



Figura 5.

horno de microondas irradian-do a 600 W durante 5 minutos.

- 3) Se deja enfriar el reactor, se abre y se recoge el residuo aceitoso de color oscuro disolviéndolo en etanol.
- 4) Se evapora el disolvente a presión reducida y a temperatura ambiente en un rotavapor y se procede a aislar el 3-adamantilpirazol del crudo de la reacción mediante cromatografía en columna de gel de sílice con diclorometano/etanol 95:5. R_f : 0.60 (diclorometano/etanol 95:5) y punto de fusión 135-138°C.

El rendimiento de la reacción en producto aislado varía entre el 35% y el 45%.

Para la realización de esta experiencia, es aconsejable tener la precaución de disponer el horno de microondas en el interior de una vitrina utilizando además una pantalla de protección. No deben utilizarse cantidades mayores de reactivos ni prolongar el tiempo de reacción. En nuestro laboratorio, a pesar de haber cuidado las medidas de seguridad, durante la realización de una de estas experiencias entre pirazol y bromoadamantano ocurrió la explosión del recipiente con el resultado que se indica en la Figura 5.

Para concluir, señalar que el diseño de nuevos equipos en los que el uso de las microondas en química pueda ser optimizado, tanto en lo que se refiere al control

de la potencia y energía absorbida por una muestra como a la temperatura de la reacción, permitirá, además de comprender el denominado "efecto microondas" desde un punto de vista teórico, la obtención de resultados espectaculares en este campo.

BIBLIOGRAFÍA

- (1) J. W. VANDERHOFF, *U.S. Patent*, 3,432,413 (1969)
- (2) R. N. GEDYE, F. E. SMITH, K. C. WESTAWAY, H. ALI, L. BALDISERA, L. LABERGE, J. ROUSELL, *Tetrahedron Lett.*, 1986, 27, 279.
- (3) R. J. GIGUERE, T. L. BRAY, S. M. DUNCAN, G. MAJETICH, *Tetrahedron Lett.*, 1986, 27, 494.
- (4) J. A. HASEK y R. C. WILSON, *Analytical Chemistry*, 1975, 46, 1160.
- (5) F. LANGA, P. DE LA CRUZ, A. DE LA HOZ, A. DÍAZ-ORTÍZ y E. DÍEZ-BARRA, *Contemporary Organic Synthesis*, 1997, 4, 353.
- (6) G. BRAM, A. LOUPY, M. MAJDOUB y A. PETIT, *Chemistry and Industry*, 1991, 396.
- (7) I. FORFAR, P. CABILDO, R. M. CLARAMUNT y J. ELGUERO, *Chem. Lett.*, 1994, 2079; R. M. Claramunt, M. D. Santa María, I. Forfar, F. Aguilar-Parrilla, M. Minguet-Bonvehí, O. Klein, H-H. Limbach, C. Foces-Foces, A. L. Llamas-Saiz y J. Elguero, *J. Chem. Soc., Perkin Trans.*, 2, 1997, 1867.

Rosa María Claramunt
y María Dolores Santa María
Depto. de Química Orgánica y Biología

El alma de las estrellas

A lo largo de la historia de la humanidad el hombre se ha preguntado en muchas ocasiones sobre la naturaleza de las estrellas, y llegó a pensar que ésta no se podía desvelar ya que con ellas no se pueden hacer experimentos. Ahora sabemos que estas conclusiones no son ciertas.

Uno de los pioneros en el estudio de la luz solar fue el inglés Sir Isaac Newton (1642-1727) [1]. La clave que distingue el experimento [2] de Newton de los anteriores, es que él experimentó poniendo un prisma que descomponía la luz en todos los colores del arco iris a gran distancia de una pantalla, aproximadamente a siete metros. De esta forma los colores se separaron lo suficiente y así pudo observar un espectro claro (1675). El fallo de Newton consistió en escoger una abertura circular de aproximadamente seis milímetros de diámetro, en vez de una rendija estrecha. Debido a esto, Newton no pudo ver las líneas de absorción del espectro solar, que siglo y medio más tarde ocasionarían un importante cambio en la Física.

