta que si el Sol se alejara hasta la distancia a que está la Cabra, aparecería como una estrella de 5,4 magnitud en el supuesto de que no haya absorción de luz en el espacio. Esta sencilla consideración nos demuestra que nuestro Sol, tan enorme, no ocupa ningún rango preferente entre las estrellas.

Por su *color*, las estrellas no se diferencian mucho unas de otras, y así se explica que las investigaciones para clasificarlas según este carácter sean relativamente recientes.

A simple vista, la mayor parte de las estrellas parecen blancas, siendo muy pocas las que muestran francamente alguna coloración, casi siempre roja; entre las de primera magnitud son coloreadas Antares, Arcturo, Aldebarán y Betelgeuze; Sirio, Vega y Altair son blancas; la Cabra es amarilla. Con el antejo tampoco se ven claramente otros colores que el blanco, el amarillo y el rojo con todas sus gradaciones; las demás tintas que se observan a veces en las estrellas dobles, como el azul y el verde, son con toda probabilidad efectos de contraste. Han sido objeto de gran atención las estrellas anaranjadas y rojas, porque las estrellas variables presentan en su gran mayoría este color, habiéndose formado catálogos especiales

(1) Este valor se obtiene dividiendo el logaritmo de 60000 millones, esto es $10,7782$, por $0,4000$, logaritmo de la relación de brillo de dos estrellas de magnitudes consecutivas.

de las mismas por Schjellerup, Birmingham, Fr. Krüger, Sestini y Osthoff. El catálogo publicado por Fr. Krüger contiene casi 6000 estrellas, entre las cuales aparecen la mayor parte de las variables de largo período conocidas.

Una de las variables de color rojo más intenso, entre todas las visibles a simple vista, es μ de Cefeo, la «estrella granate» de Herschel, ordinariamente de 6.^a magnitud; más roja todavía pero algo más débil y no bien observable desde nuestras latitudes es la «crimson star» de Hind, la variable *R* de la Liebre. Entre las estrellas telescópicas poseen un color rojo intensísimo las variables *V* de la Hidra, *V* y *RV* del Cisne y *S* de Cefeo. Cerca de β de la Cruz hay una estrella de 8.^a magnitud, que según J. Herschel es la estrella más roja que se haya observado jamás.

La determinación del color por simple apreciación ocular es difícil, ya que de unos observadores a otros la vista presenta una sensibilidad muy diferente, tanto en lo que se refiere a la intensidad—hay grados diferentes de sensibilidad para el color—como a la calidad del color mismo, dándose el caso de personas cuya vista es insensible para uno o varios colores. Además, la intensidad del manantial luminoso desempeña en la determinación del color un papel muy importante. Las observaciones publicadas por Smyth, Sestini, J. Schmidt y otros, referentes a este carácter de la luz estelar, deben utilizarse con cuidado, si se quiere sacar de ellas y de su comparación con otras observaciones, consecuencias sobre los *cambios de color*, cuya posibilidad y aun probabilidad, especialmente durante largos intervalos de tiempo, no puede ponerse en duda. Antes se consideraba como cambio secular de color, comprobado con alguna certeza, el de Sirio, que hoy es una estrella blanca mientras que en la antigüedad, según se decía, tenía un color rojo de fuego; pero las investigaciones realizadas por Schiaparelli permiten suponer que los escritos antiguos de los cuales parecía deducirse que Sirio presentaba color rojo fueron mal traducidos o mal interpretados. Son igualmente inseguras y requieren una minuciosa crítica las variaciones de la intensidad del color que algunos observadores creen haber observado en ciertas estrellas brillantes, como, por ejemplo, en algunas de las estrellas principales de la Osa mayor. Los únicos cambios de color que se han podido comprobar de una manera indudable son los de algunas estrellas nuevas así como los de gran número de variables. Por ejemplo, la Nova de Perseo del año 1901, de la que hablaremos más adelante, presentó durante algunos meses oscilaciones de brillo, así como también oscilaciones periódicas de color, que se extendían de cuando en cuando desde el rojo hasta el blanco amarillento. En las variables, el cambio de color está en relación con el de brillo. En otro capítulo trataremos más extensamente de estos extraordinarios fenómenos.

Osthoff publicó un catálogo de estrellas clasificadas según sus colores, el cual contiene todas las estrellas hasta la 5.^a magnitud comprendidas entre el polo norte y -10° de declinación, además de otras más débiles, hasta un total de 2520. En el catálogo fotométrico de Potsdam, de Müller y Kempf, se puso también atención especial en el color de las estrellas;

estos observadores determinaron para cada una el brillo y el color, este último por medio de comparaciones muy cuidadosas, de suerte que su trabajo constituye también un catálogo de colores de más de 14 000 estrellas. A base de este catálogo, Müller y Kempf han llegado a resultados interesantes sobre las relaciones entre el brillo y el color. Así, por ejemplo, se encontró que una estrella blanca y otra amarilla de casi la misma magnitud están apreciadas en los distintos catálogos fotométricos con grandes diferencias, que llegan a ser de 0,4 magnitudes. Todavía no se ha podido averiguar con seguridad a qué son debidas estas discrepancias, que probablemente son en parte de origen fisiológico y personal, y en parte dependientes del tamaño del anteojo. De estas discusiones se deduce que en la determinación del brillo ha de tenerse en cuenta la influencia del color, y que los datos suministrados por un observador cuyas aptitudes en este sentido no sean bien conocidas, no son siempre comparables con los de otros observadores.

El color de una estrella, tal como lo aprecia el ojo, no es un fenómeno sencillo, porque lo mismo que el color amarillento del Sol, está compuesto de gran número de colores simples o espectrales. Sólo mediante la descomposición de la luz en el espectroscopio podemos formarnos un juicio seguro acerca de lo que el ojo a simple vista percibe como color de una estrella. La definición exacta de este color sólo es posible con ayuda de un espectrofotómetro (pág. 231). Desgraciadamente, estas observaciones, a causa de la pequenísima intensidad luminosa de los espectros estelares, son tan difíciles que hasta hoy solamente se han podido realizar con algunas estrellas brillantes. El primer trabajo algo extenso realizado en este sentido, es debido a Wilsing y Scheiner, quienes con un espectrofotómetro de Crova determinaron la intensidad luminosa de los espectros de 109 estrellas, dividiendo para ello cada espectro en cinco regiones diferentes, desde el violeta hasta el rojo. Wilsing perfeccionó notablemente el método en un trabajo posterior, y basándose en la ley de radiación de Planck, realizó observaciones muy minuciosas del color y del brillo de las estrellas más brillantes. En su nuevo método utilizó el fenómeno en virtud del cual los espejos cuya reflexión es selectiva y los filtros que absorben también selectivamente, la relación de los coeficientes de reflexión y de transmisión de una longitud de onda determinada es, con bastante exactitud, la misma que la ley de Planck establece entre la intensidad de radiación de una cierta longitud de onda y la temperatura. Así, existe la posibilidad de debilitar de una manera bien definida la luz de una estrella, intercalando en el camino de los rayos luminosos un filtro apropiado, de manera que aquella aparezca como un cuerpo negro de baja temperatura, pudiendo entonces compararse con un manantial luminoso terrestre a la temperatura correspondiente. Como que la temperatura de las estrellas es considerablemente mayor que la de nuestros manantiales luminosos, es necesario conseguir una gran disminución aparente de dicha temperatura por medio de los citados filtros, antes que sea posible compararla con la de una lámpara. Conocidas las constantes del filtro, se puede resolver el problema en

sentido contrario, y determinar con bastante exactitud la temperatura de la estrella, y por consiguiente su color.

En vez de esta observación fotométrica espectral, difícil y complicada, puede prestar buenos servicios la comparación de los brillos determinados visual y fotográficamente. La magnitud visual de una estrella se refiere a las regiones del espectro a las cuales es más sensible el ojo humano o sea en promedio a aquella cuya longitud de onda es 560 $\mu\mu$. La magnitud determinada mediante la fotografía, en el supuesto de que se empleen placas de gelatina con emulsión de bromuro de plata, corresponde aproximadamente a la longitud de onda 440 $\mu\mu$, para cuya radiación presentan las placas la máxima sensibilidad. La diferencia entre las dos magnitudes de una misma estrella así determinadas, denominada *índice del color*, da, por decirlo así, una comparación fotométrica de las dos regiones espectrales citadas. No hay que olvidar, sin embargo, que así como las magnitudes visuales dependen de la sensibilidad del ojo para los diversos colores, así también la magnitud fotográfica depende de las placas empleadas y del objetivo utilizado para la obtención de la fotografía. En el capítulo siguiente insistiremos acerca del índice del color.

Los únicos grandes catálogos de índices del color existentes en la actualidad son los dos, ya citados, de Schwarzschild y de Parkhurst, y uno de King. En el primero se han obtenido los índices comparando las magnitudes fotográficas insertas en la Actinometría de Göttingen con las visuales del catálogo de Potsdam, de Müller y Kempf. Para el segundo determinó Parkhurst las magnitudes visuales y las fotográficas, pero empleando también para las visuales la fotografía, sirviéndose de placas preparadas especialmente para ello. El catálogo de King se basa en la comparación de las magnitudes fotográficas medidas por él mismo con las magnitudes visuales del catálogo de Harvard. En estos últimos años Shapley determinó en algunos cúmulos estelares, como los designados con los nombres de Messier 3 y Messier 13, los índices de color para unas 1000 estrellas, llegando de esta manera al conocimiento de los tipos espectrales a que pertenecen estos conglomerados.

Otro método para juzgar del color de las estrellas es el propuesto por Comstock. Si delante del objetivo de un antejo se coloca una reja constituida por hilos paralelos, se formarán en el plano focal del objetivo, además de la imagen directa de la estrella, una serie de espectros de difracción, de los cuales, los de primer orden, si el intervalo entre los hilos de la reja se ha dejado suficientemente ancho, tienen una extensión tan pequeña que casi parecen estrellas. Si suponemos en el campo una estrella que irradie exclusivamente luz roja y otra que despidiera luz violeta, los espectros de difracción de la primera estrella estarán más alejados de la imagen central que los de la segunda, ya que la luz roja se difracta más que la violeta. Procediendo en sentido inverso, podrá deducirse de esta desviación y del intervalo conocido de la reja, la longitud de onda de la luz irradiada por cada estrella. En el cielo no existen estrellas de una composición espectral tan simple como las que hemos supuesto, sino que en el

espectro de cada una aparecen todos los colores; sin embargo, en su coloración predomina uno u otro color simple según sea la constitución física del astro, y la posición de la imagen obtenida por difracción depende, por consiguiente, de la longitud de onda más eficaz. Si se determina esta longitud, que Comstock denomina *longitud de onda efectiva*, tendremos una especie de equivalente fotográfico del color. Hertzprung, Bergstrand, Lindblad y otros han determinado por este procedimiento gran número de longitudes de onda efectivas.

3. CONSTITUCIÓN FÍSICA DE LAS ESTRELLAS

Antes de que se aplicara el espectroscopio al estudio de los cuerpos celestes, no se sabía casi nada sobre su naturaleza y constitución. El anteojo, acercando los objetos y permitiendo inspeccionar la superficie de los cuerpos de nuestro sistema solar, así como la forma de los cometas, no daba, en cambio, ningún dato acerca de su constitución interna, ni decía nada referente a los elementos que los integran. Si esto ocurría tratándose de los pocos cuerpos que forman nuestro sistema, mucho menos se sabía con relación a las estrellas, que aun con los anteojos más potentes aparecen como simples puntos. La fotometría estelar tampoco condujo más allá de las determinaciones de brillo. Sólo la descomposición y estudio de la luz con el espectroscopio, el *análisis espectral*, permitió lanzar la primera ojeada sobre la constitución química y física de aquellos lejanos cuerpos, profundizando en ellos mucho más que en la masa de los planetas que nos rodean, los cuales, por brillar con la luz del Sol, que reflejan, no presentan otro espectro que el del Sol mismo.

El estudio espectroscópico de las estrellas presenta grandes dificultades, que radican en la poca intensidad de la luz que aquéllas nos envían; pero con la ayuda de la fotografía se ha conseguido obtener y medir los espectros de estrellas muy débiles con una exactitud que no queda demasiado atrás comparada con la que se obtiene en el estudio del espectro solar.

En la página 200 hemos expuesto ya los fundamentos del análisis espectral. Fué Fraunhofer, en 1817, quien por primera vez observó diferencias entre los espectros de las estrellas (1), aunque se limitó a comprobar el hecho, sin darle gran importancia. Para que el análisis espectral alcanzase toda su significación era preciso el descubrimiento fundamental de Kirschhoff. Hacia 1860, Huggins y Secchi emprendieron el estudio metódico de los espectros estelares, que continuaron después D'Arrest, Vogel, Lockyer, Dunér, Pickering, Müller, Scheiner, Wilsing y otros.

(1) W. Herschel, en 1798, había notado ya que las intensidades de las diferentes regiones de los espectros de las estrellas, cuando éstas no eran del mismo color, presentaban grandes divergencias; pero en estas observaciones, que ejecutaba colocando un prisma delante del ocular, no llegó a descubrir las rayas de absorción.

Observando estrellas con un espectroscopio ocular aplicado a un refractor de gran tamaño, se distinguen con facilidad cuatro tipos principales de espectros, que se diferencian unos de otros de una manera evidente. Al primer tipo pertenecen las estrellas blancas, en cuyos espectros se destacan las rayas correspondientes al hidrógeno como bandas oscuras y casi siempre anchas; el segundo tipo está formado por las estrellas amarillas, cuyo espectro es muy parecido al de nuestro Sol; al tercer tipo corresponden las estrellas rojizas y anaranjadas, con un espectro caracterizado por numerosas bandas anchas, casi siempre esfumadas hacia el rojo, y el cuarto tipo comprende las estrellas rojas, cuyo espectro presenta bandas mucho más anchas y esfumadas hacia el violeta, lo cual es causa de que parezca constituido por regiones aisladas, en particular una anaranjada, otra amarilla y otra verde. La figura 193 es copia de un

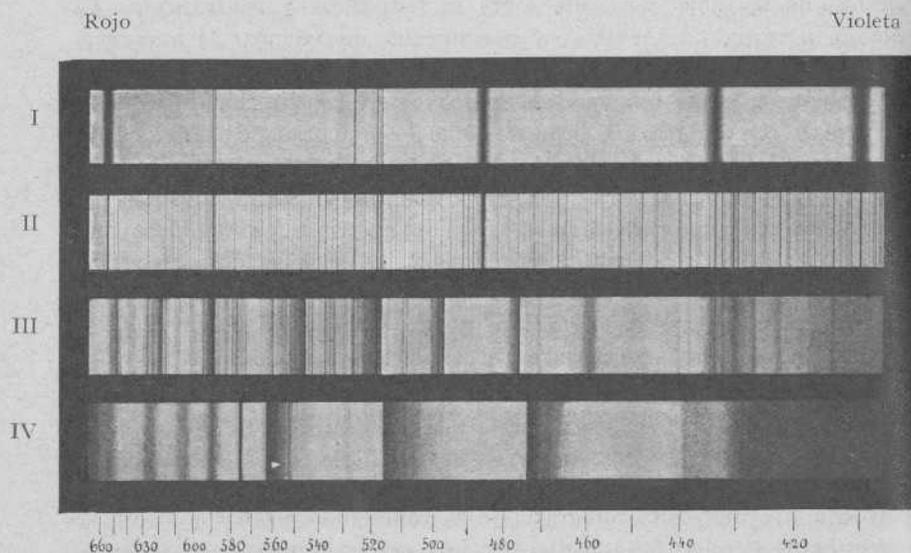


Fig. 193. — Tipos espectrales, según Secchi
(Los números indican las longitudes de onda en $\mu\mu$)

dibujo esquemático de Vogel, donde se representan los cuatro tipos principales de espectros estelares, tales como aparecen cuando se emplea un espectroscopio de poca dispersión. El espectro superior es parecido al de la estrella Vega; el segundo al de una de las numerosas estrellas cuyo espectro es comparable al de nuestro Sol; el tercero es intermedio entre los de las estrellas α de Orión y α de Hércules; y el cuarto es el de una estrella de 5.^a magnitud señalada con el número 152 en el catálogo de estrellas rojas de Schjellerup.

Esta clasificación es la que dió Secchi; divide las estrellas en tipos muy naturales, y por esta razón se emplea todavía, sobre todo cuando sólo se trata de una caracterización sumaria de los tipos estelares, o cuando hay que clasificar estrellas muy débiles, en cuyos espectros no se pueden ver los me-

nores detalles a causa de la poca intensidad de la luz. Al principio, Secchi atribuyó sólo un carácter esquemático a esta clasificación, pero pronto vió que existía una relación íntima entre sus tipos y el color de las estrellas.

Después de Secchi, Vogel adoptó una clasificación algo distinta, pero que en lo principal debe considerarse como una ampliación de la de Secchi, e hizo notar la relación que existe entre el espectro de una estrella y su estado de evolución.

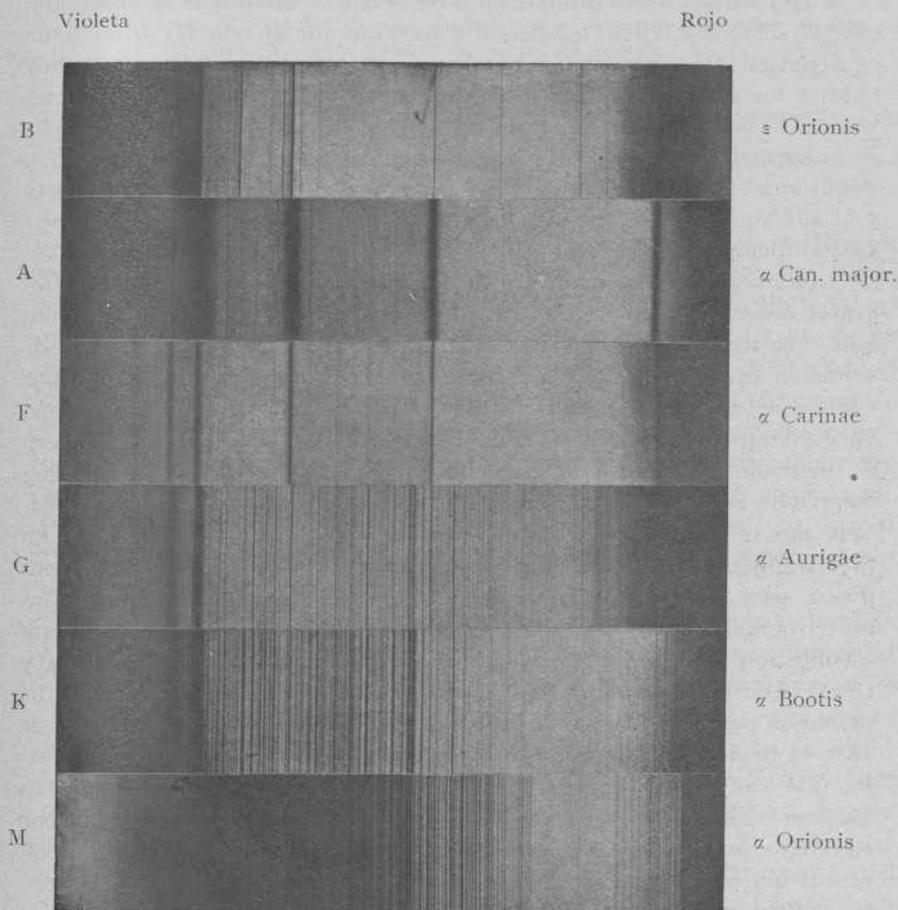


Fig. 194. — Tipos de espectros estelares, según Pickering

Vogel distingue solamente tres clases de espectros. Característica de la primera clase, esto es, de los espectros que presentan anchas bandas correspondientes al hidrógeno y además algunas rayas de los metales, es la gran intensidad que presentan las regiones correspondientes al azul y al violeta comparadas con las menos refrangibles, lo que prueba un alto grado de ignición. En los espectros pertenecientes a la segunda clase aparecen especialmente marcadas las rayas de los metales, mientras que las del

hidrógeno disminuyen cada vez más en anchura y en vigor. Algunos espectros de esta clase presentan además indicios de bandas. En los espectros de la clase *III a* (tercer tipo de Secchi) las bandas de absorción que aparecen con frecuencia, y que se convierten, empleando una fuerte dispersión, en series de rayas, están esfumadas hacia el rojo, mientras que en la clase *III b* (cuarto tipo de Secchi) las bandas, poco numerosas pero mucho más anchas, están generalmente esfumadas hacia el violeta.

Vogel reúne los dos últimos tipos de Secchi, o de bandas de absorción, en una sola clase, como queriendo demostrar que el tipo *III b* no sigue en orden al *III a*, sino que es paralelo a éste, opinión que comparten hoy todavía los astrónomos. La intensidad relativa de las regiones más refrangibles del espectro respecto a las menos refrangibles es mucho menor en la segunda clase que en la primera; en los espectros de la clase *III a* y más aún en los de la clase *III b*, las regiones correspondientes al violeta y al añil son muy débiles, siendo cada vez más inaccesibles a la observación aun empleando la fotografía.

Gracias al perfeccionamiento de los aparatos y al empleo de la fotografía, fué tan rápido el desarrollo de la espectroscopia estelar que pronto hubo que hacer una subdivisión de los tipos antes mencionados. La clasificación propuesta por Vogel fué adoptada durante mucho tiempo por cuantos se dedicaban a la Astrofísica, especialmente desde la subdivisión en grados intermedios, hasta que E. C. Pickering procedió a una nueva clasificación, que vino a ocupar el lugar de aquélla. Cuando Pickering emprendió su obra «The Draper catalogue of stellar spectra» (1890), basada únicamente en el estudio de los espectrogramas obtenidos con un prisma objetivo, tuvo necesidad de una clasificación corta, puramente empírica, para poder ordenar el inmenso material que representaban los espectrogramas de 10 350 estrellas (fig. 194). Posteriormente se dió a esta clasificación una forma que armoniza mejor con la constitución física y con el color de las estrellas. A continuación la reproducimos tal como fué publicada por Miss Cannon y se usa en la actualidad, habiendo servido de base al moderno «The Henry Draper catalogue», publicado en los anales (vol. 91 y siguientes) del Observatorio de Harvard College por Miss Cannon y Pickering. Este catálogo contiene los espectros de más de 200 000 estrellas y será durante mucho tiempo la obra de consulta de todos los astrónomos que se dediquen a estos trabajos. Miss Cannon distinguió las clases siguientes:

Clase P: Nebulosas planetarias.

Clase O: Estrellas Wolf-Rayet (γ de las Velas, ζ de la Popa), caracterizadas por las rayas de emisión λ 4633 y λ 4686.

Clase B: Estrellas de helio (δ y ϵ de Orión). Algunas rayas del helio tienen la misma intensidad que las del hidrógeno.

Clase A: Estrellas del tipo de Sirio (Sirio, Vega). Las rayas de mayor intensidad son las del hidrógeno. Las rayas del calcio *K* y las del Sol son débiles.

Clase F: (δ del Águila, α del Navío). Las rayas más notables por su intensidad son las del calcio *H* y *K*; las rayas del hidrógeno son menos intensas que éstas, pero más que las rayas del espectro solar.

- Clase G : Estrellas del tipo de nuestro Sol (Sol, α del Cocheo). Las rayas de mayor intensidad son las del calcio H y K y el grupo de rayas G .
- Clase K : (α del Boyero). Las rayas más evidentes son las del calcio H , K , g y la banda G . La intensidad en el espectro continuo disminuye notablemente en las pequeñas longitudes de onda.
- Clase M : (β de Andrómeda, α de Orión, α de Hércules, Mira Ceti). Las rayas del calcio H , K , g son todavía más intensas ; la intensidad para las pequeñas longitudes de onda es aún más pequeña que en la clase K ; además aparecen bandas en la región azul-verde y en la verde del espectro.
- Clase R : (B.D. +42^o2811 y B.D. +57^o702). Las estrellas de esta clase se relacionan con las del tipo de nuestro Sol y constituyen el paso de éstas a la clase N , cuyas bandas de absorción poseen. En la clase G tiene efecto, por consiguiente, una bifurcación de la serie de Harvard : G seguida de K hacia M , y G seguida de R hacia N .
- Clase N : Estrellas del cuarto tipo de Secchi o de la clase $III b$ de Vogel (19 de los Peces).
- Clase Q : Espectros anormales o compuestos que no se pueden incluir en las clases antedichas (γ del Navío).

Para indicar mejor la gradación entre las clases principales, se intercala un número entre las letras indicativas de las dos clases entre las cuales está el espectro de la estrella considerada. Así, por ejemplo, $B1A$ (abreviando $B1$) es el tipo de una estrella cuyo espectro es algo diferente de los de la clase B , pero que presenta ya algunas características de la clase A aunque en grado muy pequeño, mientras que B_0A (B_0) representa lo contrario. Si un espectro pertenece exactamente a una de las clases indicadas, entonces se añade un cero a la clase correspondiente ; por ejemplo, A_0 . En la introducción al nuevo «Draper catalogue» se precisan con todo detalle estas subdivisiones, dándose además en cada caso una estrella típica como ejemplo ; pero la exposición de todos estos pormenores nos llevaría demasiado lejos.

Miss Cannon ha encontrado recientemente que los espectros de algunas variables de largo período, así como el de algunas estrellas rojas (R del Cisne, R de Andrómeda, π^1 de la Grulla) no pueden incluirse en los tipos anteriores de la clasificación de Harvard, sino que requieren que se adopte uno nuevo. El espectro de estas estrellas presenta rayas de absorción y de emisión, y además bandas de absorción en λ 4650 y λ 6470. Este nuevo tipo se designa por la letra S . Según parece, constituye una tercera rama al lado de las que van de K_5 a M y de R a N .

Otra clasificación espectral, ideada igualmente en el observatorio del Harvard College, es la debida a Miss Maury. Comprende 22 grupos principales de espectros, entre los cuales se intercalan numerosos grupos secundarios. La clasificación no es clara y no la daremos aquí ; en ella tienen mucho valor los datos referentes a la anchura y al aspecto de las rayas. Miss Maury comprende en las clases desde A hasta F los espectros que presentan rayas de absorción intensas pero, en comparación con los de otras estrellas, anormalmente estrechas. Estas estrellas, por ejemplo, α del Cisne, que Miss Maury llama «estrellas c », ocupan, como veremos más adelante, un lugar especial entre las demás.

Las relaciones entre todos estos tipos son las que figuran en las tablas siguientes :

Secchi	Harvard	Vogel	Harvard
I	B ₁ A	Ia ₁ y Ia ₂	A
I—II	F	Ib	B
II	G	Ia ₃ —IIa	F
II—III	K	IIa	G
III	M	IIb	O
IV	N	IIa—IIIa	K
		IIIa	M
		IIIb	N

Maury	Harvard	Maury	Harvard
I	Oe 5	XII	F ₅
II	B ₀	XIII	F ₈
III	B ₁	XIV	G ₀
IV	B ₂	XV	K ₀
V	B ₅	XVI	K ₅
VI	B ₈	XVII	Ma
VII	A ₀	XVIII	Ma
VIII	A ₀	XIX	Mb
IX	A ₂	XX	Md
X	A ₅	XXI	N
XI	F ₀	XXII	Ob

Las clasificaciones de Secchi y de Vogel y las del Harvard Observatory se fundan en el aspecto de las rayas espectrales; son puramente empíricas y no se fundan en el conocimiento de los elementos químicos a los cuales pertenecen las rayas ni en el de las condiciones bajo las cuales pueden formarse estas rayas en el laboratorio; no obstante, estas clasificaciones puramente espectrales no son sólo una manera cómoda de describir y catalogar, sino que constituyen en realidad un sistema natural, como lo prueban, por una parte, la gran simplicidad y la continuidad de la serie, en la que se pueden colocar el 99 por ciento de todas las estrellas, y por otra, las estrechas relaciones que existen entre el movimiento propio y el tipo espectral. Como veremos más adelante, el movimiento propio crece, en sucesión regular, desde las estrellas *B* hasta las estrellas *M*.

Sería muy difícil demostrar la hipótesis de que la diferente composición química de las atmósferas estelares sea la causa principal de esa gradación de las series espectrales. Del gran número de elementos químicos, que de las mismas observaciones se deduce, habría que esperar, por el contrario, una mayor variedad de espectros, y por otra parte la continuidad en la gradación de los tipos espectrales requeriría a su vez una gradación también continua en la mezcla de los diferentes elementos constitutivos de las estrellas, lo cual parece inverosímil. Cuanto hasta aquí se ha descubierto, habla en favor de una distribución bastante regular de los elementos en el Universo. La composición química de las estrellas que mejor conocemos, o sean las de la clase *G*, es parecida a la de nuestro Sol. Casi todas las rayas espectrales intensas de estos cuerpos celestes pueden reproducirse en el laboratorio, y corresponden a elementos conocidos; algunos de éstos

que fueron descubiertos en el Sol y no se conocían en la Tierra, los encontraron más tarde los químicos. Un ejemplo de ello es el helio, descubierto en el Sol antes de que Ramsay lo encontrase en la Tierra; en nuestros tiempos, este gas se obtiene para fines industriales, y en cantidades muy importantes, de los manantiales de petróleo de Texas y Oklahoma. Otro ejemplo es el escandio, que era considerado como uno de los elementos más raros de nuestro planeta, puesto que sólo se habían obtenido de él, hasta hace poco, algunos gramos, mientras que abunda en el Sol y en la mayor parte de las estrellas, revelándose en sus espectros por rayas muy intensas; modernamente, el estudio espectroscópico de numerosas rocas, realizado por Eberhard, ha demostrado que el escandio es un elemento muy abundante en la Tierra, si bien se presenta siempre en muy pequeña concentración. Estos y otros ejemplos permiten asegurar que la diversidad de los tipos espectrales obedece a otras causas más eficientes que una distribución irregular de los elementos químicos en las estrellas.

Un mismo elemento químico, en las diferentes clases espectrales, no se revela siempre por las mismas rayas. En los espectros de las estrellas *B* hasta *F* predominan las rayas llamadas de la chispa eléctrica; en los espectros de las estrellas *G* hasta *K* las rayas del arco voltaico; y en los espectros *M* y *N*, además de las rayas del arco, aparecen también las bandas de las combinaciones químicas. Son, pues, las condiciones físicas bajo las cuales los diversos elementos producen las rayas del espectro, lo que es esencialmente diferente de unos tipos estelares a otros. Si, de estas condiciones, las necesarias para la aparición de una raya determinada no se producen en una estrella, no se podrá probar en ésta la presencia del elemento correspondiente, aunque exista allí en grandes cantidades. Un ejemplo de cómo la aparición de una raya en el espectro depende de ciertas condiciones, lo ofrece la λ 4686 del helio; esta raya aparece en los espectros de las nebulosas planetarias, en las estrellas *O*, en las nuevas y en la capa exterior de la cromoesfera de nuestro Sol, pero falta precisamente en las estrellas más ricas en helio (clase *B*), y es que, como probaron algunos experimentos realizados por Fowler, la raya λ 4686 sólo se hace brillante cuando se aplican grandes cantidades de energía al helio muy enrarecido, como ocurre cuando se hace saltar en el interior de los tubos de vacío una chispa eléctrica muy intensa.

Todo ello inclina a creer que la distribución de los elementos químicos en el Universo es bastante uniforme, y que las condiciones para que se produzca la incandescencia de un cuerpo determinado son las que varían de unas estrellas a otras.

Las clases espectrales no se diferencian sólo por las rayas que les son características, sino también por la distribución de la intensidad luminosa en el espectro continuo. Las estrellas tienen colores diferentes: desde las estrellas *B*, blancas, la coloración va aumentando de una manera progresiva hasta las estrellas rojizas *M* y *N*, exactamente como un cuerpo incandescente va volviéndose más y más rojo al enfriarse, hasta que se

apaga. En las estrellas no se observan en realidad otros colores que esos «colores de enfriamiento». Los índices de coloración de la tabla siguiente y las longitudes de onda efectivas indican claramente la dependencia entre el color y el tipo espectral:

Tipo espectral	Índice de color	Longitud efectiva de onda	Tipo espectral	Índice de color	Longitud efectiva de onda	Tipo espectral	Índice de color	Longitud efectiva de onda
	M			M			M	
B ₀	-0,24	4168	A ₀	0,00	4216	F ₈	+0,50	4316
B ₁	-0,22	4172	A ₂	+0,06	4228	G ₀	+0,56	4328
B ₂	-0,19	4178	A ₃	+0,08	4232	G ₅	+0,78	4372
B ₃	-0,17	4182	A ₅	+0,14	4244	K ₀	+1,00	4416
B ₅	-0,12	4192	F ₀	+0,28	4272	K ₂	+1,07	4430
B ₈	-0,05	4206	F ₂	+0,34	4284	K ₅	+1,18	4452
B ₉	-0,02	4212	F ₅	+0,42	4300	M	+1,35	4486

La distribución de intensidades luminosas en el espectro continuo de un cuerpo incandescente, y por consiguiente su color, depende, según las leyes de la radiación, de la temperatura del cuerpo. La clasificación estelar empieza por las estrellas blancas y termina en las rojas, y ya por este solo hecho de observación se puede deducir, fundándose en la ley del corrimiento de Wien, que la temperatura desciende desde las estrellas *B* hasta las rojas. Midiendo con ayuda de un espectrofotómetro las intensidades de las diferentes regiones del espectro, se puede determinar, fundándose en la ley de Planck (ley de la radiación), la temperatura efectiva de una estrella o del Sol. Wilsing, Scheiner, Münch y más tarde Rosenberg, han calculado las temperaturas de las estrellas aplicando este método. Los valores medios de la temperatura efectiva que damos en la tabla siguiente y que se han obtenido tomando el promedio de gran número de estrellas, se corresponden paralelamente con el tipo espectral, como en la tabla anterior ocurría con los colores:

Clase espectral	Temperatura
B ₁	10400°
A ₁	9700
F ₁	7000
G ₁	5200
K ₁	4200
Ma	3300
Mb	3000

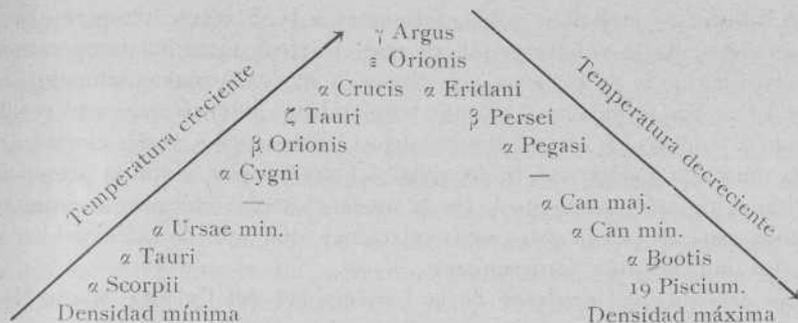
Puede deducirse de estos resultados, que la variedad de los tipos espectrales es debida principalmente a las diferencias de temperatura; las clases espectrales tienen, por esta razón, una importancia física extraordinaria, por cuanto representan casi una *escala de temperaturas*. En la tabla siguiente damos para algunas estrellas las temperaturas determinadas por Wilsing, y los colores, tomados del catálogo fotométrico de Potsdam:

Estrella	Clase espectral	Temperatura	Color (Potsdam)	Estrella	Clase espectral	Temperatura	Color (Potsdam)
α Draconis	B 5 p	22500 ^o	W	α Persei	F5	5700 ^o	GW
π ¹ Orionis	B ₃	19700	GW	α Ursae minoris	F8	5600	GW
ζ Draconis	B ₅	19300	W	β Geminorum	G9	4900	WG
γ Orionis	B ₂	15200	GW	γ Draconis	G6	4800	G
λ Orionis	O e 5	14900	GW	η Pegasi	G2	4700	G
β Cephei	B ₁	13500	W	δ Bootis	G5	4500	WG
α Coronae bor.	A	11900	W	ε Geminorum	G8	4000	RG
β Persei	B8	10500	—	α Serpentis	K1	3900	G
α Leonis	B8	10100	GW	α Arietis	K2	3900	WG
α Lyrae	A0	9400	W	α Bootis	K0	3700	WG
α Cygni	A2	9400	W	β Ursae minoris	K4	3700	G
α Andromedae	F2	9400	W	α Tauri	K5	3500	G
α Ophiuchi	A5	8100	GW	α Ceti	Ma	3400	G
α Aquilae	A5	8100	GW	β Andromedae	Ma	3200	RG
α Canis minoris	F3	7200	GW	α Orionis	Ma	3000	—
α Aurigae	G	7100	WG	α Herculis	Mc	3000	—
γ Cassiopejæ	Bp	6800	W	α Serpentis	K7	2900	G
γ Cygni	F9	6300	WG	β Pegasi	Mb	2800	—
ζ Herculis	G1	6100	WG				

Según hemos dicho ya varias veces, los tipos espectrales se suceden unos a otros sin solución de continuidad, lo cual indica que las temperaturas de las estrellas deben sucederse de la misma manera, y esto exige a su vez la existencia de un proceso continuo de enfriamiento que las estrellas deben recorrer. Bajo la influencia de las ideas cosmogónicas dominantes durante el último cuarto del pasado siglo, los astrónomos y los físicos vieron reflejadas en los tipos espectrales las fases sucesivas de un *proceso de evolución* de las estrellas, en virtud del cual las de mayor temperatura son las de formación más reciente, que a causa de un enfriamiento lento debido a la radiación, pasan luego a ser amarillas, después se vuelven rojas y, por fin, se apagan por completo. En este sentido se habla a menudo de estrellas jóvenes y viejas, entendiéndose que las primeras son las blancas, y las últimas las dotadas de fuerte coloración. El enfriamiento es, en efecto, un proceso físico constante. Los tipos espectrales marcan, según esta hipótesis, una escala *decreciente* de temperaturas, las cuales indican el estado actual del desarrollo de cada estrella. Tal es la significación que se atribuyó a los tipos espectrales hasta estos últimos tiempos, por la casi totalidad de los especialistas. Pero es fácil ver que con la misma razón se puede ver en la sucesión de los tipos espectrales una escala *creciente* de temperaturas, en que las estrellas rojas sean las más recientes, y las blancas las más antiguas. Si se admite esta segunda hipótesis, desaparecen ciertas dificultades que no hay medio de salvar en el supuesto de la escala decreciente. Admitiendo que las estrellas rojas constituyen la primera fase de la evolución de la vida estelar perceptible a nuestra vista, podemos suponerlas formadas por la aglomeración de materia oscura (grandes cuerpos o polvo cósmico); cualquiera que sea la ley de la velocidad con arreglo a la cual se mueva esta materia, ocurrirá,

según demostró Seeliger, que la velocidad media de las estrellas constituidas por cantidades crecientes de la misma irá disminuyendo, al paso que la temperatura tendrá que ir aumentando. Este resultado está conforme con el hecho, ya citado, de que a partir de las estrellas del tipo *M* las velocidades medias disminuyen tanto más cuanto más nos acercamos a las estrellas del tipo *B*, las cuales no sólo son las más calientes, sino que también, según pudo comprobar Ludendorff, son las que poseen mayor masa.

Una gran dificultad para decidirse entre estas opiniones, es la de que sólo tenemos a la vista una parte del proceso de formación de los astros, tanto si éste se verifica en el sentido de las temperaturas crecientes, como en el de las decrecientes. Esta dificultad fué ya reconocida por Lockyer, quien trató de salvarla adoptando una clasificación que difiere de la que antes hemos indicado. Lockyer admite que las estrellas se forman en el seno de las grandes nebulosas planetarias, que considera como conglomerados de meteoritos. Por efecto de los constantes choques que se producen entre los cuerpos que integran la nebulosa, ésta empieza a hacerse incandescente; poco a poco va aumentando su temperatura a causa de que con el aumento de la condensación aumenta también la frecuencia de los choques, los cuales acaban por determinar la volatilización de la masa, y ésta se convierte finalmente en una esfera gaseosa. G. H. Darwin ha demostrado por medio del cálculo que este fenómeno es posible. La estrella así formada tiene al principio una temperatura baja y pequeña densidad, y está todavía integrada por meteoritos y por los gases meteóricos originados en los choques. Siguiendo este punto de vista, Lockyer colocó las estrellas *M* al principio de la serie, ya que creía que las rayas brillantes que se ven en los espectros de las estrellas *Md* (tipo Mira Ceti) son indicio de que éstas se encuentran todavía en el principio de su condensación. Cuando la nebulosa meteórica se ha transformado completamente en esfera gaseosa, ésta se contrae por efecto de la irradiación constante de energía. Según la ley de Ritter, la temperatura aumenta, al paso que la densidad crece; pero cuando esta última es ya tan grande que las leyes de los gases perfectos no son ya aplicables, entonces el aumento de temperatura cesa, y a pesar de continuar creciendo la densidad, empieza el enfriamiento. Cada estrella pasa, por consiguiente, dos veces por la misma temperatura; una vez creciendo ésta mientras la densidad es pequeña, y otra vez decreciendo la temperatura y siendo la densidad grande. Según esto, cada estrella presentará dos veces el mismo espectro. El esquema siguiente representa los tipos de Lockyer, definido cada uno de ellos por una estrella tipo. En este cuadro, las estrellas que se encuentran en una misma línea horizontal tienen casi la misma temperatura. Según el nombre de las estrellas denomina los tipos de la manera siguiente: Antariano, Aldebaraniano, Polariano, Cygniano, Rigeliano, Tauriano, Cruciano, Alnitamiano, Argoniano, Acherniano, Algoliano, Markabiano, Siriano, Procyoniano, Arcuriano y Pisciano.



Como la masa de cada estrella permanece invariable durante el proceso evolutivo, la esfera gaseosa debe presentar durante las temperaturas crecientes, a causa de la menor densidad, una superficie mucho mayor que cuando la densidad es mayor y la temperatura decrece. Aun cuando la unidad de superficie tiene en ambos estados la misma intensidad luminosa, esto es, el brillo de la superficie es el mismo, porque la temperatura es también la misma, la estrella aparecerá al observador, a igualdad de espectro, mucho más brillante en el estado ascendente que en el descendente. Según la hipótesis de Lockyer, tenemos ante nuestros ojos todo el proceso evolutivo de las estrellas, que no depende sólo de la temperatura, como en las otras hipótesis, sino también de la densidad. El proceso evolutivo es ahora función de dos variables, físicamente independientes entre sí: la temperatura y la densidad. Es preciso, pues, establecer un criterio que permita determinar, no sólo el grado de temperatura, sino también si la estrella se encuentra en la rama ascendente o en la descendente de su desarrollo. Este criterio lo fundó Lockyer en experimentos realizados por él mismo y por sus discípulos.

Ya hemos dicho varias veces que el espectro de un mismo elemento químico presenta variaciones que dependen de la manera como se obtiene el espectro, y hemos dado además algún ejemplo de esta variabilidad. En esta dependencia del espectro con relación al procedimiento de obtención del mismo, ya observada por otros físicos, basó Lockyer la clasificación de los espectros estelares. Veamos en particular algunos de los hechos más interesantes. Si se evapora una sustancia en una llama de gas o de hidrógeno (espectro de llama) aparecen sólo algunas rayas, además de algunas bandas, debidas a las combinaciones del elemento que se estudia. Si la misma sustancia se evapora en el arco eléctrico (espectro de arco) el número de rayas aumenta considerablemente, y aparecen cambios en la intensidad luminosa de las mismas, de suerte que las rayas brillantes del espectro de llama se hacen más débiles, y las menos brillantes se vuelven más intensas. Variaciones aun más sorprendentes aparecen cuando se volatiliza la sustancia por la acción de la chispa eléctrica que se obtiene mediante la descarga de botellas de Leyden en combinación con un gran carrete de Ruhmkorff (espectro de chispa). Si esta descarga se hace aun más potente, utilizando aparatos especiales, se obtiene el llamado espectro de sobre-

chispa. Antes se atribuían estas variaciones a la diferente temperatura a que se efectuaba la volatilización, ya que el arco está a una temperatura más elevada que la de la llama, y la chispa, a su vez, a mayor temperatura que el arco. Es indudable que estas temperaturas intervienen en el resultado, pero además de ellas influyen otras circunstancias, como ciertas acciones químicas y eléctricas, la densidad del gas o vapor, y aun la presencia simultánea de otros elementos. En la moderna teoría atómica se estudian con toda clase de pormenores estas relaciones, que aquí no podemos hacer más que indicar muy someramente.

Los trabajos del profesor de la Universidad del Calcuta Megh Nad Saha, publicados en 1921, han resuelto en lo esencial el problema que se plantea ante la diversidad de los espectros de las estrellas, las cuales muy probablemente tienen la misma constitución química. Estas novísimas investigaciones tienen por fundamento los puntos de vista de la moderna teoría atómica.

El átomo no es hoy para el físico la porción más pequeña e indivisible de la materia, sino un sistema de estructura bastante complicada. Actualmente se admite que está constituido por un núcleo rodeado de electrones (átomos de electricidad negativa), y que contiene la materia propiamente dicha del elemento, estando cargado de un número de unidades de electricidad positiva igual a la suma de las cargas eléctricas negativas de los electrones que hay a su alrededor. Así pues, el átomo, desde el punto de vista eléctrico, es neutro. Según Bohr, los electrones giran constantemente alrededor del núcleo, como los planetas alrededor del Sol, sólo que el movimiento se efectúa, no bajo la influencia de la gravitación sino bajo la de la atracción eléctrica (ley de Coulomb). Aun así son aplicables al movimiento de los electrones las leyes de Kepler, con ciertas restricciones. Los semiejes de las órbitas descritas por los electrones pueden tener solamente determinados valores discretos, dados por las leyes que se estudian en la teoría de las cuanta. En este punto, el sistema atómico difiere esencialmente de nuestro sistema solar. Estas órbitas son tanto más estables cuanto más cerca están del núcleo. Durante el movimiento del electrón en estas órbitas no se efectúa irradiación alguna, y el movimiento se verifica sin encontrar resistencia.

Si un electrón pasa de su órbita normal, cercana al núcleo, a describir otra órbita más lejana, por efecto de una causa exterior de naturaleza térmica o eléctrica y con absorción de energía, describirá esta última órbita sin que se efectúe tampoco irradiación; pero si después vuelve de nuevo a la primera órbita, ya sea por propio impulso o por la acción de cualquier causa exterior, la energía acumulada en el primer caso queda libre, y en el éter que rodea al átomo se producen oscilaciones que se pueden observar en forma de luz monocromática. Veamos, por ejemplo, lo que ocurre en el átomo de hidrógeno, que consta solamente del núcleo y de un electrón que gira a su alrededor. Cuando este electrón, por una causa exterior cualquiera, ha pasado a su tercera órbita, contada a partir del núcleo, y vuelve después a describir la segunda, en el éter que rodea al átomo se

produce una irradiación luminosa cuya longitud de onda es la de la raya $H\alpha$; si el electrón pasa de la cuarta órbita a la segunda, la irradiación luminosa tiene otra longitud de onda, que es la de la raya $H\beta$, etc.; de este modo se produce la irradiación de las rayas de la serie de Balmer, para las cuales la segunda órbita es la de partida. Naturalmente, el ojo no puede percibir la irradiación debida a un solo átomo. Pero si consideramos una agrupación de átomos de hidrógeno, una masa gaseosa, en la cual los diversos átomos hayan sido excitados con intensidades diferentes, ocurrirá que, en un momento determinado, de una parte de átomos se obtendrá la raya $H\alpha$, de otra $H\beta$, y el ojo percibirá más o menos completo el espectro de Balmer correspondiente al hidrógeno. La intensidad de las rayas espectrales depende, pues, exclusivamente del número de electrones que cambien de órbita y no de la intensidad de la excitación. Ésta solamente determina la longitud de onda con que tiene lugar la emisión.

Así como la emisión es consecuencia del paso de un electrón desde una órbita lejana al núcleo a otra más cercana, la absorción se produce por un proceso inverso. Así, por ejemplo, se absorberá luz de la longitud de onda $H\alpha$, cuando el electrón de hidrógeno pase de la primera órbita a la segunda.

Puede ocurrir que la excitación sea tan intensa que el átomo pierda totalmente uno o varios de los electrones más lejanos del núcleo (*ionización*). Entonces el espectro ha de sufrir también una variación, correspondiendo al átomo neutro el espectro de arco, y al ionizado el de chispa. Si se pierde el electrón único que el átomo poseía, le faltará a éste, como núcleo sin electrones, toda posibilidad de irradiación, hasta tanto que el núcleo haya capturado un electrón libre cualquiera.

Una masa gaseosa presentará con más intensidad uno u otro espectro, según que predominen en ella los átomos neutros o los ionizados (*grado de ionización*). J. Eggert, y posteriormente Saha, han calculado la relación que existe entre el grado de ionización, la temperatura y la presión, considerando el electrón como elemento químico, la ionización como proceso químico, y aplicando a éste las leyes de la termodinámica, razonamiento que parece fundado, ya que las combinaciones químicas han de tener su origen en las mismas fuerzas que obligan a los electrones a estar unidos a su átomo. De las relaciones encontradas por estos físicos entre presión, temperatura y grado de ionización se deduce que, en determinadas circunstancias, este último es tanto menor cuantas más unidades de energía se necesitan para realizar la ionización. Además, para alcanzar un grado de ionización determinado, la temperatura ha de ser tanto más elevada cuanto mayor sea la cantidad de energía necesaria para la ionización. Esta energía procede de la masa gaseosa incandescente que rodea al átomo (*ionización térmica*), del mismo modo que para que se realice una reacción que requiera calor se calienta el recipiente que contiene la sustancia. La cantidad mínima de energía necesaria se puede determinar en el laboratorio, como lo han hecho J. Franck y otros. No es la misma para los dife-

rentes elementos; así, por ejemplo, el hidrógeno necesita una energía de $3,2 \cdot 10^5$ calorías; en cambio, el calcio no necesita más que $1,4 \cdot 10^5$ calorías. De los elementos conocidos, el que requiere mayor cantidad de energía es el helio.

En las tablas siguientes se puede ver la dependencia, determinada por la ecuación de Eggert-Saha, entre el grado de ionización, la temperatura y la presión, para el hidrógeno y el calcio.

GRADO DE IONIZACIÓN DEL CALCIO,
EN TANTO POR CIENTO

Temperatura absoluta en grados	Presión en atmósferas				
	10	1	0,1	0,001	0,00001
2 000	0	0	0	0	0
3 000	0	0	0	0	9
4 000	0	0	0	9	93
5 000	0	2	6	15	
6 000	2	8	26	93	
7 000	7	23	68	99	
8 000	16	46	84		
9 000	29	70	95		
10 000	46	85	98		
11 000	63	93			
12 000	76	97			
13 000	84	99			
14 000	90				

GRADO DE IONIZACIÓN DEL HIDRÓGENO,
EN TANTO POR CIENTO

Temperatura absoluta en grados	Presión en atmósferas			
	1	0,1	0,001	0,00001
7 000	0	0	1	1,5
8 000	0	0	5	26
9 000	0	2	20	44
10 000	2	5	49	89
12 000	9	28	94	
14 000	27	65		
16 000	55	90		
18 000	80	97		
20 000	92			
22 000	97			

Para poder aplicar estos números a las estrellas, sería preciso conocer la presión que reina en aquellas capas de las respectivas atmósferas en las cuales se forman las rayas de Fraunhofer; pero este dato no es conocido. Tampoco se conoce con seguridad la presión a que se encuentra la «capa de inversión» del Sol, y sólo se sabe que es muy pequeña, de algunas atmósferas cuando más. Para tener un punto de comparación, vamos a suponer que la capa de inversión de las estrellas está comprimida a una atmósfera, y veamos cuáles son las conclusiones a que conduce la teoría de Saha.

El helio se ioniza a temperaturas muy elevadas ($15\ 000^\circ$); el espectro del átomo ionizado ($\lambda\ 4\ 686$ y la serie de ζ Puppis) sólo será visible en las estrellas más calientes.

En efecto, no lo encontramos más que en las estrellas pertenecientes al tipo *O*: en las pertenecientes al *Oa* hasta *Oc* este espectro aparece solo, en las *Od* se le añade una raya ($\lambda\ 4\ 471,6$) del átomo neutro de helio, cuyo espectro se va desarrollando, desde las estrellas pertenecientes al tipo *Oe*, pasando por *Oe5* hasta las estrellas del tipo *B*, cada vez con más intensidad, al paso que las rayas del helio ionizado se debilitan, hasta que en las estrellas *B* ($10\ 400^\circ$) ya no se distinguen, conforme exige la teoría de Saha. La intensidad del espectro del átomo neutro de helio, después de haber alcanzado su máximo en las estrellas del tipo *B*, disminuye rápidamente hasta desaparecer en las estrellas *A* ($9\ 700^\circ$), cuya

temperatura no es ya suficiente para la formación de este espectro. Algo análogo ocurre con el hidrógeno. Para temperaturas de más de 10 000°, está ya notablemente ionizado, según indica la tabla anterior; su espectro es, por lo tanto, de menor intensidad en las estrellas de los tipos *O* y *B* que en las del tipo *A*, donde alcanza su intensidad máxima. A partir de este tipo, va siendo cada vez más débil, pero continúa siendo visible hasta el final de la serie espectral (estrellas *M*). También el magnesio se comporta de conformidad con la teoría; para temperaturas superiores a 10 000°, se halla ya doblemente ionizado, y por este motivo la raya característica λ 4481 del magnesio simplemente ionizado aparece débil en el espectro de las estrellas del tipo *B*, aumenta de intensidad, hasta alcanzar el máximo, en las del tipo *A*, y a la temperatura de las estrellas del tipo *F* vuelve a ser débil, entrando ya entonces en acción el átomo neutro del magnesio cuyas rayas aparecen muy intensas en los tipos siguientes, *G* a *M*.

El calcio se comporta de manera diferente. La raya λ 4227 del átomo neutro cumple con la teoría de Saha, ya que, según se indica en la tabla, ha de ser intensa para temperaturas de 2000° a 5000°, y, en efecto, lo es en el espectro de las estrellas *M* a *G*. A partir de los 6000°, en que la ionización empieza a producirse, la raya λ 4227 ha de ir desapareciendo lentamente, y también ocurre que esta raya es muy débil en las estrellas *F*, y en las estrellas *A* ya no existe. En cambio, las rayas del calcio ionizado, *H* y *K*, que deberían ser invisibles, según la tabla anterior, hasta una temperatura de 6000°, esto es, desde las estrellas *M* hasta las de los tipos *F* y *G*, alcanzan precisamente en las estrellas del tipo *K* su máxima intensidad, que conservan hasta el final de la serie de Harvard. Puede explicarse esta discordancia entre la teoría y la observación, por la presencia de vapores de calcio hasta las capas superiores de las atmósferas estelares, en las cuales la presión es en extremo pequeña. En los tipos *G* y *F*, las rayas *H* y *K* son aún intensas, pero después se debilitan hasta las estrellas del tipo *B*, en la mayor parte de las cuales no pueden observarse. Aquí las rayas *H* y *K* se comportan ya de nuevo con arreglo a la teoría; desde la temperatura de 6000° empieza la ionización doble del calcio, las rayas del átomo simplemente ionizado tienen que ser cada vez más débiles y finalmente han de desaparecer por completo cuando todos los átomos de calcio existentes en la atmósfera de las estrellas hayan perdido dos electrones.

La teoría de Saha da a la clasificación de Harvard una profunda significación física. Explica, además, las diferencias descubiertas entre los espectros de las estrellas gigantes y enanas pertenecientes al mismo tipo. Según la teoría, el espectro de una masa gaseosa no ha de depender sólo de la temperatura, sino también de la concentración de los átomos. En las estrellas gigantes, por ser la densidad muy pequeña, los átomos que componen sus atmósferas han de ser más fácilmente ionizables que los de las estrellas enanas dotadas de atmósferas más densas, y, por lo tanto, en los espectros de las estrellas gigantes tendrán que aparecer más inten-

sas las rayas de la chispa eléctrica, y más débiles las de los átomos neutros, que en los espectros de las estrellas enanas.

De una manera análoga se explica lo que ocurre con algunas de las rayas espectrales de la atmósfera del Sol. Así, por ejemplo, en las capas medias de la cromoesfera aparecen las rayas del helio neutro, y en las capas elevadas las del helio ionizado (λ 4686), precisamente porque en estas últimas la presión es tan pequeña que el átomo de helio se ioniza por completo. Por la misma causa, las rayas del calcio, del estroncio, del escandio y del titanio ionizados, aparecen en la cromoesfera a alturas mucho mayores que las rayas de los mismos elementos en estado neutro.

También la teoría de Saha permite comprender por qué faltan en el espectro solar ciertos elementos, como el rubidio y el cesio, que existen en la Tierra. Son estos elementos fácilmente ionizables, que alcanzan una ionización completa, simple o doble, a la temperatura que reina en el Sol; sus espectros están situados en la región ultravioleta, inaccesible al observador a causa de la absorción de la atmósfera terrestre, o bien son desconocidos, como lo son la mayoría de los espectros de los elementos varias veces ionizados, de manera que tampoco sería posible identificar las rayas aunque se vieran en el espectro solar. A las bajas temperaturas (unos $4\ 000^{\circ}$) que reinan en las manchas del Sol, la ionización disminuye de un modo tan notable que se adivinan los espectros de estos elementos aunque muy débilmente. Así, por ejemplo, encontró Russell el rubidio en el espectro de las manchas, como también los de otros metales alcalinos y alcalinotérreos, especialmente los del calcio y del sodio, que son allí más intensos que en la fotosfera. Por consiguiente, del hecho de que falten las rayas correspondientes a un elemento en el espectro del Sol o de las estrellas, no se puede deducir que no exista aquel elemento.

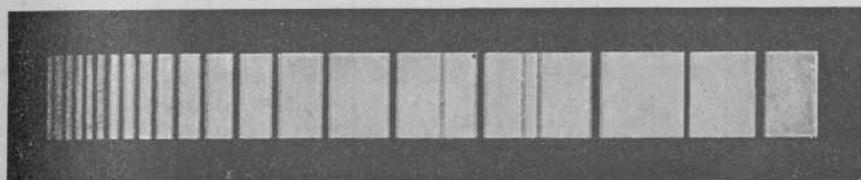
La teoría de Saha representa un progreso esencial en el conocimiento de la atmósfera de las estrellas, aunque no constituya más que una primera aproximación. Esta teoría ha sido perfeccionada por Russell, quien ha encontrado la manera de calcular el grado de ionización para el caso de que no sea uno solo, sino varios los elementos químicos de que esté formada una masa gaseosa incandescente.

Para fijar su clasificación, Lockyer eligió, fundándose en experimentos de laboratorio, las rayas que sufren mayores variaciones, dando una importancia especial a las que aparecen intensas en la chispa eléctrica (rayas del espectro de chispa), y atribuyendo su presencia, de acuerdo con las ideas de su tiempo, a la temperatura más elevada. Por efecto del aumento de temperatura, el elemento debía descomponerse en otros componentes más simples; a estos elementos, que daban las citadas rayas en el espectro de chispa, los denominó «protoelementos». Así, por ejemplo, la raya λ 4481 del espectro de chispa del magnesio es debida, según Lockyer, al protomagnesio. Ya hemos visto que hoy se considera lo que Lockyer llamaba protoelemento como un átomo ionizado, esto es, un átomo que ha perdido electrones y que posee una carga eléctrica positiva. La circunstancia de

que en el espectro de chispa aparezcan además de estas rayas las otras del espectro, es debida, según Lockyer, a que en los alrededores de la región de mayor temperatura, donde saltan las chispas, existe una capa de vapores fríos que producen las restantes rayas. En los ensayos de laboratorio no puede evitarse la aparición de estas últimas, pero, en los espectros de las estrellas, o bien faltan, o sólo se observan con dificultad. En algunos espectros estelares se encuentran sólo las rayas del espectro de chispa, y en otros sólo las demás.

El hidrógeno produce dos espectros, uno de los cuales presenta una ordenación muy característica; sus rayas se suceden en una serie rítmica (fig. 195), llamada *serie del hidrógeno*. Otros elementos presentan en sus espectros series complejas de rayas, que se dividen en principales y secundarias; algunos elementos poseen varias de estas series. Rydberg, Kayser y Runge han estudiado minuciosamente este fenómeno, que ha adquirido una importancia enorme en la moderna física del átomo. Además del hidrógeno, también el espectro del helio posee una serie importante

. . . . μ λ κ ι δ η H ζ K H ϵ



Violeta

Fig. 195. — Espectro de β de Orión

Rojo

para la clasificación de las estrellas; es conocida con el nombre de «serie ζ Puppis», por haber sido encontrada por Pickering en el espectro de la estrella ζ de la Popa. Primero se atribuyó la serie ζ Puppis al hidrógeno, pero Fowler demostró que pertenecía al helio, y determinó las condiciones en las cuales puede ser obtenida en el laboratorio, así como la raya λ 4685.98 (espectro de sobrechispa). Además del helio, el oxígeno y el nitrógeno presentan también rayas espectrales diferentes según sea la clase de excitación, y lo mismo ocurre con numerosos elementos no gaseosos, como C, Si, Ca, Sr, Mg, Ti, Fe, etc. Lockyer y sus discípulos investigaron durante varios años los espectros de chispa de la mayor parte de los elementos. No podemos reproducir aquí aquellos trascendentales trabajos, y nos limitaremos a dar una lista correspondiente a los elementos que presentan un interés especial en la clasificación estelar o en los estudios espectroscópicos (pág. 518).

La clasificación espectral adoptada por Lockyer, requiere una minuciosa comparación del espectro de cada estrella con los de emisión de los diversos elementos, obtenidos en circunstancias de excitación diferentes. Así se ve que las estrellas *M* y *N* contienen las rayas y bandas que se producen en las capas exteriores del arco voltaico; estas capas están a una temperatura inferior a la que reina en el centro del arco mismo. Las

Hidrógeno	Helio		Carbono	Oxígeno		Nitrógeno		Silicio	Azufre
Chispa	Chispa	Sobrechispa	Sobrechispa	Chispa	Sobrechispa	Chispa	Sobrechispa		
H α 6563.0	7065,5			3982,9	5592,6	4803,5	4867,3	Arco (Grupo I)	
H β 4861.5	6678,4	4685,98		3973,4	3961,7	4788,3	4859,6	4103,2	Sobrechispa
H γ 4340.6	5875,9	Serie Puppis		3954,5	3791,5	4779,9	4642,1	3905,7	4285,1
H δ 4102.0	5047,8		5826,7	3945,2	3774,2	4643,3	4640,8	Chispa (Grupo II)	4253,8
H ϵ 3970.2	5015,7	5410,5	5812,0	3919,5	3760,1	4630,7	4634,3	4131,1	
H ζ 3889.1	4922,1	4541,3	5801,4	3912,1	3757,4	4621,0	4546,5	4128,1	
H η 3835.3	4713,2	4200,3	5696,0	3882,3	3754,9	4614,1	4535,2	3862,7	Chispa
H θ 3798.3	4471,6	4026,0	4651,6	3749,7	3715,2	4607,3	4534,7	3856,1	5032,7
	4388,1	3924,0	4650,4	3746,1	3707,4	4601,7	4523,8		5027,4
	4143,9	3860,8	4647,6	3727,5	3703,5	4552,7	4518,3	Chispa (Grupo III)	5014,3
	4121,0	3815,7		3712,8	3702,9	4530,6	4515,0	4574,9	5009,8
	4026,3	3783,4			3698,9	4507,7	4511,1	4568,0	4992,2
	3964,9		Chispa			4847,2	4379,3	4552,8	4925,5
	3888,8		0583			4432,9	4346,0		4924,3
	3867,6		6578			4241,9	4200,2	Sobrechispa (Grupo IV)	4917,4
	3819,7		4267,3			4237,1	4195,8	5740,2	4815,0
						4227,9	4103,5	4829,4	4716,4
						4179,8	4097,5	4820,1	4552,6
						4176,3	4003,6	4813,7	4525,2
						4171,8	3998,8	4116,4	4464,6
						4043,7		4089,0	4294,6
						4041,5			4162,9
						4035,2			4153,3
						4026,2			4145,3
						3995,1			4142,4

estrellas *M* y *N* deben tener, por consiguiente, una temperatura más baja que las estrellas *K* y *G*, en cuyos espectros aparecen en mayor número las rayas de la parte central del arco y disminuye el número de bandas. En el espectro de las estrellas *F* se ven, además de las rayas correspondientes al espectro de arco, las de la chispa eléctrica cuando ésta se produce densa y de moderada intensidad; su temperatura es, pues, más alta que la de las estrellas *G*. Las estrellas primitivas de helio (*B0*, *B1*), las estrellas Wolf-Rayet (*O*) y las nebulas gaseosas, tienen espectros en los cuales sólo aparecen las rayas correspondientes a la chispa y a la sobrechispa, siendo, por lo tanto, estrellas de temperatura más elevada. Las estrellas *A* y las últimas del grupo *B* están entre las estrellas *F* y las primeras del grupo *B*.

El lugar que ha de ocupar una estrella dentro de su tipo espectral, esto es, entre las subdivisiones de los diferentes tipos, Lockyer lo determina en vista de las diferencias, determinadas experimentalmente, que presenta el espectro de cada elemento en diversas condiciones. Basta ver la tabla de la página 519 en que se comparan los espectros estelares con los obtenidos en el laboratorio, para ver hasta dónde es posible llevar la subdivisión por este camino.

Elemento químico	Tipo espectral
He, sobrechispa	Pc á B ₂ , máx. en Ob á Od { Hasta Oe ₅ rayas de emisión, como en la cromoesfera exterior del Sol.
He, chispa	Od quizá hasta A ₂ , máx. en B ₂ y B ₃ { En las estrellas B y Md y en la cromoesfera exterior del Sol como rayas de emisión.
O, sobrechispa	O y Bo, débil o falta en B ₁ á B ₃ { En O como rayas de emisión
O, chispa	Bo á B ₃ , en O falta
N, sobrechispa	P á B ₂ , máx. en Oe. En P á Oe como rayas de emisión
N, chispa	Bo á B ₂ , máx. en B ₂ .
C, sobrechispa	P á Bo, máx. en O. En P á Od como rayas de emisión
C, chispa	B á F
C, arco (bandas)	G á N
Mg, λ 4481	B á G, máx. en Ao á A ₂
Ca, chispa (H y K)	B á M. máx. en F ₅ á Ko { En la cromoesfera del Sol y en algunas estrellas K como rayas de emisión
Ca, λ 4227 (g) arco	F á N, máx. en M
Si, sobrechispa (IV)	P á B ₂ , máx. en Oe y Bo
Si, chispa (III)	Bo á B ₂
Si, chispa (II)	B á F
Si, arco (I)	G á M. En Md como rayas de emisión
H, chispa	P á N, máx. junto á Ao hasta A ₂ { Hasta Oe como rayas de emisión, como en Md y en la cromoesfera exterior del Sol
S, sobrechispa	Bo á B ₂
S, chispa	B ₁ á B ₈

Es un hecho notable que la clasificación de Lockyer, basada exclusivamente en trabajos de laboratorio, ordena las estrellas por tipos casi iguales a los de la clasificación del observatorio de Harvard, fundada en el aspecto global de los espectros estelares. Esta identidad de los resultados obtenidos por caminos completamente diferentes puede considerarse como una garantía de la clasificación de Harvard.

No es problema fácil el de distinguir, entre las estrellas pertenecientes a un mismo tipo espectral, cuáles corresponden a la rama ascendente y cuáles a la descendente de su evolución. Lockyer hace esta distinción comparando para las estrellas del mismo grado de temperatura, las intensidades relativas de las rayas protometálicas y del hidrógeno. Las estrellas con temperatura creciente se diferencian de las que están en el mismo estado y con temperatura decreciente, en la poca anchura de las rayas del hidrógeno y en la mayor anchura e intensidad de las rayas protometálicas. Por ejemplo, la estrella α de la Osa menor presenta en su espectro rayas del hidrógeno más estrechas y rayas protometálicas más intensas que las que aparecen en el espectro de Proción, estrella, esta última, que tiene la misma temperatura que aquélla; de ello se saca como consecuencia, que la primera está en la escala ascendente y la segunda en la descendente.

La teoría de Lockyer no obtuvo el éxito que merecía, indudable-

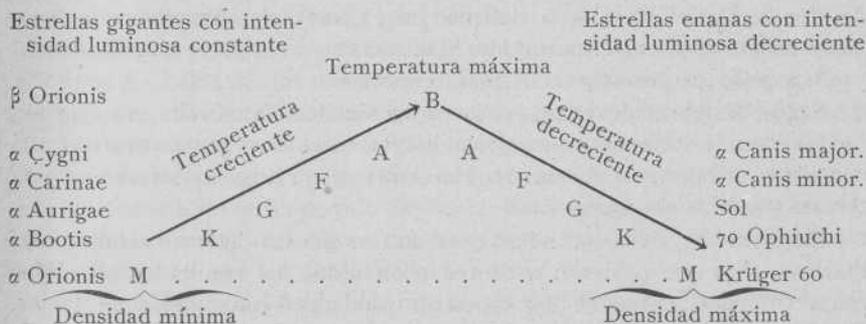
mente porque la hipótesis de la nebulosa planetaria primitiva como origen de las estrellas no podía sostenerse desde que Huggins encontró que estas nebulosas poseen un espectro gaseoso altamente característico. Pero si en lugar de una nebulosa planetaria se supone una nube cósmica opaca como primer estadio de la evolución estelar, esta dificultad desaparece. En realidad, entre las ideas más sólidas de Lockyer se mezclaban hipótesis infundadas y hasta fantásticas, y por otra parte, debió de influir muchísimo en que su teoría no se impusiese, el que los datos experimentales que le servían de fundamento, si bien eran suficientes para fijar el lugar que había de ocupar cada estrella en la clasificación espectral, no lo eran para distinguir con seguridad entre la serie ascendente y la descendente. El principal error de Lockyer fué prescindir de aquellos datos puramente astronómicos que le hubieran guiado con seguridad en su clasificación. Si, por ejemplo, hubiese calculado, deduciéndolo de la paralaje, el brillo absoluto (1) de la estrella α del Boyero, habría encontrado que este brillo era muy grande, y que por consiguiente, la superficie del astro era también muy grande y su densidad muy pequeña; en vista de ello no hubiera colocado esta estrella en la serie descendente como hizo en realidad.

La adopción de la magnitud absoluta como criterio para saber si una estrella se encuentra en la escala ascendente o en la descendente de su evolución, ha permitido a Hertzsprung, e independientemente a H. N. Russell, desarrollar acerca de la evolución de las estrellas una hipótesis que ha sido admitida por casi todos los astrónomos. Esta nueva teoría coincide, en esencia, con la de Lockyer, teniendo también, como fundamento, la ley de Ritter; pero el camino que han seguido estos dos investigadores y los hechos experimentales en que se han apoyado difieren completamente de los de Lockyer. Por su importancia, vamos a prestar alguna atención a esta nueva teoría.

Mediante los tipos espectrales de Harvard, que representan una escala de temperaturas, se determina el brillo superficial de las estrellas. Si todas éstas tuviesen el mismo diámetro, las más calientes, de los tipos *B* hasta *F*, deberían tener un brillo absoluto mayor que las más frías, amarillas y rojas, de los tipos *G* a *M*. Esto es lo que ocurre, en efecto, con la mayor parte de las estrellas cuyas paralajes se han podido determinar directamente, aunque también hay excepciones. Por ejemplo, las estrellas α del Cochero, α del Boyero y α de Orión, poseen brillos absolutos extraordinariamente grandes. Si se calculan, además, deduciéndolas de los movimientos propios o de la componente paraláctica de los mismos, las distancias medias de las estrellas al Sol y se deducen de estas distancias los brillos absolutos medios, se encuentra nuevamente que éstos son máximos para las estrellas *B*, después disminuyen constantemente hasta el tipo *F*, para

(1) Por *magnitud absoluta* (brillo, intensidad luminosa) se entiende, según Kapteyn, el brillo que tendría una estrella si su distancia fuese la correspondiente a la paralaje $0''$,1. Conociendo el brillo aparente de una estrella y su paralaje, se puede calcular fácilmente su brillo absoluto con relación al del Sol. De esta manera se miden las magnitudes suponiendo colocadas todas las estrellas a la misma distancia del observador.

el cual pasan por el mínimo, y en los tipos *K* y *M* vuelven a aumentar. Existen, pues, dos clases de estrellas amarillas y rojas diferentes entre sí; una de ellas tiene en la serie de Harvard un lugar perfectamente determinado —son las estrellas coloreadas de pequeño brillo absoluto;—pero la otra clase, dotada de un brillo absoluto muy grande, no encuentra, al parecer, sitio en dicha clasificación, lo cual demuestra, por lo tanto, que en ésta no se han tenido en cuenta todas las circunstancias que influyen en los espectros estelares. Según la ley de Ritter, además de la temperatura desempeña un papel importante la densidad de cada estrella. Ésta inicia su vida como una esfera gaseosa a baja temperatura y con una gran superficie; su brillo absoluto será, por consiguiente, elevado aunque la temperatura no sea muy alta. Este estado inicial lo vemos representado en las estrellas de color intenso. Según la ley de Ritter, la temperatura de la estrella ha de crecer al aumentar la densidad, pero el brillo absoluto sigue siendo casi el mismo porque la disminución que sufriría por el decrecimiento de la superficie externa en virtud de la contracción, se compensa con el aumento de temperatura. La estrella, en este período, recorre la serie *M*, *K*, *G*, *F*, *A*, de Harvard conservando su brillo hasta que al adquirir cierta densidad alcanza el máximo de temperatura (tipo *B*). A partir de este punto, la temperatura disminuye ya continuamente, la estrella vuelve a recorrer la serie de Harvard pero en sentido contrario, de *B* a *M*; pero en esta nueva etapa, disminuyendo al mismo tiempo la superficie y la temperatura, el brillo absoluto ha de decrecer rápidamente a partir del tipo *B*. Tenemos, pues, en esta segunda fase, otra clase de estrellas coloreadas. En el esquema siguiente, correspondiente al de Lockyer, se representa la evolución de las estrellas tal como se deduce de la nueva teoría y al mismo tiempo se indica un ejemplo típico para cada fase del desarrollo.



Al principio están las estrellas rojas brillantes y de gran superficie, las estrellas *gigantes*, que aparentemente no encontraban sitio en la clasificación de Harvard, y al final las estrellas rojas débiles y de pequeña superficie, las estrellas *enanas* que aparecen en el mismo tipo espectral *M* que las gigantes del mismo color.

La serie de Harvard es, pues, recorrida dos veces por cada estrella, una en el sentido de *M* a *B* y otra en el de *B* a *M*. La ley de Ritter dice, ade-

más, que una esfera gaseosa puede alcanzar una temperatura máxima tanto más elevada cuanto mayor sea su masa. Si las masas de todas las estrellas fuesen iguales, tendría que haber más estrellas del tipo *B* que de las demás clases, ya que, según la teoría de Ritter, la fase de máxima temperatura (tipo *B*) ha de ser de mayor duración que las otras; pero precisamente existen pocas estrellas del tipo *B* y muchas de los tipos *G* y *K*, lo cual obliga a admitir que existen grandes diferencias entre las masas estelares. Esta última deducción ha sido confirmada por el estudio de las estrellas dobles, cuyas masas oscilan entre 0,1 y 30 (y hasta 50) veces la masa del Sol. Una estrella de masa pequeña empezará su vida como astro gigante del tipo *M*, pero la energía almacenada por ella no será suficiente para permitirle recorrer la serie completa, y no alcanzará, por lo tanto, su máximo de temperatura como estrella *B* sino que al llegar a un grado inferior, por ejemplo el *F*, descende rápidamente hasta el tipo *M* de estrellas enanas. Esta deducción queda también confirmada por los hechos. Ludendorff, en un estudio estadístico de las estrellas dobles espectroscópicas, encontró que la masa total de estos sistemas depende del tipo espectral, siendo máxima en las estrellas de tipo *B*. La masa influye, pues, en el proceso evolutivo de las estrellas, determinando el tipo espectral del máximo de temperatura y por consiguiente la duración de la vida de cada astro, pero no influye en el valor del brillo absoluto. Hertzsprung y Russell demostraron, siguiendo caminos diferentes, que una masa grande no puede considerarse como causa directa de un gran brillo absoluto, lo cual podía presumirse con sólo tener en cuenta el hecho de que las masas, como ya hemos indicado, oscilan entre 0,1 y 50 veces la masa del Sol, mientras que los brillos absolutos oscilan entre uno y diez millones. Las estrellas son, por consiguiente, gigantes o enanas por efecto de su superficie, pero no de su masa. Esto, que a primera vista parece raro, no lo es si se considera que en las estrellas variables del tipo de Mira Ceti (o de la Ballena, γ del Cisne) hay ejemplos en los cuales el brillo oscila entre un mínimo y un máximo, entre las magnitudes 8.^a y 9.^a, a pesar de permanecer la masa constante.

Según la teoría de Lockyer, la evolución de una estrella era función de dos variables físicamente independientes entre sí — la temperatura y la densidad; — según la teoría de Hertzsprung y Russell, interviene una tercera variable, la masa.

Hertzsprung y Russell no se contentaron con las determinaciones cualitativas, sino que pusieron a contribución todos los resultados obtenidos hasta entonces acerca de los espectros estelares reuniéndolos en tablas. El más conocido de esos estudios es el que se resume en el diagrama de Russell que reproducimos esquemáticamente en la figura 196. En su diagrama Russell toma como abscisa el tipo espectral de cada estrella y la magnitud absoluta como ordenada, encontrando que la mayor parte de las estrellas aparecen colocadas en el diagrama en una de dos fajas: la limitada por las dos líneas horizontales más gruesas (— 2 y + 2) y la comprendida entre las dos diagonales. Las primeras son las estrellas gigantes y las segundas las estrellas enanas. El Sol tendría en este diagrama la magnitud

absoluta + 4,7; una estrella de magnitud absoluta - 5 tendría un brillo 7500 veces mayor que el del Sol, y una de magnitud + 14 lo tendría 5000 veces menor.

En la figura se pueden ver las particularidades siguientes:

1.^a Las estrellas gigantes, 80 a 100 veces más brillantes que el Sol, tienen casi el mismo brillo absoluto cualquiera que sea el tipo espectral a que pertenezcan.

2.^a El brillo absoluto de las estrellas enanas disminuye casi 2 magnitudes de cada tipo espectral al siguiente.

3.^a Las estrellas blancas son todas gigantes puesto que el ángulo inferior izquierdo del diagrama no contiene ninguna estrella. En especial las estrellas del tipo *B* son gigantes, sin excepción; en las del tipo *A*, las gigantes se diferencian tan poco de las enanas y están tan mezcladas con éstas que pueden considerarse todas como gigantes. En el tipo *F* las dos zonas sólo parcialmente están superpuestas, de modo que las gigantes y enanas se diferencian ya notablemente. Todas las estrellas débiles son coloreadas y corresponden a los tipos espectrales posteriores; el Sol (*G*) es una estrella enana, y su densidad (1,4 veces la del agua) es muy elevada para una esfera gaseosa.

4.^a La región en forma de cuña que queda a la derecha del diagrama, entre la faja horizontal y la oblicua, contiene todavía algunas estrellas de los tipos *F* a *K5*, pero en número mucho menor que la zona horizontal, y a partir de *K5* en adelante está vacía. Faltan, por lo tanto, para los tipos *K5* hasta *M*, los miembros intermedios entre las estrellas enanas y las gigantes, dividiéndose esta región en dos grupos bien delimitados entre sí. Las estrellas coloreadas son, por consiguiente, mucho más brillantes o mucho más débiles que nuestro Sol, lo cual constituye un hecho muy notable que todavía no se ha podido explicar. Esta delimitación brusca ha sido comprobada por las investigaciones modernas realizadas por Adams y sus colaboradores y por las de Jackson y Furner.

5.^a Los límites del brillo absoluto en un tipo espectral determinado son tanto más amplios cuanto más coloreadas son las correspondientes estrellas, y alcanzan por lo menos a 2 magnitudes para cada tipo. En las estrellas *B* y *A* la oscilación es pequeña, pero en las estrellas *M* es importante.

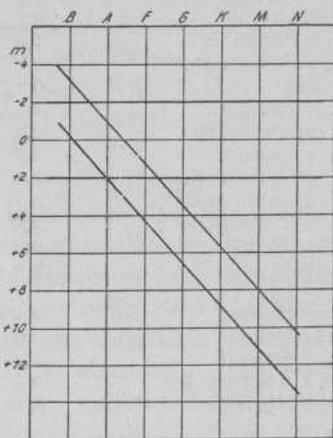


Fig. 196. — Diagrama de Russell

Nombre	Magnitud	Espectro	Brillo absoluto	Diámetro
	M			
ζ Puppis	2,3	Od	300	
ι Orionis	2,9	Oe ₅	4 300	10
ε Orionis	1,7	B	12 000	17
ζ Orionis	2,0	B	7 400	
ε Can. maj.	1,6	B ₁	11 300	
β Centauri	0,9	B ₁	5 700	
β Orionis	0,3	B ₈	24 300	19
α Andromedae	2,1	A	170	
α Can. maj.	-1,6	A	30	1
α ₁ Geminorum	1,3	A	420	
α Lyrae	0,1	A ₀	100	4
α Aquilae	0,9	A ₅	10	2
σ Can. min.	0,5	F ₅	7	2
α Persei	1,9	F ₆	70	10
α Ursae min.	2,1	F ₈	60	10
Sol	-26,1	G ₀	1	1
α Aurigae	0,2	G ₀	70	8
α ₁ Centauri	0,3	G ₀	1	
γ Cygni	2,3	G ₅	2 400	
α Ursae maj.	2,0	G ₈	130	
β Geminorum	1,2	G ₉	40	14
α Cassiopejæ	2,5	K ₀	230	
α Bootis	0,2	K ₀	40	45
α Arietis	2,2	K ₂	80	13
α Tauri	1,1	K ₅	40	48
α Hydrae	2,2	K ₅	140	
α Orionis	0,9	Ma	5 000	135
α Scorpii	1,2	Ma	1 600	
β Andromedae	2,4	Ma	20	35
α Herculis	var.	Mb	190	150

En la tabla anterior se da para algunas estrellas el brillo absoluto, tomando como unidad el del Sol. En la tabla siguiente se han recopilado los datos referentes a las estrellas más débiles que se conocen. Los brillos absolutos se dan en números redondos, ya que dependen mucho del valor de la paralaje que se utilice, y son, por lo tanto, algo inciertos; no obstante, las tablas dan clara idea de las relaciones de brillo.

Nombre	Magnitud	Espectro	Brillo absoluto
	M		
Lal. 21 185	7,6	Ma	0,005
Groomb. 34 A	7,7	Ma	0,010
34 B	10,0	—	0,001
Lal. 25 372	8,7	Ma	0,007
Pi. 14 ^h 212	8,7	Ma	0,009
Pos. Med. 2164	8,9	Mb	0,005
Lal. 21 258	8,9	Ma	0,004
Lal. 46 650	8,9	Ma	0,008
A. O. e. 17415	9,1	Mb	0,006
ο Eridani B	9,1	—	0,006
C	10,8	—	0,001

Nombre	Magnitud	Espectro	Brillo absoluto
	M		
A. O. e. 11677	9,2	Ma	0,004
Krüger 60 A	9,2	Mb	0,003
60 B	10,5	—	0,001
A. G. Berlin 4999	9,6	Ma	0,008
Estrella de Barnard ¹⁾	9,7	Mb	0,0005
Estrella de Innes ²⁾	11,0	—	0,00006
Procyon B	13,0	—	0,00006

Los valores medios de los brillos absolutos para los últimos tipos espectrales, son los que se indican en la tabla siguiente, según Adams y Joy :

Espectro	Ma—Md	K9—K4	K3—K0	G9—G0	F9—F0
	M	M	M	M	M
Gigantes	1,6	1,4	1,3	0,6	1,1
Enanas	10,8	7,8	6,3	5,3	4,1

La teoría de Hertzsprung y Russell ha introducido una revolución en las ideas que se tenían anteriormente sobre la evolución de las estrellas. Por este motivo no le han faltado graves objeciones, de las cuales indicaremos aquí las más importantes. Desde el punto de vista espectroscópico, es difícil comprender que dos estrellas en condiciones muy diferentes, como, por ejemplo, el Sol y W de la Cruz (cuya densidad no es más que la millonésima parte de la densidad del Sol o sea aproximadamente la del aire encerrado en un tubo de vacío cuando la presión es de 1 mm), pueden dar espectros iguales. A esta objeción se puede contestar que los modernos procedimientos de la Astrofísica permiten afirmar con frecuencia, sin género alguno de duda, que dos estrellas de igual espectro son evidentemente una gigante y otra enana; el problema que este hecho plantea entra mejor en el campo de acción de la Física que en el de la Astronomía y lo que hay que indagar y explicar es por qué es posible tal identidad de espectros. Además, un estudio más minucioso ha permitido descubrir pequeñas diferencias entre los dos grupos de un mismo tipo espectral. Así encontró Hertzsprung que, entre las estrellas blancas, todas las que según Miss Maury presentan el carácter *c*, son indudablemente gigantes, así como las que denomina estrellas *ac*. Los espectros de estas últimas presentan rayas menos destacadas e intensas que las que presentan en su espectro las estrellas *c*, pero aun así son más delgadas y más intensas que las de las demás estrellas del tipo respectivo. Tales estrellas *c* y *ac* pertenecen a los tipos *B* a *F*. Por ejemplo hay estrellas de helio, del carácter *c*, en el cúmulo estelar de Perseo; *a* del Cisne es una estrella *c* del tipo *A*, y *a* de Perseo y las variables del tipo δ de Cefeo son estrellas *ac* del tipo *F*.

(1). Estrella descubierta por Barnard, con un movimiento propio de 10".
 (2) La débil compañera de α del Centauro, descubierta por Innes.

Más difícil es la distinción entre las estrellas rojas. También en el espectro continuo existen pequeñas diferencias entre las estrellas gigantes y enanas (desde el tipo *F5* hasta *Go*). Las estrellas enanas son más azules que las gigantes del mismo tipo espectral; por consiguiente, el color depende, hasta cierto grado, del brillo absoluto. Adams encontró que las enanas rojas tienen un espectro que penetra más en la región ultravioleta, y por ello poseen una gama de colores más pequeña que las gigantes del mismo tipo. Posteriormente Kohlschütter descubrió en ciertas rayas de los espectros de los tipos *G* a *M* diferencias pequeñas, pero tan características, que mediante la relación de intensidades de estas rayas no sólo pudo reconocer cuáles eran las estrellas gigantes y cuáles las enanas, sino también determinar sus brillos absolutos, con una precisión tal, que el mismo Kohlschütter, Adams y otros astrónomos del observatorio de Mount-Wilson pudieron calcular las paralajes de estas estrellas con una gran aproximación. Característica especial de las estrellas gigantes es, por ejemplo, que las rayas del hidrógeno, comparadas con las rayas metálicas próximas, son más intensas que en las estrellas enanas, y esta relación de intensidades no es sólo cualitativa, sino también cuantitativa por lo que se refiere al brillo absoluto, como lo demuestra el siguiente ejemplo, en que se han comparado dos estrellas del tipo *M*, α de Orión (gigante) y Lal. 21 185 (enana):

Rayas espectrales	α de Orión	Lal. 21 185
Hidrógeno	muy fuertes	débiles
Rayas del espectro de chispa	fuertes	débiles
Ca λ 4227	débiles	muy fuertes
Rayas de baja temperatura del Ca, Sr, Fe, Ti, etc.	débiles	muy fuertes

Más difícil es rebatir otra objeción que se ha opuesto a la nueva teoría. Como ya hemos visto, del tipo *F* deberían existir estrellas gigantes y enanas, puesto que las dos zonas de frecuencia se separan claramente en este tipo; en cambio, se ha comprobado que hay muy pocas estrellas gigantes de este tipo *F*.

Otra dificultad de la nueva teoría se presenta cuando se considera la relación que existe entre las velocidades propias y los tipos espectrales. Las estrellas blancas poseen las menores velocidades medias, y las coloreadas las mayores, independientemente del tamaño de los astros, y no se comprende cómo puede ocurrir que la velocidad vaya disminuyendo desde el estadio de estrella gigante coloreada hasta el de estrella de helio, y vaya después aumentando hasta la fase de las estrellas enanas coloreadas. Russell opina que la correlación entre la velocidad propia y el tipo espectral es poco probable, siendo más verosímil la correlación entre la velocidad y la masa, correspondiendo las velocidades menores a las masas grandes. Aceptando esta hipótesis, la dificultad indicada se obvia del modo siguiente. Las estrellas del tipo *B* son las que tienen mayores masas y velocidades

más pequeñas. Una parte de las estrellas del tipo *A* poseen también gran masa y pequeña velocidad: son las que están en camino de evolucionar hacia el tipo *B* o han pasado ya por él. Pero el tipo *A* contiene además estrellas de masa pequeña y velocidad mayor, que son precisamente las que al llegar a este tipo pasan por el máximo de temperatura o están muy próximas a él. La velocidad media de las estrellas del tipo *A* será, pues, mayor que la de las pertenecientes al tipo *B*. En el tipo *F* figuran estrellas de masa todavía menor y mayor velocidad, que son las que alcanzan en este tipo su máxima temperatura y, por consiguiente, no llegan jamás al estado que corresponde al tipo *A*; la velocidad media de las estrellas del tipo *F* debe de ser, por lo tanto, mayor que la de las estrellas de los tipos *B* o *A*. Así el aumento que experimenta la velocidad media debe ir creciendo de un tipo espectral a otro, a medida que se añada, a cada nuevo tipo, suficiente número de estrellas cercanas a su temperatura máxima y que, por lo tanto, se hallen en condiciones intermedias entre las gigantes con temperatura creciente y las enanas con temperatura decreciente. En cambio, si el número de estas estrellas intermedias es poco importante, es decir, si las gigantes y las enanas constituyen grupos bien separados, la masa y la velocidad medias serán las mismas que en el tipo precedente, cualquiera que sea el tamaño de las estrellas. Esto es precisamente lo que se deduce de las observaciones. El aumento de la velocidad radial media del tipo *B* al *A* y del *A* al *F* es, según Russell, de 4 kilómetros por segundo. En el diagrama, las estrellas gigantes y las enanas están mezcladas para estos dos tipos. En el *G* empiezan a diferenciarse las dos clases, y el aumento que experimenta la velocidad radial media es de 1,5 kilómetros por segundo. En el tipo *K*, ambas clases de estrellas están ya separadas, y el aumento de la velocidad radial media es de 0,9 kilómetros por segundo; y en el tipo *M*, en que la separación es completa, el aumento de la velocidad no es más que de 0,3 kilómetros. En cuando a las causas de esta relación entre la masa y la velocidad media, son desconocidas.

Las siguientes estrellas débiles de los primeros tipos espectrales no pueden incluirse en la clasificación de Russell.

Estrella	Tipo espectral	Brillo absoluto
		M
72 Columbae	B _i	+ 4,8
Compañera de α Scorpii	B _i	+ 3,2
σ ² Eridani B	A ₀ — B ₉	+ 10,6
Lal. 28607	A ₂ p	+ 4,9
Lal. 5761	A ₃ p	+ 6,0
Compañera de Sirio	A? F?	+ 11,3
Estrella de van Maanen	F	+ 14,2

En la teoría de Russell, la densidad desempeña, como ya hemos visto, un papel muy importante, siendo de interés ver cuáles son los valores de la misma que se deducen de las observaciones. Pueden deducirse estas densidades de las curvas de luz, cuando se trata de estrellas variables

del tipo Algol (variables de eclipse). Russell y Shapley realizaron un detenido estudio de este problema; en la tabla siguiente damos el resultado del mismo, tomando como unidad la densidad del Sol.

Densidad	Número de estrellas del tipo espectral				
	B	A	F	G	K
3,0 — 1,0	—	—	—	2	—
1,0 — 0,3	—	11	7	1	—
0,3 — 0,1	8	24	3	1	—
0,1 — 0,03	5	13	—	—	—
0,03 — 0,01	3	6	1	1	—
0,01 — 0,001	—	—	—	—	—
0,001 — 0,0001	—	—	—	2	1
0,0001 — 0,00001	—	—	—	—	—
0,00001 — 0,000001	—	—	—	1	—

De estos valores se deduce que en los tipos *B* y *A* predominan las estrellas cuya densidad está comprendida entre 0,01 y 1,0 sin que las haya de densidades menores; en cambio, las pocas estrellas catalogadas en los tipos espectrales posteriores tienen densidad muy grande o muy pequeña. Shapley encuentra para densidad media de las estrellas pertenecientes al tipo *B*, 0,12, para las estrellas del tipo *A*, 0,21 y para las del tipo *F*, 0,41. La mayor densidad (2) encontrada hasta el presente para las variables del tipo Algol, es la de la estrella *W* de la Osa mayor, y las densidades más pequeñas (10^{-6} y 10^{-8}) son las de las estrellas *W* de la Cruz (*G*) y ϵ del Cochero (*F0*).

También para las estrellas dobles con órbitas conocidas es posible deducir en ciertos casos los valores medios de las densidades.

Opik y Bernewitz han realizado determinaciones de esta clase; el último, del estudio de 60 estrellas dobles, encontró los siguientes valores medios, en función, primero, de la magnitud absoluta y después del tipo espectral.

Brillo absoluto	Densidad	Espectro	Densidad
0,8	0,08	A2	0,15
1,5	0,14	F5	0,39
2,0	0,23	G3	0,40
3,5	0,24	K3	0,30
4,0	0,45	Mb	2,81
5,6	0,40		
6,2	0,50		
7,9	0,47		
10,8	2,81		

Los valores dados en estas tablas, en las cuales se ha tomado como unidad la densidad del Sol, se refieren principalmente a las estrellas enanas. Cuanto acabamos de decir prueba que las densidades de las estrellas,

determinadas empíricamente, están conformes con lo que exige la teoría de Russell. Otra confirmación de esta teoría la da un estudio teórico de lord Kelvin, según el cual una esfera gaseosa alcanza su máximo de temperatura cuando su densidad en el centro es igual, aproximadamente, a $\frac{1}{10}$ de la densidad del agua. Ésta es, precisamente, como lo indican los valores anteriores, la densidad de las estrellas más calientes, o sea las de los tipos *B* y *A*.

Otra comprobación de la teoría de Russell resulta de los valores de los diámetros estelares. Las estrellas gigantes de pequeña densidad deben tener, según hemos visto, gran superficie, y, por lo tanto, gran diámetro. Modernamente han podido medirse en el observatorio de Mount-Wilson, con ayuda de un interferómetro, los diámetros de las estrellas α de Orión, α del Escorpión y α del Boyero, fundándose para ello en el principio desarrollado por Michelson en 1890. Los diámetros angulares de estas tres estrellas resultaron ser $0''{,}047$, $0''{,}040$ y $0''{,}022$, que corresponden a valores lineales muy grandes, ya que las paralajes respectivas son muy pequeñas ($0''{,}03$, $0''{,}03$ y $0''{,}12$). Existe, además, un método indirecto, ideado por Wilsing, para hallar los diámetros estelares. Si se determinan, por medio de mediciones con espectrofotómetros y colorímetros, las temperaturas efectivas de las estrellas, y si se conocen además sus paralajes, se pueden calcular los diámetros admitiendo que existe proporcionalidad entre la iluminación fisiológica (fotométrica) y la energía de radiación luminosa y en el supuesto de que las leyes de la radiación sean aplicables a las estrellas. Wilsing pudo demostrar que la primera condición se cumple con aproximación bastante grande, y admitiendo la segunda encontró los diámetros que figuran en la siguiente tabla, en la cual se ha tomado como unidad el diámetro del Sol:

Espectro	Diámetro
B	9
B—A	6
A—F	2
F—G	7
G—K	24
K	51
K—M	61

En la tabla de la página 524 pueden verse los diámetros de algunas estrellas en particular. Los diámetros angulares de α de Orión y α del Boyero, deducidos de las mediciones de Wilsing, admitiendo las paralajes antes indicadas, son $0''{,}039$ y $0''{,}050$, respectivamente. El primero de estos valores coincide con el obtenido por medio del interferómetro, mientras que para α del Boyero la diferencia entre los resultados de ambas determinaciones es ya más importante; esta diferencia se puede atribuir, en parte, a defecto del valor de la paralaje.

De todo lo dicho se puede deducir que la teoría de la evolución estelar desarrollada por Russell está de acuerdo con la experiencia. Un estudio teórico muy importante, debido a Eddington, sobre la constitución interna de las estrellas, del que hablaremos en la última parte de esta obra, permite profundizar en las circunstancias que intervienen en la evolución de estos cuerpos celestes.

Desde el punto de vista histórico, convendrá recordar aquí que Monck, en 1892, había observado ya la existencia de estrellas coloreadas de tonalidades muy diferentes y que no encuentran, aparentemente, sitio en la clasificación de Harvard. Hertzsprung, de 1905 a 1907, encontró, como resultado de sus estadísticas, que existían dos series independientes de estrellas coloreadas, haciendo ver las relaciones entre ambas series, y Pannekoek, en 1906, confirmó los resultados obtenidos por Hertzsprung. Pero el máximo desarrollo de la teoría hasta el momento actual es debido a Russell, quien, independientemente de Hertzsprung, y aplicando una lógica rigurosa, ha realizado un vasto estudio crítico de las observaciones disponibles.

Lane, en 1871, y posteriormente Ritter, han estudiado desde el punto de vista teórico el estado de una esfera que se halla en equilibrio adiabático; Ritter, en particular, ha hecho un detenido análisis de la energía desprendida en el proceso de contracción de una esfera gaseosa, en el cual se funda la teoría del proceso evolutivo de las estrellas. En 1883, Ritter obtuvo, aplicando la teoría mecánica del calor al problema del proceso evolutivo, resultados completamente idénticos a los que se deducen de la teoría de Russell; pero como entonces estaba en sus comienzos la clasificación de las estrellas en tipos espectrales, no se le prestó atención.

Ritter encontró ya entonces que las estrellas rojizas del tipo espectral Secchi-Vogel III se dividían en dos grupos: gigantes y enanas. Según Ritter, las estrellas se forman de una masa cósmica gaseosa que se condensa lentamente, adquiriendo una temperatura tal, que se hace luminosa. La contracción debida a la irradiación de energía hacia el espacio, es la causa de un proceso evolutivo durante el cual la estrella pasa por diferentes tipos espectrales, hasta que por fin se apaga. Este proceso queda dividido en tres fases por el máximo de la radiación de energía y por el máximo de temperatura superficial. El máximo de irradiación lo alcanza el astro antes que el de temperatura; en el primero pasa por su máximo brillo y en el segundo por su blancura máxima. Después del primero de estos máximos, el brillo de la estrella disminuye, aunque la temperatura de la superficie siga creciendo. Antes de alcanzar el máximo de radiación, la estrella es de color rojo, y después de alcanzado el máximo de temperatura superficial vuelve a adquirir el mismo color. Esto justifica una subdivisión del tipo espectral III; al primer subtipo pertenecen las estrellas de gran brillo pero de pequeña densidad, y al segundo las de pequeño brillo y gran densidad. La duración del máximo de radiación de energía es pequeña; en cambio, la del máximo de brillo superficial es grande.

Durante la primera de las fases antes mencionadas, la energía irradiada en la unidad de tiempo aumenta lentamente primero («estado nebuloso» según Ritter), y después, al acercarse al máximo de brillo, con más rapidez. En la segunda fase la irradiación disminuye, primero muy de prisa, y más lentamente después, cuando la temperatura de la superficie alcanza su máximo. En la tercera fase, tanto la irradiación como la temperatura superficial disminuyen con lentitud.

Las estrellas de pequeña masa recorren las fases de su desarrollo en menos tiempo que las de masa muy grande, y como que las temperaturas superficiales de dos estrellas, a igualdad de las demás circunstancias, son proporcionales a las raíces cuadradas de sus masas, resulta que las estrellas de masa pequeña no pueden alcanzar en su superficie temperaturas tan elevadas como las de masa grande, y por consiguiente, no pueden llegar de ningún modo al primer tipo espectral.

Penetrados ya de estas ideas acerca de la evolución de las estrellas, volvamos a la clasificación de Harvard.

Parece seguro, según los descubrimientos de Wright, que las nebulosas planetarias (*P*) forman uno de los extremos de la serie, puesto que los núcleos de casi la mitad de las nebulosas planetarias conocidas, dan espectros del tipo *O*. Ahora bien, las estrellas pertenecientes al tipo *O*, a pesar de presentar propiedades esenciales comunes, se diferencian en ciertos detalles, de manera que ha sido necesario subdividir este tipo en cinco subtipos. Las estrellas pertenecientes a las tres primeras subdivisiones dan espectros constituidos casi exclusivamente por bandas y rayas de emisión. En el tipo *Oa* (B. D. + 35°,4013) es especialmente característica una banda ancha y brillante en λ 4650 (carbono). En el tipo *Ob* (B. D. + 35°,4001) hay una banda ancha y brillante en λ 4686 (helio); la serie del hidrógeno y la de ζ de la Popa son brillantes. En el tipo *Oc* (B. D. + 36°,3987) se observan bandas brillantes, pero estrechas, en λ 4686 y λ 4638 (nitrógeno), viéndose además la serie del hidrógeno y la de ζ de la Popa como líneas de emisión. Las rayas de absorción faltan aún por completo. En cambio, en *Od* (ζ Puppis) todas las rayas son oscuras, excepto las bandas λ 4686 y λ 4638; aparece también la primera raya (λ 4472) del espectro normal del helio, que después se encuentra en el tipo *Oe* (29 del Perro mayor) con mayor número de rayas. En lo demás, *Oe* es igual a *Od*. El paso al tipo *B* lo constituyen las estrellas del tipo *Oe* 5 (τ del Perro mayor) cuyo espectro presenta exclusivamente rayas de absorción (serie de ζ de la Popa, λ 4686, rayas del helio del tipo *Bo*). Como se ve, el paso de *O* a *B* es continuo, lo cual es indicio de que dentro de esta clasificación, las estrellas *O* están bien colocadas en el lugar que les corresponde.

Además de las estrellas *B* normales, que no dan más que rayas de absorción, las hay también, en pequeño número, cuyos espectros presentan todavía como de emisión las rayas de la serie del hidrógeno. Campbell, P. W. Merrill y R. H. Curtiss han estudiado estas estrellas, casi todas descubiertas en el observatorio de Harvard College, encuentran-

do que la intensidad de las rayas brillantes disminuye rápidamente desde $H\alpha$ hasta el extremo de la serie, mientras que la intensidad de las rayas oscuras aumenta en el mismo sentido. En un mismo espectro, las diferentes rayas del hidrógeno tienen, generalmente, un aspecto distinto; así, por ejemplo, aparece $H\alpha$ como raya brillante, $H\beta$ como raya brillante desdoblada, es decir, con una raya oscura en el medio, $H\gamma$ como raya brillante sobre una banda oscura, y además dividida en dos. El resto de la serie está constituido por rayas de absorción. A veces las rayas brillantes, que son siempre muy anchas y mal delimitadas, parecen ser unos bordes brillantes de las rayas de absorción (por ejemplo, $H\gamma$ en φ de Perseo). En algunos casos la intensidad de las rayas brillantes es variable; así, Plejone presenta a veces la raya $H\alpha$ brillante y otras oscura. También en f' del Cisne y en H. R. 985 ha observado R. H. Curtiss cambios de intensidad. Además de las rayas brillantes del hidrógeno, es también brillante en los espectros de algunas estrellas (γ de Casiopea) la raya D_3 del helio. En algunas estrellas del tipo A (α del Altar) y en pocas del tipo F (X de Perseo) se han observado las rayas brillantes del hidrógeno.

Hartmann ha llamado la atención sobre una propiedad característica de las estrellas de hidrógeno. Huggins y él notaron que hacia el final (λ 3646) de la serie del hidrógeno, empieza una disminución bastante rápida del brillo, disminución que no se limita a esta región sino que se extiende mucho más lejos, aproximadamente hasta λ 3400. El espectro así debilitado continúa después sin nueva modificación hasta desaparecer completamente por la absorción debida a la atmósfera terrestre (bandas del ozono). Parecía natural que la absorción terminase súbitamente al final de la serie del hidrógeno y que el brillo del espectro volviese a aumentar repentinamente. Esta absorción del hidrógeno sobre una gran extensión del espectro se observa ya en las estrellas del tipo $B2$, las cuales contienen mucho hidrógeno, además del helio, y alcanza su máximo en las $B8$ (α del León), desapareciendo después poco a poco a medida que desaparece el hidrógeno y aumentan las rayas metálicas.

Las estrellas del tipo K poseen un espectro parecido al de las manchas del Sol. Esta analogía es aún mayor porque en algunas estrellas (α del Boyero, σ de los Gemelos, α del Toro, etc.), se verifica también el desdoblamiento de las rayas H y K del calcio, como comprobaron Schwarzschild y Eberhard.

Las estrellas del tipo M han sido divididas también en subtipos por Miss Cannon. En Ma (α Orionis) las bandas λ 4762, λ 4954, λ 5168 y λ 5495, que en las estrellas del tipo K son débiles, son muy claras. La raya del calcio λ 4227 es la raya de absorción más notable, y el grupo G es menos brillante que en las estrellas del tipo K . En Mb (ρ Persei) las bandas antes citadas, así como la raya λ 4227 son más intensas, y el grupo G es aún menos brillante y casi desaparece. En Mc (W Cygni) el espectro continuo es bastante más débil que en los grupos anteriores, las rayas del Sol apenas se distinguen, y las bandas son tan intensas que el espectro parece

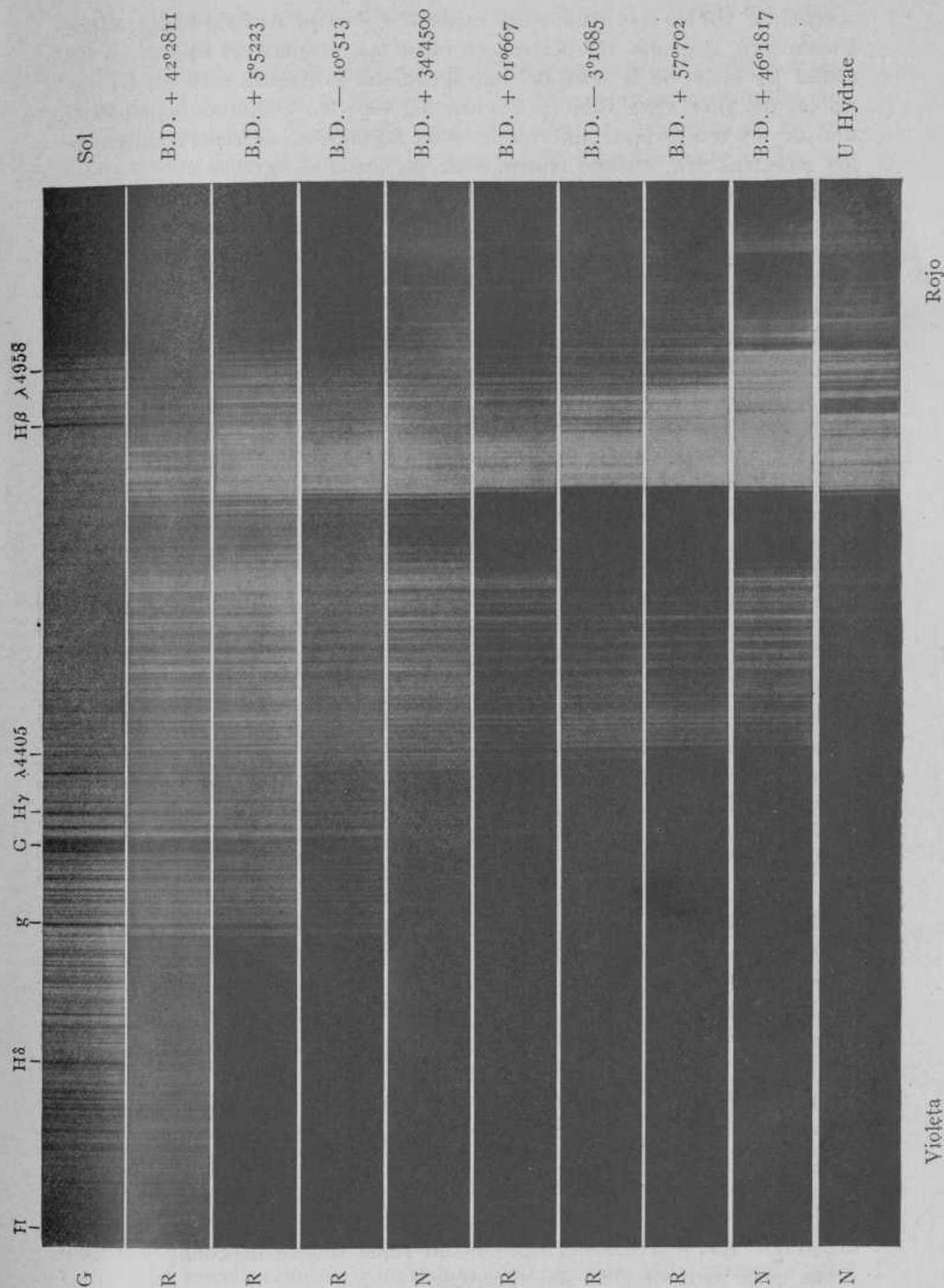


Fig. 197. — Espectros de los tipos R y N obtenidos en el observatorio de Détroit, de la Universidad de Michigan

acanalado. En los tres grupos hay rayas de absorción de baja temperatura. Finalmente, al grupo *Md* pertenecen todas las estrellas del tipo *M* en las cuales las rayas de la serie del hidrógeno son brillantes, esto es, las variables del tipo Mira Ceti (γ Cygni). El espectro continuo se parece a uno de los tres grupos anteriores. Más adelante insistiremos acerca de los espectros *Md*, cuando tratemos de las estrellas variables.

Las estrellas del tipo *M* fueron estudiadas por Vogel y Dunér quienes determinaron las longitudes de onda de los límites de las bandas. Fowler encontró después que estas bandas pertenecen al óxido de titanio, excepto las λ 5862 y λ 6943, cuyo origen no se conoce todavía con seguridad.

Los espectros del tipo *R* han sido estudiados por C. Rufus. Este tipo constituye, como ya hemos dicho, un tránsito entre los tipos *G* y *N*; así, mientras el espectro de B. D. 42°2811 es muy parecido al del Sol, el de la estrella B. D. 57°702, situada en el otro extremo de la serie, es casi análogo al de una estrella del tipo *N* (fig. 197). Las estrellas del tipo *R* se diferencian de las del tipo *G*, especialmente por una banda de absorción en λ 4700. Cuanto más intensa es esta banda, tanto más débil es la región violeta del espectro. Al contrario de lo que ocurre con las estrellas del tipo *N*, la absorción general en la región violeta del espectro de las estrellas *R* es mucho menor; además las bandas del cianógeno son más débiles en este último que en aquél. Las bandas de Swan (protóxido de carbono) son de intensidad variable, tanto en las estrellas *R* como en las *N*. Las rayas que han sido identificadas en el espectro de las estrellas *R* (Cr, Va, Fe, Ti, etc.) corresponden todas a temperatura baja o media. En las estrellas variables del tipo *R*, la raya $H\beta$ es clara. Las demás rayas brillantes, menos numerosas y más débiles que en el tipo *N*, no han podido ser identificadas. Las estrellas *R* son rojas (índice de color $+1^{\text{M}},7$). Hasta ahora se han determinado las velocidades radiales de 28 estrellas de esta clase, resultando comprendidas entre -400 Km y $+70$ Km; la velocidad radial media es de 50 Km.

Los espectros de las estrellas del tipo *N* son aún poco conocidos. Según Hale, además de intensas bandas de absorción del protóxido de carbono y del cianógeno, aparecen en ellos numerosas rayas de absorción (en especial del Ti, Va, Sc, Y) de baja temperatura, y rayas de emisión; estas últimas no se han podido identificar, excepto las correspondientes al hidrógeno. Las estrellas variables del tipo *N* no presentan en el mínimo las rayas brillantes del hidrógeno, y la raya de absorción del óxido de carbono se hace más intensa que en el máximo. Hale cree que la constitución de estas estrellas es tal, que sobre su fotosfera flotan gases y vapores metálicos de gran densidad, dando las rayas y bandas de absorción; encima de esta atmósfera existe otra capa gaseosa que da las rayas brillantes. Las estrellas del tipo *N* son rojas (índice de color $+2^{\text{M}},5$), y una gran parte de ellas son variables.

Para llegar a un conocimiento más acabado de la constitución de estas estrellas será necesario estudiar con más detenimiento los espectros de

bandas. Hasta ahora sólo se han encontrado en estas estrellas los espectros de bandas siguientes:

Protóxido de carbono (espectro de Swan): en el grupo *G* del Sol (estrellas *G* y *K*), intenso en las estrellas *R* y *N* y débil en las estrellas *M*;

Cianógeno: bien identificado en el Sol y en los espectros de las estrellas de los tipos *G* y *K*; en las estrellas *R* más débil que en las estrellas *N*;

Amoniaco: en el Sol (λ 3360), según Fowler;

Agua: en el Sol (λ 3064), según Fowler;

Oxido de titanio: se empieza a ver en las estrellas *K* y alcanza en las estrellas *M* la intensidad máxima; según Hale y Adams es débil en el espectro de las manchas del Sol;

Hidruro cálcico: según Olmsted, en las manchas del Sol, en λ 6 385 y en el grupo *G*;

Hidruro de magnesio: según Fowler, en las manchas del Sol, en λ 5 211, λ 5 620 y en *H* β ; también, pero débil, en la fotosfera solar.

Ya hemos visto que en el punto culminante de la serie de Harvard están las nebulosas planetarias (*P*) y en el extremo las estrellas *M*. Estos tipos están tan separados uno de otro, que parecía imposible que en una misma estrella se encontrasen simultáneamente las características de ambos. A fines de 1919, P. W. Merrill, en el observatorio de Mount-Wilson, encontró que la estrella variable *R* del Acuario tiene un espectro *Md* parecido al de Mira Ceti, pero que además de las rayas brillantes del hidrógeno, del helio (λ 4 472) y del magnesio (λ 4 571), presenta también las rayas λ 5 007, λ 4 959, λ 4 658, λ 4 363, λ 3 868,9, propias de las nebulosas planetarias. La velocidad radial deducida de estas últimas rayas (-10 Km) se diferencia muy poco de la deducida del espectro *Md* (-19 Km). Por otra parte, la intensidad de las rayas de nebulosa permanece constante durante la variación de brillo de la estrella, mientras que la de las rayas brillantes del espectro *Md* oscila según la ley general a que obedecen las variables del tipo Mira Ceti. Lampland ha encontrado recientemente que *R* del Acuario está dentro de una nebulosa planetaria de forma lenticular. No se ha podido decidir por ahora si entre ambos cuerpos existe una relación física, de manera que no es posible todavía dar una explicación de este caso, único en su clase. Según veremos más adelante, las rayas de las nébulas gaseosas sólo se presentan en éstas y en las estrellas nuevas.

Hemos de hacer notar, antes de dar por terminada esta reseña, que el paso de una estrella desde un grado de su evolución al siguiente es tan lento y se efectúa en un intervalo tan enorme de tiempo, que no es posible comprobar este proceso en un mismo astro. Los espectros de las estrellas presentan una constancia notable, salvo raras excepciones que corresponden a ciertos tipos de estrellas variables (δ Cephei y Mira Ceti), a las estrellas nuevas y a algunas pertenecientes a los primeros tipos de la clasificación, en las cuales aparecen temporalmente brillantes algunas rayas del hidrógeno. Sólo en ζ del Boyero han observado Ludendorff y

Eberhard un cambio extraordinario: un espectrograma obtenido el 3 de junio de 1905 presentaba gran número de bandas anchas, brillantes y mal definidas (λ 4 124, 4 157, 4 164, 4 233, 4 380, 4 461, 4 519, 4 697 y 4 719) que no pudieron identificarse; en cambio, las fotografías obtenidas el 5 de junio, así como otras muchas de otras épocas, reproducen un espectro completamente normal del tipo *A*.

Las estrellas de los diversos tipos espectrales aparecen en el cielo en diferente número, aun prescindiendo de los tipos más raros. Según las investigaciones de Kapteyn, efectuadas a base de unas 16 000 estrellas hasta la 8.^a magnitud, se tiene la siguiente frecuencia:

B	12,3 %	G	16,1 %
A	21,7	K	26,6
F	20,0	M	3,3

Estrellas del tipo *B*, se conocen actualmente unas 4 000, del tipo *O* unas 107, del tipo *R* unas 70, del *N* unas 300. Además, las estrellas de diferente clase no están distribuidas por igual en el cielo: las de los tipos *O*, *B* y *N* están muy agrupadas hacia la Vía Láctea, y las del tipo *A* lo mismo, pero no de una manera tan pronunciada; en cambio, las de los demás tipos están diseminadas con bastante regularidad. La tabla siguiente, debida a Kapteyn, permite ver esta distribución; en ella se da el número de estrellas por cada 100 grados cuadrados, en función de la latitud galáctica.

	Latitud galáctica		
	Zona de 0° a \pm 20°	de \pm 20° a \pm 40°	de \pm 40° a \pm 90°
B	47	8	3
A	75	40	17
F	42	36	32
G	35	34	31
K	61	38	38
M	4	4	4

La distribución *verdadera* de las estrellas de los diferentes tipos espectrales en nuestro sistema sidéreo corresponde bastante bien, como se deduce especialmente de los trabajos de Kapteyn, con su distribución aparente. Las estrellas de los tipos *O* y *B* están en su gran mayoría cerca del plano de la Vía Láctea y generalmente a gran distancia del Sol; las del tipo *A* forman un elipsoide muy achatado cuyo eje mayor está también en la Vía Láctea. Las demás estrellas se distribuyen sobre toda la esfera celeste.

Acerca de la distribución de las estrellas gigantes, no se sabe todavía gran cosa. Las estrellas *c* y las variables del tipo δ Cephei, que son estrellas gigantes de los tipos *F* a *G*, presentan, según Hertzsprung, una fuerte concentración hacia la Vía Láctea y se hallan a gran distancia

del Sol. Si se evalúa el número total de estrellas contenidas en una porción de espacio determinada, por ejemplo, en un cubo cuya arista sea igual a una unidad de distancia estelar, se ve que las estrellas gigantes son poco frecuentes en comparación con las enanas, no figurando ninguna de ellas entre las más próximas a nosotros. En cambio, si se consideran las estrellas con arreglo al criterio que se sigue para la formación de los catálogos, esto es, según el brillo aparente, resulta una preferencia a favor de las estrellas más brillantes, prevaleciendo entonces las gigantes. La mayoría de las estrellas visibles a simple vista, sobre todo las de color amarillo o rojo, son gigantes, y las enanas de los últimos tipos son tan débiles, que no pueden distinguirse a simple vista.

4. MOVIMIENTOS PROPIOS DE LAS ESTRELLAS

A primera vista, las estrellas parecen ocupar desde los tiempos más remotos las mismas posiciones relativas en la esfera celeste, de modo que si Hiparco volviese a la vida, encontraría a Orión, las Pléyades, Aldebarán y los demás astros en la misma posición aparente que ocupaban hace dos mil años. Pero los métodos precisos de la moderna Astronomía de posición han probado que esta invariabilidad no es más que aproximada, y que en realidad las estrellas cambian de lugar en la esfera celeste, o, como se dice generalmente, tienen un *movimiento propio*. En la mayoría de los casos, este movimiento sólo puede descubrirse a simple vista después de transcurridos algunos miles de años, y son precisos algunos miles de siglos para que varíe el aspecto de las constelaciones de una manera notable.

El primero que anunció una variación en la posición de algunas estrellas fué Halley, y poco después le siguió Jaime Cassini. Halley comparó para ello las observaciones modernas con las que constan en el *Almagesto*. Dada la poca precisión de las observaciones antiguas, no se podía deducir gran cosa por este procedimiento, por lo cual Tobías Mayer y Maskelyne utilizaron para descubrir los movimientos propios de las estrellas más brillantes las observaciones de Römer, efectuadas en época relativamente moderna, pero que en cambio eran mucho más precisas que las de los astrónomos griegos. El catálogo de movimientos propios que formó Mayer en 1760 comprende 80 estrellas, y está contenido en el notable catálogo zodiacal publicado en 1775. El catálogo más exacto de estrellas dotadas de fuerte movimiento propio que se publicó en la primera mitad del siglo XIX, es debido a Argelander y conocido con el nombre de catálogo de Abo; contiene 560 estrellas. El trabajo más extenso realizado en este sentido a mediados de dicho siglo es el de Mädler, y comprende 3 200 estrellas, del célebre catálogo de Bradley. Es tal la importancia de este último para el conocimiento actual de los movimientos propios de las estrellas, que Auwers emprendió una nueva reducción

de las observaciones realizadas por Bradley, y comparando las posiciones, así determinadas, correspondientes a mediados del siglo XVIII, con las obtenidas por las observaciones meridianas modernas, pudo deducir los movimientos propios de las estrellas con mayor exactitud que Mädler. Además de Auwers, otros astrónomos emprendieron estudios de esta clase, y entre ellos debemos citar a L. Boss, Bossert, Küstner y Porter. Tiene una importancia especial el «Preliminary General Catalogue» de L. Boss, ya citado (pág. 486), publicado en 1910; esta obra contiene las posiciones y los movimientos propios de 6188 estrellas, entre las cuales figuran todas las de magnitud igual o superior a la 6.^a, y es de importancia fundamental para el conocimiento de los movimientos estelares.

