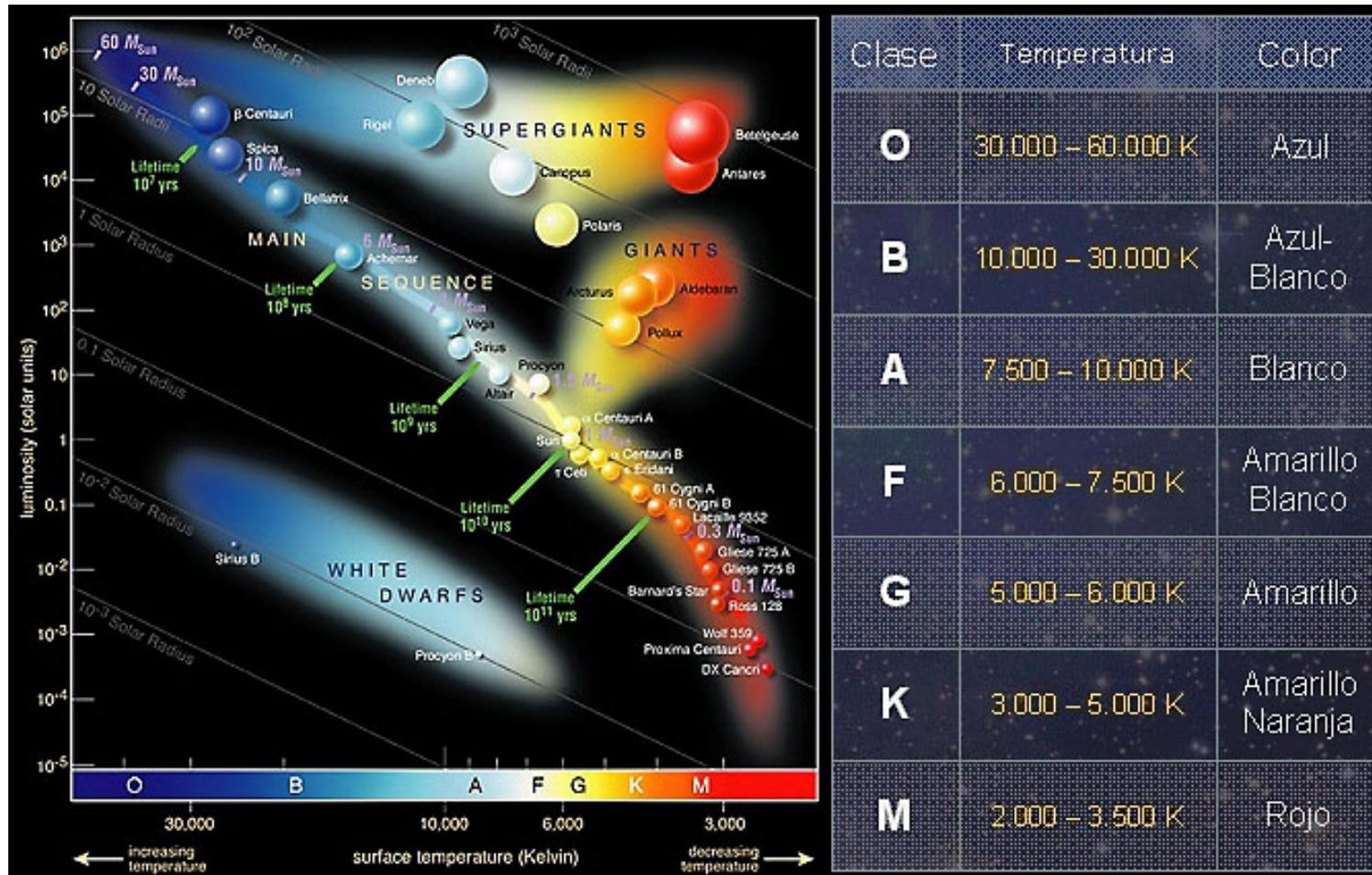


# TEMA 6

- \* Diagrama de Hertzsprung-Russell (H-R).
- \* Evolución estelar.
- \* Estados finales de las estrellas.

# El diagrama de Hertzsprung-Russell

Hacia 1910 Ejnar Hertzsprung y Henry Norris Russell estudiaron la relación entre magnitudes absolutas y tipos espectrales de las estrellas. Este estudio condujo al famoso diagrama H-R, herramienta fundamental para el estudio de la evolución estelar.

