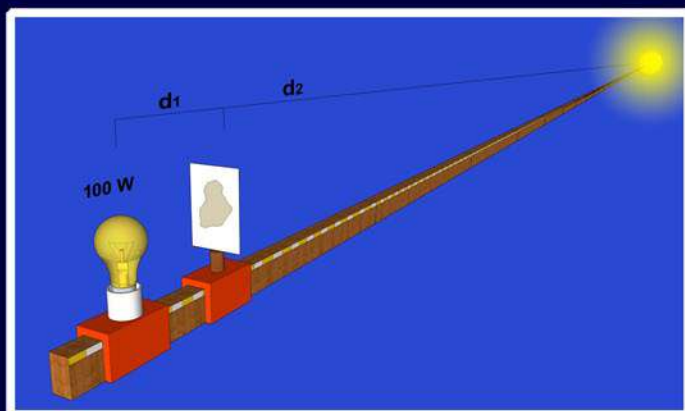


Un fotómetro y un espectroscopio en clase

Beatriz Elena García
Ricardo Moreno Luquero



UN FOTÓMETRO Y UN ESPECTROSCOPIO EN CLASE

Beatriz Elena García

Ricardo Moreno Luquero

Publicaciones de ApEA

Asociación para la Enseñanza de la Astronomía

Nº 33 (Secundaria) – Septiembre 2018

Publicaciones de ApEA nº 33
Asociación para la Enseñanza de la Astronomía

© Texto, fotos y dibujos: Beatriz Elena García, Ricardo Moreno Luquero y ApEA
Dibujo de Portada: Tanguy
Foto de Portada José Manuel Pérez Redondo (ApEA)

Comité de Redacción:
Ederlinda Viñuales, Antonio Arribas, Esteban Esteban y Ricardo Moreno

Dirección:
Ricardo Moreno (Vocal Editor de Publicaciones de ApEA)
rmluquero@gmail.com

ISBN: 978-84-939250-4-8



Esta obra está licenciada bajo la Licencia Creative Commons Atribución 4.0 Internacional. Para ver una copia de esta licencia, visita

<http://creativecommons.org/licenses/by/4.0/>.

LOS AUTORES

Beatriz Elena García



Doctora en Astronomía por la Universidad Nacional de La Plata, Argentina. Investigadora del CONICET, Presidente de la Comisión de Educación y Desarrollo de la Astronomía de la IAU (2015-2018). Sus trabajos de investigación están relacionados con los rayos cósmicos de ultra elevada energía y con desarrollos de tecnologías para detección de partículas. Forma parte de la Colaboración Internacional en el Observatorio Pierre Auger, instalado en Malargue, Argentina. En los últimos años participa en la Colaboración QUBIC (Q-U Bolometric Interferómetro for Cosmology), para detectar la polarización de la radiación cósmica de fondo y las ondas gravitacionales primordiales.

Ricardo Moreno Luquero



Ingeniero de Caminos por la Universidad Politécnica de Madrid. Profesor en el Colegio Retamar desde 1978. Ha dirigido muchos trabajos premiados en el Certamen de Jóvenes Investigadores. Es autor de varios libros de texto, de didáctica y de divulgación. Ha participado en las Ferias de la Ciencia de Madrid, y ha dirigido Talleres y Cursos para profesores en América, España y Marruecos. Es miembro de la ApEA desde 1998, de la IAU desde 2015 y secretario de NASE (*Network for Astronomy School Education*) desde 2009.

ÍNDICE

Presentación	5
Objetivos	6
Parte I: El fotómetro	7
La Luz	8
La Fotometría	9
Definiciones y unidades	11
Visión diurna y nocturna	13
Medición: el fotómetro	15
El fotómetro de Bunsen	16
Determinación de la potencia del Sol	19
Determinación de la distancia a las estrellas	21
Conclusión de la parte I	24
Parte II: El Espectroscopio	25
El espectro electromagnético	26
Detección de la energía electromagnética	27
Detección del Infrarrojo con un teléfono	29
Producción de espectros	30
Las tres leyes de la espectroscopía	32
Pero, ¿por qué hay esas líneas?	33
Construcción de un espectroscopio con un CD	34
Construcción de un espectroscopio con un DVD	38
Construcción de un espectroscopio más sencillo	40
Ley de Wien	41
¿Por qué no hay estrellas verdes?	42
La clasificación espectral de las estrellas	44
Espectros y planetas extrasolares	45
Conclusión de la parte II	46
Bibliografía	47

PRESENTACIÓN

NASE (*Network for Astronomy School Education*) es un programa auspiciado por la Unión Astronómica Internacional (UAI), para capacitar a profesores y maestros de Primaria y Secundaria en didáctica de la Astronomía. Empezó en 2009, y hasta mediados de 2018 ha impartido 112 cursos en todo el mundo: Hispanoamérica, Rumanía, China, Túnez, Indonesia, Hawai, Ghana y Kenia.

El objetivo principal de NASE es formar en cada país un Grupo Local de docentes que, después de hacer ellos el curso, lo repitan cada año a nuevos grupos, usando la metodología muy práctica y los materiales muy sencillos de NASE, que están disponibles en su web

<http://sac.csic.es/astrosecundaria/es/Presentacion.php>.

Aunque en la web hay muchas experiencias y materiales diversos, el núcleo central de los cursos está en un libro titulado “14 pasos hacia el Universo”, obra colectiva en la que han participado los autores de esta publicación. Ahí están el espectroscopio y el fotómetro de los que se trata de forma más extensa en la presente publicación. Nos ha parecido que incluirla en las monografías de ApEA era una forma de dar a conocer y compartir este material con otros docentes, con la esperanza de que sea útil en la didáctica de la Astronomía y de las Ciencias en general.

OBJETIVOS

Presentar una visión histórica del estudio de la luz, que encuadre la enseñanza de conceptos relacionados con ella, como su espectro y las magnitudes que tiene que ver son su medida cuantitativa, a veces poco conocidas por ser poco usadas.

Desarrollar algunas herramientas sencillas con las que los profesores y alumnos puedan hacer algunas mediciones de espectroscopía y fotometría.

Aplicar esas herramientas en algunos aspectos de la Astronomía, y hacer estimaciones de algunas magnitudes, como la luminosidad del Sol o la distancia a las estrellas.

PARTE I: EL FOTÓMETRO

LA LUZ

En la Grecia clásica (siglo III a.C.), Euclides hizo el primer estudio matemático de la luz en su tratado Óptica. Describía los rayos de luz viajando en línea recta, y enunció las leyes de la reflexión desde el punto de vista matemático.

Mucho más tarde, alrededor del año 1000 de nuestra era, el árabe-persa Ibn al-Haytham (Alhazen) (Fig. 1) escribió ocho libros de Óptica, donde está la primera explicación del Arco Iris. Es uno de los primeros que explica la visión no como un rayo que sale del ojo hacia el objeto, sino al revés.



Fig 1. Ibn al-Haytham (Alhazen) fue el primero en explicar el Arco Iris con la Óptica

En 1676 el danés Ole Romer midió el retraso y adelanto de las lunas de Júpiter, al observarlas en la parte de la órbita terrestre más cercana y más lejana a Júpiter, y lo interpretó como el retraso de la luz al recorrer esa diferencia de distancias. Hasta el siglo XVIII los trabajos fueron casi exclusivamente de óptica geométrica, con lentes, espejos y prismas. Destacan Isaac Newton, que trataba a la luz como corpúsculos, y Cristian Huygens, que la trataba como ondas.

Los primeros que intentaron realizar un estudio cuantitativo fueron Bouguer (1729) y Lambert (1760), que desarrollaron unos conceptos y definiciones que se siguen usando en la actualidad. En 1879, Edison y otros desarrollaron la lámpara eléctrica, que emitía luz al calentarse un conductor. Al principio el filamento era de carbón, pero en seguida se pasó a los metálicos: osmio (1902), tantalio (1905) y wolframio (1906). A mediados del siglo XX aparecen otros tipos de lámparas: las de descarga de gas, las halógenas, y más recientemente las de LED.

En los apartados que siguen, se describirá el alcance de los trabajos relacionados con la técnica fotométrica y la determinación de potencias de fuentes desconocidas, para mostrar cómo se determina la del Sol y, aplicando el conocimiento adquirido, estimar la distancia a las estrellas, a partir de su luminosidad.

LA FOTOMETRÍA

El hombre puede producir luz de dos maneras: la primera es calentando mucho algo, por ejemplo un sólido en las lámparas incandescentes, o un gas en el fuego. La segunda manera de producir luz es por medio de una descarga eléctrica en un gas ionizado, como en las lámparas de descarga, en las que se usan vapores de mercurio o de sodio. En todos estos casos, la luz visible suele ir acompañada de radiación infrarroja y ultravioleta, en general en forma de pérdidas.

El Sol y las estrellas producen la luz por otro procedimiento: con la fusión de los átomos. La gravedad hace que átomos ligeros se junten y se transformen en otros más pesados, produciendo energía en forma de luz, calor, etc.

En el interior del Sol, la energía se crea en el núcleo, en una región de presión altísima y con una temperatura de unos 15 millones de grados. En esas condiciones la materia está completamente ionizada. No es ni sólida, ni líquida, ni gaseosa, sino está en un cuarto estado de la materia que se denomina plasma. En el núcleo, esas condiciones permiten que haya reacciones nucleares de fusión, en las que enormes cantidades de hidrógeno se van transformando en helio. Los científicos suponen que se hace de dos formas: con la llamada cadena protón-protón, frecuente en estrellas de masa moderada, como el Sol, y con la cadena del Carbono-Nitrógeno-Oxígeno, predominante en estrellas de más masa que el Sol.

En los dos casos, cuatro protones (núcleos de hidrógeno) se transforman en un núcleo de helio. La masa resultante es algo menor que la de los cuatro protones iniciales. Esa masa perdida se ha transformado en energía, según la famosa ecuación de Einstein:

$$E = m \cdot c^2$$

En la que m es la masa que se pierde y c es la velocidad de la luz, 300.000 km/s. En el Sol, cada segundo 600 millones de toneladas de hidrógeno se transforman en helio, pero

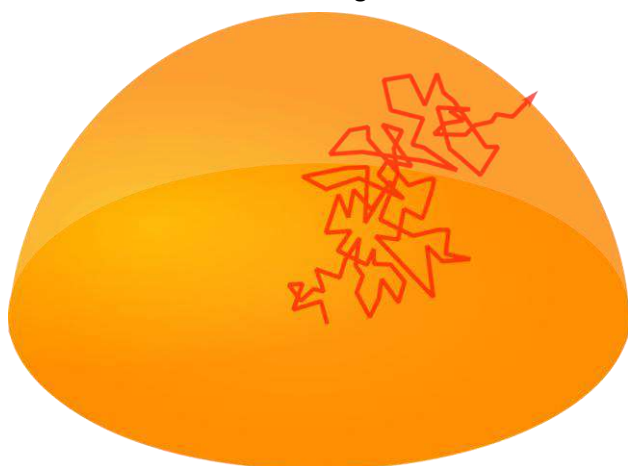


Fig. 2 Los fotones formados en el núcleo tardan un millón de años en salir a la fotosfera

con una pérdida de masa de entre 4 y 5 millones de toneladas, que se convierten en energía. Aunque pueda parecer una pérdida muy grande, la masa del Sol es tal que puede seguir funcionando así durante miles de millones de años.

Los fotones generados en el núcleo interactúan continuamente con la materia, muy densa en esas zonas. El resultado es un

recorrido en zig-zag (Fig. 2) que retrasa hasta un millón de años la salida de esos fotones hacia el espacio.

Esa energía se transporta hacia el exterior del Sol por conducción, convección y radiación. Al llegar a la superficie de la estrella la abandona y se propaga por el espacio, por radiación, a la velocidad de la luz.

La luminosidad o potencia del Sol es enorme. La transmisión de esa energía a través del espacio podemos imaginarla como si se hiciese en una burbuja que se va haciendo más y más grande con la distancia. El área de esa esfera es $4 \pi R^2$. Si la potencia del Sol es P , la energía E que llega en un segundo a un metro cuadrado situado a una distancia R es:

$$E = \frac{P}{4 \pi R^2}$$

Por ejemplo, a la distancia que está la Tierra, la energía media que llega del Sol por segundo es 1366 W/m^2 , valor medido por satélites en la parte alta de la atmósfera, y que se llama constante solar.

DEFINICIONES Y UNIDADES

En el estudio de la luz, se usan varios conceptos y definiciones básicas. Vamos a ver cuáles son, sin entrar en grandes profundidades.

El primero es el concepto de **ángulo sólido** y su unidad, el estereorradián. Si en una circunferencia se puede definir el radián como el ángulo central que abarca en la circunferencia la longitud de un radio, en una esfera se define el estereorradián (sr) como el ángulo sólido (“en 3D”, en forma de cono) que abarca en la esfera un área de 1 radio al cuadrado. El total de la esfera tiene 4π estereorradianes, y un estereorradián sería aproximadamente el ángulo sólido con que vemos un metro cuadrado a una distancia de un metro. Si sobre una esfera de radio R dibujamos una superficie de área A , el ángulo sólido que abarca sería $\Omega = \frac{A}{R^2}$ (Fig 3):

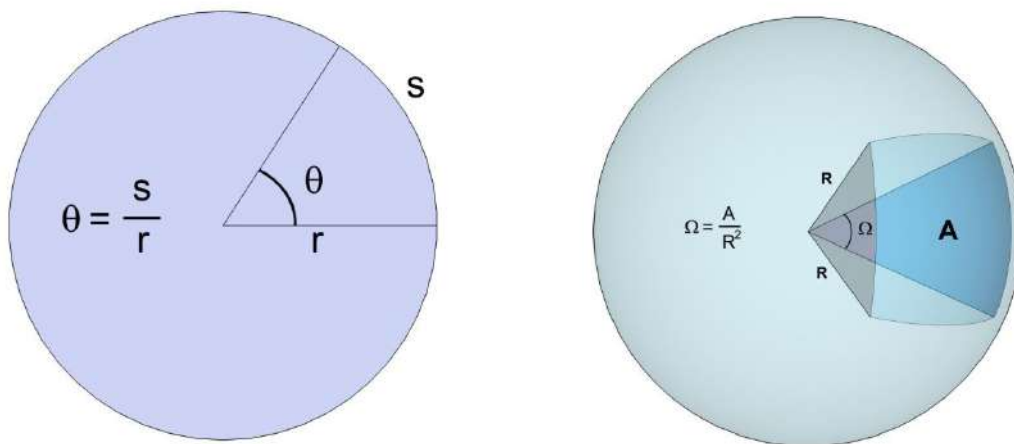


Fig. 3 Ángulo plano θ en radianes y ángulo sólido Ω en estereorradianes

Otro concepto es el de **potencia** P de un emisor. Es la cantidad total de energía que emite por segundo. Se mide en watios (W). Por ejemplo, una bombilla de filamento de 100 W de potencia.

