

# Vida de las estrellas

**Alexandre Costa, Beatriz García, Ricardo Moreno, Rosa M Ros**

Astronomical Internacional Unión, Escola Secundária de Loulé (Portugal),  
Universidad Tecnológica Nacional-Regional Mendoza (Argentina), Colegio  
Retamar (Madrid, España), Universidad Politécnica de Cataluña (Barcelona,  
España)

## Resumen

Para comprender la vida de las estrellas es necesario entender qué son, cómo podemos saber a qué distancia están, cómo evolucionan y cuáles son las diferencias entre ellas. A través de experimentos sencillos se puede enseñar a los alumnos el trabajo que hicieron los científicos para estudiar la composición de las estrellas, y también realizar algunos modelos sencillos.

## Objetivos

Este taller complementa la conferencia general de evolución estelar de este libro presentando distintas actividades y demostraciones. Los principales objetivos son los siguientes:

- Entender la diferencia entre la magnitud aparente y magnitud absoluta.
- Entender el diagrama de Hertzsprung-Russell haciendo un diagrama color-magnitud.
- Comprender los conceptos, tales como supernova, una estrella de neutrones, pulsares, y agujero negro.

## Actividad 1: Concepto de Paralaje

Un concepto que se usa para calcular distancias en astronomía es la paralaje. Vamos a realizar una actividad muy sencilla que nos permitirá entenderlo. Pongámonos frente a una pared a una cierta distancia, en la que haya puntos de referencia: armario, cuadros, puertas, etc. Estiramos el brazo frente a nosotros, y pongamos el dedo pulgar vertical (figura 1a y 1b).

Si cerramos ahora el ojo derecho, veremos al dedo sobre, por ejemplo, el centro de un cuadro. Sin mover el dedo, abrimos el ojo derecho y cerramos el izquierdo. El dedo ahora aparece desplazado sobre el fondo: ya no coincide con el centro sino con el borde del cuadro.

Por esta razón, cuando observamos el cielo desde dos ciudades alejadas, los cuerpos cercanos, por ejemplo la Luna, aparecen desplazados respecto a las estrellas del fondo, que están muchísimo más lejanas. El desplazamiento es mayor cuanto más separados estén los lugares desde donde se toman las observaciones. Esa distancia se llama línea de base.

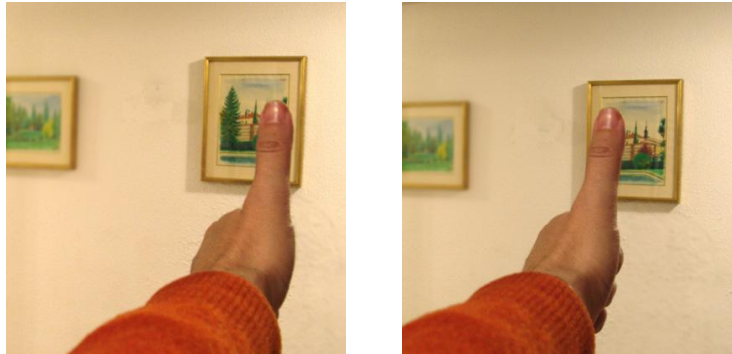


Fig. 1a: Con el brazo extendido miramos la posición del pulgar respecto al fondo, primero con el ojo izquierdo (cerrando el derecho) y después al revés, Fig. 1b: lo miramos con el ojo derecho (con el izquierdo cerrado).

## Cálculo de distancias a las estrellas por Paralaje

Paralaje es el cambio aparente en la posición de un objeto, cuando se mira desde diferentes lugares. La posición de una estrella cercana sobre el fondo mucho más lejano parece cambiar cuando se ve desde dos ubicaciones diferentes. Así podemos determinar la distancia a las estrellas cercanas.

Para que la paralaje sea apreciable, se toma como distancia base la mayor posible, que es el diámetro de la órbita terrestre alrededor del Sol (figura 2).

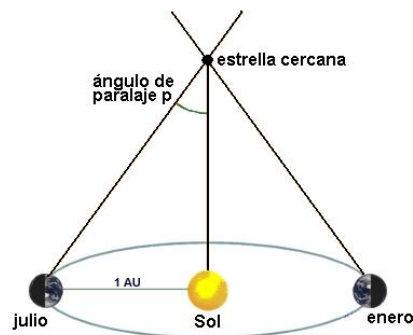


Fig. 2: El ángulo de paralaje  $p$  es el ángulo bajo el que se ve la distancia Tierra-Sol desde la estrella.

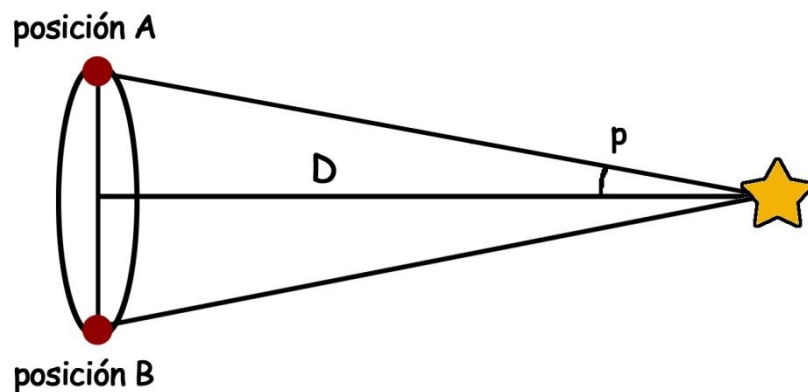


Fig. 3: Conocido el ángulo se puede calcular la distancia  $D$  al objeto.