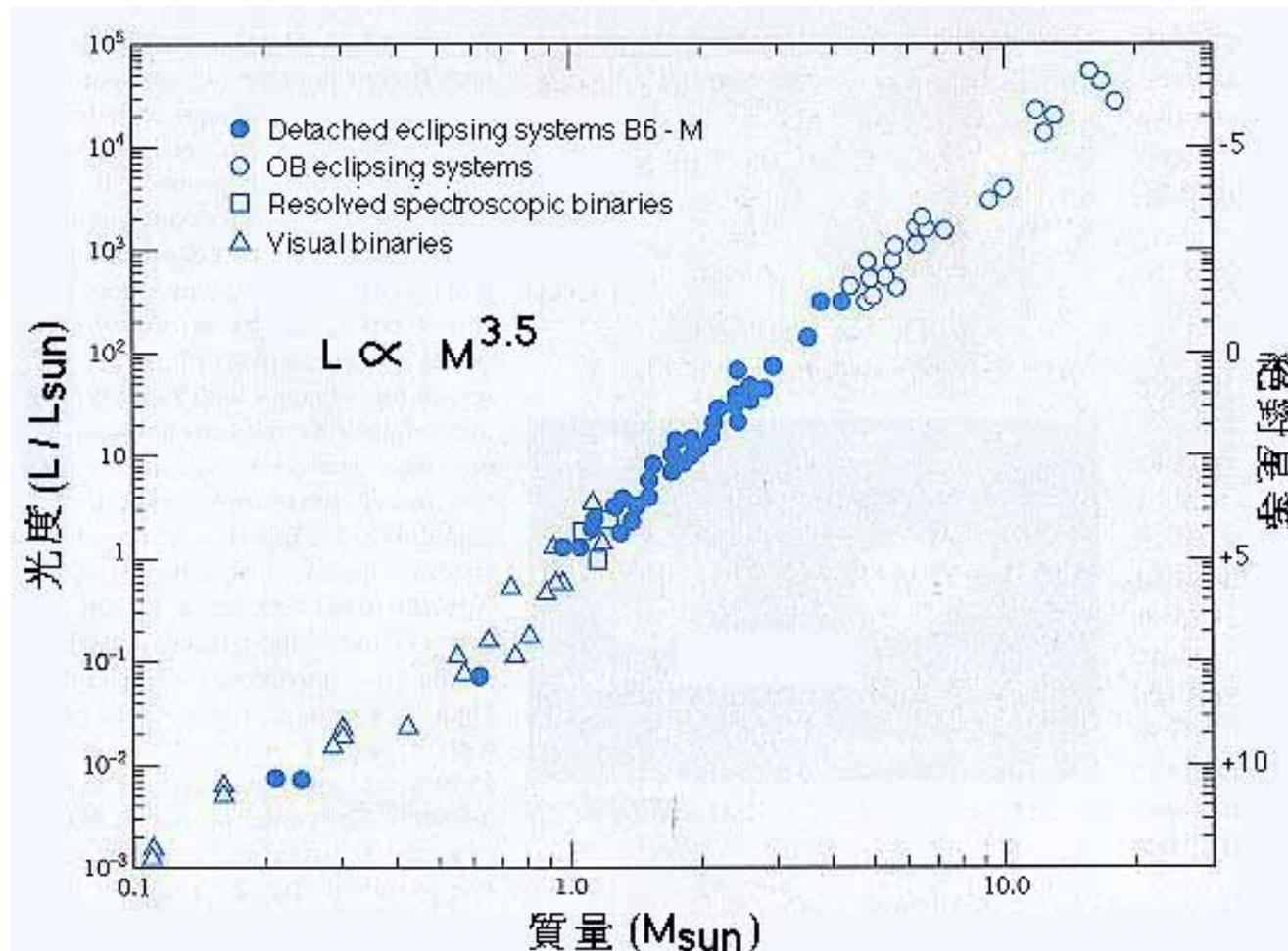


# Agrupaciones de estrellas en el diagrama H-R

Se observa que las estrellas no se distribuyen aleatoriamente en dicho diagrama sino que tienden a agruparse en ciertas regiones que se denominan:

- \* **Secuencia Principal:** Muchas estrellas caen sobre una diagonal que va desde el extremo superior izquierdo de las estrellas muy luminosas blanco-azuladas, hasta el extremo inferior derecho de las enanas rojas.
- \* **Gigantes rojas:** Son estrellas de coloración rojiza más luminosas que las de similares colores ubicadas sobre la Secuencia Principal.
- \* **Supergigantes rojas:** Son estrellas de coloración rojiza o amarilla, mucho más luminosas que las gigantes rojas.
- \* **Enanas blancas:** Son estrellas muy débiles pero de temperaturas superficiales altas (típicas  $T_s \sim 10000$  K), de ahí su coloración blancuzca. Son muy débiles por ser de tamaños muy pequeños.

