

Espectro Solar y Manchas Solares

Alexandre Costa, Beatriz García, Ricardo Moreno

Internacional Astronomical Union, Escola Secundária de Loulé (Portugal),
Universidad Tecnológica Nacional (Mendoza, Argentina), Colegio Retamar
(Madrid, España)

Resumen

Este taller incluye un enfoque teórico del espectro de la luz del Sol que se puede utilizar en la escuela secundaria. Las experiencias son válidas para primaria y secundaria.

El Sol es la principal fuente de casi todas las bandas de radiación, sin embargo, como nuestra atmósfera tiene una alta absorción para varias de las longitudes de onda no visibles, sólo se consideran los experimentos relacionados con el espectro visible, que es la parte del espectro que está presente en la vida cotidiana de los estudiantes. Para las experiencias en regiones no visibles ver el taller correspondiente.

En primer lugar se presenta la teoría, seguida por demostraciones experimentales de todos los conceptos desarrollados. Estas actividades son experimentos sencillos que los maestros pueden reproducir en su clase en la introducción de los temas como la polarización, la extinción, la radiación de cuerpo negro, el espectro continuo, espectros de líneas, el espectro de absorción (por ejemplo, la luz solar) y las líneas de Fraunhofer.

Se discuten las diferencias entre la emisión de la superficie solar en general y las emisiones de las manchas solares. También se mencionan la evidencia de la rotación del sol y la forma en que puede ser utilizado este concepto en proyectos para escolares.

Objetivos

- Comprender cómo se produce la radiación solar
- Comprender el por qué del espectro de Sol y su utilidad.
- Comprender qué son las manchas solares.
- Estudiar algunos aspectos de la luz, tales como polarización, dispersión, etc.

La Radiación Solar

La energía solar es creada en el interior del Sol, en una región que recibe el nombre de núcleo, donde la temperatura llega a los 15 millones de grados y la presión es altísima. Las condiciones de presión y temperatura del núcleo suelen permitir que tengan lugar reacciones nucleares. En la principal reacción nuclear que ocurre en el núcleo del Sol, cuatro protones (núcleos de hidrógeno) son transformados en partículas alfa (núcleos de helio) generando también dos positrones, dos neutrinos y dos fotones gamma de acuerdo con la ecuación



La masa resultante es menor que la de los cuatro protones juntos. Esta pérdida de masa, según la ecuación de Einstein, implica una generación de energía:

Cada segundo, 600 millones de toneladas de hidrógeno se transforman en helio, pero hay una pérdida de entre 4 y 5 millones de toneladas que se convierten en energía. Aunque puede parecer una pérdida muy grande, la masa del Sol es tal que puede funcionar así miles de millones de años.

La energía producida en el interior del Sol va a seguir un largo recorrido hasta llegar a la superficie del Sol.

Después de emitida por el Sol, esa energía se propaga por todo el espacio a una velocidad de 299 793 km/s en forma de radiación electromagnética.

La radiación electromagnética puede presentar longitudes de onda o frecuencias que están por lo general agrupados en diferentes regiones como se muestra en la figura 1.

Fig. 1: El Espectro Solar

La frecuencia ν , la longitud de onda λ y la velocidad de la luz c están relacionadas entre sí por la expresión

A pesar de que el Sol es una fuente importante de muchas longitudes de onda, haremos la mayor parte de nuestro enfoque de la radiación solar usando el espectro visible porque, junto con las frecuencias de radio y unas pequeñas bandas en el infrarrojo o el ultravioleta, son aquellas para las cuales nuestra atmósfera es transparente y no se necesitan aparatos complejos para visualizarlas. Por lo tanto, son las mejores para la experimentación en el aula.

Polarización de la Luz

Una radiación electromagnética perfecta y linealmente polarizada tiene un perfil como el que se presenta en la figura 2. Se dice que está linealmente polarizada porque vibra en unos planos.

Fig. 2: Luz polarizada

La luz del Sol no tiene ninguna dirección de vibración privilegiada, aunque puede ser polarizada al reflejarse bajo un ángulo determinado, o si se pasa por determinados filtros, llamados Polaroides.

La luz, al pasar por uno de esos filtros (figura 3), vibra sólo en un plano. Si se pone un segundo filtro, pueden ocurrir dos cosas: cuando los dos filtros tengan orientaciones de polarización paralelas, la luz pasa a través de ellos, y si las tienen perpendiculares, la luz que pasa por el primer filtro queda bloqueada por el segundo (figura 3) y los filtros se oscurecen.

Fig. 3: Cuando los dos filtros tienen una orientación de transmisión perpendicular, la luz que pasa el primero es bloqueada por el segundo.

Actividad 1: Polarización de la Luz

Como se ha mencionado antes, la luz, al pasar por un filtro, vibra sólo en un plano. Al pasar por un segundo filtro, pueden ocurrir dos cosas: cuando los dos filtros tengan orientaciones de polarización paralelas y entonces la luz pasa a través de ellos (figura 4a), y si las tienen perpendiculares, la luz que pasa por el primer filtro queda bloqueada por el segundo y los filtros se oscurecen (figura 4b).

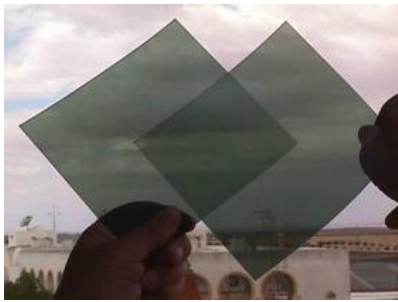


Fig. 4a: Si los filtros tienen la misma orientación la luz pasa a través de ellos.

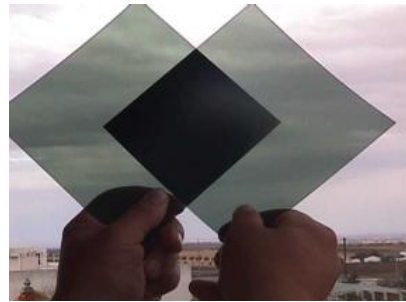


Fig. 4b: Si se gira uno de los filtros 90° la luz queda bloqueada.

Muchas gafas de sol llevan polarizadores para filtrar la luz reflejada, abundante en la nieve o en el mar, y que suele estar polarizada (figuras 5a y 5b). También en fotografía se usan filtros polarizadores, con los que se eliminan algunos reflejos y además el cielo aparece más oscuro.



Fig. 5a y 5b: Luz reflejada, fotografiada con y sin filtro polaroid

Algunos sistemas de cine 3D graban la película con dos cámaras, separadas por la distancia entre los ojos. Luego, en las salas de cine, se proyectan con dos proyectores que utilizan luz polarizada en direcciones perpendiculares. Los espectadores usan gafas con dos filtros polarizadores en direcciones perpendiculares. Así, cada ojo ve solo una de las dos imágenes, y el cerebro del espectador las interpreta en 3D.