Por ejemplo, si observamos una estrella próxima respecto al fondo estrellado, desde dos posiciones A y B de la órbita terrestre (figura 3), separadas por seis meses, podremos calcular la distancia D a la que se encuentra la estrella próxima, deduciendo:

$$\tan p = \frac{AB/2}{D}$$

Como p es un ángulo muy pequeño, su tangente se puede aproximar al ángulo medido en radianes:

$$D = \frac{AB/2}{p}$$

La base del triángulo AB/2 es la distancia Tierra-Sol, es decir 150 millones de km. Si tenemos el ángulo de paralaje p, la distancia a la estrella, en kilómetros será  $D = 150\,000\,000/p$ , con el ángulo p expresado en radianes. Por ejemplo, si el ángulo p es un segundo de arco, la distancia de la estrella será:

$$D = \frac{150000000}{2\pi/(360\,60\,60)} = 30939720937064 \text{ km} = 3,26 \text{ a.l.}$$

Esta es la unidad de distancia usada en la astronomía profesional. Si una estrella se viese con una paralaje de un segundo de arco, se diría que está a 1 parsec (par- sec), que equivale a  $1\text{pc} = 3,26$  años luz. Cuanto más pequeño sea el paralaje, mayor es la distancia de la estrella. La relación entre distancia (en pc) y paralaje (en segundos de arco) es:

$$d = \frac{1}{p}$$

La sencillez de esta expresión es la razón por la que se usa tanto. Por ejemplo, la estrella más cercana es Proxima Centauri, tiene una paralaje de  $0''76$ , por lo que está a una distancia de 1,31 pc, que equivale a 4,28 a.l. La primera observación de paralaje de una estrella (61 Cygni) lo hizo Bessel en 1838. Aunque se sospechaba que las estrellas estaban muy lejanas, hasta entonces no se pudo medir con cierta precisión la distancia de las estrellas.

Actualmente, se usa la paralaje para medir distancias de estrellas que distan hasta unos 300 años luz. Más allá la paralaje es inapreciable, y hay que usar otros métodos, pero que se basan en general en comparar las estrellas lejanas con otras cuya distancia se sabe por paralaje. Por tanto es básico el concepto de paralaje en astronomía.

## Actividad 2: Ley de la inversa del cuadrado

Un experimento sencillo sirve para comprender la relación entre la luminosidad, el brillo, y la distancia a la que está una fuente luminosa. Así se comprenderá que la magnitud es una función de la distancia. Como se muestra en el diagrama de la figura 4, vamos a utilizar una bombilla de luz, y en un lado de la bombilla se sitúa una cartulina con una abertura cuadrada. La luz de la bombilla se extiende en todas direcciones. Una cierta cantidad de luz pasa a

través de la abertura e incide en una pantalla móvil colocada paralela a la cartulina. La cantidad total de luz que pasa a través de la abertura y que llega a la pantalla, no depende de dónde ponemos la pantalla. Pero a medida que situamos la pantalla más lejos, esta cantidad fija de luz debe cubrir un área más grande, y consecuentemente el brillo sobre la pantalla disminuye. Para tener una fuente puntual y disminuir las sombras en los bordes del cuadrado de luz se puede utilizar una tercera cartulina con un agujero mucho próxima de la bombilla (no se puede usar demasiado tiempo porque podría arder).

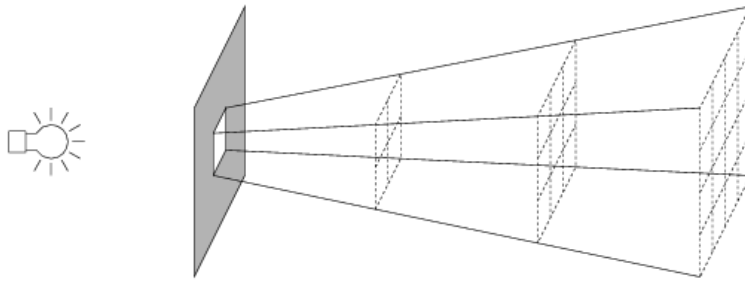


Fig. 4: Fundamento del experimento

Es observable que cuando la distancia pasa a ser el doble, el área sobre el cual incide luz pasa a ser cuatro veces mayor, luego la intensidad luminosa (la luz que llega por unidad de área) pasará a ser un cuarto. Si la distancia se triplica, el área sobre el cual incide la luz pasa a ser nueve veces mayor, luego la intensidad luminosa pasará a ser un noveno. Así, se puede decir que la intensidad es inversamente proporcional al cuadrado de la distancia a la fuente, o mejor, se puede decir que es inversamente proporcional al área total que la radiación atraviesa, que es una esfera de área  $4\pi D^2$ .

## El sistema de magnitudes

Imaginemos una estrella como una bombilla encendida. El brillo con la que la vemos depende de su potencia y de la distancia desde donde la veamos. Eso se puede comprobar poniendo una hoja de papel frente a la bombilla: la cantidad de luz que le llega dependerá de la potencia de la bombilla, y de la distancia de la hoja a la bombilla. La luz de la bombilla se tiene que repartir entre la superficie de una esfera, que es  $4\pi R^2$ . Por eso, si duplicamos la distancia de la hoja de papel a la bombilla (figura 5), la intensidad que le llega no es la mitad, sino la cuarta parte (el área de la esfera entre al que hay que repartir la luz es cuatro veces mayor). Y si la distancia se triplica, la intensidad que le llega es la novena parte (el área de la esfera entre al que hay que repartir la luz es nueve veces mayor).

El brillo de una estrella podríamos definirlo como la intensidad (o flujo) de energía que llega a un papel de un metro cuadrado situado en la Tierra (figura 5). Si la luminosidad (o potencia) de la estrella es  $L$ , entonces:

$$B = F = \frac{L}{4\pi D^2}$$

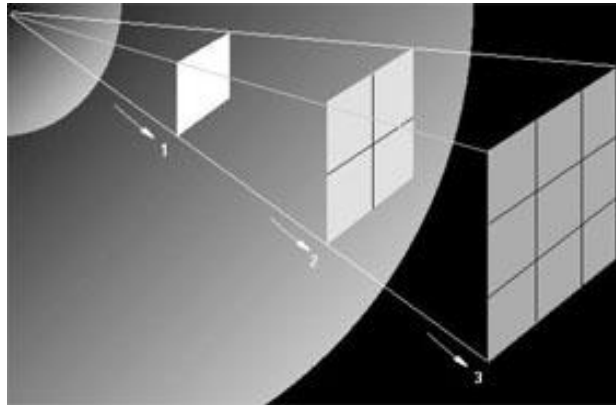


Fig. 5: La luz llega con menos intensidad cuanto más alejado se esta.

Pero como depende de la luminosidad y de la distancia, podemos ver con igual brillo una estrella pequeña cercana y otra más luminosa y lejana.

