



# DISTANCIA A LAS ESTRELLAS:

El poder de la fotometría  
en Astronomía



Network for Astronomy School  
Education - International  
Astronomical Union



## **Créditos**

*Texto: Beatriz García y Ricardo Moreno Luquero*

*Diseño gráfico: Silvina Perez Álvarez*

*Imágenes y gráficos: NASE y Wikipedia*

*Editorial: Albedo Fulldome S.L. Barcelona, España, 2020*

*ISBN: 978-84-15771-69-2*



Día Internacional  
**de la Luz**

---

16 de Mayo

## Prólogo

*Cuando imaginamos al Universo como un todo debemos aproximarnos a conceptos relacionados con la medición del tiempo y la determinación de distancias. Tal vez podamos pensar que la obtención de ambas magnitudes es algo complejo y lo cierto es que desde el punto de vista de la filosofía natural se trata de temas que se resolvieron paso a paso, aplicando el método científico, utilizando herramientas que los científicos desarrollaron a lo largo de la historia de la astronomía.*

*La base de todos los descubrimientos es el estudio de la luz, que llevó a determinar la composición química de las estrellas, sus movimientos y evolución, pero que también brindó la posibilidad de determinar las distancias a los objetos celestes.*

*Durante milenios y desde las primeras propuestas para calcular la distancia aplicando trigonometría, como sugiriera Aristarco de Samos varios siglos antes de nuestra era, hasta el reconocimiento de las actuales “candelas” astrofísicas, un tipo especial de supernovas, los investigadores encontraron formas para determinar las distancias que separan a los objetos celestes.*

*Uno de los propósitos de esta publicación es mostrar de qué manera es posible alcanzar a las estrellas al determinar las distancias que nos separan de ellas, analizando la potencia de la luz que detectamos en la Tierra, pero también busca el reconocimiento de aquellas personas que encontraron la forma de alcanzar este logro. La invitación es, finalmente, a que desarrollemos el “sentido del espacio” en un Cosmos finito, pero ilimitado.*

**Beatriz García**

## 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 mediante otro proceso: la fusión nuclear o nucleosíntesis. 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, más positrones, neutrinos y fotones en la región de las más altas energías electromagnéticas (los rayos gamma). La masa resultante es algo menor que la de los cuatro protones iniciales. Esa masa perdida se ha transformado parcialmente 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,  $300.000 \text{ km/s}$ . En el Sol, cada segundo 600 millones de toneladas de hidrógeno se transforman en helio, pero 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.

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

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  $1366 \text{ W/m}^2$ , 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. El primero es el concepto de **ángulo sólido** y su unidad, el estereorradián. Si en una circunferencia se puede definir al 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  $4\pi$  estereorradianes, y un estereorradián sería 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):

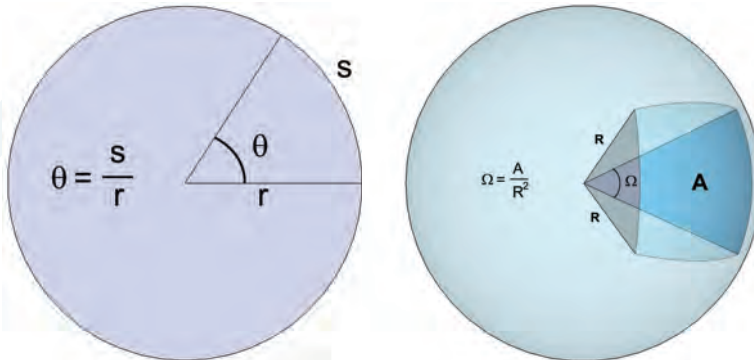


Fig. 3: ángulo plano en radianes y ángulo sólido en estereorradianes.

Otro concepto es el de **potencia**  $P$  de un emisor. Es la cantidad total de energía que emite por segundo. Se mide en vatios ( $W$ ). 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  $\Omega$  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  $\Omega$ , 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 ( $1\ lx = 1\ lm/m^2$ ). 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  $683 \text{ lm/W}$ . Si suponemos este valor como el 100%, hablamos de **Eficiencia luminosa**. En una lámpara de filamento incandescente, la eficacia luminosa puede ser de  $15 \text{ lm/W}$  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  $100 \text{ lm/W}$ , 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  $200 \text{ lm/W}$ , 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  $555 \text{ nm}$ . La sensibilidad decae rápidamente para longitudes de onda más largas y más cortas.