Actividad 2: Polarización de la Luz

Para hacernos con filtros polarizadores cortamos por el puente de la nariz las dos partes de unas gafas 3D incoloras (las gafas 3D verdes/rojas no sirven para esta experiencia) y podemos hacer la experiencia de las figuras 4a y 4b con ambos filtros. También se pueden usar gafas de sol buenas, que sean polarizadas: para cruzarlas se pueden usar dos gafas y así no romper ninguna.

Las pantallas de cristal líquido de ordenadores y de televisión (no las de plasma) emiten luz que está polarizada. Se puede comprobar mirando la pantalla de un ordenador portátil con las gafas de sol polarizadas y girando la cabeza: si llevan polarizadores, con un determinado ángulo la pantalla se ve negra.

Hay algunos plásticos y cristales que, si se pasa a través de ellos luz polarizada, giran un poco el plano en el que vibra la luz. El ángulo girado depende del color de la luz, del grosor

del cristal y de su composición. Si se mira con unas gafas de sol polarizadas, según qué ángulo, se extingue uno u otro color, y la luz que llega al ojo es de distintos colores.

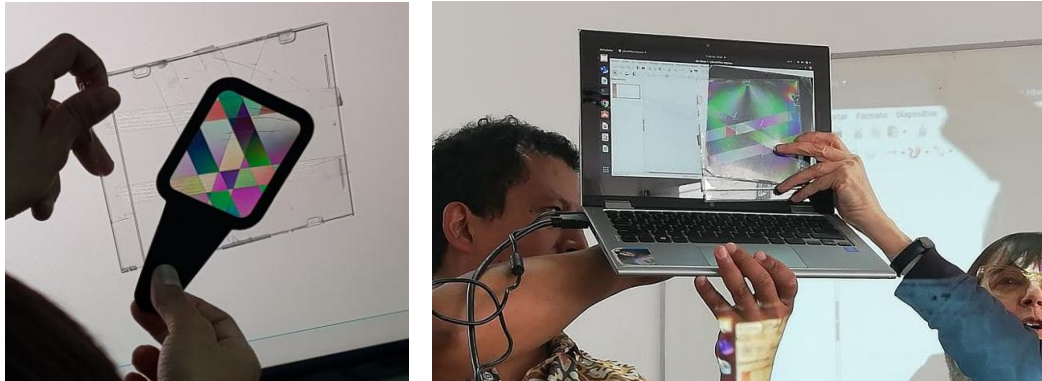


Fig. 6a y Fig. 6b: La luz de la pantalla TFT de un ordenador es polarizada, y la cinta adhesiva gira el ángulo de polarización. Se observan colores si se mira con gafas de sol polarizadas.

Pegamos en un cristal (puede ser de un marco de fotos) varias tiras de cinta adhesiva, de tal forma que en unas zonas haya tres capas de cinta una encima de otra, en otras zonas dos y en otras sólo una (figura 6). En una televisión u ordenador con pantalla LCD, ponemos una imagen que tenga la mayor parte blanca, por ejemplo, un documento en blanco de un procesador de texto. Situamos el cristal delante de la pantalla, y lo miramos con las gafas de sol polarizadas. Si giramos el cristal, observaremos la cinta adhesiva de distintos colores. En lugar del cristal, podemos mirar el plástico transparente de una caja de CD. Observaremos los puntos donde hay más tensión concentrada. Si retorremos ligeramente la caja, veremos que las zonas de tensión cambian.

La Estructura del Sol

El Sol tiene una estructura que podemos dividir en cinco partes principales :

- 1) El núcleo y la zona de radiativa son los lugares donde se producen las reacciones de fusión termonuclear. Las temperaturas en el interior del núcleo son de 15 millones de grados Kelvin (K) y algo menores en la zona radiativa, del orden de 8 000 000 K. En toda la región más cercana al núcleo la transferencia de energía se hace por radiación. Podrían considerarse dos regiones distintas (el núcleo y la zona radiativa) sin embargo es muy difícil decir donde termina uno y donde empieza el otro porque sus funciones están mezcladas.
- 2) La zona de convección, donde la energía es transportada por convección, con temperaturas inferiores a 500 000 K, entre 0,3 radio del Sol y justo debajo de la fotosfera.
- 3) La fotosfera, que podríamos considerar de alguna forma la “superficie” del Sol, es el origen de los espectros de absorción y continuo, y tiene temperaturas que van desde 6400 a 4200 K. Está fragmentado en unas celdas de unos 1000 km de tamaño, que duran sólo algunas horas. Además suele tener algunas zonas más frías (“sólo” 4.200 K), que se ven como manchas oscuras.
- 4) La cromósfera, que es exterior a la fotosfera y que tiene una temperatura de 4.200 a 1 millón de K. Tiene un aspecto de filamentos verticales que lo asemejan a una “pradera ardiente”. Hay prominencias (protuberancias) y fulguraciones.

5) La corona, que es la fuente del viento solar, tiene temperaturas comprendidas entre uno y dos millones de grados K.

Actividad 3: Modelo sencillo de las capas del Sol

Esta actividad se puede hacer con niños pequeños. Se trata de recortar las diferentes figuras que aparecen a continuación (figuras 7 y 8). Se pueden recortar sobre papeles de colores diferentes o pintarlas con los colores siguientes: Corona en blanco, Cromosfera en rojo, Fotósfera en amarillo, Zona de convección en naranja, Zona radiativa en azul y el Núcleo en color granate.