Durante estos últimos años se han buscado, con éxito, estrellas de gran movimiento propio, comparando en el estereoscopio (estereocomparador) dos fotografías de la misma región del cielo separadas por grandes intervalos de tiempo. Las estrellas que en el transcurso de este intervalo se han movido de una manera notoria, se destacan al mirarlas en este aparato. Wolf, en Heidelberg, ha descubierto por este procedimiento gran número de movimientos notables.

Para muchas estrellas, aun entre las más brillantes, el cambio de posición es tan pequeño que desde los tiempos de Bradley no se ha hecho perceptible. En la tabla que damos a continuación se indican, por orden de velocidad aparente, las estrellas cuyo movimiento propio anual es superior a 2",0.

MOVIMIENTOS PROPIOS IGUALES O SUPERIORES A 2",0 POR AÑO

Nombre	Magnitud	A R 1900	D 1900	Movimiento propio
	M			"
Flecha de Barnard	9,7	17 ^h 53 ^m	+ 4° 28'	10,3
Córdoba Z. 5 ^h 243	8,3	5 8	- 44 59	8,7
Groombridge 1830	6,5	11 47	+ 38 26	7,1
Lacaille 9352	7,4	22 59	- 36 26	7,0
Córdoba G. C. 32 416	8,3	0 0	- 37 51	6,0
61 Cygni	5,6; 6,3	21 2	+ 38 15	5,2
Lalande 21 185	7,3	10 58	+ 36 38	4,8
Wolf 359	13,	10 52	+ 7 37	4,8
ε Indi	4,7	21 56	- 57 12	4,7
Lalande 21 258	8,5	11 1	+ 44 2	4,5
α ² Eridani	4,5	4 11	- 7 49	4,1
Wolf 485	13,	13 32	+ 4 13	3,9
A. Oe. 14 318 — 20	9,2; 9,0	15 5	- 15 56	3,7
μ Cassiopejæ	5,3	1 2	+ 54 26	3,7
α Centauri (1)	0,3; 1,7	14 33	- 60 25	3,7
Lacaille 8760	6,7	21 11	- 39 15	3,5
ε Eridani	4,3	3 16	- 43 27	3,1
Argel.-Oeltzen 11 677	9,0	11 15	+ 66 23	3,0

(1) La estrella doble α del Centauro tiene una compañera de 11.^a magnitud a una distancia de 2°11'; fué descubierta por Innes, y tiene el mismo movimiento propio y la misma paralaje que α del Centauro.

Nombre	Magnitud	A R 1900	D 1900	Movimiento propio
	M			"
Wolf 28	12,3	0 ^h 44 ^m	+ 4 ^o 55'	3,0
Groombridge 34	8,1	0 13	+ 43 27	2,8
Anónima	10,	11 40	- 64 17	2,7
Anónima	12,	11 12	- 57 0	2,7
Wolf 124	10,5	2 7	+ 3 9	2,6
Wolf 110	11,	1 57	+ 5 14	2,4
Lacaille 661	6,5	2 0	- 51 19	2,3
Piazzi 2 ^h 123	5,9	2 31	+ 6 25	2,3
Lalande 25 372	8,5	13 41	+ 15 20	2,3
Struve P. M. 2164	8,9; 9,4	18 42	+ 59 29	2,3
α Bootis	0,2	14 11	+ 19 42	2,3
β Hydri	2,9	0 21	- 77 49	2,3
Weisse I 5 ^h 592	8,7	5 26	- 3 42	2,2
Lalande 7443	8,5	3 57	+ 35 2	2,2
Bradley 3077	5,6	23 8	+ 56 37	2,1
Wolf 918	11,	21 4	- 13 40	2,1
Piazzi 14 ^h 212	5,8	14 52	- 20 58	2,1
Wolf 1062	11,	19 7	+ 2 44	2,1
ζ Tucanae	4,3	0 15	- 65 28	2,0

Mädler encontró como movimiento propio medio de las estrellas del catálogo de Bradley, durante 100 años:

65 estrellas de 1. ^a y 2. ^a magnitud	22,2
154 » 3. ^a	16,8
312 » 4. ^a	13,7
690 » 5. ^a	11,1
994 » 6. ^a	9,0
921 » 7. ^a	8,6

El movimiento propio medio disminuye, en general, con el brillo; pero basta observar la tabla anterior para ver que esta regla dista mucho de ser absoluta, pues sólo 7 estrellas, entre 37, son de magnitud superior a la 5.^a, y ha de llegarse al 15.^o lugar para encontrar una estrella brillante, α del Centauro. De las estrellas de primera magnitud, α de Orión, β de Orión, α de la Virgen, α del Escorpión, β de la Carena y β del Centauro tienen un movimiento propio anual inferior a 0",1. Pero para interpretar el hecho de que entre las estrellas con gran movimiento propio predominen las débiles, debe tenerse en cuenta que éstas son infinitamente más numerosas que las brillantes. Las estrellas con grandes movimientos propios son muy escasas. Como resultado de un estudio realizado por Turner y Bellamy, relativo a 30 195 estrellas, en su mayor parte débiles, encontraron estos astrónomos que solamente 161 tenían un movimiento propio anual superior a 0",20. M. Wolf cree que hasta la 14.^a magnitud, el número total de estrellas cuyo movimiento propio anual es superior a 0",15 es de 42 000 y, según Dyson y Thackeray, sólo el 23 % de las estrellas del catálogo de Boss tienen un movimiento propio mayor de 0",1, siendo así que este catálogo contiene estrellas relativamente brillantes, es decir, de las más cercanas. Según Kapteyn, las estrellas con gran movimiento propio no muestran especial agrupa-

miento hacia la Vía Láctea, como ocurre cuando se consideran las estrellas en general. En cambio, ya hemos visto en la página 189 que las estrellas dotadas de gran movimiento propio suelen ser relativamente cercanas.

Se ha llegado a resultados en extremo interesantes en lo referente a la relación entre el movimiento propio de las estrellas y el tipo espectral de las mismas. Ya en los años 1891 y 1892 descubrió Monck que las estrellas pertenecientes al tipo *B* tienen un movimiento propio medio pequeño, que las del tipo *A* lo tienen bastante grande y, que, el movimiento llega al máximo para las pertenecientes al segundo tipo espectral; entre estas últimas se distinguen especialmente, según Monck, las del tipo *F* por la magnitud del movimiento medio. Las pertenecientes al tercer tipo espectral (*M*) tienen movimientos propios mayores que las del tipo *A*, pero más pequeños que las del tipo *F*.

Al mismo tiempo que realizaba Monck sus estudios, Kapteyn se ocupaba en una investigación análoga. Este último astrónomo sometió a discusión 2295 estrellas, de las cuales 1189 pertenecían al primer tipo espectral y 1106 al segundo, encontrando que al ordenar las estrellas por orden de movimientos propios crecientes, predominan cada vez más las estrellas del segundo tipo. Así entre estas 2300 estrellas, sólo hay tres del primer tipo, contra 58 del segundo, cuya velocidad sea igual o superior a 0"5 por año.

Posteriormente, Hertzsprung y Pannekoek han realizado nuevos trabajos en este mismo sentido. Después, L. Boss ha estudiado más detenidamente las relaciones entre el tipo espectral y el movimiento propio, valiéndose de su «Preliminary General Catalogue», y prescindiendo de todas aquellas estrellas cuyo movimiento propio es superior a 20" por siglo; de este modo, para un total de 4686 estrellas hasta la magnitud 6,5, ha hallado los siguientes valores medios del movimiento propio para los diferentes tipos espectrales de Pickering:

Tipo espectral	Número de estrellas	Movimiento propio medio, por siglo
Oe 5 á B 5	490	2",4
B 8 » B 9	217	3,8
A 0	1157	4,6
A 2 á A 4	273	5,5
A 5 » A 8	164	7,1
F 0	287	7,9
F 2 á F 8	205	7,9
G 0 » G 9	444	5,2
K 0 » K 9	1227	5,7
M	222	5,0

De esta tabla se deduce que el movimiento propio aumenta a medida que nos acercamos al tipo espectral *F*, pero después, en los tipos *G* y *M*, vuelve a disminuir algo. El aumento es especialmente notable entre los tipos espectrales *A0* y *F0*.

El resultado que acabamos de exponer puede ser debido a dos causas:

o bien las estrellas de los diversos tipos poseen diferentes velocidades en el espacio, o bien sus distancias medias a nuestro sistema son diferentes, de manera que si, por ejemplo, la distancia media de las estrellas de los tipos *Oe5* a *B5* fuese 3,3 veces mayor que la de las estrellas *F0*, aunque las velocidades fuesen en ambos casos iguales, los movimientos propios observados guardarían entre sí la relación 1:3,3, la misma que se indica en la tabla anterior. En realidad, según ha demostrado L. Boss, ambas causas actúan a la vez. Las estrellas del tipo espectral *F* están más cerca de nuestro sistema que las otras, según se deduce de los movimientos paralácticos debidos al movimiento de traslación del Sol, mientras que las estrellas del tipo *B* son las más lejanas. Pero, aun teniendo en cuenta estas diferencias de distancia, queda todavía en pie la relación entre el movimiento propio y el tipo espectral, en el sentido de que las estrellas del tipo *B* son las más lentas, las del tipo *A* tienen velocidades algo mayores, y las de los tipos *F* a *M* son las más rápidas de todas, sin que dentro de estos últimos tipos se pueda ya descubrir con certeza un aumento de velocidad. Según Boss, las velocidades verdaderas de las estrellas de los tipos *B*, *A* y *F* hasta *M* están en la relación de 6,3: 10,2: 16,6. Como veremos más adelante, esta ley, en extremo rara, está confirmada por la que rige los valores medios de las velocidades radiales respectivas.

Hasta donde alcanzan las observaciones, los movimientos propios se verifican siempre en línea recta. Aun cuando las estrellas cuyos movimientos propios conocemos se movieran describiendo órbitas cerradas, éstas serían tan enormemente grandes, que en el pequeño arco descrito desde que se efectúan observaciones de alguna precisión no se percibiría la menor curvatura. En el estado actual de nuestros conocimientos sobre los movimientos estelares, no hay ningún indicio de que éstos se verifiquen en órbitas cerradas. Mädler trató de demostrar, estudiando los movimientos propios, que el centro de gravitación de todas las estrellas visibles, incluso nuestro Sol, estaba en las Pléyades, y que la estrella más brillante de este grupo, Alcyone, debía considerarse como «Sol central» del sistema estelar, pero C. A. F. Peters demostró de una manera incontrovertible que esta hipótesis es errónea. Lo mismo ha ocurrido con la hipótesis de Schönfeld referente al movimiento de traslación de las estrellas en el plano de la Vía Láctea.

No es difícil descubrir una cierta regularidad en los movimientos propios de las estrellas, pero esta regularidad no reconoce otra causa que el *movimiento de traslación de nuestro sistema solar*. Como nuestro Sol no es más que una estrella entre tantas, estará dotado como éstas de un movimiento a través del espacio, en el cual ha de acompañarle el sistema solar en conjunto, y este movimiento lo podremos determinar, deduciéndolo de los que observamos en las estrellas. Una estrella que estuviese en reposo, a causa de la traslación de nuestro sistema parecería dotada de un movimiento igual y de sentido contrario al de traslación del Sol. Por esto, el movimiento propio de una estrella cualquiera será

resultante de dos movimientos componentes: uno, el que en realidad posee la estrella (*motus peculiaris*), y otro, el aparente debido al movimiento de traslación del Sol (*motus parallacticus*). Se comprende que las estrellas a las cuales nos acercamos parecerán alejarse unas de otras, mientras que aquellas de las cuales nos alejamos se acercarán en apariencia; además, las estrellas colocadas exactamente en la dirección del movimiento propio del Sol no sufrirán desviación paraláctica alguna. Si se admite la hipótesis aceptada hasta hace poco de una manera general, de que los movimientos verdaderos de las estrellas, los «*motus peculiares*», se verifican de una manera completamente irregular, esto es, que la media de estos movimientos, considerando gran número de estrellas, es nula, se podrá determinar la dirección del movimiento de traslación del Sol deduciéndolo de los movimientos aparentes observados.

W. Herschel, y casi al mismo tiempo Prévost, a fines del siglo XVIII, trataron por primera vez de determinar, fundándose en la mencionada hipótesis, la dirección del movimiento del Sol en el espacio. Pero la base de estos trabajos era tan incompleta, que durante mucho tiempo fueron puestos en duda los resultados; no obstante, investigaciones posteriores, realizadas especialmente por Argelander, a quien el catálogo de Abo ofreció un número suficiente de estrellas dotadas de movimiento cierto, probaron la verdad de aquellas conclusiones, por lo menos de las obtenidas por Herschel, y hoy se dispone de gran número de determinaciones del punto hacia el cual se dirige nuestro sistema, punto llamado *ápex* del movimiento del Sol. Entre los astrónomos que más se han distinguido en estos trabajos merecen citarse O. Struve, Mädler, Airy, Dunkin, L. Struve, Stumpe, Boss, Porter, Ristenpart, Kapteyn, Kobold y Newcomb. Este último dió, como coordenadas más probables del *ápex*, 280° de ascensión recta y $+35^{\circ}$ de declinación. Según estas coordenadas, el *ápex* está en la constelación de la Lira, a cuatro grados de la estrella más brillante de dicha constelación, Vega. Más modernamente, Weersma, utilizando los movimientos propios de 3 600 estrellas y Boss, deduciéndolos de unas 5 400 estrellas contenidas en su «General Catalogue» han dado para la posición del *ápex* los valores siguientes:

Weersma . . .	Ascensión recta	268° ,	declinación	$+ 31^{\circ}$
Boss	»	271° ,	»	$+ 34^{\circ}$

Estos valores no coinciden con los dados por Newcomb, pero debe tenerse presente que la determinación del *ápex* depende de muchos factores poco conocidos. Es especialmente notable que la posición que se encuentra para dicho punto depende del tipo espectral de las estrellas consideradas en el cálculo. L. Boss encontró para posición del *ápex*, empleando estrellas de un tipo espectral determinado, los valores siguientes:

Oe ₅ á B ₅	AR	274°	D	$+ 35^{\circ}$
B ₈ » A ₄		270		$+ 28$
A ₅ » F ₈		266		$+ 29$
K		275		$+ 40$
M		274		$+ 39$

No figuran en este cuadro las estrellas del tipo *G*, porque el cálculo del ápex por medio de las mismas ofrece algunas dificultades. Como se ve, la posición deducida de los movimientos propios de las estrellas de los tipos *A* y *F* es diferente de la que resulta para las estrellas *K* y *M*, y la deducida de las estrellas *B* es intermedia. Transformando las ascensiones rectas y declinaciones en longitudes y latitudes galácticas, las diferencias afectan especialmente a la longitud.

La desviación paraláctica de las estrellas debida al movimiento del Sol podría servir, si las estrellas no tuvieran movimientos propios, para determinar las paralajes de las mismas, desde el momento que se conoce la velocidad de traslación de nuestro sistema solar. Pero como que, para el observador, los movimientos propios de las estrellas se superponen de una manera inseparable al desplazamiento paraláctico de las mismas, este último sólo puede utilizarse para determinar la distancia media de las estrellas de cada tipo espectral, en el supuesto de que la media aritmética de los movimientos propios se anule. Este desplazamiento paraláctico de las estrellas, debido al movimiento de traslación del Sol y referido al período de un año, se llama *paralaje secular*.

La hipótesis en que generalmente se funda la determinación del ápex es, como ya hemos dicho, la de una distribución de los movimientos propios al azar. Si esta hipótesis fundamental no es cierta, no será de extrañar que no coincidan las diferentes determinaciones del ápex obtenidas por distintos métodos y con diferente material. Ya en 1897, Kobold hizo notar que la verdadera distribución de los movimientos propios no parece corresponder a esta hipótesis fundamental. En 1904, Kapteyn dió a conocer los resultados de investigaciones que había llevado a cabo sobre los movimientos propios de 2400 estrellas del catálogo de Bradley. Si los *motus peculiare*s fuesen totalmente irregulares, los movimientos observados tendrían un sentido preferente, que sería el opuesto al de la traslación del Sol, y, por consiguiente, estarían todos dirigidos hacia el *antiápex*, esto es, hacia el punto de la esfera diametralmente opuesto al ápex. Kapteyn encontró que los movimientos propios de aquellas 2400 estrellas no tienen una sola dirección preferente, sino *dos*; así, pues, existen dos puntos en la esfera celeste, hacia los cuales están dirigidos de una manera preferente los movimientos aparentes de las estrellas. Kapteyn denominó estos puntos *vértices aparentes* de los movimientos propios. La existencia de ambos vértices puede entenderse en el sentido de que las estrellas en las cuales la dirección del movimiento propio forma un ángulo pequeño con el arco que las une a alguno de los vértices aparentes, son relativamente numerosas, y tanto más cuanto menor es dicho ángulo.

Veamos de explicar este fenómeno. Ya hemos dicho (pág. 186) que cuando varias estrellas se mueven siguiendo trayectorias rectilíneas y paralelas en el espacio, sus movimientos aparentes en la esfera celeste convergen en un punto de la misma. Supongamos un gran número de estrellas, formando un sistema dotado de un movimiento rectilíneo de conjunto en el espacio, pero de modo que, además, cada una posea dentro del sistema un

movimiento propio; en este caso sus movimientos tendrán una dirección privilegiada hacia dicho *vertex*. Apoyándose en este razonamiento para explicar la regularidad en los movimientos aparentes, Kapteyn admite la existencia de dos *corrientes estelares* en el espacio. Las estrellas pertenecientes a cada una de dichas corrientes tienen, además del movimiento común o de conjunto, movimientos especiales distribuidos de una manera irregular, que pueden compararse a los de una multitud de peces que nadaran con completa libertad pero arrastrados todos por el agua de un río.

Los resultados obtenidos por Kapteyn fueron pronto confirmados por los de otros astrónomos. Eddington estudió los movimientos propios de 4 200 estrellas del catálogo de Groombridge (entre $+ 52^\circ$ de declinación y el polo norte) y de 1 100 estrellas cercanas al polo norte; más adelante añadió a sus investigaciones los movimientos propios de 1 500 estrellas zodiacales, y finalmente unas 5 300 estrellas del catálogo de Boss. Dyson empleó en su primer trabajo los datos referentes a 1 100 estrellas de movimientos propios muy grandes ($20''$ a $80''$ en cien años) y en otro trabajo 1 600 estrellas, también de gran movimiento propio. Finalmente Hough y Halm hicieron una nueva discusión de los movimientos de las estrellas de Bradley. Las posiciones de los vértices aparentes obtenidos por ellos son los siguientes:

	I	II
Kapteyn (estrellas de Bradley)	AR 85° D $- 11^\circ$	AR 260° D $- 48^\circ$
Eddington (estrellas de Groombridge)	90 — 18	292 — 58
» (estrellas zodiacales)	103 — 11	330 — 64
» (estrellas de Boss)	91 — 15	288 — 64
Dyson (estrellas con gran movimiento propio) I.	94 — 7	240 — 74
Dyson (estrellas con gran movimiento propio) II.	93 — 7	— 64
Hough y Halm (estrellas de Bradley)	87 — 13	276 — 41

En esta tabla puede verse que los dos vértices (principalmente el segundo) están determinados con muy poca precisión; pero de todos modos, prueba la realidad de la ley descubierta por Kapteyn. Los valores encontrados por Eddington, basados en los movimientos propios del catálogo de Boss, son sin duda los más exactos, por lo cual daremos algunos pormenores acerca de su método. Eddington prescinde en su trabajo de las estrellas de helio, porque no participan del movimiento general de ninguno de los dos sistemas; además prescinde también de las estrellas que pertenecen a corrientes particulares conocidas, como la del Toro y la de la Osa mayor (pág. 550). Para su estadística, divide la esfera celeste en 34 regiones, dos a dos diametralmente opuestas, formando así pares conjugados. Para cada par se determinan las dos direcciones en las cuales parecen moverse preferentemente las estrellas. Si se prolongan estas direcciones en la esfera celeste, se obtienen, para cada par de regiones, dos círculos máximos, uno de los cuales pasa por el vértice aparente de la primera corriente, y el otro por el de la segunda corriente.

De este modo, los dos vértices quedan definidos por la intersección de 17 círculos máximos de la esfera celeste. En realidad, estos círculos no se cortan en un punto matemático a causa de ser su determinación poco precisa. De todos modos, la posición del vértice aparente de la primera corriente estelar se define con bastante seguridad; en cambio, para el segundo la precisión es mucho menor. Los 17 círculos máximos que deberían determinar por su intersección el vértice de la segunda corriente de estrellas, se cortan en puntos de un área cuya extensión, comparada con la de la esfera celeste, viene a ser como la del Sahara respecto al área total de la Tierra. La relación entre los números de estrellas pertenecientes a cada una de las dos corrientes varía de una región a otra, pero el promedio de esta relación es de 3:2, y las velocidades de las dos corrientes, referidas al centro de gravedad de todo el sistema, guardan entre sí la relación 1,52:0,86.

Según Eddington, las estrellas de helio y algunas otras no parecen tomar parte en el movimiento de ninguna de las dos corrientes; sus movimientos tienen una dirección preferente hacia el antiápex, de modo que son esencialmente de naturaleza paraláctica, es decir, son un mero efecto de perspectiva debido al movimiento propio del Sol. Mientras que Eddington es de opinión de que esta tercera corriente, en comparación con las otras dos, representa un papel poco importante, Halm ha sostenido que a esta tercera corriente pertenecen muchas más estrellas de las que al principio se suponía. Según Halm, son tres las grandes corrientes estelares que existen. En realidad, no es fácil separarlas entre sí, por poco que sus direcciones se parezcan, y así se explica que esté todavía en discusión si son dos o tres. Halm llama a la tercera corriente, sujeta por él, corriente O, y utilizando los movimientos propios de las estrellas del catálogo de Boss obtiene las siguientes posiciones de los vértices aparentes:

corriente O	AR 90°	D — 36°
» I	90	0
» II	270	— 49

El primer punto es casi idéntico al antiápex del movimiento de traslación del Sol. Las corrientes O y I forman entre sí un ángulo de 36°, según puede verse por las cifras de la tabla anterior. En la distribución de las velocidades radiales de las estrellas, Halm cree haber encontrado un argumento de peso para su teoría de las tres corrientes. Según Halm, a poca distancia del Sol predominan las corrientes I y II; pero cuanto más lejanas están las estrellas tanto más predomina la corriente O y precisamente a la distancia media de las estrellas de helio es donde predominan las estrellas pertenecientes a esta última corriente (I). La velocidad del movimiento de la tercera corriente, referida al centro de

(1) Kapteyn y Adams, como resultado de sus estudios sobre el movimiento de los astros de los tipos espectrales F, G, K y M, encuentran que las corrientes I y II comprenden hasta las estrellas más lejanas.

gravedad de todo nuestro sistema estelar, es, como ya hemos dicho, muy pequeña.

Es muy posible que la hipótesis de Halm se confirme en el porvenir; pero actualmente la Astronomía estelar se funda en la hipótesis de las dos corrientes de Kapteyn y nosotros lo haremos también en lo que nos falta todavía exponer. En apariencia, estas dos corrientes forman entre sí un ángulo obtuso; pero el movimiento observado no coincide con el verdadero, porque también nuestro sistema solar se mueve en el espacio. Ya hemos visto la influencia de esta traslación del Sol sobre los movimientos propios de las estrellas fijas, las cuales parecen alejarse del ápex. El problema consiste ahora en separar esta perturbación debida al movimiento de traslación del Sol, del movimiento propio de la corriente estelar, para obtener los movimientos verdaderos de las estrellas. No es éste el lugar adecuado para explicar cómo se efectúa este cálculo; nos contentaremos aquí con decir que los movimientos sistemáticos de las estrellas revelados por las observaciones pueden explicarse, según Kapteyn, admitiendo que las dos corrientes estelares se mueven siguiendo direcciones diametralmente opuestas en el espacio, y que el movimiento de una de las corrientes se dirige hacia un punto situado en la Vía Láctea, el *vértex verdadero*, el cual, según la primera determinación de Kapteyn, tiene unos 91° de ascensión recta y $+13^\circ$ de declinación, mientras que el vértex verdadero de la segunda corriente es diametralmente opuesto a este último (AR 271° , D -13°). El primer punto está cerca de la estrella ξ de Orión; el segundo, también en la Vía Láctea, en el límite sudoeste de la constelación del Escudo. El movimiento relativo de ambas corrientes es exactamente paralelo al plano de la Vía Láctea. En el espacio no están separadas, sino que se mezclan (1). Nuestro Sol, que se mueve hacia un punto cuya posición coincide con la del ápex, determinada por los modernos métodos, debe considerarse como perteneciente a la segunda corriente.

Según Kapteyn, el sistema de las estrellas fijas está, pues, constituido por dos enjambres entremezclados y que se mueven en sentidos opuestos. En cambio, Schwarzschild interpreta los hechos de una manera diferente, que ofrece la ventaja de considerar el sistema estelar como único. Supone dicho astrónomo que en el sistema existe una corriente en cuya dirección se mueven preferentemente las estrellas; esta dirección es paralela a un diámetro de la Vía Láctea, de modo que está orientada hacia un punto de la esfera situado en la Vía Láctea misma, llamado también *vértex*

(1) Según Dyson, pertenecen a la primera corriente las estrellas brillantes α Andromedae, α Aquilae, α , β y γ Centauri, α Gruis, α Leonis y α Piscis austrini, y a la segunda γ Lyrae, α Canis majoris, α Bootis y α Ophiuchi. No existe diferencia física alguna entre las estrellas de ambas corrientes, pero en la corriente II hay un tanto por ciento de estrellas pertenecientes al segundo y tercer tipo espectral, algo mayor que en la corriente I. Esta última circunstancia explica tal vez lo que ya hemos dicho anteriormente: que los movimientos propios de las estrellas A y F dan una declinación del ápex que difiere de la dada por las estrellas K y M .

por Schwarzschild y que corresponde al vértex verdadero de Kapteyn. La frecuencia de cada velocidad de las estrellas para cada dirección en el espacio, depende, según una ley fácil de expresar mediante una fórmula, del ángulo que esta dirección forma con la del vértex. Cuanto más pequeño es este ángulo, tanto mayor es el número de estrellas que se mueven en la correspondiente dirección, siendo mínimo el número de estrellas que se mueven en dirección perpendicular a la de la corriente del enjambre. Según esto, deberán ser tantas las estrellas que se dirijan hacia el vértex como las que se alejen de él, lo que no concuerda por completo con la observación, ya que, según hemos visto, es mayor el número de estrellas pertenecientes al primer enjambre que el de las que pertenecen al segundo.

La teoría unitaria o elipsoidal que acabamos de indicar y que permite determinar de una manera relativamente fácil la posición del ápex del movimiento de traslación del Sol y la del vértex, ha sido aplicada por Schwarzschild a las estrellas del catálogo de Goombridge, por Beliaowsky a 1 300 estrellas dotadas de gran movimiento propio, por Rudolph a 2 400 estrellas del catálogo de Bradley, por Raymond a las estrellas del catálogo de Boss y finalmente por Wirtz y Hügeler a 579 estrellas del catálogo de estrellas de gran movimiento propio, de Wolf. Los tres primeros utilizaron el mismo material que había servido a Eddington (en su primer trabajo), a Dyson y a Kapteyn, y los resultados, a pesar de ser consecuencia de teorías diferentes, coincidieron con los obtenidos por estos últimos astrónomos. A continuación damos las posiciones del ápex y del vértex verdadero que se obtienen aplicando la teoría de los dos enjambres de Kapteyn o la teoría unitaria de Schwarzschild (1):

	Ápex		Vértex	
Kapteyn (estrellas de Bradley)	AR —	D —	AR 91°	D + 13°
Eddington (estrellas de Groombridge)	266°	+ 31°	95	+ 3
* (estrellas zodiacales)	—	—	109	+ 6
* (estrellas de Boss)	267	+ 35	94	+ 12
Dyson (estrellas con gran movimiento propio) I	281	+ 42	88	+ 24
Dyson (estrellas con gran movimiento propio) II	283	+ 44	88	+ 21
Hough y Halm (estrellas de Bradley)	—	—	90	+ 8
Schwarzschild (estrellas de Groombridge)	266	+ 33	93	+ 6
Rudolph (estrellas de Bradley)	268	+ 20	90	+ 7
Beliaowsky (estrellas con gran movimiento propio)	281	+ 36	86	+ 24
Raymond (estrellas de Boss)	268	+ 35	93	+ 13
Wirtz y Hügeler (estrellas Wolf con gran movimiento propio)	294	+ 32	97	+ 15

(1) Los resultados que se deducen de las velocidades radiales de las estrellas, se expondrán más adelante.

El astrónomo sueco Charlier generalizó la teoría elipsoidal de Schwarzschild en términos cuya exposición no cabe en el plan del presente libro. Basándose en esta generalización, aplicada a las estrellas del catálogo de Boss, Wicksell, discípulo de Charlier, encontró para posición del vértex las coordenadas $AR\ 93^\circ$, $D + 15^\circ$, que casi coincide con la encontrada por Eddington y Raymond partiendo también de los movimientos propios que figuran en el mismo catálogo.

La velocidad relativa de un enjambre respecto al otro es, según cálculos efectuados por Eddington, de 41 Km por segundo, en el supuesto de que la velocidad de traslación del Sol sea de 20 Km por segundo.

Ni la teoría de Kapteyn, ni la de Schwarzschild, son otra cosa que una primera aproximación hacia la verdad, fundada en la hipótesis de una cierta distribución de los *motus peculiares*; pero nada autoriza para creer que sea ya conocida la verdadera constitución del universo estelar, pues las observaciones no son todavía suficientes para que pueda darse como indiscutible ninguna de aquellas teorías.

La existencia de una dirección privilegiada en el movimiento de las estrellas, admitida tanto en la teoría de Kapteyn como en la de Schwarzschild, puede explicarse hasta cierto punto suponiendo una acción gravitatoria del conjunto de todas las estrellas, que recorrerían por esta causa trayectorias de carácter central. Schwarzschild supone que las estrellas, en su mayoría, describen órbitas circulares alrededor de un centro, como las que describen los planetas alrededor del Sol, de modo que son igualmente frecuentes los movimientos en sentido directo y en sentido retrógrado. Nuestro Sol está lejos de dicho centro, y las estrellas más próximas a nosotros siguen de un modo preferente la dirección de la tangente a una circunferencia que pasando por el Sol tiene su centro coincidiendo con el del sistema; las estrellas dotadas de movimiento directo pertenecerían a uno de los enjambres de Kapteyn, y las de movimiento retrógrado al otro enjambre. El verdadero vértex estaría, por consiguiente, en una dirección perpendicular a la del centro. Según Turner, la mayor parte de estas órbitas son extraordinariamente alargadas, y debido a esta circunstancia, han de observarse dos enjambres con movimientos de sentido contrario, si bien el verdadero vértex, en este caso, indicaría la dirección del centro y no la perpendicular a la misma; los periodos de revolución de las estrellas serían muy grandes: unos 400 millones de años para nuestro Sol. También Oppenheim, siguiendo un camino diferente, encuentra que la regularidad de los movimientos aparentes se puede explicar admitiendo un movimiento efectivo de las estrellas alrededor de un punto central, fundándose para ello en que la regularidad de los movimientos propios estelares presenta los mismos caracteres que la del curso de los pequeños planetas observado desde la Tierra, y por lo mismo que para explicar este último basta considerar la posición excéntrica de la Tierra con respecto al Sol, también para explicar los movimientos aparentes de las estrellas basta la hipótesis de una posición excéntrica del Sol con respecto al centro de gravedad del sistema estelar.

Ya hemos dicho que los movimientos propios de las estrellas pertenecientes al segundo y al tercer tipo espectral son mayores que los de las estrellas del primer tipo. Se ha investigado también la relación que pueda existir entre los tipos espectrales y las corrientes celestes, y de este estudio han obtenido Kapteyn, B. Boss y otros, resultados muy notables. Por lo que se refiere a las estrellas de helio (tipo *B*) vimos que sus movimientos propios son muy pequeños y principalmente de naturaleza paraláctica. En las estrellas del tipo espectral *A* es donde se manifiesta con mayor evidencia el movimiento en dos grandes corrientes, y este movimiento aparente es casi siempre, con bastante aproximación, paralelo al plano de la Vía Láctea. En las estrellas de los tipos *F*, *G*, *K* y *M* el movimiento de conjunto, propio de la corriente, es cada vez menos marcado, pero existe. Raymond determinó el vértex verdadero para las estrellas contenidas en el catálogo de Boss, clasificándolas según los diferentes tipos espectrales y aplicando el método de Schwarzschild, y encontró los resultados siguientes:

Tipo espectral	Vértex	
B 8 á A 4	AR 96°	D + 11°
A 5 á F 8	96	+ 6
G	82	+ 25
K	95	+ 18
M	95	+ 32

Las estrellas de helio (tipos *B₀* a *B₅*) no fueron tomadas en consideración, por las razones ya indicadas. Análogamente a lo que ocurre en la determinación del ápex para los diferentes tipos espectrales, aparecen aquí también, especialmente en la declinación, grandes diferencias, que están todavía por explicar. Además, los valores obtenidos son muy inseguros; así, por ejemplo, Meijering, basándose en la teoría de Kapteyn, dedujo de los movimientos propios de las estrellas *K* del catálogo de Boss, la posición del vértex verdadero en AR 86° y D + 15°, resultado que difiere mucho, sobre todo en la ascensión recta, del obtenido por Raymond. Para las estrellas del tipo *A*, en las cuales es mayor la acción de la corriente estelar, ésta es más evidente todavía en las estrellas no galácticas y en las dotadas de gran movimiento propio.

Mientras que la influencia de las grandes corrientes estelares determina sólo una cierta preferencia en la dirección del movimiento, existen en el cielo algunos grupos de astros que a pesar de estar muy separados entre sí, se mueven, con exactitud asombrosa, todos en una misma dirección y con la misma velocidad, de manera que las posiciones relativas de estas estrellas en el espacio no sufren variación alguna. Ya hemos dicho (página 186) que los movimientos propios de las estrellas pertenecientes a una de estas corrientes convergen en un punto de la esfera celeste, y que conociendo los movimientos propios y las velocidades radiales de aquéllas, se pueden calcular sus distancias.

Un ejemplo muy notable de ello está en la constelación del Toro, y una parte de las Hyades pertenece a este grupo. Boss demostró que 41 es-

trellas, cuyas magnitudes están comprendidas entre 3,5 y 7,0, distribuidas en el área determinada por $3^h,8$ a $5^h,1$ de ascensión recta y $+5^\circ$ a $+23^\circ$ de declinación, se mueven convergiendo hacia un punto cuyas coordenadas son 92° de ascensión recta y $+7^\circ$ de declinación. Este punto está cerca del vértex aparente de la primera corriente de Kapteyn, de manera que la «corriente del Toro» forma parte de la corriente I. Los movimientos propios de estas estrellas son de $7''$ a $15''$ en 100 años. La figura 198 representa este sistema; las líneas de trazos son prolongaciones de las flechas que indican la dirección y el sentido del movimiento; los puntos de donde parten las flechas indican la posición actual de cada estrella, y la magnitud de las mismas el espacio recorrido durante 50 000 años. Dentro de 65 000 000 de años las estrellas consideradas formarán un conglomerado de $20'$ de diámetro, en el supuesto de que la dirección de su movimiento no cambie.

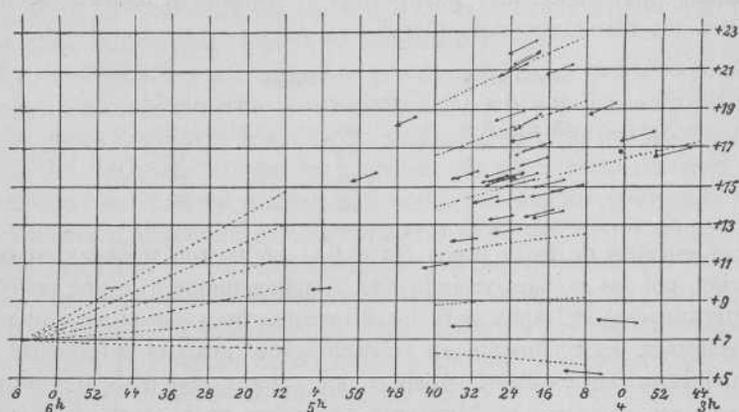


Fig. 198

Para algunas estrellas de esta corriente se conoce la velocidad radial, y de ella se deduce que las respectivas componentes se mueven a través del espacio con una velocidad (referida al Sol) de 41 Km por segundo y que sus paralajes son de $0'',02$ a $0'',03$. Es notable la enorme extensión de este sistema; Boss encontró que los componentes exteriores de la corriente están a más de 30 años de luz uno de otro. Probablemente pertenecen también a la misma corriente numerosas estrellas débiles cuyos movimientos propios no se conocen bastante todavía.

Aun debemos citar aquí otra corriente análoga. Ya Proctor hizo notar que las estrellas β , γ , δ , ϵ y ζ de la Osa mayor estaban dotadas de movimientos de la misma dirección; en realidad, los movimientos propios de estas estrellas, que importan desde $9''$ hasta $13''$ en 100 años, son convergentes en un punto. Klinkerfues y Höffler estudiaron dicho sistema, pero como que partieron de valores inexactos de las velocidades radiales, no pudieron llegar a resultados satisfactorios. Más tarde, Ludendorff estudió los movimientos de las cinco estrellas empleando valores más

precisos de las velocidades radiales y de los movimientos aparentes, deduciendo como resultado el paralelismo e igualdad de los movimientos efectivos. Poco tiempo después, Hertzsprung comprobó que otras estrellas, muy dispersas en el cielo, pertenecían también a este sistema, principalmente Sirio, β del Cochero, α de la Corona boreal, etc. El punto de convergencia del sistema, según Rasmuson, está en un punto cuyas coordenadas son AR 308° , D -40° , no lejos del vértex aparente de la segunda corriente de Kapteyn; la velocidad del sistema en el espacio (respecto al Sol) es de 18,6 Km por segundo. Las paralajes de las cinco estrellas de la Osa mayor antes citadas, son casi iguales, siendo su media $0''{,}044$. En el sistema se observan pequeñas diferencias por lo que se refiere a la igualdad y al paralelismo de los movimientos, y Courvoisier llegó a intentar, deduciéndolas de estas diferencias, el cálculo de las órbitas descritas por dichas estrellas en el espacio.

Benjamín Boss descubrió otra corriente estelar para la cual son casi exactos el paralelismo y la igualdad de los movimientos. La estrella más conocida entre las componentes de esta corriente es la 61 del Cisne, por cuyo motivo se la denomina con el nombre de esta última. A la corriente de 61 del Cisne parecen pertenecer, entre otras, ε del Indio, π de la Mesa, δ de Casiopea y ε de la Virgen, así como una porción de estrellas débiles. Las coordenadas del punto de convergencia del movimiento son AR 99° y D $+1^\circ$, punto cercano al de convergencia de la corriente del Toro. La velocidad de las estrellas de la corriente de 61 del Cisne es mucho mayor que la de las estrellas de la corriente del Toro: 95 Km (en vez de 41 Km) respecto al Sol. Para determinar las posiciones de los verdaderos puntos hacia los cuales se dirigen ambas corrientes, así como sus velocidades reales, es necesario corregir los resultados teniendo en cuenta el movimiento del Sol. Los valores que así se obtienen son los siguientes:

	Punto hacia el cual se dirigen	Velocidad
Para la corriente de 61 del Cisne.	AR 101° D $+9^\circ$	80 Km
» » » del Toro	AR 95° D $+33^\circ$	28 »

Como se ve, la dirección no es común para las dos corrientes. Además, según Corlin, parece como si en la corriente de 61 del Cisne las estrellas de los diferentes tipos espectrales tuviesen velocidades diferentes.

También las estrellas de helio (tipo espectral *B*), cuyos movimientos propios, como hemos visto, son en general extremadamente pequeños, presentan cierta tendencia a ordenarse en corrientes cuyas componentes tienen movimientos iguales y de la misma dirección. Así, Eddington descubrió en la constelación de Perseo una corriente constituida por 16 estrellas de helio dotadas de movimientos iguales y paralelos, pero que vistos desde la Tierra sólo importan $4''{,}2$, en 100 años; a este grupo pertenecen, entre otras, ε , δ y ψ de Perseo, ρ del Cochero y α de Perseo, aunque esta última no figura entre las de helio, sino que su espectro es el correspondiente al tipo *F5*.

Kapteyn realizó detenidas investigaciones sobre el movimiento de las estrellas de helio. Primero encontró que las del catálogo de Boss, comprendidas entre los 216° y 360° de longitud y $+30^\circ$ y -30° de latitud galáctica (límites que comprenden la parte austral de la Vía Láctea) se mueven, salvo pocas excepciones, paralelamente y con igual velocidad hacia un punto que casi coincide con el antiápex del movimiento de traslación del Sol (corriente de Escorpión-Centauro); su velocidad, obtenida determinando las velocidades radiales de gran número de estrellas, es de 18 Km con relación al Sol.

Fundándose en este movimiento común, pudo calcular Kapteyn las paralajes de unas 270 estrellas, que a lo más alcanzan a algunas centésimas de segundo de arco. Otro grupo importante de estrellas de helio está situado entre 150° y 216° de longitud galáctica; el movimiento común se verifica con una velocidad de 20 Km respecto al Sol. Kapteyn pudo calcular las paralajes de unas 160 estrellas de esta corriente; a ella pertenecen las estrellas de helio de la constelación de Orión, cuyas paralajes son, según el citado astrónomo, de $0'',0054$, valor que puede aceptarse también como paralaje de la nebulosa de Orión, la cual está indudablemente relacionada físicamente con las estrellas de helio. Si se tiene en cuenta el movimiento propio del Sol, resulta que el movimiento absoluto de las estrellas de helio citadas es, como ya hemos dicho, extraordinariamente pequeño, de modo que están casi en reposo con respecto al universo estelar.

Indudablemente deben existir otras muchas corrientes estelares. Por ejemplo, las estrellas que forman el grupo de las Pléyades poseen un movimiento propio común, aunque poco importante ($+0'',02$ en ascensión recta y $-0'',05$ en declinación). Hayn ha formado un catálogo muy exacto de posiciones y movimientos propios de 70 estrellas pertenecientes al citado grupo, resultando del mismo que sólo 12 de las 70 estrellas no participan en el movimiento común, mientras que las 58 estrellas restantes conservan a través del espacio sus posiciones relativas.

En lo que hemos dicho hasta aquí, sólo hemos estudiado los movimientos *aparentes* de las estrellas sobre la esfera celeste, es decir, tales como podemos determinarlos por medio de la observación telescópica corriente. Pero en la actualidad disponemos del espectroscopio para determinar la componente de los movimientos estelares según el rayo visual, o sea su *velocidad radial*. Sean S y S' (fig. 199) las posiciones ocupadas en un cierto intervalo de tiempo por una estrella que ha recorrido el espacio SS' , y supongamos que la Tierra esté a una distancia infinita en la dirección SS'' ; el camino SS' recorrido por la estrella, visto desde la Tierra como movimiento propio, será la proyección SS'' sobre la esfera celeste (prescindiendo del movimiento de la Tierra y del Sol), en cambio SS''' será la componente del movimiento en dirección del rayo visual. Antes de la aplicación del análisis espectral a estos estudios, sólo se podía determinar la magnitud SS'' del movimiento propio o tangencial de las

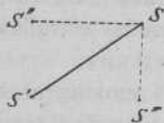


Fig. 199

estrellas, expresándolo en unidades de arco; respecto al movimiento SS''' en la dirección del rayo visual no se sabía nada. Ya hemos visto de qué manera permite el espectroscopio, con ayuda del principio de Doppler, determinar las velocidades radiales: las enormes velocidades de que las estrellas están animadas en el espacio, se traducen en el espectroscopio en una desviación pequeñísima y difícilmente medible de las rayas espectrales (pág. 205). A una velocidad de 75 Km por segundo corresponde en el espectro una desviación equivalente sólo a la cuarta parte de la distancia que separa las dos rayas del sodio, o sea $1,5 \text{ \AA}$ expresándola en longitudes de onda, y velocidades de este orden se encuentran con poca frecuencia (1).

La velocidad radial que se deduce de las desviaciones observadas en las rayas espectrales de una estrella, no debe atribuirse a la estrella sola. En primer lugar, hay que tener en cuenta que el Sol, y con él la Tierra, se trasladan a través del espacio, de modo que una parte de la velocidad radial obtenida debe atribuirse al Sol. Si se conocen el ápex y la velocidad de traslación del Sol, es fácil deducir de los movimientos observados los movimientos absolutos de las estrellas según al rayo visual. Ordinariamente, se dan las velocidades radiales con respecto al Sol.

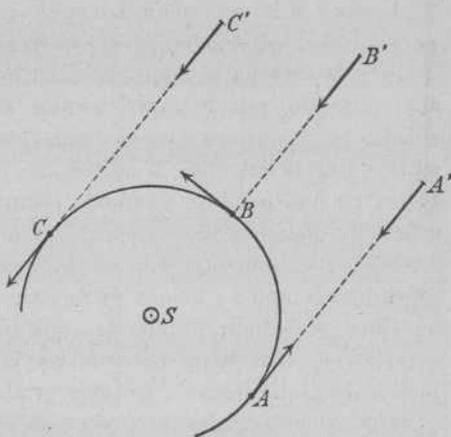


Fig. 200

También influye en las velocidades radiales así obtenidas, la velocidad de la Tierra en su órbita. En la figura 200 se puede ver esta influencia. Si la Tierra está en el punto A de su órbita alrededor del Sol S , y AA' es la dirección de una estrella situada cerca del plano de la eclíptica, la Tierra se acercará a la estrella en este punto A con una velocidad de 30 Km por segundo. En el punto B la componente de la velocidad de la Tierra según el rayo visual BB' dirigido hacia la estrella se anula, por ser la velocidad de nuestro planeta perpendicular al rayo visual. En el punto C la velocidad de la Tierra con relación a la estrella vuelve a ser de

(1) Para las velocidades que aquí entran en consideración, y que son muy pequeñas en comparación con la velocidad de la luz, puede emplearse la fórmula sencilla $g = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} Q$, en donde λ es la longitud de onda de la raya cuya desviación $\Delta\lambda$ se mide, y Q la velocidad de la luz. Esta fórmula sirve indistintamente para el cálculo del movimiento de la estrella cuando es ésta la que se acerca a la Tierra, para el cálculo del movimiento de la Tierra hacia la estrella, o para la velocidad resultante de los movimientos simultáneos de ambos cuerpos. Un aumento en la longitud de onda (desviación hacia el rojo) indica un alejamiento, y lo contrario una aproximación de la estrella; correspondiendo con esto se da a $\Delta\lambda$ el signo positivo o el negativo.

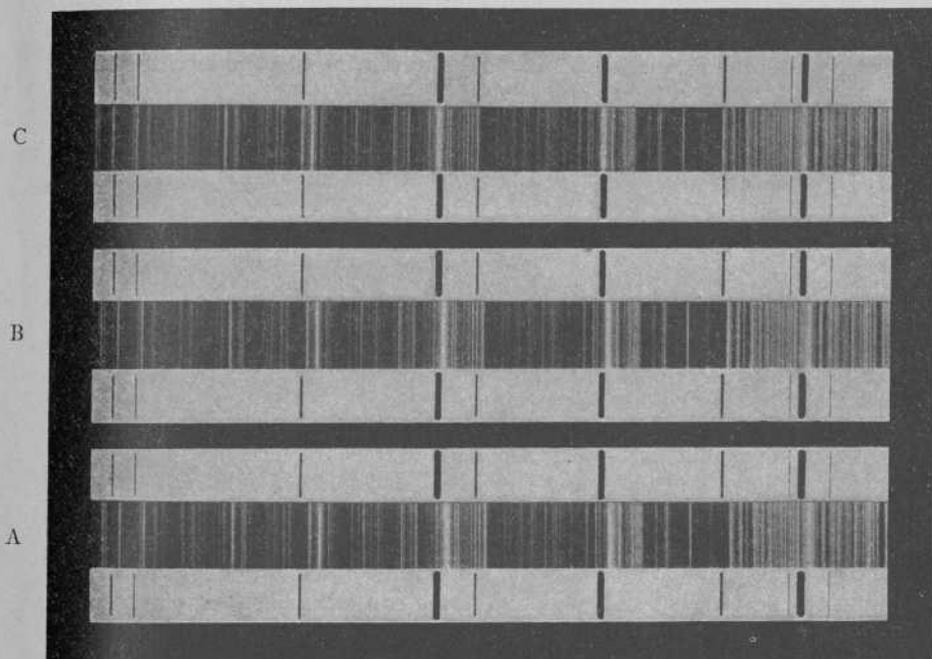
30 Km por segundo, pero su sentido es contrario al que antes tenía, porque la Tierra se aleja de la estrella. Si ésta no está en el plano de la eclíptica, la componente de la velocidad de la Tierra según el rayo visual será tanto menor cuanto mayor sea la latitud astronómica de la estrella observada, anulándose para los astros situados en el polo de la eclíptica, es decir, cuando la latitud astronómica sea de 90° . Supongamos que las flechas A , B , C y A' , B' , C' de la figura 200, indiquen, respectivamente, en magnitud y dirección, las velocidades, por segundo, de la Tierra y de la estrella, y que ésta posea una velocidad igual a la de la Tierra en su órbita; entonces, al pasar la Tierra por B , se producirá una desviación de las rayas espectrales debida sólo a la velocidad de la estrella, y si el movimiento es de aproximación hacia la Tierra, las rayas del espectro se desviarán hacia el violeta, un espacio correspondiente a la velocidad de 30 Km. En el punto A la desviación hacia el violeta será doble, y en el punto C no habrá cambio alguno en la posición de las rayas espectrales, porque la Tierra y la estrella se mueven en el mismo sentido y con la misma velocidad, estando, por lo tanto, ambos astros en reposo relativo. De todo lo dicho se desprende que es fácil eliminar fácilmente de las velocidades radiales de las estrellas la influencia de la velocidad de la Tierra en su órbita; en una palabra, se puede reducir la velocidad observada de la estrella a la que tiene con respecto al Sol, que es como se dan estas magnitudes. Inversamente, por un procedimiento análogo se puede también determinar, como ya hemos visto (pág. 193), la velocidad de la Tierra en su órbita, y deducir de ella la constante de aberración y la paralaje del Sol, para lo cual basta conocer las velocidades radiales de las estrellas. Cuando hay que llevar a un alto grado de exactitud la determinación de las velocidades radiales, es preciso también tener en cuenta el movimiento del observador por efecto de la rotación de la Tierra alrededor de su eje.

Huggins, en Londres (1868), y Vogel, entonces en Bothkamp (1871), fueron los primeros en determinar las velocidades radiales de algunas estrellas brillantes. Las observaciones, en extremo laboriosas, se efectuaban de la manera siguiente: delante de la rendija de un espectroscopio de gran dispersión unido a un refractor, se colocaba un tubo de Geissler lleno de hidrógeno enrarecido, y el hilo micrométrico del espectroscopio se hacía coincidir alternativamente con la raya $H\beta$ del hidrógeno, del espectro de la estrella, y con la misma raya del espectro del hidrógeno contenido en el tubo. La diferencia de lecturas daba la magnitud de la desviación.

Esta clase de observaciones se continuaron después en el observatorio de Greenwich. La constancia con que se hicieron es tanto más digna de gratitud, cuanto que los astrónomos de aquel tiempo eran generalmente escépticos en todo lo relativo al empleo del espectroscopio para la medida de los movimientos celestes. Este escepticismo era, en cierto modo, fundado, dada la discusión que se había establecido entre los físicos sobre si era o no lícito extender a las ondas luminosas el principio de Doppler, que sólo para el sonido había sido comprobado por la experiencia. Ade-

* más, las observaciones coincidían muy poco entre sí y era difícil establecer con seguridad el influjo del movimiento de la Tierra.

La fabricación de placas fotográficas secas y muy sensibles hizo posible llevar esta rama de la exploración astronómica por otros derroteros. Gracias a la aplicación del método *espectrofotográfico*, la medida de las velocidades radiales de los astros ha podido cimentarse sobre una base segura, habiéndose llegado a una unión íntima de la nueva rama de la Astronomía, la Astrofísica, con la antigua Astronomía de posición. El

 λ 4370 λ 4341 λ 4308

Rojo

Fig. 201

Violeta

mérito de haber sido el primero en estos trabajos corresponde a Vogel, en Potsdam, quien fué eficazmente ayudado por Scheiner.

Mediante el espectrógrafo construído en 1888 por Vogel (fig. 98), fué posible determinar con alguna seguridad las velocidades radiales de unas 50 estrellas brillantes. En las observaciones de una misma estrella efectuadas en diversas épocas apareció comprobado el influjo del movimiento de la Tierra. Las observaciones condujeron además al descubrimiento de algunas estrellas dobles (estrellas dobles espectroscópicas), de las que hablaremos más adelante. En general, resultó que los valores de las desviaciones espectrales hallados por los antiguos observadores eran exagerados.

El éxito alcanzado en aquella ocasión no debe atribuirse únicamente

al empleo de la fotografía, sino que en gran parte fué debido a la adopción de un nuevo modelo de aparato, dotado de gran estabilidad y destinado exclusivamente a este fin. Mientras que los espectroscopios se habían construido hasta entonces con la idea de que pudiesen servir para muchos usos, y en particular para efectuar medidas en las diferentes regiones del espectro, el aparato construido por Vogel no daba más que una pequeña región del espectro, cercana a la raya γ del hidrógeno. Además, siempre que el espectro de la estrella lo permitía, no se determinaba la posición de una sola raya con respecto a la análoga del espectro de comparación, sino que se medía también la desviación de otras diversas rayas.

Las investigaciones realizadas en Potsdam fueron repetidas, con éxito, especialmente en América, y además, la precisión de las medidas fué cada vez mayor, de modo que los resultados no tardaron en superar a todas las esperanzas.

En la actualidad, se conocen ya las velocidades radiales de 2 500

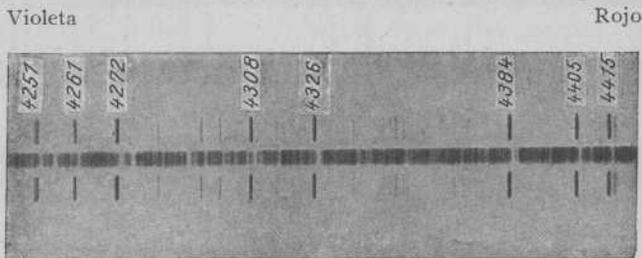


Fig. 202. — Espectro de la estrella α Tauri

a 3 000 estrellas, y la seguridad en las medidas, cuando se trata de estrellas cuyo espectro es algo rico en rayas, es tan grande, que las diversas determinaciones para una misma estrella difieren como máximo en 1 ó 2 Km. El número de estrellas dobles descubiertas con auxilio del espectroscopio asciende ya casi a un millar, como veremos en el párrafo siguiente.

Fijémonos en la figura 201, que en forma casi esquemática nos da una idea de la desviación que experimentan las rayas del espectro de una estrella perteneciente al segundo tipo, cuando la Tierra ocupa tres posiciones *A*, *B*, y *C* respecto a la misma. En la parte media de cada una de las tres fajas se ve una pequeña región del espectro de una estrella, cercana a la raya $H\gamma$ (λ 4 341), en imagen negativa, como se obtiene directamente y como se utiliza para efectuar medidas. Las rayas que aparecen encima y debajo del espectro de la estrella son las del espectro de comparación (hierro e hidrógeno). La región del espectro representada en la figura es 15 veces menor en las placas originales que se obtienen con los grandes espectrógrafos empleados en la actualidad. La figura 202 reproduce, aumentada, una fotografía obtenida en Potsdam del espectro de la estrella α del Toro (tipo espectral *K5*). El espectro de comparación es el del hierro. Las rayas del espectro de la estrella están desviadas unos 0,5 mm hacia la derecha respecto a las del espectro de comparación; este corri-

miento es debido a que en la época de obtención de la fotografía (10 de enero de 1901) la estrella se alejaba del observador con una velocidad de 75 Km por segundo. De este valor de la velocidad deben restarse 20 Km, que es la velocidad que corresponde a la Tierra por efecto de su revolución anua alrededor del Sol; por consiguiente, la velocidad radial de la estrella respecto al Sol era de 55 Km por segundo, en el sentido de aumentar la distancia.

La tabla siguiente es un catálogo de todas las estrellas, hasta la tercera magnitud, cuya velocidad radial se ha determinado. Las magnitudes y los tipos espectrales son los que figuran en la Revised Harvard Photometry; las velocidades radiales se han tomado de diferentes autores.

VELOCIDADES RADIALES RESPECTO AL SOL

Los valores positivos indican un alejamiento de la estrella respecto al Sol y los valores negativos un acercamiento (1)

Estrella	Magnitud	Espectro	Velocidad radial	Estrella	Magnitud	Espectro	Velocidad radial
α Andromedae *	2,2	A	-13 Km	β Cassiopejæ	2,4	F 5	+13 Km
β » *	2,4	Ma	(+ 2)	γ »	2,2	Bp	- 6
γ »	2,2	K	-11	δ »	2,8	A 5	+ 7
α Aquilæ	0,9	A 5	-33:	α^1 Centauri	0,3	G	-22
γ »	2,8	K 2	- 2	α^2 »	1,7	K 5	-22
ζ » *	3,0	A	?	β » *	0,9	B 1	?
α Arae *	3,0	B 3 p	(+ 2)	γ »	2,4	A	- 9:
β » *	2,8	K 2	- 1	δ »	2,9	B 3p	?
β Arietis	2,2	K 2	-14	ϵ »	2,6	B 1	+ 6
α » *	2,7	A 5	- 1	η » *	2,6	B 3p	(0)
α Aurigæ *	0,2	Gp	+30	θ »	2,3	K	+ 2
β » *	2,1	Ap	-18	ι »	2,9	A 2	+ 2
θ » *	2,7	Ap	?	σ Cephei	2,6	A 5	?
ι » *	2,9	K 2	+18	α Ceti	2,8	Ma	-25
α Bootis	0,2	K	- 4	β »	2,2	K	+15
γ » *	3,0	F	(-35)	α Columbae	2,8	B 5p	?
ϵ »	2,7	K	-16	α Coronæ bor.*	2,3	A	0
η » *	2,8	G	0	β Corvi	2,8	G 5	- 7
α Canis majoris*	-1,6	A	- 8	γ » *	2,8	B 8	(- 7)
β » *	2,0	B 1	(+33)	α^1 Crucis	1,6	B 1	+ 7
δ » *	2,0	F 8 p	(+35)	α^2 »	2,1	B 1	?
ϵ »	1,6	B 1	+29	β » *	1,5	B 1	(+13)
η »	2,4	B 5 p	+40	γ »	1,6	Mb	+22
α Canis minoris	0,5	F 5	- 4	α Cygni *	1,3	A 2p	(- 4)
α Canum venat.*	2,9	Ap	- 3:	γ »	2,3	F 8p	- 5
δ Capricorni *	3,0	A 5	- 6	δ »	3,0	A	-37:
α Carinae	-0,9	F	+21	ϵ » *	2,6	K	(-10)
β »	1,8	A	-16:	β Draconis	3,0	G	-20
ϵ »	1,7	K p	+12	γ »	2,4	K 5	-27
θ » *	3,0	B	?	η »	2,9	G 5	-14
ι »	2,2	F	+13	α Eridani	0,6	B 5	?
α Cassiopejæ	Var.	K	- 4	β »	2,9	A 2	- 8:

(1) La letra p en la columna del tipo espectral indica que el espectro de la estrella considerada se distingue por alguna particularidad.

Estrella	Magnitud	Espectro	Velocidad radial	Estrella	Magnitud	Espectro	Velocidad radial
α^1 Geminorum *	2,8	A	- 1 Km	α Phoenicis *	2,4	K	+76 Km
α^2 » *	2,0	A	+ 6	σ Piscis austr.	1,3	A ₃	+ 7
β » *	1,2	K	+ 4	ζ Puppis	2,3	Od	?
γ » *	1,9	A	(- 11)	π » *	2,7	K ₅	+16
α Gruis	2,2	B ₅	?	ρ » *	2,9	F ₅	(+46)
β » *	2,2	Mb	(+ 1)	τ » *	2,8	K	(+37)
α Herculis *	2,8	K	-26	δ Sagittarii	2,8	K	-20
β » *	3,0	G	(-70)	ϵ »	2,0	A	-11:
α Hydrae	2,2	K ₂	- 4	ζ »	2,7	A ₂	+22:
α Hydri	3,0	F	- 5:	λ »	2,9	K	-43
β »	2,9	G	+23	π »	3,0	F ₂	-11
α Leonis	1,3	B ₈	- 9	σ »	2,1	B ₃	- 1
β »	2,2	A ₂	+ 1	σ Scorpii *	1,2	Map	(- 3)
γ »	2,6	K	-35	ρ » *	2,9	B ₁	- 9
δ »	2,6	A ₂	-18:	δ » *	2,5	B	?
α Leporis	2,7	F	25	ϵ »	2,4	K	- 2
β »	3,0	G	-14	θ »	2,0	F	+ 5
α^2 Librae *	2,9	A ₂	?	κ » *	2,5	B ₂	?
β » *	2,7	B ₈	?	λ » *	1,7	B ₂	?
α Lupi *	2,9	B ₂	(+ 8)	π » *	3,0	B _{2p}	?
β » *	2,8	B _{2p}	(0)	τ »	2,9	B	+ 1
γ »	3,0	B ₃	?	υ » *	2,8	B ₃	(+17)
α Lyrae	0,1	A	-14	α Serpentis	2,8	K	+ 3
σ Muscae	2,9	B ₃	+14	α Tauri	1,1	K ₅	+55
σ Ophiuchi *	2,1	A ₅	?	β »	1,8	B ₈	+11
β »	2,9	K	-12	ζ » *	3,0	B ₃	+16
γ »	3,0	Ma	-19	η »	3,0	B ₅	+12
δ »	2,7	B	-15:	α Trianguli austr.	1,9	K ₂	- 4
ϵ »	2,6	A	- 1	β »	3,0	F	?
α Orionis *	Var.	Ma	(+21)	α Tucanae *	2,9	K ₂	(+41)
β » *	0,3	B _{8p}	+23	α Ursae majoris*	2,0	K	(- 8)
γ » *	1,7	B ₂	(+18)	β » *	2,4	A	(-12)
δ » *	2,5	B	+20	γ » *	2,5	A	-10:
ϵ »	1,8	B	+25	ϵ » *	1,7	Ap	-12
ζ »	2,0	A	+18	ζ^1 » *	2,4	Ap	-10
η » *	2,9	Oe ₅	+22	η »	1,9	B ₃	- 6:
θ »	2,2	B	+21	α Ursae minoris*	2,1	F _{8p}	-15
α Pavonis *	2,1	B ₃	+ 2	β »	2,2	K ₅	+17
σ Pegasi *	2,6	A	?	γ Velorum	2,2	Oap	?
β »	Var.	Mb	+ 8	δ »	2,0	A	?
γ » *	2,9	B ₂	?	κ » *	2,6	B ₃	+22
δ »	2,5	K	+ 5	λ »	2,2	K ₅	+19
α Persei	1,9	F ₅	- 2	μ »	2,8	G ₅	+ 7
β » *	Var.	B ₈	+ 4	ν »	3,0	K ₅	-14
γ » *	3,0	B	?	α Virginis *	1,2	B ₂	+ 2
ζ »	2,9	B ₁	+20	ϵ »	3,0	K	-13

Las estrellas que con toda seguridad son dobles se indican con un asterisco; para ellas se da la velocidad radial del centro de gravedad común. Este último valor sólo puede ser conocido cuando se ha determinado la órbita; pero son muchos los casos en que se puede dar de una manera aproximada, lo cual se ha hecho siempre que ha sido posible, incluyendo los valores correspondientes entre paréntesis. Para los sistemas de estrellas dobles visuales α del Perro mayor (Sirio) y α del Centauro, se da la velocidad radial del centro de gravedad; para las demás estrellas dobles

visuales los datos se refieren a la componente más brillante, a no ser que se exprese lo contrario por medio de índices. Excepto en el caso en que el rayo visual sea perpendicular al plano de la órbita (como ocurre, por ejemplo, con α del Perro menor), la velocidad radial de las componentes ha de variar con el tiempo a causa del movimiento en la órbita; pero como que de ordinario los períodos de revolución son muy grandes, estas variaciones son sumamente lentas.

Para algunas estrellas, las velocidades radiales dadas son poco exactas, porque no se dispone de suficientes medidas, o porque las rayas del espectro son muy débiles o muy anchas, y tanto en un caso como en otro las medidas se efectúan con dificultad. Estos valores inexactos se indican en la tabla mediante dos puntos. Finalmente, para algunas estrellas no se ha publicado todavía el valor de la velocidad radial, o si se trata de estrellas dobles espectroscópicas no se puede dar aún la velocidad radial del centro de gravedad del sistema; en estos casos se sustituye el valor de la velocidad radial por un interrogante.

Como vemos en la tabla, las velocidades radiales de las estrellas no suelen ser muy grandes, pudiendo compararse con la velocidad de que está animada la Tierra en su órbita alrededor del Sol (30 Km). Lo mismo puede decirse de las estrellas débiles, que no figuran en la tabla. No obstante, se han descubierto estrellas cuya velocidad radial es enorme, y son las que poseen también grandes movimientos propios aparentes. Estas estrellas son de observación espectroscópica muy difícil, por la poca intensidad luminosa de la mayor parte de ellas. En la tabla siguiente damos una lista, según Adams y Joy, de estrellas cuya velocidad radial es superior a 100 Km y cuya paralaje es conocida. Además de la velocidad radial V , se indican el tipo espectral a que pertenece cada estrella,

Estrella	Espectro	V	μ	π	v
Lalande 1966	F5	- 325 Km	0,638	0,016	364 Km
» 5761	A3p	- 144	0,801	0,039	179
W. B. 3 ^h 617	F6	+ 114	0,745	0,028	152
A. G. Berl. 1366	F0	+ 339	0,54	0,007	494
Groombr. 864	G2	+ 105	0,690	0,055	108
Córdoba 5 ^h 243	G-K	+ 242	8,75	0,319	257
A. G. Berl. 1866	F9	- 190	0,70	0,021	262
Boss 1511	K3p	+ 183	0,104	0,012	168
Lalande 15290	F7	- 242	1,962	0,023	467
» 23995	F3	+ 144	0,877	0,012	372
» 27274	F4	+ 160	0,785	0,013	322
A. Oc. 14318/20	Ko, G8	+ 300	3,682	0,044	491
Lalande 28607	A2p	- 170	1,178	0,033	221
A. G. Leid. 5734	K4	- 164	0,035	0,002	166
W. B. 17 ^h 514	F5	- 148	0,623	0,014	245
Flecha de Barnard	Mb	- 106	10,27	0,540	132
Lalande 37120	F9	- 162	0,517	0,050	152
A. Oc. 20452	F5	- 179	1,182	0,015	391

el movimiento propio μ , la paralaje π (determinada para la mayor parte por el método espectroscópico de Kohlschütter) y la velocidad resultante v , en el espacio, independiente del movimiento de traslación del Sol (velocidad absoluta), que se puede calcular fácilmente conociendo V , μ , π y el movimiento de traslación del sistema solar.

Se trata, como se ve, de estrellas débiles (estrellas enanas) de las cuales solamente dos pertenecen al tipo espectral *A* y ninguna al *B*. Un análisis detenido ha demostrado que las estrellas dotadas de gran velocidad pertenecen de un modo seguro a las corrientes de que antes hemos hablado. Las velocidades absolutas v son algo inciertas, a causa de la poca exactitud de las paralajes.

Se comprende que de las velocidades radiales se pueden deducir la posición del ápex y la velocidad del Sol (τ). Si las estrellas estuviesen inmóviles, su velocidad radial respecto al Sol sería debida únicamente al movimiento de este último; todas las estrellas cercanas al ápex parecerían acercarse al Sol y todas las diametralmente opuestas a las primeras parecerían alejarse. En este caso se podrían calcular con toda exactitud la posición del ápex y la velocidad de nuestro sistema planetario. Pero las estrellas no están inmóviles, y por consecuencia, para el cálculo de la posición del ápex y de la velocidad del Sol es preciso admitir la hipótesis de que los movimientos estelares están distribuidos al azar.

La primera determinación del ápex por este método fué hecha por Kempf, utilizando las velocidades radiales de unas 50 estrellas, medidas en Potsdam. Este material era excesivamente escaso para que los resultados obtenidos pudieran ser exactos. Más tarde, en 1901, Campbell obtuvo otros valores provisionales para la posición del ápex y la velocidad del Sol, fundándose en las velocidades radiales de 280 estrellas, medidas en el observatorio de Lick, y en 1911 publicó los resultados de una nueva determinación basada en las velocidades radiales de 1180 estrellas y 13 nebulosas. El material utilizado en este trabajo, no sólo era más abundante que el que se había sometido a estudio en 1901, sino que presentaba una particularidad que daba a la nueva determinación una exactitud mucho mayor: las observaciones hechas en Chile por la expedición Mills, del observatorio de Lick, habían dado a conocer las velocidades radiales de muchas estrellas brillantes del hemisferio austral, mientras que antes se disponía sólo de datos referentes al hemisferio norte; las estrellas utilizadas en 1901 estaban, por lo tanto, a un solo lado de la esfera celeste, y la posición del ápex determinada por medio de ellas no podía ser muy exacta.

Después de Campbell, han calculado la posición del ápex, por medio de las velocidades radiales de las estrellas, B. Boss (1914), Gyllenberg (1914), Strömberg (1918) y Forbes (1922). B. Boss, Gyllenberg y Forbes se valieron, respectivamente, de las velocidades de 1 321, 1 596 y 1 922 estrellas, pertenecientes a todos los tipos espectrales, y Strömberg utilizó 1 405 es-

(1) Se ha tratado de deducir también esta velocidad de los movimientos propios aparentes, pero los resultados obtenidos por este método son muy dudosos.

trellas de los tipos *F*, *G*, *K* y *M*. Los dos primeros investigadores disponían, en el fondo, del mismo material de observación que ya había servido a Campbell, mientras que Strömberg y Forbes pudieron emplear numerosas velocidades radiales recién determinadas. Los resultados obtenidos para la posición del ápex y la velocidad del Sol son:

Campbell	AR 268°	D + 25°	Velocidad del Sol	19,5 Km
B. Boss	269	+ 29		21,6
Gyllenberg	270	+ 29		19,8
Strömberg	271	+ 29		21,5
Forbes	270	+ 27		22,0

Estas posiciones del ápex no coinciden con la obtenida por L. Boss fundándose en los movimientos propios aparentes (AR 271°, D + 34°); la causa de tal diferencia es por hoy desconocida. Puede adoptarse como muy probable esta posición del ápex: AR 270°, D + 30°.

Según un estudio más moderno de Strömberg, fundado en los movimientos de unas 1 300 estrellas de paralajes espectroscópicas conocidas, el Sol tiene una velocidad bastante mayor respecto a las estrellas enanas (32 Km) que respecto a las estrellas gigantes (19 Km). Llamamos especialmente la atención las diferencias que se encuentran para los valores de la velocidad y de la dirección del movimiento del Sol, cuando se clasifican las estrellas por el orden de sus velocidades absolutas. Según Strömberg los valores que así se encuentran para las coordenadas del ápex y para la velocidad del Sol, son los siguientes:

Velocidad absoluta de las estrellas	AR	D	Velocidad del Sol
0 — 60 Km	272°	+ 30°	20,6 Km
60 — 100	295	+ 43	36,3
100 — 150	289	+ 39	76
> 150	313	+ 54	209

Las estrellas dotadas de grandes velocidades tienen, por consiguiente, un movimiento sistemático diferente del de las estrellas cuya velocidad es moderada, y muestran cierta tendencia a moverse en sentido opuesto al del Sol. Strömberg ha utilizado en estos estudios los movimientos de conjunto de aquellas estrellas para las cuales ha podido conocer el movimiento propio, la velocidad radial y la paralaje.

Si se determina el ápex valiéndose de las velocidades radiales que corresponden a cada tipo espectral, se obtienen valores algo diferentes; el ápex correspondiente a los tipos *A* y *F* está desviado con relación al obtenido con las estrellas *K* y *M*, y ya hemos visto que lo mismo sucede con las posiciones calculadas a partir de los movimientos propios aparentes (página 543). También para la velocidad del Sol resultan valores diferentes cuando se deduce de las velocidades radiales de estrellas pertenecientes a distinto tipo espectral. A continuación damos los valores obtenidos por Campbell y Gyllenberg:

Tipo espectral	Velocidad del Sol	
	según Campbell	según Gyllenberg
B	20,2 Km	22,1 Km
A	15,3	19,8
F	15,8	19,5
G	16,0	18,8
K	21,2	19,5
M	22,6	21,0

Los valores que da Gyllenberg difieren menos entre sí que los obtenidos por Campbell. Todos ellos concuerdan en que con relación al conjunto de las estrellas del tipo *B*, así como las del tipo *M*, la velocidad del Sol es mayor que cuando se consideran, también en conjunto, las estrellas de los tipos *A*, *F* y *G*.

Conociendo aproximadamente la posición del ápex y la velocidad de traslación del Sol, es fácil eliminar en las velocidades radiales observadas el influjo del movimiento del sistema solar en el espacio; así se deducen las velocidades radiales que tendrían las estrellas en el supuesto de un Sol inmóvil. Estas *velocidades radiales absolutas* muestran cierta dependencia con el tipo espectral. Según Campbell, que fué el primero que enunció esta ley, y Gyllenberg, la velocidad radial media para las estrellas de cada tipo espectral es:

	Campbell		Gyllenberg	
B	6,5 Km	(225 estrellas)	7,0 Km	(247 estrellas)
A	11,1 »	(212 »)	11,8 »	(263 »)
F	14,4 »	(185 »)	14,5 »	(237 »)
G	15,0 »	(128 »)	15,8 »	(208 »)
K	16,8 »	(382 »)	15,9 »	(486 »)
M	17,1 »	(73 »)	17,2 »	(85 »)

Las estrellas del tipo espectral *N* poseen en promedio una velocidad radial absoluta de 18,0 Km (obtenido con 25 estrellas del observatorio de Lick), y las del tipo *R* hasta 50 Km (promedio de 28 estrellas del observatorio de Mount-Wilson); sin embargo, este último valor es muy incierto, puesto que los valores individuales de que depende son muy diferentes entre sí (desde - 400 Km hasta + 70 Km respecto al Sol). Las estrellas del tipo *Md* poseen también grandes velocidades radiales absolutas (33 Km).

En la lista anterior, el número de estrellas empleadas en el cálculo es el indicado entre paréntesis. Vimos ya (pág. 540), que también existe una dependencia análoga de los movimientos propios aparentes con relación al tipo espectral; pero las velocidades radiales aumentan al pasar del tipo *F* al *M*, lo cual no ocurre con los movimientos propios. Las estrellas de helio (tipo *B*) se caracterizan por su pequeño movimiento propio sobre la esfera, así como por sus pequeñas velocidades radiales.

Las nebulosas planetarias, de que más adelante hablaremos, poseen una velocidad radial media absoluta (deducida de 96 valores) de unos 30 Km. En cambio, las nebulosas irregulares están dotadas de veloci-

dades radiales más pequeñas, de unos 11 Km (promedio de 5 valores). Insistiremos sobre estos resultados en el capítulo referente a las nebulosas.

Kapteyn, Adams y Strömberg han encontrado que dentro de los tipos espectrales *F*, *G*, *K* y *M*, existe una interesante dependencia entre la velocidad radial y el brillo absoluto, de manera que cuanto menor es el brillo absoluto de una estrella, tanto mayor es su velocidad radial. Los valores medios obtenidos por Strömberg para las estrellas del tipo *K* son los siguientes:

Magnitud absoluta	Velocidad radial	Número de estrellas
Brillo mayor que 1,0	13,5 Km	124
1,0 hasta 1,9	16,5 »	251
2,0 » 4,9	21,0 »	107
5,0 y más débiles	27,6 »	78

Según esto, de las estrellas pertenecientes al tipo *K*, las de brillo absoluto mayor tienen una velocidad radial que excede en 2 Km a la velocidad promedio de las estrellas *A*, las cuales, y más aún las del tipo *B*, son de ordinario muy brillantes. Las estrellas *K* y *M* parecen tener, por término medio, velocidades radiales que exceden en 1 Km o más a las de las estrellas *F* y *G* del mismo brillo absoluto.

Puede suponerse que, dentro del mismo tipo espectral, las estrellas de mayor brillo absoluto son las que poseen mayor masa. En este caso, la dependencia entre la velocidad radial y el brillo, significaría que las estrellas de gran masa se mueven con velocidad inferior a las estrellas de masa menor. Es notable que las estrellas *B*, cuyas velocidades son muy pequeñas, sean precisamente las que parecen tener masas mayores, como veremos al tratar de las estrellas dobles. Esto parece confirmar la dependencia entre la masa y la velocidad.

No carece de interés otro problema: el de saber si las velocidades radiales dependen también de la posición de las estrellas con respecto a la Vía Láctea. Campbell encontró que si se exceptúan las pertenecientes al tipo *M*, las estrellas de pequeña latitud galáctica tienen, por término medio, velocidades radiales algo mayores que las de mayor latitud galáctica. Para las estrellas del tipo *A*, por ejemplo, las velocidades radiales medias, en las zonas 0 a 30°, 30 a 60° y 60 a 90° de latitud galáctica, son 12,6 Km (101 estrellas), 9,6 Km (82 estrellas) y 9,3 Km (29 estrellas), respectivamente. Esto indica que las estrellas tienen cierta tendencia a moverse paralelamente al plano de la Vía Láctea, lo cual concuerda con lo que vimos al tratar de los movimientos propios sobre la esfera, sobre todo para las estrellas pertenecientes al tipo *A*.

Así como los movimientos propios de las estrellas según el círculo máximo, están sujetos a determinadas leyes, que han encontrado su explicación en la teoría de las dos corrientes de Kapteyn y en la unitaria de Schwarzschild, era de esperar que leyes análogas existiesen para las velocidades radiales. Hough y Halm estudiaron este problema en 1909, y

encontraron que, en efecto, las velocidades radiales observadas obedecían a leyes que confirmaban las que rigen los movimientos propios en la esfera. Hough y Halm dedujeron, de los datos referentes a 500 estrellas, la siguiente posición del vértex verdadero:

$$\text{AR } 88^{\circ}, \text{ D } + 27^{\circ}.$$

Posteriormente se ha repetido el mismo estudio empleando un material de observación más abundante. Eddington y Hartley han encontrado, fundándose en las velocidades radiales de unas 1100 estrellas pertenecientes a los tipos espectrales *A* a *M*, la siguiente posición del vértex verdadero:

$$\text{AR } 95^{\circ}, \text{ D } + 12^{\circ},$$

mientras que Gyllenberg por medio de las velocidades radiales de 1500 estrellas de los tipos *B* a *M* deduce:

$$\text{AR } 84^{\circ}, \text{ D } + 5^{\circ}.$$

Finalmente, Strömberg ha empleado las velocidades radiales de unas 1300 estrellas de los tipos *F* a *M* para la determinación del vértex. Para ello ha dividido estas estrellas, según su distancia, en dos grupos. Las 260 estrellas más cercanas han dado para posición del vértex verdadero:

$$\text{AR } 100^{\circ}, \text{ D } + 34^{\circ}$$

y las 1022 más lejanas,

$$\text{AR } 92^{\circ}, \text{ D } + 8^{\circ}.$$

Además, Strömberg cree haber descubierto en los valores de las velocidades radiales indicios de que las estrellas giran alrededor del centro del sistema de la Vía Láctea.

La posición del vértex deducida de las velocidades en la dirección del rayo visual coincide con la obtenida por los movimientos laterales.

Campbell ha estudiado las relaciones que existen entre las velocidades radiales y el movimiento general de las corrientes, hallando como resultado que en las estrellas del tipo *B* no se ve bien claro dicho movimiento de conjunto, mientras que las estrellas del tipo *A* lo presentan de una manera evidente y algo menos las de los tipos *F*, *G*, *K* y *M*. Los cálculos de Gyllenberg han confirmado este resultado, que en lo esencial está de acuerdo con el que ya vimos para los movimientos propios sobre la esfera celeste.

No podemos dejar este tema sin citar un fenómeno extraordinario, que ha sido muy discutido en estos últimos tiempos. Cuando Kapteyn y Frost, en 1910, y Campbell, en 1911, estudiaron el movimiento de las estrellas del tipo *B*, encontraron que el promedio de sus velocidades radiales absolutas, una vez corregidas de la parte que depende del movimiento del Sol, no se anulaba como era de esperar, sino que, por el contrario, resul-

taba un valor medio positivo, que según Campbell es $K = + 4$ Km. Este fenómeno, llamado efecto K , se puede explicar admitiendo que el sistema de estrellas del tipo B que nos rodea se dilata con una velocidad de 4 Km por segundo. Se hace, ciertamente, difícil aceptar sin discusión esta hipótesis, y se ha intentado sustituirla por otras: por ejemplo, la de que las longitudes de onda de las rayas espectrales de las estrellas B son, por causas desconocidas, diferentes de sus análogas de los espectros obtenidos en el laboratorio; pero sobre este punto no se sabe todavía nada con seguridad. Campbell determinó el valor de K para las estrellas de los otros tipos espectrales, obteniendo para las estrellas de los tipos A , F y G un valor muy pequeño, mientras que para las estrellas de los tipos K y M era fácil de comprobar, hasta el punto de que, para estas últimas, alcanza un valor casi igual al que se encuentra para las estrellas B . Gyllenberg repitió los mismos cálculos con un material de observación más abundante, y encontró los valores siguientes:

	K		K
B	+ 4,3 Km	G	- 0,8 Km
A	+ 0,1	K	+ 3,6
F	+ 0,2	M	+ 5,3

Es muy notable que el valor de K dependa del tipo espectral, como ocurre también con el de la velocidad del Sol. Según Strömberg para las estrellas de los tipos F , G y K el efecto K es positivo si se consideran las estrellas de mayor brillo absoluto, y negativo para las de brillo absoluto menor.

En cuanto a la explicación de todo ello, estamos todavía lejos de poderla dar en términos satisfactorios. Pero si comparamos nuestros conocimientos actuales sobre los movimientos estelares con los que se poseían hace veinte años, no podemos menos de admirar el enorme adelanto efectuado en tan corto tiempo. Es cierto que las teorías presentan muchos puntos dudosos, y que no faltan contradicciones entre los resultados obtenidos por distintos investigadores; pero el primer paso hacia el conocimiento de las velocidades de las estrellas constituye ya una de las más hermosas conquistas de la Astronomía, y es de esperar que en época no lejana llegaremos a descubrir las leyes que regulan los movimientos en el Universo.

5. ESTRELLAS DOBLES

Un observador que dirija la mirada hacia la segunda estrella de la cola de la Osa mayor, ζ o Mizar, podrá percibir junto a ella, sin gran dificultad, otra estrellita, Alcor; si mira hacia las Hyades, encontrará otro astro doble parecido a aquél, al oeste de Aldébaran: θ^1 y θ^2 del Toro. Es necesario poseer ya una vista más penetrante para distinguir las dos es-

trellas, muy cercanas entre sí, de la cabeza del Capricornio, α^1 y α^2 ; finalmente, sólo una vista privilegiada puede separar las dos estrellas ϵ y δ de la Lira, próximas a Vega. Observando con un anteojo que aumente de 20 a 30 veces, crece ya mucho el número de las *estrellas dobles*, y este número crece tanto más, cuanto más potentes sean los medios ópticos empleados. Los astrónomos consideran sólo como estrellas dobles aquellas parejas en que la distancia que separa las dos componentes es, lo más, de medio minuto de arco. A veces, el anteojo muestra como estrella doble telescópica alguna de las componentes de las que a simple vista son ya dobles; así ocurre con Mizar, constituido por dos estrellas cuya distancia es de $14''$, mientras que Alcor dista del grupo casi $11'$; y ϵ y δ de la Lira se desdoblán a su vez, constituyendo dos pares de estrellas dobles cuyas componentes distan en cada par de $2''$ a $3''$, mientras que los dos pares están separados por una distancia de $3',5$.

El número extraordinariamente grande de estrellas dobles, sugirió a W. Herschel la convicción de que en muchos casos no se trataba de estrellas cercanas sólo en apariencia, por un efecto de perspectiva, sino que eran astros realmente próximos, entre los cuales existía una relación física; es decir, que no se trataba de estrellas dobles *ópticas*, sino *físicas*. Para algunas de ellas, pudo demostrarlo por medio de la observación, al reanudar, a principios del siglo XIX, las medidas que había hecho veinte años antes, encontrando que en no pocas estrellas dobles habían variado las posiciones recíprocas de las componentes. Antes que Herschel, habían sospechado la verdadera naturaleza de los sistemas dobles Michell en Inglaterra y Chr. Mayer en Mannheim, pero sus ideas sobre este punto alcanzaron escaso éxito, porque no pudieron apoyarlas en la observación. En realidad, Herschel no pudo dar tampoco una prueba concluyente, y tuvo que acudir al criterio de la probabilidad, como había hecho Michell.

Sean A y B (fig. 203) las posiciones relativas (1) de las dos componentes de una estrella doble en un instante determinado. Si después de transcurridos algunos años se observa que las posiciones relativas son A y B' , es decir, que la componente B se ha movido en el sentido BB' con respecto a A , este cambio de posición podrá ser debido a dos causas: o bien los dos astros están aparentemente cercanos en la esfera, pero muy lejos en el espacio, uno detrás de otro, constituyendo una estrella doble óptica, y en este caso la estrella B tendrá, con relación a la estrella A un movimiento propio cuya dirección y magnitud se indica por BB' , o bien están unidos físicamente y se hallan, por consiguiente, muy próximos, y en este caso la componente B describe una órbita alrededor de la estrella principal A , siendo BB' un arco de la órbita. Los movimientos propios, según hemos visto antes, se efectúan en línea recta, mientras que los mo-

(1) Se indica la posición relativa de los componentes por medio de su distancia y el ángulo de posición; la primera se expresa en segundos de arco, y la segunda en grados contados a partir del norte, siguiendo por el este, sur y oeste.

vimientos según una órbita son curvilíneos. Según esto, una tercera observación podrá decidir cuál sea el carácter de la estrella doble; si la compañera está en B'' , el movimiento se verifica en una línea curva y el par de estrellas está unido físicamente; en cambio, si aquélla ocupa la posición B''' , es decir, que $B''' B'$ es prolongación de $B' B$, el sistema constituye una estrella doble óptica. La demostración exacta del carácter de una estrella doble determinada, exige en cada caso, por lo menos, tres observaciones; pero si consideramos el conjunto de las dobles telescópicas, se puede predecir, con ayuda del cálculo de probabilidades, qué tanto por ciento de ellas son dobles físicas y qué tanto por ciento son dobles ópticas. Es fácil comprender que la proximidad aparente, debida sólo a la perspectiva, entre estrellas brillantes que estén distribuidas al azar por toda la esfera celeste, ha de tener a su favor una probabilidad muy pequeña, tanto menor cuanto más brillantes sean las estrellas y cuanto más cerca estén una de otra. Así se ha calculado que, hasta una distancia de $2''$ entre las componentes, no ha de haber en el cielo ninguna estrella doble óptica de magnitud superior a la 8.^a, y que entre $2''$ y $4''$ de distancia habrá solamente una, y entre $12''$ y $16''$ cinco. Como que la observación ha dado a conocer, entre estos límites, muchos centenares de estrellas dobles, hay que suponer que sus componentes están unidas físicamente en su mayor parte. Otra prueba la tenemos en los movimientos propios. Muchas de las estrellas dobles más brillantes cambian de lugar en la esfera celeste con velocidad notable; si los movimientos de la estrella principal y de su compañera son iguales o casi iguales, se podrá sacar como consecuencia la existencia de una relación física entre ambas.

Hasta el tiempo de Chr. Mayer sólo se habían descubierto algunas estrellas dobles — la primera, ζ de la Osa mayor, era ya conocida por Riccioli a mediados del siglo XVII, — y el astrónomo de Mannheim sólo pudo aumentar la cifra hasta 89. Los descubrimientos de Herschel elevaron el número de estrellas dobles a 800. Herschel no se limitó a contar, sino que procedió a verificar medidas micrométricas, en vez de determinar las diferencias de ascensión recta y declinación con el antejo meridiano, como había hecho Mayer. Estas medidas permitieron a Herschel presentar a la Sociedad Real de Londres, en 1804, una lista de cincuenta sistemas físicamente dobles y debidamente estudiados.

Los trabajos de Herschel, aun siendo tan importantes, fueron pronto superados en Dorpat por los de W. Struve. Poco después de haber publicado Herschel su tercera y última serie, empezó Struve, con el nuevo refractor de Dorpat, a realizar mediciones de las estrellas dobles situadas entre el polo norte y 15° de declinación y cuyas componentes estuviesen separadas por una distancia inferior a $32''$. El resultado de estos trabajos, realizados desde 1824 a 1837, fué publicado en las «Mensurae micrometricae», obra fundamental de la astronomía de las estrellas dobles, que ha servido de base a todas las investigaciones realizadas posteriormente. Esta obra contiene cerca de 11 000 observaciones de unos 2 700

pares, además de valiosos datos sobre la magnitud y color de las componentes. Una segunda publicación, casi de la misma importancia, las «Positiones mediae», editada en 1852, contiene las posiciones exactas de las estrellas principales de los sistemas dobles, así como las de numerosas estrellas simples, y constituye la base para las investigaciones posteriores sobre los movimientos propios.

Los trabajos de W. Herschel y W. Struve son la base de todo cuanto se ha adelantado en el conocimiento de estrellas dobles. Casi al mismo tiempo que este último, y con no menos éxito, se dedicó el hijo de W. Herschel, John Herschel, al estudio de estos problemas. La mejor prueba de su incansable celo son los seis catálogos de estrellas dobles del hemisferio norte, y muy especialmente el gran catálogo de estrellas dobles del hemisferio sur, en los cuales se contienen en total unos 6 600 sistemas (4 500 del hemisferio norte y 2 100 del sur), la mayor parte de ellos descubiertos por el mismo J. Herschel. También el hijo de W. Struve, Otto Struve, continuó los trabajos de su padre.

Las estrellas dobles han constituido, desde Herschel y Struve, la parte más especialmente cultivada de la Astronomía: Mädler, Dawes, Dembowski, Dunér, Engelmann, Schiaparelli, Asaph Hall y otros, han efectuado medidas cuidadosas y realizado numerosos descubrimientos. Entre los observadores más modernos de estos sistemas deben mencionarse Burnham, Aitken, Hussey, Lohse, See, Lewis, Doolittle, Innes y Jonckheere. Burnham ha descubierto más de 1 300 estrellas dobles, parte de ellas con el gran refractor del observatorio de Lick, y parte con otros aparatos, y no solamente contribuyó con sus observaciones personales a aumentar el número de las estrellas dobles conocidas, sino que compuso su «General Catalogue of Double Stars», el cual contiene todas las estrellas dobles descubiertas, hasta el momento de su publicación (1906), desde el polo norte hasta -31° de declinación, en número de 13 665, a más de extensas indicaciones sobre las medidas efectuadas para cada una, los movimientos orbitales, etc. Además de Burnham, merecen ser citados Aitken y Hussey, quienes en 1899 emprendieron en el observatorio de Lick una investigación sistemática de todas las estrellas del catálogo de Bonn, hasta la 9.^a magnitud, para encontrar cuáles de ellas eran dobles. Este enorme trabajo, continuado desde 1905 por Aitken, fué terminado en 1915, y condujo al descubrimiento de unas 4 300 estrellas dobles, 3 000 de las cuales deben atribuirse a Aitken.

Las medidas en las estrellas dobles se realizan con el micrómetro; pero, como dijimos al tratar de los métodos fotográficos, se han obtenido recientemente resultados extraordinariamente exactos sacando fotografías de las citadas estrellas y efectuando después medidas sobre los clisés, aun cuando este método no es aplicable a los sistemas cuyas componentes estén muy poco separadas.

En estos últimos años se ha empleado también el interferómetro (página 529) para la medición de estrellas dobles muy juntas que no pueden desdoblarse con el antejo. Con dicho aparato se han podido reconocer y me-

dir, por ejemplo, las componentes de la estrella doble espectroscópica α del Cochero.

Al comparar entre sí las diversas series de mediciones visuales, se encontraron entre los resultados obtenidos por distintos observadores, diferencias mucho mayores que lo que se podía suponer, las cuales hicieron sospechar la existencia de una especie de «ecuación personal» (pág. 142). Estos errores sistemáticos, especialmente de origen fisiológico e instrumental, han sido objeto de cuidadosos estudios. Su descubrimiento y corrección tienen gran importancia en el estudio de las estrellas dobles, porque las órbitas que éstas describen son tan pequeñas, vistas desde la Tierra, que los menores errores en las medidas afectan de una manera esencial a la determinación de la órbita. Empleando un «prisma de reversión», por medio del cual pueden colocarse aparentemente las componentes en el ángulo de posición que convenga, se consigue anular la influencia que el valor de este ángulo ejerce en los errores sistemáticos.

Apenas las observaciones realizadas a principios del pasado siglo revelaron la existencia de movimientos orbitales en algunas estrellas dobles, surgió naturalmente el problema de determinar las leyes a que obedecían. No parecía lógico dudar de que la ley de la gravitación de Newton debía extenderse a aquellos lejanos sistemas, si es que se trataba de una ley realmente universal, y así todos los métodos que se idearon para la determinación de las órbitas de las estrellas dobles, desde Savary (1827), Encke (1830) y J. Herschel (1832) se fundaron en la gravitación newtoniana, que no solamente ha sido comprobada prácticamente desde entonces en todos los casos que se han considerado, sino que además Tisserand demostró que sólo la ley de la gravitación de Newton puede explicar los movimientos observados en las estrellas dobles, aun cuando hay que reconocer que para esta demostración es necesario establecer algunas hipótesis no del todo demostradas, no debiendo olvidarse, además, que los errores posibles en las medidas de las estrellas dobles son de bastante monta con relación a las dimensiones de las órbitas aparentes, de modo que muchas discrepancias con la teoría newtoniana podrían pasar fácilmente inadvertidas.

La definición de la órbita de una estrella doble requiere, como la de las órbitas del sistema solar, el determinar un cierto número de magnitudes constantes, los *elementos* de la órbita. El problema puede presentar diferentes aspectos. Consideremos en primer lugar el movimiento orbital absoluto de dos estrellas alrededor del centro de gravedad común; este movimiento se diferencia de la traslación elíptica de un planeta alrededor del centro del sistema solar, en que las masas de las componentes que constituyen la estrella doble son mucho menos diferentes entre sí que las masas del Sol y de cualquiera de sus planetas, y por lo tanto el centro de gravedad de aquéllas, alrededor del cual describe cada una una elipse, puede estar muy lejos de la componente principal. La posición de este punto depende de la relación entre las dos masas, y como éstas en una primera aproximación, son desconocidas, también lo es el centro de gravedad, y hay que empezar por admitir que la estrella más brillante está inmóvil, y observar la órbita

que de todos modos es parecida a la que describe en torno del centro común.

Por otra parte, la elipse que nosotros observamos es la proyección de la verdadera elipse del espacio sobre la esfera. Sea A (fig. 204) el foco de esta elipse verdadera EE , ocupado por la estrella principal que suponemos inmóvil. Si por el punto A y perpendicularmente al rayo visual dirigido desde la Tierra a la estrella, indicado por las flechas, trazamos un plano, $E'E'$ será la elipse proyección o aparente; los centros C de ambas elipses

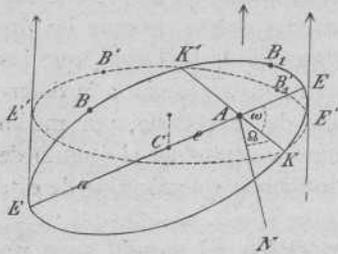


Fig. 204

coincidirán en la misma dirección, pero los focos, generalmente, no. Sean B, B_1, \dots las sucesivas posiciones que la estrella menor ocupa en distintos momentos, y B', B'_1 sus proyecciones sobre la elipse aparente, y supongamos que la dirección N es el origen de los ángulos de posición; NA es, por consiguiente, la dirección de un círculo horario. De las distancias observadas o radios vectores proyectados AB', AB'_1, \dots y de los ángulos de posición que estos radios vectores forman con AN se obtiene la elipse aparente, y de ella se puede deducir después la elipse verdadera. Los elementos de esta última son, como cuando se trata de una órbita planetaria, así como su forma y dimensiones, y son: la longitud del nodo δ o ángulo de posición de la dirección KK' , recta según la cual se cortan la elipse verdadera y la aparente; la longitud ω del periastron (1) respecto al nodo, contado, como en el sistema solar, sobre la órbita y en el sentido en que se efectúa el movimiento; la inclinación i del plano de la elipse verdadera respecto a la aparente; la excentricidad e ; el período de revolución U expresado en años, y el semieje mayor a expresado en segundos de arco. Finalmente, debe indicarse la época T del paso de la estrella por el periastron. El movimiento se llama directo o retrógrado según se efectúe en el sentido de los ángulos de posición crecientes, esto es, desde el norte pasando por el este, sur y oeste, o en sentido contrario. Además, se comprende que no podemos saber si K es el nodo ascendente o el descendente, ya que, por ejemplo, la porción de elipse verdadera dibujada a la derecha de la figura 204 puede estar situada encima o debajo de la elipse aparente (2); el valor de δ lleva, por lo tanto, una inseguridad de 180° , pero se ha convenido en asignarle el valor menor de 180° . Si la inclinación es casi de 90° , la compañera parecerá moverse en línea recta (42 Comae Berenices y γ Lupi). En las estrellas dobles cuyas masas son desconocidas, el período de revolución y el semieje mayor son independientes uno de otro; aquí tenemos que determinar, por

(1) El periastron es el extremo del eje mayor de la elipse verdadera más cercano a la estrella principal, y correspondiente al perihelio de las órbitas planetarias.

(2) En algunos casos, la determinación espectroscópica de las velocidades radiales ha permitido distinguir el nodo ascendente del descendente.

consiguiente, un elemento más que para las órbitas planetarias; en cambio, en la determinación de las órbitas estelares se tiene la ventaja de que las estrellas dobles están a una distancia tan grande, que el cambio de posición de la Tierra no influye en el movimiento aparente.

En la figura 205 se representan las órbitas verdadera y aparente de la estrella doble ξ de la Osa mayor. En A está la estrella principal; los círculos pequeños indican las posiciones ocupadas por la compañera, desde 1815 hasta 1875, en la elipse aparente, dibujada con trazos; P es la posición del periastro verdadero, P' su proyección en la elipse aparente, KK' la línea de los nodos, y N el origen de los ángulos de posición. El movimiento es retrógrado.

El número de estrellas dobles en las cuales se ha podido hallar con seguridad un movimiento orbital es bastante pequeño. Según Burnham, no exceden mucho de 300 entre las 13 665 contenidas en el catálogo general, aun incluyendo entre ellas algunos casos dudosos. Mayor es el número de estrellas dobles que deben considerarse como formando sistemas físicos en vista de los movimientos propios comunes de ambas componentes

(en el catálogo de Burnham, casi 600). Se han calculado las órbitas de más de cien estrellas dobles, pero los resultados, para muchas de ellas, merecen todavía poca confianza. De los sistemas cuyo período de revolución excede de 150 años no es posible todavía determinar con alguna seguridad los elementos orbitales, ya que sólo se ha observado un arco muy pequeño de la trayectoria. En la tabla siguiente figuran sólo las estrellas dobles cuyo período de revolución es inferior a 120 años, después de prescindir de aquellas cuyos elementos orbitales no merecen confianza. En la segunda columna se indica la clase espectral a que pertenece la estrella principal.

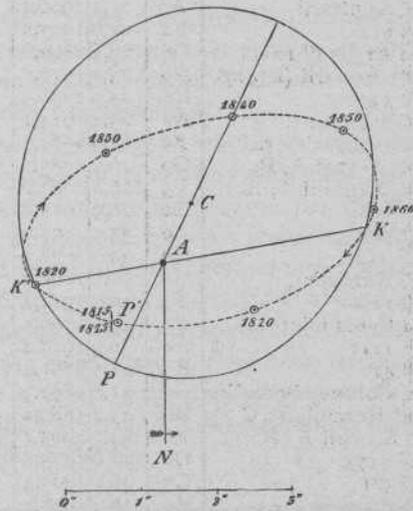


Fig. 205

ÓRBITAS DE LAS ESTRELLAS DOBLES

Estrellas	Espectro	U	T	a	e	i	Ω	ω	Sentido del movimiento	Calculada por
δ Equulei A, B	F5	5,7	1901,3	0,27	0,39	81	21	165	R	Aitken
13 Ceti	F0	6,9	1905,3	0,24	0,72	53	39	67	D	»
α Pegasi, A, B	F5	11,4	1897,8	0,29	0,40	78	109	106	R	Lewis
A 88	F8	12,1	1910,1	0,18	0,27	62	2	270	R	Aitken

Estrellas	Espectro	<i>U</i>	<i>T</i>	<i>a</i>	<i>e</i>	<i>i</i>	Ω	ω	Sanfido del movimiento	Calculada por
		a		"		o	o	o		
ϵ Hydrae A, B	F8	15,3	1901,0	0,23	0,65	50	104	270	D	Aitken
β 883	F5	16,6	1907,0	0,19	0,44	9	34	190	D	"
θ 341	Go	19,8	1917,8	0,30	0,96	78	104	149	D	"
ζ Sagittarii	A2	21,2	1900,4	0,56	0,18	69	76	1	R	"
β 612	F2	23,0	1907,2	0,22	0,52	50	34	358	D	"
ρ Argus (β 101)	Go	23,3	1892,6	0,69	0,75	80	100	75	D	"
δ 3 Aquarii (A 417)	A0	23,8	1917,7	0,24	0,40	56	22	261	D	"
β 325	Ko	25,0	1899,5	0,66	0,17	76	113	153	D	"
ζ Sagittae	A2	25,2	1914,1	0,32	0,85	78	5	65	R	Van Biesbroeck
δ Comae Ber.	F5	25,9	1911,7	0,67	0,52	90	13	279	—	Russell
δ 5 Pegasi A, B	Go	26,3	1883,5	0,82	0,46	53	116	266	D	Bowyer-Furner
β Delphini A, B	F5	26,8	1883,0	0,48	0,35	62	179	351	D	Aitken
β 1185	Go	28,9	1917,8	0,23	0,19	77	22	310	R	"
β 524	F0	33,3	1895,0	0,16	0,60	34	127	325	R	"
γ 3121	Ko	34,0	1878,3	0,67	0,33	75	28	128	D	See
γ Herculis	Go	34,5	1898,8	1,35	0,46	48	52	113	R	Comstock
β 1266	F5	36,0	1911,4	0,24	0,24	62	59	163	R	Aitken
α Canis minoris	F5	39,0	1886,5	4,05	0,32	14	151	37	D	L. Boss
β 1111	A0	40,5	1918,4	0,24	0,24	41	44	144	D	Aitken
β 416	K5	41,5	1891,4	1,86	0,55	49	131	64	R	Voûte
γ Coronae borealis	Go	41,6	1892,3	0,89	0,27	58	25	218	D	Lohse
η 1 Herculis B, C	Mb	43,2	1880,2	1,30	0,20	63	61	182	D	Aitken
μ Scorpii A, B	F8	44,7	1905,4	0,72	0,75	29	27	344	D	"
Σ 2173	Go	46,0	1915,2	1,06	0,18	81	154	322	R	"
β 581	G5	46,5	1909,4	0,53	0,40	59	116	282	D	"
κ Krüger 60	Ma	46,6	1928,1	2,55	0,33	30	139	157	R	Pavel-Bernewitz
τ Cygni	F0	47,0	1889,6	0,91	0,22	43	150	105	R	Aitken
θ 269	A5	48,8	1882,8	0,32	0,36	71	46	33	D	See
σ Canis majoris	A0	50,0	1894,1	7,57	0,59	43	43	146	R	Aitken
β 513	A2	53,0	1905,6	0,61	0,35	36	81	6	D	See
ρ 99 Herculis	F8	53,5	1887,8	1,11	0,70	38	75	94	D	Lohse
γ Andromedae B, C	A0	55,0	1892,0	0,35	0,82	77	114	201	R	Hussey
θ 298	Ko	56,7	1882,9	0,88	0,58	66	2	22	D	Celoria
β 648	Go	56,9	1911,8	1,25	0,23	66	51	294	R	Van den Boss
ζ Cancri A, B	Go	57,9	1870,2	0,87	0,33	0	—	—	R	Schnauder
Secchi 2	G5	58,0	1894,0	0,40	0,50	68	90	0	R	Russell
ξ Ursae majoris	Go	59,8	1875,8	2,51	0,41	53	101	129	R	Nörlund
θ 235	F5	71,9	1909,0	0,78	0,40	44	78	135	D	Aitken
δ Sextantis	A2	72,8	1880,5	0,41	0,60	37	18	227	R	Schroeter
θ 234	F5	77,0	1880,1	0,35	0,30	51	158	207	D	See
α Centauri	G5	78,8	1875,7	17,05	0,51	79	25	52	D	Lohse
θ 400	G5	81,0	1883,2	0,47	0,46	60	157	7	R	Burnham
β 552	F5	86,0	1886,4	0,56	0,51	39	146	310	D	Aitken
γ 70 Ophiuchi	Ko	87,7	1896,0	4,50	0,50	59	122	167	R	Pavel
γ Coronae borealis	A0	87,8	1841,5	0,73	0,42	84	111	99	R	Lewis
θ 285	F5	88,5	1882,6	0,33	0,55	26	42	222	R	Jackson
δ 55 Tauri (θ 79)	Go	88,9	1897,8	0,57	0,62	56	66	130	D	Aitken
β 80	Go	95,2	1905,0	0,72	0,77	23	6	98	D	"
ϵ Equulei	F5	97,4	1922,2	0,61	0,72	86	107	0	R	Russell
Σ 3062	G5	105,6	1836,1	1,44	0,47	46	37	99	D	Doberck
φ Urs. maj. (θ 208)	G5	110,1	1883,6	0,32	0,47	32	125	44	D	Jackson
ω Leonis (Σ 1356)	A2	116,7	1840,8	0,84	0,56	66	144	122	D	Doberck

Cuando las estrellas dobles no tienen ya nombre en los catálogos generales, se designan por el del descubridor y un índice numérico. Para mayor

sencillez suele abreviarse en estos casos el nombre del astrónomo: así, Σ indica Guillermo Struve, $O\Sigma$ Otto Struve, β Burnham, A Aitken. En los sistemas múltiples (pág. 552), las distintas componentes se denominan A, B, C , para diferenciarlas entre sí. Aquellas estrellas dobles cuya compañera describe su órbita en sentido directo se indican en la penúltima columna de la tabla por la letra D y las que son retrógradas por una R . El sentido del movimiento en la estrella 42 de la Cabellera de Berénice, es indeciso, ya que, como hemos dicho, la órbita aparente en este sistema es una línea recta. En la estrella ζ del Cangrejo la inclinación es nula, es decir, que observamos perpendicularmente la órbita; en este caso la posición del nodo es indeterminada. Es digno de notarse que la mayoría de las órbitas tienen una grande excentricidad.

Acerca de las verdaderas dimensiones de las órbitas de las estrellas dobles, así como en lo que se refiere a sus masas, sabemos muy poca cosa; para calcularlas necesitamos conocer las distancias que las separan del sistema solar, o sea sus paralajes, y éstas sólo se conocen con suficiente seguridad para un número relativamente pequeño de estrellas. Limitándonos a aquellas cuyas paralajes exceden de $0''.1$ sólo para nueve estrellas dobles conocemos con bastantes probabilidades de certeza los elementos orbitales. La tabla siguiente contiene para estos sistemas la paralaje p , el período de revolución U en años, el semieje mayor de la órbita, expresado en segundos de arco, a , y en semidiámetros de la órbita terrestre, a , y finalmente la masa total M (1), tomando como unidad la masa del Sol.

Estrellas	Espectro	p	U	a	a	M
		"	a	"		
α Centauri	G5	0,76	78,8	17,65	23,2	2,0
α Canis majoris	A0	0,37	50,0	7,57	20,5	3,4
α Canis minoris	F5	0,31	39,0	4,05	13,1	1,5
Krüger 60	Mb	0,27	46,6	2,55	9,4	0,4
70 Ophiuchi	K0	0,20	87,7	4,50	22,5	1,5
ξ Ursae majoris	G0	0,16	59,8	2,51	15,7	1,1
β 648	G0	0,127	56,9	1,25	9,8	0,3
ζ Herculis	G0	0,107	34,5	1,35	12,6	1,7
μ^1 Herculis	Mb	0,106	43,2	1,30	12,3	1,0

Compréndese que los valores obtenidos para las dimensiones y las masas de los sistemas dobles pueden estar afectos de bastante error, a causa de la inseguridad de las cantidades que sirven para determinarlas. De todos modos, se ve que las masas de estos sistemas son del mismo orden de magnitud que la masa del Sol, y que ninguno de ellos tiene una extensión mayor que la de nuestro sistema solar, en el que los dos planetas más lejanos, Urano y Neptuno, están a una distancia de 19 y 30 radios de la órbita te-

(1) Según la tercera ley de Kepler se tiene $a = M^{1/3} U^{2/3}$, y como $a = \frac{\alpha}{p}$, resulta para la masa la expresión $M = \frac{\alpha^3}{p^3 U^2}$.

restre, respectivamente. Pero existen estrellas dobles cuyas componentes se mueven a distancias mucho mayores que el radio de la órbita de Neptuno.

No es posible determinar inmediatamente la masa de las dos componentes conociendo la masa total del sistema. Pero para ello se nos abre un camino si se conoce, además del movimiento relativo de las componentes una con respecto a la otra, el movimiento absoluto de una de ellas, el cual puede deducirse de las observaciones meridianas o de medidas micrométricas con respecto a las estrellas vecinas. Entonces se puede calcular la relación de las distancias de ambas componentes al centro de gravedad común, y como consecuencia la relación de las masas; de este valor y del obtenido para la masa total, se deducen inmediatamente las masas individuales. Estos cálculos se han realizado para la mayor parte de las estrellas del cuadro anterior; las masas m_1 y m_2 que corresponden a las magnitudes mayor y menor respectivamente, son las que se dan en la tabla siguiente. En esta tabla se puede ver que las masas no guardan la misma relación que las magni-

Estrella	Magnitud		m_1	m_2
α Centauri	0,3	1,7	1,1	0,9
α Canis majoris	— 1,6	8	2,4	1,0
Krüger 60	9,3	10,8	0,20	0,18
α Canis minoris	0,5	13,5	1,1	0,4
γ Ophiuchi	4,1	6,1	0,8	0,7
ϵ Ursae majoris	4,4	4,9	0,55	0,55
ζ Herculis	3,0	6,5	1,2	0,5

tudes, sino que la de las componentes más débiles es siempre mayor que lo que podría esperarse de la relación de magnitudes; este resultado es evidente, sobre todo, para Sirio. El mismo fenómeno parece ocurrir también en otros sistemas, para los cuales, no obstante, no se ha podido calcular la relación de masas con bastante seguridad; pero según L. Boss, no se conoce hasta el presente ningún caso (excepción hecha, tal vez, de 85 de Pegaso) en que pueda asegurarse con alguna probabilidad que la componente más débil tenga una masa mayor que la más brillante.

En la historia de la Astronomía, tienen especial interés dos sistemas de estrellas dobles: el de Sirio y el de Proción. En el año 1844, Bessel anunció que probablemente ambos astros eran dobles, aunque de ellos sólo podíamos observar un componente. Comparando numerosas observaciones meridianas, encontró Bessel que el movimiento propio de estas dos estrellas no era regular, sino variable, y demostró que esta irregularidad se podía explicar fácilmente por la influencia de grandes masas oscuras, próximas a aquéllas. La novedad de esta hipótesis le creó al principio muchos adversarios, aunque Bessel hizo ver con sobrados argumentos que no había motivo alguno para considerar el brillo como una propiedad esencial de la materia. Después de la muerte de aquél, C. A. F. Peters desarrolló la hipótesis

de Bessel y obtuvo los primeros elementos de la órbita de Sirio, y por fin, en enero de 1862, vino una brillante comprobación con el descubrimiento, por A. G. Clark, en Cambridge, de la compañera, una estrella de 8.^a a 9.^a magnitud que a causa del gran brillo de Sirio no podía verse sino con dificultad. Auwers encontró que la elipse que describe Sirio alrededor del centro de gravedad del sistema formado por él y por su compañera tiene un semieje mayor de $2''{,}4$. En la tabla de las órbitas de estrellas dobles no hemos dado los elementos de esta elipse, sino los de la órbita relativa de la compañera alrededor del astro principal. Ambas órbitas coinciden, naturalmente, en todos sus elementos, a excepción de los semiejes mayores y de las longitudes del periastro con respecto al nodo, diferenciándose éstas en 180° .

También para Proción trató Auwers de determinar la órbita, encontrando que las observaciones meridianas de esta estrella se podrían representar en el supuesto de que por una parte posee un movimiento propio regular, y por otra un movimiento alrededor de un punto central, describiendo una circunferencia de $1''$ de radio con un período de revolución de 40 años. L. Struve encontró posteriormente $0''{,}74$ para valor del radio. El satélite cuya atracción es causa de este último movimiento, se sustrajo durante largo tiempo a todas las observaciones, hasta que en 1896 Schaeberle descubrió, con el gran refractor del observatorio de Lick, a una distancia de $4''{,}5$ de Proción, una estrella de 13.^a magnitud que coincide con la compañera buscada.

Se ha comprobado también la existencia de un cuerpo, invisible para nosotros, en el sistema ξ de la Osa mayor, cuyos elementos, dimensiones y relaciones de masas hemos dado antes. Nörlund, al estudiar la órbita de esta estrella doble, encontró que el movimiento de la componente menos brillante alrededor de la otra se apartaba del movimiento elíptico, presentando discrepancias cuyo período era de 1 año y 8 décimas. Wright demostró después que la componente principal es a su vez una estrella doble espectroscópica, cuyo período de revolución es de 1,8 años, y que las perturbaciones, producidas en el movimiento de la componente más débil quedan así completamente explicadas. Las medidas fotográficas efectuadas por Hertzsprung en Potsdam confirman también el descubrimiento de Nörlund.

En el movimiento orbital de las estrellas 70 de Ofiuco y α de los Gemelos se observan también perturbaciones, no bien estudiadas todavía. En la estrella ζ de Hércules, cuyos elementos se dan en la tabla anterior, se observan también anomalías parecidas, que Lewis ha tratado de explicar con la hipótesis de la duplicación del astro principal; pero según Comstock es posible que en este caso las perturbaciones sean debidas a errores sistemáticos de observación, de modo que por lo que se refiere a este sistema es todavía aventurado admitir la existencia de un tercer cuerpo perturbador.

De las estrellas citadas, sólo ξ de la Osa mayor es indudablemente una estrella triple cuya tercera componente es invisible. En cambio, hay

gran número de estrellas físicamente triples y múltiples cuyas componentes son todas visibles; entre estos sistemas múltiples, el más conocido es el llamado trapecio, en la nebulosa de Orión. En la tabla que contiene los elementos orbitales de las estrellas dobles, figuran algunos ejemplos de estos sistemas múltiples en los cuales se ha podido determinar la órbita relativa de dos componentes, por ejemplo, ϵ de la Hidra y ζ del Cangrejo. Según Aitken, el 4 ó 5 % de las estrellas dobles visibles son sistemas triples o cuádruples. Por regla general, en los sistemas triples, dos de las componentes están muy cerca una de otra y la tercera se halla a una distancia relativamente grande.

En el estudio de las estrellas triples se presentan cuestiones muy interesantes de análisis matemático, ya que en él se plantea con frecuencia el problema llamado «de los tres cuerpos», aún no resuelto en términos generales. Además, los movimientos son casi siempre muy lentos, por lo cual nuestro conocimiento de los sistemas triples es aún muy limitado.

Las investigaciones de Seeliger sobre el sistema ζ del Cangrejo, han conducido a resultados muy notables. Las componentes A y B están a muy poca distancia, y en 58 años dan una vuelta alrededor una de otra, sin que en su movimiento puedan observarse perturbaciones debidas a la atracción de la componente C , situada a $5''{,}5$ de distancia. Esta última componente se mueve a la distancia indicada y con un período de revolución de unos 730 años, alrededor del centro de gravedad de A y B , pero al mismo tiempo describe en 17 años una órbita de $0''{,}16$ de radio alrededor de un punto central. Esta anomalía en el movimiento de C condujo a O. Struve a la conclusión de que esta componente posee una compañera invisible, muy cercana, que sólo se manifiesta por sus perturbaciones. Los estudios de Seeliger han comprobado la exactitud de esta hipótesis. Los datos numéricos que antes hemos dado, son los que resultan de una discusión más moderna llevada a cabo por Schnauder.

Además de los sistemas constituidos por dos, tres o más estrellas, existen también grupos constituidos por *pares* o estrellas dobles, que ocupan un espacio relativamente pequeño del cielo. De ellos, el sistema más conocido es el de ϵ y δ de la Lira, ya mencionado. Otro conjunto muy notable de cinco pares lo forman Σ 950, 951, 952, 3117, 3118; la estrella principal del primer par es la variable S del Unicornio.

Es casi indudable que estas combinaciones de estrellas dobles no son puras casualidades, sino que en realidad se trata de pares muy cercanos en el espacio; pero han de transcurrir todavía algunos siglos antes de que se puedan tener datos suficientes para descubrir las relaciones que ligam entre sí estos sistemas.

Aitken ha publicado recientemente los resultados de sus trabajos estadísticos sobre las estrellas dobles. En primer lugar, define el concepto de «estrella doble» con más precisión que sus antecesores, haciendo ver cómo en esta definición no ha de intervenir sólo la distancia aparente de las componentes, sino también su brillo, ya que es evidente, por ejemplo, que si dos estrellas de segunda magnitud están a una distancia

de 20", se puede deducir, con gran probabilidad, su dependencia física, mientras que esta deducción no sería lícita para dos estrellas de 10.^a magnitud entre las cuales mediase la misma distancia. Llamando Δ a la distancia aparente entre las dos componentes, y m a su brillo total expresado en magnitudes, Aitken denomina estrellas dobles a los pares para los cuales:

Para m inferior a la 11. ^a magnitud	$\Delta < 1''$
» » comprendida entre las magnitudes 9,0 y 11,0	$\Delta < 3''$
» » » » » 6,0 » 9,0	$\Delta < 5''$
» » » » » 4,0 » 6,0	$\Delta < 10''$
» » » » » 2,0 » 4,0	$\Delta < 20''$
» » superior a la 2. ^a magnitud	$\Delta < 40''$

Además, los pares de estrellas que cumplen estas condiciones, Aitken los conceptúa solamente como estrellas dobles si se puede demostrar la existencia de un movimiento orbital, o por lo menos de un movimiento propio común, o bien si se trata de estrellas situadas a pequeña distancia de nosotros.

Según Aitken, hay en el hemisferio septentrional 5 400 estrellas dobles que cumplen con estas condiciones y que son de magnitud superior a la 9.^a. Según esto, hasta la novena magnitud, por cada 18 estrellas hay una estrella doble en el sentido antes indicado y cuyas componentes pueden separarse con el gran refractor del observatorio de Lick. El tanto por ciento de estrellas dobles es algo mayor en la Vía Láctea y en sus inmediaciones; además, para las estrellas brillantes dicho tanto por ciento es mayor que para las estrellas débiles. Para una magnitud dada, el número de sistemas dobles disminuye al crecer la distancia aparente entre las componentes, lo cual, si se admite que los astros de la misma magnitud están situados a la misma distancia media de nosotros, equivale a decir que los sistemas de órbitas pequeñas son más frecuentes que los de órbitas muy extendidas.

Entre 5 400 estrellas dobles, se conoce para 3 919 el espectro de la componente más brillante, o el espectro del conjunto de las dos si ambas tienen el mismo brillo. De estas estrellas pertenecen:

a los tipos espectrales O á B8	157
» » » » B9 » A3	1251
» » » » A5 » F2	532
» » » » F5 » G0	1093
» » » » G5 » K2	837
» » » » K5 » Mb	49

Las estrellas dobles visuales del tipo helio, así como de los tipos K y M , son poco frecuentes, comparadas con el total de los astros pertenecientes a estos tipos.

Los planos de las órbitas descritas por las componentes de las estrellas dobles en el espacio no parecen manifestar ninguna orientación

sistemática, y el sentido del movimiento, según Luplau-Janssen, no parece guardar tampoco ninguna relación con la posición de la órbita.

En cuanto a los colores de estos astros, hay que tener en cuenta que aun sin ser diferentes de los que presentan las demás estrellas, han de parecer, a causa de los efectos de contraste, más intensos de lo que son en realidad. Si, por ejemplo, las componentes pertenecen a los tipos espectrales primero y segundo, aparecerán respectivamente, en ciertas circunstancias, de colores azul y rojo pronunciados. Recientemente se ha podido establecer una regla a que parecen obedecer estos tipos espectrales, ocurriendo en los sistemas dobles como si las componentes más débiles, y por lo tanto de menor masa, estuviesen más adelantadas en su desarrollo que las más brillantes, de manera que, admitiendo la teoría de Russell, resulta que en las estrellas gigantes la componente de menor brillo suele pertenecer a un tipo espectral más primitivo, y en las enanas a un tipo más avanzado.