Parte de la energía de un emisor no es visible por el ojo humano, por ejemplo la energía emitida en forma de calor o las radiaciones ultravioletas. El **flujo luminoso** F de una fuente es la parte de la potencia de ese emisor que es visible por el ojo humano. Se mide en *lúmenes* (lm). Una fuente ideal podría emitir un máximo de 683 lm por cada W. Los emisores reales tienen muchas pérdidas en calor, y además emiten en muchos colores, que no los percibimos todos igual. Eso hace que por ejemplo una bombilla de filamento de 100 W puede tener un flujo de unos 1000 lm.

La luz de una fuente luminosa puntual viaja radialmente hacia fuera en líneas rectas. El flujo luminoso incluido en un determinado ángulo sólido Ω no depende de la distancia a la fuente. De ahí nace el concepto de **Intensidad luminosa** I_V de una fuente: es el flujo por unidad de ángulo sólido $I_V = \frac{F}{\Omega}$. Se

mide en candelas (cd). Aunque tiene una definición precisa, una candela es aproximadamente la intensidad luminosa que tiene una vela. Una bombilla de filamento de 100 W puede tener unas 100 cd.

Para diferenciar flujo luminoso e intensidad luminosa hay que tener en cuenta que el flujo luminoso es la energía luminosa radiada en todas direcciones, mientras que la Intensidad luminosa es el flujo luminoso dentro de un ángulo sólido determinado Ω , que permanece constante a cualquier distancia de la fuente.

Una unidad antigua de la Intensidad luminosa es la “bujía”. En 1909 Estados Unidos, Inglaterra y Francia establecieron como unidad patrón la “bujía internacional”, establecida a partir de la intensidad de lámparas eléctricas de filamento de carbón. Posteriormente se acordó llamarla internacionalmente candela, de símbolo cd. Según la definición, si una fuente tiene 1 cd de intensidad luminosa, el flujo luminoso emitido en un ángulo sólido de 1 estereorradián es 1 lumen.

Cuando se habla de la mayor o menor iluminación que tiene una superficie, estamos hablando de la **Iluminancia** E_v , que es la cantidad de flujo luminoso que llega a un metro cuadrado de esa superficie iluminada. Si la superficie tiene un área de S y llega un flujo total de F, la Iluminancia que tiene esa superficie es

$$E_v = F/S$$

Su unidad es el lux (lx), que es un lumen por metro cuadrado ($1 \text{ lx} = 1 \text{ lm/m}^2$). Por ejemplo, un estadio deportivo con una iluminación similar a la de la luz diurna recibe unos 100.000 lx. El flujo luminoso se obtiene multiplicando la Iluminancia por el área. Por tanto si en el ejemplo anterior el estadio tiene un área de 5.000 m^2 , necesitaremos iluminarlo con $5 \cdot 10^8$ lúmenes.

Supongamos ahora dos fuentes no puntuales, de la misma intensidad luminosa, pero una de las cuales tiene mayor área que la otra. Cuando se miran sucesivamente, la menor de ellas aparece al ojo más brillante que la otra. El brillo es la intensidad luminosa radiada por unidad de superficie del emisor.

Por último, **Eficacia luminosa** es la fracción entre los lúmenes que produce la fuente luminosa y los vatios que consume. El máximo ideal serían 683 lm/W. Si suponemos este valor como el 100%, hablamos de **Eficiencia luminosa**. En una lámpara de filamento incandescente, la eficacia luminosa puede ser de 15 lm/W y su eficiencia del 2%, es decir, sólo el 2 % de la energía radiante la vemos como flujo luminoso, mientras que el 98% de la potencia de la bombilla se emite en forma, sobre todo de calor. En una lámpara fluorescente, la eficacia puede llegar a 100 lm/W, es decir su eficiencia puede ser del orden del 15 % (el otro 85 % de la energía consumida no la vemos). En una lámpara LED, la eficacia puede ser 200 lm/W, y su eficiencia llegar al 30%, lo que significa que vemos el 30 % de la potencia consumida.

Visión diurna y nocturna

El ojo humano no es igualmente sensible a todos los colores. En condiciones normales, el ojo humano es más sensible a la luz que emite el Sol, que tiene un máximo en la verde-amarilla de longitud de onda de 555 nm. La sensibilidad decae rápidamente para longitudes de onda más largas y más cortas.

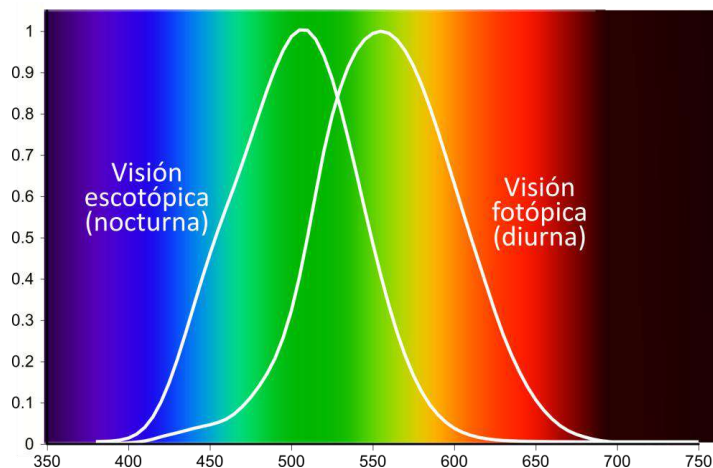


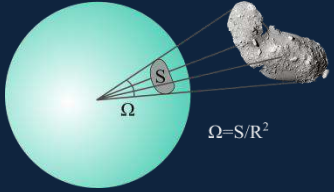
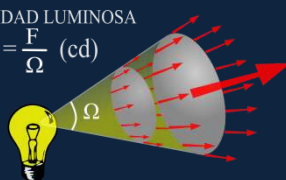
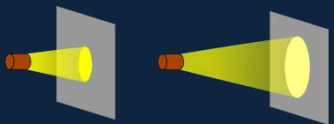
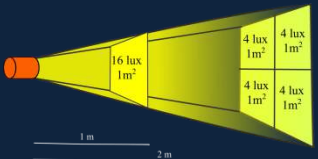
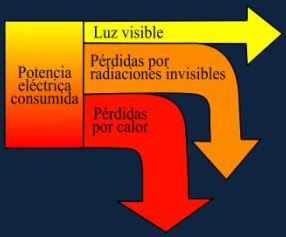
Fig. 4. Curva de sensibilidad del ojo humano, durante el día y durante la noche

Además, la sensibilidad del ojo cambia durante el día y la noche (Fig. 4). En nuestra retina hay dos tipos de células sensibles a la luz: los conos, sensibles al color pero que necesitan bastante iluminación, como con la luz diurna, y los bastones, que distinguen mucho peor los colores pero que necesitan poca iluminación, y que son los responsables de la visión nocturna. Al pasar del día a la noche, se pasa de lo que

se denomina visión fotópica a visión escotópica. Esto condiciona la sensibilidad de nuestro ojo para detectar los colores de las estrellas.

Para medir la iluminación con que vemos un objeto, el vatio no es suficiente, por las distintas sensaciones visuales del ojo humano ante colores diferentes. Por eso hace falta una nueva magnitud, el flujo luminoso, que se mide en lúmenes. Si una fuente emitiera sólo en longitud de onda de 555 nm, que es la que el ojo humano ve mejor, 1 W equivaldría al máximo de 683 lúmenes. Si emite también en otras longitudes de onda que vemos menos brillantes o incluso no vemos, 1 W equivaldría a bastante menos lúmenes.

En la siguiente tabla se sintetizan las magnitudes físicas fundamentales para la medición de la luz

Magnitud	Definición	Esquema
Angulo sólido	El ángulo sólido de un objeto desde un punto dado, mide cuán grande aparece ese objeto para el observador. La unidad es el estereorradián (sr), que se representa por la letra griega omega Ω .	
Potencia	Es la medida de la cantidad de energía electromagnética que emite un radiador por unidad de tiempo. Se mide en vatios (W).	Potencia (w) 
Flujo luminoso	Se define como la potencia emitida en forma de radiación luminosa a la que el ojo humano es sensible. Su símbolo es F, y su unidad es el lumen (lm).	FLUJO LUMINOSO F (lm) 
Intensidad luminosa	Flujo emitido por unidad de ángulo sólido en una dirección concreta. Su símbolo es I_V y su unidad es la candela (cd).	INTENSIDAD LUMINOSA $I_V = \frac{F}{\Omega} \text{ (cd)}$ 
Iluminancia	Flujo luminoso recibido por unidad de superficie. Su símbolo es E_V y su unidad el lux (lx), que equivale a un lumen por metro cuadrado (lm/m²).	 Iluminancia de un objeto cercano: más lx=lm/m² Iluminancia de un objeto lejano: menos lx=lm/m²
Ley de la inversa del cuadrado de la distancia	La iluminancia disminuye con el cuadrado de la distancia entre el foco y la superficie iluminada, ya que el área aumenta también con el cuadrado de la distancia.	 Ley inversa del cuadrado
Eficiencia luminosa	Es el cociente entre el flujo luminoso producido y la potencia eléctrica consumida. Cuanto mayor sea, mejor será la lámpara y menos gastará. La unidad es el lumen por vatio (lm/W). El máximo teórico es 683 lm/W.	

Medición: el fotómetro

Un fotómetro es un instrumento que permite medir la cantidad de luz que hay en un lugar determinado. Determina la cantidad de energía por unidad de tiempo (la Potencia) de una fuente desconocida, comparándola con otra bien caracterizada. En la actualidad la mayoría de los fotómetros utilizan una célula fotoeléctrica, que compara fuentes puntuales con patrones de medida, establece unidades para los aparatos utilizados y además permite la construcción de un sistema de magnitudes.

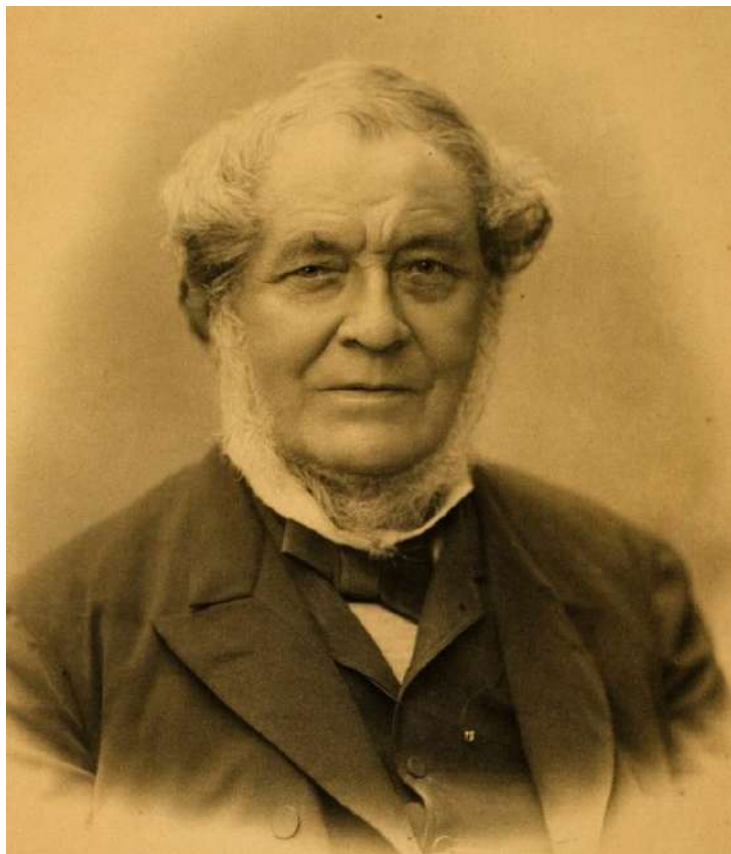


Fig. 5. Robert Wilhelm Bunsen

Desde el punto de vista histórico, existen varios fotómetros propuestos para comparar fuentes de luz. En este trabajo nos centraremos en el de Robert Bunsen (Fig. 5), químico y físico alemán que nació en la ciudad de Gotinga donde realizó sus primeros estudios antes de pasar a París, Berlín y Viena. Fue profesor de Química en el Instituto Politécnico de Kassel en 1836, y de las Universidades de Marburgo, Breslau y Heidelberg en 1852.

Convencido de la importancia de los estudios físicos para la química, sostenía que “un químico que no es físico, no es nada”.

Trabajando con Kirchhoff, en 1859 inventó los primeros métodos de análisis espectral, descubriendo que las líneas del espectro son características de cada elemento químico. A partir de la técnica espectroscópica, caracterizó y aisló el cesio a partir del mineral lepidolita y el rubidio.

Construía muchos de los aparatos que precisaba en sus experimentos. Tal vez el más conocido sea el mechero que lleva su nombre, pero también inventó el fotómetro de mancha de aceite.

