

# Vida y muerte de las estrellas

- 15.1 Características estelares
- 15.2 El diagrama HR
- 15.3 Evolución estelar

En 1844 el filósofo Auguste Comte estaba buscando un ejemplo de un tipo de conocimiento que siempre estaría oculto. Escogió la composición de las estrellas y de los planetas lejanos. Pensó que nunca los podríamos visitar físicamente y que, al no tener en la mano muestra alguna de ellos, nos veríamos privados para siempre de conocer su composición. Pero a los tres años solamente de la muerte de Comte, se descubrió que un espectro puede ser utilizado para determinar la composición química de los objetos distantes. Podemos adivinar la composición del Sol; de estrellas magnéticas A ricas en europio; de galaxias lejanas analizadas a partir de la luz que envían colectivamente los cien mil millones de estrellas integrantes. La astronomía espectroscópica es una técnica casi mágica. A mí aún me asombra. Auguste Comte escogió un ejemplo especialmente inoportuno.

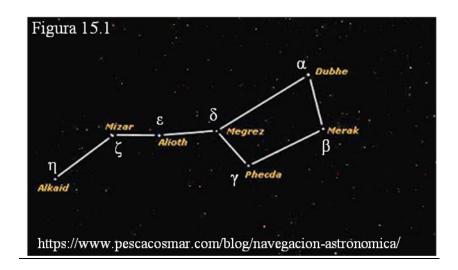
Carl Sagan, Cosmos

# 15.1 CARACTERÍSTICAS ESTELARES

## Denominación

Como hemos ido viendo a lo largo del curso, las estrellas más brillantes del cielo tienen nombres propios que hacen referencia a la mitología griega, árabe, etc. Como Sirio, Rígel, Proción, Deneb, Aldebarán..., pero la mayor parte de ellas de menor luminosidad no tienen nombre propio. En 1603 J. Bayer, un abogado de Augsburgo, introdujo una denominación metódica. Dentro de cada constelación, las estrellas se nombran en función de su brillo siguiendo las letras del alfabeto griego  $(\alpha, \beta, \gamma, \delta, \epsilon...)$  y a continuación el genitivo latino de la constelación. Por ejemplo Régulus, la estrella más brillante de la constelación de Leo, se denomina como  $\alpha$  Leonis, la segunda en brillo (Denébola) se designa como  $\beta$  Leonis, la tercera (Algieba) es  $\gamma$  Leonis, etc. A menudo se utiliza solo la abreviatura de la constelación ( $\alpha$  Leo). Cuando no basta el alfabeto griego se utiliza el alfabeto latino e incluso números; por ejemplo, la primera estrella en la que fue descubierto un exoplaneta es 61 Pegasii.

Como excepción a esta regla está la constelación de la Osa Mayor (figura 15.1), cuyas estrellas de brillo parecido se denominan según la posición que ocupan, así Dubhe es  $\alpha$  Ursa Majoris, Merak es  $\beta$  Ursa Majoris, Phecda corresponde a  $\gamma$  Ursa Majoris,...



## Brillo de una estrella

Para el ojo humano, una estrella es sólo un punto luminoso. En realidad cada estrella es un Sol, algo semejante al nuestro. Es también una fantástica reserva de energía nuclear.

Lo primero que llama la atención al mirar al cielo en una noche oscura es la gran variedad de luminosidad que presentan las estrellas. Algunas de ellas son tan débiles que el ojo humano no las puede detectar, mientras que otras poseen un brillo intenso comparable a los planetas. A simple vista y en un muy buen lugar de observación podemos observar de 2.500 a 3.000 estrellas.

En el tema anterior tratamos de la magnitud aparente. Se observó que había estrellas y planetas cuyo brillo era más intenso que el correspondiente a primera magnitud. Se recurrió a magnitudes 0, -1, -2, -3, etc. Con las nuevas técnicas e instrumentos es posible medir con más precisión el brillo aparente de los astros y adjudicarles una magnitud aparente con decimales. La estrella más brillante, Sirio, tiene un magnitud de -1,5 y Venus puede alcanzar la magnitud de -4,4; la Luna llena alcanza magnitud de -12,7 y el Sol -26,8. Los grandes telescopios terrestres pueden identificar objetos tan tenues como de magnitud 24.

La tabla siguiente presenta las estrellas más brillantes visibles desde nuestra latitud

	Nombre	Constelación	Brillo	Distancia (Años-luz a.l.)
1	Sirio	Can mayor	-1,44	8,6
2	Arturo	Boyero	-0,05	36
3	Vega	Lira	0,03	26
4	Capella	Auriga	0,08	42
5	Rígel	Orión	0,18	900
6	Proción	Can menor	0,40	11,3
7	Achernar	Eridano	0,45	140
8	Betelgeuse	Orión	0,45	310
9	Altair	Águila	0,76	16
10	Aldebarán	Toro	0,87	68
11	Spica	Virgo	0,98	260
12	Antares	Escorpio	1,06	600
13	Pollux	Géminis	1,16	34
14	Fomalhaut	Pez Austral	1,17	25
15	Deneb	Cisne	1,18	3.200
16	Regulus	Leo	1,25	77

## Tamaño, masa

Aún con los más potentes telescopios la imagen de las estrellas se reduce a un mero punto. Sólo en casos excepcionales, estrellas enormemente grandes y relativamente próximas como Betelgeuse o Antares (figura 15.2, se ha conseguido detectarlas como un círculo de cierto tamaño aparente lo que ha permitido medir su radio conociendo su distancia. En general el tamaño de una estrella se calcula a partir de su magnitud absoluta y su temperatura superficial mediante la ley de Stefan – Boltzman (ver la ampliación).

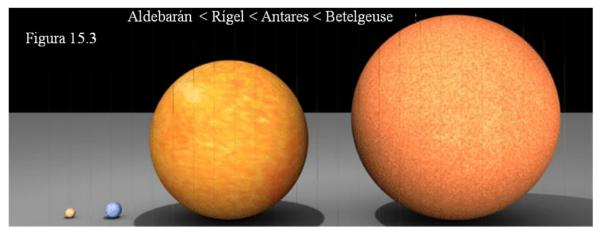


Una de las estrellas conocidas más grandes es VY Canis Majoris cuyo diámetro es unos 1.420 el diámetro del Sol, que englobaría hasta la órbita de Urano. Entre las estrellas más pequeñas están las enanas blancas del tamaño de la Luna o las estrellas de neutrones, que pueden reducir su tamaño hasta unos 20 km. La tabla inferior muestra el tamaño de algunas estrellas conocidas (figura 15.3)

Estrella	Constela- ción	Diámetro (D. solar)
VY Canis Majoris	Can Ma- yor	1.420
Betel- geuse	Orión	900
Antares	Escorpión	750

Estrella	Constela- ción	Diámetro (D. solar)		
Deneb	Cisne	200		
Arturo	Boyero	25		
Vega	Lira	2,5		
Altair	Águila	1,8		

A diferencia del diámetro, las estrellas varían en masa relativamente poco, las estrellas más masivas poseen una masa unas 1.000 veces superior a las más ligeras, una estrella supermasiva como HD 698 contiene unas 113 masas solares.



http://pegaso1701.blogspot.com/2011/10/una-cuestion-de-tamano.html

# Ampliación: el tamaño de las estrellas

El tamaño (el radio R) de las estrellas se calcula teóricamente conociendo su luminosidad L y su temperatura T utilizando esta fórmula:  $L = 4 \cdot \pi \cdot R^2 \cdot \sigma \cdot T^4$ 

σ es la constante de Stefan-Boltzman

$$\sigma = 5.67 \cdot 10^{-8} \text{ Wm}^{-2} \text{K}^{-4}$$

Esta ley nos dice que la luminosidad depende de la T superficial de la estrella y de su tamaño, de su superficie:  $4 \cdot \pi \cdot R^2$ .

En la práctica es más fácil calcular el radio de la estrella en términos del radio solar.

Para el Sol, también  $L_S = 4 \cdot \pi \cdot R^2 \cdot \sigma \cdot T^4$ 

Dividiendo, las constantes se eliminan y nos queda  $L/L_S = (R/R_S)^2 \cdot (T/T_S)^4$ 

La proporción  $L/L_S$  se puede calcular sabiendo la magnitud absoluta  $\,M$  de esa estrella y la del Sol  $\,M_S=4,83$ 

Por ejemplo, Sirio tiene una M = 1,44. Por tanto es más luminosa que el Sol, ¿cuánto?

La diferencia de magnitudes absolutas es  $\Delta M = 3,39$ , por lo que la luminosidad de Sirio será:

$$2.512^{3.39} = 22.7$$
 veces la del Sol: L/L<sub>S</sub> = 22.7

La temperatura T de una estrella se puede conocer a través de su clasificación espectral.