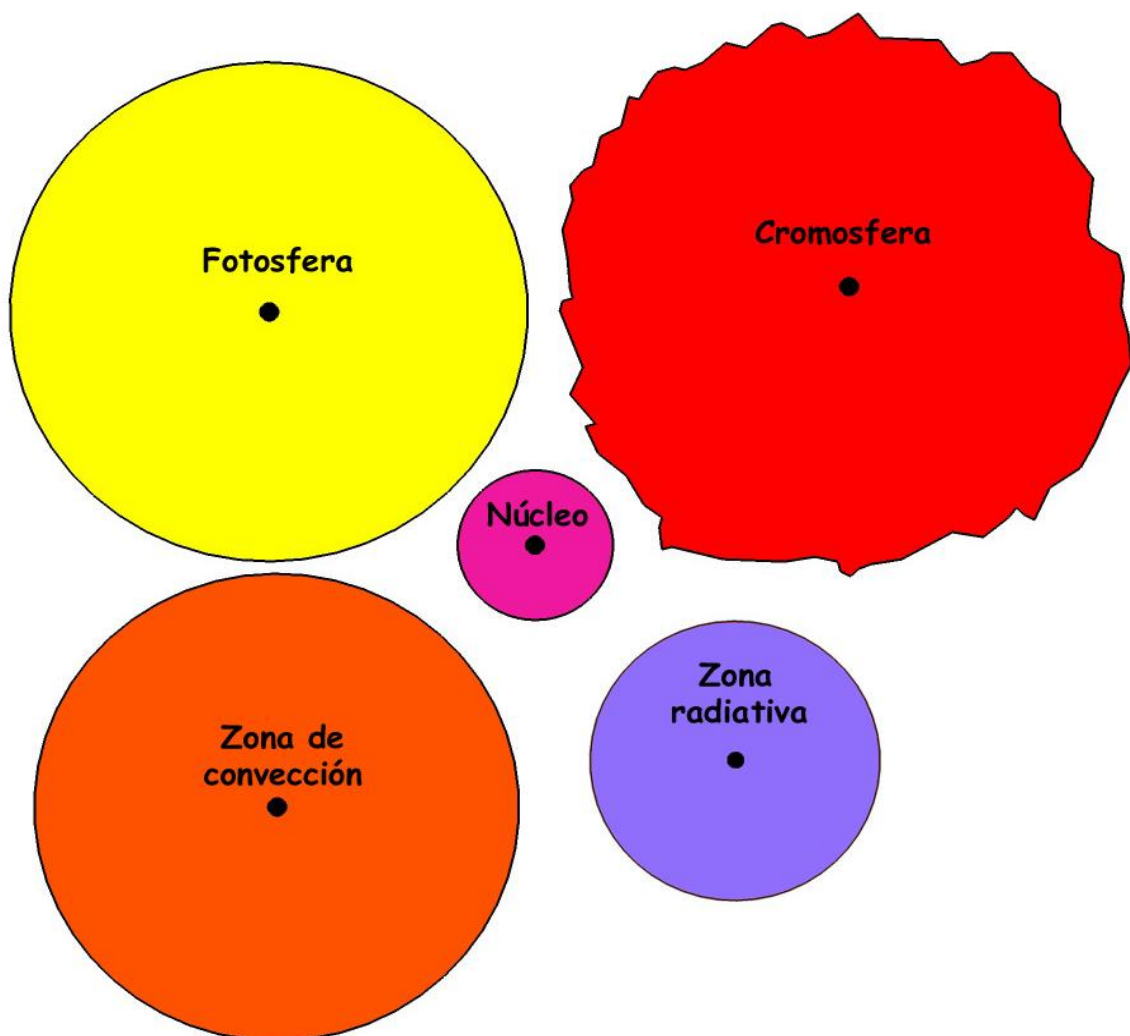


Fig 7: Partes del Sol, para recortar

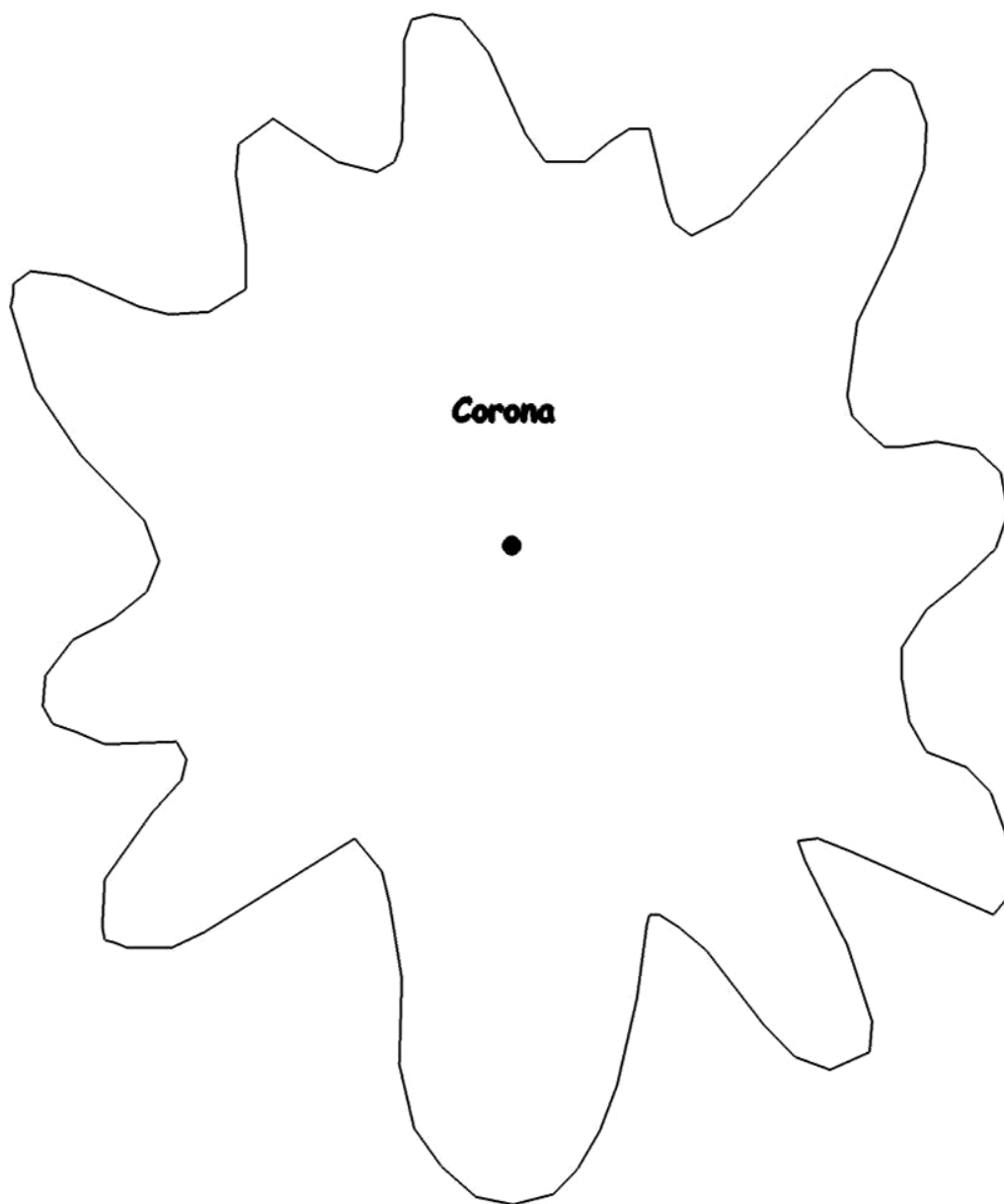


Fig. 8: Corona para recortar

Finalmente se pueden superponer, en el orden adecuado (el tamaño de cada pieza también indica ese orden).