La determinación de las *velocidades radiales* de las estrellas dobles por el método de Doppler, es de capital importancia. Si en un momento cualquiera se ha determinado la velocidad relativa, expresada en kilómetros por segundo según el rayo visual, de una de las componentes de un sistema doble, se pueden calcular las dimensiones absolutas de la órbita, y con ello la paralaje y la masa total del sistema, con sólo conocer los elementos de la órbita, tales como resultan de las medidas micrométricas (pág. 185). Es de esperar que por este procedimiento y en el transcurso del tiempo, podremos conocer gran número de paralajes de estrellas dobles, que no podrían determinarse directamente. Como hasta el presente sólo se conocen con alguna exactitud una mínima parte de las órbitas, ocurriendo lo mismo con las velocidades radiales relativas, este método solamente se ha podido aplicar a un número muy reducido de sistemas. En α del Centauro, Wright encontró que la velocidad radial relativa de las componentes es de 5,34 kilómetros; con este dato, y con los elementos orbitales aparentes, calculó las siguientes magnitudes absolutas: semieje mayor de la órbita, 24,3 radios de la órbita terrestre; paralaje, $0",73$; masa total, 2,2 veces la masa del Sol, resultados que coinciden con los obtenidos por otro procedimiento.

Suele acontecer con las estrellas dobles que, debido al poco brillo de una de las componentes, sólo se puede determinar la velocidad radial de la más brillante, y aun con relación al Sol, y no con respecto a la componente más débil. En este caso, sólo puede calcularse la paralaje del sistema cuando al mismo tiempo se ha determinado también el movimiento aparente de la componente más brillante alrededor del centro de gravedad del sistema, como ha sucedido, por ejemplo, con Sirio, Proción y ζ de Hércules; pero las paralajes determinadas de esta manera son bastante inciertas, porque las observaciones espectrofotográficas no abarcan todavía un intervalo de tiempo suficientemente largo. Sólo para ϵ de la Hidra pudo Aitken determinar de esta manera la paralaje con bastante exactitud, encontrando como valor de la misma $0",025$. La masa total de las compo-

nentes A y B de esta estrella triple resulta ser 3,3 veces la masa solar, y como la relación de masas es, según Seeliger, 0,9, las masas individuales de A y B son, respectivamente, 1,7 y 1,6 veces mayores que la masa del Sol.

ESTRELLAS DOBLES ESPECTROSCÓPICAS. — En 1873, en ocasión de realizar sus primeros ensayos de determinación de velocidades radiales, Vogel llamó la atención acerca de la posibilidad de que las periódicas variaciones de brillo de la estrella Algol (véase el párrafo 6) fuesen debidas a eclipses también periódicos por otro astro, siendo de esperar en consecuencia un desplazamiento periódico de las rayas del espectro. De la curva del brillo se deducía que el cuerpo causante del eclipse no podía ser muy diferente en volumen, ni probablemente tampoco en masa, del astro luminoso, y que, por lo tanto, el centro de gravedad del sistema, situado entre ambos, debía ser exterior a la estrella visible, y por lo mismo esta última debía estar dotada de un movimiento observable alrededor del centro de gravedad del sistema. Posteriormente, Pickering dedujo los elementos de esta estrella doble fundándose en la relación entre las intensidades luminosas mínima y máxima; pero el resultado fué que debía ser tan pequeña la distancia entre los dos cuerpos, que se dudó de la estabilidad de tal sistema, y se trató de investigar otras causas del fenómeno.

Empleando el método espectrofotográfico, que antes hemos explicado, para la medida de las velocidades radiales de las estrellas fijas, pudo Vogel, en 1890, comprobar la certeza de la primitiva hipótesis, y demostrar con ello la existencia del satélite de Algol, y, por consiguiente, el carácter de estrellas dobles que debía atribuirse a todas las variables del mismo tipo.

Se comprende fácilmente que los sistemas dobles como el de Algol sólo son variables para nosotros si el plano de su órbita pasa muy cerca de la Tierra, en cuyo caso se verifican periódicamente eclipses totales o parciales de una de las componentes por la otra. Si el plano de la órbita no contiene el rayo visual, aunque pase cerca de él, esto es, si los dos cuerpos pasan uno al lado del otro sin cubrirse, entonces no se produce variación alguna en la intensidad luminosa. Como que éste es el caso más probable, se pudo deducir que también entre las estrellas aparentemente simples y de brillo constante han de encontrarse estrellas dobles, cuyas componentes estén separadas por una distancia muy pequeña, y que sólo darán a conocer aquel carácter por variaciones periódicas de la velocidad radial, traducidas a su vez en desviaciones periódicas de las rayas de sus espectros. En efecto, se ha conseguido descubrir muchos de estos sistemas, que se denominan *estrellas dobles espectroscópicas*.

Casi al mismo tiempo en que se conseguía probar la naturaleza de la estrella Algol, se obtenían en el observatorio del Harvard College, bajo la dirección de Pickering, fotografías de los espectros de gran número de estrellas, cuyo estudio condujo al descubrimiento de una clase especial de estrellas dobles espectroscópicas, caracterizadas por la duplicación periódica de las rayas espectrales. Si las componentes de una estrella doble,

separadas por una distancia pequeña, son ambas brillantes, y si el rayo visual está contenido en el plano de la órbita del sistema, al efectuarse la revolución de aquéllas alrededor del centro de gravedad común, una de las componentes se moverá hacia la Tierra, y la otra se alejará, cuando la recta de unión de ambas sea perpendicular al rayo visual. Las rayas del espectro de una de las componentes se desviarán entonces hacia el violeta y las de la otra hacia el rojo, y si los espectros de ambas son iguales, aparecerán todas las rayas desdobladas, pudiéndose deducir, de la distancia que separe los dos elementos de cada raya, las velocidades radiales relativas de aquellos cuerpos en sus órbitas. Cuando la recta de unión de las componentes de la estrella doble coincida con el rayo visual, los espectros de ambos cuerpos se superpondrán exactamente, y las rayas aparecerán sencillas. Este fenómeno será más evidente en el caso de órbitas circulares, y más difícil de distinguir cuando sean marcadamente elípticas.

En estos sistemas, es posible determinar las velocidades radiales sin necesidad de espectros de comparación. Por este método fueron reconocidas como dobles las estrellas ζ^1 de la Osa mayor y β del Cochero, cuyo desdoblamiento por medio de la observación directa no es posible ni aun con los instrumentos más modernos y más potentes. Es interesante el hecho de que ζ^1 de la Osa mayor fuese reconocida como estrella doble espectroscópica antes que Algol, de manera que fué la primera conocida de su clase, y que precisamente fuese también el grupo formado por ζ^1 y ζ^2 de la Osa mayor la primera estrella doble visual de que se tuvo noticia.

A los primeros descubrimientos de estrellas dobles espectroscópicas siguió, algunos años después, el de gran número de estos sistemas, especialmente por los astrónomos del observatorio de Lick, y en la actualidad se conocen casi un millar. Según Campbell, la experiencia obtenida hasta hoy permite asegurar que, de cada tres estrellas, una puede ser considerada como doble espectroscópica. Si se tiene además en cuenta que la desviación de las rayas espectrales debida a un movimiento de revolución es tanto menor cuanto menor sea el ángulo i que forma el rayo visual con la perpendicular al plano de la órbita, y que el método falla por completo cuando aquel ángulo es nulo, se comprenderá que el número de estrellas dobles espectroscópicas, hoy ya mayor que el de las dobles visuales, debe ser enorme. En la tabla de las páginas 557 y 558 se han indicado las estrellas dobles espectroscópicas hasta la 3.^a magnitud.

Para calcular los elementos orbitales de una estrella doble espectroscópica es necesario disponer de un número bastante crecido de valores observados de la velocidad radial, distribuídos lo más regularmente posible a lo largo de la órbita. La primera determinación se efectúa casi siempre siguiendo un método muy elegante de cálculo ideado por Lehmann-Filhés; no es posible, sin embargo, hallar todos los elementos de la elipse descrita por la estrella, y sólo pueden deducirse el período P , el tiempo T del paso por el periastro, la excentricidad e y la longitud ω del

periastro respecto al nodo (1). Como no es posible medir la velocidad efectiva, sino solamente su proyección sobre el rayo visual, no se pueden calcular la inclinación i , la longitud del nodo Ω , ni el semieje mayor a . Se puede, en cambio, calcular el semieje mayor a sen i , es decir, la proyección del semieje mayor a sobre el rayo visual, expresándolo en unidades lineales (kilómetros). En el caso particular de que se trate de estrellas variables del tipo Algol, el rayo visual está casi contenido en el plano de la órbita, y la inclinación i puede deducirse de la curva de brillo, de manera que en este caso se conocen las dimensiones reales de la órbita.

Hoy se conocen ya los elementos orbitales de unas 200 estrellas dobles espectroscópicas. En la tabla siguiente damos los de aquellas cuya magnitud es superior a 4,5, omitiendo algunas cuyas órbitas son todavía dudosas así como las variables de los tipos δ de Cefeo y ζ de los Gemelos, de las cuales trataremos en el párrafo siguiente.

Estrellas	Espectro	P	γ	$2K$	e	ω	a sen i	Calculador
α Andromedae	A	96,7	Km - 12	Km 61	0,52	76^0	34,8	Baker
ζ »	K	17,77	- 30	51	0,04	182	6,3	J. B. Cannon
λ »	K	20,55	+ 7	14	0,09	301	2,0	Burns
ν »	I B ₃	4,28	- 24	151	0,0	—	4,5	Jordan
»	II B ₃	—	—	208	—	—	6,1	»
π »	B ₃	143,7	+ 9	95	0,57	350	77,2	»
θ Aquilae I	A	17,12	- 30	92	0,68	15	7,9	Baker
» II	A	—	—	126	—	195	10,9	»
β Arietis	A ₅	107,0	- 1	66	0,88	20	22,9	Ludendorff
α Aurigae I	G	104,0	+ 30	52	0,02	117	36,8	Campbell y Reese
» II	F	—	—	70	—	297	49,7	» » »
β » I	A	3,96	- 18	218	0,00	—	5,9	Baker
» II	A	—	—	222	—	—	6,0	»
γ Bootis	G	497	0	17	0,24	315	57,7	Harper
η Camelop.	A ₂	3,88	- 9	70	0,01	217	1,9	»
β Capricorni	Gp	1375	- 19	44	0,44	124	377	Merrill
»	A ₅	1,02	- 6	131	0,02	149	0,93	Crump
δ Carinae	B ₃	6,74	+ 23	43	0,18	116	2,0	H. D. Curtis
A »	G ₅	195,32	+ 25	50	0,0	—	66,9	Wilson y Huffer
ν Centauri	B ₂	2,63	+ 9	41	0,00	—	0,75	R. E. Wilson
δ Columbae	G ₅	870	- 6	22	0,67	115	97,6	R. E. Wilson y Huffer
α Coronae bor.	A	17,36	0	70	0,39	312	7,7	Jordan
β α^2 Cygni	G ₅	1170	- 14	33	0,18	281	263,2	J. B. Cannon
β Doradus	F ₅	9,84	+ 9	33	0,38	22	2,1	R. E. Wilson
α Draconis	A	51,38	- 17	92	0,38	10	30,2	Harper
θ »	F ₈	3,07	- 8	47	0,01	126	1,0	H. D. Curtis
γ »	F ₈	281,8	+ 32	35	0,42	119	62,0	Wright
ν^4 Eridani I	B ₉	5,01	+ 18	128	0,01	124	4,4	Paddock
» II	B ₉	—	—	130	—	304	4,5	»
α^1 Geminorum	A	2,93	- 1	64	0,01	102	1,3	H. D. Curtis
α^2 »	A	9,22	+ 6	27	0,50	265	1,5	»

(1) En las estrellas dobles espectroscópicas, ω es siempre la longitud del periastro respecto al nodo ascendente, esto es, aquel en el que la estrella se aleja del observador.

Estrellas	Espectro	P	γ	$2K$	e	ω	$\alpha \text{ sen } i$	Calculador
σ Geminorum	K	d	Km	Km		$^{\circ}$		
I »	G5	19,60	+46	68	0,02	330	9,2	Harper
β Herculis	K	9,59	+20	23	0,21	203	1,5	R. K. Young
ε » I	A	410,6	-26	26	0,55	25	60,3	Plummer
» II	A	4,02	-24	141	0,02	180	3,9	Baker
ε Hydrae	F8	—	—	224	—	0	6,2	»
\circ Leonis I	F5	5588	+37	17	0,65	90	493	Aitken
» II	A	14,50	+27	108	0,0	—	10,8	Plummer
β Lyrae	B2 p	—	—	126	—	—	12,6	»
ζ^1 »	F	12,91	-21	369	0,02	0	32,8	R. H. Curtiss
δ Orionis	B1	4,30	-26	102	0,00	—	3,0	Jordan
η » I	B1	5,73	+20	202	0,10	359	7,9	R. H. Curtiss
» II	—	7,99	var.	290	0,02	42	15,9	Adams
ι »	Oe 5	—	—	306	—	222	16,8	Schlesinger-Baker
ν »	B2	29,14	+22	227	0,74	112	30,6	Plaskett y Harper
π^4 »	B3	131,3	+22	68	0,60	2	49,3	Harper
π^5 »	B3	9,52	+23	52	0,03	152	3,4	Baker
α Pavonis	B3	3,70	+24	116	0,0	—	2,9	Lee
η Pegasi	G	11,75	+2	15	0,01	225	1,2	H. D. Curtiss
ι »	F5	818,0	+4	28	0,15	0	157,8	Campbell y Crawford
ζ »	Fo	10,21	-4	96	0,01	252	6,7	H. D. Curtis
β Persei	B8	5,97	var.	83	0,03	var.	3,4	Henroteau
μ »	G	2,87	var.	81	0,05	21	1,6	Schlesinger y R. H. Curtiss
\circ » I	B1	284	+8	41	0,06	302	80,0	J. B. Cannon
» II	B1	4,42	+18	224	0,00	—	6,8	Jordan
α Phoenicis	K	—	—	320	—	—	9,7	»
γ »	K5	3880	+76	12	0,32	20	308,0	Lunt
σ Puppis	K5	193,79	+26	32	0,01	267	42,1	R. E. Wilson
θ^1 Sagittarii	B3	257,8	+87	37	0,17	349	64,8	»
β Scorpii I	B3	2,11	+1	32	0,0	—	0,5	R. E. Wilson y Huffer
» II	B1	6,83	-11	251	0,27	20	11,4	Daniel y Schlesinger
ξ Serpentis	B1	—	—	394	—	200	17,8	»
ζ Tauri	A5	2,29	-43	39	0,00	—	0,6	R. K. Young
θ^2 »	B3	138	+16	30	0,18	10	27,9	Adams
λ »	A5	140,70	+43	54	0,72	54	37,5	Plaskett
τ »	B3	3,95	+13	112	0,06	78	3,1	Schlesinger
d » I	B5	1,50	+14	89	0,09	243	0,9	Parker
» II	A3	3,57	+30	142	0,05	0	3,5	Harper
α Trianguli	F5	—	—	302	—	180	7,4	»
ε Ursae majoris	Ap	1,74	-13	24	0,12	136	0,29	»
ζ^1 » I	A	1520	-12	7	0,31	56	69,4	Ludendorff
» II	A	20,54	-10	138	0,54	104	16,4	Hadley
ε Ursae minoris	G5	—	—	138	—	284	16,4	»
\times Velorum	B3	39,48	-11	64	0,01	359	17,3	Plaskett
p » I	B3	116,6	+22	93	0,19	96	73,2	H. D. Curtis
» II	F2	10,21	+19	85	0,54	185	5,0	Sanford
α Virginis I	B2	—	—	104	—	5	6,1	»
» II	B2	4,01	+2	252	0,10	328	6,9	Baker
η »	A	—	—	416	—	148	11,4	»
ε Volantis	B5	71,9	0	54	0,25	180	25,3	Ichinohe
	B5	14,17	+10	133	0,00	—	13,0	Sanford

En la tabla se han catalogado los sistemas por el orden alfabético de los nombres latinos de las constelaciones. Hemos omitido el elemento T , que



Fig. 206. — Espectro de β del Cochero obtenido en cuatro días sucesivos

aquí no ofrece interés; en cambio, damos la amplitud completa $2K$ de la velocidad radial, o sea la diferencia entre los dos valores extremos que toma dicha velocidad a causa del movimiento en la órbita, y el tipo espectral. Para el valor $a \sin i$, se ha tomado como unidad una longitud de 1 000 000 Km. Además, se da la velocidad radial γ del centro de gravedad del sistema, la cual debe ser constante si un tercer cuerpo no influye en el movimiento del par de componentes.

Para aquellos sistemas en los cuales, como ocurre con β del Cochero y ζ^1 de la Osa mayor, los espectros de ambas estrellas son visibles, se han calculado los elementos de la órbita descrita por cada una de las com-

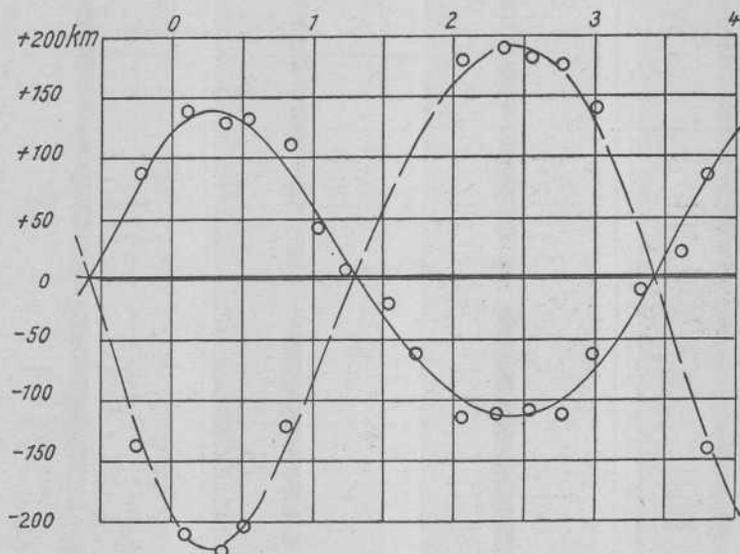


Fig. 207. — Curva representativa de las velocidades radiales de α de la Virgen

ponentes (que se denominan I y II): los períodos son, naturalmente, iguales, y también las excentricidades, mientras que los valores de ω se diferencian en 180° . En muchos de estos casos el espectro de una de las componentes es marcadamente más brillante que el de la otra, y en las fotografías este último queda casi ocultado por el primero y sus rayas se reconocen con dificultad, siendo las medidas muy difíciles. Todas las órbitas dadas en la tabla se refieren al centro de gravedad del sistema respectivo y no son, por consiguiente, órbitas relativas, como las que se obtienen para las estrellas dobles visuales.

Entre estos sistemas, los hay especialmente interesantes. En β del Cochero y ζ de la Osa mayor, las componentes son de igual brillo y espectro (A), y las rayas espectrales aparecen duplicadas a causa del movimiento orbital. En la figura 206 se reproducen unas fotografías del espectro de β del Cochero obtenidas en Potsdam; como el período es de 4 días y la órbita circular, las rayas son, en los días sucesivos, alternativamente dobles y sencillas.

La doble espectroscópica ζ^1 de la Osa mayor es, como ya hemos dicho, la componente más brillante de la doble visual Mizar, cuyo período de revolución es seguramente de millares de años. La componente menos brillante ζ^2 es también estrella doble espectroscópica; el sistema es, pues, cuádruple. Asimismo es doble espectroscópica una estrella situada cerca de Mizar y que tiene el mismo movimiento propio que ella, llamada Alkor.

Parecida en este punto a ζ^1 de la Osa mayor y a β del Cochero es α de la Virgen ($P = 4^d,01$), una de las estrellas en cuyo espectro aparecen también las rayas duplicadas. Pero en este sistema una de las componentes es mucho menos brillante que la otra. La figura 207 da una representación gráfica de las velocidades radiales de ambas componentes de α de la Virgen durante una revolución, según las observaciones efectuadas por Baker en el observatorio de Allegheny. Los circulitos corres-

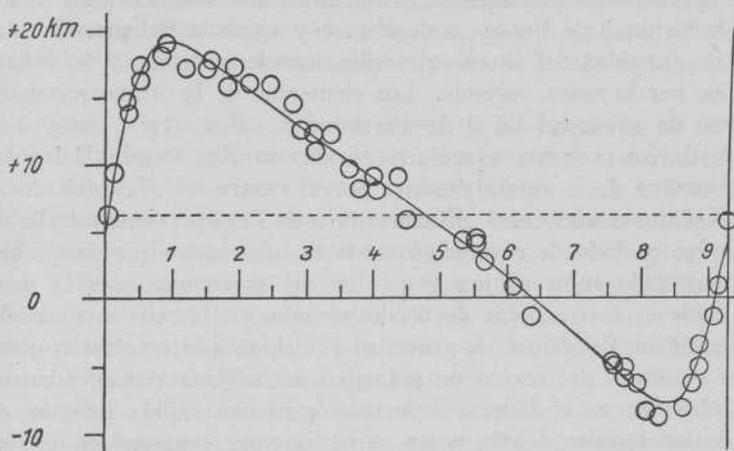


Fig. 208. — Curva representativa de las velocidades de α^2 de los Gemelos

ponden a los valores de la velocidad radial observada y las curvas completan los valores calculados con los elementos de la tabla anterior. La curva de menor amplitud representa el movimiento de la componente I, y la otra la de la componente II. Como que la excentricidad es pequeña, las curvas difieren poco de una senoide. Las observaciones han sido realizadas en distintas revoluciones, pero se han reducido, teniendo en cuenta el período, a una misma revolución.

Como ejemplo de la curva de velocidad de una estrella en la que sólo se observa el espectro de una componente, damos la de α^2 de los Gemelos ($P = 9^d,22$) según las observaciones efectuadas en el observatorio de Lick (fig. 208). La órbita es sumamente excéntrica. La línea horizontal de trazos corresponde a la velocidad radial γ del centro de gravedad del sistema. Esta estrella α^2 de los Gemelos, junto con α^1 , que es también una doble espectroscópica, forma la hermosa doble visual α de los Gemelos (Cástor), cuyo período de revolución es de unos 300 años y cuyos ele-

mentos, por lo tanto, no se han podido determinar todavía con exactitud. A este sistema pertenece también una estrella dotada de poco brillo y situada a $73''$ de distancia, la cual es también a su vez una doble espectroscópica.

El espectro de β de la Lira, que es una estrella variable, consta de rayas brillantes y oscuras sobre un fondo continuo; al variar el brillo, las rayas sufren desviaciones muy complicadas que todavía no han encontrado explicación satisfactoria. La órbita se ha deducido de los movimientos que se observan en ciertas rayas de absorción. En el párrafo siguiente trataremos más extensamente de esta estrella.

Por regla general, las desviaciones que se observan en los espectros de las dobles espectroscópicas pueden interpretarse perfectamente suponiendo un movimiento según una órbita elíptica; pero en algunos casos es necesario admitir que existe en el sistema que se considera un tercer cuerpo, perturbador de aquel movimiento. Los sistemas más sencillos son η de Orión, β de Perseo, α de Pegaso y 13 de la Ballena. En ellos el centro de gravedad del sistema describe una cierta órbita, y su velocidad radial es, por lo tanto, variable. Los elementos de la órbita que describe el centro de gravedad de β de Perseo son: $P = 633^d$, $\gamma = +4$ Km, $2K = 16$ Km, $e = 0,0$, $a \text{ sen } i = 71\,000\,000$ Km (según Belopolsky). Los elementos de la órbita descrita por el centro de gravedad de η de Orión son aún desconocidos. Finalmente, α de Pegaso es una estrella doble visual cuyo período de revolución es de 11 años; los elementos orbitales los hemos dado en la página 571. Una de las componentes es una estrella doble espectroscópica de 6^d de período, en la cual la variabilidad del movimiento del centro de gravedad es debida a la revolución que éste efectúa en torno del centro de gravedad del sistema visual; además, se puede observar en el sistema espectroscópico una rápida rotación de la línea de los ápsides debida a las perturbaciones causadas en él por la segunda componente visual. Las circunstancias del movimiento de 13 de la Ballena son análogas.

En todos estos casos, una estrella doble, de componentes muy poco separadas y con un período de revolución muy corto, describe una órbita extensa y en un tiempo relativamente grande, alrededor del centro de gravedad del sistema total.

Bien diferente es lo que ocurre en λ del Toro. En esta estrella, no se ha observado todavía variación alguna en la velocidad del centro de gravedad del sistema, pero el movimiento según la órbita elíptica, de 4^d de período, resulta perturbado, según Schlesinger, y el período de la perturbación es de $34^d,6$, con variaciones de 10 Km en ambos sentidos en la velocidad radial. En este sistema, se hace necesario admitir la existencia de una tercera componente. Completamente inexplicables son por hoy las grandes variaciones que experimentan los elementos orbitales de los sistemas β del Perro mayor, β de la Osa mayor, 12 del Lagarto, β de Cefeo, σ del Escorpión y algunos otros, así como las de la amplitud $2K$ de las oscilaciones de la velocidad radial, exceptuando en este último con-

cepto a σ del Escorpión. Todos ellos presentan períodos de una fracción de día, y se denominan del tipo de β del Perro mayor. Muy complicados son los fenómenos que se observan en φ de Perseo; en su espectro, las rayas del hidrógeno, de bordes brillantes, sufren desplazamientos diferentes de los que experimentan las rayas de absorción, generalmente débiles. Estas oscilaciones de las rayas correspondientes al hidrógeno, cuyo período es de 127 días, no pueden explicarse, ni aproximadamente, por un movimiento según una órbita elíptica, concurriendo además la circunstancia de que no son iguales en las diferentes revoluciones, como observó ya Ludendorff. No es posible, por ahora, asignar elementos orbitales fijos a las estrellas últimamente mencionadas, a las que podrán añadirse algunas otras (por ejemplo β de Orión, de amplitud variable), y por lo tanto no se han incluido en la tabla anterior. En todos estos casos no hay manera de hallar una explicación satisfactoria de los resultados de la observación, ignorándose todavía si será suficiente admitir la existencia, en cada sistema, de un tercer cuerpo perturbador del movimiento elíptico, o bien si habrá que considerar otros factores desconocidos capaces de influir en la posición de las rayas.

En igual incertidumbre estamos acerca de las causas de un fenómeno que se ha observado en una serie de estrellas pertenecientes a los tipos espectrales *Oe* y *B*. En muchas estrellas de helio, las rayas *H* y *K* del calcio aparecen como rayas de absorción débiles, bien definidas, mientras que las demás rayas, en especial las del hidrógeno y las del helio, son anchas y difusas. Dichas dos rayas *H* y *K* no sufren la misma desviación que las demás por efecto del movimiento orbital, sino que conservan una posición constante (por ejemplo en δ de Orión y σ de Perseo), o bien se desvían una longitud mucho menor que las otras, pero en el mismo período (por ejemplo en χ del Cochero y Boss 46). Hartmann, que observó por primera vez este fenómeno en δ de Orión, supuso la existencia de una nube de calcio en el espacio comprendido entre la estrella y nosotros, nube que sería causa de la absorción de la luz del calcio en el espectro de la estrella. Esta hipótesis no es suficiente en aquellos casos en que la posición de las rayas *H* y *K* oscila, aunque poco, y actualmente se cree que los sistemas de que hablamos están envueltos por vastas atmósferas, en las cuales se forman aquellas rayas; sin embargo, esta última suposición tampoco explica todos los fenómenos observados, en especial las diferencias que en algunos casos se encuentran entre la velocidad radial del centro de gravedad del sistema obtenida de la posición de las rayas *H* y *K*, por una parte, y la que por otra parte resulta del estudio de las restantes rayas. En algunos casos, por ejemplo, en σ del Águila y H. R. 8803, aparece la raya *K* dos veces: una fija y otra móvil. En algunos sistemas, por ejemplo, en β del Escorpión y δ de Orión, las rayas *D* del sodio presentan algún parecido con las rayas *H* y *K*.

En la estadística y en la discusión general de los caracteres de las estrellas dobles espectroscópicas, se han ocupado principalmente Campbell, Ludendorff, Schlesinger y Baker. Daremos aquí de una manera con-

cisa los resultados más interesantes a que han llegado estos astrónomos.

Los *periodos de revolución* de las dobles espectroscópicas varían entre límites muy amplios: mientras las estrellas del tipo de β del Perro mayor tienen períodos de fracción de día, α del Fénix, en cambio, lo tiene de más de 10 años, bastante más largo que el de δ del Caballo menor, que entre las estrellas dobles visuales estudiadas hasta hoy es la que lo presenta más corto (5,7 años). Digamos de pasada que las componentes de δ del Caballo menor no pueden separarse en los espectrógrafos, porque sus espectros resultan siempre superpuestos, pudiéndose considerar también esta estrella, por lo tanto, como doble espectroscópica, y algo parecido ocurre con ϵ de la Hidra, cuyo período de 15,3 años fué determinado por Aitken mediante observaciones micrométricas, así como también con medidas espectro-fotográficas, de todo lo cual se deduce que no existe un límite bien marcado de separación entre las estrellas dobles espectroscópicas y las visuales. En las dobles espectroscópicas de los tipos espectrales B , A y F , los períodos de revolución cortos son más frecuentes que entre las estrellas de los tipos G y K , las cuales, por consiguiente, describen por término medio órbitas mucho mayores que las primeras.

En las dobles espectroscópicas, la *amplitud $2K$* de la velocidad radial de la componente más brillante es, a veces, muy grande; así, por ejemplo en σ del Águila, 29 del Perro mayor, Y del Cisne, β de la Lira, U de Ofiuco, B. D. 6° 1 309 y Boss 46, dicha amplitud $2K$ excede de 300 kilómetros. La mayor que se conoce hasta el presente es la de la estrella Y del Cisne (446 Km); aun cuando es posible que la de V de la Popa sea todavía mayor.

Las *excentricidades* son, en promedio, menores que en las dobles visuales, pero también las hay muy grandes (β del Carnero, con $e = 0,88$). Los sistemas con período largo tienen, en promedio, excentricidades mayores que los de período corto; algo parecido ocurre con las estrellas dobles visuales.

Las *masas* de las dobles espectroscópicas no pueden deducirse conociendo sólo los valores de la velocidad radial. Pero si se conoce además el movimiento de cada una de las componentes con respecto al centro de gravedad del sistema, se puede hallar la relación entre sus masas, así como los valores $m_1 \text{ sen}^3 i$ y $m_2 \text{ sen}^3 i$, en donde m_1 y m_2 son las masas de ambas componentes expresadas en masas del Sol, e i la inclinación de la órbita. Ya hemos visto que i es, en general, desconocida, excepción hecha de las estrellas del tipo de Algol, por lo que no podemos determinar las masas. Pero como $\text{sen}^3 i$ es siempre inferior a la unidad, los valores $m_1 \text{ sen}^3 i$ y $m_2 \text{ sen}^3 i$ representan valores mínimos de las masas. En la tabla siguiente damos estos valores mínimos para aquellos sistemas en los que se conocen; para las estrellas del tipo de Algol, indicadas por un asterisco, se dan los valores de m_1 y m_2 .

Estrellas	Espectro	$m_1 \text{ sen}^3 i$	$m_2 \text{ sen}^3 i$	Estrellas	Espectro	$m_1 \text{ sen}^3 i$	$m_2 \text{ sen}^3 i$
Boss 6142	Oe	18,5	12,7	H. R. 6169	A	2,2	1,4
B. D. 6° 1309	Oe 5	75,6	63,3	T X Herculis*	A2	2,0	1,8
η Orionis	B1	11,2	10,6	b Persei	A2	0,9	0,2
θ Persei	B1	5,4	3,8	55 Ursae maj.	A2	0,1	0,1
β Scorpii	B1	13,0	8,3	Boss 2484	A2	1,5	1,3
γ Cygni*	B2	16,6	15,3	TV Cassiopejae*	A2	2,0	1,2
ψ Orionis	B2	5,5	4,2	108 Herculis	A3	1,7	1,2
α Virginis	B2	9,6	5,8	2 Sagittae	A3	0,9	0,7
ν Andromedae	B3	1,5	1,1	d Tauri	A3	2,7	1,3
U Coronae bor.*	B3	4,3	1,6	π Cassiopejae	A5	1,4	1,3
57 Cygni	B3	1,8	1,7	d ² Virginis	A5	4,6	2,4
μ Herculis*	B3	7,5	2,9	Boss 1646	A7	2,2	1,9
Z Vulpeculae*	B3	5,2	2,4	Boss 4423	F	0,9	0,8
H. R. 8803	B3	2,8	2,3	Boss 5591	F	1,2	1,2
σ Aquilae	B3	5,3	4,4	205 Draconis	F2	1,5	1,5
2 Lacertae	B5	0,9	0,7	Z Herculis*	F2	1,5	1,3
U Ophiuchi*	B5	5,3	4,7	p Velorum	F2	0,3	0,2
R S Vulpeculae*	B8	5,3	1,6	Boss 373	F3	1,2	1,1
ν^4 Eridani	B9	0,6	0,5	d Bootis	F5	1,4	1,3
R X Herculis*	B9	0,9	0,9	θ Leonis	F5	1,3	1,1
θ Aquilae	A	0,5	0,4	Boss 4602	F5	0,5	0,4
β Aurigae*	A	2,4	2,3	Boss 5026	F5	1,9	1,8
40 Aurigae	A	1,4	1,1	W Ursae maj.*	F8	0,7	0,5
50 Draconis	A	1,0	0,9	α Aurigae	G	1,4	1,0
ε Herculis	A	1,6	1,0	Boss 497 ²	A5	0,9	0,9
136 Tauri	A	0,6	0,4	S Antliae*	A8	0,8	0,4
ζ^1 Ursae maj.	A	1,7	1,6	Boss 4622	Fo	1,0	1,0
Boss 5173	A	2,3	2,1	Boss 497 ¹	Go	1,1	1,1

Este resumen prueba inmediatamente que las estrellas del tipo helio (B) tienen masas mayores que las demás, regla que se confirma también en otros casos en los cuales se han determinado los valores mínimos de la masa total midiendo las velocidades radiales relativas de ambas componentes. Así, en las estrellas del tipo helio, V de la Popa 33, μ^1 del Escorpión y ζ del Centauro, el valor mínimo de la masa total es 16 veces la masa del Sol. La masa de B. D. 6° 1309 (véase la tabla) es la mayor que se conoce; la de 29 del Perro mayor (Oe) debe ser también muy grande; por lo menos 40 veces la del Sol. En las dobles espectroscópicas, la componente menos brillante tiene, según enseña la observación, la masa más pequeña, como ocurre en general con las estrellas dobles visuales.

Si sólo puede determinarse el movimiento de una de las componentes respecto al centro de gravedad del sistema, como ocurre en todos aquellos casos en que no se ve más que el espectro de una de ellas, entonces puede determinarse una función algo complicada de las dos masas y la inclinación (1). Del estudio de esta magnitud, se deduce, según las investigaciones realizadas por Ludendorff, que las estrellas dobles espectroscópicas pertenecientes a los tipos espectrales B0 a B5 tienen una masa media 1,7 veces

$$(1) \text{ Esto es, el valor } f = \left(\frac{1 + \alpha}{\alpha} \right)^3 (m_1 + m_2) \text{ sen}^3 i, \text{ en donde } \alpha = \frac{m_2}{m_1}.$$

mayor que las pertenecientes a los tipos *B8* y *B9*, 2,5 veces mayor que las pertenecientes a los tipos *A* y 4 veces más grande que las pertenecientes al tipo *F*. Este descubrimiento confirma lo que antes se ha dicho respecto a la gran masa de las estrellas de helio. Para obtener este resultado hay que admitir que la inclinación media de las órbitas es la misma para

los diferentes tipos espectrales, así como la relación de masas $\frac{m_2}{m_1}$, hipótesis que muy probablemente son ciertas. La masa media de los sistemas pertenecientes al tipo *Oe* parece ser aún mayor que la de las estrellas del tipo *B*. Para las de los tipos *G*, *K* y *M* no se pueden sacar todavía consecuencias.

Las masas que hemos encontrado anteriormente (pág. 573) para una serie de estrellas dobles visuales, pertenecientes en su mayoría al segundo tipo espectral, son del mismo orden de magnitud que las de las estrellas dobles espectroscópicas de los tipos *A* y *F*.

La dependencia entre la masa y el tipo espectral existe también en los sistemas dobles visuales, según ha comprobado Seares. Según él la media geométrica de las masas para cada tipo espectral es la que indica la tabla siguiente:

Bo	18	masas	solares	Go	1,7	masas	solares
Ao	10	»	»	Ko	1,2	»	»
Fo	4,4	»	»	Ma	1,0	»	»

A partir del tipo *Fo* los números se refieren a las estrellas enanas, pudiendo tener las estrellas gigantes una masa mayor. Es posible que la relación entre la masa y el tipo espectral exista también para las estrellas simples.

Mayermann ha calculado recientemente, fundándose en la tercera ley de Kepler, las masas de 59 estrellas de las cuales se conocen las órbitas y las paralajes con bastante exactitud (nota de la pág. 573), encontrando una media aritmética de 2,6 veces la masa del Sol, sin tener en cuenta el tipo espectral.

Sobre el *origen de las estrellas dobles* se sabe aún muy poca cosa, como ocurre con todos los problemas de Cosmogonía. Según una teoría que cuenta con bastantes partidarios, las estrellas dobles se habrían formado por división de cuerpos celestes que primitivamente eran simples. La contracción del cuerpo celeste primitivo, debida al enfriamiento, aceleraría su movimiento de rotación, y la forma esférica se transformaría primero en un elipsoide de revolución achatado, después en un elipsoide de tres ejes, y finalmente, según Poincaré, en un cuerpo cuya figura de equilibrio afectaría forma de pera (apioide). Por fin, el apioide se dividiría, al aumentar aun más la velocidad de rotación, en dos partes cuyos tamaños resultarían del mismo orden que los dos cuerpos que constituyen la estrella doble. Por efecto de las mareas, la órbita del sistema, que primitivamente era muy pequeña, se ensancharía hasta un cierto límite, aumentando al mismo tiempo la excentricidad cada vez más, siendo muy

natural que exista una relación entre el período de revolución y la excentricidad, así como entre el desarrollo de la órbita y el tipo espectral. Moulton y Russell han demostrado que los efectos de las mareas no son suficientes para cambiar el período de revolución de una estrella doble, desde algunos días a muchos años. Para ello es necesario que concurra la influencia de fuerzas exteriores, y Jeans opina que hay que atribuir a las aproximaciones casuales de otras estrellas, y a los efectos gravitatorios que dicha aproximación debe producir, el ensanchamiento de las órbitas, primitivamente pequeñas, de las estrellas dobles. Para admitir esta hipótesis es necesario aceptar también otra, ya que en la actualidad estas aproximaciones son extraordinariamente improbables, y es la de que en otros tiempos todo nuestro sistema estelar ocupaba un espacio mucho más reducido que ahora, por lo cual eran entonces mucho más frecuentes las aproximaciones de las estrellas entre sí.

No debe olvidarse otra hipótesis que tiene también sus argumentos, y es la de que las componentes de una estrella doble fueron en un principio dos centros de condensación de la nebulosa primitiva de la cual se ha formado aquel sistema; pero esta hipótesis, en el fondo, no es más que un aplazamiento en la solución del problema.

En el párrafo siguiente trataremos con más extensión de una clase especial de estrellas dobles: las variables del tipo Algol.

6. ESTRELLAS VARIABLES

A primera vista, la mayoría de las estrellas presentan siempre un brillo constante; pero el estudio cuidadoso del cielo ha revelado la existencia de numerosas estrellas cuyo brillo está sujeto a notables variaciones. El 13 de agosto de 1596, un párroco de la Frisia Oriental, David Fabricius, descubrió en la constelación de la Ballena un astro de segunda magnitud que no había visto nunca, y que sólo fué visible durante algunas semanas, buscándolo inútilmente en octubre. Fabricius no sospechó, al parecer, que se tratara de una estrella que cambiaba de brillo, y cuando en febrero de 1609 la pudo observar por segunda vez, también durante algunas semanas, no se preocupó ya de seguir observando aquel cuerpo celeste enigmático, cosa verdaderamente incomprensible. En 1638, la misma estrella fué nuevamente descubierta por Holwarda, profesor de la Universidad de Franeker, quien reconoció la variabilidad de la luz del astro. A partir de aquella fecha se fueron observando sus variaciones de brillo, y se encontró que se verificaban en el transcurso de un año con bastante irregularidad. La mayor parte del tiempo era invisible a simple vista, y durante las pocas semanas en que se la podía observar, aumentaba y disminuía su brillo de una manera extraña, pues unas veces alcanzaba el máximo, de segunda magnitud, otras veces no pasaba de la cuarta, y los intervalos de tiempo empleados entre los máximos y los

mínimos eran diferentes. Pronto la «Maravillosa de la Ballena» (Mira Ceti) no fué ya única en su clase. En 1667, Montaneri encontró que la estrella β de Perseo (Algol) sufría variaciones de brillo, y el mismo fenómeno observó G. Kirch (1686) en la estrella γ del Cisne, y Maraldi (1704) en una estrella de la constelación de la Hidra (*R Hydrae*). Aunque con esto se conocían ya cuatro estrellas variables, los astrónomos de aquel tiempo les dispensaron muy poca atención, limitándose a realizar algunas observaciones aisladas. A fines del siglo XVIII empezó a aumentar el interés por estos fenómenos. Koch descubrió en 1782 la variabilidad de *R* del León; Pigott, en 1784, la de η del Águila, y en 1795 la de *R* de la Corona Boreal y *R* del Escudo; Goodricke, en 1784, la de β de la Lira y δ de Cefeo; W. Herschel, en 1795, la de α de Hércules. Goodricke fué, además, quien, en 1782, descubrió que las oscilaciones de brillo de Algol eran de naturaleza diferente que las de Mira Ceti: mientras que ésta se distingue por variaciones irregulares, las de Algol son extraordinariamente regulares, tanto en amplitud como en duración y forma de la curva correspondiente. El brillo de Algol es constante, de segunda magnitud, durante 2,5 días; en el transcurso de pocas horas pasa al mínimo, de tercera magnitud, y vuelve a aumentar con la misma rapidez hasta la segunda.

En el siglo XIX los descubrimientos de estrellas variables se sucedieron con mayor rapidez, aunque en 1840 no se conocían todavía más que 23 estrellas de esta clase. Dicho año representa el punto inicial en la historia de las estrellas variables, pues fué entonces cuando empezó Argelander sus observaciones sistemáticas, que prosiguió durante largo tiempo con una constancia admirable, debiéndose considerar como el verdadero fundador de esta rama de la Astronomía estelar. Argelander formó discípulos que, utilizando sus métodos y con el mismo celo que él, se dedicaron a esta rama de las ciencias de observación; entre ellos debemos mencionar a Heis, Schmidt, Oudemans, Winnecke, Krüger y especialmente a Schönfeld, que es quien más ha trabajado, después de Argelander, en estos estudios. Unos diez años después de haber empezado Argelander sus investigaciones, se despertó en el extranjero el interés por el estudio de las variables, cuyo conocimiento progresó de un modo considerable gracias a las observaciones realizadas en Inglaterra por Pogson, Hind, Knott, Baxendell y Gore, en Bohemia por Safarik, y en América, desde 1875, por Gould, Chandler, Pickering y otros.

Después de la muerte de Schönfeld decreció algo en Alemania el interés por estos trabajos, y hasta fines del siglo XIX únicamente Plassmann, y especialmente Hartwig, se dedicaron a la observación de las estrellas variables.

A principios del siglo XX se notó un marcado adelanto en este terreno; a ello contribuyeron de un modo particular las sociedades astronómicas fundadas en diversos países, a las cuales pertenecían gran número de aficionados a esta ciencia que dedicaron una atención especial a la observación de las estrellas variables, distribuyéndose trabajos sistemáticos de

verdadera trascendencia. Esta suma de esfuerzos fué en gran parte posible gracias a los grandes catálogos fotométricos (pág. 494) que aparecieron a fines del siglo anterior y a principios del presente, y que constituyeron una excelente base de comparación para la observación del brillo de las estrellas. Otro auxiliar importante de aquellos observadores ha sido el «Atlas stellarum variabilium», de Hagen (1899 a 1908), en cuyas cartas constan las posiciones de 338 estrellas variables, así como indicación de las posiciones y brillos de todas las estrellas que sirven como objetos de comparación. Estas cartas tienen un valor especial para la observación de las variables débiles, no comprendidas en el catálogo de Bonn.

Como resultado de las cuidadosas observaciones realizadas, el número de estrellas variables conocidas aumentó rápidamente; pero este aumento se acentuó todavía más desde que se utilizó la fotografía en las exploraciones celestes. Este aumento se hace evidente en la siguiente tabla:

Año	Autor	Número de estrellas variables	Año	Autor	Número de estrellas variables
1786	Pigott	12 ¹⁾	1884	Gore	191
1844	Argelander	18	1888	Chandler	225
1850	Argelander	24	1893	Chandler	260
1856	Pogson	53	1896	Chandler	393
1866	Schönfeld	119	1903	Pickering	718
1875	Schönfeld	143	1907	Pickering	884

Deben citarse, además, las relaciones que, junto con unas efemérides (cálculo previo de los máximos y mínimos) ha venido publicando Hartwig todos los años en los resúmenes trimestrales de la «Astronomische Gesellschaft», cuya última lista, aparecida a fines de 1921, contiene 2 145 estrellas, no incluyéndose en este número las muchísimas variables descubiertas en algunos conglomerados estelares de forma esférica y en algunas nebulosas, especialmente en las nubes de Magallanes; incluyendo estas estrellas, el número de las variables conocidas hasta hoy día llegará a unas 5 000.

Una extensa obra sobre las estrellas variables es la que hace poco tiempo han publicado, por encargo de la Astronomische Gesellschaft, Müller y Hartwig, intitulada «Geschichte und Literatur des Lichtwechsels der bis Ende 1915 als sicher veränderlich anerkannten Sterne nebst einem Katalog der Elemente ihres Lichtwechsels» (Historia y bibliografía de las variaciones de brillo de las estrellas que hasta fines de 1915 han sido reconocidas con certeza como variables, junto con un catálogo de los elementos de sus variaciones de brillo). Los dos primeros tomos, publicados en 1918 y 1920, contienen datos precisos sobre la historia del descubrimiento, elementos, particularidades de las variaciones, posición, espectro, etc., de 1 687 estrellas variables y 32 estrellas nuevas, así como una recopilación completa de lo escrito sobre cada estrella. Las variables que forman parte de los conglomerados estelares y nebulosas se mencionan al final del segundo tomo. El tercero y último tomo (1922) con-

(1) De ellas 8 variables y 4 estrellas nuevas.

tiene el verdadero catálogo, numerosas tablas, y una relación de 335 estrellas variables y nuevas descubiertas desde 1915 hasta 1920.

La denominación de las estrellas variables se hace, de acuerdo con lo propuesto por Argelander, por medio de las letras mayúsculas del alfabeto latino, empezando por *R*, y el nombre de la constelación en la cual está la variable. Se exceptúan algunas estrellas nuevas, así como las que tienen ya denominación en la Uranometría de Bayer, por ejemplo, γ del Cisne, δ de Cefeo, β de la Lira, etc. La primera variable descubierta en la constelación del Dragón tiene, por lo tanto, la denominación *R Draconis*. Cuando se ha agotado la serie de letras de *R* a *Z* se emplean las combinaciones con la letra *R*: *RR*, *RS*, etc., después con la letra *S*: *SS*, *ST*, etc., hasta *ZZ*. Todas estas combinaciones están ya agotadas, por cuyo motivo se empieza ahora a emplear las letras del alfabeto no utilizadas, combinándolas y empezando por *AA*.

Tal vez no existe en el cielo otra clase de fenómenos que presente tantas gradaciones y diferencias como el de las estrellas variables. Desde períodos de tres horas hasta de muchos años, y desde variaciones de brillo inferiores a una décima de magnitud hasta nueve magnitudes, existen todos los valores intermedios. Pronto se encontró que no todos los períodos aparecen con la misma frecuencia, sino que hay dos grupos principales. La mayor parte de las variables tienen un período de 200 a 400 días, o lo tienen inferior a 10 días.

Existe una relación evidente entre la duración del período y el color de la variable. Las variables de corto período son, salvo unas pocas excepciones, de color blanco; en cambio, las de período largo son casi todas rojas y el color es tanto más intensamente rojo cuanto más largo sea el período.

En las variables en las cuales la variación de brillo se efectúa con mucha lentitud, no es necesario que entre las diferentes observaciones medie un intervalo de tiempo determinado. Lo contrario ocurre con las estrellas de rápida variación, en las que, a veces, se encuentran grandes diferencias de brillo en el transcurso de algunos minutos. Además, en la comparación de las observaciones de esta última clase de estrellas hay necesidad de tener en cuenta que la distancia de las mismas a la Tierra varía a causa del movimiento de nuestro planeta en su órbita, por lo que la luz emitida por la estrella emplea, según sea la estación del año, más o menos tiempo para llegar hasta el observador. Por este motivo, las observaciones de las estrellas de corto período se reducen generalmente al centro del Sol, esto es, se indica el instante en el cual se percibiría el fenómeno por un observador situado en el centro de nuestro sistema. La corrección que, según esto, debe aplicarse al tiempo observado se llama *ecuación de la luz*. Su valor máximo (pág. 195) es igual al tiempo que emplea la luz en recorrer el semidiámetro de la órbita terrestre, es decir, 8^m,3.

Para seguir con comodidad el proceso de los cambios de brillo de una variable se traza una representación gráfica del mismo, llamada

curva de brillo, de la cual puede obtenerse, para un instante determinado, la magnitud de la variable (figuras 209 a 213).

La gran diversidad que se observa en las estrellas variables ha hecho necesaria su división en clases, pero a pesar de todos los buenos propósitos, no se ha podido encontrar todavía una clasificación satisfactoria. Los ensayos para dividir las en grupos que respondan a un punto de vista físico, se estrellan contra el desconocimiento en que estamos, en la mayor parte de los casos, acerca de las causas que originan las variaciones de brillo, y la clasificación según las características exteriores de las mismas oscilaciones, esto es, según el período, la amplitud y la forma de la curva de luz, choca con dificultades a veces imposibles de vencer, porque, como ya hemos dicho, no hay límites precisos entre los diferentes grupos.

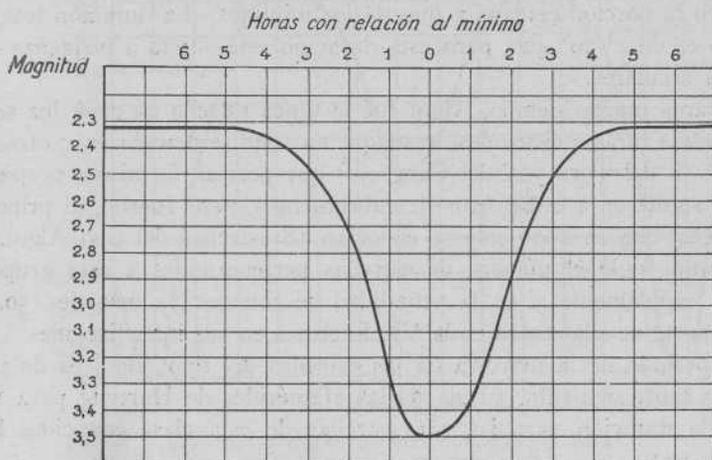


Fig. 209. — Curva de brillo de β de Perseo (Algol)

La clasificación más empleada actualmente es debida a Pickering, y la daremos aquí con algunas modificaciones que han hecho necesarias los resultados de recientes descubrimientos. En esta clasificación se distinguen cinco clases, que se pueden caracterizar de la manera siguiente:

1. — Estrellas nuevas; por ejemplo, la estrella de Tycho, en la constelación de Casiopea.

2. — Estrellas con variaciones de brillo de gran amplitud, más o menos regulares, con períodos de algunos meses hasta unos dos años (tipo *Mira*); por ejemplo, α de la Ballena y γ del Cisne.

3. — Estrellas con variaciones de brillo irregulares; por ejemplo, α de Casiopea, R de la Corona.

4. — Variables de corto período, en las cuales las variaciones se efectúan con mucha regularidad; por ejemplo, δ de Cefeo y ζ de los Gemelos.

5. — Variables cuyos cambios son debidos a eclipses producidos por una compañera (*variables de eclipse*); por ejemplo, Algol y β de la Lira.

Vamos a considerar aquí las diferentes clases en un orden inverso,

empezando por la última, o sea la de las variables de eclipse. En esta clase se distinguen dos tipos: el tipo de Algol y el tipo de β de la Lira. La característica del primero de estos tipos es que las variaciones de brillo afectan sólo a una fracción del período, siendo constante la magnitud durante el resto; en cambio, el brillo varía de un modo continuo en las estrellas del tipo de β de la Lira. Más adelante insistiremos en esta diferencia, que durante más de cien años se ha considerado como esencial.

El representante más conocido del primer grupo, y el que le ha dado nombre, es Algol o β de Perseo, cuya magnitud es ordinariamente 2,3. De repente empieza a disminuir su brillo, y en 5 horas alcanza la magnitud 3,5, en cuyo momento empieza a aumentar para alcanzar otra vez el brillo máximo, que conserva durante $2^d 10^h$, hasta que vuelve a repetirse el fenómeno. La figura 209 representa la curva de brillo de Algol en la porción cercana a uno de los mínimos. La duración total del período es de $2^d 20^h 49^m$, pero esta duración está sujeta a pequeñas oscilaciones seculares.

Durante mucho tiempo, Algol fué la única estrella en cuya luz se conocían estas raras oscilaciones, hasta que en 1848 se descubrieron otras dos estrellas (λ del Toro y S del Cangrejo) que poseían la misma propiedad. Pronto siguieron a éstos otros descubrimientos, pero fueron, al principio, tan lentos, que en 1900 sólo se conocían 18 estrellas del tipo Algol. En el presente siglo el número de estrellas pertenecientes a este grupo ha crecido rápidamente y en la actualidad se conocen ya más de 150. La mayor parte de ellas están en la Vía Láctea o en sus inmediaciones.

El período de la mayoría de las estrellas del tipo Algol es de pocos días; la tabla siguiente, sacada de las efemérides de Hartwig para 1922, indica la duración para las 146 estrellas de esta clase conocidas hasta fines de 1921.

Duración del período	Número de estrellas
Inferior a un día	14
De 1 a 5 días	95
» 5 » 10 »	24
» 10 » 15 »	5
» 15 » 25 »	3
» 30 » 35 »	3
Mayor de 35 días	2

El período más corto es el de TZ de la Lira ($0^d,529$) y X de la Carina ($0^d,541$), el mayor es el de RZ de Ofiuco (262^d) y ε del Cochero ($9\ 900^d$) (1). La variación de brillo de RZ de Ofiuco se efectúa en 18 ó 19 días, mientras que el máximo dura 243 días. La variación de ε del Cochero, según una discusión de las observaciones de muchos años, llevada a cabo por Ludendorff, dura 2 años, y el máximo se mantiene constante durante 25,1 años.

(1) Según Guthnick, la estrella δ de Casiopea pertenece también al tipo Algol, con un período de 759^d y una oscilación de una décima de magnitud.

La amplitud de la oscilación alcanza en algunas estrellas hasta cuatro magnitudes (*WW* del Cisne, *SX* de la Hidra). En muchas estrellas, el brillo se mantiene constante bastante tiempo durante el mínimo; así, por ejemplo, en la estrella *RZ* de Ofiuco es constante durante $6\frac{1}{2}$ días, y en ϵ del Cochero durante 313 días.

El hecho de que el brillo de las estrellas del tipo Algol sea constante durante la mayor parte del período, y de que todo el proceso de este fenómeno se efectúe con una regularidad asombrosa, condujo pronto a la hipótesis de que la disminución de luz en este caso era debida a la interposición de una compañera relativamente oscura. Las observaciones es-

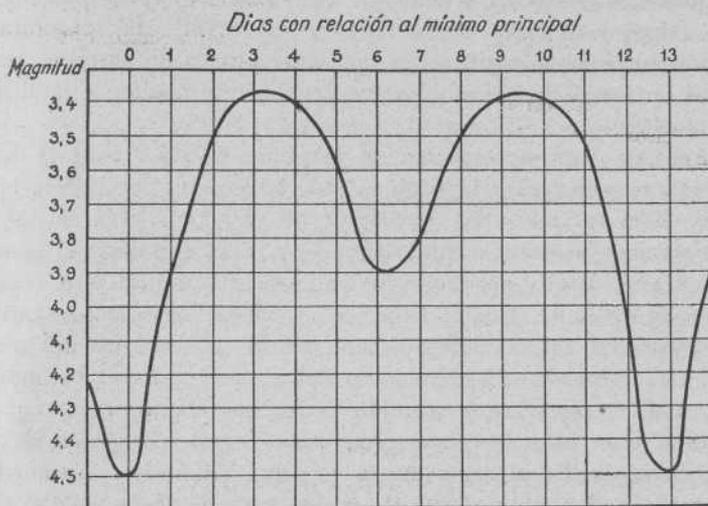


Fig. 210.— Curva de brillo de β de la Lira.

pectrofotográficas realizadas por Vogel, de que hemos hecho mención en la página 579 comprobaron la exactitud de esta hipótesis.

A pesar de todas las diferencias de detalle que presentan los astros de este grupo, la curva de brillo es parecida en todos ellos, y se puede explicar extendiendo a los mismos la hipótesis de la existencia de satélites, que para muchas estrellas se ha podido comprobar, además, directamente con ayuda del espectroscopio. Por otra parte, todos los pormenores de las variaciones de brillo observadas en estas estrellas se pueden explicar de una manera sencilla, con sólo admitir valores muy probables del brillo relativo de las diferentes componentes del sistema, así como de los elementos de la órbita. La estrella visible y su compañera más oscura giran alrededor de su centro de gravedad común según una órbita cuyo plano está poco inclinado respecto al rayo visual, y el mínimo de luz se produce cuando la componente más brillante está oculta por su compañera. Si esta última no es del todo oscura, sino que presenta un brillo apreciable, entonces ha de ocurrir otro mínimo, además del principal, en cada revolución. Así ocurre, por ejemplo, en una estrella del tipo Algol descubierta

en 1886, *Y* del Cisne, en que se observaron dos mínimos diferentes, así como en otras muchas que se han descubierto posteriormente y que presentan la misma particularidad. En 1910, Stebbins encontró, empleando el fotómetro de selenio, que la misma Algol presentaba, exactamente en medio de dos mínimos principales, un mínimo secundario cuya amplitud era inferior a una décima de magnitud, y dedujo, además, de sus observaciones que en el intervalo comprendido entre los dos mínimos la magnitud no es constante, sino que está sujeta a variaciones continuas cuya cuantía es de algunas centésimas. El mismo resultado dieron sus medidas fotométricas de β del Cochero, que es la estrella del tipo Algol más brillante que se conoce en la actualidad. La diferencia, antes indicada, entre el tipo Algol y el de β de la Lira no es, según esto, absoluta, y la gradación entre los dos grupos es bien perceptible; no obstante, para comodidad de las designaciones parece conveniente mantener la distinción entre aquéllos.

A fines de 1921 se conocían 20 variables del tipo β de la Lira; el representante principal del grupo es esta última estrella, que le ha dado nombre. Esta variable tiene un período de $12^d,91$, dividido en dos partes por un mínimo secundario que ocurre $6 \frac{1}{2}$ días después que el mínimo principal y es menos pronunciado que éste. La figura 210 representa la curva de brillo de β de la Lira; en el mínimo principal la estrella es de 4,5 magnitud, en el mínimo secundario de 3,9 y en los dos máximos de 3,4. La duración del período aumenta poco a poco, de modo que cada período es unos $\frac{2}{3}$ de segundo mayor que el anterior.

Para β de la Lira es válida, como para Algol, la hipótesis de los satélites; pero aquélla presenta en su espectro fenómenos extraordinariamente complicados, pues consta de un espectro de absorción del tipo *B8* superpuesto a uno del tipo *B5*; además contiene bandas de emisión, en particular del helio y del hidrógeno. El primer espectro sufre durante la variación de brillo fuertes desplazamientos con relación al del tipo *B5* y al de emisión, y de estos desplazamientos se han deducido los elementos orbitales que hemos dado en la tabla de estrellas dobles espectroscópicas. Hasta hoy no se ha conseguido explicar del todo estas particularidades del espectro.

En las demás estrellas de este grupo la duración del período oscila desde 9 horas (*U* de Pegaso) hasta $198^d,5$ (*W* de la Cruz); en general, no obstante, predominan los períodos cortos. Siete de estas 20 estrellas poseen un período inferior a un día y en otras siete estrellas es mayor de cuatro días. La amplitud de la oscilación en la mayor parte de las variables de este grupo está comprendida entre $0^M,5$ y $1^M,0$, y sólo en cuatro de ellas es mayor de $1^M,0$; la mayor amplitud la presenta *TT* de Ofiuco ($2^M,1$).

Consideremos con un poco más de detenimiento las circunstancias que concurren en las variables de eclipse. Si en un sistema de esta clase las dos componentes son brillantes, a cada revolución tienen que acontecer dos eclipses, esto es, dos mínimos, que dividen el período en dos partes, igua-

les o desiguales según que las órbitas de las componentes sean circulares o elípticas, como ocurre, por ejemplo, en *Y* del Cisne, si bien estos últimos casos son raros y las discrepancias poco pronunciadas, dado que las excentricidades suelen ser siempre pequeñas. Si una de las componentes es oscura, sólo acaecerá un mínimo en cada revolución, cuando el astro opaco pase por delante del brillante. Si los eclipses son centrales, esto es, si la componente más pequeña está completamente delante o detrás de la mayor, el brillo, durante los mínimos es constante, mientras que en los eclipses parciales la fase de mínimo brillo constante no existe. Ahora bien: un eclipse central sólo puede verificarse cuando la inclinación del plano de la órbita respecto al rayo visual sea muy pequeña. Si la inclinación es grande, pero las dos estrellas están muy cercanas una a otra, podrá producirse un eclipse parcial, que será tanto menos probable cuanto mayor sea la distancia que separe el satélite de la estrella principal. Como que una mayor distancia exige un período de revolución mayor, deberán ser muy raras las estrellas de eclipse de largo período, y por esto se comprende que las variables de este tipo conocidas posean, salvo raras excepciones, períodos de revolución muy cortos.

Cuando existen dos mínimos de valor diferente el inferior corresponde al eclipse de la estrella más brillante por la más oscura; pero si ambas componentes son igualmente brillantes, los dos mínimos serán iguales. Si en este caso las órbitas de las estrellas son elípticas, los dos mínimos se diferencian uno de otro en que se suceden con intervalos de tiempo desiguales; pero si las órbitas son circulares, no hay ninguna diferencia de intervalo entre los dos mínimos, y por esta causa no se puede decidir por la sola observación fotométrica, si el tiempo que media entre dos mínimos consecutivos corresponde a la mitad del período de revolución o a un período entero. Así, por ejemplo, la estrella *W* de la Osa mayor, descubierta por Müller y Kempf y cuyo período es de $4^h 0^m.2$ fué considerada primero como perteneciente al tipo de ζ de los Gemelos (cuarta clase), pero posteriormente Russell demostró que la curva de brillo de esta estrella se puede interpretar muy bien suponiendo que se trata de una variable de eclipse con dos componentes igualmente brillantes y de igual tamaño, es decir, que ocurren mínimos iguales y que el período no es de cuatro horas, sino de ocho. La exactitud de esta consecuencia ha sido demostrada por las observaciones espectrofotográficas realizadas por Adams y Joy.

En los casos en que ocurre una variación continua de brillo entre los mínimos, se puede explicar el hecho de dos maneras diferentes. Una de las hipótesis consiste en suponer que las dos componentes no son esféricas. Si las dos componentes están muy cerca una de otra, la acción gravitatoria obra alargando ambos astros en la dirección de la recta que une sus centros, imprimiéndoles la forma de elipsoides alargados, con los ejes mayores según la referida recta. Mientras ésta sea perpendicular al rayo visual, los dos astros presentarán al observador una superficie mayor, y por esta causa el sistema constituido por ambos experimentará, aun cuando no ocurra el verdadero eclipse, pequeñas variaciones de brillo. Así es como, por

ejemplo, la curva de brillo de la estrella β de la Lira se puede explicar admitiendo la existencia de un sistema constituido por dos cuerpos de forma elipsoidal y desigualmente brillantes.

Según Russell, las variaciones continuas de brillo pueden atribuirse también a otra causa. Si las dos estrellas están muy cerca una de otra, es probable que cada una de ellas sea, por efecto de la iluminación y del calentamiento, más brillante en el lado vuelto hacia su compañera que en el opuesto. Esta hipótesis permitiría explicar lo que ocurre en Algol, *RT* de Perseo y *Z* del Dragón. Finalmente Russell ha indicado también la probabilidad de que los discos de las estrellas no presenten un brillo uniforme en todas sus partes, siendo, como en el Sol, más oscuros los bordes que el centro. Esta circunstancia ha de influir forzosamente en la curva de brillo y aunque pequeña, su acción es, en algunos casos, demostrable. En cuanto a la ley de disminución del brillo hacia el borde, no tenemos medio de calcularla.

De las consideraciones que acabamos de hacer, se deduce que pueden obtenerse datos importantes sobre la constitución de estos sistemas, con sólo inspeccionar la curva de brillo de las variables de eclipse. En primer lugar, puede determinarse la relación entre los radios de las dos componentes y el semieje mayor de la órbita, así como la relación de brillo entre ambas componentes. También pueden calcularse la inclinación y la excentricidad de la órbita, y llegar a tener una idea acerca de lo que la forma de las componentes pueda diferir de una esfera, y por fin, como ya dijimos anteriormente, se pueden sacar importantes deducciones sobre la densidad de las estrellas. Shapley en particular ha efectuado estos cálculos para gran número de variables de eclipse. De la discusión de 90 de estos sistemas, se han obtenido algunos resultados estadísticos, que vamos a indicar.

En ninguno de los sistemas estudiados ha sido preciso admitir que una de las componentes fuese completamente oscura. En las dos terceras partes de los casos considerados, la diferencia de brillo entre ambas componentes no excede de 2^M , y en ningún caso es mayor de 4^M . En cuanto al tamaño relativo de las dos estrellas, predominan los sistemas en que la menos brillante es la mayor, y cuando la estrella más débil es al propio tiempo la más pequeña, entonces la diferencia de magnitudes entre ambas es poco importante. Se comprende que ha de ser así, porque el eclipse de una estrella grande y brillante por otra de luz más débil y cuyo radio fuese muy inferior a la mitad del radio de la primera, sería bastante difícil de percibir.

Cuando la disminución de brillo, en el mínimo principal, es mayor de 2^M , la estrella más oscura tiene, casi siempre, un volumen que excede del cuádruplo del volumen de la estrella más luminosa, y si se admite que las masas de las dos son casi iguales, la densidad de la componente menos brillante deberá ser mucho menor que la de la otra. Entre las estrellas cuyo mínimo de brillo es constante durante un cierto intervalo, hay sistemas en los cuales el satélite tiene un volumen hasta 10 veces mayor que el de la estrella más luminosa, y escasamente $\frac{1}{10}$ del brillo total; así ocurre, por ejemplo, en *RR* del Dragón.

Por su espectro, estas estrellas pertenecen generalmente a las clases *B*

y *A*, con menos frecuencia a las clases *F* y *G* y muy raras veces a la clase *K*. Ya hemos indicado en otro lugar (pág. 528) los resultados altamente interesantes a que se ha llegado acerca de la densidad de las variables de eclipse.

Como hemos visto, las inclinaciones de estas órbitas respecto al rayo visual suelen ser muy pequeñas, aunque en algunos eclipses parciales sean posibles grandes inclinaciones. Las excentricidades son siempre exiguas, como ocurre casi siempre también en las estrellas dobles espectroscópicas de corto período; en la gran mayoría de los casos es suficiente la hipótesis de una órbita circular.

La tabla siguiente contiene, como ejemplos, los elementos más importantes de algunas variables de eclipse, según Shapley. *P* es el período, Δ_1 la amplitud, en magnitudes del mínimo principal, Δ_2 la del mínimo secundario, *L* el brillo de la componente más luminosa (considerado el brillo total igual a 1, de manera que $1 - L$ es el brillo de la componente más débil); r_1 y r_2 los radios (cuando se trata de estrellas de forma elipsoidal, los semiejes mayores del ecuador) de las componentes más y menos brillante, respectivamente, tomando como unidad el semieje mayor de la órbita; ε la relación entre los ejes ecuatoriales menor y mayor, *i* la inclinación de la órbita respecto al plano perpendicular a la visual. Los valores que aparecen en la tabla han sido calculados en la hipótesis de que las superficies de las estrellas son uniformemente luminosas.

	Espectro	<i>P</i>	Δ_1	Δ_2	<i>L</i>	r_1	r_2	ε	<i>i</i>
		<i>d</i>	<i>M</i>	<i>M</i>					$^\circ$
β Aurigae	Ao	3,96	0,09	0,09	0,50	0,15	0,15	0,99	77
S Cancri	Ao	9,48	2,12	0,02	0,86	0,08	0,20	1,00	83
RR Centauri	Fo	0,61	0,44	0,42	0,56	0,50	0,50	0,63	60
RZ *	Ao	1,88	0,46	0,34	0,74	0,49	0,25	0,90	78
U Cephei	Ao	2,49	2,39	0,05	0,89	0,21	0,32	1,00	90
W Crucis	Gp	198,5	0,60	0,28	0,68	0,52	0,20	0,86	82
u Herculis	B3	2,05	0,71	0,24	0,71	0,31	0,37	0,89	76
β Persei	B8	2,87	1,27	0,06	0,91	0,21	0,23	1,00	83
RT *	F?	0,85	1,37	0,17	0,84	0,28	0,28	0,98	85
V Serpentis	Ao	3,45	0,94	0,24	0,59	0,19	0,30	0,95	83

Como se ve, las estrellas son muy grandes comparadas con la órbita relativa. Para *RR* del Centauro, del tipo β Lyrae, los valores que da la tabla indicarían el contacto entre ambas componentes. Para aquellas variables de eclipse en cuyos espectros son visibles las rayas de ambas estrellas y de las cuales se conocen los elementos orbitales determinados por el procedimiento espectroscópico, se pueden calcular las masas m_1 y m_2 , ya que puede determinarse la inclinación *i* de la órbita por medio de la curva de brillo; además, pueden calcularse el semieje mayor *A* de la órbita relativa y los radios r_1 y r_2 de las componentes expresadas en kilómetros, así como las densidades γ_1 y γ_2 . En la tabla siguiente damos estos valores para algunos sistemas, tomando como unidad lineal el radio del Sol y como unidad de masas y densidades la masa y la densidad del Sol.

	Espectro	A	r_1	r_2	m_1	m_2	γ_1	γ_2
β Aurigae	A0	18	2,6	2,6	2,4	2,3	0,14	0,14
μ Herculis	B3	15	4,6	5,5	7,5	2,9	0,10	0,02
Z »	F2	15	1,5	3,1	1,5	1,3	0,5	0,05
RX »	B9	7,5	1,5	1,4	0,9	0,9	0,26	0,36
U Ophiuchi	B5	13	3,2	3,2	5,3	4,7	0,18	0,16
W Ursae majoris	F8	2,2	0,8	0,8	0,7	0,5	2,8	1,9
RS Vulpeculae	B8	22	2,0	10,2	5,3	1,6	0,63	0,002

Las componentes de W de la Osa mayor son elipsoides de tres ejes desiguales; el semieje mayor ecuatorial de cada componente mide 0,78 radios del Sol, el menor 0,58 y el semieje de rotación 0,54. También para otras estrellas de las aquí mencionadas se ha podido comprobar, hasta cierto punto, que tienen una forma elipsoidal.

En algunos casos se ha encontrado en las variables de eclipse que la amplitud de la oscilación determinada fotográficamente es mayor que la hallada por procedimientos visuales. Esto parece indicar que la estrella más grande y menos brillante es más roja que la otra. Mientras no ocurre el eclipse, la luz proviene principalmente de la estrella más luminosa, cuyos brillos fotográfico y visual son casi iguales; pero durante el mínimo principal, aquélla queda eclipsada por su compañera, y el observador sólo recibe luz roja, que fotográficamente es más débil, resultando sobre el clisé una disminución de brillo mayor que en la observación visual. De la estrella U de Cefeo se ha podido fotografiar el espectro del satélite durante el mínimo, resultando de la clase K , mientras que la componente más brillante tiene un espectro de la clase A . Parece fuera de duda que en estos casos las componentes más débiles y de color rojo tienen una densidad menor que las otras.

Las pequeñas variaciones que se observan en el período de algunas estrellas de eclipse pueden atribuirse, tal vez, a perturbaciones causadas por un tercer cuerpo perteneciente al sistema. En Algol se ha demostrado, de una manera indudable, la existencia de este tercer cuerpo, ya que, según hemos visto en el párrafo anterior, el estudio de las velocidades radiales da por resultado que el centro de gravedad del sistema formado por Algol y su compañera describe en 633 días una órbita circular, y Schlesinger ha encontrado en el período de Algol una pequeña perturbación que corresponde a este movimiento del centro de gravedad. En cambio, ciertas variaciones lentas observadas en el período de Algol y estudiadas recientemente por Hellerich, no se explican por la presencia del tercer cuerpo mencionado.

Veamos ahora los fenómenos observados en las variables de la cuarta clase. Las estrellas de este grupo se distinguen por la regularidad en el proceso de sus variaciones de brillo y por lo corto de sus períodos. Según la primitiva definición difieren de las estrellas del tipo Algol en que el brillo varía en ellas de una manera constante y no, como en éstas,

durante ciertos intervalos solamente. Pero ya hemos visto que esta diferencia entre ambas clases no es esencial, y en consecuencia hemos considerado las estrellas del tipo β de la Lira, que antes se incluían en la cuarta clase, como pertenecientes al grupo de Algol. La característica en que hoy se funda la diferencia entre las variables de la cuarta clase y las de eclipse, es de naturaleza negativa, y sólo puede decirse que pertenecen a ella aquellos astros cuyas variaciones de brillo no pueden explicarse por la hipótesis de un eclipse. En esta clase se incluyen variables cuyo período no suele exceder de 45 días; las que tienen períodos mayores suelen presentar en sus oscilaciones de brillo grandes irregularidades, por lo cual se incluyen mejor en la clase de variables irregulares o también en el tipo de Mira, y la ley que siguen sus variaciones está todavía poco estudiada. Para las estrellas de la cuarta clase, y en el estado actual de nuestros conocimientos, los períodos más largos son los de *RS* de la Popa y *SS* de los Gemelos (41 y 45 días respectivamente), y los más cortos los de *RV* de los Perros de caza y *XX* del Cisne ($3 \frac{1}{4}$ horas cada uno). Estos dos últimos períodos son los más cortos que por hoy se conocen. En la tabla siguiente se da la distribución de períodos entre las estrellas de la cuarta clase; en ella no se han tenido en cuenta las variables que forman parte de los cúmulos estelares. Son muy raros los períodos comprendidos entre 1 y 3 días (seis estrellas solamente), de manera que esta clase se puede dividir en dos grupos: las de período inferior a un día, y las de período superior a tres días.

Periodo	Número de estrellas
Inferior a 1 día	61
Entre 1 y 5 días	20
» 5 » 10 »	44
» 10 » 20 »	34
» 20 » 30 »	11
» 30 » 45 »	5
	185

La amplitud de las variaciones, en la mayoría de las estrellas de esta clase, es de una magnitud, y sólo en algunos casos excepcionales excede algo de dos magnitudes. La mayoría de estas variables están en la Vía Láctea y únicamente aquellas cuyo período es inferior a un día están repartidas por todo el cielo.

Según la ley de variación del brillo, se pueden distinguir en las estrellas de esta clase tres tipos diferentes: el tipo de δ de *Cefeo*, el de ζ de los *Gemelos* y el tipo *Antalgol* (1).

La característica del tipo δ de *Cefeo* es que el aumento de brillo es

(1) Las estrellas de este tipo tienen, en el mínimo, un brillo constante, de manera que en esto se apartan de la característica de la continuidad de la variación antes citada, pero por las demás cualidades hay que incluirlas en la cuarta clase.

más rápido que la disminución (fig. 211). En las variables de este grupo, la rama ascendente de la curva es regular, mientras que el descenso es diferente en las distintas estrellas. En la mayor parte de los casos, por ejemplo en *SU* del Cisne, la disminución de brillo se efectúa con completa regularidad; en cambio, en δ de Cefeo, *W* del Sagitario y otras aparece después del máximo un intervalo de brillo constante (fig. 211) y en algunos casos excepcionales, por ejemplo, en *W* de los Gemelos, aparece un segundo máximo claramente definido, pero inferior al primero.

En las estrellas del tipo de ζ de los Gemelos las duraciones del aumento y de la disminución de brillo son casi iguales, de manera que la

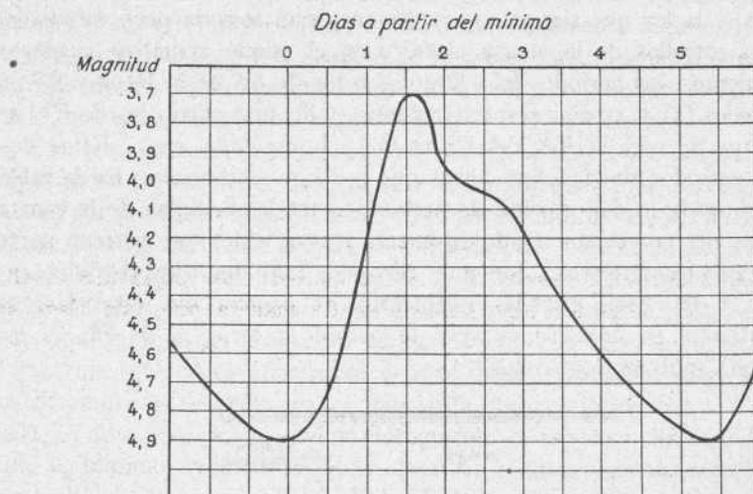


Fig. 211. — Curva de brillo de δ de Cefeo

curva de luz es casi una senoide (fig. 212). Son tan numerosas las formas de transición entre los tipos δ de Cefeo y ζ de los Gemelos, que en realidad no existe una separación precisa entre ambos. Entre las estrellas pertenecientes al último hay que contar a α de la Osa mayor, cuya amplitud de brillo no es más que de $0^{\text{M.I.}}$.

Finalmente, se encuentran entre las variables de corto período las estrellas del tipo *Antalgol*. Hartwig propuso denominarlas así porque, en cierta manera, ofrecen el fenómeno inverso de las estrellas del tipo Algol. Su brillo es constante durante algún tiempo, pero después no disminuye, como en las estrellas del tipo Algol, hasta alcanzar un mínimo, sino que aumenta rápidamente hasta un máximo, para volver a disminuir en seguida, empleando un intervalo de tiempo algo mayor, hasta volver al brillo mínimo constante. Las estrellas pertenecientes a este tipo aparecen especialmente en los cúmulos estelares de forma esférica, por cuyo motivo se denominan también del tipo *Cluster* (Cluster = cúmulo de estrellas) (1).

(1) A veces también se denominan así todas las variables pertenecientes a la cuarta clase y cuyos períodos son inferiores a 1 día.

Fuera de los cúmulos aparecen con muy poca frecuencia. Aun en el máximo, son todas poco brillantes, y sus períodos son de una fracción de día (en particular, cercano a medio día); la amplitud de la oscilación es de una magnitud, y en algunos casos de dos. La figura 213 representa, como ejemplo de este grupo, la curva de luz de la estrella *ST* de la Vir-

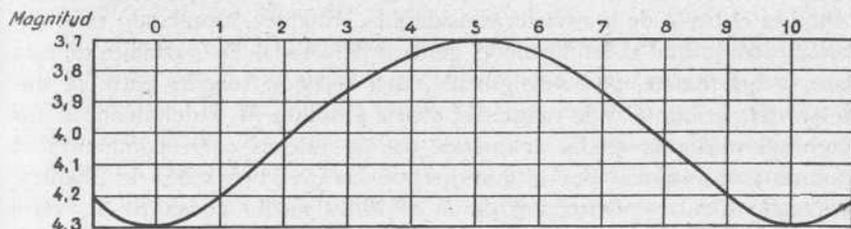


Fig. 212. — Curva de brillo de ζ de los Gemelos

gen, cuyo período es de $9^h 52^m$, siendo la duración del mínimo constante $3^h 46^m$. Durante el crecimiento de brillo, éste aumenta $\frac{1}{4}$ de magnitud en 10 minutos.

El tránsito entre las estrellas del tipo Antalgol y las del tipo δ de Cefeo es gradual; no puede trazarse entre ambos un límite preciso, y existen estrellas del último cuyos períodos son tan cortos como los del primero. Por esto, en lo sucesivo, cuando hablemos de los grupos de δ de Cefeo

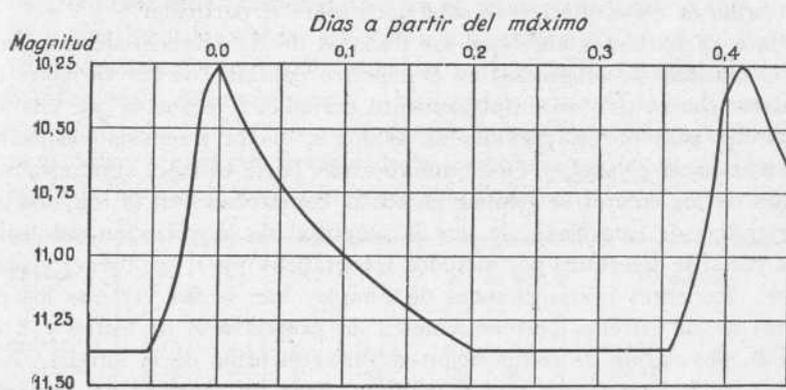


Fig. 213. — Curva de brillo de *ST* de la Virgen

y de ζ de los Gemelos, consideraremos incluidos en ellos las estrellas del tipo Antalgol. Además, es muy frecuente designar todas las variables de la cuarta clase con el nombre de «estrellas δ Cephei».

Hasta hace poco tiempo se creía que la oscilación del brillo de las variables de la cuarta clase era siempre regular, de modo que las curvas correspondientes no presentaban ninguna diferencia de un período al sucesivo; pero se ha descubierto que con frecuencia aparecen en ellos rápidas variaciones de luz, de pequeña amplitud (por ejemplo, en *XX* del

Cisne). No obstante, lo normal en las estrellas de esta clase es que conserven regular su oscilación y su período. En algunos casos se han observado en el período pequeñas variaciones seculares, como ocurre, por ejemplo, en δ de Cefeo, cuyo período disminuye anualmente en $0^s,08$.

Estudiando las variables de la cuarta clase de la Nube menor de Magallanes, Miss Leavitt encontró que el período es tanto mayor cuanto mayor es el brillo de la estrella considerada. Shapley, ampliando esta discusión, dedujo que el fenómeno es general para todas las variables de esta clase, y que existe, por consiguiente, una relación sencilla entre la duración del período P y la magnitud media absoluta M , entendiéndose por magnitud media la media aritmética de los valores correspondientes al máximo y al mínimo. Por lo tanto, según las investigaciones de Shapley, se puede calcular en función de P el brillo medio absoluto M . Para $P < 1^d$, M es casi constante e igual a $-0,4$; para $P = 2^d$, $M = -1,2$; para $P = 5^d$, $M = -2,1$; para $P = 10^d$, $M = -3,2$; para $P = 20^d$, $M = -4,2$. Todas estas variables son, por consiguiente, estrellas gigantes enormemente más brillantes que el Sol, cuya magnitud absoluta es $+5^M$. Conociendo el brillo absoluto y el aparente pueden calcularse, para estas variables, las paralajes, que son extraordinariamente pequeñas, casi siempre de algunas milésimas o diezmilésimas de segundo de arco.

Los espectros de las variables de cuarta clase pertenecen casi todos a los tipos F , G y K mientras el período no exceda de un día. Las estrellas con períodos inferiores a 1^d suelen ser del primer tipo; pero debido al poco brillo de estos cuerpos se sabe poco sobre el particular.

Hace ya bastantes años que los trabajos de S. Albrecht demostraron que el máximo de intensidad en el espectro continuo de las variables de la cuarta clase sufre un desplazamiento periódico; de suerte que cuando la estrella pasa por el máximo de brillo, la mayor intensidad espectral está más hacia el azul, y en el mínimo más hacia el rojo. Por esta variación de los colores se explica el hecho, comprobado en la mayoría de las estrellas de esta clase, de que la amplitud de la variación del brillo es mayor si se determina por métodos fotográficos que si se observa visualmente. Recientes investigaciones de Shapley han hecho ver que los espectros de las estrellas pertenecientes a los grupos de δ de Cefeo y ζ de los Gemelos varían de composición al variar el brillo de la estrella. Así, cuando δ de Cefeo pasa por el máximo, tiene un espectro del tipo F_0 , mientras que en el mínimo lo tiene del tipo G_2 ; lo mismo ocurre con la estrella η del Águila, cuyos espectros son de los tipos A_8 y G_5 , y con la estrella Antalgol RR de la Lira, que presenta espectros de los tipos B_9 y F_2 . Durante cada período el espectro respectivo pasa por los grados intermedios entre estos tipos límites, siendo en especial las rayas del hidrógeno las que cambian; además, en el máximo el espectro corresponde siempre a una temperatura más elevada que en el mínimo. En muchas de estas estrellas, el espectro presenta cierto parecido con el de las estrellas c (pág. 505) y por lo mismo es costumbre decir que son del tipo ac ; esta circunstancia permite presumir un gran brillo absoluto. En el es-

pectro de *W* de la Serpiente y *W* de la Virgen, los astrónomos de Mount-Wilson han descubierto rayas brillantes correspondientes al hidrógeno.

De las variables pertenecientes al cuarto tipo, las que tienen un período inferior a un día poseen una velocidad radial media grande, al contrario de lo que ocurre con las de período más largo. Según hemos visto (pág. 604) la distribución de ambos grupos en el cielo es esencialmente diferente.

Se ha comprobado que todas estas variables sufren cambios de velocidad radial, por lo que deben ser consideradas como estrellas dobles espectroscópicas. El período de revolución es siempre igual al período de variación de brillo. En todos estos casos sólo es visible el espectro de una de las componentes, siendo la otra oscura o por lo menos bastante más débil que la primera. Las circunstancias, sin embargo, no son las mismas que en el caso de las variables de eclipse, ya que el máximo brillo ocurre poco antes de que el astro alcance la velocidad máxima en el sentido de alejarse de nosotros, y la variación de magnitud no es, por lo tanto, debida a eclipse alguno.

La tabla siguiente contiene los elementos orbitales de las variables de la cuarta clase determinados espectroscópicamente, habiéndose omitido algunas órbitas que no han sido todavía establecidas con suficiente exactitud. La excentricidad de estas órbitas es siempre mayor (con un promedio de 0,3) de lo que suele encontrarse en estrellas dobles espectroscópicas de período tan corto. Es también muy notable que los valores de ω estén casi todos comprendidos en el primer cuadrante o muy cerca de él, y que los valores de $a \sin i$ sean muy pequeños, lo que indica que la órbita descrita por la estrella principal es de reducidas dimensiones. De todo esto parece deber deducirse, o bien que la masa de tales sistemas es muy pequeña, lo cual es inverosímil a causa del gran brillo absoluto de estas estrellas, o bien que la masa de la compañera oscura es muy exigua en comparación con la de la componente brillante.

Estrellas	<i>P</i>	γ	$2K$	<i>e</i>	ω	$a \sin i$	Calculador
η Aquilae	d	Km	Km		$^{\circ}$		
RT Aurigae	7,18	- 14	40	0,47	64	1,9	Wright y Van Lummel
l Carinae	3,73	+ 21	36	0,37	95	0,9	Duncan
δ Cephei	35,52	+ 4	38	0,36	100	8,6	R. E. Wilson y Huffer
X Cygni	5,37	- 17	39	0,48	85	1,3	Moore
ζ Geminorum	16,39	+ 9	56	0,25	101	6,1	Duncan
RR Lyrae	10,15	+ 7	26	0,22	333	1,8	Campbell
Y Ophiuchi	0,57	- 68	44	0,26	111	0,17	Kiess y Prager
W Sagittarii	17,12	- 5	15	0,16	202	1,8	Albrecht y Miss Udick
X "	7,59	- 29	39	0,32	70	1,9	R. H. Curtiss
Y "	7,01	- 14	30	0,40	94	1,3	Moore
SZ Tauri	5,77	var.	39	0,21	43	1,5	Duncan
α Ursae min.	3,15	- 3	22	0,24	77	0,46	Haynes
T Vulpeculae	3,97	var.	6	0,13	80	0,16	Miss Hobe
	4,44	- 1	35	0,44	104	1,0	Albrecht y Beal

Las investigaciones realizadas por Ludendorff han probado que las amplitudes $2K$ de las velocidades radiales de estas estrellas son aproximadamente proporcionales a las amplitudes de brillo; además, este astrónomo encontró que en algunos casos las curvas de velocidad parecen sufrir cambios, como las curvas de brillo; estos cambios en la velocidad han sido comprobados por Duncan en γ del Sagitario. También se han descubierto en las curvas de velocidad particularidades que indican perturbaciones del movimiento elíptico simple (por ejemplo, en ζ de los Gemelos), o bien un movimiento del centro de gravedad del sistema, como ocurre en α de la Osa menor, cuyo centro de gravedad describe una órbita, en un período de 20 años por lo menos.

Las hipótesis para la explicación de los fenómenos que se observan en las variables de la cuarta clase son muy numerosas, pero ninguna resulta bastante satisfactoria, y por ello citaremos sólo las más importantes. La mayor parte de ellas se basan en el hecho de que las estrellas de los tipos de δ de Cefeo y ζ de los Gemelos son evidentemente dobles. Duncan supone que la componente brillante está envuelta por una atmósfera densa, muy absorbente, y en cambio, la componente oscura lo está por una atmósfera en extremo enrarecida, pero tan extensa, que comprende por completo la órbita de la estrella visible. La resistencia que la atmósfera de la estrella brillante sufre por parte de este medio, la empuja hacia atrás, de manera que en la parte que precede a la estrella el espesor de dicha atmósfera es más pequeño que en la parte posterior, y por lo tanto, la absorción luminosa es menor en la parte delantera. En virtud de esta circunstancia, la estrella ha de aparecer más brillante cuando se mueva hacia nosotros, y menos luminosa en la región opuesta de la órbita, que es exactamente lo que ocurre en realidad. Pero en contra de la hipótesis de Duncan se presenta el inconveniente de que la componente oscura ha de tener una masa muy pequeña en comparación con la otra, según hemos visto antes, con lo cual no se explica cómo aquélla puede estar envuelta por una atmósfera de extensión tan enorme.

Guthnick explica los fenómenos observados en las estrellas del tipo de δ de Cefeo, admitiendo que la compañera menor produce directamente una distribución irregular del brillo y del espectro en la superficie de la estrella principal. Pero, de ser cierta esta hipótesis, no se comprendería por qué en las estrellas dobles espectroscópicas cuyas dos componentes tienen grandes masas no se observa jamás una variación de brillo análoga a la que sufren las estrellas del tipo de δ de Cefeo.

Otros astrónomos, como Hagen, han explicado también estos fenómenos partiendo del supuesto de que las variables pertenecientes a la cuarta clase son todas dobles. Pero recientemente ha aparecido una nueva teoría, que cuenta ya con muchos partidarios, y que admite que estas estrellas a pesar de la oscilación periódica de las rayas espectrales, no son estrellas dobles, sino simples. Según esta *teoría de la pulsación*, cuyo desarrollo matemático es debido especialmente a Eddington, las variaciones de brillo y de velocidad radial son debidas a que estas estrellas

no son más que enormes esferas gaseosas que se dilatan y encogen periódicamente, esto es, que efectúan pulsaciones. Desde el punto de vista físicomatemático, esta teoría es muy viable, aunque no sabemos nada sobre la causa última de tales pulsaciones; pero tampoco explica de un modo claro la totalidad de los fenómenos observados.

Debemos hacer notar que Guthnick ha descubierto en algunas estrellas dobles espectroscópicas, como, por ejemplo, β de Cefeo y ζ' de la Osa mayor, valiéndose de medidas fotométricas muy precisas, pequeñas variaciones de brillo (en general, de algunas centésimas de magnitud) parecidas a las que caracterizan los tipos de δ de Cefeo y ζ de los Gemelos; de modo que β de Cefeo (espectro *BI*) debe poseer un cierto parentesco con esta clase de variables (1). En algunas de las estrellas observadas por Guthnick se han encontrado, además de variaciones de brillo análogas a las de δ de Cefeo, eclipses, como en las del tipo Algol. Las curvas de brillo son, en muchos casos, variables, y el conjunto de los fenómenos que presentan tan extraordinariamente complicados, que no podríamos entrar aquí en el pormenor de los mismos.

Antes de dar por terminado este tema, demos todavía una ojeada a las variables de cuarta clase que se encuentran en los cúmulos estelares, constituyendo uno de los fenómenos más interesantes en la física celeste.

A fines del siglo pasado, Bailey, en el observatorio de Arequipa, descubrió, por medio de la fotografía, que varios conglomerados esféricos contienen un número extraordinariamente grande de estrellas variables. En 23 cúmulos estelares sometidos a estudio, encontró, entre 19 000 estrellas, más de 500 variables. El cúmulo Messier 3 contiene el máximo, pues entre 900 estrellas observadas cuidadosamente resultaron 137 variables, a las que hay que añadir algunas descubiertas posteriormente por Shapley y Larink; después siguieron ω del Centauro y Messier 5, con 128 y 87 variables, respectivamente, entre 3 000 y 900 estrellas. En cambio, en el gran cúmulo estelar de la constelación de Hércules (Messier 13), sólo encontraron, entre 1 000 estrellas estudiadas, dos variables, aunque posteriormente Barnard y Shapley han descubierto en él algunas más.

En ω del Centauro ha sido posible determinar los períodos y curvas de brillo correspondiente a 95 variables. La duración del período, en casi todas estas estrellas, es inferior a 24 horas; sólo en 5 de ellas excede de un día (1 $\frac{1}{3}$, 15, 29, 297 y 484 días). Prescindiendo de estas últimas, que también por otras causas salen del marco de las demás, todas las variables de que hacemos mención pueden dividirse en tres grupos, que por la forma de las curvas de brillo pertenecen a los tipos de ζ de los Gemelos, δ de Cefeo y Antalgol. El brillo de tales estrellas es muy pequeño, y aun en el máximo no excede de la magnitud 12,6. En las pertenecientes al primer grupo, la oscilación es, casi siempre, de media magnitud.

(1) El período de β de Cefeo es 0^d19; la amplitud de la velocidad radial y la velocidad del centro de gravedad son variables. La estrella, considerada como doble espectroscópica, pertenece al tipo de β del Perro mayor.

tud y el período de 8 a 10 horas. En las pertenecientes al segundo grupo, la amplitud no suele llegar a una magnitud y el período está comprendido entre 15 y 20 horas. Finalmente, en las estrellas Antalgol, cuyo grupo está formado por 37 de las 95 variables estudiadas, la variación de brillo es algo mayor de una magnitud y el período está comprendido entre 12 y 15 horas.

Las variables que se encuentran en los otros dos cúmulos estelares citados, Messier 3 y Messier 5, pertenecen, salvo algunas excepciones, al tipo Antalgol, y sus períodos están en general comprendidos entre $0^d,4$ y $0^d,6$. En Messier 15, en donde Bailey encontró 66 variables, es frecuente el tipo de ζ de los Gemelos.

Las variables del cúmulo Messier 15 se pueden dividir, según Bailey, en dos grupos, salvo unas pocas excepciones. En el primer grupo, los períodos duran de $0^d,30$ a $0^d,44$, y las curvas de brillo corresponden a la de las estrellas ζ de los Gemelos o δ de Cefeo; en el segundo grupo los períodos están comprendidos entre $0^d,57$ y $0^d,76$, y las curvas son del tipo Antalgol.

En las nubes de Magallanes ha descubierto Miss Leavitt cerca de 1 800 variables, pero sólo algunas de ellas se han podido estudiar con algún detenimiento; éstas tienen períodos de $1 \frac{1}{4}$ a 127 días y pertenecen al tipo de δ de Cefeo. Como ya hemos dicho, Miss Leavitt encontró en estas estrellas cierta relación entre la duración del período y el brillo.

En la Nube menor de Magallanes han encontrado hace poco los astrónomos del observatorio de Harvard, para un cierto número de variables, períodos inferiores a 1^d y curvas de brillo del tipo Antalgol.

Poco se sabe acerca de los espectros de estas variables de los cúmulos estelares, porque son muy débiles. Shapley, por medio del índice de color, encontró que catorce variables del cúmulo Messier 3 pertenecen al tipo espectral *A*.

La *tercera clase* de estrellas variables comprende todas aquellas en que se han observado variaciones ciertas, pero con poca o ninguna regularidad. Son, en su mayor parte, de color rojizo y sufren sólo pequeñas oscilaciones de brillo que no obedecen en general a ley alguna, si bien a veces se adivina la existencia de períodos. Raras veces llega en ellas la amplitud a dos magnitudes. Pertenecen generalmente a los tipos espectrales *M* y *N*, y algunas al *K*. A causa de su color rojo, la determinación del brillo presenta dificultades. El límite de separación entre estas estrellas y las del grupo de Mira es poco preciso, de manera que en éste, cuya característica es el espectro *Md*, se cuentan algunas estrellas del tipo espectral *N*, mientras que algunas del tipo *Md* se cuentan entre las irregulares. Hoy se conocen más de 300 variables de esta clase, pudiéndose presentar como ejemplos α de Casiopea (*K*), α de Orión (*Ma*), μ de Cefeo (*Ma*), α de Hércules (*Mb*), ρ de Perseo (*Mb*) y *U* de la Hidra (*N*). La variabilidad de estas estrellas puede explicarse por la formación de manchas en su superficie, pero hay que tener en cuenta que se trata casi siempre de estrellas gigantes y de muy pequeña densidad, siendo difícil

admitir la formación de manchas como en el Sol; así, por ejemplo, α de Orión es una de las estrellas de mayor brillo absoluto que se conocen.

Pueden distinguirse además otras clases de variables irregulares, pero todas aparecen con frecuencia relativamente escasa. Tal vez la clasificación siguiente, en la que encuentran sitio la casi totalidad de las variables irregulares conocidas, con excepción de las pertenecientes al grupo que acabamos de describir, sea la más acertada:

1) Estrellas del tipo RV del Toro. Se distinguen por la presencia de un mínimo secundario entre dos mínimos principales consecutivos. Las curvas de brillo son muy variables; a veces los mínimos secundarios no aparecen, otras veces alcanzan la misma importancia que los mínimos principales y aun se cambian los mínimos principales en secundarios. Los máximos de brillo son también variables. Las curvas de brillo se parecen unas veces a las del tipo de β de la Lira, y otras a las del tipo de δ de Cefeo o de ζ de los Gemelos. Tampoco el período es constante. De todas estas estrellas, la mejor estudiada por Van der Bilt es RV del Toro; en ella los mínimos principales se suceden con un período medio de 78 días. Otras estrellas pertenecientes a este grupo son R de la Flecha ($P = 70^d$) y R del Escudo ($P = 140^d$). En esta última las fluctuaciones son, a veces, muy importantes: 4 ó 5 magnitudes; en el máximo presenta un espectro del tipo $G5$, con las rayas del hidrógeno brillantes algunas veces, y en el mínimo el espectro es del tipo Ma . La velocidad radial parece ser constante. Poco más se sabe sobre los espectros de esta clase de estrellas; en general pertenecen a los tipos espectrales segundo y tercero.

2) Estrellas del tipo U de los Gemelos. Esta estrella, descubierta por Hind en 1855, posee un brillo constante (13.^a magnitud, aproximadamente) durante bastante tiempo. A intervalos irregulares, que oscilan entre 2 y 5 meses, el brillo aumenta en pocos días hasta la novena magnitud; y después del máximo, que se mantiene durante más o menos tiempo, vuelve a descender hasta alcanzar dicho brillo mínimo constante. Los máximos de mayor y menor duración alternan. El valor medio del período de la variación de brillo es de unos 86 días; en cuanto al espectro, parece pertenecer al tipo F .

La variable SS del Cisne se comporta de un modo parecido al de U de los Gemelos, pero algunas veces, como ocurrió durante los años 1907-09, sus variaciones de brillo han sido muy irregulares. Otras estrellas pertenecientes a este grupo son SS del Cochero y UV de Perseo. Tampoco se sabe nada sobre las causas que producen las variaciones de brillo en este caso.

3) Estrellas del tipo de R de la Corona boreal. Esta estrella es una de las variables conocidas desde más antiguo; fué descubierta por Pigott en 1795 y observada desde 1843 sin interrupción. Según se desprende de una discusión de todas las observaciones realizada por Ludendorff, la estrella fué de la 6.^a magnitud durante algunos años; después disminuyó de brillo algunas veces en pocas semanas, y luego otras veces en varios

meses, descendiendo hasta la 9.^a magnitud para volver a aumentar hasta la 6.^a mediante oscilaciones irregulares, a veces rápidas, y a veces muy lentas, de algunos años. El espectro de esta estrella pertenece al tipo *F*, faltando sólo las rayas correspondientes al hidrógeno. Algunos observadores han confirmado la existencia de variaciones en el espectro, así como la aparición de rayas brillantes. La velocidad radial parece ser constante. En el estado actual de nuestros conocimientos, deben incluirse en el grupo de *R* de la Corona una docena de estrellas, entre las cuales figuran *X* de Perseo, *RY* del Sagitario y *T* del Toro; esta última está situada cerca de una nebulosa también variable. Todas estas estrellas, excepción hecha de *R* de la Corona misma, están cerca de la Vía Láctea, y algunas incluidas en nebulosas. Los espectros de algunas de ellas presentan cierto parecido con los de las estrellas nuevas. Según Ludendorff, que las ha estudiado con alguna atención, la característica de las curvas de brillo es la constancia del valor normal de éste, con frecuencia de gran duración, interrumpido por mínimos que suelen empezar de un modo súbito. Esta característica se explica admitiendo que pasan por delante de la estrella masas de polvo cósmico o nubes absorbentes, cuya existencia en el espacio está confirmada, o bien que el astro se mueve de ordinario a través de aquellas masas, saliendo fuera de ellas durante ciertos intervalos; en este caso, el movimiento a través de la nube puede determinar en el espectro de la estrella particularidades que recuerden el de las estrellas nuevas, las cuales, según la teoría de Seeliger, aparecen precisamente al penetrar en una nube cósmica.

Las variaciones de brillo de numerosas estrellas débiles de la nebulosa de Orión puede explicarse también, según Graff, por el paso de nubes cósmicas absorbentes delante de las mismas.

4) Variables análogas a las estrellas nuevas. Constituyen el tránsito entre el grupo anterior y las nuevas propiamente dichas. El ejemplo más conocido es η del Navío, llamada también η Carinae. Hasta principios del siglo XIX, esta estrella solamente era observada cuando algún astrónomo se trasladaba al hemisferio austral de la Tierra. Halley la anotó en 1677 como de 4.^a magnitud; el Padre Noël, entre 1685 y 1689, como de segunda; Lacaille, en 1751, también de segunda; Burchell, que fué el primero que indicó su variabilidad, en 1827, como de primera magnitud. Según las observaciones de J. Herschel, pasó por un máximo a principios de enero de 1838, igualando en brillo a α del Centauro, que ocupa el cuarto lugar en el orden de magnitudes. A partir de este momento su brillo disminuyó lentamente hasta abril de 1839, siendo entonces todavía tan brillante como Aldebaran. Hasta principios de 1843 conservó aproximadamente este brillo, y en abril del mismo año aumentó rápidamente, llegando a ocupar el primer lugar después de Sirio. Durante los 25 años siguientes disminuyó de un modo continuo; en 1867 era aún visible a simple vista, y al año siguiente no se la veía ya sin auxilio del antejo; en la actualidad es de 8.^a magnitud, aproximadamente. La estrella η del Navío está en una de las nebulosas mayores y más notables del cielo, y depende

tal vez físicamente de ella. Su espectro es parecido al de las estrellas nuevas en su primer período, razón de más para considerar a este astro como un ejemplo de tránsito hacia las mismas.

Otro ejemplo de esta clase, tan poco numerosa, es *T Pyxidís*. Esta estrella, de ordinario, es sumamente débil, pero en 1890 y 1902 aumentó de brillo, alcanzando la magnitud 7,5. En 1920 volvió a ser brillante (7^M) presentando el espectro típico de las nuevas.

Las variables de la *segunda clase*, conocidas generalmente con la denominación de «estrellas del tipo Mira», poseen largos períodos y son relativamente numerosas, conociéndose ya los períodos de unas 600. El más corto de éstos de 90^d (*T* del Centauro) y el más largo de 611^d (*S* de Casiopea). Los períodos más frecuentes (un 70 %) son los de 200 a 400 días; los inferiores a 150 días o mayores de 450 días son raros. En estas estrellas los períodos no son constantes, sino que están sujetos a oscilaciones más o menos amplias y en algunos casos también periódicas. En algunas se han observado cambios permanentes del período; así el de *R* de la Hidra ha disminuído, desde 1784 hasta hoy, de 500 días a unos 400. Las curvas de brillo correspondientes a los diferentes períodos no suelen ser iguales, sino que presentan grandes diferencias. En la gran mayoría de las estrellas del tipo Mira, la magnitud crece con más rapidez que disminuye, como ocurre en el grupo de δ de Cefeo; pero la simetría de las curvas no es generalmente tan pronunciada como en estas últimas; además, las estrellas que nos ocupan no muestran, en su distribución en el cielo, ninguna predilección por la Vía Láctea.

En las páginas anteriores hemos hablado ya de la estrella Mira Ceti, que sirve de prototipo al grupo. El período medio de esta estrella es de 332 días, pero oscila entre 320 y 370 días. El brillo no es el mismo en los diferentes máximos: a veces alcanza la primera magnitud, mientras que algunos máximos no pasan de la cuarta o quinta. Los mínimos son igualmente diferentes, oscilando en general entre las magnitudes 8.^a y 9.^a.

El espectro de Mira Ceti es característico: consiste en un espectro de absorción del tipo *M* con rayas brillantes superpuestas. Esta variedad del tipo *M* se designa con las letras *Md*. Las rayas brillantes están desviadas hacia el violeta con relación a las oscuras, al contrario de lo que ocurre con las estrellas nuevas, en las que, según veremos más adelante, las rayas brillantes aparecen desviadas hacia la región menos refrangible. Entre las rayas brillantes se destacan por su intensidad las correspondientes al hidrógeno; además se han observado también rayas del hierro, sílice, magnesio y de algunos otros elementos, y recientemente también la λ 4472 correspondiente al helio. La visibilidad de las distintas rayas del hidrógeno es muy diferente; las rayas *H α* , *H β* y *H ϵ* no aparecen, mientras que *H γ* y *H δ* son siempre visibles, aunque sus intensidades relativas no son constantes. Estas dos últimas rayas se han visto, en las proximidades del máximo, dobles y hasta triples. En el mínimo, según las observaciones de Adams y Joy, las rayas brillantes del hidrógeno se ensanchan y desvían hacia el rojo. Las del hierro y del mag-

nesio experimentan cambios de intensidad al variar la magnitud de la estrella, pero, al revés de lo que ocurre con las correspondientes al hidrógeno, van siendo más intensas a medida que el brillo de la estrella disminuye. Adams y Joy han hecho notar que estas rayas cuya intensidad aumenta al pasar la estrella por el mínimo, son precisamente las de aquellas sustancias cuya luminosidad crece en el laboratorio al disminuir la temperatura. También las rayas de absorción que aparecen en el espectro de Mira Ceti como en todos los del tipo *M*, se intensifican al disminuir el brillo. Todo esto indica que la temperatura del astro es menor en el mínimo que en el máximo.

El espectro de σ de la Ballena es típico de las estrellas de este grupo, tanto, que basta en muchos casos una observación espectral para adivinar la clase de variabilidad del astro. Son pocas las estrellas del grupo que no pertenecen al tipo *Md* sino a otras variedades del tipo *M* o bien al *N*. Algunos espectros presentan las rayas brillantes del hidrógeno sobre un espectro de absorción análogo al del tipo *R* y para el cual se ha propuesto recientemente la denominación de «tipo espectral *S*». En el espectro de *R* del Acuario se han hallado como rayas de emisión las características de las nebulas gaseosas, pero el resto del espectro pertenece al tipo *Md*.

Las velocidades radiales de estos astros han sido determinadas por Merrill en el observatorio de Detroit. Para ninguna de las 43 estrellas estudiadas se han encontrado variaciones de dicha velocidad, de manera que las estrellas Mira no son, en general, dobles espectroscópicas. La velocidad radial absoluta media es muy grande: 33 Km. Ludendorff y Heiskanen han hecho observar que en este grupo las velocidades radiales de las estrellas de largo período son en promedio menores que las correspondientes a las estrellas de período corto; el primero de los citados astrónomos ha encontrado además que el desplazamiento de las rayas brillantes del hidrógeno hacia el violeta en el máximo de brillo guarda una estrecha relación con el valor del período, de tal manera que a períodos más largos corresponden desviaciones mayores.

Para la interpretación de los cambios que se observan de las estrellas Mira se han ideado varias hipótesis, pero ninguna explica por completo todos los fenómenos observados, en especial los espectroscópicos. En el estado actual de nuestros conocimientos, debe prescindirse en primer lugar de aquellas hipótesis en las cuales se consideran dichos astros como dobles (hipótesis del flujo, de Klinkerfues-Wilsing), ya que, según acabamos de decir, las velocidades radiales son constantes. Es mucho más probable la teoría que trata de explicar la variabilidad de tales estrellas por analogía con los fenómenos que se observan en el Sol. Si el Sol se encontrase a la distancia de las estrellas más cercanas, y si se pudiera medir su brillo con suficiente exactitud, se vería que, a causa de la formación de las manchas, está sujeto a pequeñas oscilaciones de 11 años de período, siendo el Sol, por consiguiente, una estrella ligeramente variable, y podríamos conocer el período de las manchas solares con sólo

conocer el de las variaciones de brillo del astro. Las oscilaciones que en el brillo del Sol puede producir la presencia de un número mayor o menor de manchas son tan pequeñas, que nuestros procedimientos fotométricos más exactos no son suficientes para descubrirlas; pero es presumible que las manchas que en la superficie del Sol, aun durante el máximo, no alcanzan a cubrir la milésima parte de la superficie, ocupen en las estrellas Mira una extensión mucho mayor.

Parece corroborar esta hipótesis el hecho de que las variables de largo período pertenecen a la tercera clase espectral, y que el espectro del tipo *M* guarda alguna analogía con el de las manchas del Sol. Se puede, pues, suponer que el tránsito de las estrellas de la segunda clase a la tercera, debido al enfriamiento, se caracteriza por una abundante formación de manchas, hasta que por fin toda la superficie del astro queda cubierta por ellas. La variabilidad aparecerá antes de que ocurra esto último, ya sea porque la cantidad de manchas varíe periódicamente, como acontece con el período undecenal en nuestro Sol, o bien por una distribución irregular de las mismas que por efecto de la rotación se convertirá en variaciones de brillo, no siendo tampoco imposible que ambas causas actúen a la vez.

Si, además, se admite que en la estrella existen masas brillantes análogas a las fáculas, flóculos y protuberancias que vemos en el Sol, es fácil explicar la aparición de las rayas brillantes en el espectro, si bien todos estos fenómenos tienen que producirse en la estrella con mayor intensidad que en el Sol. Sin embargo, según las determinaciones, hasta hoy no muy numerosas, de las paralajes de estas estrellas, debe admitirse que son en general astros gigantes, esto es, de densidad muy pequeña; y por lo mismo es difícil concebir una formación de manchas tan extensa como exige la teoría que acabamos de exponer.

Al tratar de las variables irregulares, hemos visto ya que entre ellas y las estrellas del grupo Mira no existe un límite de separación preciso; también entre las estrellas de largo período del grupo de δ de Cefeo y las estrellas Mira de período relativamente corto hay tales semejanzas, que no puede decirse a qué clase pertenecen ciertas variables.

7. ESTRELLAS NUEVAS

La aparición repentina de una estrella nueva, se consideraba hasta hace unos cincuenta años como un fenómeno extraordinariamente raro, y en los tiempos anteriores al invento del anteojo fué siempre objeto de admiración, considerándose la como testimonio de que podía crearse un astro de la nada. En otros casos, se había observado la desaparición repentina de estrellas conocidas desde hacía mucho tiempo, y con la misma lógica aparente se dedujo la posibilidad de su destrucción y anulación. Conviene advertir que la desaparición de una estrella puede obedecer a errores en las observaciones y en los mapas; en cambio, las «nuevas» son

fenómenos absolutamente ciertos. Si se hace abstracción de las noticias más o menos vagas que figuran en los antiguos anales y limitándonos a los casos garantizados por las observaciones astronómicas, se puede formar la tabla siguiente de estrellas nuevas.

LISTA DE ESTRELLAS NUEVAS

N.º	Nombre	Año	Posición para 1900,0		Brillo máximo	Brillo primitivo	Disminución del brillo hasta
			AR	D			
			h m s	° ' "			
1	Nova B Cassiopejæ	1572	0 16 47	+ 03 35	-3	< 4	< 9
2	» P Cygni Nr. 1	1600	20 12 27	+ 37 35	3	< 4	5,3
3	» Ophiuchi Nr. 1	1604	17 21 57	- 21 21	-2	< 4	< 8
4	» Vulpeculæ	1670	19 41 37	+ 26 58	3	< 4	< 10
5	» Sagittæ	1783	19 28 16	+ 17 32	6	< 7	< 15
6	» Ophiuchi Nr. 2	1848	16 51 23	- 12 40	5,0	< 9	13,0
7	» Arietis Nr. 1	1854	2 40 26	+ 16 45	10-11	?	< 13
8	» T Scorpii Nr. 1	1860	16 11 5	- 22 44	7	< 10	< 10
9	» T Coronæ	1866	15 55 19	+ 26 12	2,1	10-11	10
10	» O Cygni Nr. 2	1876	21 37 47	+ 42 23	3,0	< 9	15
11	» S Andromedæ	1885	0 37 16	+ 40 43	7,0	10-11	< 13
12	» V Persei Nr. 1	1887	1 55 6	+ 50 15	9,2	< 15,2	< 12
13	» T Aurigæ	1891	5 25 34	+ 30 22	4,4	< 13	< 16
14	» R Normæ	1893	15 22 11	- 50 14	7	< 14,4	< 13?
15	» RS Carinæ	1895	11 3 54	- 61 24	8	< 11,4	< 13?
16	» Z Centauri	1895	13 34 17	- 31 8	7,2	< 12	16
17	» Sagittarii Nr. 1	1898	18 56 13	- 13 18	4,7	< 15	15
18	» Aquilæ Nr. 1	1899	19 15 16	- 0 19	7	< 13	< 13
19	» Sagittarii Nr. 3	1899	18 13 48	- 25 14	8,5	15,6	15,6
20	» Sagittarii Nr. 4	1901	18 0 27	- 27 27	10,3	< 14	< 11,9
21	» Persei Nr. 2	1901	3 24 24	+ 43 34	0,1	13-14	15
22	» Puppis	1902	8 9 36	- 26 16	7	< 16	< 15
23	» Geminorum Nr. 1	1903	6 37 49	+ 30 3	5,1	< 16	16,5
24	» Aquilæ Nr. 2	1905	18 56 49	- 4 35	9,07	< 16,0	15,5
25	» Arietis Nr. 2	1905	3 19 19	+ 19 30	12	< 13?	?
26	» Velorum	1905	10 58 20	- 53 51	9,72	< 11	< 11,2
27	» Circini	1906	14 40 31	- 59 35	9,5	15	< 11,6
28	» Scorpii Nr. 2	1906	17 47 28	- 34 20	8,8	< 11	< 11?
29	» Piscium	1907	0 29 36	+ 9 45	8,8	< 13	< 13
30	» Sagittarii Nr. 2	1910	17 53 49	- 27 33	7,8	< 12	< 10?
31	» Aræ	1910	16 33 1	- 52 14	6,0	< 12	< 10?
32	» Lacertæ	1910	22 31 45	+ 52 12	5,0	13,1	14
33	» Geminorum Nr. 2	1912	6 48 25	+ 32 16	3,7	15	12,5
34	» Ophiuchi Nr. 3	1917	16 48 24	- 29 28	6,5	< 17	< 13,4
35	» Monocerotis	1918	7 21 54	- 6 28	5,4	12?	15
36	» Aquilæ Nr. 3	1918	18 43 48	+ 0 28	-0,5	10-11	10
37	» Lyrae	1919	18 49 31	+ 29 6	6,5	< 16	?
38	» Cygni Nr. 3	1920	19 55 55	+ 53 21	1,8	< 15	?

El número de estrellas nuevas crece de día en día, porque la actual vigilancia de que es objeto el cielo por medio de anteojos fotográficos más o menos potentes, no deja escapar ni siquiera aquellos astros que no son perceptibles a simple vista.

En la tabla anterior no figuran cierto número de estrellas nuevas descubiertas en estos últimos años con ayuda de la fotografía (especialmente

en el observatorio de Harvard), como tampoco aquellas de las cuales no puede afirmarse con seguridad si son nuevas o variables. Un hecho notable observado recientemente es la aparición de estrellas nuevas en las nebulosas en espiral, de las cuales hablaremos más adelante. En la tabla anterior, los objetos señalados con los números 11 y 16 pertenecen a esta última categoría.

Las investigaciones realizadas estos últimos años acerca de las estrellas nuevas, demuestran que su aparición no constituye, ni con mucho, ningún fenómeno raro. Según Bailey, salen cada año unas 9 estrellas nuevas cuyo brillo, en el máximo, excede de la 9.^a magnitud; de ellas sólo se descubren una pequeña parte.

El proceso que siguen en su evolución las estrellas nuevas a partir del instante en que aparecen es para todas el mismo. Adoptando, pues, un punto de vista unitario, a favor del cual habla la uniformidad de los fenómenos que en todas ellas presentan las transformaciones del espectro, bastará citar dos ejemplos bien estudiados para extender a los demás casos las características esenciales de esta clase de cuerpos.

Fijémonos, pues, en dos estrellas nuevas estudiadas con detenimiento en estos últimos años: Nova Aquilae 3 y Nova Geminorum 2, dando importancia a lo típico y esencial, y prescindiendo de los fenómenos particulares.

La estrella Nova Aquilae apareció con tal rapidez, entre el 7 y el 8 de junio de 1918, que cuando se percibió por primera vez era ya casi de 1.^a magnitud, de modo que del proceso ascendente sólo pudo estudiarse la última fase. Al día siguiente había alcanzado ya su máximo brillo, de $-0^m,5$ a $-0^m,6$. De las épocas anteriores a esta aparición, se sabe con seguridad que la Nova era una estrella de 11.^a magnitud, aproximadamente, y del examen de diversas fotografías resulta que estaba sujeta a pequeñas oscilaciones de brillo y que éste tenía el 5 de junio su valor medio normal (magnitud 10,5). Dos días después era tan brillante que se la hubiera podido observar a simple vista, y 24 horas más tarde se había convertido en una de las estrellas más brillantes del cielo. Para muchos de estos astros nuevos ha sido posible descubrir al cabo de algún tiempo, en el lugar en que aparecieron, una estrella débil; esto ocurrió por primera vez con la Nova Coronae (1866). Para algunas esta identificación no ha sido posible; pero cabe afirmar que también en estos casos ha de existir alguna estrella debilísima en el lugar ocupado por la Nova. Por esta causa la denominación «estrella nueva» no es en realidad rigurosa, siendo preferible la de «temporaria». Se trata, en efecto, de estrellas que ya existen, y en cuya vida la aparición que nosotros observamos no representa más que un rápido episodio. Con razón se podrían considerar como variables que sólo sufren una variación de brillo, pero extraordinariamente intensa.

El máximo del brillo de la Nova Aquilae duró muy poco, como ocurre en la mayoría de estas apariciones. El día 9 de junio alcanzó este brillo máximo, y desde entonces disminuyó continuamente durante veinte días, hasta llegar a la 4.^a magnitud.

Algunas estrellas nuevas han experimentado, a partir de la primera aparición, grandes fluctuaciones de brillo, y sólo después de varias apariciones y desapariciones han llegado a un estado de equilibrio; tal ocurrió, por ejemplo, con la Nova *P* del Cisne, que apareció en 1600. También la Nova Vulpeculae del año 1670 y la Nova Aurigae de 1892 se comportaron de idéntica manera.