Después de estos experimentos, Newton concluyó que la luz blanca estaba compuesta por una mezcla de colores independientes, explicando que los corpúsculos, partes componentes de la luz, excitaban el éter en vibraciones características para cada color. Con esto podemos ver cómo en esta época en la que hablamos todavía se pensaba que todas las ondas se propagaban en un medio material, que se llamó éter (palabra del latín *aeter*, que significa cielo).

Más tarde William Herschel (1738-1822) descubrió que los distintos colores del espectro tenían distintas intensidades y encontró que la intensidad máxima para el Sol era la debida al amarillo. Al mismo tiempo Thomas Young (1773-1829), defensor de la teoría ondulatoria de la luz, experimentaba con una red de difracción de 20 líneas por milímetro, lo que le llevó a observar el espectro visible con cla-

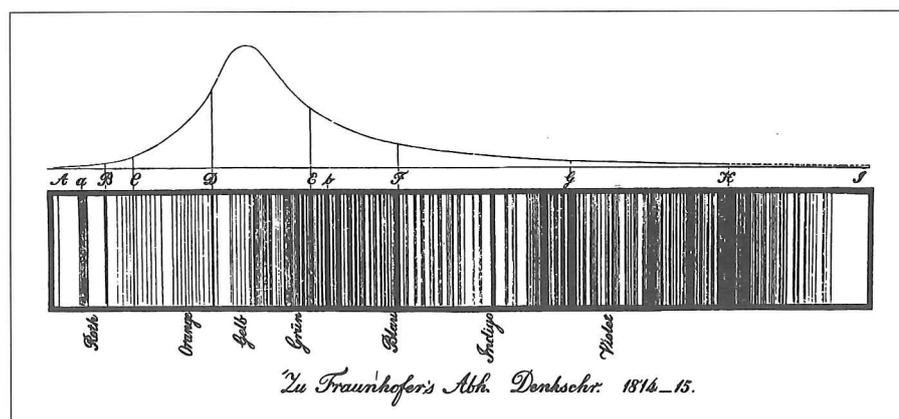


Figura 1. Fraunhofer's solar spectrum.

ridad. Young estudió dicho espectro y determinó las longitudes de onda de varios colores [3], desde 6.750 Å correspondiente al rojo hasta 4.240 Å del violeta. Más tarde William Wollaston (1766-1828) hizo las primeras observaciones de las líneas oscuras (o de absorción) del espectro solar en 1802, pero no supo cómo interpretar los resultados que obtuvo. Fue el alemán Joseph Fraunhofer (1787-1826) quien después de descubrir la línea doble del sodio comenzó a estudiar la luz del Sol utilizando redes de difracción. Así llegó a descubrir más de quinientas líneas oscuras en el espectro solar.

El estudio de Fraunhofer fue meramente descriptivo, no intentó dar una explicación a dichas líneas y aún así fue capaz de hallar el espectro de la luz emitida por algunas estrellas. Durante varios años se intentaron explicar estas líneas oscuras y sólo fue posible cuando John Herschel (1792-1887) y William Henry Fox Talbot (1800-1877) experimentaron analizando la luz procedente de una llama, en la cual quemaban distintos elementos químicos. De esta forma descubrieron que, dependiendo del elemento que introdujeran en la llama, aparecían distintas líneas de absorción, que más tarde fueron identificadas con algunas líneas del espectro solar. Finalmente Gustav Robert Kirchhoff (1824-1887) y Robert Wilhelm Bunsen (1811-1899) llegaron a la conclusión de que cada tipo de átomo tenía su propio diseño en la distribución de las líneas espectrales y, rela-

cionando este descubrimiento con el espectro solar, concluyeron que las líneas de absorción de éste eran debidas a los distintos elementos que componen la atmósfera del Sol.

El propósito que nos hemos marcado en el proyecto experimental que pretendemos hacer es fotografiar el espectro del Sol y otras estrellas, para obtener información sobre ellas.