Hiparco de Samos, en el siglo II a.C., hizo el primer catálogo de estrellas. Clasificó a las más brillantes como de 1ª magnitud y las más débiles, de 6ª. Así inventó un sistema de división de brillos de las estrellas que aún está vigente hoy, aunque ligeramente retocado con medidas más precisas que las de la simple vista.

Una estrella de magnitud 2 es más brillante que otra de magnitud 3. Las hay incluso de magnitud 0 y de magnitud negativa, como Sirio, que tiene magnitud -1,5. Prolongando la escala, Venus llega a adquirir magnitud -4, la Luna llena -13, y el Sol -26,8.

Esos valores son llamados propiamente magnitudes aparentes  $m$ , ya que miden el brillo que aparentan las estrellas vistas desde la Tierra. Se adoptó la regla de que una estrella de magnitud 1 es 2,51 ( $=\sqrt[5]{100}$ ) veces más brillante que otra de magnitud 2, ésta 2,51 veces más que otra de magnitud 3, etc. Esto hace que una diferencia de 5 magnitudes sea equivalente a  $2,51^5 = 100$  veces más brillo. Esta relación matemática puede expresarse así:

$$\frac{B_1}{B_2} = (\sqrt[5]{100})^{m_2 - m_1} \quad \text{o la equivalente} \quad m_2 - m_1 = 2.5 \log\left(\frac{B_1}{B_2}\right)$$

La magnitud aparente  $m$  de una estrella es una medida que está relacionada con el flujo  $F$  de energía (medible con un fotómetro, y equivalente al brillo  $B$ ) que llega a los telescopios desde una estrella y de una constante que depende de las unidades de flujo y de la banda de observación  $C$ :

$$m = -2,5 \log F + C$$

La expresión anterior permite verificar que cuanto mayor sea el flujo, más negativa será la magnitud. Otro concepto más interesante es el de magnitud absoluta  $M$ : es la magnitud aparente  $m$  que tendría una estrella si estuviera a una distancia de 10 parsecs. Con la magnitud absoluta  $M$  podemos comparar los “brillos reales” de dos estrellas o lo que es equivalente, su potencia o luminosidad.

Para convertir la magnitud aparente en magnitud absoluta es necesario conocer la distancia a la estrella y ese es uno de los mayores problemas, pues las distancias en astronomía suelen ser difíciles de determinar. Sin embargo si uno sabe la distancia en parsecs  $d$  a la estrella puede obtener la magnitud absoluta  $M$  a través de la ecuación:

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

## Los colores de las estrellas

Es un hecho que las estrellas presentan diversos colores. A simple vista se distinguen variaciones entre ellas, pero todavía más con prismáticos y con fotografía. Los tipos de estrellas según sus colores se llaman tipos espectrales, y son: O,B,A,F,G,K,M. (figura 6).



Fig. 6: Tipos espectrales de estrellas, según los colores.

De acuerdo con ley de Wien (figura 7), al analizar la luz que nos llega de una estrella, el máximo de la intensidad de la emisión es más azul cuanto mayor sea la temperatura, y más rojo cuanto más fría. Dicho de otra forma, el color de la estrella nos indica la temperatura de su superficie.

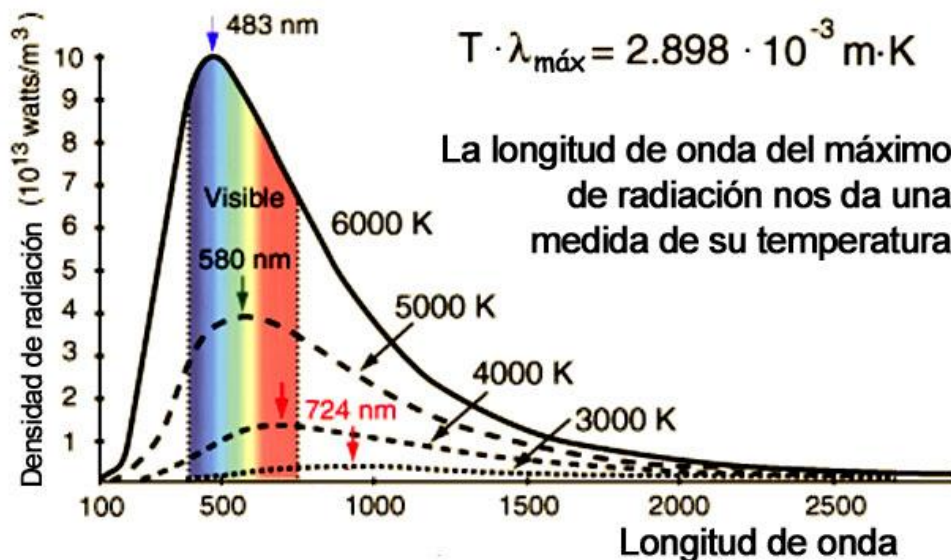


Fig. 7: Según aumenta la temperatura de la estrella, el máximo se desplaza del rojo hacia el azul

### Actividad 3: Colores de las estrellas

Los estudiantes pueden entender el color de las estrellas utilizando un aparato similar al presentado esquemáticamente en la figura 8a. Son tres linternas a las que se ha quitado el espejo parabólico que tienen junto a la bombilla, se les ha puesto un tubo de cartulina negra con un filtro en el extremo de celofán de color azul en una, verde en otra y rojo en la tercera.

Podemos analizar la figura 8b e intentar reproducir el aumento de la temperatura de las estrellas. Para bajas temperaturas la estrella solamente tiene rojo. Si la temperatura aumenta habrá también emisión en el verde, y la estrella va a pasar por el naranja y el amarillo. A partir de ahí son importantes las longitudes de onda azules y la estrella va pasando a ser blanca. Si la intensidad de las longitudes de onda del azul es mayor que las intensidades de las longitudes de onda del rojo y del verde la estrella pasa a ser azulada. Para demostrar ese último paso será necesario alejar el rojo y el verde para reducir su intensidad para producir el blanco.