La Nova Aquilae, como otras estrellas nuevas que han podido ser cuidadosamente estudiadas durante los últimos decenios, presentó un solo máximo. Pasada la primera fase de disminución continua de luz, o sea después del 29 de junio, empezó una serie de oscilaciones periódicas de brillo, cuya amplitud aproximada era de una magnitud, con un período de 12 días. Estas oscilaciones eran asimétricas, con la fase de aumento más rápida que la de disminución, y fueron desapareciendo poco a poco. La Nova Persei de 1901, la Nova Geminorum de 1912 y la Nova Aurigae de 1892, sufrieron análogas fluctuaciones durante la fase descendente, con la diferencia de que empezaron algo más tarde. En todas ellas el período de las oscilaciones es del mismo orden de magnitud, y lo mismo ocurre con las amplitudes. Existen indicios de que la época del máximo principal guarda alguna relación con las de los máximos posteriores, en el sentido de que aquél precede a éstos, bastante exactamente, en un múltiplo entero del período de oscilación. Es por hoy muy difícil explicar el mecanismo de estos fenómenos, o adivinar la importancia de los mismos; pero todo induce a creer que su regularidad permitirá algún día descubrir el proceso de aparición de las estrellas nuevas. Las oscilaciones a que nos referimos parecen seguir la ley de las ondas amortiguadas. En la Nova Aquilae, la disminución de brillo se prolongó de un modo notable mientras duraron estas oscilaciones; al principio de las mismas, la magnitud era aproximadamente la 4.^a; desde el 9 hasta el 29 de junio, disminuyó a 4,5; después, hasta fines de julio, la disminución fué solamente de una magnitud, durante el mes de agosto fué bastante más pequeña, en septiembre fué de media magnitud, y a mediados de noviembre había bajado hasta la 6.^a, desapareciendo a la simple vista. En las oscilaciones sucesivas, el brillo disminuyó paulatinamente; a mediados del año 1919 era de la 6,5 magnitud, a fines de 1919, de la 8.^a magnitud, y en octubre de 1921 de la 10.^a, es decir, algo menos brillante que antes de la aparición. No es éste el único caso en que el brillo final ha sido menor que el inicial, y es frecuente la persistencia de una variabilidad irregular, como ha ocurrido, por ejemplo, en la Nova Persei de 1901, que durante estos últimos años ha sufrido oscilaciones entre la 12.^a y 15.^a magnitud.

Además de las variaciones de magnitud, las estrellas nuevas experimentan grandes cambios de color y de espectro. Todas las Novas suelen comportarse de una manera análoga. La estrella, blanca al principio, se vuelve amarillenta al disminuir de brillo, después rojiza y al final del proceso otra vez blanca. La Nova Persei, durante sus oscilaciones de brillo, presentó cambios de color que seguían el ritmo de aquéllas, siendo más blanca en los máximos que en los mínimos. Los datos suministrados

por distintos observadores respecto al color de las estrellas nuevas son poco concordantes, lo cual es debido no sólo a la diferente distribución de intensidades en el espectro continuo, sino también a la parte importante que corresponde a las rayas espectrales brillantes en la coloración total. Así, cuando la raya roja del hidrógeno H_{α} es muy pronunciada contribuye mucho al color del astro. Estas diferencias en la apreciación del color y del brillo afectan también a la observación de las últimas fases, porque las fotografías que se obtienen han sido enfocadas para el color de una raya determinada, que es precisamente la que más se destaca, obteniéndose así una fotografía especialmente detallada para la luz de esta raya. Este fenómeno se ha observado con alguna frecuencia en el estudio de las estrellas nuevas.

Otro hecho notable es que muchas estrellas nuevas adquieren, con el tiempo, un aspecto difuso, como ha ocurrido, por ejemplo, con la Nova *T Aurigae*, la Nova *Aquilae 3* y la Nova *Cygni 3*, que acabaron por ser verdaderas nebulosas con diámetro aparente. La Nova *Aurigae* presentaba, según Barnard, un diámetro de $3''$; el diámetro del disco de la Nova *Aquilae*, análogo a una nebulosa, fué aumentando lentamente, siendo de $0,65''$ en octubre de 1918, en noviembre $1,2''$, en diciembre $1,8''$ y midiendo, finalmente, en junio de 1920, más de $3''$. El núcleo aparecía muy condensado. Hay que recomendar, no obstante, cierta circunspección a los observadores de estrellas nuevas al apreciar estos fenómenos, pues, como indicó ya Vogel, el aspecto nebuloso puede ser debido a enfocar el antejo para una cierta región brillante del espectro, con lo cual otras regiones también brillantes del mismo dan una imagen difusa, como formada por círculos de difracción alrededor del punto central. A pesar de esto, se ha comprobado en diferentes estrellas nuevas, sin ningún género de duda, la formación de un disco nebuloso que se ha ido ensanchando. El estudio espectroscópico de este pequeño disco en la Nova *Aquilae* ha proporcionado resultados muy interesantes sobre la distribución de la luz en la parte nebulosa.

El estudio espectroscópico ha dado a conocer en las estrellas nuevas un número tal de fenómenos interesantes, que es difícil poderlos explicar con una simple ojeada. Los resultados que por este método se han obtenido ofrecen ya sin duda materia suficiente para desarrollar una teoría bastante completa de dichos astros, y si bien hasta ahora no se ha llegado todavía a este resultado, durante los últimos decenios han podido someterse al análisis espectral algunas estrellas nuevas muy brillantes, cuyo estudio ha revelado multitud de fenómenos cuyo descubrimiento representa un gran paso en aquel sentido. Ante todo, se ha logrado establecer la sucesión de varias fases, bien definidas, en la evolución espectral de estas estrellas, y dichas fases, según hemos indicado antes, son tan características que hoy se tiende a considerar como estrellas nuevas todas aquellas cuyo espectro sigue el proceso evolutivo de esta clase de astros, aunque no se haya observado su aparición. La primera fase corresponde al tiempo que precede inmediatamente al máximo de brillo.

Como, por su misma naturaleza, la aparición de una nueva no puede preverse, lo normal es que de los momentos anteriores al máximo se tengan muy pocos datos de observación. El incendio ocurre con tal rapidez, que el descubrimiento de una Nova suele hacerse momentos antes de que ésta alcance su brillo máximo.

Tanto de la Nova Geminorum como de la Nova Aquilae, se han obtenido los espectros correspondientes al día anterior al del máximo de brillo. El espectro era continuo, muy intenso en el azul y en el violeta, y cruzado por rayas de absorción. El de la Nova Geminorum, según las investigaciones realizadas por Newall y Stratton el 13 de marzo de 1912, era continuo, correspondiendo aproximadamente al tipo espectral *A5*. Las rayas *H* y *K* del calcio, así como algunas rayas muy finas de absorción, aparecieron desviadas hacia el violeta, anchas y difusas; lo mismo ocurrió con las rayas del hidrógeno. Además se pudieron identificar con seguridad muchas rayas del espectro de chispa del hierro, titanio y silicio. Casi todas las rayas del espectro de la cromoesfera existían en el de la Nova, según indicó Furuhielm, revelando temperaturas muy elevadas. Además de las rayas de absorción se observaron las brillantes de emisión de muchos elementos, especialmente del hidrógeno; estas últimas estaban poco desviadas de su posición normal y eran muy débiles. Observaciones análogas se hicieron en el espectro de la Nova Aquilae, también un día antes de que alcanzara el máximo de brillo: rayas de absorción del hidrógeno muy desviadas hacia el violeta; rayas de emisión poco desviadas de su posición normal, y un espectro continuo, intenso sobre todo en el azul y en el violeta. El corrimiento de las rayas de absorción hacia la región más refrangible, esto es, hacia el violeta, es característico de las estrellas nuevas, y se presenta en todas las de esta clase y durante toda la duración del fenómeno. Estas desviaciones son tan extraordinariamente marcadas, que se ha llegado a dudar de si deben considerarse como efectos del fenómeno de Doppler. En la Nova Aurigae, las velocidades a que corresponderían estas desviaciones serían de unos 800 Km por segundo, en la Nova Persei serían de 1 500 Km (en marzo de 1901), en la Nova Geminorum, el 15 de marzo de 1912, de 570 Km, y en la Nova Aquilae se encontraron entre el 10 y el 12 de junio de 1918 velocidades superiores a 2 000 Km por segundo. Como las rayas espectrales, tanto las de absorción como las de emisión, son durante el desarrollo de la Nova muy anchas y difusas, se ha supuesto que sus cambios de posición pueden ser debidos a la diversidad de presiones, pero en la actualidad hay motivos para creer, con bastante probabilidad, que se trata efectivamente de efectos Doppler, y más desde que ha demostrado Duffield que las desviaciones de las rayas son proporcionales a las longitudes de onda de las mismas, tal como corresponde al principio de Doppler. La magnitud de aquellos cambios demuestra que las masas gaseosas absorbentes de la estrella se mueven hacia la Tierra con velocidades enormes. Evershed demostró que en la Nova Aquilae esta velocidad variaba mucho de un día a otro, de manera que los efectos Doppler aumentaron entre el 12 y el 19 de julio para las rayas del hidrógeno y para las del espectro de chispa del

hierro, correspondiendo a una aceleración de más de 200 Km durante este intervalo. En este proceso, las rayas *H* y *K* del calcio desempeñan, como en los espectros de muchas estrellas pertenecientes al tipo *B*, un papel muy interesante, pues aparecen como rayas finas de absorción que no son influidas por el movimiento, es decir, que no experimentan el efecto Doppler que sufren las demás rayas. Sus desviaciones, que son de poca importancia, correspondieron en la Nova Aquilae a unos pocos kilómetros de velocidad, y es precisamente esta velocidad la que se considera como propia de la estrella con respecto al Sol.

La segunda fase en la evolución del espectro es la que comienza con el máximo de brillo, esto es, en la Nova Aquilae el 9 de junio de 1918, y en la Nova Geminorum el 14 de marzo de 1912. El espectro continuo en este caso es tan intenso, que apenas se distinguen sobre él las rayas de emisión del hidrógeno y de los diferentes metales. Las rayas de absorción, en cambio, se desarrollan mucho, y así el espectro de la Nova Aquilae resultó ser aproximadamente el de una estrella de tipo *A* (como α del Cisne), y el de la Nova Geminorum fué un término medio entre las estrellas del tipo *A* (α del Cisne) y los del tipo *F* (γ del Cisne). Lo mismo puede decirse de las diferentes estrellas nuevas aparecidas en estos últimos tiempos y cuyo estudio espectroscópico se ha hecho con algún detenimiento. Durante esta fase se produce un fenómeno interesante, que al principio dificultó en alto grado la interpretación del espectro, y que consiste en la aparición de nuevas rayas de absorción más desviadas todavía hacia el violeta, al tiempo que las rayas de emisión adquieren una estructura compleja, con diferentes máximos de intensidad. Así se forma poco a poco un espectro muy complicado, resultante de la superposición de varios espectros, a cada uno de los cuales corresponden diferentes valores del desplazamiento. El día 16 de marzo de 1912, apareció en el espectro de Nova Geminorum una segunda serie de rayas de absorción, que en conjunto constituían un espectro del tipo *A*; después la primera serie de rayas volvió poco a poco a ocupar la posición normal, y acabó por confundirse con las rayas anchas y difusas de emisión. El 19 de marzo, esto es, pocos días después, apareció una tercera serie de rayas de absorción, principalmente de los elementos hidrógeno y helio, más desviada todavía hacia el violeta que las rayas anteriores. Algunos días después, hacia el 25 de marzo, se había formado un espectro completo del tipo *B*. El espectro de absorción constaba de un espectro *A* con rayas del hidrógeno, hierro, titanio, helio y calcio, con un corrimiento correspondiente a un efecto Doppler de 800 Km por segundo, y además de un espectro del tipo *B* con rayas del hidrógeno, helio, oxígeno, nitrógeno y carbono; el desplazamiento de estas rayas correspondía a una velocidad de unos 1450 Km. Además existía un espectro de emisión de rayas anchas y brillantes, parecido al tipo *A*, y finalmente una serie de rayas de absorción poco desviadas a la cual pertenecían las rayas *H* y *K* del calcio. Según vemos, la composición de semejante espectro era extraordinariamente complicada. El 26 de marzo apareció la raya λ 4640, característica de las Novas, llegando en aquel momento el espectro a su mayor grado de complicación.

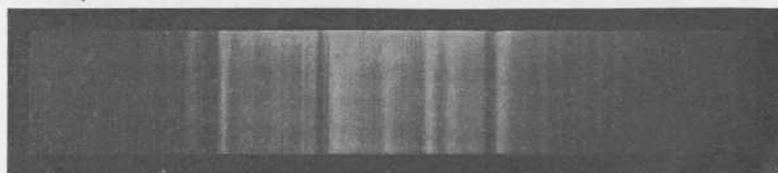
Cada una de las dos series de rayas de absorción del hidrógeno se dividía a su vez en dos componentes, superando la del tipo *B* en intensidad a la del tipo *A*. Hacia aquella época empezaron las oscilaciones periódicas de brillo de la Nova, acompañadas de variaciones también periódicas en el espectro *B*, y en los mínimos se destacaban las rayas de emisión. Las oscilaciones de brillo eran debidas, tal vez, a los cambios de intensidad del espectro; en los máximos, dominaban claramente rayas de absorción pertenecientes al tipo *B*, y en los mínimos se destacaban las rayas de emisión. Las oscilaciones de brillo, podían ser debidas a los cambios de intensidad del espectro continuo. Al decrecer el brillo total, fueron desapareciendo las rayas del hierro y del titanio, viéndose entonces con más intensidad las de emisión del hidrógeno y del helio, así como las del espectro de las nebulosas. Las rayas propias de éstas λ 5 007 y λ 4 363, aparecieron de un modo evidente lo mismo que la raya característica λ 4 640, al paso que la λ 4 686 del helio, que se observa en las estrellas Wolf-Rayet, señalaba el tránsito a la última fase que se conoce en las estrellas nuevas.

En la Nova Aquilae, la evolución del espectro ocurrió, en lo esencial, de una manera análoga; también aquí, después del brillo máximo, el espectro fué una superposición de otros varios, dos de los cuales eran espectros de absorción análogos al de α del Cisne, muy desviados hacia el violeta, y otro era un espectro de emisión con rayas anchas y estructura muy complicada. Además de los metales anteriormente mencionados, se pudieron identificar con seguridad el cromo, el escandio, el estroncio y el magnesio. Durante algún tiempo se pudieron distinguir tres espectros independientes, del tipo *A*. Este estado de cosas fué de corta duración; una semana después del brillo máximo, a mediados de junio, desaparecieron completamente los espectros de absorción y el espectro propio de las nebulas gaseosas se fué acentuando cada vez más. Al principio solamente se pudo percibir la raya λ 4 640, pero en junio aparecieron las rayas λ 5 007 y λ 4959, anchas y difusas, al revés de lo que ocurre en los espectros de las nebulosas. Por este motivo, sólo con mucha incertidumbre se pudieron medir sus desviaciones. Según los resultados obtenidos por diferentes observadores, las rayas no estaban tan desviadas como en los espectros de absorción; Lunt dedujo un desplazamiento medio que correspondía a una velocidad de — 51,6 Km, y otros astrónomos encontraron velocidades de — 110 Km; en cambio las rayas finas de absorción del calcio presentaron efectos Doppler casi inapreciables.

En las figuras 214 a 216 se reproducen fotografías de los espectros de diferentes estrellas nuevas.

En vista de las observaciones que en los últimos años se había conseguido reunir, se presumió que el estado final de las estrellas nuevas era el de una nébula gaseosa; pero el descubrimiento, extraordinariamente interesante, de que el espectro de la Nova Persei del año 1901 se había transformado en el de las estrellas Wolf-Rayet, probó que el estado nebuloso no es el que corresponde a la fase final. Este descubrimiento lo realizó Hartmann en 1908 con un espectrógrafo de cuarzo colocado en el gran

refractor del observatorio de Potsdam, siendo confirmado en 1913 y 1914 por los astrónomos americanos que con el reflector de 60 pulgadas de Mount-Wilson estudiaron la Nova Aurigae de 1892. Si se tiene en cuenta que el brillo de la Nova Persei correspondía a la magnitud 11,4, por lo cual la fotografía exigía con el refractor de Potsdam más de 8 horas de exposición, se comprenderá las dificultades que hubo que vencer para obtener este resultado. La Nova Aurigae disminuyó de brillo hasta alcanzar la 14,0 magnitud, y la inspección de su espectro probó que las dos rayas principales de las nebulosas λ 5007 y λ 4959, que en la fase de nébula eran muy intensas, habían desaparecido, existiendo en cambio las características de los espectros *O*. La Nova Geminorum llegó a este estado el año 1916; en cuanto a la Nova Aquilae que apareció más tarde, no lo ha alcanzado todavía. Esta última estrella se ve como un pequeño disco difuso de color verdoso, debido a la raya propia de las nebulosas λ 5007. Las fotografías de este astro obtenidas con un espectrógrafo del observatorio de Lick, por Moore y Shane, dejan ver indicios de falta de homogeneidad en la masa. Las rayas correspondientes a las nebulosas tienen aparente-



Violeta

K H ϵ H δ H γ

Rojo

Fig. 214. — Espectro de la Nova Aurigae

mente su origen en diferentes regiones del pequeño disco, y el débil espectro continuo en el núcleo. Los espectrogramas revelan de una manera clara la existencia de movimientos en el interior de la parte nebulosa.

Probablemente la Nova Cygni del año 1600 hubiera podido suministrar nos indicaciones preciosas sobre todos estos hechos. Esta Nova es actualmente de 5.^a magnitud, presentando un espectro *B* con bandas brillantes, cercano, por lo tanto, al tipo *O*. Como el historial de esta estrella ha sido esencialmente distinto del de las demás de su clase, se llegó a dudar de que se tratara de una estrella nueva en el sentido corriente de esta denominación. Por este motivo las observaciones de las Novas del Cochero, de Perseo y de los Gemelos, realizadas posteriormente por Hartmann y otros, tienen tanta importancia para la teoría de estos misteriosos astros.

La débil Nova Aquilae n.º 4 de 1919, cuyo máximo llegó a la 10.^a magnitud, se ha transformado en estrella del tipo espectral *R*, así como también la Nova *Z* Centauri de 1895; en cambio, la Nova *T* Coronae de 1866 se ha convertido en una estrella del tercer tipo espectral con rayas brillantes. El espectro de la Nova Aquilae n.º 3 de 1918 era, antes de su aparición, del primer tipo.

ciones de brillo como si se tratase de un cuerpo negro radiante. Guthnick dedujo el índice de color de las Novas mediante determinación de la intensidad luminosa con filtros amarillos, encontrando el 10 de junio, cuando, según Wilsing, la temperatura efectiva pasaba por un mínimo, un índice de color que correspondía al de una estrella del tipo espectral $B8$,

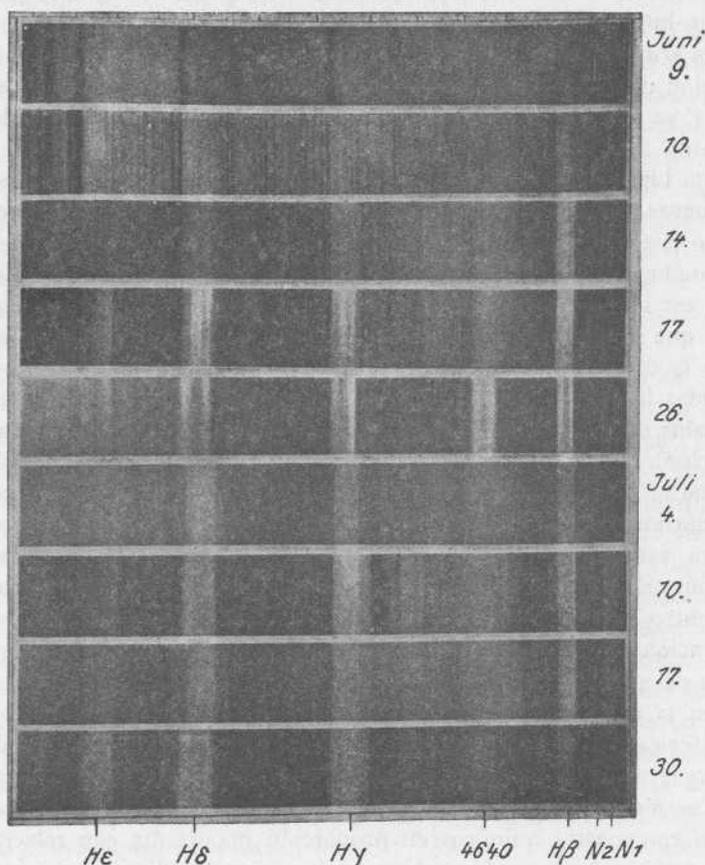


Fig. 216. — Espectro de la Nova Aquilae N.º 3.

Según fotografías obtenidas en el Dominion Observatory, de Ottawa

el 11 del mismo mes correspondía a una estrella entre $Oe5$ y $B0$, el 12 era $B2$, y el 30 de junio, cuando la temperatura había vuelto a disminuir, el índice de color correspondía al tipo $A3$.

Varias son las hipótesis con que se ha tratado de explicar el repentino aumento de brillo y los fenómenos espectroscópicos que caracterizan las estrellas nuevas. Prescindiremos de las hipótesis antiguas, que están ya en contradicción con nuestros conocimientos físicos.

Hacia el año 1870, cuando aún no se había estudiado ninguno de estos astros por medio del espectroscopio, Zöllner desarrolló una teoría con la que trataba de explicar todos los fenómenos observados hasta entonces.

Suponía Zöllner que por efecto del enfriamiento progresivo de una estrella, debido a la irradiación constante de calor, se formaban en la superficie masas oscuras, cuya extensión aumentaba con el transcurso del tiempo, llegando a cubrir, como una capa continua, toda la superficie del cuerpo incandescente. Si en estas circunstancias, a causa de perturbaciones exteriores o interiores, periódicas o a intervalos irregulares, se produce un hundimiento total o parcial de dicha capa, ocurrirán como consecuencia erupciones más o menos intensas de la masa interior. Según sea la extensión de estas masas incandescentes por encima de la superficie de la estrella, ya total o parcialmente apagada, ésta recobrará el aspecto de astro brillante.

Esta hipótesis no explica solamente la variación de brillo de las estrellas nuevas, sino que parece explicar también los fenómenos espectrales; para lo cual basta admitir la proyección de protuberancias gaseosas enormes, análogas a las del Sol, con la única diferencia de que en la estrella deben ser incomparablemente mayores y más turbulentas. Las masas gaseosas que salen del interior de la estrella, proyectándose sobre la superficie de la misma que mira hacia nosotros, originarán rayas de absorción desviadas hacia el violeta. Si varias de estas explosiones se suceden con intervalos de tiempo pequeños, se formarán diferentes series de rayas de absorción, más o menos desviadas hacia el violeta según la velocidad con que la materia sea proyectada, tal como se ha observado en la Nova Geminorum y en la Nova Aquilae. También parecen explicarse de una manera satisfactoria con esta hipótesis la aparición de las bandas de emisión y el tránsito paulatino hacia el espectro de las nebulas gaseosas.

Dentro de un marco de ideas parecido se desenvuelve otro ensayo de explicación propuesto por O. Lohse. Este astrónomo supone que por efecto del progresivo enfriamiento de los gases incandescentes que constituyen la masa de una estrella, se forma a su alrededor una envoltura atmosférica, la cual absorbe tanto la luz, que el astro pierde su brillo o lo conserva muy débil. «Cuando, prosiguiendo aun más la irradiación de calor, se alcanza el grado de enfriamiento necesario para la formación de ciertos compuestos químicos en proporción importante con relación a la masa total, entonces, al combinarse los correspondientes elementos, se producirá un desarrollo de calor y de luz suficiente para que el astro brille de nuevo durante un tiempo más o menos corto.»

Otras hipótesis parten de puntos de vista completamente diferentes. Según ellas, todos los fenómenos que acompañan a la aparición se explican por el choque de una estrella con otra, o con grandes masas cósmicas. Así Vogel, como consecuencia de sus observaciones de la Nova Aurigae, llegó a la conclusión de que es el choque de dos estrellas en el espacio lo que origina la aparición de un astro de esta clase. Por el choque se produce una cantidad enorme de calor, y la masa de ambos cuerpos, o por lo menos grandes porciones de la misma, se calienta hasta adquirir una temperatura muy elevada, y una parte se convierte en gas. Prescindiendo de la pequeñísima probabilidad de que ocurra un choque entre dos astros

de reducido diámetro, la elevación de temperatura sería realmente tan enorme que podría llevar a la incandescencia la masa de los dos cuerpos que sufriesen la colisión; pero, según ha demostrado Seeliger, no podría sobrevenir después un enfriamiento tan rápido, en pocos meses, como el que correspondería al descenso de brillo observado en la mayor parte de los casos.

Para explicar la aparición simultánea de las rayas de absorción y de emisión del mismo elemento en el espectro de una nova y el gran desplazamiento recíproco de estas rayas, Vogel supuso que uno de los cuerpos daba un espectro con las rayas de absorción y el otro con las rayas de emisión, y que ambos cuerpos se movían el uno contra el otro con una velocidad enorme, como de 1 000 a 1 200 Km por segundo. Pero hasta el presente apenas si se han podido comprobar tales velocidades de las estrellas, y además, parece en extremo improbable que siempre sea la estrella que origina las rayas de absorción la que se mueva hacia nosotros y la que da las rayas brillantes la que se aleje, como invariablemente resultaría de la posición de las rayas.

Otra hipótesis, debida a Seeliger, fué sugerida con motivo de la aparición de la Nova Aurigae, y desarrollada posteriormente por el mismo astrónomo. Seeliger supone que una estrella penetra en el seno de una extensa masa gaseosa o constituida por polvo cósmico, y que a causa de la resistencia que encuentra se hace incandescente, lo mismo que una parte del gas o del polvo. El fenómeno es, según este modo de ver, análogo al que se produce al penetrar los bólidos o meteoritos en las capas superiores de nuestra atmósfera. Si la densidad de la masa gaseosa atravesada por la estrella no es uniforme, entonces ésta experimentará oscilaciones de brillo (Nova Persei) o un recrudescimiento del mismo (Nova Aurigae). Los fenómenos espectroscópicos que se observan en las estrellas nuevas se pueden explicar satisfactoriamente dentro del marco de la hipótesis de Seeliger, si se admite que a causa del choque se producen fuertes erupciones de los gases contenidos en el interior de la estrella. Así, esta hipótesis concuerda con la de Zöllner en la explicación de las grandes desviaciones que sufren hacia el violeta las rayas de absorción. El choque de la estrella con la masa cósmica de polvo o de gas sería la causa esencial de estas enormes protuberancias, sobre la cual nada dice la hipótesis de Zöllner.

La hipótesis de Seeliger parece confirmada por los notables fenómenos observados en la Nova Persei, de los cuales daremos aquí una breve idea. En una fotografía de esta estrella, obtenida el 23 de agosto de 1901, descubrió Wolf señales de una nebulosa envolvente. Fotografías posteriores obtenidas por Ritchey, Perrine y otros, confirmaron la existencia de una nebulosa muy extensa alrededor de la Nova, y proporcionaron datos muy interesantes sobre sus variaciones en el transcurso del tiempo (figuras 217 *a* y 217 *b*). En las inmediaciones de la Nova pudieron distinguirse tres condensaciones diferentes: primero, un núcleo nebuloso que brilló durante largo tiempo y que al principio estaba a una

distancia constante de la Nova, pero que más tarde se extendió con gran rapidez; después varias masas nebulosas constituyendo una elipse interior y otra exterior más débil. La primera de estas elipses tenía al principio una velocidad media diaria de unos $2''$, y más adelante una velocidad menor, de $1''$, en sentido opuesto a la Nova. La elipse exterior tenía primero una velocidad de extensión casi doble que la interior, y según parece empleó más tiempo en alcanzar el estado de reposo. Las condensaciones nebulosas estaban sujetas a variaciones de forma y brillo. A fines de 1917 se descubrió, con el reflector de 60 pulgadas del observatorio de Mount-Wilson, otro anillo nebuloso cerca de la Nova. Mientras varios

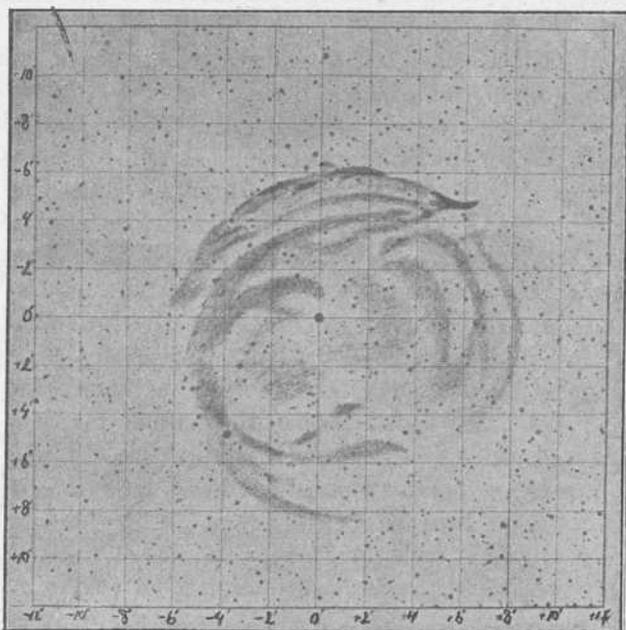


Fig. 217 a. — Nebulosa de la Nova Persei, 20 de septiembre de 1901

astrónomos atribuyen la aparición de estas formaciones nebulosas a partículas incandescentes, proyectadas por la estrella con velocidades enormes, Kapteyn, Wilson y Seeliger opinan que se trata simplemente de la iluminación de masas oscuras que reflejan la luz emitida por la Nova. Esta última opinión está de acuerdo con las observaciones, a pesar de que es difícil explicar el brillo del núcleo nebuloso central, así como la circunstancia de que la luz reflejada por las condensaciones nebulosas no presente señales de polarización. Como punto de apoyo para la hipótesis de Seeliger, es un dato de grande importancia la efectividad de la existencia de estas formaciones; pero son tantos todavía los hechos no explicados del proceso de evolución de las estrellas nuevas, que aun no es posible pronunciarse en términos definitivos a favor de ninguna hipótesis concreta.

Nölke, recientemente, ha tratado de volver sobre la idea del choque de dos astros, admitiendo que es la colisión de un planeta con el astro central la catástrofe que determina las apariciones de que nos hemos ocupado en este párrafo. Esta nueva opinión no hace más que demostrar cuán numerosos pueden ser los modos de ver que las expliquen en líneas generales. Pero hay que convenir en que queda aún mucho camino por andar antes de abarcar en una sola teoría todos los hechos. En particular, los que se han descubierto como constituyendo la última fase en la evolución de las estrellas nuevas desde la nébula gaseosa hasta la estrella Wolf-Rayet no se conocen con suficiente detalle, como tampoco los que podrían

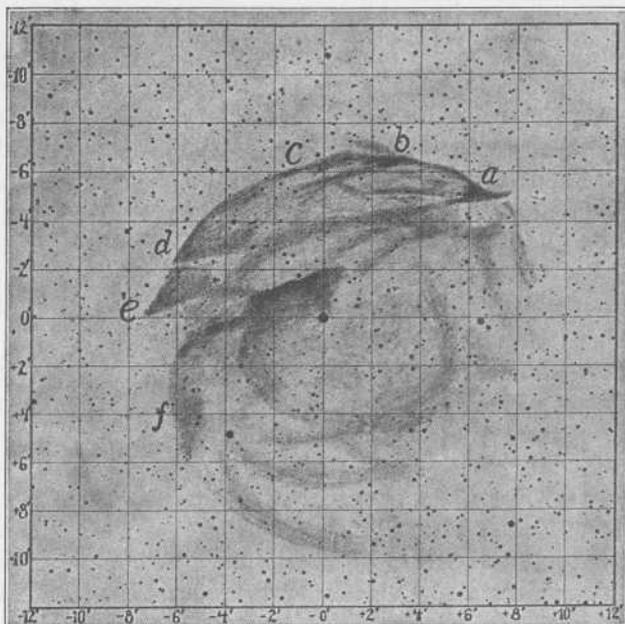


Fig. 217 b. — Nebulosa de la Nova Persei, 13 de noviembre de 1901

fijar las relaciones entre las estrellas nuevas y las demás representantes de este tipo espectral, o con las estrellas variables cuyos cambios de brillo y de espectro presentan cierto parentesco con los de las estrellas nuevas.

Un hecho que llama la atención es que éstas se presentan como concentradas hacia el plano de la Vía Láctea, lo cual se observa también en las estrellas *B*, en las estrellas Wolf-Rayet y en las nebulosas planetarias. Si el mecanismo de su aparición tiene efectivamente algo que ver con la penetración de una estrella a través de una masa de materia cósmica, parece natural que tales cataclismos ocurran de una manera preferente allí donde la densidad de dichas masas es mayor, esto es, cerca de la Vía Láctea; pero lo que en realidad haya en el fondo de todo ello, sólo se podrá comprender cuando conozcamos la causa de la diferente distribución de los diversos tipos espectrales respecto a la Vía Láctea.

8. LA VÍA LÁCTEA

El «camino de Santiago» no es sólo uno de los objetos más interesantes y bellos del cielo, sino que, además, según veremos, ocupa en nuestro sistema estelar un lugar tan importante como la eclíptica en nuestro sistema planetario. Tanto es así, que las estrellas están distribuidas casi simétricamente respecto al plano de la Vía Láctea, el cual quizá sea también un plano de simetría para el movimiento de aquéllas. Además, existen indudablemente ciertas relaciones entre esta faja luminosa y las propiedades de los cuerpos celestes. Ya hemos visto que las estrellas Wolf-Rayet están casi exclusivamente en las cercanías de la misma, y que las estrellas de helio, así como las pertenecientes al tipo *N*, forman como un anillo en medio del cual está la Vía Láctea. Lo mismo se puede decir de las variables de eclipse y de las del tipo δ de Cefeo, de las estrellas nuevas, de las grandes nebulas gaseosas irregulares y de las nebulosas planetarias. Por esto, teniendo en cuenta la gran importancia que tiene la Vía Láctea en la constitución del Universo, trataremos de ella con alguna extensión, recopilando cuanto de más notable han enseñado hasta hoy las observaciones de la misma.

Empecemos por considerar su curso a través de las constelaciones, utilizando los excelentes dibujos publicados por Houzeau en su «Uranométrie générale». Partiendo del Cisne, pasa la Vía Láctea por las constelaciones siguientes: Lagarto, Casiopea, Perseo, Cochero, entre los Gemelos y Orión hacia el Unicornio, Navío y Cruz del Sur. Aquí se divide en dos brazos: el brazo austral, más brillante, pasa por el Compás, Escuadra, Altar, Escorpión, Telescopio, Sagitario, Escudo de Sobieski, Aguila, Flecha, Zorro, hasta alcanzar otra vez la constelación del Cisne, en donde se reúne con el brazo boreal. Este último brazo parte de la Cruz del Sur, pasa por el Centauro, Lobo, Escorpión, en donde parece desaparecer, volviendo a aparecer en Ophiuco, y sigue a través de la Flecha y Hércules hacia el punto de encuentro en el Cisne.

Para las investigaciones propias de la Astronomía estelar, es necesario conocer la posición del plano medio de la Vía Láctea, así como el polo de la misma. Para determinarlos, se procede de la manera siguiente: Se buscan, a simple vista, las porciones más brillantes, y se señalan éstas sobre una carta estelar; después se determina el círculo que pasa lo más cerca posible de todos estos puntos y, por fin, se calcula la ascensión recta y la declinación del polo norte de este círculo. Las mejores determinaciones realizadas hasta aquí son las de Gould, Houzeau-Kobold y Newcomb. Estos astrónomos han encontrado, para el año 1900, las siguientes coordenadas del polo de la Vía Láctea:

	AR	D
Gould	190°,6	+ 27°,2
Houzeau-Kobold	191°,5	+ 27°,9
Newcomb	191°,1	+ 26°,8

De la discusión de ocho estudios anteriores obtuvo Crommelin el siguiente valor más probable:

AR 190°,65

D + 27°,53.

La dificultad de estas determinaciones es debida a la división de la Vía Láctea en dos brazos. No obstante, los datos que acabamos de reproducir demuestran que la situación del polo se conoce con bastante exactitud, si se tiene en cuenta que se trata de un objeto muy mal definido. Newcomb encontró para la posición del polo de la Vía Láctea, si no se emplea en su determinación el brazo que queda al oeste del Cisne y del Águila, los valores siguientes:

AR 192°,8

D + 27°,2

los cuales apenas difieren de los que se obtienen tomando en consideración los dos brazos. El plano de la Vía Láctea así determinado corta al ecuador, una vez al este de Orión entre las ascensiones rectas 6 y 7^h, y otra vez entre las ascensiones rectas 18 y 19^h, bajo un ángulo de unos 63°. Si el Sol estuviese exactamente en este plano, la Vía Láctea aparecería, para nosotros, como un círculo máximo de la esfera celeste; pero según resulta de los estudios hasta ahora realizados, el Sol se encuentra algo al norte del citado plano tanto si se tienen en cuenta los dos brazos de la nebulosa como si se considera sólo el brazo principal.

Análogamente a lo que se hace con el sistema de coordenadas eclípticas definiendo la posición de un astro por su longitud y su latitud, del mismo modo se determina dicha posición con relación a la Vía Láctea, por su *longitud y latitud galácticas*.

La Vía Láctea no es una faja uniforme alrededor del firmamento, y ni siquiera da idea de una tendencia general de las estrellas a aumentar progresivamente en número a medida que están más próximas al círculo de que acabamos de hablar, sino que es una formación extraordinariamente complicada, que Herschel comparó a arena luminosa que alguien hubiera esparcido con las dos manos llenas. No puede hacerse una descripción, ni aun aproximada, de su complicada estructura, con sus innumerables gradaciones luminosas, y las mejores representaciones de la misma (Heis, Houzeau, Thome, J. F. Julius Schmidt, Boeddicker, Easton), comparadas unas con otras, llevan a la conclusión de que cada observador ha visto y dibujado, por decirlo así, su Vía Láctea particular. Por esta razón, Pannekoek y Graff han tratado de estudiar la Vía Láctea en sus principales detalles mediante evaluaciones del brillo, de la misma manera que se hace en las observaciones de las estrellas variables. El primero de dichos astrónomos determinó el brillo de numerosos puntos notables, realizando para ello diversas series de estimas, y el segundo llegó a un resultado análogo efectuando sus medidas con un fotómetro de superficie. Ambos observadores refirieron las demás porciones de la Vía Láctea a dichos puntos, representando finalmente los resultados por medio de *líneas isofotas*, o sean lugares geométricos de igual brillo. Pero todos los dibujos realizados a base de ob-

servaciones visuales han sido superados por las preciosas fotografías de M. Wolf («Die Milchstrasse», Leipzig 1908), del observatorio de Harvard College, y especialmente de Barnard («Publications of the Lick observatory», vol. XI, y «An atlas of the Milky Way, Publications of the Carnegie Institution», n.º 247), las cuales han permitido ver por primera vez los infinitos detalles de la formación que nos ocupa. Las fotografías individuales no comprenden más que porciones limitadas de la misma; pero Goos ha emprendido la representación total a base de numerosas fotografías obtenidas por Max Wolf («Die Milchstrasse», Hamburgo, 1921).

La Vía Láctea no tiene en todos los puntos la misma anchura; ésta es, por ejemplo, de 30° en el Navío, mientras que en otros sitios disminuye hasta unos pocos grados. Los puntos en donde el brillo es mayor están en la constelación del Águila, algo al sur de la estrella ι , en el Escudo de Sobieski y en el Cisne. Entre las mayores regiones oscuras están los «sacos de carbón» en la Cruz del Sur, el mayor de los cuales es un óvalo de 4° de longitud por $2,5^\circ$ de anchura. En el hemisferio septentrional hay una mancha oscura parecida, entre α del Cisne y α de Cefeo. Las regiones oscuras se parecen a islas negras interpuestas en un río luminoso. Las fotografías muestran todavía en las regiones oscuras, así como entre los dos brazos, numerosas estrellas.

Probablemente estas grandes regiones oscuras son debidas a masas cósmicas, de gases o de polvo, interpuestas entre nosotros y la Vía Láctea, que ocultan las estrellas más débiles o más lejanas. Parece que estas grandes masas absorbentes no deben estar muy lejos de nosotros. Pannekoek, Dyson y Melotte han tratado de calcular la distancia que nos separa de una de estas masas, situada en la constelación del Toro. Para ello se determina en el lugar ocupado por la nube absorbente y en sus alrededores, el número de estrellas de diferentes magnitudes. En el supuesto de que el número de estrellas y la distribución de intensidades luminosas de las mismas en la región ocupada por la nube sea la misma que en el sistema estelar circundante, se puede calcular la distancia que nos separa de dicha masa empleando los métodos de la estadística estelar. Los investigadores antes mencionados han encontrado, respectivamente, por este procedimiento, que la distancia que nos separa de la masa oscura de la constelación del Toro es de 140 unidades de distancia estelar (correspondientes a una paralaje de $0'',0072$), o de 200 a 300 veces esta distancia. La absorción debida a dicha masa, en los sitios de opacidad media, es de 2 magnitudes. En el supuesto de que la materia que produce la absorción sea gaseosa, su masa debe ser tan grande que exceda en mucho a las masas de las estrellas que ocupasen el mismo espacio. En cambio, si la absorción es debida a partículas de polvo bastará una masa moderada para producir el mismo resultado.

W. Herschel fué quien se fijó por primera vez (1818) en los campos nebulosos oscuros. Durante los trabajos para los catálogos de Bonn y de Córdoba, no parece que se les diese gran importancia, pero seguramente fueron observados al trazar las cartas de estrellas variables, y en el «Atlas Stellarum Variabilium» de Hagen hay diez cartas donde figura la anotación de esta clase de objetos.

Barnard ha indicado la existencia de dos clases de formaciones oscuras, unas vistas por él en el cielo y otras descubiertas en las fotografías que obtuvo de la Vía Láctea. Sería muy aventurado afirmar si ambas clases de objetos son de la misma naturaleza.

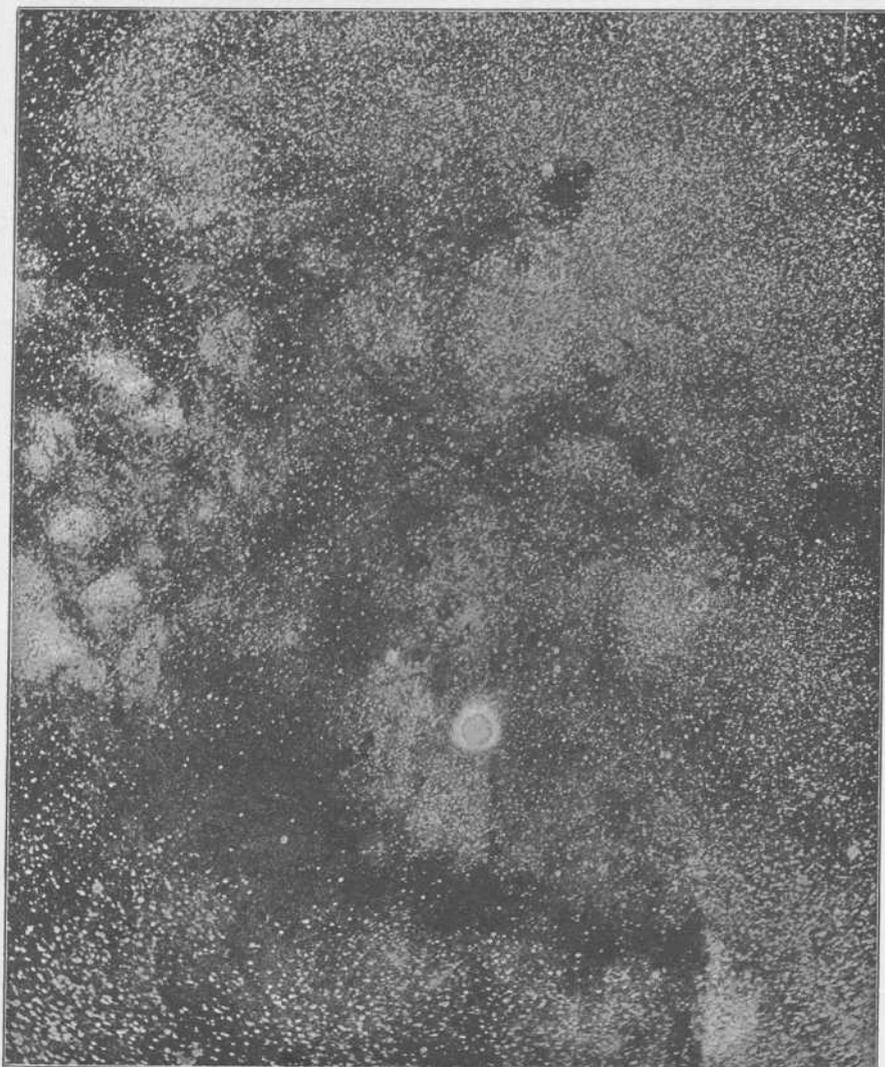


Fig. 218. — Vía Láctea cerca de θ Ophiuchi

En la constitución de la Vía Láctea toman parte principal numerosísimas estrellas, casi siempre de débil brillo, que por estar amontonadas (fig. 218) ofrecen en su conjunto el aspecto de nebulosas. En algunos sitios están tan juntas, que nuestros mejores anteojos no llegan a resolver estas aglomeraciones en sus componentes.

Esta aglomeración, y la escasa intensidad luminosa, no permiten reconocer el tipo espectral a que pertenecen la mayoría de las estrellas de la Vía Láctea. No obstante, en vista de que las estrellas débiles de la Bonner Durchmusterung tienen un color tanto más azulado, esto es, pertenecen a tipos espectrales tanto más antiguos, cuanto más cerca están de la Vía Láctea (fenómeno de Kapteyn) y habiendo demostrado Pickering que la relación entre el número de estrellas pertenecientes al tipo *A* y las pertenecientes a los demás tipos crece al disminuir el brillo, parece lógico suponer que las estrellas galácticas deben incluirse entre los tipos espectrales más antiguos.

Un estudio llevado a cabo por Fath para la resolución de este problema, dió un resultado diferente. Fath, en Mount-Wilson, obtuvo fotografías del *espectro luminoso total* de la Vía Láctea en tres regiones muy brillantes: en el Sagitario, el Cisne y el Escudo de Sobieski, valiéndose de un espectrógrafo muy luminoso y de poca dispersión, y encontró que el espectro total o resultante en aquellas tres regiones se parece mucho al espectro del Sol. Se observaron las rayas de Fraunhofer *F*, *G*, *H*, *K* y tres anchas bandas de absorción en el ultravioleta, después de *K*; las diferencias con el espectro solar fueron muy pequeñas e insignificantes. También la distribución de intensidades en el espectro fué análogo a la de la luz del Sol.

Siguiendo los consejos de Kapteyn, trató Fath de buscar una confirmación de este resultado utilizando fotografías de diferentes regiones obtenidas con filtros de color. Estas probaron que, en efecto, las estrellas de la Vía Láctea son tanto más rojas cuanto más débiles, y en consecuencia, la relación entre el número de estrellas perteneciente al tipo *A* y a los demás tipos posteriores (*G* hasta *K*) a partir de una cierta magnitud (la novena, aproximadamente) ha de disminuir, como efectivamente resulta de los estudios de Pickering, de manera que la mayor parte de las estrellas más débiles de la formación pertenecen a tipos espectrales posteriores. Un fenómeno análogo se observa en los cúmulos estelares.

La Vía Láctea no se compone solamente de estrellas, sino que en toda ella, y especialmente en sus bordes, aparecen nebulosas, algunas de dimensiones enormes como en las constelaciones de Orión, el Navío, el Sagitario y el Cisne. Herschel conocía ya las más visibles de estas grandes nebulosas irregulares, pero la mayor parte son tan tenues que casi no se distinguen visualmente, a pesar de cubrir algunas de ellas muchos grados cuadrados, y sólo se han podido descubrir gracias a las fotografías obtenidas por Barnard y M. Wolf.

Las investigaciones realizadas especialmente por M. Wolf han demostrado que estas nebulosas tienen un espectro gaseoso, esto es, que constan de gases incandescentes (hidrógeno, helio y gases todavía desconocidos), como los que se encuentran también en las nebulosas planetarias y en las estrellas nuevas.

Las regiones de la Vía Láctea próximas a las nebulosas presentan la particularidad notable de ser muy pobres en estrellas débiles, mientras que en las nebulosas mismas existen numerosas estrellas. A Herschel le había

llamado ya la atención esta rara coincidencia. Como ejemplo, citaremos la nebulosa de Orión, la cual es como una condensación de masas nebulosas muy extensas. Siguiendo indicaciones de M. Wolf, Kopff contó las estrellas de esta zona; el resultado es el que se representa en la figura 219, en la cual la densidad del rayado es proporcional al número de estrellas. La parte no rayada corresponde a menos de 10 estrellas por cada cuadrado de 12 minutos de lado, y las porciones oscuras a 10-19, 20-29, 30-39, o más de 39 estrellas, según la intensidad del sombreado. La región más



Fig. 219

densa de la nebulosa está indicada por un cuadrado blanco. La figura permite ver claramente que la nebulosa de Orión está rodeada por una región, ancha y alargada, muy pobre en estrellas, cuyo extremo superior ocupa la nebulosa misma.

Otro ejemplo muy característico lo ofrece la Vía Láctea en las cercanías de la estrella π_2 del Cisne (fig. 220), en donde la nebulosa «Coconebula» ocupa el extremo de un canal largo, muy ramificado y pobre en estrellas. El mismo fenómeno se repite en numerosos puntos de la Vía Láctea, como son las nebulosas cercanas a γ del Águila, β de Casiopea, S del Unicornio, ξ de Perseo, 52 del Cisne, la nebulosa «América», etc.

Barnard ha reconocido la existencia de regiones pobres de estrellas (huecos y canales) en cuyas cercanías no hay, sin embargo, ninguna nebu-

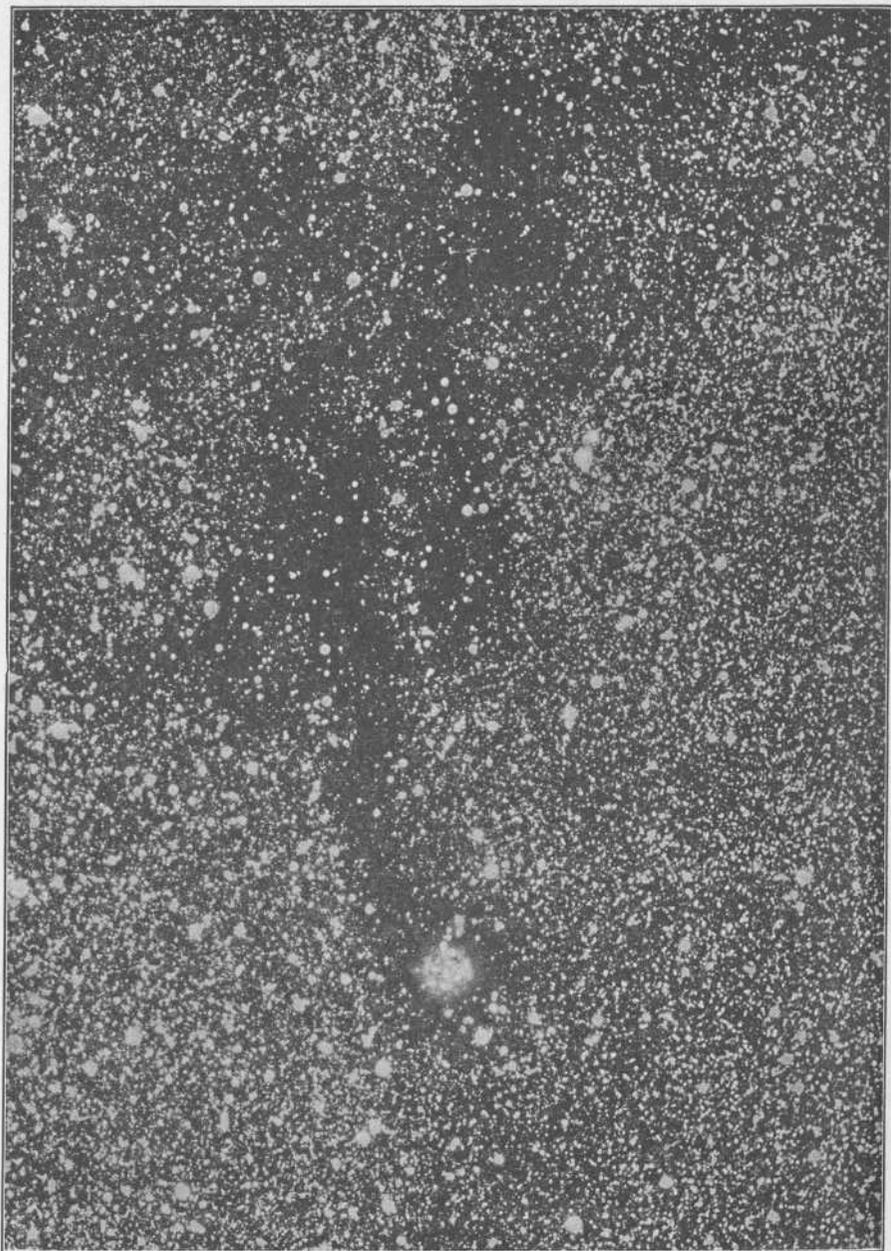


Fig. 220. — Zona oscura cerca de π_1 Cygni; según una fotografía de M. Wolf

losa. Aparecen como agujeros en la Vía Láctea, a través de los cuales se ve el espacio celeste oscuro. Uno de los ejemplos más característicos de esta clase se encuentra cerca de α de Cefeo. Es indudable que pueden existir en la Vía Láctea regiones en las cuales falten las estrellas, donde en realidad se vea el espacio vacío; pero la mayor parte de tales accidentes deben considerarse como producidos por «nebulosas oscuras» interpuestas entre nosotros y las estrellas más lejanas, y parece comprobarlo el hecho de que, con frecuencia, estos huecos y canales son más negros todavía que el resto del cielo. Las estrellas brillantes que se ven en estos pretendidos agujeros deben estar, según esto, entre el observador y las masas absorbentes. Estas últimas, allí donde existan nebulas luminosas, podrán consistir en jirones gaseosos oscuros, y en los lugares donde aquéllas falten, podrían ser tal vez enormes nubes de polvo cósmico. Las nebulosas de las Pléyades, para las cuales se ha descubierto que sólo emiten luz reflejada, prueban que es muy verosímil la existencia de grandes masas de gases faltas de luz propia.

Así como de la evidente relación entre la nebulosa de Orión y las estrellas que contiene se puede deducir la distancia que nos separa de la primera (pág. 668), es también posible calcular la distancia a que están situadas las nebulosas oscuras cuando las hace visibles el brillo de las estrellas que encierran. Lundmark ha determinado por este procedimiento las paralajes de numerosas nebulas, así brillantes como oscuras, y de estrellas nebulosas. El resultado que ha obtenido sitúa todas estas formaciones a distancias moderadas de nosotros (paralajes de $0",0003$ a $0",01$).

El hecho, dado a conocer por M. Wolf, de que al lado de los supuestos huecos suele haber una región alargada y oscura (canal) al extremo de la cual se encuentra una masa gaseosa brillante, ha sido considerado por Wolf como un prueba de que estas últimas tienen íntima relación con el proceso de formación de aquéllos. Según Wolf, la masa oscura invade las regiones ricas en estrellas, y éstas son como barridas y desaparecen. En el proceso de esta destrucción, que se realiza en los puntos últimamente alcanzados por la masa oscura, se origina una aglomeración de materia cósmica que, en otras circunstancias sería invisible. Los intervalos de tiempo que estos hechos requieren son, naturalmente, enormes.

Según el P. J. G. Hagen, de las observaciones realizadas desde 1911 en el observatorio del Vaticano se deducen los resultados siguientes:

a) Las nebulosas oscuras constituyen en conjunto una estructura compacta que cubre todo el cielo visible, una especie de Vía de nebulosas oscuras, como hoy una Vía Láctea. Evaluando con arreglo a una escala de cinco grados la densidad de esa nebulosa, parece decrecer desde el polo galáctico hasta la Vía Láctea, pero no de una manera regular, ya que varía de un punto a otro.

b) Las regiones más ricas en estrellas son las más pobres en nebulosas. Debido a ello, estas formaciones aparecen en la Vía Láctea como velos finos, a pesar de que aquí y allí aparecen también algunas nebulosas más oscuras, que resaltan sobre el fondo brillante de estrellas. El

cielo sólo está completamente claro en los alrededores de los cúmulos estelares más densos.

c) Las nebulosas brillantes son más numerosas allí donde las manchas oscuras son más densas. Su número disminuye, por lo tanto, lo mismo que la densidad de las nubes cósmicas, al decrecer la latitud galáctica. Una particularidad notable de las nebulosas brillantes consiste en que aparecen de una manera preferente en aquellos puntos (bahías e islas) donde se interrumpe la nube. Las orillas de estos puertos e islas están orladas con frecuencia por una serie de estrellas del mismo brillo, de manera que la sola existencia de tales arcos de estrellas permite deducir la de una nebulosa oscura lindante.

d) Si es posible, en nuestros días, deducir una conclusión de todos estos hechos de observación, puede decirse que las nebulosas oscuras son la materia original de las estrellas gigantes, de la cual éstas se han ido formando. Según esto, nuestro sistema estelar galáctico se ha formado por la contracción de las masas nebulosas preexistentes, y aun hoy está rodeado por todas partes por nubes cósmicas oscuras.

En el capítulo segundo de esta parte, al tratar de la constitución del Universo, insistiremos en la posición de la Vía Láctea en el espacio, y en sus relaciones con el mundo sideral.

9. CONGLOMERADOS ESTELARES Y NEBULOSAS

Además de las estrellas aisladas que constituyen las constelaciones y las grandes aglomeraciones que integran la Vía Láctea, pueden distinguirse a simple vista en algunas regiones del cielo conjuntos de estrellas que se caracterizan por la agrupación más o menos pronunciada de sus elementos en pequeño espacio. Son los *conglomerados* o *cúmulos estelares*. En otras regiones, y con menos frecuencia, se pueden observar, durante las noches muy oscuras, pequeñas nubecillas que brillan con luz muy débil: las *nebulosas*. Los conglomerados estelares más brillantes eran ya conocidos en la antigüedad; así los poetas griegos y romanos citan las Pléyades y las Hyades; Hiparco y Tolomeo conocían los conglomerados estelares de Praesepe y de Perseo. Estos últimos no se resuelven a simple vista en estrellas, sino que, como la nebulosa de Andrómeda, conocida ya por As Sufi, aparecen como nubecillas luminosas.

Poco después del invento del anteojo, se descubrieron los más notables de estos objetos; por ejemplo, la nebulosa de Orión (1610) por Peiresc, y la de Andrómeda (1612) por Simón Marius. Pero el astrónomo que alcanzó mayor renombre por el descubrimiento de estas formaciones celestes fué Messier, cuyos dos catálogos (1771 y 1777) contienen ya un crecido número (103) de ellos (1). El verdadero estudio de los

(1) En la actualidad todavía se denominan los conglomerados estelares por el número correspondiente de los catálogos de Messier; así, por ejemplo, el visible en la constelación de Hércules se conoce por Messier 13.

conglomerados de estrellas y nebulosas se inició con los trabajos de W. Herschel, quien en 1779 empezó a realizar investigaciones sistemáticas empleando los poderosos medios ópticos de que disponía. En 1784 había descubierto ya 466 de estos sistemas, y hasta 1802 descubrió más de 2 000, los describió extensamente, y expuso las primeras consideraciones

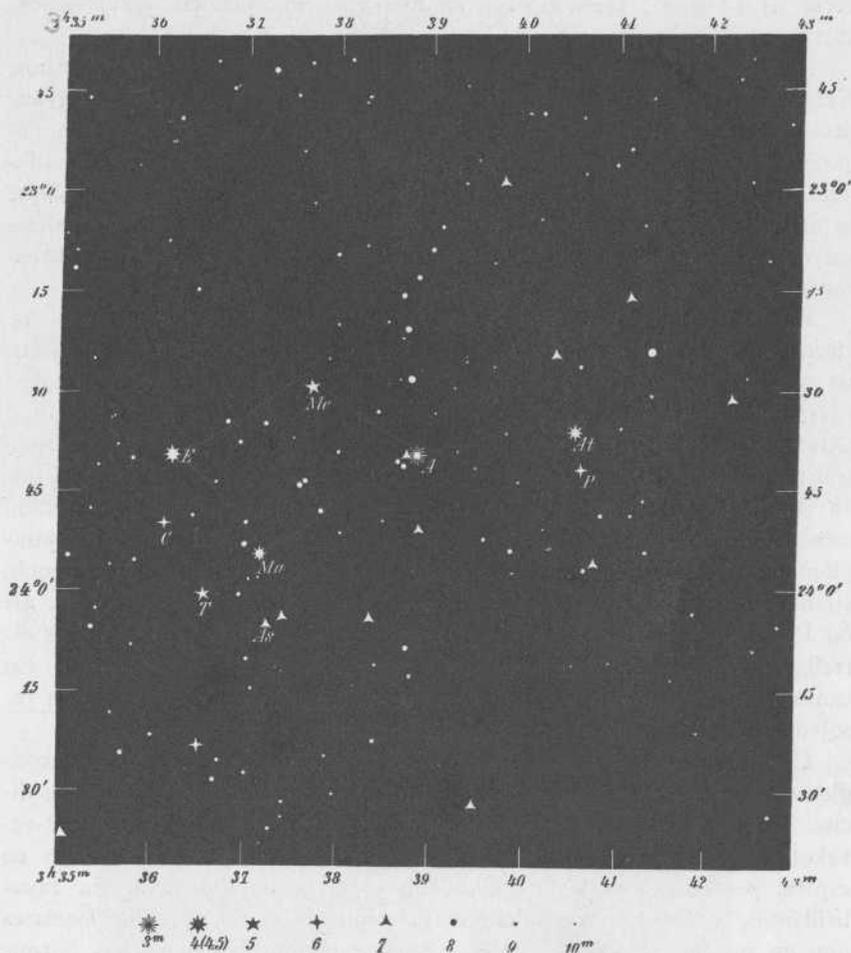


Fig. 221. — Las Pléyades

C = Celaeno, E = Elektra, T = Taygeta, Ma = Maja, As = Asterope, Me = Merope, A = Alcyone, At = Atlas, P = Plejone. — Posiciones para 1855

sobre la constitución del universo sideral. Su hijo John Herschel continuó los mismos estudios con gran éxito. Desde 1825 hasta 1833, valiéndose de un reflector de 20 pies, realizó sus observaciones en Slough (Inglaterra) y después, hasta 1838, en el Cabo de Buena Esperanza, aportando a la ciencia el conocimiento de los conglomerados estelares y nebulosas del hemisferio austral, de los cuales muy pocos habían sido descubiertos por Lacaille, Dunlop y algún otro. Los resultados de estos

trabajos los recopiló en tres grandes catálogos, el primero de los cuales contiene 2 307 objetos, el segundo 1 708 y el tercero la totalidad de las 5 097 nebulosas y conglomerados observados hasta entonces, formando el «General Catalogue» (G. C.). La mayor parte de estas formaciones no pueden observarse sino con ayuda de anteojos potentes. A simple vista pueden verse de 15 a 20; Heis, dotado de una vista excepcional, podía observar 19 conglomerados y 7 nebulosas.

El empleo de la fotografía inició una nueva era en estos estudios. Nebulosas y cúmulos que antes sólo podían observarse empleando grandes instrumentos, pueden fotografiarse con facilidad por medio de pequeños telescopios, y estas fotografías descubren una riqueza de detalles que supera a cuanto se hubiera podido soñar, demostrando, además, que la abundancia de conglomerados y de nebulosas en el cielo es mucho mayor de lo que se había creído en un principio, por lo cual no se pueden considerar como objetos raros.

En el sentido estricto de las denominaciones antes indicadas, se entiende por *conglomerados estelares* aquellas formaciones que, empleando medios ópticos suficientemente potentes, se pueden resolver total o parcialmente en estrellas que formen un sistema, esto es, que tengan o parezcan tener entre sí alguna relación física; en otros términos: todo conjunto de estrellas cuyos miembros, a juzgar por su naturaleza o por su posición aparente, forman un grupo, constituyen un conglomerado estelar. Como relación física entre los diferentes miembros de un conglomerado estelar puede considerarse, por ejemplo, el movimiento propio común de todos ellos, cuando es distinto del de las estrellas vecinas; así las Pléyades constituyen un sistema físico porque la mayor parte de las estrellas del grupo tienen el mismo movimiento propio en el espacio. En cambio, se denominan *nebulosas* aquellas formaciones que no pueden resolverse en estrellas.

Casi siempre el espectroscopio basta para decidir si se trata de un conglomerado de estrellas muy compacto o de una nebulosa propiamente dicha. En este último caso, el espectro contiene rayas de emisión que revelan la existencia de masas gaseosas incandescentes. Las nebulosas en espiral poseen, como las estrellas, un espectro de absorción sin rayas brillantes, y deberían considerarse propiamente como cúmulos estelares que no pueden resolverse, pero se incluyen entre las nebulosas porque aparecen con el mismo aspecto que éstas, y no presentan evidente parecido con los conglomerados.

Conglomerados estelares

Los cúmulos estelares se dividen, según su aspecto, en conglomerados *abiertos* y conglomerados *esféricos*. Los primeros tienen sus límites irregulares y presentan formas muy variadas. Tan pronto las estrellas que las constituyen están muy separadas entre sí, como en las Pléyades (figura 221), tan pronto constituyen un montón informe como el conglomerado

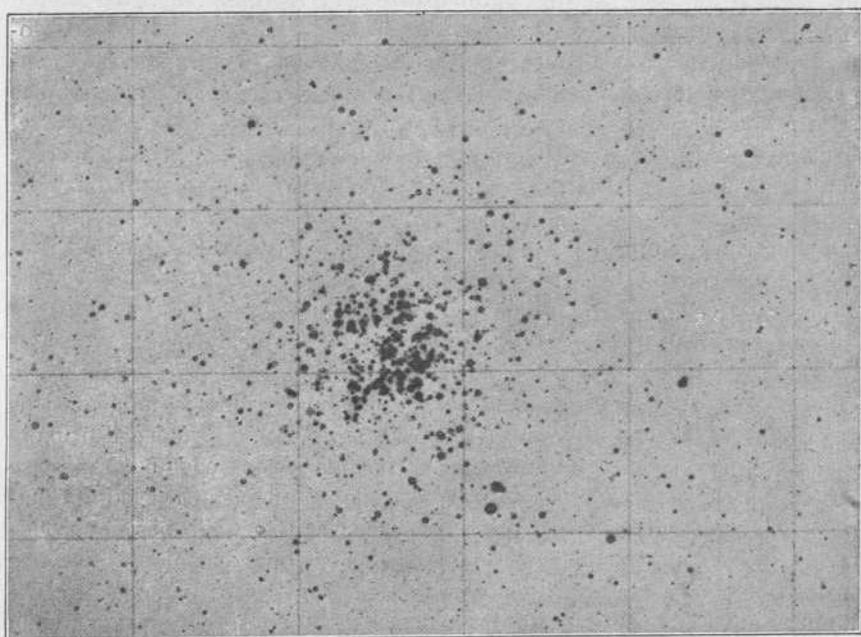


Fig. 222. — Conglomerado del Escudo de Sobieski, Messier 11. (N.G.C. 6705)
Según una fotografía obtenida en el observatorio de Potsdam

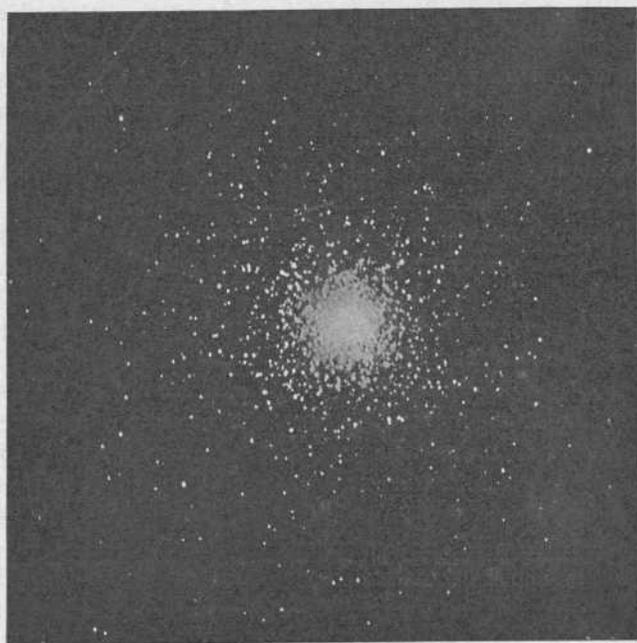


Fig. 223. — Conglomerado de la constelación de Hércules, Messier 13. (N.G.C. 6205)

del Escudo de Sobieski (fig. 222). Entre estas formas extremas existen todas las gradaciones intermedias. Además, la extensión de los conglomerados abiertos oscila entre límites muy grandes. En cambio, los conglomerados esféricos poseen casi todos la forma circular, y sus estrellas se concentran intensamente hacia el centro del grupo, de modo que el brillo de esta región excede en mucho al de las demás. El conjunto aparece como una bola (fig. 223). El número de estrellas que se amontonan en espacio tan reducido suele ser enorme, por lo menos cuando se trata de cúmulos estelares brillantes. Las formaciones parciales netamente nebulosas, tales como aparecen en los conglomerados abiertos (p. ej. en las Pléyades) no se encuentran nunca en los cúmulos esféricos.

Los astrónomos se interesaron ya desde un principio por los conglomerados estelares, habiendo efectuado mediciones de gran número de ellos, y aun de algunos existen en la actualidad trabajos monográficos realizados en diferentes épocas. Considerando como problema primordial el de descubrir movimientos *en el interior* de los conglomerados, se determinaron las coordenadas de las estrellas componentes de los principales grupos respecto a una o a varias más brillantes, de posición conocida y situadas dentro del conglomerado o en sus inmediaciones. Para este trabajo se empleaban antes los micrómetros filares o los heliómetros. Citaremos aquí solamente el estudio micrométrico de las Pléyades efectuado por Bessel (1841), que ha servido de modelo para todos los demás trabajos análogos. Estas investigaciones adquirieron una importancia especial desde la introducción de la fotografía en los estudios celestes. Pronto se demostró que las determinaciones fotográficas eran susceptibles de una exactitud igual a la alcanzada con el heliómetro o con el micrómetro. Objetos como los conglomerados muy compactos y ricos en estrellas, e igualmente los excesivamente débiles para la observación con el antejo, fueron desde entonces accesibles a las medidas. El primer astrónomo que emprendió con algún empeño este camino fué Gould, quien obtuvo numerosas fotografías y midió 62 conglomerados.

Pero las esperanzas que se cifraron en estos trabajos se han visto defraudadas hasta el presente, y aun no se ha logrado descubrir con seguridad ningún movimiento interior en los conglomerados. Estos objetos, salvo raras excepciones, están tan alejados de nosotros, que el intervalo de tiempo transcurrido entre la primera fotografía y la última es excesivamente corto para que pueda ponerse de manifiesto movimiento alguno. Por la misma razón, tampoco han alcanzado ningún éxito los ensayos emprendidos para la determinación directa de la paralaje, salvo muy raras excepciones. Sólo en algunos casos y en vista de la componente paraláctica de los movimientos propios se han podido deducir con alguna probabilidad las paralajes, habiéndose tenido que emplear en general otros métodos para obtener, cuando menos, el orden de magnitud de la distancia que nos separa de estas aglomeraciones de estrellas.

Cúmulos estelares abiertos.— Para comprender el fundamento de uno de estos métodos, que se aplica especialmente a los conglomerados

abiertos, hay que partir de un concepto de carácter general, que es de gran importancia en todas las investigaciones estadísticas referentes a las estrellas. Las estrellas de brillos absolutos diferentes no aparecen, como ya sabemos, con la misma frecuencia; así, vimos ya que las estrellas cuyo brillo absoluto es mayor, las gigantes, son relativamente raras. Conociendo los brillos absolutos de numerosas estrellas, se puede obtener una relación entre aquéllos y las frecuencias respectivas, para lo cual, tomando los primeros como abscisas y éstas como ordenadas, se traza una curva que pasa por los puntos así obtenidos. Esta curva, o bien la relación entre el brillo absoluto y la frecuencia, se denomina, según Kapteyn *curva de luminosidad, función de la frecuencia del brillo absoluto* o también *frecuencia relativa de la intensidad de la luz*. De las investigaciones realizadas por Kapteyn y otros astrónomos resulta que la forma de esta curva es análoga a la de la curva de errores de Gauss, la cual representa la frecuencia de los errores de observación en función de su magnitud. Poniendo a contribución observaciones muy numerosas y precisas, obtuvo Kapteyn la curva de luminosidad para las estrellas del sistema galáctico. Si ahora se admite que esta ley de distribución del brillo absoluto es válida para los cúmulos estelares, se pueden determinar con ayuda de la misma los brillos absolutos de las estrellas que los forman, y con ello la paralaje del sistema. El procedimiento es el siguiente. Primero se cuenta el número de estrellas de cada magnitud aparente que hay en el conglomerado. Como que, prácticamente, todas las estrellas del grupo están a la misma distancia de nosotros, la distribución de los brillos aparentes es la misma que la de los brillos verdaderos, y por lo tanto, podemos dibujar para este conglomerado la curva de luminosidad y compararla con la obtenida por Kapteyn para la totalidad del sistema galáctico. Por medio de un desplazamiento paralelo al eje de las abscisas, se colocan ambas curvas de manera que se superpongan, y entonces puede leerse directamente cuál es el brillo absoluto que corresponde a uno aparente en el conglomerado. De la diferencia entre ambos se obtiene entonces, por medio de un cálculo fácil, la paralaje buscada.

Los otros métodos para la determinación de las distancias sólo son aplicables a los cúmulos esféricos, y de ellos trataremos más adelante.

El número de los cúmulos abiertos que existen en el cielo no puede precisarse con seguridad, ya que suelen apartarse poco de la Vía Láctea. Melotte, estudiando las fotografías celestes obtenidas por Franklin-Adams, encontró 162 conglomerados abiertos cuyos diámetros exceden del minuto de arco y cuyas estrellas tienen un brillo superior al de la 16.^a ó 17.^a magnitud. Como las citadas fotografías celestes constituyen una colección excelente, el número dado por Melotte puede considerarse como muy próximo a la verdad.

La distribución de estos conglomerados en el cielo prueba que guardan una relación íntima con la Vía Láctea. La mayor parte de ellos están situados entre $\pm 20^\circ$ de latitud galáctica y casi todos entre $\pm 30^\circ$. Una excepción la constituye el conglomerado de la Cabellera de Berenice, que

está cerca del polo de la Vía Láctea ($+85^\circ$ de latitud). La distribución según la longitud galáctica es bastante uniforme.

Los conglomerados estelares abiertos suelen estar constituidos por estrellas de tipos espectrales distintos, predominando en algunos las de tipos antiguos y en otros las de tipos modernos. Pickering estudió los espectros de las estrellas más brillantes de algunos conglomerados, obteniendo el resultado que indica la tabla siguiente:

Nombre	Tipo espectral, según Pickering				
	A y B	F	G	K	M
Pléyades.	59	14	9	9	—
Praesepe	28	41	9	11	1
Conglomerado del Navío.	55	2	1	6	—
N. G. C. 3523 (1).	190	2	6	6	—
Cabellera de Berenice.	18	52	9	36	2
N. G. C. 6405	68	4	4	13	2
N. G. C. 6475	269	34	10	31	—

Según W. S. Adams y van Maanen, de las 14 estrellas más brillantes del conglomerado de Perseo, 5 pertenecen a los tipos B_2 a B_4 , 6 a los tipos B_8 a A_2 , y una a cada uno de los tipos F , G y K . Un estudio más profundo de las Pléyades realizado por Trümpler dió por resultado la siguiente distribución de estrellas según los diferentes tipos espectrales:

Espectro	Número de estrellas	Espectro	Número de estrellas
B_5	6	A_3	5
B_8	6	A_5	5
B_9	10	F_0	2
A_0	27	F_5	8
A_2	11	F_8	12
		G	15

En los conglomerados constituidos por estrellas demasiado débiles no se pueden estudiar los espectros, y hay que limitarse, como ha hecho Shapley, a la determinación de los índices de color o de las longitudes efectivas de onda. En el cúmulo N. G. C. 1647, por ejemplo, determinó Hertzsprung estas últimas longitudes, encontrando que no hay en él estrellas blancas débiles (solamente hay una), y que, además, la longitud efectiva de onda es tanto mayor cuanto más débiles son las estrellas. Seares investigó también los índices de color del mismo conglomerado, encontrando, de conformidad con los resultados obtenidos por Hertzsprung, que estos índices crecen al disminuir el brillo de las estrellas. Lo mismo ocurre con las Pléyades según encontraron Hertzsprung, Rosenberg, Tichow y Lau. Según esto, parece ser propiedad general de los conglomerados

(1) Se acostumbra denominar los cúmulos estelares y las nebulosas por el número que llevan en el «New General Catalogue of Nebulae and Clusters» (abreviadamente N. G. C.) y en los suplementos de este mismo catálogo (abreviadamente I. C. I e I. C. II). El catálogo está publicado en el tomo 49, y los suplementos en los tomos 51 y 59 de las «Memoirs of the Royal Astronomical Society», de Londres.

abiertos que las estrellas pertenezcan a tipos espectrales más avanzados cuanto más débiles son, y como que lo mismo ocurre con las estrellas de la Vía Láctea, parece lícito admitir que estos sistemas no son más que condensaciones locales de la misma. Es tan marcada esta regularidad en la distribución cromática de las estrellas, que las que discrepan de ella pueden considerarse como no pertenecientes al conglomerado; así, por ejemplo, algunas estrellas rojas (tipos *G* y *K*) de las Pléyades se ve que no pertenecen a este grupo, y lo comprueba el que están dotadas de movimientos propios diferentes de las demás.

Sólo de unos pocos cúmulos brillantes se conocen los movimientos propios: de las Pléyades ($0'',053$), de Praesepe ($0'',036$), de la Cabellera de Berenice ($0'',05$). Los movimientos interiores, como ya hemos dicho, no han podido descubrirse todavía, y en todo caso puede afirmarse que son inferiores al movimiento del conjunto. Para algunos grupos se conocen los movimientos radiales de las estrellas más brillantes (Pléyades, cúmulo de Perseo). Todo parece indicar que tales sistemas están muy lejos del Sol, y por esta razón no ha sido aún posible determinar las paralajes por medio de medidas directas sino en rarísimos casos. Kapteyn encontró para las Hyades, por procedimiento fotográfico, una paralaje de $0'',023$, y para el cúmulo de la Cabellera $0'',012$. Schouten, por indicación de Kapteyn, calculó las paralajes de algunos conglomerados siguiendo el método indirecto que antes hemos indicado, obteniendo los resultados siguientes:

N. G. C.	Paralaje	
869 } 884 }	0,004	Conglomerados de Perseo
1900	0,005	
2099	0,0025	
2437	0,002	Praesepe
2632	0,024	
2682	0,002	
6705	0,00055	20 Vulpeculae
6885	0,005	
7054	0,002	
Pléyades	0,036	

De la misma manera ha calculado Coebergh las paralajes de los conglomerados estelares abiertos siguientes:

N. G. C.	Messier	Paralaje	N. G. C.	Messier	Paralaje
1976	42	0,026	3572	—	0,0019
2287	41	0,0057	3603	—	0,0001
2546	—	0,021	3766	—	0,0011
2547	—	0,0031	4103	—	0,0001
3114	—	0,0011	6067	—	0,002
3228	—	0,0051	6087	—	0,0029
3372	—	0,0024	6405	6	0,0019
3532	—	0,00025	6475	7	0,0032
			6603	24	0,00031

Von Zeipel, comparando el brillo aparente de las estrellas pertenecientes a todos los tipos espectrales del conglomerado Messier 37 (N. G. C. 2099) con el brillo medio absoluto de las estrellas de cada tipo espectral, ha encontrado para dicho cúmulo estelar una paralaje de $0",0007$.

La confianza que pueden inspirar todos estos valores depende, como es natural, de la que merezca la hipótesis en la cual se basa el procedimiento. Para las Pléyades y el conglomerado estelar *h* de Perseo, parece que dicha hipótesis falla, y las curvas de luminosidad de ambos, según Trümpler, difieren mucho de la de Kapteyn. Para las Pléyades se tienen paralajes determinadas por otros métodos. Del movimiento del grupo dedujo Hertzsprung como paralaje $0",014$, Kapteyn $0",018$ y Plummer $0",024$, y del brillo medio de las estrellas *B* desde la 3.^a hasta la 7.^a magnitud dedujo Hertzsprung la paralaje $0",006$. Estos valores, excepción hecha del último, no difieren mucho entre sí, por lo menos en cuanto al orden de magnitud, como ocurre con otros conglomerados estelares, como, por ejemplo, con N. G. C. 2099, para el cual encontró Shapley una paralaje diez veces más pequeña ($0",00025$) que la determinada por Schouten. Como se ve, hay que aguardar a que nuevos estudios vengan a decidir cuáles son las paralajes que deben considerarse como verdaderas.

Cúmulos estelares esféricos. — Hasta ahora se han descubierto 95 conglomerados estelares esféricos, de los cuales sólo doce eran desconocidos de los dos Herschel. Puede asegurarse que al norte del paralelo de -30° no existe ningún otro conglomerado de esta clase que pueda descubrirse con los anteojos mayores que hoy existen. Lo mismo que los cúmulos abiertos, los esféricos muestran también preferencia por la Vía Láctea, pero de una manera menos pronunciada que aquéllos; 30 están comprendidos entre los $\pm 10^\circ$ de latitud galáctica, 56 dentro de los $\pm 20^\circ$, 63 dentro de los $\pm 30^\circ$; 19 salen fuera de estos límites, y algunos de ellos no están lejos de los polos de la Vía Láctea. Su distribución según la longitud galáctica es muy desigual, notándose una marcada condensación de estos objetos entre las longitudes 235° y 5° con un máximo muy pronunciado a los 325° . Todos los cúmulos esféricos están situados en un hemisferio celeste cuyo polo está a 296° de longitud y -8° de latitud galáctica. Por esta especial distribución se diferencian esencialmente de los conglomerados abiertos.

La figura típica de estos sistemas está bien representada por el cúmulo estelar de Hércules (fig. 223). Una cuidadosa exploración acerca del modo como se hallan distribuidas las estrellas en estos conglomerados, realizada por Shapley y Pease, ha dado por resultado que no es precisamente la forma esférica o la distribución en capas esféricas uniformes la característica exacta de todas estas formaciones. Si se cuentan las estrellas contenidas en los diferentes ángulos de posición se ve que los números que resultan no son los mismos en todas las direcciones, como debería ocurrir si se tratase de una formación realmente esférica. En el cúmulo N. G. C. 6273, por ejemplo, se encuentran en los ángulos de posición 15° y 195° doble número de estrellas que en las dos direcciones perpendiculares a éstas, resultando de los cálculos efectuados que este

sistema es un elipsoide y no una esfera. Lo mismo se ha comprobado para otros treinta conglomerados. Algunos, es cierto, aparecen perfectamente circulares y simétricos, lo cual inclina a creer que son efectivamente esféricos, o bien elipsoides con uno de los ejes de simetría tan próximo al rayo visual que no puede descubrirse la excentricidad. Es muy difícil valerse de las estrellas más brillantes del grupo para investigar la forma del mismo, y hay que acudir a una prolija enumeración para deducir aquélla mediante el cálculo. La diferencia con la forma esférica que así se encuentra, prescindiendo de las estrellas más luminosas, no afecta sólo a las porciones exteriores del conglomerado, sino a todas las distancias al centro. Un resultado notable es que el plano ecuatorial del elipsoide es tanto más paralelo a la Vía Láctea cuanto más cercano a ésta sea el cúmulo estudiado.

El número de estrellas que constituyen estos conglomerados es extraordinariamente grande. Según Shapley, el conglomerado N. G. C. 6205 contiene por lo menos 100 000 estrellas, el N. G. C. 5272 más de 40 000 y los otros no les van en zaga. Probablemente estos números son aún demasiado pequeños, ya que el número de estrellas crece mucho al disminuir el brillo, por lo menos hasta la 20.^a magnitud, a la cual se llega con el gran telescopio del observatorio de Mount-Wilson. Las mediciones efectuadas en los conglomerados esféricos por Scheiner, Ludendorff, von Zeipel y Küstner, se refieren a las estrellas más brillantes, las cuales, según hemos dicho, definen el aspecto exterior de un conglomerado, pero no representan la distribución de estrellas en el mismo. Utilizando los resultados de estas mediciones, Bailey, Pickering y posteriormente Plummer, von Zeipel y Strömgren, han estudiado la distribución de las estrellas en algunos de estos sistemas, encontrando que en casi todos rige la misma ley. Estos últimos astrónomos, fundándose en la distribución aparente tal como se manifiesta en las fotografías, han calculado la distribución verdadera en el espacio, o sea la densidad del cúmulo, la cual coincide casi con la que tendría una esfera gaseosa en equilibrio adiabático si la relación entre los calores específicos fuese 1,2. La interpretación física de este resultado es muy difícil; pero si se admite que un conglomerado esférico puede equipararse a una esfera gaseosa cuyas moléculas sean las estrellas, entonces puede obtenerse, aplicando la teoría cinética de los gases, una ley que explique la distribución de masas en el interior del cúmulo, y dé, además, la relación entre los movimientos de las diferentes estrellas que lo componen. Es muy dudosa la licitud de una hipótesis tan atrevida, y por lo mismo no nos ocuparemos con más extensión de los resultados a que conduce. Siguiendo otro camino, es decir, sin acudir a la teoría cinética de los gases, Strömgren ha tratado de obtener una representación de las condiciones dinámicas de estos conglomerados. Supone Strömgren que es cierta la ley empírica de distribución de las estrellas a que antes nos hemos referido, y que, además, cada una de ellas se mueve durante un período de tiempo muy largo, sin sufrir la influencia individual de otras estrellas, esto es, que los movimientos no obedecen

más que a la acción total del conglomerado. El problema conduce a ecuaciones matemáticas conocidas, y el cálculo de algunos ejemplos prueba cuán interesantes son los movimientos de esta clase.

Los diámetros angulares de los conglomerados esféricos oscilan entre $0'7$ (N. G. C. 7006) y $30'$ (N. G. C. 5139), como puede verse en la tabla siguiente. Por ahora no han podido comprobarse en ellos con seguridad ni movimientos propios de conjunto ni movimientos interiores. Los pocos casos en que ha parecido descubrirse algo en este sentido, se refieren probablemente a estrellas que no pertenecían al grupo. En cambio, Shapley ha logrado medir para los conglomerados más bri-

N. G. C.	Mes- sier	Diá- metro angu- lar	Brillo total	Brillo foto- gráfico de las estrel- las más bril- lantes	Espectro total	Velocidad radial	Paralaje (unidad $0,000001$)					Brillo total absoluto
							de las estrel- las más bril- lantes	de las varia- bles	según el diá- metro	según Lund- mark	según Schou- ten	
			M	M		Km						M
288		4,2		14,8								
5024	53	5,5	7,8	15,1	F	- 170	55 48		52 62	98 67		-8,6
5139		30		12,3			170	150	155	400		
5272	3	7,0	6,6	14,2	F	- 125	71	72	72	125	550	-9,1
5904	5	8,6	6,7	14,0	G	+ 10	80	80	81	134	550	-8,8
6205	13	10,6	5,8	13,8	F-G	- 300	89	82	91	150	750	-9,4
6229		1,1	8,6	16,2	F	- 100	29		20	14		-9,6
6333	9	3,2	7,3	15,6		+ 225	38		44	44		-9,7
6341	92	8,0	6,2	13,9	F	- 160	84		78	97		-9,2
6626	28	4,7	7,9	14,9		0	53		57	52		-8,4
6934		1,4	9,0	15,8	F	- 410	35		24	27		-8,6
7006		0,7	9,7						15	10		-9,4
7078	15	5,0	6,2	14,3	F	- 95	69	67	59	84		-9,6
7089	2	7,0	6,7	14,6	F	- 10	60	65	72	99		-9,2

llantes la velocidad radial, que en comparación con la de las estrellas es bastante grande, como puede verse en la tabla, sin que alcance los valores encontrados para las nebulosas en espiral.

Slipher ha determinado, además, las velocidades radiales de los conglomerados siguientes:

N. G. C.	6 093	+ 70 Km
	6 266	- 50 »
	6 273	+ 30 »
	7 099	- 125 »

El espectro total de los cúmulos más luminosos ha sido estudiado por Fath, resultando en todos los casos comprendido entre los tipos *F* y *G*, lo cual no quiere decir, sin embargo, que los espectros de todas las estrellas pertenezcan a estos tipos, sino que la mayoría de ellas tienen espectros comprendidos entre los tipos *A* y *G*, pero que al parecer confundidos unos con otros, el espectro total de conglomerado resulta ser del tipo intermedio. Además, debe tenerse en cuenta que en estas determinaciones sólo impresiona

la placa fotográfica la luz de las estrellas más brillantes. De todos modos, el análisis espectral demuestra que todos los conglomerados esféricos son de composición casi idéntica. Hertzsprung, comparando la distribución de la energía en el espectro total de N. G. C. 5272 con la del espectro de una estrella cercana, así como las longitudes de onda efectivas medidas por Lundmark y Lindblad en cuatro conglomerados, ha llegado a conclusiones que están de acuerdo con las observaciones de Fath.

El brillo total de los conglomerados más luminosos, según las mediciones de Holetschek, oscila entre $5^{\text{M}},8$ (N.G.C. 6205) y $10^{\text{M}},5$ (N.G.C. 6760). Ya hemos indicado además (pág. 610) una propiedad notable de los conglomerados esféricos: la de contener gran número de estrellas variables de un tipo especial.

Hasta tiempos muy recientes, los resultados de la observación poca cosa enseñaban acerca de la naturaleza de los conglomerados esféricos y de su significación dentro del universo sideral. Pero desde que Shapley empezó a aplicar a estos estudios los grandes medios ópticos del observatorio de Mount-Wilson, los progresos han sido tan rápidos que hoy conocemos aquellos sistemas con tanta perfección como el sistema estelar que nos rodea. El único medio que permitía profundizar en la naturaleza de aquellas lejanas formaciones consistía en conocer con toda la exactitud posible el brillo y la coloración del mayor número de estrellas. Este fué el camino seguido por Shapley, quien determinó el brillo y el índice de color de más de un millón de estrellas, sirviéndose de numerosas fotografías y observaciones visuales obtenidas con los grandes reflectores, incluyendo la serie polar corregida por Seares. El primer objeto de sus estudios fué el conglomerado de Hércules (N. G. C. 6205). Ya aquí pudo resolver un problema de gran trascendencia científica, demostrando que en el espacio interestelar no puede producirse, o si se produce es sólo de un manera inapreciable, una *absorción general* de luz. Cuando la luz atraviesa nubes gaseosas o de polvo, es dispersada, y más en el azul que en el rojo, de modo que las estrellas cuya luz atraviesa una de estas nubes tienen que aparecer más rojas de lo que son en realidad. Antes hemos visto que para las estrellas cercanas a nosotros el índice de color varía desde $-0^{\text{M}},5$ para las más blancas hasta $+2^{\text{M}},0$ para las más rojas. Si se produjese una absorción general notable en el espacio, en un objeto tan lejano como es el conglomerado de Hércules deberían faltar los índices de color negativos o por lo menos tendrían que ser más raros; pero no es esto lo que ocurre, sino que los índices de color de las estrellas del conglomerado Hércules oscilan, según Shapley, entre los mismos límites que en las estrellas más próximas a la Tierra, y los índices negativos se presentan en proporción completamente normal (17%). Así, en la dirección de este cúmulo estelar no se verifica dispersión molecular alguna de la luz. Shapley estudió después por el mismo procedimiento otras doce regiones del cielo; algunas de ellas estaban en la Vía Láctea (por ejemplo las nubes galácticas N. G. C. 6705), donde, según hemos dicho, son frecuentes las nubes absorbentes, y a pesar de ello no pudo comprobarse una absorción general por parte del espacio. Las nubes absorbentes de la luz deben ser, por consi-

guiente, de naturaleza local. El estudio del conglomerado esférico más lejano, N. G. C. 7006, ha confirmado la misma conclusión para distancias que corresponden a 100 000 años de luz, de modo que la absorción general, si existe, es del todo despreciable. Este resultado entraña gran importancia, porque permite afirmar que el brillo de las estrellas y su color no son alterados por absorción interestelar alguna, siendo posible, por lo tanto, no sólo investigar la naturaleza de los cúmulos estelares a base de medidas fotométricas, sino además evaluar sus paralajes.

Shapley inició sus trabajos en este sentido empleando un método ideado por Hertzsprung. Miss Leavitt, al estudiar las fluctuaciones luminosas de las estrellas variables comprendidas en la Nube menor de Magallanes, había descubierto una relación entre la duración del período por una parte y el brillo aparente de estas variables por la otra, de manera que conociendo el período de una de ellas, puede determinarse directamente y con gran precisión el brillo de la misma. Además se encontró también que en las estrellas variables del tipo δ de Cefeo, que son análogas a las de los conglomerados de período superior a un día, existe igualmente una relación semejante entre la duración del período y el brillo, sólo que en este caso el brillo que ha de considerarse es el absoluto, el cual, como ya hemos visto, puede calcularse conociendo la paralaje y el brillo aparente. Ahora bien: si se admite que la misma relación que en las estrellas δ Cephei liga la duración del período con el brillo absoluto, persiste para las variables de los conglomerados cuyo período es superior a un día, se comprenderá cuán grande debe de ser el brillo efectivo de estas últimas. Conocida la diferencia entre este brillo absoluto y el aparente u observado, puede calcularse la paralaje. Las variables de período corto (inferior a un día), es decir, las variables típicas de los conglomerados, que existen en casi todos ellos en número mucho mayor que el de las estrellas de período largo, no siguen la ley que antes hemos indicado; pero allí donde aparecen junto con las de gran período pueden calcularse sus brillos absolutos por comparación con éstas. Aplicando este criterio, resulta que el brillo medio absoluto de las variables de corto período de los cúmulos oscila alrededor del valor $-0^m,2$ (fotográfico), con muy pocas diferencias. Si además se supone, lo cual no parece inverosímil, que también en los otros conglomerados estelares tienen en promedio el mismo brillo absoluto de $-0^m,2$, se puede partir de este dato para determinar la paralaje de los diferentes sistemas esféricos.

Para los conglomerados que carecen de variables, ha tenido que seguirse otro camino. Al calcular los brillos absolutos para los sistemas en que existen astros variables, se había puesto de manifiesto que para las estrellas más brillantes resultaban aquéllos con un valor casi constante de $-1^m,5$, prescindiendo, como es natural, de unas pocas estrellas de brillo excesivamente grande, que con toda probabilidad no pertenecen al grupo. Si se supone que las estrellas más brillantes de los demás conglomerados poseen también un brillo absoluto de $-1^m,5$, la observación de los brillos aparentes permitirá calcular las paralajes. De esta manera ha conseguido Shapley determinar la distancia de 29 conglomerados estelares esféricos.

Ya al comenzar sus investigaciones encontró Shapley que entre los diámetros aparentes de estos grupos y el brillo de los astros que los constituyen existe una relación sencilla. En los cúmulos de pequeño diámetro las estrellas principales son más débiles que en los de diámetro mayor. Esto le llevó a suponer que todos los conglomerados esféricos tienen poco más o menos las mismas dimensiones lineales. Las distancias que nos separan de

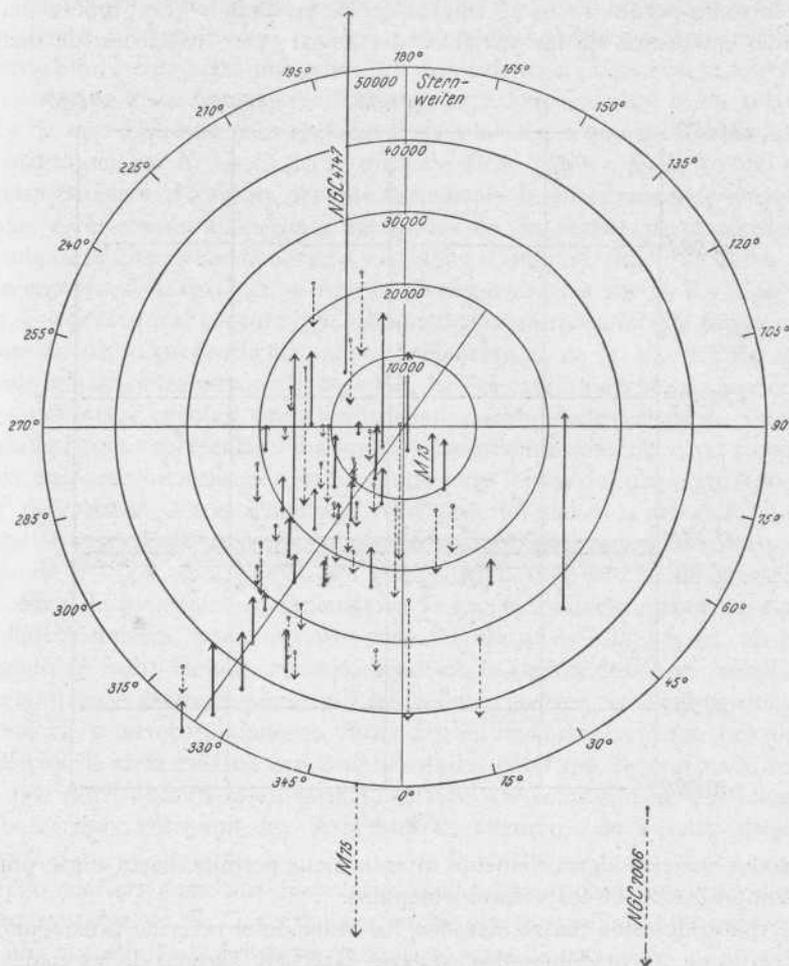


Fig. 224

ellos deben ser, según esta hipótesis, inversamente proporcionales a los diámetros aparentes, y, por lo tanto, del diámetro aparente puede deducirse la paralaje. Del cotejo de las paralajes determinadas por los dos métodos que hemos indicado resulta una coincidencia tan grande (véase la tabla de la pág. 648), que la hipótesis de la igualdad de los diámetros lineales de los cúmulos esféricos parece fuera de duda.

Shapley se valió de los brillos totales aparentes observados por Holetschek, para calcular, en vista de las paralajes obtenidas por los tres méto-

dos antes indicados, los brillos totales absolutos. Los resultados fueron casi iguales para todos los cúmulos esféricos, obteniéndose un promedio de $-8^m,8$, o sea un brillo efectivo 275 000 veces mayor que el del Sol. Inversamente, conociendo los brillos totales aparentes pueden calcularse las paralajes. Es verdad que los cuatro métodos empleados por Shapley para determinar la distancia de los cúmulos esféricos no son, en rigor, independientes entre sí, porque todos se fundan en los resultados que proporciona el estudio estadístico de las variables del grupo; pero cada uno de dichos

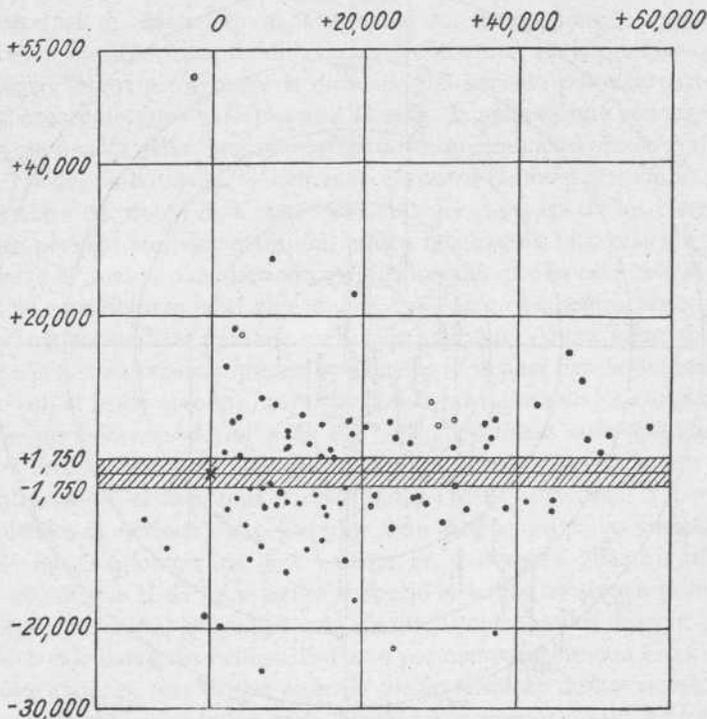


Fig. 225

métodos encierra algún elemento diferente que permite, hasta cierto punto, la comprobación de los valores obtenidos.

Aplicando estos cuatro métodos, ha deducido el referido astrónomo las paralajes de 70 conglomerados estelares esféricos, algunas de las cuales las hemos reproducido en la tabla de la página 648, logrando trazar un bosquejo del orden en que esos sistemas están distribuidos en el espacio. En la figura 224 se representa esta distribución. El plano del dibujo es el plano de la Vía Láctea; en el centro está el Sol, y los círculos concéntricos representan las distancias al mismo expresadas en unidades estelares. Los números colocados en el círculo exterior son las longitudes galácticas. Las distancias de los conglomerados al plano galáctico, contadas según la perpendicular al mismo, se representan por flechas, que deben suponerse perpendiculares al plano del papel; las flechas de línea llena indican que el conglome-

rado está al norte de la Vía Láctea y las de trazos que está al sur. Estas distancias están también expresadas en unidades estelares. Los puntos de origen de las flechas son las proyecciones de los conglomerados sobre el plano galáctico.

A primera vista se reconoce en este esquema que los conglomerados estelares esféricos están más alejados del Sol que cualquier estrella de nuestro sistema galáctico; el más lejano de ellos, N. G. C. 7 006, está a 67 000 unidades de distancia estelar, o sea 220 000 años de luz; ω Centauri y 47 Tucanae son, con 7 000 unidades, los más cercanos. Una cuarta parte de tales objetos dista de nuestro Sol más de 30 000 unidades, o sea 100 000 años de luz. Las distancias al plano de la Vía Láctea son del mismo orden de magnitud; así N. G. C. 4 147 dista de dicho plano más de 50 000 distancias estelares. La figura permite ver además la distribución de estos cúmulos esféricos en el espacio, agrupados en su mayor parte alrededor de una línea que va desde el Sol a los 325° de longitud, mientras que la región comprendida entre 41° y 195° está completamente vacía. En la figura 225 se representa el conjunto de los cúmulos estelares esféricos proyectado sobre un plano perpendicular simultáneamente al de la Vía Láctea y al radio de 325° antes citado; la posición del Sol está indicada por una cruz, y las abscisas se cuentan, como las ordenadas, en unidades estelares. De este modo la figura representa el conjunto de los cúmulos esféricos, tal como lo vería un observador situado en un punto muy lejano del plano galáctico, a 325° de longitud. En esta figura se ve, mejor aún que en la anterior, la distribución casi uniforme de los conglomerados estelares esféricos respecto al plano de la Vía Láctea, que es, por consiguiente, un plano de simetría para esta clase de formaciones. Además se ve que a distancia menor de 1 300 unidades estelares, tanto al norte como al sur de la Vía Láctea, no hay ninguno de estos cúmulos, precisamente en la región donde se hallan los conglomerados estelares abiertos y las nebulas gaseosas y donde es mayor la riqueza en estrellas. Con esta última región linda directamente y casi sin mediación la zona más rica en conglomerados esféricos, demostrando todo ello que estos últimos están íntimamente relacionados con la Vía Láctea, y que es muy verosímil que sean también miembros de nuestro sistema sideral.

Tan enormes como sus distancias, son las dimensiones lineales de estos cúmulos: así, el N. G. C. 5 272 tiene un diámetro 30 millones de veces mayor que el radio de la órbita terrestre (470 años de luz).

Aunque Shapley ha logrado reunir un material de observación muy abundante y lo ha sometido a estudios muy prolijos, no debe olvidarse que los resultados a que éstos le han conducido no pasan de ser evaluaciones más o menos aproximadas, pero no medidas exactas. Por esto no es de extrañar que otros astrónomos hayan llegado a conclusiones que difieren bastante de aquéllas. Así, las paralajes de los cúmulos esféricos obtenidas por Schouten basándose en la curva de luminosidad, son bastante mayores que las otras, como se puede ver en la tabla de la página 648. Lo mismo diremos de las determinadas por Charlier. Este último había encontrado, inde-

pendientemente de Shapley, que las dimensiones lineales de los conglomerados esféricos oscilan alrededor de un valor medio, y que por lo tanto los diámetros aparentes pueden dar la medida de la distancia que nos separa de cada uno de aquéllos. Charlier calculó también las distancias relativas partiendo de los diámetros angulares; pero así como Shapley determinaba las paralajes absolutas fundándose en las observaciones de las estrellas variables del conglomerado, Charlier supuso que los conglomerados esféricos pertenecían a la misma Vía Láctea, y en consecuencia dedujo sus dimensiones de las distancias de las estrellas de helio. Así encontró para estos cúmulos paralajes que son tal vez demasiado grandes (promedio $0''.01$), y hay que suponerlo así porque si fueran exactas se observarían en dichos cúmulos movimientos paralácticos perceptibles, lo cual no ocurre, como ya hemos indicado. También Lundmarck determinó las paralajes relativas por medio de los diámetros aparentes, pero después calculó las absolutas fundándose en las curvas de luminosidad de Kapteyn, primero para las estrellas de todos los tipos espectrales, después para las estrellas *B* y finalmente para las estrellas *A*. Las paralajes obtenidas por Lundmarck coinciden con las dadas por Shapley, como se ve en la tabla de la página 648. Son todavía necesarias nuevas investigaciones para decidir cuáles de estas paralajes responden mejor a la verdad de los hechos; pero es indudable que gracias a los trabajos de Shapley se ha conseguido por primera vez tener una idea más o menos aproximada de las distancias que nos separan de los cúmulos estelares esféricos.

Shapley ha deducido todavía de sus estudios otros resultados importantes para el conocimiento de estos objetos celestes. Hemos visto que en los conglomerados estelares abiertos, como en las estrellas aisladas, el color de las estrellas va siendo más intenso a medida que se trata de astros más débiles. En nueve conglomerados esféricos sometidos a estudio ocurre lo contrario: el color medio de las estrellas, al disminuir el brillo, varía pasando siempre del rojo al azul. Casos muy típicos de ello son los conglomerados N. G. C. 4 590 y 5 272. En la tabla siguiente damos los resultados obtenidos por Shapley:

N. G. C. 4590			N. G. C. 5272			
Magnitud media fotovisual		Índice de color medio	Magnitud media fotovisual		Índice de color medio	Número de estrellas
aparente	absoluta		aparente	absoluta		
M	M	M	M	M	M	
12,59	-3,56	+ 1,40	12,3	- 3,4	+ 1,43	3
13,12	-3,03	+ 1,28	12,9	- 2,8	+ 1,18	16
13,61	-2,54	+ 1,08	13,5	- 2,2	+ 1,06	16
13,95	-2,20	+ 0,93	14,1	- 1,6	+ 0,94	32
14,15	-2,00	+ 0,88	14,7	- 1,0	+ 0,74	70
14,28	-1,87	+ 0,76	15,1	- 0,4	+ 0,52	173
14,52	-1,63	+ 0,90	15,7	+ 0,2	+ 0,54	133
14,93	-1,27	+ 0,72	16,5	+ 0,8	+ 0,50	147
15,26	-0,89	+ 0,73				
15,41	-0,74	+ 0,50				
15,61	-0,54	+ 0,33				

Faltan por completo en estas agrupaciones estrellas brillantes azules o débiles rojas, y la intensidad luminosa elevada va siempre unida al color rojo. Esta relación entre el color y el brillo es tan característica, que permite distinguir entre sí los conglomerados abiertos y los esféricos.

En los conglomerados esféricos figuran sólo estrellas gigantes; las enanas son demasiado débiles para impresionar las placas, aun en fotografías obtenidas con larga exposición. En el sistema sideral ordinario, según hemos visto, el brillo medio de las estrellas gigantes es casi independiente del tipo espectral, aun cuando las azules parecen ser más brillantes que las rojas. También en esto los conglomerados esféricos se diferencian esencialmente del sistema galáctico. Shapley ha encontrado, también, sin embargo, un caso de esta variación del color en el cúmulo abierto N. G. C. 6705, lo cual ha sugerido a Eddington la idea de que este aumento de la coloración con el brillo se produce tal vez siempre que se trata de una masa compacta de estrellas que evoluciona como un sistema único. Ocurre entonces que los cuerpos de mayor masa, las estrellas gigantes coloreadas, no han tenido aún tiempo de llegar al estado *B*, y por este motivo las estrellas de helio más brillantes no pueden existir en los conglomerados esféricos, en los cuales las estrellas más brillantes se hallan en estadios más primitivos. En cambio, en el sistema de las estrellas ordinarias, las que poseen mayor masa pueden encontrarse en todos los estados de desarrollo, ya que el conjunto es probablemente producto de numerosos procesos de evolución, muy separados entre sí en el tiempo y en el espacio.

Bajo otros aspectos, existe gran parecido entre los conglomerados esféricos y el sistema de la Vía Láctea. El índice de color oscila en aquéllos, como en ésta, entre $-0^{\text{M}},5$ y $+2^{\text{M}},0$, siendo raros los valores anormales del mismo. La frecuencia de los índices de color respecto a los tipos espectrales que les corresponden varía en los diferentes conglomerados; así, por ejemplo, en el N. G. C. 5272 la mayor parte de las estrellas, excepción hecha de las variables, pertenecen a los tipos *F* y *G*, asimismo en el N. G. C. 6205; pero en este último se observa un segundo máximo de frecuencia, más pequeño, para el tipo *A*, el cual falta en el primero. También la distribución de los tipos espectrales en las diferentes partes del conglomerado varía de uno a otro: en el centro del conglomerado N. G. C. 6205 el índice de color medio es $+1^{\text{M}},3$, mientras en las regiones que distan del centro 2 minutos de arco no es más que $+0^{\text{M}},6$, para todas las magnitudes; en cambio, en el cúmulo N. G. C. 5272 las estrellas de todos los tipos aparecen más mezcladas. Después de descubrir la forma elipsoidal de gran número de estos conglomerados pudo demostrar Shapley que las estrellas azules más brillantes (tipo *B*), así como las variables, presentan cierta preferencia por el ecuador del elipsoide, lo cual ocurre especialmente en el cúmulo N. G. C. 6205, mientras que las estrellas brillantes de los demás tipos vienen a constituir un conjunto esférico. Estos hechos están de acuerdo con lo que sucede en nuestro sistema estelar, en el cual las estrellas *B* y las estrellas δ Cephei están agrupadas en la Vía Láctea.

El brillo absoluto máximo de las estrellas observables en los cúmulos esféricos no difiere del que se encuentra para nuestro sistema estelar. Entre más de un millón de estrellas de aquellos conglomerados, menos del 0,1 % tienen una magnitud absoluta (fotovisual) superior a $-4^M,0$, muy pocas son superiores a $-5^M,0$ y ninguna excede de $-6^M,0$. En cambio, parece que la ley de distribución de las intensidades luminosas, la curva de luminosidad, no tiene en los conglomerados esféricos la forma simétrica que Kapteyn encontró para el sistema estelar; así, por ejemplo, en el cúmulo N. G. C. 5 272 (pág. 654) y en el N. G. C. 4 590 (véase la tabla siguiente) aparecen máximos secundarios entre las magnitudes

N. G. C. 4590		N. G. C. 4590	
Magnitud foto- gráfica absoluta	Número de estrellas	Magnitud foto- gráfica absoluta	Número de estrellas
M		M	
- 2,2	3	- 0,1	53
- 1,8	4	+ 0,1	29
- 1,4	5	+ 0,4	22
- 1,0	9	+ 0,7	25
- 0,7	23	+ 1,0	41
- 0,5	55	+ 1,3	70
- 0,3	05		

absolutas $-0^M,5$ y $0^M,0$. Aun no se puede asegurar si tales irregularidades son o no características de estos conglomerados, como cree Shapley, además de que por ahora sólo se ha logrado estudiar esta ley en una extensión de cuatro magnitudes.

Nebulosas

Antes hemos visto que la observación espectroscópica ha permitido dividir las nebulosas en estelares (nébulas en espiral) y nébulas gaseosas. Hemos encontrado, además, una tercera clase, las nebulosas oscuras, al hablar de la Vía Láctea. En estas tres clases, que representan una división de las nebulosas según su constitución física, pueden comprenderse todos aquellos objetos, excepción hecha de unos pocos que presentan en su espectro, además de las rayas de absorción de las estrellas, las rayas de emisión características de las nebulosas (N. G. C. 278, 598, 1 068, 4 151, 4 214, 4 449, 5 236). Estos últimos podrían considerarse como el tránsito de las espirales a las nébulas gaseosas, y de ellos forman parte estrellas y nubes luminosas, como ocurre en nuestro sistema estelar, que daría un espectro parecido si se le pudiese estudiar exteriormente y a gran distancia.

La división de las nebulosas fundada en su constitución física merece sin duda la preferencia con respecto a las que se basan en el aspecto exterior. Herschel (1802) dividió las nebulosas en cinco clases (I): bri-

(1) Esta clasificación se emplea todavía algunas veces; H II 531 significa la nebulosa (débil) 531 de la segunda clase de W. Herschel. En su tratado publicado en 1811 distingue Herschel algunas clases más.

llantes, débiles, muy débiles, planetarias y muy grandes. En las tres primeras clases, así como en la última, se incluyen las formas más varia-



Fig. 226
Nebulosa espiral de los Perros
de caza, según J. Herschel

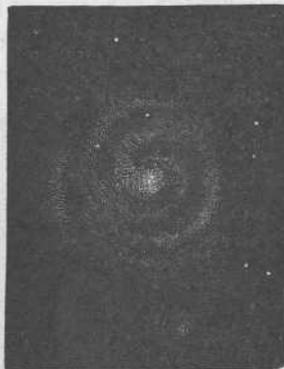


Fig. 227
Nebulosa espiral de los Perros
de caza, según H. C. Vogel

das, elípticas, espirales, regulares e irregulares, así como los más diferentes grados de tamaño y densidad, desde la pálida nebulosa difusa de pocos segundos de arco, hasta la estrella nebulosa o la aglomeración irregular de gases que cubre muchos grados cuadrados de la esfera celeste. Esta división no tiene otro fundamento que la necesidad en que se encontraba aquel observador de disponer de una nomenclatura para designar lo que veía; no obstante, los símbolos con que en nuestros catálogos de nebulosas se indican todavía estas formaciones, se refieren muchas veces a la clasificación de Herschel.

Una clasificación de las nebulosas fundada sólo en el aspecto telescópico, tiene siempre un valor relativo, porque varía este aspecto según se observe con un antejo o con otro; basta, para convencerse de ello, comparar las figuras 226, 227 y 228 entre sí y con la fotografía de la figura 229, que representan todas la misma

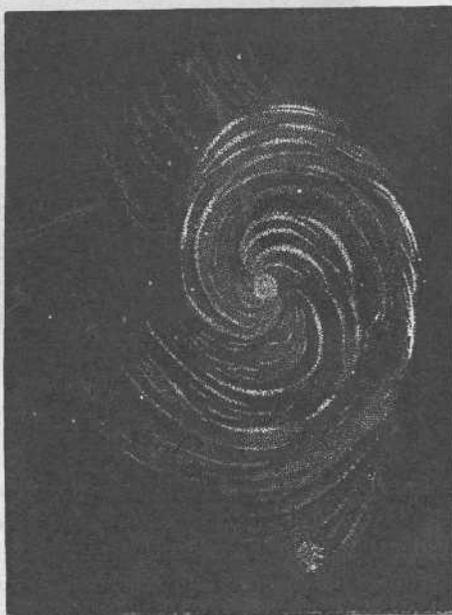


Fig. 228
Nebulosa espiral de los Perros
de caza, según Rosse

nebulosa y permiten seguir la transformación radical que ha sufrido la observación de estos cuerpos celestes, así como el progreso que en su

estudio representa la introducción de la fotografía, que en esta parte de la Astronomía física significa el comienzo de una nueva era. No disminuye la comparación, sin embargo, el gran mérito de Herschel, Rosse, Lassell y otros, que con sus trabajos admirables abrieron a nuestras miradas un mundo nuevo.

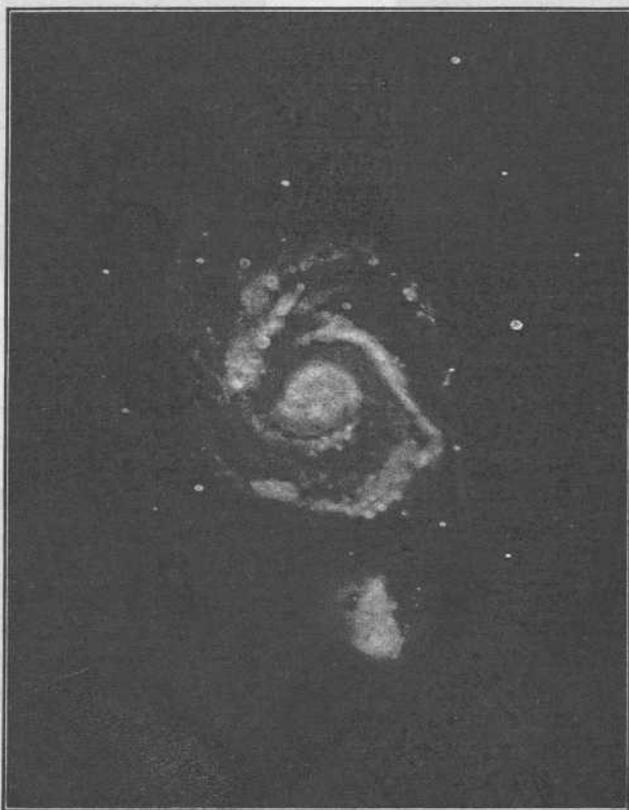


Fig. 229
Nebulosa espiral de los Perros de caza (N. G. C. 5194),
según una fotografía

Fijémonos en primer lugar en las *nebulosas en espiral*, cuyo número es tan grande, que el de las nébulas gaseosas es casi despreciable al lado de él, como han demostrado las fotografías obtenidas por Keeler, desde 1898, con el reflector de Crossley del observatorio Lick. Sus placas, que en general reproducían pequeñas áreas de diferentes regiones del cielo, contenían centenares de nebulosas hasta entonces desconocidas; Keeler evaluó en 120 000 el número de las mismas accesibles a aquel aparato. Los resultados obtenidos por Keeler fueron confirmados por Perrine, M. Wolf, Fath y H. D. Curtis, demostrándose que el número total de estas formaciones es aún mucho mayor: cerca de un millón. Para esta evaluación se ha partido de la hipótesis, que parece cierta, de

que son espirales las nebulosas pequeñas y de débil brillo, aunque su aspecto no permita reconocer tal estructura, lo cual depende en gran parte del ángulo bajo el cual veamos el disco, plano y delgado, en que la nébula espiral está dispuesta. Si el rayo visual es perpendicular al disco (fig. 229) se reconoce la estructura espiral en todo su desarrollo, y lo mismo ocurre en el caso de una inclinación moderada del disco con relación a dicho rayo visual (fig. 230). A medida que la nebulosa se pre-



Fig. 230

Nebulosa de Andrómeda (N. G. C. 224), según J. Roberts

senta más de canto, aparece como un óvalo, y entonces la estructura en espiral desaparece, y si observamos la nebulosa exactamente desde el borde adquiere la forma de un huso (fig. 231) o de una elipse muy excéntrica sin presentar ya estructura especial alguna. Existe una serie ininterrumpida de estas nebulosas, desde las espirales abiertas y casi circulares, hasta las nébulas alargadas casi como una línea (nebulosas fusiformes), como en realidad debe suceder si los planos de tales sistemas están repartidos en el espacio sin más ley que la del azar. Desempeña, naturalmente, un papel importante en el aspecto de estas formaciones la distancia que nos separa de las mismas; así, la nebulosa de

Andrómeda, si la mirásemos desde una distancia 500 veces mayor que la real, la veríamos como un pequeño óvalo sin estructura alguna, de $0',2$ de longitud y con un núcleo muy brillante.

El diámetro angular de estas nebulosas presenta las gradaciones más variadas, desde las pequeñas formaciones que en la placa fotográfica casi no se distinguen de las estrellas, hasta las nebulosas en espiral tan grandes como la del Triángulo (N. G. C. 598), que en las fotografías de Lick cubre una superficie de 40×55 minutos de arco, o como la nebulosa de Andrómeda (N. G. C. 224), la mayor de las de esta clase, que cubre en el cielo una superficie cuatro veces mayor que la de la luna llena. El número de las nebulosas pequeñas en espiral excede en mucho al de las mayores.



