

G-F 14129

Dr. M. Amigo

DG
A

TEMPERATURA DEL SOL

VALLADOLID

Conferencia de Extensión universitaria

10 ABRIL 1920

TIP. DE ANDRÉS MARTÍN

Plaza de la Libertad, 1, 2 y 3

+158787

MIGUEL MIRANDA

LOPE DE VEGA, 19

28014 - MADRID

TELF. 914 294 576

122E/19

TEMPERATURA DEL SOL

I

La determinación de la temperatura del Sol no se ha hecho con algún fundamento serio hasta el año 1837, pues en el siguiente apareció una *Memoria* de Pouillet en la que se propuso: «Determinar la cantidad de calor que recoje perpendicularmente una superficie dada en un tiempo dado; la proporción de calor que absorbe la atmósfera en el trayecto vertical de los rayos; la ley de la absorción para distintas inclinaciones y los elementos que hay necesidad de conocer para averiguar si la masa del Sol se enfría gradualmente de siglo en siglo, o si existe una causa destinada a reponer las cantidades de calor que pierde sin cesar».

Dió este físico el nombre impropio de *constante solar* a la cantidad de calor que el Sol nos envía con incidencia normal, expresada en $\frac{\text{cal pequeñas.}}{\text{cm.}^2 \text{ minuto}}$

El aparato empleado (*pirheliómetro*) era un vaso calorimétrico de plata, de unos 10 cm. de diámetro, ennegrecido en una de sus bases y bien pulimentado en lo restante de su superficie. Lleno de agua, y provisto de un termómetro, se le dispone de modo que los rayos solares incidan perpendicularmente a la base ennegrecida, y leyendo la elevación de temperatura del líquido en un tiempo determinado, se obtiene el valor de la constante solar, igual según él a 1,76.

Ya veremos, al tratar de la ley de Stefan, que conocido este número se deduce la temperatura del astro, cosa que ya llegó a sospechar Pouillet, en cuya época sólo se tenían sobre la radiación de los cuerpos las dos leyes de Newton y de Dulong y Petit que dicen respectivamente: *Los excesos de temperatura deben decrecer en progresión geométrica cuando los tiempos crecen en progresión aritmética, y la velocidad de enfriamiento de un termómetro en el vacío para un exceso de temperatura constante crece en progresión geométrica cuando la temperatura del recinto crece en progresión aritmética, y siendo la razón de la primera progresión la misma sea cual fuere el exceso considerado* (1).

(1) J. Chappuis.—Leçons de Physique générale, t. I, p. 600 y sig.

Aplicada la primera ley al Sol, obtuvo Pouillet 1.600° C. y utilizando la segunda sacó el insigne P. Secchi en 1872, 10.000.000° C., aunque posteriormente rebajó la cifra a 150.000° C. (2).

Estas divergencias tan grandes no hubieran podido manifestarse teniendo presente una comparación muy instructiva de Lord Kelvin: Si se realiza la combustión de 4,8 Kg. de hulla por cada m.² de la superficie del Sol cada 2 s., se obtiene el mismo número de H. P. que con el calor radiado en 60 s., y como se consume aquella misma cantidad en una locomotora, por cada m.² de reja en un tiempo que no excede de 90 s., (3) el astro no vale más que 45 veces lo que un horno de esta máquina, por lo que su temperatura no debe ser menor de 50.000° C.

Como las distintas zonas del Sol no tienen la misma temperatura, y además no nos es conocida la radiación solar de cerca, hubo necesidad de aclarar lo que se entiende por *Temperatura del Sol*, utilizando a este propósito los conocimientos acerca del *cuerpo negro*. Se sabe (4) que un cuerpo se llama negro, cuando absorbe completamente todas las radiaciones que recibe, cualquiera que sea la longitud de onda λ y el estado de polarización. El negro de humo, o mejor el negro de platino recubierto de negro de humo, se aproxima por sus propiedades absorbentes a él, pero son necesarios recintos cerrados en los cuales sufran las radiaciones que allí entren, por un pequeño orificio, múltiples reflexiones si queremos tener con rigor el cuerpo negro teórico (5).

Violle dió el nombre de *temperatura efectiva*, a la que tendría un cuerpo negro que estando a la misma distancia del Sol, nos enviase la cantidad de calor correspondiente al valor observado de la constante solar.

En 1879, cuando Stefan enunció su célebre ley, no se conocían bien las propiedades del cuerpo negro, debiéndose a Boltzmann su demostración rigurosa apoyándose en la Termodinámica (6). La ley de Stefan dice así: *La radiación integral R del cuerpo negro es proporcional a la cuarta potencia de la temperatura absoluta T*; es decir, que se tiene: $R = \sigma T^4$ (7), siendo σ una constante de determinación delicada, próxima a $6 \cdot 10^{-5} \frac{\text{ergs}}{\text{cm}^2 \cdot \text{s}}$ (8).

Sustituyendo en esta fórmula el valor de la constante solar, empleando la cifra de Knut Angstrom (9), que es $2 \cdot 1 \frac{\text{cal. pequeñas}}{\text{cm.}^2 \text{ minuto}}$ se obtiene para el Sol la temperatura de 5977° absolutos.

(2) Secchi.—Nuovo Cimento, t. XVI, p. 294.

(3) Rankine.—Prime Movers, p. 285.

(4) H. Ollivier.—Cours de Physique générale, t. II, p. 191.

(5) Rapports du Congrès international de physique de 1900, t. II, p. 23.

(6) Paul Drude.—Précis d'Optique, t. II, pág. 309.

(7) Sitzungsberichte Wien., t. LXXIX, II, pág. 391.

(8) Kurlbaum.—Wiedemanns Annalen, t. LXV.

J.-H. Poynting.—Philosophical Transactions of the Royal Society of London, t. CCII, A. 1904.

Féry.—Comptes rendus des séances de l'Académie des Sciences. 1909, pág. 915.

Bahe.—Id. 1910, pág. 167.