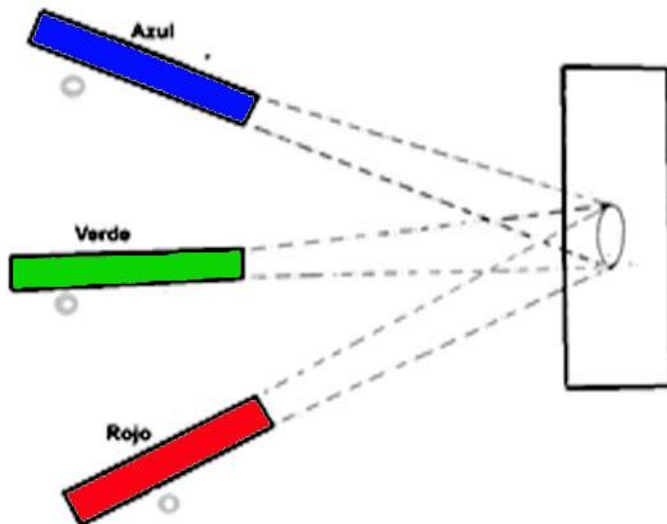


Fig. 8a: Esquema del aparato para explicar el color de las estrellas.

Fig. 8 b: Aspecto de la proyección para explicar la luz de color blanco.

### Cómo sabemos que las estrellas evolucionan

Las estrellas se pueden agrupar en una diagrama de Hertzsprung-Russel (figura 9a). Las estrellas frías tendrán poca luminosidad (abajo a la derecha), las muy calientes tendrán mucha luminosidad (arriba a la izquierda). Si tiene mucha temperatura y poca luminosidad es que son enanas blancas. Si tienen poca temperatura y mucha luminosidad es que son supergigantes.

Con el tiempo, una estrella puede evolucionar y “moverse” en el diagrama H-R. Por ejemplo, el Sol (en el centro) al final de su vida se hinchará y pasará a ser una gigante roja, luego expulsará la capa externa y se convertirá en una enana blanca, como la de la figura 9b.



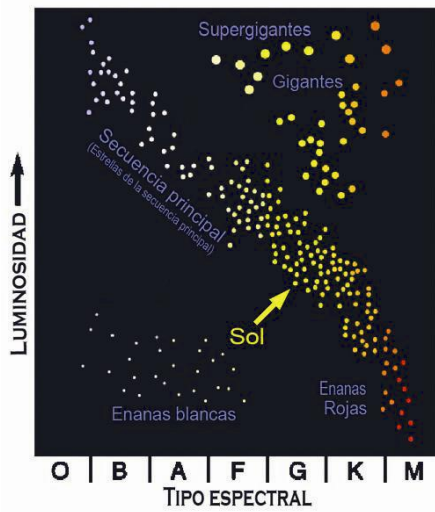


Fig. 9a: Diagrama H-R



Fig. 9b: El Sol expulsará su capa externa y se convertirá en una enana blanca, como la que hay en el centro de esta nebulosa planetaria

### Actividad 4: La edad de los cúmulos abiertos

Examina la fotografía de la figura 10, de la Caja de Joyas, o Kappa Crucis, en la constelación de la Cruz del Sur.



Fig. 10: Imagen de la Caja de Joyas

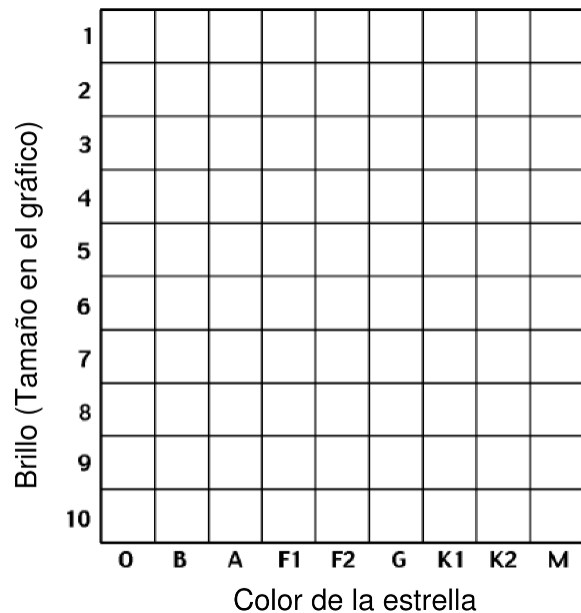


Fig. 11: Hoja de Trabajo



Está claro que no todas las estrellas son del mismo color y es difícil decidir donde acaba el cúmulo de estrellas. Sobre la figura 10, marca el sitio en donde crees que el cúmulo termina o está su límite.

En la misma figura 10, indica con una "X" el lugar en donde crees que se encuentra el centro del cúmulo estelar y utiliza una regla para medir y dibujar un cuadrado de 4 cm de lado entorno ese centro. Mide el brillo de la estrella más cercana a la esquina superior izquierda de tu cuadrado, a partir de su tamaño comparándolo con los puntos de comparación en la guía en el margen de la figura 10. Estima el color de la estrella con ayuda de la guía de colores de comparación situado en el margen de la figura 9. Ubica esta estrella, dibujando un punto, en la plantilla gráfica de la figura 11, donde están indicados color y magnitud como abscisa y ordenada, respectivamente, el color y la magnitud de tu primera estrella. Indica la estrella que ya dibujaste en la figura 10 y procede a medir color y brillo de todas las estrellas dentro del cuadrado de 4 cm.

Las estrellas de la Caja de Joyas aparecen en el gráfico ajustándose aproximadamente a una cierta estructura. La mayor parte de ellas ocupan una banda que va desde el extremo superior izquierdo en el gráfico hasta el extremo inferior derecho. En la imagen de la figura 10, también aparecen estrellas que se encuentran delante y atrás del cúmulo abierto y no son parte de él. Los astrónomos llaman a esas estrellas "estrellas de campo". Si tienes tiempo, trata de estimar cuántas estrellas de campo has incluido en el cuadrado de 4 cm de lado y estima su color y brillo. Ubica las estrellas de campo en el diagrama color-magnitud, indicándolas con una x minúscula, en lugar de un punto. Observa que las estrellas de campo se distribuyen en el gráfico más o menos al azar, no parecen formar ninguna estructura.