Fig. 231. — Nebulosa espiral N. G. C. 4594, según una fotografía obtenida en el observatorio de Mount-Wilson

Existen nebulosas circulares sin estructura aparente y cuyos espectros y velocidades radiales son análogos a los de las nebulosas en espiral. Los astrónomos del observatorio de Lick las incluyen entre estas últimas, mientras que los astrónomos del observatorio de Mount-Wilson las consideran como constituyendo una clase especial (nebulosas esféricas, «globular nebulae»). Ejemplos característicos de esta clase son N. G. C. 4 374, 4 406, 4 472, 4 486, 4 649. En los bordes de N. G. C. 4 486 aparecen agrupadas numerosas estrellas débiles, inferiores a la $19.^a$ magnitud, por lo cual esta formación se parece más bien a un cúmulo estelar que a una nebulosa.

No podemos describir aquí detalladamente la estructura, en extremo complicada, de esta clase de cuerpos celestes, ya que casi no se encuentran entre ellos dos objetos iguales si se examinan cuidadosamente, y por lo mismo nos limitaremos a exponer sus principales características. En general emergen de la región interior de la nebulosa, o sea del núcleo, dos brazos opuestos, los cuales permanecen separados hasta su desaparición.

Estos dos brazos, en las nebulosas N. G. C. 598, 628 y 5194, estudiadas por Pahlen, presentan una sencilla ley geométrica de formación, pues son espirales logarítmicas bastante exactas. En cambio, esta forma no se encuentra en otras nebulosas. En muchos casos se presentan en las curvas hendeduras y puntas, y en ciertos sitios hasta verdaderas discontinuidades, ya que en algunas regiones las dos curvas parecen separadas y desviadas de su posición primitiva. Otra forma bastante frecuente se parece tanto a la de la letra griega Φ , que Curtis la llama tipo Φ (N. G. C. 1530, 5921). La mayor parte de las nebulosas en espiral poseen núcleos más o menos extensos y luminosos, cuyo brillo es mayor que el de los brazos que emergen de ellos. En estos últimos, y también en los núcleos mismos, aparecen con frecuencia nódulos brillantes, esto es, condensaciones parecidas a estrellas (fig. 229), y muchas veces se ven también en los extremos de los brazos, donde ya se desvanece la nebulosa. Las condensaciones más numerosas aparecen en los brazos de N. G. C. 598, una de las nébulas en espiral más bellas, después de la de los Perros de caza (N. G. C. 5194) y la de Andrómeda; Ritchey contó más de 2400 de estas condensaciones, entre ellas 20 grupos, de 10 hasta 60 cada uno. Se ha querido ver en estas condensaciones una descomposición en estrellas, de lo cual presenta un hermoso ejemplo la nébula N. G. C. 598. Una característica propia de muchas de las nebulosas espirales cuyos planos forman con el rayo visual un pequeño ángulo, es una banda oscura que se extiende a lo largo del eje mayor de la elipse o huso (fig. 231). Según las investigaciones de H. D. Curtis, esta banda debe su formación a una capa absorbente que envuelve a las nebulosas y es parecida a las nubes oscuras en la Vía Láctea. Esta banda es tan frecuente en las nebulosas espirales vistas de canto, que no puede considerarse como un hecho raro, sino como regla general, de la cual hay, sin embargo, excepciones. Cuando el plano de la nebulosa forma un ángulo pequeño con la dirección del rayo visual, se observan casi siempre figuras asimétricas en la dirección del eje menor: bandas oscuras más desarrolladas a un lado del eje mayor que hacia el otro, divisiones de los núcleos en forma de abanico, desviaciones aparentes de los núcleos a lo largo del eje menor, brillo intrínseco bastante mayor en uno de los lados, etc. Todos estos fenómenos son debidos, según Curtis, a la absorción producida por la materia oscura antes mencionada.

El brillo superficial y el brillo total de las nebulosas en espiral son bastante pequeños. El primero es, según Hopmann, inferior a $18^m,5$ y el último, según Holetschek y Hopmann, inferior a 5^m (nebulosa de Andrómeda). El color de estas formaciones es generalmente el blanco, pero a causa de la escasez del brillo es casi siempre imposible la percepción del color. La longitud media efectiva de onda λ 429 $\mu\mu$, determinada por Lundmarck y Lindblad en 14 nebulosas en espiral, corresponde al tipo espectral G (los valores individuales oscilan entre λ 420 y λ 436), y el color medio deberá ser, según esto, el amarillento. El espectro total de la mayor parte de las nebulosas en espiral corresponde, según Fath, Slipher

y M. Wolf, al de las estrellas de los tipos espectrales posteriores (*G* a *K*); el de N. G. C. 3 034, según Slipher, pertenece al tipo *F*. Según Seares, parece predominar en el núcleo el color amarillo, mientras que los nódulos y condensaciones de los brazos son más ricos en color azul.

Con frecuencia se agrupan alrededor de las grandes nebulosas en espiral numerosas formaciones secundarias pequeñas; así M. Wolf pudo encontrar alrededor de N. G. C. 598 nada menos que 517 de estas formaciones, las cuales considera como continuación de los brazos de la espiral misma. En cambio, el número de estrellas en las cercanías de una nebulosa, no guarda ninguna relación con ella, pues no difiere del que se encuentra para las regiones algo más apartadas. En este punto se diferencian, por ejemplo, de la nebulosa de Orión y las nebulosas oscuras, las cuales tienen siempre a su alrededor áreas pobres en estrellas. Goetz ha contado las estrellas que existen alrededor de la nebulosa de Andrómeda, encontrando que su distribución es completamente normal, sin que se note influencia alguna de la nebulosa; análogamente, el número de estrellas que se descubren alrededor de la nebulosa en espiral, ya mencionada, N. G. C. 598, ha permitido a Lundmark afirmar que también aquí la distribución de aquéllas es completamente normal y que la especial abundancia de pequeñas nebulosas no tiene nada que ver con el número mayor o menor de estrellas. De ello se deduce que las nebulosas de esta clase tienen que estar más alejadas de nosotros que las estrellas más débiles que en esta evaluación se han tenido en cuenta, lo mismo si se trata de nebulosas espirales abiertas que de nebulosas fusiformes.

Como una de las características más notables de estos objetos debe mencionarse la frecuencia con que aparecen en ellos estrellas nuevas. Hasta el año 1917, solamente se conocían dos novas en las nebulosas en espiral: una, la descubierta por Hartwig en 1885, en la nebulosa de Andrómeda, y la otra, la hallada en 1895 por Miss Fleming en la N. G. C. 5 253. Pero desde que los astrónomos de los grandes observatorios americanos se dedican con celo especial al estudio de las nebulosas, estos descubrimientos han aumentado rápidamente. Así, desde 1917 se ha encontrado una estrella nueva en cada una de las nebulosas en espiral N. G. C. 2841, 3 147, 4 527, 6 946, dos en la 4 321, y 21 en la nebulosa de Andrómeda. Probablemente pertenecen también a la misma clase una estrella dudosa aparecida en la N. G. C. 2 403, otra en la 3 031, dos estrellas, también dudosas, en N. G. C. 5 457 y otras dos en la 5 458. Mientras sólo se conocían las dos novas más antiguas, existía con razón la duda de si estas estrellas habían aparecido en las mismas nebulosas o si sólo por casualidad se proyectaban sobre ellas, pero estas dudas se han desvanecido por completo, pues es absolutamente imposible que la aparición de una nova tenga siempre efecto en la dirección de una nebulosa en espiral si no interviene más que la casualidad, mientras que casi nunca aparezcan tales estrellas en otras regiones del cielo como no sea en la Vía Láctea o cerca de ella. Estas novas de las nébulas espirales son, excepción hecha de las de 1885 y 1895, muy débiles aun en su máximo

brillo, casi siempre de la 14.^a a la 19.^a magnitud, pero en su evolución son idénticas a las estrellas nuevas galácticas.

Parece fuera de duda que las nebulas en espiral son los objetos más lejanos del cielo. Las pocas determinaciones directas de la paralaje que se han realizado, han conducido a resultados ilusorios. Tampoco se han podido observar con seguridad movimientos propios. Cuando se creyó haber encontrado estos últimos para las estrellas débiles que acompañan a las nebulosas, se demostró que lo que se había descubierto no eran los movimientos propios de las nebulosas, sino los de las estrellas que aparecían en el mismo campo, ya que en ellos se adivinaban claramente las corrientes de Kapteyn.

Como las velocidades radiales de las nebulosas en espiral alcanzan, como veremos más adelante, valores enormes, y por otra parte las estrellas dotadas de grandes velocidades radiales poseen casi sin excepción grandes movimientos propios también muy grandes, el hecho de no presentarse éstos en las citadas nebulosas prueba de una manera evidente que se trata de objetos muy alejados de nosotros. Desgraciadamente, no se pueden aplicar a las nebulosas en espiral todos los métodos de cálculo de paralajes que es posible emplear para los conglomerados estelares. No obstante, cabe ensayar un cálculo, aunque grosero, de la distancia, por medio de las novae que aparecen en las nebulosas en espiral, siguiendo un procedimiento ideado por H. D. Curtis. Se conocen con bastante seguridad las paralajes de algunas novae galácticas, de manera que se puede calcular el brillo absoluto medio de estas estrellas en el momento en que pasa por el máximo. Si se supone que en las nebulosas en espiral las novae poseen casi el mismo brillo absoluto medio que en el sistema galáctico, se puede calcular la distancia que nos separa de aquéllas. Lundmark ha calculado así, mediante una cuidadosa discusión de todos los datos disponibles, la paralaje de la nebulosa de Andrómeda, que resulta ser igual a $0",000\ 005$, a la cual corresponde un diámetro enorme para aquel objeto, de 23 000 años de luz en números redondos. Con esto tenemos por lo menos una idea aproximada de las dimensiones y de la distancia de esta nebulosa, la cual, sin embargo, parece ser la más cercana de las de su clase.

Sobre algunas nebulosas en espiral se proyectan las estrellas situadas entre ellas y nosotros; tal ocurre, por ejemplo, con N. G. C. 4 594, sobre la cual se proyectan cinco estrellas. Cuando el número de estas estrellas coincide con la densidad estelar de la región del cielo considerada, debe deducirse que la nebulosa está más lejos de nosotros que los otros astros más débiles que se proyectan sobre la misma. Admitiendo que las paralajes tienen el valor promedio correspondiente al brillo respectivo, se obtiene por lo menos un valor mínimo de la distancia que nos separa de la nebulosa. Lundmark ha encontrado así que las paralajes de las nebulosas N. G. C. 891, 3 034, 3 623, 3 628, 4 013, 4 565, 4 594, 5 195, 5 866 y 7 814 son inferiores a $0",0002$.

Una de las propiedades más notables y más características de las

nebulosas en espiral es su enorme velocidad radial, cuyo valor medio es 30 veces mayor que el que se encuentra para las estrellas. Este descubrimiento se debe a los trabajos efectuados por Slipher, desde 1912, en el observatorio de Lowell, y aun cuando de momento no sea dable comprender toda la importancia de este resultado ni su significación cosmológica no cabe duda de que se encierra en él uno de los hechos más trascendentales de la Astrofísica. Ya Huggins, Scheiner y después Fath y M. Wolf habían obtenido de algunas de estas nebulosas espectros en que podía precisarse el tipo estelar de estas formaciones, pero fué Slipher quien por primera vez y con ayuda de un espectrógrafo especial empleando tiempos de exposición muy largos (de 20 a 40 horas y aun más, distribuidas entre varias noches), logró obtener espectrogramas que permitieron la determinación de la velocidad radial. Por el gran interés que ofrecen, hemos reunido en la tabla siguiente todas las velocidades radiales de estos objetos conocidas hasta ahora.

N. G. C.	Velocidad radial	N. G. C.	Velocidad radial	N. G. C.	Velocidad radial
221	— 300 Km	3034	+ 290 Km	4565	+ 1100 Km
224	— 320	3115	+ 600	4594	+ 1140
278	+ 650	3368	+ 940	4649	+ 1090
404	— 25	3379	+ 810	4736	+ 290
584	+ 1800	3521	+ 730	4826	+ 150
598	— 70	3623	+ 800	5005	+ 900
936	+ 1300	3627	+ 650	5055	+ 450
1023	+ 300	4111	+ 800	5194	+ 270
1068	+ 910	4151	+ 940	5195	+ 240
2681	+ 700	4214	+ 300	5236	+ 500
2683	+ 400	4258	+ 500	5866	+ 650
2841	+ 600	4449	+ 200	7331	+ 500
3031	— 30	4526	+ 580		

Para dar una idea del grado de confianza que merecen estos números, diremos que, por ejemplo, Slipher, Wright, Pease y M. Wolf han encontrado para velocidad radial de la nebulosa de Andrómeda — 300, — 304, — 329 y — 350 Km; Slipher y Pease, para velocidad radial de la gran nebulosa en espiral del Triángulo han encontrado — 276 y — 263 kilómetros, y para la de la nebulosa N. G. C. 4 594, + 1 100 y + 1 180 Km.

Estos valores tan elevados de la velocidad radial señalan una diferencia muy grande entre las nebulosas en espiral y todos los demás cuerpos celestes, no pudiéndose señalar a estas formaciones ningún lugar en el esquema de la evolución estelar, ni como principio ni como fin del mismo. Tales nebulosas se mueven en la dirección del rayo visual con una velocidad media de 600 Km por segundo, y la mayor parte se alejan de nosotros. Cuanto más inclinadas están respecto al rayo visual, tanto mayor es, según Slipher, la velocidad radial que poseen; parece, por consiguiente, que avanzan en su propio plano, es decir, con uno de sus bordes por delante.

Slipher pudo demostrar, además, valiéndose de medidas espectrofotográficas, que las nebulas en espiral están dotadas de un movimiento de rotación, por cuanto las rayas espectrales presentan cierta inclinación con respecto a la longitud del espectro, como ocurre con los planetas. Este movimiento es bien perceptible en las nebulosas N. G. C. 221, 224, 598, 1068, 2683, 3031, 3623, 3627, 4594 y 5005. La de Andrómeda (N. G. C. 224) y la N. G. C. 3623, no parecen presentar tal rotación. En la tabla siguiente se da la componente de la rotación según el rayo visual.

N. G. C.	Velocidad radial	Distancia angular del punto observado al núcleo	Observador
224	88 Km	121"	Pease
598	200	Diferencia entre el núcleo y condensación cerca del núcleo	Pease
1068	300		60"
3031	100		
4594	330		120"
			Pease

En todas las nebulosas estudiadas hasta hoy, el movimiento de rotación se realiza en el mismo sentido respecto a las ramas de la espiral: la materia va del núcleo a las ramas, lo cual indica que estos sistemas se dilatan por efecto de la rotación. Antes se creía que se contraían bajo la influencia de la gravitación, es decir, que la materia se movía desde fuera hacia el núcleo, y que en virtud de esta concentración la nebulosa se transformaba lentamente en una estrella. Las velocidades de rotación que figuran en la tabla anterior son suficientes para explicar cómo, a consecuencia de tan rápido giro, estas nebulosas tienen que transformarse en discos planos o lenticulares.

Van Maanen ha ampliado estos resultados, comparando las fotografías, obtenidas con bastante diferencia de tiempo, de las nebulosas en espiral N. G. C. 5457, 598, 5194/5, 3031; de esta comparación ha deducido la existencia de movimientos interiores, que en parte tienen el carácter de rotaciones, con períodos de revolución de 85 000, 160 000, 45 000 y 58 000 años, respectivamente, pero en parte se efectúan en dirección radial. Según esto, parece que la materia se mueve a lo largo de las ramas hacia el exterior, y que las ramas mismas se mueven de manera que el lado cóncavo es el que va delante, o sea que la espiral se desenvuelve. Resultados análogos obtuvieron Kostinsky y Lampland en la N. G. C. 5194/5. Una nebulosa en espiral viene a comportarse, según esto, como una rueda de fuegos artificiales o como un molinete hidráulico, con la única diferencia de que en éstos el movimiento se verifica marchando delante el lado convexo de la espiral. Hay que hacer notar, sin embargo, que los valores encontrados por este método son muy pequeños y apenas merecen confianza; así Schouten encontró para N. G. C. 5194/5 valores muy diferentes de los encontrados por Van Maanen.

Por lo que se refiere a su distribución en el cielo, las nebulosas en espiral presentan características importantes. Su número disminuye rá-

pidamente a medida que nos acercamos a la Vía Láctea, en la cual sólo se conoce una de aquéllas (N. G. C. 6 440). En la tabla siguiente se indica el número de nebulosas en espiral que se encuentran por unidad de superficie, en función de la latitud galáctica, según las investigaciones realizadas por Sanford, quien además de estudiar las placas obtenidas por Franklin-Adams (columna 3), obtuvo multitud de fotografías con el reflector de Crossley (columna 2), de manera que los resultados se fundan en la discusión de un riquísimo material de observación.

Zona galáctica	Número de nebulosas	
	Observatorio de Lick	Franklin-Adams
$\pm 90^\circ$ a $\pm 75^\circ$	45	215
$\pm 75^\circ$ » $\pm 60^\circ$	11	113
$\pm 60^\circ$ » $\pm 45^\circ$	9	72
$\pm 45^\circ$ » $\pm 30^\circ$	10	33
$\pm 30^\circ$ » $\pm 15^\circ$	3	24
$\pm 15^\circ$ » 0	0,3	7

Las unidades de superficie empleadas no son las mismas para ambas series, por lo que los números respectivos son distintos. De todos modos, de la tabla se deduce que las regiones cercanas al polo son más ricas en nebulosas que las zonas de menor latitud galáctica. La tabla siguiente muestra, además, que la zona polar septentrional es más rica que la meridional.

Zona galáctica	Número de nebulosas	
	Observatorio de Lick	Franklin-Adams
$+ 90^\circ$ a $+ 75^\circ$	54	169
$- 75^\circ$ » $- 90^\circ$	26	46

En longitud galáctica, la distribución es muy irregular; en la región AR 2^h y D $+ 40^\circ$ es donde el número de nebulosas es máximo, mientras que hacia AR 18 a 19^h (región de Sagitario, Escorpión y Ophiuco) corresponde el mínimo. Otras irregularidades son también dignas de mención. Así, las espirales abiertas son igualmente frecuentes en ambos hemisferios, y en cambio, hay un superávit de nebulosas fusiformes en el hemisferio septentrional. Entre $\pm 30^\circ$ de latitud galáctica, las nebulosas, en promedio, tienen menos brillo que en las demás regiones del cielo, pero, en cambio, poseen mayor diámetro angular. Fuera de la zona $\pm 30^\circ$ de latitud galáctica son más frecuentes en aquellas regiones del cielo en donde la abundancia media de estrellas es mayor.

Las nebulosas en espiral presentan cierta preferencia en agruparse en pequeñas áreas; así, por ejemplo, hacia AR $12^h 55^m$ y D $+ 28^\circ,5$ hay en una pequeña región de 40×50 minutos de arco, 304 nebulosas agrupadas, y otras agrupaciones similares y aun más tupidas se encuentran en la Cabellera, la Virgen, Perseo, cerca de 20 de la Ballena, etc. Los objetos que constituyen estas agrupaciones son pequeños y débiles.

Aun no puede decidirse por ahora si las nebulosas en espiral son pequeñas formaciones distribuidas entre las estrellas y pertenecientes a nuestro sistema sideral, o bien si constituyen sistemas estelares muy lejanos, verdaderas Vías Lácteas («islas de mundos») separadas de la nuestra. Los astrónomos andan por hoy muy discordes en este punto.

El tránsito de éstas a las nebulas gaseosas lo constituyen las siete nebulosas citadas en la página 656, las cuales presentan, además de un espectro continuo análogo al del Sol, las rayas de emisión de los gases. Así, por ejemplo, la N. G. C. 1068 presenta en su espectro las rayas del hidrógeno y del nebulio. La gran velocidad radial que resulta de las desviaciones de estas rayas prueba que los gases respectivos forman con la verdadera nebulosa espiral un todo único. Las dos Nubes de Magallanes deberían considerarse desde este punto de vista, no como porciones desprendidas de la Vía Láctea, sino como nebulosas en espiral, muy irregulares y relativamente cercanas. Estas formaciones, tan poco estudiadas, constan de grandes nubes irresolubles, de nebulas gaseosas difusas, de conglomerados en que se hallan confundidas estrellas y nebulosas, de cúmulos estelares, y de estrellas. Sólo en la Nube mayor se conocen 278 formaciones nebulosas. Los astrónomos del observatorio de Lick han conseguido medir las velocidades radiales de algunas de tales nebulas gaseosas, resultando, tenido en cuenta el movimiento del Sol, una velocidad de + 157 Km para la Nube menor y de + 261 Km para la mayor. Las velocidades radiales de 17 puntos diferentes de esta última oscilan entre 251 y 309 Km, y parecen ser función de las coordenadas de estos puntos. Hertzsprung ha podido demostrar que todas las regiones de la Nube mayor se mueven paralelamente unas a otras y con la misma velocidad en el espacio, y que la Nube menor toma también parte en este movimiento. Ambas constituyen, según esto, un solo sistema que se dirige hacia el punto de AR $4^{\text{h}} 31^{\text{m}}$ y D $-4^{\circ},7$, con una velocidad de 608 Km por segundo. Algunas de las 21 estrellas del tipo *Oa* que se encuentran en la Nube mayor parecen también dotadas de una gran velocidad positiva, pudiendo, por lo tanto, pertenecer al mismo sistema. En cambio, 17 estrellas cuya magnitud oscila entre $4^{\text{M}},5$ y $9^{\text{M}},0$ presentan velocidades radiales pequeñas (en promedio + 6 Km), y, por consiguiente, son exteriores a la nube, estando situadas entre ella y nosotros. La paralaje de la Nube menor ha sido calculada por Hertzsprung fundándose en el método indicado en la página 650, resultando un valor de $0",0001$, de manera que en el caso de que se trate realmente de una nebulosa espiral, será ésta una de las más cercanas a la Tierra.

Las *nebulosas gaseosas* se dividen en irregulares o difusas y en nebulosas planetarias. Las primeras suelen ser muy grandes; su forma es muy irregular y sus límites mal definidos y difusos; pero también las hay de pequeñas dimensiones, como la conocida «crab-nebula». En las figuras 232, 233 y 234 se representan algunos ejemplos característicos, que permiten hacerse cargo, mejor que con una descripción, del aspecto de estos objetos y de las grandes diferencias de forma que entre ellos existen.

El brillo de las nebulosas irregulares varía mucho de unas a otras. Así, por ejemplo, la nebulosa de Orión se percibe a simple vista, mientras que otras solamente aparecen como una luminosidad muy débil, aun en placas obtenidas con una larga exposición. En algunas parece haberse observado variaciones en la distribución del brillo interior o en la estructura; tal ha ocurrido, por ejemplo, según Lampland, en las fotografías de la «crab-nébula» obtenidas entre los años 1913 y 1921.

Casi siempre las nebulosas irregulares aparecen en regiones donde son



Fig. 232. — Nebulosa de Orión, según una fotografía obtenida en el observatorio de Potsdam

frecuentes las estrellas de tipo espectral primitivo, especialmente del *B*; en muchos casos guardan evidente conexión con alguna de éstas, y entonces poseen la misma velocidad radial que la estrella. Cuando no ofrece duda la relación entre estrellas y nebulosas, basta conocer las paralajes de aquéllas para conocer también las de estas últimas; así es como se deduce para la nebulosa de Orión, estudiando las estrellas de helio vecinas, una paralaje de $0'',0054$ según Kapteyn. Las grandes nebulosas irregulares están, por lo tanto, mucho más cerca de nosotros que las nebulosas en espiral y pertenecen con toda probabilidad a nuestro sistema estelar.



Fig. 233. — Nebulosa Trífida (N. G. C. 6514)
Según fotografías obtenidas con el reflector Crossley en el observatorio de Lick



Fig. 234. — Nebulosa del Cisne (N. G. C. 6992)
Según fotografías obtenidas con el reflector Crossley en el observatorio de Lick

Confirma este modo de ver la distribución de estos objetos en el cielo, pues son más numerosos hacia la Vía Láctea, y lejos de ésta son muy raros.

Los espectros de las nebulosas irregulares son difíciles de estudiar, a causa de su poca luz, y se considera haber obtenido un éxito cuando se consigue comprobar la existencia de un espectro de gases (1). Sólo la nebulosa de Orión tiene un brillo suficiente para permitir una investigación minuciosa; su espectro es tan parecido al de las nebulosas planetarias, que trataremos de ambos como formando una sola clase.

Los espectros de las nebulas gaseosas constan principalmente, según hemos dicho, de un número más o menos grande de rayas brillantes. Todavía no se sabe a qué elementos químicos pertenecen la mayoría de estas rayas. En este terreno hemos adelantado muy poco desde que Huggins (1864) descubrió que algunas nebulosas dan un espectro en el que aparecen tres rayas verdes de emisión y que, por lo tanto, deben de estar formadas por gases incandescentes. Una de estas rayas pudo identificarse con $H\beta$; el origen de las otras dos (λ 4 959 y 5 007) es aún desconocido. Estudiando varias nebulosas se reconoció pronto que estas dos «rayas secundarias» pertenecen probablemente a un mismo elemento, ya que sus intensidades conservan la misma relación en todas las nebulosas, mientras que la intensidad de la raya $H\beta$ del hidrógeno en comparación con aquéllas suele variar de una nebulosa a otra. Las determinaciones espectrofotométricas llevadas a cabo por Wilsing y Scheiner han demostrado que la raya λ 4 959 tiene siempre una intensidad igual a la cuarta parte de la intensidad de la raya λ 5 007, mientras que la raya $H\beta$ es unas veces más brillante y otras más oscura que aquellas dos. También se ha visto que la relación de intensidades de las rayas características de las nebulosas respecto a la $H\beta$ no es constante ni aun en un mismo objeto; así, por ejemplo, en la nebulosa de Orión hay regiones en las que aquellas rayas son más brillantes que las del hidrógeno, y otras en que lo son menos.

Comparando, por lo que se refiere a la gran nébula de Orión, estas rayas con la raya doble λ 3 727, que es también característica de las nebulas gaseosas, ha encontrado Mitchell resultados interesantes. Si se obtiene la fotografía de uno de estos espectros por medio de un espectrógrafo sin rendija (prisma objetivo o rejilla) se obtiene, en vez de las rayas espectrales, o sea las imágenes de la rendija, imágenes separadas de toda la nebulosa en luz monocromática de diferentes longitudes de onda. Mitchell aplicó este procedimiento a la nebulosa de Orión, demostrando que la forma de la misma y la intensidad luminosa de sus distintas partes difieren según sean las longitudes de onda empleadas. La fotografía obtenida con la luz de la raya λ 3 727 es la que tiene la extensión máxima. Las por-

(1) M. Wolf ha podido demostrar que además de las nebulosas irregulares contenidas en la tabla de la página 672, presentan también espectros de gases las nebulosas irregulares N. G. C. 1499, 1952, 6960, 6962, 7000, I. C. I 434. Además, según las observaciones realizadas en el observatorio de Mount-Wilson, tienen espectro de gases las nebulosas difusas siguientes: N. G. C. 281, 1491, 1624, 2024, 2237, 2359, 5128, 6357, 7635, I. C. I 59, 63, 405, 423.

ciones débiles periféricas presentan, con esta longitud de onda, una intensidad bastante mayor y mucha mayor extensión que con la luz de la raya $H\beta$. La región más brillante de la nebulosa, llamada región de Huygens, aparece con la luz de $\lambda 3727$ con tanta intensidad como con la luz de $H\beta$, y con la luz de $\lambda 5007$ es más intensa todavía que con las otras dos, mientras que las regiones circundantes son más aparentes con la longitud de onda $H\beta$. De ello se deduce que la nebulosa de Orión consta de varios gases, los cuales, en las diferentes regiones de aquélla, están desigualmente distribuidos, o por lo menos es diferente el proceso físico de que depende el brillo.

Las fotografías obtenidas con tiempos de exposición muy largos han permitido descubrir otras rayas brillantes en esta clase de espectros; entre ellas han podido identificarse las del hidrógeno y del helio (rayas normales, serie de ζ Puppis y $\lambda 4686$), así como algunas del nitrógeno ($\lambda 4097$, 4634 , 4641) y del carbono ($\lambda 4267$, 4649 , 6584), mientras que las otras pertenecen a elementos desconocidos, atribuyéndose interinamente a un gas hipotético denominado «nebulium» (abreviadamente Nu). En la tabla siguiente se indican las más importantes de estas últimas rayas, según las determinaciones realizadas por W. H. Wright. Las longitudes de onda que se conocen con exactitud son aquellas para las cuales damos mayor número de cifras; las otras han sido determinadas sólo con cierta aproximación.

λ 3313	λ 3729,05	λ 4068,77	λ 4725,7	λ 5755,0
3342	3759	4076,37	4740,4	6302
3346	3840,4	4363,37	4958,09	6313
3426,4	3668,89	4571,7	5007,02	6364
3445	3967,66	4658,4	5737	6548,3
3726,30		4711,6		6730

Las intensidades de las rayas no se han indicado en la tabla, porque, según hemos dicho, varían de unas nebulosas a otras. Del mismo modo que las dos rayas verdes de las nebulosas guardan siempre la misma relación de intensidades cualquiera que sea el valor absoluto de éstas, lo cual permite atribuirles a un mismo elemento, así también pertenecen, según Wright, al mismo elemento las rayas de cada uno de los grupos siguientes:

λ 3313	λ 3346	λ 3726	λ 3869	λ 4069
3342	3426	3729	3968	5755
3445				6548

En cambio, $\lambda 4363$ parece ser una raya aislada.

Utilizando las rayas de emisión se han podido determinar las velocidades radiales de algunas de las grandes nebulosas irregulares; en la tabla siguiente damos los valores de algunas de ellas, corregidos del movimiento propio del Sol.

N. G. C.	Nombre	Velocidad radial
1976	Nebulosa de Orión	0 Km
3372	Nebulosa de γ Carinae	- 5
6514	Nebulosa Trífida	+ 23
6523	Messier 8	+ 8
6618	Nebulosa Omega	+ 21

Estas velocidades radiales son del mismo orden que las de las estrellas vecinas. La velocidad radial media de estas grandes nebulosas es de 11 Km. La investigación espectrofotográfica ha conducido, además, a otro resultado interesante, y es que existen movimientos internos en estas grandes formaciones. En 1902, Vogel y Eberhard encontraron, estudiando la nebulosa de Orión, que la velocidad radial de la materia nebulosa cercana a la estrella más brillante del Trapecio (θ_1 Orionis), algo al este de la misma, es 5 ó 6 Km mayor que la de la región situada a 0,6 minutos de arco al oeste de dicha estrella. Las observaciones realizadas con un interferómetro por Buisson, Fabry y Bourget (de 1910 a 1914) y con un espectrógrafo por Frost (en 1915) confirman este descubrimiento. Los astrónomos del observatorio de Lick, de 1913 a 1917, determinaron de una manera muy prolija los movimientos relativos en toda la nebulosa, midiendo con gran exactitud las velocidades radiales de numerosos puntos. En una región de algo más de un minuto de arco de radio alrededor de la estrella Bond 628, encontraron variaciones de la velocidad que oscilaban entre + 9,7 y + 23,2 Km respecto al Sol. Así, no cabe duda de que los gases de esta nebulosa están sujetos a movimientos muy rápidos, circunscritos, además, a pequeñas extensiones, y, por consiguiente, de naturaleza local sin que respondan a una rotación del conjunto.

Una propiedad notable de las nébulas gaseosas es que suelen lindar con regiones pobres en estrellas. La causa de ello parece ser que la masa de gases se extiende mucho más allá del espacio ocupado por las partes luminosas, de manera que insensiblemente la nebulosa brillante pasa a ser una nebulosa oscura. Estas regiones privadas de estrellas se encuentran en la nebulosa «América» (N. G. C. 7 000), en la Trífida, etc., así como también en la de Orión y las que acompañan a ésta. Slipher ha estudiado espectrográficamente las formaciones más luminosas que campean en casi toda la constelación de Orión, obteniendo resultados interesantes referentes al problema que nos ocupa. La nebulosa de Orión misma ofrece un espectro continuo extraordinariamente débil y sin ninguna raya de absorción; estas últimas están sin duda cubiertas del todo por las rayas de emisión. La nebulosa N. G. C. 1 982, al norte de la nebulosa de Orión, presenta también un espectro continuo, pero cuya intensidad varía mucho de unos puntos a otros, siendo independiente de la intensidad de las rayas brillantes. En la estrella Bond 734 es donde aparece aquél más pronunciado y presenta, aunque muy débiles, las rayas de absorción

del helio. Las rayas de emisión de este gas son tan tenues que no llegan a ocultar las rayas de absorción. Aun más evidentes aparecen estas últimas en la N. G. C. 1977, en cuyo espectro faltan todas las rayas brillantes, incluso las características de las nebulosas, excepción hecha de las del hidrógeno. La N. G. C. 2068, muy alejada ya de la nebulosa de Orión, tiene el espectro de las estrellas *B*, sin rayas brillantes. Esta nebulosa, situada en una región pobre en estrellas visibles, brilla porque refleja la luz de las estrellas que contiene. Los espectros de las nebulosas de la constelación de Orión, que forman sin duda alguna un sistema, varían, por consiguiente, desde el espectro netamente gaseoso hasta el de las estrellas *B*, a medida que nos alejamos más y más del centro de dicho sistema, ocupado por la nebulosa de Orión propiamente dicha. Se ve que en las regiones más externas faltan las condiciones físicas necesarias para la emisión de luz propia, pero los gases dispersan o reflejan la luz de las estrellas encerradas en su masa o que están cerca de los mismos, hasta que en los confines de aquel vasto sistema existe una nebulosidad oscura, que nosotros no percibimos, pero que adivinamos porque absorbe la luz de las estrellas que están detrás, originando una de las regiones pobres del cielo. De este modo, se pasa por una gradación continua de las nebulosas de segunda clase a las de tercera.



Fig. 235
Nebulosa anular de la Lira. (N.G.C. 6720)

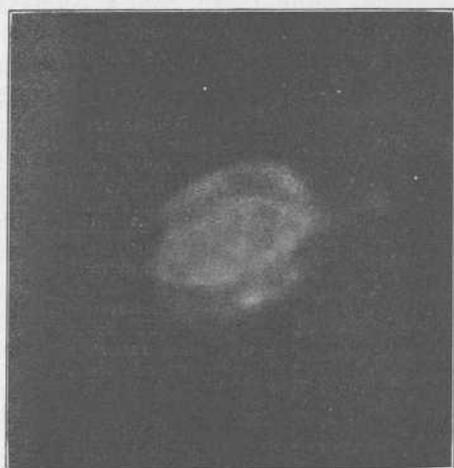


Fig. 236.—Nebulosa planetaria N.G.C. 7009. Según una fotografía obtenida en el observatorio de Mount-Wilson

rias, las cuales, vistas con anteojos de mediano tamaño y moderado aumento, aparecen como pequeños discos muy regulares, que brillan con luz azulada. Su aspecto, análogo al de los discos de los planetas, dió origen a su denominación. Las observaciones realizadas con medios óp-

A las nebulosas gaseosas pueden referirse, según hemos visto, las *nebulosas planetarias*,

ticos potentes, y en especial las fotografías, enseñan que estas nebulosas tienen casi siempre una forma y una estructura muy complicadas. Así hay nebulosas en forma de anillo (fig. 235), discos helicoidales (N. G. C. 6 543, 7 293), circulares u ovalados, arcos anulares esfumados en sus extremos, formas en espiral que a veces recuerdan los anillos de Saturno (N. G. C. 6 210), etc. Son tantos los casos (55 entre 78) en que tienen una estrella (de 9.^a a 18.^a magnitud) en el centro, que esta circunstancia puede considerarse como típica; algunas, pocas, tienen dos o tres núcleos. La mayor parte de las nebulosas planetarias parecen tener en realidad la forma de capas esféricas o elipsoidales (fig. 236) cuyo espesor no es uniforme. El espacio comprendido entre el núcleo y la capa brillante debe estar ocupado por gases. Las nebulosas anulares no son, según esto, verdaderos anillos, y lo demuestra el ser todas ellas poco elípticas, siendo así que deberían verse también anillos muy alargados si la posición de sus planos en el espacio no obedeciere a otra ley que a la casualidad.

Las dimensiones angulares de las nebulosas planetarias oscilan entre límites muy amplios. Algunas tienen un diámetro de 2" a 3", por lo que únicamente con anteojos muy grandes pueden diferenciarse de las estrellas; la nebulosa «Dumbbell» (N. G. C. 6 353) tiene ejes de 8' y 4', respectivamente, y los de la N. G. C. 7 293 miden 15' y 12', respectivamente. El brillo de las nebulosas planetarias suele ser escaso. Las más luminosas son aproximadamente de 7.^a magnitud, y las más débiles de 15.^a.

Estos objetos son raros en el cielo; hasta ahora sólo se conocen unos 150, la mayor parte de los cuales han sido descubiertos en el observatorio de Harvard College. Esta clase de nebulosas presenta cierta preferencia por la Vía Láctea, pero no de una manera tan pronunciada como las grandes nébulas gaseosas. Las formaciones más pequeñas están, casi sin excepción, en la Vía Láctea misma o en sus inmediaciones; las de mayor diámetro, si bien aparecen también con más frecuencia en la región galáctica, están, sin embargo, repartidas por todo el cielo. Es posible que estas últimas sean las más cercanas a nosotros. Los ángulos de posición de los ejes mayores de estas nebulosas, no parecen obedecer a influencia alguna relacionada con la Vía Láctea, y están distribuidas de una manera casual. Una aglomeración especial de nebulosas planetarias

N. G. C.	Paralaje	Observador
	"	
40	0,002	van Maanen
2022	0,010	» »
6720	0,004	» »
6720	0,015	Newkirk
6804	0,020	van Maanen
6905	0,013	» »
7008	0,014	» »
7662	0,023	» »

aparece en el brazo sur de la Vía Láctea, entre 18 y 20^h de ascensión recta. Esta clase de nebulas gaseosas pertenece sin duda a nuestro sistema estelar, puesto que las determinaciones directas de las paralajes prueban que su distancia, aunque muy grande, es del mismo orden de magnitud que la distancia que nos separa de las estrellas débiles.

El espectro de las nebulas planetarias se parece, como ya hemos dicho, al de las demás nebulas gaseosas, y está constituido por las rayas espectrales del hidrógeno, helio, carbono, nitrógeno y los gases típicos comprendidos en el nombre de nebulio. Las intensidades de las diferentes rayas varían mucho de unos espectros a otros, y también son diferentes, según han encontrado Campbell, M. Wolf y Wright, las imágenes de una misma nebulosa obtenidas con las diferentes rayas espectrales, tanto por lo que se refiere al tamaño, como a la figura y a la estructura interna. M. Wolf denominó este fenómeno, por analogía con el que se observa en los laboratorios con ciertos tubos de gases enrarecidos, *emisión aglomerada de rayas*. Esta particularidad que ya hemos mencionado al hablar de la nebulosa de Orión, es todavía más pronunciada en las nebulas planetarias. Así, por ejemplo, en todas las nebulas anulares, la raya del hidrógeno $\lambda 4686$ es intensa en la parte interna del anillo, y la raya del nebulio $\lambda 3727$ es débil. En los casos en que es diferente la magnitud de las imágenes monocromáticas de las nebulosas, según el color, dicha magnitud aumenta en este orden: $\lambda 3426$, 4686 , rayas del hidrógeno, rayas verdes de las nebulosas $\lambda 3869$ y 3727 . Las imágenes fotográficas obtenidas con la raya $\lambda 3727$ son las que presentan mayores detalles.

Algunas de estas nebulosas (N. G. C. 6543, 7009) tienen un espectro continuo, diferente del que hemos descrito; empieza en el extremo ultravioleta y se conserva muy regular hasta $\lambda 365 \mu\mu$, extremo de la serie de Balmer, donde acaba bruscamente. Éste es el espectro Röntgen continuo del hidrógeno, del cual hemos hablado ya como espectro de absorción en las estrellas *B* (pág. 532).

De los núcleos de las nebulosas planetarias, la mitad aproximadamente dan, según Wright, un espectro continuo, y la otra mitad el espectro de bandas de las estrellas *O*. En algunos núcleos sólo se ven las bandas anchas de emisión del tipo *O*; pero en la mayor parte éstas se proyectan sobre un espectro continuo, que en algunos casos presenta también rayas de absorción. La característica que más llama la atención en el espectro continuo de los núcleos, es su grande extensión en el ultravioleta. En ningún núcleo, tanto si da las bandas *O* como si no las da, falta esta particularidad, que es característica también de las estrellas *O* y denota una temperatura muy elevada.

Los núcleos no pueden considerarse simplemente como regiones más densas de la nebulosa, puesto que su espectro difiere del de ésta. Son comunes a los núcleos y a la nebulosa las rayas del hidrógeno y helio ($\lambda 4686$, serie de ζ Puppis, rayas normales), y además, tal vez, las rayas $\lambda 3342$, 3346 , 3426 , 3445 , 4069 , 4267 , 4416 , 4572 , 4634 , 4641

y 4 649; pero en los espectros de los núcleos faltan las rayas propias del nebulio: λ 3 727, 4 959 y 5 007.

Gracias a los trabajos de los astrónomos del observatorio Lick, dirigidos por Campbell, conocemos las velocidades radiales y de rotación de las nebulosas planetarias; las mediciones han sido muy precisas y han permitido determinar las velocidades radiales de 102 de estos cuerpos. Excepción hecha de 6 nebulosas dotadas de velocidades radiales enormes, a las cuales se refiere la tabla siguiente, resultó para 31 objetos de

Nebulosa	Velocidad radial
N. G. C. 5873	- 127 Km
N. G. C. 6567	+ 133
I. C. II. 4699	- 117
N. G. C. 6644	+ 205
I. C. II. 4732	- 134
I. C. II. 4846	+ 165

aspecto estelar (diámetro inferior a 5") una velocidad media, respecto a las estrellas fijas, de 28 Km; y para 65 objetos de diámetro mayor, una velocidad de 31 Km, o sea, en promedio velocidades bastante mayores que las que se hallan para las grandes nébulas gaseosas. Las planetarias no parecen tomar parte en el movimiento general de las corrientes estelares de Kapteyn. Si se consideran las nebulosas planetarias como un sistema particular y se calcula la velocidad del Sol en la hipótesis de que la dirección del movimiento de éste es la que se encuentra con relación al sistema estelar, resulta para velocidad del Sol respecto al sistema de nebulosas 29,6 Km. El Sol se mueve, por consiguiente, con mayor velocidad respecto a las nebulosas que respecto a las estrellas (19,5 Km).

En 46 nebulosas se ha investigado la posibilidad de una rotación; en 25 de ellas se han reconocido movimientos internos, que en 21 pueden considerarse como de rotación alrededor de un eje que casi coincide con el eje menor del disco. Todas las nebulosas dotadas de movimiento de rotación son elípticas, y cuanto mayor es el achatamiento, tanto mayor es la velocidad de giro. No toda la nebulosa gira como si fuese un sólido; las rayas espectrales toman la forma de una S, indicando que las diferentes capas giran con una velocidad distinta, tanto menor cuanto más nos alejamos del centro del disco. Como las nebulosas planetarias son muy transparentes, cada punto de las rayas espectrales recibe luz de capas de diferente velocidad de rotación; las rayas espectrales aparecen, por lo tanto, ensanchadas, y no sólo inclinadas, de modo que las mediciones conducen no más que a valores medios para la velocidad de rotación. Para dar una idea de la magnitud de esta velocidad, haremos notar que:

en N. G. C. 7 009, una partícula distante del centro 9" tiene una velocidad de 7 Km;

en N. G. C. 6 720, una partícula distante del centro 25" tiene una velocidad de 1,4 Km;

en N. G. C. 7 662, una partícula distante del centro 6" tiene una velocidad de 8 Km.

En el supuesto de que el movimiento de la partícula se efectúe en una órbita circular, y de que se conozca, además, la distancia que nos separa de la nebulosa, se puede calcular la masa de ésta en masas solares, así como el período de rotación. Para las tres nebulosas antes indicadas, encontró Campbell que sus masas son 162, 14 y 19 veces mayores que la masa solar, respectivamente. Los períodos de rotación resultaron ser de 12 460, 132 900 y 967 años, respectivamente.

Además de las deformaciones debidas a los movimientos interiores, las rayas espectrales de 10 nebulosas ofrecieron otra particularidad; en las regiones medias de la formación aparecieron dobles, variando las intensidades de ambas componentes según fuese la región estudiada. Este hecho es más pronunciado en las nebulosas en forma de anillo bastante perfecto y en las que presentan grandes condensaciones. No se ha podido dar una explicación satisfactoria de este fenómeno; tal vez sea debido dicho desdoblamiento a una inversión de las rayas ocasionada por una capa exterior absorbente: por ejemplo, una capa gaseosa más fría.

No puede aún decirse si las nebulosas planetarias deben o no ser consideradas como un estado normal en el proceso de evolución de las estrellas. En la clasificación estelar de Harvard, están colocadas al principio, como tipos anteriores a las estrellas *O*, a causa de su parentesco con éstas. La dificultad de que la serie continua de valores de la velocidad radial aparece interrumpida, puesto que las nebulosas planetarias tienen una velocidad grande mientras las estrellas *B* la tienen pequeña, ha desaparecido casi por completo desde los estudios de Ludendorff. Este astrónomo, discutiendo los resultados referentes a las masas de las estrellas dobles espectroscópicas ha hecho notar que las estrellas de helio cuyas masas son muy grandes están dotadas de velocidades que difieren poco en magnitud de las velocidades medias de la nebulosas planetarias. Por otra parte, según Campbell, los núcleos de las nebulosas planetarias tienen una masa tan grande por lo menos como la de las estrellas de helio, que son las que la tienen mayor. Así, existe una gradación continua desde las estrellas *B* hasta las estrellas *O* y las nebulosas planetarias, tanto en lo referente a masa como a velocidad, y las grandes velocidades de estas últimas no constituyen ya un obstáculo para asignarles un lugar en la clasificación de Harvard. También en el esquema de Russell, las nebulosas planetarias preceden a las estrellas *O*. Como ya hemos dicho, según esta última teoría sólo pueden alcanzar los estados *B* y *O* las estrellas de gran masa, por lo cual hay que admitir que las nebulosas planetarias son también formaciones de gran masa si es que realmente tienen su lugar antes de las estrellas *O*. Esto explica por qué son tan poco frecuentes estas nebulosas, pues lo más probable es que las masas enormemente grandes sean muy raras.

Después de todo lo dicho, parece lógico considerar las nebulosas planetarias como una de las fases evolutivas de las estrellas, por lo menos de

las de masa muy considerable. Hay que convenir, no obstante, en que también la hipótesis contraria tiene su fundamento. Es indudable que existe cierto parentesco entre las nebulosas planetarias y las estrellas nuevas, las cuales pasan por el estado de nebulosa antes de ser estrellas *O*. Este estado se caracteriza por aparecer en el espectro de las novas bandas cuyas longitudes de onda coinciden con las de las rayas del nebulio; además algunas estrellas nuevas, como, por ejemplo, la Nova Aquilae número 3, observadas con medios ópticos potentes no aparecen como estrellas sino como pequeños discos, semejantes a las nebulosas planetarias. Una nova implica siempre, cualquiera que sea la teoría con que se quieran explicar los fenómenos de que es asiento, una catástrofe cósmica. Si se consideran las nebulosas planetarias desde este punto de vista, es evidente que no caben en ninguno de los esquemas de la evolución estelar hasta ahora mencionados, sino que han de ser productos de una catástrofe, es decir, fenómenos excepcionales. Pero en este caso, queda en pie la dificultad de que las novas permanecen poco tiempo en el estado nebuloso, mientras que las nebulosas planetarias parecen ser formaciones muy duraderas.

Hemos hablado ya extensamente de las nebulosas pertenecientes a la tercera clase: las *nebulosas oscuras*. Su brillo, en el caso de que exista, es debido a la luz que reflejan de las estrellas contenidas en su masa o cercanas a ella. Así, las nebulosas de las Pléyades presentan el espectro de absorción, del tipo *B*, de las Pléyades; la nebulosa oscura que existe alrededor de ρ de Ofiuco, el de esta estrella; la nebulosa N. G. C. 2261, según Slipher, da el espectro de emisión de la variable *R* del Unicornio, situada dentro de aquélla, el cual es parecido al de las estrellas nuevas. Según las observaciones de M. Wolf, todas las nebulosas con aspecto de agujeros celestes pertenecen a este grupo. No se ha podido determinar con seguridad si la materia que refleja la luz consta de gases o de polvo cósmico; probablemente se darán ambos casos.

Deben incluirse entre las nébulas oscuras la mayoría de las *estrellas nebulosas* descubiertas por W. Herschel; son cuerpos parecidos a estrellas, pero que están envueltos por una masa difusa. Sus espectros pertenecen casi exclusivamente a los tipos más antiguos, especialmente al tipo *B*. Las tenues nebulosidades que las envuelven presentan, hasta donde ha sido posible observar, un espectro continuo, excepto la N. G. C. 1514, cuyo espectro contiene las rayas del nebulio. Según los estudios de Seares y Hubble, de 42 formaciones observadas de esta clase, 36 tienen un índice de color $0^{M,4}$ veces mayor de lo que debiera ser a juzgar por el tipo espectral.

Esta mayor intensidad del color puede atribuirse a la dispersión molecular que tiene efecto en la capa que envuelve a la estrella, tanto más cuanto que estos objetos aparecen generalmente en regiones de pequeña densidad estelar en las cuales son frecuentes las nubes oscuras y las nebulosas. Si las partículas de la materia que constituye la nube exceden de cierto tamaño, ya no producen dispersión alguna, y sólo determinan

entonces una disminución de la intensidad luminosa, igual para todas las longitudes de onda; esto es lo que podría ocurrir en las seis estrellas nebulosas que no presentan exceso de color.

En la actualidad se conocen unos 100 objetos de esta clase, todos ellos situados dentro de la Vía Láctea o cerca de ella.

Como ejemplo de estrellas nebulosas citaremos las siguientes:

Estrella	Brillo visual	Espectro	Índice de color
	M		M
N. G. C. 1514	9,0	B8	+ 0,5
N. G. C. 2170	10,2	B1	+ 1,1
N. G. C. 2175	7,4	Oe5	+ 0,4
N. G. C. 2245	11	A0	+ 0,6
B. D. - 19 ^o 4943	9,0	B9	+ 0,3
B. D. - 19 4953	7,5	B5	+ 0,4
B. D. - 10 1848	7,0	B0	+ 0,8
C. D. - 23 14005	7,4	B3	+ 0,3

Las *nebulosas variables* puede ser que pertenezcan a la tercera clase, aunque no se puede asegurar. En octubre de 1852, Hind descubrió cerca de la estrella variable *T* del Toro (AR 4^h 16^m,1, D + 19° 17' para 1900) una pequeña nebulosa, N. G. C. 1555, con una condensación central; la misma fué también vista por Chacornac en 1854, y por Auwers en 1858. Ésta nebulosa desapareció completamente en 1861, en cuya época la buscaron Auwers, Schönfeld y d'Arrest, este último empleando un antejo muy potente, y tampoco la pudieron ver, en enero de 1862, Leverrier, Chacornac ni Secchi; a fines de marzo de 1862, fué vista en Pulkowa, aunque muy débil. Desde 1868 desapareció también para Pulkowa. Después de transcurridos muchos años, han vuelto a tratar de esta interesante nebulosa Burnham y Barnard. En 1890 y 1895, se la vió claramente con el gran refractor de Lick, y en cambio, a fines de 1895 Barnard no pudo observarla; a fines de 1899 Keeler obtuvo su fotografía con el refractor de Crossley, y a principios de 1900 pudo observarse de nuevo, pero muy débilmente, con el gran refractor de Lick. En el observatorio de Mount-Wilson, desde 1911, se han obtenido con frecuencia fotografías de esta nebulosa, las cuales permiten ver claramente las variaciones de brillo y de forma. Antes se creía que sus variaciones de brillo dependían de las de la variable *T* Tauri, pero esto no ha podido comprobarse, pues no parece existir paralelismo entre las oscilaciones luminosas de la nebulosa y de la estrella. El espectro de *T* Tauri, cuyas oscilaciones luminosas parecen guardar cierto parentesco con las de *R* de la Corona Boreal, pertenece al tipo *Md*, pero posee, según Adams, otras rayas brillantes que no acostumbran aparecer en este tipo espectral y que son más largas que las rayas de absorción de la estrella, perteneciendo, por lo tanto, a la nebulosa misma. La nebulosa de Hind está en una región pobre de estrellas, rodeada de nebulosas alargadas y en extremo débiles.

Otra nebulosa cuya variabilidad fué observada por Hubble es la

N. G. C. 2261. Es un objeto parecido a un cometa, en cuya región sur hay un núcleo parecido a una estrella: la variable irregular *R* Monocerotis. Esta nebulosa presenta, según Hubble y Lampland, grandes variaciones tanto en su forma como en su estructura y en su brillo, variaciones que se efectúan de una manera rápida y en pocos días. Tampoco aquí existe paralelismo entre los cambios de la variable y los de la nebulosa. El espectro de esta última es parecido, según Slipher, al de *R* Monocerotis, que a su vez posee un espectro análogo al que presentan las estrellas nuevas después de haber pasado por su brillo máximo. En él figuran las rayas brillantes del hidrógeno, en cuyos bordes del lado del violeta hay rayas de absorción. Tal espectro, que es cosa extraordinaria en una nebulosa, hace suponer que ésta no hace más que reflejar la luz de la estrella, sin que sea brillante por sí misma, máxime cuando está hacia el extremo de una nebulosa oscura.

Análoga a ésta es otra nebulosa, la N. G. C. 6729, cuya variabilidad fué sospechada por J. Schmidt y comprobada más tarde por las observaciones de Innes y de los astrónomos del observatorio de Helwan. N. G. C. 6729 tiene una forma parecida a la de un cometa, como las dos nebulosas anteriores, y en ella se encuentra la variable *R* Coronae Australis. Sus variaciones de forma y brillo son muy grandes y se suceden en poco tiempo (24 horas) sin que exista relación alguna con las variaciones luminosas de la estrella.

Las variaciones de forma que observamos en estas nebulosas podrían ser debidas sólo a fenómenos ópticos y no a movimientos verdaderos, porque estos últimos tendrían que efectuarse con una velocidad tan enorme, que es del todo inverosímil. Es de suponer que la materia de la nebulosa cercana a la estrella se mueve con velocidades normales, de manera que la luz irradiada por la estrella es unas veces absorbida, oscureciendo regiones de la nebulosa que antes eran brillantes, y otras veces encuentra libre paso para ir a iluminar regiones que antes estaban en la sombra. Explicados así los hechos no es necesario que exista relación alguna entre las variaciones luminosas de la nébula y las de la estrella variable.

Además de las tres nebulosas variables mencionadas, parece que existen algunas otras (N. G. C. 955, 1554, 3666), pero el material de observación de que se dispone no es aún suficiente para precisar los hechos. Una variabilidad de otro carácter fué descubierta por Barnard en la nebulosa planetaria N. G. C. 7662; en ella el brillo del núcleo sufre oscilaciones de varias magnitudes, pero las observaciones de la nebulosa realizadas en el observatorio de Mount-Wilson en 1921 no han revelado en ella variación alguna.

Los lectores que quieran profundizar en este estudio pueden consultar las publicaciones del observatorio Lick, particularmente los tomos VIII y XIII.

CAPÍTULO II

Constitución del Universo

Después de haber estudiado los diversos componentes del Universo que el anteojo nos descubre, veamos ahora si es posible formarnos una imagen de la estructura de este Universo considerado en conjunto. El terreno que vamos a pisar no es ya tan seguro, porque alcanza los límites del conocimiento positivo, y muchas de las hipótesis actuales pueden ser desmentidas por descubrimientos futuros. Por el momento trataremos de evitar las meras suposiciones y no sacaremos ninguna consecuencia que en cierto modo no esté fundada en la observación.

El primer problema en que nos vamos a ocupar, y sin duda el más importante, se refiere a la *distribución de las estrellas en el espacio*. Sabemos, por la observación directa, cómo aparecen las estrellas en la esfera celeste vistas desde nuestro planeta, y conocemos, por consiguiente, la dirección en que se encuentran. Pero este conocimiento no nos da ninguna noticia acerca de la posición de las estrellas en el espacio, ya que para determinarla tendríamos que conocer la distancia que nos separa de cada una de ellas, y son muy pocas aquellas de las cuales se ha podido determinar la paralaje. Por este motivo, para formarnos una idea de la distribución de los astros, o siquiera de algunos de sus tipos, en el espacio, hemos de acudir a hipótesis más o menos plausibles que se apoyen en los hechos de observación: en el brillo y movimiento de las estrellas y en su posición en la esfera celeste. Si los cuerpos celestes tuviesen todos el mismo tamaño real y si irradiasen la misma clase de luz, podríamos calcular su distancia por su magnitud aparente; pero ya sabemos que las cosas no ocurren así. Por otra parte, hemos visto que la diferencia entre las magnitudes absolutas es notablemente inferior a la de las magnitudes aparentes, por lo que una conclusión basada sobre estas últimas es mejor que ninguna otra.

I. IDEAS DE LOS ASTRÓNOMOS ANTERIORES A HERSCHEL

Antes del descubrimiento del antejo, era casi imposible tener ideas algo precisas sobre la constitución del Universo sideral. Ya hemos visto cuán hondamente arraigó en el espíritu de los hombres la idea de un Universo esférico; el mismo Copérnico estaba convencido de ello y creía que el Sol era el centro de esta esfera. Era necesario sustraerse a esta idea preconcebida antes de que se pudiera dar el primer paso hacia una noción del Universo en que el Sol no debía ser considerado sino como una estrella más. Kepler parece haber sido el primero en creer que el Sol no ocupaba ningún lugar privilegiado; pero una evaluación inexacta del brillo relativo de las estrellas le impidió aceptar sin reservas esta opinión. Dedujo, en efecto, que si todas las estrellas tuviesen el mismo brillo que el Sol y se hallasen repartidas uniformemente en el espacio, no podría haber más que doce cuya distancia a la Tierra fuese mínima. Habría después un número mayor a una distancia doble, muchas más a la distancia triple, etc.; pero como las estrellas aparecen tanto más débiles cuanto más alejadas están de nosotros, se ha de llegar pronto a un límite más allá del cual han de ser invisibles. En realidad vemos numerosas estrellas de la misma magnitud muy cerca unas de otras, como, por ejemplo, en el cinturón de Orión, y como, además, el número total de las estrellas visibles es de algunos millares, Kepler dedujo de ello que las distancias entre las estrellas habían de ser inferiores a sus distancias al Sol, por lo cual éste tenía que encontrarse casi en el centro de una región relativamente vacía.

Si Kepler hubiese sabido que la luz de 100 estrellas de la 6.^a magnitud es la misma que la de una estrella de primera magnitud, habría llegado seguramente a otra conclusión. Un cálculo fácil le hubiera demostrado que en el supuesto de una distribución uniforme en el espacio, y dando por sentado que existiesen doce estrellas a la distancia 1, tendría que haber cuatro veces más a una distancia doble, nueve veces más a una distancia triple, etc. Admitiendo que todas las estrellas tuviesen el mismo brillo, las 1200 estrellas situadas a una distancia diez veces mayor serían, según el cálculo, estrellas de 6.^a magnitud, cifra que está de acuerdo con la que resulta de la observación. Esto prueba que la hipótesis de una distribución uniforme coincide casi con los hechos observados. Las distancias que separan entre sí las estrellas aparentemente muy juntas, son, con mucha probabilidad, inferiores a su distancia al Sol; pero las reuniones y conglomerados de estrellas constituyen una excepción, y no indican una proximidad de todas ellas como suponía Kepler. Este astrónomo creía, además, que la Vía Láctea era un enorme anillo lleno de estrellas en cuyo centro aproximadamente está nuestro Sol.

Teoría de Kant. A los que solamente conocen a Kant como filósofo especulativo, les extrañará saber que, aunque no era astrónomo de profesión, fué el promotor de una teoría del sistema sideral que con algunas variaciones se ha conservado hasta nuestros días. Kant sabía que la Vía

Láctea está formada por la luz reunida de numerosas estrellas pequeñas, y de ello dedujo que el sistema estelar se extiende en la dirección de la Vía Láctea mucho más que en otra dirección cualquiera, o, en otros términos, que las estrellas están agrupadas en un disco plano y relativamente delgado, de cuyo centro está nuestro Sol poco alejado. Si observamos este disco lenticular en la dirección de su propio plano, esto es, mirando hacia la Vía Láctea, vemos en esta dirección un número enorme de estrellas, mientras que hacia los polos galácticos se ven relativamente pocas (1).

En este Universo plano vió Kant cierto parecido con el sistema solar. A causa de la poca inclinación de sus órbitas, los planetas están todos situados casi en un plano, y basta imaginar un gran número de ellos moviéndose alrededor del Sol en órbitas poco inclinadas, para formarnos una idea en miniatura del sistema estelar, tal como lo suponía Kant. Si en aquella época se hubiese conocido el anillo de asteroides que circulan entre Marte y Júpiter, se hubiera tomado como una prueba convincente de la hipótesis de Kant, porque habría sido todavía mayor el parecido entre el sistema planetario y el sistema estelar supuesto.

Kant fué todavía más lejos. Supuso que las estrellas estaban dotadas de un movimiento de revolución alrededor de un centro común, análogo al movimiento de los planetas en torno del Sol. Como los movimientos propios de las estrellas eran entonces desconocidos, no tardó en oponerse a su hipótesis la objeción de la invariabilidad de las constelaciones, observada durante siglos, a lo cual arguyó Kant que el período de revolución era tan largo y el movimiento tan lento, que este último no debía ser perceptible sino con medios de observación muy precisos, siendo de esperar que las generaciones futuras encontrarían, comparando sus observaciones con las de sus predecesores, que las estrellas estaban efectivamente dotadas de movimiento. Esta previsión de Kant se ha realizado, sólo que los movimientos no han resultado ser los que él imaginaba.

En la teoría de Kant se supone que el sistema sideral comprende la enorme multitud de estrellas de la Vía Láctea, juntamente con las que observamos esparcidas por el firmamento; pero esto no quiere decir que aquel filósofo viese en este sistema gigantesco la totalidad del Universo material; las nebulosas eran para él otros sistemas parecidos, situados a distancias tan enormes que a pesar de la luz reunida de sus millones de soles aparecen como débiles nubecillas aun con los más potentes anteojos.

Sistema de Lambert. Algunos años más tarde que Kant, desarrolló Lambert, en sus «Cartas cosmológicas», un sistema parecido pero mucho más completo. Suponía el Universo ordenado según sistemas de órdenes distintos; el sistema menor y más sencillo consta de un planeta, acom-

(1) El punto de partida para su teoría, que publicó en la «Allgemeine Naturgeschichte und Theorie des Himmels» (Königsberg, 1755) le fué en parte sugerida a Kant por Th. Wright, quien en su opúsculo «Theory of the Universe» (Londres, 1750), parece haber indicado por primera vez las relaciones de las estrellas con la Vía Láctea como plano fundamental.

pañado de sus satélites, que giran a su alrededor. El sistema que sigue en importancia y en dimensiones es un sistema solar, en el cual cierto número de sistemas menores giran alrededor de un Sol. Cada una de las estrellas que vemos es un Sol, y lleva su séquito de planetas que se mueven a su alrededor, de modo que hay tantos sistemas solares como estrellas. Estos sistemas no están distribuídos de una manera uniforme en el espacio, sino reunidos en grupos, que son los conglomerados estelares. Un número inmensamente grande de estos conglomerados constituye nuestra Vía Láctea, que es nuestro Universo hasta allí donde podemos escudriñar con nuestros instrumentos. Pueden existir sistemas aún mayores, formados por Vías Lácteas, y así sucesivamente hasta el infinito, es decir, hasta más allá de lo que nosotros podemos percibir, porque sus distancias son enormes. Cada uno de los sistemas menores tiene un cuerpo central, cuya masa es mayor que la suma de las que lo circundan. Esta particularidad de nuestro sistema solar la extendió Lambert a los sistemas de orden superior, y así supuso para cada conglomerado estelar un cuerpo central de grandes dimensiones alrededor del cual debían girar los diferentes sistemas solares, sólo que este cuerpo debía ser oscuro, porque es invisible. Todos estos sistemas, desde el más pequeño al más grande, son mantenidos en equilibrio en virtud de la ley *única* y general de la gravitación.

Aun cuando esta teoría de Lambert es muy ingeniosa, ha perdido todo derecho científico, ya que ni siquiera existe el menor indicio de la existencia de aquellos cuerpos centrales oscuros.

2. INVESTIGACIONES DE HERSCHEL Y SUS SUCESESORES

W. Herschel fué el primero que trató de estudiar la constitución del Universo sideral valiéndose de largas series de observaciones. Su método consistió en practicar sondeos o escandallos, es decir, en contar todas las estrellas visibles en una cierta región del cielo, valiéndose de un anteojo potente. Para ello empleó un telescopio de 46 cm de abertura, con un aumento de 160 veces y un campo visual de 15 minutos de diámetro. Cada unidad de superficie explorada, correspondía a un área aparente igual a la cuarta parte del disco lunar. Del número de estrellas visibles en cada uno de estos campos visuales, dedujo la distancia relativa de las mismas, en el supuesto de una *distribución uniforme* en el espacio comprendido dentro del cono visual. El fundamento del método es el siguiente: cuando un observador mira al cielo a través de un anteojo, el campo visual se ensancha tanto más cuanto mayor es la distancia; dicho espacio constituye un cono cuyo vértice está en el foco del anteojo y cuya base está a la máxima distancia que se alcanza a ver con el instrumento. El volumen de este cono es proporcional al cubo de la altura; si, por ejemplo, alcanzamos el doble de la distancia, el volumen del cono visual no será también doble de lo que era, sino que habiéndose doblado al

mismo tiempo, la base en sus dos direcciones, el volumen será ocho veces mayor, y contendrá, según la hipótesis de Herschel, ocho veces más estrellas. Siguiendo este criterio, cuando Herschel encontraba en una región ocho veces más estrellas que en otra, deducía que el límite del sistema estelar se alejaba el doble.

Contar todas las estrellas visibles con su telescopio, era obra imposible para Herschel, y sus observaciones sólo se extendieron, por este motivo, a una faja perpendicular a la Vía Láctea. En esta faja se consideraban 3 400 regiones o campos visuales. Comparando el número medio de estrellas de las diferentes regiones con su posición respecto al plano galáctico, encontró que las estrellas eran menos numerosas hacia los polos de este plano, y que su número iba aumentando con la proximidad a la Vía Láctea. La tabla siguiente da una idea de la magnitud del aumento: en ella se da el número medio de estrellas contenidas en seis zonas.

Zona I:	90° a 75°	de la Vía Láctea,	4	estrellas	por	campo
Zona II:	75° a 60°	» » » »	5	»	»	»
Zona III:	60° a 45°	» » » »	8	»	»	»
Zona IV:	45° a 30°	» » » »	14	»	»	»
Zona V:	30° a 15°	» » » »	24	»	»	»
Zona VI:	15° a 0°	» » » »	53	»	»	»

John Herschel realizó un escandallo análogo en la parte sur de la Vía Láctea, empleando el mismo telescopio con el mismo aumento. El resultado que encontró fué el siguiente:

Zona I:	6	estrellas	por	campo
Zona II:	7	»	»	»
Zona III:	9	»	»	»
Zona IV:	13	»	»	»
Zona V:	26	»	»	»
Zona VI:	59	»	»	»

Éstos son valores medios, y no dan una idea completa de la distribución, en parte irregular, de las estrellas en ciertas regiones celestes. A veces no se encontraba ninguna estrella en el campo visual, mientras que en otras ocasiones había algunos centenares. En la faja ocupada por la Vía Láctea, el número de estrellas es mayor que el doble del valor medio de la sexta zona, la cual comprende, no solamente esta faja, sino una región de 15° de anchura a ambos lados del plano galáctico. En muchos sitios de la Vía Láctea las estrellas se aglomeran de tal manera que Herschel no pudo contarlas, ni aun acudiendo a anteojos más potentes.

Partiendo de la hipótesis de la distribución uniforme de las estrellas en el espacio, Herschel dedujo que el sistema estelar tenía en general la forma supuesta por Kant, y que se extendía 5 veces más lejos en el plano de la Vía Láctea que en dirección perpendicular. Posteriormente modificó en parte esta opinión, y admitió la existencia de una especie de rendija enorme que se extendía desde el borde hasta casi la mitad del sistema (fig. 237), correspondiendo a la bifurcación de la Vía Láctea que empieza en la constelación del Cisne, y pasando por el Águila, la Serpiente

y el Escorpión alcanza el hemisferio sur. Una evaluación de la distancia fundada en las magnitudes aparentes de las estrellas, condujo a Herschel a suponer que el espesor medio del sistema era de 155 unidades, y el diámetro de 850 unidades, tomando como unidad la distancia media que nos separa de una estrella de primera magnitud. El Sol está, según Herschel, casi en el punto medio del eje mayor de este conjunto.

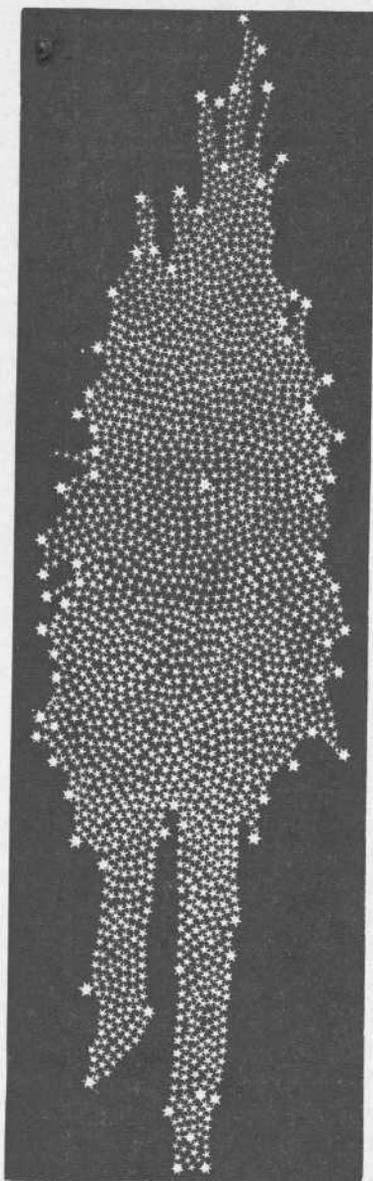


Fig. 237. — Disposición del sistema estelar según W. Herschel

Según hemos dicho, Herschel partió de la hipótesis de que las estrellas estaban distribuídas de una manera uniforme en el espacio, de manera que el número de las mismas en una dirección cualquiera daba la escala de distancia en esta dirección. Posteriores investigaciones demostraron a Herschel que esta hipótesis, y con ella sus consecuencias, tenían que ser profundamente modificadas. Ya con anterioridad había tenido que reconocer la existencia de cierta dependencia física entre las estrellas, las cuales, tanto en las pequeñas agrupaciones que forman como en los conglomerados estelares muy apiñados, están más cerca unas de otras que en los demás puntos del cielo, si bien, según él, estas agrupaciones debían ser consideradas como hechos parciales sin ninguna relación con nuestro sistema estelar, el cual a una distancia conveniente debía aparecer como un conglomerado único.

Cuando, más tarde, emprendió Herschel sus estudios sobre la naturaleza de los cuerpos celestes, empezaron a transformarse radicalmente sus ideas sobre la constitución de nuestro sistema sideral. El método de los sondeos y la hipótesis de la distribución uniforme en el espacio no le parecieron ya bases suficientemente seguras para el cálculo de la distancia a la cual alcanzaba con su telescopio, sino que, al contrario, se convenció cada vez más de que para medir las distancias relativas de las estrellas era necesario proceder por vía fotométrica, es decir, comparando el brillo de las mismas.

El método de los sondeos y la hipótesis de la distribución uniforme en el espacio no le parecieron ya bases suficientemente seguras para el cálculo de la distancia a la cual alcanzaba con su telescopio, sino que, al contrario, se convenció cada vez más de que para medir las distancias relativas de las estrellas era necesario proceder por vía fotométrica, es decir, comparando el brillo de las mismas.

Si todas las estrellas irradiasen la misma cantidad de luz, de manera que las diferencias de su brillo aparente sólo fuesen debidas a la mayor o menor distancia que de ellas nos separa, este método fotométrico permitiría determinar dicha distancia. Ya sabemos que el brillo absoluto varía de unos astros a otros, y que, por lo tanto, este método no puede aplicarse de una manera rigurosa; éste es un hecho del que estaba ya convencido Herschel; pero esto no implica que no podamos formar una idea global de las distancias relativas que nos separan de las diferentes clases de estrellas. Aun cuando una de éstas, por ejemplo, de 5.^a magnitud, puede estar mucho más cerca de nosotros que otra de 4.^a magnitud, es indudable que la distancia *media* que nos separa de *todas* las estrellas de 5.^a magnitud es mayor que la que nos separa de las de 4.^a, y esto en términos que admiten una evaluación numérica bastante exacta. Herschel trató de hacer esta evaluación y para ello procedió de la manera siguiente:

Supongamos que el volumen de la parte del Universo que contiene las 6 000 estrellas visibles a simple vista se divide en 6 000 partes iguales, y que tomando el Sol como centro, se traza una esfera cuyo volumen sea igual a una de estas partes; el radio de esta esfera, que tomaremos como unidad de distancia, no diferirá mucho de la distancia que nos separa de la estrella más próxima. Consideremos después una serie de otras esferas concéntricas con la primera y cuyos radios sean 3, 5, 7, 9, etc.; como los volúmenes de estas esferas son proporcionales a los cubos de sus diámetros, la esfera segunda, o sea la de radio 3, tendrá $3^3 = 27$ veces el volumen de la primera, y por lo tanto será suficientemente grande para contener 27 estrellas; la tercera equivaldrá a 125 veces la esfera unidad y contendrá, por lo tanto, 125 estrellas, y así sucesivamente. La figura 238 representa un corte efectuado a través de estas esferas hasta la de radio 11. En el espacio que queda entre dos esferas consecutivas se ha indicado, en la mitad inferior del grabado, el número de estrellas contenidas en la capa correspondiente; así, por ejemplo, la esfera de radio 5 contiene 125 estrellas, y la esfera de radio 7 contiene 343, de manera que en el espacio comprendido entre ambas hay espacio para 218 estrellas.

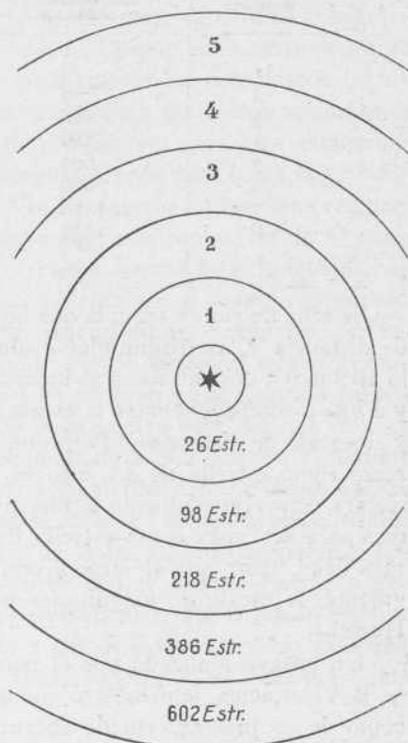


Fig. 238

Herschel denomina «órdenes» a las distancias de estas capas esféricas

al Sol, de modo que las estrellas comprendidas entre las distancias 1 y 3 pertenecen al primer orden de distancia, las comprendidas entre 3 y 5 pertenecen al segundo orden, etc. Las cifras indicadas en la mitad superior de la figura 238 representan dichos órdenes. Herschel comparó los números de estrellas calculados para las diferentes capas con el que para las diferentes magnitudes se saca del catálogo de Bode, y obtuvo el resultado siguiente:

Orden de distancia	Número de estrellas comprendido en cada capa	Magnitud	Número de estrellas de esta magnitud en el catálogo de Bode
1	26	1	17
2	98	2	57
3	218	3	206
4	386	4	454
5	602	5	1161
6	866	6	6103
7	1178	7	6146
8	1538		

Se echa de ver en seguida que no hay ninguna relación entre los órdenes de distancia y las magnitudes evaluadas según la escala usual. Herschel lo atribuyó a dos causas: a la inexactitud de los brillos asignados por Bode y a una discrepancia entre la escala adoptada para apreciar las magnitudes y su escala de distancias. Para que una estrella de primera magnitud aparezca como estrella de 4.^a, esto es, tres magnitudes más débil, tiene que alejarse aproximadamente a una distancia cuatro veces mayor, mientras que para ser vista como estrella de 7.^a magnitud, esto es, 6 magnitudes más débil, tiene que alejarse a una distancia 16 veces mayor; por consiguiente, la escala de magnitudes no corresponde a la de los órdenes de Herschel.

Un ensayo realizado por él para medir por este método la extensión de la Vía Láctea, le demostró que no bastaba a semejante sondeo su telescopio de 20 pies (47 cm de abertura). Este instrumento debía alcanzar, según sus cálculos, hasta el orden 900 de distancia, esto es, hasta las estrellas que estaban a una distancia 900 veces mayor que la que en promedio nos separa de las estrellas de primera magnitud. Con su telescopio de 40 pies (120 cm de abertura) parece que no hizo ningún estudio en este sentido, limitándose a suponer que por lo que se refiere a la extensión de la Vía Láctea no debía enseñarle este instrumento mucho más que el primero. Aquel observador incansable, a quien cupo la gloria de penetrar en los secretos de la creación mucho más allá que todos sus antecesores, parece haber concluido su trabajo referente a los límites del sistema estelar sin haber llegado a otra conclusión que el convencimiento de que, por lo menos en la dirección de la Vía Láctea, estos límites estaban fuera del alcance de su antejo. Si las estrellas más débiles visibles con el antejo de Herschel tuviesen la misma magnitud absoluta media que las más brillantes, esta conclusión hubiera sido lógica; pero cabiendo la duda de si

el poco brillo de aquellas estrellas era debido a su gran distancia o a una intensidad luminosa efectivamente débil, las ideas de Herschel sobre el particular no pasaron de la categoría de hipótesis.

Después de Herschel, estudió W. Struve la distribución de las estrellas en el espacio, discutiendo de un modo especial el número de las estrellas de diferentes magnitudes que había observado Bessel en sus primeras zonas, o sea hasta 15° a ambos lados del ecuador, y los sondeos de Herschel. La hipótesis sobre la cual fundó su teoría, era parecida a la que empleó Herschel en sus últimas investigaciones, tomando el brillo de las estrellas como escala de sus distancias relativas. Considerando una serie de esferas concéntricas, trazadas alrededor del Sol como centro, y suponiendo situadas en las capas comprendidas entre dos esferas consecutivas las estrellas de las diferentes magnitudes, encontró que éstas resultaban tanto más apiñadas en la dirección de la Vía Láctea y cerca de ella, cuanto más lejos estaban de nosotros, de suerte que si sólo se consideraban las estrellas hasta la 5.^a magnitud, no estaban más agrupadas en la Vía Láctea que en las otras regiones del cielo, las de 6.^a magnitud resultaban ya algo más juntas, las de 7.^a magnitud más todavía y así en progresión creciente, siendo esta desigualdad en la distribución tanto mayor, cuanto más potente era el antejo empleado.

De esto dedujo Struve que el sistema sideral estaba constituido por capas paralelas al plano galáctico, con tanta mayor densidad estelar cuanto más cerca estaba la capa de dicho plano. El máximo de agrupación corresponde a la capa de en medio, cerca de cuyo centro está nuestro Sol. A medida que se consideran capas más alejadas de la Vía Láctea, el número de estrellas va siendo menor, a uno y otro lado, pero sin que se llegue en realidad a un límite; así como la atmósfera es cada vez menos densa a medida que aumenta la distancia a la superficie de la tierra, sin que por ello podamos decir dónde acaba, asimismo ocurre con el sistema estelar si nos alejamos de la Vía Láctea en dirección perpendicular. En la tabla siguiente se da, según Struve, la densidad estelar a ambos lados del plano galáctico, tomando como unidad de distancia el límite superior que Herschel alcanzaba con su telescopio de 20 pies.

Distancia al plano principal	Densidad
En el plano principal	1,000
0,05 del plano principal	0,480
0,10 " " "	0,333
0,20 " " "	0,239
0,40 " " "	0,130
0,60 " " "	0,055
0,80 " " "	0,014

Según esto, a la distancia $\frac{1}{20}$ al plano de la Vía Láctea la densidad de agrupación de las estrellas es inferior a la mitad de la que se tiene en la Vía Láctea misma, y a la distancia 0,8 apenas excede de $\frac{1}{100}$. Este

agrupamiento de las estrellas hacia el plano principal y la rápida disminución de su número a ambos lados del mismo; se refieren, como es natural, a la distribución media.

No se puede negar que, en términos generales, esta disminución existe; pero el método adoptado por Struve, lo mismo que el de Herschel, tienen el defecto fundamental de atribuir las diferencias de magnitud aparente de las estrellas exclusivamente a las diferencias de distancia, es decir, de suponer iguales los brillos absolutos. Según las ideas modernas, esta última hipótesis es inadmisibles.

En el transcurso de sus investigaciones, Struve fué conducido a sospechar que en el espacio se producía una absorción de la luz. Ya Olbers había insinuado esta idea, y hecho notar que de no existir absorción, y admitiendo la existencia de un número infinito de estrellas en un espacio infinito, toda la bóveda celeste tendría que aparecer cubierta de estrellas, y por lo tanto brillante, lo cual no ocurre así, demostrando además la observación, aun cuando se realice con los instrumentos más potentes, que son bastantes las regiones del cielo privadas casi en absoluto de estrellas y completamente oscuras. Puede objetarse a este modo de ver, que no es necesaria la hipótesis de la existencia de una cantidad infinita de materia *brillante*, y por este motivo no es necesario tampoco admitir que se produce la absorción de la luz; pero la posibilidad de esta absorción es indudable, y, para demostrarla, W. Struve, admitiendo que la distancia que nos separa de las estrellas más débiles (6.^a magnitud) es 11 veces mayor que la distancia media de las estrellas de 1.^a magnitud, calculó el poder de penetración del anteojo de 20 pies de Herschel; el resultado fué de 664 veces dicha distancia, y como de los sondeos resultaba una penetración de sólo 228 veces, Struve creyó poder explicar la diferencia admitiendo que el brillo de las estrellas en el espacio no disminuye simplemente en razón inversa del cuadrado de la distancia, sino en una proporción mayor, de manera que una parte de la luz ha de sufrir una absorción o extinción. Struve trató, como Olbers, de determinar la intensidad de esta absorción, encontrándola de $\frac{1}{1,107}$ del brillo para la distancia media de las estrellas de 1.^a magnitud. Todos estos cálculos caen por su base, desde que sabemos que la uniformidad en la distribución de las estrellas, en que se fundan los trabajos de Struve, no es admisible, singularmente para las estrellas telescópicas más débiles, que son las que aquí nos interesan de un modo particular.

3. TRABAJOS MODERNOS

Con mucha más seguridad que en los tiempos de Herschel o de Struve, se empezó a conocer la distribución *aparente* de las estrellas, hasta la 9.^a ó 10.^a magnitud, al aparecer la Bonner Durchmusterung, así como el catálogo fotográfico de El Cabo. Ambas obras ofrecieron una base muy firme donde sentar las futuras hipótesis sobre el orden que guardan las estrellas en su colocación en el espacio.

nuestro Sol ocupa una posición algo excéntrica, no lejos del plano de la Vía Láctea. Gould explica esta última admitiendo que no está constituida por un solo anillo, sino por varios que en parte se ocultan unos a otros.

Investigaciones de Seeliger. — Von Seeliger ha dedicado al estudio de la distribución de las estrellas en el espacio largos años de trabajo y meditación. No sólo ha tratado el problema teórico hasta agotarlo, sino que ha logrado resultados positivos discutiendo cuidadosamente el material de observación de que disponía. Lo más importante de sus investigaciones lo resume él mismo en los siguientes párrafos:

«El problema de la distribución de las estrellas en el espacio es uno de los más importantes de la Astronomía estelar. Mientras no se llegue a saber algo positivo referente a este punto, no se podrá pensar en otros problemas de orden más elevado, cuyo objeto será considerar el Universo como un sistema dinámico sujeto a continuos cambios. Pero es necesario conocer la distribución *aparente* de las estrellas en el cielo, antes de descubrir su distribución *en el espacio*.

»Algo sobre esta distribución aparente reveló ya la Bonner Durchmusterung, que contiene las posiciones y brillo de todas las estrellas del hemisferio norte hasta la 9.^a y 10.^a magnitud. En cuanto a las estrellas de magnitud inferior se tenía un dato de bastante valor en los sondeos de los dos Herschel, pero de ellos sólo se puede deducir *un* dato, que es el número de estrellas débiles, inferiores a la 10.^a magnitud, que podían verse en determinadas áreas celestes con el telescopio de 20 pies de aquellos astrónomos. El límite de brillo de estas estrellas se puede considerar como de 14.^a magnitud. Si se designa por A_m el número de estrellas que hay en una determinada región del cielo, por ejemplo, en un grado cuadrado, desde las más brillantes hasta las de magnitud m , entonces las evaluaciones de los Herschel dan el valor A_{14} para un gran número de regiones celestes. Los valores A_m así obtenidos de los sondeos, sólo pueden utilizarse cuando las magnitudes m han sido determinadas con arreglo a una escala de brillo suficientemente exacta, lo cual no fué posible hasta que los métodos de la fotometría astronómica adelantaron lo suficiente para permitir las observaciones en masa, es decir, hasta fines del pasado siglo. Como estos métodos se perfeccionaron con mucha lentitud y además fueron poco usados al principio, la determinación de los valores A_m fué en general poco precisa, aun para los valores dados por la Bonner Durchmusterung, y su utilización entraña grandes dificultades, que sólo pueden vencerse mediante un trabajo muy minucioso. No puede decirse lo mismo de las magnitudes determinadas por Herschel. Por lo que acabamos de decir, se comprende que el material de que antes se disponía era bien pobre, ya que entre el valor $m = 9$ y el valor m de Herschel quedaba una gran laguna. A pesar de ello, se ofrecían ya perspectivas tan amplias, que la idea de que la determinación precisa de los valores de A_m debía conducir a la solución de problemas muy importantes, se abría paso cada vez más. En los últimos veinte años, la fotografía ha permitido determinar

para casi todo el cielo una serie bastante continua de valores A_m , hasta el A_{15} . Los nuevos resultados han confirmado en líneas generales los que se habían obtenido con el antiguo y deficiente material, comprobando la bondad de las observaciones antiguas, aunque, naturalmente, los resultados numéricos tenían que ser diferentes, sobre todo los suministrados por Herschel. Ciertamente que los problemas capitales no pueden resolverse todavía con bastante exactitud; pero parece ya allanado el camino para llegar en tiempo no lejano a un resultado definitivo.

»El procedimiento mencionado se apoya, ante todo, en el hecho de que la diferencia $\log A_m - \log A_{m-1/2} = \log a_m$ es casi constante para las estrellas brillantes, esto es, es independiente de m , y sólo depende de la región del cielo que se considera. Esto ha sido confirmado por la Photometrische Durchmusterung de Potsdam, la cual contiene todas las estrellas del cielo septentrional hasta $m = 7,0$ y es indudablemente el catálogo de magnitudes más seguro que poseemos. Para las estrellas del hemisferio boreal se encuentra:

m	$\log A_m$	$\log a_m$	m	$\log A_m$	$\log a_m$
2,5	1,161	0,255	5,0	2,457	0,271
3,5	1,672	0,273	5,5	2,728	0,248
4,0	1,945	0,241	6,0	2,976	0,238
4,5	2,180	0,271	6,5	3,214	0,261
5,0	2,457		7,0	3,475	

»En estos valores de $\log a_m$ no se descubre ninguna variación sistemática. El material antiguo permite ver que esta particularidad se verifica para dos magnitudes más, aunque la exactitud no es la misma, y los sondeos de Herschel están ya en contradicción con esta ley, ya que para las estrellas de débil brillo hay que suponer $\log a$ mucho menor. A partir de un valor determinado de $m = n$ no pueden representarse las variaciones de a por una fórmula simple, y acaso habría que admitir que para $m < n$ la cantidad a es constante y que para $m = n$ cambia súbitamente la ley. Esta hipótesis tiene especial interés porque permitiría conocer la distribución de las estrellas en el espacio con sólo conocer A_m para valores de m lo más grandes posible.

»El número $D(r)$ de las estrellas contenidas en el cubo unidad a la distancia r de nosotros, viene representado por la expresión

$$D(r) = \gamma r^{-\lambda},$$

en la cual λ es un número positivo que depende de la región del cielo a la que se refiere A_m .

»La densidad de estrellas varía mucho de unas direcciones a otras; en general, es mayor en la Vía Láctea y disminuye a medida que nos apartamos de ella. Por otro lado, hay que conocer A_m con bastante exactitud si de sus valores han de sacarse conclusiones algo importantes, y esto sólo se consigue calculando valores medios para áreas celestes suficiente-

mente grandes, para lo cual conviene empezar por considerar el plano galáctico como plano de simetría, y buscar aquellos valores medios para zonas limitadas por dos círculos celestes paralelos a la Vía Láctea. Además, convendrá también admitir esta simetría para la distribución de las estrellas en el espacio, o en otros términos, prescindir de las diferencias que dependen de la longitud galáctica, admitiéndose sólo las que se refieren a la latitud. Una vez planteado el problema en esta forma, nos limitaremos en primer lugar al estudio del sistema definido por los valores medios que corresponden a las zonas orientadas según la Vía Láctea; este sistema lo denominaremos «sistema estelar típico». Para orientaciones ulteriores consideraremos además el «sistema estelar esquemático», que se refiere a los valores medios para todas las estrellas del cielo. Este último procedimiento es de gran valor a causa de la mayor exactitud de los datos que le sirven de base. No se debe pasar por alto, sin embargo, que en el sistema esquemático desaparecen algunas particularidades del típico.

»La idealización antes indicada no pasa de ofrecer una primera aproximación de los hechos, como ocurre también al utilizar los datos de la Bonner Durchmusterung y los sondeos de Herschel, y la sencilla fórmula que da la densidad de estrellas en el espacio ha de sufrir algunas modificaciones, aunque éstas no parecen deber ser muy esenciales. Para ello deben añadirse a los datos numéricos, otros más o menos relacionados con las paralajes estelares. La determinación directa de las paralajes está limitada a las estrellas más próximas, y suele ser muy insegura; sin embargo, la observación de los movimientos propios permite, si se admiten ciertas hipótesis, calcular las paralajes medias de grandes categorías de estrellas, con la condición de que sean bastante numerosas y estén distribuidas en grandes áreas en el cielo. Esto es lo que ocurre al determinar las paralajes medias π_m de las estrellas de magnitud aparente m . Dados los valores A_m y π_m , se puede deducir la relación que existe entre ésta y la densidad estelar en el espacio, estableciendo hipótesis lo más generales posible y que estén de acuerdo con los hechos. En primer lugar debé tenerse en cuenta que la intensidad luminosa absoluta i de las estrellas no es constante. Si suponemos todas las estrellas colocadas a la misma distancia de nosotros, por ejemplo, a la distancia que tomamos como unidad para los cálculos, el brillo aparente de cada estrella definirá su intensidad luminosa absoluta i . Si después se ordenan por orden de magnitud todos los valores encontrados para i , se podrá calcular el tanto por ciento de estrellas cuya intensidad luminosa está comprendida entre los límites i e $i + di$. Sea este tanto por ciento $\varphi(i)di$. La «función de frecuencia» $\varphi(i)$ define entonces las diferencias de intensidad luminosa de las estrellas. Hay indicios seguros de que la luz se debilita de un modo notable al atravesar el espacio, a causa principalmente de las masas gaseosas oscuras, grandes o pequeñas, que existen por todas partes. El valor medio de esta extinción no parece ser muy grande, lo que no impide que en algunas regiones del cielo alcance valores elevados. Se puede admitir que la extinción media, en el sistema típico, depende sólo de la latitud galác-

tica, pero parece confirmarse que $\varphi(i)$ es independiente de ésta, teniendo la misma expresión para todas las regiones del espacio próximas a nosotros. Las relaciones que hay que establecer deberán representar, por consiguiente, la correspondencia entre los valores de A_m , la extinción, la función de la frecuencia $\varphi(i)$ y la densidad en el espacio.

»Desde el comienzo de estas investigaciones, ha debido tenerse en cuenta otra circunstancia, que no sólo parece indicar la finitud del sistema estelar que nos rodea, sino también la posibilidad de determinar sus dimensiones. Ya hemos dicho que los valores de A_m no pueden expresarse, para todos los valores de m , por la misma fórmula, y este hecho lo han confirmado las observaciones modernas.

»Para un valor $m=n$ determinado, la fórmula valedera para los valores de m menores deja de representar la ley de A_m , y en su lugar debe utilizarse otra. Las cosas ocurren de tal manera, que las segundas diferencias de los valores de $\log A_m$ presentan un salto en $m=n$, es decir, que no hay continuidad en la ley. Los datos más modernos comprueban claramente este hecho, si bien, como ya hemos dicho, se trata de cálculos que exigen gran exactitud en los valores de A_m , por lo cual convendrá esperar todavía a que se disponga de otros datos más completos.

»La discontinuidad en los valores de A_m sólo puede explicarse matemáticamente admitiendo que la función de frecuencia $\varphi(i)$, para un valor grande $i=H$ de la variable, presenta una discontinuidad parecida; por ejemplo, si no existen intensidades luminosas mayores que H , o si $\varphi(i)$, en el punto $i=H$, presenta un salto, o por lo menos una disminución tan rápida que en la práctica deba considerarse como una discontinuidad.

»Es natural que en la determinación de la expresión $\varphi(i)$, de la densidad estelar en el espacio, del valor de la extinción y de las dimensiones del sistema sideral, ha de reinar una gran inseguridad; pero el camino que debe conducir a resultados tan importantes está ya trazado, y esto es siempre un haber en el terreno científico, siendo de esperar que a medida que sean más exactas las observaciones, lo serán también las consecuencias que de ellas se desprendan.

»Sin conocer el valor de la extinción, no se puede obtener la verdadera densidad estelar en el espacio, sino sólo una función de ésta, dependiente de la primera. Hechas todas las reducciones y prescindiendo de la extinción, se obtiene de los datos modernos, como distancia media de las estrellas más lejanas, unos 10 000 años de luz. Esta distancia es mayor en la Vía Láctea, donde alcanza tal vez a 15 000 años de luz, mientras que en dirección perpendicular parece ser bastante menor. En algunos puntos de la Vía Láctea, dicha distancia es mucho mayor que lo que corresponde al sistema típico.

»Estas dimensiones del sistema sideral, en el cual están tal vez contenidas de 5 a 10 mil millones de estrellas, sólo pueden considerarse como distancias mínimas, especialmente en la Vía Láctea. Los límites del sistema deben ser difusos, y no es imposible que más allá haya todavía grandes espacios llenos de estrellas aunque con una densidad mucho menor. En

la tabla siguiente se puede ver que la fórmula que da la densidad $D(r)$ de estrellas en el espacio, se conserva casi la misma; en esta tabla el valor de $\log D_0$ se ha calculado mediante la ecuación

$$\log D_0 = 2,700 - 0,600 \log r,$$

mientras que D ha sido calculado, en vista de los modernos datos de observación, para el sistema esquemático; r está dado en distancias de Sirio (una distancia de Sirio corresponde a 16,3 años de luz). En la tabla se ve que sólo para las estrellas poco distantes de nosotros resulta una diferencia apreciable entre ambos valores.

r	$\log D_0$	$\log D$	r	$\log D_0$	$\log D$
1	2,70	2,24	100	1,50	1,51
2	2,52	2,32	200	1,32	1,32
3	2,41	2,29	300	1,21	1,21
4	2,34	2,25	400	1,14	1,13
5	2,28	2,22	500	1,08	1,07
10	2,10	2,08	600	1,03	1,02
20	1,92	1,92	700	0,99	0,98
30	1,81	1,82	800	0,96	0,94
40	1,74	1,75	900	0,93	0,91
50	1,68	1,69	1000	0,90	0,88

»Nada se opone con suficiente fundamento a la hipótesis de que todos los cuerpos celestes observados hasta aquí pertenecen al sistema de la Vía Láctea. En realidad la hipótesis de la existencia de otros sistemas, tal vez ligados al nuestro y más o menos parecidos a él, responde a una necesidad de nuestro espíritu, y nada se puede predecir acerca de la posibilidad de que se descubran otras formaciones cósmicas, débilmente luminosas, gracias a los progresos de la óptica y de la fotografía. Pero sólo las ideas que se adaptan al estado actual de nuestros conocimientos pueden considerarse fundadas.

»En cuanto a la extinción, tratándose de distancias tan enormes, puede ejercer una influencia bastante más grande, y aun es posible que más allá de cierto límite nos esté vedado para siempre penetrar con la mirada. Mientras nuestra inteligencia parece exigir la hipótesis de un espacio infinito, lleno de materia más o menos densamente distribuída, nos es preciso reconocer la finitud del alcance de nuestros sentidos.»

Trabajos de Schwarzschild.—Las investigaciones de Schwarzschild sobre la distribución de las estrellas en el espacio se parecen mucho, en la parte teórica, a las realizadas por Seeliger, que acabamos de mencionar. Renunciando a las generalizaciones matemáticas de Seeliger, empieza por introducir algunas restricciones que le conducen a un conjunto sencillo de ecuaciones con cuya ayuda puede atacarse con bastante claridad el problema de la distribución de las estrellas en el espacio. Tres «leyes de distribución» fundamentales constituyen la base de este sistema. Dos de estas leyes

nos son ya conocidas: una de ellas es la de la densidad de estrellas en el espacio, $D(r)$, o sea el número de estrellas por unidad de volumen a la distancia r , y la otra es la de la frecuencia $\varphi(i)$ de las intensidades luminosas absolutas, esto es, el número de estrellas que poseen una intensidad luminosa absoluta i . La tercera ley introducida es la de la «distribución de la velocidad», $\psi(v)$, bajo cuyo nombre se entiende el número de estrellas cuyas velocidades proyectadas sobre la esfera tienen el valor v . La introducción de las velocidades en este problema es de gran utilidad, porque los movimientos propios son casi el único dato en que podemos apoyarnos para calcular la distancia de grandes cantidades de estrellas, y por consiguiente para descubrir su ordenación en el espacio.

Schwarzschild admite que aquellos tres principios pueden representarse por medio de expresiones exponenciales, esto es, por las curvas de probabilidad de Gauss. Para la ley de la frecuencia de las intensidades luminosas, esta expresión fué ya encontrada empíricamente por Kapteyn y por consiguiente se puede considerar como un hecho positivo; en cambio, para las otras dos leyes sólo debe tomarse como hipótesis. A partir de estas leyes, pueden calcularse cierto número de magnitudes observables, y recíprocamente, por medio de éstas pueden deducirse matemáticamente aquellas leyes. Siendo tres los principios de distribución adoptados, es necesario, para poder deducirlos, conocer tres de estas magnitudes observables, para lo cual es natural escoger las que sean determinables con mayor precisión. Entre estos datos de observación el más importante es el número $N(m)$ de estrellas de magnitud aparente m . Los valores de $N(m)$ se conocen en la actualidad bastante bien hasta la 16.^a magnitud, por lo cual parecen destinadas a servir forzosamente de base a esta clase de cálculos. Otros valores observables que pueden expresarse en función de las tres leyes fundamentales son la paralaje media $\pi(m)$ de las estrellas de magnitud aparente m , el número $N(\mu)$ de estrellas con movimiento propio μ , y la paralaje media $\pi(m, \mu)$ de las estrellas de magnitud dada m y movimiento propio también dado μ , y algunos otros más.

La resolución numérica a que conduce este método fué hecha primero por Schwarzschild y repetida después por Schouten con datos de observación más seguros. Como base del cálculo se partió de los siguientes datos: el número $N(m)$ de las estrellas de magnitud aparente m , la paralaje media $\pi(m)$ de las estrellas de magnitud aparente m y finalmente la paralaje media $\pi(m, \mu)$ que corresponde simultáneamente a la magnitud aparente m y al movimiento propio μ . Como valores numéricos de estas tres funciones utilizó Schwarzschild una serie antigua calculada por Kapteyn, mientras que Schouten empleó valores dados también por Kapteyn, pero más modernos.

El resultado más importante de este cálculo es sin duda el de la densidad estelar en el espacio. Si se toma como unidad de esta densidad el número de estrellas que hay por unidad de volumen en las cercanías del Sol, se obtienen los siguientes valores:

Paralaje π	Distancia en unidades estelares	Densidad de estrellas D	
		Schwarzschild	Schouten
"			
0,030	33	1,00	1,00
0,019	53	0,89	1,00
0,012	83	0,76	0,96
0,0074	140	0,65	0,90
0,0047	210	0,53	0,84
0,0030	330	0,40	0,64
0,0019	530	0,30	0,40
0,0012	830	0,21	0,23

De la tabla se deduce que la densidad estelar es constante para pequeñas distancias, y después disminuye, primero lentamente y luego con mayor rapidez, de manera que a una distancia de 800 unidades estelares la densidad queda reducida a la quinta parte. Con todo, no hay que olvidar que se trata sólo de valores promedios para todo el cielo, en los cuales se ha hecho caso omiso de la influencia, que no es despreciable, de la mayor o menor proximidad a la Vía Láctea.

Investigaciones de Kapteyn.— Los mayores progresos realizados en estos últimos años en nuestro conocimiento de la distribución de las estrellas y de la constitución de nuestro sistema estelar se deben al holandés Kapteyn. Este astrónomo puso todo su empeño en reunir los datos de observación, así antiguos como modernos, que fueran aprovechables; los revisó escrupulosamente y los sometió a un prolijo estudio estadístico. Además, no se limitó a aprovecharse de los datos a la sazón existentes, sino que influyó por medio de incesantes gestiones, a que muchos observatorios distribuidos por toda la superficie de la Tierra pusieran sus aparatos al servicio del problema de la constitución de nuestro sistema estelar. Especialmente fructuosa fué su idea de las *selected areas* (áreas escogidas); como es imposible obtener, en un lapso relativamente corto y por medio de la observación directa de todo el cielo, el necesario material de observación para las investigaciones estadísticas, se eligieron 200 áreas o pequeños campos distribuidos de una manera regular en el cielo y susceptibles de ser explorados con gran minuciosidad en un tiempo no muy largo, hasta las estrellas más débiles que los instrumentos pueden alcanzar. Para estos campos tenían que determinarse los valores siguientes: brillos visuales, y fotovisuales, brillos fotográficos, movimientos propios, paralajes, tipos espectrales y velocidades radiales. De las observaciones realizadas con arreglo a este plan se han deducido ya importantes conclusiones referentes al problema que nos ocupa.

Como base de sus investigaciones utilizó primeramente Kapteyn los paralajes medidas por métodos directos; pero como éstas a causa de la poca precisión del procedimiento, sólo para pequeñas distancias proporcionan datos seguros respecto a la distribución de las estrellas, determinó también para grandes grupos de estrellas valores medios de la distancia, basándose para ello en los paralajes seculares que se deducen de los movimientos propios observados (pág. 543).

Sobre estos valores medios de las paralajes se apoyó Kapteyn para las investigaciones ulteriores. El fin de éstas era deducir, con la mayor exactitud posible, las dos leyes más importantes de la estadística estelar, esto es, primero la ley de la frecuencia, o sea el número de estrellas de intensidad luminosa dada que están contenidas en la unidad de volumen, y segundo la ley de la densidad, o sea el número total de estrellas contenidas en dicha unidad de volumen, para diferentes distancias al Sol. Ambas leyes están ligadas una a otra, como ya hemos visto antes, y hay que deducirlas juntas. El método de Kapteyn difiere en un punto esencial de los métodos que hemos citado anteriormente. Mientras que en éstos, desde el principio, se supone una cierta expresión para la densidad estelar a diferentes distancias y después por medio de las observaciones se calculan los coeficientes de la correspondiente fórmula, Kapteyn no fija ninguna hipótesis sobre la forma de la ecuación que da la densidad, sino que determina la ley mediante las observaciones, de una manera completamente empírica.

La extensión y el carácter de este libro no permiten seguir en todos sus pormenores el camino emprendido por Kapteyn, y nos contentaremos con indicarlo de una manera muy elemental. Para este estudio se agrupan las estrellas simultáneamente desde dos puntos de vista, como se hace con las tablas de doble entrada: según su brillo aparente y según sus distancias, deducidas estas últimas de las paralajes seculares. Para una cierta distancia, corresponde a un brillo aparente dado una intensidad luminosa absoluta fácilmente calculable. Por consiguiente, una vez agrupadas según los dos puntos de vista indicados, se tendrá en seguida el número de estrellas de una cierta intensidad luminosa absoluta, y por lo mismo se podrá determinar la ley de la frecuencia de estas intensidades. La ley de la densidad resulta de la agrupación de las estrellas según la distancia.

Los resultados obtenidos por Kapteyn pueden considerarse como ciertos hasta donde lo permite el estado actual de la ciencia, ya que se fundan en el estudio de un vasto caudal de observaciones. La ley de la frecuencia de las intensidades luminosas absolutas obtenida por él, está representada en la tabla siguiente (n.º 1). En la primera columna se dan los brillos absolutos, expresados en magnitudes referidas a la unidad de distancia estelar. En la segunda columna se indican para cada intervalo los valores medios de las intensidades luminosas referidas al Sol. La tercera columna contiene el número de estrellas contenidas en un cubo cuya arista mide 100 unidades estelares de distancia. Los números de esta tercera columna se refieren a las inmediaciones del Sol, pero hay que tener en cuenta que disminuyen con la distancia a este astro.

Se ve en la tabla que las estrellas más numerosas son aquellas cuya magnitud absoluta está comprendida entre $+2^m,0$ y $+3^m,0$; la frecuencia disminuye, primero lentamente y después con gran rapidez, tanto para las estrellas más débiles como para las más brillantes. Esta ley de frecuencia se corresponde exactamente con la ley de la probabilidad de una distribución al azar (ley de los errores, de Gauss).

TABLA 1

Brillo absoluto en magnitudes	Intensidad luminosa media con relación al Sol	Número de estrellas contenidas en un cubo de 10 ⁶ unidades de distancia estelar
-12 ^M a -11 ^M	40 000	0,00081
-11 » -10	16 000	0,0071
-10 » -9	6 300	0,053
-9 » -8	2 500	0,34
-8 » -7	1 000	1,9
-7 » -6	400	8,7
-6 » -5	160	35
-5 » -4	63	120
-4 » -3	25	340
-3 » -2	10	840
-2 » -1	4,0	1800
-1 » 0	1,6	3200
0 » +1	$\frac{1}{1,6}$	4900
+1 » +2	$\frac{1}{4,0}$	6400
+2 » +3	$\frac{1}{10}$	7200
+3 » +4	$\frac{1}{25}$	6800
+4 » +5	$\frac{1}{63}$	5600
+5 » +6	$\frac{1}{160}$	3800
+6 » +7	$\frac{1}{400}$	2300
+7 » +8	$\frac{1}{1000}$	1200
+8 » +9	$\frac{1}{2500}$	490
+9 » +10	$\frac{1}{6300}$	180

Al aumentar la distancia al Sol disminuye el número de estrellas; la expresión que liga esta disminución con la distancia, constituye la ley de la densidad. En la tabla n.º 2 se dan los valores de la densidad estelar encontrada por Kapteyn, tomando como unidad la que corresponde a las cercanías de nuestro Sol. La tercera columna da los valores medios para todo el cielo, sin tener en cuenta las desigualdades debidas a la Vía Láctea. La tabla demuestra que hasta una distancia de 25 unidades estelares la densidad no disminuye de una manera notable, pero que después empieza una disminución lenta al principio, y por fin, más rápida. La tabla alcanza hasta una distancia de 1 000 unidades, a la cual la densidad estelar es inferior a la décima parte de la que hay cerca del Sol.

TABLA 2

Paralaje	Distancia en unidades estelares	Densidad estelar
"		
0,30	3,3	1,00
0,19	5,3	1,00
0,12	8,5	1,00
0,074	13	1,00
0,047	21	1,00
0,030	34	0,92
0,019	53	0,86
0,012	85	0,76
0,0074	130	0,60
0,0047	210	0,45
0,0030	330	0,30
0,0019	530	0,18
0,0012	850	0,09

El método empírico de Kapteyn, exento de hipótesis dudosas, permite explorar, con los datos de observación obtenidos hasta hoy, la estructura de nuestro sistema sidereal hasta unas 1 000 unidades estelares de distancia. Para ampliar a distancias mayores estos resultados debemos ya introducir hipótesis, que si concuerdan con las observaciones para distancias hasta de 1 000 unidades, son muy aventuradas para distancias mayores.

Para extender a estas últimas la ley de la densidad, supone Kapteyn que la ley de frecuencia de las intensidades absolutas, obtenida empíricamente para las regiones cercanas a nosotros, continúa siendo válida más allá del límite indicado. Se admite, además, que se conserva la proporción de las estrellas de las diversas intensidades. Partiendo de estas hipótesis, Kapteyn relaciona la ley de la frecuencia de las intensidades luminosas absolutas con los números $N(m)$ de estrellas de magnitud aparente m , que él mismo determinó cuidadosamente hasta la 16.^a magnitud, y de ello deduce mediante el cálculo la ley de la densidad, de una manera análoga a como había tratado este problema Schwarzschild, sólo que resulta aplicable a distancias mucho mayores.

En estos cálculos, no se limitó ya Kapteyn a los valores medios para todo el cielo, sino que tuvo en cuenta las diferencias que resultan para diferentes distancias, a un lado y otro, de la Vía Láctea. Se prescinde para ello de las diferencias que dependen de la longitud galáctica, es decir, se supone que el Sol está situado en el centro del sistema. Los resultados así obtenidos por Kapteyn pueden verse en la tabla n.º 3. La densidad estelar, para la cual se ha tomado como unidad la que corresponde a las inmediaciones del Sol, se da para cuatro zonas, correspondien-

TABLA 3

Distancias en unidades estelares	Latitud galáctica	0°	30°	60°	90°
250		1,00	0,48	0,40	0,41
400		0,79	0,32	0,22	0,20
630		0,58	0,19	0,11	0,072
1 000		0,36	0,098	0,040	0,020
1 600		0,21	0,046	0,013	0,004 2
2 500		0,11	0,019	0,003 2	0,000 65
4 000		0,050	0,006 8	0,000 68	0,000 076
6 300		0,021	0,002 1	0,000 12	0,000 006 8
10 000		0,007 8	0,000 62	0,000 017	0,000 000 45

tes a las latitudes galácticas 0°, 30°, 60° y 90°. La primera de las cuatro columnas representa, pues, la distribución de la densidad en el plano mismo de la Vía Láctea; las dos columnas siguientes dan esta distribución para las latitudes galácticas 30° y 60°, y la última columna se refiere al casquete polar de este sistema.

Los valores dados en la tabla se representan en la figura 239, que es

una sección transversal, perpendicular a la Vía Láctea, de nuestro sistema estelar. AB representa el plano galáctico, y los números indicados sobre esta recta son distancias en unidades estelares (parsecs). El Sol S se supone en el centro del sistema. Las rectas que parten del centro, indicadas con los números 30, 60 y 90, corresponden a las latitudes galácticas 30° , 60° y 90° . Las curvas son líneas de igual densidad estelar, tomando como unidad la densidad cerca del Sol. En la figura no se ha representado más que la mitad septentrional del sistema, debiéndose imaginar que la región meridional es simétrica con respecto a aquélla. En la figura se ve que la densidad 0,01, o sea 100 veces más pequeña que la que se tiene en las cercanías del Sol, se alcanza en la Vía Láctea a la distancia de 9 000 parsecs, mientras que perpendicularmente a ella está sólo a una distancia de 1 200 parsecs. Nuestro sistema sidereal está, por consiguiente, 7 veces más extendido en el plano de la Vía Láctea que hacia los polos de la misma. En las líneas de igual densidad se presenta un hundimiento o convexidad en el polo, indicando que la forma de nuestro sistema sidereal es la de un disco plano ligeramente hundido en su centro.

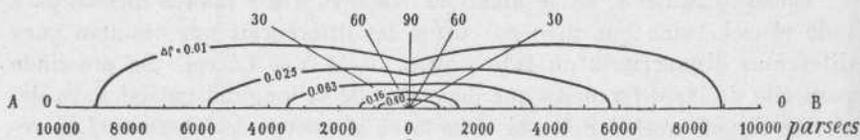


Fig. 239

Poco tiempo antes de su muerte, trazó Kapteyn el primer esbozo de una teoría unitaria para explicar la constitución del Universo sidereal. Como coronación de la obra de toda su vida, el anciano investigador, cuya actividad había estado totalmente consagrada al estudio de la distribución y de los movimientos de las estrellas, intentó resumir en un concepto vasto y general los resultados obtenidos por él durante largos años de trabajo. Su teoría del Universo constituye un ensayo que no ha sufrido todavía la prueba de la crítica científica; al porvenir corresponde decir sobre él la última palabra.

El hecho de observación del cual parte Kapteyn, es el de la distribución de las estrellas en un «sistema estelar típico», en el cual las capas del mismo número de estrellas están limitadas por elipsoides de revolución concéntricos, cuyo centro está ocupado por el Sol. Esta distribución concuerda, con suficiente exactitud, con los resultados de la observación, dentro de la poca seguridad que estos resultados comportan. Así, el espacio de nuestro sistema estelar se divide en diez capas hasta la distancia de unas 8 500 unidades estelares en el plano de la Vía Láctea y de unas 1 700 unidades en la dirección del polo de este plano, admitiéndose que dentro de cada una de estas capas la densidad en estrellas es uniforme. Suponiendo para cada estrella una masa promedia determinada, puede calcularse la masa total de la materia contenida en cada capa con sólo conocer las dimensiones de ésta y el número de estrellas que contiene. Con estos

datos, no es difícil calcular la fuerza de atracción de todas las capas elipsoidales sobre un punto cualquiera del espacio; el cálculo se facilita mucho por cuanto una capa elipsoidal homogénea no ejerce atracción alguna sobre un punto situado en su interior. Así, para cada punto en el espacio se conoce, tanto en intensidad como en dirección, la atracción ejercida por la totalidad de estrellas, y sólo queda indeterminado un factor: el que depende de la masa media de una de éstas.

Partiendo de la hipótesis, muy verosímil, de que el sistema estelar como conjunto ha alcanzado un estado dinámico estacionario, Kapteyn intenta aplicar las leyes de la teoría cinética de los gases a dicho sistema, equiparando las estrellas a moléculas gaseosas. Un sistema inmóvil de estas condiciones debería haber adquirido la forma esférica, pero como en realidad presenta un fuerte ensanchamiento en el plano galáctico, ha de estar dotado de un movimiento de rotación alrededor de un eje perpendicular a dicho plano. Las estrellas situadas en la dirección de los polos de la Vía Láctea no han de participar de la rotación del sistema, y podrán considerarse como moléculas de un gas en reposo; a ellas les será aplicable la ecuación, bien conocida, que da la altura en función de la presión barométrica, y que aplicada a nuestra atmósfera constituye una relación entre la densidad decreciente del aire, la altura sobre la superficie de la Tierra y la atracción ejercida por nuestro planeta sobre la masa gaseosa. La aplicación de esta fórmula al sistema estelar da para todo el sistema una relación entre la densidad en estrellas y la atracción, y Kapteyn la emplea para determinar el factor que antes quedaba indeterminado y que representa la masa media de una estrella.

El resultado a que así se llega es que la masa media de una estrella va disminuyendo a medida que nos alejamos del centro del sistema y nos dirigimos hacia los bordes; dicho valor varía desde 2,2 (tomando como unidad la masa del Sol) en el centro, hasta 1,4, que se alcanza a una distancia de 1700 unidades estelares en la dirección del polo de la Vía Láctea. Hace ya tiempo que Jeans supuso, atendiendo a consideraciones cosmogónicas, una disminución parecida de la masa estelar media a medida que nos alejamos del centro. No podemos obtener datos directos acerca de las masas estelares, más que en el caso de estrellas dobles con movimiento orbital conocido; la masa media de una de estas estrellas dobles, suma de las masas de sus dos componentes, es aproximadamente 1,6 veces la masa del Sol. De la coincidencia de éste valor con el que resulta de sus cálculos, deduce Kapteyn que en el espacio no pueden existir en gran cantidad ni estrellas oscuras ni materia oscura, que están ya incluidas en las masas calculadas por él.

Consideremos ahora las regiones del espacio situadas en el plano de la Vía Láctea, y atribuyamos a cada una de sus estrellas una masa media igual a la que se ha calculado para las contenidas en la misma capa elipsoidal en la dirección del polo. Siendo ya conocido para cada capa el factor de masa, que antes se desconocía, puede calcularse la atracción ejercida por todas las capas elipsoidales juntas sobre cada punto de la

Vía Láctea, atracción que se puede deducir también por medio de la fórmula barométrica. Entre los valores obtenidos por estos dos procedimientos, hay una diferencia notable, que Kapteyn explica admitiendo que todo el sistema gira alrededor de un eje perpendicular a la Vía Láctea, de lo cual nace una fuerza centrífuga suficiente para originar aquella diferencia. Kapteyn supone que unas estrellas giran en un sentido, y el resto en sentido contrario, produciéndose el hecho de la existencia de dos corrientes estelares de sentidos opuestos y paralelas al plano de la Vía Láctea. Como para todas las distancias al centro del sistema se puede determinar por el cálculo el valor de la fuerza centrífuga, puede deducirse también la velocidad angular de rotación, y, por lo tanto, las velocidades lineales. Este razonamiento conduce al resultado sorprendente de que, excepción hecha de las inmediaciones del centro, las velocidades lineales de las estrellas para todos los puntos de la Vía Láctea, hasta los límites del sistema, tienen un valor constante de 19,5 Km por segundo. La mayor parte de las estrellas debería tener, según esto, un movimiento sistemático paralelo a la Vía Láctea y con una velocidad de 19,5 Km por segundo. Desde hace tiempo se sabe ya que en nuestro sistema sidereal hay un movimiento sistemático en forma de corrientes paralelas a la Vía Láctea; y que la velocidad relativa de las dos corrientes estelares opuestas es de unos 40 Km por segundo. Es, pues, verosímil suponer que tenemos ante nosotros, en una de las corrientes, el conjunto de estrellas que gira en un sentido, y en la otra corriente las del grupo que gira en sentido opuesto alrededor del centro del sistema; la velocidad lineal que se deduce de la fuerza centrífuga, que es 19,5 Km por segundo, daría para la velocidad del movimiento relativo de ambas corrientes el valor $2 \times 19,5 = 39$ Km por segundo. Como vemos, no sólo el sentido, sino también la velocidad del movimiento a que conducen los cálculos de Kapteyn, coinciden con los hechos observados en las dos corrientes estelares. A todo esto no hemos de olvidar que el Sol no está precisamente en el centro del sistema, no sólo porque desde este punto no se observaría con claridad el movimiento de la doble corriente, sino también porque *a priori* es muy poco probable que el Sol sea un astro central en este caso; esta distancia del Sol al centro no hay por ahora medio de determinarla, pero existen indicios de que no es una cantidad despreciable.

No nos debemos dejar alucinar por la coincidencia, que podría ser casual, de las deducciones de Kapteyn con los fenómenos observados; su teoría adolece todavía de muchos puntos oscuros que requieren ulterior explicación. Jeans, que ha aceptado las ideas de Kapteyn y las desarrolla en forma más general, obtiene en algunos puntos resultados muy diferentes. Pero aun cuando, tanto en el fundamento como en el desarrollo numérico, reina en esta teoría una gran inseguridad, hay que reconocer que representa un gran paso en el sentido de explicar con una sola hipótesis el orden que rige nuestro sistema estelar.

Orden que guardan en el espacio las estrellas de diferentes tipos espectrales. — En los trabajos que hemos mencionado hasta aquí, refe-

rentes a la estructura de nuestro sistema estelar, se consideraban sin distinción las estrellas de todos los tipos espectrales; pero en estos últimos tiempos se han hecho estudios circunscritos a tipos diferentes, a fin de obtener una idea del modo como están distribuidas en el espacio las estrellas según sus espectros. En general, las estrellas de los diferentes tipos están muy mezcladas en el espacio que nos rodea, no habiendo ninguna región en la cual se encuentren estrellas de una sola clase, o donde falten por completo las de un tipo determinado. Por este motivo la imagen que los estudios precedentes nos han suministrado acerca de la construcción de nuestro sistema estelar, tiene, en esencia, los mismos límites y características que las que nos proporcionan las estadísticas de cada uno de los tipos espectrales. No obstante, como ya dijimos en uno de los párrafos anteriores, esta mezcla de los tipos presenta diferencias que dependen principalmente de la posición con respecto a la Vía Láctea. Esto indica que la distribución de las estrellas en el espacio tiene siempre una forma lenticular, con el plano de simetría en la Vía Láctea, pero que el achatamiento de esta figura es diferente según sea el tipo espectral que se considere.