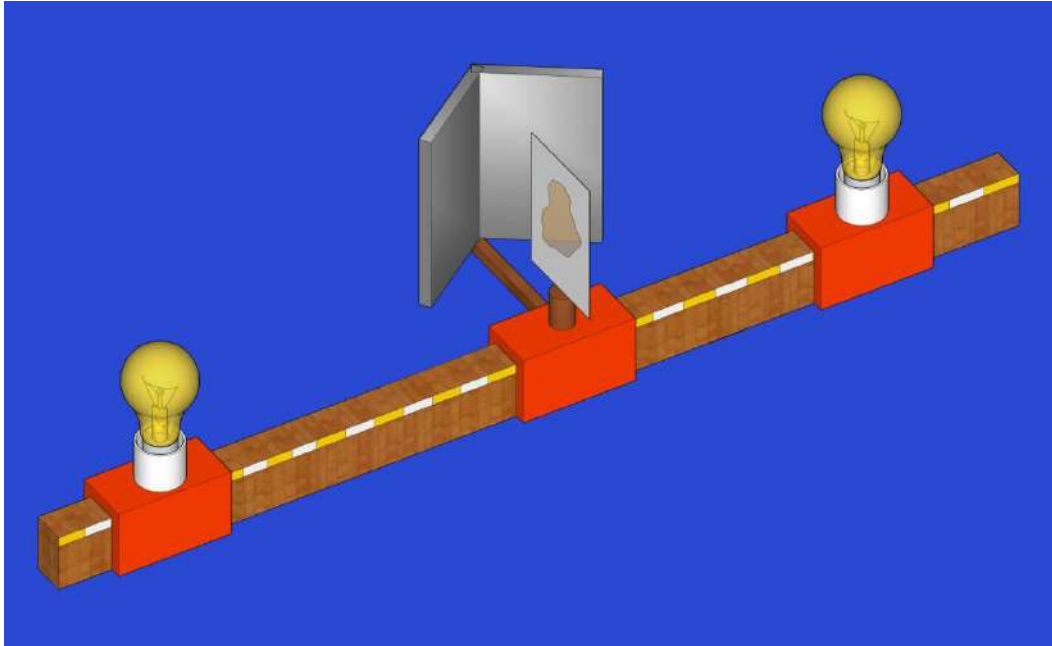


Fig. 6. Fotómetro de Bunsen, con un papel y una mancha de aceite. Tenía dos espejos en ángulo para ver a la vez las dos caras del papel

El fotómetro de Bunsen

El fotómetro que inventó Bunsen permitía establecer la intensidad de una fuente luminosa comparándola con otra de intensidad conocida. Se sitúan dos fuentes luminosas en los extremos de una cinta métrica (Fig. 6). Entre las fuentes se sitúa un papel blanco normal con una pequeña mancha de aceite. En la zona manchada, el papel se vuelve semitransparente. Al desplazar el papel por la cinta métrica, alejándolo o acercándolo de las fuentes luminosas, llega un momento en que la mancha apenas se ve. El fotómetro que construyó Bunsen tenía dos espejos en ángulo, para ver las dos caras de la mancha a la vez, pero se puede prescindir de él. En esa posición, la iluminancia que llega cada segundo a las caras del papel son iguales. El flujo luminoso será una parte η (la eficacia luminosa) de la potencia eléctrica consumida, y esos lúmenes se distribuyen en toda la superficie de una esfera de radio igual a la distancia desde la fuente al papel ($\text{área} = 4\pi d^2$). El flujo por unidad de área es la iluminancia en lx: cuanto más lejos, menos iluminancia, pues mayor es el área de la esfera. Si las dos fuentes son bombillas del mismo tipo, tienen una eficacia luminosa similar, y en la práctica que se propone a continuación, las ecuaciones que se deberían plantear son:

$$Ev_1 = Ev_2$$

$$\frac{\eta P_1}{4\pi d_1^2} = \frac{\eta P_2}{4\pi d_2^2}$$

Simplificando: $\frac{P_1}{d_1^2} = \frac{P_2}{d_2^2}$, y despejando: $P_1 = P_2 \frac{d_1^2}{d_2^2}$

Ev_1 y Ev_2 son las iluminancias (en lx) que llegan a cada lado del papel, η es la eficacia luminosa de las fuentes (la parte de energía eléctrica que realmente

vemos), P_1 y P_2 son las potencias eléctricas de las dos bombillas, y d_1 y d_2 las distancias del papel a cada fuente de luz.

Si por ejemplo las bombillas son halógenas de 100 W y de 60 W (Fig. 7 y 8), en la posición en que la mancha de aceite no se vea ocurrirá que:

$$\frac{100}{d_1^2} = \frac{60}{d_2^2}$$

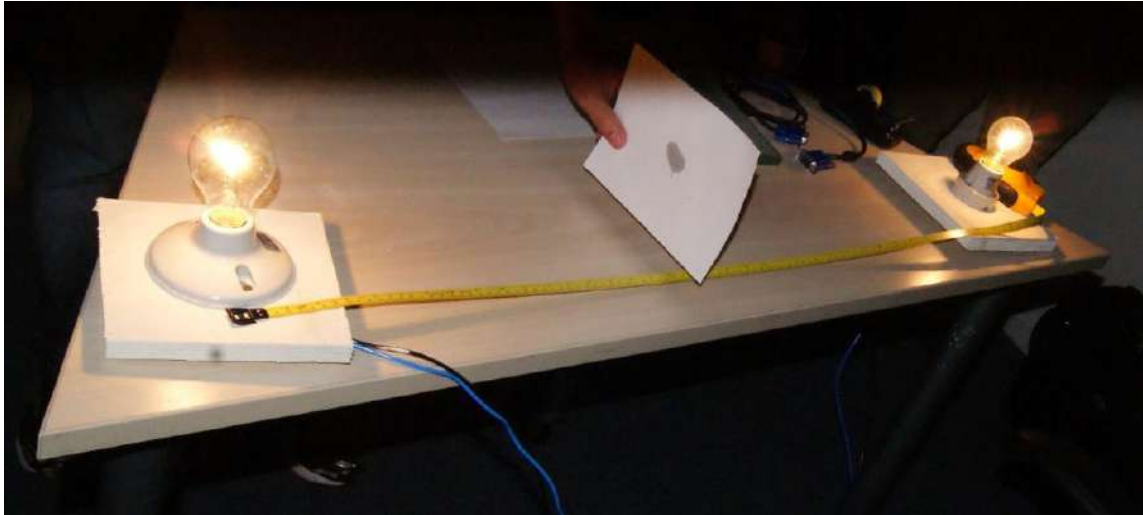


Fig. 7. Fotómetro de Bunsen. Como la mancha se ve oscura, llegan pocos lúmenes por detrás, y habría que acercarla hacia la bombilla derecha hasta que la mancha no se vea.

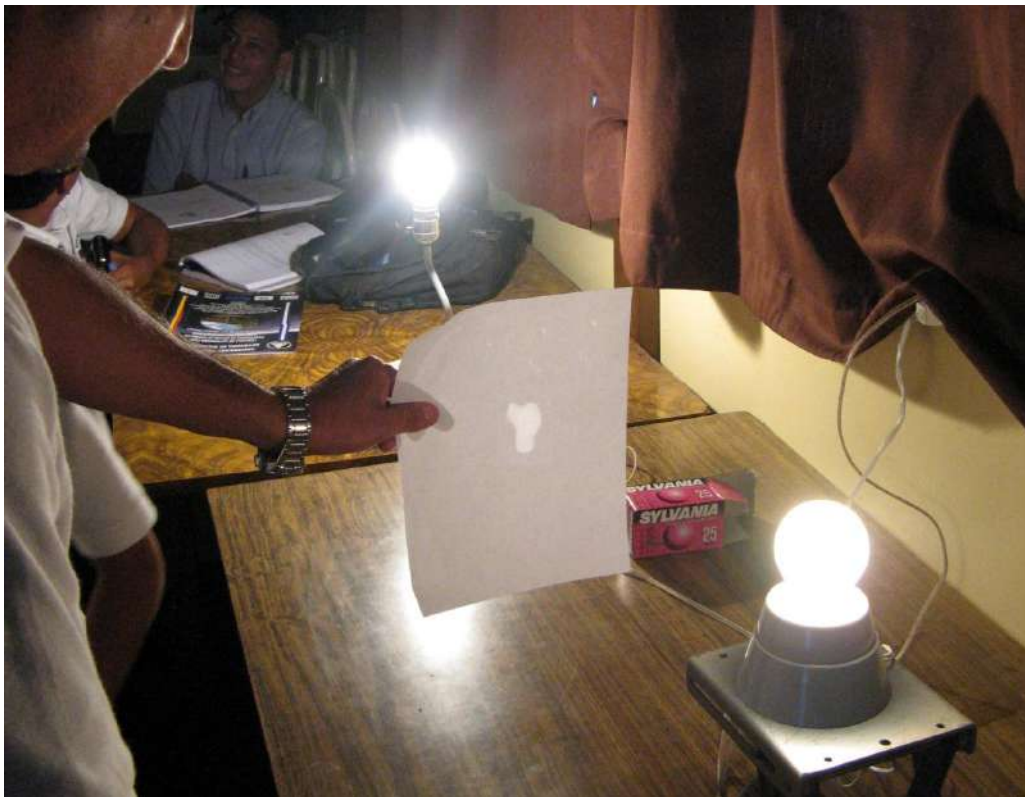


Fig. 8 La mancha de aceite se ve brillante: llegan demasiados lúmenes por detrás, y habría que moverla hacia adelante hasta que no se vea la mancha

Podemos hacer una experiencia en el aula para comprobar el funcionamiento del fotómetro de mancha de aceite. Compararemos una bombilla patrón de 60 W con otras dos de muestra, de 40 y de 100 W. Para ello preparamos una planilla como la que se muestra a continuación, para que el alumno registre los datos de manera precisa, incluyendo si la lámpara es transparente o el vidrio está pintado y de qué color es la luz que produce.

Lámpara utilizada como patrón			Lámpara utilizada como muestra			
Tipo de bombilla	Potencia que indica (W)	Distancia bombilla- hoja (m)	Tipo de bombilla	Potencia que indica (W)	Distancia bombilla- hoja (m)	Potencia calculada (W)

DETERMINACIÓN DE LA POTENCIA DEL SOL

La potencia o luminosidad del Sol es la energía que emite nuestro astro en un segundo. Usando el fotómetro de mancha de aceite, vamos a calcular su potencia comparándola con una bombilla de 100 W (Fig. 9).

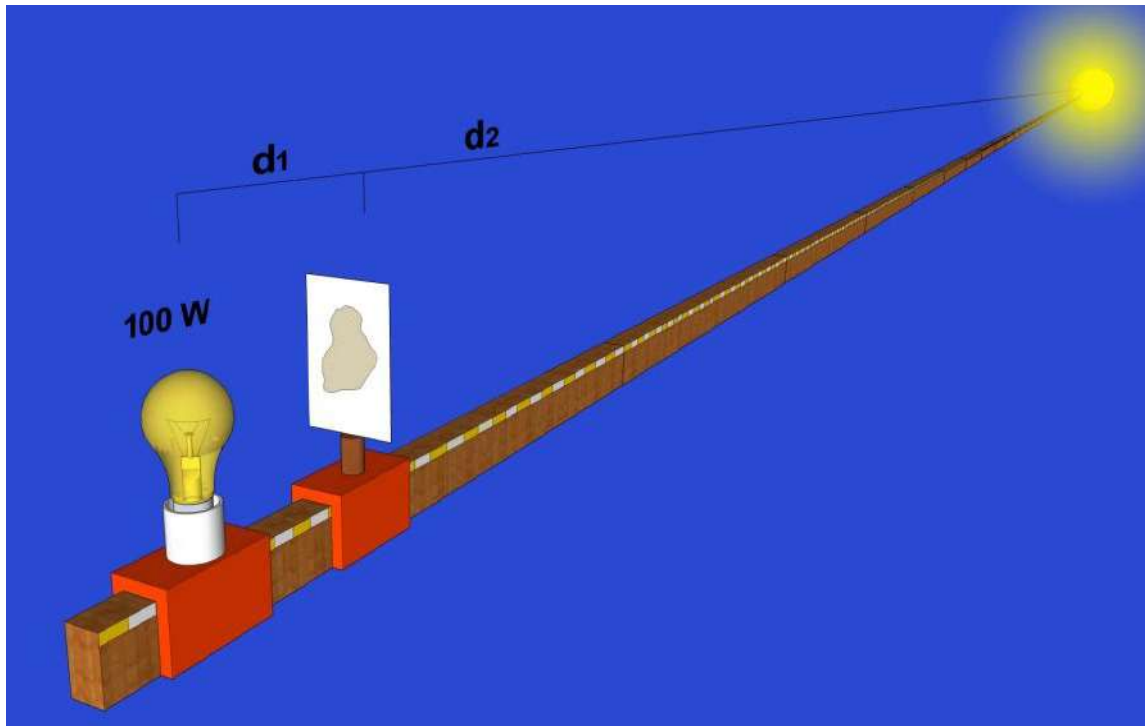


Fig. 9: Comparando la potencia del Sol con una bombilla de 100 W

En un día soleado, se instala al aire libre el fotómetro y una bombilla halógena de al menos 100 W (cuanto más, mejor). Se coloca el fotómetro entre el Sol y la bombilla, a una distancia tal que los dos lados del fotómetro aparezcan igualmente brillantes. Se mide la distancia d_1 , en metros, del fotómetro al filamento de la bombilla (Fig. 10).

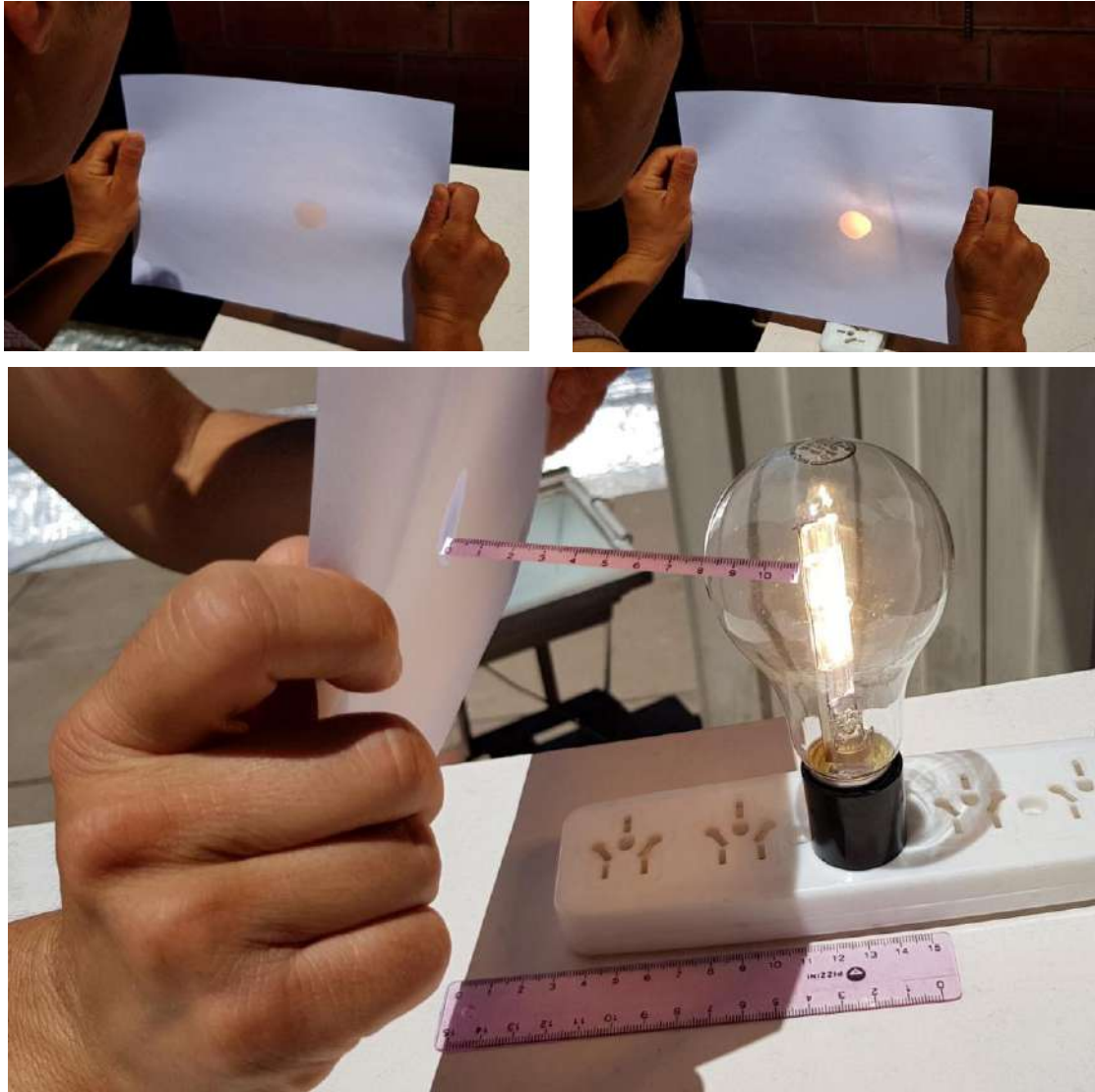


Fig. 10. Cuando la mancha deja de verse, hay que medir la distancia del papel al filamento

Sabiendo que la distancia del Sol a la Tierra es aproximadamente $d_2 = 150.000.000.000$ m (una unidad astronómica), se puede calcular la potencia del Sol P_{Sol} con la misma fórmula de la actividad anterior, conocida como la ley inversa de los cuadrados:

$$\frac{100 \text{ W}}{d_1^2} = \frac{P_{Sol}}{d_2^2}$$

Hay que tener en cuenta que la eficiencia luminosa del Sol y de la bombilla halógena no son iguales, pero el resultado obtenido no debería diferir mucho de la luminosidad real del Sol, que es de $3,83 \cdot 10^{26}$ W.