Las estrellas menos masivas son más frías (rojas). Las estrellas más masivas son calientes (azules) y brillantes. Esta "banda" formada por estrellas se denomina "secuencia principal". A estas estrellas se las clasifica desde O (las más brillantes, más masivas y de mayor temperatura: alrededor de 40.000 K) hasta M (las menos brillantes, de poca masa y de muy baja temperatura: unos 3500 K).

Las estrellas permanecen estables un período importante de sus vidas. Durante el mismo, la gravedad fuerza a la estrella hacia el colapso, y las fuerzas internas, asociadas con la producción de energía, producen una presión que trata de compensar ese colapso. Cuando las estrellas envejecen, el equilibrio entre atracción gravitatoria y presión de radiación se pierde, esto lleva a la estrella hacia su muerte.

El límite entre la vida y la muerte de una estrella, es una parte de su ciclo, un estado denominado de "gigante roja". Las gigantes rojas son brillantes porque tienen un diámetro que es entre 10 y más de 300 veces el del Sol y se las ve rojas porque son frías. Se las clasifica como estrellas K o M en la hoja de trabajo, pero son muy brillantes. Las estrellas más masivas, agotan su combustible muy rápido y son las primeras que abandonan la secuencia principal para transformarse en gigantes rojas. Por su enorme dimensión, que puede ser del orden de 1000 veces la del Sol en diámetro, las gigantes rojas de las estrellas con masas comprendidas entre 10 y 50 masas solares, son llamadas "supergigantes rojas" (hipergigantes rojas en el caso de las que tuvieron origen en una estrella de clase O). Se expanden y enfrían, volviéndose brillantes y rojas y se mueven hacia la región superior derecha del diagrama. A medida que el cúmulo se hace más y más viejo, mayor cantidad de estrellas abandonarán la

secuencia principal para transformarse en gigantes rojas. Los astrónomos afirman que la edad del cúmulo puede determinarse por el color de la estrella más brillante, la más masiva, que aún permanece en la secuencia principal.

Muchas estrellas de cúmulos viejos han evolucionado más allá de la secuencia de gigantes rojas, a otro estado denominado enanas blancas. Pero las enanas blancas son muy pequeñas, del tamaño de la Tierra y muy débiles y por eso no podemos verlas en esta imagen de la caja de Joyas.

¿Puedes, finalmente, estimar la edad del cúmulo abierto La Caja de Joyas (figura 10) utilizando el juego de gráficos de las figuras 12a, 12b y 12c, comparándolos con el tuyo propio?

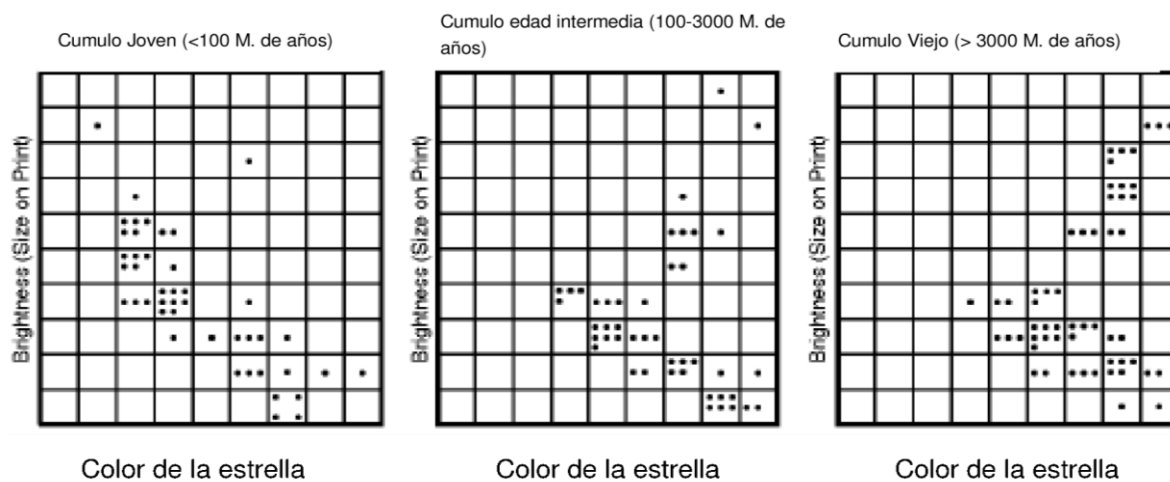


Fig. 12a, 12b y 12c: Cúmulos de comparación

Conociendo el diagrama HR y sabiendo que en él se relacionan el color (o temperatura superficial) con el brillo (o luminosidad) de las estrellas y que ambos factores pueden estar relacionados con la edad, es posible explicar el grado de evolución de los cúmulos que se proveen y comparar las vidas relativas de las estrellas O/B con las A/F/G y las K/M, pues se puede advertir que según sea la masa de las estrellas, éstas evolucionarán en el mismo tiempo, la edad del cúmulo, de manera diferente. De esta manera se comprende que la tabla izquierda de la figura 12c corresponde a un cúmulo joven (tiene estrellas O/B en la secuencia principal, y sabemos que las O/B evolucionan y abandonan esta región muy rápido) y la tabla de la derecha corresponde a uno viejo (con estrellas K/M en secuencia principal, pero con las estrellas más masivas evolucionadas).

Cabría preguntarnos: ¿Cuál sería el lugar que le correspondería al Sol en el diagrama HR? El Sol, una estrella con temperatura superficial de  $5870^{\circ}\text{K}$ , produce el máximo de radiación en torno del color amarillo, correspondería al tipo G2 (abscisas), mientras que su estado evolutivo es aquel en donde se está fusionando el hidrógeno en su núcleo para transformarse en helio, es decir, la secuencia principal, clase de luminosidad V, la región de mayor concentración de estrellas en el diagrama HR.