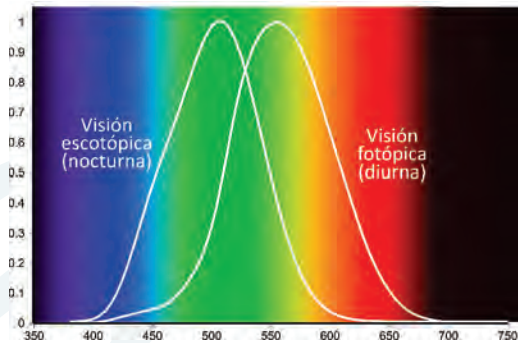


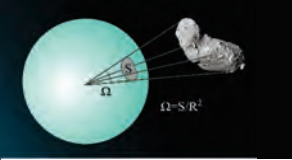


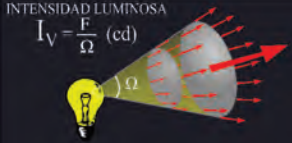

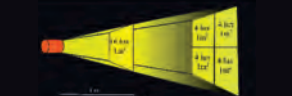

Fig. 4: curva de sensibilidad del ojo humano, durante el día y durante la noche.

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  $555 \text{ nm}$ , que es la que el ojo humano ve mejor,  $1 \text{ W}$  equivaldría al máximo de  $683$  lúmenes. Si emite también en otras longitudes de onda que vemos menos brillantes o incluso no vemos,  $1 \text{ W}$  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). Se representa por la letra griega omega. $\Omega$ .	
Potencia	Es la medida de la cantidad de energía electromagnética que emite un radiador por unidad de tiempo. Se mide en vatios (W).	<b>Potencia (w)</b> 
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).	<b>FLUJO LUMINOSO</b> $F$ (lm) 
Intensidad luminosa	Flujo emitido por unidad de ángulo sólido en una dirección concreta. Su símbolo es I, y su unidad la candela (cd).	<b>INTENSIDAD LUMINOSA</b> $I_V = \frac{F}{\Omega}$ (cd) 
Iluminancia	Flujo luminoso recibido por unidad de superficie. Su símbolo es E, 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. Esta ley sólo es válida si la dirección del rayo de luz incidente es perpendicular a la superficie.	 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.



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 (1836) y de las Universidades de Marburgo, Breslau y Heidelberg (1852). Convencido de la importancia de los estudios físicos para la química, sostenía que “un químico que no es físico, no es nada”.

Fig. 5: Robert Wilhelm Bunsen.

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.

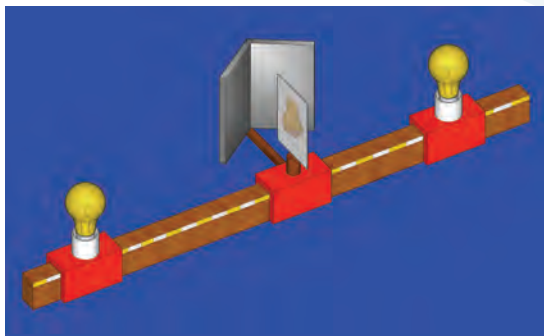


Fig. 6: fotómetro de Bunsen, con un papel y una mancha de aceite. Tenía dos espejos en ángulo para ver a la vez las dos caras del papel.

## 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  $\eta$  (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 (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:

$$E_{v_1} = E_{v_2}$$

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

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

$E_{v_1}$  y  $E_{v_2}$  son las iluminancias (en lx) que llegan a cada lado del papel,  $\eta$  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:

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

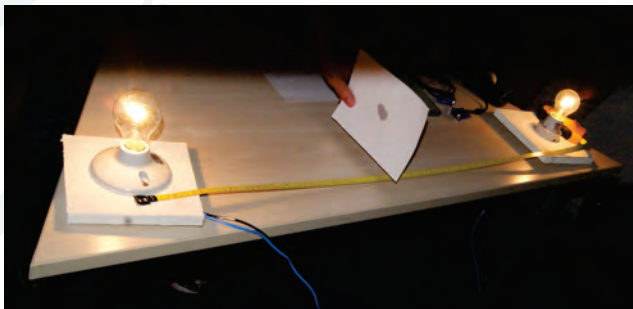


Fig. 7: fotómetro de Bunsen. Como la mancha se ve oscura, le llegan pocos lúmenes por detrás, y habría que acercarla hacia la bombilla derecha hasta que la mancha no se vea.