Sirio es una estrella A1 por lo que su T = 9.700 K

Así que 
$$T/T_S = 9.700 / 5.800 = 1,67 \text{ y } (T/T_S)^4 = 7,823$$

Sustituyendo  $22.7 = (R/R_S)^2 \cdot 7.823$ 

Obtenemos  $(R/R_s)^2 = 22.7/7.823 = 2.9$ 

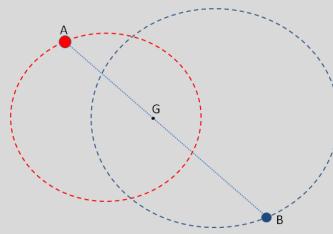
Por tanto  $R/R_S = 2.9^{1/2} = 1.7$ 

El radio de Sirio es 1,7 veces el solar

# Ampliación: la masa de las estrellas

En una estrella binaria, formada por dos (A y B) muy próximas, las leyes de la gravedad las obligan a un baile conjunto. Cada una de ellas describe una órbita elíptica alrededor del centro de masas común (G) de forma que la recta que une A y B tienen que pasar por G que no está en el centro del segmento AB sino más cerca de la estrella más masiva (A) de forma que se

cumpla la ley de la palanca:



 $GA \cdot M_A = GB \cdot M_B$  (como un balancín).

En esta figura,  $M_A = 1,3 \cdot M_B$  con lo que en todo momento  $GB = 1,3 \cdot GA$ . Las dos elipses tienen que tener la misma excentricidad (la misma forma, aunque la que describe B es 1,3 veces mayor que la de A) y G es uno de los focos en ambas órbitas.

Desde la Tierra es más fácil observar el movimiento aparente de la menos masiva (B) con respecto a A.

El resultado es también una elipse con la misma excentricidad. Por observación directa es posible determinar el periodo P que B tarda en completar su recorrido, así como la amplitud visual de esa elipse, el ángulo que ocupa su eje mayor.

En estas condiciones la tercera ley de Kepler permite calcular sus masas:

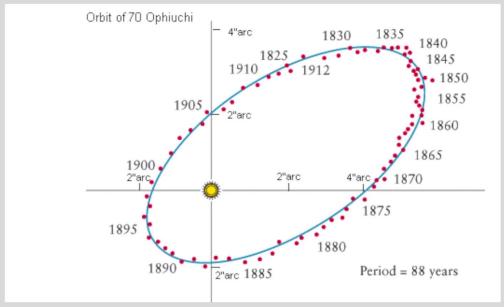
$$M_A + M_B = a^3/P^2$$

donde a es el semieje de la elipse aparente de B alrededor de A ex-

presado en UA (unidades astronómicas) y P es el periodo, el tiempo que se tarda en completar una órbita, expresado en años. El resultado se obtendrá en masas solares.

Si, además, es posible determinar la relación de distancias al centro de gravedad común, entonces también conoceremos la relación entre sus masas  $M_A/M_B$ .

Por ejemplo, la estrella binaria 70 Ophiuchi, tiene un periodo P = 88,4 años, está a una distancia de 5 pc y el semieje mayor de la órbita aparente de 70 Ophiuchi B alrededor de su compañera 70 Ophiuchi A se ve con un ángulo de 4,66".



https://www.syfy.com/sites/syfy/files/70oph\_orbit.jpg

Ya lo tenemos casi todo. Nos falta obtener la longitud del semieje mayor (a) en UA. A una distancia de 1 pc un ángulo de 1" abarcará exactamente 1 UA (esto por definición de pc). Por tanto a 5 pc, un ángulo de 1" abarcará 5 UA.



Como para estos ángulos tan minúsculos se mantiene la proporcionalidad (tema 14, paralaje) podemos asegurar que un ángulo de 4,66" abarcará una distancia de  $5\cdot4,66 = 23,3$  UA, que es lo que mide el semieje (a). Por tanto

$$M_A + M_B = a^3/P^2 = 23.3^3/88.4^2 = 1.6 \cdot M_S$$

Pero también se ha podido averiguar que la distancia del centro de gravedad común (G) a la estrella menor (B) es siempre GB = 1,25 GA

Eso quiere decir que  $M_A = 1,25 \cdot M_B$ 

Por lo tanto 
$$M_A + M_B = 1,25 \cdot M_B + M_B = 2,25 \cdot M_B = 1,6 \cdot M_S$$

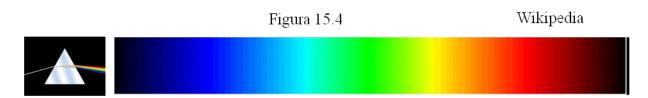
$$M_B = 1.6/2.25 \ M_S = 0.71 \cdot M_S$$

$$M_A = (1.6 - 0.71) \cdot M_S = 0.89 \cdot M_S$$

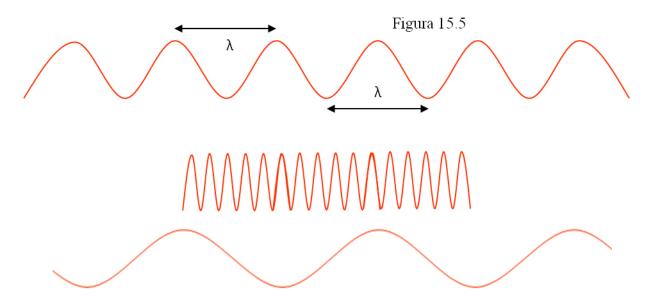
## Color y espectro

Cuando calentamos un alfiler con una llama, va cambiando de color según sea su temperatura: primero adquiere el color rojo, después anaranjado, a continuación amarillo y finalmente blanco. Es decir, el color de los cuerpos depende de su temperatura. Las estrellas también presentan diversos colores que están en función de su temperatura superficial.

Si se hace pasar un rayo de luz solar a través de un prisma aparece el arco iris, formado por una gama de colores que varían gradualmente desde el violeta, en un extremo, hasta el rojo, en el otro. Así se descubrió que la luz blanca consistía en la mezcla de varios colores. También se descubrió que más allá del violeta llegaban otros tipos de rayos, los cuales calentaban mucho un termómetro, pero eran invisibles. Y lo mismo ocurre más lejos del extremo rojo del arco iris.

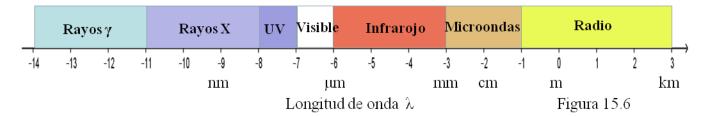


La luz está formada por muchos rayos diferentes, unos visibles con diferentes colores y otros invisibles. Todos ellos son ondas electromagnéticas que viajan a la misma velocidad, la velocidad de la luz c = 300.000 km/s. Pero cada color o cada tipo de radiación posee diferente **longitud de onda**. Una onda electromagnética puede entenderse como una vibración, como una curva que oscila continuamente produciendo crestas y valles. La distancia entre dos crestas sucesivas (o entre dos valles sucesivos) es lo que se llama longitud de onda ( $\lambda$ ). Esta distancia es la que distingue un color de otro y un tipo de radiación de otra.

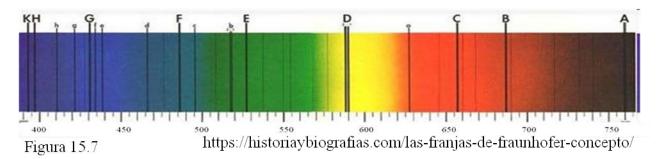


Las longitudes de onda suelen ser muy pequeñas y para medirlas se utiliza el nanómetro (nm).  $1 \text{ nm} = 10^{-9} \text{ m}$ . Así, la luz roja tiene una  $\lambda = 750 \text{ nm}$  mientras que la  $\lambda$  de la luz violeta es de 400 nm. Los famosos rayos ultravioletas tienen una  $\lambda$  aún más pequeña y ya no son visibles. La radiación infrarroja, por el contrario, tiene una  $\lambda$  mayor de 750 nm y nuestros ojos tampoco son capaces de detectarla, como ocurre con los rayos X, utilizados en las radiografías, las microondas o las ondas de radio y de televisión.