Hasta ahora, un estudio completo de esta naturaleza sólo ha sido posible para las estrellas del tipo *B*. Dos astrónomos, Charlier y Kapteyn, siguiendo caminos completamente distintos,

han llegado a resultados que coinciden en lo esencial. El sistema de las estrellas *B* brillantes tiene, según Charlier, la forma y extensión siguientes. Estos astros constituyen un conglomerado bien definido, de forma lenticular y cuyo plano ecuatorial coincide con el plano galáctico. El diámetro ecuatorial tiene una longitud de 1 500 unidades estelares de distancia; el diámetro perpendicular, esto es, de polo a polo, unas 500 unidades. El Sol está hacia la parte al norte del plano ecuatorial de este sistema, del cual dista 20 unidades. El centro del conglomerado, visto desde el Sol, está en dirección de la constelación del Navío, a una distancia de 90 unidades estelares. La densidad estelar del conglomerado es máxima cerca del centro, en donde es de una estrella *B* por cada espacio esférico de unas 40 unidades estelares de diámetro. Esta densidad va disminuyendo lentamente hacia los bordes del sistema.

Se ha tratado de determinar de una manera parecida la distribución de las estrellas de otros tipos espectrales, pero los datos de observación no son todavía suficientes para conducir a resultados fidedignos.



Fig. 240

Investigaciones de Easton. — El holandés Easton ha dedicado especial interés a la determinación del brillo de las diferentes regiones de la Vía Láctea. Los resultados a que ha llegado indican que probablemente el Sol no está en el centro del sistema galáctico, ya que éste es más brillante en la constelación del Águila que en la del Unicornio, diametralmente opuesta. De ello puede deducirse que el Sol está bastante más cerca de la porción de Vía Láctea que pasa por las constelaciones del Cisne y del Águila. Una discusión minuciosa de las particularidades que se observan en la Vía Láctea conduce a Easton a la conclusión de que ésta debe tener una estructura en espiras, es decir, que vista desde muy lejos ha de aparecer como una nebulosa espiral. Admitiendo que las diferentes ramas de esta nebulosa no están exactamente en un plano y que el punto del cual parten, visto desde el Sol, está hacia la constelación del Cisne, la hipótesis de Easton explica satisfactoriamente los hechos. La figura 240 es una representación esquemática de la constitución de la Vía Láctea según Easton; *S* indica la posición del Sol. Según Easton, las nebulosas espirales son sistemas lejanos análogos a la Vía Láctea y no pertenecen a nuestro sistema.

4. HIPÓTESIS DE SHAPLEY SOBRE LA CONSTITUCIÓN DEL UNIVERSO

Cuando hasta aquí hemos venido hablando de nuestro sistema estelar, se ha entendido por tal el conjunto de estrellas simples, desde las más brillantes a las más débiles. Solamente a estas estrellas se refieren las investigaciones que hemos citado respecto a la constitución de nuestro sistema. Pero, además de las estrellas, existen otras formaciones en el cielo, cuya posición en el espacio nos interesa también conocer: son los conglomerados estelares y las nebulosas. Hemos visto que todos los estudios referentes a la distribución de las estrellas conducían, en general, a resultados coincidentes, conviniendo en que las estrellas visibles están incluidas en un espacio lenticular, cuyo plano principal es el de la Vía Láctea, y cuyo diámetro, en este plano principal, es de 10 000 a 20 000 unidades estelares de distancia, mientras que en dirección perpendicular a dicho plano su extensión se reduce a una cuarta parte de aquélla. No sólo las estrellas brillantes, sino también las más débiles que se pueden percibir con nuestros anteojos más potentes, son, en su mayor parte, interiores a este espacio lenticular. Tal vez unas pocas estrellas sean exteriores a este sistema limitado; pero están si acaso esparcidas tan lejos que la densidad estelar en esas regiones exteriores ha de ser pequeñísima en comparación con la densidad interior. Obtenida esta representación de nuestro sistema sideral, preséntase el problema de si los conglomerados estelares y las nebulosas pertenecen a este sistema limitado, si están dentro o fuera de este espacio.

En párrafos anteriores hemos visto que tanto las nebulosas como los

conglomerados estelares deben clasificarse en categorías esencialmente distintas las unas de las otras. Entre los conglomerados estelares hay que distinguir los abiertos de los esféricos. Entre las nebulosas, se distinguen principalmente tres grupos: el primero es el de las grandes nebulosas irregulares (por ejemplo, la nebulosa de Orión), el segundo, el de las nebulosas planetarias, y el tercero el de las nebulosas en espiral. La distribución en grupos de estos objetos celestes, que allí respondía sólo a la diversidad de su aspecto aparente, es también esencial para su estudio cósmico.

Ante todo, podemos afirmar que los objetos situados con toda seguridad dentro del sistema limitado de las estrellas son los cúmulos estelares abiertos, las nebulosas irregulares y las nebulosas planetarias. En cuanto a los conglomerados abiertos, sabemos que constan de estrellas que no se diferencian en principio de las demás de nuestro sistema, y que sólo por causas desconocidas forman grupos más o menos compactos en el espacio. Las nebulosas irregulares guardan, algunas de ellas por lo menos, evidente relación física con estrellas de nuestro sistema, al cual son, por consiguiente, interiores (por ejemplo, las nebulosas de las Pléyades y de Orión). Las nebulosas planetarias han de ser también consideradas como miembros de nuestro sistema sideral, porque la medida directa de sus paralajes ha conducido a valores relativamente grandes.

En cambio, según las más recientes investigaciones, los conglomerados estelares esféricos parecen ser exteriores a nuestro sistema galáctico. Este problema ha sido estudiado muy extensamente por Shapley; los resultados, muy notables, obtenidos sobre la distancia y distribución de estos conglomerados en el espacio, de que ya hemos hablado en párrafos precedentes, alejan los límites del Universo a distancias diez veces mayores que el diámetro de nuestro sistema estelar. Según Shapley, el conjunto de los conglomerados esféricos constituiría un «sistema galáctico mayor» en el cual nuestro sistema galáctico está situado como una pequeña isla. La densidad del sistema galáctico mayor es extremadamente pequeña; los pocos cúmulos esféricos que existen están colocados a grandes distancias unos de otros. El sistema tiene, como el sistema menor de que formamos parte, una figura groseramente lenticular, pero no tan aplanada como la de la Vía Láctea; el plano principal del sistema mayor coincide exactamente con el de nuestro sistema, esto es, con el plano de la Vía Láctea. Es éste un hecho notable y sorprendente, para el cual no se ha encontrado todavía explicación, pero que indica de una manera indudable una acción dinámica recíproca entre el sistema galáctico mayor y el menor. El diámetro del sistema mayor, en el plano principal es, por lo menos, de 100 000 unidades estelares de distancia; los límites del diámetro perpendicular a él son menos definidos, pudiendo admitirse un valor mitad aproximadamente.

¿Qué posición ocupan el Sol y el sistema galáctico menor que nos rodea, dentro del gran sistema de los conglomerados esféricos? Ya hemos dicho que los planos principales de ambos sistemas coinciden; la Vía

Láctea que vemos en el cielo indica, también, la posición del plano principal del sistema galáctico mayor. La dirección del centro de este último, visto desde nuestro sistema solar, deberá, pues, quedar indicada por una región de la Vía Láctea fácil de reconocer, porque en ella será mayor el número de conglomerados esféricos. Al tratar de la distribución aparente de estos conglomerados en el cielo, vimos ya que se nota una concentración extraordinaria de los mismos hacia la constelación del Sagitario, en una región donde llaman la atención del observador del cielo austral nubes galácticas especialmente brillantes; en esta dirección deberemos buscar, por lo tanto, el centro del sistema galáctico mayor. La distancia del Sol al centro del sistema mayor lo evalúa Shapley en 20 000 unidades de distancia estelar. Si contempláramos el sistema de los conglomerados esféricos desde un punto exterior, el sistema galáctico menor aparecería como una pequeña nebulosa situada en el plano principal de aquél, pero no en su centro, sino muy lejos, casi a la mitad del radio ecuatorial.

Si después de haber obtenido de esta manera una idea aproximada de la forma externa y de la extensión del sistema galáctico mayor, pasamos al estudio de su contextura, se descubren hechos notables. Cortando el sistema paralelamente al plano principal, se encuentra una capa delgada en la cual no hay ningún conglomerado esférico; más allá de esta zona, lo mismo hacia el norte que hacia el sur, se suceden inmediatamente numerosos conglomerados estelares, cercanos unos a otros. El espesor de esta capa vacía de cúmulos es de 3 000 a 4 000 unidades estelares de distancia. Este fenómeno es tan sorprendente que no puede ser casual, sino que ha de obedecer a una causa cósmica.

La opinión de Shapley es que esta capa delgada, en toda la extensión del sistema galáctico mayor, está llena de estrellas independientes, las cuales, por su parte, están limitadas dentro de dicha capa. El sistema galáctico mayor presenta por consiguiente, según Shapley, las particularidades siguientes: en la región media una capa delgada ocupada por estrellas independientes, pero exenta de conglomerados estelares esféricos; encima y debajo de esta capa se encuentran, en cambio, numerosos cúmulos esféricos sin ninguna estrella independiente. Shapley trata de explicar este raro fenómeno suponiendo que cuando un cúmulo esférico, en su movimiento a través del espacio, atraviesa casualmente la citada capa se esparcen sus componentes por la acción dinámica de las estrellas independientes que la forman, pasando a ser también estrellas independientes.

La densidad estelar que Shapley supone para el interior de dicha capa, es mucho más pequeña que la que antes hemos encontrado para la del espacio celeste que inmediatamente nos rodea.

Nuestro sistema estelar menor sería, según esto, una aglomeración local en el interior de aquella capa, más o menos mal delimitada en sus bordes.

Qué posición ocupan las nebulosas espirales en el Universo, es pregunta que no puede contestarse con seguridad. La mayoría de los astrónomos parecen ser de opinión que estas nebulosas son formaciones gigantescas, del

orden de magnitud de nuestro sistema estelar menor, pero que deben encontrarse en otro estado de evolución.

En lo que precede hemos expuesto las teorías que varias generaciones de filósofos y de observadores han expuesto acerca del orden y disposición del Universo visible. Estas teorías no han llegado a formar todavía un cuerpo de doctrina, pero tampoco se contradicen, y aun parece que en estos problemas, los más difíciles y más generales de la Astronomía, se ha llegado ya a una cierta estabilidad. Cualquiera que sea la opinión que todo ello merezca, los resultados obtenidos producen, cuando menos, la sensación de que se ha conseguido explorar el Universo visible lo suficiente para que no veamos en él un caos confuso, sino un todo ordenado, cada uno de cuyos miembros obedece a leyes determinadas.

CAPÍTULO III

Cosmogonía

La idea de que el mundo no ha tenido desde el principio su forma actual, sino que hubo un tiempo en que no existía, o existía sólo como una masa informe, es tan antigua como la humanidad. El «caos» de los griegos, la materia bruta informe, no sujeta a leyes, de la cual una fuerza creadora formó los cuerpos, corresponde de una manera sorprendente a las nebulosas oscuras descubiertas por M. Wolf, Barnard y Hagen.

Si ordenamos cronológicamente las ideas que sobre este tema han dominado en el mundo y los conocimientos que les han servido de base, las podemos clasificar en tres grupos. El primero comprende las ideas anteriores del descubrimiento de la ley de la gravitación, las cuales, por exactas que pudieran ser, carecían de todo fundamento científico. El segundo grupo comprende las hipótesis que se apoyan en la ley de la gravitación, antes de que se conociera el principio de la conservación de la energía. El tercer grupo lo forman las teorías basadas en este último principio. Esta división no supone, ni remotamente, que las hipótesis pertenecientes a este último grupo estén en contradicción con las otras; Kant y Laplace, por ejemplo, fundaron su hipótesis de la nebulosa primitiva en la teoría de la gravitación, sin tener en cuenta el principio de la conservación de la energía, que era entonces desconocido, y por lo tanto sus ideas fueron incompletas, pero no necesariamente erróneas en sus fundamentos.

Las ideas de los antiguos sobre el origen del mundo no eran más que especulaciones, más propias de la filosofía que de la Astronomía. La cosmogonía de los indios, según la cual el dios Brahma, que desde hace miles de años está sentado sobre una hoja de loto meditando profundamente, produce un huevo de las dimensiones del Universo, del cual se forma poco a poco este último, no presenta indicio alguno de la observación más grosera, sino que es un mero producto de la fantasía india. Contrasta este modo de pensar con el de Hiparco y Tolomeo, que se limitaron a estudiar el Universo como es, sin tratar de descubrir su origen.

Lo mismo que las hipótesis de los tiempos antiguos, nacidas del senti-

miento religioso, también muchas hipótesis cosmogónicas modernas no pasan de ser especulaciones filosóficas. Hay que confesar que algunas de ellas, aun cuando sin fundamento científico, no son precisamente erróneas en todas sus partes. Así ocurre con las hipótesis cosmogónicas de Swedenborg, Descartes, Leibniz, Whiston, Buffon, Franklin y otros, que en medio de vaguedades sin número contienen un fondo de verdad y son dignas de atención; pero, en general, en esta clase de hipótesis domina en primer término la fantasía. Ciertamente es que una gran parte de lo que se escribe en nuestros días sobre este tema debe incluirse en el mismo juicio. Nosotros prescindiremos aquí de todas estas hipótesis, para tomar en consideración sólo aquellas que han contribuido a descifrar las leyes de la evolución del Universo de una manera científica.

Una teoría cosmogónica que pretenda explicar científicamente la evolución del Universo como un todo único, en su pasado, en su presente y en su futuro, ha de fundarse en las observaciones que nos han permitido conocer aquel Universo en su estado actual y en sus continuos cambios. Sólo partiendo de estas observaciones, aplicando las leyes físicas generales y extrapolándolas en cierto modo hacia adelante y hacia atrás, podremos obtener conclusiones aceptables que nos expliquen cómo debió de ser el estado de nuestro sistema en los primeros tiempos y cómo será en el porvenir. Por esta razón, antes de tratar de las teorías cosmogónicas en particular, será conveniente que nos fijemos con algún detenimiento en aquellos fenómenos que pueden observarse en nuestros días, y que se relacionan con los cambios y la evolución continua de los cuerpos celestes.

I. IRRADIACIÓN DEL CALOR

En el corto intervalo de tiempo durante el cual se han realizado observaciones de precisión no puede identificarse ningún cambio en nuestro sistema, excepción hecha de los cambios de posición. La Tierra, el Sol y los planetas son de la misma magnitud y presentan el mismo aspecto ahora que antes, y ni aun puede descubrirse la menor diferencia en la cantidad de calor que recibe la Tierra del Sol. A pesar de ello, tenemos motivos para suponer que todos estos cuerpos cambian, y que llegará un tiempo en que el aspecto y el estado del Universo serán completamente distintos de lo que son ahora.

Un simple ejemplo hará ver por qué hemos de admitir la posibilidad de estos cambios, aun allí donde no podemos percibirlos de una manera directa. Supongamos que una persona llega a una casa deshabitada y encuentra un reloj en marcha. Si no tiene noción alguna de Mecánica no comprenderá por qué no tiene que haber estado en marcha el reloj desde un pasado infinitamente lejano, o por qué el péndulo no tiene que haber oscilado y las manecillas efectuado su vuelta desde que existe el reloj. Este observador, ante aquel conjunto continuo de movimientos, estará dispuesto a admitir

que se han efectuado siempre desde que el reloj existe y que han de durar mientras no se estropee. Pero dejemos que se instruya en las leyes de la Mecánica y que descubra las fuerzas que mantienen el movimiento de las manecillas y del péndulo. Entonces verá que este movimiento es comunicado al péndulo por medio de un engranaje, cada una de cuyas ruedas ha de moverse con más lentitud que la precedente, y que la rueda primera está en combinación con un peso. Observará además en la rueda que engrana directamente con el péndulo y tal vez en la siguiente, un movimiento perceptible, mientras que en el corto intervalo de tiempo que dure su investigación no notará movimiento en las demás. Pero si se convence de que las ruedas engranan unas con otras, no le quedará duda de que han de moverse todas, y si sigue estudiando el mecanismo hasta la primera rueda, comprenderá que, a pesar del aparente reposo, tienen que estar moviéndose todas por virtud del descenso del peso. Entonces podrá decir con seguridad lo siguiente: «Yo no veo que el peso baje, pero sí sé que tiene que descender lentamente hasta el suelo, porque el mecanismo se mueve de modo que se ha de producir necesariamente un descenso lento del peso. Si logro conocer el número de dientes de cada rueda sabré cuánto debe descender el peso cada día y podré calcular cuándo habrá llegado al suelo. Entonces tendrá que pararse la máquina, porque el descenso del peso es lo que mantiene el reloj en marcha. Asimismo podré calcular cuánto tiempo lleva el reloj funcionando, porque el peso recorre todos los días de arriba hacia abajo un cierto camino. Además, para poner el reloj en marcha, es necesario que alguna fuerza haya subido el peso y con ello puesto en movimiento la máquina, y si la misma fuerza no vuelve a subir el peso, éste alcanzará el suelo transcurridos un cierto número de días y el reloj entonces se parará.»

El cambio continuo correspondiente a este ejemplo, en el sistema solar y en el sideral, consiste en una transformación constante del movimiento en calor, y en una pérdida continua de este calor por irradiación. Ya lo expresó Lord Kelvin al decir que en la Naturaleza se efectúa una «dispersión continua de energía». Todos sabemos que el Sol irradia calor al espacio y que una parte en extremo pequeña de este calor alcanza a la Tierra, manteniendo en ésta la vida y el movimiento. Como el Sol irradia en todas direcciones de una manera uniforme, la parte de calor solar que recibe la Tierra es respecto al calor total irradiado, lo que la superficie aparente de nuestro planeta visto desde el Sol es a toda la bóveda celeste; esta relación es aproximadamente de 1 a 2 200 000 000.

Se ha supuesto por algunos físicos que la irradiación de calor no se realiza de una manera uniforme en todas direcciones sino solamente en aquellas en que existen cuerpos materiales. Según esto, el Sol irradiaría calor hacia la Tierra y los demás cuerpos celestes, pero no hacia el espacio vacío, o por lo menos con intensidad mucho menor. Según esta hipótesis, la irradiación sería una acción recíproca entre dos cuerpos materiales, que no podría efectuarse como acción recíproca entre un cuerpo material por una parte y el espacio vacío por otra. Si fuese cierto este modo de ver, como que los ángulos bajo los cuales se ven desde el Sol los cuerpos celestes

son pequeñísimos en comparación con la bóveda celeste, el calor irradiado por el Sol sería una cantidad muy pequeña. En el estado actual de la Física, esta hipótesis parece falta en absoluto de fundamento, pero no se puede dar tampoco una refutación definitiva, para la cual serían necesarios conocimientos que no poseemos todavía acerca de la verdadera naturaleza de las radiaciones luminosas y caloríficas.

Durante mucho tiempo se desconoció que la irradiación de calor traía consigo el consumo de un cierto algo, cuya provisión es limitada, y se creía que su duración era indefinida, sin disminución alguna, en el Sol y en las estrellas. Hoy se sabe que el calor es una forma del movimiento de las moléculas, que equivale a un trabajo, y que como tal se produce a costa de energía, y también se sabe que la provisión de energía existente en el Universo visible es finita y limitada. Una de las leyes mejor fundamentadas de la ciencia moderna, es la que dice que la energía, lo mismo que la materia, no pueden crearse de la nada; esta ley se ha confirmado en todas las ramas de la Física. La irradiación solar no puede durar eternamente, a no ser que la energía del Sol que se disipa con el calor irradiado sea compensada en alguna forma.

¿Cuál es el destino de la energía irradiada por el Sol hacia el espacio? Sobre esto podemos hacer las siguientes hipótesis:

1.^a Puede quedar anulada por completo, como se suponía antiguamente.

2.^a Puede seguir eternamente su camino en el espacio.

3.^a Puede ser devuelta a los manantiales primitivos de donde procede, siguiendo un camino que se sustrae a nuestras observaciones.

4.^a Puede condensarse en forma de materia, mediante un proceso desconocido para nosotros, formando nuevos cuerpos celestes.

La primera de estas hipótesis no tiene ya significado científico, pues la ley de conservación nos dice que la energía no puede ser creada ni destruida. No obstante, debe hacerse notar que esta ley, tanto para la energía como para la materia, no tiene más garantía que la de los experimentos en que se funda, y su verdad absoluta no puede demostrarse siguiendo un camino inductivo. Las medidas más exactas de la energía que interviene en los experimentos, demuestran que ésta no sufre disminución notable, ni por transmisión ni por transformación; pero no bastan para que demos por demostrado que recorriendo un camino durante miles o millones de años no esté sujeta la energía a sufrir alguna disminución. A pesar de que la ley de la conservación de la energía suele aplicarse como un principio físico incontrovertible, su extrapolación no está exenta de crítica, y en un caso como el de la irradiación solar en que vemos algo que se resiste a la explicación, debe tenerse en cuenta, entre las causas de error posibles, el fracaso de una inducción demasiado vasta.

La segunda hipótesis, la de que el calor irradiado por el Sol y las estrellas sigue su camino a través del espacio, en línea recta y eternamente, es la que coincide mejor con nuestros conocimientos actuales. Recibimos, en efecto, el calor de las estrellas más lejanas que el anteojo

nos permite distinguir, y esta radiación calorífica ha recorrido, como sabemos, su camino durante miles de años, sin haber sufrido disminución. Desde este punto de vista toda radiación procedente del Sol o de la Tierra prosigue su camino a través del espacio, sin otra disminución que la que proviene de su extensión sobre superficies cada vez mayores en el supuesto de que no encuentre materia alguna que absorba el calor. Si esta segunda hipótesis es cierta, el calor irradiado por el Sol y los demás astros es perdido definitivamente para ellos, pues no hay ningún camino conocido por el cual pudiera volverles el calor irradiado.

La tercera hipótesis, como la primera, fué hija de la imperfección de los conocimientos físicos; pero después fué fundamentada en forma matemática, y en estos últimos tiempos ha vuelto a desempeñar un papel importante en la ciencia, gracias especialmente a la teoría general de la relatividad, según la cual «el espacio tiene curvatura», es decir, que lo que nos parece una línea recta es una línea cerrada.

Esta idea de un espacio curvilíneo forma parte de aquella Geometría trascendental que se eleva sobre la representación del espacio fundada en propiedades derivadas de la experiencia, referentes a porciones limitadas y relativamente pequeñas del mismo espacio, para considerar porciones grandes de éste, en su mayor extensión. Hoy se afirma que la supuesta necesidad apriorística de los axiomas geométricos carece en realidad de fundamento lógico y que el problema de los límites dentro de los cuales son ciertos aquéllos es de orden experimental. Este criterio es especialmente aplicable al postulado de las paralelas, puesto que no hay ninguna demostración rigurosa de que dos rectas paralelas no se encuentren nunca o no diverjan nunca. Por esto se han ideado diferentes sistemas geométricos, que se designan con el nombre común de *geometrías no euclideas*, y que ensanchan o rechazan aquellos límites que parecían impuestos a nuestras ideas geométricas fundamentales, sin que por ello introduzcan en la ciencia nada que las contradiga de un modo positivo.

El más célebre de estos sistemas es el debido a Riemann, quien demostró la necesidad de suponer que el espacio es ilimitado, ya que no hay ningún punto que no contenga espacio por todos lados, pero que no es necesario considerarlo como infinito. Así el espacio puede cerrarse sobre sí mismo, de una manera parecida a lo que ocurre con la superficie de una esfera, la cual, aunque carece de límites, contiene un número fijo y finito de unidades de superficie (metros cuadrados, etc.) y sobre ella, siguiendo un círculo máximo, se llega finalmente al punto de partida. Los rayos luminosos que divergen a partir de un punto, se alejarán cada vez más unos de otros, pero sólo hasta alcanzar una distancia máxima que depende de la curvatura del espacio; después de este máximo, los rayos luminosos volverán a acercarse y por fin se reunirán en un punto, que se puede considerar como imagen del punto de partida. La energía irradiada en el espacio por un cuerpo, por ejemplo el Sol, en todas direcciones, no se perdería, por consiguiente, en el infinito, sino que se reuniría en el punto imagen. Esta noción de un espacio curvo ha sido aceptada en

estos últimos tiempos por la teoría general de la relatividad, la cual relaciona el mundo material con la curvatura del espacio, ligando mediante una expresión sencilla, calculable matemáticamente, la curvatura del espacio y la densidad media de la materia que lo llena.

A pesar de que esta explicación del espacio finito trapasa los límites de nuestra comprensión, no contradice en nada los hechos, y la experiencia nos dice, además, que todo el Universo perceptible no debe ser más que una fracción pequeñísima de aquel espacio finito.

La cuarta hipótesis, de que la energía irradiada puede concentrarse en forma de materia, es por hoy una mera especulación, falta todavía de fundamento físico. Pero la posibilidad de este hecho no puede negarse. Sabemos que la materia consta de átomos, y que cada átomo posee un contenido fijo de energía. Conocemos, además, transformaciones por medio de las cuales un átomo, cediendo energía, puede convertirse en otro átomo que la contenga en menor cantidad. Podríamos imaginar que estos procesos de transformación se realizan de una manera continua hasta que el átomo sea desintegrado por completo y toda la energía contenida en él quede liberada. Si dejamos todavía más campo libre a la fantasía, se podrá también pensar en la inversión de aquel proceso, esto es, en la formación de materia a expensas de la energía irradiada en el espacio. Acaso esta hipótesis llegue a tomar alguna consistencia cuando los conocimientos sobre la constitución de la materia hayan adelantado algo más.

2. ORIGEN DEL CALOR SOLAR

Desde hace algunos decenios vienen efectuándose determinaciones precisas de la cantidad de calor irradiado por el Sol. Son pocos estos cuantos años para poder deducir de las observaciones si la cantidad de calor irradiada por el Sol se conserva constante, o si con el tiempo disminuye o aumenta; pero tenemos otras razones para considerar como bien establecido el hecho de, que la cantidad de calor irradiada por el Sol hacia la Tierra ha permanecido invariable durante mucho tiempo, y que ya en tiempos remotos era aproximadamente la misma que ahora. La exploración geológica de la corteza terrestre induce a creer que el Sol debe haber irradiado hacia nuestro planeta, durante millones de años, cantidades de calor casi uniformes. La provisión de calor del Sol parece ser, según esto, inagotable. Uno de los problemas más arduos de la cosmogonía y cuya dificultad no se podía prever antes del descubrimiento de la ley de la conservación de la energía, es el de explicar cómo puede conservarse esta enorme provisión de calor. Hasta hoy, todos los ensayos para dar una contestación definitiva al problema de los orígenes del calor solar han sido infructuosos, y las hipótesis con que se ha querido explicar su permanencia no alcanzan a justificar más que una parte de la cantidad de calor irradiada por el Sol. La solución definitiva de este problema

es aún desconocida. De todos modos, veamos cuáles son las consideraciones que se han hecho sobre este punto.

Enfriamiento simple.— Si calentamos un cuerpo y después lo abandonamos a sí mismo, irradiará poco a poco y en todas direcciones el calor que le hemos comunicado. ¿Puede explicarse de esta manera sencilla que el Sol mande constantemente calor al espacio? Cuando se conoce la cantidad de calor irradiada por un cuerpo caliente, se puede calcular el descenso de su temperatura. Como conocemos la cantidad de calor que irradia el Sol constantemente, podemos calcular cuánto deberá disminuir cada año su temperatura por efecto de esta irradiación. Así se encuentra que la disminución ha de ser 2 grados centígrados si el calor específico del Sol es igual al del agua, y de 4 a 8 grados si es igual al de la mayor parte de las sustancias que constituyen nuestro planeta. Ahora bien; una disminución tan grande de temperatura es imposible que se efectúe; el Sol se hubiera enfriado por completo pocos miles de años después de haberse formado, y habría cesado de irradiar calor. El simple enfriamiento del Sol no basta, por consiguiente, para explicar su desprendimiento constante de calor, y debemos buscar otros orígenes de la energía solar.

Combustión.— Tratándose de la producción de calor, es natural que pensemos en las combustiones. Pero aquí veremos en seguida que es imposible que la temperatura del Sol se mantenga, como la del fuego de nuestros hogares, por medio de la combustión o combinación química de las sustancias que en él se encuentran. Aun suponiendo que el Sol se compusiera exclusivamente del mejor carbón y de oxígeno, en la proporción necesaria para una combustión completa, un cálculo sencillo hace ver que la combustión de todo el Sol bastaría sólo para suministrar el calor que actualmente irradia durante 2 000 años. Cualquier proceso de combustión conduce a cantidades de calor demasiado pequeñas para considerarlo como origen de la energía solar.

Caída de meteoritos.— Fundándose en el principio de la equivalencia entre el calor y el trabajo mecánico, se ha supuesto la existencia de otro manantial de energía solar. Si sobre el Sol y desde una altura considerable cae un cuerpo, toda la provisión de energía representada por la masa y la velocidad de éste se transformará en calor, en cantidad mucho mayor que la que resultaría de la combustión del cuerpo que cae. Un ejemplo de esto, ya citado anteriormente, lo dan los bólidos y aerolitos al atravesar nuestra atmósfera. La velocidad con que caen sobre el Sol los cuerpos que proceden de una distancia muy grande, a causa de la gran masa de este astro, es considerablemente mayor que la que llevan los que caen sobre la Tierra, y excede a 560 Km por segundo. El autor de esta teoría, Robert Mayer, supuso que de la multitud de pequeños cuerpos contenidos en nuestro sistema solar caen continuamente muchos miles sobre el Sol, constituyendo su caída un manantial abundante del calor solar.

Pero tampoco este manantial es suficiente para compensar la energía calorífica irradiada. Se ha calculado que en el transcurso de un siglo tendría que caer sobre el Sol, por lo menos, una masa igual a la de nues-

tra Tierra para compensar el calor perdido. Esta cantidad de materia meteórica excede tanto toda probabilidad, que no puede explicarse de esta manera el origen del calor solar. Según enseña la Mecánica, sólo una pequeña parte de los meteoritos que atraviesan el espacio o giran alrededor del Sol puede caer sobre este astro, pues para alcanzarlo tendrían que dirigirse en línea recta hacia él desde el espacio, o por efecto de una perturbación de sus órbitas debida a la atracción de los planetas. Si los meteoros fuesen tan frecuentes como lo exige la hipótesis, también la Tierra sería bombardeada por ellos, y la superficie de nuestro globo se caldearía en virtud de la transformación de la fuerza viva en calor, aniquilándose totalmente la vida terrestre. Es posible que en tiempos muy remotos haya recibido el Sol un gran aporte de calor de esta manera, pero es imposible que en nuestros días tal proceso continúe con intensidad suficiente para compensar la irradiación.

Teoría de la contracción.—Durante muchos años se creyó haber encontrado la solución del problema del sostenimiento del calor solar mediante la consideración siguiente: como el Sol se enfría, debe contraerse, aumentando al mismo tiempo su densidad; por efecto de esta contracción se produce calor, pudiéndose determinar hasta qué punto la pérdida de calor por irradiación es compensada en virtud de este proceso. Esta teoría admite un estudio matemático exacto, y es tan seductora, porque estando en consonancia con todas las leyes físicas conocidas, puede tratarse matemáticamente desde el principio. Al lado de las hipótesis anteriores sobre los orígenes del calor solar, ésta es la primera que puede tomarse seriamente en cuenta.

La teoría de la contracción fué expuesta por Helmholtz en 1854, y se funda en las transformaciones de que es susceptible la energía en las masas gaseosas sujetas a la gravitación interior y que irradian calor hacia el exterior. A causa de la gran temperatura que reina en el interior del Sol, la materia de éste puede considerarse como gaseosa. La teoría de la constitución de estas esferas gaseosas y de las transformaciones que la energía puede sufrir dentro de ellas, fué desarrollada más tarde por Lane (1869), Ritter (1878) y Lord Kelvin (1887). Un estudio muy minucioso de los problemas referentes a estas esferas gaseosas es el que hizo Emden en 1907.

Para comprender cómo, por medio de la contracción de un cuerpo celeste, se produce calor, recordaremos antes algunas nociones de termodinámica. La energía total de un cuerpo se divide en dos partes: energía cinética y energía potencial. Se denomina energía cinética la parte de energía total que es consecuencia del movimiento de las diferentes partículas de masa (fuerza viva). También forma parte de la energía cinética la cantidad de calor contenida en un gas. Según la teoría cinética de los gases, se supone que las diferentes moléculas se mueven con gran velocidad en todas direcciones: la velocidad media de las moléculas da la medida de la temperatura del gas; si la velocidad es grande, la temperatura es alta; si es pequeña, la temperatura es baja. La pérdida de calor por un

cuerpo es, pues, una disminución del movimiento de sus moléculas, y por lo tanto, puede considerarse como pérdida de energía cinética. Se entiende por energía potencial de un cuerpo la energía debida a la posición respectiva de las diferentes moléculas de su masa. Por efecto de la gravitación, las partículas se atraen mutuamente; cuando dos partículas están cerca una de otra se atraen con mucha fuerza, y cuando están más distanciadas se atraen con una fuerza menor; esta diferencia de atracción según las distancias corresponde a una diferencia en la energía del sistema constituido por dichas partículas. Por esta razón, esta parte de la energía se llama energía de posición o energía potencial; es pequeña para pequeñas distancias de las partículas, y grande para distancias mayores.

La ley de la conservación de la energía dice que la energía total de un sistema, esto es, la suma de la energía cinética y de la energía potencial, ha de mantenerse constante si el sistema no pierde energía hacia el exterior o la recibe desde el exterior. Ya hemos visto un ejemplo de esta ley en el movimiento elíptico de los planetas y cometas alrededor del Sol. Supongamos una órbita muy excéntrica, o sea una elipse muy alargada. En el perihelio, el planeta está cerca del Sol y su energía potencial es pequeña; en cambio, su velocidad orbital o sea su energía cinética es grande. Lo contrario ocurre en el afelio; entonces la distancia del planeta al Sol es grande, y correspondiendo con esto la energía cinética, o sea la velocidad del planeta, debe ser pequeña, como ocurre en efecto. Así como la ley de la conservación de la energía se cumple en el caso del movimiento kepleriano para un sistema compuesto de dos cuerpos, la misma ley debe cumplirse también para un sistema compuesto de un número cualquiera de partículas. Una esfera gaseosa dilatada puede considerarse como un sistema de esta clase. Cuando la esfera se contrae, las distancias recíprocas de las diferentes moléculas disminuyen y la energía potencial se hace menor; entonces la energía cinética de las distintas moléculas tiene que aumentar, es decir, ha de elevarse la temperatura del gas. Así, pues, por la contracción se produce calor.

La traducción matemática de esta teoría ofrece no pocas dificultades. El fundamento está constituido por dos leyes fundamentales de la Física: la ley de la gravitación y la de los gases perfectos. La ley de la gravitación entra en juego porque las diferentes partículas de la masa esférica se atraen mutuamente; en este punto la teoría está libre de objeciones y no ofrece ninguna dificultad. Como consecuencia de la ley de la gravitación, se comprende que una esfera compuesta de masas gaseosas y que vaya irradiando calor tiene que contraerse necesariamente, porque cuando una capa esférica irradia calor se enfría, y a causa de ello disminuye su fuerza expansiva o su presión. Mientras que antes la presión equilibraba a la fuerza gravitatoria, que tiende a llevar todas las partículas hacia el centro, e impedía que ocurriese contracción alguna, después del enfriamiento la gravitación empieza a preponderar sobre la fuerza expansiva, que ha disminuído, y acarrea una contracción. De la ley de la gravitación se deduce, pues, que las masas gaseosas deben con-

traerse al irradiar calor. La segunda ley física que interviene en la teoría es la ley de los gases perfectos; esta ley dice que para un gas cualquiera la relación entre la presión interior y la densidad es proporcional a la temperatura absoluta. Esta ley sólo es cierta para los gases muy enrarecidos, es decir, para gases ideales; para aquellos cuya densidad es muy grande es necesario introducir términos de corrección. Por esto la aplicación de esta ley a la teoría de la contracción de las masas gaseosas ofrece dificultades considerables. Primero, es dudoso si esta ley se puede hacer extensiva al estado en que se hallan los gases que hay en el interior del Sol; por lo menos, es cierto que, en la Tierra, a las sustancias de la densidad de nuestro Sol no se les puede aplicar la ley sin correcciones importantes. En la ecuación de estado, de Van der Waals, se tiene una relación entre presión, densidad y temperatura, la cual, correspondiendo a la ley de los gases perfectos, se puede aplicar también a los dotados de gran densidad, pero la aplicación de esta ecuación de estado en vez de la de los gases perfectos es muy discutible, ya que se ha demostrado únicamente su validez en las circunstancias del laboratorio, y no su extrapolación a las que reinan en el Sol. Por esto, ante la duda de si se obtiene alguna ventaja empleando la ecuación de estado, más complicada, en vez de la sencilla ley de los gases, la mayor parte de los investigadores han prescindido de aquélla, aparte de que la ley de los gases perfectos proporciona ya una primera aproximación. Otra dificultad que se presenta consiste en la necesidad de conocer la naturaleza de las sustancias a las cuales debe aplicarse la ley física que se elija, o por lo menos su peso molecular. Se entiende por peso molecular de una sustancia el peso de una molécula de la misma tomando como unidad el peso del átomo de hidrógeno. El peso molecular de las sustancias que manejamos en la Tierra se puede determinar por procedimientos físicos; pero como no conocemos el peso molecular medio de las sustancias de que se compone el Sol, tenemos que introducir en el cálculo unos valores fundados en hipótesis.

La contracción de una esfera gaseosa y los cambios que se producen en la presión, densidad y temperatura, fueron ya explicados por Ritter, y más tarde y de una manera más completa por Emden. Como particularidad importante, empezó Emden por demostrar que la contracción debía efectuarse de una manera uniforme. Consideremos las partículas colocadas a lo largo de un radio de la esfera gaseosa: si el radio se acorta por contracción, deberemos suponer que las diferentes partículas quedan como pegadas al radio mientras se contrae, de manera que no se mueven a lo largo de éste; una contracción en esta forma se llama uniforme. Es fácil ver cómo deben variar la presión, densidad y temperatura de cada una de las partículas en una contracción uniforme. Supongamos que la esfera gaseosa se contrae hasta la mitad de su diámetro primitivo. La distancia primitiva de cada partícula al centro se habrá reducido a la mitad, y el peso de cada partícula habrá aumentado el cuádruplo porque, según la ley de la gravitación, la atracción varía en razón inversa del cuadrado de la distancia. Consideremos una capa esférica delgada; el peso de las masas que contiene habrá

aumentado al cuádruplo por la contracción, pero la superficie habrá disminuido a la cuarta parte, y como ahora deberá continuar el equilibrio en el interior de la esfera, la fuerza ejercida sobre la unidad de superficie, o sea la presión, deberá haber aumentado 16 veces. Por otra parte la densidad habrá aumentado, haciéndose ocho veces mayor, porque la masa no aumenta ni disminuye cuando el radio de la esfera se contrae a la mitad. Si ahora aplicamos la ley de los gases, según la cual la relación de la presión a la densidad es proporcional a la temperatura, resulta que la temperatura de cada partícula debe haber aumentado al doble. Por consiguiente, la temperatura de una esfera que se contrae aumenta en la misma proporción que disminuye el radio. Este aumento de temperatura es, pues, lo que se gana en energía por efecto de la contracción.

Depende de la naturaleza de los gases que se suponga en el cálculo, el que el aumento de energía debido a la contracción se emplee por completo en aumentar la temperatura interior, o bien que una parte de ese aumento de energía sea irradiado inmediatamente hacia el exterior como radiación calorífica. En los gases monoatómicos (helio, vapor de mercurio, hidrógeno disociado) la mitad exactamente del aumento de energía se emplea en aumentar la temperatura interior, y la otra mitad es irradiada en forma de calor. En los gases diatómicos (aire, hidrógeno) los $\frac{5}{6}$ del aumento de energía sirven para aumentar la temperatura interior, mientras que sólo $\frac{1}{6}$ es irradiado. En los gases triatómicos (vapor de agua, anhídrido carbónico) todo el aumento de energía se emplea en aumentar la temperatura interior sin que haya radiación calorífica. Las diferentes sustancias se comportan de manera muy distinta, y por consiguiente reina una gran inseguridad en la teoría.

Veamos ahora la aplicación práctica al problema del calor solar. La dificultad principal radica, según lo que hemos dicho antes, en que no conocemos las sustancias de que está formada la esfera solar, ni su estado físico. Esta dificultad, con todo, no es tan grave como aparece a primera vista. En el interior del Sol reinan temperaturas tan enormemente altas que las leyes físicas y químicas, complicadas de por sí cuando se refieren a la Tierra, deben ser allí mucho más sencillas. La estructura complicada que conocemos en los cuerpos sólidos, líquidos y gaseosos que nosotros manejamos, no puede subsistir a temperaturas y presiones tan elevadas, y por lo tanto podemos considerar la materia de que está formado el Sol como esencialmente constituida por moléculas uniformes y discretas. Conociendo la cantidad de energía que la Tierra recibe del Sol, podemos calcular la que este astro irradia actualmente hacia el espacio. La que a nosotros nos llega, se evalúa por medio de la constante solar, de la que hemos hablado en el capítulo dedicado al Sol, y que se expresa en calorías-gramo (1) por centímetro cuadrado y por minuto. Si tomamos como valor de la constante solar el valor 2,0, la cantidad de calor irradiada por el Sol en todas direcciones es $3,4 \times 10^{29}$ calorías-gramo por hora. Si esta cantidad de calor ha de ser

(1) Una caloría-gramo es la cantidad de calor necesaria para aumentar 1° la temperatura de un gramo de agua.

compensada por la contracción solar, es fácil calcular cuánto tiene que disminuir anualmente el radio del Sol. Este cálculo se ha hecho varias veces, para diferentes hipótesis de la constitución del astro, y en lo esencial ha conducido a resultados coincidentes. Emden, suponiendo que el Sol está constituido por elementos monoatómicos, que es lo que mejor corresponde a las circunstancias que allí reinan, encuentra que el radio solar ha de disminuir anualmente unos 50 metros para que la energía irradiada se compense por contracción. Vista desde la Tierra, una longitud de 725 Km en la superficie del Sol aparece bajo el ángulo de $1''$, de modo que el radio aparente del Sol debería disminuir $1''$ en 14 500 años. Esta contracción es demasiado pequeña para que se haya podido comprobar por medidas directas del diámetro aparente, no habiendo esperanza de que en mucho tiempo pueda llegar a notarse. Las medidas astronómicas directas no pueden, por lo tanto, decidir si se ha encontrado en la teoría de la contracción el verdadero origen del calor solar.

La teoría de la contracción no sólo permite calcular los fenómenos actuales, sino también seguir hacia atrás la historia del Sol, y en particular calcular qué cantidad total de calor pudo producir una determinada contracción del astro. Este valor tiene un límite, aunque el Sol haya sido enormemente grande al principio. Todo cuerpo que cae, aunque proceda de una distancia infinita, sólo produce una cantidad limitada de calor, así como su velocidad alcanza también un límite. Si se supone que el Sol era en un principio una esfera gaseosa de radio infinitamente grande, y que se ha contraído lentamente hasta alcanzar sus dimensiones actuales, se puede calcular la cantidad de calor que se produjo por este proceso de contracción, la cual resulta ser de unas 7×10^{40} calorías-gramo. Esta cantidad de calor no hubiera podido sostener la irradiación del Sol, con la intensidad actual, más que durante unos 12 millones de años. Tomando en consideración otros factores, este intervalo de tiempo puede aumentarse hasta 20 ó 25 millones de años. En un tiempo anterior a éste, el Sol no pudo irradiar calor de una manera regular y con la intensidad actual, a no ser que dispusiera de otras fuentes de energía que la contracción.

En este punto la teoría de la contracción falla. Si conociéramos la duración de la existencia terrestre podríamos evaluar el tiempo durante el cual el Sol ha estado irradiando calor, pues durante la formación de toda la serie de capas geológicas y de los seres vivos que aparecen en ellas, el Sol debe haber brillado con intensidad casi constante e irradiado calor a la Tierra. Lo que puede afirmarse, es que el corto período de vida atribuido al Sol por la teoría de la contracción, no es compatible con la edad avanzada de la Tierra, que los geólogos han conseguido evaluar por diferentes caminos. Así por la cantidad de sal contenida en el océano, se ha calculado la edad de éste, llegándose a la conclusión de que el océano existe desde hace unos 100 millones de años. La edad de la Tierra, calculada mediante el estudio de sus rocas, resulta también de unos 100 millones de años. Períodos mucho más largos se encuentran si se calcula el tiempo necesario para el desarrollo de los seres vivos. Los valores más fidedignos se obtienen de

las propiedades radiactivas de los minerales. Por ejemplo, el uranio se desintegra por emanación radiactiva, y los productos más conocidos de esta desintegración son el radio, el plomo y el helio. De las cantidades relativas de radio, plomo y helio que contiene una muestra de uranio, puede deducirse la edad de la misma. Así se ha encontrado para este mineral una edad de algunos centenares de millones de años, y para algunos ejemplares se llega a dos mil millones. La irradiación del calor solar no puede explicarse por medio de la sola contracción para intervalos de tiempo tan grandes y esto nos obliga a admitir la conclusión de que además de ésta deben obrar en el Sol otras causas de desprendimiento de energía. La teoría de la contracción mantendrá, con todo, su derecho en el porvenir, ya que explica satisfactoriamente el origen, por lo menos de una parte, del calor solar.

Puede calcularse también el tiempo durante el cual brillará todavía el Sol, en el supuesto de ser cierta la teoría de la contracción. Hasta que el Sol se haya condensado tanto que su densidad sea igual a la de la Tierra, se habrá originado una cantidad de calor suficiente para mantener la irradiación actual durante 10 millones de años.

Una teoría que permite determinar el estado del Sol en el pasado y seguir su desarrollo, es de gran importancia para la Cosmogonía. Según ella, hace 100 años el diámetro del Sol debe haber sido 10 Km mayor de lo que es hoy. Así, conociendo la ley de la contracción podemos calcular el tamaño que tuvo el astro en cualquier instante anterior, de una manera análoga al caso del reloj, en que podíamos calcular la altura de la pesa en días anteriores. De este modo podemos retroceder hasta un momento en que la esfera solar alcanzaba la órbita de Mercurio, después la órbita de la Tierra y finalmente hasta que ocupaba todo el espacio que ocupa en la actualidad el sistema solar. Esta serie de conclusiones respecto al pasado nos conduce a la hipótesis de la nebulosa primitiva, que desarrollaremos en el párrafo siguiente; esta hipótesis se acerca mucho a la propuesta por Laplace, con la única diferencia de que ahora nuestras conclusiones se basarán en leyes naturales que no conocía aquel gran matemático.

Radiactividad. — Cuando a principios de este siglo se descubrieron los elementos radiactivos y sus emanaciones, se pensó en seguida en considerarlos como orígenes del calor solar. Los elementos radiactivos están sujetos a un proceso de descomposición propio, que se efectúa en el tiempo con cierta regularidad. Como productos de la descomposición aparecen elementos nuevos, al paso que constantemente se desprenden átomos de helio. Así se forma del uranio, después de varios estados intermedios, el radio; de éste se forma a su vez, también después de varios estados intermedios, un elemento que ya no es radiactivo y que tanto física como químicamente se parece tanto al plomo que con mucha dificultad puede diferenciarse de éste. La descomposición se efectúa en todos los elementos radiactivos con velocidad fija, no habiéndose podido conseguir por ningún medio acelerar o retardar este proceso. A las mayores temperaturas la velocidad de descomposición sigue invariable, y consideraciones teóricas llevan a creer

como cosa indudable que aun a las temperaturas que reinan en el Sol, el proceso se efectúa con la misma velocidad.

La descomposición de los elementos radiactivos va acompañada de un desprendimiento importante de calor; así, estos elementos son mantenciales caloríficos hasta que se han consumido por completo. Si existen, por consiguiente, en el Sol elementos radiactivos, éstos suministrarán constantemente energía al astro, y podrán compensar, al menos en parte, la energía irradiada. Aun no se ha podido probar la existencia de materias radiactivas en el Sol. El hecho de que en su atmósfera existe el helio en gran cantidad, podría tal vez estar relacionado con la presencia actual o pasada de elementos radiactivos, ya que, según hemos dicho, la descomposición radiactiva está siempre relacionada con el desprendimiento de átomos de helio. Si los procesos radiactivos desempeñan o no un papel importante en la compensación de la energía solar, es problema que está aún por resolver. La observación no permite pronunciarse en favor ni en contra.

El elemento radiactivo más conocido es el radio, y como ejemplo vamos a calcular la cantidad de esta sustancia que debería haber en el Sol para que toda la energía irradiada por el astro fuese debida al calor de descomposición de aquel elemento. Un gramo de radio desprende, por término medio, 122 calorías-gramo por hora. La energía irradiada por el Sol al espacio es $3,4 \times 10^{29}$ calorías-gramo por hora, suponiendo que la constante solar es 2,0. La masa del Sol es $1,94 \times 10^{33}$ gramos. De estos números se deduce que la $1,4 \times 10^{-6}$ avas parte de la masa solar debería ser de radio para que quedase compensada la pérdida de calor del Sol. Por cada kilogramo de masa solar debería haber 1,4 miligramos de radio, y esta proporción es tan pequeña, que podemos considerarla como posible. Pero si ahora consideramos el tiempo durante el cual ha debido sostenerse este desprendimiento de calor, se presenta una dificultad invencible. La materia radiactiva se consume en la descomposición, y, por consiguiente, su actividad cesa con el tiempo. La vida de la materia radiactiva se evalúa por el «tiempo medio», que es el tiempo que transcurre hasta que un preparado de esta clase ha disminuído su actividad en una mitad. El tiempo medio del radio es de 1 750 años; el calor desprendido por la descomposición de una cantidad fija de radio habrá disminuído, pues, a la mitad, después de transcurridos 1 750 años, después de 3 500 años a la cuarta parte, y así sucesivamente, hasta una fracción pequeñísima. Estos intervalos de tiempo son tan pequeños en comparación con los que debemos suponer en la vida del Sol, que pueden considerarse nulos. La hipótesis de que el radio pueda suministrar una parte del calor solar es, pues, bien poco probable.

Vamos a dar otro ejemplo referente a la energía del uranio. Un gramo de este elemento da en su descomposición 8×10^{-5} calorías-gramo por hora. Este valor es tan pequeño, que aunque el Sol se compusiese solamente de uranio no bastaría para suministrar el calor irradiado; en este caso, se llegaría justo a cubrir la mitad del déficit. En cambio, el tiempo

medio para el uranio es de 5×10^9 años, suficiente para los períodos de tiempo que necesitamos considerar en la historia del Sol. Tenemos, pues, en el uranio un elemento cuya duración de vida es mucho mayor que la del radio, pero que, en cambio, desprende cantidades de calor mucho más pequeñas. Otro elemento radiactivo conocido es el torio; la cantidad de calor desprendida por éste es aproximadamente la tercera parte de la desprendida por el uranio, mientras que su vida es tres veces más larga que la de este último.

Los elementos radiactivos mencionados no pueden ser, por consiguiente, fuentes de la energía solar. El radio no puede serlo por su vida demasiado corta, y el uranio y el torio tampoco, porque las cantidades de energía que desprenden son demasiado pequeñas. No es imposible que existan otros elementos radiactivos que tengan importancia como fuentes de energía solar.

Además de la desintegración de los elementos radiactivos, puede admitirse también una desintegración de la materia en general como manantial de energía. Según la moderna Física teórica, toda desintegración de la materia origina un desprendimiento de energía bajo una u otra forma. Materia y energía son idénticas. Puede calcularse matemáticamente la cantidad de energía contenida en una cantidad determinada de materia, por ejemplo, en un gramo; se obtienen así valores muy grandes de la energía que deberá desprenderse en el caso de que la materia se desintegre. En las circunstancias que reinan en la Tierra, no ha podido observarse esta desintegración, pero es posible que las elevadas temperaturas y presiones que reinan en el interior del Sol favorezcan este proceso de transformación de la materia en energía. Con esto se tendría una fuente de calor cuya producción sería casi inagotable, pues bastaría la desintegración de la centésima parte de la masa del Sol para mantener la irradiación, con la intensidad actual, durante 150 000 millones de años. Sólo el porvenir dirá sobre esto la última palabra.

Las hipótesis para explicar el calor interno de la Tierra han sufrido, como las referentes al calor solar, la influencia del descubrimiento de las sustancias radiactivas. Mientras que antes parecía indudable el enfriamiento lento de la Tierra, disminuído tal vez por la contracción, también lenta, y se admitía que el interior de nuestro globo era líquido e incandescente, ahora se sabe que una pequeña cantidad de radio puede mantener un desprendimiento de calor, desde el núcleo interno hacia la corteza, durante un tiempo extraordinariamente largo, estableciendo en el interior del planeta una temperatura relativamente moderada.

3. HIPÓTESIS DE LA NEBULOSA PRIMITIVA

En los dos párrafos anteriores hemos visto los cambios a que están sujetos el Sol y todos los cuerpos celestes que irradian calor. Para ello hemos debido fundarnos en las teorías modernas sobre la energía, y en es-

pecial en la ley de conservación. La irradiación continua de calor hacia el espacio es consecuencia de transformaciones que la energía experimenta en el interior del Sol, y que deben tener como consecuencia un cambio en la constitución interior del astro. Por otra parte, leyes físicas bien comprobadas conducen, sin necesidad de hipótesis, a la conclusión de que los cuerpos celestes no pueden haber existido ni existirán siempre en el mismo estado, sino que son asiento de una constante evolución cosmogónica. Al tratar de la teoría de la contracción, hemos visto cómo tiene que realizarse este proceso: una esfera nebulosa poco densa y muy grande tiene que contraerse poco a poco, es decir, que su densidad ha de crecer y sus dimensiones han de disminuir, hasta que se convierta en una esfera densa e incandescente como nuestro Sol. En esto consiste precisamente la hipótesis de la nebulosa primitiva, enunciada hace ya mucho tiempo. Los filósofos que, partiendo de las leyes físicas, tratan en nuestros días de explicar la evolución de los cuerpos celestes y la formación de los sistemas planetarios, se ven conducidos todavía a admitir la opinión que los fundadores de la hipótesis de la nebulosa primitiva, Kant y Laplace, expusieron de una manera genial sin conocer aquellas leyes físicas, que debían servirle de base. La hipótesis de Kant y Laplace ha sido modificada después en los detalles, pero la idea fundamental ha persistido, y los progresos de la Física la han confirmado paso a paso, dándole una base científica más firme. En la historia de la ciencia, ésta es la única hipótesis que durante casi dos siglos se ha mantenido sin experimentar más que pequeñas variaciones, mientras las teorías físicas íntimamente relacionadas con ella sufrían precisamente durante este intervalo de tiempo las mayores transformaciones. Veamos ahora, siguiendo el orden histórico, los trabajos de los sabios que más han intervenido en el desarrollo de esta hipótesis.

Hipótesis de Kant.— Desde el punto de vista puramente científico, debe considerarse a Kant como fundador de la hipótesis de una nebulosa primitiva, ya que fué el primero en apoyar sus razonamientos en la constitución del sistema solar y en la atracción newtoniana. Las conclusiones a que llegó son las siguientes. Al estudiar el sistema solar aparecen dos particularidades notables; una de ellas es que seis planetas y nueve satélites (conocidos en aquella época) giran alrededor del Sol describiendo círculos, y no solamente en el mismo sentido en que gira el Sol alrededor de su eje, sino casi también en el mismo plano. Esta característica común en el movimiento de tantos cuerpos no puede ser fruto de la casualidad; debemos creer, por el contrario, que obedece a una causa concreta que influyó inicialmente sobre todos los planetas.

Otra particularidad es que el espacio por donde se mueven los planetas está vacío o casi vacío, porque aunque contuviese materia, ésta es tan poco densa y tan flúida que no ejerce acción sobre el movimiento de aquéllos. No existe, pues, entre los planetas, materia alguna cuyo empuje les obligue a moverse en una dirección determinada. ¿Cómo podemos poner de acuerdo esta homogeneidad en el movimiento con la falta de unión material? La explicación más natural es suponer que en otro

tiempo existía esta unión, la cual producía la homogeneidad de movimiento que nosotros observamos; las partículas componentes de los planetas debían llenar entonces el espacio interplanetario. «Supongo, dice Kant, que todas las sustancias que constituyen nuestro Sol, los planetas y los cometas, han llenado, al principio de las cosas, descompuestas en su sustancia elemental, todo el espacio en que hoy se mueven aquellos cuerpos.» En este caos no existían formas sólidas, ya que la aparición de los diferentes cuerpos por efecto de la atracción mutua de las partículas no debía efectuarse hasta más tarde. «La diferencia entre los distintos elementos es lo único que produce el surgir de la Naturaleza y la aparición del caos, alterando el reposo que reinaría en el caso de una igualdad general de los elementos dispersos, iniciándose el caos en los puntos donde se encuentran las partículas dotadas de atracción más intensa.» Así se forman alrededor del cuerpo más atrayente, el futuro Sol, acumulaciones de masas que se mueven en todas direcciones. Estas partículas que en realidad deberían describir trayectorias rectilíneas, dirigidas hacia el cuerpo central, son desviadas, según Kant, en parte por la elasticidad de la materia interpuesta entre ellas y el cuerpo atrayente y en parte por sus choques con otras partículas; así describen curvas alrededor del cuerpo central, hasta que caen sobre él y le imprimen un movimiento de rotación. Entre las partículas que se mueven alrededor del Sol en todas direcciones, se producen choques, uniéndose aquéllas, hasta que por fin sólo quedan algunos cuerpos grandes, los planetas, que giran alrededor del Sol en un mismo sentido y casi en el mismo plano. Los planetas reciben así un impulso de rotación alrededor de un eje de la misma manera que el Sol, y también la formación de sus satélites se efectúa como la de los planetas.

Si los resultados de esta hipótesis, que no hacemos más que bosquejar a grandes rasgos, los examinamos a la luz de la ciencia moderna, veremos que todos los cuerpos así formados serían atraídos hacia un centro común, y entonces no tendríamos, como en el sistema solar, un cierto número de cuerpos, sino uno solo, el Sol, formado por la unión de todos ellos. La conclusión de Kant resulta sobre todo insuficiente al explicar cómo empezaron las masas pequeñas a girar alrededor de las grandes en órbitas circulares. Kant parece creer que el movimiento de rotación puede ser debido indirectamente a la acción de las fuerzas repulsivas o elásticas que actúan entre las porciones de materia que se van haciendo más densas y que han de originar un movimiento en forma de torbellino. Pero las leyes de la Mecánica enseñan que la suma de los movimientos de rotación de un sistema no puede ser aumentada o disminuída por acciones recíprocas entre sus diferentes partes, de manera que los actuales movimientos de rotación del Sol y de los planetas tienen que ser equivalentes a los que tenían desde un principio.

Hipótesis de Herschel. — Es notable que la idea de la lenta transformación de las nebulosas en estrellas no parece haberse ocurrido a Herschel por la contemplación del sistema solar, sino por la observación de

las nebulosas mismas. Muchas de estas formaciones le parecían formadas por enormes cantidades de vapor o de polvo fosforescente, y suponía que estas masas debían aumentar poco a poco de densidad alrededor de un centro, hasta que, por fin, se transformarían en una estrella o conglomerado de estrellas. En la clasificación de las muchas nebulosas que descubrió, creyó tener ante sus ojos todas las fases del proceso evolutivo. Había grandes nebulosas débiles y difusas, para las cuales el proceso de densificación no se había iniciado todavía; las nebulas pequeñas y más brillantes se habían densificado tanto, que en su interior empezaban a aparecer estrellas, otras presentaban ya estrellas del todo formadas, y por fin había conglomerados estelares en que la densificación era ya completa. Como hizo notar Laplace, Herschel siguió el proceso de densificación de las nebulosas como nosotros podemos estudiar en un bosque el crecimiento de los árboles, con sólo contemplar los diferentes estados en que éstos se presentan.

Hipótesis de Laplace. — Laplace llegó a la noción de una nebulosa primitiva por medio de consideraciones análogas a las que habían guiado a Kant 40 años antes, y probablemente fué inducido a ella, lo mismo que Kant, por la Historia Natural de Buffon. También, según Laplace, la extraña coincidencia del sentido de las rotaciones y revoluciones de los planetas, las pequeñas inclinaciones y excentricidades de sus órbitas, no podían ser resultado de la casualidad. Según él, la causa de esta coincidencia no podía ser otra que la atmósfera solar *incandescente y giratoria* que primitivamente llenaba el espacio en que ahora se mueven los planetas. Laplace no parte, como Kant, del caos, del cual se formó un algo ordenado por la acción de las fuerzas atractivas y repulsivas, sino del Sol envuelto por esta atmósfera enorme e incandescente, el cual ofrecería a un observador suficientemente alejado el mismo espectáculo que hoy observamos en muchas nebulosas regulares con condensación central. Como sabía por la Mecánica que la suma de todos los movimientos de rotación que ofrece ahora el sistema planetario tiene que ser la misma que al principio, supuso que la masa nebulosa rarificada que formaba el Sol y su atmósfera, estaba dotada de un movimiento lento de rotación. La masa incandescente fué enfriándose por efecto de la irradiación hacia el espacio y se condensó durante este proceso. Cuanto más se contraía, tanto mayor debía ser su velocidad de rotación, según enseña una de las leyes fundamentales de la Mecánica, por lo que llegó un tiempo en que en el límite exterior la fuerza centrífuga debida a la rotación equilibraba a la fuerza de atracción que procedía del centro; estas masas exteriores se desprendieron, pero siguieron girando alrededor del cuerpo central, se dispersaron en su órbita y constituyeron un anillo circular. El rozamiento mutuo de las partículas de cada anillo aceleró el movimiento de unas y retardó el de otras, hasta que finalmente todas alcanzaron la misma velocidad angular y el anillo empezó a girar como un cuerpo sólido. Al mismo tiempo, el cuerpo central se condensaba más, y llegó, otra vez, un momento en que la fuerza centrífuga en la capa exterior equilibraba a la

atracción, volviéndose a repetir el proceso en la forma que hemos explicado. Así, en vez de la atmósfera que lo llenaba todo, quedaron rodeando al Sol una serie de anillos concéntricos gaseosos e incandescentes, que giraban alrededor del astro central.

Al enfriarse estos anillos, fué acumulándose la masa de cada uno hacia la región más densa, quedando entonces constituido por una parte sólida y otra gaseosa, aumentando continuamente la primera a expensas de la segunda. Si el anillo hubiese sido homogéneo, el proceso de condensación se habría efectuado de la misma manera en toda su extensión, resultando un anillo sólido o bien la descomposición de éste en un grupo de planetas parecido al que circula entre Marte y Júpiter. Pero siendo lo más probable que unas porciones fuesen más densas que otras, cada anillo se fraccionó, poco a poco, en porciones de gran tamaño, las cuales siguieron moviéndose alrededor del Sol. Bastaría que una de estas porciones fuese tan grande que por su atracción reuniera poco a poco a todas las demás, para constituir por fin un planeta, con un núcleo bastante denso y una atmósfera inmensa de gases incandescentes a su alrededor. La rotación de este planeta debió efectuarse en el mismo sentido que la del anillo, ya que éste giraba como un cuerpo compacto, esto es, que las porciones exteriores poseían una velocidad lineal mayor que las interiores. Este planeta rodeado de una atmósfera incandescente debió de ser una imagen, en pequeña escala, del Sol central. De la misma manera que la atmósfera solar, la de cada planeta se convirtió en anillos, y éstos más tarde, en satélites. En el caso de Saturno, uno de los anillos resultó tan homogéneo, que sus diferentes porciones se condensaron sin cambiar de forma.

Como entre los componentes de la atmósfera solar hay materias de densidad tan pequeña que no pueden reunirse para constituir un anillo o un planeta, tienen que girar eternamente alrededor del Sol y dar origen a un fenómeno parecido a la luz zodiacal. Esta materia no presenta resistencia apreciable al movimiento de los planetas, tanto por su enrarecimiento extraordinario, como también porque el sentido de su movimiento es el mismo que el de todo el sistema solar.

Laplace creía que los cometas eran nebulosas pequeñas, que vagaban de un sistema solar a otro, y que se formaban por la condensación de la nebulosa extendida en el espacio. Si desde un punto cualquiera entran en la esfera de atracción del Sol, éste les impone órbitas elípticas o hiperbólicas, que pueden tener todas las inclinaciones y excentricidades imaginables.

Esta es, en sus rasgos esenciales, la famosa hipótesis de la nebulosa primitiva de Laplace que, en efecto, explica los siguientes fenómenos observados:

- 1.º Movimiento de todos los planetas casi en un mismo plano;
- 2.º Pequeñas excentricidades de las órbitas;
- 3.º Igualdad del sentido de todos los movimientos en el sistema solar, tanto para las revoluciones como para las rotaciones.

Objeciones a la teoría de Laplace.—A pesar de que la hipótesis de la nebulosa primitiva, tal como la expone Laplace, parece explicar bien las particularidades mecánicas del sistema solar, se ha demostrado que en algunos puntos está en contradicción con las leyes de la Mecánica, y aun con ciertos hechos de observación. Por esto algunos hombres de ciencia, como Faye, Roche, Darwin y otros, han aportado a esta teoría correcciones o ampliaciones que en parte salvan aquellas dificultades. No haremos más que indicarlas someramente.

Uno de los puntos más difíciles de explicar es cómo los anillos se desprenden de la nebulosa esférica, y cómo se forman los planetas a expensas de esta materia desprendida. Este proceso no puede realizarse, según Newcomb, tal como Laplace lo ha imaginado; las partículas independientes deben moverse, en todo caso, obedeciendo a las leyes de Kepler, girando alrededor de la nebulosa restante, y es muy difícil explicar mecánicamente que tal enjambre se convierta en una masa compacta, coherente, como el anillo compacto de Laplace. El único caso, accesible a la observación, de una formación de esta clase, el anillo de Saturno, habla en contra de la hipótesis, puesto que hoy sabemos que las partículas independientes del mismo giran alrededor de Saturno obedeciendo a las leyes de Kepler, y el anillo no es ninguna formación compacta. Admitiendo, pues, que los planetas pudiesen haberse formado a expensas de esta agrupación anular de partículas, su movimiento de rotación debería ser de sentido retrógrado, porque, según las leyes de Kepler, las partículas interiores tienen una velocidad lineal mayor que las exteriores, contra lo que Laplace suponía.

Newcomb ha hecho otra objeción a esta hipótesis cosmogónica. Cuando las fuerzas centrífuga y centrípeta se equilibraban en el límite exterior de la masa giratoria, se desprendieron, según Laplace, las porciones exteriores de las demás, las cuales continuaron gravitando hacia el centro. Si los anillos, origen de los planetas, se hubiesen formado efectivamente de este modo, la atmósfera solar habría tenido que reducirse casi a la mitad de su diámetro, después del desprendimiento de cada anillo, antes de que se pudiese formar otro nuevo, ya que cada planeta está en general a una distancia del Sol doble que el anterior. Pero no existiendo cohesión entre los elementos de los gases, es imposible que se realice este desprendimiento de grandes masas discretas. En el momento en que las fuerzas centrífuga y gravitatoria llegasen a equilibrarse mutuamente, las partes exteriores de la masa no gravitarían ya hacia el Sol y se separarían de las partes contiguas, pero inmediatamente después se separarían también éstas, y así sucesivamente. El desprendimiento de materia de las capas exteriores sería, pues, continuo, y en vez de un cierto número de anillos independientes se formaría un disco plano continuo constituido por los infinitos anillos sucesivos.

Otra dificultad que se presenta es la siguiente: Si imaginamos la línea de unión de una partícula de un sistema mecánico con el centro de gravedad del sistema, esta línea de unión barrerá en la unidad de tiempo una cierta área, que se llama velocidad areolar de la partícula considerada.

Una ley de la Mecánica dice que la suma de las velocidades areolares de todas las partículas de un sistema abandonado a sí mismo es invariable. Si se calcula la suma de las velocidades areolares para una esfera homogénea gaseosa, cuya masa sea igual a la del Sol y se extienda hasta la órbita de Neptuno, suponiendo que efectúe su movimiento de rotación en 165 años, tiempo empleado por Neptuno en su revolución, encontraremos que la suma de las velocidades areolares de todas las partículas de esta esfera gaseosa es mucho mayor que la suma de las velocidades areolares de todos los cuerpos del sistema solar en su estado actual.

También la observación contradice en algunos casos la hipótesis de Laplace. Baste citar los movimientos retrógrados y las grandes inclinaciones de las órbitas de los satélites de Urano y Neptuno, y de los últimamente descubiertos de Júpiter y de Saturno, casos anormales que aun no han encontrado explicación en esta hipótesis cosmogónica.

A pesar de todas estas objeciones, la hipótesis de Laplace tiene un valor indiscutible. El gran matemático Poincaré, en su última obra «Leçons sur les hypothèses cosmogoniques», indica que la hipótesis de Laplace, después de algunas pequeñas modificaciones, es todavía la mejor. La dificultad referente a las velocidades areolares se salva con sólo admitir que la esfera solar, en un principio, no era homogénea, sino que poseía una gran condensación central, de modo que sólo $\frac{1}{30}$ de la masa solar estaba distribuída como atmósfera en el espacio interplanetario. La objeción de Newcomb acerca de la discontinuidad del desprendimiento de los anillos planetarios, puede obviarse introduciendo en la teoría el proceso de enfriamiento de una atmósfera enrarecida. Basándose en las consideraciones cosmogónicas introducidas por G. H. Darwin, se explican una serie de fenómenos como el del satélite interior de Marte, cuyo período de revolución es menor que el período de rotación del planeta, y como la anomalía que representa nuestro satélite, cuya distancia a la Tierra es mucho mayor que la que le corresponde según la hipótesis de Laplace. Darwin ha estudiado la influencia de las mareas sobre los cuerpos celestes y ha encontrado que tanto el período de rotación como el de revolución de los planetas, así como la distancia que los separa de sus satélites pueden, en ciertas circunstancias, sufrir importantes cambios en virtud de aquel fenómeno. Así, Darwin hace ver cómo el rozamiento debido a las mareas ocasionadas en Marte por el Sol ha aumentado el período de rotación del planeta, que hoy es más largo que el período de revolución de Phobos (1). El caso de la Tierra es mucho más complicado, porque además de las mareas debidas al Sol hay que tener en cuenta también las producidas por el satélite, que son bastante intensas. Partiendo del momento actual, Darwin ha estudiado las variaciones ocurridas en el movimiento de la Luna y en la rotación de la Tierra por efecto del rozamiento debido a las mareas, obteniendo como resultado que en otro tiem-

(1) Aquí no hacemos más que citar los resultados de los trabajos de Darwin. El lector interesado en ellos puede consultar su obra «Ebbe und Flut», publicada en Leipzig en 1911.

po la Luna debió haber estado tan cerca de la Tierra que casi se tocaban, girando ambas, como si constituyesen un cuerpo sólido único, una alrededor de la otra, en un período sumamente corto, de 3 a 5 horas aproximadamente.

Teorías modernas.—La hipótesis de Kant ha sido modificada con arreglo a los conocimientos modernos por el geólogo Chamberlin y el astrónomo Moulton. Los errores de la teoría original eran debidos al desconocimiento que Kant tenía de la Mecánica. La idea de la condensación en planetas de la masa primitivamente caótica es la misma de Kant, pero se atribuye al caos un movimiento giratorio inicial (*hipótesis planetesimal*). El proceso de formación de los planetas por agrupación de pequeños núcleos planetarios, llamados «planetesimales», se sigue de una manera que interesa especialmente a la historia de la Tierra. Se ha indicado además de qué manera el medio resistente formado por los pequeños cuerpos meteóricos que quedaron esparcidos ha de haber influido en el orden actual del sistema solar y en el carácter de las órbitas, casi circulares y situadas en un plano.

La teoría matemática exacta de los cambios de forma que experimenta una esfera gaseosa que gira y se enfría, presenta grandes dificultades, aun en el caso de considerarse una esfera gaseosa inicialmente homogénea y que sigue siéndolo en el transcurso de su evolución. Poincaré y Darwin han demostrado que en este caso ideal la esfera se achata hasta adoptar la forma de un elipsoide de revolución, después se convierte en un elipsoide de tres ejes desiguales, más tarde toma la forma de una pera y por fin adopta una forma parecida a la de los relojes de arena. El cuello de este reloj de arena se adelgaza cada vez más hasta que se rompe y el cuerpo primitivo se divide en dos partes. Aunque esta teoría de la masa giratoria homogénea no tenga casi ninguna relación con la formación del sistema planetario, da de todos modos una imagen aproximada de la formación de la Luna y de la Tierra y del desarrollo de algunos sistemas de estrellas dobles.

Estas investigaciones teóricas han sido extendidas hace poco tiempo por Jeans al caso de masas gaseosas compresibles y no homogéneas. Con ello se ha conseguido una aproximación importante a las circunstancias en que se encuentran las estrellas, y por lo mismo estos trabajos representan un gran progreso en Cosmogonía. El resultado de estas investigaciones es que las formas que puede adquirir un cuerpo giratorio formado de materia compresible no homogénea, son parecidas a las que toman las masas homogéneas. El cuerpo no homogéneo y dotado de un movimiento de rotación, al contraerse, adquirirá primero una forma parecida a un elipsoide de revolución achatado. Esta forma es inestable tan pronto como el cuerpo ha alcanzado cierto grado de achatamiento, siendo entonces sustituida por una forma parecida a un elipsoide de tres ejes desiguales. También esta última se hace inestable cuando el eje mayor ha alcanzado cierta longitud. La forma siguiente que adquiere el cuerpo es parecida a la de una pera, y por fin se divide en dos partes rompiéndose según la parte adelgazada,

con lo cual el cuerpo celeste simple se convierte en estrella doble. El instante de esta división depende de la masa del cuerpo. Una estrella de masa pequeña, por ejemplo, $\frac{1}{10}$ de la masa del Sol, no se dividirá en estrella doble hasta que su densidad esté comprendida entre $\frac{1}{4}$ y $\frac{1}{2}$ de la del agua. Las estrellas de mayor masa se dividirán en dos partes para una densidad menor. Esta extensión de la teoría a masas compresibles ha abierto nuevos caminos a la investigación científica, y viene a aumentar nuestros conocimientos sobre la evolución cosmogónica de los astros. Aunque por ahora sólo se han obtenido de estos estudios resultados aplicables a las estrellas fijas y en particular a la formación de las estrellas dobles, es de suponer que en lo futuro serán un sólido punto de apoyo para aumentar nuestros conocimientos acerca de la formación del sistema planetario.

CONSIDERACIONES FINALES SOBRE LA HIPÓTESIS DE UNA NEBULOSA PRIMITIVA.—Lo mismo que ha sucedido en el microcosmos de la superficie de nuestro planeta, la contemplación del cielo nos lleva a suponer que también en los otros cuerpos celestes, hasta los más lejanos confines del Universo, se está produciendo una evolución lenta y continua a partir de los orígenes más sencillos y obedeciendo a leyes inmutables.

Esta evolución empezó cuando el Universo material que hoy observamos era una masa caótica que llenaba el espacio, continúa en nuestros días siguiendo un proceso constante y necesario, y acabará cuando el Sol y las estrellas sean masas oscuras y frías de materia muerta. El lector preguntará si esta interpretación de la Cosmogonía debe aceptarse como un hecho científicamente cierto, o sólo como resultado de una inducción más o menos mercedora de confianza, pero cuya validez es todavía discutible. Sería osado afirmar lo primero, y debemos más bien inclinarnos hacia lo último. Todas las conclusiones científicas se fundan necesariamente en el postulado de que las leyes naturales son invariables, y de que su acción no ha sido nunca alterada por una causa sobrenatural, ni por fuerza alguna que hoy no actúe ya en la Naturaleza o que difiera en algo de como actuaba en otros tiempos. Pero la certeza o falsedad de este postulado, más que problema científico, es una cuestión filosófica y de sentido común. Por esto, todo lo que podemos añadir a favor de la hipótesis de la nebulosa primitiva es que los fenómenos naturales, si los proseguimos hacia atrás en el tiempo, parecen conducirnos a esta hipótesis en una u otra forma, así como al estudiar la marcha de un reloj llegamos a la conclusión de que hubo un instante en que fué preciso darle cuerda.

Mucho más difícil, y en realidad todavía no resuelto de un modo satisfactorio, es el problema inverso: demostrar que una masa caótica puede o debe condensarse transformándose en un sistema dotado de la admirable armonía de nuestro sistema solar, de tal manera que los planetas giren alrededor del Sol y los satélites alrededor de sus planetas primarios describiendo órbitas casi circulares. Ya hemos visto que las ideas de Kant estaban en contradicción con las leyes de la Mecánica descubiertas hasta ahora. La explicación que dió Laplace acerca de la formación de los pla-

nietas a expensas de la atmósfera solar, no estaba fundamentada en leyes físicas, y su desarrollo matemático no es convincente. El proceso de la división de una masa giratoria, estudiado matemáticamente por Poincaré, Darwin y Jeans, apenas si puede aplicarse a la formación de los planetas a expensas de nuestro Sol. En la hipótesis planetesimal no hay medio de demostrar con evidencia suficiente la necesidad del proceso que en ella se supone.

En la actualidad lo único que podemos afirmar es que, sin la hipótesis de una nebulosa primitiva, en una forma cualquiera, tendríamos que renunciar a toda explicación de la estructura del sistema planetario, y que las leyes naturales más firmemente asentadas conducen siempre a la misma hipótesis. Si estas leyes bastarían para explicar el estado actual de las cosas, la ciencia no puede decirlo sin antes demostrar que efectivamente los planetas se forman a expensas de los soles, o que las nebulosas se condensan hasta constituir estrellas y sistemas estelares.

4. COSMOGONÍA SIDERAL

Herschel creía tener ante sus ojos, en las nebulosas y en los conglomerados estelares, todas las fases de evolución de los mundos, desde la masa gaseosa en estado caótico hasta las estrellas definitivamente formadas. También muchos autores modernos han tratado de reconstruir la prehistoria del sistema solar basándose en las observaciones de las nebulosas. Como si estuvieran sugestionados por la belleza de las fotografías modernas de las nebulosas espirales, buscan todos en una nebulosa espiral el origen del sistema solar. Arrhenius, See, Chamberlin y Moulton comparten esta manera de ver. Estos autores ven en las condensaciones de las nebulosas los primeros indicios de la formación de los planetas. Tratan de explicar también la formación de las nebulosas espirales mismas, fijándose especialmente en la naturaleza bipolar de las más bellas. Arrhenius piensa en el choque de dos soles, Moulton y Chamberlin ven el efecto de la aproximación de dos estrellas, See cree en el encuentro de dos corrientes meteóricas. Todas estas hipótesis deben acogerse con mucha reserva, porque las nebulosas en espiral son probablemente masas de un orden de magnitud mucho más grande que el sistema solar.

Arrhenius, con desbordante fantasía, imagina un proceso cíclico universal, suponiendo que las nebulosas espirales se transforman poco a poco en soles por efecto de la condensación, y que los soles apagados se transforman por el choque en nebulosas espirales. Pero todo proceso cíclico universal en el cual en el transcurso del tiempo se repita siempre la misma distribución de energía y de temperatura, está en contradicción con la llamada segunda ley fundamental de la teoría mecánica del calor. Esta segunda ley, o ley de la degradación de la energía, desempeña en la Física moderna un papel tan importante como la ley primera, o sea el principio de la conser-

vación de la energía, que antes hemos invocado. Este segundo principio dice que al volver un sistema a uno de sus estados anteriores lo hace siempre con una disminución de energía, que consiste en una transformación de la energía mecánica, química, o eléctrica en calor, o en una igualación de la temperatura de diferentes cuerpos. Arrhenius cree encontrar en el alejamiento de las moléculas gaseosas exteriores de una nebulosa hasta más allá de su esfera de atracción, una compensación de la energía; pero este medio no parece ser bastante eficaz para ocasionar una nueva concentración de toda la energía esparcida por el Sol.

Del creciente conocimiento de la constitución física de las estrellas, podemos tal vez esperar grandes progresos en el terreno de la Cosmogonía, si admitimos que los diferentes estados de las estrellas que observamos actualmente representan las sucesivas fases de una evolución determinada. Al hablar de la constitución física de las estrellas, hemos visto cómo Russell había podido fundar una hipótesis sobre el proceso de la evolución estelar en el fenómeno descubierto por Hertzsprung de que las estrellas rojas se dividen en dos grupos: las gigantes y las enanas. Russell supone que, en su estado primitivo, la estrella es una masa nebulosa en extremo enrarecida, con gran superficie y pequeña temperatura, siendo, por lo tanto, una estrella gigante roja. Según la hipótesis de la contracción de las esferas gaseosas, aquella masa nebulosa se calienta por la contracción, aumentando su temperatura hasta que alcanza el estado de estrella blanca, y después pasa, con temperatura decreciente, por los mismos estados hasta volver al de estrella roja, pero enana.

Estas hipótesis han sido ampliadas recientemente por las investigaciones teóricas de Eddington sobre la constitución interior de las estrellas. Al tratar de los orígenes del calor del Sol, hemos visto cómo puede presumirse esta última a partir del supuesto de la contracción. Este estudio se simplifica si se tienen en cuenta tres principios físicos fundamentales. El primero, derivado de la ley de la gravitación, dice que la presión en todas las capas internas ha de ser exactamente igual al peso de las masas que hay encima. El segundo principio es la ecuación de los gases, que relaciona la temperatura, la presión y la densidad; esta ecuación es aplicable sólo a los gases muy enrarecidos llamados gases perfectos, pero ya hemos visto que en el estado en que se encuentra la materia en el interior de las estrellas, puede aplicarse dicha ecuación, ampliándola si acaso en lo necesario. El tercer principio fundamental de que disponemos para estudiar este problema es el del equilibrio de radiación, que puede expresarse así: la energía irradiada hacia el interior de un elemento de volumen de la estrella, ha de ser igual a la que este elemento irradia hacia el exterior.

Fundar sobre estos tres principios una teoría de la constitución interna de las estrellas, ofrecía dificultades invencibles; se obtenían siempre valores muy grandes para la energía total y para la absorción de las radiaciones, que en conjunto conducían a resultados contradictorios. A Eddington corresponde el mérito de haber demostrado que estas dificultades desaparecen si se tiene en cuenta la presión de la radiación. La radiación que

incide sobre un cuerpo cualquiera ejerce sobre éste una presión, que no sólo puede calcularse en términos exactos conociendo la energía de la radiación, sino que puede medirse por medios experimentales. Esta presión de radiación desempeña en el interior de la estrella un papel principal, por ser enorme la cantidad de energía radiante que el astro contiene. Introduciendo esta nueva magnitud pudo desarrollar Eddington una teoría que concuerda con los fenómenos observados. No por ello dejan de presentarse dificultades, pero son ya de orden secundario, y dependen de que aun cuando conocemos los coeficientes que intervienen en la expresión de las leyes físicas cuando éstos se aplican en las circunstancias del laboratorio, nos son desconocidos para las circunstancias en que se encuentra el interior de las estrellas.

Las conclusiones a que conduce esta teoría son en extremo importantes para la cosmogonía estelar. Ante todo, uno de los resultados más notables es que todas las masas de las estrellas visibles han de ser del orden 10^{33} a 10^{34} gramos (1). La teoría enseña que las estrellas de pequeña masa no pueden alcanzar temperaturas suficientemente elevadas para brillar con luz propia. Deben existir en el espacio, por consiguiente, gran número de estrellas oscuras de poca masa, las cuales no podremos observar jamás porque su temperatura no basta a hacerlas visibles. Tampoco pueden existir estrellas con masas mayores de 10^{34} gramos, porque, según la teoría, para masas tan grandes la presión de radiación es también tan grande que la gravitación no es suficiente para mantener reunida la materia, y el astro ha de desintegrarse inmediatamente. Estas conclusiones coinciden con lo que se deduce de la observación, y si bien nuestros conocimientos sobre las masas estelares son aún muy limitados, todas las que se han podido determinar están incluidas dentro de los límites antes indicados.

Otras consecuencias importantes se deducen del equilibrio de la radiación, siguiendo el proceso evolutivo de una estrella. La teoría establece entre la densidad media y la temperatura superficial una relación sencilla que permite seguir la marcha de esta temperatura. Supongamos que se parte de una esfera gaseosa muy extensa, de pequeña densidad y baja temperatura: la densidad, más de 10 000 veces inferior a la del Sol, y la temperatura de 2 000 a 3 000 grados, de manera que la superficie emita radiaciones visibles. En estas condiciones, la contracción es el único factor que va produciendo continuos cambios en la estrella; la esfera gaseosa se encoge poco a poco, y su densidad media crece lentamente a medida que transcurre el tiempo. Es interesante saber lo que ocurre mientras tanto con la temperatura de la superficie, que es el elemento regulador de la irradiación del astro. La relación, dada por la teoría, entre la densidad media y la temperatura superficial, dice que al crecer la densidad crece también aquella temperatura, pero no sin fin y sin límite sino hasta alcanzar un valor máximo, que se consigue cuando la densidad media de la estrella está comprendida entre $\frac{1}{10}$ y $\frac{1}{2}$ de la densidad del agua. Este valor máximo

(1) La masa del Sol es de $1,9 \times 10^{33}$ gramos.

que la temperatura superficial de una estrella puede alcanzar depende de la masa del astro. Las estrellas de pequeña masa no pueden alcanzar temperaturas tan elevadas como las estrellas de masa mayor. Para que la temperatura superficial pueda llegar a 3 000 grados, la masa ha de ser, por lo menos, $\frac{1}{7}$ de la masa del Sol; para alcanzar hasta los 9 000 grados se necesita ya una masa igual a la del Sol, mientras que una estrella cuya masa sea cuádruple de la masa solar, pasa por una temperatura superficial máxima de 15 000 grados. Hasta que se alcanza esta temperatura máxima, a la densidad creciente corresponde también temperatura creciente. Pero a partir del momento en que la superficie del astro llega a su máximo de temperatura, las circunstancias cambian; la densidad media de la estrella sigue aumentando, pero a esta densidad creciente corresponde ya un descenso térmico. Puede, en cierto modo, comprenderse esto por el hecho de ser ya tan grande la densidad de la estrella, que la materia sólo con dificultad puede seguir condensándose oponiendo desde entonces una gran resistencia a la contracción, la cual no puede, por lo tanto, efectuarse tan rápidamente como antes, y en consecuencia el aumento de energía de la estrella por efecto de la contracción disminuye. De aquí el comienzo del enfriamiento. En la vida de la estrella comenzará una fase de enfriamiento paulatino, que continuará hasta que el brillo del astro sea tan pequeño que ya no se le pueda percibir.

Acerca de las variaciones de brillo que experimenta una estrella en el transcurso de su evolución, las conclusiones de esta teoría se reducen a éstas: la intensidad luminosa total es invariable durante el período ascendente de la vida del astro, y pasado el máximo de temperatura disminuye lentamente. La explicación es la siguiente: Al principio, la temperatura superficial y con ello el brillo específico de la superficie, esto es, la cantidad de luz irradiada por un centímetro cuadrado, es pequeña, siendo en cambio muy grande el área radiante, de manera que la cantidad de luz irradiada por la superficie total es también considerable. A medida que crece la densidad, disminuye la superficie, pero por otra parte aumenta al mismo tiempo la temperatura, y, por lo tanto, el brillo por unidad de superficie; la teoría de Eddington enseña que estas dos variaciones se compensan mutuamente, de manera que la cantidad de luz total irradiada por la estrella es constante durante esta fase de su existencia. Esto sólo puede ocurrir mientras va aumentando la temperatura superficial; pero cuando ya ha llegado al máximo, los dos factores, disminución de la superficie y disminución de la temperatura de la misma, actúan en el mismo sentido, y se produce una disminución lenta de la cantidad de luz.

Al tratar de la constitución física de las estrellas, vimos que a los diferentes tipos espectrales les corresponden temperaturas superficiales determinadas. A los tipos *M*, *K*, *G*, *F*, *A* y *B* les corresponden temperaturas respectivamente crecientes, de manera que las estrellas pertenecientes al tipo *M* tienen la temperatura mínima y las pertenecientes al tipo *B* la máxima. Así, en la descripción de la historia de las estrellas podemos sustituir la temperatura por el tipo espectral. Según esto, en su primera

fase una estrella será una esfera gaseosa extensa, ostentando un espectro del tipo *M*, más tarde se convertirá en una estrella *K*, y después será estrella *G*, *F*, *A* y *B*, con lo cual habrá alcanzado el punto culminante de su desarrollo. A partir de este punto, empieza la rama descendente, y el astro pasa por los mismos tipos espectrales en orden inverso, mostrando sucesivamente los espectros *A*, *F*, *G*, *K* y *M*, hasta que por fin su brillo se hace tan pequeño que acaba por ser invisible. No todas las estrellas alcanzarán en el transcurso de su vida el tipo espectral *B*, porque, según hemos dicho, no todas pueden llegar a las temperaturas más elevadas, desde el momento en que la temperatura máxima posible y el tipo espectral correspondiente dependen de la masa. Sólo las estrellas de masa muy grande llegan al tipo espectral *B*; las de masa pequeña retroceden al llegar a un estado anterior y las de masa mínima no pasan del tipo *M*.

Una vez en la rama ascendente y otra en la descendente de su desarrollo, la estrella pasa por el mismo tipo espectral, pero en la primera la densidad media es muy pequeña, mientras que en la segunda es grande. Esta deducción de la teoría coincide con el hecho, descubierto empíricamente por Hertzsprung, de que las estrellas de un mismo tipo se dividen en dos grupos, el de las gigantes y el de las enanas. Las estrellas gigantes son estrellas de gran superficie, y por lo tanto de densidad media muy pequeña, que se encuentran en la rama ascendente de su historia; las estrellas enanas tienen gran densidad media y siguen la rama descendente; nuestro Sol pertenece a este último grupo. Véase, pues, cómo por deducciones teóricas se llega a las mismas consecuencias a que llegó Russell fundado solamente en consideraciones de estadística astronómica, mucho antes de que pudiera darse de ello una teoría aceptable. Gracias a la teoría de la irradiación, podemos hoy seguir, incluso con la ayuda de las Matemáticas, los cambios más esenciales que se operan en las estrellas.

La consideración de los movimientos propios de las estrellas ha conducido a un punto de vista más general, que permite echar una atrevida ojeada hacia el proceso de formación de la Vía Láctea. Kapteyn cree que estamos asistiendo a la mezcla de dos sistemas de estrellas, que se manifiesta en la existencia de dos corrientes estelares diferentes. Seeliger explica el extraño fenómeno de que las estrellas de helio poseen velocidades inferiores a las de los tipos espectrales posteriores, admitiendo que las masas de aquéllas son muy grandes, habiéndose formado por la acumulación de un número mayor de partículas, con lo cual es en ellas más probable una compensación de las velocidades, y en consecuencia una velocidad resultante menor. En el fondo, esta explicación viene a ser como una cosmogonía de Kant, enormemente aumentada a la escala del sistema de la Vía Láctea.

Debemos al inglés Jeans estudios muy interesantes de Cosmogonía estelar. Ya hemos mencionado sus trabajos sobre las formas que pueden tomar las estrellas aisladas al girar alrededor de un eje. Sus ensayos para obtener, mediante un estudio crítico de las diferentes hipótesis

hasta aquí propuestas, consecuencias concretas acerca de la formación y desarrollo de todo nuestro sistema estelar, de manera que estuvieran conformes con los modernos descubrimientos de la Física, han conducido a un resultado negativo; y por esto da como cierto que aún no es tiempo de resolver definitivamente estos problemas, tanto por ser insuficientes los recursos de las Matemáticas actuales, como por serlo también las observaciones de que disponemos. Sin embargo, en opinión de Jeans, podemos formarnos una idea de la evolución de nuestro sistema estelar, en términos que no deben alejarse mucho de la realidad, y es la siguiente. Hace centenares de millones de años todas las estrellas de nuestro sistema constituían una masa gaseosa, enrarecida, homogénea, dotada de un movimiento de rotación muy lento. Por efecto de la irradiación de energía, debió iniciarse el proceso de contracción; la masa gaseosa se contrajo, aumentando su velocidad angular, y tomando, en consecuencia, una forma lenticular, análoga a la que observamos en las nebulosas espirales. Vino un momento en que la contracción tuvo su fin, iniciándose en su lugar un proceso de descomposición y siendo proyectada la materia que ocupaba el borde del disco. Esta proyección se realizó con especial intensidad en dos sitios diametralmente opuestos, formándose unos brazos largos e irregulares, como los que se observan en muchas nebulosas espirales. Siendo estos brazos mecánicamente inestables, la materia se reunió en ellos alrededor de núcleos de condensación, hasta que, por fin, desaparecieron los brazos, quedando sólo los núcleos. Cada uno de éstos evolucionó después de una manera independiente; por la contracción se elevó su temperatura y se convirtió en estrella. Muchas de éstas, en virtud de su rotación y subsiguiente fraccionamiento, dieron origen a estrellas dobles o múltiples, y así las estrellas primitivamente formadas constituyeron un conglomerado. Este conglomerado es nuestro sistema galáctico actual; en él se puede reconocer la forma lenticular, y en su seno aparecen todavía, en las dos corrientes estelares de Kapteyn, los movimientos que se efectuaron a lo largo de los dos brazos primitivos.

5. PLURALIDAD DE LOS MUNDOS HABITADOS

Si consideramos los planetas como cuerpos celestes iguales a nuestra Tierra y las estrellas como soles, cada uno de los cuales a su vez va acompañado de un séquito de planetas, es natural suponer que todos esos planetas puedan estar, como el nuestro, habitados por seres racionales. El problema de si ha de admitirse o no esta pluralidad de mundos, presenta para nosotros especial interés, porque define nuestra significación en el Universo.

Son muchos los que creen que descubrir la existencia de la vida en otros cuerpos celestes es el principal objeto de la Astronomía. Pero por humillante que para ésta sea, ni se ha obtenido por ahora la menor prueba de la vida en otros mundos, ni hay esperanza de obtenerla; tan poca es

la esperanza, que este problema ha dejado de ocupar la atención de los astrónomos. Al espíritu de la ciencia moderna le repugna especular sobre los problemas cuya solución no puede encontrarse por vía científica, y la respuesta unánime de los astrónomos cuando se les pregunta acerca de la vida que pueda existir en otros cuerpos celestes, es que no saben sobre esto más de lo que sabe el común de las gentes, y que no conociendo ningún hecho del cual puedan sacarse conclusiones, no pueden exponer ni siquiera una opinión autorizada. A pesar de ello habrá siempre personas dispuestas a especular sobre este tema, y la ciencia, ya que no pueda fallar el pleito, puede, por lo menos, dirigir estas lucubraciones, apartándolas de las soluciones absurdas. No será, por lo tanto, del todo inútil indicar entre qué límites pueden estar de acuerdo la especulación y los resultados obtenidos en firme por la ciencia.

En primer lugar, vemos que alrededor del Sol se mueven ocho grandes planetas, sobre uno de los cuales vivimos nosotros. Nuestros aparatos ópticos nos muestran otros soles en cantidad innumerable. ¿Son estos soles, como el nuestro, centros de sistemas planetarios? Si nuestros anteojos pudieran perfeccionarse tanto que a la inmensa distancia a que se encuentran las estrellas nos mostraran estos planetas, quedaría esta parte del problema resuelta de una vez; pero ya a una distancia mucho menor que la que nos separa de la estrella más cercana, todos los planetas de nuestro sistema salen del dominio de los telescopios más potentes. La observación no puede, por consiguiente, dar solución alguna, y tenemos que acudir a consideraciones cosmológicas para llegar al resultado de que si todo el Universo se condensó, y se condensa todavía, desde las masas nebulosas hasta los astros sólidos, la misma causa que rodeó de planetas al Sol que nos alumbrá, puede también haber provisto de planetas a otros soles diferentes del nuestro.

Pero aun admitiendo la existencia de inúmeros planetas en el espacio, ¿qué indicios tenemos de su habitabilidad? Para uno solo de estos cuerpos el anteojo resuelve el problema; nos referimos a la Luna. Ésta no tiene agua, ni aire de densidad apreciable, y por lo mismo faltan allí las condiciones que nosotros conocemos como indispensables a la vida orgánica. Las hipótesis que se han hecho sobre la posible habitabilidad del otro hemisferio de la Luna, invisible para nosotros, no son más que productos de la imaginación. Los planetas están todos demasiado lejos para que podamos formar un juicio seguro sobre la constitución de su superficie, y lo poco que podemos observar indica que hay entre ellos diferencias extraordinarias. Sólo en Marte se observan indicios que permiten suponer algún parecido con nuestra Tierra, por cuyo motivo es el planeta que con mayor probabilidad podemos suponer habitado. Podemos, pues, considerar como muy verosímil que sólo una mínima parte de cuerpos celestes serán a propósito para que en ellos puedan existir organismos análogos a los que se encuentran en la Tierra, y que el número de los que posean condiciones para la existencia de seres racionales debe ser una fracción todavía más pequeña del total.

Pero esta conclusión parte de la hipótesis de que las circunstancias de la vida han de ser en todas partes las mismas que en la Tierra. Tal limitación es muy discutible; en realidad no tenemos ninguna razón para suponer que la vida está circunscrita a determinadas condiciones, como parece demostrarlo, en nuestro mismo planeta, la gran variedad de circunstancias en que los seres se desenvuelven, puesto que unos animales viven allí donde otros encuentran la muerte. El único camino que podemos seguir para contestar a todo esto, es el de investigar cuáles son los límites a partir de los cuales desaparece la vida en la Tierra.

Un examen superficial da por resultado que, si bien no se encuentran límites definibles al significado de la palabra *vida*, las formas superiores de la serie animal no pueden existir por igual en toda clase de ambientes, y que cuanto más elevadas son aquellas formas, tanto más limitadas son las circunstancias del medio en que pueden vivir. Sabemos, además, que ninguna de aquellas formas puede medrar sino bajo la influencia combinada del aire y del agua y dentro de muy restringidos límites de temperatura; que no hay en nuestro planeta ninguna facultad de adaptación de la Naturaleza, por medio de la cual pueda un hombre alcanzar o conservar en las regiones polares un alto grado de vigor físico o espiritual, y que también el calor de los climas tórridos impone restricciones al desarrollo de la especie humana. De esto podemos sacar la conclusión siguiente: si se efectuasen grandes cambios en la superficie de nuestro planeta, si toda la Tierra se enfriara hasta alcanzar la temperatura de las regiones polares, o se calentase hasta rebasar la que reina en ciertos parajes de los trópicos, o si se cubriese totalmente de agua, o si perdiese su atmósfera, las formas más elevadas de la vida animal no se adaptarían al nuevo estado de cosas y desaparecerían para siempre. Siguiendo por el camino de estas reflexiones, volveremos fácilmente a la misma conclusión de antes, de que han de ser muy pocos los planetas donde sea posible un desarrollo importante de la vida.

Otra consideración conduce casi al mismo resultado. Algunos escritores dotados de fantasía exuberante, no sólo han poblado de habitantes todos los planetas, sino que, además, han calculado el número posible de estos habitantes por kilómetro cuadrado, y colocado generosamente entre ellos astrónomos que exploran con potentes anteojos nuestra diminuta Tierra. Sería necia presunción negar la posibilidad de tales portentos; pero que son en alto grado improbables, se comprende con sólo pensar en el corto tiempo que lleva de existencia la civilización sobre la Tierra, comparado con la duración de ésta como planeta. Nuestro globo viene describiendo su órbita, probablemente, desde hace millones de años, mientras que la historia de la civilización difícilmente se haría remontar a más de 100 siglos; en cuanto a los anteojos, hace unos tres siglos que fueron inventados. Si un ser superior hubiese visitado la Tierra cada 10 000 años en busca de otros seres racionales, mil veces o más habría sufrido una amarga desilusión. Por analogía, debemos suponer que las mismas desilusiones sufriría aquel que emprendiese ahora un viaje parecido, de

planeta en planeta y de sistema en sistema, en busca de los astrónomos del otro mundo.

De todo lo dicho se desprende que parecen ser relativamente muy pocos los planetas susceptibles de ser habitados por seres racionales. Sin embargo, si calculamos que los planetas se cuentan por centenares de millones, aquella pequeña fracción representa todavía un número enorme, y nada nos dice que muchos de ellos no puedan estar habitados por seres de inteligencia muy superior a la de nuestra especie. Llegados a este punto, podemos dar rienda suelta a la fantasía, en la seguridad de que la ciencia no se podrá pronunciar ni en favor ni en contra de cuanto se nos antoje decir.

APÉNDICE

Bosquejos biográficos. Elementos. Tablas

Bosquejos biográficos

Griegos y alejandrinos

Thales (640-560 a. J. C.), de Mileto, uno de los «siete sabios de Grecia», fundador de la escuela Jónica. Dícese que fué, entre los griegos, el primero que predijo un eclipse de Sol (585).

Pitágoras (580-500 a. J. C.), de Samos; fundó en Kroton una escuela filosófica (escuela de los pitagóricos). El principio fundamental de su sistema cosmológico es la idea de la medida y de la armonía.

Philolao (segunda mitad del siglo v a. J. C.), de la Italia meridional; después en Tebas; pitagórico. Célebre por su sistema universal del fuego central y de la antitierra.

Meton (440 a. J. C.), matemático de Atenas. Ordena el calendario griego por medio de su «ciclo» de 19 años. *Kalippus* lo corrigió en el siglo iv a. J. C.

Platón (427-347 a. J. C.), de distinguido linaje ateniense; en su juventud fué discípulo de Sócrates. Habiendo conocido en la gran Grecia las ideas de Pitágoras, funda, al volver a su ciudad natal, la «Academia». El «Timäus» está dedicado especialmente a la Naturaleza; su sistema de enseñanza es puramente teológico, fundado en el principio del bien.

Eudoxio (hacia 408-355 a. J. C.), de Knidos, discípulo de Platón; funda primero en Kyzikos y después en Atenas una escuela, después de una permanencia de 16 meses en Egipto. Los últimos años de su vida habitó en Knidos. Fué preferentemente matemático, siendo también un celoso observador del cielo. Es autor de un sistema con el que explica los movimientos planetarios por medio de esferas concéntricas.

Aristóteles (384-322 a. J. C.), de Estagira. Desde los 17 años fué discípulo de Platón, hasta la muerte de éste; después pasó algún tiempo en Mysia; en el año 343 fué llamado por Filipo de Macedonia para la educación del joven Alejandro. Durante las guerras de éste, enseñaba en el Liceo de Ate-

nas (escuela de los peripatéticos); acusado de ateísmo por los atenienses huyó el año 322 a Chalkis de Eubea, donde murió poco después. Su filosofía, empírico-realista, está en contradicción con la idealista de Platón; sus representaciones astronómico-cosmológicas están contenidas en su obra titulada «El cielo».

Eratóstenes (276-194 a. J. C.), de Cirene, África; uno de los miembros más importantes de la Academia de Alejandría fundada por Tolomeo Lagi. Fué el primero que trató de medir el tamaño de la Tierra por medio de observaciones.

Aristarco, de Samos (hacia 265 a. J. C.). Uno de los astrónomos más sagaces de la antigüedad; era partidario del sistema heliocéntrico (movimiento de la Tierra alrededor del Sol); fué el primero que trató de determinar geoméricamente la distancia que nos separa del Sol.

Hiparco (190-125 a. J. C.), de Nicea, en Bitinia; estuvo algún tiempo en la isla de Rhodas, en gran relación con Alejandría; el resto de su vida se desconoce. Es el más grande astrónomo de la antigüedad, el fundador de la Astronomía científica basada en las observaciones y no en especulaciones. Tiene renombre universal por el desarrollo de la teoría de los epiciclos, ideada probablemente por Apolonio de Perga. Determinó los elementos del movimiento del Sol y de la Luna, encontrando la principal anomalía en el movimiento de esta última, o sea la ecuación del centro. Utilizando antiguas observaciones, descubrió la precesión y construyó el primer catálogo de estrellas, que desgraciadamente se ha perdido. Introdujo la trigonometría en la Astronomía esférica.

Tolomeo, Claudio, nacido en Egipto, vivió hacia el año 140 d. J. C. en Alejandría; no se sabe nada más acerca de él. Autor del famoso «Almagesto» (en realidad *μεγίστη συστάξις*), en el cual trata de fundamentar la teoría de los epiciclos y su sistema universal geocéntrico, y en el que se encuentra también el primer catálogo de estrellas que se conserva. Descubre la segunda anomalía, la evección, en el movimiento de la Luna. Es el astrónomo más conocido, aunque no el más importante, de la antigüedad.

Arabes

Al-Ma'mân (el merecedor de confianza; 786-833), califa de Bagdad, hijo de Hârûn-ar-Raschîd (el Sabio). Se dedica como su padre a las ciencias, en especial a la Astronomía y a la Geodesia, y conserva para la humanidad los escritos de Aristóteles, Euclides y Tolomeo traduciéndolos al árabe; durante su reinado, muchos astrónomos trabajaron en el observatorio de Schammâsîja, construído a la puerta de Bagdad; bajo su dirección se determinó la longitud de un grado en la llanura de Singâr, entre el Eufrates y el Tigris.

Albategnius o Al-Battânî (el hombre de Battân, lugar de Harran; ?-929), vivió y observó en Ar-Raqqâ, en el alto valle del Eufrates; murió en 929 al regresar de Bagdad. Pasa por ser el más grande de los astrónomos árabes.

Celoso observador y hábil matemático, corrige como tal los métodos trigonométricos. Determina nuevamente los elementos de la órbita del Sol y la precesión. C. A. Nallino ha publicado recientemente sus tablas astronómicas con el título de «Opus astronomicum» (Milán, 1899 a 1907).

Abû'l Wefâ' (padre de la honradez; 940-998), de Búzgân, en el norte de Persia, uno de los primeros matemáticos árabes. Escribió, además de diferentes tratados sobre matemáticas, una astronomía, llamada completa o Almagest; Carra de Vaux publicó algunos trozos traducidos al francés en el «Journal Asiatique» (1892). Abû'l Wefâ' cultivó en especial la trigonometría.

Ibn Jûnis (?-1009), de una familia de literatos de El Cairo, fué astrónomo de la corte del califa Al-Hâkim, quien le hizo construir un observatorio muy importante, en el cual trabajó Ibn Jûnis hasta su muerte, en 1009. Sus tablas astronómicas las denominó, en honor de su protector, tablas Hâkimíticas, y constituyen la obra más importante de la Astronomía árabe, siendo a la vez una especie de historia de la Astronomía. C. Schoy, de Essen, se ocupa en la publicación alemana de algunas partes de esta obra. Ibn Jûnis perfeccionó especialmente el gnomon y demostró que la sombra arrojada por éste daba la altura del borde superior del Sol y no la del centro del mismo.

Nasir ed-din et-Tûsi (ligado a la religión de Tûs), nació en 1201 en Tûs, Chorâsân (país del Sol), murió en 1274 en Bagdad. Sabio universal, sobresalió especialmente como filósofo, matemático y astrónomo. Su obra astronómica principal son las Tablas ilcánicas. Bajo su dirección, el príncipe mongol Hôlâgû hizo construir un precioso observatorio en Meraga. Las tablas que contienen sus observaciones y las de sus colegas, comprenden tablas de los planetas y un catálogo de estrellas.

Alfonso X (1223-1284), «el Sabio», rey de Castilla; hombre de ideas amplias; aficionado y protector de la Astronomía, que en su tiempo y país lleva aún un carácter árabe; más tarde es acusado de herejía y destronado. Se le deben las Tablas alfonsinas.

Ulûg-Beg (el gran príncipe; 1394-1449), príncipe de los tártaros. Fomentó la Astronomía como Al-Ma'mûn y Alfonso, pero también fué un buen observador. Construyó en Samarkanda un observatorio con aparatos de dimensiones gigantescas. Observó de nuevo y con más exactitud la mayor parte de las estrellas del Catálogo de Tolomeo, en vista de que la comparación con el catálogo de estrellas de As-Sûfî (903-986, publicado en 1874 por Schjellerup) había demostrado la existencia de frecuentes errores.

De Copérnico a Kepler

Purbach, o Peurbach, Jorge (1423-1461), de Peurbach, norte de Austria; discípulo de Johann von Gmunde en la Universidad de Viena, estudió después en Roma, Ferrara y otros sitios; desde 1450 aproximadamente sucede a su maestro en Viena. Matemático sagaz y literato notable. Empieza a es-

cribir un «Epítome» del Almagesto, que fué acabado después por Regiomontano, y publica «Theoricae novae planetarum», reeditado frecuentemente.

Regiomontano (1436-1476), en realidad Johann Müller, de Königsberg, en Franconia. Desde muy joven estudió en Viena, teniendo por maestro y amigo a Purbach. A indicación del cardenal Bessarion traduce con su maestro el Almagesto. Después de la muerte de Purbach (1461), Regiomontano va a Italia con Bessarion, donde adquiere y copia manuscritos griegos y realiza numerosas observaciones astronómicas. En 1468 es nombrado archivero de los manuscritos griegos del rey de Hungría Matthias Corvinus. En 1471 pasa a Nürnberg, en donde, ayudado por Bernhard Walter, monta un taller, observatorio e imprenta. Entre varias observaciones realizadas están las del cometa de 1472, que sirvieron para que Halley pudiese calcular su órbita. De su imprenta salieron las célebres efemérides con las posiciones del Sol, la Luna y los planetas y algunos datos sobre los eclipses. A fines de 1475 Regiomontano vuelve a Roma, llamado por Sixto IV, para llevar a efecto la reforma del calendario, y muere en aquella ciudad en 1476. Según el testimonio de Pablo Jovius, Regiomontano fué nombrado obispo de Ratisbona por Sixto IV. Después de ocurrida su muerte aparecen algunos escritos suyos, entre ellos el «Epítome» del Almagesto en 1496, y su trigonometría, en 1533.

Copérnico, Nicolás, traducción de su verdadero nombre Niclas Koppernigk (19 de febrero de 1473 a 24 de mayo de 1543), hijo de un gran comerciante de origen alemán, quien había emigrado de Cracovia hacia Thorn, en donde se casó con la hermana del que después fué obispo de Ermland, Lucas Watzelrode. Después de la muerte de su padre, fué recogido, niño todavía, por su tío. En 1491 aparece matriculado en Cracovia, en donde muy probablemente se dedicó ya a la Astronomía, con Brudzewski. Pasó a Italia en 1496 para continuar sus estudios, haciéndose inscribir en Bolonia en el álbum de la Natio Germanorum. Allí estudió Derecho y griego, y con Novara estudió Astronomía. Copérnico estuvo cuatro años en Bolonia. En este intervalo fué nombrado canónigo de Frauenburg. En 1500 dió conferencias sobre Astronomía en Roma. Después de una corta estancia en su patria estudió en 1501-03 Derecho y Medicina en Padua, obteniendo en 1503, en Ferrara, el título de doctor en Derecho canónico. Desde 1506 hasta 1512 fué médico de cámara de su tío Watzelrode, en Heilsberg. Después de ocurrida la muerte de éste en 1512, Copérnico se trasladó a Frauenburg, de donde fué canónigo hasta el fin de su vida. Su estancia en Frauenburg sufrió algunas interrupciones, pues en 1516-19 y en 1520-21 desempeñó el cargo de «Administrador» de Allenstein. En 1523, mientras estuvo vacante la sede episcopal, fué administrador general de Ermland. Copérnico fué consultado por el concilio de Letrán (1514) sobre la reforma del calendario. Su contestación fué que la duración del año no era conocida con suficiente exactitud, pero que él estaba estudiando este asunto. Setenta años después, sus determinaciones sirvieron de fundamento para la reforma gregoriana. Copérnico concibió en 1506, su sistema heliocéntrico; el resto de su vida lo dedicó al desarrollo del mismo. Ya antes de 1512 escribió su teoría del sistema solar en el «Commentariolus» propagado en forma manuscrita; de este tratado se volvieron a encontrar copias en el siglo XIX. Copérnico se opuso durante mucho tiempo a la publicación de su obra magna, pero permitió en 1539 a Joachim Rhe-

ticus, quien fué desde Wittenberg a reunirse con él, la impresión de una «Narratio prima». Finalmente Rheticus obtuvo, por la influencia del obispo Giese, de Kulm, el manuscrito completo, de cuya impresión se encargó Osiander, de Nürnberg. Copérnico sólo pudo ver el primer ejemplar de su obra «De revolutionibus» en su lecho de muerte (1543), sin llegar a ver que su sistema solar se presentaba al público como hipotético, por haberse introducido una corrección en el título y un prólogo de Osiander. Sobre este libro puede leerse lo expuesto en la página 48.

Apiano, Pedro, en realidad Bienewitz (1495-1552), de Leisnig, Sajonia; estudió en Leipzig y Viena; en 1527 fué nombrado profesor de matemáticas en Ingolstadt. Fué observador muy activo y construyó por sí mismo varios aparatos. Le dieron mucha fama su «Cosmografía» (Landshut, 1524) y su principal obra «Astronomicum Caesareum» (Ingolstadt, 1540). Fué el primero que descubrió que las colas de los cometas estaban siempre dirigidas en sentido contrario al Sol.

Reinhold, Erasmus (1511-1553), de Saalfeld, Turingia, donde murió de la peste. Desde 1536 fué profesor de matemáticas en Wittenberg, con Rheticus, y como éste uno de los primeros partidarios de Copérnico; basándose en las nuevas teorías, calculó tablas de los planetas, que publicó con el título de «Prutenicae tabulae coelestium motuum» (Wittenberg, 1551).

Rheticus, Georg Joachim (1514-1576), de Feldkirch, Vorarlberg. Estudió en Zurich, y después en Wittenberg, en donde fué profesor de matemáticas (1536-1542); pasó luego a desempeñar el mismo cargo en Leipzig y posteriormente en Hungría. En 1539 se reunió con Copérnico en Frauenburg; desde este último punto escribió a Schoner, de Nürnberg, a manera de prólogo sobre la obra de Copérnico, «De libris revolutionum Nicolai Copernici narratio prima» (Danzig, 1540).

Guillermo IV (1532-1592), landgrave de Hessen, llamado «el Sabio». Trabajador e inteligente protector de las matemáticas, de la Geografía y en especial de la Astronomía, construyó en su palacio de Cassel un observatorio, donde trabajó con Rothmann y Bürgi.

Tycho (Tyge) Brahe (14 de diciembre de 1546 a 13 [24] de octubre de 1601), de Knudstrup, en Schonen, perteneciente entonces a Dinamarca; de antigua y noble familia. Prohijado por un hermano de su padre, se dedicó al estudio de la Jurisprudencia, y después de asistir durante tres años a la escuela de altos estudios de Copenhague, pasó a Leipzig. La pasión que sentía por la Astronomía práctica, fué causa de que ejerciese su carrera con desagrado, y, cuando podía, observaba empleando aparatos muy sencillos. Después de la disolución del Trienio pasó una corta temporada en su patria, y de 1566 a 1570 prosiguió sus estudios en Wittenberg, Rostock y Basel, entablando relaciones en sus viajes con astrónomos y químicos. Después de una corta permanencia en Augsburg, regresó en 1570 a Dinamarca, y desde la muerte de su padre vivió con su tío Steen Bille, quien favoreció su inclinación hacia las ciencias físicas y naturales o al menos no le puso dificultades. Su trabajo sobre la estrella nueva de 1572 le hizo célebre. En 1575 vuelve a viajar, especialmente a Cassel a casa del landgrave Guillermo de Hessen. Esta

visita decidió el porvenir de Tycho. Federico II de Dinamarca, a quien el landgrave había llamado la atención sobre el gran talento de su compatriota, le hace quedar en Dinamarca cuando se iba a marchar a Basilea; le cede la isla Hveen, en el Sund, donde Tycho construyó sus célebres observatorios «Uranienburg» y «Sternenburg», y gracias a la esplendidez del rey instaló allí excelentes aparatos. Con numerosos ayudantes, entre los que sobresale *Longomontanus* (1562-1647), vive completamente dedicado a la exploración del cielo, demostrando su gran talento en la construcción y en el manejo de los aparatos. El trabajo principal llevado a efecto en Hveen fué la observación, durante muchos años, de las posiciones de los planetas, datos que sirvieron de base a Kepler para encontrar más tarde las leyes del movimiento de los mismos. Al ocurrir la muerte del rey Federico (1588) cambiaron radicalmente las circunstancias: los adversarios de Tycho minaron su posición en la corte, por lo que se decidió a abandonar Dinamarca definitivamente, lo que realizó en 1597. Después de permanecer dos años en casa del conde de Rantzau, en Wandsbeck, aceptó el nombramiento de astrónomo y matemático real de Rodolfo II de Praga. Apenas había empezado a dedicarse con tranquilidad a sus nuevos trabajos, ocurrió su muerte repentina, legando el caudal de sus preciosas observaciones a su sucesor y ayudante, Kepler. Tycho había abierto nuevos horizontes en el arte de observar. Su obra principal, que contiene también su sistema planetario (pág. 44), es la «*Astronomiae instauratae progymnasmata*» (dos partes, Praga, 1602). En una segunda obra, «*Astronomiae instauratae mechanica*» (Wandsbeck, 1598), describe sus observatorios y aparatos.

Maestlin, Michael (1550-1631), de Göppingen, Württemberg. Estudió Teología y matemáticas en Tübingen, siendo nombrado magistrado en 1571 y diácono en 1576; fué profesor de matemáticas de Heidelberg en 1580 y desde 1583 desempeñó el mismo cargo en Tübingen. Fué maestro y amigo de Kepler.

Bürgi, Jost (1552-1631), de Lichtensteig, Suiza. Relojero y mecánico; en 1579 fué nombrado «relojero real» de Guillermo de Hessen y posteriormente astrónomo; en 1603 pasó a Praga, en donde vivió al lado del emperador Rodolfo y de Kepler, pero después volvió a Cassel. Inventó el compás de reducción e, independientemente de Neper, los logaritmos.

Kepler (Kepler), Johannes (27 de diciembre de 1571-15 de noviembre de 1630), nació sietemesino, de padres pobres, en Weil, Württemberg. De niño fué débil y enfermizo y las viruelas le dejaron un aire de imbecilidad en la cara que duró toda su vida; la edad del crecimiento transcurrió para él bajo las peores circunstancias. Debido a los frecuentes cambios de residencia tuvo que interrumpir a menudo la asistencia a las aulas, que empezó en 1577, pero a pesar de ello se desarrolló tanto su talento que ya en 1584 pudo ingresar en el noviciado de Adelberg y dos años más tarde en el de Maulbronn. Después del examen de bachiller ingresó en 1589 en la célebre institución de Teología protestante de Tübingen y en 1591 obtuvo el título de maestro.

Kepler no pudo con la teología ni con la ortodoxia; las teorías de Copérnico le seducían, y el impulso de su vocación le condujo al estudio de la Astronomía y de las matemáticas. A principios de 1594 ocupó el cargo de profesor de matemáticas y moral en la escuela de Graz, y este paso fué de-

cisivo en su porvenir. Su obra «*Prodromus dissertationum cosmographicarum continens mysterium cosmographicum*» (Tübingen, 1596), que escribió allí, le atrajo la admiración de Galileo y Tycho. Graz no le conservó largo tiempo. Cuando en 1598 estalló en Austria la persecución contra los protestantes, tuvo que emigrar, aceptando en otoño del mismo año una invitación de Tycho para tomar parte como ayudante en los trabajos de este astrónomo y calcular de nuevo las tablas de los planetas a base de las nuevas observaciones. Pronto la muerte de Tycho libró a Kepler del desagradable trato de aquél.

Kepler fué nombrado «matemático imperial» en sustitución de Tycho, con un sueldo de 500 florines. La estancia en Praga constituye probablemente el tiempo mejor de la vida científica de Kepler; allí descubrió sus dos primeras leyes, que explica en la «*Astronomía nova... de Motibus stellae Martis*» (Praga, 1609), fundamentó la dióptrica y la teoría de los anteojos en «*Ad Vitellionem paralipomena*» (Francfort, 1604) y «*Dioptrice*» (Augsburg, 1611). Pero cuanto más crecía su celebridad científica tanto más difícil y más triste se le hacía la vida; las enfermedades y la muerte de individuos de su familia, la falta de dinero — su sueldo no se le pagó jamás completo — le obligó a hacer «calendarios y pronósticos de poquísimo valor». Al ocurrir la muerte de su imperial protector Rodolfo II, tuvo que aceptar un empleo en el *Gymnasium* de Linz, adonde se trasladó en 1612, pero hasta más tarde no pudo concluir las tablas de los planetas que constituyen su principal trabajo astronómico. Estas tablas aparecieron en 1627 bajo el título de «*Tabulae Rudolphinae*» y fueron el fundamento de todos los cálculos planetarios realizados durante un siglo. El afán de Kepler era en primer término descubrir el secreto de la constitución del sistema planetario, cuya naturaleza creía sujeta a relaciones numéricas sencillas. Por esto su obra predilecta fué la publicada en 1619 en Linz: «*Harmonices mundi libri V*», expresión literaria de estos esfuerzos, en que aparece como resultado más importante la tercera ley del movimiento de los planetas. Aquel sabio incansable publicó además, durante este intervalo, otros varios trabajos, lo cual es tanto más de admirar cuanto que su vida no era más plácida que antes. Después de perder a su primera esposa (1611), volvió a contraer matrimonio en 1613, pero los hijos que hubo de este nuevo matrimonio fueron muriendo todos, excepto dos. A ello se añadió una nueva desgracia: el proceso seguido contra su anciana madre por bruja, que le obligó, en 1620, a volver a su patria, donde residió algún tiempo, logrando por fin salvar del suplicio a la pobre mujer. Graves contratiempos pasó también Kepler a causa de la guerra de los Treinta años.