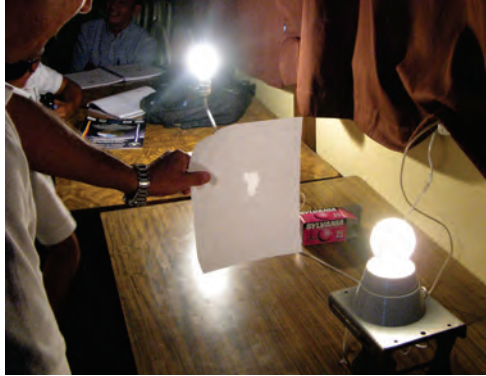


Fig. 8: la mancha de aceite se ve brillante: le llegan demasiados lúmenes por detrás, y habría que moverla hacia adelante hasta que no se vea la mancha.

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 en la tabla 1, 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)

Tabla 1: determinación de la potencia de una fuente desconocida.

## 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).

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).

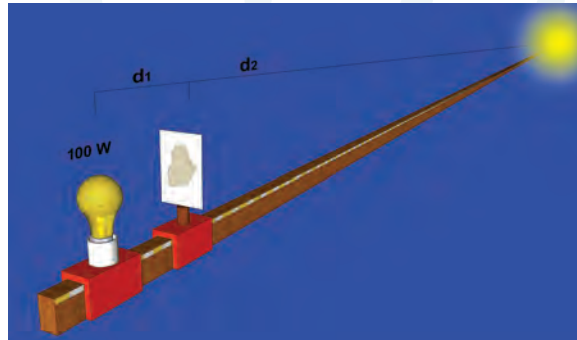


Fig. 9: comparando la potencia del Sol con una bombilla de 100 W.

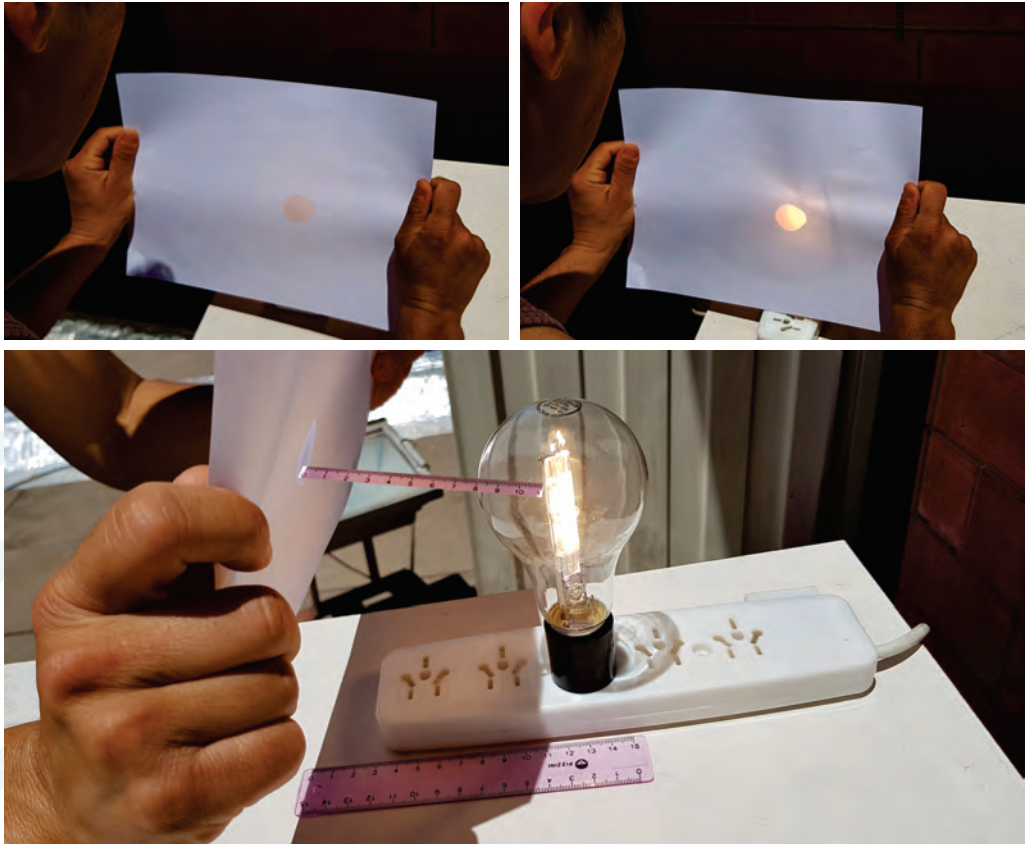


Fig. 10: cuando la mancha deja de verse, hay que medir la distancia del papel al filamento.