Primeramente explicaremos qué es un espectro y los tipos que hay. El espectro de una fuente de radiación (llama, estrella, ...) es el conjunto de todas las longitudes de onda absorbidas (espectro de absorción) o emitidas (espectro de emisión) por dicha fuente. Pueden ser continuos o discretos. Describimos, a continuación, en qué consiste el espectro de absorción, por ser el más usual en el estudio de la espectroscopía estelar.

Sobre un cierto átomo incide un fotón cuya energía supondremos que coincide con la misma que se necesita para hacer pasar un electrón de un nivel inferior a otro supe-

rior. Dicho átomo, y muchos otros, absorben esta clase de fotones dejando así una línea oscura en el espectro. De este proceso sacamos la conclusión de que en un espectro continuo ciertas longitudes de onda son absorbidas por los átomos.

En el espectro de emisión del hidrógeno observamos que hay infinitas series distintas de líneas. Nosotros nos centraremos en las que se encuentran en la región visible, es decir, las correspondientes a la serie de Balmer. Las longitudes de onda de esta serie se extienden desde 6.564 Å hasta 3.647 Å. Las líneas de una serie se producen cuando un electrón salta de un nivel a otro de mayor energía, absorbiendo así un fotón. En el caso de la serie de Balmer los electrones parten del nivel $n = 2$. Johannes Robert Rydberg (1854-1919), de nacionalidad sueca, estudió las líneas de emisión del hidrógeno y formuló una expresión general para determinar las posiciones.

Trataremos el estudio de las líneas de absorción y emisión de los espectros producidos por las estrellas, pero antes debemos explicar la teoría del cuerpo negro para entender a qué es debida la luz que nos llega de ellas.

El estudio del cuerpo negro ha sido fundamental para el desarrollo de la Física moderna. Este concepto fue introducido por Kirchhoff, quien lo definió como todo aquel cuerpo que absorbe toda la radiación electromagnética que incide sobre él. Es decir un cuerpo negro no refleja ondas electromagnéticas, pero emite radiación debido a la temperatura en que se encuentra.

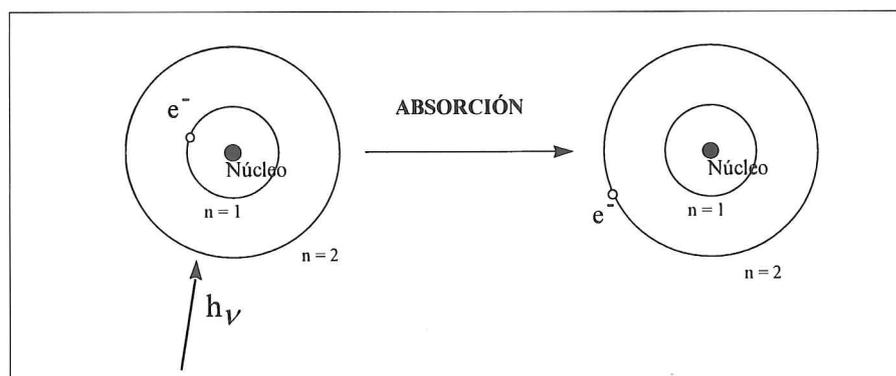


Figura 2. Espectro de absorción.

Hubo a lo largo de la historia muchos intentos para averiguar correctamente la intensidad de radiación emitida por un cuerpo negro [4] o, mejor dicho, la densidad de energía emitida, denotada aquí por $u(\nu, T)$. El primero en hacerlo fue William Wien (1864-1928), que mediante razonamientos termodinámicos pudo demostrar que:

$$u(\nu, T) = \nu^3 \phi\left(\frac{\nu}{T}\right)$$

donde $\phi(\nu/T)$ es una función de la temperatura y frecuencia, que determinó mediante la fórmula de Maxwell para la distribución de velocidades de las moléculas en un gas perfecto. De este modo llegó finalmente a la **ley de Wien**:

$$u(\nu, T) = \alpha \nu^3 e^{-\beta\nu/T}$$

donde α y β son constantes cuyo valor se descubrió más tarde, siendo $\alpha = 8\pi h/c^3$ y $\beta = h/k$, donde h es la constante de Planck, k la constante de Boltzman y c la velocidad de la luz.

