

Astronomía Extragaláctica

2024

Astrofísica General

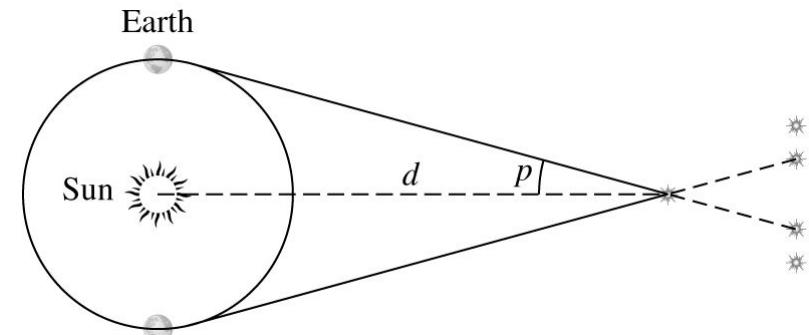
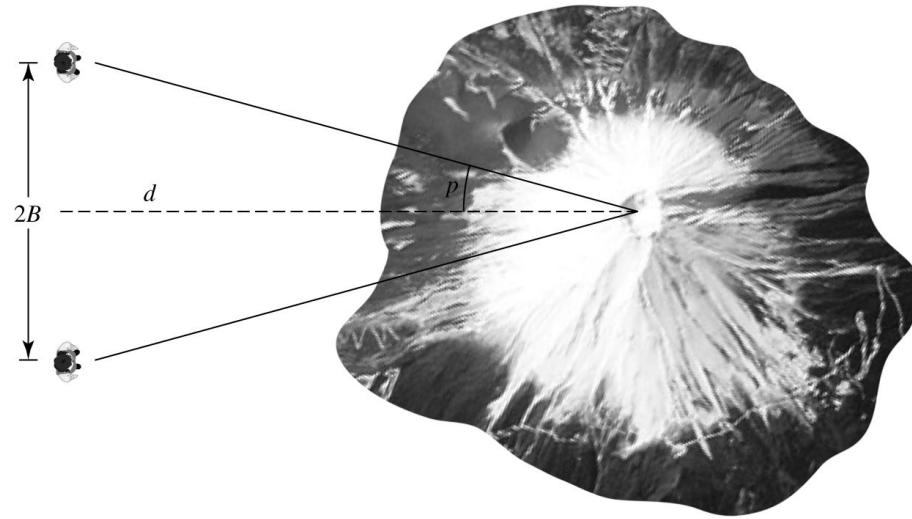
Parajes Estelares

Paralajes Estelares

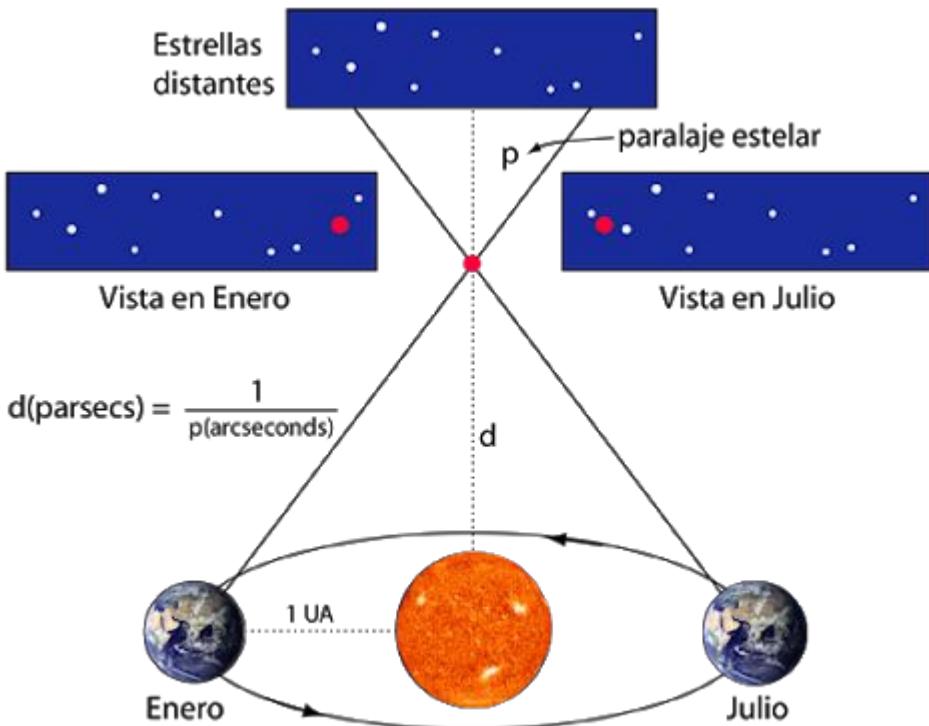
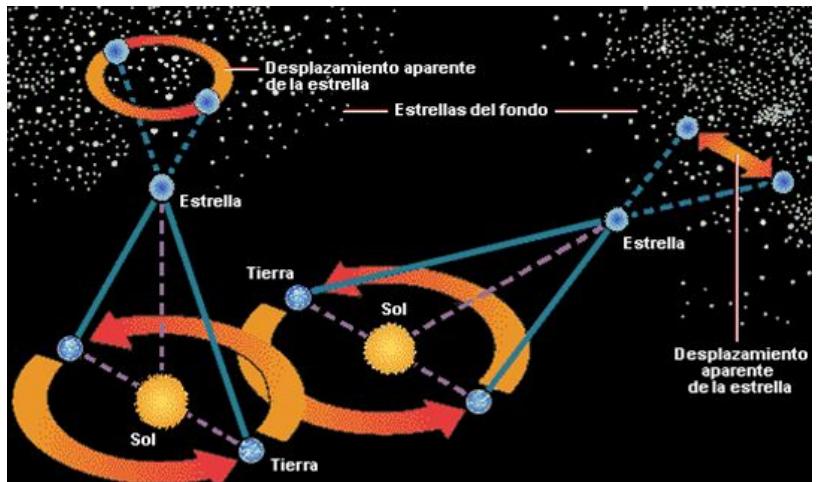
La medición del brillo intrínseco de una estrella está completamente ligada a la determinación de su distancia, siendo ésta una de las tareas más difíciles de la astronomía.

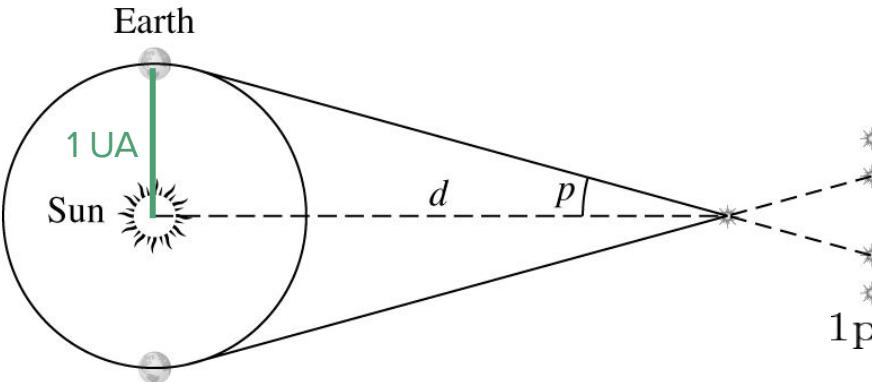
El método de la paralaje se basa en el mismo concepto del método de triangulación que se utiliza en la Tierra para medir distancias a objetos inaccesibles. Usa como línea de base el desplazamiento de la Tierra en su órbita alrededor del sol en un año.

La posición angular de la misma estrella hecha con 6 meses de diferencia muestra una oscilación periódica de ida y vuelta (diferente a su movimiento propio).



Paralajes Estelares





$$d = \frac{1 \text{ AU}}{\tan p} \simeq \frac{1}{p} \text{ AU},$$

Usamos la aproximación para ángulos pequeños y pasamos radianes a segundos de arco:

$$\tan p \simeq p$$

$$1 \text{ radian} = 57.2957795^\circ = 206264.806''$$

$$d \simeq \frac{206,265}{p''} \text{ AU.}$$

Definiendo una nueva unidad de distancia llamada parsec (parallax second arc):

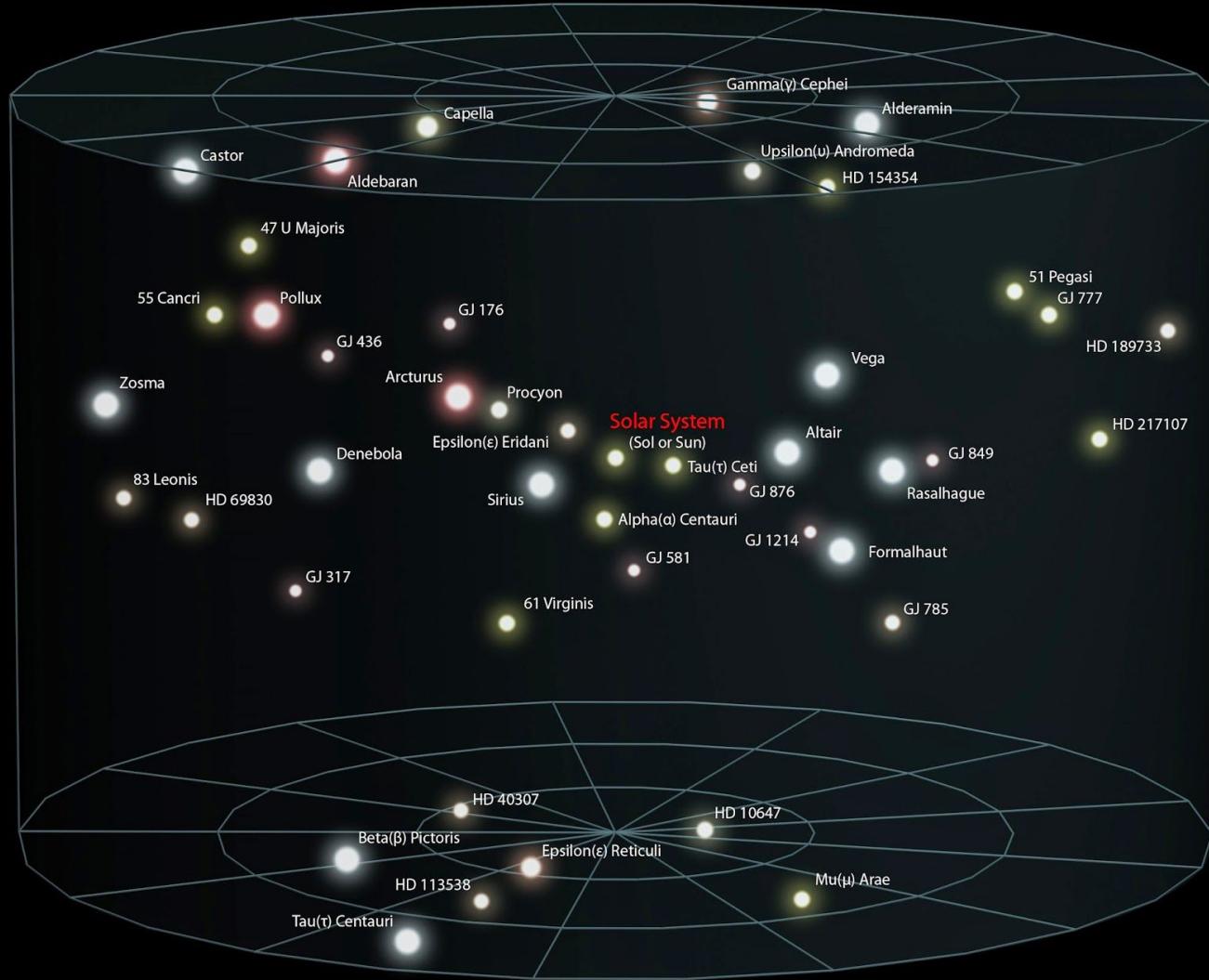
$$1 \text{ pc} = 2.06264806 \times 10^4 \text{ UA} = 3.0856766 \times 10^5 \text{ m}$$

$$d = \frac{1}{p''} \text{ pc.}$$

Un parsec es la distancia a la cual se encuentra un objeto desde el cual el radio de la órbita terrestre subtiende un ángulo de 1 segundo de arco.

1pc=3.2615638 años luz, que es la distancia que recorre la luz en un año.

Espectro Continuo de la Luz



La Escala de Magnitudes

Concepto introducido por Hiparco de Nicea (130 aC) para clasificar las estrellas visibles a acuerdo a su brillo, con este sistema llamado “escala de magnitudes” realizó su primer catálogo estelar que contenía unas 1080 estrellas. Hiparco dividió las estrellas en 6 clases/magnitudes de tal forma que la primera clase contenía las estrellas más brillantes y la sexta las más débiles. Ptolomeo (140 d.C.) subdividió este intervalo en una secuencia continua de magnitudes intermedias entre la primera y la sexta.

Herschell, Pogson, Fechner refinaron esta escala, con progresiones aritméticas y geométricas, y algunos trabajos suponían que el ojo responde a una escala logarítmica al cambio de brillo de una fuente luminosa.

La definición actual, dada por William Herschell advirtió que la intensidad luminosa de la primera magnitud era cien veces más luminosa que la sexta.

Si la relación de brillo es 100, la diferencia en magnitudes es de 5.

$$\frac{\text{Estrella}(m = 1)}{\text{Estrella}(m = 6)} = 100$$

Relación de STEINHEIL

Imaginemos por un momento una serie de estrellas cuyos brillos aparentes sean tales que formen una progresión geométrica decreciente de la siguiente forma:

$$h, hq^{-1}, hq^{-2}, hq^{-3}, \dots \quad (*)$$
$$h > 0, q > 1$$

q^{-1} razón de la progresión.

Estos brillos podrían asociarse a los flujos totales efectivamente medidos de cada una de las estrellas, siempre que dichos flujos correspondan a una progresión geométrica de la forma (*).

Asociemos ahora el brillo estelar h de (*) a una estrella considerada en la actualidad como de primera magnitud. Es decir, supongamos que una estrella que actualmente la consideramos de primera magnitud tenga un brillo aparente h . Y así sucesivamente:

$$m_1 = h, m_2 = hq^{-1}, m_3 = hq^{-3}, \dots$$

Esta asociación o correspondencia de brillos aparentes estelares y magnitudes es perfectamente legítima, ya que con ello estamos diciendo que las estrellas que hoy llamamos de primera, segunda, etc. magnitud, tienen brillos tales que difieren consecutivamente en una cierta razón fija, la cual en nuestro caso es q^{-1} y habrá que determinarla.

El hecho de que la razón de la progresión geométrica haya sido elegida como q^{-1} y no como q , implica adoptar el criterio de que a mayor brillo estelar corresponde menor número representativo de la magnitud.

Entonces los flujos correspondientes a dos estrellas de magnitud m y n son:

$$m_1 = h, m_2 = hq^{-1}, m_3 = hq^{-2}, \dots$$

F_1 F_2 F_3

$$F_m = hq^{-(m-1)}$$

$$F_n = hq^{-(n-1)}$$

$$\frac{F_m}{F_n} = q^{n-m}$$

Aplicando logaritmo:

$$n = m + \frac{1}{\log_{10} q} \log_{10} \frac{F_m}{F_n}$$

Esta expresión fue primeramente obtenida por Steinheil en 1836, de allí que se conozca como *relación de Steinheil*.

Ley de Pogson

Una vez conocida la relación de Steinheil, sólo faltaba determinar el factor de escala. En 1850 Pogson sugirió que este factor se sea igual a 2.5. El criterio seguido por Pogson para sugerir este valor se fundamenta en el hecho de que desde tiempos inmemoriales una estrella de primera magnitud es aproximadamente 100 veces más brillante que una de sexta magnitud.

$$\frac{\text{Estrella}(m = 1)}{\text{Estrella}(m = 6)} = 100$$

Es decir, si $m=1$ y $n=6$, entonces:

$$\frac{F_m}{F_n} = 100 \Rightarrow \log_{10} \frac{F_m}{F_n} = 2$$
$$1 = 6 + \frac{1}{\log_{10} q} 2 \Rightarrow q = 2.512$$

Así, una estrella de primera magnitud aparece 2.512 veces más brillante que una estrella de segunda magnitud, $2.512^2 = 6.310$ veces más brillante que una estrella de tercera magnitud, y 100 veces más brillante que una estrella de sexta magnitud.

Entonces:

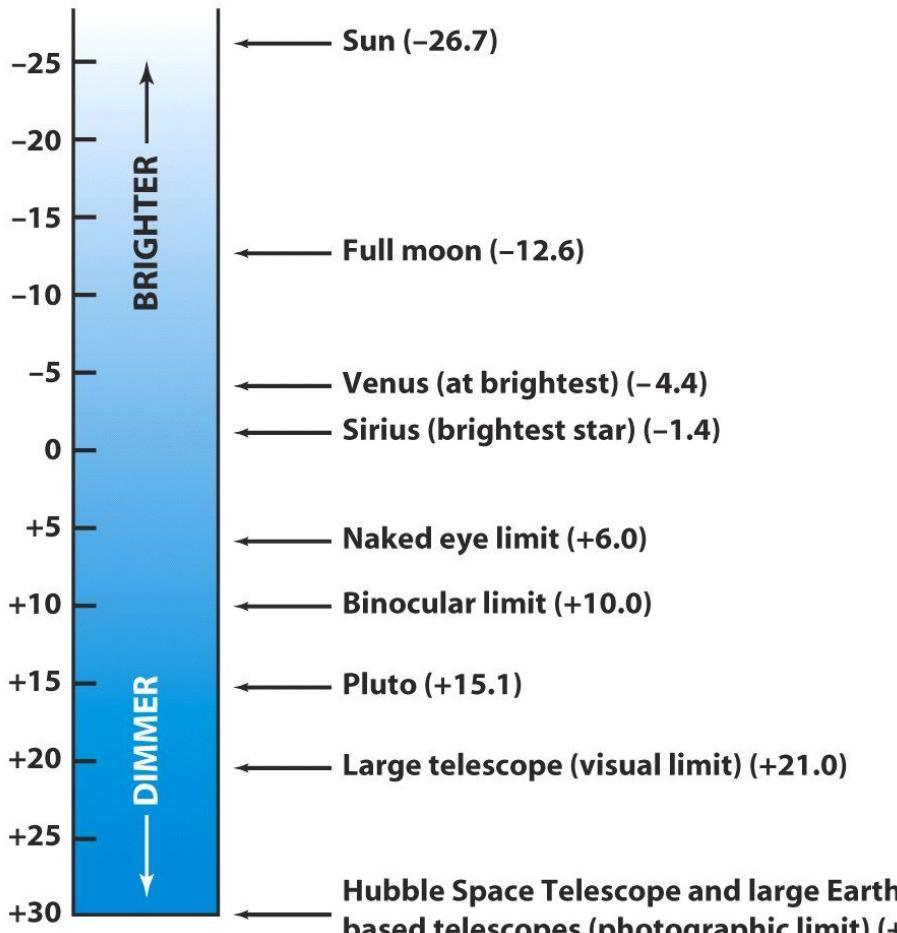
$$m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10} \left(\frac{F_1}{F_2} \right)$$

Mientras más brillante sea un astro, menor será su magnitud. $m_{\odot} = -26$

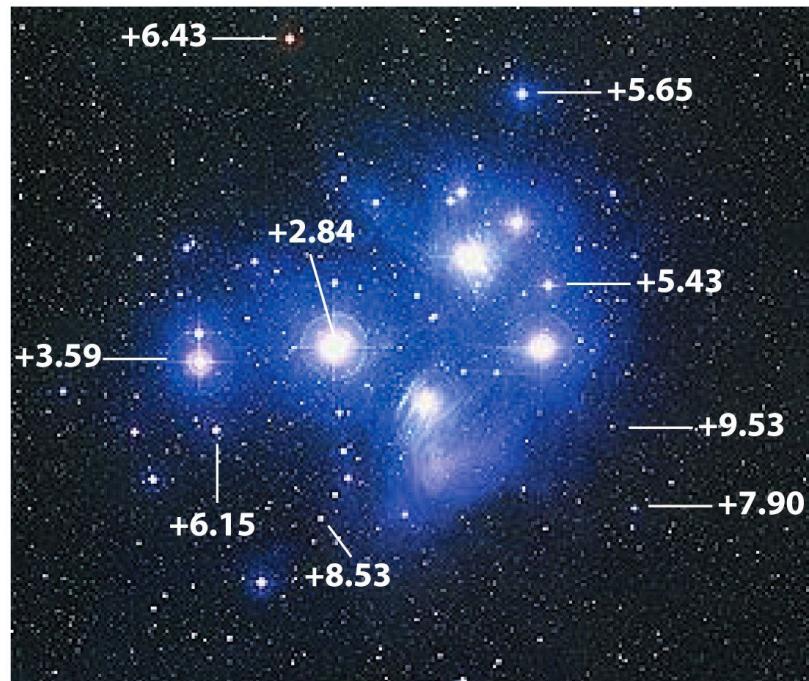
A estas magnitudes se las llama **magnitudes aparentes** porque describe cuán brillante aparece un objeto para un observador en la Tierra. Es decir, la magnitud aparente es la medida de la energía que llega al observador.

No se refiere al brillo real de las estrellas. Una estrella que aparece muy débil en el cielo puede ser realmente muy brillante pero que está extremadamente lejos.

Entonces para determinar el verdadero brillo de un objeto en el cielo primero se debe saber cuán lejos se está de él.



Some apparent magnitudes



Apparent magnitudes of stars in the Pleiades

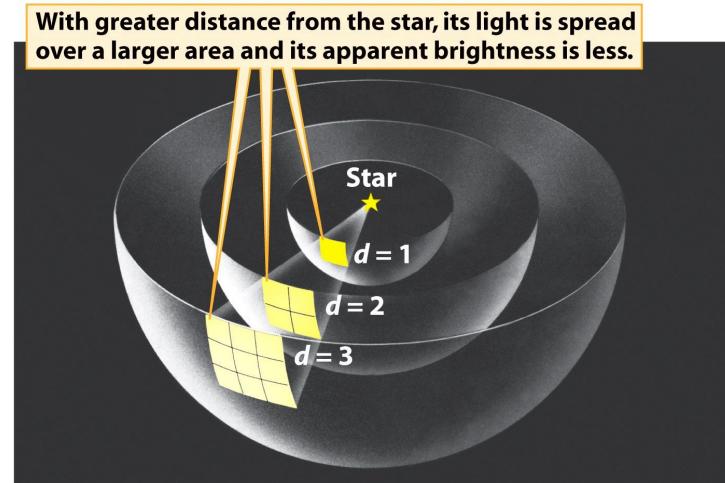
Flujo y Luminosidad

El concepto de **brillo** es en realidad una medida de lo que se denomina **flujo radiante F** recibido de una estrella. Es decir la cantidad total de energía (de todas las longitudes de onda) que atraviesan la unidad de área perpendicular a la dirección de movimiento por unidad de tiempo.

El flujo radiante F recibido de una estrella depende de la **luminosidad L** intrínseca de la estrella (es decir la cantidad de energía por unidad de tiempo que emite) y de la **distancia al observador**. La misma estrella colocada a una distancia mayor, se vería como menos brillante.

Si tomamos una estrella de luminosidad L , y la imaginamos rodeada por una cáscara esférica de radio r , luego el flujo radiante F recibido a esa distancia r estará relacionado con la luminosidad por la siguiente ecuación

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



Magnitud Absoluta

Usando ley de la inversa del cuadrado para la luz se le asigna una **magnitud absoluta M** a cada estrella, que se define como la magnitud aparente que tendría la estrella si estuviera ubicada a una distancia de 10 pc.

$$100^{(m-M)/5} = \frac{F_{10}}{F} = \left(\frac{d}{10\text{pc}}\right)^2$$

donde F_{10} es el flujo que se habría recibido si la estrella estuviera a 10 pc y además se usó la relación entre el flujo y la luminosidad. Luego:

$$d = 10^{(m-M+5)/5} \text{pc}$$

$$m - M = 5 \log_{10}(d) - 5 = 5 \log_{10} \left(\frac{d}{10\text{pc}} \right)$$

módulo de
distancia

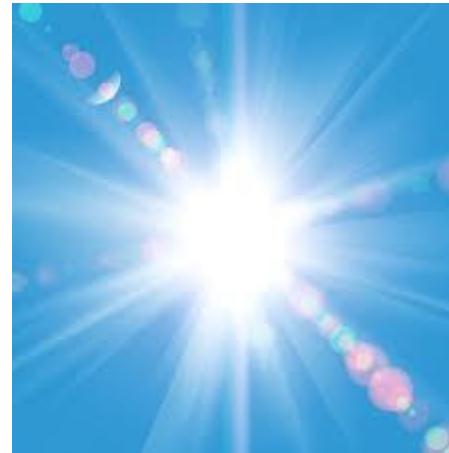
Luminosidad del Sol

La luminosidad del sol es:

$$L_{\odot} = 3.839 \times 10^{26} W$$

A una distancia de 1UA, la Tierra recibe un flujo radiante de

$$F_{\odot} = 1365 W m^{-2}$$



lo que recibe el nombre de irradiancia solar.

La magnitud absoluta del Sol es: $M_{\odot} = m_{\odot} - 5 \log_{10}(d) - 5 = 4.74$

El módulo de distancia: $m_{\odot} - M_{\odot} = -31.57$

Escribiendo la ecuación del módulo de distancia para dos estrellas se tiene:

$$m_1 - M_1 = -5 + 5 \log_{10}(r_1)$$

$$m_2 - M_2 = -5 + 5 \log_{10}(r_2)$$

$$(m_2 - m_1) - (M_2 - M_1) = 5 \log_{10}\left(\frac{r_2}{r_1}\right)$$

Usando la definición de magnitud aparente y flujo:

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

$$M_1 - M_2 = -2.5 \log_{10} \left(\frac{r_1}{r_2} \right)^2 - 2.5 \log_{10} \left(\frac{F_1}{F_2} \right)$$

$$M_1 - M_2 = -2.5 \log_{10} \left(\frac{L_1}{L_2} \right)$$



$$M = M_{\odot} - 2.5 \log_{10} \left(\frac{L}{L_{\odot}} \right)$$

La Luz

Toda la información que obtenemos de los astros nos llega a través de su radiación luminosa, la cual recibimos en la Tierra. De la luz que recibimos de un planeta podemos inferir su naturaleza, composición, temperatura superficial, por ejemplo.

Por su parte, a través de la luz que recibimos de las estrellas podemos estimar su temperatura, radio, densidad, composición química, rotación, y otros parámetros más. Solo recibimos luz, entonces debemos conocer su naturaleza y sus propiedades físicas para interpretar correctamente lo que indican las observaciones astronómicas.

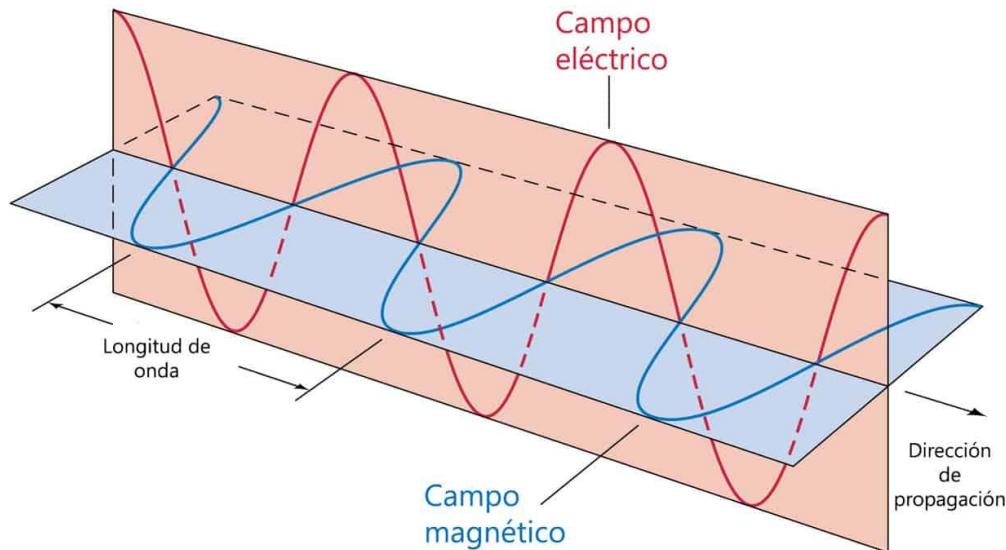
La luz puede interpretarse como ondas electromagnéticas, variaciones periódicas, en el espacio, de campos eléctricos y magnéticos. Dichas variaciones se producen perpendiculares entre si, y ambas perpendiculares a su vez a la dirección de propagación.

La longitud de onda (λ) se define como la distancia entre dos máximos o mínimos de la onda y se expresa en unidades de longitud (nm, Å).

El color de la luz depende del número de máximos que llegan al observador en un intervalo de tiempo, la cantidad que llega por segundo se llama frecuencia (ν) y se mide en ciclos por segundos (Hertz-Hz).

La velocidad de la luz c en el vacío es constante y es igual a la longitud de onda por la frecuencia:

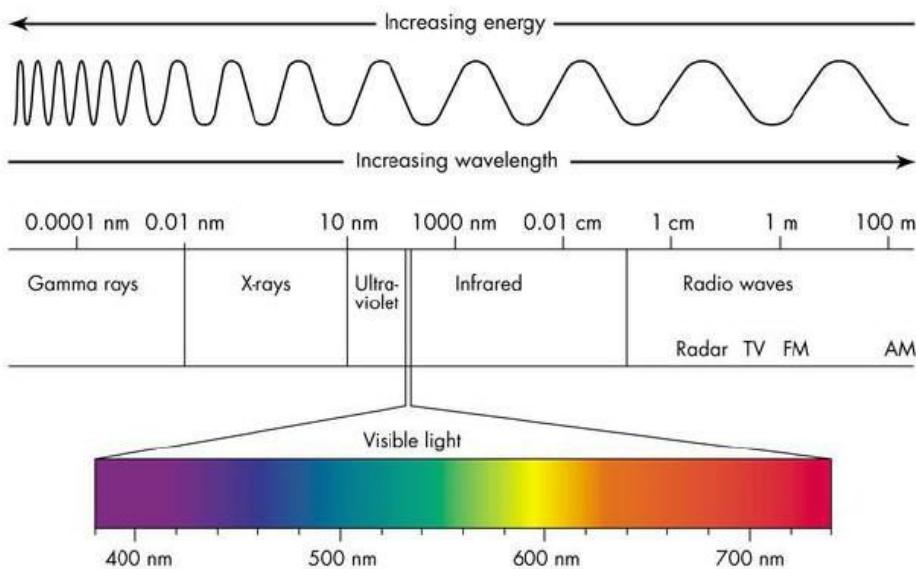
$$c = \lambda\nu$$



El Espectro Electromagnético

El espectro electromagnético es una representación de la distribución de la energía de la radiación electromagnética, abarca desde las ondas de radio hasta los rayos γ , pasando por las ondas largas de radio, onda cortas, rayos infrarrojos, luz visible, luz ultravioleta y rayos X.

Region	Wavelength
Gamma ray	$\lambda < 1 \text{ nm}$
X-ray	$1 \text{ nm} < \lambda < 10 \text{ nm}$
Ultraviolet	$10 \text{ nm} < \lambda < 400 \text{ nm}$
Visible	$400 \text{ nm} < \lambda < 700 \text{ nm}$
Infrared	$700 \text{ nm} < \lambda < 1 \text{ mm}$
Microwave	$1 \text{ mm} < \lambda < 10 \text{ cm}$
Radio	$10 \text{ cm} < \lambda$

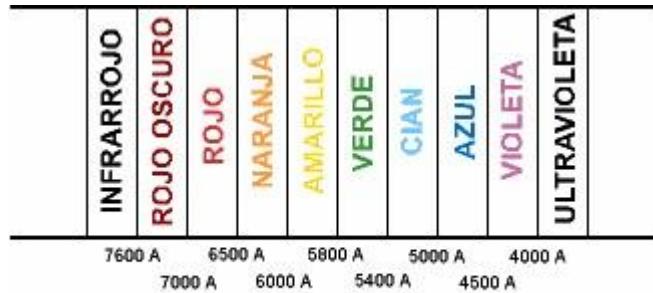


$$1\text{\AA} = 10^{-10} \text{m}$$

La región visible

El ojo humano es sensible a una región muy pequeña del espectro electromagnético, sólo percibimos la radiación entre 380nm y 750nm, que se define como la banda visible. Esta región visible puede identificarse con cierta gama de colores.

Luz visible		
Color	Frecuencia	Longitud de onda
Violeta	668–789 THz	380–450 nm
Azul	631–668 THz	450–475 nm
Ciano	606–630 THz	476–495 nm
Verde	526–606 THz	495–570 nm
Amarillo	508–526 THz	570–590 nm
Naranja	484–508 THz	590–620 nm
Rojo	400–484 THz	620–750 nm

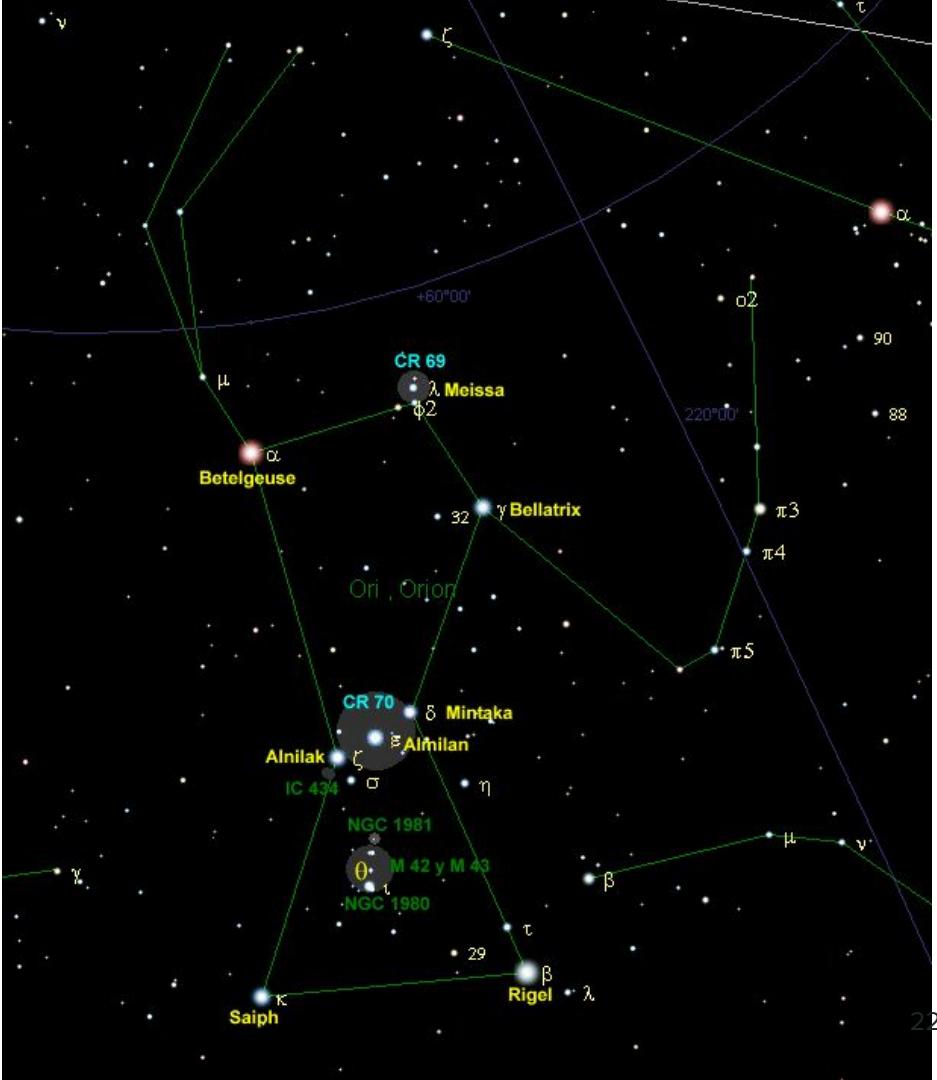


ESPECTRO LUMINOSO (A=Amstrong)

Color y Temperatura

Cualquiera que haya observado la constelación de Orion, pudo haber notado que Betelgeuse tiene un color rojizo que se diferencia notablemente de Rigel que tiene un color azulado. Esto se debe fundamentalmente a la diferente temperatura que estas estrellas tienen en su superficie.