# Relación masa-luminosidad



Para estrellas de la Secuencia Principal de masas  $\gtrsim 3 M_{\odot}$  la dependencia es  $L \propto M^{3-4}$ .  
Para masas pequeñas ( $\lesssim 0.5 M_{\odot}$ ) se encuentra:  $L \propto M^{2.5}$

## Tiempo de residencia en la Secuencia Principal

Está caracterizado por la combustión nuclear del hidrógeno en las regiones centrales de la estrella donde las temperaturas son lo suficientemente altas para que se dé este proceso. Asumiendo que las reacciones de fusión nuclear del hidrógeno ocurren en un carozo central que ocupa  $\sim 10\%$  de la masa total de la estrella, y que sólo el 0,7% de la masa en reposo del hidrógeno se convierte en energía en la fusión nuclear, tendremos que la duración de la combustión nuclear hasta que el hidrógeno se agote (correspondiente al tiempo de vida en la SP) estará dada por:

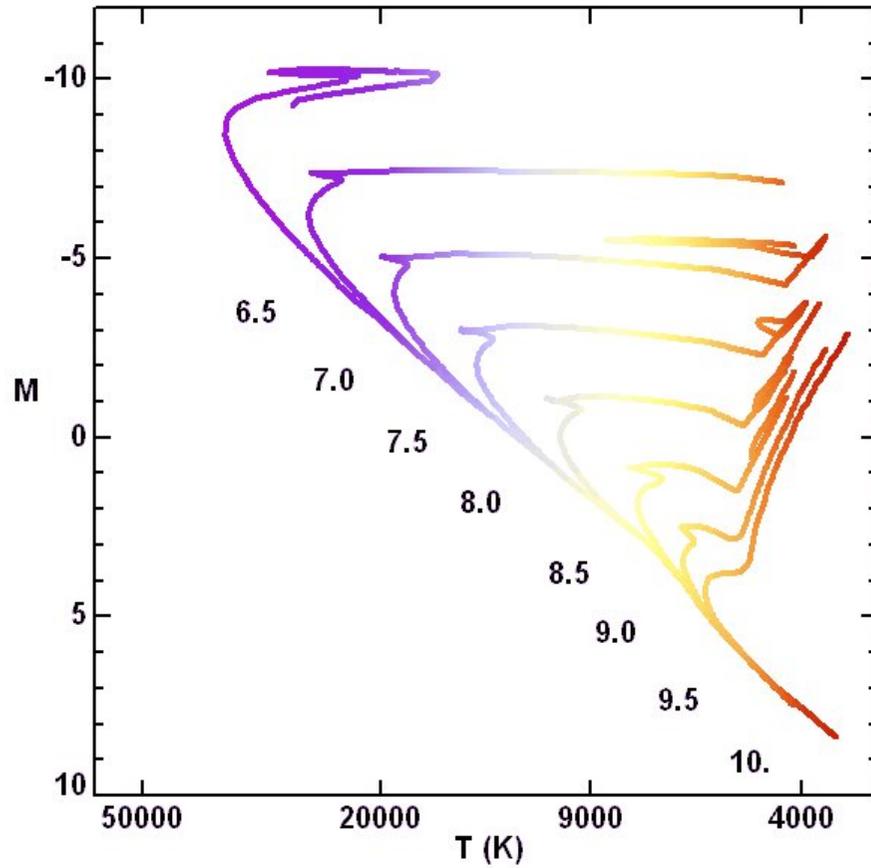
$$t_{SP} = \frac{0,007 \times 0,1 \times M \times c^2}{L}$$

donde  $M$ ,  $L$  es la masa y la luminosidad de la estrella respectivamente, y  $c$  la velocidad de la luz.

Para el caso del Sol tenemos:  $M_{\odot} = 2 \times 10^{30}$  kg,  $L_{\odot} = 4 \times 10^{26}$  W  $\implies t_{SP} \simeq 10^{10}$  años.