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

Uno de los temas más importantes en astronomía es la determinación de distancias. Podemos afirmar que esta magnitud física fue uno de los tópicos en los que los científicos realmente mostraron sus habilidades, ya que determinar distancias a objetos a los que no podemos llegar, no es un tema trivial.

### - Paralaje

Tal vez el método más antiguo del cual tenemos noticias para determinar la distancia a las estrellas es el de la paralaje, que proporciona un recurso en donde aplicamos geometría básica y trigonometría para resolver un triángulo cuyos vértices son ocupados por la Tierra, el Sol y la estrella cuya distancia se desea conocer.



Fig. 11: paralaje. El dedo aparece proyectado sobre distinto fondo al ser observado con el ojo derecho (izquierda) y con el izquierdo (derecha).

Para entender el concepto de la paralaje, imaginemos observar un dedo de nuestra mano, el pulgar por ejemplo, con el brazo extendido primeramente con el ojo derecho (manteniendo cerrado el izquierdo) y luego con el izquierdo, el desplazamiento aparente cambiará (Fig. 11). Cuanto más alejado de la cara esté el dedo, mayor será el ángulo de desplazamiento. La mitad de ese ángulo se denomina “ángulo paraláctico”.

Lo que advertiremos es que el dedo aparece proyectado sobre fondos distintos, hay un desplazamiento aparente de la posición del dedo respecto del fondo, por ejemplo una pared de la habitación en donde hay cuadros colgados. Si cambiamos la distancia del dedo al ojo, el ángulo cambiará y cuanto más alejado esté el dedo de la cara, el ángulo será menor. En el caso de las estrellas, es imposible advertir este desplazamiento aparente por paralaje usando los ojos. Eso se logra observando la estrella desde dos posiciones de la Tierra en su órbita en torno del Sol, separadas por 6 meses, como se ve en la Figura 12.

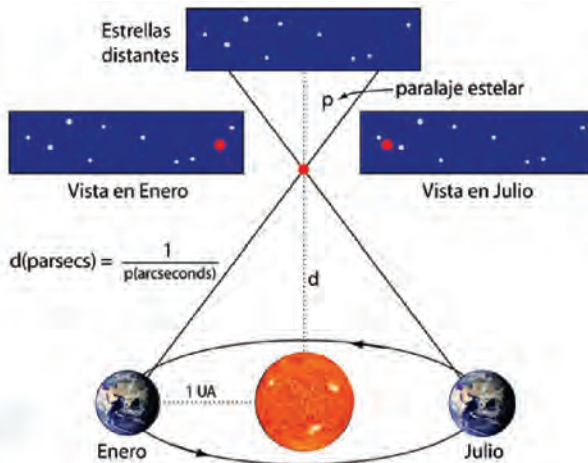


Fig. 12: paralaje estelar. (Crédito: Hyperphysics).

Al observar la estrella por ejemplo en enero y en julio, podremos determinar en las fotografías adquiridas el cambio aparente en la posición de la estrella (el ángulo de paralaje “ $p$ ”), determinar el triángulo rectángulo Tierra-Sol-Estrella y calcular la distancia Sol-Estrella.

Este simple pero innovador método, fue propuesto por el científico griego Aristarco de Samos ¡unos 400 años antes de Cristo!

Sin embargo, el método tiene sus dificultades, ya que a medida que las estrellas están más y más lejos, el ángulo paraláctico se hace muy pequeño e imposible de medir.

Finalmente, este procedimiento permite definir la unidad de distancia usada en astronomía, el “parsec” ( $pc$ ), que corresponde a la distancia para la cual el ángulo  $p$ , vale 1” (un segundo de arco). Este ángulo corresponde a una distancia lineal de unos  $3,1 \times 10^{13}$  kilómetros.