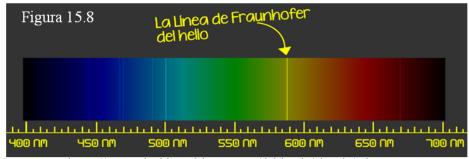
El espectro electromagnético es el conjunto de todas estas ondas. La figura 15.6 representa todo el espectro en función de la longitud de onda  $\lambda$ 



En 1812 el óptico alemán Fraunhofer hizo pasar la luz del Sol, primero a través de una rendija muy estrecha, y después, a través de un prisma. Observó que sobre el fondo del arco iris aparecían muchas rayas oscuras, cada una situada en una posición determinada por su longitud de onda. Esta serie de líneas superpuestas al fondo del arco iris es lo que se llama el **espectro** de la luz solar.



A lo largo del siglo XIX se descubrió que cada elemento químico produce en el espectro unas rayas oscuras determinadas y específicas: el hidrógeno, por ejemplo, siempre produce una raya en 434 nm, otra en 486 nm (la F en la figura 15.7) y otra con  $\lambda$  = 656 nm (la C). Es algo parecido a los códigos de barras de las etiquetas de muchos productos, los cuales permiten identificar de qué producto se trata, cuál es su precio y otros datos del mismo. Las rayas oscuras en el espectro son como las huellas dactilares de cada elemento químico. Gracias a ellas se pudo identificar la mayoría de las líneas oscuras de Fraunhofer en el espectro de la luz solar y fue posible averiguar cuál es la composición química del Sol.



https://www.elsoldepuebla.com.mx/doble-via/ciencia/sabes-como-descubrieron-hace-150-anos-el-helio-en-el-sol-2626521.html

En 1868 el astrónomo francés Pierre Janssen observó en el espectro solar algunas líneas oscuras que no se correspondían con las de ningún elemento conocido. Al mismo tiempo el inglés Norman Lockyer había logrado un descubrimiento similar. Se bautizó este nuevo elemento (que parecía ser exclusivo del Sol) como "Helio", en honor al nombre del dios griego del Sol. Hubo que esperar hasta 1882 cuando el físico italiano Luigi Palmieri descubriría la presencia de este elemento en la atmósfera terrestre.

# Clasificación espectral



El paso siguiente fue intentar analizar la luz de las estrellas. El instrumento necesario para hacerlo se llama espectroscopio (figura 15.9). Acoplado a un telescopio, permite obtener el espectro de cualquier estrella, siempre que sea suficientemente brillante. Así pudieron emprenderse estudios sobre la composición química y sobre el estado físico de las estrellas, hasta entonces inabordables. Se produjo un vuelco, y los cálculos de posiciones y movimientos quedaron relegados a segundo plano, mientras una nueva ciencia se situaba en el primer puesto del interés: la Astrofísica.

El espectro de las estrellas es prácticamente nuestra única fuente de información sobre ellas. Afortunadamente es impresionante la cantidad de datos que se puede extraer de su análisis. Uno de ellos es la temperatura superficial de la estrella.

Las estrellas emiten luz de todos los colores, cuya mezcla hace que las veamos blancas. Sin embargo, en muchas es posible apreciar ciertos tonos de colores, sobre todo los rojizos, como es el caso de Betelgeuse o de Antares. El Sol es claramente amarillento. Esto se debe a que nuestra estrella lanza al espacio más cantidad de radiación amarilla que de otras longitudes de onda.

Analizando el espectro de una estrella es posible determinar cuál es la longitud de onda ( $\lambda_{máx}$ ) en la que emite un máximo de radiación. Concretamente, la longitud de onda más intensa en la luz solar es  $\lambda_{máx} = 500$  nm. Esa longitud de onda está entre el verde y el azul. Sin embargo, el Sol emite en conjunto más radiación en el amarillo y por eso lo vemos de ese color. Y hay una ley física, la **ley de Wien**, que permite calcular la temperatura superficial de esa estrella:

$$T(K) = 2.900.000/\lambda_{máx} (nm)$$

Para el Sol 
$$T = 2.900.000/500 = 5.800 \text{ K}$$

#### Ejercicio 15.1

- a) La  $\lambda_{m\acute{a}x}$  de Arturo es de 676 nm. Este máximo, ¿está más cerca del extremo rojo o del extremo violeta de la luz visible? ¿De qué tono crees que será el color de Arturo?
- b) Calcula, utilizando la fórmula de la ley de Wien, la temperatura superficial de Arturo.
- c) Averigua el color y la temperatura de Vega ( $\lambda_{máx}$ =302 nm).

Haz clic aquí para ver la solución

Hacia 1900 se habían recogido y fotografiado los espectros de muchas estrellas. En unos aparecían pocas rayas oscuras, en otros muchas. En todos había H y He pero en algunos también se identificaron ciertos metales como el sodio (Na), el calcio (Ca) o el magnesio (Mg). Tras muchos estudios, entre los que destaca la aportación de la norteamericana Annie J. Cannon del observatorio de Harvard en Boston, se estableció la siguiente clasificación de las estrellas según su espectro:

Clase espectral	Estrella tipo	Color	Temperatura (K)
O	λ Cephei	Azul	> 30.000
В	Spica	Blanco - Azul	10.000 - 30.000
A	Vega	Blanco	7.500 - 10.000
F	Procion	Blanco - Amarillo	6.000 - 7.500
G	Sol	Amarillo	5.000 - 6.000
K	Arturo	Naranja	3.500 - 5.000
M	Betelgeuse	Rojo	2.000 - 3.500

La designación de cada clase espectral con una letra mayúscula es un mero convenio, y el orden en el que aparecen se debe a que inicialmente se hizo una clasificación provisional siguiendo el orden alfabético. Luego se encontró más lógico seguir el orden de temperaturas o de los colores. Los estudiantes de habla inglesa utilizan esta frase para recordar la secuencia de letras.

## Oh!, Be A Fine Girl, Kiss Me

Una versión castellana, menos romántica, dice así:

"Otros Buenos Astrónomos Fueron Galileo, Kepler, Messier"

Cada clase espectral se subdivide en 10 partes, desde la 0 hasta la 9, para afinar más esta clasificación. Por ejemplo, una estrella G0 tendría la máxima temperatura (6.000 K), mientras que la G9 tendría una temperatura un poco mayor de 5.000 K. El Sol es de la clase G2.

### Ejercicio 15.2

Indica la clase espectral a la que pertenece Capella, cuya temperatura superficial es de 5.900 K. Clasifica estas estrellas

a) Rigel (
$$\lambda_{max} = 230 \text{ nm}$$
) b) Altair ( $T = 8.400 \text{ K}$ )

c) Aldebarán (T = 4.200 K).

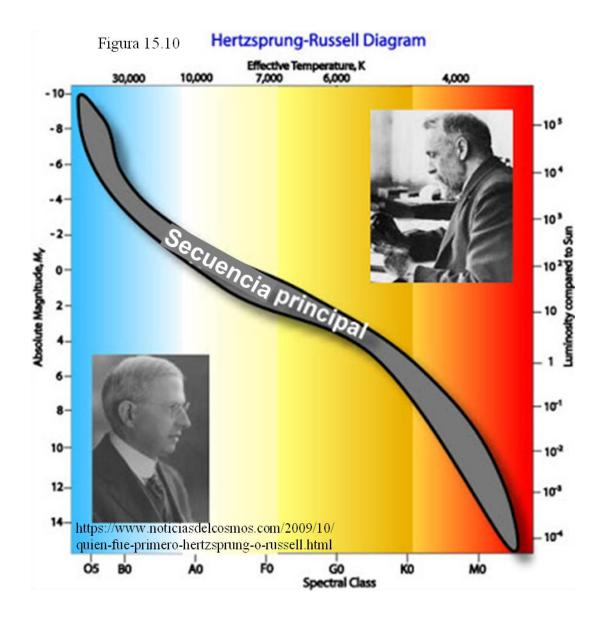
Haz clic aquí para ver la solución

## 15.2 EL DIAGRAMA H-R

En 1913 dos científicos, el danés Ejnar Hertzsprung y el estadounidense Henry N. Rusell elaboraron independientemente una gráfica que relacionaba la magnitud absoluta (M) de una estrella y la temperatura superficial. En honor de ambos se conoce con el nombre de diagrama H-R. Analicemos con detalle el diagrama.

El eje horizontal se gradúa con las clases espectrales, desde la O5 a la izquierda hasta la M0 a la derecha, así como con la temperatura (en miles de K) que avanza de derecha (3.000 K) a izquierda (40.000 K). Las estrellas más calientes se situarán hacia la izquierda y son azules, en el centro son blancas con temperaturas medias y hacia la derecha van siendo menos calientes y de tonos amarillentos y rojos.

En el eje vertical está indicada la magnitud absoluta (desde 16, abajo, hasta -10 arriba) y simultáneamente la luminosidad en relación a la del Sol: abajo las estrellas menos luminosas (una millonésima del Sol) hasta las más potentes (arriba, un millón de soles).