(9) Nova Acta Regiæ Societatis Scientiarum Upsaliensis, serie IV, t. I, 1908.

Otra ley del cuerpo negro que tiene una gran importancia para la determinación de la temperatura del Sol, es la de Wien (10), o del desplazamiento, cuyo enunciado es éste: *El producto de la longitud de onda λ correspondiente al máximo de energía en la emisión del cuerpo negro, por la temperatura absoluta T , es una constante C próxima a 2940*, o bien: $\lambda = \frac{C}{T}$, bastando para conocer la temperatura de un cuerpo caliente, determinar la longitud de onda en microns correspondiente al máximo de emisión.

Para el Sol, $\lambda = 0,58$ microns próximamente, por lo que su temperatura sería de 5000 a 6000^o absolutos, siendo satisfactorio el acuerdo con otras evaluaciones, sobre todo teniendo en cuenta que es difícil conocer, para las curvas espectrales de máximo poco acentuado, el valor exacto de λ , y que para los cuerpos no absolutamente negros λ varía entre límites muy amplios.

Pasaré por alto la descripción y manejo de los diferentes *actinómetros* y *pirheliómetros* de Arago, Violle, Crova, etc., antiguos ya, pero recordaré el más recomendado, con el fin de unificar los trabajos de investigación: el llamado *pirheliómetro compensador*, de Angstrom, y algunos de los instrumentos de Física modernos, empleados en la medida de la radiación solar.

En el *pirheliómetro* de compensación eléctrica, de Angstrom (11), el cuerpo calorimétrico le forman dos cintas de platino iguales, procedentes de una misma lámina de 1 micron de grueso próximamente, una de las cuales se expone normalmente al Sol, y la otra, protegida por una pantalla, se calienta por una corriente eléctrica de intensidad reglable, hasta que se produzca igualdad de temperatura en ambas cintas, lo que se aprecia por dos pares termoeléctricos iguales, cada uno en contacto con una banda y un galvanómetro. Llamando Q la radiación por cm^2 y minuto, e i la intensidad de la corriente compensadora, se tiene: $Q = K i^2$, siendo K una constante del instrumento.

En la *Fig. 1* las cintas de platino están adosadas a una especie de U formada por láminas de cobre y níquel, y cuyas soldaduras SS están próximamente a la mitad de distancia en la parte interna de un tubo que se orienta en dirección al Sol. En la base externa de este tubo existen (*Fig. 2*) cuatro bornas, dos de ellas, M y N , corresponden al circuito de las soldaduras y las otras dos, P y Q , al de la corriente compensadora, que contiene 2 elementos Leclanché, una resistencia R y un miliamperímetro A , además de un conmutador C que permite intercalar alternativamente una u otra de las cintas. En el esquema, la corriente sigue la dirección indicada por las flechas a través de la cinta de la derecha D , pero si se coloca el conmutador apoyándose sobre I , calentaría la de la izquierda.

El *radiómetro* de Crookes (12) es una ampolla de vidrio en donde se ha hecho un vacío de 0,05 mm. de mercurio, con lo cual el libre recorrido medio de las moléculas del aire es comparable con sus dimensiones, en cuyo interior

(10) O. D. Chwolson. - *Traité de Physique*, t. II, fascículo 1, p. 73.

(11) Anuario del Observatorio de Madrid. 1907 y sig.

(12) H. Ollivier. - *Loc. cit.*, t. II, p. 177 y 180.

va un molinete formado de varias paletas de mica, una de cuyas caras está ennegrecida y la otra es brillante. Si se le expone a un haz de radiaciones, infrarrojas sobre todo, el molinete gira, siendo repelidas las caras negras por el bombardeo molecular.

Este aparato puede transformarse en instrumento de medida muy sensible, para lo cual las paletas en número de 2, una negra y otra brillante se

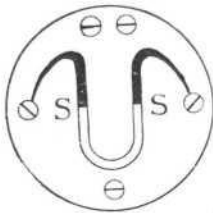


Fig. 1

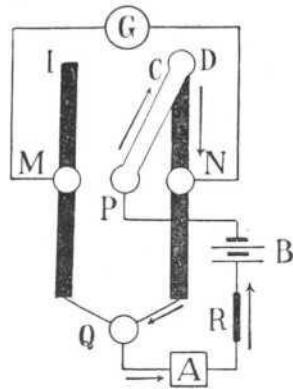


Fig. 2

cuelgan a un hilo de torsión en cuarzo, y se dispone un orificio en la ampolla enfrente de la ennegrecida cerrado por una lámina de fluorina o de plata córnea; lleva además un espejo que permite observar por el método bien conocido de Poggendorff la rotación del equipaje móvil.

También se han hecho medidas *directas* de la temperatura del Sol, por W. E. Wilson (13) con otro instrumento: el *radiomicroómetro* de Sir Vernon Boys.

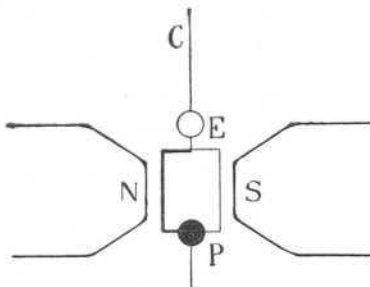


Fig. 3

Es un cuadro (Fig. 3) de 1 mm. próximamente de ancho y de 1,5 de largo, una de cuyas mitades es de cobre y la otra de una aleación débilmente magnética, formando un par termoelectrónico. La soldadura inferior lleva una pequeña placa P ennegrecida, estando suspendido el cuadro por un hilo de cuarzo C entre los polos N y S de un poderoso electroimán. Un espejo E sirve para evaluar por el método de reflexión las desviaciones del cuadro.

Es un instrumento tan sensible que 1 bujía colocada a 2.800 m. de distancia, da una desviación perfectamente

(13) Philosophical Transactions of the Royal Society of London, t. CLXXXV, p. 361.

medible. Aplicado al Sol, Wilson halló 6.201° absolutos, haciendo la corrección de las absorciones solar y terrestre de que trataré más adelante (p. 8).