Si tenemos en cuenta la distancia, podremos comprender que una fuente brillante y lejana, se verá más débil que otra menos potente y cercana. Esta característica define el “brillo” de las estrellas, que se relaciona con lo que los astrónomos denominan “magnitud aparente” y sigue también la ley de la inversa del cuadrado:

$$\text{Brillo} = \text{Luminosidad} / 4\pi d^2$$

El sistema de magnitudes aparentes fue definido por Hiparcos de Nicea unos 125 años antes de Cristo y fue necesario esperar hasta 1850 en que Robert Pogson planteó el algoritmo que relaciona las magnitudes aparentes con los brillos de las estrellas, una relación que es logarítmica y cuyo planteo, con pocas modificaciones, sigue siendo usado hoy en día por los astrónomos:

$$m_2 - m_1 = 2,5 \log B_1/B_2$$

donde  $m$  son las magnitudes aparentes y  $B$  son los brillos, lo que el ojo percibe y está, por supuesto, afectado por la distancia. Esta expresión matemática se conoce como Ley de Pogson. Para resolver el problema de la distancia, los astrónomos idearon un ingenioso procedimiento. Imaginemos que todas las estrellas están a la misma distancia, por ejemplo 10 pc. En este caso, el brillo de cada una ya no estaría relacionado con su distancia, y podríamos comparar a las estrellas entre sí por la cantidad de energía por unidad de tiempo que producen las estrellas, que ya no estarían afectadas por las distancias.

Si aplicamos a este caso la Ley de Pogson, resultaría:

$$M - m = 2,5 \log (P/4\pi d^2) / (P/4\pi 10^2)$$

donde  $M$  es la magnitud de la estrella a 10 pc (se denomina "magnitud absoluta"),  $m$  su magnitud aparente (la que ve el ojo),  $P$  la potencia de la estrella y  $d$  la distancia de la estrella al observador,

simplificando resulta:

$$M - m = 2,5 \log (10^2/d^2)$$

resolviendo el logaritmo:

$$M - m = 2,5 \times 2 (\log 10 - \log d)$$

finalmente:

$$M = m + 5 (1 - \log d) = m + 5 - 5 \log d$$

Es decir que, si conocemos la magnitud aparente y la distancia, podemos determinar la magnitud absoluta, que está relacionada con la potencia de la estrella.

Por otra parte, y teniendo en cuenta nuevamente el fotómetro de Bunsen, si conocemos la potencia de las fuentes, es posible determinar su distancia al observador.

Para distancias mayores que los 20 parsec, existen otros recursos en astronomía que permiten determinar distancias, todos ellos relacionados con el estudio de la luz proveniente de las estrellas.

Una vez que la paralaje se vuelve imposible de utilizar, los astrónomos usan un proceso de ajuste de secuencia principal para calcular distancias a ubicaciones dentro de la Vía Láctea. Para hacer esto, los científicos simplemente comparan las magnitudes aparentes de las estrellas en cúmulos estelares con las magnitudes absolutas de las mismas estrellas, una medida del brillo intrínseco de una estrella (recordemos que la magnitud absoluta es la magnitud aparente si la estrella se encuentra a 32,6 años luz de distancia o 10 parsec).



Cuando se determinan estos valores, se puede usar la Ley de Pogson para calcular distancias. Este método tiene un límite y este es el de la Vía Láctea. Más allá de nuestra galaxia, los métodos para medir distancias se relacionan con las estrellas variables cefeidas y las supernovas de tipo *Ia*.

## - Variables Cefeidas

Las estrellas variables son estrellas que experimentan fluctuaciones en su brillo (en su luminosidad absoluta). Las variables Cefeidas (CVs) son un tipo especial de estrella variable, presentan alta temperatura y son masivas (cinco a veinte veces más masivas que el Sol), su tendencia es pulsar radialmente y variar tanto en diámetro como en temperatura. Son típicamente estrellas gigantes y supergigantes de color amarillo (clase espectral *F6 - K2*) y experimentan cambios de radio en millones de kilómetros durante un ciclo de pulsación.