Un intento más riguroso desde el punto de vista clásico para llegar a una fórmula más exacta de $u(\nu, T)$ fue hecho por John William Strutt Rayleigh (1842-1919) y James Hopwood Jeans (1877-1976). Su fórmula es:

$$u(\nu, T) = \frac{8\pi\nu^2 kT}{c^3}$$

Esta fórmula es válida únicamente para frecuencias y temperaturas bajas, ya que la función diverge cuando ν y T crecen.

Finalmente, gracias a los trabajos del físico alemán Max Planck (1858-1947), se llega a la famosa fórmula conocida como **ley de Planck** [5]:

$$u(\nu, T) = \frac{8\pi\nu^2}{c^3} \frac{h\nu}{e^{h\nu/kT} - 1}$$

Para ver mejor la relación entre energía y temperatura utilizamos la fórmula de Planck en función de las longitudes de onda en vez de utilizar frecuencias. La relación entre la frecuencia y la longitud de onda es $c = \lambda\nu$. Utilizando el cálculo diferencial y teniendo en cuenta que:

$$u(\lambda, T) d\lambda = u(\nu, T) d\nu$$

deducimos esta ecuación:

$$u(\lambda, T) = \frac{8\pi hc}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1}$$

Ésta es la fórmula que más se aproxima a los datos experimentales. A continuación indicamos una gráfica con la función de Planck, para las diferentes temperaturas.

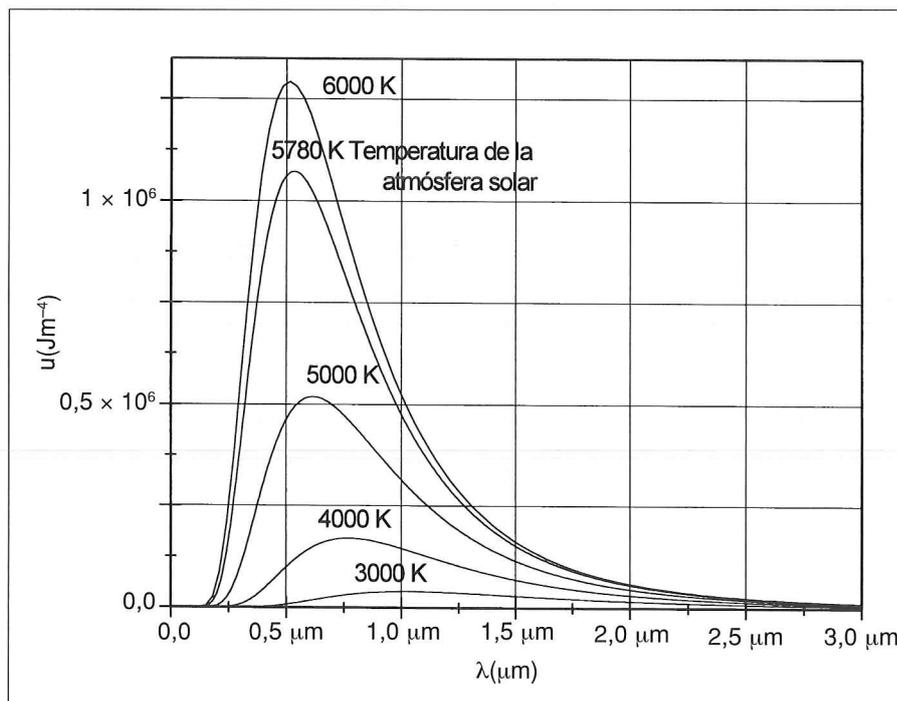


Figura 3.