DETERMINACIÓN DE LA DISTANCIA A LAS ESTRELLAS

Si suponemos que las estrellas son otros soles que están más alejados de nosotros, haciendo un razonamiento similar al de la actividad anterior podemos estimar su distancia. Estamos haciendo la suposición de que las estrellas son de una luminosidad similar a nuestro Sol, pero realmente hay de todo: unas son similares, otras son mucho más luminosas, y otras más débiles. Esta actividad nos sirve sólo para hacer una estimación del orden de magnitud de las distancias a las estrellas.

Necesitaremos fabricar una pequeña estrella artificial. Es posible hacerlo con una linterna tapada con un trozo de papel de aluminio, del que se deja salir sólo una pequeña fracción de luz, que será la estrella artificial. Podemos usar fibra óptica de las usadas para la conexión digital de audio de equipos de TV. No son caras, y las venden en las tiendas de TV. Cortamos un trozo de unos 5 cm de largo, (Fig. 11).

Si no disponemos de fibra óptica, podemos sustituirla con un pequeño agujero en el papel de aluminio hecho con una aguja de coser (Fig. 12). Para medir el tamaño del agujero, podemos poner varias agujas una al lado de otra hasta completar el ancho de 1 cm. El diámetro de una de ellas (y por tanto del agujero en el papel de aluminio) será 1cm dividido entre el número de agujas.

Ahora tenemos que determinar la potencia de la linterna. Puede que en la bombilla esté impreso el dato de su resistencia R . Si no es así, deberemos medirla con un polímetro. El voltaje de las pilas V sí suele venir impreso en ellas, y si hay varias, hay que sumar el voltaje de todas si están en serie, que es lo habitual. Con estos datos, se calcula la potencia de la linterna aplicando la ecuación:

$$P_{\text{linterna}} = \frac{V^2}{R}$$

También se necesitará medir (Fig. 13) el área de la zona de la linterna por donde sale la luz A_{linterna} , y el área de la sección de la fibra óptica $A_{\text{fibra óptica}}$ o del agujero hecho con la aguja en el papel de aluminio. Todos ellos son círculos de área $\pi \cdot r^2$.



Fig. 11. Estrella artificial con una linterna y un trozo de fibra óptica

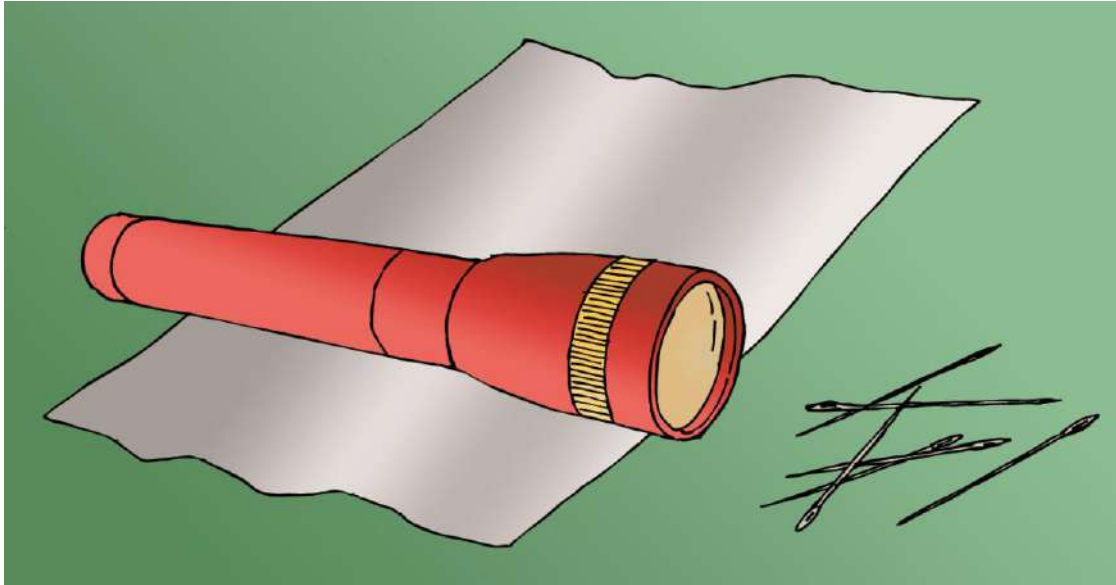


Fig. 12 Un sustituto de la fibra óptica es un agujero en el papel de aluminio hecho con una aguja de coser

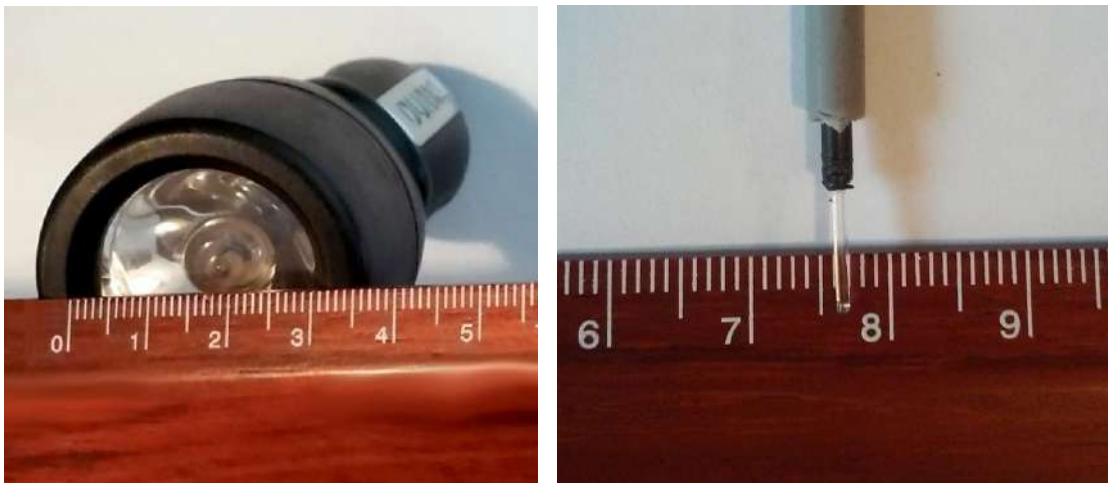


Fig. 13 Hay que medir el diámetro de la linterna y de la fibra. El radio será la mitad

La potencia P_1 que sale por la fibra óptica será una fracción de la potencia de la bombilla de la linterna. Esa fracción es el cociente entre el área de la sección circular de la fibra óptica y el área de la parte de la linterna por donde sale la luz.

$$P_{\text{estrella artificial}} = P_{\text{linterna}} \cdot \frac{A_{\text{fibra óptica}}}{A_{\text{linterna}}}$$

Si en lugar de la fibra óptica el experimento se hace con papel de aluminio agujereado, la fracción será el cociente entre el área del pequeño orificio circular, de diámetro igual al grosor de la aguja, y el área de la parte de la linterna por donde sale la luz.

Con esta estrella artificial de potencia conocida, se sale de noche al exterior. Con la ayuda de otra persona, se aleja la estrella artificial unas decenas de

metros, hasta que se la vea, a simple vista, con el mismo brillo que una estrella real en el firmamento. Se mide la distancia al observador.

La estrella ficticia tiene una potencia P_1 , y se ubicó a una distancia d_1 del observador. Haciendo la suposición de que la estrella real tiene una potencia similar a la del Sol ($P_2 = 4 \cdot 10^{26}$ W) y que está a una distancia d_2 desconocida, se puede aplicar la fórmula ya citada:

$$\frac{P_1}{d_1^2} = \frac{P_2}{d_2^2}$$

y hacer una estimación de la distancia d_2 a la estrella. Transformando el resultado a años luz, (un año luz es aproximadamente 10^{13} km), el resultado que se obtiene será de algunos años luz, seguramente menor que la distancia real. La razón de la discrepancia es que la mayoría de las estrellas que vemos en el firmamento son realmente de mayor potencia que el Sol. Pero el resultado obtenido de "varios años luz" da idea de su lejanía real, si se compara con la distancia que separa la Tierra del Sol, que es de 8 minutos-luz.

CONCLUSIÓN DE LA PARTE I

La fotometría estudia la luz desde un punto de vista cuantitativo. Permite comparar fuentes de luz y relacionarlas con las distancias a la que están. Esto resulta muy útil en Astronomía, pues nos permite estudiar cómo son las estrellas. En esta publicación hemos repasado algunos conceptos básicos de la fotometría, hemos explicado en qué consiste el fotómetro de Bunsen y lo hemos fabricado con un papel y una mancha de aceite. Lo hemos usado para calcular la potencia del Sol, y posteriormente, estimar el orden de magnitud de la distancia a las estrellas.

PARTE II: EL ESPECTROSCOPIO

EL ESPECTRO ELECTROMAGNÉTICO

Las ondas electromagnéticas son una variación periódica de dos campos, el eléctrico y el magnético, que se transmite en el espacio sin necesidad de un medio material, como ocurre en el sonido.

La luz es un tipo de onda electromagnética, con una frecuencia f y una longitud de onda λ que puede ver el ojo humano. Pero hay muchas más ondas electromagnéticas, con otras frecuencias. El conjunto de todas esas ondas es lo que conocemos como espectro electromagnético, que se muestra en la Fig. 14, en orden creciente de frecuencias (y decreciente de λ). Aunque no hay límites claros, el espectro se suelen dividir en regiones cuyas ondas tienen un comportamiento similar: radio, microondas, etc. En la figura se indican algunos objetos del tamaño de las longitudes de onda en esas regiones: edificios, insectos, átomos, etc.

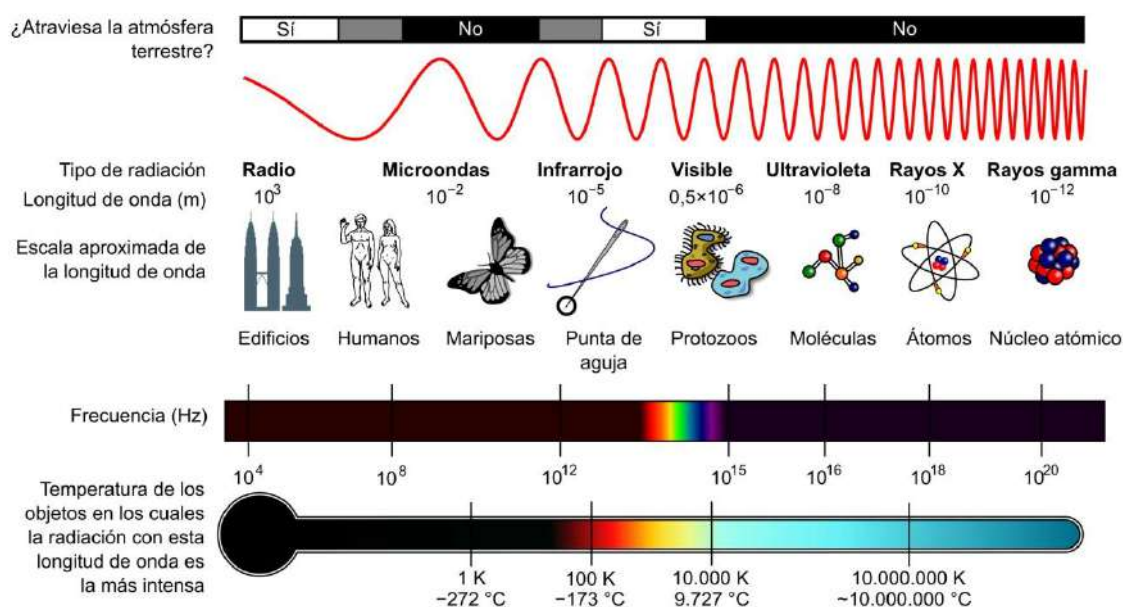


Fig. 14. El espectro electromagnético.

DETECCIÓN DE LA ENERGÍA ELECTROMAGNÉTICA

Nuestro ojo es un estupendo detector óptico con el que el ser humano ha nacido, pero que sólo es sensible a una pequeña región del espectro electromagnético: el que va desde el **rojo**, con longitud de onda de unos 750 nm, una frecuencia de $4 \cdot 10^{14}$ Hz y poca energía, pasando por el **naranja**, **amarillo**, **verde** y **azul**, hasta llegar al **violeta**, con longitud de onda más pequeña, de unos 400 nm, frecuencia más alta, casi $8 \cdot 10^{14}$ Hz y con la mayor energía dentro del espectro visible.

Más allá del rojo y del violeta existen otras ondas no visibles al ojo humano, con una energía que nos da información de los procesos en los que son generadas. Para poder estudiarlas, solamente hay que tener el detector adecuado.

Por ejemplo en la Fig. 15 aparece el Sol en distintas longitudes de onda, la mayoría no visibles para nuestros ojos. Esas fotografías se han hecho con detectores especiales sensibles a esas longitudes de onda, y los colores son simulados, excepto en la imagen en el visible.