La radiación total enviada por el Sol sobre la Tierra y dispersada, da un espectro surcado de rayas negras, siendo Langley el físico que ha realizado las más hermosas investigaciones referentes a la distribución de la energía en función de la longitud de onda, utilizando el instrumento llamado *bolómetro*.

El bolómetro, cuyo principio fué ideado 1851 por Svanberg, es el instrumento de mayor potencia que se ha construido para observar las radiaciones caloríficas. Está fundado en la variación de la resistencia eléctrica de una cinta de platino muy fina ennegrecida, resistencia que es función de la temperatura (14). La cinta se construye prácticamente por el procedimiento de Wollaston, (15) es decir con dos placas, una de platino y otra de plata, cuyo grueso sea 10 veces mayor que el de la primera, soldándolas juntas, laminándolas, y posteriormente disolviendo la plata con NO_3H .

Esta cinta constituye una de las ramas B de un puente de Wheatstone sensible a 10^{-11} amp. que es recorrido por una corriente eléctrica muy intensa, con el fin de aumentar la sensibilidad. Cuando el bolómetro recibe las radiaciones se calienta, su resistencia aumenta y el galvanómetro G se desvía.

El montaje puede hacerse de varios modos, pero solo explicaré la disposición indicada en la Fig. 4. Los bolómetros B y B' forman dos de los brazos

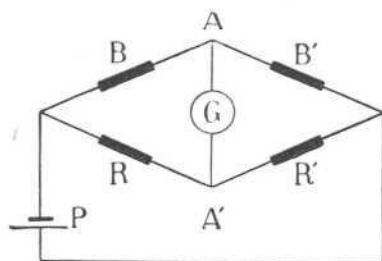


Fig. 4

del puente estando reglados los otros dos R y R' de modo que el galvanómetro esté en el cero. Si la radiación calienta al B elevando por lo tanto su resistencia, la diferencia de potencial entre sus dos extremos se incrementa en una cantidad proporcional a la radiación recibida; los puntos A y A' no estando ya al mismo potencial, el galvanómetro se desvía en una cantidad proporcional a la intensidad que se quiere medir.

Paseando la cinta de platino ennegrecida por todo el espectro solar y observando las desviaciones correspondientes en el galvanómetro, puede seguirse la repartición de la energía calorífica e, en función de la longitud de onda λ , presentando la curva el aspecto indicado en la Fig. 5, pero estando surcada por un gran número de rayas para las cuales e es casi nulo.

Langley utilizaba un prisma de sal gema en sus primeras investigaciones, por ser los espectros prismáticos más cálidos (a dispersión igual por supuesto) que los obtenidos con los resaltos, hallando que el máximo de emisión estaba en las proximidades de 10.000 U. A., por ser la escala de las abscisas no uniforme a causa de ser más dispersadas las radiaciones violetas que las rojas.

(14) P. Salet.—Spectroscopie astronomique, p. 48.

(15) Luis G. Frades.—Compendio de Física general, p. 27.

Posteriormente utilizando la gran sensibilidad (16) del bolómetro y los resaltos (17) halló que el máximo de emisión en el espectro normal, está cerca de la raya D_1 (5896 U. A.) como era lógico en virtud de la identidad bien conocida entre las radiaciones caloríficas, fotométricas y fotográficas, y que mas lejos de 2,5 microns la radiación infrarroja es muy escasa.

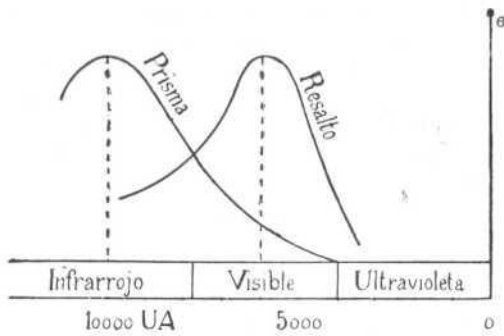


Fig. 5

La modificación está reducida a hacer que el prisma (o el resalto) gire mediante un mecanismo de relojería, con lo cual todo el espectro pasa actuando sobre el bolómetro, en tanto que una placa fotográfica, también movida por el mecanismo, va registrando las posiciones del galvanómetro, dibujando el *bolograma* correspondiente.

Las relaciones que existen entre las diversas radiaciones las pone de manifiesto el bolograma con muchísima más precisión y exactitud que cualquier otro dibujo espectral, pues permite apreciar diferencias de temperatura de $\frac{1}{10.000.000}$ de grado, y además según indica la Fig. 6, se ve con toda claridad un triplete del níquel entre las dos rayas D_1 y D_2 del sodio, para las cuales $D_1 - D_2 = 6$ U. A.

Este aparato puede convertirse en inscriptor de modo que en tiempo muy breve nos dé de un modo automático la curva de la energía, con lo que se evita el inconveniente de los cambios que la radiación del Sol experimenta en el tiempo que se necesita para pasar la cinta del bolómetro por las distintas regiones del espectro, constituyendo el *bológrafo*.



D_1 D_2
Fig. 6

11

Al tratar de evaluar la radiación solar mediante la cantidad de calor recibida por un cuerpo absorbente, hay que considerar que antes de llegar al suelo, o sitio donde estén instalados los aparatos, ha tenido que atravesar las atmósferas solar y terrestre, por lo cual la energía medida en la superficie de la Tierra es menor.

(16) American Journal of Science (The). t. V, p. 245.

(17) Angström. — Recherches sur le spectre normal du Soleil, 1868.

La radiación solar experimenta (18) una disminución selectiva cierta a causa de su paso por el mismo Sol, pues éste es, en efecto, menos brillante en sus bordes que en el centro, lo que se ve fácilmente con cualquier anteojo astronómico. Ahora bien, si el brillo de su superficie es uniforme, como es probable, debe parecerse uniformemente luminoso, cosa que es fácil explicar según la ley del coseno.