Observando la gráfica podemos sacar bastantes conclusiones. En efecto, si vemos la evolución de la gráfica para una temperatura dada, observamos que existe una longitud de onda determinada en la cual la intensidad es máxima ($\lambda_{m\acute{a}x}$). El conocerla posee gran importancia en nuestro trabajo, ya que de este modo podemos averiguar la temperatura del cuerpo negro. El cálculo de este máximo puede ser hallado derivando e igualando a cero la ley de Planck. Si sustituimos las constantes, entonces:

$$\lambda_{m\acute{a}x} T = 0,002878 \text{ mK}$$

fórmula que se conoce como **ley de desplazamiento de Wien**.

Según la ley de Planck la densidad de energía disminuye al ir disminuyendo los valores que tenemos

para la temperatura, a la vez que los $\lambda_{m\acute{a}x}$ se hacen cada vez mayores.

Este estudio previo del cuerpo negro es de gran utilidad en la espectroscopía estelar, ya que el Sol y las estrellas se asemejan mucho a un cuerpo negro. Esto es debido a que la atmósfera solar, al estar en estado de plasma, es capaz de absorber toda la radiación que incide sobre ella. Por medio de la ley de desplazamiento de Wien, y sabiendo que $\lambda_{m\acute{a}x} = 4965 \text{ \AA}$, podemos conocer la temperatura de su "superficie" ($T = 5780 \text{ K}$). El máximo de intensidad se halla justo en la mitad de las longitudes de onda visibles, por lo tanto no es de extrañar que sea justamente aquí donde podemos ver con mayor facilidad; o dicho de otro modo, si la Tierra tuviese un Sol que emitiera su máximo principal de intensidad en el ultravioleta nosotros

tendríamos con toda seguridad ojos sensibles a los rayos ultravioleta.

Para explicar el espectro solar debemos remitirnos al punto de vista atómico. El núcleo del Sol emite radiación en forma de fotones y éstos llegan a la atmósfera solar produciéndose ahí el fenómeno de absorción; es decir, un fotón con energía $h\nu$ incide en el átomo excitándolo, provocando que un electrón del átomo salte de un nivel de baja energía a otro de energía mayor. La emisión de la energía a través de dicho átomo se produce por fenómenos de choque entre los átomos y/o por emisión fraccionada (salto de los electrones a niveles de menor energía pasando por niveles intermedios). De esta forma el átomo no emite el fotón en la misma frecuencia en que lo recibió y, por lo tanto, el espectro continuo se ve interrumpido por una línea oscura. Así sabemos cómo es el espectro de una estrella y al compararlo con otros espectros en el laboratorio (como puede ser el del hierro incandescente) podremos averiguar la composición de la misma.

El proyecto que nosotros vamos a realizar se basa en todas estas teorías y leyes del estudio de la luz. Construiremos un espectroscopio y analizaremos el espectro producido por la luz solar y la de una estrella.

El espectroscopio consta, en esencia, de una rendija sobre la que

se enfoca la luz que se desea estudiar mediante espejos o lentes; una lente, cuyo foco se halla en la rendija, y que tiene la función de colimar el haz; un sistema dispersivo, que es una red de difracción¹ de 1.200 líneas por milímetro, y un anteojo enfocado al infinito. La radiación, una vez dispersada, se dirige hacia un dispositivo receptor, que puede ser una placa fotográfica o cualquier dispositivo sensible a la radiación.

Para nuestro aparato es recomendable trabajar con el primer orden de difracción ya que es aquí donde la intensidad es mayor, es decir, donde se produce el máximo más intenso para la luz dispersada (aunque el orden cero tiene una intensidad mayor, aquí no se produce dispersión). Para la espectroscopía estelar hay que tener en cuenta la debilidad de la luz que nos llega de las estrellas que vamos a observar; para ello es necesario la utilización de un telescopio, con lo que nos enfrentamos al problema de acoplar el espectroscopio al telescopio sin que este último se desequilibre y sin que entre luz del exterior. Así