Betelgeuse, es rojiza con una temperatura superficial de unos 3600°K , es mucho más fría que Rigel, que es azulada con una temperatura superficial de 13000°K .



Cuerpo Negro

Un cuerpo negro es un objeto teórico o ideal que absorbe toda la luz y toda la energía radiante que incide sobre él. Un cuerpo negro emite su energía con un espectro característico que depende de su temperatura. Este espectro es continuo y tiene un pico en una longitud de onda:

$$\lambda_{max}$$

Esta longitud decrece cuando aumenta la temperatura siguiendo un relación conocida como la **Ley del desplazamiento de Wien:**

$$\lambda_{max} T = 0.002897755 \text{ mK}$$

en honor al Wilhelm Wien, físico alemán (1864-1928) y premio Nobel 1911 por su contribución al entendimiento del espectro del cuerpo negro.

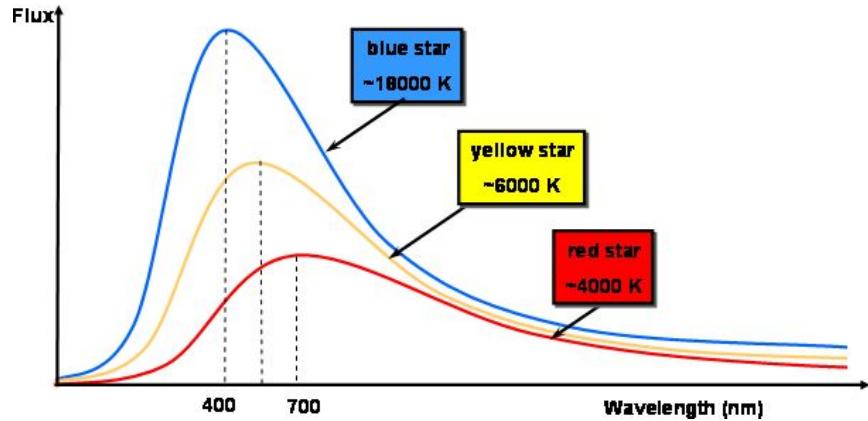
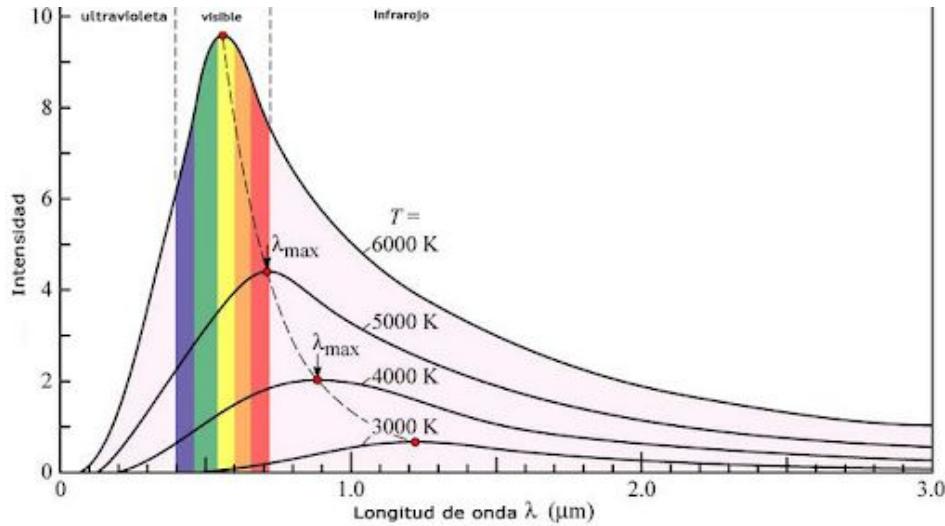
Ejemplo. Betelgeuse tiene una temperatura superficial de 3600K y Rigel de 13000K. Luego:

$$\lambda_{max} \sim \frac{0.0029 \text{ mK}}{3600 \text{ K}} = 8.05 \times 10^{-7} \text{ m} = 805 \text{ nm}$$

infrarrojo

$$\lambda_{max} \sim \frac{0.0029 \text{ mK}}{13000 \text{ K}} = 2.23 \times 10^{-7} \text{ m} = 223 \text{ nm}$$

ultravioleta



Función de Plank (Temperatura, Longitud de Onda)

Las curvas no se cruzan!!!!

Conociendo como se comportan las leyes de radiación de un cuerpo negro, se puede inferir el comportamiento de las estrellas ya que según investigaciones teóricas, el interior de una estrella se comporta como un cuerpo negro.

Ley de Stefan-Boltzmann

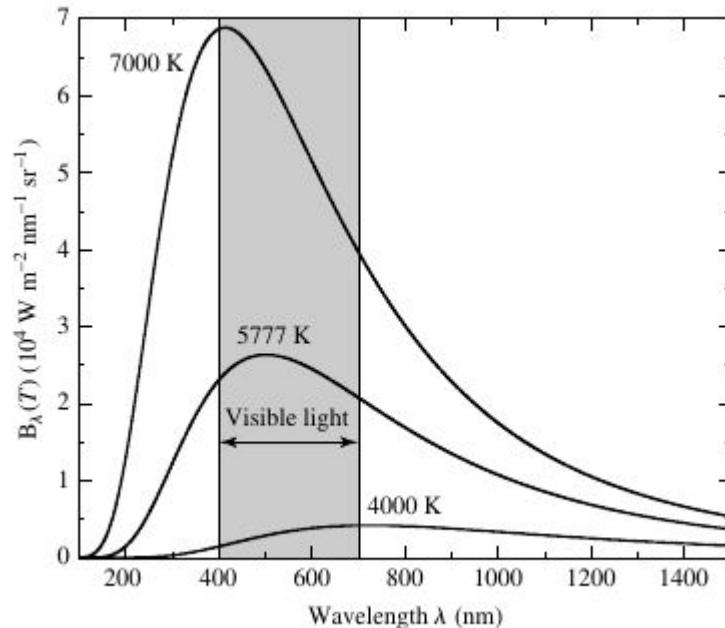
La energía que emite un cuerpo negro en todas las longitudes de onda aumenta cuando aumenta la temperatura del mismo. La luminosidad total del mismo esta dada por la Ley de Stefan-Boltzmann

$$L = A\sigma T^4$$

donde A es el área del cuerpo negro y σ es una constante conocida como constante de Stefan-Boltzmann. Josef Stefan, físico austriaco (1835-1893), fue quien encontró esta relación en 1879.

$$\sigma = 5.670400 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$$

Cinco años más tarde, Ludwig Boltzmann, físico austriaco (1844-1906), fue quien dedujo esta ecuación utilizando las leyes de la termodinámica.



Para una estrella de radio R se tiene:

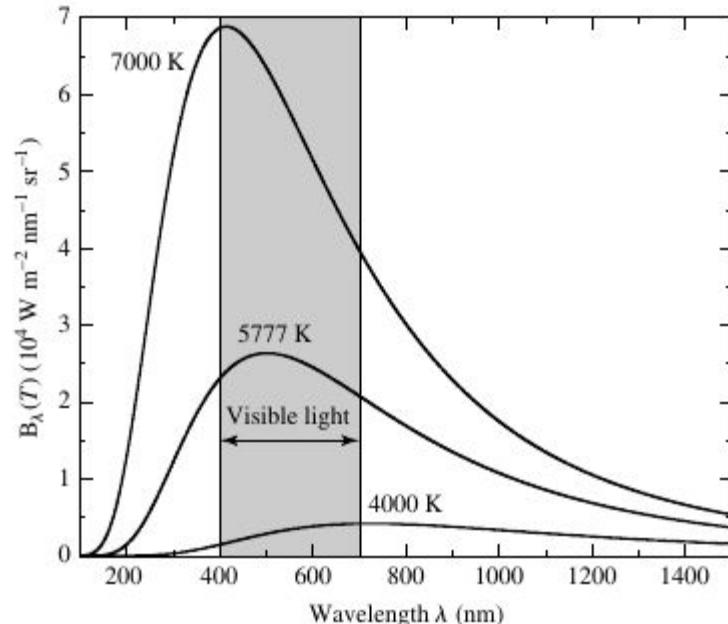
$$A = 4\pi R^2$$

y como las estrellas no son cuerpos negros perfectos se utiliza esta ecuación para definir la **Temperatura Efectiva** T_e de su superficie:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4$$

Y combinando con la ecuación de la ley de la inversa del cuadrado ($r=R$):

$$F_{sup} = \sigma T_e^4$$

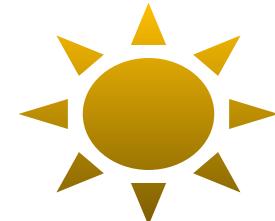


Luminosidad

$$L_{\odot} = 3.839 \times 10^{26} \text{ W}$$

Radio

$$R_{\odot} = 6.95508 \times 10^8 \text{ m.}$$



Temperatura efectiva

$$T_{\odot} = \left(\frac{L_{\odot}}{4\pi R_{\odot}^2 \sigma} \right)^{\frac{1}{4}} = 5777 \text{ K.}$$

Flujo radiante en la superficie

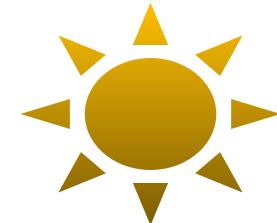
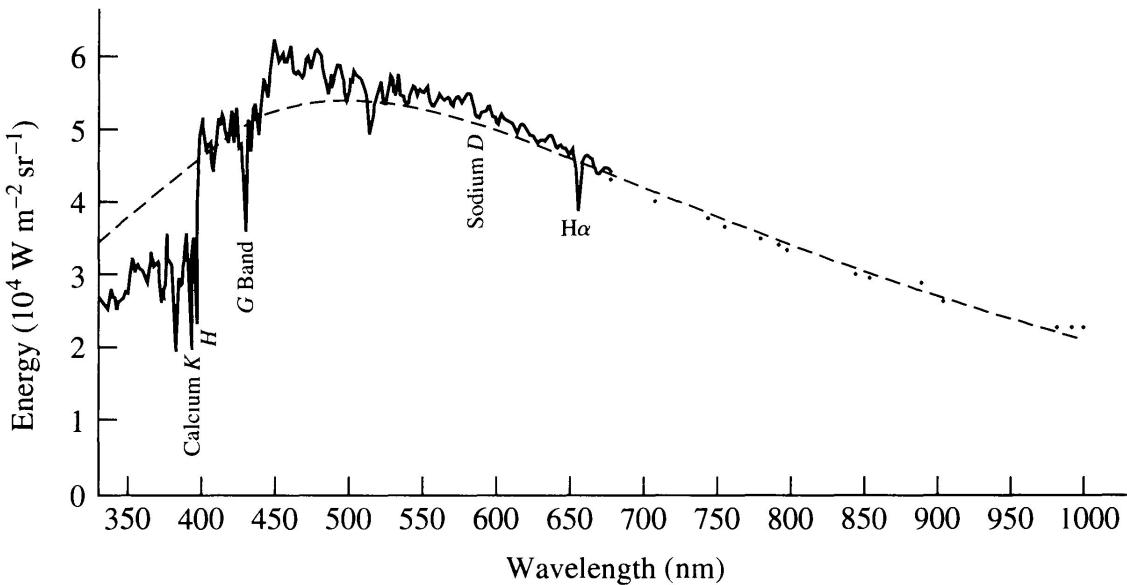
$$F_{\text{surf}} = \sigma T_{\odot}^4 = 6.316 \times 10^7 \text{ W m}^{-2}.$$

De acuerdo a la ley del desplazamiento de Wien, el espectro continuo del Sol tiene su pico en:

$$\lambda_{\text{max}} \simeq \frac{0.0029 \text{ m K}}{5777 \text{ K}} = 5.016 \times 10^{-7} \text{ m} = 501.6 \text{ nm.}$$

que cae en región verde del espectro de la luz visible

$$(491 \text{ nm} < \lambda < 575 \text{ nm})$$



Debido a que el sol emite la mayor parte de su energía en las longitudes de onda visibles (amarillo) y la atmósfera terrestre es transparente a esas longitudes de onda, el proceso evolutivo de selección natural produjo un ojo humano sensible a esa región del espectro electromagnético.

Fotometría

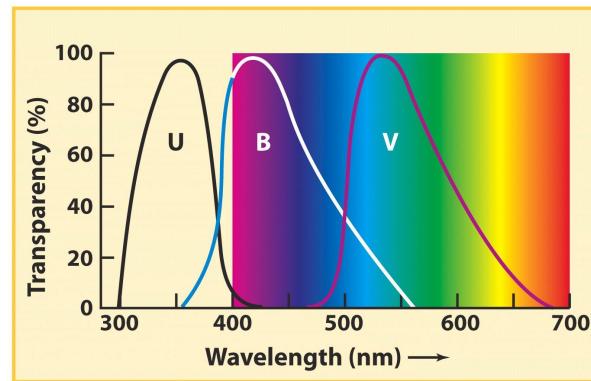
Las primeras determinación de magnitud fueron a simple vista, posteriormente se usaron telescopios y luego fotómetros. En la actualidad usamos cámaras CCD => fotometría CCD. Todos trabajan con diferentes bandas.

Placas fotográficas => sensible al color azul, llamadas magnitudes fotográficas corresponden a la radiación azul de las estrellas (B).

Otras placas sensibles al amarillo y con un filtro adecuado se aproximaban bastante a la sensibilidad del ojo humano (estímulo luz amarillo-verdoso), determinan así la magnitud visual (V).

El **color** de una estrella, se puede determinar precisamente utilizando filtros que transmiten la luz de una estrella en un rango pequeño. Por ejemplo el sistema de filtros UBV.

- U (ultraviolet), medido en un filtro de longitud centrada en 365 nm con un ancho efectivo de 68 nm.
- B (blue), centrado en 440 nm, con un ancho efectivo de 98 nm.
- V (visual), centrado en 550 con un ancho de 89 nm.



SISTEMAS EN BANDA ANCHA

SISTEMA	$\lambda_e(\text{\AA})$	$\Delta\lambda(\text{\AA})$	AUTOR	AÑO	REFERENCIA
U	3500	700	Johnson y Morgan	1953	ApJ 117, 313
B	4350	970			
V	5550	850			
R	6380	800	Becker	1946	Veroff. Gott. No. 80
G	4680	a			
U	3660	1000			
UV	3600	800	Tifft	1958	AJ 63, 127.
BG	4700	a			
R	6300	1000			
U _A	3745	600	Salukwase	1961	Bull. Abast. 26, 105.
		a			
B _A	4325	1200			
V _A	5500				

Indices de Color

El **índice de color** de una estrella es el cociente de los brillos obtenidos a través de diferentes filtros estandares tales como el U, B y V. *Son indicadores de su temperatura superficial.*

Se define el índice de color U-B y B-V de una estrella a la diferencia de su magnitudes aparentes (o absolutas) en esas bandas:

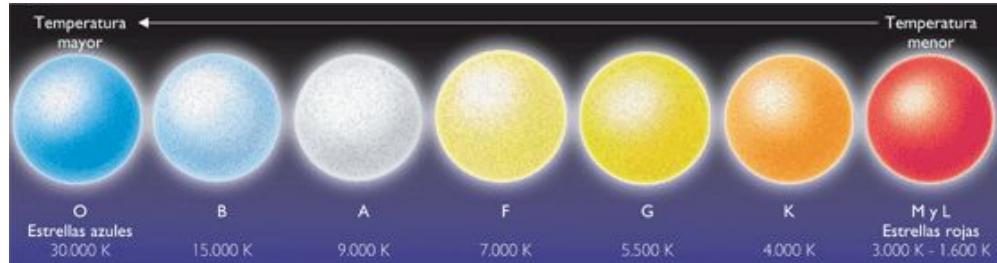
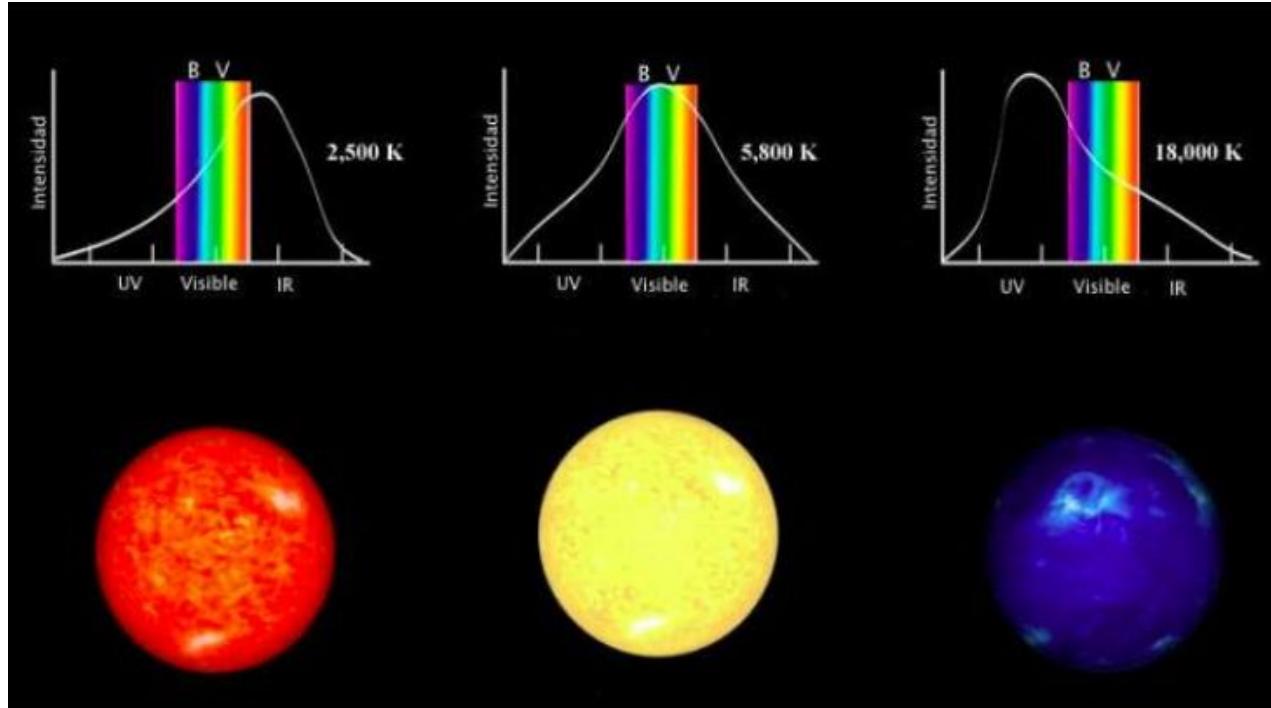
$$U - B = M_U - M_B$$

$$B - V = M_B - M_V$$

Debido a que las magnitudes estelares decrecen con el brillo, una estrella con un índice B-V más pequeño es más azul que una con un valor de B-V más grande.

Un índice de color (B-V) positivo significa que la estrella es más brillante en el rango visual que en rango azul; se trata pues de una estrella amarilla o roja. Lo contrario sucede si (B-V) es negativo. Si (B-V) es cero, la estrella no tiene preponderancia por color alguno.

Johnson hizo la convención de que las estrellas A0V no enrojecidas tienen $(B-V) = (U-B) = 0.0$, ya que estas estrellas no se presentan al ojo ni como azules ni como amarillas, sino más bien blancas.

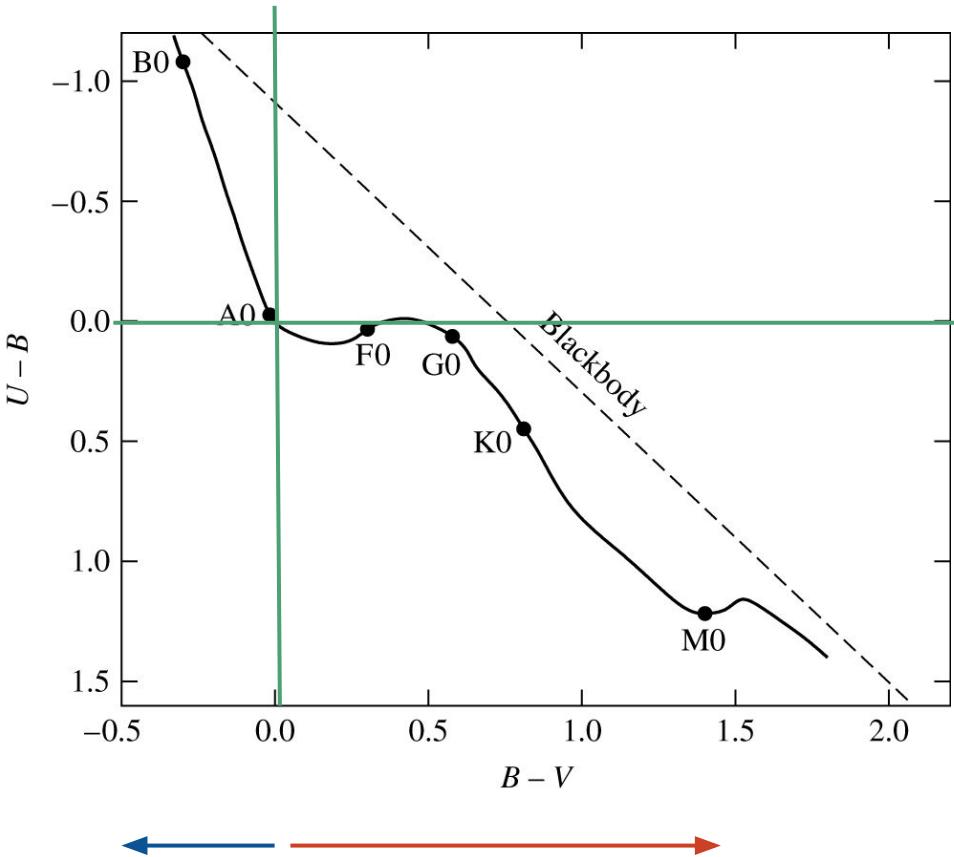


Indices de color

Objeto	m_V	B-V
Sol	-26.7	0.65
Sirius	-1.45	0.00
Vega	0.00	0.00
Antares	1.00	1.80
Mimosa	1.26	-0.24
Adhara	1.50	-0.22

El diagrama color-color

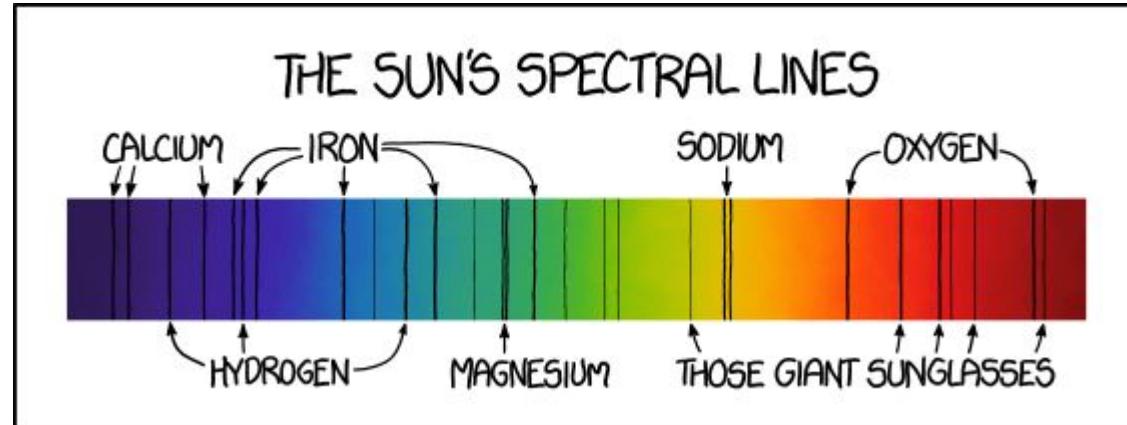
Es un gráfico donde se correlaciona los índices de colores $U-B$ en función de $B-V$. Para un cuerpo negro este gráfico debería ser una línea recta. Sin embargo, debido a que las estrellas no son cuerpos negros perfectos, se apartan de la recta.



Líneas Espectrales

1666-Newton descubrió que la luz blanca es una mezcla de luz de todos los colores del arco iris. Dispersión de la Luz.

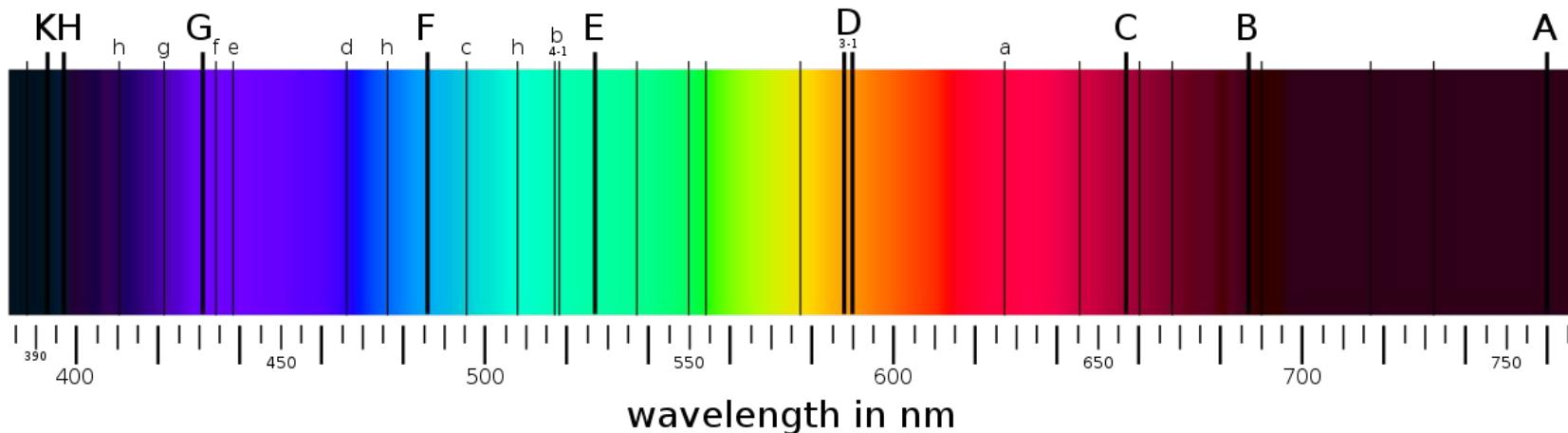
En 1802, William Wollaston (físico y químico británico, 1766-1828), al igual que Newton anteriormente, hizo pasar la luz del Sol por un prisma para producir un espectro de colores como el del arcoiris y descubrió un número de líneas espectrales oscuras sobre impresas sobre el espectro continuo donde la luz del Sol había sido absorbida.

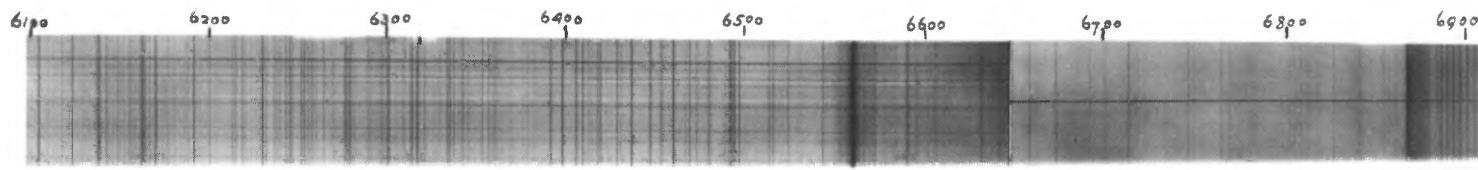
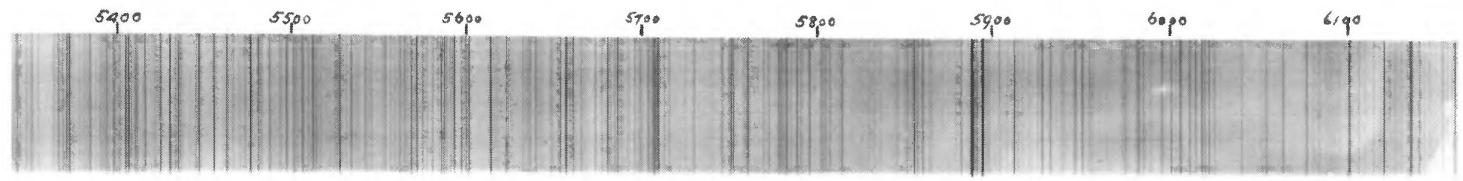
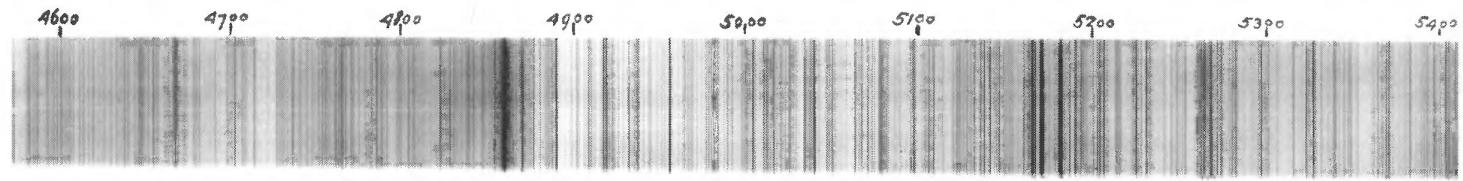
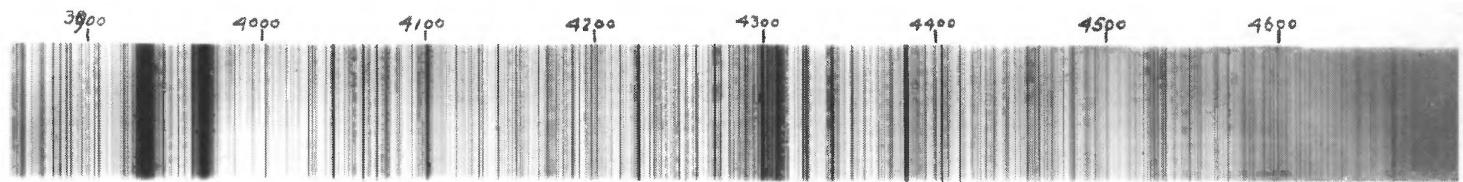


En 1814, el óptico aleman, Joseph von Fraunhofer (1787-1826) había catalogado 475 de estas líneas y determinó que una de esas líneas correspondía a la longitud de onda que emite una llama cuando se le echa sal (línea del Sodio).

Lineas de Fraunhofer:Asignó a las bandas principales las letras de la A a la K, y a las más delgadas con otras letras.

Wavelength (nm)	Name	Atom	Equivalent Width (nm)
385.992		Fe I	0.155
388.905		H ₈	0.235
393.368	K	Ca II	2.025
396.849	H	Ca II	1.547
404.582		Fe I	0.117
410.175	h, H ₈	H I	0.313
422.674	g	Ca I	0.148
434.048	G', H ₇	H I	0.286
438.356	d	Fe I	0.101
486.134	F, H _β	H I	0.368
516.733	b ₄	Mg I	0.065
517.270	b ₂	Mg I	0.126
518.362	b ₁	Mg I	0.158
588.997	D ₂	Na I	0.075
589.594	D ₁	Na I	0.056
656.281	C, H _α	H I	0.402

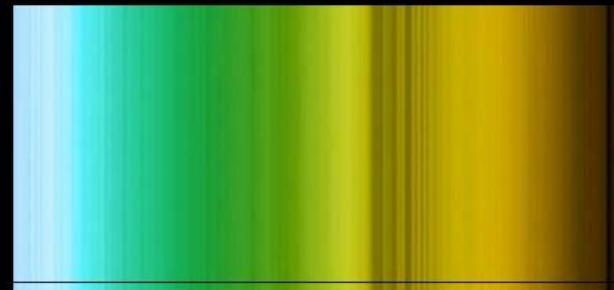




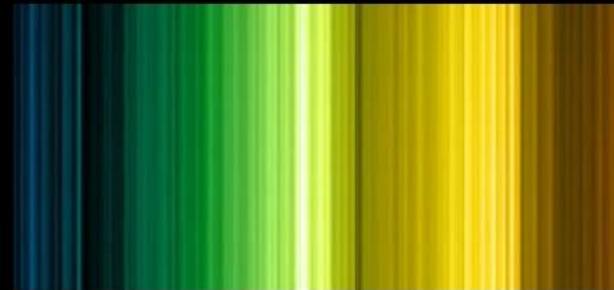
Cuando llegó el turno a las estrellas, sus espectros también presentaron líneas de absorción, pero en patrones muy variados



SIRIUS

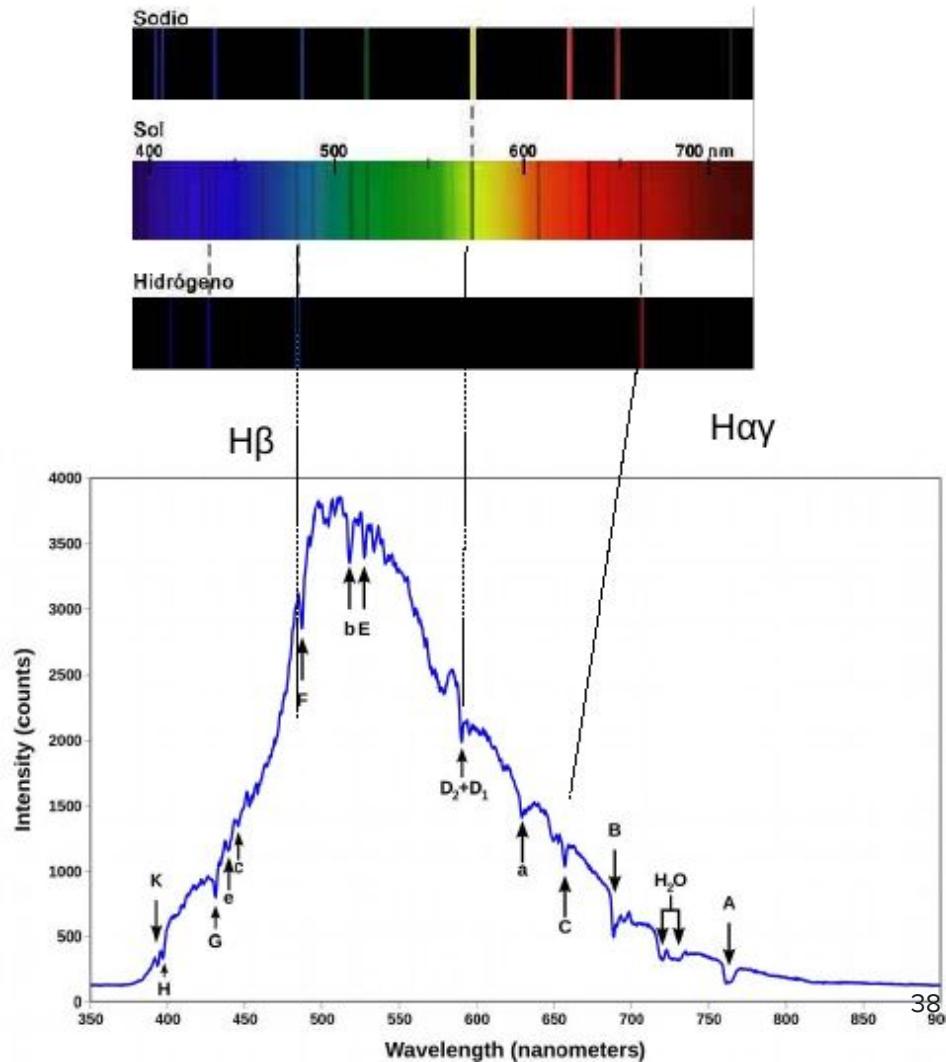


BETELGEUSE



Robert Bunsen (1811-1899, químico alemán) y Gustav Kirchhoff (1824-1887, físico prusiano) descubrieron que las líneas absorbidas o emitidas por un elemento eran las mismas.