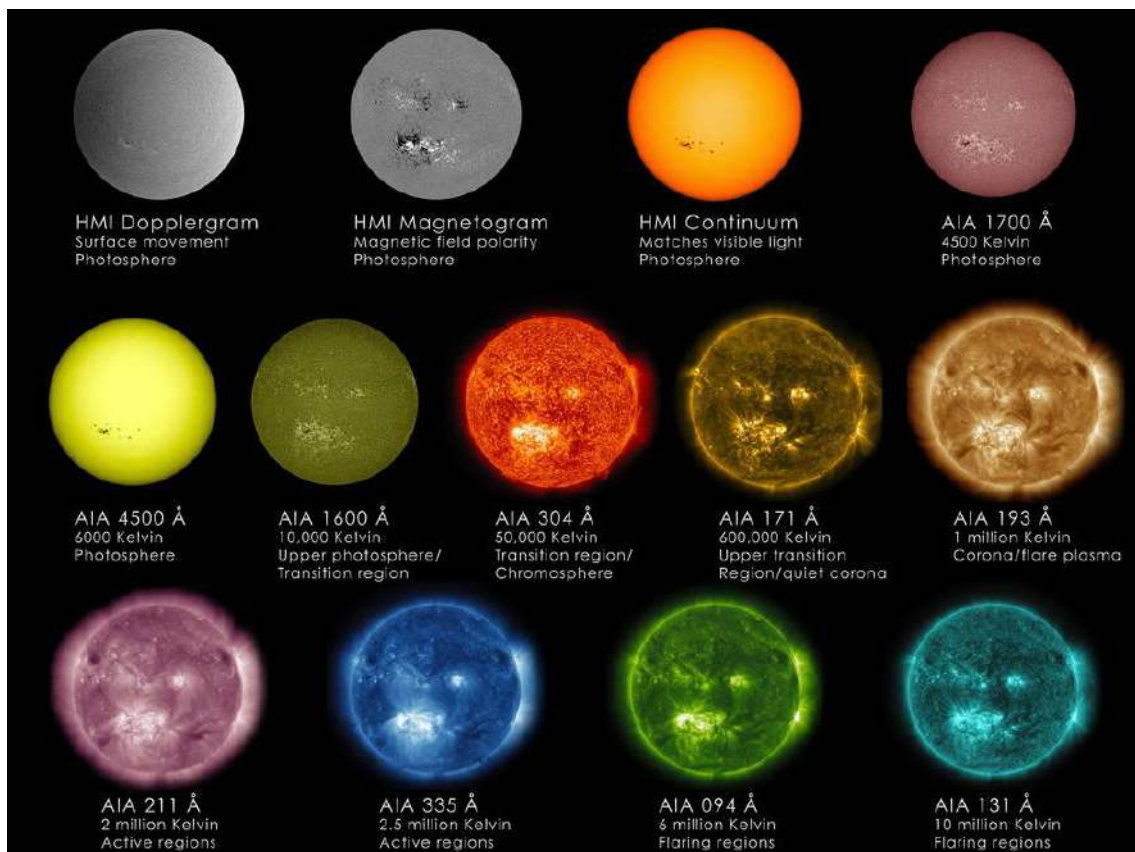


Fig. 15. El Sol en distintas longitudes de onda. Crédito: NASA/SDO/GSFC

Las estrellas -el Sol es una de ellas- emiten en muchas longitudes de onda, también en el visible, por los violentos procesos que se producen en ellas, y por sus altas temperaturas. Pero en el Universo también hay materia mucho más

fría, por ejemplo, nebulosas y nubes de material interestelar, que no emiten radiación visible, pero sí en longitudes de menos energía, como el infrarrojo, las microondas y las ondas de radio, y podemos observarlas en esas longitudes de onda, si tenemos los detectores adecuados.

Estudiar el Universo en todas las regiones del espectro electromagnético, lo que los astrónomos denominan “observación multi-onda”, nos permite tener una imagen mucho más precisa de su estructura, temperatura y energía, y poder hacer mejores modelos de su evolución.

En la Fig. 16 se muestra el centro de la Vía Láctea, nuestra galaxia, fotografiado por los telescopios espaciales Spitzer (en infrarrojo), Hubble (infrarrojo cercano al visible) y Chandra (en rayos X). En cada una de ellas se observan objetos y detalles que en otras longitudes de onda no se ven.

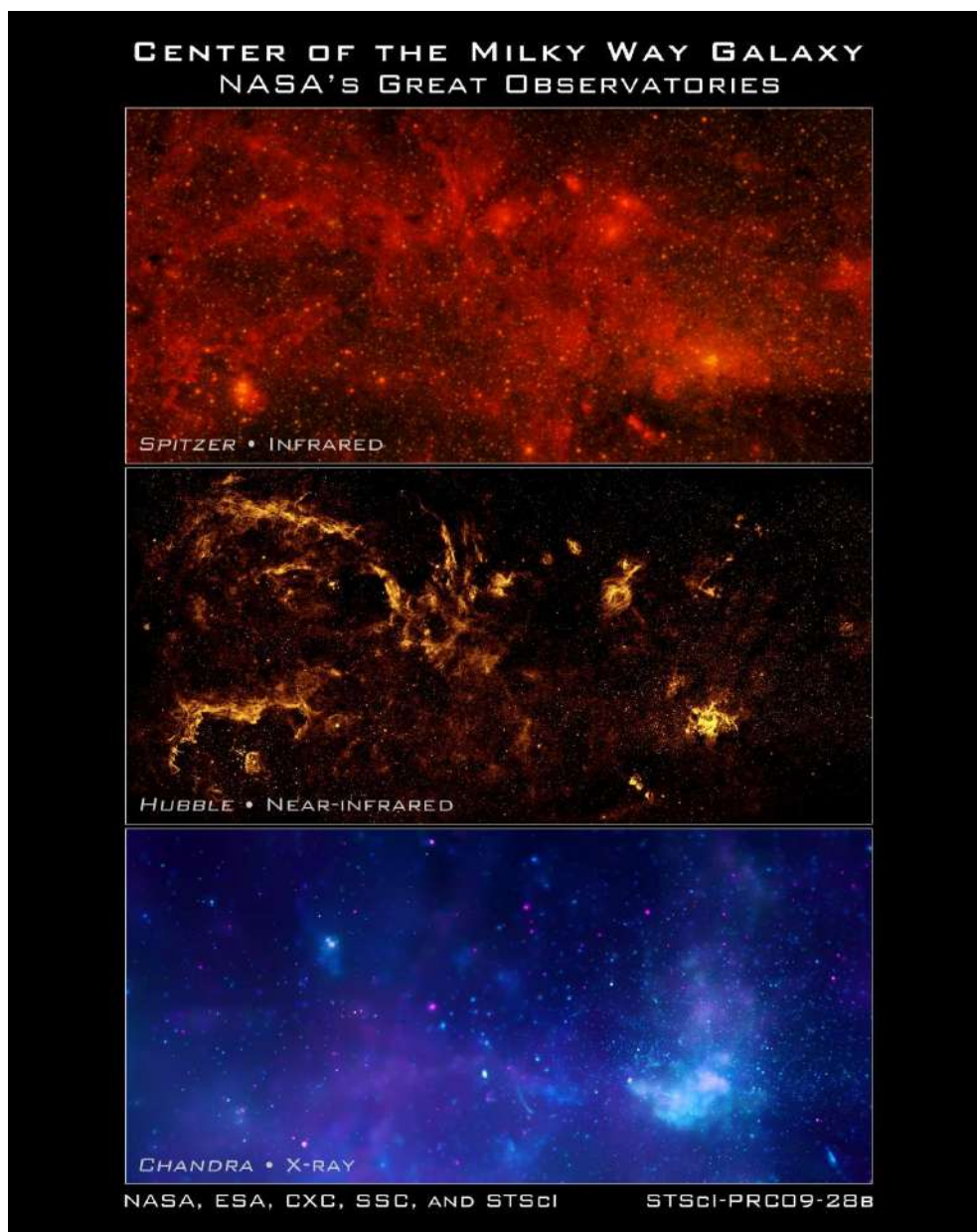


Fig.16 Centro de nuestra Galaxia observado con cámaras sensibles al infrarrojo, visible y Rayos X.

DETECCIÓN DEL INFRARROJO CON UN TELÉFONO

Cuando hablamos de detectar radiación infrarroja seguro que pensamos en los visores nocturnos que se ven en las películas, que no están al alcance de cualquiera. Veamos un procedimiento más económico y fácil para detectar esa radiación.

Los mandos a distancia que utilizamos para encender el televisor o cualquier otro equipo electrónico tienen un diodo LED infrarrojo para comunicarse con el aparato. Cuando apretamos una tecla, nuestros ojos no ven que se encienda el LED, y sin embargo ha emitido radiación infrarroja.

La mayoría de las cámaras que llevan nuestros teléfonos tienen un chip sensible al infrarrojo cercano (el que está cercano al visible), que permite sacar fotos aunque haya poca iluminación.



Fig. 17 Control remoto apagado y encendido

Si miramos el control remoto con nuestros ojos de manera directa, no advertiremos ninguna diferencia entre encendido y apagado, pero la cámara de nuestro teléfono sí capta la diferencia (Fig. 17).

PRODUCCIÓN DE ESPECTROS

Cualquier objeto, por ejemplo un trozo de metal, si se le calienta lo suficiente, emite luz. Un gas también puede emitir luz al calentarlo, como ocurre en una llama. Incluso podemos producir luz poniendo gas entre dos placas con una

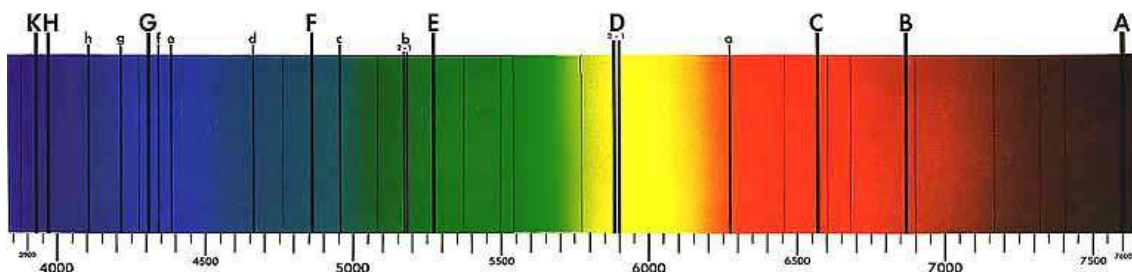


Fig. 18. Líneas de Fraunhofer

fuerte diferencia de potencial eléctrico, como se hace en una bombilla fluorescente. La luz emitida en cada caso no es la misma, contiene mucha información del objeto que la ha producido. Su estudio constituye la Espectroscopia.



Fig. 19. Kirchhoff y Bunsen.

Que la luz se puede descomponer al atravesar un prisma o una lente, en un conjunto característico de colores, se conocía ya desde el siglo X. En esa época el sabio árabe Alhazen relacionó el arco iris con las gotas de agua suspendidas en la atmosfera y la luz solar. En el siglo XVII Newton y Huygens estudiaron el espectro continuo de la luz del Sol al atravesar un prisma. El alemán Joseph von Fraunhofer inventó en 1814 un instrumento, que llamó espectroscopio, con el que analizó la luz solar y descubrió en ella hasta 570 líneas oscuras fijas que aun hoy llevan su nombre (Fig. 18).

Pero fueron Gustav Kirchhoff y Robert Bunsen (Fig. 19), a mediados del siglo XIX, los que analizaron la luz de las llamas que producen diversos elementos químicos al arder, y observaron líneas de colores propias de cada elemento químico.

Un día, estando trabajando en la localidad alemana de Hamburgo, se produjo un incendio a varios kilómetros. Utilizaron el espectroscopio para analizar las

llamas que se veían a lo lejos, y descubrieron una doble raya amarilla igual a la que habían observado al quemar sodio en su laboratorio. Resultó que el edificio que ardía era una fábrica de salazones, con abundantes depósitos de cloruro sódico.

Si podían detectar sodio en las llamas de un incendio, se propusieron estudiar las “llamas” del Sol, para ver su composición. Lo que observaron fue un espectro continuo con unas rayas negras. Al analizarlo se dieron cuenta de que la doble línea brillante amarilla del espectro del sodio estaba en la misma posición que la doble línea oscura del espectro del Sol que Fraunhofer había descubierto en 1814, y que había llamado “línea D”. Kirchhoff y Bunsen lo interpretaron correctamente diciendo que los gases más fríos de la atmósfera solar atrapaban líneas de la luz del Sol, las mismas líneas del espectro que emitían cuando ese mismo gas era calentado. De esta forma si el espectro del Sol tenía la línea oscura D en la zona amarilla, esto significaba que la luz del Sol pasaba por sodio en estado gaseoso en su camino a la Tierra. Habían descubierto que el sodio se encontraba en la propia atmósfera del Sol, sin necesidad de ir allí. De la misma forma detectaron otros elementos químicos en la atmósfera del Sol.

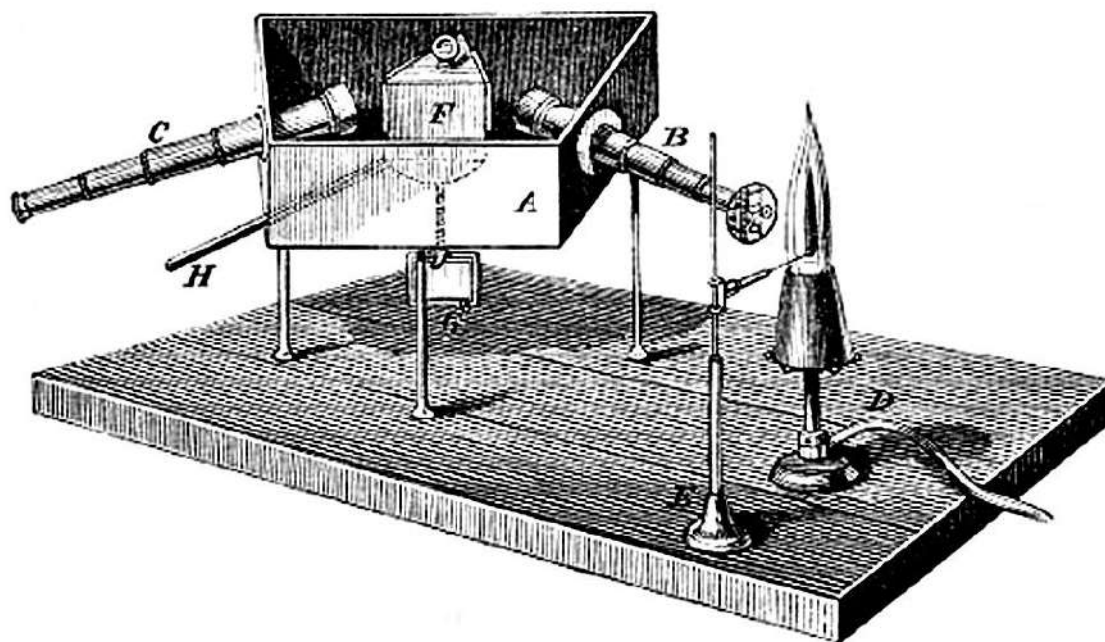


Fig. 20. Espectroscopio de Kirchhoff y Bunsen

LAS TRES LEYES DE LA ESPECTROSCOPIA

Kirchhoff y Bunsen propusieron tres leyes en las que se basa todavía hoy la espectroscopía (Fig. 21):

Ley 1 Un objeto sólido incandescente emite un espectro continuo de luz, en todas las longitudes de onda. Un líquido o un gas muy denso y caliente se comporta igual.