## Muerte de las estrellas

El final de una estrella depende de la masa de la nebulosa inicial, como se ve en la figura 13:

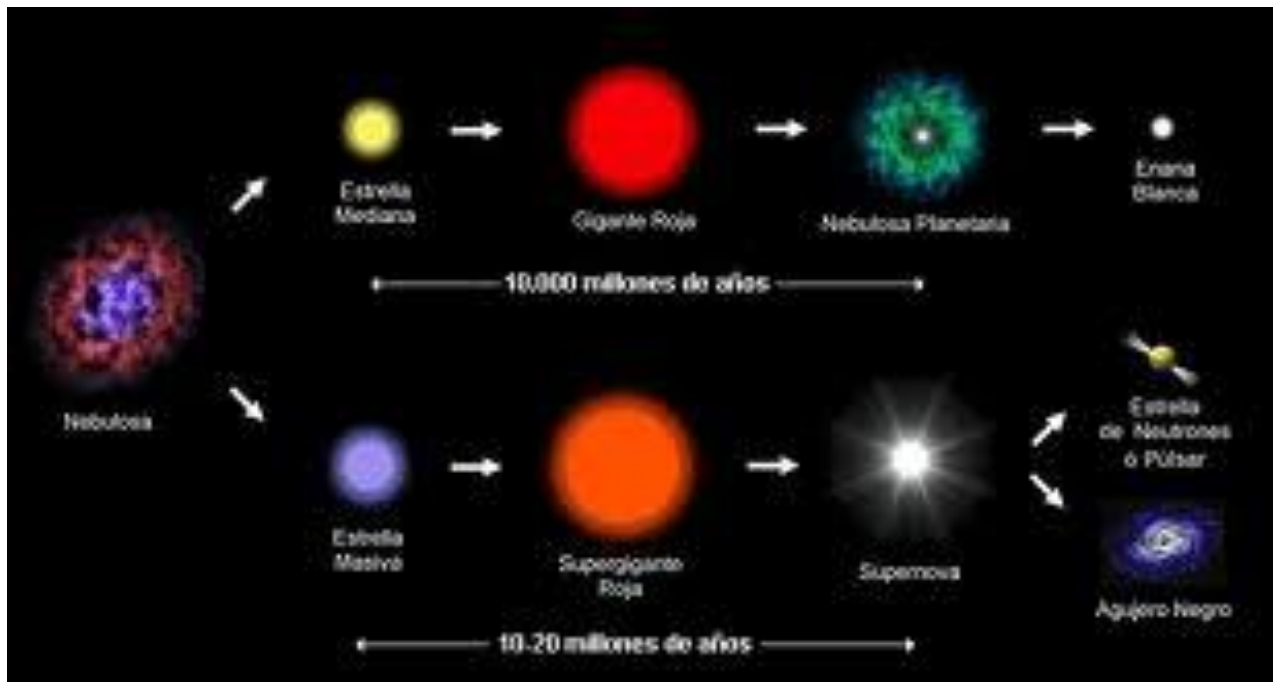


Fig 13: Evolución de las estrellas según su masa.

En un determinado momento de la evolución de los cúmulos estelares, las estrellas de mayor masa desaparecen del diagrama de Hertzsprung-Russel. Mientras que las más pequeñas van a originar enanas blancas, las mayores van a dar origen a uno de los más violentos fenómenos del Universo: una supernova. Los residuos que sobran (púlsares y agujeros negros) van a ser objetos que no tiene emisión térmica y por eso no son visibles en el Diagrama de Hertzsprung Russel.

## ¿Qué es una supernova?

Es la muerte de una estrella muy masiva. La estrella empieza por la fusión del hidrógeno para producir helio, pasando después a la producción de carbono y así sucesivamente produciendo elementos cada vez más pesados. El producto final es el hierro, cuya fusión no es posible porque en lugar de expulsar energía tendría que absorberla.

Las diferentes igniciones se producen siempre en el centro, cuando todavía queda material en la periferia, por lo que la estrella va adoptando una estructura en capas, llamada *estructura de cebolla* (figura 14b), con elementos más pesados según vamos profundizando.



Fig. 14a: Restos de una supernova.

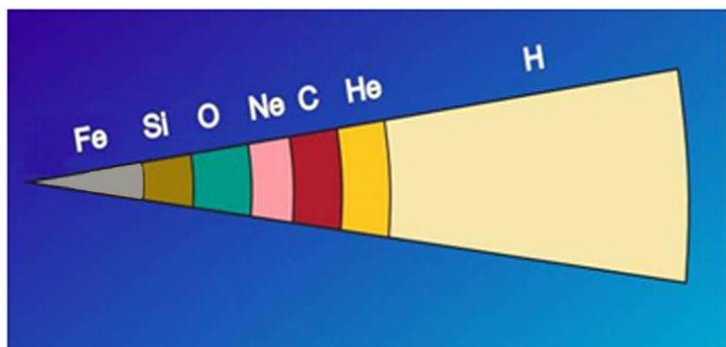


Fig. 14b: Estructura en capas del interior de una estrella antes de explotar como una supernova.

Una estrella de 20 masas solares dura:

- 10 millones de años quemando hidrógeno en su núcleo (secuencia principal)
- 1 millón de años quemando el helio
- 300 años el carbono
- 200 días el oxígeno
- 2 días en consumir el silicio: la explosión de la supernova es inminente.

Cuando sólo hay hierro en el centro, no son posibles más reacciones nucleares y sin la presión de radiación la estrella tiene un inevitable colapso gravitatorio sobre sí misma, pero esta vez sin posibilidad de encender ya nada. En esa caída los núcleos atómicos y los electrones se van juntando formando en el interior neutrones que se apilan. En ese momento, toda la parte central de la estrella consiste en neutrones en contacto unos con otros, con una densidad tal que una cucharadita pesaría tanto como todos los edificios de una gran ciudad juntos. Y como los neutrones están en contacto unos con otros, la materia no puede contraerse más y la caída a velocidades del orden de la cuarta parte de la velocidad de la luz se detiene de golpe, produciendo un rebote hacia atrás en forma de onda de choque que es uno de los procesos más energéticos que se conoce en el Universo (figura 14a): una sola estrella en explosión puede brillar más que una galaxia entera, compuesta por miles de millones de estrellas.

En ese rebote se producen los elementos más pesados que el hierro, como el plomo, el oro, el uranio, etc., que salen violentamente despedidos junto con toda la parte externa de la estrella. En el interior queda una estrella de neutrones girando a gran velocidad, o un agujero negro.

## Actividad 5: Simulación de la explosión de una supernova

Cuando una estrella estalla como supernova, los átomos ligeros de las capas externas caen sobre átomos más pesados del interior, y estos rebotan en el macizo núcleo de central.