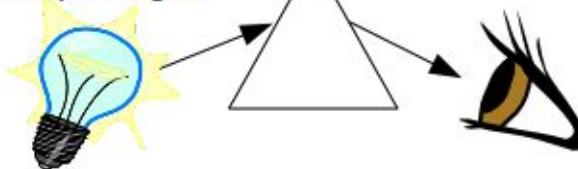
Kirchhoff determinó que 70 líneas espectrales oscuras en el Sol correspondían a las líneas de emisión del vapor de hierro. En 1860 desarrollaron la idea que cada elemento produce su propio patrón de líneas espectrales y que puede ser identificado por ellas como si fueran **huellas dactilares**.



Leyes de Kirchhoff

1. Un gas denso y caliente emite un espectro continuo de luz, sin líneas espectrales.
2. Un gas difuso y caliente produce un espectro de líneas brillantes, **líneas de emisión**. (El espectro de líneas de emisión depende de la composición química del gas).
3. Un gas difuso y frío en frente de una fuente de un espectro continuo produce líneas espectrales oscuras, **líneas de absorción**, en el espectro continuo. (El espectro de absorción es el inverso del espectro de emisión del gas, este emite y absorbe a las mismas longitudes de onda).

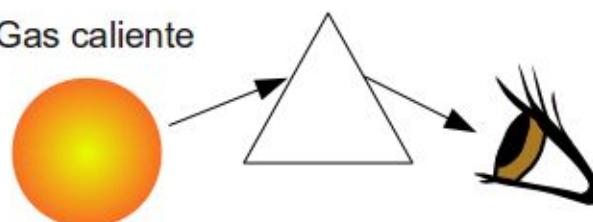
Cuerpo negro



Espectro continuo



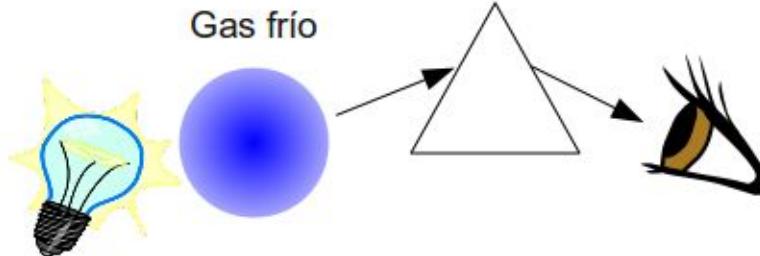
Gas caliente



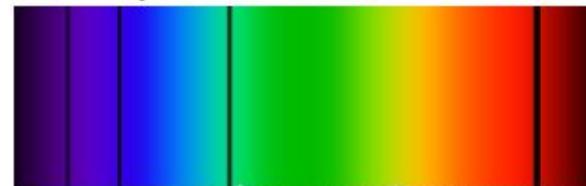
Espectro de emisión



Gas frío



Espectro de absorción



chno.wordpress.com

Espectroscopía

Se les reconoce a estos investigadores von Fraunhofer, Bunsen y Kirchhoff el descubrimiento del fenómeno a partir del cual cada elemento químico produce un espectro de luz único, *lo que representa una especie de huella digital que sirve para confirmar la presencia de determinados elementos químicos.* Esto se tradujo en que los investigadores de la época se dedicarían a analizar los espectros asociados a diferentes elementos, de forma que, valiéndose del espectroscopio, serían capaces de determinar la composición química de todo, incluyendo el sol y otras estrellas de la Vía Láctea. Así nació la espectroscopía.

La espectroscopia se fundamenta en el estudio de la interacción entre luz y materia con el objetivo de extraer información de la estructura, la composición química o las propiedades físico-químicas de esta última.

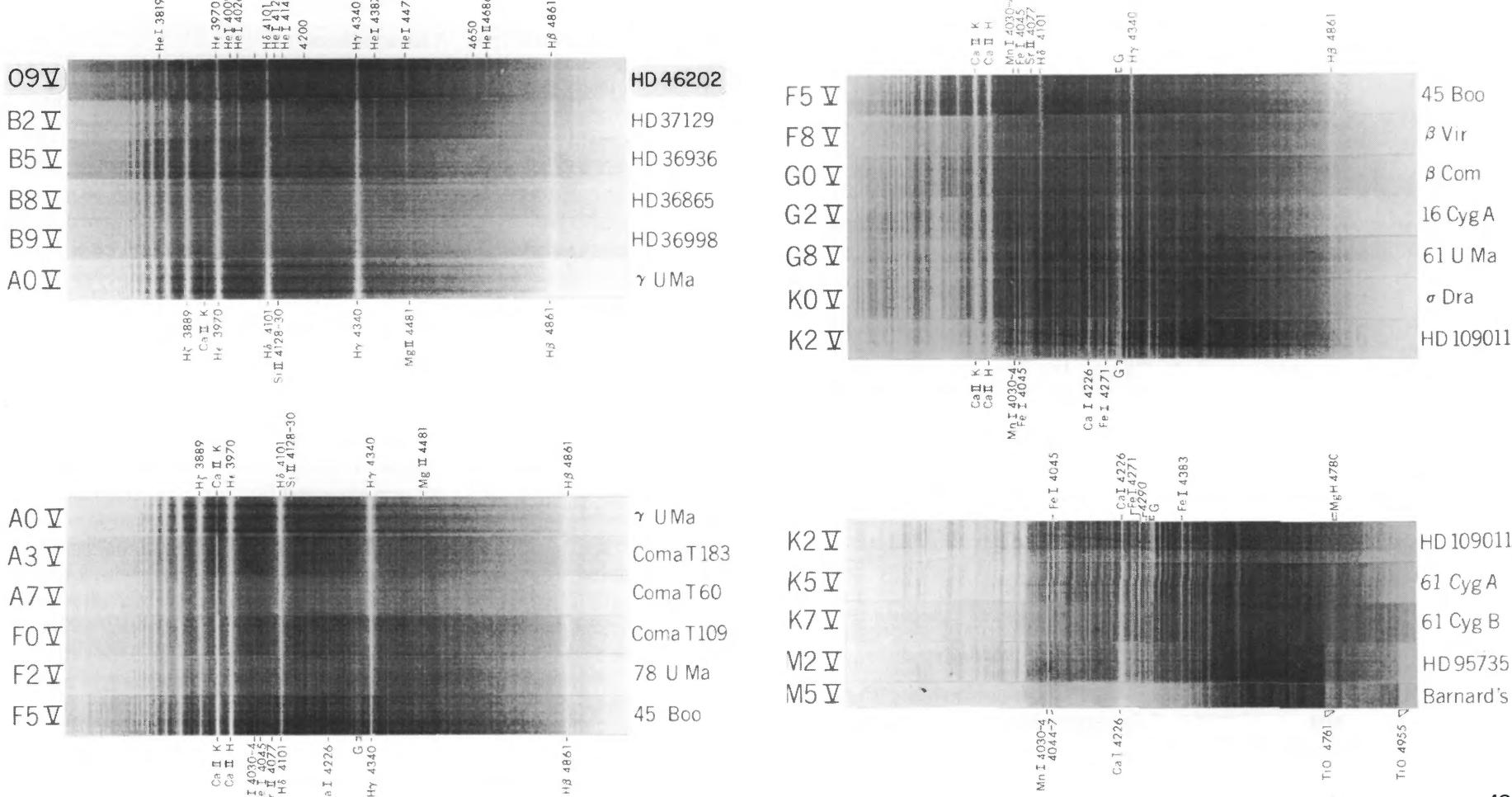
Los Tipos Espectrales de las Estrellas

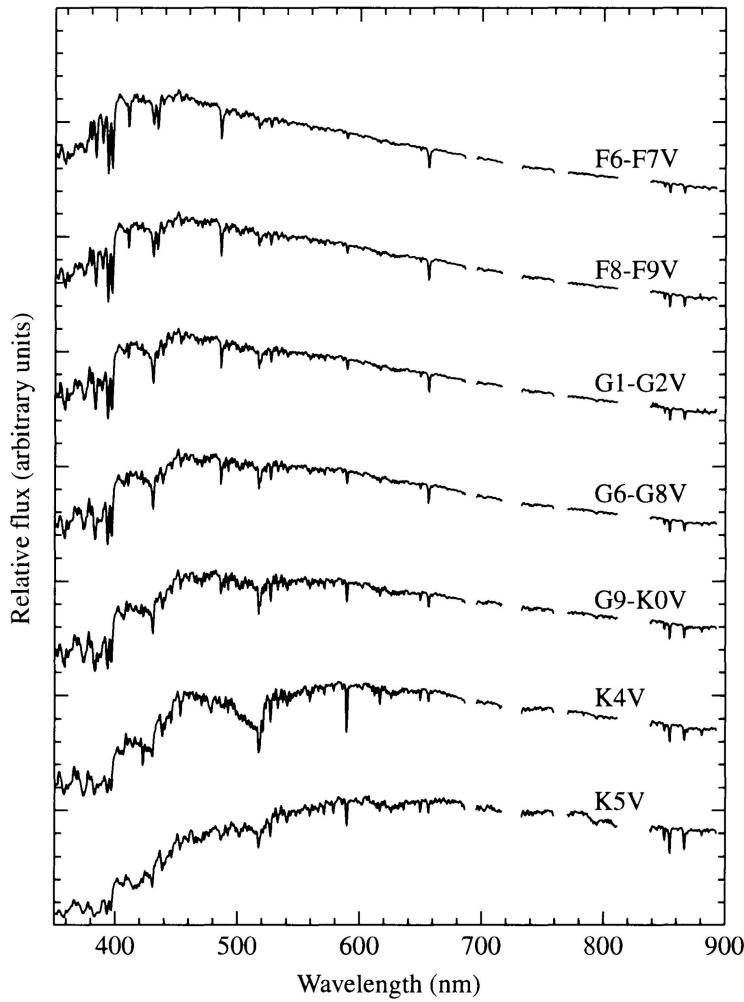
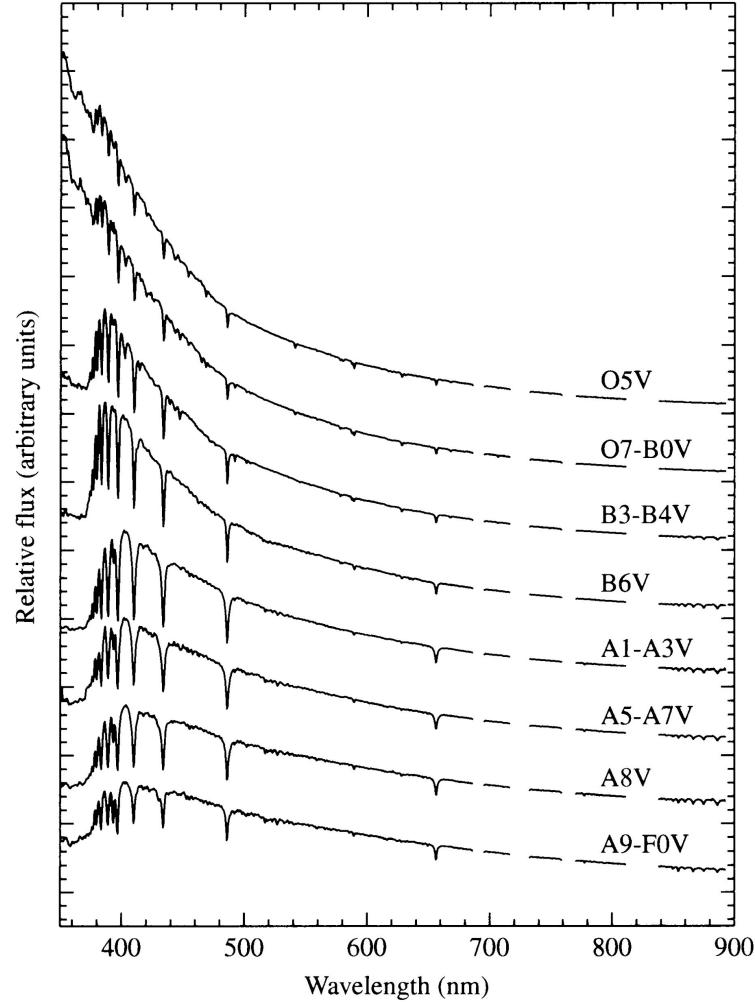
Las líneas de absorción fueron observadas por primera vez en el espectro solar por J. von Fraunhofer a principios del Siglo XIX.

En el Siglo XX los astrónomos comenzaron a analizar en forma sistemática los espectros de un gran número de estrellas.

A. Secchi y E.C. Pickering notaron que los espectros estelares podían dividirse en grupos según su apariencia general, por la prominencia de ciertas líneas espectrales.

Astrónomos del observatorio de Harvard refinaron los tipos espectrales definidos por Secchi, nombrándolos con letras: A, B, C, etc.

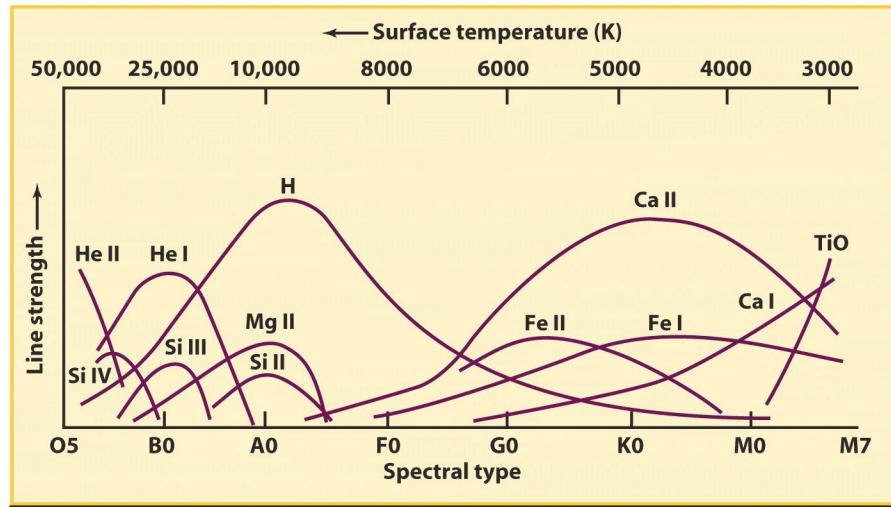




Intensidad de las Líneas

Clasificaron espectros estelares dándoles letras del abecedario y formando una secuencia: **O B A F G K M**. La secuencia de letras puede ser recordada fácilmente recordando la frase: “*Oh, Be A Fine Girl/Guy, Kiss Me*”. Además, dividieron cada clase en 10 subclases numeradas del 0 al 9. Este sistema se conoce como **sistema de clasificación espectral de Harvard**.

Es básicamente una secuencia de temperatura superficial de las estrellas que va desde las estrellas calientes a las frías.



Cada clase espectral fue subdividida en décimas: una estrella tipo B0 sigue a una O9, y una A0, sigue a una B9. En este esquema, el Sol se designa como de tipo espectral G2.

Características de los Tipos Espectrales

Estrellas O: presentan líneas relativamente débiles de Hell y Hel en sus espectros. En general se advierten pocas líneas espectrales, siendo las más nítidas las líneas de la *serie de Balmer* del hidrógeno. Estas estrellas tienen temperaturas superficiales de unos 30.000 °K en promedio.

Estrellas B: no se advierten líneas del Hell en sus espectros; sí en cambio del Hel. Las líneas del H han aumentado notoriamente en intensidad. También en esta clase el número de líneas es en general pequeño. Las temperaturas superficiales oscilan entre 13.000 y 20.000 °K.

Estrellas A: no se observan líneas del He, en tanto que las líneas de la *serie de Balmer del hidrógeno alcanzan el máximo de intensidad* en una subclase de las estrellas A. El número de líneas ha aumentado y, en particular, se advierten aunque levemente líneas correspondientes a algunos metales ionizados. Las temperaturas de estas estrellas son próximas a los 10.000 °K. En las estrellas A, la línea K del calcio se incrementa notoriamente desde la subclase A0 a la A9.

Estrellas F: el primer rasgo que se advierte en las estrellas F es el notable *aumento de líneas espectrales* con relación a los tipos anteriores. En las estrellas de esta clase, las líneas del H han disminuido en intensidad, en tanto que las líneas correspondientes a los metales han aumentado. En particular, la línea K del calcio es muy intensa. Las temperaturas superficiales oscilan entre 7000 y 9000 °K.

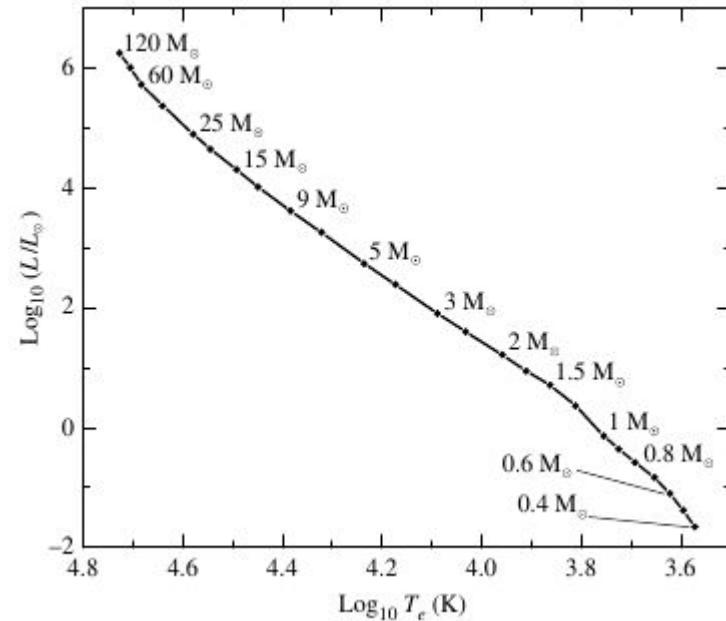
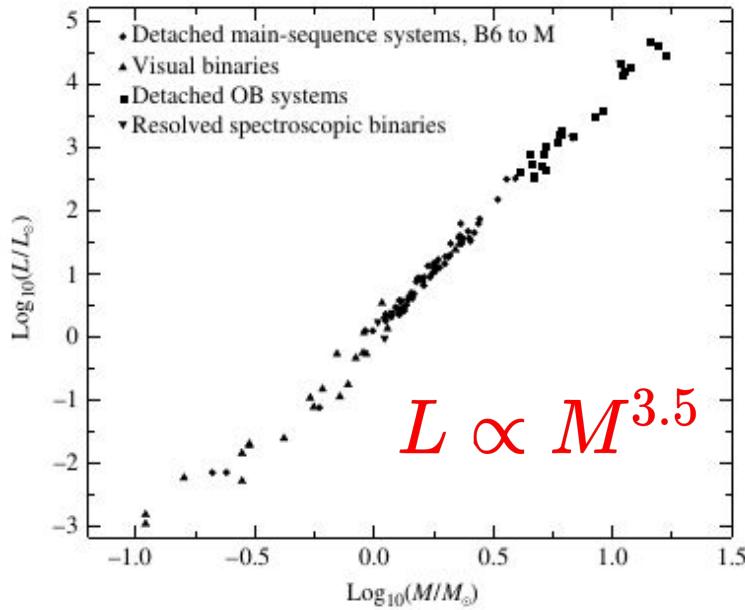
Estrellas G: en estas estrellas la intensidad de las líneas de los metales neutros aumenta notablemente mientras que la intensidad de las líneas del H continúa disminuyendo. Particularmente importante y claramente visible es la banda de CN (cianógeno) en 4300 Å, conocida como banda G. Esta banda molecular le da el nombre a esta clase espectral. La línea K del calcio es muy intensa. Las temperaturas superficiales varían entre 5000 y 6000 °K. (El sol es G2).

Estrellas K y M: en estas estrellas son prácticamente invisibles las líneas del H, debido a la gran cantidad de bandas moleculares de absorción. En particular se destacan *bandas* de TiO (óxido de titanio) y ZrO (óxido de zirconio). Las estrellas K tienen temperaturas de aproximadamente 4000°K, en tanto que las M tienen temperaturas del orden de los 3000°K.

Estas características corresponden a una serie decreciente de potenciales de ionización y de excitación de los distintos elementos químicos. Por otra parte, podemos notar que las estrellas O son muy calientes, en tanto que las estrellas del otro extremo, las M, son muy frías. En consecuencia, la secuencia de Harvard corresponde a una secuencia de temperaturas decrecientes desde las O hasta las M.

Sub clases: O5, O6, O7, O8, O9, O9.5, B0, B0.5, B1,B2, ..., B9,A0, ..., A9, F0, ...F9, G0, ...G9, K0, ...K9, M0, ... M5

Relación Masa-Luminosidad-Temperatura

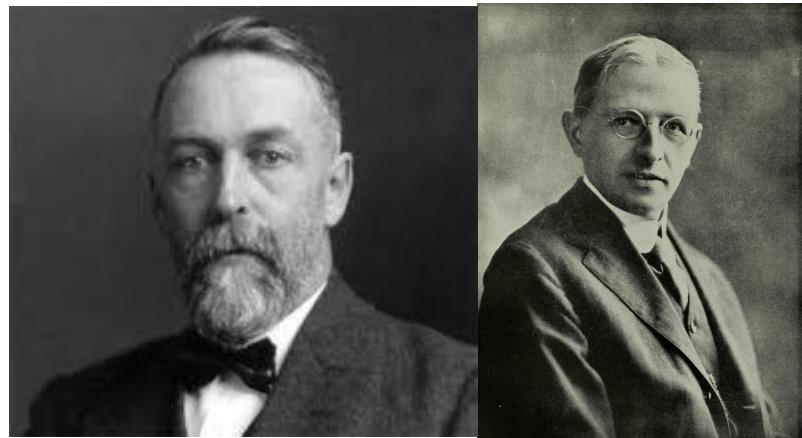


$$\left(\frac{L_S}{L_{\odot}}\right) = \left(\frac{M_S}{M_{\odot}}\right)^{3.5}.$$

Diagrama de Hertzsprung-Russell

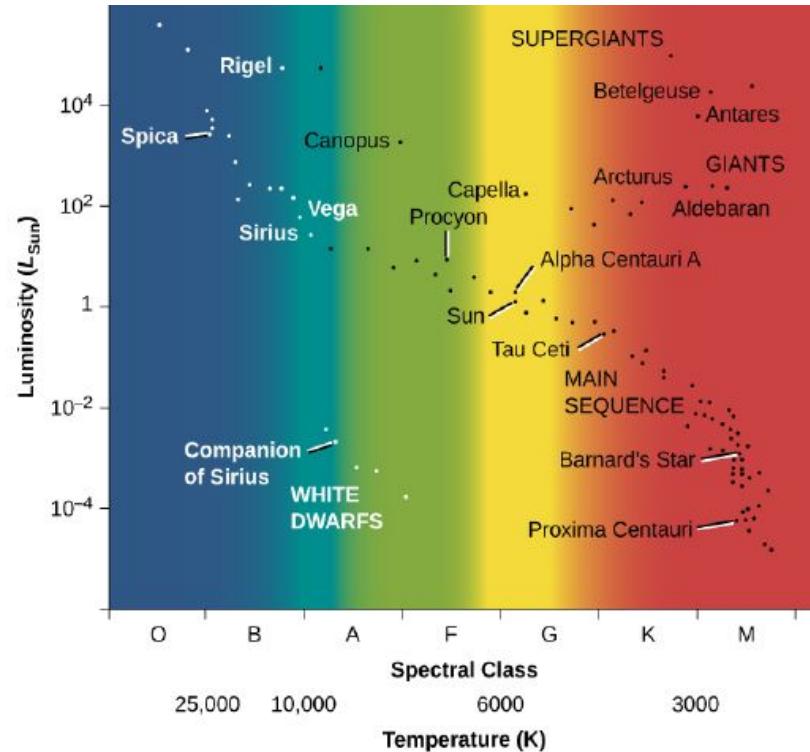
A principios del siglo XX se tenía un gran número de estrellas en un gran rango de luminosidades y se pensaba que las estrellas evolucionan de más calientes y luminosas a más frías. Si esta idea fuera correcta entonces debería existir una correlación entre la magnitud y su tipo espectral.

En 1905, el astrónomo danés Ejnar Hertzsprung (1873-1967) y en 1913 independientemente el norteamericano Henry Norris Russell (1877-1957) **correlacionaron las magnitudes absolutas con los tipos espectrales de las estrellas. Encontraron que las estrellas más tempranas (tardías) y azules (rojas) eran las más brillantes (débiles).**



Esta gráfica se denomina frecuentemente **diagrama de Hertzsprung-Russell**, abreviado como **diagrama HR**. Es uno de los diagramas más importantes y más utilizados en astronomía, con aplicaciones que van mucho más allá de los propósitos para los que se desarrolló originalmente hace más de un siglo.

La gran mayoría están alineados a lo largo de una secuencia estrecha que va desde la parte superior izquierda (caliente, muy luminosa) a la inferior derecha (fría, menos luminosa). Esta banda de puntos se llama **secuencia principal**. Representa una relación entre temperatura y luminosidad seguida por la mayoría de las estrellas. Podemos resumir esta relación diciendo que **las estrellas más calientes son más luminosas que las más frías**.



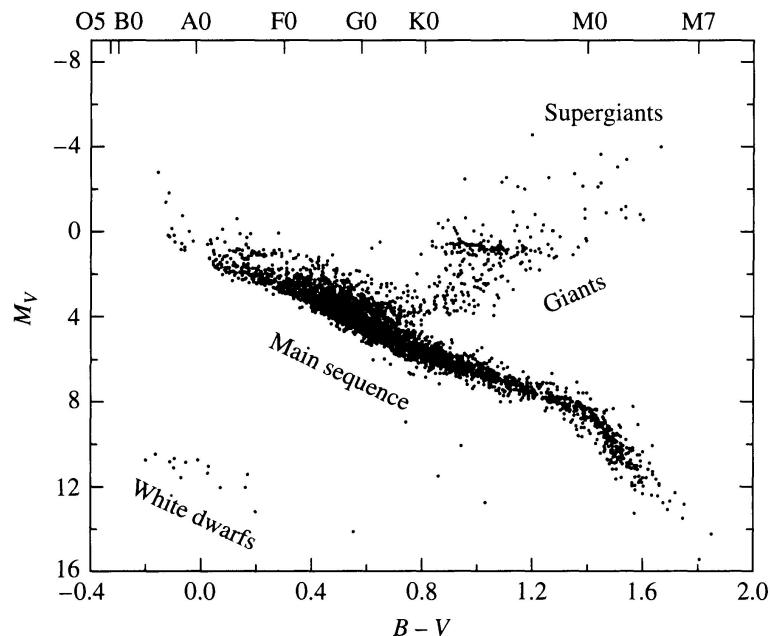
¿Notaron que varias estrellas se encuentran por encima de la secuencia principal en el diagrama HR, en la región superior derecha, donde las estrellas tienen baja temperatura y alta luminosidad?

¿Cómo puede una estrella ser fría a la vez, es decir, cada metro cuadrado de la estrella no emite tanta energía y, sin embargo, es muy luminosa?

Las estrellas tienen diferentes brillos por dos motivos, o porque emite más o por su tamaño.

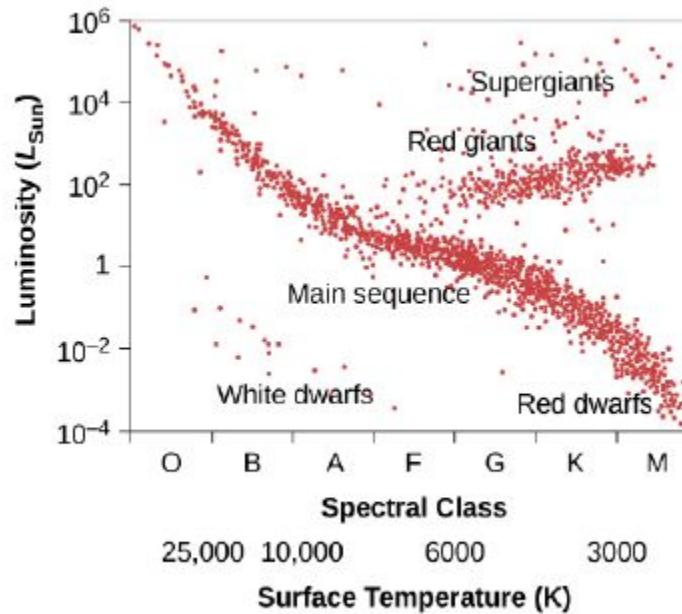
Sí 2 estrellas tiene el mismo tipo espectral deberían tener la misma temperatura efectiva, pero para diferir en sus magnitudes absolutas es porque tienen luminosidades diferentes ya que sus radios deben ser diferentes.

La única forma es que la estrella sea enorme: tener tantos metros cuadrados en su superficie que la producción total de energía siga siendo grande. Estas estrellas deben ser **gigantes** o **supergigantes**.

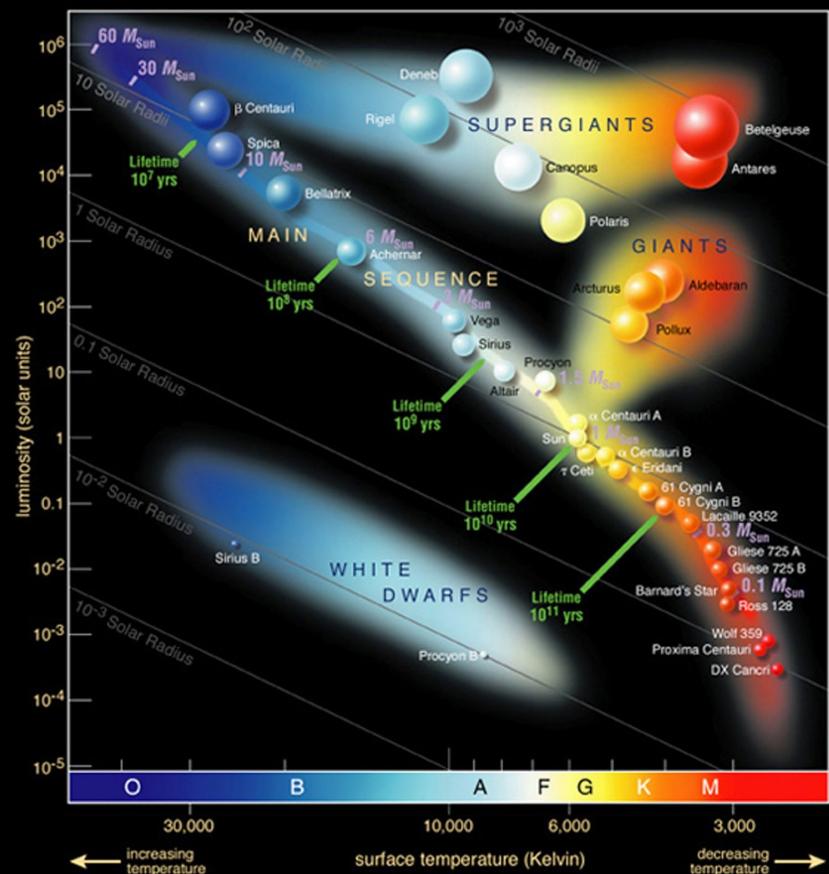
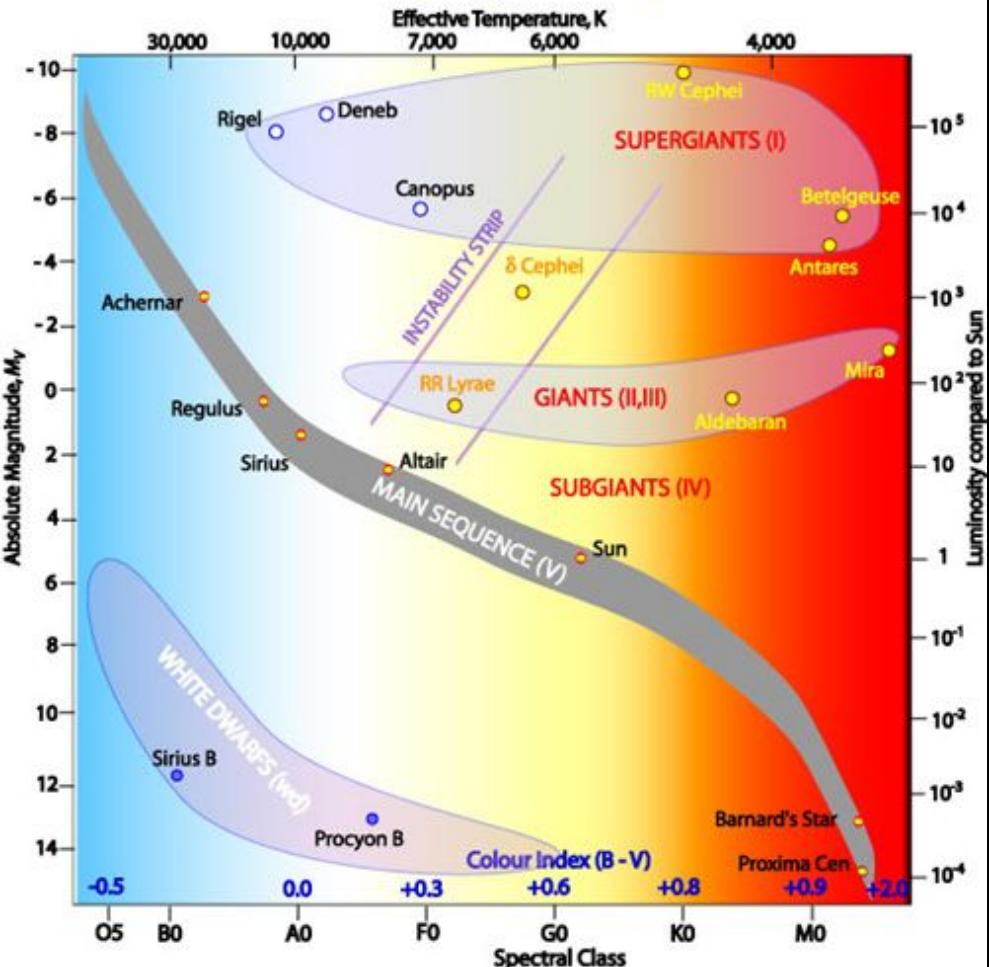


También hay algunas estrellas en la esquina inferior izquierda del diagrama, que tienen alta temperatura y baja luminosidad. Si tienen temperaturas superficiales elevadas, cada metro cuadrado de esa estrella produce mucha energía. Entonces, ¿cómo puede ser tenue la estrella en general?