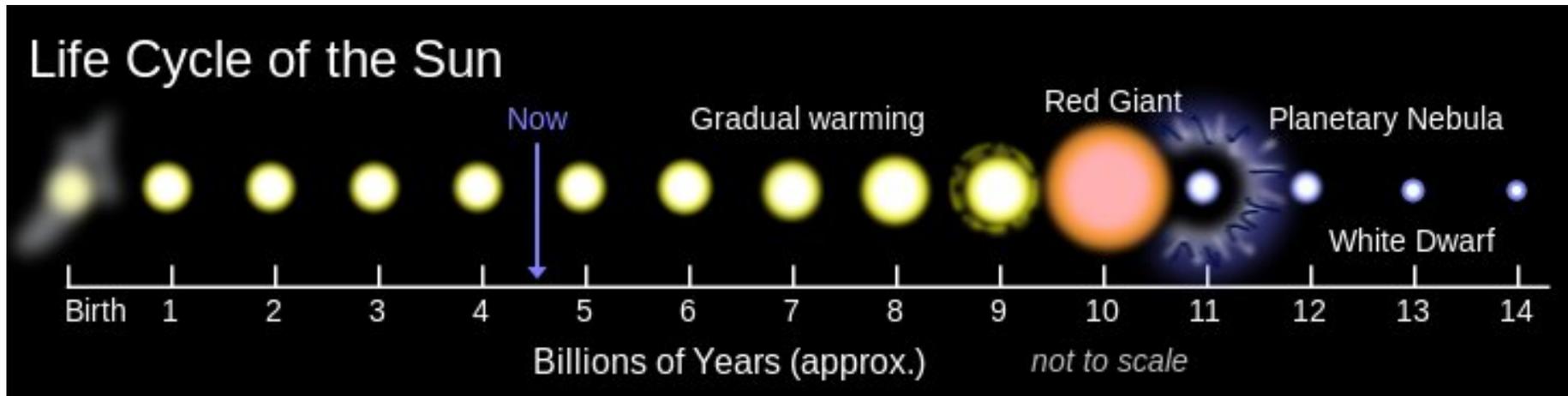
El tiempo de vida en la SP de una estrella de masa  $M$  y luminosidad  $L$  se puede expresar en función de la masa y la luminosidad del Sol:

$$t_{SP} = \frac{M/M_{\odot}}{L/L_{\odot}} \times 10^{10} \quad \text{años}$$

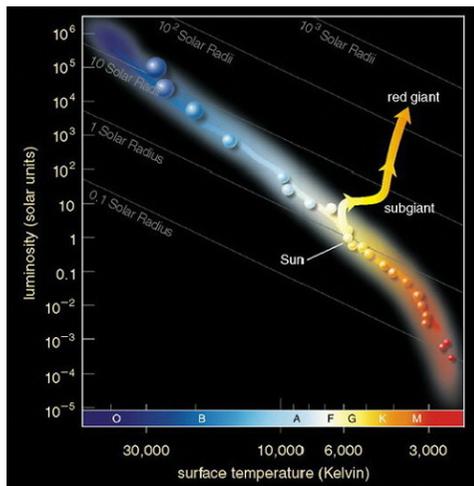


Tiempo de residencia en la SP en años (escala logarítmica) para estrellas de distinta masa.