Un modelo simplificado para el rebote de los átomos pesados contra el núcleo macizo, y el de éstos contra los más ligeros que vienen detrás cayendo desde las capas superficiales de esa gigantesca cebolla (figura 14b), se puede representar de forma fácil y un tanto espectacular

con un balón de baloncesto y una pelota de tenis, dejándolos caer juntos sobre un terreno duro (figura 15).

En este modelo, el suelo representa el núcleo macizo de la estrella de neutrones, el balón de baloncesto sería un átomo pesado que rebota, y a su vez empuja al átomo ligero que viene detrás de él, representado por la bola de tenis.



Fig. 15: Dejamos caer a la vez una pelota de baloncesto y una de tenis

Para realizar el modelo, se sitúa el balón de baloncesto a la altura de nuestros ojos, sobre ella la pelota de tenis, lo más vertical posible y se dejan caer las dos a la vez. Si previamente se le pregunta a alguien la altura a la que cree que llegarán después del rebote, probablemente nos diga que a la inicial, o incluso un poco menos por los rozamientos. Sin embargo el resultado es muy diferente.

Al soltarlas, llegan casi al mismo tiempo al suelo. El balón grande rebota elásticamente, y retrocede prácticamente con la misma velocidad que ha llegado. En ese momento choca con la pequeña pelota de tenis, que baja con la misma velocidad con la que el balón sube y la pequeña sale despedida a gran velocidad hacia arriba, y llega mucho más alto. Si estos choques se repitiesen con más pelotas, cada vez más ligeras, que cayesen en la misma dirección, las velocidades que se conseguirían serían fantásticas.

En la práctica la pelota pequeña llega a sobrepasar el doble de la altura a la que se dejan caer las dos. De hecho si se hace en una habitación, hay que tener cuidado para que no dé en la lámpara del techo o en algún otro objeto delicado.

Este experimento se puede hacer en clase o en otro lugar cerrado, aunque es preferible hacerlo al aire libre. Se podría hacer desde una ventana alta, pero es difícil que la pelota de tenis caiga perfectamente vertical, por lo que saldrá despedida con gran fuerza en una dirección imprevisible, pudiendo producir roturas en objetos cercanos

En algunas jugueterías o tiendas de Museos de la Ciencia venden un juguete llamado "Astro Blaster" , basado en los mismos principios. Se compone de cuatro pequeñas bolas de goma, de distinto tamaño, unidas por un eje, la última de las cuales sale disparada al rebotar en el suelo. Se puede encontrar por ejemplo en <http://www.exploreco.es>.

## ¿Qué es una estrella de neutrones?

Es el cadáver de una estrella muy grande, que ha colapsado, y se ha desprendido de su corteza en una explosión de supernova. No suele ser mucho mayor que algunas decenas de kilómetros y está formada de un montón de neutrones apilados uno junto a otro, con una densidad increíble: un simple dedal de esta materia pesaría millones de toneladas.

Si el remanente tiene más de 1.44 masas solares y hasta cerca de 8 masas solares, entonces se puede formar una estrella de neutrones.

## ¿Qué es un pulsar?

Es una estrella de neutrones que gira con extraordinaria rapidez (figuras 16). Como son el final de una estrella grande, su materia, al concentrarse, aumenta su velocidad de giro, igual que un patinador que recoge sus brazos.

El campo magnético de la estrella crea unas fuertes emisiones electromagnéticas. Pero como el campo magnético no suele coincidir con el eje de giro —igual que pasa en la Tierra— esa emisión gira como un gigantesco faro cósmico. Si el chorro de emisión barre la Tierra, detectamos unas pulsaciones a un ritmo muy regular.

En 1967 *Hewish* y *Bell* descubrieron el primero, en un punto donde no se observaba nada en luz visible. Lo llamativo era la rápida repetición de impulsos, varias veces por segundo, con una precisión asombrosa.



Fig. 16: Un pulsar es una estrella de neutrones en rotación

Durante un tiempo se pensó que eran señales de extraterrestres inteligentes. Luego se descubrieron más radiofuentes pulsantes, entre otras la del centro de la nebulosa del Cangrejo, producida por una supernova, y se pudo explicar su procedencia. El pulsar PSR B1937+21 es uno de los pulsares más rápidos conocidos gira más de 600 veces por segundo. Tiene cerca de 5 km de diámetro y si girase sólo un 10% más rápido, se rompería por la fuerza centrífuga.

Otro muy interesante es binario, llamado PSR 1913+16, en la constelación de *Águila*. El movimiento orbital mutuo en unos campos gravitatorios tan intensos produce unos pequeños retrasos en las emisiones que recibimos. *Hulse y Taylor* los han estudiado y confirman muchos postulados de la teoría de la relatividad, entre otros la emisión de ondas gravitacionales. Estos dos americanos recibieron el Premio Nobel en 1993 por esos estudios.

## Actividad 6: Simulación de un pulsar

Un pulsar es una estrella de neutrones, muy maciza, que gira muy rápidamente. Emite radiación, pero la fuente no está totalmente alineada con el eje de giro, por lo que la emisión da vueltas como un faro de la costa. Si está orientado hacia la Tierra, lo que vemos es una radiación que pulsa varias veces por segundo, y la llamamos pulsar.

Podemos simularlo con una linterna (figura 17a) atada con una cuerda al techo. Si la encendemos y la hacemos girar (figura 17b), veremos la luz de forma intermitente cada vez que la linterna apunta en nuestra dirección (figura 17c).

Podemos inclinar un poco la linterna para que no esté horizontal. Al girar, desde nuestra posición ya no vemos la luz. Sólo la vemos si estamos bien alineados con el giro del pulsar.



Fig. 17a: Montaje

Fig. 17b: Giramos la linterna

Fig.17c: Vemos su luz de forma intermitente

## ¿Qué es un agujero negro?

Si lanzamos una piedra hacia arriba, la fuerza de la gravedad va frenándola hasta que regresa de nuevo a nosotros. Si la velocidad con la que la lanzamos es mayor, conseguimos alturas elevadas, y si es 11 km/s, *velocidad de escape* de nuestro planeta, conseguiríamos que no volviera a caer.