Manchas solares

En la fotosfera se observan con frecuencia manchas oscuras. Típicamente una mancha solar consta de una región central oscura denominada sombra o umbra, rodeada por una zona más clara o penumbra que tiene filamentos claros y oscuros que parten de forma aproximadamente radial de la sombra. Los filamentos de la mancha solar están cercados por los gránulos típicos de la fotosfera (figura 9).

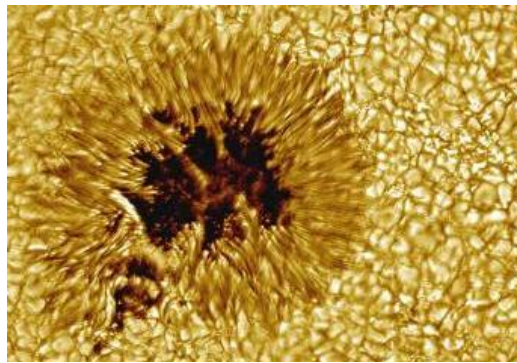


Fig. 9: Zoom de una mancha solar. (Foto: Vacuum Tower Telescope, NSO, NOAO)

Las manchas parecen negras con un pequeño telescopio. Sin embargo, eso es solamente un efecto de contraste. Cualquier mancha visible con un pequeño telescopio por más pequeña que sea si estuviera aislada nos alumbraría mucho más que la Luna llena. La diferencia de intensidad de las manchas se debe a tener una temperatura de 500 a 2.000°C inferior a la de la fotosfera circundante. Las manchas solares son el resultado de la interacción de fuertes campos magnéticos verticales con la fotosfera.

Las manchas solares tienen una importancia histórica muy grande pues permitieron a Galileo determinar el período de rotación del Sol y verificar que su rotación era diferencial, es decir, que giraba más rápido en el ecuador (período de rotación 25,05 días) que en los polos (período de rotación 34,3 días).

Actividad 4: Determinación del período de rotación del Sol

Un experimento sencillo que se puede realizar en el aula es la medición del período de rotación solar utilizando las manchas solares. En este experimento, se debe hacer el seguimiento de las manchas solares durante varios días con el fin de medir su desplazamiento. Las observaciones solares se deben hacer siempre por proyección con un telescopio (figura 10a), o con unos prismáticos (figura 10b). Hay que insistir que nunca se debe mirar al Sol ni directamente ni mucho menos con prismáticos o telescopios, ya que se pueden producir daños irreparables en los ojos.



Fig. 10a: Observación solar por proyección con un telescopio (nunca se debe mirar directamente al Sol)

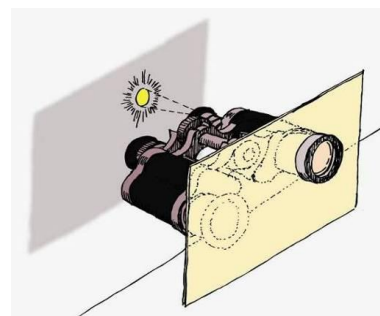


Fig. 10b: Observación por proyección con unos prismáticos (nunca directamente)

Si hacemos la observación de manchas solares durante varios días, el movimiento de una mancha será similar a como se ve, por ejemplo, en la figura 11.

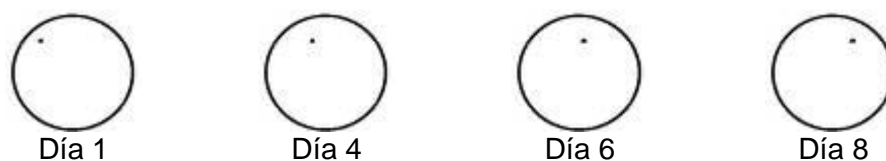


Fig. 11: Cambio de posición de una mancha a lo largo de varios días.

Podremos sobreponerlas en una transparencia como se presenta en la figura 12. El periodo T puede entonces ser calculado simplemente a través de una proporcionalidad sencilla

$$\frac{T}{t} = \frac{360^\circ}{\alpha}$$

Donde t indica el intervalo de tiempo entre dos observaciones de la misma mancha, α es el ángulo central entre el desplazamiento de las dos manchas consideradas (figura 12) y T es el período de rotación solar que se desea calcular. Esta determinación ofrece un buen nivel de precisión.

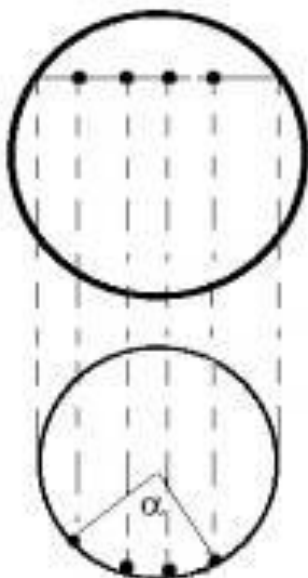


Fig. 12: Determinación de la rotación angular de las manchas solares.

Veamos un ejemplo real. La figura 13 es una superposición de dos fotografías, tomadas el 12 de agosto de 1999 y el 19 de ese mismo mes y año. Dibujamos la circunferencia que describe la mancha, medimos el ángulo y sale 92° . Por tanto la rotación solar será:

$$T = \frac{360^\circ \cdot 7 \text{ días}}{92^\circ} = 27,3 \text{ días}$$

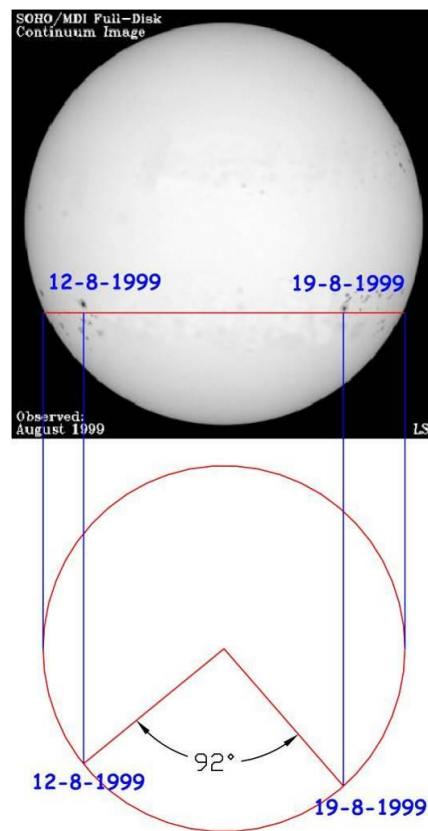


Fig. 13: Determinación del periodo de rotación solar

La Radiación que sale del Sol

El Sol es un gran reactor nuclear en el cual enormes cantidades de energía se producen de forma permanente. La energía se transporta a la superficie en forma de fotones. Los fotones son las partículas responsables de la radiación electromagnética y el valor de la energía por ellos transportada puede ser calculado por la expresión

$$E = h \cdot \nu$$

donde E es la energía de los fotones, h es la constante de Planck ($h = 6,626 \cdot 10^{-34} \text{ J} \cdot \text{s}$) y ν es la frecuencia de la radiación electromagnética asociada con el fotón. Los fotones generados por el Sol son los responsables de su espectro.