¹ Hoy en día los prismas se sustituyen por redes de difracción, que son superficies reflectoras sobre las que se graban rayas delgadísimas muy próximas entre sí (hasta 2.000 líneas/mm), cuyo poder de resolución es muy superior. Cuando se requiere gran pureza en el espectro obtenido, se emplean combinaciones de redes y prismas.

mismo, si queremos obtener un espectro claro, deberemos utilizar una cámara reflex y hacer una buena elección de la película. Para mejorar la calidad del espectro podemos disponer de una película de alta sensibilidad. Teniendo en cuenta que a mayor sensibilidad el tamaño del grano es mayor y, por tanto, la fotografía pierde definición, debemos hallar un equilibrio entre todas las variables. Por otro lado, debemos tener en cuenta el tiempo de exposición necesario para la fotografía. La definición de la película es importante, porque luego tendremos que medir las distancias para saber así qué longitud de onda corresponde a cada línea y de ahí deducir los elementos que componen la estrella. Para hacer esto necesitamos introducir un espectro de referencia en el espectroscopio.

En resumen, lo que queremos desvelar con este proyecto es la composición y temperatura que tienen las estrellas. El firmamento siempre ha constituido un gran misterio para el hombre y hoy día sigue siéndolo, aunque gracias a insignes científicos y a sus avances estamos un poco más cerca de conocer su naturaleza, pero todavía nos queda mucho camino para desvelar su alma y sus secretos.

REFERENCIAS

- [1] Biographical Encyclopedia of Scientist. Ed. Institute of Physics Publishing Bristol and Philadelphia, 1994.
- [2] The analysis of starlight. J. B. HEARNshaw, Ed. Cambridge University Press, 1986.
- [3] Óptica. E. HECHT - A. ZAJAC. Ed. Addison - Wesley iberoamericana, 1988.
- [4] Mecánica cuántica. A. GALINDO - P. PASCUAL, Ed. Alhambra, 1978.
- [5] Curso de física teórica. Vol. II. B. G. LEVICH, Ed. Reverté, 1976.

F. García Linazasoro
Estudiante de Física en la UNED

D. Gómez-Cambronero Álvarez
Estudiante de Física en la UCM

R. Ogallar Sánchez
Estudiante de Física en la UNED

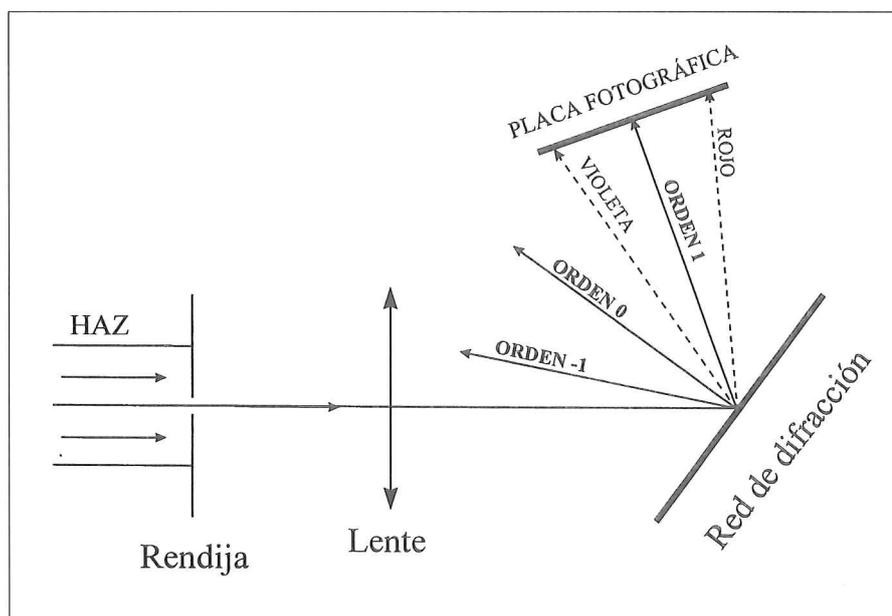


Figura 4. Esquema de un espectroscopio.