Ley 2 Un gas tenue, al calentarlo, emite luz tan solo en ciertas longitudes de onda, produciendo un espectro de emisión que depende de la composición química del gas.

Ley 3. Si la luz de un objeto sólido incandescente atraviesa un gas más frío, el espectro es continuo con unas líneas oscuras superpuestas, que se llama espectro de absorción. En un mismo gas, las líneas del espectro de absorción y las del espectro de emisión coinciden.

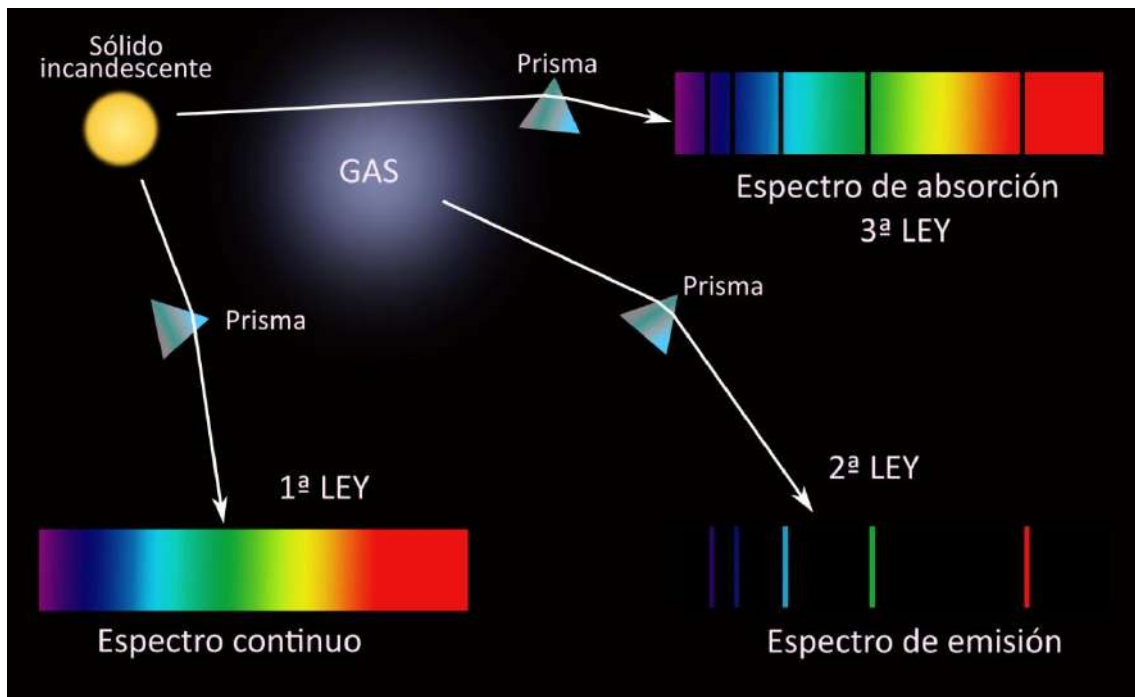


Fig. 21. Leyes de la espectroscopía. Tipos de espectros

Estas leyes se pueden aplicar a la luz que nos llega de las estrellas. Estos objetos celestes están hechos de gas a mucha presión y temperatura, que lo hace estar en un cuarto estado de la materia llamado plasma. El interior de la estrella es muy denso, y se comporta como un sólido que emite luz de acuerdo con la primera Ley, con un espectro continuo. Las capas externas están a menor presión y temperatura, y en la zona más externa se comporta como un gas tenue mucho más frío que el interior: en el caso del Sol está a sólo 5780 grados Kelvin, frente a los varios millones de grados del núcleo. Por tanto, según la tercera Ley, los gases más externos atrapan líneas de absorción.

Estudiando el espectro de la luz que nos llega de la estrella, podemos deducir la composición de los gases de la atmósfera.

Pero, ¿por qué hay esas líneas?

La explicación de las líneas espectrales vino de la mano de la Mecánica Cuántica. En 1913 Niels Bohr propuso un modelo para el átomo, con orbitales

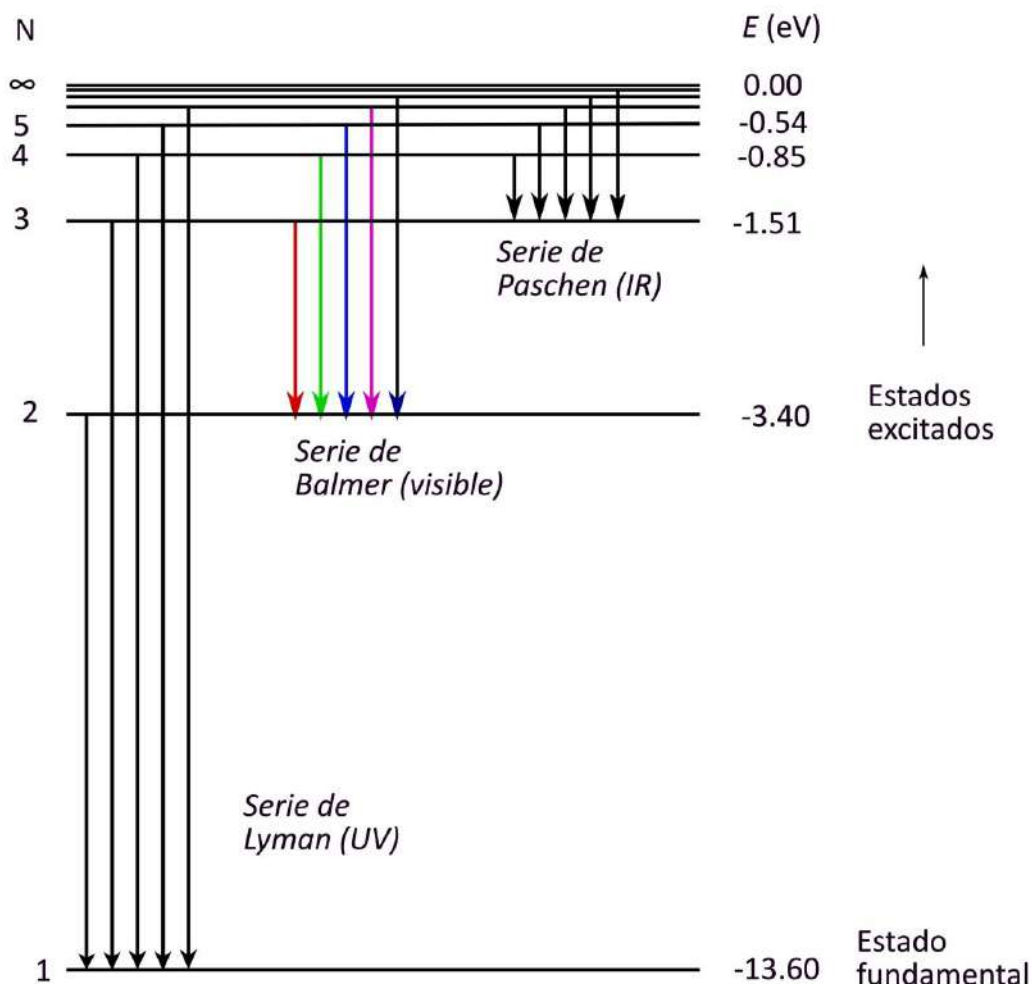


Fig. 22. Niveles de energía del átomo de Hidrógeno, con algunas transiciones que producen las líneas espectrales

que tenían niveles de energía cuantizados, como en pisos. Esto significaba que los electrones podían saltar de un orbital a otro emitiendo o absorbiendo una cantidad de energía fija que dependía de los orbitales, pero no podían quedarse a medias. Con cada salto cuantizado, se emitía o absorbía un fotón de energía $h \cdot f$ (h es una constante llamada de Planck, $6.63 \cdot 10^{-34}$ J·s, y f es la frecuencia del fotón). Si la energía estaba cuantizada, la f también. Cada línea del espectro era producida por un salto entre orbitales (Fig. 9): si era a un orbital más externo absorbían un fotón, y si caía a un orbital más interior, con menos energía, emitía un fotón. Esos saltos posibles son propios de cada elemento químico.

CONSTRUCCIÓN DE UN ESPECTROSCOPIO CON UN CD

Vamos a ver cómo construir un aparato sencillo con el que poder descomponer la luz de una fuente luminosa, como una bombilla o una vela, e incluso medir las longitudes de onda de los colores que se ven.

Si la bombilla es con filamento (halógena) el espectro es continuo, formado por todos los colores. Si la bombilla contiene gas (tubos fluorescentes, bombillas de bajo consumo y de farolas de alumbrado público) la luz contiene sólo unos colores determinados. Para separar los colores de la luz, necesitamos un prisma o una red de difracción. En este caso vamos a servirnos de la red de difracción que forman las líneas que hay en un CD.

El CD debe ser plateado por la cara que no se graba, es decir, no debe estar impreso, ni ser blanco o de otro color. Con unas tijeras fuertes cortamos de forma radial un trozo.

Hay que desprender la capa metálica del CD. Para ello podemos servirnos de cinta adhesiva, rayando previamente la superficie (Fig. 23).



Fig. 23. Retirando la capa metálica del CD con cinta adhesiva.

Para construir el espectroscopio, debemos hacer una fotocopia en papel de la plantilla de la Fig. 24, y recortarla, incluyendo la ventana en forma de sector circular. La escala graduada NO hay que recortarla. Hacemos una rendija fina en la raya cercana a la escala graduada, y armamos la caja dejando la parte negra en el interior (Fig. 25), y pegando las solapas. En el hueco dejado por el sector circular, pegamos el trozo de CD que hemos preparado, que debe ser algo mayor que la ventanita (Fig. 26).

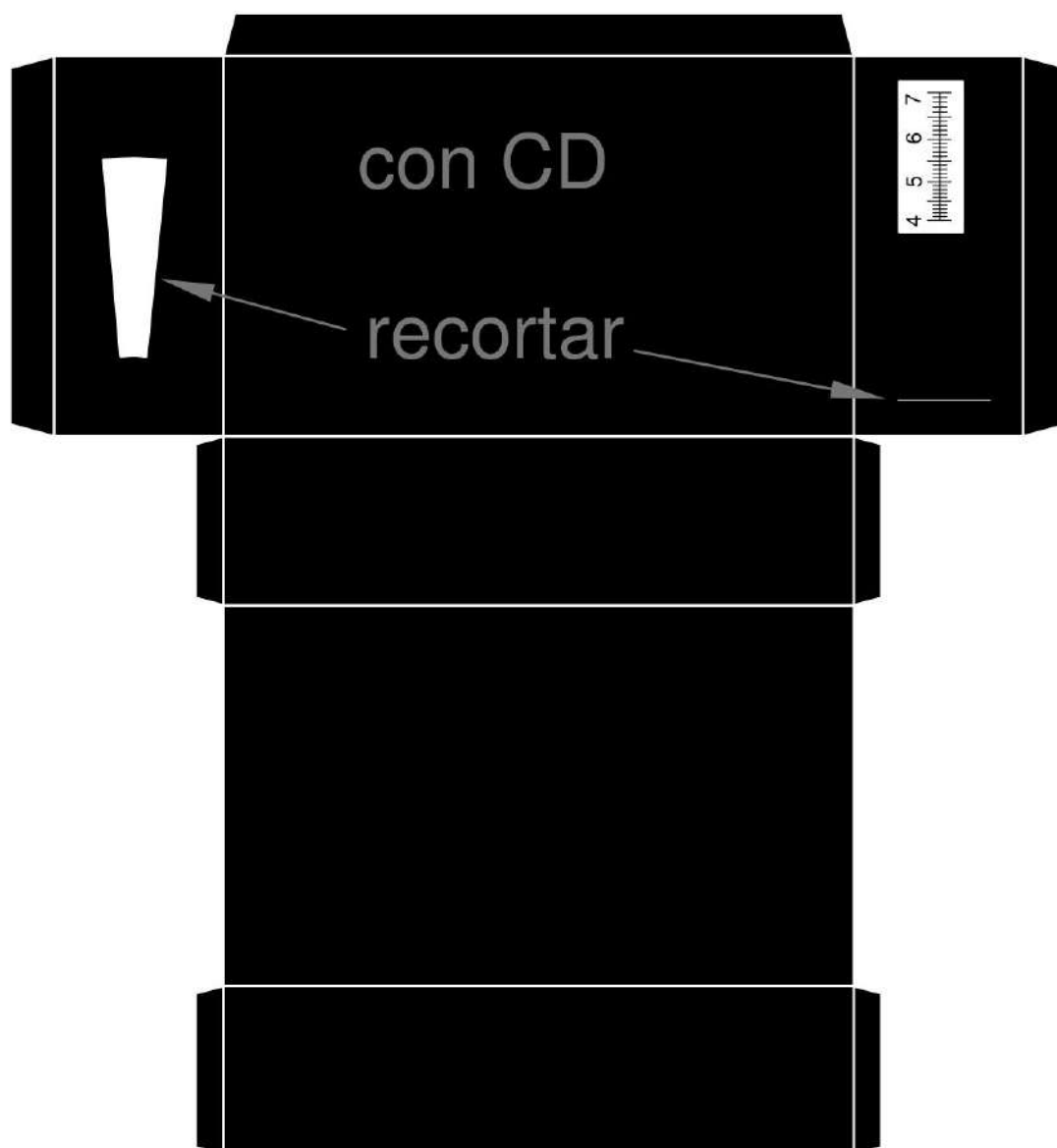


Fig. 24 Plantilla para el espectroscopio con CD



Fig. 25. Recortar y armar el espectroscopio, dejando la parte negra por dentro

Ahora situémonos en una habitación a oscuras, con sólo una lámpara encendida. Tomamos el espectroscopio y miramos a través de la ventanita que tiene el trozo de CD, dirigiendo la rendija de la caja a la lámpara. Desplazamos la rendija hacia la izquierda, (por tanto ya no alineada con la lámpara), hasta que veamos claramente sobre la escala unos colores. Son las líneas de emisión de los gases que contienen la bombilla. La escala está graduada en cientos de nanómetros, es decir, la marca 5 indica 500 nm ($500 \cdot 10^{-9}$ m). Cuanto más fina sea la rendija, con mayor precisión podremos medir la longitud de onda de las rayas.