El aspecto más importante de estas pulsaciones es que están directamente relacionadas con la luminosidad absoluta: ocurren dentro de períodos de tiempo predecibles y bien definidos (que van de 1 a 100 días). Cuando se traza la relación de magnitud versus período, la forma de la curva de luminosidad de las Cepheidas es muy característica, se eleva repentinamente y presenta un pico, seguido de una disminución más suave (Fig. 13). La variabilidad en la magnitud está determinada por mediciones fotométricas.

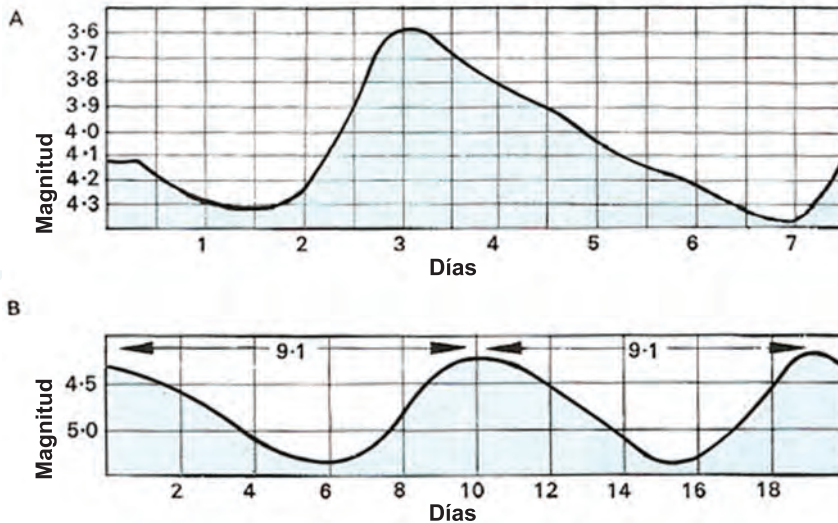


Fig. 13: las variables Cefeidas son notables por su regularidad. Delta Cephei tiene un período de 5,3 días [A]; en comparación, la curva de luz de la variable cefeida del sur Kappa Pavonis con un período de 9,1 días [B]. Las formas de las curvas no son idénticas. Como Kappa Pavonis tiene el período más largo, es más luminosa. (Crédito: David Darling).



Fig. 14: Henrietta Swan Leavitt.

El nombre de estos objetos se deriva de Delta Cephei, una estrella variable en la constelación de Cefeo que fue la primera en este tipo en ser identificada. El análisis del espectro de esta estrella sugiere que las CV también cambian en términos de temperatura (entre 5500 - 6600 K) y diámetro (~ 15%) durante un periodo de pulsación.

La primera cefeida descubierta fue Eta Aquilae, observada el 10 de septiembre de 1784 por Edward Pigott. Delta Cephei, por el cual se nombra esta clase de estrella, fue descubierta unos meses después por el astrónomo inglés aficionado John Goodricke.

En 1908, durante una investigación de estrellas variables en las Nubes de Magallanes, la astrónoma estadounidense Henrietta Swan Leavitt (1912) (Fig. 14) descubrió la relación entre el período y la luminosidad de las cefeidas clásicas. Después de registrar los períodos de 25 estrellas variables dif.

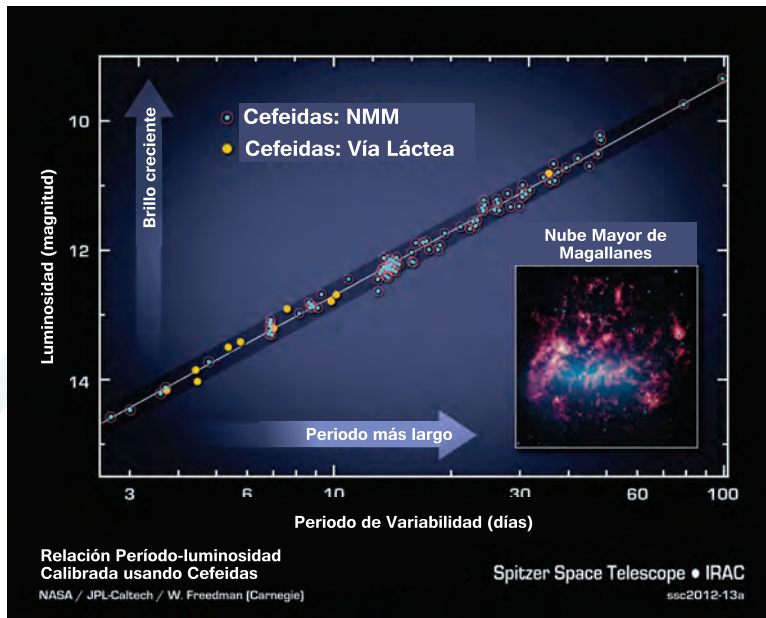


Fig. 15: relación Período-Luminosidad de estrellas variables Cefeidas.