El P. Secchi (19) fué el que primero estudió la absorción solar, hallando que alcanzaba, por lo menos, el 88 % del valor total de la radiación; pero señaló el hecho de que todas las longitudes de onda no son igualmente absorbidas.

Investigaciones espectroscópicas se imponían, por consiguiente, y Vogel (20), con ayuda de un espectrofotómetro de polarización (21), y tomando por unidad para todas las radiaciones el brillo central, llegó a los siguientes resultados: en el borde del disco el 13 % de los rayos violetas nos llegan, el 16 de los azules y verdes, el 25 de los amarillos y el 30 de los rojos; en la mitad de la distancia entre el centro y los bordes, el 88,8 de los violetas y el 96,7 de los rojos atraviesan la capa absorbente; en el centro, y por definición, cualquiera que sea el color, se admite el 100 %.

Estos resultados han sido ampliados a los rayos de muy gran longitud de onda, y experiencias cuidadosas realizadas en Potsdam (22) demostraron que la radiación calorífica del Sol se multiplicaría por 1,7, por lo menos, si el Sol no tuviese atmósfera.

Las observaciones más modernas y que constituyen, quizá, lo más definido acerca de este asunto, son las de Abbott (23), efectuadas por el método espectrobolométrico, que han dado los brillos de la superficie para las diferentes longitudes de onda y a diversas distancias del centro.

Además, el poder absorbente de la atmósfera solar es variable, lo mismo que la cantidad inicial de calor emitida por la fotosfera, a causa de la presencia de fáculas, manchas, etc., siendo actualmente quimérico evaluar la influencia de todas estas causas de fluctuación, y como los gases enrarecidos, según experiencias de Thomson, absorben enérgicamente las oscilaciones eléctricas, la corona que constituye una envoltura gaseosa rarificada, extendiéndose a distancia muy grande del Sol, también las absorbe, impidiendo que sean observadas en la superficie de la Tierra.

La distancia a que se ven los gases coronales iluminados corresponde a aquella para la cual las últimas ondas hertzianas que parten del Sol son completamente absorbidas, y esta distancia, variable con el período de las manchas solares, indicaría que la radiación es más o menos intensa según estas épocas.

Al penetrar en nuestra atmósfera los rayos solares experimentan un cam-

(18) J. Bosler.—Les Theories modernes du Soleil, p. 123.

(19) Le Soleil, p. 136.

(20) Young.—Le Soleil, p. 200.

(21) P. Salet.—Spectroscopie astronomique, p. 50.

(22) Astronomische Nachrichten, núms. 3105 y 3106.

(23) Annals of the Astrophysics Observatory, Smithsonian Institution, 1908.

bio en su velocidad de transmisión y, por lo tanto, en su dirección, al mismo tiempo que su intensidad, o sea la fuerza viva que poseen, disminuye. La proporción de calor absorbido depende del espesor atravesado, por lo cual es indispensable conocer la ley de variación de la absorción atmosférica con la altura del Sol sobre el horizonte (24) y la proporción de calor absorbido que corresponde a un espesor determinado de la atmósfera.

Este espesor puede calcularse por una ley trigonométrica, y deducir después la absorción de la fórmula bien conocida en Física:

$$I = I_0 e^{-kx}$$

en la que I representa la intensidad transmitida u observada, I_0 la original antes de la entrada en la atmósfera, e la base de los logaritmos neperianos, k un coeficiente constante, y x el espesor de la capa, fórmula que solo es exacta cuando el flujo de energía radiante es elemental y el medio transmisor homogéneo.

Tratándose de radiación solar expresada en calorías, la intensidad transmitida I suele representarse por Q , la original por Q_0 y e^{-k} por a , que es lo que se llama *coeficiente de transmisión atmosférica*, con lo cual la fórmula anterior se convierte en

$$Q = Q_0 a^x$$

pudiendo con una serie de observaciones de un día determinado, es decir, con una lista de valores de Q y los correspondientes de x , hallar a , advirtiéndose, desde luego, que no es constante como se creía.

Es pues, un parámetro variable con las horas del día y con el espesor atmosférico, variaciones que se revelan estudiando los valores de Q en función de los de x . Para ello se traza (Fig. 7) un sistema de ejes coordenados, tomando

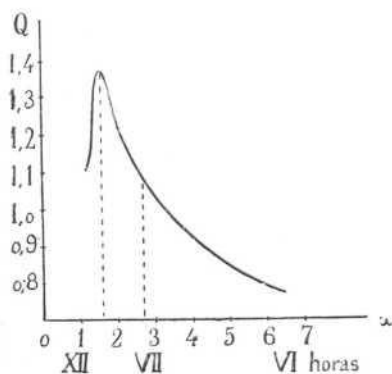


Fig. 7

como abscisas los valores de x (espesor atmosférico) y como ordenadas los de Q (radiación correspondiente), demostrando la curva que así resulta una marcha regular en las primeras horas de la mañana (espesores mayores), pero a partir del espesor 2,6 (7 h 15 m) la curva crece más rápidamente hasta las 8 h 20 m, y luego de pronto, el valor de la radiación decrece con la anomalía que revela perfectamente la gráfica.

La variación, desconocida, de la absorción con la altitud es todavía, de todas las causas de error, la más grave, pudiéndose atenuar algo observando en alturas lo más elevadas posible. En

(24) Ch. André.—Traité d'Astronomie stellaire, t. I, p. 117 y sig.

España se han hecho trabajos notables en este sentido por el astrónomo del Observatorio de Madrid, Sr. Ascarza (25) en el Guadarrama, en dos estaciones de 2.000 y 1.200 m. de altura, hallando en todo momento (Fig. 8) que los valores medios de a en la estación superior son mayores que en la inferior, siendo la diferencia función de la altura del Sol, pues toma los valores máximos hacia el mediodía, siendo decrecientes antes y después.