La luminosidad (o potencia, que es lo mismo) total del Sol es enorme: cada segundo emite más que trillones de bombas atómicas. 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 que llega a un metro cuadrado situado a una distancia R es:

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

Con otras palabras: la energía se transmite de forma inversamente proporcional al cuadrado de la distancia. Y si sabemos la distancia del objeto, podemos calcular su potencia total.

Actividad 5: Determinación de la luminosidad del Sol

La luminosidad o potencia del Sol es la energía que emite nuestro astro rey en un segundo. Y realmente el Sol es una fuente luminosa muy potente. Vamos a calcular su potencia comparándolo con una bombilla de 100 W (figura 14).

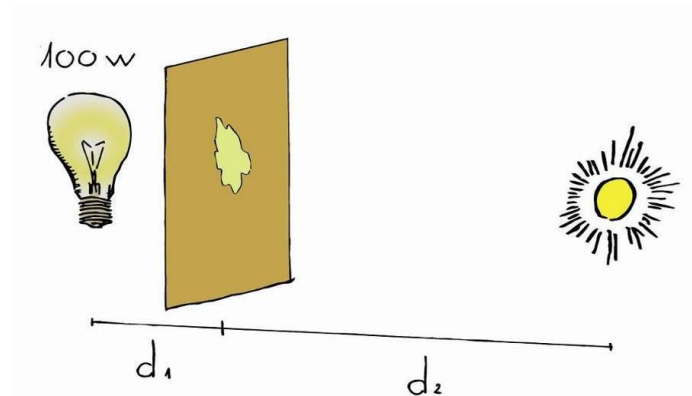


Fig. 14: Comparando la potencia del Sol con una bombilla de 100 W

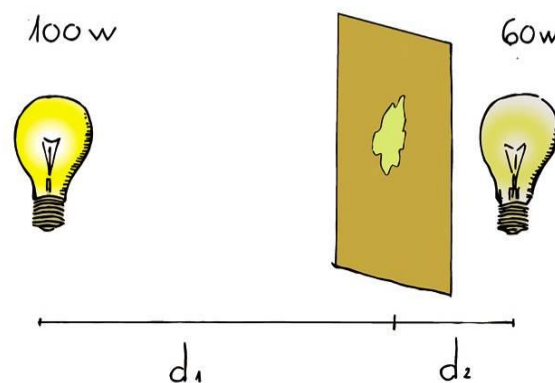


Fig. 15: Si la iluminación que llega a cada lado es la misma, la mancha de aceite no se ve.

Vamos a construir un fotómetro que nos permita comparar la luminosidad de dos fuentes de luz. Para ello echamos un par de gotas de aceite en medio de una hoja de papel de envolver, aunque también sirve el papel blanco normal. La mancha que se forma hace que se transparente un poco el papel. Ese será nuestro fotómetro. Al ponerlo entre dos fuentes luminosas (figuras 14 a 16), se puede ajustar la distancia para que no se vea la mancha. Entonces se ha igualado la iluminación en los lados del papel y la energía que llega a cada lado es la misma.

En ese caso:

$$\frac{100}{4 \cdot \pi \cdot d_1^2} = \frac{60}{4 \cdot \pi \cdot d_2^2}$$

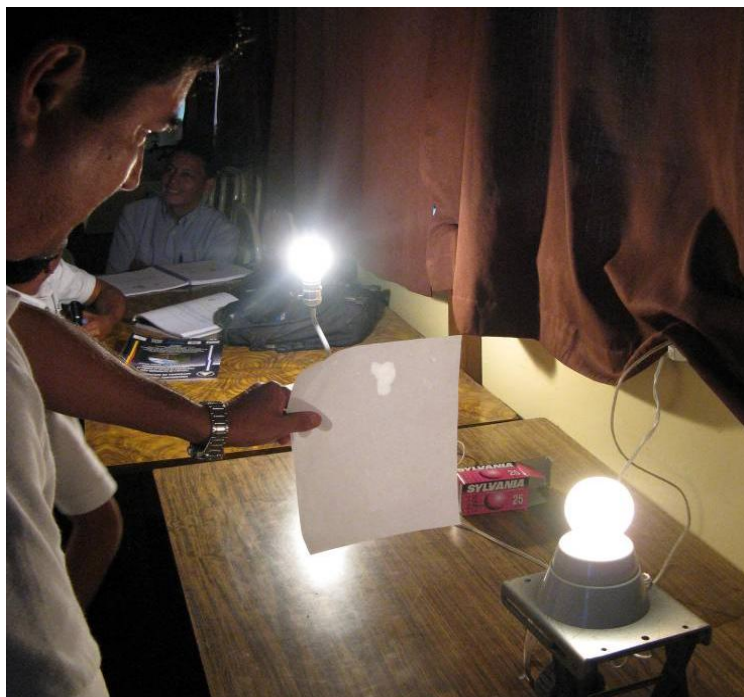


Fig. 16: Fotómetro de mancha de aceite, entre dos bombillas.

En un día soleado, sacamos al aire libre el fotómetro y una bombilla de al menos 100 w (cuanto más, mejor). Ponemos el fotómetro entre el Sol y la bombilla, a una distancia tal que los dos lados del fotómetro aparezcan igualmente brillantes. Medimos la distancia d_1 , en metros, del fotómetro al filamento de la bombilla.

Sabiendo que la distancia del Sol a la Tierra es aproximadamente $d_2 = 150.000.000$ km, podemos calcular la potencia del Sol P con la ley inversa de cuadrados (no aparece el término de 4π porque estaría en los dos lados de la igualdad):

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

El resultado no debe diferir mucho de la luminosidad real del Sol, que es de $3,83 \cdot 10^{26}$ W.

Opacidad

La energía asociada a un fotón de mucha energía producido en el núcleo del Sol va a tardar hasta 1 millón de años en llegar a la fotosfera, puesto que en las partes más interiores del Sol los fotones interactúan con la materia, muy densa en esas zonas. Las interacciones se producen en un número muy grande desde la generación de los fotones, mientras el fotón está en la parte más central, disminuyendo después según se van acercando a la fotosfera. El resultado es un recorrido en zig-zag (figura 17) que retrasa mucho la salida de esos fotones hacia el espacio.