En los años siguientes, varios astrónomos más realizarían investigaciones sobre las cefeidas. Para 1925, Edwin Hubble pudo establecer la distancia entre la Vía Láctea y la Galaxia de Andrómeda basándose en las variables Cefeidas dentro de esta última.

La relación entre el período de variabilidad y la luminosidad de las estrellas CV (Figura 15) es muy útil para determinar la distancia de los objetos en nuestro Universo.

Una vez que se mide el período, se puede determinar la luminosidad, obteniendo así estimaciones precisas de la distancia de la estrella utilizando la ecuación del módulo de distancia, que proviene de la Ley de Pogson para la magnitud absoluta ( $M$ ) de una estrella a una distancia  $d$  (en parsec), como mostramos en la sección anterior,

$$m - M = 5 \log d - 5$$

Las variables cefeidas se pueden ver y medir a una distancia de aproximadamente 6 Mega parsec, en comparación con una distancia máxima de aproximadamente 20 pcs para mediciones de paralaje basadas en la Tierra en dos posiciones en su órbita y poco más de 100 pcs, correspondientes a las medidas más recientes realizadas por la misión Hipparcos de la ESA (1993).

## - Supernovas

Debido a que las supernovas son eventos muy enérgicos, los astrónomos pueden observarlas a grandes distancias, pero muy breves que a menudo duran solo días y los astrónomos deben trabajar para detectarlos antes de que alcancen su brillo máximo y comiencen a desvanecerse. Solo son útiles como indicadores de distancia si es posible calibrarlos, para relacionar el perfil de brillo observado con magnitudes absolutas.

Las supernovas pueden producirse por diversas razones y con distinta intensidad. Dependiendo de sus características, se clasifican en supernovas de tipo I ( $Ia$ ,  $Ib$ ,  $Ic$ ) y tipo II ( $II_n$ ,  $IIP/IIL$ ,  $Iib$ ).

Las supernovas la son las más frecuentes y son consideradas como “candelas extragalácticas standard”. Estas explosiones se producen en sistemas binarios cuando una enana blanca acumula suficiente masa para alcanzar el límite de Chandrasekhar de 1,44 masas solares, momento en el que la estrella colapsa en el evento que denominamos supernova.

Todas las supernovas de tipo la tienen la misma luminosidad o magnitud absoluta. Por tanto, comparando el brillo relativo (magnitud aparente) de la supernova con su brillo standard podemos calcular fácilmente la distancia a la que se encuentra.

Existen aspectos en el uso de las supernovas como indicadores de distancia que resultan beneficiosos, tales como su luminosidad (se puede observar a distancias muy grandes, algunas supernovas se pueden modelar como una sola estrella que sufre un evento energético violento, hasta cierto punto, las propiedades generales de algunas explosiones de supernova no dependen en gran medida de la composición química del progenitor. Entonces, en algunos casos, podríamos ser capaces de comparar supernovas locales con otras distantes.

Pero también, hay que tener en cuenta que estos eventos aparecen de forma impredecible y este es el mayor problema, ya que no nos permite organizarnos de antemano para observarlos con un telescopio. Además, la mayoría de las supernovas se vuelven más brillantes durante las 2 o 3 semanas después de la explosión, permanecen brillantes durante 1-3 meses y luego se desvanecen en un año o dos. Para estudiar una supernova adecuadamente, necesitamos descubrirla antes de que alcance su brillo máximo. Finalmente no hay buenos ejemplos de estos eventos en nuestra propia galaxia desde que se usa el telescopio en astronomía. La última supernova que explotó en la Vía Láctea, y fue notada por los humanos, sucedió en 1604: la Estrella de Kepler. En 1987, apareció una supernova en la Gran Nube de Magallanes. Estaba lo suficientemente cerca como para detectar neutrinos de la explosión en la Tierra, pero no se ha observado ningún evento desde entonces.