# Evolución del Sol en la Secuencia Principal y el destino de la Tierra

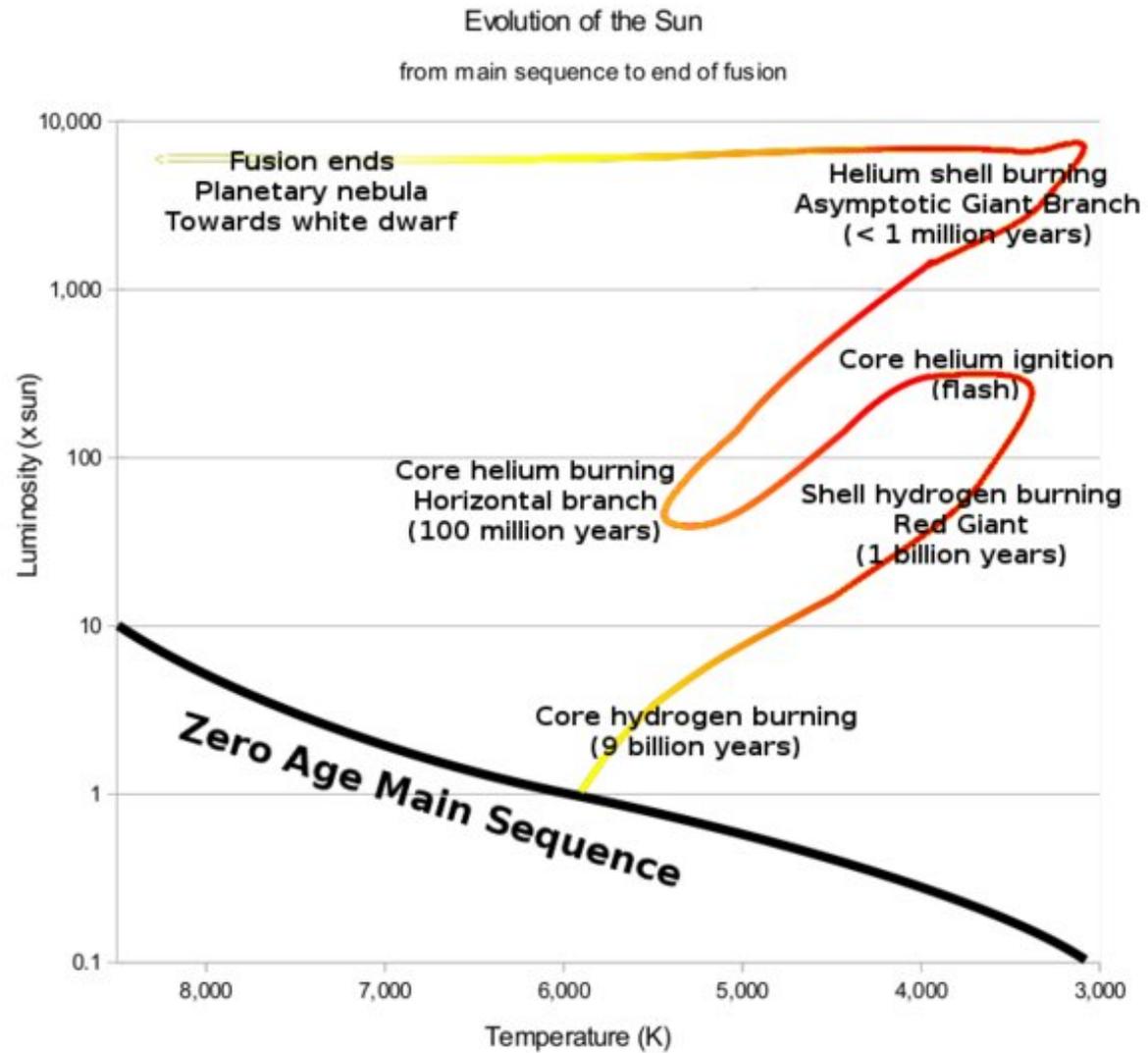


El Sol va aumentando su luminosidad paulatinamente hasta convertirse en una gigante roja (dentro de aproximadamente 5 mil millones de años).