Con bombillas de bajo consumo y con tubos fluorescentes, el espectro es de líneas, con una verde especialmente intensa (del mercurio). Con bombillas LED el espectro es casi continuo, aunque hay algunas zonas que faltan. Se pueden mirar las farolas de las calles, tanto las naranjas (de sodio, con una intensa línea doble amarilla) como las blancas (de vapor de mercurio). Las bombillas incandescentes tradicionales y halógenas, ofrecen un espectro continuo, pero si tienen un regulador de potencia se puede ver que cuando iluminan muy poco, apenas tiene azules. Algunos ejemplos se pueden ver en la Fig. 14.



Fig. 26 Hay que pegar el trozo de CD en la ventana por donde se mira

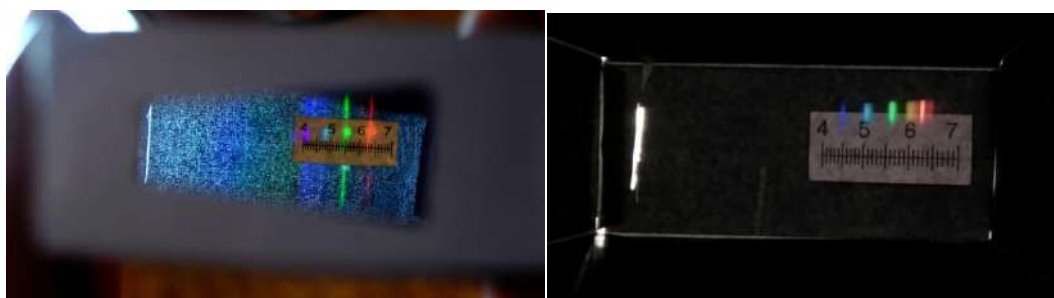


Fig. 27: Espectros de líneas de emisión de una lámpara fluorescente. Se ven las líneas del espectro y se puede medir sus longitudes de onda



Fig. 28. Experiencia con docentes en Nicaragua (izquierda) y en Colombia (derecha)

CONSTRUCCIÓN DE UN ESPECTROSCOPIO CON UN DVD

Los DVD tienen más densidad de líneas que los CD (en el CD hay 650 líneas/mm, y en el DVD el doble, 1300 líneas/mm). Si usamos un DVD como red de difracción, los colores se separarán más, y la precisión en las medidas será mayor. Pero debemos usar otra plantilla, la de la Fig. 29.

En los DVD hay dos capas de plástico, una metalizada y otra no, que es la que usaremos. Para separarlas no es necesario la cinta adhesiva como en el CD, basta doblar un poco el trozo cortado, y se separan fácilmente, como se ve en la Fig. 30.

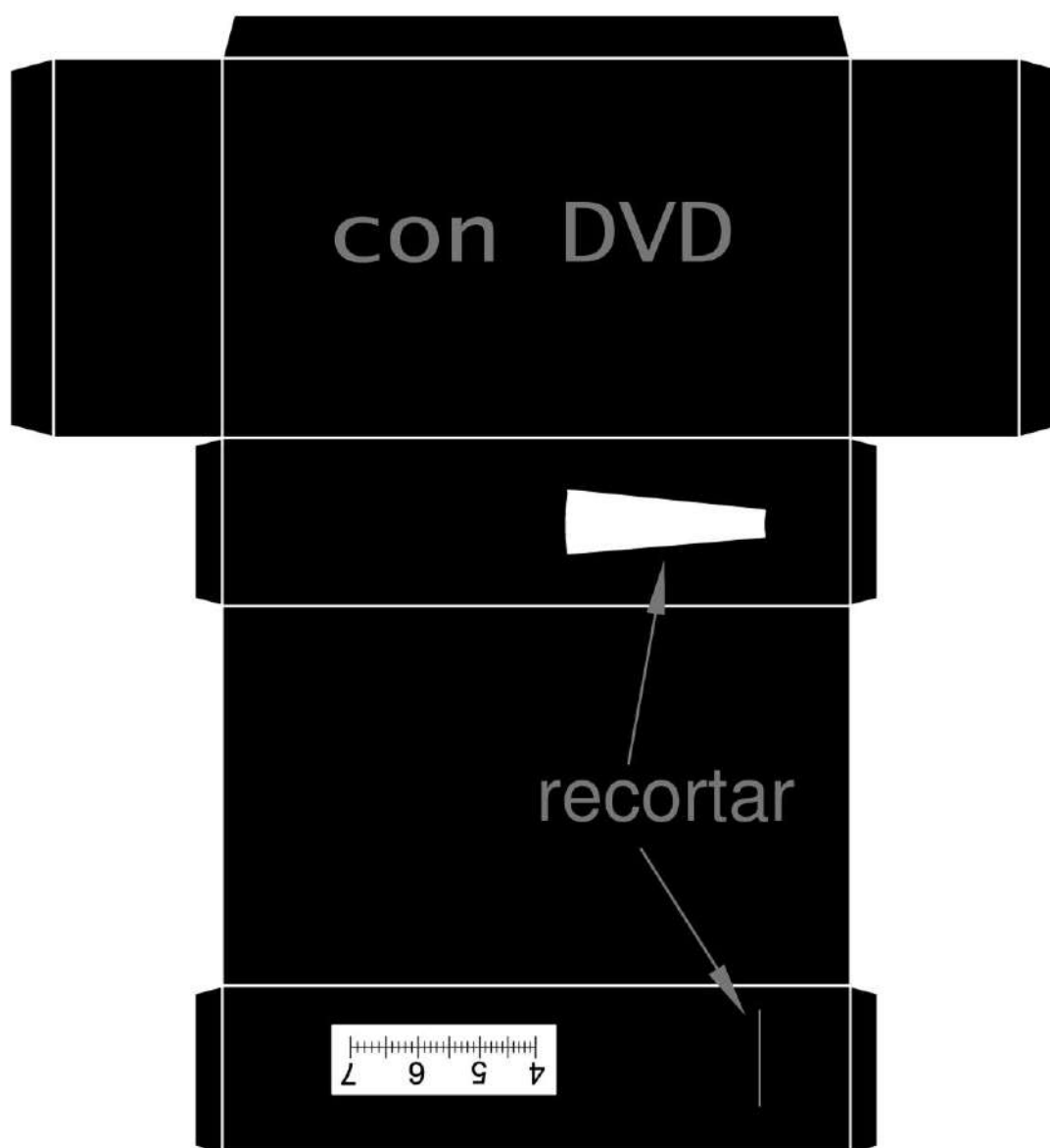


Fig. 29. Plantilla para usar con un DVD



Fig. 30. Doblando el trozo de DVD se separa la parte plateada de la que se usa de red

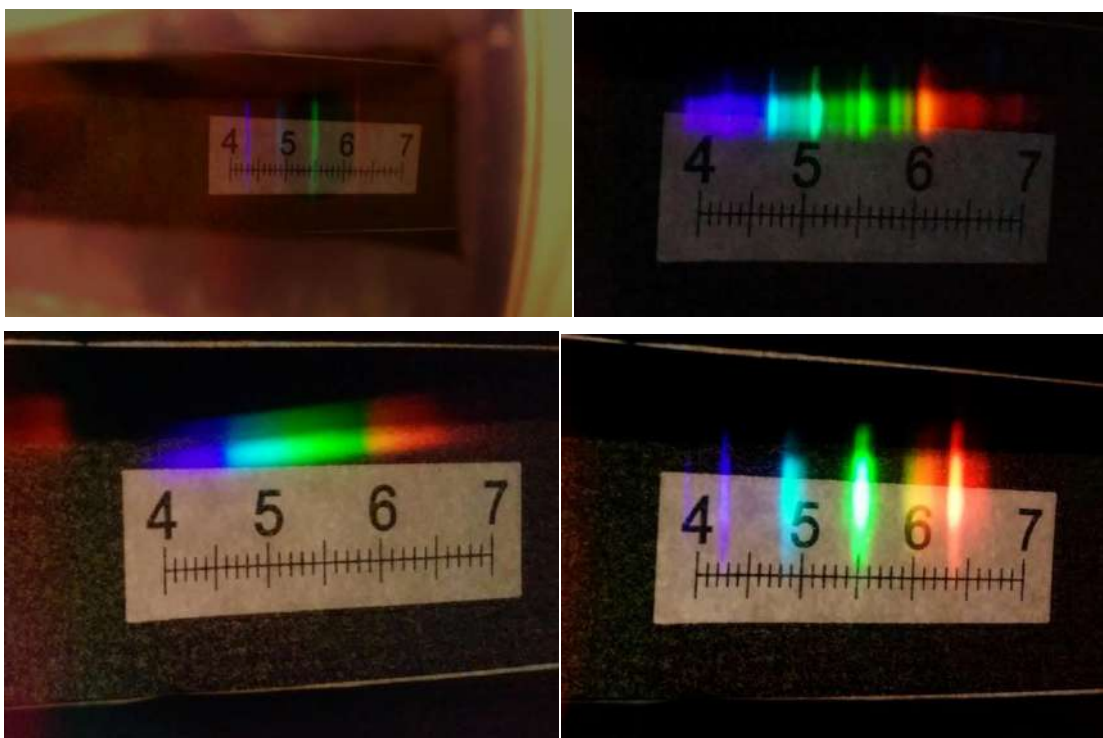


Fig. 31. Espectros de varias bombillas de farolas de la calle, con el espectroscopio de DVD

CONSTRUCCIÓN DE UN ESPECTROSCOPIO MÁS SENCILLO

Se puede hacer un espectroscopio más sencillo, sin escala y por lo tanto sin poder medir las longitudes de onda, con una caja de cartón pequeña, por ejemplo de medicinas, de un libro, etc. En una de las caras por donde se abre, se hace una rendija fina en el centro, y en la cara opuesta se recorta una ventana (Fig. 32). Se pega el trozo de CD o de DVD en la ventana. Se vuelve a cerrar la caja y se mira a través de la ventana, dirigiendo la rendija hacia una fuente de luz. A derecha e izquierda se debe ver el espectro de colores (Fig. 33). Si no se ve, hay que mover la caja hacia la izquierda o derecha, hasta que aparezca el espectro.

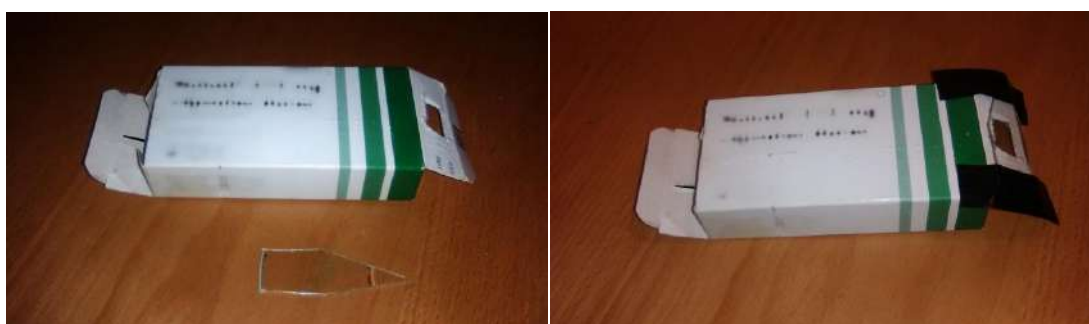


Fig. 32 Espectroscopio con una caja de medicinas y un trozo de CD. Es más sencillo pero no podremos medir longitudes de onda.



Fig 33. Ejemplo de espectro con una caja de medicamento.

LEY DE WIEN

Hemos visto que un sólido suficientemente caliente produce luz en todas las longitudes de onda, con un espectro continuo. Si medimos la energía que emite en cada longitud de onda, veremos que no es la misma, sino que sigue un diagrama como el de la Fig. 34, llamado diagrama del cuerpo negro, con un máximo de emisión en λ_{max} .

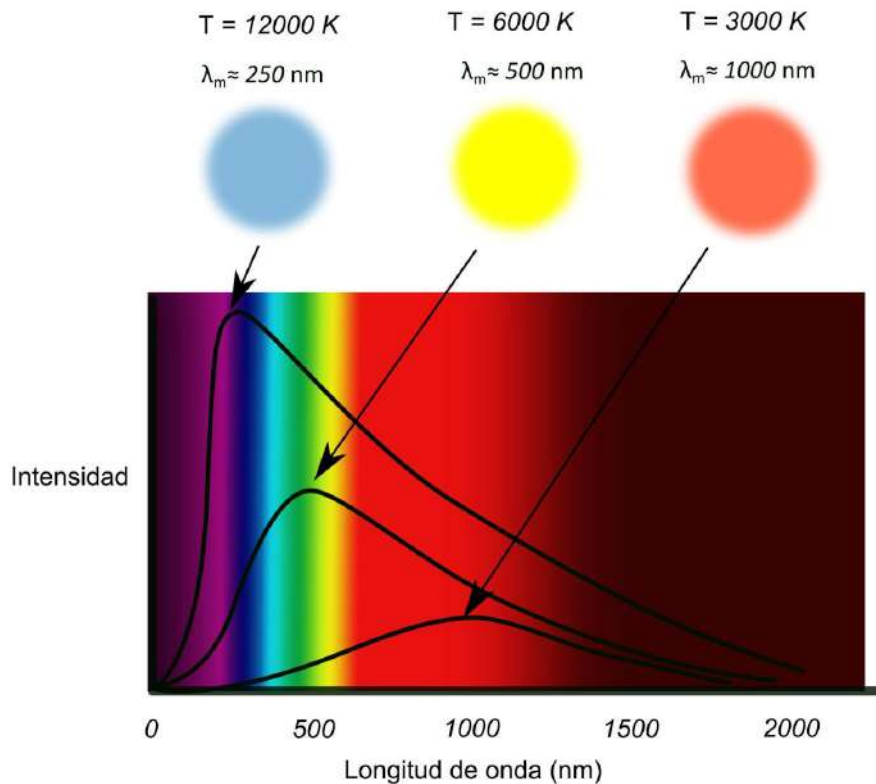


Fig. 34. Curva de cuerpo negro y su relación con la temperatura

Supongamos que tenemos una bombilla de filamento con un regulador de luz, y un fotómetro con un conjunto de filtros con los que podamos medir la energía en cada longitud de onda. Empezamos con el filamento muy poco iluminado, y vemos que el máximo de emisión está en el rojo. Si vamos aumentando la temperatura del filamento, el máximo se desplazará hasta el amarillo, luego al verde, al azul e incluso más allá del visible, cada vez con longitudes de onda menores. Wien comprobó que el producto de la temperatura T y de esa λ_{max} era constante e igual a $2,897 \cdot 10^{-3}$, constante que lleva su nombre:

$$\lambda_{\text{max}} \cdot T = 2,897 \cdot 10^{-3} \text{ m} \cdot \text{K}$$

Por ejemplo, el Sol emite su máxima energía en la región del verde, con una $\lambda_{\text{max}} = 500\text{ nm} = 500 \cdot 10^{-9}\text{ m}$. Con la ley de Wien podemos deducir que su temperatura superficial es $T = 5794\text{ K}$. El color amarillento del Sol sale de la combinación de todas las frecuencias en las que emite. Otras estrellas emiten más en el rojo, lo que significa que su temperatura superficial es menor. Y otras emiten la mayor parte de su energía en el azul o incluso más allá, lo que significa que son muy calientes y el color que sale es blanco azulado.