## - Una experiencia en el aula

Si suponemos que las estrellas son objetos del tipo solar (con más o menos e inclusive la misma masa que el Sol) que están más alejados de nosotros, 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 5cm de largo (Fig. 16).

Si no disponemos de fibra óptica, podemos sustituirla con un pequeño agujero en papel de aluminio hecho con una aguja de coser (Fig. 17). Para medir el tamaño del agujero, podemos poner varias agujas una al lado de otra hasta completar el ancho de 1cm. El diámetro de una de ellas (y por tanto del agujero en el papel de aluminio) será 1cm dividido entre el número de agujas.



Fig. 16: estrella artificial con una linterna y un trozo de fibra óptica.

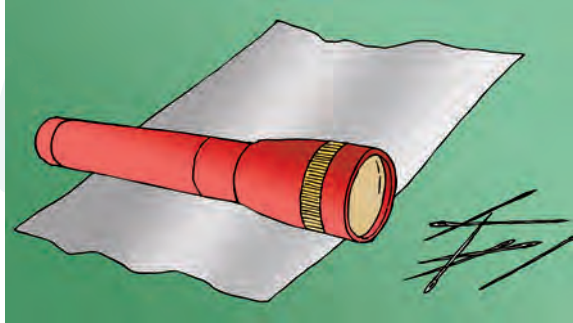


Fig. 17: un sustituto de la fibra óptica es un agujero en el papel de aluminio hecho con una aguja de coser.

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 potencia de la linterna aplicando la ecuación:

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

También se necesitará medir (Fig. 18) el área de la zona de la linterna por donde sale la luz  $A_{\text{linterna}}$ , 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:

$$\pi \cdot r^2$$

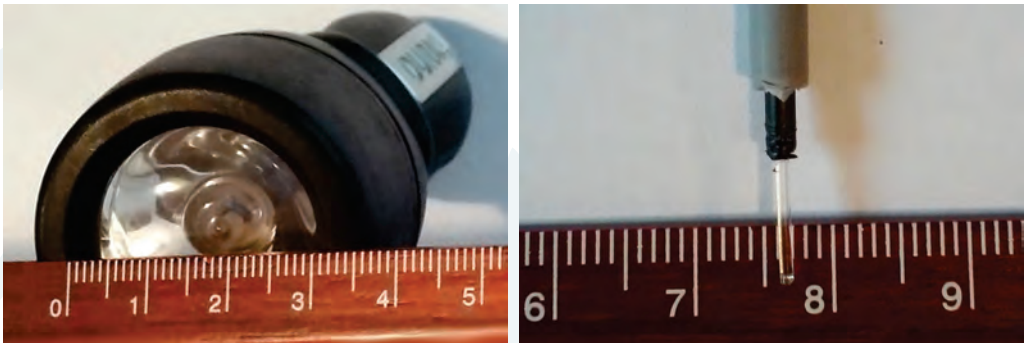


Fig. 18: hay que medir el diámetro de la linterna y de la fibra. El radio será la mitad.

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 ( $P_2 = 4 \cdot 10^{26} \text{ W}$ ) 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  $10^{13} \text{ km}$ ), 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

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, al determinar su potencia o luminosidad. 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. Hemos usado el fotómetro para calcular la potencia del Sol, y posteriormente, estimar el orden de magnitud de la distancia a las estrellas, analizando los distintos métodos que usan los astrónomos para determinar esta magnitud, de fundamental importancia para modelizar el universo.

## **Bibliografía**

Darling, D., Cepheids Variable.

[https://www.daviddarling.info/encyclopedia/C/Cepheid\\_variable.html](https://www.daviddarling.info/encyclopedia/C/Cepheid_variable.html)

Hipparcos Mission, Overview. Completed in 1993.

[http://www.esa.int/Science\\_Exploration/Space\\_Science/Hipparcos\\_overview](http://www.esa.int/Science_Exploration/Space_Science/Hipparcos_overview)

Leavitt, H. S., Pickering, E.C, Periods of 25 Variable Stars in the Small Magellanic Cloud. Harvard College Observatory Circular, vol. 173, pp.1-3, 1912.

Ros et al, 14 Pasos hacia el Universo, 2a. Edición, Barcelona, 2018.



Network for Astronomy School  
Education - International  
Astronomical Union