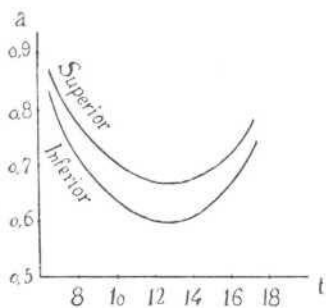


Fig. 8

Dependiendo el coeficiente a de x , claro es que se podrá expresar esta dependencia mediante una fórmula. Son muchas las propuestas, empíricas todas ellas, por lo que no responden exactamente a la marcha del fenómeno, entre las cuales puede colocarse la siguiente:

$$a = e^{-\frac{1}{bx^2 + cx + d}}$$

siendo b , c , d , constantes perfectamente determinables, y que si tiene la falta de no ser sencilla, posee la ventaja de adaptarse bastante bien a los resultados de la observación.

La absorción atmosférica también varía con la longitud de onda, según demostraron los trabajos de Langley en el monte Whitney, a 4.500 m. de altura. Como el aire en esas regiones es muy puro, pudo ampliar sus estudios hasta una región muy avanzada del infrarrojo, comprobando que, por consecuencia de la absorción mayor de los rayos muy refrangibles, el máximo de intensidad se corre un poco hacia el azul (26). Como la atmósfera solar contribuye, por otra parte, a incrementar este efecto, resulta que el Sol visto desde fuera de la atmósfera terrestre, presentará un matiz azul (27) en vez del amarillento con que nosotros le vemos.

Otra causa que también influye son las partículas sólidas en suspensión en el aire, originarias de la *difusión*. La intensidad difundida está, en efecto (28), en razón inversa de la cuarta potencia de la longitud de onda, según la ley de Rayleigh, siendo sobre todo sensible, por lo tanto, para los rayos violetas. Para resolver este problema de un modo general, es necesario calcular el paso de la energía a través de un cuerpo cuyas más pequeñas porciones se pongan a oscilar por resonancia, suponiendo la dispersión explicada por los electrones, habiendo demostrado Planck que, según la teoría electromagnética, la dispersión por las oscilaciones en el interior de una molécula conduce necesariamente en cada medio dispersivo, en apariencia homogénea, a una perturbación que obedece a la ley de Rayleigh.

(25) V. F. Ascarza.—La transmisibilidad atmosférica para la radiación solar. Asociación española para el progreso de las ciencias. Congreso de Sevilla, 1917, t. IV, p. 193 y sig.

(26) Langley.—Researches on Solar Heat, a reprint of the Mount Whitney expedition, 1887.

(27) Nature, t. XXVI, p. 589.

(28) P. Drude.—Precis d'Optique, t. I, p. 315.

Con todas estas causas perturbadoras, y con otras varias que se pudieran citar, el valor de la constante solar se halla considerablemente disminuido, pero, no obstante, su valor es superior al determinado por Pouillet, según demuestra este cuadro (29):

Forbes	1842	2,85	Hansky	1897	3,4
Violle	1875	2,54	Rizzo	1898	2,5
Crova	1878	2,2	Scheiner	1902	2,3
Langley	1884	3,0	Angström	1908	2,17
Savelieff	1889	2,81	Abbott	1910	1,95
Vallot	1896	1,7	Cos	1915	2,3

Si resumimos los resultados concordantes obtenidos, se saca como valor más probable de la constante solar $2,1 \frac{\text{cal. pequeñas}}{\text{cm.}^2 \text{ minuto}}$, y sustituyendo este número en la fórmula de Stefan, que es la más aceptable, se halla para la temperatura efectiva del Sol 5.977^0 absolutos.

III

Pero si queremos conocer la temperatura interna del Sol, el problema es aún muchísimo más complicado; no vislumbrándose, hay, al menos, una solución satisfactoria. Aunque el astro esté en estado gaseoso, debido a las elevadas temperaturas que allí reinan y a su poca densidad, 1,4, no significa esto en modo alguno que se parezca a los gases que nosotros conocemos, pero es probable que las leyes características de Mariotte, Gay-Lussac y Dalton se cumplan, con lo cual un punto determinado de él estará definido por una temperatura, una presión y una cierta densidad, y obrando al mismo tiempo la ley newtoniana de la atracción, se establecerá un estado estático o de equilibrio. Pero ¿cuál es este equilibrio? ¿Se trata de un equilibrio isotérmico, o es adiabático?

Yo bien quisiera detenerme en contestar a estas preguntas, exponiéndoo las interesantes lucubraciones de Brillouin (30), Brester, etc., esbozándoo el inmenso y transcendental problema de Homer Lane (31), basado en considera-

- (29) Philosophical Transactions of the Royal Society of London, t. CXXXII, p. 273.
 Annales de Chimie et de Physique, t. X, p. 321, y t. XI, p. 505.
 Rapports du Congrès de physique de 1900, t. III.
 Comptes rendus des séances de l'Académie des Sciences, t. CXII, p. 1200.
 Bulletin de la Société de Physique, 1907, fascículo 1.
- (30) Thomson.—Conferences et Allocutions, p. 241.
- (31) American Journal, t. L, p. 57.

ciones puramente geométricas, haciéndoos un breve resumen de la marcha seguida por Thomson (32) en sus bellos y largos cálculos, para luego extenderlos a otros cuerpos celestes gaseosos, con excepción de las nebulosas planas, como la de Andrómeda, y de las espirales, como la de los Perros de caza, pero es tanto aún lo que me resta deciros, que no me es posible detener más que un momento en el más reciente trabajo acerca de este punto: el del astrónomo americano Mr. See (33).

Considera al Sol, como una mezcla íntima de cuerpos simples, reducidos por la alta temperatura al estado monoatómico, y acepta para densidad en el centro el número $d' = 8,4$ y para densidad d , a diversas profundidades los valores comprendidos entre 0,1 y 0,01 de la del aire atmosférico, con lo que saca un límite superior y otro inferior. Inmediatamente aplica la fórmula

$$T = T' \left(\frac{d}{d'} \right)^{\frac{2}{3}}$$

en la que sustituye los números dichos, obteniendo en la región central los valores exorbitantes de 10 y 100 millones de grados, y presiones de 10^9 (10 mil millones) de atmósferas.