Cuando la radiación llega a la fotosfera, y, por consiguiente, a la atmósfera del Sol, es irradiada hacia el exterior casi sin interacciones en la mayor parte de las longitudes de onda producidas, dando lugar a la salida de la fotosfera lo que llamamos un espectro continuo. Eso

ocurre porque el núcleo y el interior del Sol son opacos a todas las longitudes de onda de radiación y su atmósfera es transparente. En astronomía los conceptos de opaco y transparente son un poco distintos de lo que ocurre en lo cotidiano.

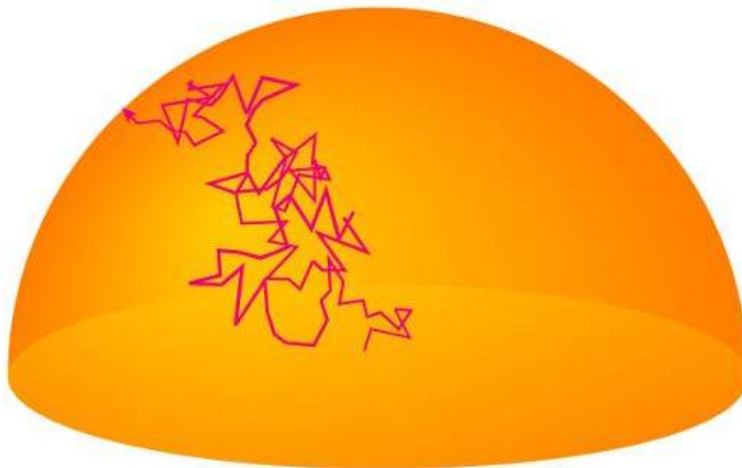


Fig. 17: Los fotones tardan 1 millón de años en salir a la fotosfera.

Un gas puede ser transparente u opaco dependiendo solamente del hecho de si absorbe los fotones que lo cruzan o no. Por ejemplo, nuestra atmósfera es transparente a las longitudes de onda visibles. Sin embargo, en un día con niebla, no se verá mucho, por lo que será opaca. Es necesario tener claro que transparente no significa invisible. Una llama de un mechero es transparente a las longitudes de onda de un retroproyector .

Actividad 6: Transparencia y opacidad

Se puede presentar esos conceptos usando un mechero o una vela (el mechero es mejor que la vela, pues la vela no va a tardar en producir humo negro, porque su combustión es incompleta, el humo negro es opaco y se verá saliendo de la llama de la vela).

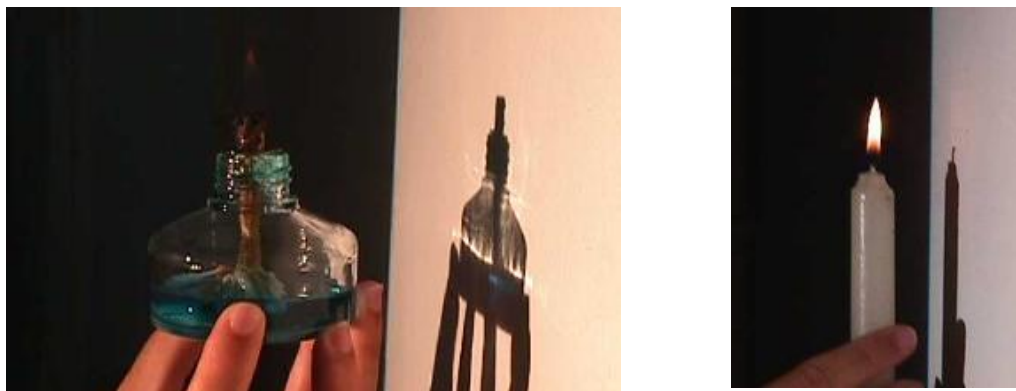


Fig. 18a y 18b: La llama de una lámpara de alcohol o de una vela no produce sombra en la pared. Véase que el vidrio, del mechero, no es completamente transparente.

La demostración es muy sencilla. Se ponen objetos transparentes y opacos en el chorro de la luz de un retroproyector proyectado hacia una pared o pantalla y se pregunta si es transparente u opaco. En los objetos usuales la mayoría de las personas lo sabrán en todos los casos.

La llama de una vela, de un mechero Bunsen o uno de esos mecheros que usan todos los fumadores también es transparente y es sorprendente para los alumnos comprobar que la llama no produce ninguna sombra en la pared (figuras 18a y 18b). Se puede explicar que así es la fotosfera, transparente a casi toda radiación.

Espectros

En 1701, Newton usó un prisma y descompuso por primera vez la luz solar en colores. Cualquier luz se puede descomponer con un prisma o una red de difracción, y lo que se obtiene es su espectro. Los espectros pueden explicarse a través de las tres leyes que Gustav Kirchhoff y Robert Bunsen descubrieran en el siglo XIX. Las tres leyes están representadas en la figura 19.

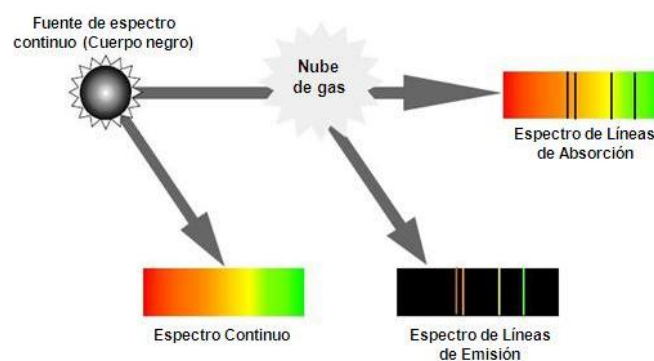


Fig. 19: Leyes de Kirchhoff y Bunsen

- 1ª Ley: Un objeto sólido incandescente produce luz con un espectro continuo.
- 2ª Ley: Un gas tenue caliente produce luz con líneas espectrales en longitudes de onda discretas que dependen de la composición química del gas.
- 3ª Ley: Un objeto sólido incandescente rodeado de un gas a baja presión produce un espectro continuo con huecos en longitudes de onda discretas cuyas posiciones dependen de la composición química del gas, y coinciden con las de la 2ª Ley.