Debe ser que tenga una superficie total muy pequeña; esas estrellas son conocidas como **enanas blancas** (blancas porque, a estas altas temperaturas, los colores de la radiación electromagnética que emiten se mezclan para hacerlas parecer de un blanco azulado).



Hertzsprung-Russell Diagram



Sabemos que

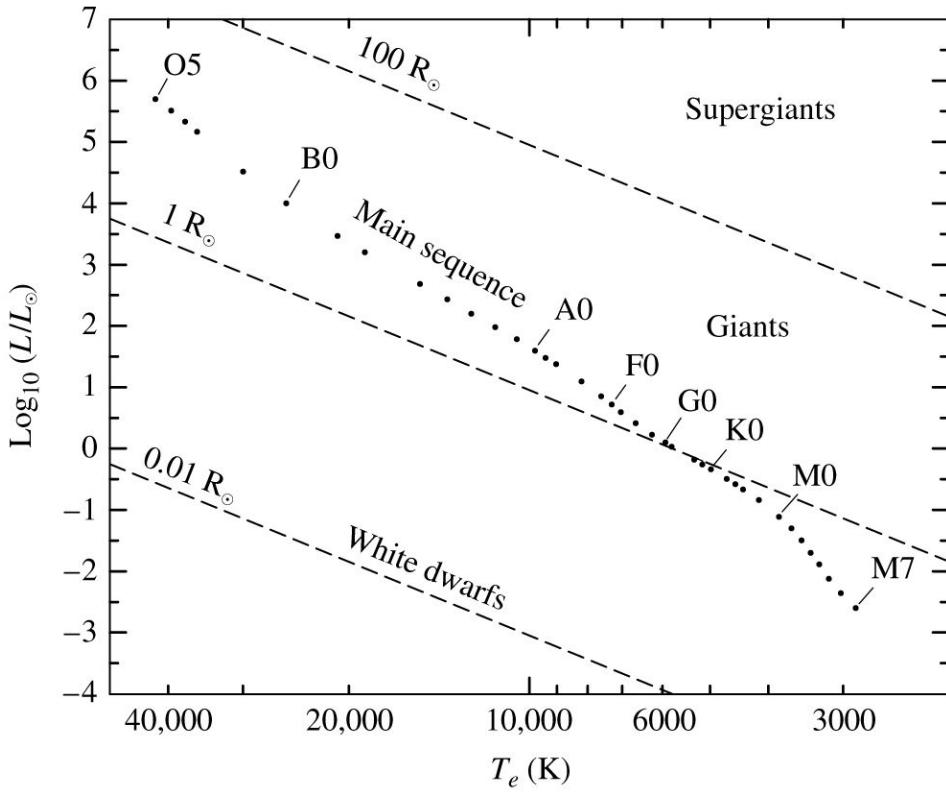
$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4.$$

Despejando el radio

$$R = \frac{1}{T_e^2} \sqrt{\frac{L}{4\pi\sigma}}.$$

Si se tienen 2 estrellas con la misma temperatura, pero una emite 100 veces más que la otra, entonces significa que el tamaño de una es 10 veces mayor que el otro. Por lo tanto en un gráfico logarítmico de luminosidad versus temperatura, las curvas de radio constante son rectas de pendiente 4.

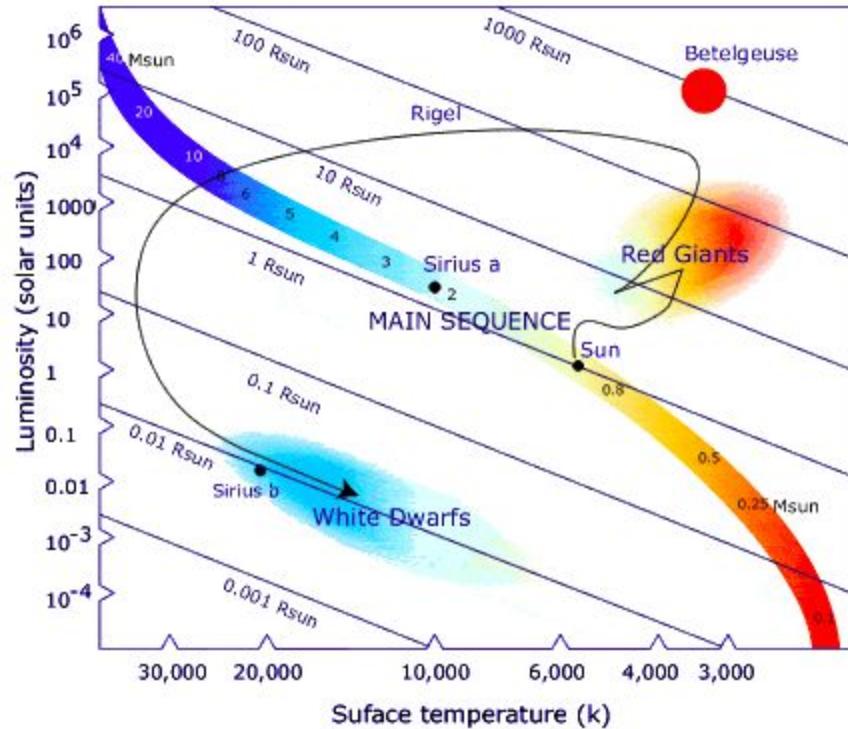
- Las estrellas de la secuencia principal varían sus radios de 20 a 0.1 radios solares yendo de las O a las M.
- Las gigantes van de 10 a 100 radios solares y una supergigante pueden tener radios del orden de 1000 radios solares.



La existencia de una relación tan sencilla entre luminosidad y temperatura para las estrellas de secuencia principal da una idea que la posición que ocupa una estrella en la secuencia principal depende de un solo parámetro: **su masa**.

Las estrellas más masivas (tipo espectral O) tiene del orden de 60 masas solares y las menos masivas (tipo espectral M) tiene del orden de 0.08 masas solares. Usando las masas y radios es posible determinar su densidad.

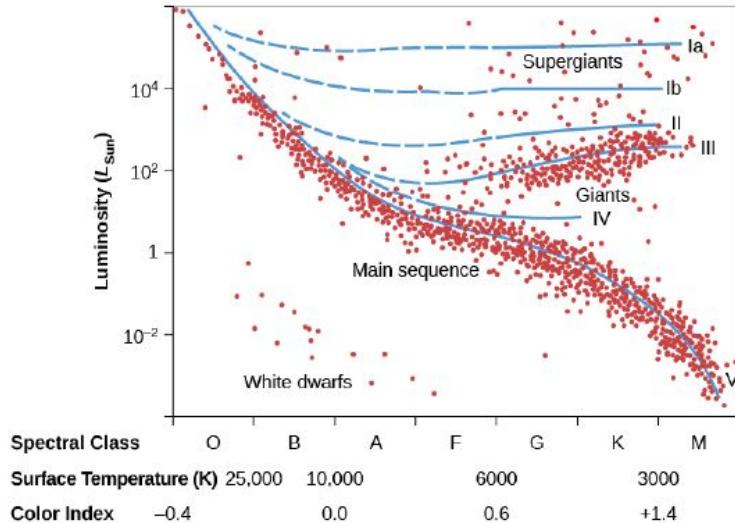
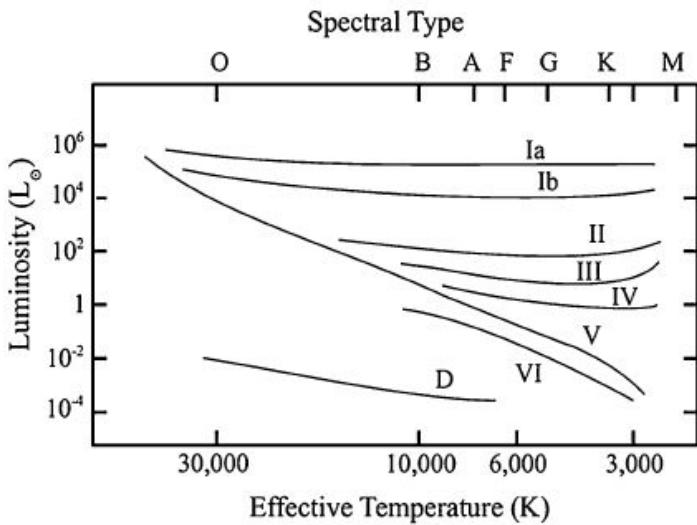
La mayoría de las estrellas están en la SP.



Clases de Luminosidad: Sistema MK

- Actualmente se usa un sistema de clasificación espectral conocido como sistema MK, introducido en 1940's y 1950 s' por W. Morgan y P. Keenan del observatorio observatorio de Yerkes.
- Este sistema toma en cuenta que estrellas con la misma temperatura superficial pueden tener diferentes tamaños (Radios).
 - Por ejemplo, una estrella cien veces mayor que el Sol, pero con la misma temperatura superficial, mostrará diferencias sutiles en su espectro, y tendrá una mucho mayor luminosidad.
- En el sistema MK se añade un numeral romano para especificar la clase de luminosidad:
 - I = Supergigantes
 - III = Gigantes
 - V = Estrella de la Secuencia Principal
- El Sol es una estrella tipo G2V.

Ia	Bright supergiants
Ib	Supergiants
II	Bright giants
III	Giants
IV	Subgiants
V	Main sequence stars (or dwarfs)
VI (or SD)	Subdwarfs
D (or VII)	White dwarfs



La distinción entre los espectros de estrellas con diferentes temperaturas se debe a que los electrones ocupan diferentes órbitas en las atmósferas de las estrellas. Los detalles de la formación de las líneas espectrales pueden ser muy complicados porque los electrones pueden estar en cualquier órbita o estado de ionización. Para poder entender las bases físicas de esta clasificación espectral es necesario saber en qué órbitas se encuentran los electrones y en qué estado de ionización se encuentran los átomos (mecánica estadística).

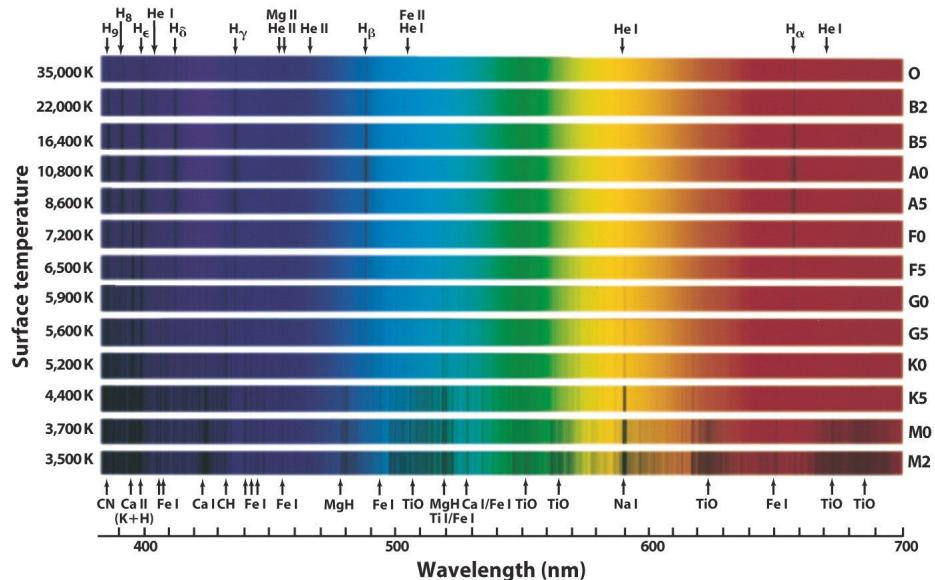


Table 10.7 The main-sequence stars^a

Spectral type	Effective temperature (K)	Mass (M_{\odot})	Luminosity (L_{\odot})	Radius (R_{\odot})	Lifetime (years)
O5	44,500	60	7.9×10^5	12	3.7×10^6
B0	30,000	17.5	5.2×10^4	7.4	1.1×10^7
B5	15,400	5.9	8.3×10^2	3.9	6.5×10^7
A0	9,520	2.9	5.4×10	2.4	2.9×10^8
F0	7,200	1.6	6.5	1.5	1.5×10^9
G0	6,030	1.05	1.5	1.1	5.1×10^9
K0	5,250	0.79	0.42	0.85	1.4×10^{10}
M0	3,850	0.51	0.077	0.60	4.8×10^{10}
M5	3,240	0.21	0.011	0.27	1.4×10^{11}

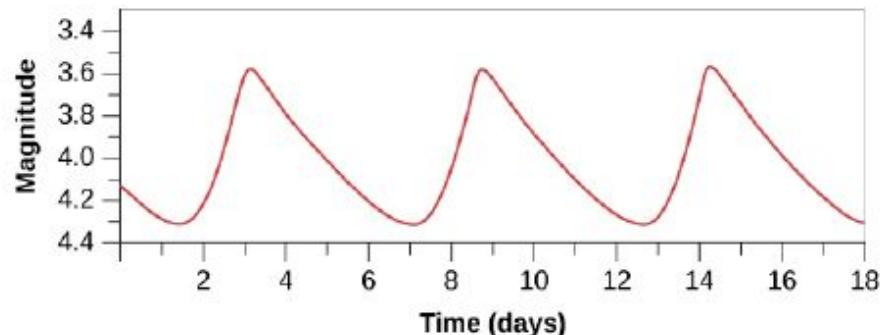
^a The mass, M_S , is in units of the Sun's mass $M_{\odot} = 1.989 \times 10^{30}$ kg, the absolute luminosity, L_S , is in units of the Sun's absolute luminosity, $L_{\odot} = 3.828 \times 10^{26}$ J s⁻¹, and the radius, R_S , is in units of the Sun's radius, $R_{\odot} = 6.955 \times 10^8$ m. The lifetimes are the amount of time required to exhaust the nuclear hydrogen fuel that supplies the energy of stars on the main sequence

Estrellas variables

La mayoría de las estrellas son constantes en su luminosidad, al menos dentro de un porcentaje o dos. Al igual que el Sol, generan un flujo constante de energía desde su interior. Sin embargo, se ve que algunas estrellas varían en brillo y, por esta razón, se denominan **estrellas variables**. Muchas de estas estrellas varían en un ciclo regular.

Un gráfico que muestra cómo cambia el brillo de una estrella variable con el tiempo se llama **curva de luz**. El máximo es el punto de la curva de luz donde la estrella tiene su mayor brillo; el mínimo es el punto donde es más débil.

Si las variaciones de luz se repiten periódicamente, el intervalo entre los dos máximos se denomina período de la estrella.



Hay dos tipos especiales de estrellas variables: **variables cefeidas y RR Lyrae**, las cuales son estrellas variables pulsantes.

En realidad, una estrella así cambia su diámetro con el tiempo, expandiéndose y contrayéndose periódicamente, como lo hace su pecho cuando respira. Ahora entendemos que estas estrellas están atravesando una breve etapa inestable al final de sus vidas.

La expansión y contracción de las variables pulsantes se puede medir utilizando el efecto Doppler. Las líneas en el espectro cambia hacia el azul a medida que la superficie de la estrella se mueve hacia nosotros y luego cambia al rojo cuando la superficie se contrae.

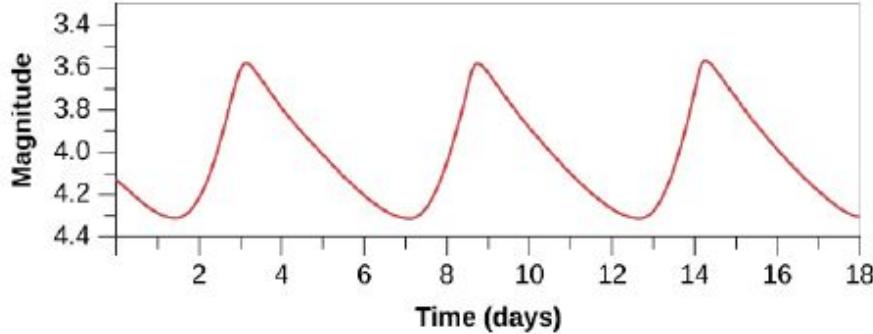
A medida que la estrella pulsa, también cambia su color general, lo que indica que su temperatura también varía. Y la luminosidad de la variable pulsante también cambia de manera regular a medida que se expande y contrae.

Variables Cefeidas

Las cefeidas son estrellas grandes, amarillas y pulsantes que llevan el nombre de la primera estrella conocida del grupo, Delta Cephei.

La variabilidad de Delta Cephei fue descubierta en 1784 por el joven astrónomo inglés John Goodricke. La estrella asciende con bastante rapidez a la luz máxima y luego desciende más lentamente a la luz mínima, con un total de 5,4 días para un ciclo.

La imagen muestra la curva de luz de una variable cefeida con un período de 6 días.



En nuestra Galaxia se conocen varios cientos de variables cefeidas. La mayoría de las cefeidas tienen períodos en el rango de 3 a 50 días y luminosidades que son alrededor de 1000 a 10000 veces mayores que las del Sol.

Polaris, la estrella polar, es una variable cefeida que, durante mucho tiempo, varió en una décima de magnitud, o en alrededor del 10% de luminosidad visual, en un período de poco menos de 4 días. Mediciones recientes indican que la cantidad por lo que el brillo de Polaris cambia está disminuyendo y que, en algún momento en el futuro, esta estrella no ya será una variable pulsante.

La importancia de las variables cefeidas radica en que sus periodos y luminosidades medias resultan estar directamente relacionados. Cuanto más largo es el período, mayor es la luminosidad.

El período de una estrella así es fácil de medir: todo lo que necesita es un buen telescopio y un buen reloj. Una vez que tenga el período, la relación le dará la luminosidad de la estrella. Si conozco L, puedo conocer M, midiendo m, obtengo la distancia.

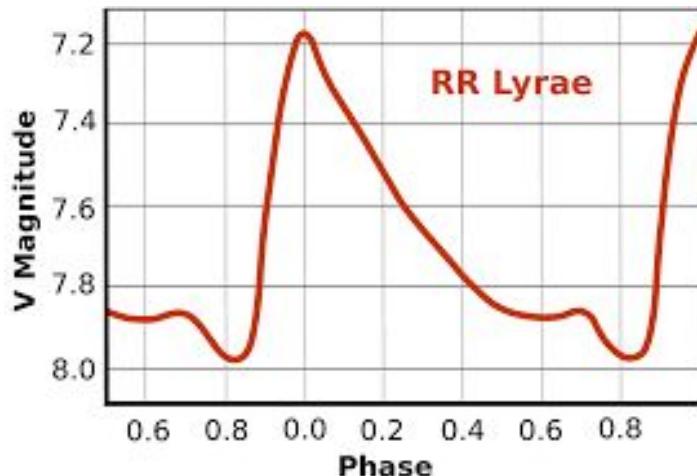
Estas estrellas nos permiten estimar distancias!!!

$$P \rightarrow L \rightarrow M \underset{m}{\rightarrow} d$$

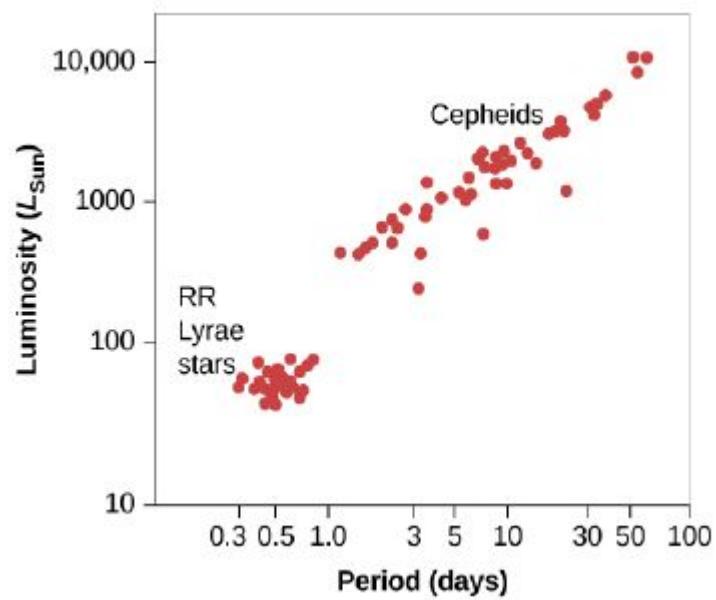
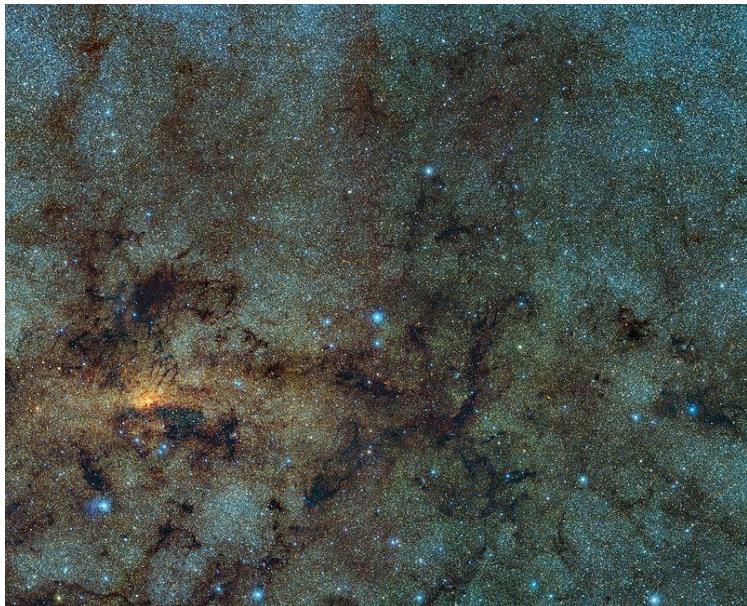
Estrellas RR Lyrae

RR Lyrae es una estrella variable de la constelación de la Lira que da nombre a una clase de estrellas variables, las **estrellas variables RR Lyrae**. Tiene un periodo de variabilidad de unas 13 horas en las que oscila entre magnitud aparente 7 y 8. Su naturaleza variable fue descubierta por Williamina Fleming en 1901 desde el observatorio de Harvard.

Más comunes que las cefeidas, pero menos luminosas, miles de estas variables pulsantes son conocidas en nuestra Galaxia. Los períodos de las estrellas RR Lyrae son siempre inferiores a 1 día y sus cambios de brillo suelen ser inferiores a un factor de dos.



Tradicionalmente se denomina también a las RR Lyrae "cefeidas de corto período" o "variables de cúmulo", por aparecer en gran cantidad en cualquier cúmulo globular.



Las Estrellas

- Un estudio detallado de la estructura y evolución de las estrellas requiere del conocimiento de sus propiedades físicas.
- Hemos visto la curva de radiación de cuerpo negro, espectros, paralaje, lo cual nos permite determinar la temperatura efectiva, la luminosidad, radio, composición y otros parámetros.
- Sin embargo, la única manera de determinar la masa de una estrella es a través del estudio de la interacción gravitacional con otros objetos.
 - ◆ Los métodos para analizar los datos de la órbita dependen de la geometría del sistema, de la distancia al observador y de las masas y luminosidades relativas de las componentes.

Sistemas Estelares Múltiples

La gran mayoría de las estrellas no están aisladas, sino que son miembros de sistemas estelares.

Sistema estelar multiple: grupo de dos o más estrellas orbitando alrededor del centro de masa común debido a la atracción gravitatoria mutua.

Sistema binario: dos estrellas orbitando alrededor del centro de masa común debido a la atracción gravitatoria mutua.

Las **estrellas binarias** constituyen el más simple de estos sistemas. Están compuestos por dos estrellas ligadas gravitatoriamente que giran en torno a un centro común. **Los sistemas binarios nos permiten determinar con precisión las masas de las estrellas que los componen.**

Cúmulos de Estrellas

Los tres tipos básicos de cúmulos que se han descubierto son cúmulos globulares, cúmulos abiertos y asociaciones estelares.

Characteristic	Globular Clusters	Open Clusters	Associations
Number in the Galaxy	150	Thousands	Thousands
Location in the Galaxy	Halo and central bulge	Disk (and spiral arms)	Spiral arms
Diameter (in light-years)	50–450	<30	100–500
Mass M_{Sun}	10^4 – 10^6	10^2 – 10^3	10^2 – 10^3
Number of stars	10^4 – 10^6	50–1000	10^2 – 10^4
Color of brightest stars	Red	Red or blue	Blue
Luminosity of cluster (L_{Sun})	10^4 – 10^6	10^2 – 10^6	10^4 – 10^7
Typical ages	Billions of years	A few hundred million years to, in the case of unusually large clusters, more than a billion years	Up to about 10^7 years

Cúmulos Globulares

A los cúmulos globulares se les dio este nombre porque son sistemas redondos casi simétricos de, típicamente, cientos de miles de estrellas. El cúmulo globular más masivo de nuestra propia galaxia es Omega Centauri, que está a unos 16.000 años luz de distancia y contiene varios millones de estrellas. Las estrellas más brillantes en este grupo, que son gigantes rojas que ya han completado la fase de secuencia principal de su evolución, son de color rojo anaranjado. Estas estrellas tienen temperaturas superficiales típicas alrededor de 4000 K. Como veremos, *los cúmulos globulares se encuentran principalmente en el halo de la Vía Láctea.*



Omega Centauri



NGC 7006

Cúmulos Abiertos o Galácticos

Los cúmulos abiertos se encuentran en el disco de la galaxia. Tienen un rango de edades, algunos tan antiguos como el Sol o aún más viejos. Los cúmulos abiertos más jóvenes todavía están asociados con la materia interestelar de la que se han formado. Los cúmulos abiertos son más pequeños que los cúmulos globulares, por lo general tienen diámetros de menos de 30 años luz, y contienen de varias docenas a varios cientos de estrellas.

M11



NGC 4755: El Joyero



Nuestra galaxia contiene miles de cúmulos abiertos, pero solo podemos ver una pequeña fracción de ellos. Las estrellas en cúmulos abiertos suelen aparecer bien separadas unas de otras, incluso en las regiones centrales, lo que explica por qué se las llama "abiertos". Aunque las estrellas individuales en un cúmulo abierto pueden sobrevivir durante miles de millones de años, normalmente permanecen juntas como un cúmulo durante unos pocos millones de años, o como mucho, unos pocos cientos de millones de años. Hay varias razones para esto. En pequeños cúmulos abiertos, la velocidad media de las estrellas miembro dentro del cúmulo puede ser superior a la velocidad de escape del cúmulo y las estrellas se "evaporarán" gradualmente del cúmulo.

Los encuentros cercanos de estrellas miembros también pueden aumentar la velocidad de uno de los miembros más allá de la velocidad de escape. Cada pocos cientos de millones de años, el cúmulo puede tener un encuentro cercano con una nube molecular gigante, y la fuerza gravitacional ejercida por la nube puede desgarrar el cúmulo.

Asociaciones Estelares

Una asociación es un grupo de estrellas extremadamente jóvenes, que normalmente contiene de 5 a 50 estrellas O y B calientes y brillantes, esparcidas por una región del espacio de unos 100 a 500 años luz de diámetro. Como ejemplo, la mayoría de las estrellas de la constelación de Orión forman una de las asociaciones estelares más cercanas. Las asociaciones también contienen de cientos a miles de estrellas de baja masa, pero estas son mucho más débiles y menos conspicuas. La presencia de estrellas luminosas y muy calientes indica que la formación de estrellas en la asociación ha ocurrido en el último millón de años más o menos.



Formación y Evolución estelar

¿Qué tan grande puede ser la masa de una estrella?

Las estrellas más masivas que el Sol son raras. Ninguna de las estrellas dentro de los 30 años luz del Sol tiene una masa mayor que cuatro veces la del Sol. Las búsquedas a grandes distancias del Sol han llevado al descubrimiento de algunas estrellas con masas de hasta unas 100 veces la del Sol, y un puñado de las estrellas (unas pocas de varios miles de millones) pueden tener masas de hasta 250 masas solares. Sin embargo, la mayoría de las estrellas tienen menos masa que el Sol.

Según cálculos teóricos, la masa más pequeña que puede tener una estrella verdadera es aproximadamente 1/12 de la del Sol.

Por una estrella "verdadera", nos referimos a una que se calienta lo suficiente como para fusionar protones y formar helio.

Los objetos con masas entre aproximadamente 1/100 y 1/12 de la del Sol pueden producir energía durante un breve período de tiempo mediante reacciones nucleares que involucran al deuterio, pero no se calientan lo suficiente como para fusionar protones. Estos objetos tienen una masa intermedia entre las estrellas y los planetas y se les ha dado el nombre de *enanas marrones*. Las enanas marrones son similares a Júpiter en radio pero tienen masas de aproximadamente 13 a 80 veces más grandes que la masa de Júpiter.



Región de formación de estrellas llamada Nebulosa de Orión. (Izquierda) No se ven enanas marrones en la imagen de luz visible, tanto porque ponen emitir muy poca luz en lo visible y porque están ocultos entre las nubes de polvo de esta región. (Derecha) Esta imagen fue tomada con luz infrarroja, que puede llegar a nosotros a través del polvo. Los objetos más débiles en esta imagen son enanas marrones con masas entre 13 y 80 veces la masa de Júpiter. Créditos. NASA.

[Video: Enanas Marrones con WISE](#)

La mayoría de las estrellas son las débiles, tal como lo refleja la Función de Luminosidad Estelar.

Para poner todo esto en perspectiva, las estrellas más débiles que el Sol no se pueden ver a simple vista a menos que estén muy cerca.

Por ejemplo, las estrellas con luminosidades que oscilan entre $1/100$ y $1/10000$ de la luminosidad del Sol son muy comunes, pero una estrella con una luminosidad de $1/100 L_{\text{sol}}$ tienen que estar dentro de los 5 años luz para ser visibles a simple vista, y solo tres estrellas (todas en un sistema) están tan cerca de nosotros.

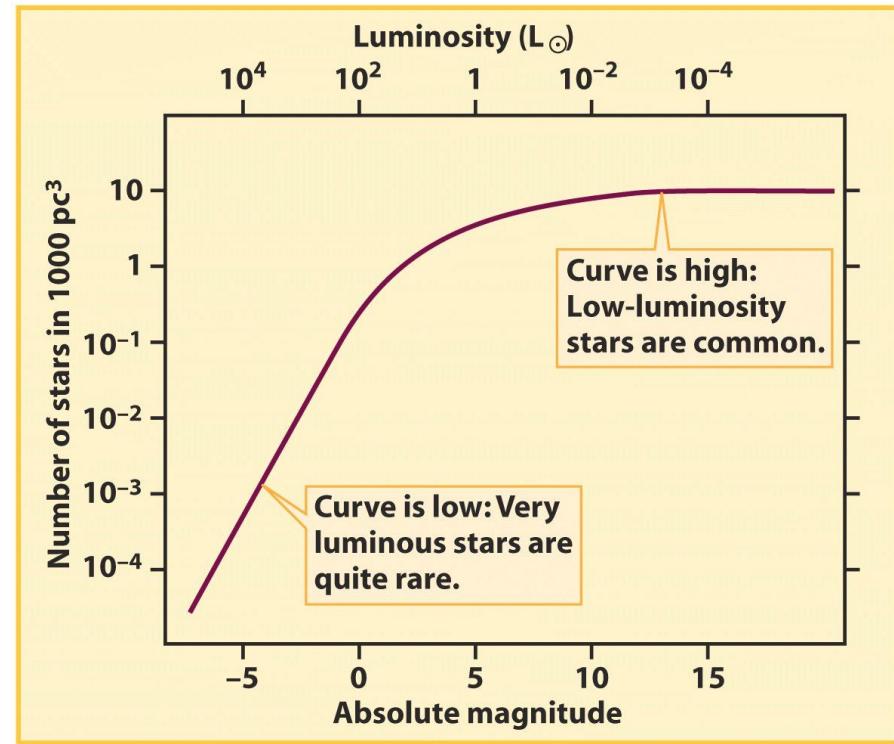
La más cercana de estas tres estrellas, Proxima Centauri, todavía no se puede ver sin un telescopio porque tiene una luminosidad muy baja.

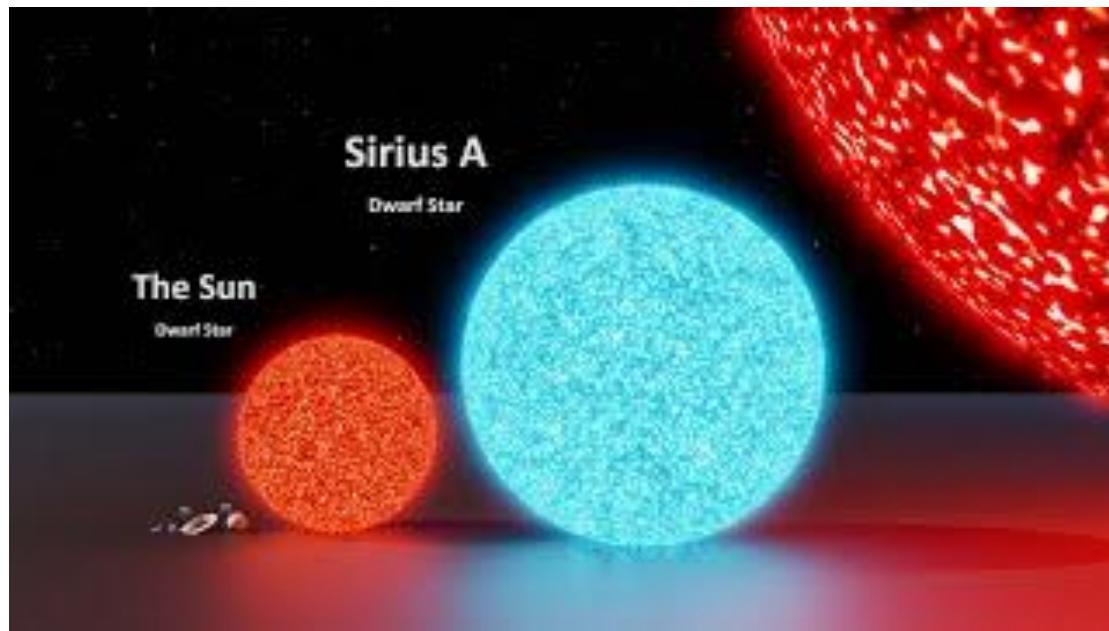
Los descubrimientos más recientes de estrellas cercanas se han basado en gran medida en telescopios infrarrojos que pueden encontrar tantas estrellas frías y de baja masa.

Función de Luminosidad Estelar

La población de las estrellas muestra que las estrellas de baja luminosidad son mucho más numerosas que la de alta luminosidad.

El Sol es una estrella típica de luminosidad promedio.





El interior de las estrellas

Equilibrio Hidrostático

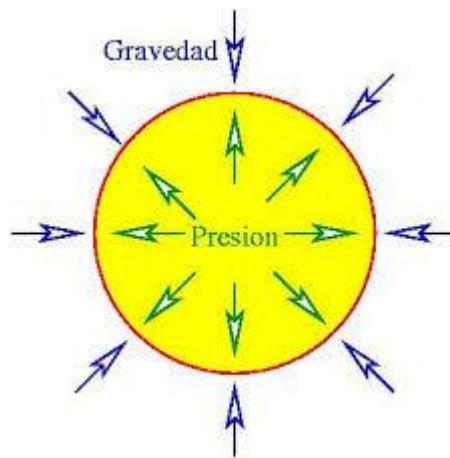
Consideremos que una estrella es una masa de gas aislada en el espacio. Por simplicidad, supondremos que dicho gas es ideal y que, por lo tanto, verifica la ecuación de estado:

$$P = NkT$$

en la cual k es la constante de Boltzmann y N el número total de partículas (átomos y moléculas) por unidad de volumen.