Una vez que se sitúan en ese gráfico muchas estrellas, se observa lo siguiente:

- La mayoría de ellas se encuentran en una diagonal que se denomina secuencia principal que va desde la parte superior izquierda a la inferior derecha. El Sol se encuentra casi a mitad de dicha diagonal.
- Las situadas en la parte superior izquierda de esta diagonal son más calientes y luminosas (gigantes azules, como Régulus), mientras que las que se encuentran en la parte inferior derecha son las más frías y de poco brillo (enanas rojas, por ejemplo la estrella de Barnard).
- Existen otras que no se encuentra en dicha secuencia principal, unas son frías y muy luminosas (gigantes rojas, como Betelgeuse) mientras que otras son calientes y de poco brillo (enanas blancas como Sirio B).

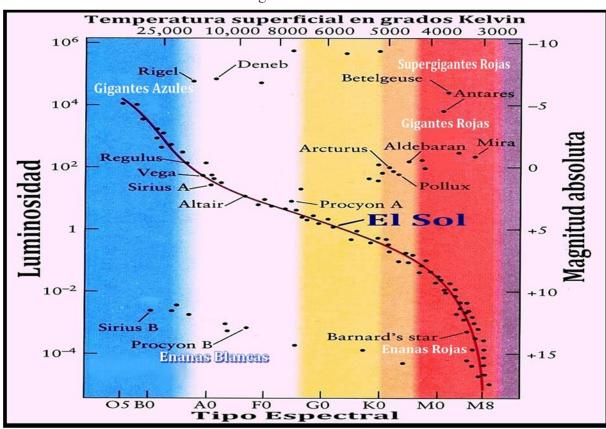


Figura 15.11

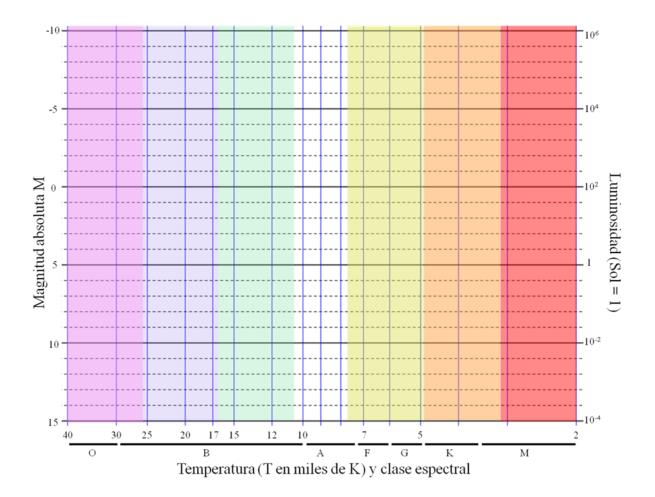
http://paseosporeluniverso.blogspot.com/2012/06/diagrama-h-r.html

Ejercicio 15.3

Representa las siguientes estrellas en la figura siguiente, indicando su nombre (o su inicial) y el símbolo que corresponda en cada caso  $(+ \bullet \circ)$ 

Estrella	M	T	S
Regulus	-0,6	12.500	+
Vega	0,6	10.000	+
Sirio	1,4	10.000	+
Altair	2,2	7.000	+
Procion	2,7	6.500	+
Sol	4,8	5.800	+
Spica	-3,5	25.000	+

Estrella	M	T	S
Próxima C	15,5	3.000	+
E. Barnard	13,2	3.100	+
61 Cygni	7	4.500	+
Rígel	-7,7	12.000	•
Deneb	-8,4	8.500	•
Betelgeuse	-6	3.500	0
Antares	-5	3.600	0



Haz clic aquí para ver la solución

# 15.3 EVOLUCIÓN ESTELAR

Durante mucho tiempo los astrofísicos deseaban conocer la evolución de las estrellas y sospechaban que esta dependía fundamentalmente de su masa inicial que condiciona su temperatura y por tanto su color. Al "nacer" una estrella se situará en una posición de la secuencia principal que está en función de su masa inicial. La mayor parte de su "vida" permanecerá en dicha posición que sólo abandonará al final, cuando se agote su principal "combustible", el hidrógeno.

En el caso del Sol esta situación se prolongará durante un tiempo aproximado de 10.000 millones de años. Las estrellas más masivas, gigantes azules, se consumen más rápidamente mientras que las de menor masa tardan más tiempo en abandonar la secuencia principal.

#### **Nacimiento**

Se forman a partir de nubes de materia interestelar, las nebulosas. Aunque parezca increíble las estrellas se forman a partir de nebulosas frías, que se encuentran aproximadamente a temperaturas cercanas a  $-200\,^{\circ}\text{C} = 73\,\text{K}$ . Cuando esta nube comienza a contraerse la mayor parte de su materia se agolpa en el centro, donde se formará la estrella, mientras que el resto puede formar un disco plano, que gira alrededor del centro y en el que quizás aparezca un sistema planetario. El proceso es el mismo que siguió el Sol (ver tema 11). En muchas ocasiones, lo que sucede es que nacen simultáneamente dos o más estrellas de la misma nube. Cuando en el núcleo de la protoestrella se alcanza una temperatura de unos 10 millones de grados, los choques son tan intensos que comienzan a producirse reacciones nucleares.

Si la nube de gas posee una cantidad de materia insuficiente, su gravedad será demasiado débil y su temperatura no se elevará hasta alcanzar el nivel crítico que desencadena la fusión nuclear. Cualquier estrella así formada no pasará de ser un cuerpo caliente, que solo puede ser detectada por sus emisones de radiación infrarroja. Estos objetos celestes que no llegan a ser verdaderas estrellas se denominan "enanas marrones". La materia mínima para que se forme una estrella es del 8% de la masa del Sol.

# Secuencia principal

Al principio la nube es muy difusa. Al concentrarse por efecto de la gravedad, la densidad va aumentando y, en el centro, la temperatura y la concentración crecen de forma espectacular. Los núcleos de hidrógeno tienen mucha energía y están muy cerca unos de otros, por lo que chocan con mucha frecuencia, fusionándose para formar un núcleo de helio.

En ese momento podemos decir que ha nacido la estrella, que dada su masa, como ya hemos comentado, se sitúa en un lugar determinado de la secuencia principal del diagrama H-R.

Básicamente la reacción nuclear es la que sigue: Cuatro núcleos de hidrógeno (protones) se unen para formar un núcleo de He (dos protones y dos neutrones). En realidad este resultado global, esta fusión, se produce a través de múltiples y complejas reacciones nucleares parciales.

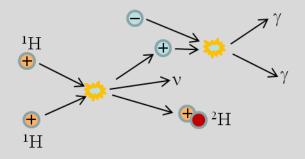
En el centro del Sol los protones no chocan directamente de cuatro en cuatro para formar núcleos de He, sino que lo hacen de dos en dos formando deuterio (<sup>2</sup>H, un isótopo del hidrógeno);

este deuterio se une con otro protón dando como resultado el isótopo del helio <sup>3</sup>He; por último dos partículas de <sup>3</sup>He chocan y forman un núcleo de He (<sup>4</sup>He) desprendiéndose dos protones que pueden volver a intervenir en nuevas fusiones. Puedes ver los detalles en el cuadro de ampliación siguiente.

# Ampliación: reacciones nucleares en el interior de las estrellas

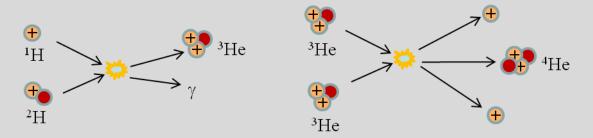
La fusión del hidrógeno en helio se produce fundamentalmente mediante un ciclo de reacciones conocido como la cadena protón-protón.

En el primer paso dos protones chocan, uno de ellos se convierte en un neutrón, un positrón (la antipartícula del electrón, con carga positiva) y un neutrino ( $\square$ ). El neutrón se une al otro protón para formar un núcleo de deuterio ( $^2$ H, isótopo del hi-



drógeno), el neutrino es emitido y el positrón se aniquila inmediatamente con un electrón emitiendo dos fotones  $(\Box)$ .

La segunda fase consiste en la unión del núcleo de deuterio con otro protón para formar un núcleo del isótopo ligero del helio <sup>3</sup>He.