Evolución del Sol en la SP y  
rama asintótica

# Evolución del Sol en el diagrama H-R



# Evolución post-SP de estrellas masivas y de poca masa

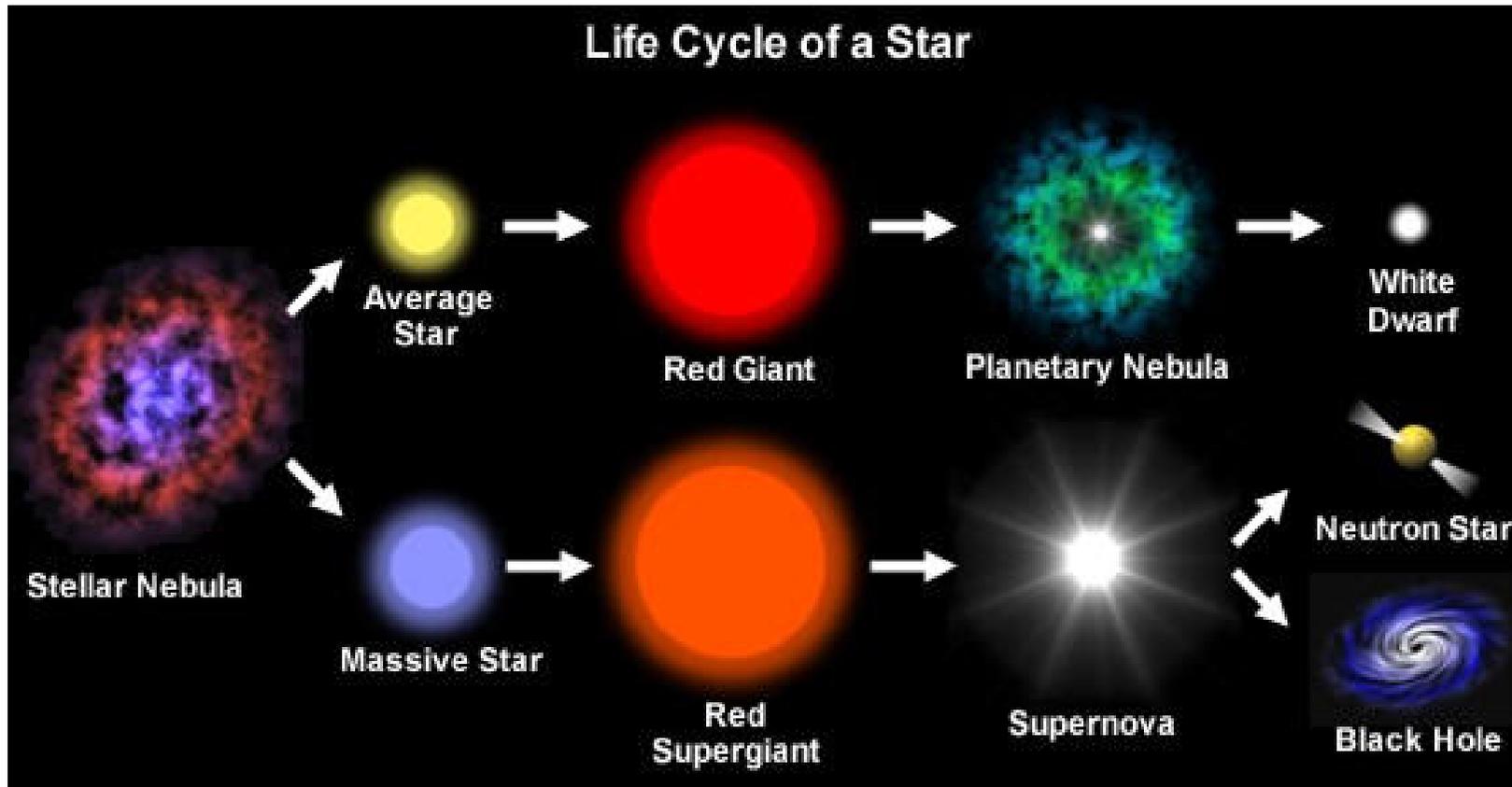
\* La estrella finaliza su vida en la SP una vez que se agota el hidrógeno en el carozo. Sin embargo la combustión del hidrógeno proseguirá en una cáscara adyacente al carozo, provocando la expansión de la envoltura externa de la estrella. La estrella se mueve casi horizontalmente hacia la derecha y luego hacia arriba en el diagrama HR. El transporte de energía en la envoltura es por convección. La estrella se convierte en una *gigante roja*.

\* Si la masa de la estrella  $M > 0.26 M_{\odot}$  la temperatura central alcanzará 100 millones K, que es suficiente para iniciar la combustión nuclear del He para convertirlo en carbono. El material del carozo es al comienzo degenerado, pero la ignición del He levanta la degenerancia, lo cual conduce a una violenta expansión del carozo en lo que se llama el *flash de helio*. Después de éste la combustión nuclear del He proseguirá. La estrella se estaciona en la rama horizontal del diagrama HR.