A medida que transcurre el tiempo, la masa de gas irá contrayéndose por simple gravitación y liberando energía gravitacional en forma de calor. En consecuencia, la temperatura se irá incrementando en el centro de la masa considerada. Como resultado de la contracción gravitatoria se incrementará también la presión gaseosa y la densidad en la región central de la masa de gas.

Finalmente, llegará un momento en que se logra un estado de equilibrio, en el cual el peso de cada elemento de volumen del gas es exactamente balanceado por la presión de los gases. Se dice entonces que el gas ha alcanzado el estado de **equilibrio hidrostático**. *En otras palabras, la condición de equilibrio hidrostático exige que la fuerza de atracción gravitatoria que obliga a la masa a contraerse, debe ser balanceada por las fuerzas de presión de los gases.*



Fuentes de Energía Estelar

La luminosidad de una estrella como el Sol es extremadamente alta. Una medida de la vida de una estrella puede ser computada teniendo en cuenta cuanto tiempo es capaz de mantener dicha luminosidad. Distintas fuentes de energía son posibles: gravitación, procesos químicos, procesos nucleares.

¿De qué manera producen o generan energía las estrellas?

En el caso del Sol, hay evidencia geológica que muestra que hace unos 3000 millones de años, existían ciertas formas de vida organizadas sobre la corteza terrestre, entonces el Sol irradiaba energía en cantidad y calidad muy similares a la actual. *¿qué mecanismo permite que las estrellas emitan radiación durante miles de millones de años sin evidenciar cambios apreciables en su estructura?*

Contracción Gravitatoria

En algún momento se propuso que la principal fuente de energía estelar era la contracción gravitacional de las estrellas. Este mecanismo puede efectivamente ser importante en la primera fase de formación de las estrellas, sin embargo no puede generar energía durante miles de millones de años sin producir cambios apreciables sobre una estrella.

En el caso del Sol, se ha calculado que una contracción igual a la fracción 1/10.000 de su radio, produciría una cantidad de calor suficiente como para compensar la que pierde por radiación en menos de 2000 años.

Esto implica pasar de R_{sol} a $R_{\text{sol}}/2$ en $t=10-20$ millones de años. Contrariando así la evidencia geológica. Esto implica que la contracción gravitatoria no puede ser la fuente principal de energía estelar, aunque su rol es importante en algunas etapas de su vida.

Procesos Químicos

Dado que las reacciones químicas están basadas en las interacciones de los electrones orbitales en los átomos, la energía involucrada en cada una de ellas será del orden de 13.6eV. Teniendo en cuenta el número de átomos de una estrella se ve también que el tiempo que podría brillar una estrella es muy bajo.

$$N = M_{\text{Sol}} / m_p = 1.99 \times 10^{30} \text{ kg} / 1.67 \times 10^{-27} \text{ kg} = 1.19 \times 10^{57}$$

$$E_{\text{tot}} = EN = 13.6 \text{ eV} \cdot 1.19 \times 10^{57} = 1.62 \times 10^{58} \text{ eV}$$

Usando que $1 \text{ eV} = 1.6 \times 10^{-19} \text{ J}$ se tiene que $E_{\text{tot}} = 2.6 \times 10^{39} \text{ J}$

$$t = E_{\text{tot}} / L_{\text{sol}} = 2.6 \times 10^{39} \text{ J} / 3.8 \times 10^{26} \text{ W} = 6.75 \times 10^{12} \text{ s} = 2 \times 10^5 \text{ años}$$

Los procesos químicos tampoco son la fuente principal de producción de energía de las estrellas.

Procesos Nucleares

Notar que no es lo mismo el proceso de formar una molécula que formar un nuevo átomo.

Molécula: partícula neutra formada por al menos 2 átomos que comparten electrones (se denomina enlace covalente).

Las *reacciones químicas* en general involucran la transformación de átomos en moléculas o de moléculas de un tipo en otras de otro tipo.

En cambio, **las reacciones nucleares involucran un cambio de un tipo de núcleo atómico en otro tipo.**

Los núcleos de los átomos pueden considerarse fuentes de energía.

En los interiores estelares las temperaturas son muy altas, unos millones de grados, también son muy altas las densidades y las presiones. Esto causa que los átomos se muevan rápidamente y tengan colisiones frecuentes y violentas. De esta manera los átomos pierden sus electrones y pasan a ser núcleos atómicos. La violencia de estas colisiones hace que los núcleos atómicos se fusionen formándose un elemento más pesado cada vez, a esto se le llama una **reacción termonuclear**.

A fines de la década del 30 se pudo observar que un núcleo de Helio (formado por 2 protones y 2 neutrones), se puede formar por una serie de reacciones nucleares que involucran originalmente 4 núcleos de hidrógeno. ($4H \rightarrow He + \text{remanentes de baja masa}$). Estas reacciones se conocen como **fusiones** ya que partículas más livianas son fusionadas para dar lugar a más pesadas y producen cantidades enormes de energía. Contrariamente, se denomina **fisión** cuando un núcleo masivo se divide en fragmentos más pequeños.

La masa de 4 átomos de hidrógeno es 0.7% mayor que la masa de un átomo de helio.

Masa de 1 átomo de H ...1,00813 UMA (unidad de masa atómica) Entonces:

Masa de 4 átomos de H... 4,03252 UMA

Masa de 1 átomo de He... 4,00389 UMA

Δm

0,02863 UMA



esta diferencia de masa se transforma en energía

Como lo expresa la fórmula de Einstein **$E=mc^2$** (E : energía, c : velocidad de la luz)

Entonces si la fracción de masa que transforma energía por cada átomo de H es $f_{\text{masa}} = 0,0071$ UMA

Esta fracción de masa representa el 0.7%. La cantidad de energía en formar un núcleo de Helio es

$$E = \Delta mc^2 = 26.731 \text{ MeV}$$

que se conoce como energía de ligadura del núcleo de Helio.

$$1 \text{ UMA} = 1.66053873 \times 10^{-27} \text{ kg}$$

Ahora veamos si la fusión nuclear es suficiente para hacer brillar el Sol durante toda su vida.

Asumiendo que el Sol está compuesto 100% de Hidrógeno y que solo el 10% de su masa se convierte en Helio se tendrá:

$$E_{\text{nuclear}} = 0.1 \times 0.007 \times M_{\odot} c^2 = 1.3 \times 10^{44} \text{ J.}$$

Lo que permite radiar a la tasa actual durante :

$$t_{\text{nuclear}} = \frac{E_{\text{nuclear}}}{L_{\odot}}$$

$$\sim 10^{10} \text{ yr,}$$

La generación de energía nuclear parece ser el único mecanismo plausible para generar la cantidad de energía que irradian las estrellas durante largos períodos de tiempo.

Procesos Nucleares

- La energía liberada en una reacción nuclear corresponde a una leve reducción en la masa de acuerdo a la ecuación de Einstein **$E = mc^2$** .
- La fusión termonuclear ocurre solo a altas temperaturas; por ejemplo, la fusión de hidrógeno ocurre solo a temperaturas mayores que **$\sim 10^7 \text{ K}$** .
- En el Sol, estas temperaturas se alcanzan solo en la parte más **central del mismo**.
- La secuencia exacta de pasos por la cual un elemento se convierte en otro se denomina **nucleosíntesis**.
- La deducción de la escala de tiempo para las reacciones nucleares en el Sol asume que 4 núcleos de Hidrógeno se convierten en uno de Helio. Esta conversión es muy improbable que se de por el choque simultáneo de 4 núcleos de Hidrógeno. Debe producirse por una cadena de reacciones donde cada una involucra una interacción entre pares que es mucho más probable.

Ciclo Protón-Protón

Imaginemos ahora un medio constituido básicamente por átomos de hidrógeno (H), caracterizado por una temperatura muy elevada, del orden de $10^7 K$. A tan elevada temperatura, los átomos que constituyen dicho medio se moverán a velocidades elevadas, provocando el continuo desprendimiento de los electrones atómicos.

En otras palabras, la mayor parte de los átomos están totalmente ionizados y, en consecuencia, reducidos a sus núcleos. Dado que hemos supuesto que el medio está formado principalmente por H , es evidente que a la temperatura considerada el medio estará constituido por protones y electrones moviéndose a gran velocidad. Recordemos que la masa de un protón es mucho mayor que la de un electrón.

Ciclo Protón-Protón

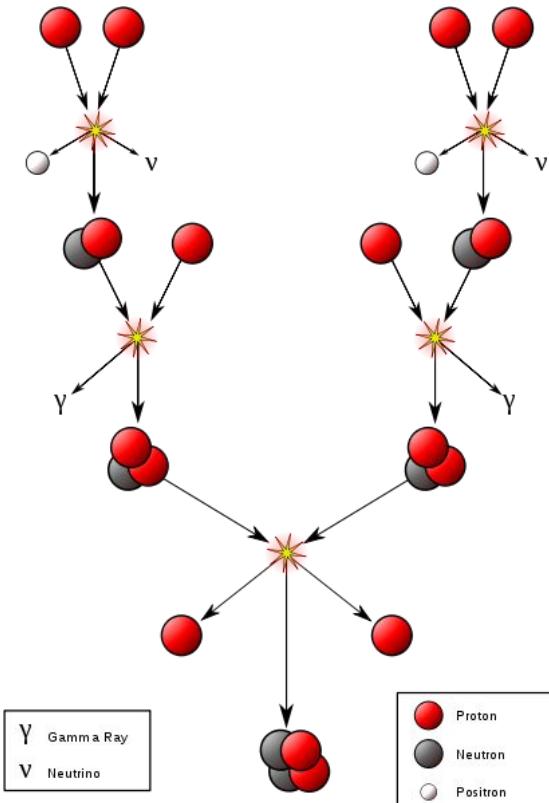
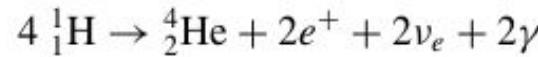
${}^A_Z X$, es el símbolo químico del elemento (H para el Hidrógeno, He para el Helio, etc.) donde Z es el número de protones y A es el número de protones más neutrones.

${}^1_1 H$: átomo de H

${}^2_1 H$: deuterio o H pesado

${}^3_2 He$: isotópo de He

${}^4_2 He$: núcleo de He o partícula α

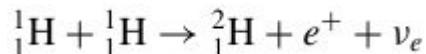


Ciclo protón-protón

I

$$T \sim (1.0 - 1.4) \times 10^7 \text{ K}$$

Cuando dos protones de H chocan a alta velocidad, las dos partículas se fusionan formando un núcleo de deuterio y produciendo además el desprendimiento de dos partículas: una positiva de masa igual al electrón (positrón) y la otra sin carga y, probablemente sin masa, denominada neutrino.



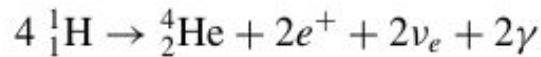
Una vez formado el núcleo de deuterio, éste puede fusionarse nuevamente con un protón originando un nuevo núcleo formado por dos protones y un neutrón (masa igual a 3 y carga igual a 2) más radiación γ . El núcleo formado es pues un isótopo del helio:



Finalmente, si dos isótopos del helio se fusionan dan lugar, por un lado, a un núcleo de He ordinario con dos protones y dos neutrones (carga igual a dos y masa igual a cuatro) y, por otro lado, resultan dos nuevos protones que quedan en condiciones de volver a participar en una cadena de reacciones.

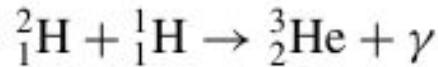
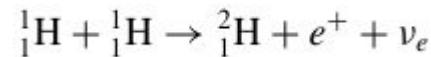
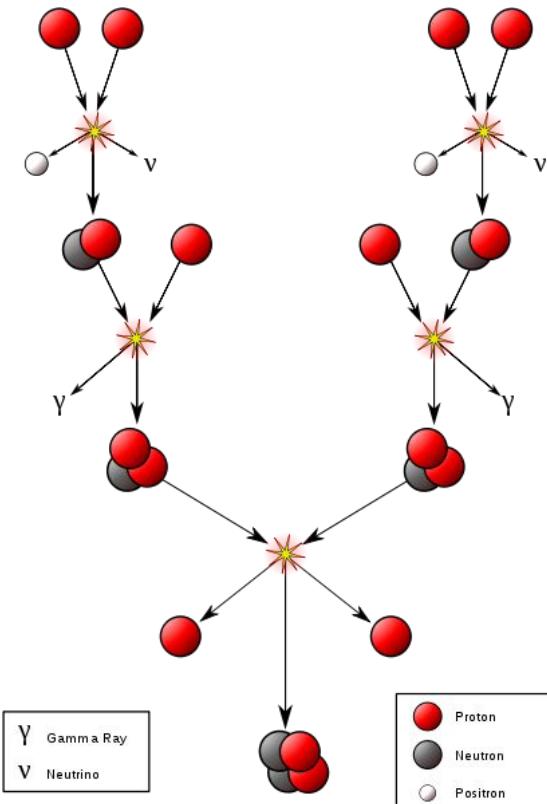


Veámoslo ahora en el esquema.



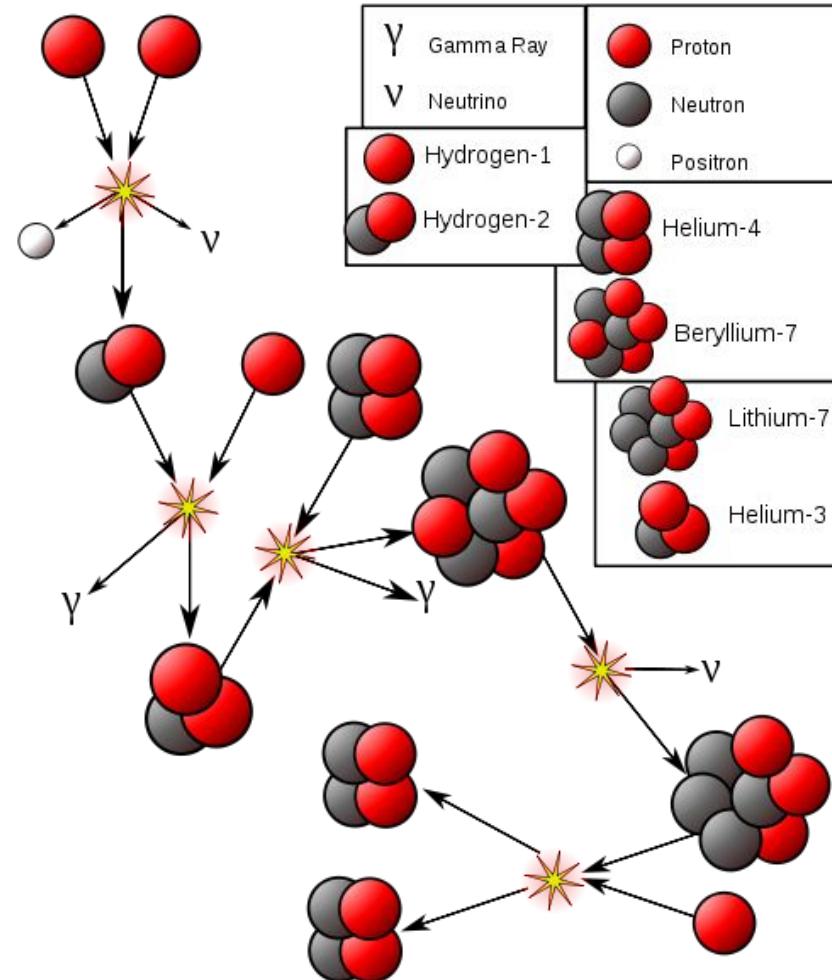
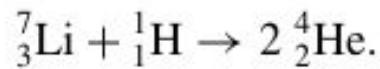
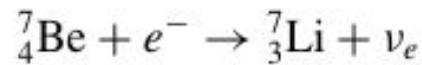
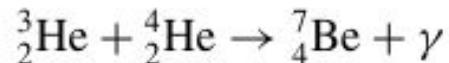
Ciclo protón-protón I

$$T \sim (1.0 - 1.4) \cdot 10^7 \text{ K}$$



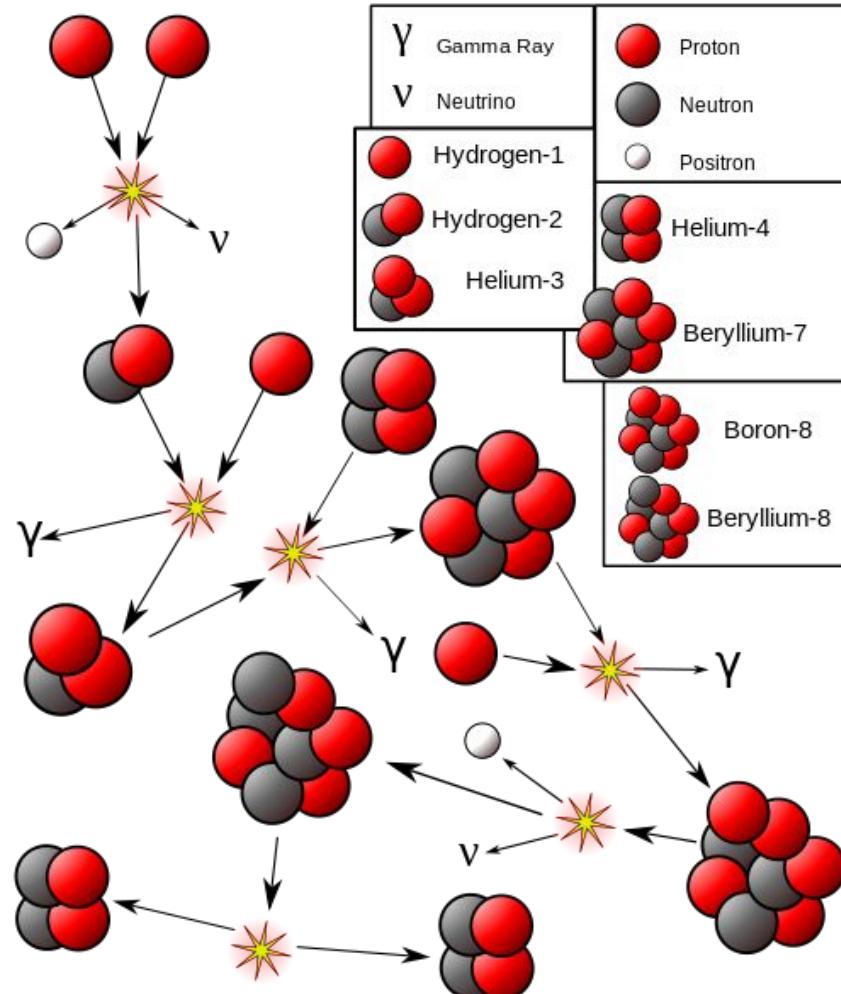
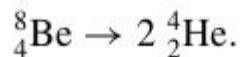
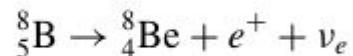
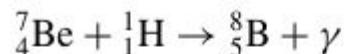
Ciclo protón-protón II

T~(1.4 – 2.3) 10⁷ K

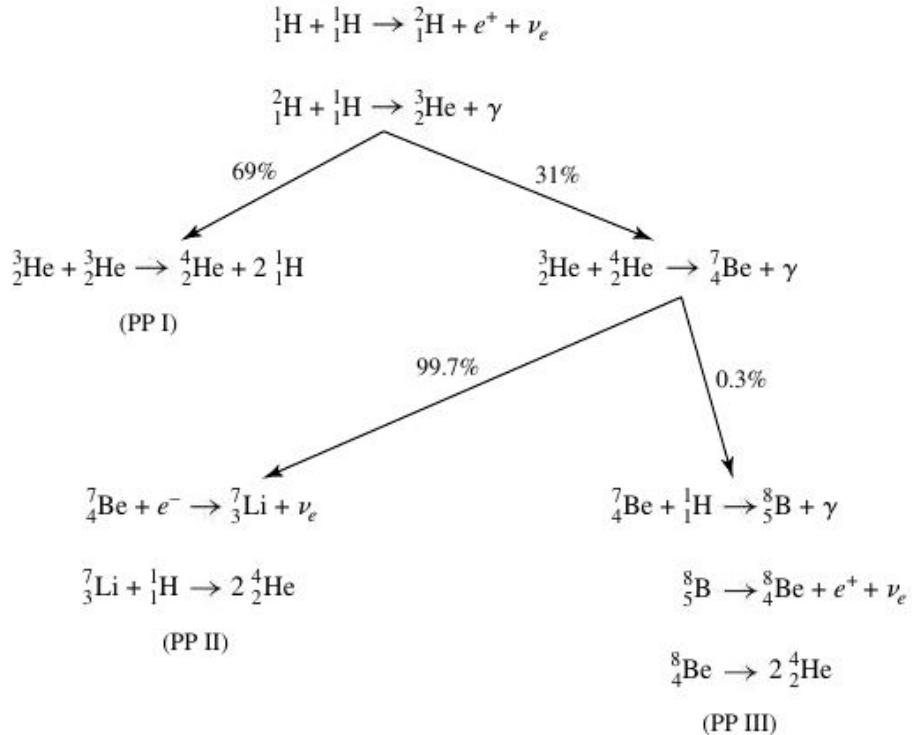


Ciclo protón-protón III

$T > 2.3 \cdot 10^7 \text{ K}$



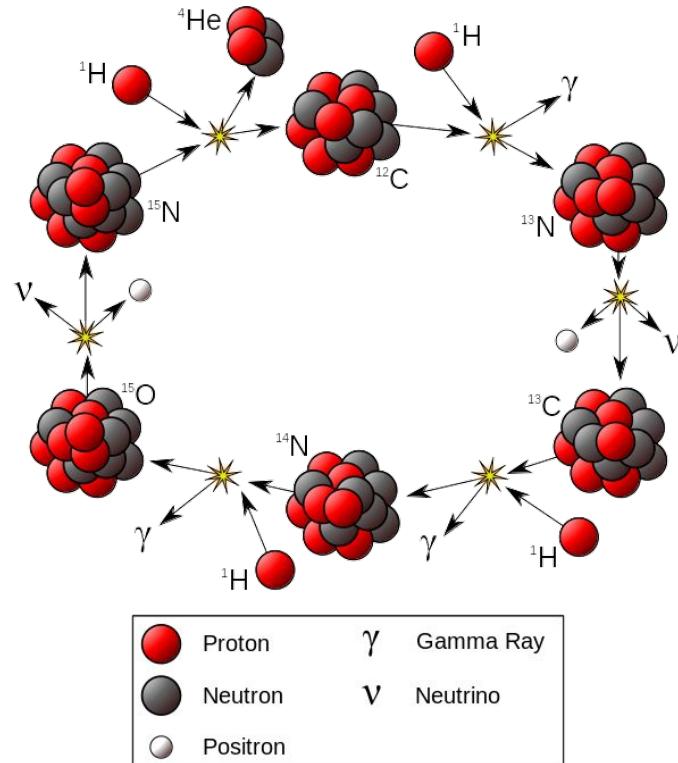
Sumario



Ciclo CNO

En 1938, el físico alemán Hans Bethe, premio Nobel 1967, propuso que cuando las temperaturas centrales de las estrellas son algo mayores, puede ocurrir otra serie de reacciones termonucleares que convierten H en He. Esta serie se denomina ciclo CNO o simplemente ciclo del carbono, e incluye seis reacciones sucesivas. Los átomos de C, N y O son utilizados como catalizadores, siendo consumidos durante el ciclo y luego regenerados durante el proceso.

Ocurre en estrellas más masiva que el Sol.



1-En la primera reacción, un núcleo de carbono ordinario C_6^{12} con 6 protones y 6 neutrones, se combina con un protón o núcleo de hidrógeno (H_1^1) para formar un núcleo de un isótopo del nitrógeno (N_7^{13}) liberándose en el proceso un fotón de alta energía (radiación γ).

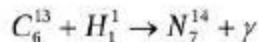
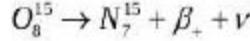
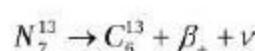
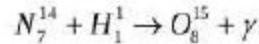
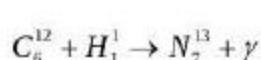
2-El núcleo de nitrógeno (N_7^{13}) es inestable y decae espontáneamente en un núcleo de un isótopo del carbono (C_6^{13}) liberando un positrón (β^+) y un neutrino ν . Cuando el positrón se combina con alguno de los electrones libres se libera nuevamente radiación γ .

3-En la tercera reacción, el núcleo (C_6^{13}) se combina con otro protón formando un núcleo de nitrógeno ordinario N_7^{14} y liberándose radiación γ :

4-El núcleo N_7^{14} se combina luego con un tercer protón para dar lugar a un núcleo de un isótopo del oxígeno (O_8^{15}), liberándose nuevamente radiación γ :

5-El núcleo O_8^{15} decae ahora espontáneamente en N_7^{15} en un positrón y un neutrino

6-Finalmente, el núcleo N_7^{15} se combina con otro protón para formar un nuevo núcleo de carbono ordinario (C_6^{12}) y un núcleo de He ordinario o partícula α (He_2^4)

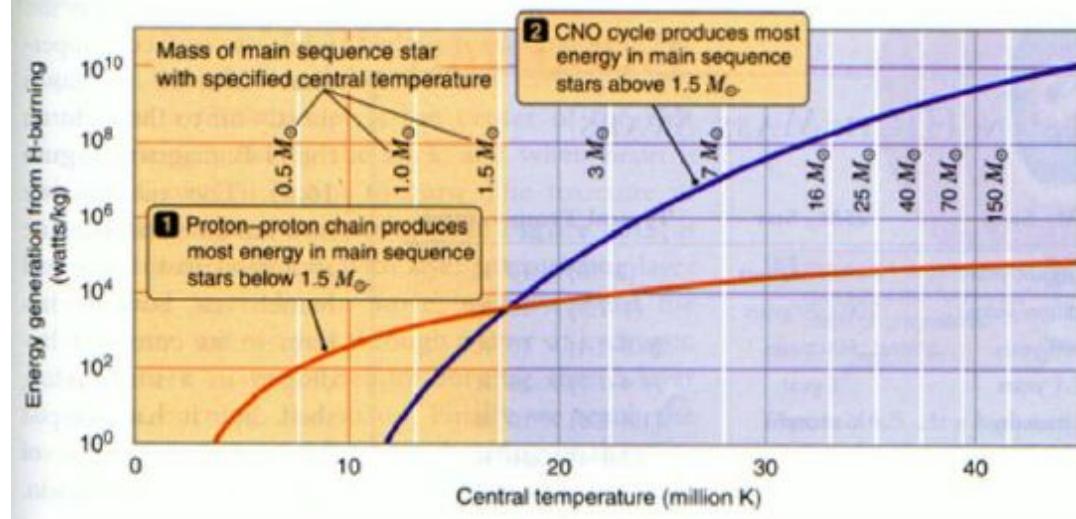


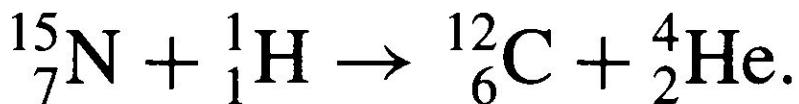
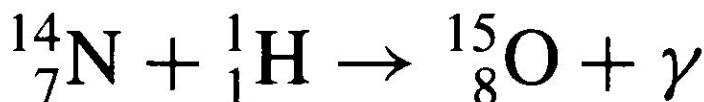
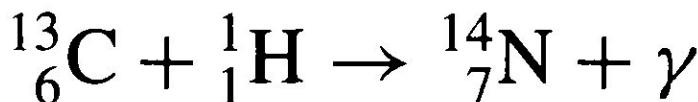
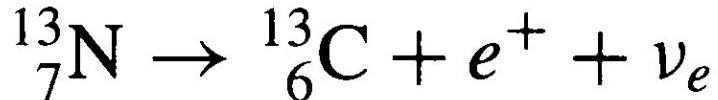
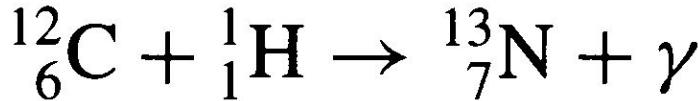
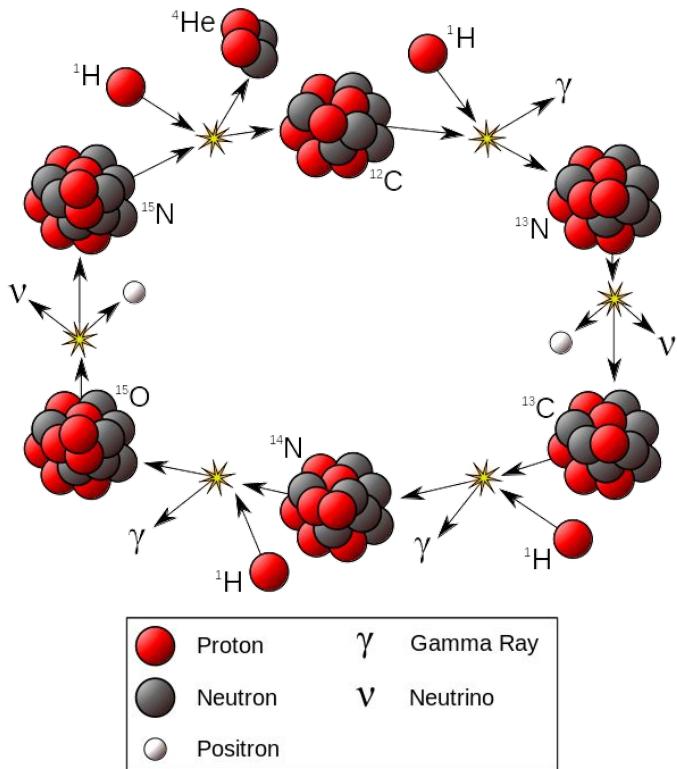
Ciclo CNO y PP

El ciclo PP y el CNO tienen dependencias muy diferentes con la temperatura. El PP domina en temperaturas bajas y el CNO en altas. Para el Sol el ciclo dominante es el PP. Las estrellas masivas tienen temperaturas más altas y por lo tanto domina el ciclo CNO.

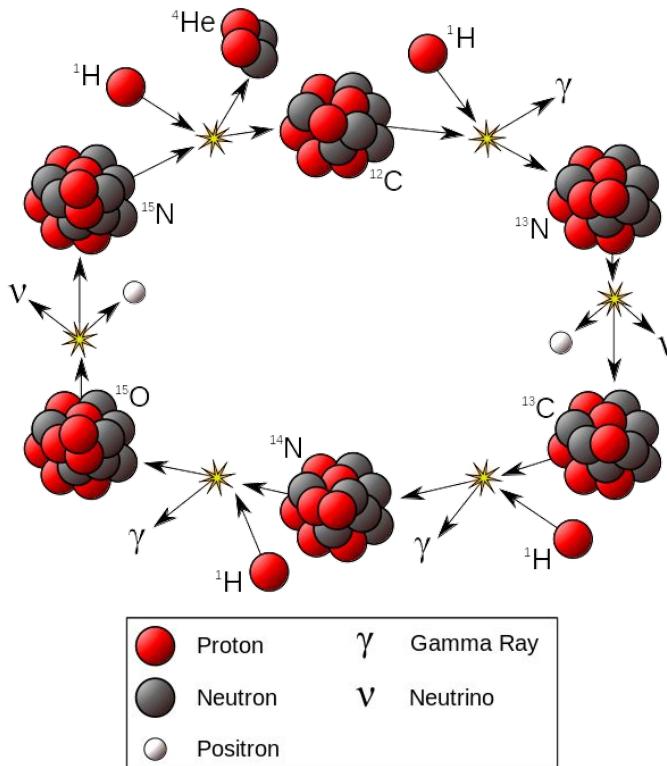
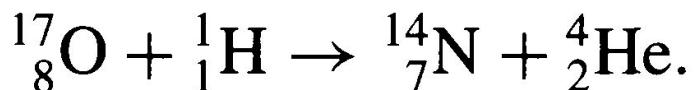
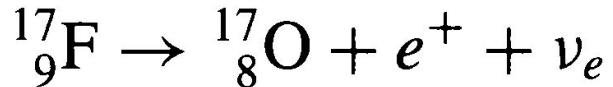
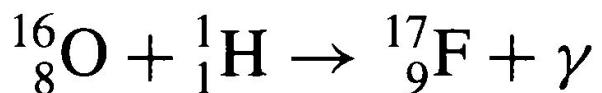
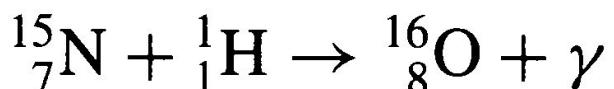
$$\epsilon_{pp} \simeq \epsilon'_{0,pp} \rho X^2 f_{pp} \psi_{pp} C_{pp} T_6^4,$$

$$\epsilon_{CNO} \simeq \epsilon'_{0,CNO} \rho X X_{CNO} T_6^{19.9},$$





Una segunda rama se produce el 0.04% de las veces cuando el ciclo anterior produce oxígeno-16 y un fotón en vez de carbón-12 y helio-4

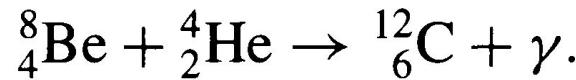
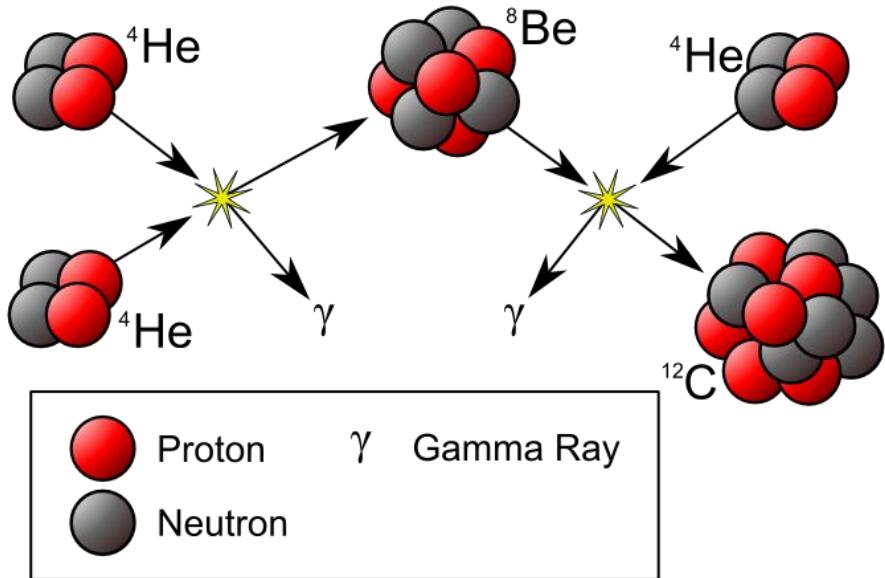


Proceso Triple Alfa

El **proceso triple alfa** es el proceso por el cual tres núcleos de helio se transforman en un núcleo de carbono.

Este proceso solo es posible en las estrellas más viejas, donde el helio producido por las cadenas protón-protón y el ciclo CNO se ha acumulado en el núcleo. Cuando todo el hidrógeno presente se ha consumido, el núcleo se colapsa hasta que se alcanzan las temperaturas necesarias para iniciar la fusión de helio.