Si la Tierra se contrajera manteniendo su masa, la velocidad de escape en su superficie sería mayor, ya que estaríamos más cerca del centro de la Tierra. Si se concentrara hasta un radio de 0,8 cm, la velocidad de escape sería algo mayor que la de la luz. Como nada puede



sobrepasar esa velocidad, nada escaparía de su superficie, ni siquiera la luz. Se habría convertido en un agujero negro del tamaño de una canica.

Teóricamente puede haber agujeros negros de masas muy pequeñas, sin embargo sólo conocemos un mecanismo para que la masa se concentre tanto: el colapso gravitatorio, y para eso se necesitan masas muy grandes. Ya hemos visto la formación de estrellas de neutrones como cadáveres de estrellas de 1.44 masas solares hasta cerca de 8 masas solares, pero si la estrella originaria es aún mayor, la gravedad es tal que su interior se colapsa sobre sí misma disminuyendo aún más su volumen y transformándose en un agujero negro. Por eso, un primer tipo de agujeros negros conocidos tienen masas mayores que varias veces nuestro Sol. Su densidad es impresionante. Una canica hecha de su materia pesaría como toda la Tierra.

Aunque no se ven, se han detectado diversos candidatos a agujeros negros en el Universo gracias a otros objetos visibles que giran en su órbita a gran velocidad. Por ejemplo, justo en el centro de nuestra galaxia no vemos nada, pero sí detectamos un anillo de gases que giran a su alrededor a grandísimas velocidades. Ello necesita en su centro una gigantesca masa de tres o cuatro millones de soles, que sólo puede ser un agujero negro de radio algo mayor que nuestro Sol. Ese es otro tipo de agujeros negros, que están situados en el centro de muchas galaxias.

## Actividad 7: Simulación de la curvatura del espacio y de un agujero negro

Es muy sencillo simular la curvatura del espacio determinada por un agujero negro usando un pedazo de tejido elástico: licra (figura 18), o también la malla que venden en farmacias para fijar apósitos sobre el cuerpo humano (figura 19b).



Fig. 18: La trayectoria de la bola de tenis no es en línea recta sino una curva

Extendemos la tela o la malla. Lanzamos rodando una pelota más ligera (o una canica), y vemos que su trayectoria simula la trayectoria rectilínea de un rayo de luz. Pero si colocamos una pelota pesada (p.ej. un globo lleno de agua) o una bola de hierro en el centro de la tela y lanzamos rodando la pelota (o la canica), su trayectoria seguirá una curva en la tela, simulando la trayectoria de un rayo de luz que ya no sigue una línea recta como antes. El

grado de esta desviación depende de lo cerca que pase el rayo de luz del cuerpo central y de lo masivo que sea este. El ángulo de desviación es directamente proporcional a la masa e inversamente proporcional a la distancia. Si aflojamos un poco la tensión de la tela, se produce una especie de pozo gravitacional, del cual es difícil que salga la bola ligera. Sería un modelo de agujero negro.

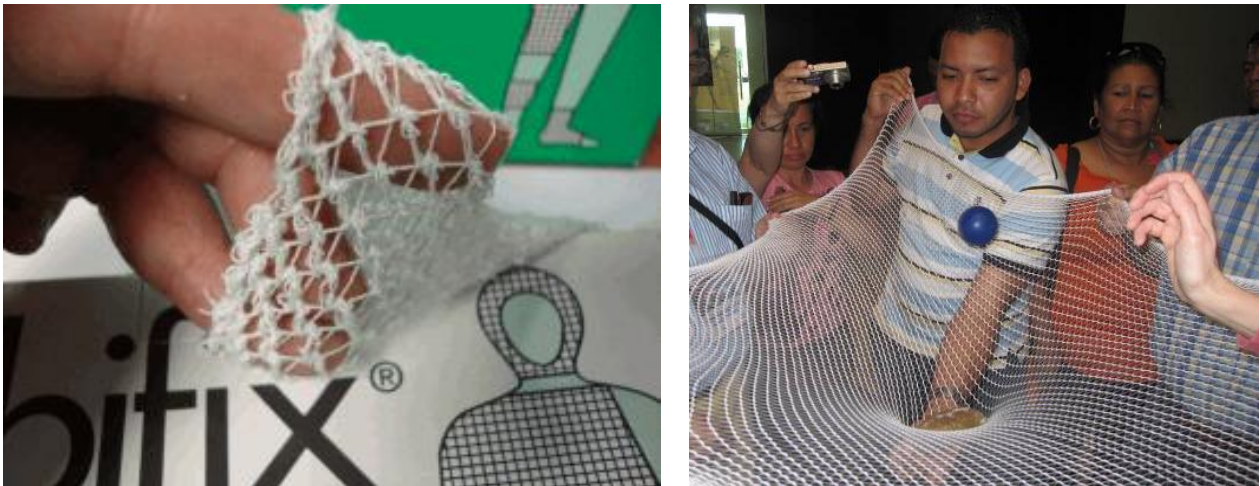


Fig. 19a y 19b: También se puede hacer con una malla elástica que se usa para fijación de apósitos.

## Bibliografía

- Broman, L., Estalella, R. Ros. R.M, *Experimentos en Astronomía*, Ed. Alhambra Longman, Madrid, 1993.
- Costa, A, *Stellar Evolution and the Periodic Table of Elements*, 6th EAAE Summer School Proceedings, Ed. Rosa Ros, Enontekio, 2002.
- 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.
- Levy, D, *Skywatching-The Ultimate Guide to the Universe*, Harper Collins Publishers, London, 1995.
- Moreno, R, *Experimentos para todas las edades*, Ed. Rialp. Madrid, 2008.
- Moreno, R, *Taller de Astrofísica. Cuadernos ApEA*, Antares, Barcelona, 2007.
- Pasachoff, J.M, *Astronomy: From the Earth to the Universe*, 4th Edition, Saunders College Publishing, EUA, 1995.
- Rybicki, G.B., Lightman, A.P, *Radiative Processes in Astrophysics*, John Wiley & Sons, EUA, 1979
- Zeilik, M., Gregory, S.A., Smith, E.V.P, *Introductory Astronomy and Astrophysics*, 3<sup>rd</sup> Ed., Saunders College Publishing, EUA, 1992.