Todo esto contribuyó a que se trasladase en 1628 a Sagan, donde residía Wallenstein, a quien ya conocía por haberle hecho el horóscopo. El emperador Fernando II ofreció satisfacerle a Kepler las pagas que acreditaba, pero aun cuando apoyó al gran astrónomo en sus trabajos científicos, no le dió las pagas prometidas, intentando un arreglo nombrándole profesor de la Universidad de Rostock. Kepler no se conformó y abandonó Sagan para hacer valer sus derechos ante el Reichstag reunido en Ratisbona. El cansancio le postró en cama al llegar al término de su viaje, y después de una corta fiebre falleció el que tan duramente había sido tratado por el destino, el 15 de noviembre de 1630. Sus obras completas fueron publicadas por Frisch (8 tomos, Francfort, 1858-1871).

De Galileo a Newton

Galilei, Galileo (15 de febrero de 1564 a 8 de enero de 1642), hijo de un comerciante de Pisa, cuya familia se trasladó después a Florencia. Galileo empezó sus estudios en 1581, en Pisa. Obligado por su padre a seguir la medicina, estudió privadamente a Euclides y observó la constancia de la duración de las oscilaciones del péndulo. En 1585 se trasladó a Florencia y un año más tarde inventó la balanza hidrostática para la determinación de pesos específicos. En 1589 obtuvo un empleo en la Universidad de Pisa, estudiando entonces las leyes de la caída de los cuerpos; en 1592 pasó a Padua como profesor de aquella Universidad. En sus conferencias explicaba aún el sistema de Tolomeo, pero en una carta dirigida a Kepler en 1597 se declara ya partidario del sistema de Copérnico. La Nova de 1604 la explicó como una posible evaporación de origen terrestre. Habiendo oído hablar, en 1609, de un anteojo inventado en Bélgica, construyó uno igual y en 1610 pudo anunciar en el «*Sidereus nuncius*» el descubrimiento de las montañas de la Luna, de algunos conglomerados estelares y de los satélites de Júpiter. En 1610 descubrió también la «tripleidad» de Saturno y las fases de Venus. La prioridad de su descubrimiento de las manchas del Sol (pág. 259) fué probada en su «*Istoria... intorno alle macchie solari*» (1613). Galileo no simpatizó siempre con los astrónomos alemanes Kepler, Marius y Scheiner, y en especial de los dos últimos, llegó a ser personal enemigo. Las leyes de Kepler publicadas en 1609 y 1619, sólo las menciona de pasada en el *Diálogo*, 1632, donde hubiesen podido servir como apoyo del sistema de Copérnico, y se limita a decir: «Marte, che tanto travaglia i moderni astronomi».

En 1610 Galileo fué llamado a Florencia como matemático y filósofo de la corte. Allí pudo declararse abiertamente partidario del sistema heliocéntrico hasta que, en 1615, el dominico Lorini le acusó ante la Inquisición romana. Galileo fué aquel mismo año a Roma, pero no pudo impedir que el 24 de febrero de 1616 los teólogos de la Inquisición declarasen falsa y contraria a las Escrituras, la hipótesis del Sol en reposo y del movimiento de la Tierra. Galileo recibió entonces el orden de no conservar, enseñar, ni defender el sistema condenado, y ante testigos prometió obedecer. En junio de 1616 regresó a Florencia, donde siguió observando los satélites de Júpiter y propuso determinar, con ayuda de ellos, las longitudes geográficas. Los tres cometas del año 1618 dieron lugar a controversias científicas, en las que Galileo fué partidario de la hipótesis del origen terrestre de aquellos astros. En 1624 pasó a Roma para felicitar al nuevo papa Urbano VIII, que le había protegido contra sus adversarios mientras era cardenal, pero no pudo conseguir que se retirase la prohibición dictada en 1616.

Desde 1626, Galileo se dedicó a escribir su memorable obra «*Diálogo... sopra i due Massimi Sistemi del Mondo*», en la cual argumentaba a favor del sistema de Copérnico; en 1629 este trabajo estaba terminado en lo esencial, y en 1630 volvió Galileo a Roma para obtener el «*imprimatur*» y proceder a la impresión del libro, que no vio la luz hasta 1632, en Florencia.

Cuando apareció el *Diálogo* en 1632, Urbano VIII nombró una comisión de sabios para que lo examinasen. La comisión exigió ocho correcciones en la obra y acusó a Galileo de desobediencia al decreto de 1616. A consecuencia de este informe el libro fué presentado al tribunal de la Inquisi-

ción. Citado Galileo a Roma, llegó allí en febrero de 1633, hospedándose en casa del embajador de Toscana. Para los dos primeros interrogatorios, del 12 al 30 de abril, le fué asignada una habitación en el palacio de la Inquisición; trasladóse después de nuevo a la embajada, donde redactó su defensa que entregó el día 10 de mayo. El 21 de junio tuvo efecto el último interrogatorio, en el que Galileo declaró haber creído desde 1616 que el sistema geocéntrico era el único verdadero, siendo nuevamente recluso en el palacio de la Inquisición para oír al día siguiente su sentencia. El 22 de junio fué repetida por el tribunal la sentencia dictada en 1616 y Galileo fué declarado reo de desobediencia, imponiéndole severas sanciones. El *Diálogo* ha figurado desde entonces en el índice de libros prohibidos, hasta el año 1835. Al día siguiente de su condena Galileo obtuvo permiso para residir en el palacio del embajador de Toscana, y después para trasladarse al del arzobispo de Siena, Piccolomini. El día 1 de diciembre de 1633 obtuvo una autorización para ir a Arcetri, donde se proponía vivir retirado.

Galileo vivió ocho años en Arcetri, con cortos intervalos en que necesitó asistencia médica a causa de su ceguera. Antes había dado fin a su última obra «*Discorsi et dimostrazioni matematiche intorno a due nuove scienze*», que contiene en forma de diálogo sus descubrimientos realizados en Padua sobre las leyes de la caída de los cuerpos, las oscilaciones del péndulo y otros problemas mecánicos. La obra apareció en 1638 en Leiden. Galileo falleció en Arcetri, a los 78 años de edad.

Fabricius, David (1564-1617), de Esens, Frisia Oriental; fué, en 1584, párroco de Resterhave y en 1603 de Osteel, ambos de Frisia. Conoció a Tycho y a Bürgi a causa del descubrimiento de Mira-Ceti (1596) y después a Kepler, con el que mantuvo interesante correspondencia. Su hijo Juan (1587-1617) descubrió, independientemente de Galileo, el día 9 de marzo de 1611, las manchas del Sol (Galileo las descubrió en 1610); de tal descubrimiento trata su publicación «*De maculis in Sole observatis, etc.*» (Wittenberg, 1611). Como su padre, era muy apreciado por Kepler, quien le consideraba como el mejor observador después de Tycho.

Bayer, Johannes (1572-1625), de Rhain, Baviera, falleció en Augsburgo desempeñando la profesión de abogado. Su «*Uranometria*» (Augsburgo, 1603) es el primer catálogo de estrellas aprovechable; su denominación de las estrellas brillantes por las letras de los alfabetos griego y latino se emplea todavía.

Marius, Simón, en realidad Mayr (1573-1624), de Gunzenhausen, Baviera. En 1601, estuvo durante algún tiempo, con Tycho Brahe, en Praga, después estudió medicina en Padua; desde 1605 fué astrónomo de la corte en Ansbach. Era uno de los primeros y más activos observadores con el anteojo; descubrió independientemente de Galileo y al mismo tiempo que éste los cuatro grandes satélites de Júpiter, y en 1612 la nebulosa de Andrómeda.

Scheiner, Christoph (1573-1650), de Wald, cerca de Mindelheim, Suabia; era jesuita. Desde 1610 a 1616 fué profesor en Ingolstadt, donde descubrió, en marzo de 1611, independientemente de Galileo, las manchas del Sol (página 260). En 1616 se trasladó a Innsbruck y durante una corta temporada fué profesor de la Universidad de Freiburg. Se trasladó en 1622 a Neisse;

de cuyo colegio de jesuitas fué rector. Desde 1624 a 1633 permaneció en Roma, adonde se trasladó para asuntos del colegio. Hasta 1639 residió en Viena y después, hasta su muerte, en Neisse. Scheiner tuvo gran celebridad por su obra sobre las manchas del Sol «Rosa Ursina» (Bracciani, 1630). Tuvo muchas discusiones con Galileo sobre las manchas del Sol, aunque jamás tuvo la pretensión de ser el descubridor de éstas. Merecen citarse especialmente sus trabajos de óptica fisiológica («Oculus h. e. fundamentum opticum», Innsbruck, 1619).

Gassendi, Pierre (1592-1655), hijo de un labrador de Champtercier, cerca de Digne, a la edad de 16 años fué profesor de Retórica en Digne, y a los 19 de Filosofía en Aix; en 1623 fué nombrado canónigo y en 1625 prior de la catedral de Digne; desde 1645 fué profesor de matemáticas en el Collège Royal de París, enseñando especialmente Astronomía. No se declaró abiertamente partidario del sistema heliocéntrico, por considerarlo contrario a las Escrituras, y «por obediencia», según su expresión, dió la preferencia al sistema de Tycho. Publicó biografías de Tycho Brahe, Copérnico, Purbach y Regiomontano. Sus «Opera omnia» (6 tomos) aparecieron en 1658 en Lyon.

Riccioli, Giov. Battista (1598-1671), de Ferrara. Jesuita y profesor en varios colegios de la Orden, últimamente en Bolonia. Cuidadoso recopilador y observador, adversario del sistema de Copérnico; su obra principal «Almagestum novum» (Bolonia, 1651), contiene, entre muchos errores, gran número de datos históricos.

Hevelio, Johannes, en realidad Höwelcke, en latín Hevelius (1611-1687), de Danzig. Siguiendo el deseo de sus padres estudió Jurisprudencia. En 1630 se marchó a Leiden, Inglaterra y Francia y en 1634 regresó a Danzig. Después se dedicó casi exclusivamente a la Astronomía y se hizo construir un gran observatorio. Al mismo tiempo desempeñaba un cargo municipal. Falleció el 28 de enero de 1687. Hevelio fué sólo observador; pero a una gran laboriosidad unía un talento privilegiado y una habilidad manual poco común, sobre todo en el dibujo y el grabado. Su mérito principal está en la topografía descriptiva más que en las medidas de precisión, y su mayor celebridad la alcanzó con su obra «Selenographia» (Danzig, 1647). Hevelio es el fundador de la topografía lunar. Se ocupó muy especialmente de los cometas, según prueban su «Prodromus cometicus» (1665) y su «Cometographia» (1668). La descripción de sus aparatos la dió en su segunda obra principal «Machina coelestis» (2 tomos, 1673 y 1679), que contiene muchos datos interesantes.

Picard, Jean (1620-1682), de La Flèche, Anjou. Primero cura, discípulo de Gassendi, después su sucesor en el Colegio de Francia. En 1669 realiza la primera medida de precisión de un arco de meridiano en Francia, para lo cual emplea por primera vez aparatos goniométricos provistos de anteojos (Mesure de la Terre, París, 1671). En 1679 publica el primer anuario astronómico francés: la «Connaissance des temps». Se le considera como uno de los mejores observadores de su tiempo.

Cassini, Giov. Domenico (1625-1712), de Perinaldo, cerca de Niza. En 1650, ingeniero y profesor de Astronomía en Polonia; en 1669, miembro de la

Academia de Ciencias de París y astrónomo del observatorio construído en 1667-72. En Francia lo mismo que en Italia, fué un activo y afortunado observador, así como escritor fecundo. En la ancianidad quedó ciego. Entre sus descubrimientos más importantes y observaciones más notables deben citarse el de tres satélites de Saturno, la luz zodiacal y el período de rotación de Júpiter. Como astrónomos y directores del observatorio de París le sucedieron: su hijo *Jacques Cassini* (1677-1756), quien después de Halley, fué el primero que observó los movimientos propios de las estrellas; *César François Cassini de Thury*, nieto (1714-1784); *Jacques Dominique Cassini, conde de Thury*, biznieto (1748-1845).

Huygens, Christian (14 de abril de 1629 a 8 de junio de 1695), de una distinguida familia de La Haya. Su primera instrucción la recibió de su padre; después estudió leyes en Leiden y Breda; en 1649 emprendió viajes a Alemania, Francia e Inglaterra; a su regreso publicó diferentes trabajos matemáticos, entre ellos: «*De ratiociniis in ludo aleae*» (Leiden, 1657), en el que fundamenta el cálculo de probabilidades. En 1666 fué nombrado miembro de la nueva Academia de París; y residió en esta ciudad hasta 1681, volviendo después a La Haya, en donde residió hasta su muerte. Huygens no fué solamente un hábil observador, sino también un gran físico teórico, como lo prueban sus hermosos trabajos y descubrimientos sobre la luz, fuerza centrífuga, forma de la Tierra y otros, así como inventor mecánico. Perfeccionó el antejo, descubrió la verdadera forma del anillo de Saturno y el primer satélite de este planeta, del cual trata en su trabajo «*Systema saturnium*» (La Haya, 1659), y finalmente introdujo el péndulo en los relojes, cuya teoría desarrolla en el «*Horologium oscillatorium*» (París, 1673).

Kirch, Gottfried (1639-1710), hijo de un sastre de Guben; vivía en Sajonia, de la confección de calendarios, y después en Coburgo y en Leipzig, donde se casó con una discípula de Arnold, astrónomo de Sommerfeld (1650-1695). Posteriormente se trasladó a Guben, y más tarde fué nombrado, en 1700, director del observatorio de Berlín, que a la sazón se estaba construyendo. Allí trabajó con su esposa Margarita y sus hijos Christfried y Cristina. Él y su hijo y sucesor Christfried (1694-1740) realizaron numerosas observaciones de cometas y estrellas variables.

Römer, Olaus (Ole) (1644-1710), de Aarhus, Dinamarca. Discípulo y amigo de Picard; en 1672 se trasladó a París, en donde fué nombrado miembro de la Academia y preceptor del delfín, y en esta capital residió hasta 1681. Después fué profesor de matemáticas en Kopenhagen, donde hizo célebre el observatorio que había construído Longomontano. En 1675 descubrió la velocidad de propagación de la luz, y concibió la idea del círculo meridiano. Sus valiosas observaciones meridianas fueron destruídas en 1728 por un incendio, salvándose sólo las correspondientes a tres días, por su ayudante y sucesor *Peter Horrebow* (1679-1764).

Newton y su tiempo

Newton, Isaac (5 de enero de 1643 a 31 de marzo de 1727), hijo de un propietario de Whoolstorppe, Lincolnshire. Como Kepler, nació antes de tiempo,

En el Colegio de Grantham, donde ingresó a los doce años, fué una notabilidad. Al cabo de un año regresó a su casa, pero pronto se convencieron sus padres de su falta de aptitudes para los trabajos del campo, y un tío suyo se encargó de su educación. Después de haber estado algún tiempo en el Colegio de Grantham, se trasladó en 1661 a Cambridge. En parte por su propio esfuerzo y en parte guiado por su profesor Barrow, realizó grandes adelantos, dominando las matemáticas y realizando diversas investigaciones por su cuenta. En 1669 fué nombrado profesor de matemáticas de Cambridge, como sucesor de Barrow, y en 1672 fué elegido miembro de la Royal Society. Desempeñó el cargo de profesor de Cambridge durante treinta años. En 1696 fué nombrado inspector, y en 1699 director de la Fábrica Real de la Moneda, con lo que disfrutó de un crecido sueldo, trasladando su residencia a Londres, donde fué colmado de honores. En 1703 fué elegido presidente de la Royal Society, cargo que conservó hasta su muerte. Permaneció soltero, y su sobrina Miss Burton cuidaba de la casa. En 1725 enfermó, y murió en 1727 en su posesión de Kensington. Sus restos descansan en la Abadía de Westminster, Panteón de Inglaterra.

El descubrimiento más importante de Newton es el de la ley de la gravitación. Su obra fundamental «*Philosophiae naturalis principia mathematica*» apareció en 1687 en Londres.

Sobre Física y matemáticas puras escribió Newton tres obras principales: «*Optics*» (Londres, 1704), que contiene, sistemáticamente expuestas, sus investigaciones sobre la luz; «*Arithmetica universalis*» (Cambridge, 1707) y «*Analysis*» (Londres, 1711), en la que desarrolla los principios esenciales del cálculo infinitesimal. En «*Philosophical Transactions*» publicó, desde 1672, una serie de trabajos sobre óptica. El antejo que lleva su nombre fué construído en 1671.

Dörffel, G. Samuel (1643-1688), de Plauen, de donde fué párroco, y finalmente superintendente de Weide, Sajonia-Weimar. En su trabajo sobre los grandes cometas de 1680 (Plauen, 1681), sugiere la idea del movimiento parabólico de los cometas que Newton demostró de un modo exacto.

Flamsteed, John (1646-1719), de Derby. Su padre quería que siguiese la carrera eclesiástica, pero pronto se iniciaron sus aficiones a la Astronomía. Adquirió popularidad por sus observaciones de eclipses de Sol y de cometas. A partir de 1670 estudió en Cambridge, y habiendo tenido oportunidad de llamar la atención del rey Carlos II sobre la necesidad de realizar observaciones de precisión para la determinación de longitudes, fundó en 1675 el observatorio real de Greenwich, del que fué primer astrónomo («*astronomer royal*»). En sus observaciones, numerosas y exactas para aquel tiempo, se funda el primer gran catálogo de estrellas, la «*Historia coelestis Britannica*» (Londres, 1712-1725) y el «*Atlas Coelestis*» (1729).

Halley, Edmund (1656-1742), hijo de un rico fabricante de jabón, de Haggerston, cerca de Londres. A los 17 años se trasladó a Oxford y en 1676 publicó en «*Philosophical Transactions*» una disertación sobre la teoría de los planetas. En el mismo año se trasladó a Santa Elena para observar las estrellas del cielo austral. El resultado de esta expedición fué el «*Catalogus stellarum australium*» (Londres, 1679). De 1698 a 1700 recorrió las costas del África austral y de América, ocupado en la teoría del magnetismo te-

rrestre. El fruto más importante de estas dos expediciones fué la primera carta de declinaciones. En 1720, después de la muerte de Flamsteed, fué nombrado astrónomo real de Greenwich, donde falleció a edad muy avanzada. Halley es sin duda uno de los astrónomos más notables. Primero calculó, siguiendo el método de Newton, diversas órbitas cometarias (más de 20), entre las cuales descuella la del cometa periódico que lleva su nombre. En 1693 y 1716 publicó en «Philosophical Transactions» su método para la determinación de la paralaje del Sol por medio de los pasos de Venus. En 1718 llamó la atención sobre el movimiento propio de varias estrellas fijas.

Siglo XVIII

Bradley, James (1692-1762), de Shireborn, Gloucester. Estudió Teología, siendo después párroco. En 1715, su tío James Pound le decidió a dedicarse a la Astronomía, en la cual hizo tan rápidos progresos, que en 1721 fué nombrado profesor de Astronomía en Oxford. Desde 1725 visitó con frecuencia al astrónomo aficionado *Molyneux* (1689-1728), en Kew, cerca de Londres, tomando parte en sus observaciones de γ Draconis, prosiguiéndolas después solo y encontrando en 1728 la explicación de las variaciones de posición de esta estrella, mediante la teoría de la aberración de la luz. Por este descubrimiento adquirió gran celebridad, obteniendo después de la muerte de Halley la dirección del observatorio de Greenwich. En este último terminó las observaciones referentes a la nutación. En 1750 empezó a realizar observaciones meridianas de las estrellas fijas, valiéndose de nuevos instrumentos (círculo mural y antejo de pasos) y teniendo en cuenta la refracción y los errores instrumentales. Para atender al restablecimiento de su quebrantada salud tuvo que abandonar Greenwich en 1761, trasladándose a Chalford, donde murió el 13 de julio de 1762.

Bouguer, Pierre (1698-1758), de Croisic, Bretaña. Se trasladó a París, siendo nombrado miembro de la Academia. Desde 1735 a 1743 tomó parte con La Condamine en la gran expedición al Perú para medir la longitud del grado. Buen físico y observador, fundamentó, con Lambert, la fotometría en su trabajo «Essai d'optique» (París, 1729). Construyó el heliómetro, independientemente de Savery (1748).

Maupertuis, Pierre Louis Moreau (1698-1759), de una distinguida familia de Saint Malo. Fué primero militar, abandonando la carrera cuando era capitán de dragones, y se dedicó a la ciencia. En 1723 fué nombrado *adjoint* de la Academia de Ciencias de París; en 1736 dirigió la expedición para la medida del grado en Laponia, cuyos resultados fueron publicados en «La figure de la Terre» (París, 1738). En 1740 fué llamado por Federico el Grande a Berlín, siendo nombrado allí en 1746 presidente de la Academia de Ciencias, pero en 1756 regresó a Francia. Durante un viaje murió en Basilea, en casa de su amigo Juan Bernoulli.

Dollond, John (1706-1761), de Spitalfields, cerca de Londres, hijo de un protestante francés refugiado en Inglaterra. Fué primero hilador de seda, y desde 1752 óptico. Desde 1757 fabricó anteojos acromáticos, cuyo perfeccionamiento se debe principalmente a su hijo *Peter Dollond* (1730-1820).

Euler, Leonhard (1707-1783), de Basel. Discípulo de Juan Bernoulli; se trasladó en 1727, como académico, a San Petersburgo, y desde 1741 a 1766, con el mismo cargo, a Berlín, desde donde volvió otra vez a San Petersburgo. En 1735 quedó ciego de un ojo y en 1766 del otro. Fué uno de los más geniales matemáticos que han existido; el número de sus trabajos publicados excede de 750, a los que deben añadirse 200 que no llegó a publicar. Se ocupó, en Astronomía, principalmente en la teoría de las perturbaciones; su obra más importante es «*Theoria motuum planetarum et cometarum*» (Berlín, 1744). En 1747 indicó la posibilidad de construir anteojos acromáticos.

Lacaille, Nicolás Louis (1713-1762), de Rumigny, Thiérache. Primero fué teólogo; después se dedicó a la Astronomía por consejo de Jaime Cassini. Fué astrónomo de la comisión para la determinación de la longitud del grado en Francia; en 1739, profesor de matemáticas en el Collège Mazarin; en 1741, miembro de la Academia; de 1751 a 1754 vivió en el Cabo de Buena Esperanza, donde realizó medidas de la longitud del grado y observó numerosas estrellas del cielo austral; su catálogo «*Coelum australe stelliferum*» (París, 1763) contiene unas 10000 estrellas.

Clairaut, Alexis Claude (1713-1765), de París. A los 12 años de edad entra a la Academia de Ciencias de París un trabajo sobre matemáticas y a los 18 es nombrado miembro de la Academia. Teórico notable, adquirió celebridad por sus investigaciones sobre el movimiento de la Luna y sobre la forma de la Tierra; tomó parte en la medición de la longitud del grado en Laponia, bajo la dirección de Maupertuis, y realizó notables cálculos previos sobre el retorno del cometa de Halley de 1759.

D'Alembert, Jean le Rond (1717-1783), de París. Expósito; inscrito en la Iglesia bajo el nombre de Jean le Rond; adoptado por la mujer del viudero Alembert. Después de realizar diferentes estudios se dedicó a las ciencias exactas, siendo nombrado miembro de la Academia en 1741. Su «*Traité de Dynamique*» (1743) contiene el principio que lleva su nombre. Contribuyó al progreso de la Mecánica celeste, y publicó, en colaboración con Diderot, la célebre Enciclopedia.

Meyer, Christian (1719-1783), de Meseritsch (Mähren). Jesuíta; primero maestro en Aschaffenburg, después profesor de matemáticas en Heidelberg y astrónomo real de Kúrpfalz, Mannheim, en donde construyó un observatorio. Con su trabajo «*Gründliche Verteidigung neuer Beobachtungen von Fixsterntabanten*» (Mannheim, 1778), llamó la atención sobre las estrellas dobles que hasta aquel entonces habían sido olvidadas.

Mayer, Joh. Tobías (1723-1762), de Marbach, Württemberg. Huérfano desde temprana edad, viviendo pobremente, primero en Marbach y después en Erlangen, es un completo autodidacta. A la edad de 18 años publica una disertación geométrica. Desde Augsburg, en donde reside algún tiempo, se traslada en 1746 a Nürnberg como colaborador del Homannschen Landkarteninstitut, pasando en 1751 a Göttingen, en donde es nombrado profesor de matemáticas. En 1754 se encarga del pequeño observatorio de esta última población. Una muerte prematura puso fin a su vida. Mayer fué uno de

los astrónomos más laboriosos del siglo XVIII; tiene especial nombradía por sus tablas de la Luna y por los métodos, fundados en ellas, para la determinación de la longitud en el mar. El Parlamento inglés concedió a su viuda por la «*Novae tabulae motuum Solis et Lunae*», que estaba casi acabada en 1752, una parte del premio que había prometido en 1713 para el mejor método de determinación de longitudes; se repartieron el premio Mayer, Euler, que perfeccionó la teoría del movimiento de la Luna, y el relojero Harrison. Fué afortunado como inventor; ideó el principio de la multiplicación de los ángulos, e inventó un círculo de reflexión, que después fué construído por Borda. También se distinguió en el estudio de la topografía lunar; hizo observaciones de relativa precisión para un catálogo de estrellas y reunió numerosos datos para el estudio del movimiento propio de las estrellas fijas.

Lambert, Johann Heinrich (1728-1777), de Mülhausen, Alsacia; hijo de un sastre. Por su propio esfuerzo llegó a ser tenedor de libros de una fundición de hierro, secretario de un profesor de Basilea y finalmente maestro en casa del presidente von Salis, en Chur. En 1756-58 viajó con sus discípulos por Alemania, Holanda y Francia, viviendo después durante algún tiempo en Baviera; finalmente fué nombrado miembro de la Academia de Ciencias de Berlín (1765). Lambert fué tan sagaz en sus trabajos físicos y matemáticos, como notable filósofo y fecundo literato. Sus trabajos astronómicos se refieren especialmente a la fotometría, cuyo fundamento matemático desarrolló, a la teoría de las órbitas descritas por los cometas, y a la Cosmogonía, publicando tres obras principales: «*Photometria*» (Augsburg, 1760), «*Insigniores orbitae cometarum proprietates*» (Augsburg, 1761) y las «*Kosmologische Briefe*» (Augsburg, 1761).

Messier, Charles (1730-1817), de Badonviller, Lorena. Fué educado por De l'Isle en la práctica de la Astronomía. Tiene fama como descubridor de cometas y formó el primer catálogo de nebulosas utilizable.

Lalande, Joseph Jérôme le François de (1732-1807), de Bourg-en-Bresse. Muy joven ingresa en un colegio de jesuitas, pero pronto pasa a París a estudiar, siguiendo el deseo de sus padres, jurisprudencia. Sus aficiones a la Astronomía le acercan a De l'Isle y Lemonnier, de quienes es el mejor discípulo. Por recomendación de este último, es enviado por la Academia de Ciencias, en 1751, a Berlín, para efectuar varios estudios astronómicos. A su regreso se traslada a París para dedicarse completamente a la Astronomía. En 1753 es nombrado miembro de la Academia, en 1761 profesor del Collège de France, después director del observatorio de l'Ecole militaire. Lalande es uno de los observadores más asiduos de los tiempos modernos y uno de los más fecundos vulgarizadores de la Astronomía. Como astrónomo práctico se distinguió por sus observaciones de zonas, cuya mayor parte (más de 47000 estrellas) publicó Baily a petición de la British Association (Londres, 1847). Su obra más conocida es el Tratado de Astronomía (1764).

Maskelyne, Nevil (1732-1811), de Londres; doctor en Teología. En 1761 se traslada a Santa Elena para observar el paso de Venus; en 1763 a Barbados para examinar los cronómetros de Harrison; en 1765 es nombrado astrónomo real de Greenwich y en 1767 hace publicar el Nautical Almanac. En 1774,

en unión de Hutton, emprende en el monte Shehallien las medidas para determinar la densidad de la Tierra.

Bailly, Jean Sylvain (1736-1793), de París. Custodio de las colecciones reales de cuadros y miembro de las tres academias francesas. Siguiendo los consejos de Lacaille se dedicó, tanto práctica como teóricamente, a la Astronomía, publicando varios trabajos sobre Júpiter y sus satélites. Al estallar la revolución francesa es elegido presidente de la primera Asamblea nacional y después alcalde de París, pero es condenado al dominio de los jacobinos. Escribió la historia de la Astronomía, publicando tres obras: «Histoire de l'Astronomie ancienne» (París, 1775), «Histoire de l'Astronomie moderne» (3 volúmenes, 1779-82) y «Traité de l'Astronomie indienne et orientale» (1787).

Lagrange, Joseph Louis (1736-1813), de Turín. Después de estudiar durante algún tiempo en aquella Universidad, fué nombrado en 1753 profesor de matemáticas de la Escuela de Artillería de Turín; en 1766 fué llamado por Federico el Grande a Berlín, donde desempeñó el cargo de director de la clase de matemáticas de la Academia de Ciencias, que hasta entonces había estado ocupado por Euler. En 1787 se trasladó a París, donde fué profesor de matemáticas de la Ecole Normale y de la Ecole Polytechnique. Después de Euler, es seguramente Lagrange el más grande matemático de los tiempos anteriores a Gauss, y con el cálculo de las variaciones y su obra fundamental «Mécanique analytique» (París, 1788) abrió caminos completamente nuevos a la Astronomía física.

Herschel, Friedrich Willhelm (15 de noviembre de 1738 a 25 de agosto de 1822), de Hannover. Su padre sólo pudo darle, a él y a sus nueve hermanos, una instrucción mediana. El joven Herschel demostró pronto gran talento, en especial para la música. A fines de 1755 pasó a Inglaterra como oboe de la Guardia, pero al año siguiente regresó a Alemania. Volvió a abandonar su patria después de la batalla de Hastenbeck (26 de julio de 1757); su salud, no muy fuerte, no pudo resistir las fatigas de la guerra. Sobre su vida, durante los primeros años de su estancia en Inglaterra, se sabe poco; probablemente se ganó la vida dando lecciones de música. Durante este tiempo obtuvo un empleo con la ayuda de un protector. En 1765 fué organista en Halifax y al año siguiente en Bath. En ambas localidades procuró completar su cultura mediante el estudio. Al de las matemáticas le condujo la teoría de la música y por las matemáticas fué conducido al estudio de la óptica. En 1766 logró adquirir un pequeño reflector y esto le dió la idea de pulir espejos; cuando por fin, en 1774, consiguió fabricarse el primer telescopio de algún tamaño, empezó a dedicarse a la Astronomía práctica. A pesar de ello no abandonó su carrera, siendo aún durante algunos años organista de Bath. Cuando, el 13 de marzo de 1781, descubrió a Urano, adquirió fama universal, y desde aquel momento cambiaron las circunstancias en que se desenvolvía su vida. Fué nombrado miembro de la Royal Society, asignándole el rey Jorge la pensión anual de 200 libras, y con ella los medios para dedicarse exclusivamente a la ciencia.

Con su hermana Carolina, a la que fué a buscar en 1772 y que, desde entonces, le ayudó en sus trabajos, Herschel se trasladó en 1782 a Datchet, cerca de Windsor, y a principios de 1786 a Slough. Mientras tanto los te-

lescopios de espejo, construídos en gran cantidad por él y su hermano Alexander, fueron aumentando en dimensiones y perfeccionándose, lo que le dió gran celebridad como óptico, consiguiendo vender bastantes en el extranjero. Repetidos ensayos le condujeron finalmente a la construcción del famoso telescopio gigante de 40 pies.

El bienestar de su casa aumentó cuando, en 1788, contrajo matrimonio con la hija de un acomodado comerciante de Slough. El resto de su vida lo pasó en esta población, donde falleció el 25 de agosto de 1822.

Con sus potentes aparatos estudió sistemáticamente el cielo estelar; sus observaciones, experimentos e investigaciones forman unos 70 trabajos de las «Philosophical Transactions» (1780-1818), y se reimprimieron en una nueva edición («Scientific Papers», Londres, 1912) en 2 tomos.

Schröter, Johann Hieronymus (1745-1816) de Erfurt. Estudió leyes y en 1778 fué nombrado «Oberamtmann» de Braunschweigisch-Lüneburg, en Lilienthal (Bremen), en donde construyó un observatorio particular. Observó con buenos reflectores, siendo ayudado por Harding y Bessel. En 1813 las tropas napoleónicas saquearon e incendiaron su observatorio, después de lo cual se trasladó a Erfurt. Se dedicó especialmente a observaciones topográficas de la Luna y de otros cuerpos del sistema solar.

Piazzí, Guisepe (1746-1826), de Ponte Valtellina. En 1764 ingresa en la orden de los teatinos de Milán, estudia filosofía y teología en Turín y Roma; de 1769 a 1779 ejerce de maestro y predicador en diferentes poblaciones, y finalmente de profesor de matemáticas en la «Academia» de Palermo. Hasta 1817 fué director del observatorio de Palermo, desde cuyo punto se trasladó al de Nápoles. Descubrió el primer asteroide, Ceres; su obra más importante es su catálogo de estrellas, que contiene más de 7500 posiciones.

Bode, Johann Elert (1747-1826), de Hamburgo. En 1772 es llamado a Berlín como astrónomo calculista; funda en 1774 el «Berliner Astronomische Jahrbuch» y en 1786 es nombrado director del observatorio. Es conocido por su «Anleitung zur Kenntniss des gestirnten Himmels» (1768), publicado en varias ediciones, y por sus trabajos de vulgarización astronómica.

Delambre, Jean Bapt. Joseph (1749-1822), de Amiens. Fué primero maestro particular en París; después, en 1782, Lalande le indujo al estudio de la Astronomía, y al ocurrir la muerte de éste le sucedió como profesor de Astronomía del Collège de France. Tomó parte como astrónomo geodesta en la determinación de la longitud del grado, de la cual trata en su gran obra «Base du système métrique» (3 vol., París, 1806-10); calculó tablas del Sol, de los grandes planetas y de los satélites de Júpiter. Es célebre su obra «Histoire de l'Astronomie» (1817-1827), en 6 tomos.

Laplace, Pierre-Simon (23 de marzo de 1749 a 5 de marzo de 1827), de Beaumont-en-Auge, Caen; fué alumno y después profesor de la Escuela militar de su ciudad natal; a los 18 años se trasladó a París, en donde en una carta sobre los principios de la Mecánica se reveló a d'Alembert como joven de gran talento, ganando la plaza de profesor de la Escuela militar. En 1784 fué examinador en la Escuela Real de Artillería y profesor de la Ecole Normale.

En 1799 fué nombrado por el Cónsul ministro del Interior, pero a las seis semanas ya había demostrado su incapacidad para el cargo. Fué senador y canceller del Senado (1803). Después de la caída de Napoleón fué nombrado par, con asiento en la Cámara, y en 1817 obtuvo el título de marqués. Los últimos años de su vida los pasó en su posesión de Arcueil. Realizó sus principales descubrimientos entre los 20 y los 40 años de edad; los 38 años siguientes los dedicó a la publicación de las obras «Système du monde» (1796) y «Mécanique céleste» (1799-1825). El análisis le debe la teoría de las funciones esféricas y del potencial; la Mecánica celeste el descubrimiento (1773) de la invariabilidad de los movimientos medios de los planetas. Su obra «Système du monde», que es clásica, le valió el ser contado entre los 40 de la Academia Francesa (1816). Desde 1773 fué adjunto, y a partir de 1785 miembro de la Academia de Ciencias, colaborando en la Oficina de Longitudes, de la que llegó a ser presidente durante algún tiempo. Sus obras completas fueron publicadas dos veces: en 1843-47, en 7 tomos, y después, en 1878-1904, en 13 tomos.

Herschel, Karoline Lucretia (1750-1848), hermana de Sir William Herschel y fiel ayudante del mismo hasta su muerte, después de la cual regresó a Hannover. Descubrió ocho cometas y varias nebulosas; publicó un catálogo de 561 estrellas de Flamsteed y un índice comparativo de las estrellas del «British Association Catalogue» (Londres, 1798).

Siglo XIX

Zach, Franz Xaver (1754-1832), barón de Pressburg. Fué educado en un colegio de jesuitas; perteneció después al ejército austriaco, siendo más tarde ingeniero. Desde 1786 fué director del observatorio recientemente construido en Seeberg, cerca de Gotha; murió en París del cólera. Es conocido especialmente por su «Monatliche Correspondenz» (publicada por Lindenau desde 1807), de la que aparecieron 28 volúmenes (Gotha, 1800-1813).

Olbers, Heinrich Wilhelm Matthias (1758-1840), de Arbergen, Bremen. Adquirió por sí mismo conocimientos de Matemáticas y Astronomía. Estudió Medicina, doctorándose en 1780 en Göttingen. En 1781 se estableció en Bremen como médico, retirándose de su profesión en 1820. Dificilmente se encontraría otro aficionado que hubiese hecho tanto por la Astronomía como Olbers. Su especialidad fué la Astronomía cometaria; no sólo descubrió seis cometas, observando y calculando gran número de ellos, sino que en su «Abhandlung über die leichteste und bequemste Methode, die Bahn eines Kometen zu berechnen» (Weimar, 1797), dió el primer método práctico para determinar sus órbitas. Se distinguió además en otras ramas de la Astronomía, y descubrió los planetas Pallas y Vesta. Modestamente citaba como el mayor de sus méritos el haber inducido a Bessel al estudio de la Astronomía.

Pons, Jean Louis (1761-1831), de Peyre, Alto Delfinado. Adjunto del observatorio de Marsella hasta 1813, más tarde director del observatorio de Marlia, Lucca, y finalmente, desde 1825, director del observatorio de Flo-

rencia. Célebre como observador de cometas, de los cuales descubrió 37 en el intervalo 1801-27, entre ellos el célebre cometa de Encke (1818).

Harding, Karl Ludwig (1765-1834), de Lauenburg. Primero teólogo; después, en 1800-1805, inspector del observatorio de Schröter, en Lilienthal, más tarde profesor de Astronomía en Göttingen. Descubrió a Juno y tres cometas; adquirió celebridad por su «Atlas novus coelestis» (Göttingen, 1808-1823), uno de los primeros atlas de estrellas modernos, construídos con arreglo a principios científicos; se le deben también dos horas de las «Berliner Akademischen Sternkarten».

Bouvard, Alexis (1767-1834), de Haut-Faucigny, Chamonix. En 1785 se traslada a París y después de pasar una vida de privaciones encuentra colocación en 1793 en el observatorio de París. Al año siguiente conoce a Laplace y es su más celoso colaborador; en 1803 es nombrado miembro de la Academia y en 1804 del Bureau des Longitudes. Fué primero observador, más tarde se dedicó a la Astronomía matemática, en la que alcanzó celebridad por sus tablas de los grandes planetas.

Al publicar sus tablas de Urano (París, 1821) indicó las diferencias que existían entre las observaciones y la teoría, inclinándose a la hipótesis de la existencia de un gran planeta perturbador.

Repsold, Johann Georg (1771-1830), de Wremen, Hannover. Al principio fué empleado en una instalación hidráulica; más tarde, desde 1799, encargado de las bombas de incendios de Hamburgo, donde fundó un taller mecánico, en el cual se dió gran importancia a los aparatos de Astronomía práctica y a la mecánica de precisión. Pereció en un incendio, en Hamburgo, cumpliendo con su deber. Sus dos hijos *Adolf* y *Georg*, y después de la muerte de éstos, sus nietos *Johannes* (1838-1919) y *Oskar* (1842-1919), supieron conservar en el Instituto mecánico de Repsold el espíritu del fundador.

Reichenbach, Georg von (1772-1826), de Durlach, Baden. Primero militar; después empleado del gobierno bávaro. En unión con el relojero *J. Liebherr* y más tarde también con *J. v. Utzschneider* (1761-1840), fundó el Instituto óptico-mecánico que debía adquirir especial celebridad al ingresar en el Fraunhofer (1806).

Gauss, Karl Friedrich (30 de abril de 1777 a 23 de febrero de 1855), de Braunschweig; hijo de un obrero municipal subalterno. En sus primeros años aprendió por sí solo a leer, y de niño asombró a todos por su talento para las matemáticas. Protegido por el duque Karl Wilhelm Ferdinand, ingresó en 1792 en el Gymnasium del «Collegium Carolinum» de Braunschweig, y en 1795 en la Universidad de Göttingen, en donde, tras una corta vacilación entre los estudios de Filosofía y los de matemáticas, se dedicó completamente a esta última ciencia. Después de tres años de estudios, regresó en 1798 a Braunschweig, y al año siguiente recibió el grado de doctor en Helmstedt. La continua protección del duque le proporcionó el medio de vivir en su ciudad natal dedicándose exclusivamente a la ciencia; en 1807, cuando su celebridad era mundial por sus «Disquisitiones arithmeticae» (Leipzig, 1801) y sus cálculos sobre Ceres, que permitieron encontrar nuevamente este planeta, obtuvo una situación independiente en la dirección del nuevo observa-

torio y en la cátedra de matemáticas de Göttingen. Desde este momento, 1810, la vida de Gauss transcurrió tranquila en Göttingen. Lo que las Matemáticas, la Geodesia y la Física deben al genio de Gauss es bien conocido, y aquí citaremos sólo algunos de sus inmortales trabajos sobre Astronomía. En la «*Theoria motus corporum coelestium*» (Hamburgo, 1809) desarrolla el método para la determinación de las órbitas de los cuerpos celestes, y en la «*Theoria combinationis observationum*» funda, independientemente de Legendre y por un procedimiento distinto (1), el método de los mínimos cuadrados, aplicando el cálculo de probabilidades a las observaciones, para obtener resultados más exactos y para determinar los errores que debe haber en toda observación.

Schumacher, Heinrich Christian (1780-1850), de Bramstedt, Holstein. Estudió leyes, pero después de haber obtenido el título de doctor (1806) se dedicó a la Astronomía. Residió tres años en Altona, después fué nombrado profesor de Astronomía en Kopenhagen, y en 1813 director del observatorio de Mannheim; pero en 1815 regresó a Kopenhagen y por fin otra vez a Altona, en donde el rey de Dinamarca, su protector, le hizo construir un pequeño observatorio. En este último punto fué, hasta su muerte, profesor nominal de la Universidad de Kopenhagen y abogado del Estado. Hombre de vasta cultura y en estrecha relación con sus grandes contemporáneos Gauss, Bessel, Olbers, Hausen y otros, Schumacher constituyó el centro literario del mundo astronómico, especialmente desde 1821, en que se fundaron las «*Astronomische Nachrichten*».

Lindenau, Bernhard August von (1780-1854), de Altenburg. Jurisconsulto de profesión; de 1834 a 1843 ministro de Estado de Sajonia. En 1804 fué nombrado director interino del observatorio de Seeberg, y en 1808 se le confirmó definitivamente en el cargo, que dimitió en 1817.

Littrow, Joseph Johann Edler von (1781-1840), de Bischofteinitz, Bohemia. Estudió en Praga, dedicándose en seguida a la Astronomía, siendo nombrado en 1807 profesor y director del observatorio de Cracovia. Con el mismo cargo pasó en 1810 a Kasan, y desde aquí, en 1816, a Ofen, con el de codirector; al ocurrir el fallecimiento de *Triesnecker* (1745-1817) fué nombrado director del observatorio de Viena. Littrow se distinguió como maestro y como escritor, contribuyendo con sus numerosos escritos a la divulgación de los conocimientos astronómicos. Son dignas de especial mención sus obras «*Dioptrik*» (Viena, 1830), «*Theoretische und praktische Astronomie*» (Viena, 1821-27) y «*Wunder des Himmels*» (Stuttgart, 1834). Su hijo *Karl Ludwig von Littrow* (1811-1877) le sucedió en la dirección del observatorio de Viena.

Bessel, Friedrich Wilhelm (22 de julio de 1784 a 17 de marzo de 1846), de Minden, en donde su padre fué funcionario judicial. Lo limitado del sueldo paterno dificultó su sostenimiento e instrucción, por cuyo motivo el joven Bessel, cuya disposición para el cálculo se mostró pronto, decidió hacerse comerciante. Su padre le llevó a fines de 1798 a Bremen, donde le colocó en una casa de comercio importante. La idea del comercio en grande escała cautivó

(1) Gauss había descubierto ya en 1795 este principio, pero no lo publicó. La obra de Legendre es de 1806.

extraordinariamente a Bessel, quien decidió abrirse nuevos horizontes y empezó a estudiar con la intención de llegar a ser naviero. Afortunadamente, el primer libro que se proporcionó con este fin fué el «*Epitome of Navigation*» de Moore, que le hizo notar la importancia que en la navegación tenía la Astronomía, dedicándose apasionadamente a esta ciencia. Entonces se reveló el futuro astrónomo en las observaciones que realizaba con sextantes contruídos por él mismo. El estudio de la Astronomía de Lalande y del tratado sobre la determinación de órbitas de los cometas, de Olbers, le permitieron calcular en 1804 la órbita del cometa de Halley de 1607. Este primer trabajo científico fué publicado, gracias a Olbers, en la *Monatliche Korrespondenz*. A indicación del mismo Olbers calculó Bessel una serie de órbitas cometarias al mismo tiempo que estudiaba matemáticas superiores.

Su vocación experimentó con ello un cambio radical. Abandonó el comercio, y a principios de 1806 ocupó en Lilienthal el cargo de inspector, al lado de Schröter. Allí desplegó una actividad extraordinaria, desarrollándose con rapidez sus aptitudes como observador.

Bessel no estuvo mucho tiempo en Lilienthal. Cuando el rey Federico Guillermo III de Prusia decidió construir un observatorio en Königsberg, propuso a Bessel la dirección del nuevo instituto, y el joven astrónomo, que en aquel entonces había ya alcanzado celebridad, se trasladó a Königsberg en mayo de 1810. Al principio dispuso de medios muy limitados, pero con ellos alcanzó resultados notables, que fueron aumentando a medida que dispuso de mejores aparatos. Su tarea principal fué la determinación de las correcciones en las posiciones de los astros, y a ella dedicó muchos años. Sobre la precesión, nutación, aberración, refracción e inclinación de la eclíptica realizó estudios muy minuciosos, y perfeccionó de una manera hasta entonces desconocida la determinación de las posiciones de las estrellas fundamentales. Debe citarse como uno de sus trabajos más importantes el estudio de las observaciones de Bradley (*Fundamenta astronomiae*, Königsberg, 1818). Después de terminar los *Fundamenta* empezó en 1821 la gran empresa de determinar, con toda la exactitud posible, las posiciones de las estrellas desde -15° a $+45^{\circ}$ de declinación, hasta la 9.^a magnitud, por zonas meridianas. Además dió un plan para la construcción de las cartas estelares de la Academia de Berlín.

Bessel descubrió un nuevo campo de acción cuando en 1829 pudo obtener un heliómetro de Fraunhofer, que supo utilizar con la misma perfección que los aparatos meridianos. Como resultado más importante debe citarse la primera paralaje estelar obtenida: la de la estrella 61 Cygni. Empleó también el heliómetro en el estudio de las estrellas dobles, satélites de Júpiter, Saturno, etc. Todas estas observaciones, a las que deben añadirse otros trabajos importantes de Astronomía esférica y teórica, constituyen el contenido de las «*Astronomische Untersuchungen*» (2 tomos, Königsberg, 1841-42). En los últimos años, Bessel volvió a dedicarse a realizar observaciones meridianas, y a ello se debe el descubrimiento de los movimientos propios de Sirio y Proción, cuya variabilidad condujo a reconocer en estas estrellas el carácter de estrella doble.

Aunque el mérito principal de Bessel radica en los trabajos fundamentales de la Astronomía práctica y esférica, su gran talento le condujo a cultivar otras diversas ramas de la ciencia. En Geodesia y en Geofísica son importantes: la determinación de la longitud del grado en la Rusia oriental que llevó a cabo con Baeyer desde 1832, las medidas de diferencias de longitud en

Prusia y de la longitud del péndulo de segundos, y la discusión de los resultados sobre la forma y dimensiones de la Tierra.

Fraunhofer, Joseph von (1787-1826), de Straubing (Munich), hijo de un modesto vidriero; fué aprendiz en una fábrica de espejos y pulimentador de cristales en Munich. Una casualidad le llevó a presencia del rey Max, quien le tomó a su servicio. En 1806 ingresó como óptico en el Instituto óptico-mecánico de Reichenbach y Utzschneider. Pocos años después (1809) figura como socio del Instituto óptico de Benediktbeuren, juntamente con Utzschneider, y en 1818 llega a director del mismo. Después del traslado del instituto a Munich (1823) es nombrado profesor de Física de aquella Universidad. El mérito de Fraunhofer reside tanto en sus perfeccionamientos de los anteojos acromáticos, como en su contribución al desarrollo de la óptica teórica. Fué el primero que midió, con ayuda de la red de difracción, las longitudes de onda de las rayas espectrales que llevan su nombre.

Bond, William Cranch (1789-1859), de Falmouth, Maine (Estados Unidos). Primero fué relojero, construyó un observatorio privado en Dorchester, y en 1844 fué nombrado director del observatorio de Cambridge. Le sucedió su hijo *George Philipps Bond* (1825-65), primero como ayudante, y después de la muerte de su padre como director. Los dos Bond figuran entre los más célebres astrónomos americanos. El padre fué especialmente inventor; a él, a *S. C. Walker* (1805-53) y a *O. Mitchel* (1810-62) se debe el invento del cronógrafo eléctrico. El renombre del hijo es debido a sus observaciones del cometa de Donati, de la nebulosa de Orión y otras, así como (junto con Rutherford) a la aplicación de la fotografía al estudio de los cuerpos celestes, tanto para fijar sus imágenes como para la práctica de mediciones (estrellas dobles, Pléyades y otras).

Schwabe, Samuel Heinrich (1789-1875), de Dessau. Empezó encargándose de la farmacia de su abuelo, pero en 1829 la vendió para poder vivir dedicado a sus estudios favoritos, la Botánica y la Astronomía. Como astrónomo se dedicó a la observación del Sol, alcanzando celebridad por el descubrimiento de la periodicidad de las manchas (1843).

Encke, Johann Franz (1791-1865), de Hamburgo, hijo de un predicador. La muerte prematura del padre y lo numeroso de su familia dificultaron sus primeros estudios. En 1811 ingresó en la Universidad de Göttingen para dedicarse a las matemáticas. Gauss le indujo al estudio de la Astronomía. Pronto reconoció Gauss el celo y talento de Encke, que no tardó en hacerse célebre por sus cálculos de las órbitas de los primeros pequeños planetas.

La guerra cambió las circunstancias en que se desenvolvía su vida; en 1813 ingresó en la legión anseática, regresando a Göttingen a mediados de 1814, pero al año siguiente reingresó como segundo teniente en el ejército prusiano. Al firmarse la paz en 1816 volvió a dedicarse a la ciencia, siendo ayudante de Lindenau en el observatorio de Seeberg.

Después de retirarse Lindenau en 1817, Encke fué durante mucho tiempo director efectivo, aunque no nominal, hasta 1822. Esta época es seguramente la más eficaz de su vida; a él se deben los importantes estudios sobre el cometa descubierto por Pons y célebre por el nombre de su calculista, así como la determinación de la paralaje del Sol por los pasos de Venus

de 1761 y 1769. Estos trabajos le valieron el pasar a Berlín, en 1825, como director del Observatorio y astrónomo de la Academia de Ciencias. La actividad desarrollada por Encke en estos cargos fué muy grande. Como astrónomo de la Academia se distinguió en la construcción de las cartas estelares académicas; como director del nuevo observatorio, terminado en 1835, realizó observaciones de gran valor. Además dirigió, al ocurrir el fallecimiento de Bode, la edición del «Berliner Astronomisches Jahrbuch», en el cual publicó una serie de trabajos muy importantes sobre el cálculo de órbitas.

Herschel, Sir John Frederick William (1792-1871), único hijo de *William Herschel*. A los 17 años ingresó en el St. Johns College, de Cambridge, nominalmente para estudiar leyes, pero en realidad para dedicarse a las matemáticas y a la Astronomía. Después de ejercer la jurisprudencia durante algún tiempo, se dedicó completamente a las ciencias físicas y a la Astronomía. Sus primeras observaciones de estrellas dobles datan de 1816, pero fueron superadas por la serie de medidas realizadas con South en el observatorio particular de éste, de 1821 a 1823. Después de la muerte de su padre emprendió en Slough la continuación de los trabajos que éste había empezado, sirviéndose habitualmente de un telescopio de 18 pulgadas de abertura y 20 pies de distancia focal, con el cual exploró el cielo por el método de las zonas. Los resultados de esta actividad y de la que desarrolló posteriormente, están reunidos en 11 catálogos de estrellas dobles y en un gran catálogo de nebulosas; este último, publicado en 1864 y llamado «General Catalogue», contiene todas las nebulosas y conglomerados estelares conocidos en aquel entonces, que eran en total 5079.

Herschel, para completar su obra, no podía excluir el cielo austral, y así decidió realizar una expedición al Cabo de Buena Esperanza. En noviembre de 1833 salió de Inglaterra con su reflector de 20 pies y un refractor de 7 pies, montando estos aparatos el pie de Tafelberg, en Feldhausen. De 1834 a principios de 1838 realizó Herschel observaciones de gran valor y exploró el cielo austral, que aun era desconocido. Además de las observaciones de estrellas dobles y nebulosas emprendió la tarea de determinar los brillos estelares. Todas estas observaciones están reunidas en su obra «Results of astron. observ. made 1834-1838 at the Cape of Good Hope» (Londres, 1847).

Terminada su expedición al Cabo, Herschel no emprendió ya nuevas observaciones, sino que dedicó su actividad al reposo y catalogación de las que llevaba efectuadas, y de no pocas de otros astrónomos, así como a investigaciones especiales astronómicas o físicas, en especial ópticas. Murió en 1871 en su posesión de Collingwood, en Kent.

Struve, Friedrich Georg Wilhelm (1793-1864), de Altona; hijo del director del Gymnasium de aquella ciudad. En 1808 ingresó en la Universidad de Dorpat, estudiando filología y matemáticas, y en 1811 se decidió por la Astronomía. En 1813 obtuvo el título de doctor, alcanzando la plaza de observador, y con ella la dirección efectiva del observatorio de Dorpat. La triangulación realizada en 1816 en Livonia, le animó a realizar una extensa determinación de la longitud del grado en las provincias del Báltico. El plan, terminado en 1819, obtuvo el asentimiento del gobierno; en 1822 se empezaron los trabajos, y se terminaron en 1827.

Mientras tanto, Struve adquirió dos aparatos con cuyo empleo dió al

observatorio de Dorpat la fama de un instituto de primer orden; estos aparatos fueron el círculo meridiano de Reichenbach (1822) y especialmente el gran refractor de Fraunhofer (1824). Struve pudo realizar así su idea favorita de enriquecer la Astronomía con un gran catálogo de estrellas dobles. En la página 567 se mencionan detalladamente estos trabajos.

La Academia de San Petersburgo aceptó entonces el plan de construir un nuevo observatorio, y Struve fué nombrado director del mismo. En la primavera de 1839 se inauguró el nuevo instituto, el observatorio central Nicolai, en Pulkowa, a 18 kilómetros al sur de la capital. Los largos años que duró su dirección fueron de gran rendimiento para la ciencia, tanto por sus trabajos personales como por los de su hijo *Otto Struve* y numerosos ayudantes. Débesele también el conocimiento geográfico del imperio ruso; la determinación de la longitud del grado en aquel vasto imperio, que se extendió a 25 grados de meridiano, difícilmente la hubiese llevado a cabo otro astrónomo de menos empuje.

La verdadera especialidad de Struve, la astronomía de las estrellas dobles, fué durante largo tiempo la tarea principal en Pulkowa. Además de estos estudios se realizaron con el círculo meridiano y el vertical numerosas medidas, que permitieron un nuevo cálculo de la constante de aberración; pero no pudo Struve ver igualmente terminadas las observaciones para hallar la constante de nutación. Después de una larga enfermedad, puso en 1862 la dirección en manos de su hijo, y murió en 1864.

Mädler, Johann Heinrich (1794-1874), de Berlín. Fué preceptor en un seminario, y sólo después de largos años de penoso trabajo pudo estudiar en la Universidad. Sus relaciones con el banquero Wilh. Beer decidieron su porvenir. Beer, por indicación de Mädler, construyó un pequeño observatorio, en el que trabajaron ambos desde 1830, especialmente en la observación de la Luna; Mädler adquirió rápidamente fama por sus observaciones, que se tradujeron en el gran «Mappa selenographica» (Berlín, 1834) y en el texto explicativo «Der Mond nach seinen kosmischen und individuellen Verhältnissen, etc.» (1837). En 1836 fué nombrado ayudante del observatorio de la Universidad y en 1840 se le llamó a Dorpat como director del observatorio. De 1840 a 1865 trabajó allí en diferentes ramas de la Astronomía estelar, especialmente en el estudio de las estrellas dobles, y sus medidas llenan varios tomos de las publicaciones de aquel establecimiento. En 1865 se vió obligado a retirarse a causa de una enfermedad de la vista, regresando a Alemania. Murió en 1874, en Hannover.

Hansen, Peter Andreas (1795-1874), de Tondern, Schleswig: Fué primero relojero; en 1820, el médico Dirks, que se percató del gran talento de Hansen, obtuvo del padre de éste permiso para poner al joven relojero al servicio de Schumacher, que a la sazón residía en Kopenhagen. Fué primero su ayudante en los trabajos de determinación de la longitud del grado en Holstein, y desde 1821 su colaborador constante. En 1825 Hansen fué llamado, como sucesor de Encke, al observatorio de Seeberg y vivió en Gotha hasta su muerte.

El talento práctico de Hansen no encontró gran campo de acción en un observatorio como el de Seeberg, donde el material era escaso; pero a pesar de ello logró prestar valiosos servicios a las ciencias de observación con numerosos inventos y modificaciones de los aparatos astronómicos. Cuando en 1857 construyó el nuevo observatorio de Gotha, propuso una serie de ins-

talaciones tan prácticas, que no tardaron en adoptarlas otros centros similares. Desarrolló la teoría de los aparatos con sus trabajos sobre el heliómetro, el ecuatorial y el antejo de pasos; enriqueció la Geodesia teórica, la dióptrica y el cálculo de probabilidades. Pero la parte más notable de su actividad la constituyen sus trabajos sobre el movimiento de los cuerpos celestes, en especial las perturbaciones. El resultado matemático de sus estudios sobre el movimiento de la Luna está contenido en sus grandes «Tables de la Lune» publicadas en 1857 por el Almirantazgo británico. En unión de Olufsen publicó en 1853 unas tablas del Sol (Kopenhagen).

Argelander, Friedrich Wilhelm August (1799-1875), de Memel. Después de una educación esmerada, ingresó Argelander en 1817 en la Universidad de Königsberg como alumno de Ciencias; pronto se dedicó a la Astronomía y en 1820 fué nombrado ayudante de aquel observatorio. Al quedar vacante en 1823 la plaza de observador en Abo fué llamado a esta población.

Posteriormente, la Universidad y el observatorio fueron trasladados a la capital, Helsingfors, y Argelander reanudó allí las observaciones durante el verano de 1833. La mayor parte del tiempo lo dedicó al cálculo de las observaciones realizadas en Abo, así como a nuevas investigaciones sobre el movimiento propio del sistema solar; los resultados aparecieron en el catálogo de Abo, de 560 estrellas, y en un importante tratado sobre el movimiento propio de nuestro sistema.

A principios de 1837 se trasladó Argelander a Bonn para dirigir la instalación del nuevo observatorio construido allí. En 1843 publicó un excelente atlas de estrellas, la «Uranometria nova». Además realizó numerosas observaciones meridianas y se dedicó especialmente a la observación de estrellas variables. El método, que perfeccionó, de la evaluación de las variables por grados, resultó ser de gran valor (pág. 219). Después realizó su grandioso plan de la «Bonner Durchmusterung» que hemos mencionado en la página 485; y que sirve de fundamento a su «Atlas des nördlichen gestirnten Himmels».

Lassell, William (1799-1880), de Bolton. Empezó en 1820 construyendo telescopios de espejos grandes para su uso particular, alcanzando poco a poco gran habilidad en este arte. En 1844 construyó un espejo de 2 pies de diámetro. En 1847 descubrió el satélite de Neptuno, y en 1848, simultáneamente con Bond, el octavo satélite de Saturno, y en 1851 dos satélites de Urano. En 1852 se trasladó a Malta con sus aparatos y allí construyó un reflector gigante de 4 pies de abertura con el que descubrió más de 600 nebulosas. A su regreso de Malta construyó un observatorio en Maidenhead, en el que instaló su reflector de dos pies.

Parsons, William, Conde de Rose (1800-1867), de York, Inglaterra. Construyó en Birr Castle, cerca de Parsonstown, los telescopios gigantes que le dieron renombre universal. *Parsons, Lawrence, cuarto conde de Rose* (1840-1908), hijo del anterior. Prosiguió la observación de nebulosas iniciada por su padre y estudió el calor de radiación de la Luna.

Steinheil, Carl August (1801-1870), de Rappoltsweiler, Alsacia. De 1832 a 1849 fué profesor de Física y Matemáticas en Munich; después ejerció durante algunos años el cargo de director del departamento de telegrafía de Viena; más tarde (1852) ejerció en Munich de consejero de un ministerio. En

esta última ciudad fundó en 1855 un instituto de óptica, que después dirigió su hijo *Adolf Steinheil* y actualmente regenta su nieto *Rudolf*. Inventor fecundo, especialmente en telegrafía y óptica. En 1838 tuvo la idea de utilizar la tierra como conductor de retorno en las comunicaciones telegráficas; en 1834 inventó un nuevo círculo de reflexión, y en 1842 un ingenioso fotómetro; construyó además relojes eléctricos; corrigió los anteojos acromáticos, fabricó espejos plateados para telescopios, etc.

Airy, George Biddel (1801-1892), de Almvick, Northumberland. Siendo aún estudiante escribió un trabajo sobre la forma de la Tierra. Sus «Principles and construction of the achromatic eyepieces of telescopes» y el descubrimiento del astigmatismo del ojo humano le dieron gran fama; en 1826 obtuvo la plaza de profesor de Matemáticas en Cambridge y dos años después lo fué de Astronomía. Los modestos medios de que disponía el observatorio de Cambridge aumentaron pronto gracias a sus iniciativas. En 1835 Airy fué nombrado Astronomer Royal de Greenwich, y desde entonces consideró como misión principal de aquel observatorio la determinación de las posiciones y movimientos de los cuerpos celestes. En 1873, la fotografía del Sol fué incluida en el plan de trabajos de Greenwich. Merecen especial mención los cálculos de reducción de las observaciones de los planetas y de la Luna realizadas en Greenwich de 1750 a 1830, así como también sus obras didácticas sobre Acústica, Magnetismo, teoría ondulatoria de la luz y gravitación. Se retiró en 1881.

Heis, Eduard (1806-1877), de Colonia; desde 1827 a 1837 fué profesor del Gymnasium de dicha ciudad y, desde 1837, de la Escuela técnica de Aachen. En 1852 fué nombrado profesor de Matemáticas y Astronomía de la Academia de Munster. Durante varios decenios, se dedicó con incansable celo a todos aquellos fenómenos que puede observar un aficionado que disponga de limitados medios instrumentales (bólidus, aerolitos, manchas del Sol, estrellas variables, luz zodiacal, vía láctea, crepúsculo). Es muy conocida su excelente obra «Atlas coelestis novus» en la que, debido a su vista excepcional, figuran 2000 estrellas más que en la «Uranometria» de Argelander y en la que se indican por primera vez las relaciones de brillo de las diferentes regiones de la Vía Láctea. Las observaciones realizadas por Heis de estrellas variables se publicaron mucho tiempo después de su muerte (Berlín, 1903).

Peters, Christian August Friedrich (1806-1880), de Hamburgo. La posición no muy holgada de su padre fué causa de que no pudiese recibir una gran instrucción, de modo que hubo de formarse por sí mismo. Pronto se fijó en él Schumacher y le llevó a su lado. En 1833 obtuvo el título de doctor en Königsberg; en 1834 fué nombrado ayudante del observatorio de Hamburgo y en 1839 astrónomo del observatorio de Pulkowa. En 1849 trocó el cargo por una cátedra de Astronomía en Königsberg y en 1854 se encargó de la dirección del observatorio de Altona y de la publicación de las «Astronomische Nachrichten». En 1872 se trasladó el observatorio a Kiel. Los principales trabajos de Peters se refieren a la Astronomía esférica y a la Astronomía estelar. Entre los más importantes deben citarse uno acerca del movimiento propio de Sirio (Königsberg, 1851), otro sobre la nutación («Numerus constans nutationis», San Petersburgo, 1842) y otro sobre las paralajes de las estrellas fijas (San Petersburgo, 1848).

Kaiser, Friedrich (1808-1872), de Amsterdam. En 1826 fué nombrado astrónomo del observatorio de Leiden y en 1837 director del mismo. En 1860 se construyó a sus instancias un nuevo observatorio. Kaiser puede considerarse como uno de los observadores más cuidadosos de los tiempos modernos. Sus medidas de estrellas dobles, sus investigaciones sobre Marte y el ensayo del micrómetro de doble imagen de Airy son obras notabilísimas.

Pritchard, Charles (1808-1893), de Alberbury (Inglaterra). Hasta 1862 fué maestro y director de un colegio. A edad ya avanzada se dedicó por completo a la Astronomía. En 1870 fué profesor de Astronomía de Oxford, en donde se fundó un observatorio universitario que dirigió hasta su muerte. Pritchard fué uno de los primeros astrónomos que utilizaron la fotografía en la astronomía de posición (determinación del diámetro y de la libración física de la Luna y determinación de las paralajes estelares). Se distinguió en Fotometría por la determinación del brillo de las estrellas con un fotómetro de cuña; la «Uranometria Nova Oxoniensis» contiene los resultados de este trabajo.

Leverrier, Urbain Jean Joseph (1811-1877), de Saint-Lô, departamento de la Mancha. Ingresó en la Escuela Politécnica, en la que se distinguió tanto que ya en 1833 fué nombrado ingeniero y químico de la administración de tabacos. Sus primeros trabajos científicos versaban sobre cuestiones químicas; pronto se dedicó a la Astronomía y en 1839 presentó a la Academia de Ciencias de París un trabajo sobre las variaciones seculares de los elementos de las órbitas de los siete planetas principales. En 1843 dió la teoría del movimiento de Mercurio, que posteriormente desarrolló con más amplitud, y en los dos años siguientes realizó diversos estudios sobre los cometas periódicos. De este tiempo son también sus notabilísimos trabajos sobre el movimiento de Urano, que condujeron al descubrimiento de Neptuno. Al ocurrir la muerte de Arago en 1853 fué nombrado director del observatorio de París, plaza que conservó hasta su muerte, excepto de 1870 a 1872 en que estuvo apartado de la dirección a causa de diferencias con el personal del observatorio. Sus trabajos sobre los movimientos de los planetas le han dado fama imperecedera.

Galle, Johann Gottfried (1812-1910), de Pabsthaus, Gräfenhainichen. De 1833 a 1835 fué profesor de los Gymnasiums de Guben y Berlín, y en 1835 ayudante en el observatorio de esta última ciudad; en 1851 fué nombrado director del observatorio de Breslau. En 1897 se retiró a Potsdam, en donde murió a los 99 años de edad. En 1846 descubrió el planeta Neptuno, cuya posición había encontrado Leverrier por medio del cálculo; descubrió además tres cometas y anunció la posibilidad de determinar la paralaje del Sol por medio de las observaciones de los pequeños planetas cercanos a la Tierra. Realizó numerosos trabajos de Astronomía meteórica y en 1894 publicó un índice de las órbitas de los cometas calculadas hasta entonces.

Peters, Christian Heinrich Friedrich (1813-1890), de Coldenbüttel, Schleswig. Estudió en Berlín y Göttingen. En 1838 se trasladó a Sicilia para dedicarse a trabajos geodésicos, siendo nombrado director del departamento planimétrico de aquel país; en 1848 fué desterrado por simpatizar con los sublevados sicilianos, pero se unió a éstos, tomando parte en los combates

con el grado de mayor. Después de la toma de Palermo huyó a Francia, pasando después a Constantinopla. En 1854 se trasladó a la América del Norte y en 1858 fué nombrado director del observatorio de Clinton. La fama de Peters es debida al descubrimiento de 48 planetas, desde 1861 hasta 1889, y por sus excelentes cartas de estrellas.

Angström. — Anders Jonas (1814-1874), de Lögdö, Suecia. En 1842 ingresó en el observatorio de Estocolmo; en 1843 fué nombrado observador en Upsala; desde 1858 hasta su muerte fué profesor de Física en esta última población. Sus principales estudios versan sobre el espectro solar, sobre los espectros de los elementos químicos y sobre el cometa de Halley. En su atlas del espectro solar, «Spectre normal du Soleil», publicado en 1868, las rayas de Fraunhofer aparecen representadas por primera vez por sus longitudes de onda; la unidad de longitud escogida fué la diezmillonésima de milímetro, unidad que recibió el nombre de Angström. Su hijo *Knut Johan* (1857-1910) es el inventor del pirheliómetro empleado generalmente.

Faye, Hervé (1814-1902), de St. Benoît-du-Sault (Francia). En 1836 fué llamado al observatorio de París y en 1843 nombrado astrónomo del mismo. Los trabajos de Faye versan sobre toda clase de temas astronómicos; en particular las aplicaciones del análisis espectral, la fotografía y la termodinámica a la Astronomía. Muy conocidos son sus estudios sobre el movimiento y formación de las manchas del Sol y sus investigaciones cosmogónicas («Sur l'origine du monde»).

Delaunay, Charles Eugène (1816-1872), de Lusigny, departamento del Aube. Fué primero profesor de la Escuela Politécnica de París; más tarde, en la de Minas, profesor de Geometría, Mecánica e Ingeniería, y desde 1850 fué ingeniero jefe de esta última. En marzo de 1870 se le nombró director del observatorio de París, en sustitución de Leverrier, pasando allí por circunstancias difíciles durante el sitio y el terrorismo de la Commune. En el verano de 1872 pereció víctima de un accidente marítimo cerca de Cherbourg. Delaunay se distinguió mucho como astrónomo teórico. Su obra más importante es la «Théorie de la Lune» (2 tomos, 1860 y 1867); en tratados especiales publicó otros estudios relacionados con aquélla, siendo digna de mención una sobre la aceleración del movimiento medio de nuestro satélite.

Rutherford, Lewis Morris (1816-1892), de Morrisania, New-York. En 1863 estudió los espectros de las estrellas, de la Luna y de los planetas, y en 1864 construyó un objetivo para la fotografía de los objetos celestes con el que obtuvo hermosas imágenes. Rutherford fué quien por primera vez reconoció la importancia que la fotografía debía alcanzar en la Astronomía de posición, y en efecto, sus fotografías del cielo, que entregó en 1890 al Columbia College Observatory, confirmaron esta predicción. Obtuvo también fotografías del espectro del Sol y construyó redes de difracción.

Wolf, Rudolf (1816-1893), de Fällanden, Zürich. Fué primero profesor de Matemáticas en Berna, en 1847 director del observatorio de la misma ciudad, en 1855 profesor de Astronomía en Zürich y desde 1864 director del nuevo observatorio de esta última población. Observador infatigable de las manchas del Sol, descubrió en 1852 la relación entre la actividad de éste y el mag-

netismo terrestre. Son muy conocidas sus obras «Geschichte der Astronomie» y «Handbuch der Astronomie».

Secchi, Angelo (1818-1878), de Regio, Lombardía. Jesuíta. Vivió durante varios años en Roma, hasta que en 1848, expulsado por la revolución, se trasladó a los Estados Unidos en donde encontró asilo como profesor de ciencias naturales en el Georgetown College, de Washington. Después de la muerte de De Vico (1849) fué llamado a Roma como director del observatorio del Colegio Romano, y allí se dedicó con celo a la Astrofísica. Son de gran valor sus estudios sobre Física solar y análisis espectral de las estrellas, de cuyos espectros dió la primera clasificación aprovechable. Entre sus numerosos escritos es muy conocida su obra en dos tomos «Le Soleil».

Foucault, Leon (1819-1868), de París. Desde 1862 fué astrónomo en el Bureau des Longitudes y ayudante en el observatorio de París. Alcanzó gran celebridad por sus experimentos para demostrar el movimiento de rotación de la Tierra; pero sus mayores méritos en el campo de la Astronomía son sus determinaciones de la velocidad de propagación de la luz y la construcción de espejos plateados para los telescopios.

Adams, John Couch (1819-1892), de Lidcot, Cornwall. Notable astrónomo teórico; en 1858 profesor en la Universidad de St. Andrew (Escocia), después en la de Cambridge; en 1861 director del observatorio de esta última ciudad. Son notables y le dieron fama sus investigaciones (1845) sobre las perturbaciones de Urano, que realizó simultáneamente con Leverrier (página 394). También son importantes sus trabajos sobre la aceleración secular de la Luna y sobre la órbita de los meteoros de noviembre.

Struve, Otto Wilhelm (1819-1905). Hijo de W. Struve, director del observatorio de Dorpat (el tercero de dieciocho hermanos); en 1837 fué nombrado ayudante del observatorio de Dorpat. En 1839 se trasladó a Pulkowa como ayudante de su padre y perteneció a aquel observatorio durante 50 años.

Su primer trabajo versó sobre la determinación de la constante de precesión; después emprendió la tarea principal de su actividad científica: el descubrimiento de estrellas dobles y medida micrométrica de las mismas. En el intervalo de 40 años obtuvo un caudal de observaciones, no igualado en riqueza ni homogeneidad. Los resultados aparecieron en los tomos IX y X de las «Observations de Poulkowa».

Son numerosas sus publicaciones monográficas, referentes a estrellas dobles, nebulosas, cometas, paralajes estelares, satélites de los planetas, anillos de Saturno, etc. Se distinguió en la Astronomía práctica por la revisión y publicación del segundo catálogo de Weisse, que contiene las estrellas de las zonas de Bessel entre $+15^{\circ}$ y $+45^{\circ}$ de declinación.

Desde 1845 ayudó a su padre en la dirección de aquel gran instituto, y en 1862 fué nombrado director del mismo. Como tal, no solamente consiguió mantener el observatorio a la altura a que el primer Struve lo había llevado, sino que aumentó todavía su renombre. En 1889 se retiró a Carlsruhe, donde murió.

Seidel, Ludwig Philipp von (1821-1896), de Zweibrücken. Discípulo de Bessel y Gauss. Desde 1846 fué profesor privado, y después profesor de

Matemáticas en Munich. Se dedicó especialmente a las Matemáticas. Sus trabajos sobre dióptrica fueron muy importantes para la Astronomía, así como sus medidas astrofotométricas, que realizó con un fotómetro de prisma de Steinheil.

Spoerer, Friedrich Wilhelm Gustav (1822-1895), de Berlín. Desde 1846 fué profesor del Gymnasium, últimamente en Anklam; de 1874 a 1894 trabajó en el observatorio astrofísico de Potsdam, a cuya fundación contribuyeron no poco sus observaciones de las manchas solares, que había realizado ya en Anklam, y que prosiguió en Potsdam con gran actividad. Hizo varias determinaciones de los elementos de la rotación del Sol y confirmó la disminución de la velocidad angular desde el ecuador a los polos, ya observada por Carrington.

Kirchhof, Gustav (1824-1887), de Königsberg. Salió de la Universidad de Berlín a los 23 años de edad; en 1850 fué profesor extraordinario de Física en Breslau, en 1854 profesor ordinario de Heidelberg y desde 1875 en Berlín. Uno de sus principales éxitos es el descubrimiento de la relación entre los poderes absorbentes y emisivo de los cuerpos incandescentes, que con el nombre de ley de Kirchhof sirve de fundamento al análisis espectral, al que se dedicó Kirchhof en unión con su amigo Bunsen. Es muy notable su atlas del espectro solar.

Gould, Benjamín Apthorp (1824-1896), de Boston (Estados Unidos). Desde 1845 hasta 1848 estudió en Europa, casi siempre en Alemania. De 1852 a 1867 fué ayudante de la U. S. Coast Survey y simultáneamente, de 1855 a 1859, director del Dudley-Observatorium, en Albany. En 1866 y bajo su dirección se efectuó la primera determinación de diferencia de longitudes entre Europa y América, valiéndose del cable transatlántico. En 1870 se trasladó a la América del Sur para construir en Córdoba el observatorio nacional, por encargo del gobierno argentino; esta empresa le permitió extender a todo el cielo austral las observaciones por zonas realizadas en el hemisferio norte por Bessel y Argelander. Gould estuvo 15 años en Córdoba; el resultado de su actividad incansable figura en tres grandes obras: en 1879 apareció la «Uranometría Argentina», o descripción de las estrellas brillantes del cielo austral, hecha según el modelo de la «Uranometría» de Argelander. En 1884 siguió el catálogo por zonas, y en 1886 el catálogo general argentino. Además obtuvo numerosas fotografías de conglomerados estelares, estrellas dobles y estrellas fijas de fuerte movimiento propio, en cuya medición trabajó desde su regreso a Cambridge, Mass. (1885) hasta su muerte. En 1849 fundó el *Astronomical Journal*, y en 1886 volvió a publicarlo después de 25 años de interrupción.

Janssen, Jules (1824-1907), de París. Fué uno de los primeros en aplicar el análisis espectral a los cuerpos celestes; en 1868 probó, al mismo tiempo que Lockyer, que las protuberancias pueden observarse en todas ocasiones. Estudió las rayas telúricas del espectro solar, especialmente en el Mont Blanc. En 1875 fué nombrado director del nuevo observatorio astrofísico de Meudon. Se distinguió por sus fotografías del Sol, que son de las mejores que se han obtenido.

Huggins, Sir William (1824-1910). Nacido en Londres y educado en colegios particulares, dedicó toda su vida a la ciencia, en especial a la Astronomía. En 1856 construyó un observatorio en el Tulse Hill, de Londres, en donde realizó cuidadosas observaciones. Pronto le atrajo el análisis espectral de tal manera, que constituyó la parte principal de sus estudios. En unión con el químico Miller, construyó un espectroscopio estelar, y en 1863 presentaron ambos los primeros resultados obtenidos con este aparato a la Royal Society de Londres. Huggins fué el primero que logró probar que el espectro de las nebulosas es en gran parte un espectro de gases; fué también el primero que consiguió aplicar el principio de Doppler a los cuerpos celestes presentando en 1868 a la Royal Society un trabajo sobre los movimientos radiales de las estrellas. Hasta su muerte trabajó en el desarrollo de la astrofotografía, ayudado por su esposa Margarita (1848-1915). En el año 1899 publicó, en unión con ésta, el «Atlas of Representative Stellar Spektra», al que siguió en 1909 un tomo de recapitulación de sus trabajos.

Schmidt, Johann Friedrich Julius (1825-1884), de Eutin. Vivió primero en Benzenberg, Bilk (Düsseldorf); en 1846 pasó a Bonn como ayudante. En 1853 fué nombrado director del observatorio particular de Unkrechtsberg, en Olmütz; desde 1858 fué director del observatorio de Atenas. Fué un observador infatigable en todos los ramos de la Astronomía, pero especialmente en lo concerniente a las estrellas variables. Su obra más famosa es un gran mapa de la Luna.

Carrington, Richard (1826-1875), de Chelsea. Propietario de un observatorio particular, primero en Redhill, después en Churt (Surrey). Carrington fué uno de los mejor orientados entre los numerosos aficionados ingleses. Sus observaciones de más de 3700 estrellas telescópicas cercanas al polo norte, efectuadas con un círculo meridiano y publicadas en el «Redhill Catalogue» (1857), se distinguen por su precisión, y sus observaciones de las manchas del Sol efectuadas de una manera sistemática durante más de siete años y recopiladas en 1863 en un grueso tomo, han constituido los datos de mayor confianza para el estudio de la rotación del Sol y para el del movimiento de las manchas.

Klinkerfues, Ernst Friedrich Wilhelm (1827-1884), de Hofgeismar, Hessen. Fué primero geómetra; después a instancias de Gerling se dedicó al estudio de la Astronomía; en 1851 fué a Göttingen con Gauss, siendo nombrado en 1855 astrónomo de aquel observatorio, cuya dirección ocupó interinamente en 1859; en 1863 fué nombrado profesor extraordinario y en 1868 director de la sección de Astronomía práctica del observatorio. Descubrió seis cometas, pero sus trabajos principales pertenecen a la Astronomía teórica: cálculo de órbitas de cometas, estrellas dobles y planetas, determinación de perturbaciones absolutas en los pequeños planetas y en órbitas de gran excentricidad y fuerte inclinación; además llevó a cabo diversas investigaciones sobre las relaciones entre cometas y meteoros. Sus trabajos en el terreno de la Meteorología son conocidos de todos los especialistas.

Oudemans, Jean Abraham Chrétien (1827-1906), de Amsterdam. A los 19 años fué profesor del Gymnasium de Leiden; en 1853 astrónomo en el

observatorio de esta población; en 1857 ingeniero del servicio geográfico de las Indias Neerlandesas; en 1875 director del observatorio de Utrecht. El número de sus publicaciones es muy crecido, extendiéndose a las ramas más variadas de la Astronomía y de la Geodesia. Su obra principal es la triangulación de Java; entre sus trabajos astronómicos deben citarse especialmente las observaciones de estrellas variables, así como un índice de paralajes de estrellas fijas. Se retiró en 1898.

Schönfeld, Eduard (1828-1891), de Hildburghausen. Se dedicó primero a la Arquitectura, pero Gerling le inició en la Astronomía en Marburg. En 1852 se trasladó a Bonn. En 1853 recibió de Argelander el cargo de ayudante del observatorio y cooperó de una manera eficacísima en la construcción de la «Bonner Durchmusterung». En 1859 pasó a Mannheim como director de aquel observatorio, y a pesar de los escasos medios de que dispuso, Schönfeld realizó trabajos de gran valor, prosiguiendo constantemente el estudio de las estrellas variables que había empezado en Bonn. El trabajo principal que realizó en Mannheim fué su catálogo de nebulosas. En 1875 volvió a Bonn como sucesor de Argelander y allí empezó en seguida la más importante de sus obras, «Südliche Durchmusterung des Himmels», que llevó a cabo personalmente.

Roberts, Isaac (1829-1904), de Groes, Gales del Norte. También empezó dedicándose a la Arquitectura, y desde 1880 se consagró a la Astronomía. Roberts puede considerarse como uno de los grandes propagadores de la fotografía celeste, y su mérito principal consiste en haber probado que los reflectores se prestan maravillosamente a la fotografía de las nebulosas. Los resultados de sus trabajos fueron publicados en dos tomos: «Photographs of stars» y «Star-Clusters and Nebulae».

Hall, Asaph (1829-1907), de Goshen, Conn., E. U. En 1857 fué ayudante en el Harvard Observatory; en 1862 astrónomo del U. S. Naval Observatory de Washington, de 1895 a 1901 profesor de Astronomía en el Harvard College. Hall se hizo célebre por el descubrimiento de los satélites de Marte (1877). Determinó varias paralajes de estrellas y de estrellas dobles, así como la rotación de Saturno, realizando diversos estudios acerca de los satélites de éste.

Bruhns, Carl Christian (1830-1881), de Plön, Holstein. Hijo de un cerrajero. En 1851 fué a Berlín para ser cerrajero o mecánico; pero en esta ciudad conoció a Encke, quien reconoció su talento extraordinario y le empleó en 1852 como ayudante en el observatorio. En 1854 fué nombrado observador, en 1859 docente de la Universidad, en 1860 profesor de Astronomía y observador del nuevo observatorio de Leipzig y en seguida director al retirarse Möbius. Bruhns fué calculista, especialmente de planetas; como observador se hizo célebre por el descubrimiento de varios cometas. También se distinguió en Meteorología y en Geodesia.

Newton, Hubert Anson (1830-1896), de Sherburne (Estados Unidos). Desde 1855 hasta su muerte fué profesor de Matemáticas en el Yale College de New-Haven (Conn.); de 1882 a 1884 fué director del observatorio de la Universidad. Se distinguió especialmente por sus estudios de las estrellas

fugaces de noviembre, de las órbitas y frecuencia de los meteoros, origen de los cometas e influencia de Júpiter sobre las órbitas de éstos.

Bredichin, Theodor (1831-1904), de Nikoláieff (Rusia). En 1857 fué profesor de Astronomía en Moscou, en 1873 director de aquel observatorio, en 1890 director del observatorio de Pulkowa. En 1894 se retiró para dedicarse completamente a sus trabajos teóricos, el principal de los cuales versa sobre la forma de los cometas, en especial de sus colas.

Krueger, Carl Nikolaus Adalbert (1832-1896), de Marienburg, Prusia oriental. De 1853 a 1862 fué ayudante del observatorio de Bonn, después profesor de Astronomía y director del observatorio de Helsingfors; en 1876 director del observatorio de Gotha y en 1880 del de Kiel. En Bonn, con Schönfeld, continuó la «Bonner Durchmusterung» empezada por Argelander. Observó además cometas y pequeños planetas, así como estrellas variables; realizó también, en gran escala, mediciones para la determinación de las paralajes estelares. Al trasladarse a Kiel se encargó de la publicación de las «Astronomische Nachrichten», lo que hizo hasta su muerte.

Foerster, Wilhelm (1832-1921), de Grünberg, Silesia. En 1854 obtuvo el título de doctor en Bonn, en 1855 fué ayudante y en 1865 director del observatorio de Berlín, retirándose en 1904. Se distinguió como organizador. Colaboró en la fundación de la Astronomische Gesellschaft, fundó el Astronomisches Recheninstitut, organizó la expedición para la observación del paso de Venus, llevó a cabo la erección del «Potsdamer Observatorium», de la «Physikalisch-Technische Reichsanstalt», de la «Normal-Eichungskommission» cuyo director fué durante largo tiempo, etc. También se distinguió en la Comisión Geodésica internacional.

Loewy, Moritz (1833-1907), de Viena. En 1860 se trasladó a París y en 1861 fué nombrado astrónomo adjunto del observatorio de esta última ciudad. En 1872, fué nombrado miembro del Bureau des Longitudes, y desde 1896, director del observatorio de París. A Loewy se debe la construcción del ecuatorial acodado. Indicó varios métodos nuevos de observación, especialmente para la determinación de la aberración y de la refracción. Después de la muerte de Mouchez (1892) dirigió los trabajos del mapa fotográfico celeste. Loewy publicó en unión de Puiseux un atlas fotográfico de la Luna.

Zöllner, Johann Carl Friedrich (1834-1882), de Berlín. En 1865, en Leipzig, llevó a cabo importantes estudios teóricos sobre la intensidad luminosa de las fases de la Luna, a los que siguieron otros sobre la constitución física de los cuerpos celestes, en sus relaciones con la fotometría. En 1866 fué nombrado profesor extraordinario, y en 1872 profesor ordinario de Astrofísica de Leipzig. A Zöllner se debe un número considerable de trabajos de Astrofísica y de Física. En su obra sobre la constitución de los cometas se permitió críticas personales que le crearon muchas enemistades; después se dedicó al espiritismo, y por fin cayó en un estado de anormalidad que se revela en sus últimas publicaciones.

Langley, Samuel Pierpont (1834-1906), de Boston. Arquitecto en sus primeros tiempos; en 1865 ayudante en el Harvard College Observatory, en 1866

profesor de Astronomía y Física y director del observatorio de Allegheny; en 1887 director de la Smithsonian Institution de Washington. Fundó el Smithsonian Astrophysical Observatory, inventó el bolómetro, con el que determinó la temperatura del Sol y estudió la región infrarroja del espectro solar.

Young, Charles Augustus (1834-1908), de Hannover (E. U.). Estudió en el Dartmouth College, en el que, en 1868, obtuvo una cátedra de Astronomía, que cambió en 1877 por la de Princeton. En el eclipse de Sol de 1869 descubrió la capa de inversión de la cromosfera solar y la raya verde de la corona. Fué uno de los primeros en observar y fotografiar las protuberancias, estudió las rayas de la cromosfera, siendo pronto una de las primeras autoridades en los estudios solares. Sus obras más conocidas son «The sun» y «General Astronomy».

Winnecke, August Friedrich Theodor (1835-1897), de Gross-Heere, Hildesheim. Su actividad científica comenzó ya cuando era estudiante en Berlín; en 1856 se trasladó a Bonn; en 1858 fué a Pulkowa, de cuyo observatorio fué director interino. En 1865 enfermó a causa de exceso de trabajo, y después de restablecerse en Carlsruhe fué nombrado, en 1872, director del observatorio de la Universidad de Estrasburgo. En 1882 tuvo que retirarse otra vez, por haber enfermado nuevamente, y durante 16 años sufrió de perturbación mental. Fué observador célebre y descubrió varios cometas. Entre sus trabajos merecen citarse la determinación de la paralaje del Sol por las observaciones de Marte (1862), las observaciones de estrellas variables y sus estudios sobre paralajes estelares.

Radau, Johann Karl Rudolf (1835-1911), de Angerburg, Prusia oriental. Estudió en Königsberg; de 1855 a 1856 fué ayudante del observatorio de esta ciudad, en 1859 se trasladó a París, en donde fué periodista científico, publicando además numerosos trabajos de divulgación. Después de la guerra francoalemana regresó a París; en 1897 fué nombrado miembro de aquella Academia de Ciencias y en 1899 lo fué del Bureau des Longitudes. Publicó valiosos trabajos sobre el problema de los tres cuerpos, la teoría de las perturbaciones, la teoría de la Luna, la refracción astronómica, y la forma de la Tierra. Su obra principal la constituyen sus tablas de la Luna, que calculó basándose en la teoría de Delaunay.

Newcomb, Simón (1835-1909), nacido en Wallace, Nueva Escocia. En 1861 fué profesor de Matemáticas de la Marina de los Estados Unidos, y en este concepto miembro del Naval Observatory de Washington; en 1877 fué nombrado superintendente del American Nautical Almanac; de 1884 a 1893 desempeñó en propiedad de cátedra de Astronomía y Matemáticas en Baltimore. En 1897 dejó el servicio del Estado, pasando a residir en Washington, donde trabajó hasta su muerte. Newcomb fué sobre todo un teórico, y publicó numerosos trabajos de Astronomía matemática. En 1860 apareció «On the secular variations and mutual relations of the orbits of the asteroids»; en 1865 «Investigations of the distance of the sun»; en 1867 sus tablas de Neptuno, y en 1874 las de Urano. Después, en 1878, realizó valiosos estudios sobre la teoría de la Luna, que continuó en 1903 y que terminó poco antes de su muerte. En 1884 publicó los resultados de sus estudios sobre la ve-

locidad de propagación de la luz. Después se ocupó en problemas referentes a la constitución del Universo, a la velocidad del sistema solar y a la distribución de las estrellas. Newcomb se distinguió en la divulgación de la Astronomía, especialmente por su obra, publicada en 1878, «Popular astronomy» de la que en 1881 se publicó una edición alemana dirigida por R. Engelmann; sobre la base de este libro, ampliado con los modernos descubrimientos, el profesor Ludendorff preparó los originales alemanes de la presente edición.

Schiaparelli, Giovanni Virginio (1835-1910), de Savigliano (Piamonte). Estudió en Turín y después en Berlín; trabajó en 1859 en Pulkowa, y de 1864 a 1900 fué director del observatorio de Brera (Milán). En sus clásicas investigaciones sobre la teoría de las estrellas fugaces, descubrió en 1866 la relación entre las Perseidas y el cometa 1862 III. Midió numerosas estrellas dobles (1875-1900), y observó con asiduidad las superficies de Mercurio, Venus y Marte. Es el verdadero fundador de la topografía de Marte, cuyos «canales» descubrió en 1877. Los siete volúmenes consagrados a este planeta aparecieron con el título de «Osservazioni astronomiche e fisiche sulla topografia del pianeta Marte». También publicó Schiaparelli estudios sobre la historia de la Astronomía, uno de ellos sobre la Astronomía en el Antiguo Testamento (1903).

Lockyer, Sir Norman (1836-1920), de Rugby. Empezó por ser aficionado a la Astronomía; en 1885-1913 fué director del Solar Physics Observatory de South Kensington, después fundó el Hill Observatory en Sidmouth. Lockyer fué uno de los primeros en dedicarse a la Astronomía física. En 1868 descubrió, al mismo tiempo que Jansen, el método espectroscópico de observación de las protuberancias solares, y por primera vez atribuyó la raya *D*, del espectro a un elemento desconocido, que llamó *Helium*. Son notables sus trabajos sobre los espectros y el proceso de evolución de las estrellas, a los que hasta entonces se les había dado poca importancia. En el capítulo correspondiente de esta obra se desarrollan sus ideas acerca de la constitución física de las estrellas.

Draper, Henry (1837-1882), de Virginia. Hijo del célebre físico J. W. Draper. Después de terminar sus estudios construyó un observatorio particular, dedicándose a la fotografía de los cuerpos celestes y de sus espectros, en cuyo terreno realizó progresos notables. La viuda legó al Harvard College Observatory, de Cambridge, una importante fundación, el «Henry Draper Memorial», bajo cuyo patronato se realizaron en aquel centro trabajos de espectroscopia fotográfica.

Weiss, Edmund (1837-1917), de Freiwaldau (Silesia austriaca). Desde 1858 trabajó en el observatorio de Viena, y en 1878 fué nombrado director de este observatorio, dedicándose especialmente a la Astronomía meteórica.

Nyrén, Magnus (1837-1921), de Brunskog, Suecia. Después de haber colaborado, de 1867 a 1871, alternativamente en los observatorios de Upsala y Pulkowa, fijó definitivamente su residencia en este último, del cual fué vicedirector de 1890 a 1908. Al jubilarse en 1908, volvió a residir en Suecia.

Sus trabajos principales se refieren a la determinación de las constantes de precesión, nutación y aberración. Ya en 1873 había indicado que la altura del polo en Pulkowa parecía ser variable.

Tacchini, Pietro (1838-1905). Nació en Módena, y estudió en la Universidad de esta población; después fué ayudante del observatorio de Padua, en 1859 director interino del observatorio de Módena y en 1863 adjunto del observatorio de Palermo. En 1879 fué llamado a Roma como director del observatorio del Colegio Romano, y se retiró en 1901. Iniciado por Secchi en las observaciones solares, fueron éstas objeto de su trabajo principal, y sus observaciones de las manchas, fáculas y protuberancias comprenden un intervalo de unos 30 años.

Hill, George William (1838-1914), de Nueva York. Desde 1861 y durante 30 años estuvo en el «Nautical Almanac Office» de Washington. Después se retiró sin interrumpir por ello sus estudios. Fué uno de los más grandes astrónomos teóricos de su tiempo. Sus trabajos sobre la teoría de la Luna han conducido a métodos completamente nuevos, de gran importancia para la solución del problema de los tres cuerpos. Además deben citarse los resultados que obtuvo sobre las perturbaciones mutuas de Júpiter y Saturno. Las obras completas de Hill se publicaron de 1905 a 1907, en 4 volúmenes, por la Carnegie Institution, de Washington.

Auwers, Arthur von (1838-1915), de Göttingen. Estudió en esta ciudad y en Königsberg, después trabajó en Gotha al lado de Hansen. En 1866 fué llamado a Berlín como astrónomo y miembro de la Academia de Ciencias, cuyo cargo ocupó hasta su muerte. Observó el paso de Venus de 1874 en Luxor y el de 1882 en Punta Arenas. En 1889 fué al Cabo de Buena Esperanza a fin de determinar la paralaje del Sol por medio de medidas del planeta Victoria, realizadas con el heliómetro. Auwers fué uno de los mejores astrónomos de su tiempo, y siguió en gran parte las huellas de Bessel. Siendo aún muy joven, publicó excelentes estudios sobre los movimientos propios de Sirio y Proción. Le fué encomendada la organización de las expediciones alemanas para la observación de los pasos de Venus, y después la ordenación de los datos obtenidos. Fué director del Catálogo estelar de la Asociación astronómica y él mismo realizó las observaciones de una de las zonas. La corrección, que llevó a cabo, de las observaciones de Bradley, sus estudios sobre la exactitud y errores de los catálogos de estrellas, y sus trabajos para un catálogo fundamental, figuran entre las empresas astronómicas de primer orden.

Burnham, Sherburne Wesley (1838-1921), de Thetford, Vermont. Al principio fué taquígrafo. En 1869 adquirió un refractor de 6 pulgadas con el que descubrió numerosas estrellas dobles. Desde 1877 prosiguió sus observaciones en el Dearborn Observatory de Chicago. En 1888 fué nombrado astrónomo del observatorio de Lick, y en 1892 aceptó un cargo judicial en Chicago. En esta situación continuó hasta 1902, pero en 1897 fué nombrado miembro del observatorio de Yerkes, cargo que desempeñó simultáneamente con aquél, hasta 1914. Burnham fué uno de los más afortunados observadores de estrellas dobles.

Rayet, Georges (1839-1906). Nació en Burdeos en 1839; desde 1863 fué ayudante del observatorio de París, en el que se ocupó, entre otras cosas, en el análisis espectral de los cuerpos celestes. En 1867 descubrió, con Wolf, las estrellas denominadas «Wolf-Rayet» en la constelación del Cisne. En 1874 pasó a ser profesor de la Universidad de Marsella y en 1876 de la de Burdeos, donde construyó el nuevo observatorio; en éste se distinguió por su cooperación en la carta fotográfica celeste y en los trabajos que con ella se relacionan.

Dunér, Nils Christoffer (1839-1914), de Billeberga, Suecia. Desde 1858 trabajó en el observatorio de Lund, en 1864 fué nombrado observador del mismo y en 1888 director del observatorio de Upsala. En 1909 se jubiló. Sus estudios espectroscópicos sobre la rotación del Sol (1891-1906) son clásicos. Además deben mencionarse sus trabajos sobre las estrellas pertenecientes a la tercera clase espectral, sobre estrellas variables, medidas de estrellas dobles y observaciones meridianas, así como las mediciones geodésicas en el Spitzberg.

Abbe, Ernst (1841-1905), de Eisenach. Era hijo de un tejedor; estudió en Jena y Göttingen Física y Astronomía y en 1877 fué nombrado director del observatorio de Jena. Se distinguió por sus estudios en el terreno de la Óptica. Abbe fué uno de los fundadores y director durante largos años de la casa Zeiss. La construcción de anteojos le debe grandes adelantos, gracias a la introducción de nuevas clases de cristal, cuyo descubrimiento y fabricación son debidos a los estudios sistemáticos que realizó Abbe en colaboración con el técnico *O. Schott* (Glaswerke von Schott & Gen.). Las famosas conferencias de Abbe sobre Óptica se encuentran en la obra «Theorie der optischen Instrumente», de Czapskis (1893).

Oppolzer, Theodor von (1841-1886), de Praga. Hijo del conocido patólogo Johann von Oppolzer. Su padre le hizo estudiar Medicina, pero al mismo tiempo se dedicó a la Astronomía. Después de doctorarse en Medicina (1864) se dedicó exclusivamente a la Astronomía. Desde 1866 dió cursos en la Escuela superior de Viena, donde desde 1875 fué profesor ordinario. Sus trabajos se refieren especialmente al cálculo de órbitas de planetas y cometas; su obra «Lehrbuch der Bahnbestimmung der Planeten und Kometen» es clásica. En 1873 se encargó de la parte astronómica de la determinación de la longitud del grado en Austria. Al mismo tiempo Oppolzer escribió su «Canon de Finsternisse», en el que están calculados los elementos de todos los eclipses de Sol y Luna para el intervalo de tiempo comprendido desde 1500 a. J. C. hasta el año 2000 d. J. C. También se ocupó en investigaciones puramente teóricas sobre el problema de las perturbaciones, en especial sobre las que sufre la Luna. Su hijo *Egon von Oppolzer* (1869-1907) se dedicó también a la Astronomía. Nació en Viena; en 1896 fué ayudante del observatorio de Praga, en 1901 profesor extraordinario y en 1906 profesor ordinario de Innsbruck. Es conocida su teoría sobre la formación de las manchas del Sol, así como su descubrimiento de la variabilidad del planeta Eros.

Engelmann, Rudolf (1841-1888), de Leipzig, hijo del editor Wilhelm Engelmann. Estudió Astronomía en Bonn y Leipzig; en 1863 fué observador del observatorio de Leipzig y en 1871 Privatdozent. En 1874 circunstancias

de familia le obligaron a abandonar el observatorio y a dedicarse al negocio de su padre. A pesar de ello, continuó sus trabajos astronómicos en su observatorio particular, y de un modo especial el estudio de las estrellas dobles. Fruto afortunado de su entusiasmo por la Astronomía y de sus recursos editoriales fué la publicación de todos los trabajos de Bessel, así como la traducción al alemán y la publicación de la primera edición de la presente obra.

Gyldén, Johann August Hugo (1841-1896), de Helsingfors. A los 19 años salió de la Universidad, en 1861 fué a Gotha a las órdenes de Hansen; desde 1862 a 1871 trabajó en el observatorio de Pulkowa, y desde entonces hasta su muerte fué director del observatorio de Estocolmo. Su trabajo principal versó sobre la teoría de las perturbaciones. Los resultados principales de sus investigaciones sobre las órbitas absolutas de los cuerpos celestes están reunidos en una serie de publicaciones con el título de «Undersökningar af theorien för Himlakropparnas rörelser». La aplicación de su teoría al sistema solar tenía que publicarse en la obra «Traité analytique des orbites absolues des huit planetes principales», pero solamente pudo terminar la primera parte, no llegando a concluir los cálculos numéricos. Entre otros trabajos merecen especial mención los referentes a la constitución de la atmósfera, a la refracción, a la rotación de los cuerpos celestes, a las causas de las fluctuaciones luminosas, de las estrellas variables, a las paralajes y movimientos propios de las estrellas, así como a diversos problemas de Cosmogonía.

Cornu, Marie Alfred (1841-1902), de Orleans. Ingeniero en 1866, en 1867 profesor de Física de l'École polytechnique; en 1886 miembro del Bureau des Longitudes. Físico eminente; entre otros progresos se le deben su contribución al conocimiento del espectro solar, especialmente de la región ultravioleta, y de las rayas telúricas, así como sus estudios sobre el espectro de los metales. Sus trabajos más conocidos son las medidas de la velocidad de la luz y de la densidad de la Tierra.

Vogel, Hermann Carl (1841-1907), de Leipzig. Estudió en Dresde y Leipzig; en 1865 fué ayudante del observatorio de esta última ciudad; en 1870 director del observatorio de v. Bülow, en Bothkamp, Holstein. En 1874 fué nombrado astrónomo del observatorio astrofísico que debía construirse en Potsdam y cuya instalación fué en gran parte obra suya; en 1882 fué primer director del mismo. En Leipzig, su trato con Zöllner le inclinó hacia la Astrofísica y desde entonces se dedicó, casi exclusivamente, a esta nueva rama de la Astronomía. Vogel se distinguió en casi todas las ramas de la Astrofísica, especialmente en el análisis espectral, en el que figura a la altura de Huggins. Entre sus muy numerosas obras citaremos aquí sólo las más importantes: «Untersuchungen über die Spektren der Planeten», «Spektral-photometrische Untersuchungen», «Spektralanalytische Mitteilungen» (que contiene la clasificación de los espectros de las estrellas), «Untersuchungen über das Sonnenspektrum», «Spektroskopische Durchmusterung», «Untersuchung über die Eigenbewegung der Sterne in Visionsradius auf spektrophographischen Wege». Este último trabajo debe considerarse como su obra principal; con él abrió a la Astronomía un nuevo campo de observación. Vogel dirigió la publicación de las ediciones segunda y tercera de la presente obra.

Celoria, Giovanni (1842-1920), de Casale Monferrato. Fué astrónomo del observatorio de Brera, en Milán, y desde 1900 director del mismo, como sucesor de Schiaparelli. Se jubiló en 1917. Se distinguió por sus trabajos sobre estrellas dobles y eclipses de Sol.

Thome, Juan Macon (1843-1908), de Palmira (Pensilvania); fué colaborador de Gould, y desde 1885 su sucesor en la dirección del observatorio de Córdoba (Argentina). Su trabajo principal fué el «Catálogo de las zonas», hecho con arreglo al mismo plan que la «Bonner Durchmusterung»; de aquél estaban terminadas las zonas de -22° a -51° , y casi terminadas las de -52° a -61° al fallecer Thome repentinamente en 1908.

Becker, Ernst (1843-1912), de Emmerich am Rhein. De 1870 a 1871 fué observador en el observatorio de Leiden; de 1871 a 1874 en el de Neuchâtel; de 1874 a 1883 en el de Berlín, en donde observó la zona $+20^{\circ}$ a $+25^{\circ}$ del catálogo de la Asociación Astronómica. En 1883 fué nombrado director del observatorio de Gotha, y en 1887 del de Estrasburgo; este último cargo lo desempeñó hasta el año en que se jubiló. En Estrasburgo dirigió los trabajos de la zona -2° a -6° del citado catálogo. Becker se distinguió en la Astronomía de precisión.

Gill, Sir David (1843-1914), de Aberdeen. De 1872 a 1876 dirigió el observatorio particular de Lord Lindsay, en Dunecht; en 1874 observó en Mauritius el paso de Venus. En 1877 se trasladó a Ascensión, a fin de determinar la paralaje del Sol por medio de las observaciones de Marte. En 1879 fué nombrado director del observatorio del Cabo de Buena Esperanza. En 1906 se retiró a Londres. Gill fué un gran práctico, distinguiéndose en sus medidas heliométricas de paralajes estelares y en la de pequeños planetas para la determinación de la paralaje solar, así como de los satélites de Júpiter. Dirigió las mediciones geodésicas del Africa del Sur.

Helmert, Friedrich Robert (1843-1917), de Freiberg, Sajonia. Geodesta famoso. De 1869 a 1870 fué astrónomo del observatorio de Hamburgo, profesor en 1870, en 1872 profesor de la Escuela de Altos Estudios Técnicos de Aachen, y en 1887 director del Instituto geodésico de Berlín, transferido más tarde a Potsdam. Sus libros principales son «Die Ausgleichsrechnung nach der Methode der kleinsten Quadrate» (2.ª edición, Leipzig, 1907) y «Die mathematischen und physikalischen Theorien der höheren Geodäsie» (Leipzig, 1880-84).

Trépiéd, Charles (1845-1907). En 1877 fué empleado en el Bureau des Longitudes, y en 1880 se le encomendó la dirección y organización del observatorio de Argel. Colaboró desde el principio en la empresa de la carta fotográfica celeste, y realizó importantes estudios sobre fotografía astronómica.

Darwin, George Howard (1845-1912), hijo segundo de Charles Darwin, nacido en Down (Kent). En 1879 fué nombrado miembro de la Royal Society, y en 1883 profesor de Astronomía y Física experimental de Cambridge. Publicó numerosos trabajos sobre las mareas, elasticidad, mareas de tierra firme, figura de equilibrio de una masa fluida dotada de un movimiento de

rotación, soluciones periódicas del problema de los tres cuerpos, etc. Es conocida su obra popular: «The tides and kindred phenomena in the solar system». Sus trabajos científicos han aparecido reunidos en cuatro tomos con el título de «Scientific papers».

Tisserand, François Felix (1845-1896), de Nuits-Saint-Georges (Francia). Ingresó como adjunto, en 1866, en el observatorio de París; en 1873 fué nombrado director del observatorio de Toulouse; en 1878 regresó a París como sucesor de Leverrier en la Academia y como miembro del Bureau des Longitudes. En 1892 fué nombrado director del observatorio de París. Sus trabajos sobre los problemas más diversos de la Mecánica celeste se distinguen por su gran claridad y exactitud, y en gran parte se resumen en su libro clásico en 4 tomos «Traité de mécanique céleste». Muchos de ellos aparecieron en la revista, fundada por él, «Bulletin astronomique», en la cual publicó su famoso trabajo «Sur la théorie de la capture des comètes périodiques».

Lohse, Oswald (1845-1915), de Leipzig. Primero químico, después, gracias a H. C. Vogel, se dedicó a la Astronomía. En 1870 se fué con éste al observatorio particular de Bülow, en Bothkamp, y en 1874 fué llamado al observatorio astrofísico que debía construirse en Potsdam y al que perteneció hasta su muerte. Aquí se distinguió de una manera especial por sus estudios sobre la constitución física de Marte y Júpiter, sobre los espectros de los elementos, sobre las estrellas dobles y la fotografía celeste.

Boss, Lewis (1846-1912), de Providence, Rhode Island. Estudió Astronomía con Young en el Dartmouth College, siendo después «Assistant Astronomer of the United States Engineer Corps». Desde 1876 fué director del observatorio de Dudley, Albania (N. Y.) en donde observó la zona + 1° a + 5° del catálogo A. G. En 1904 fué director del «Department of Meridian Astronomy» de la Carnegie Institution. Su principal trabajo fué el estudio de las posiciones de las estrellas fundamentales y la fundación del «Preliminary General Catalogue of 6188 Stars for the epoch 1900».

Chandler, Seth Carlo (1846-1913), de Boston, Mass. Era actuario de compañías de seguros de vida y astrónomo aficionado. Sus trabajos más conocidos son el estudio de las oscilaciones de la altura de la polar (pág. 330) y sus catálogos de estrellas variables. Publicó durante algún tiempo el «Astronomical Journal».

Backlund, Oskar (1846-1916), de Langhem, Suecia. Trabajó primeramente en Estocolmo y Upsala, y en 1876 fué nombrado observador de Dorpat. En 1879 se trasladó a Pulkowa, de 1887 a 1895 vivió en San Petersburgo y desde 1895 fué director del observatorio de Pulkowa. Trabajó especialmente en la teoría de las perturbaciones; sus estudios más conocidos son los que realizó sobre el movimiento del cometa de Encke. También colaboró en la triangulación geodésica sueco-rusa.

Pickering, Edward Charles (1846-1919), de Boston, Mass. Desde 1877 hasta su muerte dirigió el Harvard College Observatory, que bajo su dirección llegó a ser uno de los más famosos. Fué Pickering un gran organizador.

En su observatorio y en el filial de éste, el de Arequipa, organizó un servicio permanente de vigilancia celeste por medio de la fotografía. Obtuvo un material de observación enorme, de incalculable valor para la ciencia. Sus trabajos y los de sus colaboradores sobre los espectros de las estrellas y su clasificación, así como sobre las estrellas variables, sus numerosas medidas fotométricas, etc., han aumentado en tan gran manera nuestros conocimientos, que en esta obra hemos tenido que mencionarlos en muchas ocasiones. Los trabajos más importantes, entre los muchos publicados por el Harvard College bajo su dirección, son: «Revised Harvard Photometry» (página 494) y «Draper Catalogue of Stellar Spectra» (pág. 504).

Franz, Julius (1847-1913), de Rummelsburg, Pomerania. Durante algún tiempo fué profesor del Wilhelmsgymnasium de Berlín; en 1874 fué nombrado ayudante del observatorio de Neuchâtel, en 1876 observador en Königsberg, en 1897 director del observatorio de Breslau. Se distinguió por sus numerosos trabajos sobre topografía lunar.

Rowland, Henry Augustus (1848-1901), de Honesdale, E. U.; profesor de la Johns Hopkins University de Baltimore. Se distinguió principalmente por el descubrimiento y construcción de las redes cóncavas de difracción y por la fotografía (Photographic Map of the Normal Solar Spectrum) y medida del espectro solar (Preliminary table of Solar Spectrum Wave Lengths), realizadas con dicha red por él y sus discípulos. Rowland dió también un método para la fabricación de tornillos micrométricos exentos de errores, con arreglo al cual los construyen hoy los mecánicos.

Henry, Paul Pierre (1848-1905) y su hermano *Mathieu Prosper* (1849-1903), de Nancy. El primero fué empleado en el observatorio de París en 1864 y el segundo en 1865. De 1871 a 1884 continuaron la carta eclíptica que había empezado Chacornac. En el curso de este trabajo adoptaron la fotografía como método de trabajo. Los objetivos de los anteojos fotográficos que se necesitaban para ello los construyeron por sí mismos, y posteriormente salieron gran número de objetivos y espejos de su taller. Sus trabajos astrofotográficos fueron el fundamento de la gran empresa de la carta fotográfica del cielo, en cuya ejecución tomaron parte muy importante.

Bruns, Heinrich (1848-1919), de Berlín. De 1871 a 1873 fué calculista en Pulkowa, de 1873 a 1876 observador en Dorpat, de 1876 a 1882 profesor extraordinario de Matemáticas en Berlín, y de 1882 hasta su muerte director del observatorio de Leipzig. Bruns fué ante todo teórico. En especial sus tratados «Die Figur der Erde» (1878), «Über die Integrale des Vielkörperproblems» (1887), «Das Eikonale» (1895), y sus libros «Grundlinien des wissenschaftlichen Rechnens» (Leipzig, 1903), y «Wahrscheinlichkeitsrechnung und Kollektivmasslehre» (Leipzig, 1904), le han hecho famoso.

Kapteyn, Jacobus Cornelius (19 de enero de 1851 a 18 de junio de 1922), de Barneveld (Holanda), uno de los astrónomos más eminentes de estos últimos tiempos. Estudió en Utrecht; fué observador en 1875-78 en el observatorio de Leiden; desde 1878 fué profesor en la Universidad de Groningen. Como «Research Associate» del observatorio de Mount-Wilson menudeó sus viajes a América. En esta obra hemos hablado extensamente de sus trabajos. Aquí

recordaremos solamente sus investigaciones sobre las paralajes de las estrellas (págs. 186, 189), el «Photographische Kap-Durchmusterung» (pág. 488), sus trabajos sobre el movimiento de las estrellas, especialmente el descubrimiento de las dos corrientes estelares y sus investigaciones sobre la constitución del sistema estelar.

Callandreau, Pierre Jean Octave (1852-1904), de Angoulême (Francia). En 1874 ingresó como astrónomo ayudante en el observatorio de París; su actividad durante 30 años en este observatorio proporcionó una serie de valiosos resultados, en especial referentes a la Mecánica celeste. Son dignas de mención sus investigaciones sobre las formas de equilibrio de los cuerpos celestes, así como sobre el efecto de la atracción de Júpiter sobre las órbitas de los cometas.

Kreutz, Heinrich (1854-1907), de Siegen. Al terminar sus estudios fué ayudante en el observatorio de Bonn (1880-81), después en Viena. En 1882 fué nombrado ayudante del «Recheninstitut» astronómico de Berlín, en 1883 observador en el observatorio de Kiel. Desde 1896 editor de las «Astronomische Nachrichten». Son conocidos sus excelentes trabajos sobre las órbitas de algunos cometas, pero su renombre se debe principalmente a la publicación de la revista mencionada.

Poincaré, Henri (1854-1912), de Nancy. Estudió en la «École polytechnique» obteniendo en 1879 el título de ingeniero de minas. A fines del mismo año fué nombrado profesor de la Universidad de Caen. En 1881 fué profesor de la Universidad de París, en 1887 miembro de la Academia de Ciencias, en 1906 presidente de esta institución. Poincaré fué uno de los más grandes matemáticos y astrónomos teóricos que han existido. Sus trabajos más importantes en el campo de la Astronomía teórica son sus tratados sobre las figuras de equilibrio de una masa fluida en rotación (1885), sobre el problema de los tres cuerpos (1889) y sus obras: «Méthodes nouvelles de la Mécanique céleste» (1892-99), «Leçons de Mécanique céleste» (1905-1910), y «Leçons sur les hypothèses cosmogoniques» (1911).

Struve, Hermann (1854-1920), hijo de Otto Struve; nacido en Pulkowa. Estudió en Dorpat, París y Alemania, siendo empleado por primera vez en Pulkowa. En 1894 se le nombró director del observatorio de Königsberg y en 1904 pasó con el mismo cargo a Berlín. El observatorio de Berlín fué trasladado después a Babelsberg y la instalación se realizó con arreglo a sus planes. Struve se distinguió en la observación y teoría de los satélites, en especial los de Saturno. Su hermano *Ludwig Struve* (1858-1920), trabajó primero en los observatorios de Pulkowa y Dorpat, siendo después director del observatorio en Charkow. Sus trabajos se refieren a la determinación de la constante de precesión, al movimiento del sistema solar, estrellas dobles, etc. También se distinguió por sus observaciones meridianas.

Lowell, Percival (1855-1916), de Boston, (E. U.). Después de realizar largos viajes se dedicó, desde 1894, exclusivamente a la Astronomía, y construyó un magnífico observatorio particular en Flagstaff, Arizona, destinado exclusivamente a la observación de las superficies de los planetas. Posteriormente entró en su programa la realización de trabajos fotográficos y espec-

trofotográficos. Lowell se hizo célebre por sus observaciones y publicaciones sobre Marte.

Kempf, Paul (1856-1920), de Berlín. Después de terminar sus estudios ingresó, en 1878, en el observatorio astrofísico de Potsdam, en el cual sirvió fielmente toda su vida. Su trabajo más importante es la «Potsdamer Photometrische Durchmusterung», que realizó en unión de G. Müller. Además publicó trabajos sobre el espectro solar (en colaboración con Müller), sobre el Sol, estrellas variables, masa de Júpiter, nebulosas y conglomerados estelares. Kempf dirigió la publicación de las ediciones alemanas 4.^a y 5.^a de la presente obra.

Keeler, James Edward (1857-1900), de La Salle, Illinois. Parte de sus estudios los realizó en las universidades alemanas; de 1884 a 1886 colaboró en los trabajos bolométricos de Langley, como ayudante del observatorio de Allegheny; después pasó al observatorio de Lick. En este último observatorio estudió los espectros de 14 nebulosas y determinó por primera vez y con gran exactitud las velocidades radiales de las mismas («Spektroskopische observations of Nebulae»). Además publicó una gran serie de trabajos sobre los espectros de los planetas, cometas y estrellas fijas. En 1891 fué como director al observatorio Allegheny, en el que realizó su famoso trabajo «A spectroscopic Proof of the Meteoric Constitution of Saturn's Rings». En 1898 fué director del observatorio de Lick, en el que se dedicó a la fotografía de nebulosas con el reflector de Crossley. Estas fotografías se publicaron en 1908.

Fleming, Williamina Paton (1857-1911), de Dundee. En 1881 fué nombrada ayudante del Harvard College Observatory. Descubrió 10 estrellas nuevas y 222 estrellas variables, muchas de las cuales estudió fotométricamente. Se distinguió como colaboradora de E. C. Pickering en la clasificación de los espectros de las estrellas.

Scheiner, Julius (1858-1913), de Colonia. De 1881 a 1886 fué ayudante del observatorio de Bonn, desde 1887 hasta su muerte trabajó en el observatorio astrofísico de Potsdam. Midió numerosas velocidades radiales en colaboración con Vogel. Estudió los espectros de las estrellas, realizó los preparativos para la obtención de la carta celeste fotográfica, llevando a efecto la de la zona de Potsdam del mismo, y también se ocupó en los problemas de fotometría fotográfica, medidas fotográficas de la constelación de Hércules y de la nebulosa de Orión, medidas espectrofotométricas para la determinación de la temperatura de las estrellas (en unión con Wilsing) y determinación de la constante solar. Sus obras didácticas «Die Spektralanalyse der Gestirne» (Leipzig, 1890) y «Die Photographie der Gestirne» (Leipzig, 1897) son bien conocidas. Scheiner publicó también muchos trabajos de divulgación y colaboró en la segunda edición alemana de esta obra.

Wislicenus, Walter Friedrich (1859-1905), de Halberstadt. Desde 1883 fué ayudante del observatorio de Estrasburgo, en 1887 fué Privatdozent y en 1894 profesor extraordinario de la Universidad de Estrasburgo. Se distinguió por la publicación del «Astronomisches Jahresbericht» con ayuda de la Asociación astronómica (1899-1904).

Leavitt, Henrietta Swan (1868-1921), de Lancaster (E. U.). Trabajó desde 1902 en el observatorio de Harvard, en donde fué directora de la sección de fotometría fotográfica. Determinó el brillo de las estrellas de la serie polar boreal (pág. 229) y descubrió muchas estrellas variables, especialmente en las nubes de Magallanes.

Schwarzschild, Karl (1873-1916), de Frankfurt a. M., uno de los astrónomos más geniales de la época moderna. Siendo estudiante publicó ya algunos trabajos científicos. Estudió de 1891 a 1896 en Estrasburgo y Munich, en cuya Universidad obtuvo el título de doctor en 1896. Después fué durante algunos años ayudante del observatorio de v. Kuffner, en Viena. En 1901 fué nombrado director del observatorio de Göttingen y en 1909 del observatorio astrofísico de Potsdam. En 1916 falleció a consecuencia de una enfermedad contraída durante la guerra. Trabajó en casi todas las ramas de la Astronomía; los resultados más importantes se refieren a la fotometría fotográfica, la «Göttinger Aktinometrie», la óptica geométrica, los movimientos propios de las estrellas (hipótesis elipsoidal), la estadística estelar y la física teórica. Schwarzschild colaboró en las ediciones alemanas 4.^a y 5.^a de esta obra.