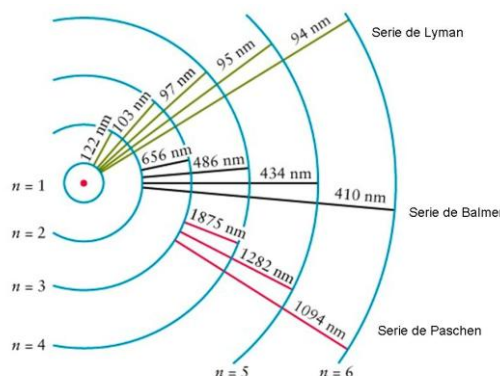


Fig. 20: Series espectrales para la emisión del átomo de hidrógeno. Las transiciones posibles tienen siempre la misma diferencia de energía entre los niveles.

Las líneas de emisión del gas tenue son debidas a las transiciones electrónicas entre dos niveles de energía, que ocurren cuando los fotones interactúan con la materia. Como sería más tarde explicado por Niels Bohr, los niveles de energía en los átomos están perfectamente cuantizados y por eso las frecuencias emitidas son siempre las mismas, pues la diferencia de energía entre los niveles es constante (figura 20).

Entonces, un gas frío puede absorber la misma energía que emite cuando está caliente y, por eso, si se pone el gas entre una fuente incandescente y un espectroscopio, el gas absorbe las mismas líneas en el espectro continuo de la fuente de incandescencia que cuando el gas emite cuando está caliente, generando en el primer caso el espectro de absorción.

Esto es lo que sucede en la atmósfera del Sol. Los elementos contenidos en el gas de la atmósfera solar absorben las frecuencias asociadas a las líneas espectrales de esos elementos. Ese hecho fue verificado por Joseph Fraunhofer en 1814, que llegó a catalogar hasta 700 líneas oscuras en el espectro del Sol, que se llaman líneas de Fraunhofer. Las principales se presentan en la tabla siguiente, respetando la designación original de Fraunhofer (1817) de las letras para las líneas de absorción en el espectro solar.

Letra	longitud de onda (nm)	Origen químico	Rango de Color
A	7593,7	O ₂ atmosférico	rojo oscuro
B	6867,2	O ₂ atmosférico	rojo
C	6562,8	Hidrogeno alpha	rojo
D1	5895,9	Sodio neutro	rojo anaranjado
D2	5890,0	Sodio neutro	amarillo
E	5269,6	Hierro neutro	verde
F	4861,3	H beta	cian
G	4314,2	CH molecular	azul
H	3968,5	Calcio ionizado	violeta oscuro
K	3933,7	Calcio ionizado	violeta oscuro

Tabla 1: Líneas de Fraunhofer del Sol.

Es importante darse cuenta que analizando la luz que nos llega del Sol o de una estrella, podemos saber de qué está hecha, sin necesidad de ir hasta allí. Hoy en día los espectros se toman con alta resolución, detectando múltiples líneas.

Radiación de cuerpo negro

Cuando un metal se calienta suficientemente, se vuelve rojo. En un sitio oscuro, el cuerpo se hace visible a una temperatura de 400°C. Si la temperatura sigue aumentando, el color del metal vuelve naranja, amarillo e incluso llega a ser azulado después de pasar por la emisión de blanco a unos 10.000°C. Un cuerpo opaco, sea metálico o no, irradia con esas características.

Cuando un cuerpo negro (que no refleja lo que viene de fuera) es calentado, emite una radiación en muchas longitudes de onda. Si medimos la intensidad de esa radiación en cada longitud de onda, ésta se puede representar con una curva que se llama curva de Planck. En la figura 21 se presentan estas curvas para diferentes temperaturas del cuerpo negro. Tiene un máximo en una determinada frecuencia, que nos da el color predominante. Esa $\lambda_{\text{máx}}$ se relaciona con la temperatura del cuerpo según la Ley de Wien:

$$\lambda_{\text{máx}} = \frac{2,898 \cdot 10^{-3}}{T} \text{ (m)}$$

donde T es la temperatura del cuerpo. Obsérvese que gracias a esta ley, estudiando la radiación que nos llega de un objeto lejano, podemos saber a qué temperatura está sin necesidad de ir hasta allí.

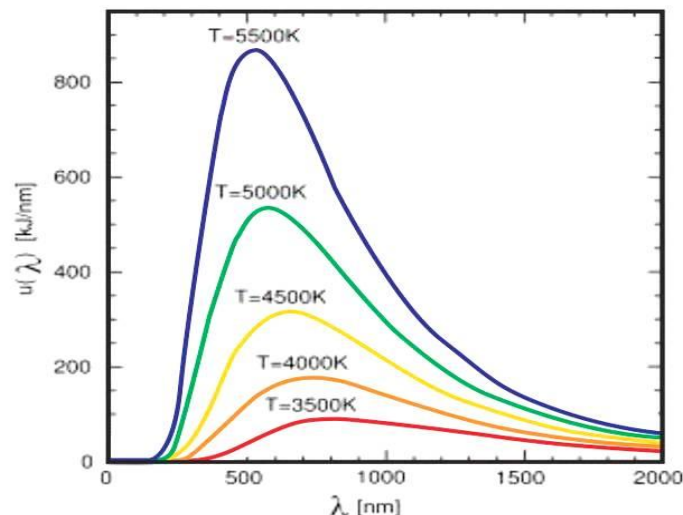


Fig. 21: Curvas de Planck de cuerpos negros a diferentes temperaturas.

Ejemplos de objetos astronómicos opacos que pueden ser llamados cuerpos negros son las estrellas (a excepción de su atmósfera y corona), los planetas, asteroides o la radiación de fondo cósmico de microondas.

La Ley de Wien es una ley general para la emisión térmica de los cuerpos opacos. Por ejemplo, el ser humano irradia en la región de infrarrojos con una emisión máxima a una longitud de onda de $9,4 \mu\text{m}$, como dice la ley de Wien (considerando una temperatura de 37°C ($=310 \text{ K}$)). Por eso los dispositivos de uso militar para observación nocturna utilizan esas longitudes de onda.

Volviendo al Sol, como su atmósfera es transparente, la radiación de cuerpo negro será determinada por la temperatura en la fotosfera, donde el Sol pasa a ser transparente (alrededor de 5800 K), por lo que su radiación de cuerpo negro debe tener un máximo de longitud de onda entorno a 500 nm , como se presenta en la figura 22.

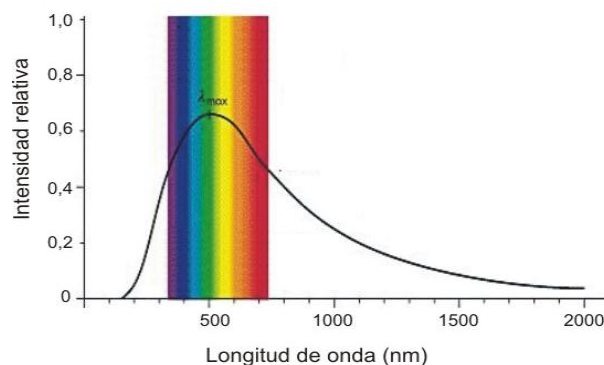


Fig. 22: Curva de emisión del "espectro continuo" del Sol.