El ${}^8\text{Be}$ producido durante la primera etapa es muy inestable y decae otra vez en dos núcleos de helio en $2.6 \cdot 10^{-16}$ segundos. De todas formas, en las condiciones en las que se fusiona el helio siempre hay pequeñas cantidades de ${}^8\text{Be}$ presentes en equilibrio; la captura de otra partícula alfa da lugar al ${}^{12}\text{C}$.



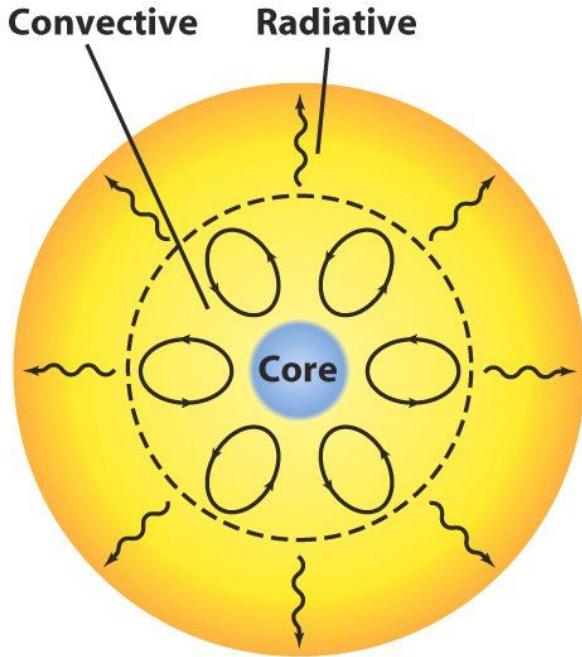
Transporte de Energía

Existen tres mecanismos diferentes de transporte de energía generada por reacciones nucleares o contracción gravitacional en los interiores estelares hacia la superficie de la estrella:

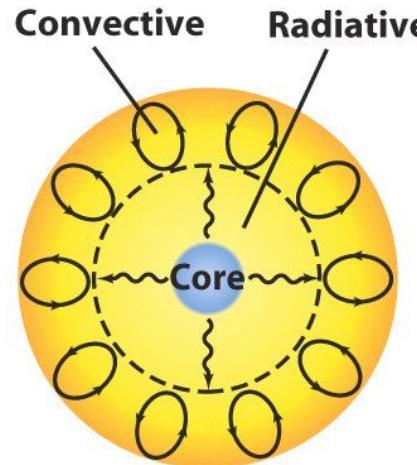
Radiación: permite que la energía producida en el interior de las estrellas sea llevada a la superficie por los fotones, que son absorbidos y reemitidos en direcciones al azar.

Convección: muy eficiente en muchas regiones de las estrellas, con elementos de masa caliente boyando y llevando energía hacia afuera mientras elementos fríos caen hacia adentro.

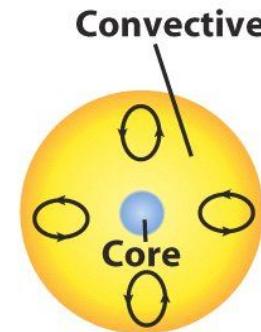
Conducción: transporte de calor a través de colisiones entre partículas, suele no ser muy importante en la mayoría de las estrellas.



(a) Mass more than about $4 M_{\odot}$:
Energy flows by convection in the inner regions and by radiation in the outer regions.



(b) Mass between about $4 M_{\odot}$ and $0.8 M_{\odot}$: Energy flows by radiation in the inner regions and by convection in the outer regions.

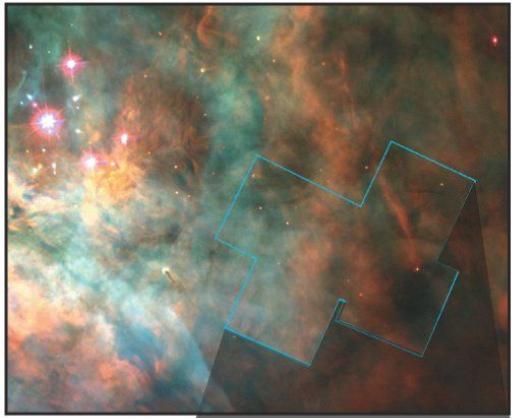


(c) Mass less than about $0.8 M_{\odot}$:
Energy flows by convection throughout the star's interior.

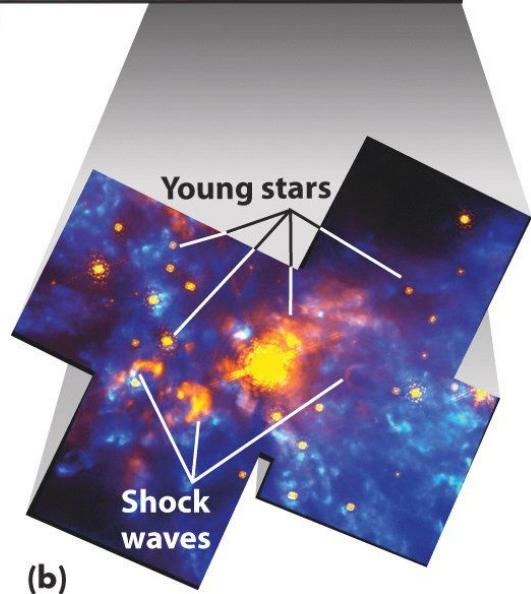
Evolución Estelar

Formación Estelar

- Las estrellas son bolas de gas -plasma- en equilibrio, en cuyo interior se producen reacciones termonucleares que generan energía, la cual es emitida al espacio en forma de luz.
- La evolución de las estrellas desde su nacimiento hasta su desaparición es extremadamente lenta e imperceptible a la observación directa.
- Para entender la evolución de las estrellas se examinan las propiedades globales, afines y diferenciales, de ciertos grupos o agregados estelares (cúmulos estelares y asociaciones de estrellas), formados presuntamente por estrellas con origen, edad y composición química común (observacional).
- También es posible predecir teóricamente a partir de la teoría de la Estructura Estelar, cuales son los cambios que sufrirá una estrella durante su vida. Dicha teoría permite, con ciertas limitaciones, predecir las diferentes ubicaciones que tendrá una determinada estrella en el diagrama HR teórico.
- Comparando las predicciones teóricas con las posiciones observadas de estrellas de cúmulos estelares en sus respectivos diagramas HR, es posible conocer de qué manera evolucionan las estrellas.



(a)



(b)

Para tener una descripción detallada de la formación estelar debemos primero comenzar por la formación de objetos a partir de nubes moleculares interestelares, en los que las reacciones nucleares aún no tienen lugar.

La formación estelar comienza en nebulosas frías y densas donde la atracción gravitacional causa la condensación de material en una protoestrella.

A medida que la protoestrella crece por la acreción gravitacional de gas, la contracción gravitatoria hace que adquiera temperatura y comience a brillar.

Nube Molecular

- La formación estelar se da en las nubes moleculares gigantes(*). Estas nubes contienen, básicamente, hidrógeno molecular H₂. Son regiones frías (10-50K) y densas (10³-10⁴ cm⁻³).
- Debido a alguna clase de desencadenante, se vuelven inestables gravitacionalmente, fragmentándose y colapsando.
- Los fragmentos pueden ir desde decenas hasta centenares de masas solares. La causa de la inestabilidad suele ser el frente de choque de alguna explosión de supernova, o el paso de la nube por una región densa, como los brazos espirales.

- También puede ocurrir que una nube suficientemente masiva y fría colapse por sí misma. Sea como sea, el resultado siempre es una región colapsante en caída libre.



Los pilares de la Creación.

Contracción Gravitatoria

- Partimos de una nube de gas y polvo y con densidad no uniforme, lo que provoca regiones de sobre-densidad.
- Esto lleva a la formación de un centro de condensación de gas y polvo hacia el cual colapsan (caen por gravedad) las porciones de gas y polvo circundantes.
- A mayor centro de condensación, mayor capacidad de atracción por lo que él mismo logra capturar material interestelar cada vez más distante. Esto provoca un aumento de la densidad.
- Durante el proceso de colapso se libera energía potencial gravitacional: la mitad de la energía gravitacional liberada se emite en forma de radiación, en tanto que la otra mitad aumenta la energía térmica (calor) de la nube colapsante.
- Llega un momento en el cual la densidad del centro de condensación es tan alta que el mismo se vuelve opaco a la radiación.
- A medida que el colapso continúa, aumenta la cantidad de energía potencial y sumado al medio opaco implica un aumento de la temperatura.
- A temperaturas altas se subliman partículas sólidas e ionizan rápidamente los átomos.
- De esta manera se ha formado una **protoestrella**. Las regiones internas colapsan más rápidamente que las regiones externas => la presión de los gases aumenta más rápidamente en el centro que en la periferia de la protoestrella.
- Los cálculos teóricos demuestran que la región central (embrión estelar) de la protoestrella alcanza el equilibrio hidrostático, aún cuando las porciones exteriores de la protoestrella continúan colapsando la materia.

Protoestrella

Se ha podido demostrar también que el transporte de energía en el denominado embrión estelar es principalmente **convectivo**. Esto es, la energía se transporta desde el interior hacia la superficie de la protoestrella mediante el movimiento real de las partículas.

En esta fase, sin embargo, la temperatura del embrión estelar no es lo suficientemente elevada como para producir reacciones termonucleares, de manera pues que la única fuente de energía es la gravitacional (liberada en la contracción).

Puesto que el embrión estelar irradia energía térmica hacia afuera, su temperatura y presión tienden a disminuir; en consecuencia, la protoestrella tiende a contraerse lentamente produciendo un nuevo incremento de la temperatura y la presión del embrión estelar. De esta manera, la protoestrella continúa gradualmente contrayéndose (liberando energía gravitacional) e incrementando su temperatura y presión interior.

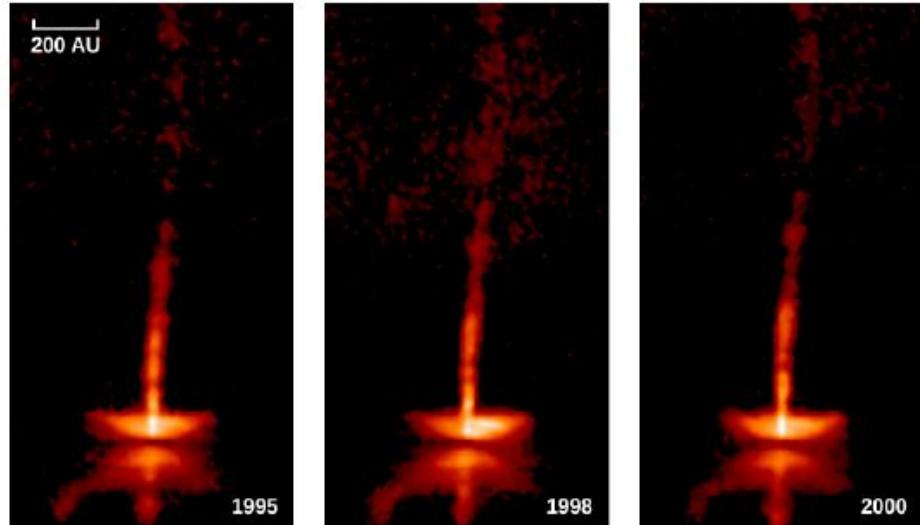
Este proceso de contracción, aumento de temperatura y presión interior y liberación de energía gravitacional, se produce de una manera tan lenta y gradual que el mismo puede caracterizarse por una sucesión de estados de equilibrio hidrostático.

Protoestrella

El núcleo de la protoestrella no solo acaba por ionizar sus elementos si no que cuando las temperaturas son lo suficientemente altas, comienza la fusión del deuterio.

Su núcleo se sigue comprimiendo más y la protoestrella sigue acreciendo masa. En esta etapa se producen flujos bipolares, y se ve más claramente la formación de un disco de acreción.

Gas jets Flowing away from a Protopstar.



HH 34

The star is about 450 light-years away and only about 1 million years old.

Protoestrella

El proceso sigue así hasta que se inicia, finalmente, la ignición del hidrógeno en torno a los 10 millones de grados. Entonces la presión aumenta drásticamente generando fuertes vientos estelares que barren y expulsan el resto del material envolvente. **Ha nacido una estrella y la podemos ubicar en el diagrama HR.**

La nueva estrella se estabiliza en equilibrio hidrostático y entra en la secuencia principal en la que transcurrirá la mayor parte de su vida.

Si el cuerpo está por debajo de las 0,08 masas solares el proceso se abortará antes de tiempo frenado por la presión de los electrones degenerados sin haber llegado aún a encender el hidrógeno. El objeto detendrá su contracción y se enfriará en unos pocos millones de años para convertirse, finalmente, en una enana marrón.

La Vida de las Estrellas

Las estrellas son objetos con vida limitada. Éstas nacen de una nube de gas y polvo, con el transcurso del tiempo su estructura cambia debido a fenómenos vinculados a la producción de energía que se producen en el interior.

Se desarrollan cambios en su composición química que producen cambios en sus propiedades físicas.

Después de un tiempo la estrella comienza a disminuir su brillo, (dependiendo de la masa estelar), en forma más o menos rápida. En algunas ocasiones se dan fuertes explosiones junto con eyeccciones de materia al espacio. Este es el fin de la estrella.

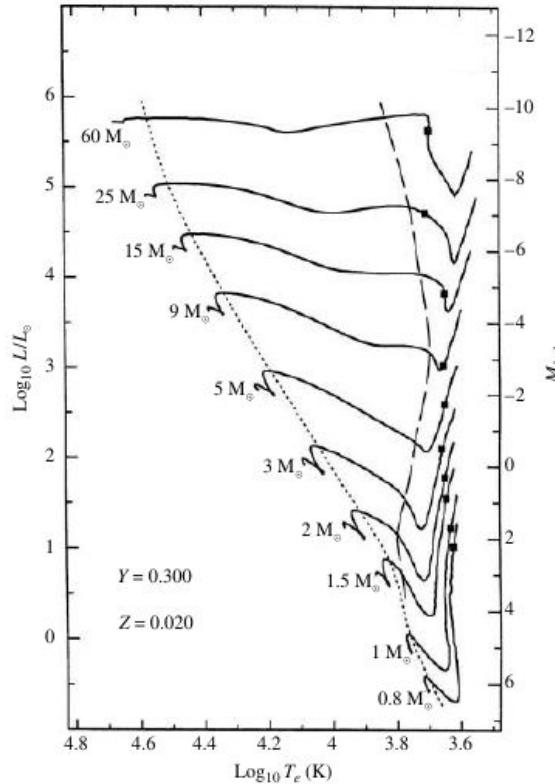
Poco a poco las estrella llega al final de su vida convirtiéndose en un cuerpo oscuro.

TANTO LA EVOLUCIÓN COMO EL FINAL DE UNA ESTRELLA DEPENDE DE SU MASA

Evolución Pre-Secuencia Principal

La protoestrella aparecerá en el diagrama HR por la derecha (por el lado rojo o frío), como continúa contrayéndose se mueve en este diagrama hacia abajo (hacia luminosidades menores) y ligeramente hacia la izquierda (hacia temperaturas mayores).

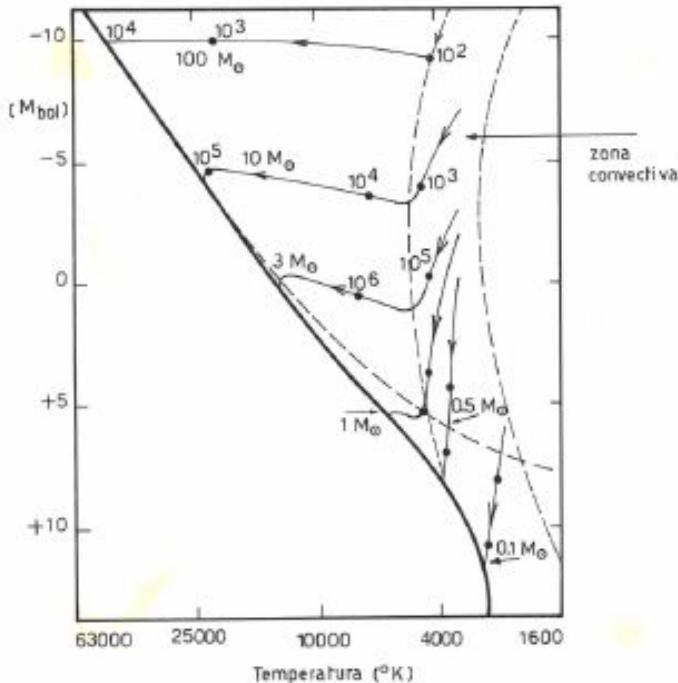
Este camino recorrido en el diagrama HR (traza evolutiva) se denomina la **traza de Hayashi**. C. Hayashi demostró teóricamente que los objetos completamente convectivos, tales como las protoestrellas, deben ubicarse en una en una determinada región del diagrama HR teórico (M_{bol} – T_e).



La teoría de Hayashi demuestra que ninguna estrella estable puede ubicarse a la derecha de la zona convectiva. Siempre de acuerdo con esta teoría, las estrellas completamente convectivas o embriones estelares van contrayéndose gravitacionalmente durante las primeras etapas de su evolución, desplazándose en el diagrama HR según las **líneas de Hayashi**.

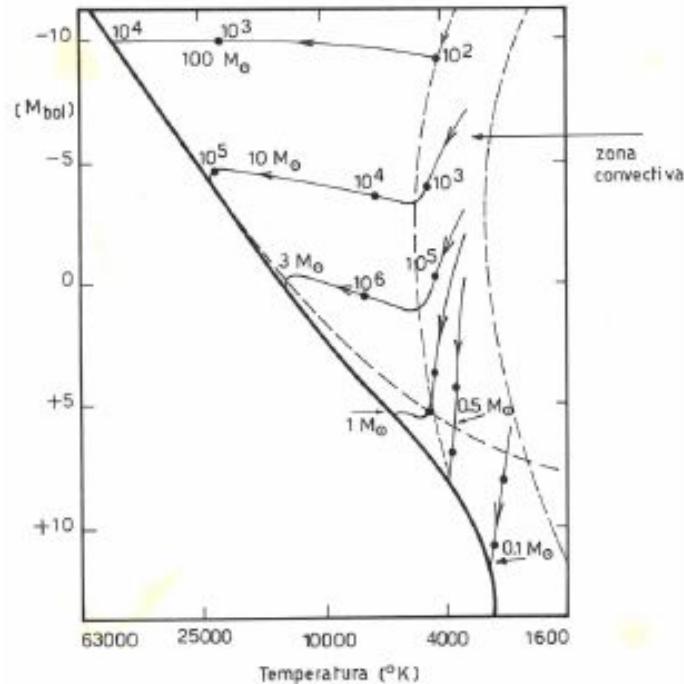
Estas trayectorias dependen fundamentalmente de la masa que colapsó inicialmente.

Cuando la temperatura llega a los 10^7K , se ha alcanzado la temperatura suficiente para iniciar las reacciones nucleares.



En el centro de la estrella los núcleos de hidrógeno empiezan a fusionarse para formar núcleos de helio, y **una estrella ha nacido**. Durante aproximadamente los 30 millones de años siguientes la estrella se contrae un poco más aumentando su densidad central y su temperatura alcanza los 15 millones de grados mientras que en la superficie es de unos 6000 K.

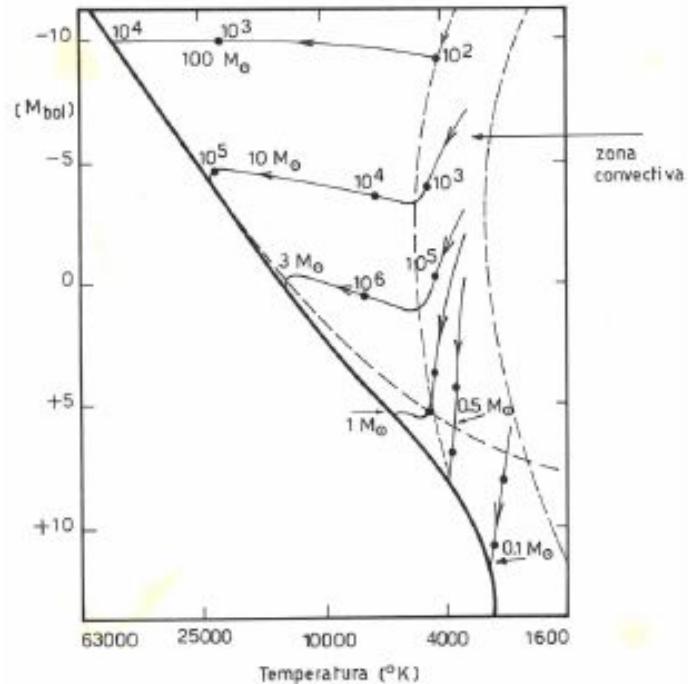
Finalmente la estrella alcanza la secuencia principal en la posición en que se encuentra el Sol y donde pasará la mayor parte de su vida. La presión ahora equilibra a la gravedad y la energía nuclear generada en el núcleo es la emitida por la superficie de la estrella.



En la figura se ilustran seis caminos evolutivos teóricos de protoestrellas con diferentes masas, durante la etapa de contracción gravitatoria. En esta etapa previa a la secuencia principal, la protoestrella no emite radiación en la región visible del espectro, sí en cambio en el infrarrojo.

Tiempo que insume la etapa de contracción gravitatoria en función de la masa estelar.

Initial Mass (M_{\odot})	Contraction Time (Myr)
60	0.0282
25	0.0708
15	0.117
9	0.288
5	1.15
3	7.24
2	23.4
1.5	35.4
1	38.9
0.8	68.4



Secuencia Principal (SP)

La duración del tiempo de vida de una estrella en la secuencia principal depende de la cantidad de Hidrógeno que tiene la estrella en su núcleo y de la tasa a la cual el Hidrógeno se consume. Es decir que el tiempo de vida de una estrella en la secuencia principal es proporcional a su masa dividida por su luminosidad $T^{\alpha}M/L$.

Ya que la relación masa-luminosidad dice que $L^{\beta}M^{\alpha}$ se tiene que $T^{\gamma}M^{-\delta}$ es decir que cuanto más masiva es una estrella más corto es el tiempo de vida en la secuencia principal.

Como el tiempo de permanencia de una estrella en la SP es más prolongado que en otros estadios, la probabilidad de encontrar objetos en esta fase es muy alta, razón por la cual en los diagramas HR esta zona aparece muy poblada.

Esta zona de estacionamiento NO es una secuencia de edades.

Las estrellas ubicadas en la parte superior de la SP son tan masivas y sus temperaturas tan altas que en ellas predomina el ciclo CNO. Cuando vamos a masas menores que el sol el ciclo que predomina es el PP.

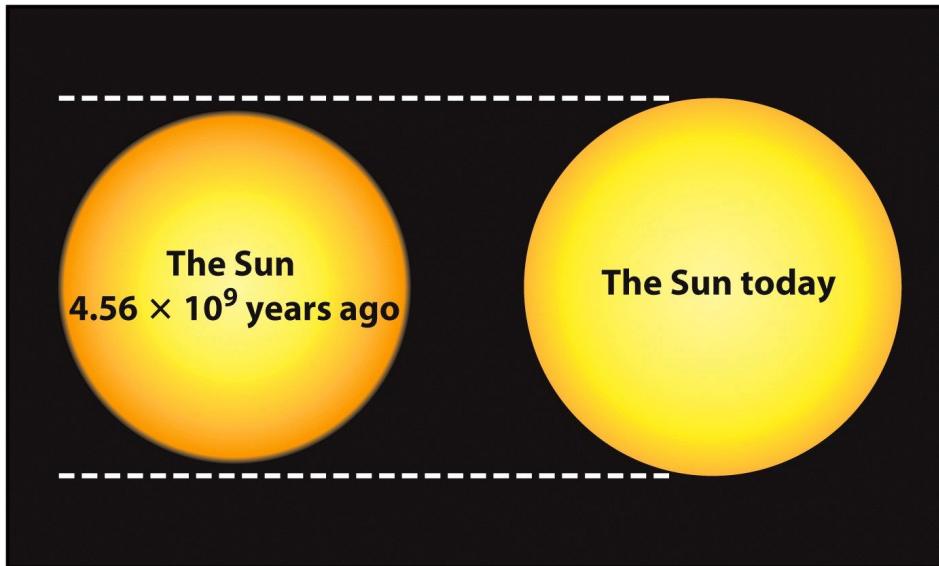
table 21-1 Approximate Main-Sequence Lifetimes

Mass (M _⊕)	Surface temperature (K)	Spectral class	Luminosity (L _⊕)	Main-sequence lifetime (10 ⁶ years)
25	35,000	O	80,000	4
15	30,000	B	10,000	15
3	11,000	A	60	800
1.5	7000	F	5	4500
1.0	6000	G	1	12,000
0.75	5000	K	0.5	25,000
0.50	4000	M	0.03	700,000

The main-sequence lifetimes were estimated using the relationship $t \propto 1/M^{2.5}$ (see Box 21-2).

El Sol

Durante el tiempo de vida de una estrella en la secuencia principal la estrella se expande ligeramente y sufre un incremento modesto en su luminosidad. El Sol ha estado en la secuencia principal por 4.67×10^9 años y permanecerá allí por otros 7×10^9 años transformando hidrógeno en helio principalmente por el ciclo P-P.



Independientemente si la estrella quema por el ciclo CNO o el PP, sólo el 0.7% del H quemado se convierte en energía nuclear. Por consiguiente, la estrella prácticamente no altera su masa durante muchísimo tiempo.

En su región central, sin embargo, la composición química comienza gradualmente a modificarse a medida que el helio se va acumulando en el centro de la estrella. Este cambio de composición tiende a modificar la estructura estelar, originando a su vez pequeños cambios en la luminosidad y el radio estelar que dependen de la masa estelar.

Cuando la estrella está en la SP va acumulando helio en su región central, dicha región se va calentando y aumentando su densidad. Por consiguiente, aumenta el proceso de generación de energía nuclear y se incrementa lentamente la luminosidad de la estrella.

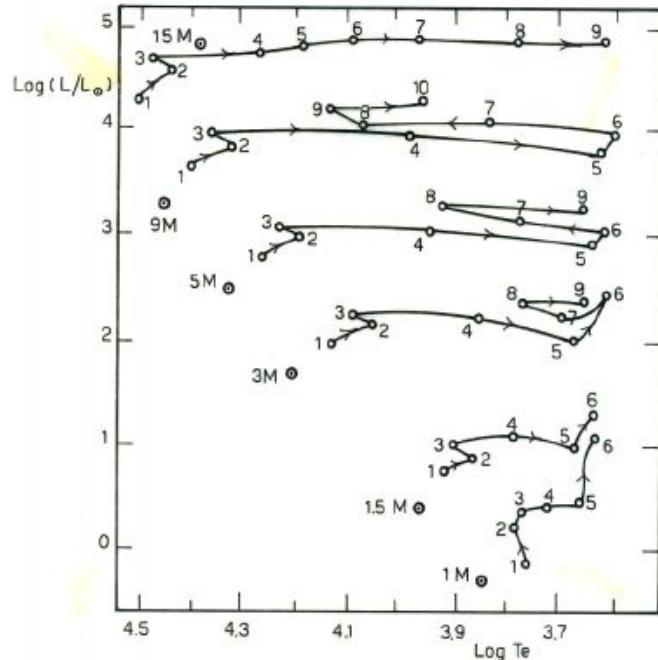
Las **estrellas de mayor masa** aumentan levemente su luminosidad durante el proceso, pero también aumentan su tamaño, dejando como efecto total una disminución de la temperatura efectiva (T superficial).

Por otra parte, las **estrellas de menor masa** prácticamente conservan sus tamaños, aunque sus luminosidades aumentan levemente. Esto implica que durante la etapa de combustión nuclear del hidrógeno, las estrellas de masas y edades diferentes definen una estrecha banda sobre la secuencia principal, cuya envolvente inferior es la secuencia principal de edad cero.

En la Etapa Gigante Roja

Esta figura muestra los resultados teóricos obtenidos por el astrónomo norteamericano Icko Iben, a partir de cálculos de luminosidad y temperatura efectiva de estrellas de distintas masas que evolucionan partiendo desde la secuencia principal de edad (punto 1) hasta el comienzo de la terminación del hidrógeno en el núcleo (punto 2).

Cuando la estrella en su camino evolutivo llega al punto 2, significa que ha consumido una fracción crítica de su masa hidrogénica (límite de Chandrasekhar-Shoemberg) y se produce entonces una crisis provocada por la ceniza de helio acumulada en el núcleo.



A medida que estas cenizas se apilan en el centro, la fusión continúa en el área brillante que lo rodea y las cenizas se contraen por su propio peso; los núcleos atómicos se aprietan, los electrones son desplazados de sus órbitas y generan energía gravitacional.

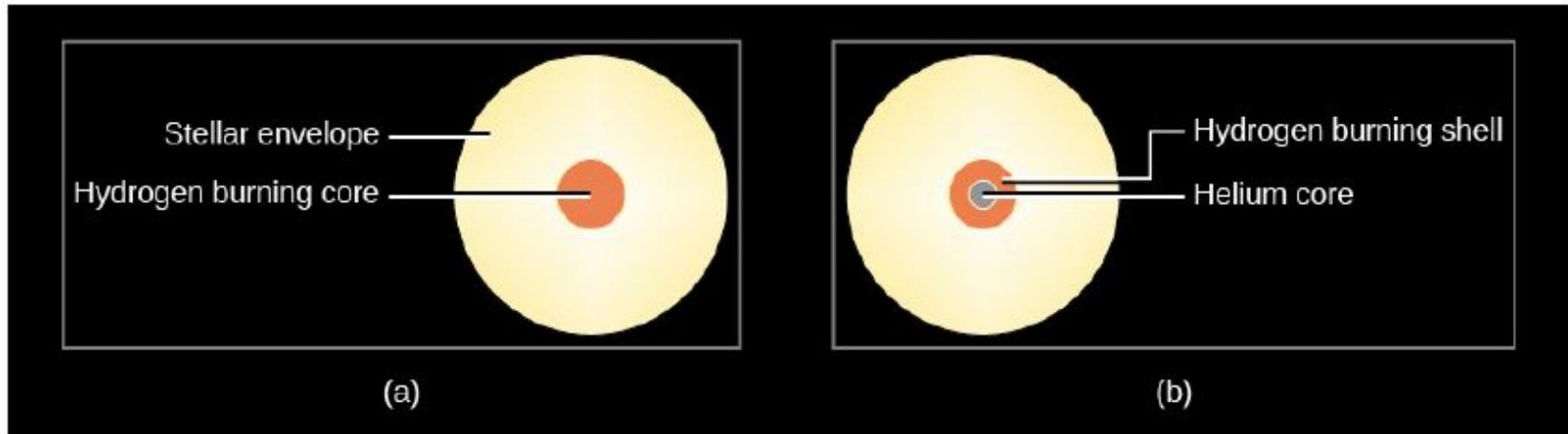
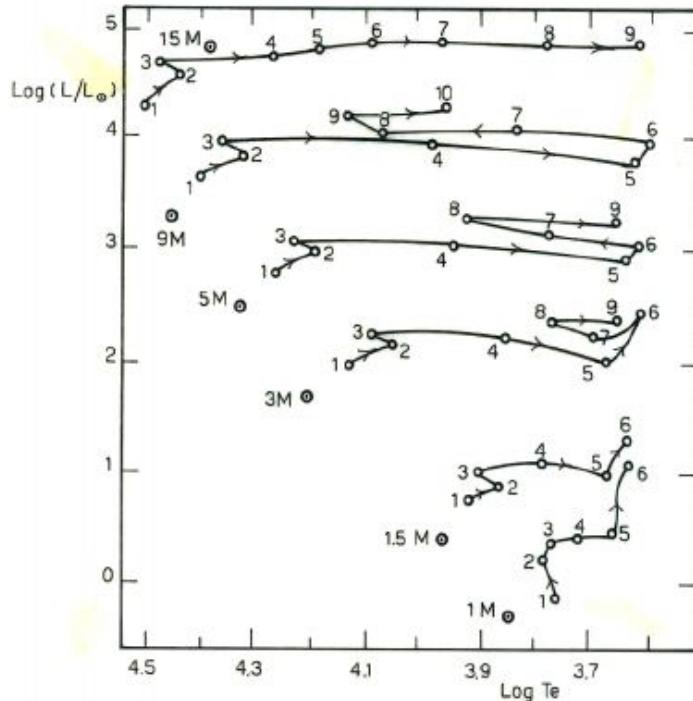


Figure 22.2 Star Layers during and after the Main Sequence. (a) During the main sequence, a star has a core where fusion takes place and a much larger envelope that is too cold for fusion. (b) When the hydrogen in the core is exhausted (made of helium, not hydrogen), the core is compressed by gravity and heats up. The additional heat starts hydrogen fusion in a layer just outside the core. Note that these parts of the Sun are not drawn to scale.

La mitad de esta energía sirve para elevar la temperatura nuclear, de manera que este calor adicional acelera la fusión en el área circundante al núcleo estelar.

Las regiones exteriores hierven y se expanden. La estrella crece en tamaño y aumenta su brillo, pero la temperatura de las capas exteriores, cada vez más alejadas del horno nuclear, disminuye lentamente. *La estrella se enfriá y enrojece.*

De su posición normal en la secuencia principal (punto 2), se desplaza ahora rápidamente hacia la derecha del diagrama HR, convirtiéndose en una **gigante roja**, si su masa es aproximadamente como la del Sol, o en una **supergigante** si su masa es considerablemente mayor.



La estructura de la estrella en esta etapa de gigante roja consiste de un núcleo degenerado, pequeño y muy denso, compuesto de helio inerte, envuelto por una cáscara de helio parcialmente degenerado (mezcla de He recientemente adquirido de la quema de H y de material degenerado).

Más hacia afuera se tiene una cáscara delgada donde ocurre la quema de hidrógeno y finalmente una envolvente extensa y tenue de hidrógeno, donde la energía es transportada hacia las capas externas ya sea por convección o por radiación. La quema de hidrógeno continúa produciendo núcleos de helio, los cuales se incorporan al núcleo degenerado, incrementando su masa.

Como el núcleo degenerado ya no puede contraerse más, la masa adicional producirá un aumento en su volumen y temperatura, haciendo que la parte externa de la estrella se expanda en forma lenta, aumentando su luminosidad, hasta alcanzar un gran tamaño y el material, al menos en la envolvente, se encontrará muy diluido.

Una vez consumido aproximadamente el 40% del hidrógeno en la región central de la estrella (en una estrella media del tamaño del Sol), el núcleo de helio se contrae de tal manera que produce temperaturas del orden de los 10^8 °K. A estas temperaturas se dan las reacciones triple a, este proceso triple a transforma helio en carbono. Es decir, comienza la combustión de helio en el núcleo.