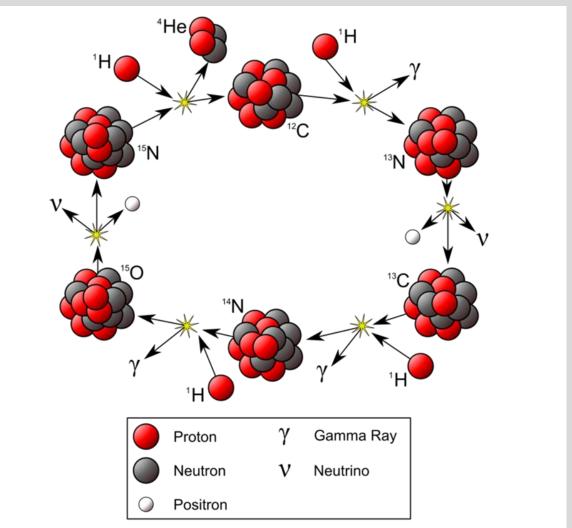


Finalmente, dos núcleos de <sup>3</sup>He se unen para dar un núcleo de helio (<sup>4</sup>He) liberando dos protones que podrán volver a integrarse en nuevos ciclos de fusión.

Aunque este proceso denominado cadena protón-protón es más importante en las estrellas de la masa del Sol o menor, los modelos teóricos muestran que el ciclo carbono, nitrógeno, oxígeno (CNO) es la fuente de energía dominante en las estrellas más masivas.

# Ampliación: el ciclo CNO

El resultado neto del ciclo es la fusión de cuatro protones en un núcleo de <sup>4</sup>He con emisión de dos positrones y dos neutrinos, liberando energía en forma de rayos gamma. Los núcleos de carbono, oxígeno y nitrógeno sirven como catalizadores y se regeneran en el proceso.



http://www.nupecc.org/NUPEX/index.php?g = textcontent/nuclear and universe/origin of elements & lang = escape and the support of the suppor

## Las reacciones del ciclo CNO son:

$${}^{12}{}_{6}C + {}^{1}{}_{1}H \longrightarrow {}^{13}{}_{7}N + \gamma + 1,95 \text{ MeV}$$

$${}^{13}{}_{7}N \longrightarrow {}^{13}{}_{6}C + e^{+} + \nu_{e} + 1,37 \text{ MeV}$$

$${}^{13}{}_{6}C + {}^{1}{}_{1}H \longrightarrow {}^{14}{}_{7}N + \gamma + 7,54 \text{ MeV}$$

$${}^{14}{}_{7}N + {}^{1}{}_{1}H \longrightarrow {}^{15}{}_{8}O + \gamma + 7,35 \text{ MeV}$$

$${}^{15}{}_{8}O \longrightarrow {}^{15}{}_{7}N + e^{+} + \nu_{e} + 1,86 \text{ MeV}$$

$${}^{15}{}_{7}N + {}^{1}{}_{1}H \longrightarrow {}^{12}{}_{6}C + {}^{4}{}_{2}He + 4,96 \text{ MeV}$$

En este proceso hay una pequeña pérdida de masa que se convierte en una enorme cantidad de energía, a partir de la conocida expresión  $E = m \cdot c^2$ . Por cada gramo de hidrógeno que se convierte en helio se desprenden  $1,8\cdot 10^{11}$  julios de energía. Cuando se quema 1 g de gasolina se producen "solo"  $4,6\cdot 10^4$  julios, así que la fusión nuclear es casi 10 millones de veces más eficiente que la combustión habitual.

Por tanto, los núcleos de las estrellas son el lugar donde el hidrógeno se convierte en helio, de tal forma que el porcentaje inicial de estos dos elementos en el Universo (75% de H, 25% de He, ver tema 18) va cambiando aumentando el del He y reduciéndose el del H. La composición actual en el núcleo del Sol es: 36% H y 64% He.

Tras su nacimiento gran parte del gas y polvo acaba siendo barrido por la radiación estelar. Sin embargo, antes de que esto ocurra, pueden formarse planetas alrededor de la estrella central, como es el caso de nuestro Sistema Solar y otros, que a partir del desarrollo de telescopios más potentes y de las nuevas tecnologías, han sido descubiertos en los últimos años.

Las estrellas completamente desarrolladas conservan signos de su nacimiento. Las primeras estrellas que se formaron provenían de los primeros átomos de hidrógeno. Posteriores generaciones se formaron con restos procedentes de estrellas anteriores que contenían elementos más pesados. La presencia en el Sol de algunos de estos elementos, C. N, O, Ca,... demuestra que se trata de una estrella de tercera generación.

Tras unas fases iniciales un tanto inestables, la estrella llega a un equilibrio entre dos fuerzas contrapuestas: la gravedad, el peso de toda la masa de la estrella, que tiende a contraerla aún más empujándolo todo hacia el centro, y la presión de radiación, la energía que se produce en el núcleo y que intenta salir hacia fuera (figura 15.12).

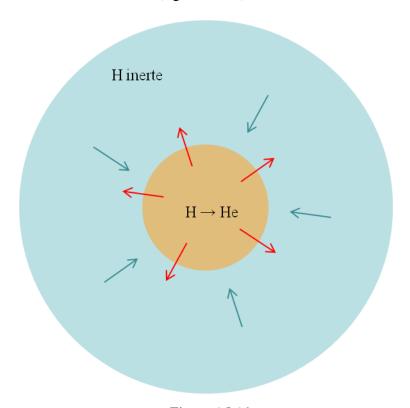


Figura 15.12

Mientras la estrella consiga mantener este equilibrio brillará poderosamente en el firmamento y ocupará el sitio que le corresponde en la secuencia principal en función de su masa. Si la estrella es muy masiva (por ejemplo 10 masas solares), será una estrella de la clase O o B, muy caliente y muy luminosa, y gastará muy deprisa sus reservas de hidrógeno. El Sol, de masa media, consume H a un ritmo moderado y se mantendrá en la secuencia principal durante unos diez mil millones de años (ahora mismo parece que está a medio camino entre su nacimiento y su muerte) brillando con una luminosidad mediana. Las estrellas ligeras (1/10 de la masa solar) sólo alcanzarán temperaturas relativamente bajas, serán de las clases K o M, lucirán débilmente en el cielo y convertirán H en He tan lentamente que su vida como estrellas será muy larga. La tabla adjunta nos indica el tiempo que permanece una estrella en la Secuencia principal,  $M_{\odot}$  y  $L_{\odot}$  son la masa y la luminosidad del Sol

Masa (Mo)	T (K)	Clase espectral	$\begin{array}{c} Luminosidad \\ (L_{\Theta}) \end{array}$	Tiempo en secuencia principal (·10 <sup>6</sup> años)
25	33.000	О	80.000	3
9	22.000	В	2.000	40
1,8	8.400	A	8	2.000
1,2	6.300	F	2	6.000
0,9	5.500	G	0,7	13.000
0,7	4.400	K	0,3	25.000
0,3	3.000	M	0,015	200.000

Esto tiene bastante interés al considerar las posibilidades de vida extraterrestre: una estrella de 2 masas solares no tiene tiempo suficiente como para evolucionar hasta alcanzar una civilización tecnológica. Quizá la masa máxima que lo permita sea precisamente la del Sol o sólo un poco más.

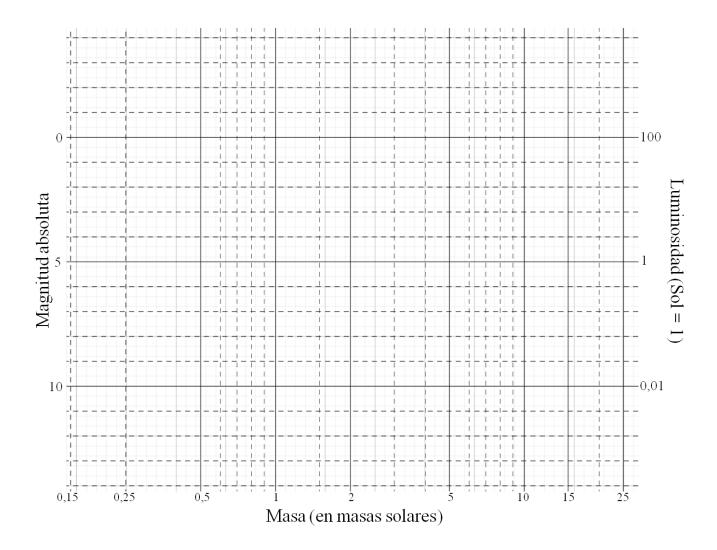
La estructura de una estrella mientras esté en la secuencia principal (lo que ocupa el 90% de su vida) consiste en un núcleo central muy caliente y denso donde el H está fusionándose para dar He y una capa externa formada por H (75%) y He (25%) inerte. La gravedad empuja esa capa externa hacia el centro pero la presión de la radiación generada en el núcleo consigue sujetarla.

## Ejercicio 15.4

En esta tabla tienes la masa y la magnitud absoluta de varias estrellas de la secuencia principal.