See, ha calculado las velocidades de que están animadas las moléculas del Sol gaseoso, hallando que si en la fotosfera son inferiores a aquella en que un móvil cualquiera no es influenciado por la atracción del astro, no ocurre lo mismo en el centro, debiendo emigrar a los espacios, originando esto una desagregación de su masa, sinó existieren fuerzas elásticas que lo impidiesen. Entre estas la gravedad solar al comprimir unas contra otras las capas sucesivas, producirá efectos comparables a la rigidez del acero, lo cual impediría toda separación de los elementos químicos constitutivos en estratos sucesivos por orden de sus pesos atómicos, por lo que el Sol debe ser una mezcla íntima de ellos.

IV

Aunque no se conozca exactamente la temperatura del Sol, se puede calcular la pérdida experimentada al cabo de 1 año, valiéndose de la constante solar, obteniéndose $1^{\circ},36$; y admitiendo que el calor específico medio es igual a la unidad, cada Kg. del astro emite por año 1,36 calorías. Pero estando el Sol constituido de elementos análogos a los terrestres y siendo el agua de todos los cuerpos el de mayor calor específico, aún habría de aumentarse considerablemente el anterior valor, siendo de aquí conducidos a preguntarnos si es posible que a pesar de una radiación tan considerable, tenga el astro una temperatura constante y cuales sean los manantiales caloríficos que puedan compensar pérdidas tan considerables.

(32) Philosophical Magazine, t. XXIII, p. 287.

(33) Astronomische Nachrichten, t. 167, p. 1:3, y t. 169, p. 321.

Si suponemos incandescente el interior del Sol, bastaría para que descendiese su temperatura a 0° un período mucho más corto que el de las épocas geológicas mejor conocidas, pues se encuentra que la temperatura inicial disminuye en $\frac{2}{3}$ próximamente en 5.000 años, resultado imposible, al que también ha llegado Young (34) suponiendo extendida por toda su superficie una capa de antracita de 7 m. en cada hora.

Por otra parte, no hay duda que durante toda la duración de los tiempos históricos, la actividad del Sol ha sido sensiblemente la misma, no habiendo disminuído de un modo apreciable; los seres vivientes de nuestro globo son los mismos y este hecho es incompatible con un descenso notable en la temperatura del Sol. Es por lo tanto imposible admitir que el calor solar sea debido a una *combustión* o a la radiación de una masa incandescente.

Es un problema interesante y al mismo tiempo difícil, el saber como la temperatura del Sol puede ser mantenida, para lo cual pueden hacerse dos grupos de hipótesis: las que se fundan en una acción exterior, o las que se basan en una actividad interior.

Entre ellas, no me ocuparé de la de Mayer (35), el fundador de la Termodinámica, que afirma se entretiene la radiación solar por la caída incesante sobre el astro de una lluvia de materia meteórica, areolitos y estrellas fugaces, cuya fuerza viva se transformaría por el choque en calor, a causa de las graves objeciones que pudiéramos hacerla.

En primer lugar, se produciría un aumento en la masa del Sol, tal que el movimiento orbital de la Tierra, o más claro, la duración del año se retrasaría al cabo de 1.000 en cerca de 1 mes, lo que está en contradicción con todas las observaciones y resultados de la mecánica celeste. En segundo lugar, la mayor parte de la materia circularía entre el Sol y Mercurio, por cuya causa los movimientos de éste serían fuertemente perturbados, y finalmente Newcomb (36) estima que el anillo de materia cósmica, que se formase, sería visible si existiese, por todo lo cual la teoría de Mayer es inadmisibles para explicar la constancia de la radiación solar.

Tampoco me detendré en la hipótesis de Siemens (37), el célebre ingeniero inglés, que explica el mecanismo de mantenimiento de la temperatura en el astro, valiéndose de una analogía de lo que ocurre en los altos hornos de recuperación, concepción ingeniosísima en la que el combustible (38) son las materias sólidas más o menos divididas de las regiones extraterrestres y el comburente los gases enrarecidos, principalmente el CN, que llenan todos estos espacios, según se sabe por la teoría cinética de los mismos, por la de la luz zodiacal y por el análisis de los gases ocluidos en los meteoritos, de núcleos cometarios, hipótesis que después de una muy larga discusión en el terreno científico está desechada hoy.

(34) C. A. Young.—General Astronomy, p. 239.

(35) R. Mayer.—Beiträge zur Dynamik des Himmels, p. 12.

(36) F. Tisserand.—Mécanique celeste, t. IV, p. 539.

(37) Proceedings Royal Society of London, t. XXXIII, p. 389.

(38) M. Williams.—The Fuel of the Sun.

Entre los hombres de ciencia, una de las explicaciones más satisfactorias de este asunto, es la de la *contracción* de Helmholtz, no en su primitiva forma, sino con la modificación introducida por el tantas veces citado Thomson (39), que concibe las cosas de la manera siguiente:

Por consecuencia del enfriamiento superficial, las masas fluidas exteriores aumentan de densidad, tendiendo a aproximarse al centro, siendo sustituidas por otras porciones más calientes, movimientos que tienden a producir un equilibrio convectivo, que si pudiera realizarse sin que hubiere enfriamiento, cada punto del Sol tendría por definición (véase p. 12) una temperatura y una densidad correspondiente a su posición. Pero a medida que crece la primera también lo haría la segunda, en virtud de las leyes de Laplace y de Gay-Lussac, y la fuerza de la gravitación estando equilibrada, no puede dejar de estarlo más que por un descenso termométrico en los puntos de la misma densidad, que al producirse permitiría trabajar a la gravitación, con lo que habría desprendimiento de calor. Si se supone el Sol en estado gaseoso, que es lo probable, debe fatalmente de ocurrir así, pues la magnitud de su coeficiente de dilatación le permite contraerse suficientemente, y su temperatura media se elevará.