TABLAS DE ELEMENTOS

I. Elementos de los grandes planetas

Nombre	Movimiento medio diario	Revolución sidérea en días medios	Distancia media del Sol		Excentricidad
			unidades astronómicas	millones de kilómetros	
Mercurio	14732,42	87,969	0,38710	58	0,20561
Venus	5767,67	224,701	0,72333	108	0,00682
Tierra	3548,19	365,256	1,00000	149	0,01675
Marte	1886,52	686,980	1,52368	228	0,09331
Júpiter	299,13	4332,589	5,20256	778	0,04833
Saturno	120,45	10759,23	9,55475	1428	0,05589
Urano	42,23	30688,45	19,21814	2873	0,04634
Neptuno	21,53	60181,3	30,10957	4501	0,00900

Nombre	Longitud del perihelio	Longitud del nodo ascendente	Inclinación	* Longitud media
Mercurio	75° 53' 50"	47° 8' 41"	7° 0' 11"	182° 16' 17"
Venus	130 8 26	75 47 17	3 23 37	344 22 11
Tierra	101 13 7	0 0 0	0 0 0	100 40 57
Marte	334 13 6	48 47 12	1 51 1	294 15 53
Júpiter	12 43 15	99 26 36	1 18 31	238 7 57
Saturno	91 5 54	112 47 25	2 29 33	266 35 52
Urano	171 32 55	73 28 38	0 46 21	244 12 33
Neptuno	46 43 38	130 40 53	1 46 45	84 27 50

Nombre	Diámetro ecuatorial a la distancia 1	Diámetro ecuatorial (Tierra = 1)	Diámetro ecuatorial Km	Achatamiento	Masa		Densidad	Gravedad en el ecuador	Período de rotación	Albedo
					Sol = 1	Tierra = 1				
Mercurio	6,5	0,37	4700	0	$\frac{1}{8000000}$	0,06	1,1	0,41	88d ?	0,07
Venus	17,0	0,97	12300	0	$\frac{1}{408000}$	0,82	0,91	0,88	225d ?	0,59
Tierra	17,6	1	12756	$\frac{1}{293}$	$\frac{1}{333432}$	1	1	1	23h 56m 4s	0,45
Marte	9,5	0,54	6900	$\frac{1}{260}$	$\frac{1}{3093500}$	0,11	0,69	0,37	24 37 23	0,15
Júpiter	196	11,14	142000	$\frac{1}{17}$	$\frac{1}{1047,355}$	318,36	0,25	2,53	9 50	0,56
Saturno	165	9,4	120000	$\frac{1}{10}$	$\frac{1}{3501,6}$	95,22	0,13	1,06	10 14	0,63
Urano	70	4,0	50700	?	$\frac{1}{22869}$	14,58	0,23	0,92	11	0,63
Neptuno	75	4,3	54400	?	$\frac{1}{19314}$	17,26	0,22	0,95	?	0,73
Sol	31' 59,3	109,05	1391000	0	1	333432	0,26	27,9	25d - 27d	—

Los elementos de los grandes planetas y de los satélites son los del «Annuaire du Bureau des Longitudes» (para 1920), los de los pequeños planetas del «Berliner Astronomisches Rechen-Institut». Los elementos de las órbitas de los grandes planetas están dados para el 1.º de enero de 1900 a 0^h de tiempo medio de Greenwich, y los de los pequeños planetas para el 1.º de enero de 1925. La paralaje del Sol es 8",80.

II. Elementos de algunos pequeños planetas

Número y nombre	Año del descubrimiento	Descubridor	Semiteje mayor	Revolución sidérea en días	Excentricidad	Inclinación	Longitud del nodo	Longitud del perihelio
(1) Ceres . . .	1801	Piazzi . . .	2,767	1681	0,077	10,6 ^o	80,9	149,6 ^o
(2) Pallas . . .	1802	Olbers . . .	2,771	1685	0,238	34,7	173,1	122,1
(3) Juno . . .	1804	Harding . . .	2,670	1593	0,256	13,0	171,0	56,0
(4) Vesta . . .	1807	Olbers . . .	2,362	1326	0,089	7,1	104,3	251,5
(5) Astraea . . .	1845	Hencke . . .	2,576	1510	0,191	5,3	141,9	135,3
(6) Hebe . . .	1847	Hencke . . .	2,426	1380	0,201	14,8	139,0	15,9
(7) Iris . . .	1847	Hind . . .	2,386	1346	0,231	5,5	260,9	42,4
8) Flora . . .	1847	Hind . . .	2,201	1193	0,157	5,9	111,3	34,0
(9) Metis . . .	1848	Graham . . .	2,387	1347	0,123	5,6	69,4	72,0
(10) Hygiea . . .	1849	de Gasparis	3,137	2029	0,116	3,8	285,9	231,3
(20) Massalia . . .	1852	de Gasparis	2,409	1366	0,144	0,7	207,1	100,8
(31) Euphrosyne . . .	1854	Ferguson . . .	3,160	2051	0,214	26,5	31,8	91
(164) Eva . . .	1876	P. Henry . . .	2,633	1560	0,348	24,3	77,6	359,9
(183) Istria . . .	1878	Palisa . . .	2,792	1704	0,349	26,4	143,1	45,5
(208) Lacrimosa . . .	1879	Palisa . . .	2,894	1798	0,015	1,8	5,8	111,0
(279) Thule . . .	1888	Palisa . . .	4,302	3260	0,064	2,4	75,5	296,3
(323) Brucia . . .	1891	Wolf . . .	2,158	1158	0,275	19,3	97,5	29,8
(330) Adalberta . . .	1892	Wolf . . .	2,089	1103	0,000	20,0	359,2	—
(398) Admete . . .	1894	Charlois . . .	2,739	1655	0,223	9,5	281,0	77,1
(433) Eros . . .	1898	Witt . . .	1,458	643	0,223	10,8	303,8	121,6
(434) Hungaria . . .	1898	Wolf . . .	1,944	990	0,074	22,5	174,9	297,8
(468) Lina . . .	1901	Wolf . . .	3,131	2024	0,197	0,5	20,8	351,3
(475) Oclo . . .	1901	Stewart . . .	2,595	1527	0,384	18,6	35,6	338,0
(508) Princetonia . . .	1903	Dugan . . .	3,160	2052	0,012	13,4	45,5	207,1
(525) Adelaide . . .	1904	Wolf . . .	3,340	2229	0,371	3,2	126,1	47,6
(531) Zerlina . . .	1904	Wolf . . .	2,802	1713	0,189	34,5	198,0	251,9
(588) Achilles . . .	1906	Wolf . . .	5,238	4380	0,150	10,3	315,8	81,4
(594) Mireille . . .	1906	Wolf . . .	2,627	1555	0,351	32,7	155,3	231,8
(617) Patroklos . . .	1906	Kopff . . .	5,183	4310	0,143	22,1	43,7	345,9
(624) Hektor . . .	1907	Kopff . . .	5,249	4392	0,030	18,2	342,2	154,3
(637) Chrysothemis . . .	1907	Metcalfe . . .	3,180	2072	0,128	0,3	357,8	170,2
(659) Nestor . . .	1908	Wolf . . .	5,193	4323	0,105	4,5	350,2	322,1
(679) Pax . . .	1909	Kopff . . .	2,586	1519	0,311	24,4	112,8	17,8
99) Hela . . .	1910	Heffrich . . .	2,612	1542	0,412	15,2	244,2	332,9
(714) [1911 LW]. . .	1911	Heffrich . . .	2,535	1474	0,052	14,4	234,0	102,2
(719) Albert . . .	1911	Palisa . . .	2,585	1518	0,541	10,8	185,7	337,7
(884) Priamus . . .	1917	Wolf . . .	5,256	4402	0,118	8,9	300,8	270,3
(887) Alinda . . .	1918	Wolf . . .	2,533	1473	0,533	9,0	111,0	98,8
(911) [1919 FD]. . .	1919	Reinmuth . . .	5,155	4274	0,086	21,9	337,0	55,8
(914) [1919 FN]. . .	1919	Wolf . . .	2,454	1404	0,216	25,4	255,9	302,5

III. Elementos más importantes de los satélites

LUNA

Revolución sidérea	d 27,32166	Distancia a la Tierra en kiló- metros	384400
» trópica	27,32158		
» sinódica	29,53059	Diámetro medio	31' 3",7
» draconítica	27,2122	» en kilómetros	3470
» del perigeo	3232,6	Masa	0,0123
» de los nodos	6793,5	Superficie	0,0758
Movimiento medio en longitud, en días medios	13° 10 35",0	Volumen	0,0203
Inclinación de la órbita	5 8 43	Densidad	0,61
» del ecuador de la Luna	1 31 22	Libración geocéntrica máxima en longitud	7° 54'
Excentricidad de la órbita	0,054901	Libración geocéntrica máxima en latitud	6 50
Distancia a la Tierra, en radios ecuatoriales	60,267	Máximo total de libración	11 25
		Superficie invisible	0,410

SATÉLITES DE MARTE

	Phobos	Deimos
	d	d
Revolución sidérea	0,319	1,262
Semieje mayor	2,77	6,95
Excentricidad de la órbita	0,0	0,0
Inclinación	2°0	2°0

SATÉLITES DE JÚPITER

	I	II	III	IV	V	VI	VII	VIII	IX
Revolución sidérea	d 1,769	d 3,551	d 7,155	d 16,689	d 0,498	d 251	d 260	d 739	d 804
Semieje ma- yor	5,91	9,40	14,99	26,36	2,53	160	164	329	351
Excentrici- dad de la órbita	0,00	0,00	0,00	0,01	0,01	0,16	0,21	0,38	0,16
Inclinación	0°	0°	0°	0°	0°	31°	30°	145°	154°
Masa (Júpi- ter = 1).	0,000045	0,000025	0,000080	0,000045	—	—	—	—	—

SATÉLITES DE SATURNO

	Mimas	Enceladus	Tethys	Dione	Rhea	Titan	Themis	Hyperion	Japetus	Phoebe
Revolución sidérea.	d 0,942	d 1,370	d 1,888	d 2,737	d 4,517	d 15,95	d 20,85	d 21,28	d 79,33	d 550,47
Semieje mayor . . .	3,07	3,94	4,88	6,24	8,72	20,22	24,17	24,49	58,91	214,4
Excentricidad de la órbita	0,019	0,005	0,000	0,002	0,001	0,029	0,23	0,104	0,029	0,166
Inclinación	2°	0°	1°	0°	0°	0°	11°	1°	14°	149°

SATÉLITES DE URANO

	Ariel	Umbriel	Titania	Oberon
Revolución sidérea	d 2,520	d 4,144	d 8,706	d 13,463
Semieje mayor	7,71	10,75	17,63	23 57
Excentricidad de la órbita	0,0	0,0	0,0	0,0
Inclinación respecto a la eclíptica	98°	98°	98°	98°

SATÉLITE DE NEPTUNO

Revolución sidérea	d 5,877
Semieje mayor	13 33
Excentricidad de la órbita	0,0
Inclinación respecto a la eclíptica	139°

Nota: Los semiejes mayores están expresados tomando como unidad los semiejes mayores de los planetas correspondientes. Las inclinaciones de la Luna y de los satélites de Urano y Neptuno se dan con relación a la eclíptica y las de los demás satélites respecto al ecuador de sus planetas principales.

IV. Elementos de los

Designación	Descubridor	Paso por el perihelio	Longitud del perihelio		Longitud del nodo		Inclinación	
1680	Kirch	18 Diciembre	262°	49'	272°	9'	60°	40'
1729	Sarabat	16 Junio	321	3	310	37	77	4
1744	Klinkenberg	1 Marzo	197	12	45	45	47	7
1770 I	Messier.	13 Agosto	356	17	131	59	1	34
1807	Varios	18 Septiembre	270	55	266	47	63	10
1811 I	Flaugergues.	12 Septiembre	75	1	140	25	73	3
1819 IV	Blanpain	20 Noviembre	67	33	77	27	9	6
1823	En Suiza	9 Diciembre	274	33	303	3	76	12
1826 V	Pons.	18 Noviembre	315	31	235	7	89	22
1843 I	Varios	27 Febrero	278	42	1	20	35	40
1858 VI	Donati	29 Septiembre	36	13	165	19	63	2
1860 I	Liais	16 Febrero	173	50	324	4	79	40
1861 I	Thatcher	3 Junio	243	22	29	56	79	46
1861 II	Tebbutt	11 Junio	249	5	278	59	85	26
1862 III	Tuttle	22 Agosto	344	42	137	27	66	26
1866 I	Tempel.	11 Enero	60	28	231	26	17	18
1874 III	Coggia.	9 Julio	271	6	118	44	66	21
1880 I	Varios	27 Enero	279	51	6	6	35	21
1881 III	Tebbutt	16 Junio	265	13	270	58	63	25
1881 V	Denning	13 Septiembre	18	28	65	57	6	51
1882 I	Wells	10 Junio	53	56	204	56	73	49
1882 II	Varios	17 Septiembre	276	26	346	1	38	0
1885 II	Barnard	5 Agosto	270	44'	92	17	80	39
1886 I	Fabry	6 Abril	162	57	36	22	82	37
1887 I	Varios	11 Enero	266	17	324	38	51	32
1888 I	Sawerthal.	17 Marzo	245	18	245	23	42	15
1889 II	Barnard	10 Junio	74	38	310	43	16	9
1893 II	Rordame	7 Julio	290	13	337	21	20	2
1895 IV	Perrine.	18 Diciembre	47	50	320	31	38	23
1898 VII	Coddington	14 Septiembre	307	15	73	59	69	56
1899 I	Swift	12 Abril	16	17	24	59	33	45
1903 II	Giacobini	22 Marzo	123	13	117	28	43	54
1905 IV	Kopff	17 Octubre	140	53	342	19	4	16
1907 IV	Daniel	3 Septiembre	77	24	143	3	8	58
1908 III	Morehouse	25 Diciembre	291	32	103	10	39	49
1910 I	Varios	17 Enero	127	52	88	46	41	13
1914 III	Neujmin	24 Julio	283	18	270	19	71	1
1916 II	Neujmin	11 Marzo	161	14	327	31	10	40
1917 III	Wolf	16 Junio	303	54	183	18	25	40
1922 b	Skjellerup.	15 Mayo	210	29	215	20	17	35

cometas principales

Distancia del perihelio	Excentricidad	Periodo (en años)	Sentido del movimiento	Visibilidad (semanas)	Calculista
0,0062	0,999985	8816	D.	19	Encke
4,0505	1	—	D.	25	Hind
0,2222	1	—	D.	12	Plummer
0,6744	0,7861	5,6	D.	16	Leverrier
0,6461	0,9955	1713	D.	28	Bessel
1,0354	0,9951	3094	R.	73	Herz
0,8923	0,6988	5,1	D.	8	Lagarde
0,2267	1	—	R.	13	Hnatek
0,0269	1	—	R.	11	Hnatek
0,0055	0,9999	512	R.	7	Kreutz
0,5785	0,9963	1950	R.	39	Hill
1,1989	1	—	D.	2	Pechüle
0,9207	0,9835	415	D.	22	Oppolzer
0,8224	0,9851	409	D.	50	Kreutz
0,9626	0,9604	119,6	R.	14	Hayn
0,9765	0,9054	33,2	R.	7	Oppolzer
0,6758	0,9988	13700	D.	26	Hepperger
0,0055	1	—	R.	2	Kreutz
0,7345	0,9959	2428	D.	38	Riem
0,7253	0,8284	8,7	D.	7	Matthiessen
0,0608	0,999995	—	D.	21	Rebeur-Paschwitz
0,0078	0,9999	772	R.	39	Kreutz
2,5078	1,0029	—	D.	8	Berberich
0,6424	1,0004	—	D.	34	Redlich
0,0097	1	—	R.	2	Kreutz
0,6988	0,9958	2182	D.	29	Tennant
2,2553	0,9995	—	R.	73	Millosevich
0,6745	0,9995	44400	R.	26	Kromm
0,1920	1	—	R.	37	Aitken
1,7016	1,0010	—	D.	65	Merfield
0,3266	1,0003	—	R.	23	Wedemeyer
2,7743	1	—	D.	29	Aitken
3,3393	1	—	D.	182	Weiss
0,5125	1	—	D.	55	Kritzinger
0,9448	1	—	R.	33	Kobold
0,1290	1	—	R.	26	Mello y Simas
3,7429	1	—	D.	26	Crawford, Shane
1,3412	0,5696	5,50	D.	15	Braae
1,6868	1	—	D.	95	Crawford, Alter
0,8887	0,7013	5,13	D.	11	Merton

V. Elementos de los cometas periódicos

Nombre	Paso por el perihelio		Longitud del perihelio		Longitud del nodo ascendente		Inclinación	
			°	'	°	'	°	'
1 Encke	13 Julio	1921	159°	19'	334°	35'	12°	31'
2 Tempel	10 Junio	1920	307	29	120	48	12	47
3 Brorsen	30 Marzo	1879	116	14	101	19	29	23
4 Tempel.—L. Swift	4 Octubre	1908	44	0	290	19	5	27
5 Winnecke	12 Junio	1921	268	22	98	2	18	50
6 De Vico—E. Swift	12 Octubre	1894	345	23	48	48	2	58
7 Tempel	7 Mayo	1879	238	16	78	46	9	46
8 Perrine	31 Octubre	1909	49	9	242	18	15	41
9 Giacobini	2 Noviembre	1913	7	22	195	52	30	44
10 D'Arrest	16 Septiembre	1910	320	10	146	22	15	47
11 Kopff	28 Junio	1919	283	33	263	49	8	42
12 Biela	23 Septiembre	1852	109	8	245	52	12	33
13 Finlay	15 Octubre	1919	5	10	46	55	3	23
14 Wolf	16 Diciembre	1918	19	39	206	43	25	18
15 Holmes	14 Marzo	1906	346	3	331	46	20	49
16 Borrelly	16 Noviembre	1918	69	25	77	2	30	29
17 Brooks	6 Diciembre	1903	1	42	18	4	6	4
18 Faye	1 Noviembre	1910	45	32	206	15	10	36
19 Schaumasse	20 Octubre	1919	136	29	90	41	14	43
20 Tuttle	28 Octubre	1912	116	25	269	34	55	0
21 Westphal	26 Noviembre	1913	43	51	346	47	40	52
22 Brorsen—Metcalf	16 Octubre	1919	80	20	310	49	19	12
23 Pons—Brooks	25 Enero	1884	93	17	254	6	74	3
24 Olbers	8 Octubre	1887	149	53	84	32	44	34
25 Halley	19 Abril	1910	305	34	57	16	17	47

VI. Estrellas variables

Esta lista comprende todas las estrellas variables que lo son de un modo indudable y cuyo máximo alcanza por lo menos la 6.^a magnitud; los datos han sido tomados de las «Efemérides de estrellas variables para 1921», de Hartwig. Se dividen en clases de la manera siguiente: Clase II, estrellas Mira Ceti; III, estrellas variables irregulares; IV, estrellas δ Cephei y ζ Geminorum; V, variables de eclipse (estrellas tipo Algol y β Lyrae).

Designación	1900,0		Oscilación del brillo		Período	Espectro	Clase	Descubrimiento	
	AR	D						Nombre	Año
	h m	° ' "	M	M	d				
<i>T</i> Ceti	0 16,7	- 20 37	5,4	- 6,9	162 ?	Mb	III	Chandler . .	1881
<i>R</i> Andromedae	18,8	+ 38 1	5,6	- 14,0	411	Md	II	(Bonn). . . .	1858
α Cassiopejæ	34 8	+ 55 59	2,1	- 2,6		K	III	Birt	1831
δ Cassiopejæ	1 19,3	+ 59 43	3,0	- 3,1	759 ?	A5	V	Guthnick . .	1915
α Ursæ minoris	22,6	+ 88 46	2,3	- 2,4	3,9681	F5	IV	Hertzsprung	1911
<i>RR</i> Arietis	50,3	+ 23 5	5,9	- 6,5	70 ?	K	III ?	Hornig	1914
θ Ceti	2 14,3	- 3 25	2,0	- 9,6	331	Md	II	Fabricius . .	1596
<i>R</i> Trianguli	31,0	+ 33 50	5,3	- 12,0	265	Md	II	Fleming . . .	1890
<i>SU</i> Cassiopejæ	43,0	+ 68 28	5,9	- 6,3	1,9498	F5	IV	Müller y Kempf.	1906
<i>R</i> Horologii	50,6	- 50 18	4,0	- 10,2	398	Md	II	Fleming . . .	1892
ρ Persei	58,8	+ 38 27	3,3	- 4,1		Mb	III	Schmidt . . .	1854
β Persei	3 1,7	+ 40 34	2,3	- 3,5	2,8673	B8	V	Montanari . .	1667
λ Tauri	55,1	+ 12 12	3,8	- 4,2	3,9529	B3	V	Baxendell . .	1848
<i>R</i> Doradus	4 35,6	- 62 16	4,8	- 7,0	345	Mc	II	Gould	1874

cuya reparación ha sido observada

Semieje mayor	Excentricidad	Mínima distancia al Sol	Máxima distancia al Sol	Revolución sidérea en años	Sentido del movimiento	Calculista
2,218	0,847	0,340	4,10	3,303	D.	Matkiewitsch
3,009	0,562	1,317	4,70	5,218	D.	Scagrave
3,102	0,810	0,590	5,61	5,463	D.	Lamp
3,184	0,638	1,153	5,22	5,681	D.	Maubant
3,232	0,678	1,041	5,42	5,811	D.	Crawford
3,249	0,571	1,392	5,11	5,855	D.	Seares
3,295	0,462	1,771	4,82	5,982	D.	Gautier
3,467	0,662	1,173	5,76	6,454	D.	Kobold
3,487	0,720	0,976	6,00	6,510	D.	Ebell
3,498	0,637	1,270	5,73	6,542	D.	Leveau
3,513	0,514	1,707	5,32	6,584	D.	Ebell
3,524	0,756	0,859	6,19	6,615	D.	Santini [Cummings]
3,550	0,715	1,013	6,09	6,688	D.	Crawford, Fairfield,]
3,585	0,559	1,582	5,59	6,788	D.	Kamenski
3,609	0,412	2,122	5,10	6,857	D.	Zwiers
3,626	0,615	1,396	5,86	6,904	D.	Tolnay
3,694	0,470	1,958	5,43	7,101	D.	Bauschinger
3,810	0,566	1,655	5,97	7,438	D.	Mayer, Levi
3,997	0,718	1,168	6,83	7,991	D.	Schaumasse
5,285	0,806	1,028	9,54	12,149	D.	Fayet, Schaumasse
15,619	0,920	1,254	29,98	61,730	D.	Viljev
16,833	0,971	0,485	33,18	69,060	D.	Duckert
17,237	0,955	0,776	33,70	71,56	D.	Schulhof, Bossert
17,411	0,931	1,199	33,62	72,65	D.	Ginzl
17,945	0,967	0,587	35,31	76,02	R.	Cowell, Crommelin

Designación	1900,0		Oscilación del brillo		Periodo	Espectro	Clase	Descubrimiento	
	AR	D	M	M				Nombre	Año
ϵ Aurigae . . .	4 54,8	+ 43 40	3,3	— 4,1	9905	F5p	V	Fritsch . . .	1821
<i>R</i> Leporis . . .	55,0	— 14 57	6,0	— 10,4	436	N	II	Schmidt . . .	1855
<i>W</i> Orionis . . .	5 02	+ 1 2	5,9	— 7,7		N	III	Espin y otros	1894
<i>VV</i> Orionis . . .	28,5	— 1 14	5,2	— 5,6	1,4854	B2	V	Miller Barr .	1903
α Orionis . . .	49,8	+ 7 23	0,5	— 1,1		Ma	III	J. Herschel .	1840
<i>U</i> Orionis . . .	49,9	+ 20 10	5,8	— 12,1	374	Md	II	Gore	1885
β Aurigae . . .	5 52,2	+ 44 56	2,3	— 2,4	3,9601	A	V	Stebbins . . .	1911
η Geminorum .	6 8,8	+ 22 32	3,3	— 4,2	232	Ma	III	Schmidt . . .	1865
<i>T</i> Monocerotis .	19,8	+ 7 8	6,0	— 6,8	27,0122	G5	IV	Gould	1871
<i>BL</i> Orionis . . .	19,8	+ 14 47	4,7	— 6,6		N	III?	Birmingham	1873
<i>RT</i> Aurigae . . .	22,1	+ 30 33	5,0	— 5,9	3,7282	G	IV	Astbury . . .	1905
<i>WW</i> Aurigae . . .	25,9	+ 32 32	6,0	— 6,5	1,2625	A	V	Schwab	1918
ζ Geminorum .	58,2	+ 20 43	3,7	— 4,1	10,1538	G	IV	Schmidt . . .	1847
L_2 Puppis . . .	7 10,5	— 44 29	3,3	— 6,3	140	Md	II	Gould	1872
<i>R</i> Canis majoris .	14,9	— 16 12	5,8	— 6,4	1,1359	F	V	Sawyer	1887
<i>U</i> Monocerotis .	26,0	— 9 34	5,7	— 7,2		G5	III	Gould	1873
<i>V</i> Puppis	55,4	— 48 58	4,1	— 4,8	1,4545	B1	V	Williams . . .	1886
<i>RS</i> Cancri	9 4,6	+ 31 22	5,4	— 6,6		Mc	III?	Pickering . .	1903
<i>N</i> Velorum	28,2	— 56 36	3,4	— 4,2		K5	III	Gould	1872
<i>R</i> Carinae	29,7	— 62 21	4,7	— <10	309	Md	II	Gould	1871
<i>R</i> Leonis	42,2	+ 11 54	5,0	— 10,2	313	Md	II	Koch	1782
<i>l</i> Carinae	42,5	— 62 3	3,6	— 5,0	35,52	G	IV	Gould	1871

Designación	1900,0		Oscilación del brillo		Período	Espectro	Clase	Descubrimiento	
	AR	D	M	M				Nombre	Año
<i>SY Ursae majoris</i>	h m 9 49,2	° + 50 18	M 5,2	M 6,3	d 257 ?	A2	?	Müller y Kempf.	1902
<i>S Carinae</i>	10 6,2	- 61 4	5,8	9,3	149	Md	II	Gould	1871
<i>U Ursae majoris</i>	8,2	+ 60 29	6	6,5		Ma	III	Fleming	1898
<i>U Antliae</i>	30,8	- 39 3	5,7	6,5		N	III	Wells	1901
<i>U Hydrae</i>	32,6	- 12 52	4,8	6,7		N	III	Gould	1871
<i>R Ursae majoris</i>	37,6	+ 69 18	5,9	13,1	301	Md	II	Pogson	1853
η Argus (Carinae)	41,2	- 59 10	>1	7,8		Pec	III	Burchell	1827
<i>R Corvi</i>	12 14,5	- 18 42	5,9	12,5	319	Md	III	Karlinski	1867
<i>S Centauri</i>	19,2	- 48 53	6	< 7		R	III	Fleming	1889
<i>T Ursae majoris</i>	31,8	+ 60 2	5,5	12,7	257	Md	II	(Bonn)	1860
<i>Y Can. ven</i>	40,4	+ 45 59	4,8	6,0		N	III	Schmidt	1873
<i>R Hydrae</i>	13 24,2	- 22 46	3,5	10,1	403	Md	II	Maraldi	1704
<i>T Centauri</i>	36,0	- 33 6	5,6	9,0	90	Md	II	Markwick	1894
δ Apodis	55,6	- 76 19	5,5	6,6		Mb	III ?	Gould	1879
<i>R Centauri</i>	14 9,4	- 59 27	5,3	13,0	568	Md	II	Gould	1871
<i>R Bootis</i>	32,8	+ 27 10	5,9	12,2	223	Md	II	Argelander	1858
<i>R Apodis</i>	46,5	- 76 15	5,0	6,2		K2	III	Gould	1873
δ Librae	55,6	- 8 7	5,0	5,9	2,3273	A	V	Schmidt	1859
<i>R Coronae bor.</i>	15 44,4	+ 28 28	5,8	< 13,8		Fp	III	Pigott	1795
<i>R Serpentis</i>	46,1	+ 15 26	5,8	< 13,0	357	Md	II	Harding	1826
<i>X Herculis</i>	59,6	+ 47 31	5,8	7,2		Mc	III	Gore	1890
<i>g Herculis</i>	16 25,4	+ 42 6	4,7	5,5		Mb	III	Baxendell	1857
<i>S Herculis</i>	47,3	+ 15 7	5,9	13,1	308	Md	II	Schönfeld	1856
<i>R Ophiuchi</i>	17 2,0	- 15 58	6,0	< 13,5	302	Md	II	Pogson	1853
α Herculis	10,1	+ 14 30	3,1	3,9		Mb	III	Herschel	1795
<i>U Ophiuchi</i>	11,4	+ 1 19	6,0	6,8	1,6774	B8	V	Gould	1871
<i>u Herculis</i>	13,6	+ 33 12	4,8	5,3	2,0510	B3	V	Schmidt	1869
<i>X Sagittarii</i>	41,3	- 27 48	4,4	5,0	7,0119	F8	IV	Schmidt	1866
<i>W Sagittarii</i>	58,6	- 29 35	4,3	5,1	7,5946	F8	IV	Schmidt	1866
σ Herculis	18 3,6	+ 28 45	4,1	4,4		A	?	Schwab	1878
<i>Y Sagittarii</i>	15,5	- 18 54	5,8	6,6	5,7734	F5	IV	Sawyer	1886
<i>d Serpentis</i>	22,1	+ 0 8	4,9	5,6		A	?	Yendell	1894
<i>R Scuti</i>	42,2	- 5 49	4,5	9		Kp	III	Pigott	1795
β Lyrae	46,4	+ 33 15	3,4	4,1	12,9080	B2p	V	Goodricke	1784
γ Pavonis	46,6	- 67 21	3,8	5,2	9,0915	F5	IV	Thome	1872
<i>R Lyrae</i>	52,3	+ 43 49	4,2	5,1		Mb	III	Baxendell	1856
<i>R Cygni</i>	19 34,1	+ 49 59	5,9	13,8	426	Pec	II	Pogson	1852
λ Cygni	46,7	+ 32 40	4,2	13,2	405	Md	II	Kirch	1686
η Aquilae	47,4	+ 0 45	3,7	4,3	7,1764	G	IV	Pigott	1784
<i>S Sagittae</i>	51,5	+ 16 22	5,4	6,1	8,3816	G	IV	Gore	1885
<i>T Vulpeculae</i>	20 47,2	+ 27 52	5,5	6,4	4,4355	F	IV	Sawyer	1885
<i>T Cephei</i>	21 8,2	+ 68 5	5,2	10,8	387	Md	II	Ceraski	1878
<i>Y Pavonis</i>	15,2	- 70 10	5,7	8,5		N	III ?	Fleming	1908
<i>W Cygni</i>	32,2	+ 44 56	5,4	7,0	131	Mc	III	Gore	1885
μ Cephei	40,4	+ 58 19	4,0	4,8		Ma	III	Hind	1848
δ Cephei	22 25,4	+ 57 54	3,6	4,3	5,3664	G	IV	Goodricke	1784
ρ Cassiopejae	22 49,4	+ 56 57	4,4	5,1		F8p	III ?	Wells	1901
<i>R Cassiopejae</i>	53,3	+ 50 50	4,8	13,2	432	Md	II	Pogson	1853

VII. Estrellas dobles

La tabla comprende la denominación de las estrellas dobles, la magnitud de cada componente, así como las distancias y ángulos de posición, con la época de estas determinaciones.

	Denominación	1900		Magnitud	Distancia	Ángulo de posición	Época
		AR	D				
O	3062 Cassiopejæ	^{h m} 0 1,0	+ 57 53	^{M M} 7 8	1,6	17°	1919,7
	36 51 Piscium	27,2	+ 6 24	5 9	27,2	82	1914,9
	395 82 Ceti	32,2	- 25 19	6 6	0,8	110	1914,8
	46 55 Piscium	34,7	+ 20 54	5 8	6,5	193	1915,7
	60 η Cassiopejæ AB	43,0	+ 57 17	4 7	7,1	254	1917,8
	20 66 Piscium	49,3	+ 18 38	6 7	0,5	299	1919,1
	73 36 Andromedæ	49,6	+ 23 5	6 7	0,7	47	1919,1
	99 φ Piscium	1 8,3	+ 24 3	4 $\frac{1}{2}$ 10	7,9	227	1916,8
	100 ζ Piscium	8,5	+ 7 3	4 5 $\frac{1}{2}$	23,8	63	1914,9
	O	113 42 Ceti	14,7	- 1 2	6 7	1,5	359
93 Polaris		22,6	+ 88 46	2 9	18,2	216	1914,7
180 γ Arietis		48,0	+ 18 48	5 5	8,2	0	1916,0
202 α Piscium		56,9	+ 2 17	4 5	2,6	313	1916,0
205 γ Andromedæ AB		57,8	+ 41 51	3 5	10,4	64	1915,1
38 BC				5 6	0,5	113	1918,8
227 ι Trianguli		2 6,6	+ 29 50	5 7	3,8	73	1918,5
228 259 Andromedæ		7,6	+ 47 1	7 8	0,6	116	1918,0
262 ι Cassiopejæ AB		20,8	+ 66 57	4 7	2,2	252	1915,5
295 84 Ceti		36,1	- 1 8	6 9	4,7	319	1916,8
O	299 γ Ceti	38,1	+ 2 49	4 6	3,0	294	1918,1
	333 ε Arietis	53,5	+ 20 57	5 5 $\frac{1}{2}$	1,3	203	1918,1
	470 32 Eridani	3 49,2	- 3 14	4 6	6,9	348	1915,5
	471 ε Persei	51,1	+ 39 43	3 8	8,9	10	1916,1
	654 ρ Orionis	5 8,1	+ 2 45	5 8	6,8	62	1915,0
	668 β Orionis AB	9,7	- 8 19	1 8	9,7	202	1916,1
O	696 23 Orionis	17,6	+ 3 27	5 7	32,0	28	1915,0
	738 λ Orionis AB	29,6	+ 9 52	4 6	3,3	43	1917,0
	748 θ^1 Orionis AB	30,4	- 5 27	7 8	8,6	34	1914,9
	CD			5 6	13,2	62	1914,9
O	774 ζ Orionis AB	35,7	- 2 0	2 4	2,3	157	1918,1
	948 12 Lyncis AB	6 37,4	+ 59 33	5 6	1,8	110	1915,2
O	Sirius	40,7	- 16 35	1 10	11,0	71	1918,1
	1066 δ Geminorum	7 14,2	- 22 10	3 $\frac{1}{2}$ 8	6,9	210	1918,1
	1110 Castor	28,2	+ 32 6	2 3	5,1	218	1918,2
O	1196 ζ Cancræ AB	8 6,5	+ 17 57	5 6	0,8	190	1918,3
	AC			5 5 $\frac{1}{2}$	5,2	112	1918,3
O	1273 ε Hydræ AC	41,5	+ 6 47	3 $\frac{1}{2}$ 7	3,1	244	1917,3
	1334 38 Lyncis	9 12,6	+ 37 14	4 6	2,8	234	1917,1
	1356 ω Leonis	23,1	+ 9 30	6 7	1,0	127	1918,3
	1424 γ Leonis	10 14,5	+ 20 21	2 $\frac{1}{2}$ 3 $\frac{1}{2}$	3,9	117	1919,3
	1466 35 Sextantis	38,1	+ 5 16	6 7	6,8	240	1915,0

Denominación	1900		Magnitud	Distancia	Angulo de posición	Época	
	AR	D					
Σ 1523 ξ Ursae majoris . . .	^h 11 12,8	+ 32° 6'	^M 4 1/2	^M 5	3,1	106°	1919,2
Σ 1579 65 Ursae majoris AB.	49,9	+ 47 2	6	8	3,7	37	1911,3
Σ 1596 γ Comae Berenices . . .	59,2	+ 22 0	6	7 1/2	3,7	238	1913,3
Σ 1657 24 Comae Berenices . . .	12 30,1	+ 18 56	4 1/2	6	20,3	271	1915,3
Σ 1670 γ Centauri	36,0	- 48 25	4	4	0,8	342	1919,3
Σ 1687 35 Comae Ber. AB . . .	36,6	- 0,54	3 1/2	3 1/2	5,9	143	1919,4
Σ 1744 ζ Ursae majoris . . .	48,4	+ 21 48	5	8	0,9	98	1919,4
Σ 1744 ζ Ursae majoris . . .	13 19,9	+ 55 27	2	4	14,4	150	1919,4
$O\Sigma$ 269 Canes venatici	28,4	+ 35 25	6 1/2	7	0,4	217	1912,4
Σ 1777 84 Virginis	38,1	+ 4 2	6	8	3,2	231	1913,3
Σ 1865 ζ Bootis	14 32,8	- 60 25	1	1	15,8	220	1917,5
Σ 1877 ε Bootis	36,4	+ 14 9	3 1/2	4	0,9	137	1919,5
Σ 1877 ε Bootis	40,6	+ 27 30	3	5	2,7	332	1919,4
Σ 1879 Bootis	41,4	+ 10 4	8	8 1/2	0,7	120	1913,4
Σ 1909 i Bootis	15 0,5	+ 48 3	5	6	3,7	245	1919,4
Σ 1954 γ Lupi	28,5	- 40 50	4 1/2	4 1/2	0,2	77	1917,5
Σ 1954 δ Serpentis	30,0	+ 10 52	4	5	3,9	183	1919,5
$O\Sigma$ 298 Bootis	32,5	+ 40 8	7	7 1/2	1,1	199	1918,4
Σ 1967 γ Coronae bor	38,5	+ 26 37	4	7	0,7	113	1919,5
Σ 1998 ξ Scorpii AB	58,9	- 11 6	5	5 1/2	1,0	179	1919,5
Σ 2140 α Herculis	17 10,1	+ 14 30	3 1/2	5 1/2	4,7	112	1915,9
Σ 2161 ρ Herculis	20,2	+ 37 14	4 1/2	5 1/2	3,9	313	1914,9
Σ 2173 221 Ophiuchi	25,2	- 0 58	6	6	0,8	156	1918,6
Σ 2220 μ^1 Herculis BC	42,5	+ 27 47	10 1/2	11	0,9	224	1919,6
Σ 2272 70 ρ Ophiuchi	18 0,4	+ 2 31	4	6	5,4	135	1919,4
Σ 2272 99 Herculis	3,2	+ 30 33	6	11	1,5	350	1919,6
Σ 2382 ε Lyrae	41,0	+ 39 34	5	6	3,0	11	1919,4
Σ 2383 δ Lyrae	41,1	+ 39 30	5	5 1/2	2,2	120	1919,4
Σ App. I. 38 ζ Lyrae AD	41,3	+ 37 30	4	6	43,7	149	1914,7
Σ App. I. 39 β Lyrae AB	46,4	+ 33 15	3	7	45,3	148	1914,7
Σ App. I. 43 β Cygni	19 26,7	+ 27 45	3	5	34,5	55	1916,5
Σ 2603 ε Draconis	48,5	+ 70 1	4	7	3,0	7	1917,6
Σ 2637 δ Sagittae AB	20 5,5	+ 20 37	6	8	11,6	328	1902,0
$O\Sigma$ 400 Cygnus	6,9	+ 43 39	7	8	0,5	349	1912,7
Σ 2716 49 Cygni	37,0	+ 31 57	6	8	2,8	49	1912,6
Σ 2729 4 Aquarii	46,1	- 6 0	6	7	0,5	342	1918,4
Σ 2758 61 Cygni	21 2,4	+ 38 15	5 1/2	6	23,7	131	1917,8
Σ 2806 β Cephei	27,4	+ 70 7	3	8	13,5	251	1914,8
Σ 2824 α Pegasi AC	40,1	+ 25 11	4	10	12,5	298	1911,7
Σ 2909 ζ Aquarii	22 23,7	- 0 32	4 1/2	4 1/2	2,9	306	1917,6
Σ 3049 σ Cassiopejae	23 53,9	+ 55 12	5	7	3,2	327	1914,7

VIII. Cúmulos estelares

Esta tabla contiene un cierto número de conglomerados o cúmulos estelares tomados del Catálogo de Bailey («Annals of the Harvard College Observatory», vol. 60). La primera columna da el número asignado en el «Dreyers New General Catalogue»; la segunda en el Catálogo de Messier; la tercera y cuarta la ascensión recta y declinación para 1900; la quinta el diámetro según Bailey; la sexta el brillo del conglomerado como resultante del de las estrellas componentes, también según Bailey. En la séptima columna *K* significa que el conglomerado es esférico y *O* que es un conglomerado abierto.

N. G. C.	Messier	AR (1900)	D (1900)	Diá- metro	Magni- tud	Observaciones
		h m	° ' "	'	M M	
104		0 19,6	- 72 38	30	13 - 17	K 47 Tucanae
362		58,9	- 71 23	10	13 - 17	K
869		2 12,0	+ 56 41	30	7 - 12	O β Persei
884		15,4	+ 56 39	30	7 - 12	O χ Persei
—		3 41 5	+ 23 48	120		O Pléyades; cerca de η Tauri
—		4 14,1	+ 15 23	200		O Hyades; cerca de γ Tauri
1960	36	5 29,5	+ 34 4	15	8 - 12	O
2099	37	45,8	+ 32 31	25	10 - 12	O
2168	35	6 2,7	+ 24 21	30	10 - 14	O
2437	46	7 37,2	- 14 35	40	11 - 13	O
2477		48,7	- 38 17	25	11 - 12	O
2632	44	8 34,3	+ 20 20	60	7 - 12	O Praesepe
2808		9 10,0	- 64 27	6	14	K
3293		10 32,0	- 57 43	8	7 - 15	O
3532		11 2,2	- 58 8	60	10 - 12	O
4755		12 47,7	- 59 48	12	9 - 14	O α Crucis
5024	53	13 8,0	+ 18 42	5	13 - 14	K
5139		20 8	- 46 47	35	13 - 15	K ω Centauri
5272	3	37,6	+ 28 53	12	13 - 17	K
5904	5	15 13 5	+ 2 27	12	13 - 15	K
6093	80	16 11,1	- 22 44	5	12 - 15	K
6205	13	38 1	+ 36 39	15	13 - 15	K en Hércules
6218	12	42,0	- 1 46	10	13 - 15	K
6254	10	51,9	- 3 57	12	13 - 15	K
6266	62	54,8	- 29 58	5	14 - 16	K
6273	19	56,4	- 26 7	4	13 - 15	K
6397		17 32,5	- 53 37	20	13 - 15	K
6626	28	18 18,4	- 24 55	4	14 - 15	K
6656	22	30,3	- 23 59	12	13 - 15	K
6705	11	45,7	- 6 23	12	12 - 14	O en el Escudo de Sobiesk
6723		52,8	- 36 46	8	13 - 15	K
6752		19 2,0	- 60 8	15	12 - 15	K
7078	15	21 25,2	+ 11 44	10	13 - 15	K
7089	2	28,3	- 1 16	8	13 - 15	K

IX. Nebulosas

La tabla contiene un cierto número de nebulosas tomadas de la lista de H. D. Curtis («Publications of the Lick Observatory», vol. 13). La primera columna da el número asignado en el «Dreyers New General Catalogue» y los dos suplementos I y II («Memoirs of the R. Astronomical Society», volúmenes 51 y 59). La segunda columna da el número asignado en el Catálogo de Messier, la tercera y cuarta la ascensión recta y declinación para 1900, la quinta las dimensiones y la sexta el brillo fotográfico según H. D. Curtis.

N. G. C.	Messier	1900		Dimensiones	Brillo	Observaciones
		AR	D			
40		h m 0 7,6	+ 71 58	38" × 35"	Brillante	Nebulosa planetaria. Estrella central 10 ^M .
205		34,9	+ 41 8	8' × 3'	"	Nebulosa en espiral.
224	31	37	+ 40 43	—	Muy brillante	" de Andrómeda.
221	32	37,2	+ 40 19	2',6 × 1',8	"	" en espiral.
598	33	1 28,2	+ 30 9	55' × 40'	Brillante	" " "
628	74	31,3	+ 15 16	8' × 8'	Núcleo brillante	" " "
—		3 41,5	+ 23 48	—	Débil	" de las Pléyades.
1535		4 9,6	— 13 0	20" × 17"	Brillante	Nebulosa planetaria. Estrella central 10 ^M .
1555		16,1	+ 19 17	4" longitud	Muy débil	Nebulosa variable en T. Tauri.
I 418		5 22,8	— 12 46	14" × 11"	Muy brillante	" planetaria. Estrella central 9 ^M .
1952		28,5	+ 21 57	6' × 4'	Débil	Nebulosa «Crab».
1976	42	30	— 5 28	—	Muy brillante	" de Orión.
2023		36,6	— 2 17	6' × 4'	Brillante	" cerca de ζ Orión.
2024		36,8	— 1 53	20' × 16'	Brillo moderado	" " "
I 434		36,9	— 2 27	1"	Débil	" en estría cerca de ζ Orión.
II 2149		48,9	+ 46 6	12" × 6"	Muy brillante	Nebulosa planetaria. Estrella central muy débil de 12 ^M .
2392		7 23,3	+ 21 7	19" × 15"	Brillante	Nebulosa planetaria. Estrella central 9 ^M .
2440		37,5	— 17 58	54" × 20"	Muy brillante	Nebulosa planetaria. 1.ª estrella central falta.
3031	81	9 47,3	+ 69 32	16' × 10'	Brillante	Nebulosa en espiral.
3034	82	47,6	+ 70 10	7' × 5'	Muy brillante	" fusiforme.
3115	10	0,3	— 7 14	4' × 1'	"	" " "
3242		19,9	— 18 8	26" × 16"	Brillante	" planetaria. Estrella central 9 ^M .
3351	95	38,7	+ 12 14	3' × 3'	"	Nebulosa en espiral tipo Φ.
3372		41,2	— 59 9	—	—	" de η Carena.
3587	11	9,0	+ 55 34	199" × 203"	Débil	" «Owl». Estrella central 12 ^M .
3623	65	13,7	+ 13 38	8' × 2'	Brillante	Nebulosa en espiral.
3627	66	15,0	+ 13 32	8' × 2',5	Muy brillante	" " "
4254	99	12 13,7	+ 14 59	4',5 × 4',5	"	" " "
4303	61	16,8	+ 5 2	6' × 6'	"	" " "
4321	100	17,8	+ 16 23	5' × 5'	Brillante	" " "

N. G. C.	Messier	1900		Dimensiones	Brillo	Observaciones
		AR	D			
4501	88	h m 12 26,9	o ' + 14 58	5' × 2,5	Brillante	Nebulosa en espiral.
II 3568		30,4	+ 83 7	18" × 18"	Muy brillante	» planetaria. Estrella central 11 ^M .
4565		31,4	+ 26 32	15' × 1',1	Brillante	Nebulosa fusiforme.
4594		34,8	- 11 4	7' × 1',5	Muy brillante	» »
4631		37,3	+ 33 6	12' × 1',2	»	» » irregular.
4736	94	46,2	+ 41 40	5' × 3',5	Núcleo muy brillante	Nebulosa en espiral.
4826	64	51,8	+ 22 14	8' × 4'	Brillante	» » »
5194/5	51	13 25,7	+ 47 43	12' × 6'	»	» » » en los Perros.
5457	101	59,6	+ 54 50	16' × 16'	»	» » »
5866		15 3,7	+ 56 9	3' × 1'	Muy brillante	» fusiforme.
6210		16 40,3	+ 23 59	8" × 8"	»	» planetaria. Estrella central 11 ^M .
II 4634		55,6	- 21 40	10" × 7"	»	Nebulosa planetaria. La estrella central falta.
6514	20	17 56,3	- 23 2	24' × 30'	»	Nebulosa Trífida.
6523	8	58	- 24 23	50' × 36'	»	Nebulosa del Sagitario.
6543		58,6	+ 66 38	22" × 16"	»	» planetaria. Estrella central 9 ^M .
6567	18	6,4	- 19 6	8" × 5"	Brillante	Nebulosa planetaria. Estrella central 14 ^M .
6572		7,2	+ 6 50	14" × 9"	Muy brillante	Nebulosa planetaria. Estrella central 9 ^M .
6618	17	15,0	- 16 13	26' × 20'	»	Nebulosa «Omega».
6720		49,9	+ 32 54	83" × 59"	Brillante	» anular en la Lyra. Estrella central 13 ^M .
II 4846	19	11,0	- 9 14	parecida a una estrella	—	B. D. — 9°5069.
6790		17,9	+ 1 19	parecida a una estrella	—	B. D. + 1°3979.
6853		55,3	+ 22 27	8' × 4'	Brillo moderado	Nebulosa «Dumb-bell». Estrella central 12 ^M .
6884	20	7,2	+ 46 10	7",5 × 7",5	Brillante	Nebulosa planetaria. La estrella central falta.
6960		41,5	+ 30 21	1° longitud	»	Nebulosa cirriforme cerca 52 del Cisne.
6992		53	+ 30 50	1°,3 longitud	»	Nebulosa cirriforme.
7000		55,2	+ 43 56	—	»	» «América».
7009		58,7	- 11 46	30" × 26"	Muy brillante	» planetaria. Estrella central 11 ^M .
7026	21	2,9	+ 47 27	5" × 6"	Brillante	Nebulosa irregular planetaria. Estrella central 14 ^M .
7027		3,3	+ 41 50	18" × 11"	Muy brillante	Nebulosa irregular planetaria con tres núcleos.
II 5217	22	19,9	+ 50 28	7",5 × 6"	»	Nebulosa planetaria. La estrella central falta.
7479		59,9	+ 11 47	3' × 2',5	Brillante.	Nebulosa en espiral, en forma de S.
7662		23 21,1	+ 41 59	17" × 14"	Muy brillante	Nebulosa planetaria. Estrella central 11 ^M .

ÍNDICE ALFABÉTICO

A

- Abbe, 78r.
 Aberración anua, 194.
 — cromática, 101.
 — de la luz, 193.
 — diurna, 194.
 — esférica, 105.
 Absorción (espectro de), 203.
 Absorción selectiva, 203.
 Abû'l Wefâ, 747.
 Aceleración del movimiento, 73.
 Acimut, 131.
 Acimutal (círculo), 131.
 Acromatismo, 103, 104.
 Actividad del radiante, 447.
 Acuáridas, 445, 456.
 Achilles, 367.
 Adams, 73, 394, 599, 773.
 Aerolito, 437.
 Afelio, 46.
 Airy, 148, 770.
 Aitken, 576.
 Albategnius, 746.
 Albedo, 315.
 — de Saturno, 378.
 — de Venus, 321.
 — de la Luna, 340.
 Albert, 365.
 Albrecht, 606.
 Alfonso el Sabio, 747.
 Algol (estrellas variables tipo), 596.
 Alinda, 366.
 Alineaciones, 295.
 Almagesto, 22, 485.
 Al-Ma'mûn, 746.
 Altacimut, 143.
 Altura, 131.
 — de las estrellas fugaces, 441.
 Análisis espectral, 200.
 Angström, 282, 772.
 Ángulo de posición, 148.
 — del perihelio con el nodo, 79.
 Ángulo horario, 132.
 Anillo (micrómetro de), 147.
 Anillos de Saturno, 381, 385.
 Antalgol (estrellas variables tipo), 603, 604.
 Anteojo, 98.
 — (montaje), 108.
 — acromático, 103.
 — astronómico, 99.
 — buscador, 109.
 — cenital, 144.
 — de Galileo, 99.
 — de Kepler, 99.
 — de observación, 210.
 — de pasos, 139, 140.
 — fotográfico de Potsdam, 238.
 Anteojo holandés, 99.
 Anteojo-torre, 244.
 Antiápex, 543.
 Año de luz, 182.
 — equinoccial, 14.
 — sidéreo, 14.
 — solar, 13.
 — trópico, 14.
 Aparato fotoeléctrico de Guthnick, 231.
 Apex, 465, 542, 560.
 Apiano, 749.
 Apogeo, 29.
 Apsides (movimiento de los), 29.
 Arco (espectro), 204.
 Argelander, 592, 691, 769.
 Ariel, 392.
 Ariétidas, 445.
 Aristarco, 746.
 Aristóteles, 745.
 Ascensión heliaca, 32.
 — recta, 12, 131.
 Asteroides, 359.
 Asteroides (grupo de Júpiter), 367.
 Asteroides (masa total), 363.
 Asteroides (órbitas), 364.
 — (variaciones de brillo), 361.
 Astrofísica, 93.
 Astrofotografía, 233.
 Astrognosia, 483.
 Astrógrafo, 157.
 Astrolabio, 95.
 Astrometría, 93.
 Astrómetro de Herschel, 220.
 Astronomía antigua, 5.
 — estelar, 481.
 — práctica, 93.
 Astros (coordenadas), 130.
 — (movimiento), 35.
 — (movimiento aparente), 5.
 Astros (movimiento diario), 6.
 Atmósfera, 332.
 — de Júpiter, 371.
 — de Marte, 354.
 — de Saturno, 380.
 — de Venus, 323.
 — de la Luna, 350.
 — de los cometas, 399.
 Atmosféricas (rayas), 284.
 Atracción cenital, 448.
 — de las masas pequeñas, 80.
 Aumento, 100.
 Auroras polares, 333.
 Auwers, 780.

B

- Backlund, 784.
 Bailey, 609.
 Bailly, 760.
 Balanza de Cavendish, 81.

- Bandas (espectro de), 204.
 — de Júpiter, 368.
 — de Saturno, 378.
 Barnard, 418.
 Bayer, 753.
 Becker, 783.
 Bessel, 412, 642, 764.
 Biela, 421.
 Biélicas, 463.
 Biografías, 745.
 Blanpain, 418.
 Bode, 761.
 — (ley de), 246.
 Bóhdos, 437, 441, 466, 469.
 — (corrientes de), 474
 — (dimensiones), 472
 — (sistemas de), 474.
 — esporádicos, 476.
 Bolómetros, 284.
 Bond, 385, 766.
 Boótidas, 445.
 Boss, 551, 784.
 Bouguer, 757.
 Bouvard, 393, 763.
 Bradley, 192, 757.
 Bredichin, 413, 477.
 Brillo (curva de), 595.
 — (variaciones en los asteroides), 361.
 Brillo de las estrellas, 492, 524.
 Brillo de las nebulosas, 661, 668.
 Brillo de los conglomerados estelares, esféricos, 648.
 Brooks, 410, 418, 432.
 Bruhns, 776.
 Bruns, 785.
 Bürgi, 750.
 Burnham, 780.
 Buscador (anteojo), 109.
- C**
- Cabellera de los cometas, 399.
 Cabeza de los cometas, 399.
 Caída de meteoritos, 716.
 Calendario, 30.
 Calor (irradiación), 711.
 — de la Luna, 350.
 — del Sol, 253, 715.
 Caloría, 254.
 Callandreaux, 459, 786.
 Cambio de fecha (línea de), 164.
 Cambios de la Luna, 348.
 Camino de Santiago, 630.
 Campani (ocular de), 105.
 Campbell, 560.
 Campo gravitatorio (ecuaciones), 67.
 Canales de Marte, 356.
 Capa de inversión del Sol, 286, 299.
 Capricórnidas, 445.
 Carlini, 83.
 Carrington, 775.
 Cassegrain (telescopio), 107.
 Cassini, 388, 754.
 Catálogos estelares, 485.
 Cavendish (balanza), 81.
 Cefeo (estrellas variables tipo δ), 603.
 Celoria, 783.
 Celostato, 234.
 Célula de selenio, 230.
 — fotométrica, 231.
 Cenit, 130.
 Cenital (anteojo), 144.
 — (atracción), 448.
 — (distancia), 131.
 Centelleo de las estrellas, 127.
 Ceres, 359.
 Círculo de posición, 147.
 — de reflexión, 146.
 — meridiano, 138.
 — vertical, 144.
 Círculos acimutales, 131.
 — de altura, 130.
 — de declinación, 131
 — de la esfera celeste, 130.
 Círculos excéntricos, 28.
 — horarios, 131.
 — máximos, 11.
 — verticales, 130.
 Circumpolares, 8.
 Clairaut, 758.
 Clasificación espectral de las estrellas, 504.
 Cluster (estrellas variables tipo), 604.
 Coggia, 429.
 Cola (espectro de), 410.
 — de los cometas, 399
 Colimador, 207.
 Color de las estrellas, 497.
 Combustión, 716.
 Cometas, 399, 794, 796.
 — (atmósfera), 399.
 — (cabellera), 399.
 — (cabeza), 399.
 — (cola), 399.
 — (constitución física), 408.
 Cometas (densidad), 416.
 — (disgregación), 459
 — (espectro), 409.
 — (estadística de las apariciones), 405.
 Cometas (fraccionamiento), 423.
 Cometas (fuerza repulsiva), 412.
 Cometas (inclinación de las órbitas), 407.
 Cometas (masa), 416.
 — (movimiento), 401.
 — (movimientos de la cola), 412.
 Cometas (núcleo), 399.
 — (órbita), 402.
 — (origen), 401.
 — (sistemas de), 417.
 — más importantes, 418, 794.
 Cometas y meteoros, 453.
 Comparación (espectro de), 206.
 Compound (prismas), 211.
 Conglomerados estelares, 638, 801.
 Conglomerados estelares (movimiento interior), 642.
 Conglomerados estelares (paralaje), 643, 645.
 Conglomerados estelares abiertos, 642.
 Conglomerados estelares esféricos, 646.
 Conglomerados estelares esféricos (brillo), 648.
 Conglomerados estelares esféricos (diámetro), 648.
 Conglomerados estelares esféricos (espectro), 648.
 Conglomerados estelares esféricos (velocidad radial), 648.
 Conjunción, 14, 27, 249.
 Constante solar, 255.
 Constelaciones australes, 490.
 Constelaciones boreales, 490.
 Constelaciones zodiacales, 491.
 Constitución de los anillos de Saturno, 385.
 Constitución del Universo, 681.
 Constitución física de Júpiter, 372.
 Constitución física de Saturno, 378.
 Constitución física de la Luna, 348.
 Constitución física de las estrellas, 501.
 Constitución física de los cometas, 408.

Constitución física del Sol, 300.
 Constitución química y mineralógica de los meteoritos, 468.
 Contracción (teoría de la), 717.
 Coordenadas de los astros, 130.
 Coordenadas geográficas, 158.
 Copérnico, 748.
 — (cráter de), 344.
 — (sistema de), 35.
 Cornu, 782.
 Corona boreal (estrellas variables tipo), 611.
 Corona del Sol, 270.
 Coronales (rayas), 287.
 Corrientes de bólidos, 474.
 — estelares, 185, 544.
 Cosmogonía, 710.
 — sideral, 733.
 Cowell, 420.
 Cráter de Copérnico, 344.
 — de Teófilo, 343.
 Cromática (aberración), 101.
 Cromática (ecuación), 229.
 Crommelin, 420.
 Cromoesfera, 288.
 Cronógrafo, 153.
 Cronómetro, 152.
 Crossley (telescopio), 116.
 Crown, 103.
 Cuadrante mural, 95.
 Cuadratura, 249.
 Cuerpos cósmicos, 441.
 Culminación, 8.
 Cúmulos (v. Conglomerados).
 Cuña (fotómetro de), 225.
 Curtis, 661.
 Curva de brillo, 595.

Ch

Chandler, 784.
 Charlier, 653.
 Chispa (espectro), 204.

D

D'Alembert, 758.
 Daniel, 410, 415, 418.
 Darwin, 783.
 Declinación, 12, 131.
 — (círculos), 131.
 Deimos, 358.
 Delambre, 761.
 Delaunay, 772.

Denning, 418.
 Densidad de la Tierra, 80.
 — de las estrellas, 528.
 Densidad de los cometas, 416.
 Densidad estelar, 700.
 Descartes, 48.
 Desigualdad elíptica, 29.
 Determinación de las órbitas, 76.
 Día sidéreo, 132.
 Diámetro de las estrellas, 524, 529.
 Diámetro de los conglomerados estelares esféricos, 648.
 Difracción, 126.
 — (redes de), 211.
 Dimensiones de la Tierra, 84.
 Dimensiones de los bólidos, 472.
 Dione, 388.
 Disgregación de los cometas, 459.
 Dispersión, 103.
 Dispersivo (poder), 103.
 Distancia cenital, 131.
 — de la Tierra al Sol, 169.
 Distancia de los planetas al Sol, 246.
 Distancia focal, 100.
 — polar, 131.
 Distancias (medidas en el espacio), 165.
 Distancias planetarias, 40.
 Distribución de las estrellas, 690.
 Distribución espectral de las estrellas, 704.
 Divergencia (punto de), 443.
 Doble imagen (micrómetro de), 148.
 Dollond, 757.
 Donati, 428.
 Doppler (principio de), 205.
 Dörffel, 756.
 Draconítica (revolución), 21.
 Draper, 779.
 Dunér, 781.

E

Easton, 706.
 Eclipse (variables de), 595, 601.
 Eclipse anular de Sol, 18.

Eclipse parcial de Sol, 18.
 — penumbral de Luna, 20.
 Eclipse total de Sol, 17.
 Eclipses de Sol y de Luna, 16.
 Eclipses de los satélites de Júpiter, 376.
 Elíptica, 11.
 — (oblicuidad), 11, 43.
 Ecuación cromática, 229.
 — de tiempo, 135.
 — de la luz, 594.
 — lunar, 178.
 — personal, 142.
 Ecuaciones del campo gravitatorio, 67.
 Ecuatorial (montaje), 109.
 — acodado, 111, 121.
 Eddington, 414, 544, 608.
 Efecto de Purkinje, 230.
 Efemérides, 79.
 Einstein, 57.
 Eje óptico, 100.
 Electrocronógrafo, 141.
 Elementos y tablas, 789.
 — de los cometas, 794, 796.
 Elementos de los grandes planetas, 790.
 Elementos de los pequeños planetas, 791.
 Elipse, 77.
 Elíptica (desigualdad), 29.
 Elongación máxima, 249.
 Emden (teoría sobre el Sol), 309.
 Emisión (espectro), 203.
 Enceladus, 388.
 Encke, 416, 424, 766.
 Enfriamiento simple, 716.
 Engelmann, 781.
 Enjambres meteoricos, 440, 461.
 Epiciclo, 26.
 Equinoccial (año), 14.
 Equinoccios, 12.
 — (precesión), 13, 88.
 Equivalencia (principio de), 66.
 Eratóstenes, 746.
 Eros, 361, 365.
 Escorpiónidas, 445.
 Esfera armilar, 95.
 — celeste, 5.
 — — (círculos), 130.
 Espacio curvo, 714.
 Espectro, 200.
 — continuo, 201.
 — de absorción, 203.
 — de arco, 204.
 — de bandas, 204.
 — de cola, 410.

- Espectro de comparación, 206.
- Espectro de chispa, 204.
- de emisión, 203.
- de Júpiter, 373.
- de Marte, 354.
- de Mercurio, 316.
- de Neptuno, 373.
- de rayas, 204.
- de Saturno, 373, 380, 387.
- Espectro de Swan, 409.
- de Urano, 373, 392.
- de la Luna, 349, 373.
- Espectro de las estrellas, 501, 524, 533.
- Espectro de las estrellas nuevas, 620.
- Espectro de las nebulosas, 661, 670, 675.
- Espectro de los cometas, 409.
- Espectro de los conglomerados estelares, 648.
- Espectro discontinuo, 202.
- luminoso total de la Vía Láctea, 634.
- Espectro secundario, 105.
- solar, 281.
- Espectroanálisis, 200.
- Espectrofotómetro, 231.
- Espectrógrafo, 210.
- de Ottawa, 218.
- de Potsdam, 215.
- Espectroheliógrafo, 242.
- Espectrómetro, 210.
- de Potsdam, 214.
- Espectroscópicas (estrellas dobles), 579.
- Espectroscopio, 206.
- compuesto, 210.
- de Lick, 214.
- de Secchi, 214.
- de protuberancias, 215.
- Espectroscopio ocular, 212.
- Espejos de Foucault, 115.
- Esporádicas (estrellas fugaces), 439, 464.
- Esporádicos (bóldos), 476.
- Estacionario (radiante), 447.
- Estaciones, 43.
- Estrella polar, 7.
- Estrellas (brillo), 492, 524.
- (catálogos), 485.
- (centelleo), 127.
- (clasificación espectral), 504.
- Estrellas (color), 497.
- (conglomerados abiertos), 642.
- Estrellas (conglomerados esféricos), 646.
- Estrellas (conglomerados o cúmulos), 638.
- Estrellas (constitución física), 501.
- Estrellas (corrientes estelares), 185, 544.
- Estrellas (densidad), 528, 700.
- Estrellas (diámetro), 524, 529.
- Estrellas (distancia en años de luz), 188.
- Estrellas (distribución) 690
- (distribución espectral), 704.
- Estrellas (espectro), 501, 524, 533.
- Estrellas (lluvias), 436.
- (magnitud), 188, 493, 524.
- Estrellas (movimiento paraláctico), 542.
- Estrellas (movimiento peculiar), 542.
- Estrellas (movimiento propio), 537.
- Estrellas (número), 491.
- (paralaje), 179, 188.
- (proceso de evolución), 509.
- Estrellas (temperatura), 509.
- Estrellas (tipo espectral), 189.
- Estrellas (velocidad radial), 552, 557.
- Estrellas australes, 490.
- boreales, 490.
- circumpolares, 8.
- dobles, 565, 799.
- — (masa), 573.
- — (órbita), 569, 571, 581.
- Estrellas dobles (origen), 590.
- Estrellas dobles (pares de), 576.
- Estrellas dobles (velocidades radiales), 578.
- Estrellas dobles espectroscópicas, 579.
- Estrellas dobles espectroscópicas (masa), 588.
- Estrellas dobles espectroscópicas (períodos de revolución), 588.
- Estrellas fijas, 483.
- fugaces, 436, 437.
- — (altura), 441.
- — (periodicidades), 449.
- Estrellas fugaces (velocidad), 441.
- Estrellas fugaces esporádicas, 439, 464.
- Estrellas fugaces y bóldos (diferencia), 469.
- Estrellas fundamentales, 487.
- Estrellas nebulosas, 678.
- nuevas, 595, 615.
- — (espectro), 620.
- triples, 576.
- variables, 591, 796.
- — (curva de brillo), 595.
- Estrellas variables (órbita), 607.
- Estrellas variables (teoría de la pulsación), 608.
- Estrellas variables (velocidad radial), 608.
- Estrellas variables de corto período, 595.
- Estrellas variables de eclipse, 595, 601.
- Estrellas variables irregulares, 595, 610.
- Estrellas variables tipo Algol, 596.
- Estrellas variables tipo Antagol, 603, 604.
- Estrellas variables tipo δ Cefeo, 603.
- Estrellas variables tipo Cluster, 604.
- Estrellas variables tipo R de la Corona boreal, 611.
- Estrellas variables tipo ζ de los Gemelos, 603, 604.
- Estrellas variables tipo U de los Gemelos, 611.
- Estrellas variables tipo Mira, 595, 613.
- Estrellas variables tipo RV del Toro, 611.
- Estrellas zodiacales, 491.
- Eudoxio, 745.
- Euler, 758.
- Evección, 30.
- Evolución de las estrellas, 509.
- Excentricidad, 29, 40, 78.
- Extinción de la luz, 232.

F

- Fabricius, 753.
- Fácúlas, 290, 299.
- Fases de Mercurio, 314.
- de Saturno, 382.

Fases de Venus, 319.
 — de la Luna, 14.
 Fath, 634.
 Faye, 772.
 Fecha (línea de cambio de), 164.
 Fenómeno de Kapteyn, 634
 — de Wilson, 266.
 — de Zeeman, 267.
 Figura de la Tierra, 84.
 Figuras de Widmannstaeten, 468.
 Filamentos, 295.
 Filar (micrómetro), 147.
 Fizeau (medición de la velocidad de la luz), 197.
 Flamsteed, 756.
 Fleming, 787.
 Flint, 103.
 Plúcidos, 291, 299.
 Foco, 99.
 Foerster, 777.
 Forma de la Luna, 337.
 Fotoesfera, 253, 257.
 Fotografía, 232, 240.
 — extrafocal, 227.
 Fotometría, 218.
 — fotográfica, 226.
 Fotómetro, 219.
 — de cuña, 225.
 — de prismas, 220.
 — de Toepfer, 224, 239.
 Fotómetro de Wanschaff, 222.
 Fotómetro de Zöllner, 221.
 — meridiano, 225.
 Foucault, 773.
 — (espejos), 115.
 — (medición de la velocidad de la luz), 198.
 Fowler, 410.
 Fraccionamiento de los cometas, 423.
 Franz, 785.
 Fraunhofer (rayas de), 110, 201, 282, 766.
 Frecuencia de la luz, 282.
 Fuerza repulsiva de los cometas, 412.

G

Galácticas (coordenadas), 631.
 Galileo, 48, 374, 752.
 — (anteojo), 99.
 Galle, 771.
 Gassendi, 754.
 Gauss, 763.
 Gegendeschein, 477.
 Gemínidas, 445.

Geocéntrica (latitud), 158.
 Geoide, 85.
 Geometría no euclídea, 714.
 Georgian, 390.
 Georgium Sidus, 390.
 Giacobini, 418.
 Gill, 783.
 Giroscopio, 327.
 Gnomon, 94.
 Gota negra, 174.
 Gould, 642, 691, 774.
 Grado geotérmico, 327.
 Grados (método de los), 219.
 Granulación del Sol, 257.
 Gravitación universal, 50, 56, 57.
 Gregory (telescopio), 107.
 Grischow, 418.
 Grupo de Júpiter, 367.
 Guillermo IV, 749.
 Guthnick, 608.
 — (aparato fotoeléctrico), 231.
 Gylden, 782.

H

Hagen, 608.
 Hale (espectroheliógrafo), 242.
 Halm, 545.
 Hall, 358, 776.
 Halley, 73, 411 a 419, 776.
 Hansen, 768.
 Harding, 763.
 Hartmann (microfotómetro), 230.
 Harvard, 505.
 Hector, 367.
 Heis, 770.
 Heiskanen, 75.
 Helfenzrieder, 418.
 Heliaca (ascensión), 32.
 Heliógrafos, 234.
 Heliómetro, 148.
 Heliostato, 234.
 Helmholtz, 783.
 Henry, 785.
 Herschel, 388, 390, 392, 760.
 — (astrómetro), 220.
 — (constitución del Universo), 684.
 Herschel (hipótesis), 726.
 — (telescopio), 107, 113.
 Herschel (teoría sobre el Sol), 301.
 Herschel (Carolina), 762.
 — (John), 767.
 Hertzprung, 522.

Hevelio, 754.
 Hidrógeno (serie del), 517.
 Hierro meteórico, 469.
 Hill, 780.
 Hiparco, 746.
 Hipérbola, 77.
 Hipótesis de la nebulosa primitiva, 724.
 Hipótesis planetesimal, 731.
 Holetschek, 416.
 Holmes, 411, 433.
 Horario (ángulo), 132.
 — (círculo), 131.
 Horizonte aparente, 130.
 — verdadero, 130.
 Huggins, 554, 775.
 Husos (tiempo por), 163.
 Huygens, 49, 382, 387, 755-
 — (ocular), 105.
 Hyperion, 388.

I

Ibn Junis, 747.
 Imagen real, 99.
 — virtual, 99.
 Imágenes rayadas de Schwarzschild, 227.
 Inclinación de las órbitas de los cometas, 407.
 Índice de refracción, 103.
 Intensidad de radiación, 253.
 Ionización, 513.
 — térmica, 513.
 Irradiación del calor, 711.
 Isofotas, 631.

J

Janssen, 257, 774.
 Jantzen, 407.
 Japetus, 388.
 Jolly, 83.
 Joy, 599.
 Juliano (período), 30.
 Julius (teoría sobre el Sol), 308.
 Juno, 362.
 Júpiter, 367.
 — (atmósfera), 371.
 — (bandas), 368.
 — (constitución física), 372.
 Júpiter (eclipses de los satélites), 376.
 Júpiter (espectro), 373.
 — (grupo de), 367.
 — (mancha roja), 370

- Júpiter (órbitas de los satélites), 376.
 Júpiter (período de rotación), 370.
 Júpiter (satélites), 374.
 — (velo), 371.
- K**
- Kaiser, 771.
 Kant (hipótesis de), 725.
 — (teoría sobre la constitución del Universo), 682.
 Kapteyn, 546, 643, 698, 785.
 Kapteyn (fenómeno de), 634.
 Keeler, 787.
 Kempf, 560, 787.
 Kepler, 45, 750.
 — (anteojo), 99.
 — (leyes), 46.
 Kirch, 755.
 Kirchoff, 774.
 — (teoría sobre el Sol), 302.
 Klinkerfues, 775.
 Kopff, 414.
 Kreutz, 786.
 Krueger, 777.
- L**
- Lacaille, 758.
 Lagrange, 72, 760.
 Lágrimas de San Lorenzo, 445.
 Lalande, 759.
 Lambert, 759.
 — (teoría sobre la constitución del Universo), 683.
 Langley, 777.
 Laplace, 73, 385, 761.
 — (hipótesis de), 727.
 Lassell, 388, 392, 397, 769.
 — (telescopio), 114.
 Latitud, 12, 131, 132.
 — galáctica, 631.
 — geocéntrica, 158.
 — geográfica, 158.
 Leavit, 788.
 Leónidas, 440, 441, 445, 461.
 Leverrier, 394, 771.
 Lexell, 418.
 Ley de Bode, 246.
 — de Titius, 246.
 — de la gravitación universal, 56.
- Leyes de Kepler, 46.
 — del movimiento, 51.
 — fundamentales de la Mecánica, 56.
 Libración, 339.
 — aparente, 340.
 — física, 340.
 — óptica, 340.
 — paraláctica, 340.
 Lick (espectroscopio de), 214.
 Lindenau, 764.
 Línea de cambio de fecha, 164.
 Líneas isofotas, 631.
 Lippert (astrógrafo), 157.
 Líridas, 445, 461.
 Littrow, 764.
 Local (refracción del), 143.
 Lockyer, 516, 779.
 Loewy, 777.
 Lohse, 784.
 Longitud, 12, 131, 132.
 — de onda de la luz, 282.
 Longitud del nodo ascendente, 78.
 Longitud galáctica, 631.
 — geográfica, 158.
 Lowell, 786.
 Luna, 336, 792.
 — (albedo), 349.
 — (atmósfera), 350.
 — (calor), 350.
 — (cambios), 348.
 — (constitución física), 348.
 Luna (eclipse penumbral), 20.
 Luna (eclipses), 16.
 — (espectro), 349, 373.
 — (fases), 14.
 — (forma), 337.
 — (libración), 339.
 — (libración aparente), 340.
 Luna (libración física), 340.
 Luna (libración óptica), 340.
 Luna (libración paraláctica), 340.
 Luna (luz), 350.
 — (movimiento), 14.
 — (período de revolución), 337.
 Luna (período de rotación), 337.
 Luna (perturbación paraláctica), 177.
 Luna (topografía), 340.
 Luz, 191.
 — (aberración), 193.
 Luz (año de), 182.
 — (ecuación de la), 594.
 Luz (extinción), 232.
 — (frecuencia), 282.
 — (longitud de onda), 282.
 Luz (velocidad), 191, 197, 198.
 Luz de la Luna, 350.
 — del Sol, 253.
 — zodiacal, 477.
- LI**
- Lluvias de estrellas, 436.
 — de piedras, 467.
- M**
- Mädler, 768.
 Maestlin, 750.
 Magnitud de las estrellas, 493, 524.
 Magnitud fotométrica, 493.
 Mancha roja de Júpiter, 370.
 Manchas del Sol, 259, 299.
 — — (núcleo), 263.
 Manchas del Sol (penumbra), 263.
 Manchas del Sol (periodicidad), 268.
 Manchas polares de Marte, 353.
 Mareas, 90.
 — muertas o de cuadratura, 91.
 Marius, 753.
 Marte, 352.
 — (atmósfera), 354.
 — (canales), 356.
 — (espectro), 354.
 — (manchas polares), 353.
 Marte (período de rotación), 358.
 Marte (satélites), 358.
 Masa de Urano, 392.
 — de las estrellas dobles, 573, 588.
 Masa de los cometas, 416.
 — de los satélites de Saturno, 389.
 Masa inerte, 57.
 — interior de la Tierra, 327.
 Masa pesada o gravitatoria, 57.

Masa total de los asteroides, 363.
 Masas pequeñas (atracción), 80.
 Maskelyne, 82, 759.
 Maupertuis, 757.
 Máxima elongación, 249.
 Maxwell, 385.
 Mayer, 758.
 Mecánica (leyes fundamentales), 56.
 Medidas astronómicas, 130.
 Mercurio, 314.
 — (albedo), 315.
 — (espectro), 316.
 — (fases), 314.
 — (órbita), 248.
 — (pasos), 316.
 Meridiano, 7, 130.
 — (círculo), 138.
 — (fotómetro), 225.
 Mesosideritos, 469.
 Messier, 759.
 Metcalf, 418.
 Meteoritos, 437, 441, 466, 469.
 Meteoritos (caída), 716.
 — (constitución química y mineralógica), 468.
 Meteoros, 436.
 — y cometas (relaciones), 453.
 Método de los grados, 219.
 Meton, 745.
 Meyer, 758.
 Micrómetro de anillo, 147.
 — de círculo, 147.
 — de doble imagen, 148.
 Microfotómetro de Hartmann, 230.
 Micrómetro filar, 147.
 Microscopio micrométrico, 148.
 Mimas, 388.
 Mínima desviación (posición de), 207.
 Mira (estrellas variables tipo), 595, 613.
 Montaje alemán, 110.
 — de Fraunhofer, 110.
 — del antejo, 108.
 — del ecuatorial acodado, 111.
 Montaje inglés, 110.
 — paraláctico o ecuatorial, 109.
 Morehouse, 410, 414, 434.
 Mount Wilson (telescopio), 117.
 Movimiento (aceleración), 73.

Movimiento (leyes), 51.
 — aparente de los astros, 5.
 Movimiento aparente de los planetas, 38.
 Movimiento aparente del Sol, 36.
 Movimiento de nutación, 89.
 Movimiento de la cola de los cometas, 412.
 Movimiento de la Luna, 14.
 Movimiento de los ápsides, 29.
 Movimiento de los astros, 35.
 Movimiento de los cometas, 401.
 Movimiento del Sol con relación a las estrellas, 10.
 Movimiento directo de los planetas, 25, 39.
 Movimiento diurno de los astros, 6.
 Movimiento interior de los conglomerados estelares, 642.
 Movimiento paraláctico de las estrellas, 542.
 Movimiento peculiar de las estrellas, 542.
 Movimiento propio de las estrellas, 537.
 Movimiento real de la Tierra, 36.
 Movimiento retrógrado de los planetas, 25, 39.
 Movimiento según una línea geodésica, 66, 67.
 Mundos habitados, 738.

N

Nadir, 130.
 Nasir ed-din et-Tási, 747.
 Nebulosa primitiva, 724.
 Nebulosas, 484, 634, 639, 656, 802.
 Nebulosas (brillo), 661.
 — (espectro), 661.
 — (rotación), 665.
 — (velocidad radial), 664.
 Nebulosas anulares, 673.
 — brillantes, 638.
 — difusas, 667.
 — en espiral, 658.
 — fusiformes, 659.
 — gaseosas, 667.
 — — (espectro), 670.

Nebulosas irregulares, 667.
 — — (brillo), 668.
 Nebulosas irregulares (espectro), 670.
 Nebulosas irregulares (velocidad radial), 671.
 Nebulosas oscuras, 637, 678.
 Nebulosas planetarias, 673.
 — — (espectro), 675.
 Nebulosas planetarias (velocidad radial), 676.
 Nebulosas variables, 679.
 Neptuno, 393.
 — (espectro), 373.
 — (satélite), 397.
 Nestor, 367.
 Neujmin, 418.
 Newcomb, 778.
 Newton, 50, 451, 755.
 — (telescopio), 107.
 Newton-Hubert, 776.
 Nodo ascendente (longitud), 78.
 Nodos, 16.
 Nonius, 137.
 Núcleo de las manchas solares, 263.
 Núcleo de los cometas, 399.
 Número de oro, 32.
 — de las estrellas, 491.
 Nutación del eje de la Tierra, 89.
 Nyrén, 779.

O

Oberón, 392.
 Objetivo, 99.
 — (prisma), 208.
 — acromático, 104.
 Oblicuidad de la eclíptica, 11, 43.
 Observatorios, 155.
 Ocular, 99.
 — de Campani, 105.
 — de Huygens, 105.
 — de Ramsden, 105.
 — helioscópico, 262.
 — micrométrico, 105.
 — negativo, 105.
 — positivo, 105.
 Olbers, 362, 412, 762.
 Oposición, 27, 249.
 Oppenheim, 548.
 Oppolzer, 781.
 Órbita de Mercurio, 248.
 — de Venus, 248.
 — de la Tierra, 42, 248.

- Órbita de las estrellas dobles, 569, 571, 581.
 Órbita de las estrellas variables, 607.
 Órbitas (determinación), 76.
 Órbitas de los asteroides, 364.
 Órbitas de los cometas, 402, 407.
 Órbitas de los satélites de Júpiter, 376.
 Origen del calor solar, 715.
 Ottawa (espectrógrafo), 218.
 Oudemans, 775.
- P**
- Palasitos, 469.
 Pallas, 362.
 Parábola, 77.
 Paralaje, 165.
 — absoluta, 168.
 — anua, 168.
 — de las estrellas, 179.
 Paralaje de los conglomerados estelares, 643, 645.
 Paralaje del Sol obtenida por los pasos de Venus, 171.
 Paralaje diurna, 168.
 — horizontal ecuatorial, 167.
 Paralaje relativa, 168.
 — secular, 543.
 Paralelos celestes, 131.
 Parámetro, 78.
 Pares de estrellas dobles, 576.
 Parsec, 182.
 Parsons, 769.
 Pasos (anteojo de), 139.
 — de Mercurio, 316.
 Patroclus, 367.
 Peirce, 385.
 Péndulo, 149.
 Penumbra de las manchas solares, 263.
 Periastro, 570.
 Perigeo, 29.
 Perihelio, 46.
 Periodicidad de las manchas solares, 268.
 Período de Saros, 21.
 — de Sothis, 32.
 — juliano, 30.
 Perseidas, 440, 441, 445, 461.
 Perturbación paraláctica de la Luna, 177.
- Perturbaciones seculares, 72.
 Peters (Ch. August), 770.
 — (Ch. Heinrich), 771.
 Philolao, 745.
 Phobos, 358.
 Phoebe, 388.
 Piazzi, 359, 761.
 Picard, 459, 754.
 Pickering, 388, 784.
 — (fotómetro meridiano), 225.
 Piedras meteóricas, 467, 469.
 Pigott, 418.
 Piscinidas, 445.
 Pistor y Martins (círculo meridiano), 138.
 Pitágoras, 745.
 Planetas, 314.
 — (distancias al Sol), 40, 246.
 Planetas (elementos), 790, 791.
 Planetas (movimiento aparente), 38.
 Planetas (movimiento directo), 25, 39.
 Planetas (movimiento retrógrado), 25, 39.
 Planetas intramercuriales, 317.
 Planetas pequeños, 359.
 — — (descubrimiento por la fotografía), 240.
 Planetas transneptunianos, 398.
 Planetesimal (hipótesis), 731.
 Plano focal, 100.
 Platón, 745.
 Poder dispersivo, 103.
 Poincaré, 786.
 Polo de la Vía Láctea, 630.
 — norte, 7.
 — — (trayectoria del), 330.
 Pons, 762.
 Pons-Brooks, 431.
 Posición (ángulo de), 147.
 — (círculo de), 147.
 — de mínima desviación, 207.
 Potsdam, 214, 215, 238.
 Precesión de los equinoccios, 13, 88.
 Priamus, 367.
 Principio de Doppler, 205.
 — de equivalencia, 66, 67.
 Principio de relatividad, 56.
- Principio de relatividad generalizada, 65.
 Principio de relatividad restringida, 64.
 Principio del movimiento según una línea geodésica, 66, 67.
 Prisma compound, 211.
 — de visión directa, 211.
 Prisma objetivo, 208.
 Pritchard, 771.
 Problema de los tres cuerpos, 69.
 Protuberancias (espectroscopio de), 215.
 Protuberancias del Sol, 270.
 Ptolomeo (v. Tolomeo).
 Puente luminoso, 263.
 Pulkowa, 120.
 Pulsación en las estrellas variables, 608.
 Punto de divergencia, 443.
 — radiante, 439, 443.
 — — estacionario, 447.
 Puntos radiantes parásitos, 449.
 Puntos radiantes secundarios, 449.
 Purbach, 747.
 Purkinje (efecto de), 230.
- R**
- Radau, 778.
 Radiación (intensidad de), 253.
 Radiación (región de), 447.
 — calorífica del Sol, 253.
 Radiación luminosa del Sol, 253.
 Radiactividad, 722.
 Radiante (actividad), 447.
 — (punto), 439, 443.
 — estacionario, 447.
 Radiantes parásitos, 449.
 — secundarios, 449.
 Ramsden (ocular), 105.
 Rayas (espectro de), 204.
 — atmosféricas, 284.
 — coronales, 287.
 — de Fraunhofer, 201, 282.
 Rayas telúricas, 284.
 Rayet, 781.
 Red de difracción, 211.
 — fotoesférica, 257.
 Reflectores (v. Telescopios).

- Reflexión (círculo de), 146.
 Refracción (índice de), 103.
 — atmosférica, 143.
 — del local, 143.
 Refractores (v. Anteojos).
 Regiomontano, 748.
 Región de radiación, 447.
 Registrador de pasos, 141.
 Regla paraláctica, 95.
 Reichenbach, 763.
 Reinhold, 749.
 Relatividad, 56.
 — generalizada, 65.
 — restringida, 64.
 Reloj de sol, 94.
 Relojes, 152.
 Remolinos en el Sol, 261.
 Repsold, 763.
 — (círculo meridiano), 140.
 Repsold (heliómetro), 149.
 — (universal), 143.
 Revolución de la Luna, 337.
 Revolución de las estrellas dobles espectroscópicas, 588.
 Revolución draconítica, 21.
 — sidérea, 15.
 — sinódica, 15.
 Revoluciones de los satélites de Saturno, 389.
 Rhea, 388.
 Rheticus, 749.
 Riccioli, 754.
 Riemann, 714.
 Roberts, 776.
 Römer, 755.
 Rordame, 433.
 Rose (telescopio), 114.
 Rotación de Marte, 358.
 — de Júpiter, 370.
 — de Saturno, 379.
 — de Venus, 321.
 — de la Luna, 337.
 — de las nebulosas, 665.
 Rotación del Sol, 296.
 — sinódica, 297.
 — sidérea, 297.
 Rowland, 785.
 Russell, 522, 600.
 Rutherford, 772.
- S**
- Saha, 514.
 San Lorenzo (lágrimas de), 445.
 Saros (período), 21.
 Satélite de Neptuno, 397.
 — de Venus, 325.
 Satélites (elementos), 792.
 — de Marte, 358.
 — de Júpiter, 374.
 — — (eclipses), 376.
 Satélites de Júpiter (órbitas), 376.
 Satélites de Saturno, 387.
 — — (masa), 389.
 — — (períodos de revolución), 389.
 Satélites de Urano, 392.
 — (albedo), 378.
 Saturno (albedo), 378.
 — (anillos), 380, 385.
 — (atmósfera), 380.
 — (bandas), 378.
 — (constitución física), 378.
 Saturno (espectro), 373, 380, 387.
 Saturno (fases), 382.
 — (masa de los satélites), 389.
 Saturno (período de rotación), 379.
 Saturno (revoluciones de los satélites), 389.
 Saturno (satélites), 387.
 Sawerthal, 432.
 Scheiner, 753.
 Scheiner-Julius, 787.
 Schiaparelli, 356, 458, 779.
 Schmidt, 775.
 — (teoría sobre el Sol), 307.
 Schönfeld, 776.
 Schorr, 418.
 Schröter, 761.
 Schumacher, 764.
 Schwabe, 766.
 Schwarzschild, 227, 547, 696, 788.
 Secchi, 502, 773.
 — (espectroscopio), 214.
 Secciones cónicas, 77.
 Seeliger, 692.
 Seidel, 773.
 Selenio (célula), 230.
 Serie del hidrógeno, 517.
 Sextante, 145.
 Shapley, 650.
 — (hipótesis sobre la constitución del Universo), 706.
 Siderostato, 234.
 Signos del zodiaco, 13.
 Sistema de Copérnico, 35.
 — de Lambert, 683.
 — de Saturno, 384.
 — de Tolomeo, 22.
 Sistema de Tycho Brahe, 44.
 Sistema solar, 245.
 Sistemas de cometas, 417.
 — de bólidos, 474.
 Skjellerup, 418.
 Sol, 252.
 — (alineaciones), 295.
 — (calor), 253.
 — (capa de inversión), 286, 299.
 Sol (constitución física), 300.
 Sol (corona), 270.
 — (cromoesfera), 288.
 — (distancia a la Tierra), 169.
 Sol (distancia a los planetas), 40, 246.
 Sol (eclipses), 16 a 18.
 — (espectro), 281.
 — (fáculas), 290, 299.
 — (filamentos), 295.
 — (flúculos), 291, 299.
 — (granulación), 257.
 — (intensidad de radiación), 253.
 Sol (luz), 253.
 — (manchas), 259, 299.
 — (movimiento aparente), 36.
 Sol (movimiento con relación a las estrellas), 10.
 Sol (paralaje por los pasos de Venus), 171.
 Sol (origen del calor), 715.
 — (periodicidad de las manchas), 268.
 Sol (protuberancias), 270.
 — (radiación calorífica), 253.
 Sol (radiación luminosa), 253.
 Sol (remolinos), 261.
 — (rotación), 296.
 — (temperatura efectiva), 255.
 Sol (temperatura verdadera), 256.
 Sol (teoría de Emden), 309.
 — (teoría de Julius), 308.
 Sol (teoría de Kirchhoff), 302.
 Sol (teoría de Schmidt), 307.
 Sol (teoría de Wilsing), 310.
 Sol (teoría de Wilson-Herschel), 301.
 Sol (teoría de Young), 303.
 — (traslación), 514.
 — (velocidad), 561.

Sol medio, 134.
 Solsticios, 12.
 Sothis (período de), 32.
 Spitaler, 418.
 Spoerer, 774.
 Stebbins (célula de sele-
 nio), 230.
 Steinheil, 769.
 — (fotómetro de pris-
 mas), 220.
 Stephan, 418.
 Strömberg, 564.
 Struve, 389, 567, 767.
 — (estudios sobre la
 composición del Univer-
 so), 680.
 Struve (Hermann), 786.
 Struve (Otto), 773.
 Svea, 241.
 Swan (espectro), 409.
 Swift, 418.

T

Tablas, 789.
 Táuridas, 445.
 Taylor, 418.
 Tacchini, 780.
 Telescopio de Cassegrain,
 107.
 Telescopio de Crossley,
 116.
 Telescopio de Gregory,
 107.
 Telescopio de Herschel,
 107, 113.
 Telescopio de Lassell, 114.
 — de Mount Wilson,
 117.
 Telescopio de Newton, 107.
 — de Pulkowa, 120.
 — de Rose, 114.
 Telescopios, 106, 113.
 Tempel, 418.
 Temperatura de las estre-
 llas, 509.
 Temperatura efectiva del
 Sol, 255.
 Temperatura verdadera del
 Sol, 256.
 Teófilo (cráter de), 343.
 Teoría de Emden sobre
 el Sol, 309.
 Teoría de Julius sobre el
 Sol, 308.
 Teoría de Kirchhoff sobre
 el Sol, 302.
 Teoría de Schmidt sobre el
 Sol, 307.
 Teoría de Wilsing sobre el
 Sol, 310.

Teoría de Wilson-Herschel
 sobre el Sol, 301.
 Teoría de Young sobre el
 Sol, 303.
 Teoría de la contracción,
 717.
 Teoría de la pulsación, 608.
 — heliocéntrica, 36.
 Termopilas, 284.
 Tethys, 388.
 Thales, 745.
 Themis, 388.
 Thome, 783.
 Tiempo, 132.
 — (ecuación de), 135.
 — en el perihelio, 79.
 — local, 162.
 — medio, 134.
 — por husos o zonas,
 163.
 Tiempo sidéreo, 132.
 — solar, 133.
 — universal, 162.
 — verdadero, 135.
 Tierra, 325.
 — (densidad), 80.
 — (distancia al Sol),
 169.
 Tierra (figura y dimen-
 siones), 84.
 Tierra (masa interior), 327.
 — (órbita), 42, 248.
 — (movimiento real),
 36.
 Tisserand, 784.
 Titan, 388.
 Titania, 392.
 Titius (ley de), 246.
 Toepfer (espectroheliógra-
 fo), 243.
 Toepfer (espectroscopio de
 protuberancias), 215.
 Toepfer (fotómetro), 224.
 — (fotómetro fotográ-
 fico), 239.
 Tolomeo, 746.
 — (sistema), 22.
 Topografía de la Luna, 340.
 Traslación del sistema so-
 lar, 541.
 Trayectoria del polo nor-
 te, 330.
 Trépied, 783.
 Triplets, 239.
 Triquetrum, 95.
 Tuttle, 418.
 Tycho Brahe, 44, 749.

U

Ulúg-Beg, 747.
 Umbriel, 392.

Universal, 143.
 Universo (constitución),
 681.
 Urano, 390.
 — (espectro), 373, 392.
 — (masa), 392.
 — (satélites), 392.

V

Variables (estrellas), 591.
 — (órbita), 607.
 — (teoría de la pul-
 sación), 608.
 Variables (velocidad ra-
 dial), 608.
 Variables de corto perí-
 do, 595.
 Variables de eclipse, 595,
 601.
 Variables irregulares, 595,
 610.
 Variables tipo Algol, 596.
 — — Antalgol,
 603, 604.
 Variables tipo δ de Cefeo,
 603.
 Variables tipo Cluster, 604.
 — — R de
 la Corona boreal, 611.
 Variables tipo ζ de los Ge-
 melos, 603, 664.
 Variables tipo U de los Ge-
 melos, 611.
 Variables tipo Mira, 595,
 613.
 Variables tipo RV del To-
 ro, 611.
 Variación acimutal, 439,
 465.
 Variación anua, 439, 465.
 — del brillo de los
 asteroides, 361.
 Variación diurna, 439.
 — horaria, 439, 465.
 Velo de Júpiter, 371.
 Velocidad de la luz, 191,
 197, 198.
 Velocidad de las estrellas
 fugaces, 441.
 Velocidad del Sol, 561.
 — radial, 204.
 — — de las es-
 trellas, 552, 557.
 Velocidad radial de las es-
 trellas dobles, 578.
 Velocidad radial de las es-
 trellas variables, 608.
 Velocidad radial de las ne-
 bulosas, 664, 671, 676.
 Velocidad radial de los
 conglomerados estelares
 esféricos, 648.

Venus, 319.
 — (albedo), 321.
 — (atmósfera), 323.
 — (fases), 319.
 — (órbita), 248.
 — (paralaje del Sol),
 171.
 Venus (período de rota-
 ción), 321.
 Venus (satélite), 325.
 Vernier, 137.
 Vertex, 544, 549, 564.
 Vertical (círculo), 144.
 Vértices aparentes, 543.
 Vesta, 361.
 Vía Láctea, 630.
 — — (espectro lumi-
 noso total), 634.
 Vía Láctea (polo), 630.
 Vico, 418.

Virgínicas, 445.
 Visión directa (prismas),
 211.
 Vogel, 503, 554, 782.

W

Wanschaff (anteojo ceni-
 tal), 144.
 Wanschaff (fotómetro),
 222.
 Weiss, 458, 779.
 Wellmann (micrómetro de
 doble imagen), 148.
 Widmannstaeten (figuras
 de), 468.
 Wilsing, 84, 310.
 Wilson, 266, 301.
 Winnecke, 778.

Wislicenus, 787.
 Wolf, 241, 772.

Y

Young, 303, 778.

Z

Zach, 762.
 Zeeman (fenómeno de),
 267.
 Zenit (v. Cenit).
 Zodíaco, 11.
 — (signos), 13.
 Zöllner, 413, 777.
 — (fotómetro), 221.
 Zonas (tiempo por), 163.

ÍNDICE ANALÍTICO

PRIMERA PARTE

Desarrollo histórico del sistema del mundo

	Págs.
INTRODUCCIÓN	I
CAPÍTULO PRIMERO. <i>La Astronomía antigua. El movimiento aparente de los cuerpos celestes</i>	
1 La esfera celeste	5
2 Movimiento diurno de los astros	6
3 Movimiento del Sol con relación a las estrellas.	10
4 Precesión de los equinoccios; año solar	13
5 Movimiento de la Luna	14
6 Eclipses de Sol y de Luna.	16
7 Sistema de Tolomeo.	22
8 Calendario	30
CAPÍTULO SEGUNDO. <i>Sistema de Copérnico, o verdadero movimiento de los cuerpos celestes</i>	
1 Copérnico.	35
2 La oblicuidad de la eclíptica y las estaciones en el sistema de Copérnico	41
3 Tycho Brahe.	44
4 Kepler	45
5 De Kepler a Newton.	47
CAPÍTULO TERCERO. <i>Gravitación universal</i>	
1 Newton	50
2 Las leyes fundamentales de la Mecánica y su desarrollo desde Newton. Principio de la relatividad.	56
3 El problema de los tres cuerpos y el movimiento de los planetas.	69
4 Determinación de las órbitas.	76
5 Atracción de las masas pequeñas. Densidad de la Tierra.	80
6 Figura y dimensiones de la Tierra	84
7 Explicación de la precesión	88
8 Las mareas	90

SEGUNDA PARTE

Astronomía práctica

	<u>Págs.</u>
INTRODUCCIÓN.	93
CAPÍTULO PRIMERO. <i>El anteojo</i>	98
1 Anteojos más antiguos	98
2 Anteojos acromáticos.	103
3 Reflectores	106
4 Montaje del anteojo	108
5 Grandes aparatos modernos	112
6 Ventajas e inconvenientes de reflectores y refractores.	123
CAPÍTULO SEGUNDO. <i>Medidas astronómicas y aparatos para efectuarlas</i>	130
1 Círculos de la esfera celeste. Coordenadas de los astros.	130
2 Tiempo y ángulo horario	132
3 Instrumentos y observatorios.	136
4 Determinación de las coordenadas geográficas de un lugar.	158
CAPÍTULO TERCERO. <i>Medida de distancias en el espacio.</i>	165
1 De la paralaje en general.	165
2 Distancia de la Tierra al Sol.	169
3 Paralaje del Sol obtenida por medio de los pasos de Venus.	171
4 Otros métodos para la determinación de la distancia del Sol.	176
5 Paralajes estelares.	179
CAPÍTULO CUARTO. <i>La luz</i>	191
1 Velocidad de la luz	191
2 El análisis espectral	200
3 Fotometría	218
4 Fotografía.	232

TERCERA PARTE

El sistema solar

CAPÍTULO PRIMERO. <i>Ojeada de conjunto sobre el sistema solar.</i>	245
CAPÍTULO SEGUNDO. <i>El Sol</i>	252
1 Luz y calor del Sol	253
2 Fotosfera	257
3 Las manchas del Sol.	259
4 Periodicidad de las manchas	268
5 Corona y protuberancias.	270
6 Espectro del Sol y de sus cercanías.	281
7 Cromoesfera	288
8 Rotación del Sol	296
9 Hipótesis sobre la constitución física del Sol.	300

CAPÍTULO TERCERO. <i>Los Planetas</i>	314
1 Mercurio	314
2 Planetas intramercuriales	317
3 Venus	319
4 La Tierra	325
5 La Luna	336
6 Marte y sus satélites.	352
7 Pequeños planetas o asteroides	359
8 Júpiter y sus satélites	368
9 Saturno, sus anillos y satélites	378
10 Urano y sus satélites.	390
11 Neptuno y su satélite	393
 CAPÍTULO CUARTO. <i>Cometas y meteoros cósmicos</i>	 399
1 Aspecto y forma de los cometas.	399
2 Movimiento y origen de los cometas.	401
3 Estadística de las apariciones cometarias	405
4 Constitución física de los cometas.	408
5 Cometas más importantes	418
6 Meteoros (estrellas fugaces, bólidos y meteoritos)	436
7 La luz zodiacal	477

CUARTA PARTE

Astronomía estelar

INTRODUCCIÓN.	481
 CAPÍTULO PRIMERO. <i>Las estrellas fijas.</i>	 483
1 Aspecto del cielo estrellado en general. Catálogos de estrellas. Constelaciones	483
2 Número, brillo y color de las estrellas	491
3 Constitución física de las estrellas	501
4 Movimientos propios de las estrellas	537
5 Estrellas dobles.	565
6 Estrellas variables.	591
7 Estrellas nuevas	615
8 La Vía Láctea	630
9 Conglomerados estelares y nebulosas	638
 CAPÍTULO SEGUNDO. <i>Constitución del Universo</i>	 681
1 Ideas de los astrónomos anteriores a Herschel.	682
2 Investigaciones de Herschel y sus sucesores.	684
3 Trabajos modernos.	690
4 Hipótesis de Shapley sobre la constitución del Universo.	706
 CAPÍTULO TERCERO. <i>Cosmogonía</i>	 710
1 Irradiación del calor	711
2 Origen del calor solar.	715
3 Hipótesis de la nebulosa primitiva.	724
4 Cosmogonía sideral.	733
5 Pluralidad de los mundos habitados	738

APÉNDICE

Bosquejos biográficos. Elementos. Tablas

	<u>Págs.</u>
BOSQUEJOS BIOGRÁFICOS	745
Griegos y alejandrinos	745
Árabes	746
De Copérnico a Kepler	747
De Galileo a Newton.	752
Newton y su tiempo	755
Siglo XVIII.	757
Siglo XIX.	762
 ELEMENTOS Y TABLAS	 789
I Elementos de los grandes planetas.	790
II Elementos de los pequeños planetas.	791
III Elementos de los satélites	792
IV Elementos de los cometas principales	794
V Elementos de los cometas periódicos	796
VI Estrellas variables	796
VII Estrellas dobles	799
VIII Conglomerados estelares	801
IX Nebulosas	802
 ÍNDICE ALFABÉTICO	 805

GUSTAVO GILI, EDITOR :: BARCELONA

Calle de Enrique Granados, 45

ATLAS ÉLÉMENTAIRE DES NUAGES

PAR LE

PROF. E. FONTSERÉ

DIRECTEUR DU SERVICE MÉTÉOROLOGIQUE DE CATALOGNE

AVEC UNE PRÉFACE DU

GÉNÉRAL E. DELCAMBRE

PRÉSIDENT DE LA COMMISSION INTERNATIONALE DES NUAGES

—
TRADUIT PAR

PH. WEHRLÉ

CHEF DE LA SECTION DES AVERTISSEMENTS
A L'OFFICE NATIONAL MÉTÉOROLOGIQUE

—
Un volumen de 52 páginas, de 28 × 22 cm., con 15 figuras intercaladas y 32 láminas fuera del texto

—
Esta obra está destinada a facilitar la nomenclatura de las nubes a los observadores de las estaciones meteorológicas, presentándoles, mediante reproducciones de fotografías tomadas directamente del cielo, las formas típicas de la clasificación internacional. Las láminas que constituyen la parte gráfica de este Atlas forman una espléndida colección, tanto artísticamente como desde el punto de vista científico, y son fruto de una minuciosa selección entre más de mil clichés originales que figuran en el archivo fotográfico de nubes de la Fundación «Concepció Rabell», de Barcelona

Manual del óptico, escrito para uso de los ópticos, oculistas y fabricantes de óptica mecánica, por el Dr. A. A. GLEICHEN y E. KLEIN. Un volumen de 476 págs., de 25 × 16 cms., con 473 grabados.

El microscopio y sus aplicaciones. *Manual de microscopía práctica e introducción a las investigaciones microscópicas*, por los Dres. H. HAGER y C. MEZ. Un volumen de 342 págs., de 23 × 15 cms., con 495 grabados.

Tratado popular de Física. *Manual al alcance de todo el mundo, con numerosas figuras, ejemplos y problemas resueltos, de aplicación a la industria y a la vida práctica*, por los Dres. KLEIBER y KARSTEN. 4.^a edición. Un volumen de 590 págs., de 20 × 13 cms., con 538 grabados y una lámina en color.

Tratado de Física, *para los cursos de las Escuelas técnicas superiores y para los de ampliación*, por O. MURANI. Dos volúmenes de 25 × 16 centímetros.

- I. **Mecánica, Acústica, Termología.** 694 págs., con 592 grabados.
- II. **Óptica, Electricidad.** 904 págs., con 803 grabados.

Elementos de Ciencias físicas y naturales, por el doctor E. FONTSERÉ, 4.^a ed. Un volumen de 294 págs., de 20 × 14 cms., con 774 grabados.

Problemas de Física. *Colección que contiene los del «Tratado popular de Física» de Kleiber y Karsten y las tablas empleadas en su resolución*, por el Dr. JOSÉ ESTALELLA. Un volumen de 202 págs., de 20 × 13 cms., con 43 grabados.

Prácticas de Física. *Iniciación en el estudio experimental de la Física*, por el Dr. JOSÉ ESTALELLA. 2.^a ed., reformada y ampliada, de los «Ejercicios prácticos de Física elemental». Un volumen de 150 págs., de 20 × 13 cms., con 26 grabados.

La Electricidad y sus aplicaciones, por el Dr. L. GRAETZ. 2.^a ed., aumentada. Un volumen de 650 págs., de 25 × 16 cms., con 706 grabados.

Tratado de Radiotelefonía (Broadcasting). *Libro de enseñanza y consulta para los aficionados de todos los países*, por el Dr. EUGEN NESPER. Un volumen de 442 págs., de 24 × 15 cms., con 377 grabados.

Curso de Electrotecnia. *Producción y aprovechamiento industrial de la corriente eléctrica*, por E. KOSACK, ingeniero. Un volumen de 430 páginas, de 23 × 15 cms., con 296 grabados.

Tratado de Galvanotecnia, por el Dr. W. PFANHAUSER. Traducción de la 6.^a ed. alemana. Un volumen de 798 págs., de 25 × 16 cms., con 335 grabados.

Elementos de Electricidad industrial, por P. ROBERJOT, profesor de la Escuela práctica de Industrias de Reims. Cinco volúmenes de 20 × 13 cms.

- I. **Generalidades.** 580 págs., con 455 grabados.
- II. **Medidas.** 330 págs., con 311 grabados.
- III. **Máquinas.** 348 págs., con 246 grabados.
- IV. **Instalaciones interiores.** 390 págs., con 478 grabados.
- V. **Centrales y redes.** 268 págs., con 194 grabados.

Tratado de Telegrafía y Telefonía. *Guía para los empleados de telégrafos y teléfonos*, por el Dr. C. STRECKER. Un volumen de 690 págs., de 25×16 cms., con 535 grabados y una lámina.

Conducción y manejo de las máquinas y de las centrales eléctricas de grande y pequeña potencia, por G. VEROI. Un volumen de 500 páginas, de 25×16 cms., con 465 grabados y tres láminas.

La teoría atómica según las ideas modernas, por el doctor L. GRAETZ, profesor de la Universidad de Munich. Un volumen de 164 págs., de 23×15 cms., con 41 grabados.

Elementos de Química. *Obra escrita para los centros de segunda enseñanza y para los principiantes que hayan de estudiar privadamente la Química*, por el profesor G. OSTWALD. Un volumen de 464 págs., de 20×13 cms., con 76 grabados.

Tratado de Química, para los cursos de las Escuelas técnicas superiores y para los de ampliación, por WERNER MECKLENBURG. Un volumen de 760 págs., de 25×16 cms., con 102 grabados y una lámina de espectros en color.

Curso de Química, por el Dr. J. ESTALELLA. Un volumen de 384 págs., de 20×13 cms., con 121 grabados.

Curso de Química industrial, por F. H. THORP. Un volumen de 712 páginas, de $23 \frac{1}{2} \times 15$ cms., con 137 grabados.

Tratado de análisis químico, cualitativo y cuantitativo, por el doctor A. CLASSEN. Un volumen de 790 págs., de $23 \frac{1}{2} \times 15$ cms., con 57 grabados.

Química general y aplicada a la industria, por el doctor H. MOLINARI. 2.^a edición, aumentada. Cuatro volúmenes de 25×16 cms.

Química inorgánica. — *Generalidades, Metaloides, Metales.* Dos volúmenes con 1304 págs., 321 grabados y una lámina espectroscópica en color.

Química orgánica. — *Generalidades, Derivados del metano, Compuestos cíclicos.* Dos volúmenes con 1582 págs. y 670 grabados.

Tratado de Química analítica aplicada. *Métodos y normas para el examen químico de los principales productos*, por V. VILLAVECCHIA. Dos volúmenes de 25×16 cms., con 1382 págs., 163 grabados y 120 tablas.

Recetario de droguería, por G. A. BUCHHEISTER. Traducido de la 9.^a edición alemana. Un volumen de 818 págs., de 23×15 cms.

Tratado de jabonería, por el Dr. C. DEITE, ampliado por el doctor W. SCHRAUTH. Un volumen de 800 págs., de 25×16 cms., con 171 grabados.

- Nuevo formulario de perfumes y cosméticos**, por J. P. DURVELLE. Un volumen de 534 págs., de 20×13 cms., con 16 grabados.
- Manual del fabricante de bujías**, por A. ENGELHARDT y A. GANSWINDT. Un volumen de 416 págs., de 20×13 cms., con 81 grabados.
- Aceites y grasas vegetales, animales y minerales**, por G. FABRIS. Un volumen de 442 págs., de 20×13 cms., con 23 grabados.
- Manual del curtidor**, por el Dr. A. GANSSEER. 2.^a ed. Un volumen de 388 págs., de 20×13 cms., con 23 grabados y dos láminas en color.
- Manual del químico industrial**. *Colección de tablas, datos físicos y químicos y procesos de análisis técnicos*, por el Dr. L. GABBA. 2.^a edición, aumentada y puesta al día por el Dr. H. MOLINARI, y seguida de las tablas analíticas del Dr. E. WILL. Un volumen de 784 págs., de 20×13 cms.
- Tecnología química de los textiles**. *Estudio de los procedimientos de blanqueo, teñido, mercerización, estampado, apresto y acabado de los tejidos y de las fibras textiles*, por el Dr. P. HEERMANN. Un volumen de 708 págs., de 25×16 cms., con 212 grabados y una lámina en color.
- Manual del tintorero y del quitamanchas**, por el Dr. R. LEPETIT. 2.^a edición. Un volumen de 518 págs., de 20×13 cms., con 44 grabados.
- «Hütte» **Manual del ingeniero**. *Enciclopedia teórico-práctica del ingeniero y del arquitecto, compilada y publicada por la Academia Hütte de Berlín*. Traducción de la 24.^a ed. alemana. Tres volúmenes de 20×13 centímetros. Tomo I, con 1330 págs. y 1051 grabados. (En prensa los tomos segundo y tercero: pídase el prospecto especial.)
- Formulario del ingeniero**. *Manual práctico para los ingenieros, mecánicos y constructores*, por E. GARUFFA, ingeniero. Un volumen de 704 págs., de 20×13 cms., con 975 grabados y 240 tablas.
- Tratado de Mecánica industrial**, *para uso de las Escuelas industriales, de los ingenieros y de los directores de taller*, por PH. MOULAN. 3.^a edición. Un volumen de 1236 págs., de $23 \frac{1}{2} \times 15$ cms., con 1401 grabados.
- Tratado de la fundición del hierro y del acero**, por el Dr. B. OSANN, profesor de la Escuela de Minas de Clausthal. Un volumen de unas 800 págs., de 25×16 cms., con 706 grabados.
- Tratado de Metalurgia general**. *Estudio de los metales, aleaciones, combustibles y materias refractarias. Tecnología metalúrgica. Operaciones auxiliares y complementarias*, por H. O. HOFMAN. Un volumen de 1038 págs., de 25×16 cms., con 908 grabados.

Guía del ajustador y del montador. *Estudio de las herramientas y operaciones fundamentales; corrección de los defectos de ajuste y montaje*, por J. MERLOT. Un volumen de 576 págs., de $23 \frac{1}{2} \times 15$ cms., con 876 grabados.

Técnica del taller mecánico. *Procedimientos racionales de trabajo al torno, fresadora, etc., así como preparación de herramientas, calibres y plantillas*, por C. GIORDANO. Un volumen de 286 págs., de 20×13 centímetros, con 178 grabados.

Manual del modelista mecánico, del carpintero y del ebanista, por V. GOFFI. Un volumen de 460 págs., de 20×13 cms., con 305 grabados, cuatro láminas y 43 tablas.

Manual del mecánico, para uso de los obreros mecánicos, jefes de taller, montadores, metalúrgicos, electricistas y encargados de máquinas de vapor, por el ingeniero E. GIORLI. 5.^a ed., ampliada. Un volumen de 612 págs., de 20×13 cms., con 374 grabados.

Manual del maquinista y fogonero, por el profesor G. GAUTERO y el ingeniero L. LORIA. 4.^a ed., aumentada. Un volumen de 194 págs., de 20×13 cms., con 91 grabados.

La caldera de vapor. *Estudio completo de los generadores de vapor e instrucciones precisas para su manejo*, por L. CEI, ingeniero. 2.^a ed., considerablemente aumentada. Un volumen de 680 págs., de 20×13 centímetros, con 448 grabados y 54 tablas.

Motores de gas, de alcohol y de petróleo, por el Dr. V. CALZAVARA. 3.^a ed. Un volumen de 430 págs., de 20×13 cms., con 159 grabados.

El motor de explosión, por E. PETIT, ingeniero. 2.^a ed., aumentada. Un volumen de 716 págs., de 18×13 cms., con 362 grabados.

Manual práctico del automovilista, por el doctor G. PEDRETTI. 3.^a ed., aumentada. Un volumen de 752 págs., de 18×13 cms., con 922 grabados.

Recetario del automovilista. *Colección práctica de procedimientos, consejos, secretos de taller y reparaciones de urgencia*, por L. BAUDRY DE SAUNIER. Un volumen de 756 págs., de 18×13 cms., con 244 grabados y cuatro gráficas.

Recetario del bruñidor, metalista y decorador. *Arte de pulir, acicalar, dorar, niquelar, revestir, pintar, barnizar, colorear y grabar objetos de metal, madera, piedra, yeso, porcelana, vidrio, hueso, marfil, cuerno, concha, ámbar, etc.*, por G. A. SIDDON. Un volumen de 466 págs., de 20×13 cms.

Manual del tornero mecánico. *Guía práctica para la construcción de tornillos, engranajes y ruedas helicoidales*, por S. DINARO. 2.^a ed., aumentada. Un volumen de 240 págs., de 20 × 13 cms., con 59 grabados.

Tratado práctico de edificación, por E. BARBEROT, arquitecto. Un volumen de 834 págs., de 25 × 16 cms., con 1870 grabados.

Tratado práctico de carpintería, por E. BARBEROT. Un volumen de 836 páginas, de 25 × 16 cms., con 2215 grabados.

Canteras y minas, por S. BERTOLIO. Un volumen de 676 páginas, de 25 × 16 cms., con 205 grabados.

Construcciones de hormigón armado, por C. KERSTEN. Un volumen de 822 págs., de 23 × 15 cms., con 1037 grabados.

Modelos de edificios económicos, casas baratas, villas y granjas, por I. CASALI. 4.^a ed., aumentada hasta el número total de 152 modelos. Un volumen de 472 págs., de 20 × 13 cms.

Construcciones rurales. *Proyecto y construcción de la casa de campo y sus anexos*, por V. NICCOLI, ingeniero. Un volumen de 396 págs., de 20 × 13 cms., con 185 grabados.

Manual del aparejador albañil. *Guía práctica para la organización, replanteo y ejecución de las obras*, por J. F. OULTRAM. Un volumen de 248 págs., de 20 × 13 cms., con 162 grabados.

Tratado de instalaciones sanitarias. *Manual del plomero instalador*, por R. M. STARBUCK. Un volumen de 384 págs., de 25 × 16 cms., con 345 grabados.

Manual de Agricultura, por J. SOLDANI. Un volumen de 428 págs., de 20 × 13 cms., con 141 grabados y dos láminas.

Fabricación de conservas alimenticias. *Manual práctico para fabricantes, agricultores y particulares*, por L. E. ANDÉS. Un volumen de 588 págs., de 20 × 13 cms., con 67 grabados.

Tratado de lechería, por el Dr. W. FLEISCHMANN. Un volumen de 746 páginas, de 25 × 16 cms., con 63 grabados.

El carnero. *Razas, cría, enfermedades y productos del ganado lanar*, por J. HEYNE. Un volumen de 242 págs., de 23 × 15 cms., con 62 grabados.

La abeja y la colmena, por L. LANGSTROTH y C. DADANT. 2.^a ed., ampliada. Un volumen de 644 págs., de 20 × 13 cms., con 221 grabados.

La cría del cerdo. *Selección, alimentación, engorde, productos y enfermedades*, por E. MARCHI y C. PUCCI. Un volumen de 506 págs., de 20×13 cms., con 98 grabados y 17 tablas.

La industria molinera, por C. SIBER-MILLOT y C. MALAVASI. Un volumen de 334 págs., de 25×16 cms., con 226 grabados y 32 tablas.

Cuidado de los animales agrícolas, sanos y enfermos. *Guía práctica para la manutención, crianza y curación de caballos, bueyes, ovejas, cabras, cerdos, perros y aves de corral*, por el Dr. L. STEUERT. Un volumen de 528 págs., de 23×15 cms., con 380 grabados.

El caballo. *Cria, cuidado, educación, higiene y patología del caballo*, por el general C. VOLPINI. Un volumen de 378 págs., de 23×15 cms., con 128 grabados y cuatro láminas en color.

Manual práctico de Avicultura, por J. TREVISANI, premiado por el gobierno español. Un volumen de 286 págs., de 20×13 cms., con 107 grabados.

Tratado de Enología, por el Dr. F. A. SANNINO, director de la Real Escuela de Viticultura y Enología de Alba. Un volumen de 928 págs., de 24×15 cms., con 248 grabados.

Tratado de Fruticultura, por el Dr. D. TAMARO. Es la mejor, la más moderna y la más completa de cuantas obras tratan del cultivo de los frutales. Un volumen de 938 págs., de 25×16 cms., con 687 grabados y 72 tablas.

Tratado de Topografía, por CLAUDIO PASINI. Un volumen de 620 págs., de 23×15 cms., con 275 grabados.

Tablas de logaritmos, por el Dr. O. SCHLOEMILCH. Un volumen de 216 páginas, de 20×13 cms.

Elementos de Matemáticas, *para uso de las Escuelas de Comercio y de Artes e Industrias y para los adultos que deseen completar su instrucción*, por L. TRIPARD. Un volumen de 434 págs., de 20×13 cms., con 338 grabados.

Elementos de Geometría descriptiva y sus aplicaciones a la teoría de las sombras y al corte de piedras y maderas, por C. RANELLETTI. Un volumen de 414 págs., de 20×13 cms., con 273 grabados.

Geometría elemental. *Primeras nociones de Geometría para uso de las escuelas*, por el Dr. E. FONTSERÉ. Un volumen de 76 págs., de 20×14 centímetros, con 175 grabados.

Anatomía artística humana, por A. D. FRIPP y R. THOMPSON, con ilustraciones de I. FRIPP. Un volumen de 240 págs., de 23×15 cms., con 117 grabados, 23 fotografías del desnudo y nueve láminas anatómicas.

El Dibujo y la composición decorativa aplicados a las industrias artísticas, por E. COUTY, jefe de los talleres de decorado de la fábrica nacional de Sèvres. Un volumen de 302 págs., de 23×15 cms., con 462 grabados.

Tratado práctico de Perspectiva. Obra al alcance de los dibujantes, por F. T. D. 2.^a ed. Un volumen de 230 págs., de 25×16 cms., con 310 grabados.

A B C de la Fotografía, por el Dr. L. SASSI. Un volumen de 228 págs., de 20×13 cms., con 92 grabados.

Recetario fotográfico. Colección de 537 fórmulas y procedimientos, por el Dr. L. SASSI. 2.^a ed. Un volumen de 312 págs., de 20×13 cms.

Consultas médico-quirúrgicas, por el Dr. A. DELANGRE. Versión del Dr. RAMÓN R. DE MATA. Un volumen de más de 1000 págs, de 24×15 cms.

Recetario doméstico. Enciclopedia de las familias en la ciudad y en el campo. Colección de 6690 recetas prácticas para todas las necesidades de la vida, por el ingeniero I. GHERSI y el Dr. A. CASTOLDI. 7.^a ed., muy aumentada. Un volumen de 1158 págs., de 20×13 cms., con 148 grabados.

Tratado de Mecanografía teórico-práctica, por V. INCIO GARCÍA. Un volumen de 178 págs., de 23×15 cms.

La ciencia de los negocios. Pensamientos de un negociante, por W. PONDRAY WARREN. 5.^a ed. Un volumen de 380 págs., de 20×13 cms.

Los productos comerciales. Manual de Mercología técnica, por el doctor P. E. ALESSANDRI. I. **Primeras materias, sus propiedades, aplicaciones, reconocimiento y ensayo.** — II. **Productos químicos inorgánicos y orgánicos de uso comercial.** Dos volúmenes de 20×13 cms., con 1002 págs., 109 grabados y 225 tablas.

Economía política, por el Dr. FEDERICO VON KLEINWAECHTER. Traducción de la 4.^a ed. alemana. Un volumen de 522 págs., de 23×15 cms.

El catálogo completo de la casa Gustavo Gilli se remite gratis a quien lo solicite









NEHCOMB-ENGLMANN

ASTRONOMIA
POPULAR

D-2
8946