Estrella	Masa	M	Estrella	Masa	M	Estrella	Masa
Spica	11,5	-3,5	Regulus	3,8	0,6	Sol	1
Achernar	6,7	-1,5	Sirio	2	1,4	61 Cygni	0,7
Alkaid	6,1	-0,67	Altair	1,8	2,2	E. Barnard	0,15

- a) Sitúalas en la cuadrícula siguiente.
- b) Proción tiene 1,5 masas solares. ¿Cuál podría ser su magnitud absoluta?
- c) ¿Y la de una estrella de 5 masas solares?



Haz clic aquí para ver la solución

M

4,8

7,5

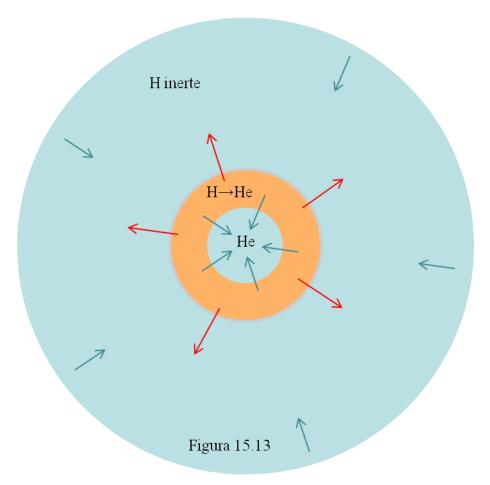
13,2

#### Muerte

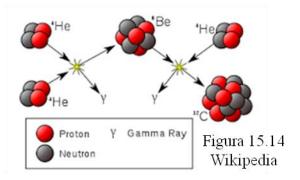
Las fases de nacimiento y de muerte de cada estrella son muy cortas (unos pocos millones de años) en relación al tiempo que transcurre en la secuencia principal (cientos o miles de millones de años). La evolución final de una estrella va a depender de la masa que posee en su fase final.

## La agonía del Sol

Si la estrella al final de su vida tiene entre 0,6 y 9 masas solares su muerte es algo compleja. A medida que la fusión avanza, el centro de la estrella va acumulando helio hasta ser casi el único elemento presente en el núcleo. En este momento se produce un cambio drástico en la vida de la estrella. En el centro dejan de producirse reacciones de fusión, pero estas se mantienen en una "cáscara", en una capa que rodea al núcleo, donde aún queda hidrógeno.



Esto tiene dos consecuencias: por una parte, en el centro no hay ya ninguna fuerza que se oponga a la gravedad por lo que el núcleo se contrae y aumenta considerablemente su temperatura, y este calor incrementa fuertemente el ritmo de fusión del hidrógeno en las capas próximas al núcleo. La presión de radiación de esa "cáscara" se intensifica, se rompe el equilibrio y la estrella se hincha hasta hacerse cien veces más voluminosa y aunque genera más energía que antes es tan inmensamente grande que emite menos energía por unidad de superficie. Su temperatura superficial disminuye a unos 3.000 K y se convierte en una **gigante roja** abandonando la secuencia principal.



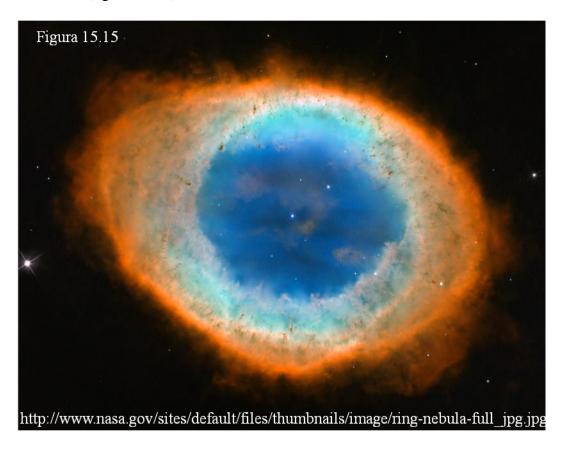
Al hacerse tan grandes la gravedad es muy débil en las capas exteriores que pueden fácilmente escapar y pasar al medio interestelar: las gigantes rojas sufren una pérdida de masa.

El núcleo de helio continúa su contracción hasta que la temperatura alcanza los 10<sup>8</sup> K, en ese momento se produce la fusión del helio, formando núcleos de berilio que son muy inestables. Éstos a su vez podrán fusionarse con helio para formar

carbono (proceso triple  $\alpha$ ). También se forma algo de oxígeno ( $^{12}C + ^{4}He \rightarrow ^{16}O$ ). Esta es una fase relativamente corta (figura 15.14).

Una vez agotado el He, el núcleo (compuesto de núcleos de C y de O) colapsa hasta llegar a un estado degenerado, cuya temperatura es todavía muy alta y mantiene un brillo apreciable: se forma una estrella **enana blanca** que podría tener la masa del Sol confinada en una esfera del tamaño de la Tierra (lo que supone una densidad de ¡2 toneladas por cm³!).

La enana blanca, al estar a temperatura muy alta, emite fotones muy energéticos (en el rango del ultravioleta) que ionizan los restos de las capas exteriores expulsadas de la gigante roja produciéndose un bonito efecto de fluorescencia perfectamente visible formando lo que se denomina una **nebulosa planetaria**, como es el caso de la nebulosa del anillo, M 57, en la constelación de Lira (figura 15.15)



Con el tiempo la enana blanca irá enfriándose, dejará de emitir radiación ultravioleta y la nebulosa planetaria se desvanecerá en el medio interestelar. La estrella progenitora seguirá perdiendo temperatura muy lentamente hasta hacerse invisible (enana negra).

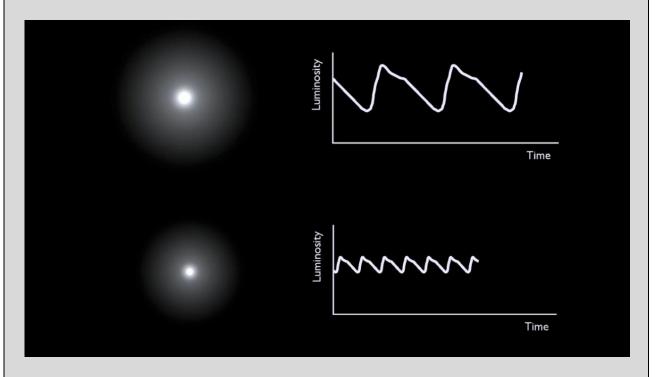
# Ampliación: mecanismo de variación de brillo de una cefeida.

Algunas gigantes rojas de mayor masa que el Sol, tras la ignición del He, pasan por una época de inestabilidad que las convierte en variables **cefeidas**, que son estrellas bastante masivas y por tanto en general intrínsecamente muy luminosas (como para ser detectables en galaxias no muy lejanas).

Como ya vimos en este mismo tema (ampliación: el tamaño de las estrellas) la luminosidad de una estrella depende de su temperatura superficial y del tamaño de su superficie emisora.

Las cefeidas presentan variaciones periódicas de luminosidad extremadamente regulares. Éstas son debidas a contracciones y expansiones radiales; cuando la estrella se contrae, aumentan las reacciones nucleares en su interior, lo cual produce una elevación de la temperatura, y por tanto un máximo de brillo. Posteriormente, el aumento de energía liberada tiende a detener la contracción de la estrella y a producir una dilatación de las capas más externas. Al expandirse, la estrella se enfría, con la consiguiente disminución de su luminosidad, alcanzando un mínimo. Así, pues, la luminosidad de una variable cefeida es inversamente proporcional a sus dimensiones, lo que significa que es máxima cuando el radio es mínimo, y viceversa.

En la mayoría de los casos, las curvas de luz de las cefeidas se caracterizan por un perfil más bien asimétrico, con un rápido ascenso hacia la luminosidad máxima y un descenso más lento hacia la mínima.



http://henrietta.iaa.es/una-regla-para-medir-el-universo

#### Enanas rojas

Las estrellas que tienen una masa menor que 0.5 veces la masa solar (M < 0.5  $M_{\rm S}$ ), las enanas rojas situadas en la parte inferior derecha de la secuencia principal, consumen su H tan lentamente que ninguna ha tenido tiempo de agotar su combustible. Los modelos teóricos indican que, al final, pasarán por unas etapas similares: cuando se agote el H y cesen las reacciones en el núcleo éste se contraerá y calentará, pero no lo suficiente como para alcanzar la temperatura necesaria para prender el He. Sí se prenderá la envoltura de H que rodea al núcleo, de forma que la estrella se expandirá convirtiéndose en una gigante roja y el núcleo colapsará hasta devenir en una enana blanca, pero no habrá nebulosa planetaria.