Nuestra atmósfera absorbe la radiación infrarroja y ultravioleta. Curiosamente el ojo humano ha evolucionado para tener una visibilidad coherente con la parte visible de la luz solar que llega a la superficie de la Tierra.

Dispersión de la luz solar (*scattering*)

Cuando un rayo de luz blanca atraviesa un gas que contiene partículas de tamaño mayor que la longitud de onda, la luz no se separa y todas las longitudes de onda son dispersadas. Esto ocurre cuando la luz del Sol atraviesa una nube que contiene pequeñas gotitas de agua: esta se ve blanca. Lo mismo pasa cuando la luz atraviesa granos de sal o de azúcar.

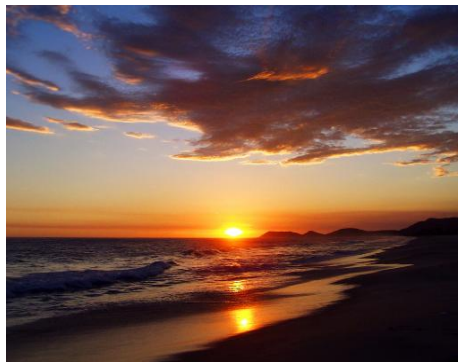


Fig. 23: El color del cielo depende de la dispersión de Rayleigh

Pero si la luz es dispersada por partículas de tamaño similar a la longitud de onda (colores) de unos determinados fotones, ellos son dispersados pero no el resto. Es la llamada dispersión o *scattering*.

En la atmósfera, la luz azul se dispersa mucho más que la luz roja, y sus fotones nos llegan desde todas las direcciones. Esto provoca que veamos el cielo azul (figura 23) en lugar de negro, como se ve en el espacio. Al atardecer, la luz atraviesa mucha más atmósfera, y la luz contiene menos azules y es más amarilla. En las puestas de Sol se llegan a dispersar también los fotones rojos. También esa es la razón de que cuando la luz pasa a través de grandes espesores de gas (p.e. nebulosas) se ve roja (porque el azul se va a dispersar en todas las direcciones y sólo el rojo va a llegar con toda su intensidad al observador). Esta es la dispersión de Rayleigh.

Actividad 7: Extinción y dispersión (*scattering*)

Este experimento se puede hacer de dos formas:

- 1) Usando la linterna de un teléfono celular, una solución muy diluida de leche y un vaso alto. La solución de leche contendrá aproximadamente 1 gota de leche por cada 50 ml de agua. Ese punto es crucial, y hay que probar la concentración de la solución antes de hacer la actividad con alumnos. El agua deberá parecer más “agua sucia”, con polvo blanco, que parecer que contiene leche.

Se enciende la linterna y se pone encima el vaso con el “agua sucia”. Si observamos por los lados, del vaso sale una luz con exceso de fotones azules dispersados, es decir, una luz blanco-azulada (Fig. 24a). Si observamos el vaso por arriba, veremos al luz

con pocos fotones azules, que han sido dispersados, y vemos la luz anaranjada-rojiza (Fig. 24b).



Fig. 24a: La luz de la linterna que sale por el lado del vaso se ve azulada.

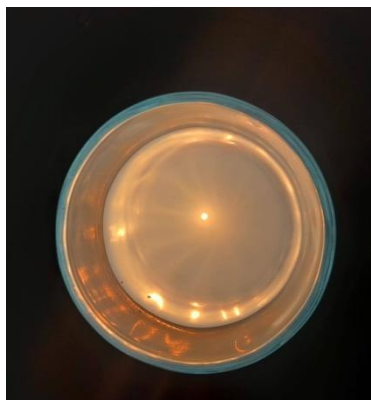


Fig. 24b: La luz de la linterna que atraviesa el vaso se ve amarillenta.

- 2) También se puede hacer el experimento usando, en lugar del vaso, una barrita de silicona termofusible que se usa de pegamento. Al ponerla sobre la linterna de un teléfono celular, se ve que cerca del teléfono, la luz contiene muchos fotones azules dispersados, y se ve de color blanco-azulado (Fig. 25). En la parte más alejada del teléfono, la luz contiene pocos fotones azules y se ve amarillenta y rojiza (Fig. 25).



Fig. 25: La barrita de silicona termofusible cerca de la luz del móvil se ve de color azulado, pero en la zona más alejada, la luz se ve amarillenta y rojiza.

Bibliografía

- Broman, L, Estalella, R, Ros, R.M. *Experimentos en Astronomía*, Editorial Alhambra Longman, Madrid, 1993.
- Costa, A, *Sunlight Spectra*, 3rd EAAE Summer School Proceedings, Ed. Rosa Ros, Brie, 1999.

- Costa, A, *Simple Experiments with the Sun*, 6th International Conference on Teaching Astronomy Proceedings, Ed. Rosa Ros, , Barcelona, 1999.
- Dale,A.O., Carrol,B.W, *Modern Stellar Astrophysics*, Addison-Wesley Publ. Comp., EUA, 1996.
- Ferreira,M., Almeida,G, *Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas*, Plátano Ed. Téc., Lisboa, 1996.
- Johnson,P.E., Canterna,R, *Laboratory Experiments For Astronomy*, Saunders College Publishing, Nueva York, 1987.
- Lang,K.R, *Sun, Earth & Sky*, Springer-Verlag, Heidelberga, 1995.
- Levy,D, *Skywatching-The Ultimate Guide to the Universe*, Harper Collins Publishers, London, 1995.
- Moreno, R. *Experimentos para todas las edades*, Editorial Rialp, Madrid, 2008
- Rybicki,G.B., Lightman, A.P, *Radiative Processes in Astrophysics*, John Wiley & Sons, EUA, 1979.
- Sousa, A.S, *Propriedades Físicas do Sol*, Ed. Astro, Porto, 2000.
- Zeilik, M., Gregory, S.A., Smith, E.V.P, *Introductory Astronomy and Astrophysics*, 3rd Ed., Saunders College Publishing, EUA, 1992.

Fuentes de Internet

- NASA Polar Wind and Geotail Projects, <http://www-istp.gsfc.nasa.gov>.
- Space & astronomy experiments, <http://www.csiro.au/csiro/channel/pchdr.html>
- The Sun, <http://www.astromia.com/solar/sol.htm>
- Nine planets, <http://www.astrored.net/nueveplanetas/solarsystem/sol.html>