Thomson halla, después de un fácil cálculo, que una contracción de $35 \frac{m}{año}$ bastaría para explicar estos hechos, pudiéndose sacar de este número alguna conclusión cosmogónica importante. En efecto, el radio solar debe disminuir en $\frac{1}{20}$ de su valor en 1 millón de años, lo que equivale a decir que el diámetro aparente era cuatro veces mayor que en la actualidad hace 15 millones, y que se habrá reducido a la mitad dentro de 20 millones, suponiendo que la radiación no varíe sensiblemente; pero la densidad debería aumentar mucho (desde 1,4 a 11,2), con lo cual la condensación no podría continuar, porque sería impedida por la aglomeración molecular.

La superficie del Sol sería 4 veces menor, por lo que la rapidez de la radiación disminuiría en fuertes proporciones, y es por lo que Newcomb afirma que es difícil creer que el Sol continúe suministrando bastante calor para que se mantenga la vida sobre la Tierra, tal como hoy la concebimos, durante 10 millones de años todavía, por lo cual «la temperatura actual no podrá sostenerse, el termómetro acusará descensos rápidos, el agua será eliminada de la troposfera en totalidad, las pérdidas de calor serán así favorecidas, y tanto vegetales como animales, sucumbirán ante las duras condiciones de vida impuestas por tan fatales circunstancias», según os decía en bellísima conferencia (40) el año pasado el catedrático Sr. Luna.

Pero esta teoría de la contracción, indiscutida hace algunos años, no es la única posible, quedándome decir algo de las dos más importantes: la de Lockyer, basada en la *disociación*, y la que admite que el calor solar se sostiene por la presencia en el astro de los *cuerpos radioactivos*.

(39) Thomson. — Conférences scientifiques et Allocutions, p. 238.

(40) R. Luna. — La evolución de la atmósfera, p. 28.

La temperatura del Sol es suficiente para mantener sus diversos constituyentes materiales en estado de disociación, estado en el que poseen una cantidad considerable de energía, que se transforma en calor en el momento de la combustión. A altas temperaturas los cuerpos simples, a pesar de la afinidad que tiende a unirlos, pueden permanecer en presencia sin combinarse, y cuando la temperatura desciende, la combinación puede verificarse acompañada de un gran desprendimiento de calor. Así, por ejemplo, el calor de disociación del agua es de 3.830 calorías.

Una experiencia de Física nos muestra esta absorción del calor en las descomposiciones. Se sumergen en un vaso con agua dos alambres muy finos de platino, por los que se hace pasar una fuerte corriente eléctrica; si se los sumerge a poca profundidad, el agua se calienta rápidamente sin descomponerse; pero si se los hunde más, la descomposición comienza y la temperatura cesa de elevarse.

Supongamos, ahora, que una masa de gases disociados, de H y de O, por ejemplo, pasen al estado de combinación, con lo que todo el calor latente de disociación se desprenderá y detendrá el enfriamiento, y admitamos que la radiación haga perder a esta masa una cantidad de calor capaz de enfriarla 1° por año. Si, en virtud de este enfriamiento, la combinación comienza y se extiende progresivamente a la masa entera, hay desprendimiento de $3.830 \frac{\text{cal.}}{\text{gr.}}$ de materia, lo que basta para retardar en 3.830 años el enfriamiento inicial. Claro es que este razonamiento podría repetirse con otros cuerpos distintos del H_2O .

El hecho de la disociación general de las materias solares, en el sentido de Química, no es, por lo tanto, dudoso; lo que es más audaz es la extensión dada a esta idea por Sir Normann Lockyer (41) como aplicación al entretenimiento del calor solar.

Lockyer nota la ausencia en el espectro del Sol de numerosas rayas, dadas sin embargo por el elemento terrestre correspondiente y así en la región visible del espectro el hierro que está representado por más de 1.000 rayas de Fraunhofer, en la cromosfera solo existen 2 rayas representantes. Otros cuerpos, el calcio en particular, no tienen el mismo espectro a diferentes temperaturas, pues las chispas eléctricas las más calientes dan el predominio a las rayas H y K de Fraunhofer, mientras que al disminuir la temperatura llegan a desaparecer completamente, concluyendo de aquí que la molécula de calcio se ha disociado en cuerpos más sencillos, desconocidos hasta ahora y que no existen en el estado libre a las temperaturas usuales, sucediendo lo mismo para la mayor parte de nuestros pretendidos elementos químicos.

Los espectros de las manchas y de las protuberancias solares vienen a reforzar estas ideas, comportándose las diversas rayas de un mismo elemento diferentemente, pues en las manchas ciertas rayas de un cuerpo están ensanchadas y otras no, y en las protuberancias unas rayas corresponden a una cierta velocidad radial y otras del mismo elemento la revelan diferente, no pu-

(41) Lockyer. — L'évolution inorganique.

diéndose sostener que el cuerpo en cuestión tenga varios espectros que aparecen según las circunstancias, porque el agrupamiento de las rayas ensanchadas o desplazadas no está regido, en este caso, por ninguna ley.

La hipótesis más reciente ideada para explicar la constancia de la temperatura del Sol es la de la *radioactividad*. La primera noción de la existencia posible de los cuerpos radioactivos en el astro fué dada a conocer por W. E. Wilson (42) en 1903, físico que apoyándose en el resultado de Curie que había encontrado que 1 gr. de radio emite $100 \frac{\text{cal.}}{\text{hora}}$ dedujo que $3,6 \frac{\text{gr.}}{\text{m.}^3}$ bastarían para sostener la radiación solar, añadiendo que a la temperatura del astro el poder radiante del Ra es quizá intensificado.

Los fenómenos radioactivos unidos al conjunto de los trabajos modernos sobre la física de los electrones, han venido a demostrar que este manantial de energía es prodigioso, de un modo tan grande que las cifras que la miden escapan a nuestra imaginación. Para dar una idea de ello J. J. Thomson (43) calcula la cantidad de energía contenida en 1 g. de H y halla que es 10^{19} ergs., o sea energía suficiente para elevar 1 millón de toneladas a más de 100 m.