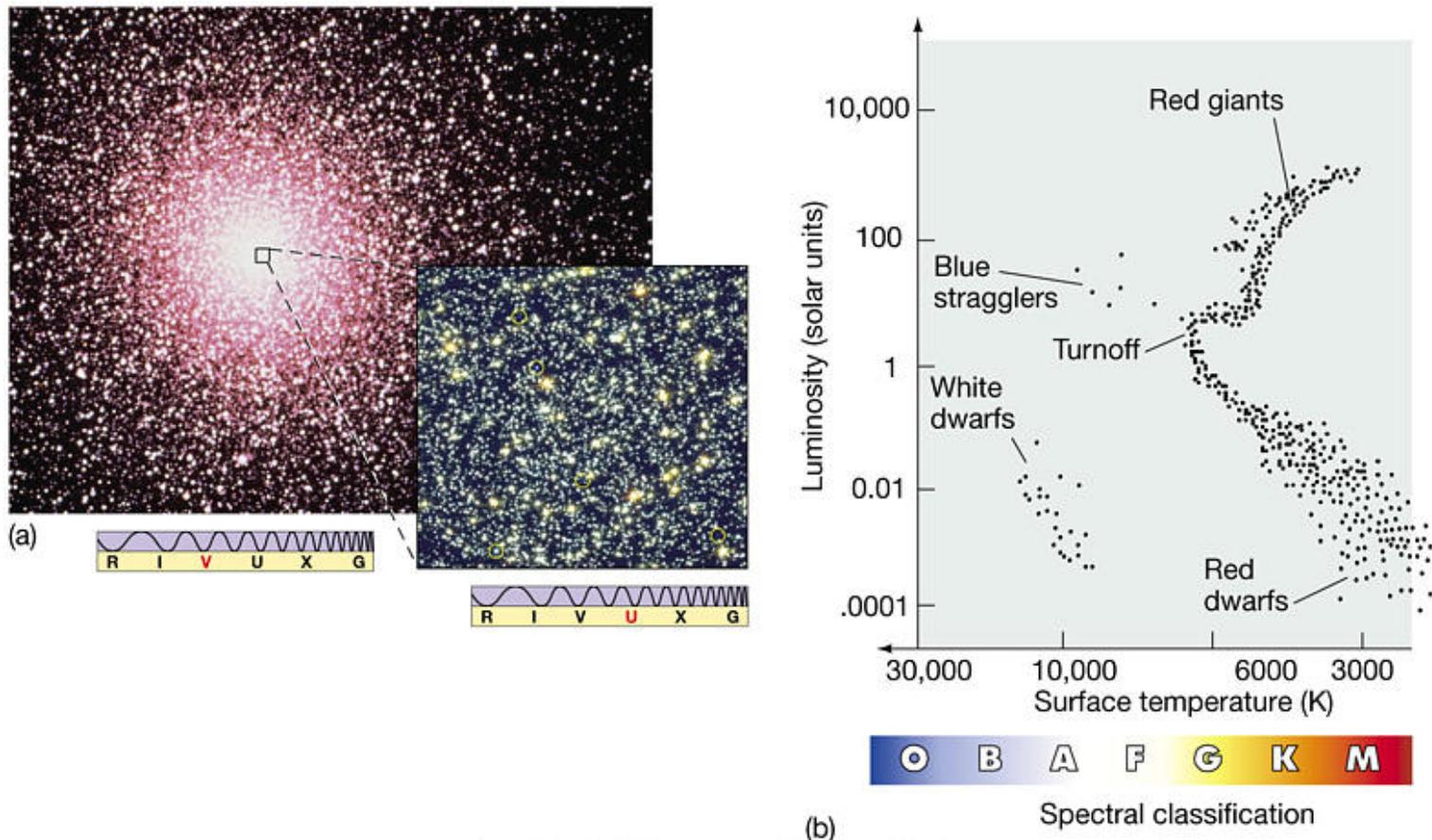
\* En estrellas con masas en el rango  $3-15 M_{\odot}$  el carbono y el oxígeno se encienden explosivamente dando lugar a flashes. Estos son mucho más poderosos que los flashes de He produciendo una *supernova*. La estrella será completamente destruida en la explosión.

\* Para estrellas con masas  $> 15 M_{\odot}$  la combustión nuclear proseguirá hasta el  $^{56}\text{Fe}$ . En ese punto se agotarán todas las fuentes de energía. La estrella consistirá de capas con distinta composición (modelo de cáscaras de cebolla). Al finalizar la generación de energía el carozo colapsará. La energía liberada en el colapso se emplea en disociar el  $^{56}\text{Fe}$  en protones y neutrones. El aumento de temperatura en capas que rodean al carozo lleva a la quema explosiva del material allí contenido con la liberación de enormes

cantidades de energía en pocos segundos. La estrella explotará como una supernova. El carozo consistirá de neutrones (los protones se combinan con electrones para formar neutrones), dando origen a una *estrella de neutrones* o un *agujero negro*.