#### > Estrella de neutrones

En las estrellas muy masivas (más de 9 masas solares) cuando el H del centro se termina se repite el mismo proceso: contracción y calentamiento del núcleo que activa las reacciones del H  $\rightarrow$  He en la "cáscara" que lo rodea y que hincha la estrella hasta convertirla ahora en una supergigante roja, mientras en el centro se enciende la reacción He  $\rightarrow$  C. Cuando el He se agote la estrella quedará con C en el centro, He en una capa intermedia e H en la exterior. El núcleo volverá a contraerse y a calentarse pero ahora, al disponer de una masa mayor, sí se alcanza suficiente temperatura como para que el C pueda fusionarse y convertirse en otros elementos más pesados.

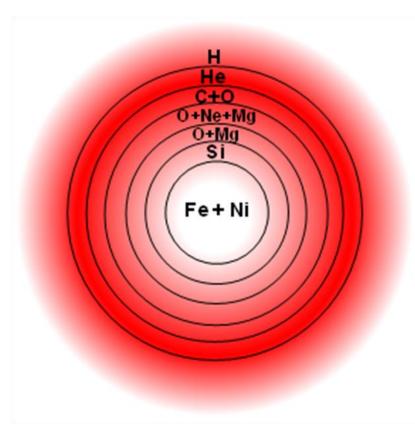


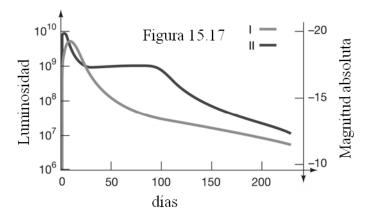
Figura 15.16 (Wikipedia)

Este proceso continúa, ya que a esas elevadas temperaturas los núcleos de carbono se unen formándose núcleos de neón, oxígeno, silicio,... En fusiones sucesivas se crean elementos cada vez más pesados como el cromo, manganeso, níquel hasta que se alcanza una situación estable. El proceso se detiene en el hierro Fe<sup>56</sup><sub>26</sub>, ya que su fusión consume energía en vez de producirla. Si quieres saber más sobre este proceso haz clic aquí.

Así las distintas familias de elementos se disponen concéntricamente como capas de cebolla (figura 15.16)

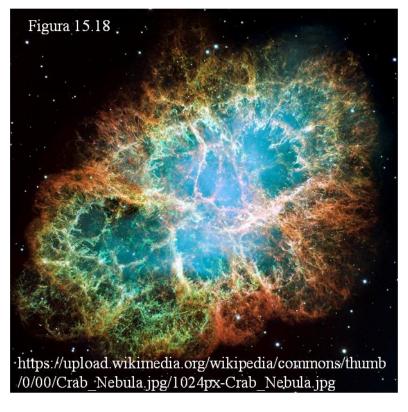
Finalmente, cuando se agotan todas las posibilidades de generar energía por medio de fusiones nucleares la estrella colapsa, las capas externas caen de golpe y rebotan en el denso núcleo metálico: la estrella "explosiona" formando una **supernova** dando lugar (durante unas semanas) a un brillo inmensamente mayor, de tal forma que incluso puede ser vista en pleno día, y expulsa al medio interestelar casi toda su envoltura que es visible en forma de nebulosa. De esta manera los restos de la supernova enriquecen el medio con los elementos formados previamente.

La potencia de estas explosiones no es siempre la misma sino que depende de la masa de la estrella. Por eso estas supernovas se designan como de tipo II, para diferenciarlas de las de tipo Ia, las "candelas estándar" vistas en el tema 14, que sí tienen siempre la misma magnitud absoluta (figura 15.17).



En la explosión se genera gran cantidad de energía que permite la producción

de nuevas reacciones de núcleo-síntesis formándose elementos más pesados que el Fe, desde el Co<sub>27</sub> al U<sub>92</sub> que se desparraman por las cercanías contaminando con sus aportaciones las nebulosas próximas. Algunas de ellas, al evolucionar, darán lugar a nuevas estrellas (de 2ª generación y posteriormente otras de 3ª generación, como el Sol) y quién sabe si a nuevos planetas. En uno de éstos, la Tierra, surgió la vida y los seres humanos. Por tanto podemos decir, que la Tierra, los seres vivos y **nuestros cuerpos están formados de polvo de estrellas.** 



La nebulosa del Cangrejo (M 1) visible en la constelación de Tauro es un ejemplo de remanente o resto de supernova (figura 15.18). La estrella progenitora fue vista el año 1054 y consta en los anales chinos y árabes de la época. Como apareció inesperadamente en un lugar donde no había antes ninguna estrella fue considerada como una estrella "nueva" de donde la denominación latina usual de nova o supernova (si es muy, muy brillante). En su centro se localiza una estrella de neutrones que gira a 30 revoluciones por segundo.

# Ampliación: poblaciones estelares

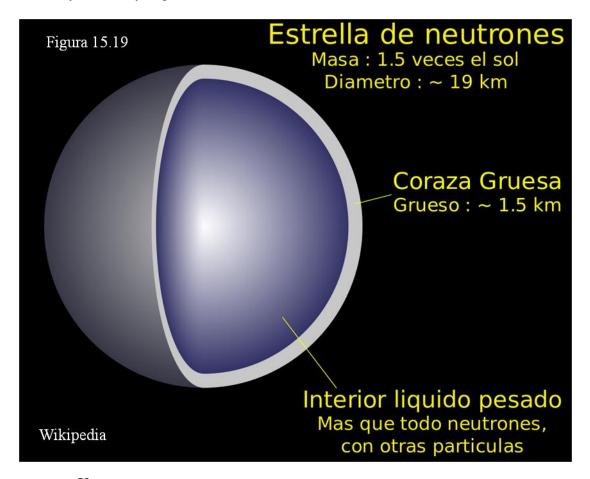
En 1943 el astrónomo germano-americano Walter Baade estableció la siguiente clasificación estelar:

Estrellas de **Población I**: estrellas "jóvenes" con alta metalicidad (existencia de elementos más pesados que H y He), estrellas de 2ª generación, formadas en nubes interestelares contaminadas por restos de estrellas viejas.

Estrellas de **Población II**: estrellas "viejas", con escasa o nula metalicidad, formadas exclusivamente con el H y el He primordiales (ver tema 18)

Esto tiene interés para la vida extraterrestre: hace falta una estrella de 2ª o 3ª generación para que contenga, por ejemplo, C y O, fundamentales para la vida tal y como la conocemos. En las de Población I no puede haber.

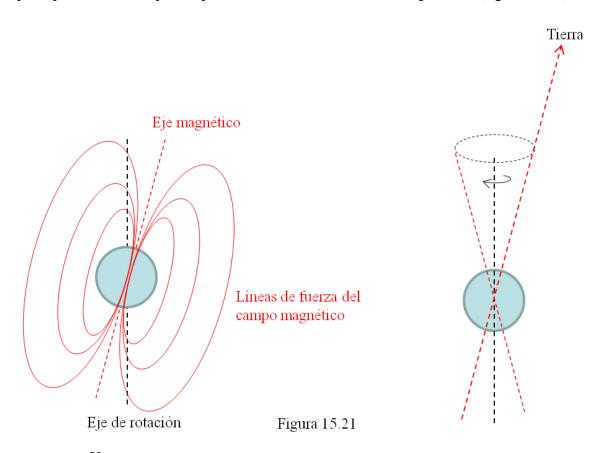
Por su parte, el núcleo colapsa cada vez más, de forma que la estrella alcanza el estado de materia degenerada. En ella los átomos han perdido su corteza y el núcleo de la estrella está formado únicamente por neutrones, aumentando la densidad hasta alcanzar valores de  $10^{16}$  g/cm<sup>3</sup>. Son las denominadas **estrellas de neutrones** (figura 15.19). Suelen tener un diámetro de unos 20 km y una velocidad de giro muy alta (como de 2 vueltas por segundo, aunque algunos alcanzan cientos de revoluciones/s) lo que provoca una potente emisión en forma de ondas de radio, rayos X o rayos gamma.



Estas emisiones salen de la estrella de neutrones como dos chorros en la dirección del eje magnético (figura 15.20).