¿POR QUÉ NO HAY ESTRELLAS VERDES?

Hay estrellas rojas, amarillas, naranjas y azules, pero no verdes. ¿Por qué?

Pensemos en una estrella con poca temperatura superficial, por ejemplo 3000 K. Como se ve en la Fig. 34, habrá mucha radiación roja, y poca del resto de colores visibles, así que la veremos de ese color. Si aumentamos la temperatura, habrá también radiación naranja y amarilla. La suma de esos tres colores da a la estrella un tono rojo-amarillento. Si aumentamos más la temperatura, emite también en verde. Este color, al mezclarse con el rojo, da amarillo (ver Fig. 35), por lo que la estrella se sigue viendo amarilla. Con más temperatura, la estrella emite también en azul, y la suma del amarillo, verde y azul da blanco, por tanto el color de la estrella será blanco, llegando a un blanco-azulado si la temperatura es muy alta.

¿Y la estrella verde? Nunca se ve, porque este color está en medio del espectro visible, y una estrella que emita su máxima radiación en este color, siempre emitirá también en rojo y en azul, cuya suma da amarillo o blanco.

Podemos reproducir el color de las estrellas utilizando tres linternas. La experiencia funciona mejor si se quita el espejo parabólico que tienen las linternas junto a la bombilla, y se pone un tubo de cartulina negra. Al final del tubo hay que poner un filtro de papel celofán transparente, de color azul en una, verde en otra y rojo en la tercera.

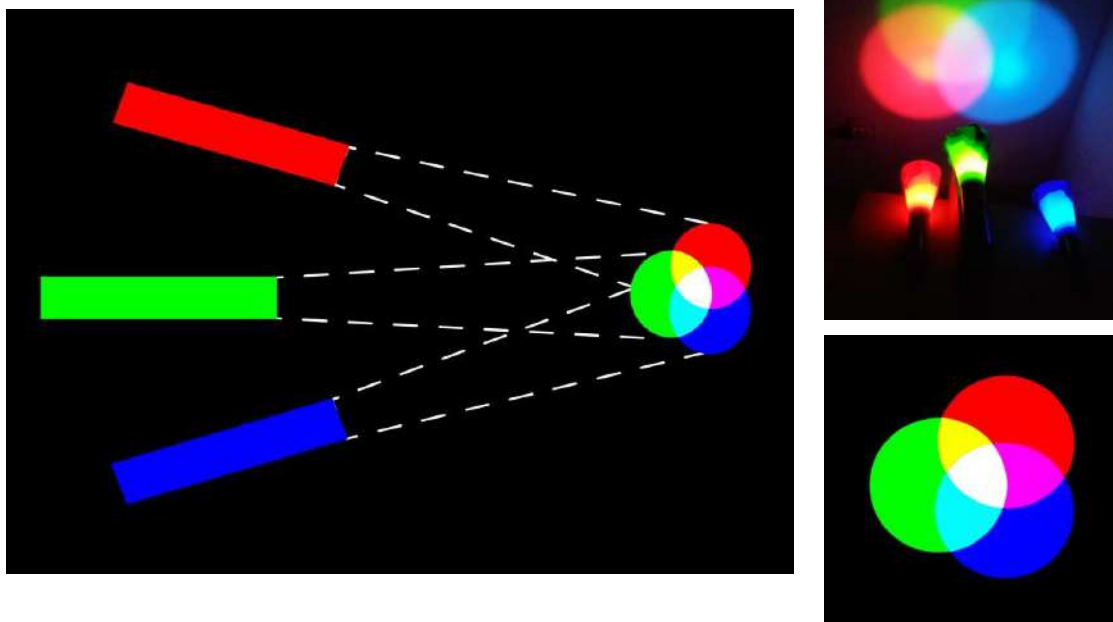


Fig. 35 Con tres linternas de colores se pueden simular el color de las estrellas.

Empecemos encendiendo sólo la linterna roja. Sería la luz de una estrella de baja temperatura. Encendamos la linterna verde y mezclemos las dos luces: nos da amarillo. Serían las estrellas de temperatura media, que se ven de un color que va del naranja al amarillo. Si encendemos la linterna azul y

mezclamos su luz con las anteriores, nos da blanca, que sería el color de una estrella de temperatura alta. Si la temperatura aumentara, habría más intensidad del azul, y la estrella pasa a ser blanco-azulada.

Puedes aumentar o disminuir la intensidad de un color alejando esa linterna de la pantalla.

LA CLASIFICACIÓN ESPECTRAL DE LAS ESTRELLAS

A principios del Siglo XX un grupo de astrónomas que trabajaban en la Universidad de Harvard, sentó las bases de la clasificación espectral que seguimos usando en nuestros días.

Estas astrónomas, lideradas por Annie Cannon, encontraron una relación entre los colores de las estrellas, su temperatura superficial y sus espectros. Pusieron a las estrellas en determinados grupos de similar color, temperaturas y espectros, a los que llamaron O, B, A, F, G, K, M. Las estrellas de mayor temperatura son las del tipo O, azuladas, y las de menor temperatura son las M, rojizas (Fig. 36).

TIPO	COLOR	TEMPERATURA °C	EJEMPLO
O		30.000	Zeta Puppis
B		20.000	Rigel
A		10.000	Vega
F		7.000	Canopus
G		6.000	Sol
K		4.000	Aldebaran
M		3.000	Betelgeuse

CLASES ESPECTRALES ESTELARES BÁSICAS

Posteriormente cada uno de estos tipos de estrellas se subdividió. En la Fig. 37 es posible ver los espectros de los tipos de estrellas, correlacionados con las temperaturas superficiales. También se observan las líneas espectrales características de cada tipo, que representan elementos químicos en las atmósferas de los objetos. La clasificación espectral es uno de los grandes logros de la Astrofísica.

Fig. 36: Tipos de estrellas, con sus colores y temperaturas

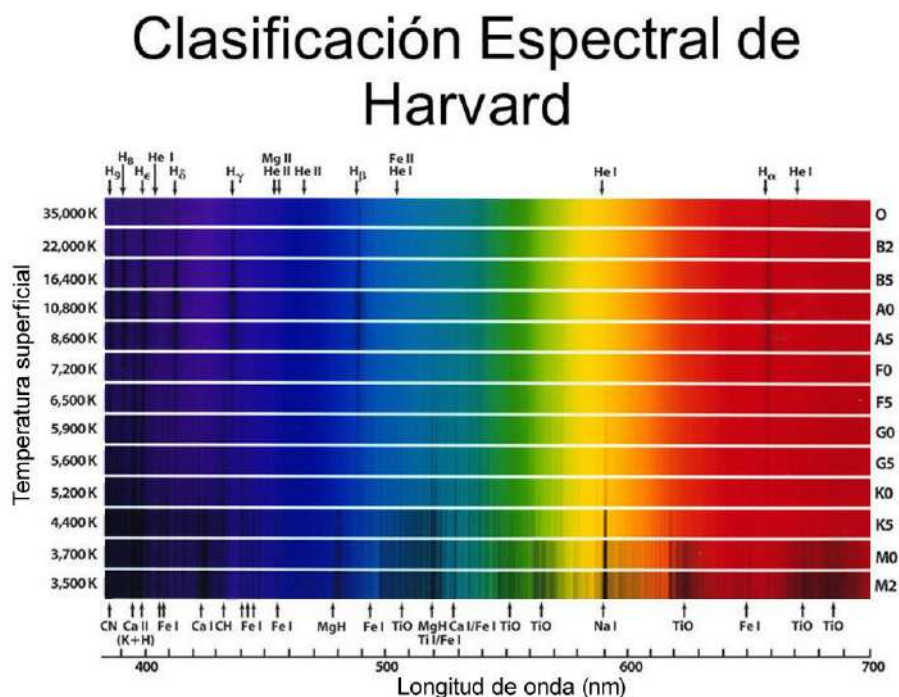


Fig. 37. Clasificación espectral de Harvard

ESPECTROS Y PLANETAS EXTRASOLARES

Si una estrella se acerca a nosotros, sus líneas espectrales se desplazan hacia el azul, y si se aleja de nosotros, se desplazan hacia el rojo. Este desplazamiento se llama efecto Doppler, y es tanto mayor cuanto mayor es la velocidad del objeto. Midiendo con precisión la posición de las líneas del espectro de la luz de una estrella, y comparándolas con las obtenidas en el laboratorio, podemos saber si el astro se acerca o se aleja de nosotros, y a qué velocidad. Si es un sistema binario, en el que dos estrellas giran alrededor de su centro de gravedad, y sabemos la distancia a la que están, podremos conocer también sus masas.

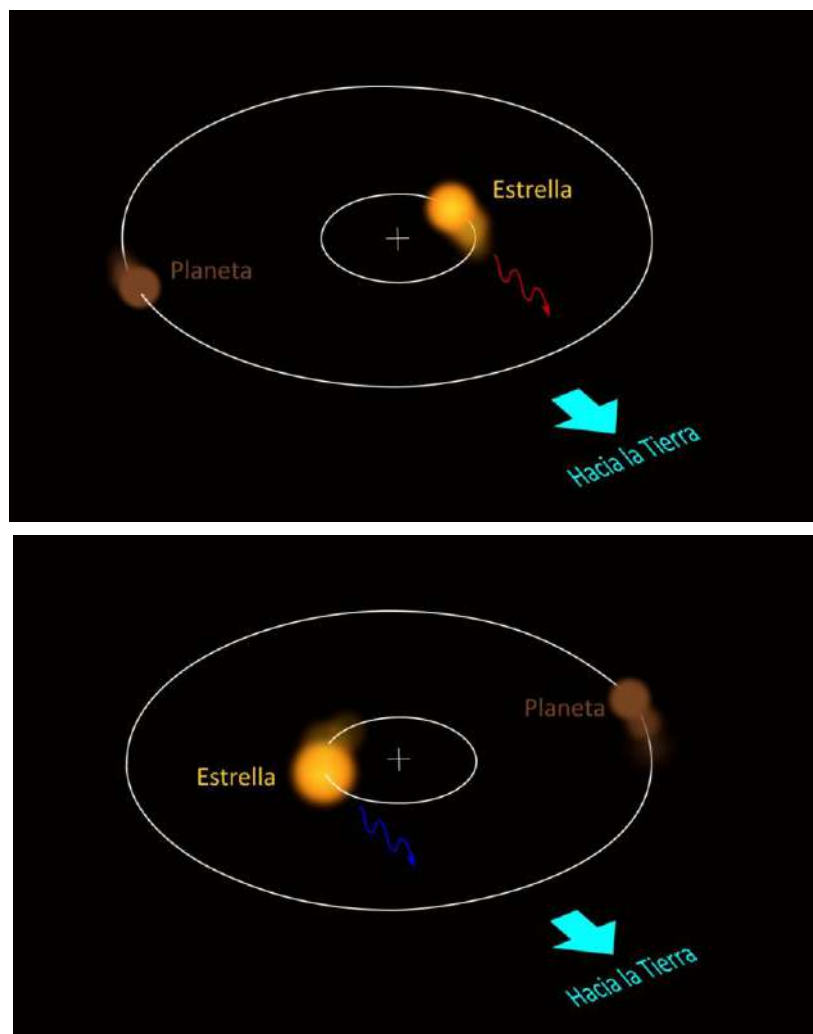


Fig. 38 Efecto Doppler en una estrella con planeta

La mayoría de los planetas extrasolares conocidos se han descubierto gracias al efecto Doppler (Fig. 38). Se trata de planetas muy grandes y oscuros, no observables directamente, pero detectables al ver que la luz de la estrella compañera tiene un desplazamiento alternante hacia el rojo y hacia el azul.

CONCLUSIÓN DE LA PARTE II

Las estrellas están a distancias enormes, pero hemos visto que para saber cómo son y qué ocurre en ellas no es necesario ir hasta allí. En la luz que nos envían hay un mensaje que contiene mucha información si se sabe leer adecuadamente.

Analizando el espectro de la luz de una estrella, podemos saber de qué están hechas, su temperatura superficial, o incluso si tienen grandes planetas a su alrededor. Aplicando otras leyes físicas, los astrónomos también deducen muchas otras cosas: el radio de la estrella, su evolución en el tiempo, qué procesos están sufriendo, etc.

En esta publicación, además de explicar los fundamentos de los espectros, hemos reproducido a pequeña escala y con materiales sencillos algunos de esos trabajos de los profesionales de la Astronomía, que pueden servir para la enseñanza de esta ciencia.

BIBLIOGRAFÍA

- 14 pasos hacia el Universo. NASE. Editorial Albedo Fulldome, Barcelona 2015. ISBN 978-84-15771-45-6



ApEA, la Asociación para la Enseñanza de la Astronomía, nació en 1995 para acoger a todas las personas que se dedican a la enseñanza de la Astronomía en centros educativos, planetarios, museos de la ciencia, agrupaciones de aficionados y clubes de estudiantes.

ApEA engloba a todos los interesados en la enseñanza de todos los niveles educativos reglados -desde la enseñanza primaria hasta la universitaria- así como los no reglados. También organiza reuniones de formación para sus socios y publica materiales de interés didáctico, como la presente colección.

Más información en www.apea.es