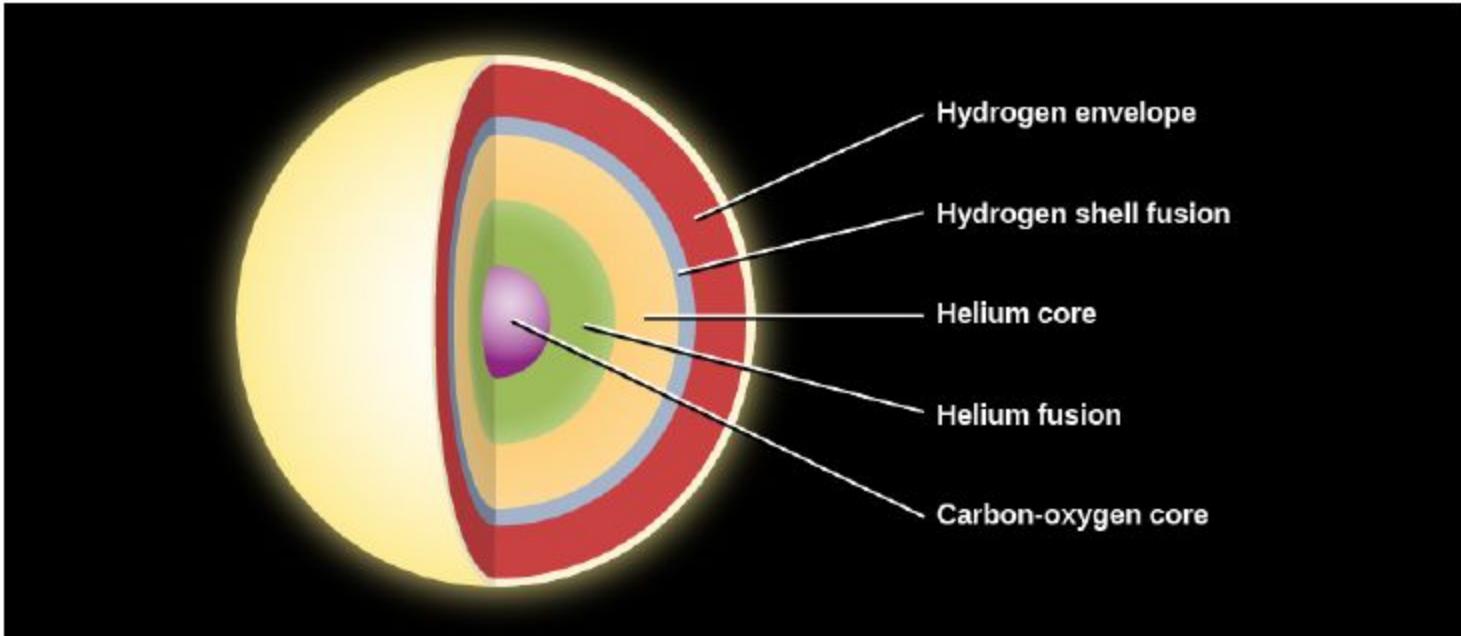
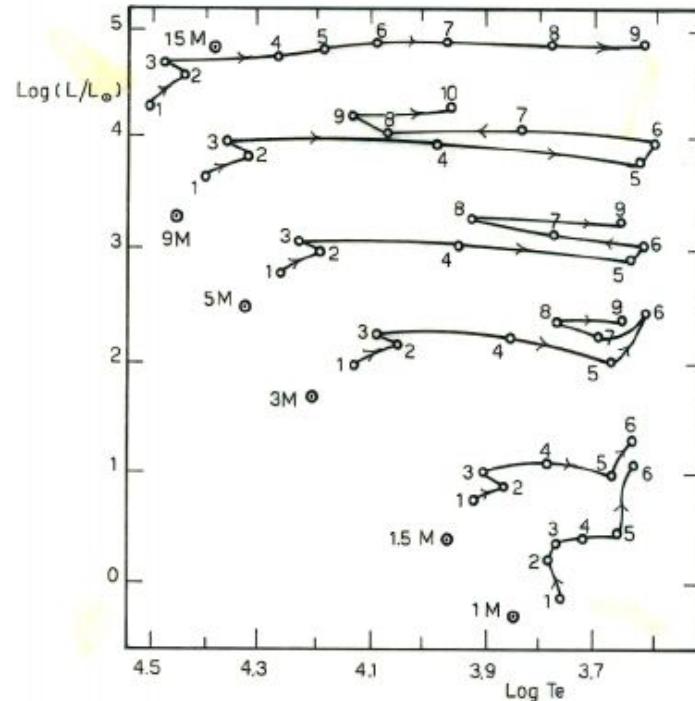


Figure 22.17 Layers inside a Low-Mass Star before Death. Here we see the layers inside a star with an initial mass that is less than twice the mass of the Sun. These include, from the center outward, the carbon-oxygen core, a layer of helium hot enough to fuse, a layer of cooler helium, a layer of hydrogen hot enough to fuse, and then cooler hydrogen beyond.

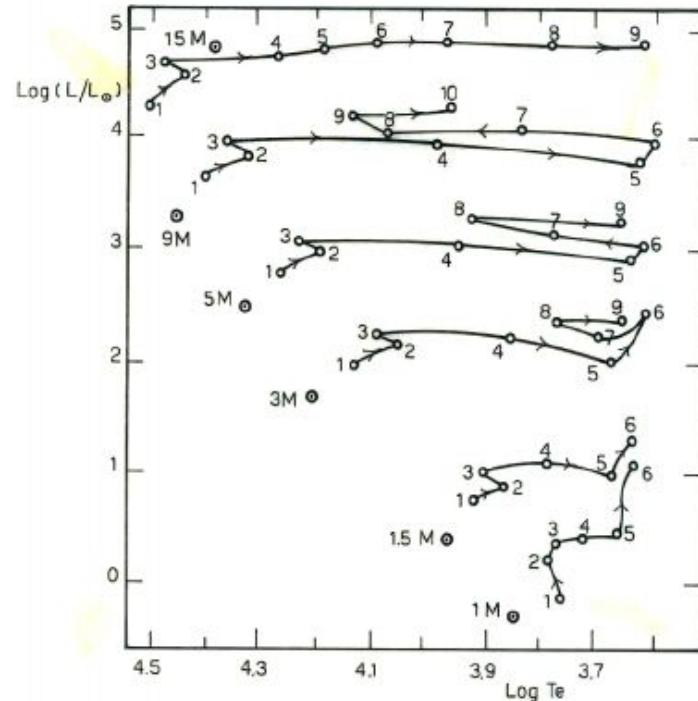
El proceso triple α puede comenzar abruptamente en la región central de una gigante roja (punto 5). A medida que el núcleo de helio se va contrayendo, éste se calienta cada vez más, acelerando abruptamente la transformación de helio en carbono y en otros elementos más pesados. En este momento puede producirse una violenta explosión, conocida como **fogonazo de helio**.

La teoría indica que los gases exteriores absorben la explosión y la estrella, desprovista de su núcleo anormal (disperso en las capas exteriores), revierte su crecimiento iniciando un proceso de rápida contracción. La estrella disminuye su tamaño e incrementa rápidamente su temperatura superficial.

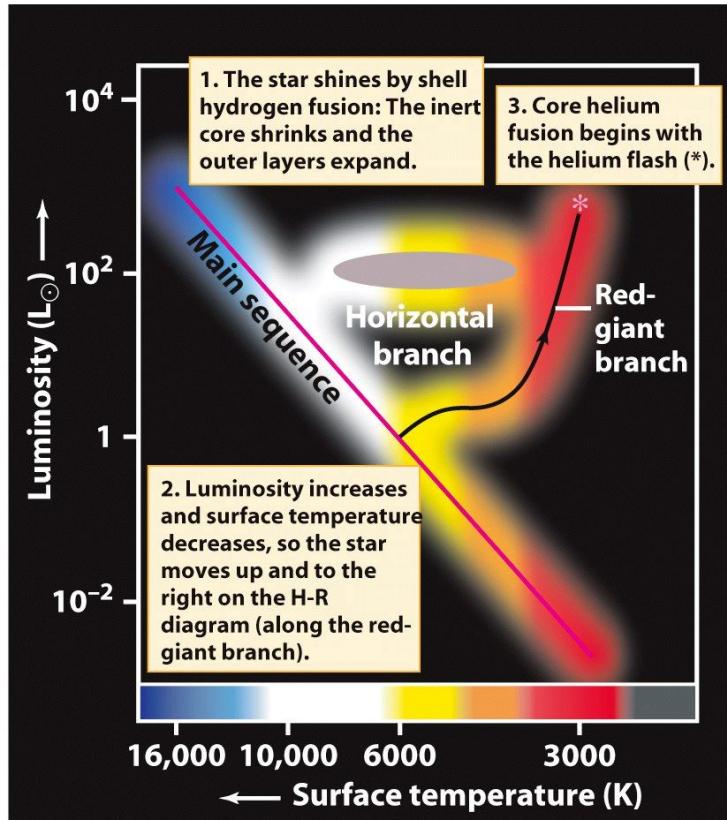


Podemos identificar al punto 6 de cada una de las secuencias evolutivas, como la posición correspondiente al fogonazo de helio en la etapa de gigante roja.

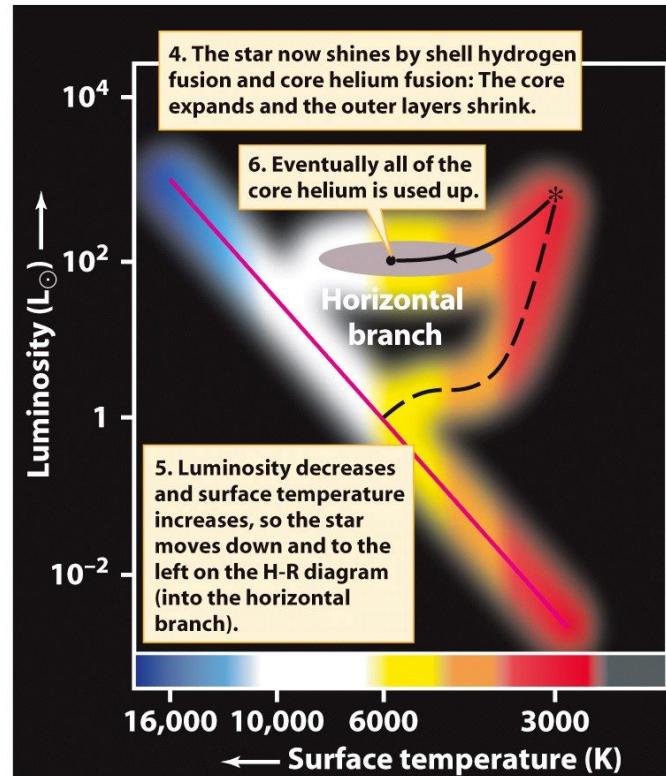
Luego del fogonazo de helio el punto representativo de la estrella en el diagrama HR teórico se desplaza hacia la izquierda (rama horizontal). Inmediatamente después del fogonazo de helio, las cenizas de helio dispersas en las capas exteriores de gas se reúnen formando un núcleo adicional. En esta etapa, el núcleo de la estrella puede componerse de dos capas: una de materiales pesados (C, O y Ne) en las regiones más profundas y otra de helio, en la siguiente región.



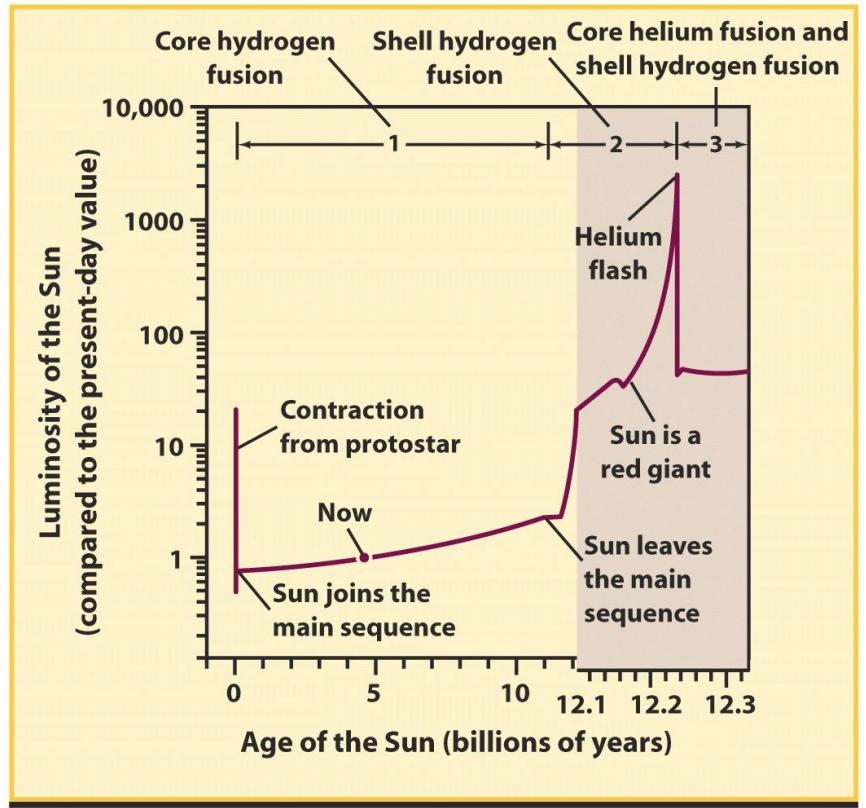
Después del fogonazo de Helio una estrella de baja masa se mueve rápidamente de la región de gigante roja en el diagrama de Hertzsprung-Russell a la rama horizontal.



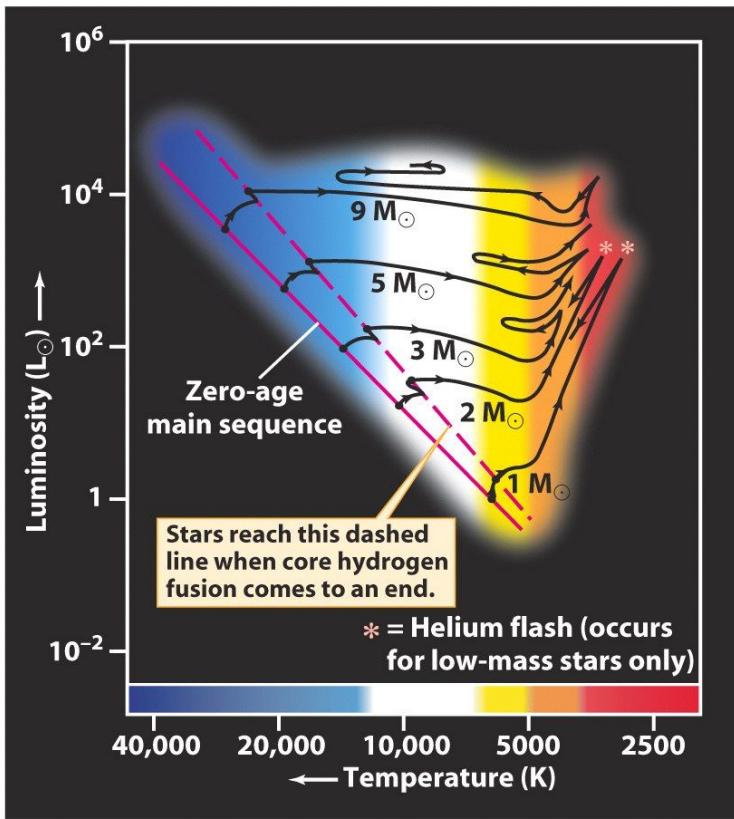
Before the helium flash: A red-giant star



After the helium flash: A horizontal-branch star



Mass of star	Onset of helium burning in core
Less than 2–3 solar masses	Explosive (helium flash)
More than 2–3 solar masses	Gradual

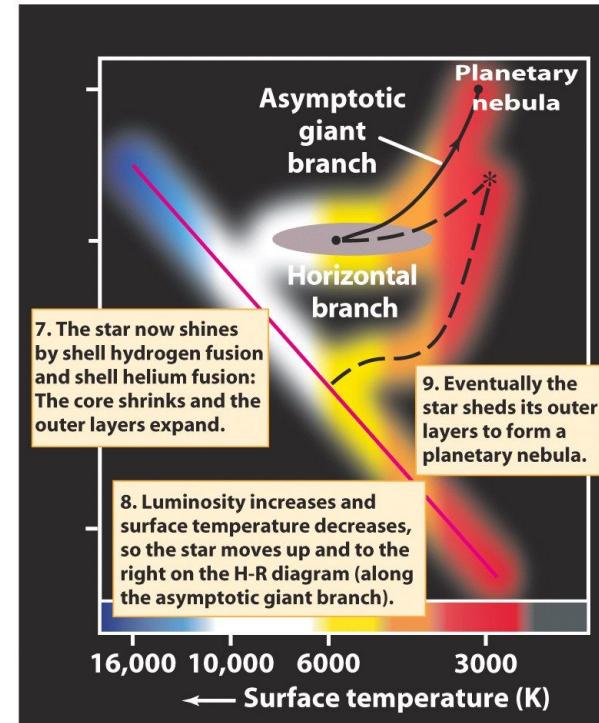


Post-main-sequence evolutionary tracks of five stars with different mass

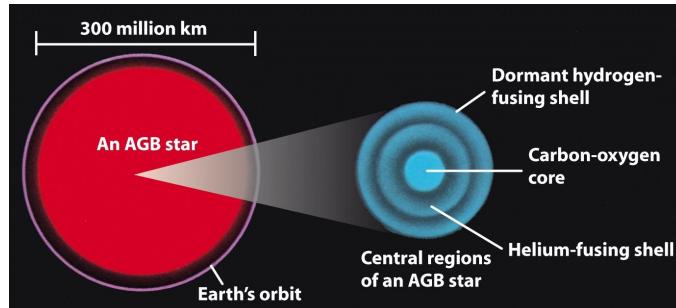
En las gigantes rojas más masivas la fusión de Helio comienza gradualmente, mientras en las menos masivas comienza de repente (fogonazo de Helio).

Una vez agotado el helio en la región central, cesa abruptamente el proceso triple α . Se produce entonces una situación muy parecida a la etapa de crisis durante la cual la estrella, en la secuencia principal, alcanzaba el límite de Chandrasekhar-Shoemberg.

Es decir, agotado el helio capaz de ser transformado en elementos más pesados, el núcleo se contrae rápidamente, elevándose abruptamente la temperatura. Este calor adicional acelera nuevamente la fusión en la envoltura de hidrógeno. Las regiones exteriores de la estrella vuelven a expandirse, disminuyendo gradualmente la temperatura de las capas superficiales. La estrella vuelve a desplazarse hacia la derecha en el diagrama HR teórico a la llamada **rama asintótica de las gigantes** (AGB:=Asymptotic Giant Branch).



After core helium fusion ends: An AGB star



Destino Final según su MASA INICIAL

Para estrellas de masa intermedia (entre 1 a $8 M_{\text{sol}}$) el proceso triple alfa será su última fuente de energía, manteniendo un núcleo estelar que se irá colapsando gravitacionalmente hasta formar lo que conocemos como estrella **enana blanca**.

Para estrellas con masas mayores, al colapsar el núcleo la densidad y temperatura serán muy grandes ($\rho \sim 10^6 \text{ g cm}^{-3}$; $T \sim 600$ millones de grados), los núcleos de carbono y oxígeno empezarán a interactuar entre sí, liberando gran cantidad de energía y consecuentemente la estrella se expande. A este momento se le conoce como la llamarada de carbono.

Este proceso de formación de núcleos de átomos cada vez más pesados continuará, deteniéndose cuando el núcleo esté compuesto de hierro, por ser éste el elemento más pesado que puede ser formado por fusión nuclear. Es así cómo puede concebirse una estrella muy pesada, con una cadena de reacciones concéntricas simultáneas, en la que cada eslabón provee ceniza al inmediato posterior para producir una mayor cantidad de calor. Cada nueva explosión nuclear se realiza más vertiginosamente que la anterior, haciendo así cada intervalo más corto.

¿Qué le ocurre a una estrella una vez que la fuente de energía nuclear se ha agotado?

Existen 3 posibles configuraciones dependiendo la masa de la estrella:

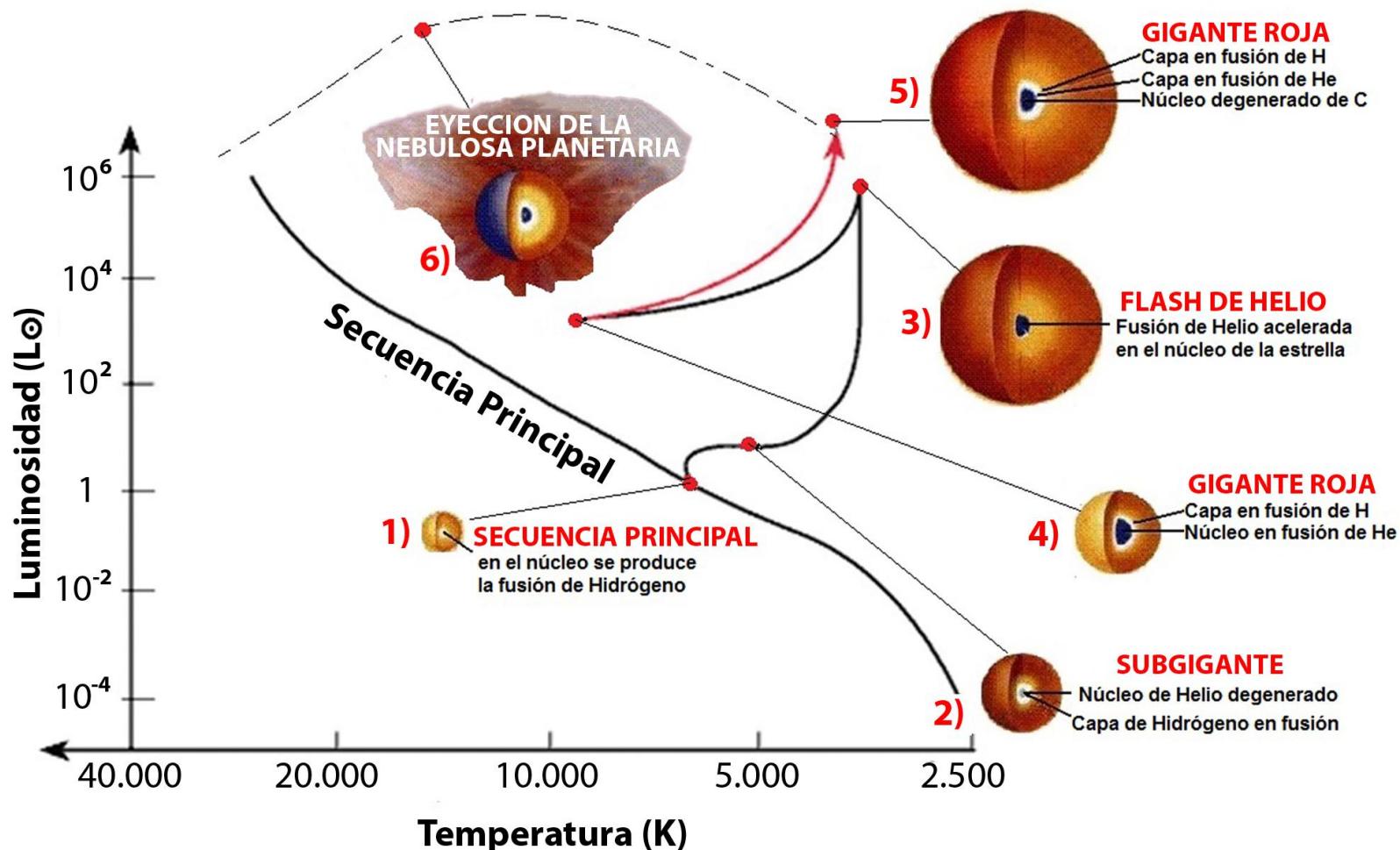
- Enana Blanca
- Estrella de Neutrones
- Agujero Negro

Estrellas de Masa Intermedia $1 < M < 8M_{\odot}$

Si la estrella tiene una masa menor a $1 M_{\text{sol}}$ no tendrá llamarada de helio, de la misma manera si la masa es menor a $8 M_{\text{sol}}$ no tendrá una llamarada de carbono. Estas estrellas de masa intermedia ($1 < M < 8M_{\text{sol}}$), después de tener la llamarada de helio (en la fase de gigante roja), disminuyen rápidamente su luminosidad y aumentan su temperatura, ocupando la región de la llamada rama horizontal en el diagrama HR.

Luego de esta fase la estrella comenzará a fusionar helio en carbono en una cáscara (además de la cáscara de quemado de hidrógeno en la parte externa), incrementando su luminosidad y disminuyendo su temperatura superficial a lo largo de la llamada rama asintótica, dirigiéndose ahora al estado de supergigante roja.

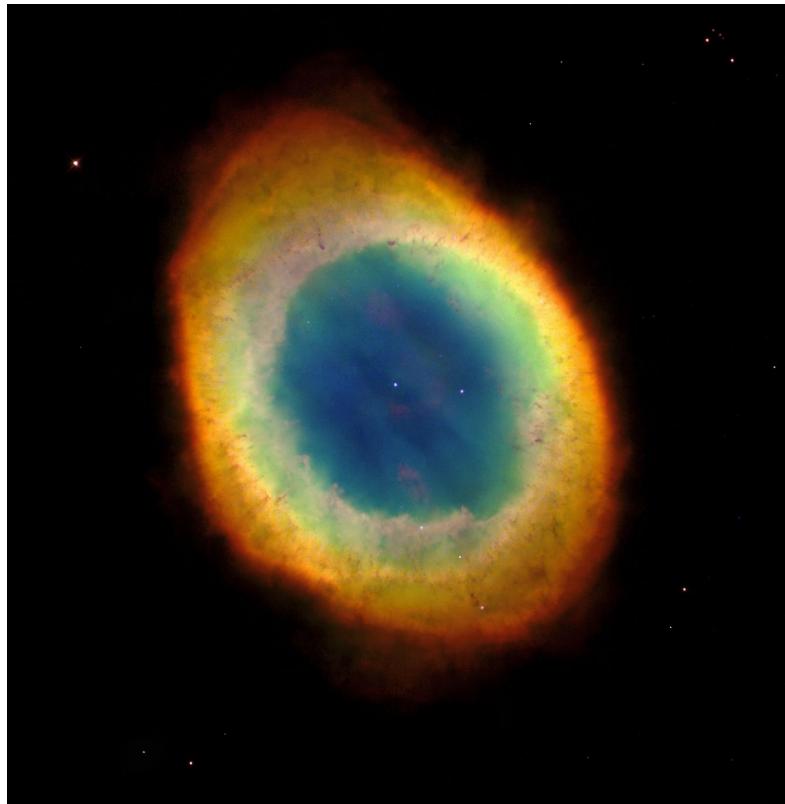
Es al final de esta rama asintótica, también conocida como AGB por sus siglas en inglés (Asymptotic Giant Branch), que la supergigante roja pasa al estado de nebulosa planetaria.



Nebulosa Planetaria

Una nebulosa planetaria (NP) consiste en general de una masa gaseosa brillante que fue eyectada por la estrella gigante o supergigante roja y una estrella central brillante que terminará como **enana blanca**.

Esta estructura se debe a que la fusión de la cáscara de Helio en una estrella vieja y de baja masa produce pulsos durante los cuales más de la mitad de la masa de la estrella es eyectada al espacio. Esto expone el núcleo caliente de Carbono y Oxígeno de la estrella. La radiación ultravioleta del núcleo expuesto excita e ioniza los gases eyectados produciendo una nebulosa planetaria.





CAT'S EYE



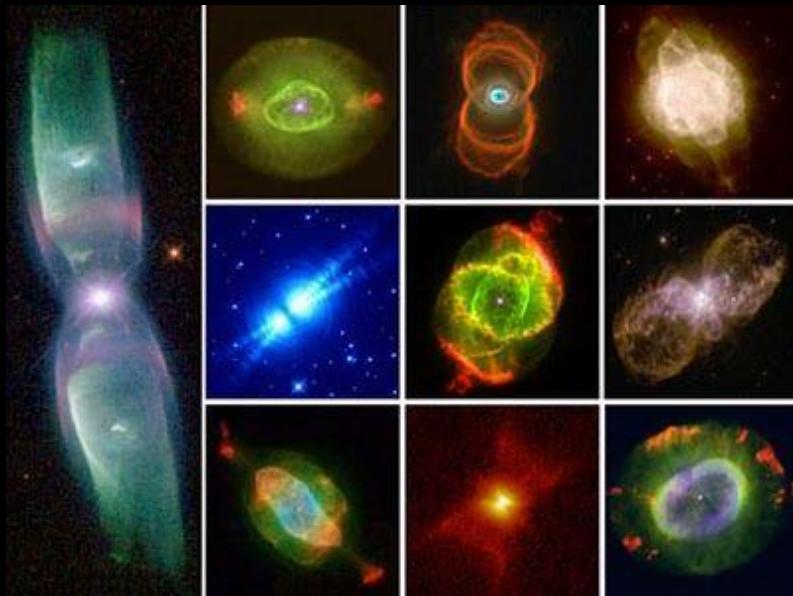
NGC 7662

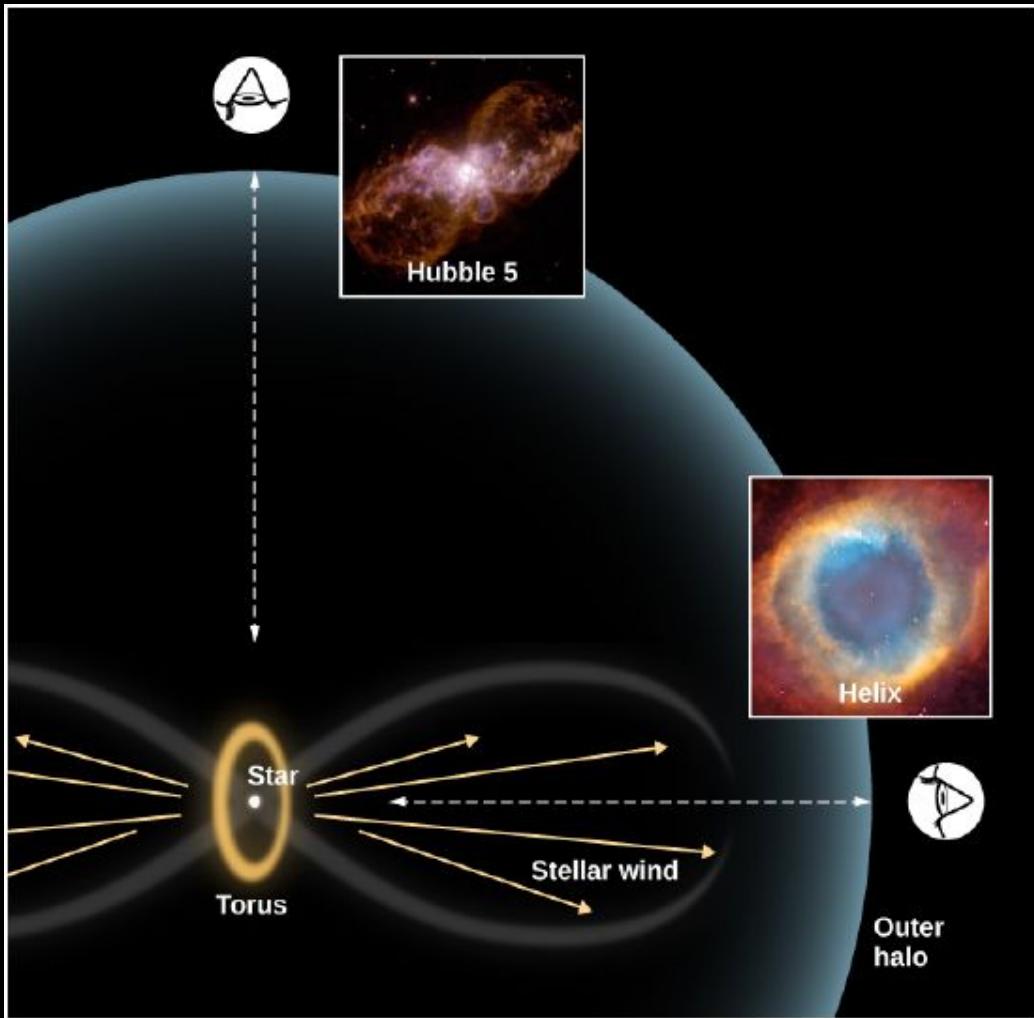


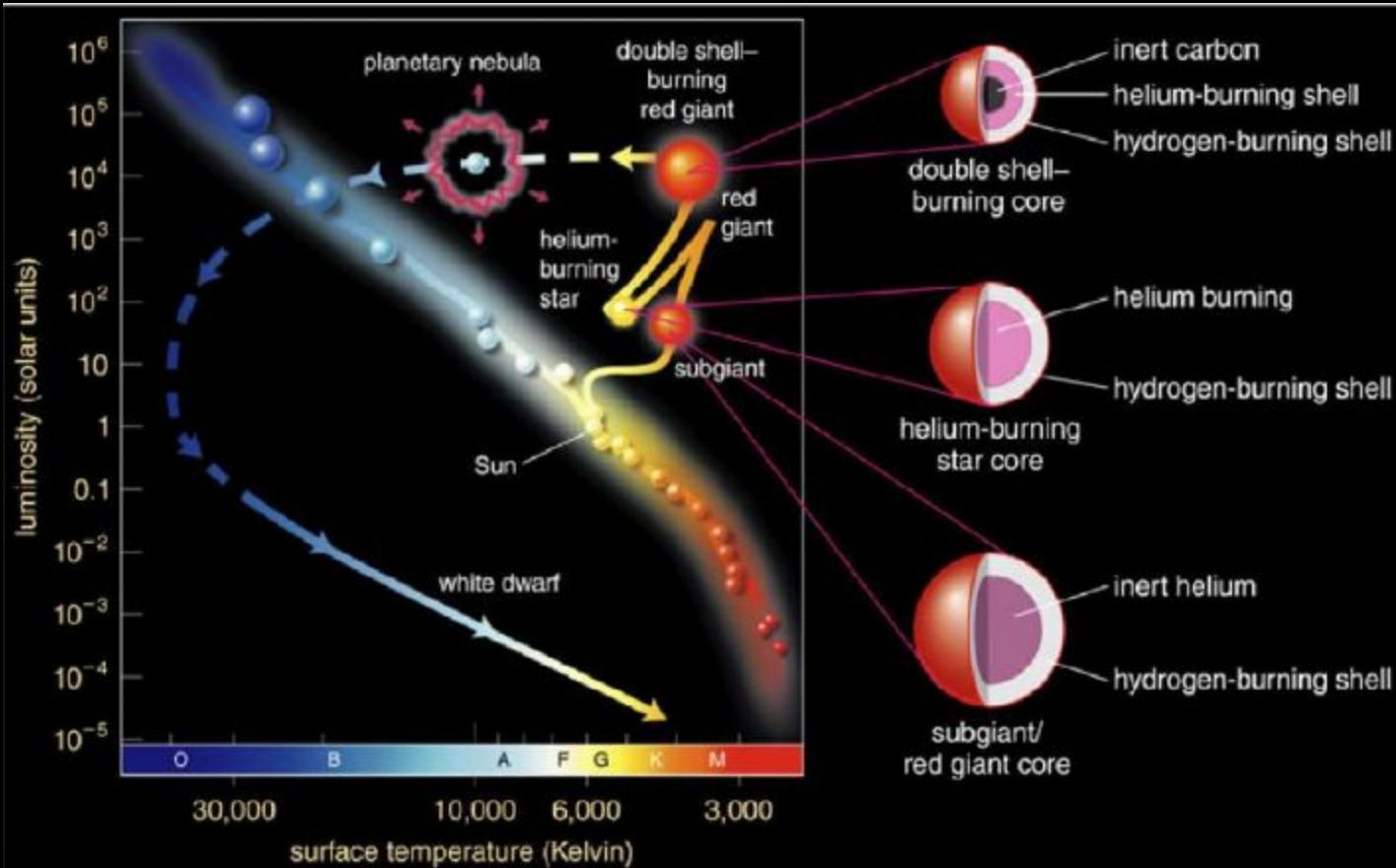
NGC 7009



NGC 6626

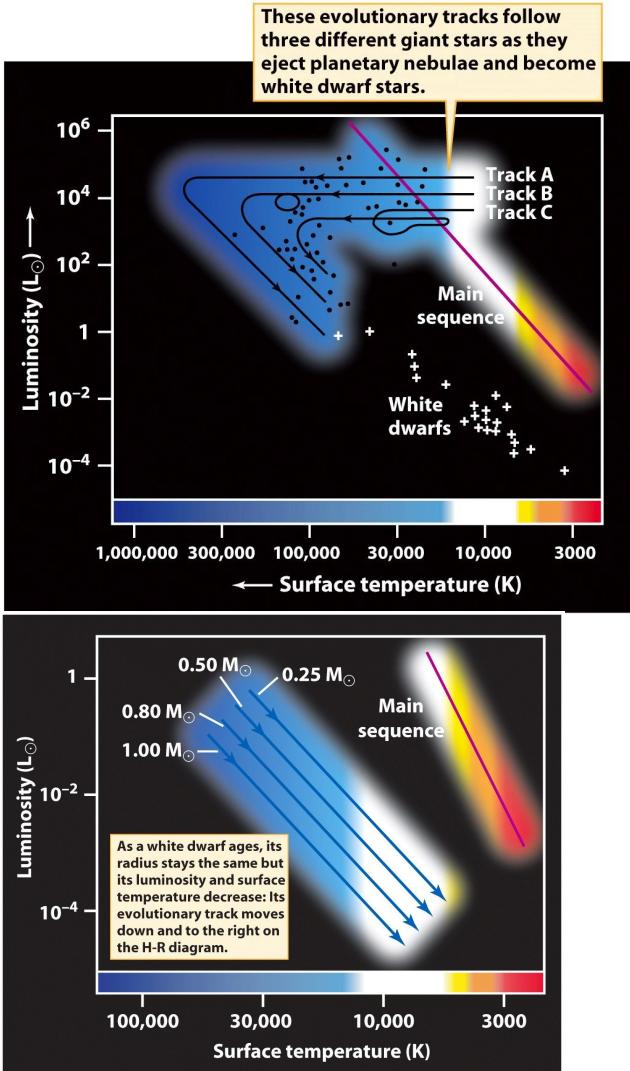
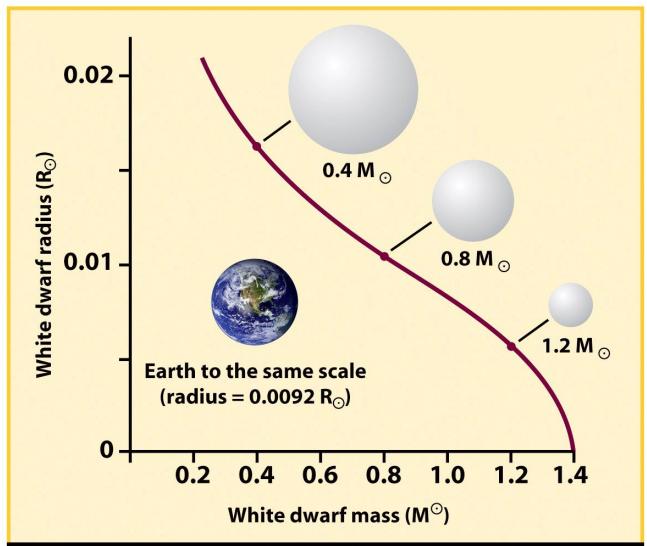




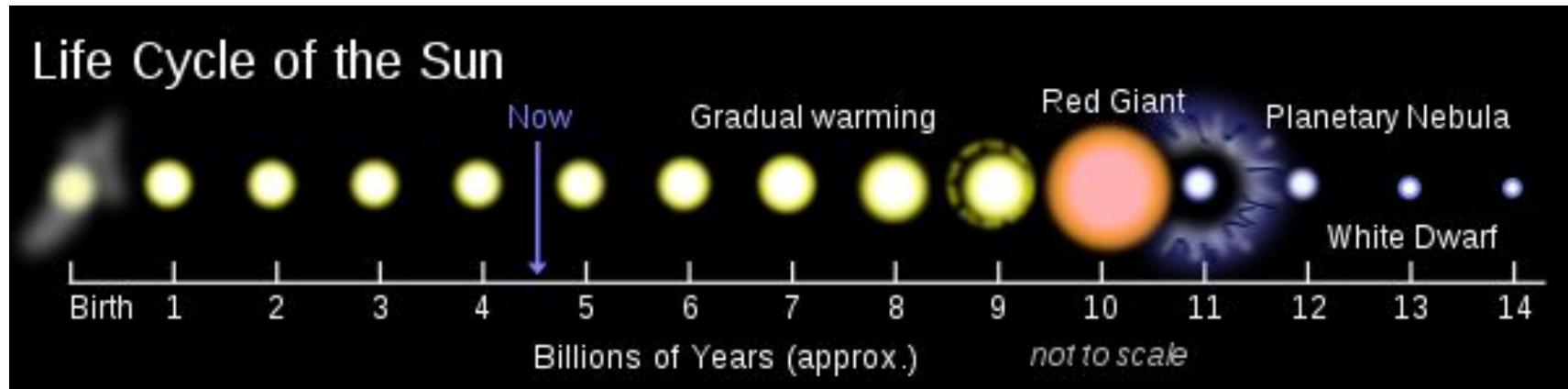


Enanas Blancas

El núcleo exhausto de una estrella de baja masa se enfria y se contrae hasta formar una estrella de muy alta densidad, llamada enana blanca, donde no hay más reacciones nucleares, y que tiene el tamaño aproximado de la Tierra. Brilla por radiación térmica y por lo tanto a medida que se enfria se vuelve más débil.