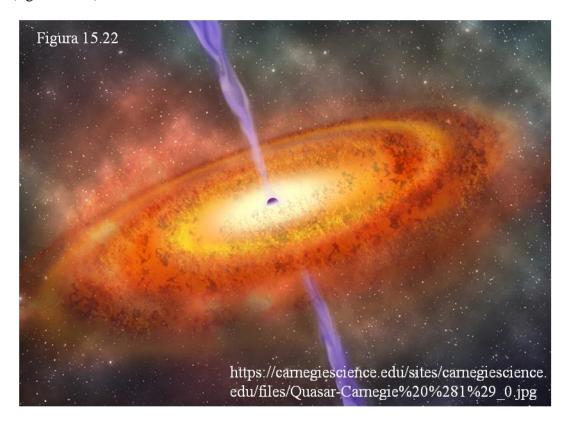


Generalmente éste no coincide con el de rotación de forma que el eje magnético describe un cono que solo apuntará a la Tierra durante un instante en cada vuelta. Es algo parecido a la luz de un faro en las costas. Así su emisión es detectada en la Tierra como pulsos de luz que se repiten periódicamente por lo que también reciben el nombre de **púlsares** (figura 15.21).

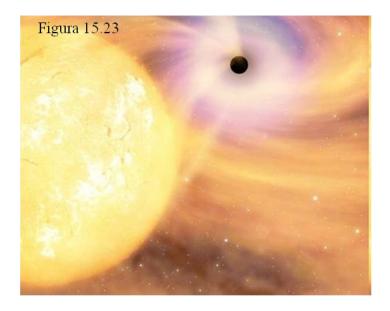


## Agujeros negros

Se forman en la muerte de estrellas a partir de las 30 masas solares: la materia restante en el núcleo se concentra en un volumen tan reducido que la densidad se hace gigantesca. La gravedad se hace tan grande que ningún cuerpo ni radiación puede escapar de ella, ni siquiera las radiaciones electromagnéticas como la luz, pueden superar la velocidad de escape de estos cuerpos (figura 15.22).



Aunque no se pueden detectar directamente sí que se observan ciertas anomalías en sus proximidades, como es la emisión de fuertes radiaciones. Hoy sabemos que, además de en otros lugares de nuestra galaxia, en su centro hay un enorme agujero negro de 60 millones de masas solares en el que se ha observado cómo ha "engullido" algunas estrellas (figura 15.23).



Cuadro resumen, en el que las masas están indicadas en masas solares (figura 15.24)

GR = Gigante Roja EB = Enana Blanca

SGR = Super Gigante Roja NP = Nebulosa Planetaria

SGA = Super Gigante Azul SN = Super Nova

EN = Estrella de Neutrones AN = Agujero Negro

Ma	sa	Tipo espectral	Evolución final		
Muy baja	m < 0,08		Enana marrón		
Baja	0,08 < m < 0,5	K M	GR	EB	
Medi a	0,5 < m < 9	F G	GR	NP + EB	
Alta	9 < m < 30	ВА	SGR	SN + EN	
Muy alta	m > 30	0	SGA SN + AI		

Figura 15.24

# Ampliación: la estabilidad del Fe<sub>26</sub><sup>56</sup>

Hemos visto que en la nucleosíntesis estelar se van formando en las estrellas gigantes rojas elementos cada vez más pesados, pero el proceso se detiene en el Fe, de número atómico 26. Veamos cual es la causa.

Las reacciones nucleares son procesos en los cuales una pequeña pérdida de masa equivale a una gran liberación de energía. La expresión que relaciona ambas magnitudes es la conocida ecuación de Einstein  $\Delta E = m \cdot c^2$ 

Cuando nace una estrella, a partir de 4 núcleos de  $H_1^1$  y después de una serie de reacciones nucleares se forma  $He_2^4$  liberándose una energía de 26,73 MeV. Puesto que el He tiene de número másico A = 4 (ya que su núcleo está formado por 4 nucleones, dos protones y dos neutrones), si dividimos la energía total por el número de nucleones obtenemos:

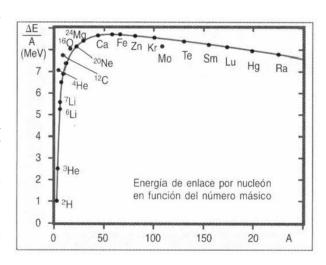
$$\Delta E/A = 26,73/4 = 6,6825 \text{ MeV/nucleón}$$

Este es un valor que nos indica la energía que hay que aportar a cada nucleón para que este núcleo se rompa. Es por tanto una medida de la estabilidad de los núcleos atómicos.

Debemos tener en cuenta que la energía que hay que dar a un electrón para que escape del átomo es del orden de electrones voltios, eV, mientras que la necesaria para romper los núcleos corresponde a una escala de MeV, ¡un millón de veces mayor!

La gráfica siguiente representa cómo varía esta energía de enlace por nucleón ( $\Delta E/A$ ) con respecto al número másico (A) para los diferentes isótopos conocidos.

Se puede observar que en un principio la energía de enlace por nucleón aumenta con la masa atómica, no obstante a partir de un cierto valor esta energía empieza a disminuir paulatinamente. El núcleo más estable es el Fe-56 al que corresponde una energía de enlace de 8'8 MeV/nucleón. Las mayores energías se presentan para números másicos comprendidos entre 40 y 100 aproximadamente.



Si un núcleo pesado se divide en dos núcleos más ligeros (fisión nuclear), o si dos núcleos ligeros se unen para formar uno más pesado (fusión nuclear), se obtienen núcleos más estables, es decir, con mayor energía de enlace por nucleón en los productos de la reacción nuclear que la que tenían el o los núcleos de partida.

El proceso de formación de núcleos en estrellas masivas se detendrá en el Fe. Sólo en condiciones de energías extremadamente elevadas, como ocurre en la explosión de las supernovas, se podrán formar los restantes elementos de la tabla periódica desde el Co-27 al U-92.

## Ejercicio 15.1

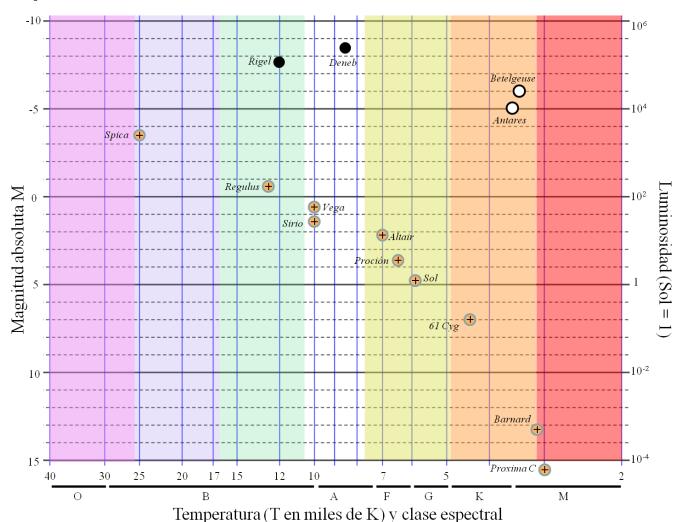
- a) Mucho más cerca del extremo rojo que será su color predominante
- b) 4.290 K
- c) La  $\lambda_{m\acute{a}x}$  de Vega está fuera del rango visible, en la zona del ultravioleta. Su color será azulado y su temperatura superficial debe ser de unos 9.600 K.

## Ejercicio 15.2

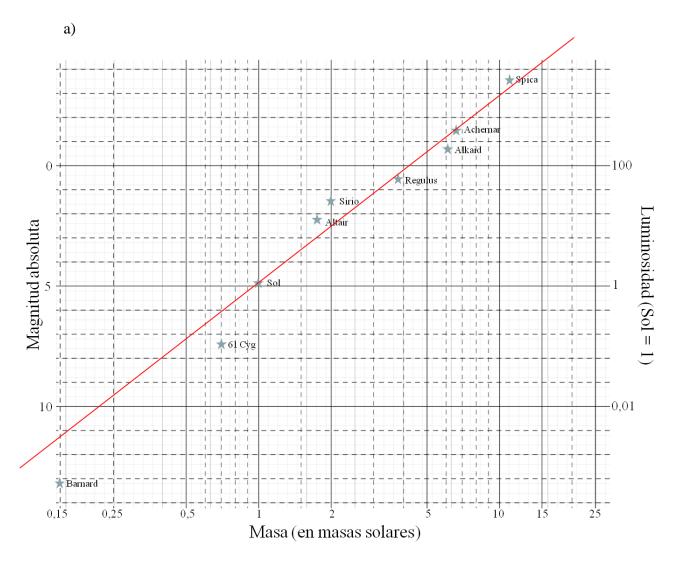
Capella debe ser G1

- a) Rigel tiene una T = 12.600 K por lo que estará en la clase espectral B, pero de las más frías, quizá B8.
- b) Altair podría ser A7
- c) Aldebarán K5

## Ejercicio 15.3



# Ejercicio 15.4



- b) Aproximadamente 3
- c) Tendría ya magnitud negativa: alrededor de -0,2.