Varias objeciones se han hecho a la posibilidad de la existencia de las substancias radioactivas en el Sol, pues se ha hecho notar que las diferentes clases de radiaciones emitidas por ellas, debían llegar hasta nosotros, principalmente las más penetrantes como son los rayos β y γ . Pero una solución de iodoformo en el cloroformo es muy sensible a estos rayos, bastando 5 mg. de Br Ra para dar al líquido una coloración púrpura, aún después de haber atravesado una plancha de plomo de 1 cm. de espesor. Si ahora se interpone la más delgada pantalla opaca entre la solución y los rayos solares, con el fin de evitar toda radiación calorífica, el reactivo no manifiesta nada, aún después de varios días, pareciendo que el Sol no puede emitir los rayos cedidos en abundancia por los cuerpos radioactivos, por lo que no podría contener una cantidad apreciable de estos elementos.

La respuesta a esta objeción nos la da la experiencia, pues cuando los rayos de Becquerel tienen que atravesar más de 1 cm. de Pb, la radiación transmitida no contiene sensiblemente más que rayos γ , que son los más penetrantes a causa de ser los más próximos a los Röntgen, rayos que pierden la mitad de su intensidad al atravesar 8 cm. de Al, o en el caso de pantallas de otra naturaleza, una capa de igual masa por unidad de superficie, y como la atmósfera terrestre equivale en masa a 76 cm. de Hg, o a 89 de Pb, constituye así una capa material mucho más absorbente que una lámina de Pb de 1 cm., por lo cual el método ensayado no podía manifestar nada.

Además, es preciso tener en cuenta la absorción de las radiaciones a través de la misma masa del Sol, y suponiendo el coeficiente de absorción proporcional a la densidad, se halla que el efecto radioactivo del Sol sobre la Tierra debe ser $1,5 \times 10^{19}$ veces más fuerte que el de 1 gr. de Br Ra a la misma distancia.

(42) Nature, t. LXVIII, p. 222.

(43) J. J. Thomson. Electricity and matter.

Pero los rayos γ emanados de 10 mgr. del precioso producto, apenas pueden ser descubiertos por el método eléctrico cuando se interponen 10 cm. de Pb entre el cuerpo activo y el aparato de medida, por lo que, si los rayos Becquerel emanados del Sol pueden reconocerse, debemos comparar estas cifras con las que corresponden a la radiación solar, teniendo presente la distancia y la absorción atmosférica.

La distancia del Br Ra al aparato en estas experiencias era de 10 cm., y siendo la del Sol a la Tierra $1,5 \times 10^{12}$ veces mayor, el efecto del astro equivale a $6,7 \times 10^{-6}$ gr. de Ra colocados a 10 cm. del aparato, peso que es de orden de la milésima parte del Ra de la experiencia, y que, en lugar de atravesar 10 cm. de Pb, la radiación solar tiene que franquear nuestra atmósfera, por lo que el hecho de que no se compruebe nada, ni aun con los métodos más sensibles, no tiene ninguna significación.

Todavía hay otra objeción, y es que ni una de las rayas del Ra figura en el espectro solar. Especialmente en el ultravioleta de este cuerpo, la más fuerte de sus rayas, correspondiente a 3.814,6 U. A., está muy próxima a una solar atribuida al Fe, pero no coincide con ella. Esta ausencia del espectro del Ra en el Sol no prueba todavía nada, pues, vista la dilución extrema (2 millonésimas) que supone el cálculo de Wilson, serían invisibles (44) las rayas del Ra.

Pero, si parece imposible probar que el Sol contenga Ra, para poder así explicar la constancia de su temperatura, hay, por el contrario, serios argumentos que demuestran su existencia. En primer lugar, figura la presencia de los cuerpos radioactivos (45) en el interior de la Tierra en cantidades notables, por lo que se puede admitir que el calor interno de nuestro globo es sostenido por esta causa, pues bastan 5 cg. de Ra por millón de toneladas para compensar las pérdidas de calor por conducción, resultado del mismo orden de magnitud del obtenido por Strutt, estudiando las rocas procedentes de diversas regiones del planeta.

La presencia cierta del Ra o de los cuerpos similares tales como el U, el Th, el Po, en la masa terrestre, su influencia casi cierta en el entretenimiento del calor central, son otros tantos argumentos en favor de fenómenos análogos en el Sol.

Además se sabe que el Ra y sus congéneres desprenden una especie de gas, la emanación, que tiene la propiedad de convertirse al cabo de un cierto tiempo en He, pero éste se encuentra en cantidades enormes en el Sol, y como se admite que en la Tierra, el que existe en estado libre proviene de la desintegración de los elementos radioactivos, es muy lógico atribuir al He cromosférico, en una gran proporción, el mismo origen, siendo debida otra parte al que emigra de otros planetas.

Notemos aún otro punto que tiene gran interés: las ideas admitidas hoy, acerca de la formación solar, suponen que en un montón de materia fluida sometida al influjo de la gravitación, son los cuerpos más pesados los que

(44) Guillaume. — *Revue générale des Sciences*, t. XV, p. 576.

(45) Rutherford. — *Radioactive Transformations*.

manifiestan tendencia a dirigirse hacia el centro, siendo natural que se hallen en más fuerte proporción allí que en las masas planetarias secundarias, nacidas en la periferia de la nebulosa primitiva.

Hasta ahora no se ha hallado una influencia apreciable de la temperatura sobre la radioactividad, pero no hay que olvidar que no disponemos de temperaturas del orden de la del Sol, siendo muy posible que a ellas un gran número de substancias se encuentren en el estado de transformación en que vemos al Ra, cuya enormidad de energía intraatómica da que pensar (si esta teoría de la evolución inorgánica es exacta) que las pérdidas por radiación han debido ser considerables, pérdidas de una lentitud tanto mayor cuanto que en cada átomo los electrones en rotación son más numerosos, habiendo podido servir para alimentar en una muy fuerte proporción la radiación solar.