El Ciclo de Vida del Sol



Nebulosas Planetarias: se forman cuando las capas exteriores de una gigante roja son expelidas quedando un núcleo pequeño que emite radiación ultravioleta que ioniza las capas expelidas.
Enana Blanca: remanente estelar de una estrella de masa $M < 10M_{\text{sol}}$ que ha agotado su combustible nuclear

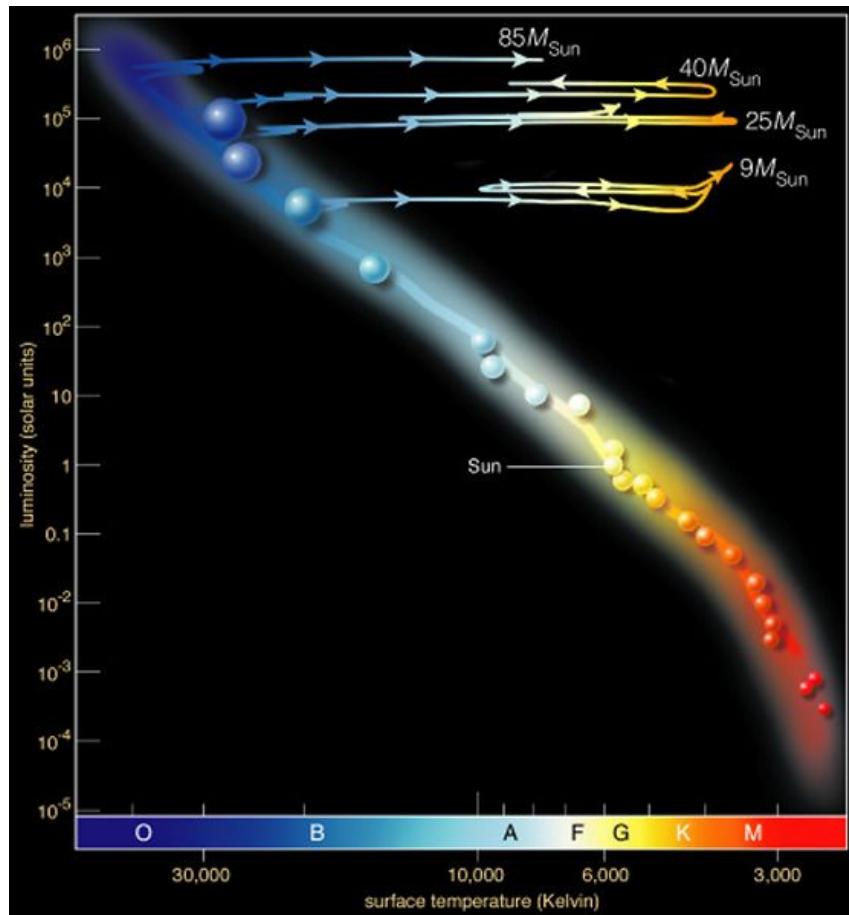
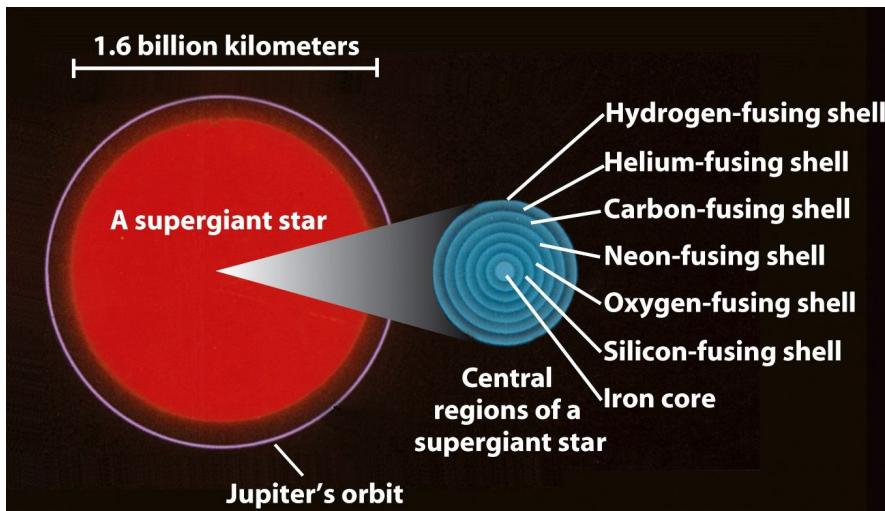
Estrellas Supergigantes

Las estrellas de alta masa crean elementos pesados en sus núcleos. Sufren una secuencia extendida de reacciones termonucleares en su núcleo y cáscaras, incluyendo fusión de Carbono, Neon, Oxígeno y Silicio.

table 22-1 Evolutionary Stages of a $25-M_{\odot}$ Star

Stage	Core temperature (K)	Core density (kg/m^3)	Duration of stage
Hydrogen fusion	4×10^7	5×10^3	7×10^6 years
Helium fusion	2×10^8	7×10^5	7×10^5 years
Carbon fusion	6×10^8	2×10^8	600 years
Neon fusion	1.2×10^9	4×10^9	1 year
Oxygen fusion	1.5×10^9	10^{10}	6 months
Silicon fusion	2.7×10^9	3×10^{10}	1 day
Core collapse	5.4×10^9	3×10^{12}	$\frac{1}{4}$ second
Core bounce	2.3×10^{10}	4×10^{15}	milliseconds
Explosive (supernova)	about 10^9	varies	10 seconds

En los últimos estadios de su vida, una estrella de alta masa tiene un núcleo rico en Hierro rodeado por cáscaras concéntricas donde tienen lugar varias reacciones termonucleares. La secuencia de reacciones termonucleares se frena porque la formación de elementos más pesados que el Hierro requiere la incorporación de energía en lugar de la liberación.



Supernovas $M > 8M_{\odot}$

Las estrellas de masa superior a las $8 M_{\text{sol}}$ no detienen su evolución después de la fase de quemado de helio. El núcleo de carbono y oxígeno es más masivo que el límite de Chandrasekhar ($1.4 M_{\text{sol}}$) y sigue colapsando porque la presión de los electrones degenerados no puede detenerlo. Se prende la fusión del carbono, luego oxígeno, neón, hasta silicio, con cada etapa más corta que la anterior.

Las primeras etapas de fusión (de hidrógeno y helio) duran varios millones de años mientras que la última etapa, la del quemado de silicio, dura solamente 2 semanas.

Al final de cada etapa, el núcleo pierde su soporte de presión y la gravedad gana, haciendo colapsar el núcleo a densidades y temperaturas cada vez más altas, hasta que se puede prender la fusión de elementos cada vez más pesados.

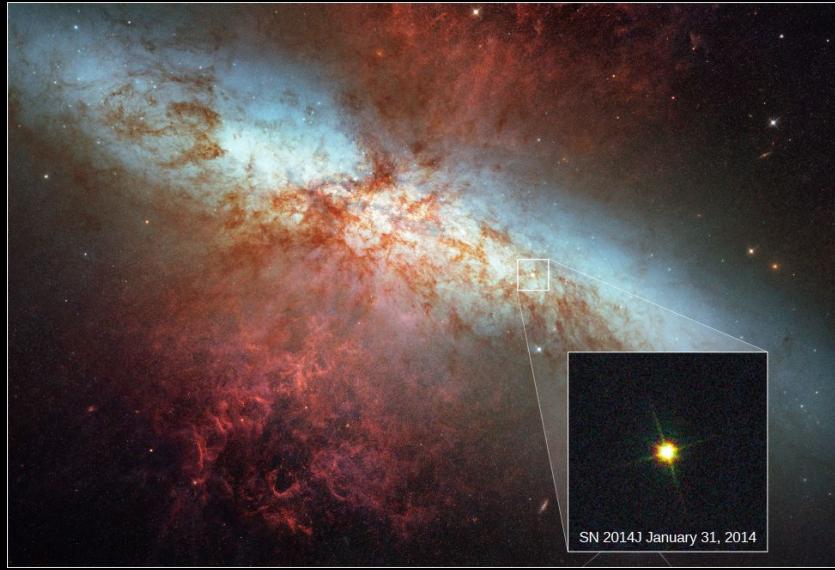
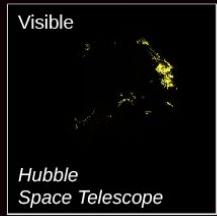
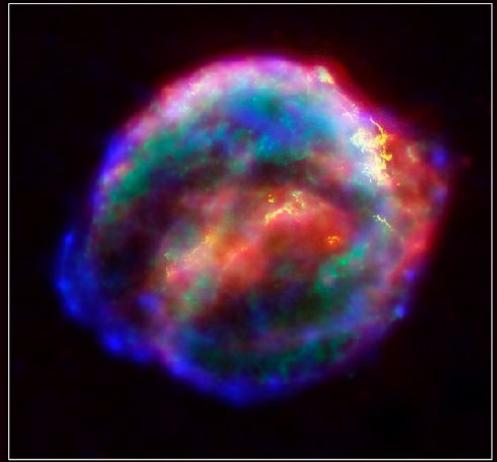
Eventualmente, se forma un núcleo de hierro de masa $\sim 1.5 M_{\text{sol}}$. No se puede liberar más energía por fusión nuclear debido a que la energía de ligado nuclear de hierro es el máximo.

Además, el núcleo sigue perdiendo energía por el escape de los neutrinos, y otros procesos como son la captura de electrones por protones y nucleones, y la fotodesintegración de hierro debido a las altísimas temperaturas que existen en el núcleo. La fotodesintegración deshace millones de años de evolución estelar, convirtiendo los núcleos de hierro en helio y neutrones.

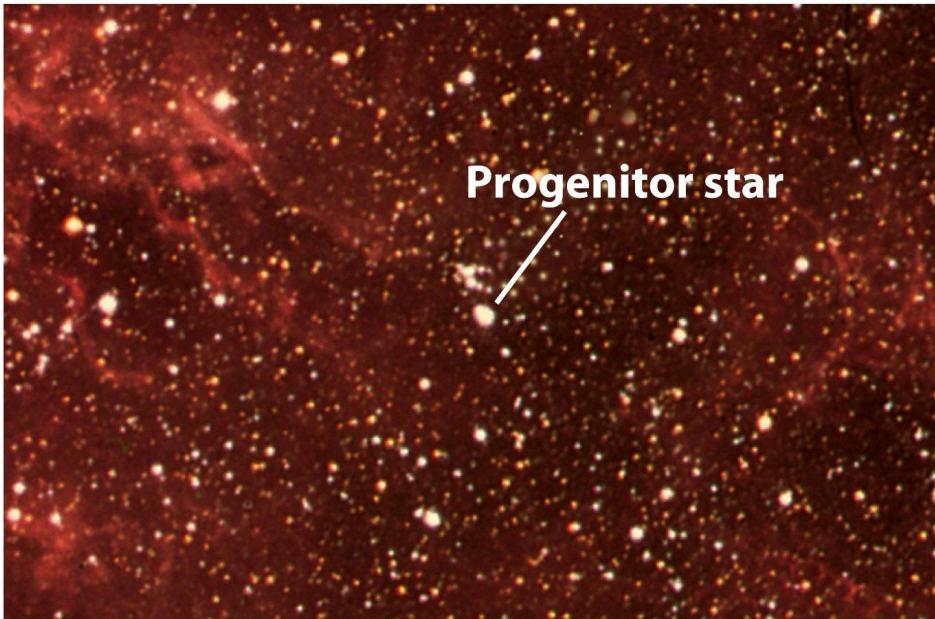
Al desaparecer la presión causadas por los electrones que contrarrestaban a la contracción gravitacional inicia el colapso del núcleo súbitamente y es comprimido alcanzar una densidad similar a la del núcleo de un átomo ($\approx 3 \times 10^{17} \text{ kg/m}^3$), formando una estrella de neutrones de unos pocos km de radio, en este proceso las partes externas de la estrella son expulsadas en una gran explosión dando origen a la explosión de **Supernova**.

Una estrella de alta masa muere en un cataclismo violento en el cual su núcleo colapsa y la mayoría de su material es eyectado al espacio a altas velocidades. La luminosidad de una estrella aumenta abruptamente por un factor 10^8 durante la explosión produciendo una supernova.

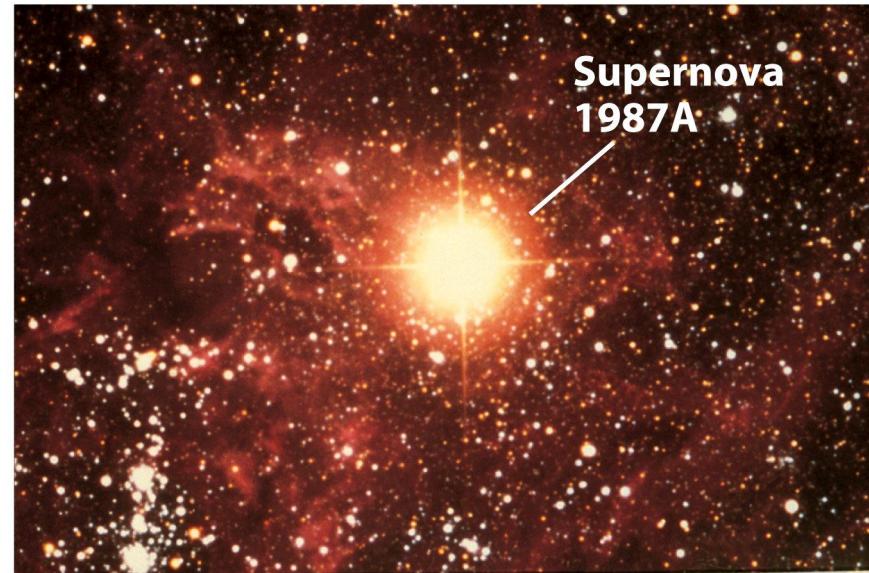
El material eyectado, moviéndose a velocidades supersónicas a través del gas y polvo interestelar, brilla como una **nebulosa** llamada *remanente de supernova* que son visibles decenas de miles de años después de la explosión. Durante los últimos instantes del colapso, los procesos nucleares producen muchos elementos pesados, especialmente por medio de la captura de neutrones por parte de núcleos pesados. Gran parte de este material pesado es eyectado por la estrella hacia el medio interestelar.



Supernova 1987A

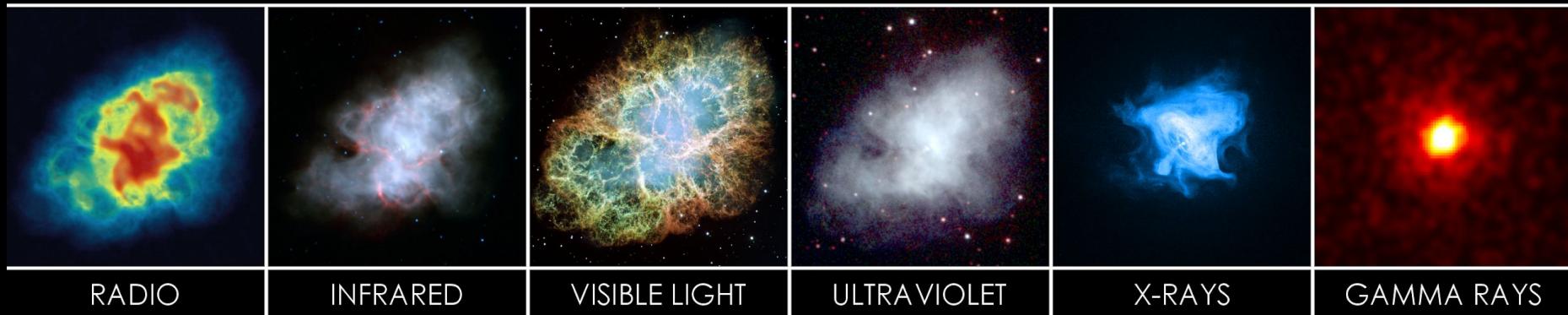


Before the star exploded



After the star exploded

CRAB NEBULA





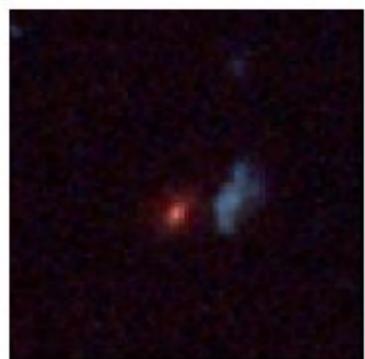
HST04Sas



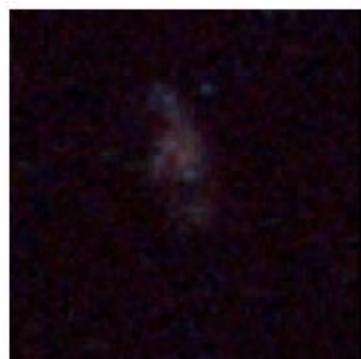
HST04Yow



HST04Zwi

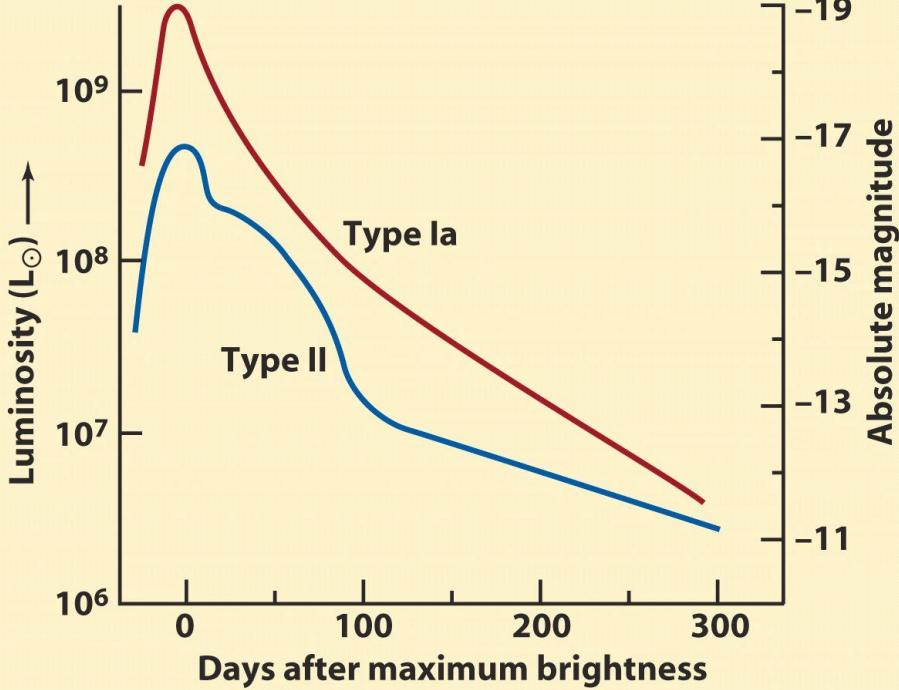


HST05Lan

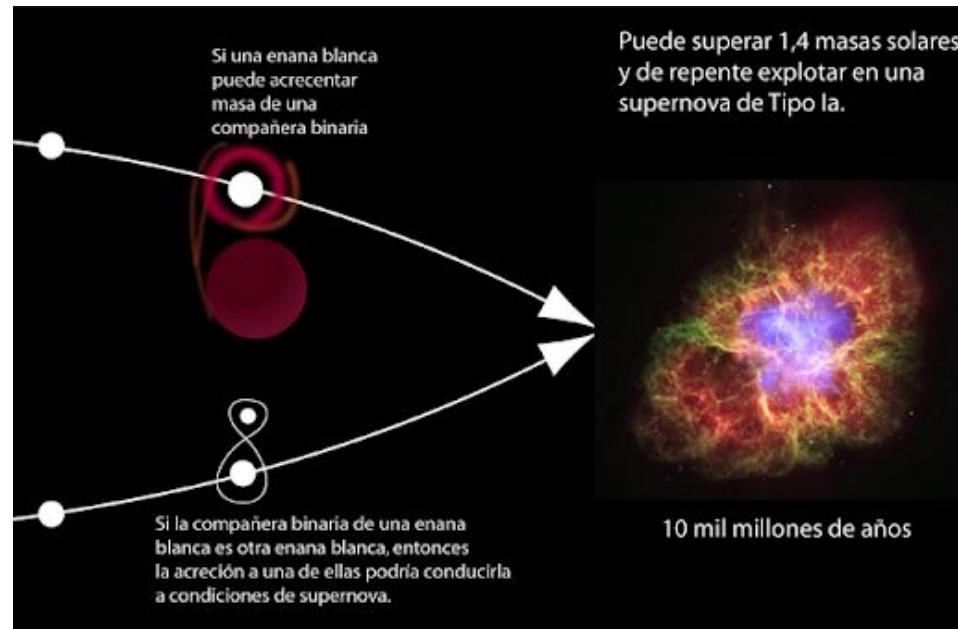


HST05Str



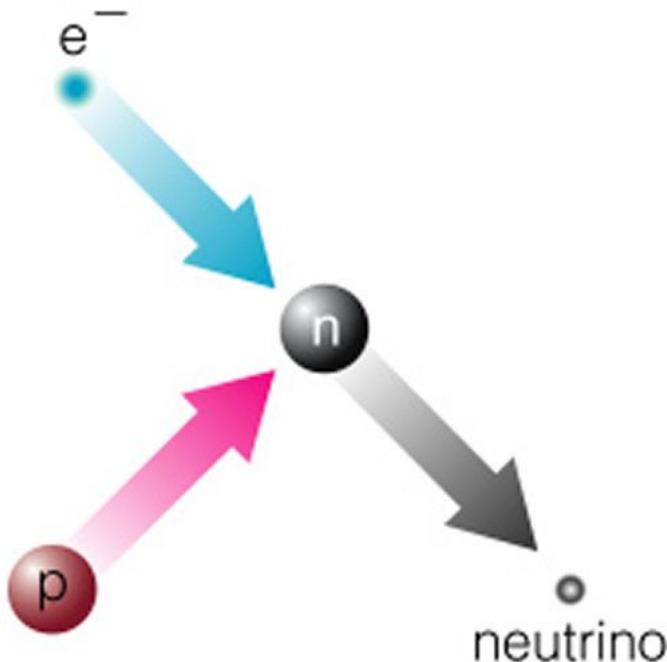


Tipo Ia: Sistemas binarios, pobres en H.



Tipo II: estrella masiva, presenta H.

Estrella de Neutrones

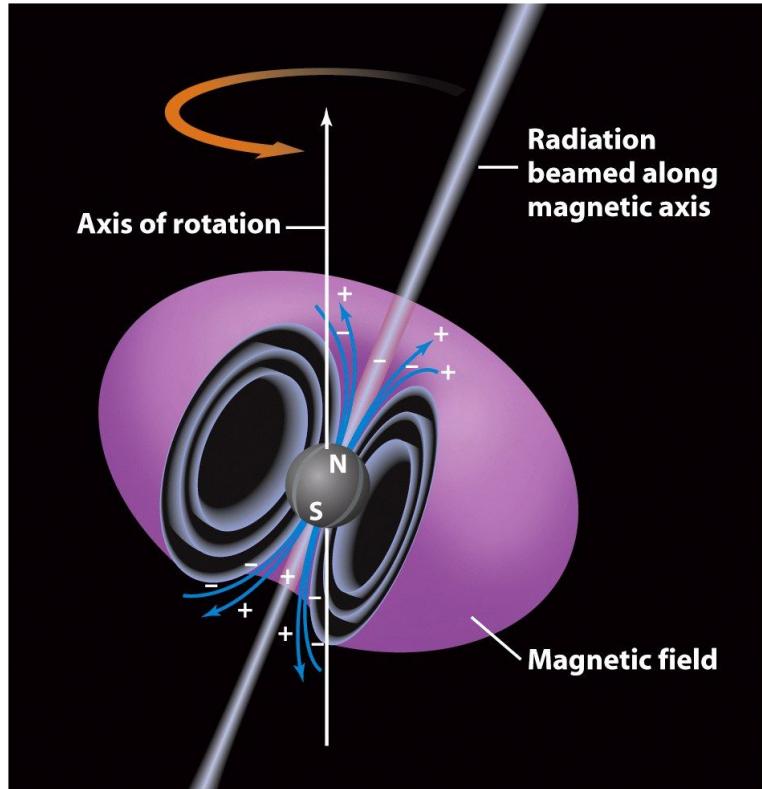
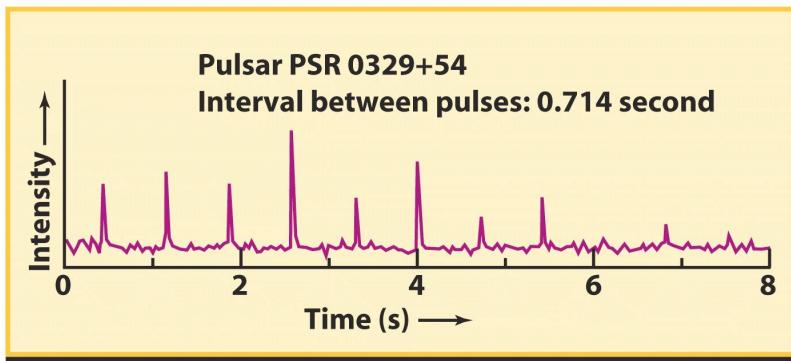


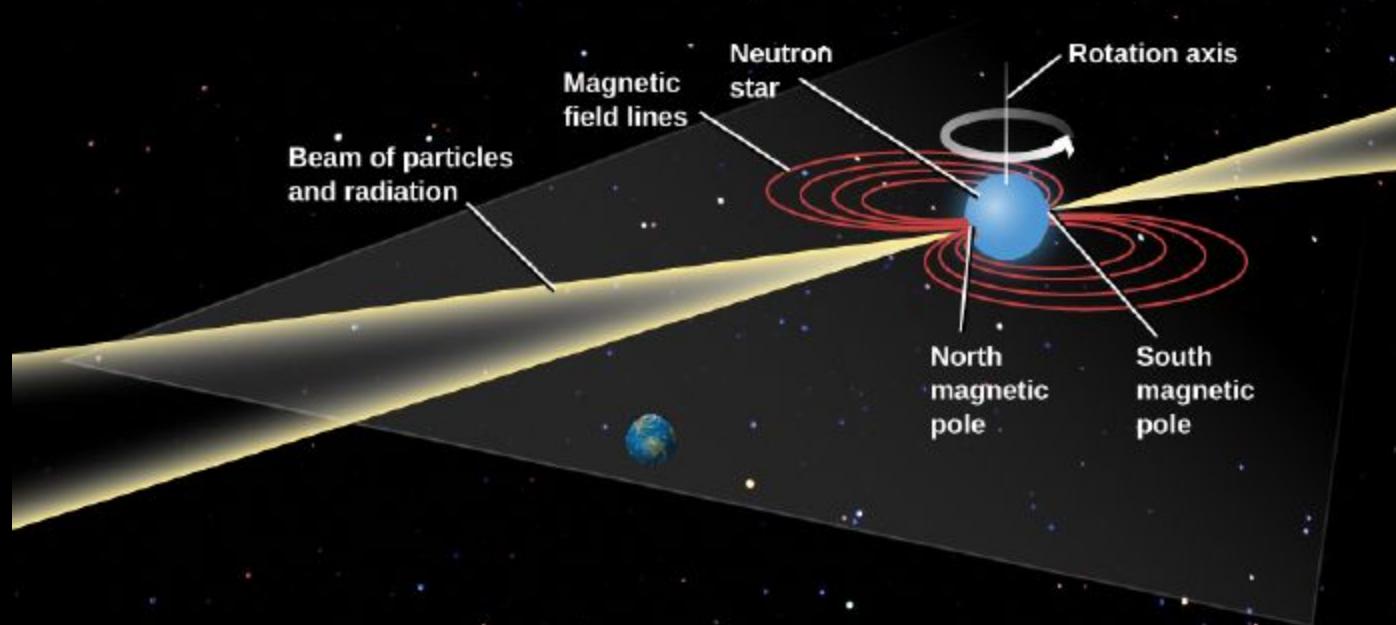
El núcleo de la estrella comienza a comprimirse. Los electrones se fusionan con los protones para crear un neutrón liberando un neutrino. Una vez que esto sucede, el núcleo colapsa a una esfera de pocos kilómetros (20) de diámetro. Tienen masas menores del orden de 3 masas solares y un campo magnético 1000 veces más intenso que el del Sol. Además, rotan rápidamente, con un período del orden de 1 segundo.

Una estrella de neutrones de 10 km de radio y una masa semejante a la del Sol, tendrá una velocidad de escape próxima a la mitad de la velocidad de la luz. Si el radio de dicha estrella fuese aproximadamente 2.5 km, la velocidad de escape se igualaría a la de la luz.

Púlsares

Los púlsares son estrellas de neutrones que rotan rápidamente con intensos campos magnéticos. Son fuentes de pulsos periódicos de radiación en ondas de radio. Estos pulsos son producidos como haces de ondas de radio de los polos magnéticos cuando pasan por el observador.

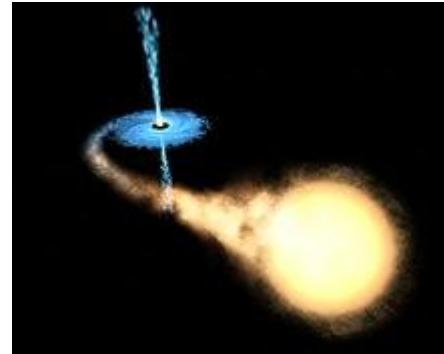




Agujeros Negros

Si una estrella llega al final de su vida con masa de $4,3M_{\text{sol}}$, de acuerdo con la Relatividad General, la estrella deberá sufrir un colapso completo luego del cual tenderá hacia una configuración muchísimo más concentrada que la de una estrella de neutrones, en donde la masa tiende a condensarse en un diámetro de pocos kilómetros.

Estos objetos serían tan compactos que generarían un campo gravitatorio de tal intensidad que ni la luz, ni ningún material podría escapar del mismo. Por consiguiente, no emitirían radiación y, por ende, tampoco serían visibles. De ahí el nombre de **agujeros negros**, con que se los designa.



Representación artística de un agujero negro con una estrella compañera que se mueve en órbita alrededor. La materia que cae forma un disco de acrecimiento, con algo de materia expulsada en chorros polares colimados altamente energéticos.