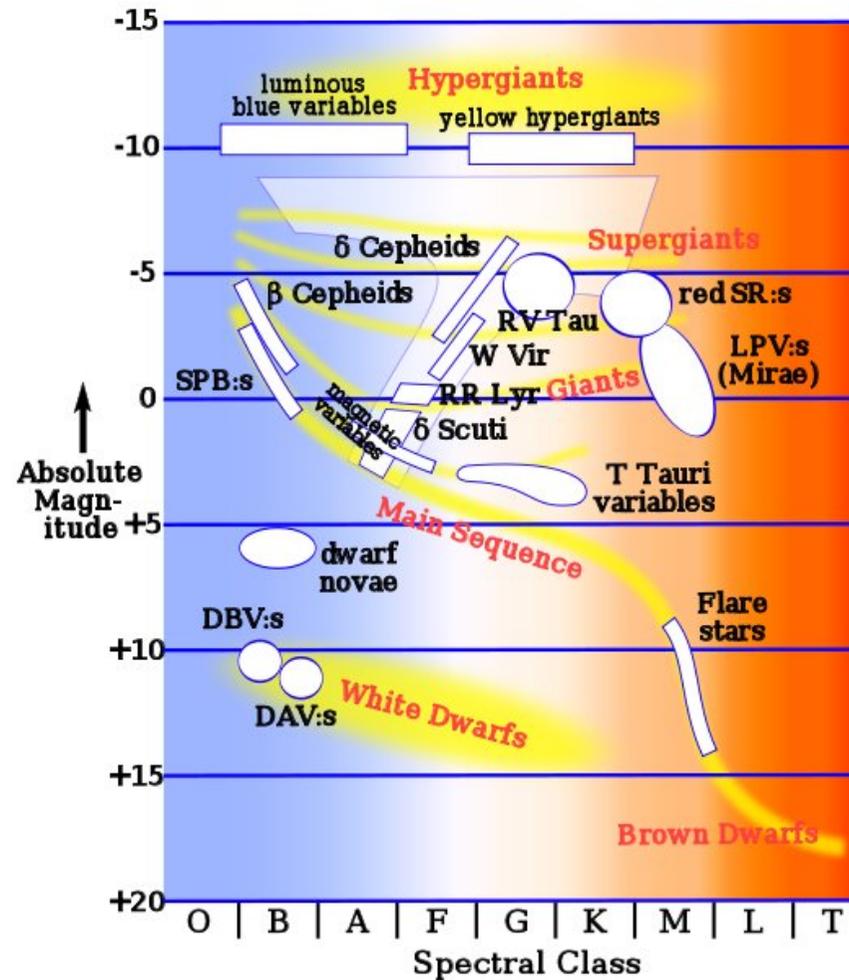
# Evolución en cúmulos globulares



Copyright © 2005 Pearson Prentice Hall, Inc.

En estos objetos se observa un predominio de estrellas enanas rojas lo que indica que son muy antiguos, probablemente se formaron al mismo tiempo que la galaxia o un poco antes durante el colapso de materia. El diagrama H-R muestra precisamente un punto de corte correspondiente a antigüedades del orden de  $10^{10}$  años.

# Inestabilidades en ciertas fases evolutivas



Cuando finaliza la vida en la SP de estrellas en cierto rango de masa, en el camino hacia la fase de gigantes o supergigantes se pueden producir inestabilidades en sus envolturas gaseosas de caracter periódico. Este es el origen de los distintos grupos de variables descritos antes.

## Etapas finales de las estrellas de poca masa



Nebulosa planetaria NGC 7293

Cuando el He se agota en el carozo, quedan 2 cáscaras adyacentes: en la inferior se quema He y en la superior H. Tal configuración es inestable y el material puede ser eyectado al espacio por la presión de la radiación formando una *nebulosa planetaria*. Esto ocurre en estrellas de masas  $\lesssim 3 M_{\odot}$ . El núcleo caliente permanece como una *enana blanca*.



Nebulosa planetaria Abell 78

# Supernovas

Son los objetos más espectaculares observados. El brillo puede aumentar hasta 20 magnitudes. En la explosión de una supernova la envoltura se puede eyectar con velocidades de  $\sim 10000$  km/s. La nebulosa en expansión puede permanecer visible por miles de años. Las supernovas se clasifican en *Tipo I* y *II*.

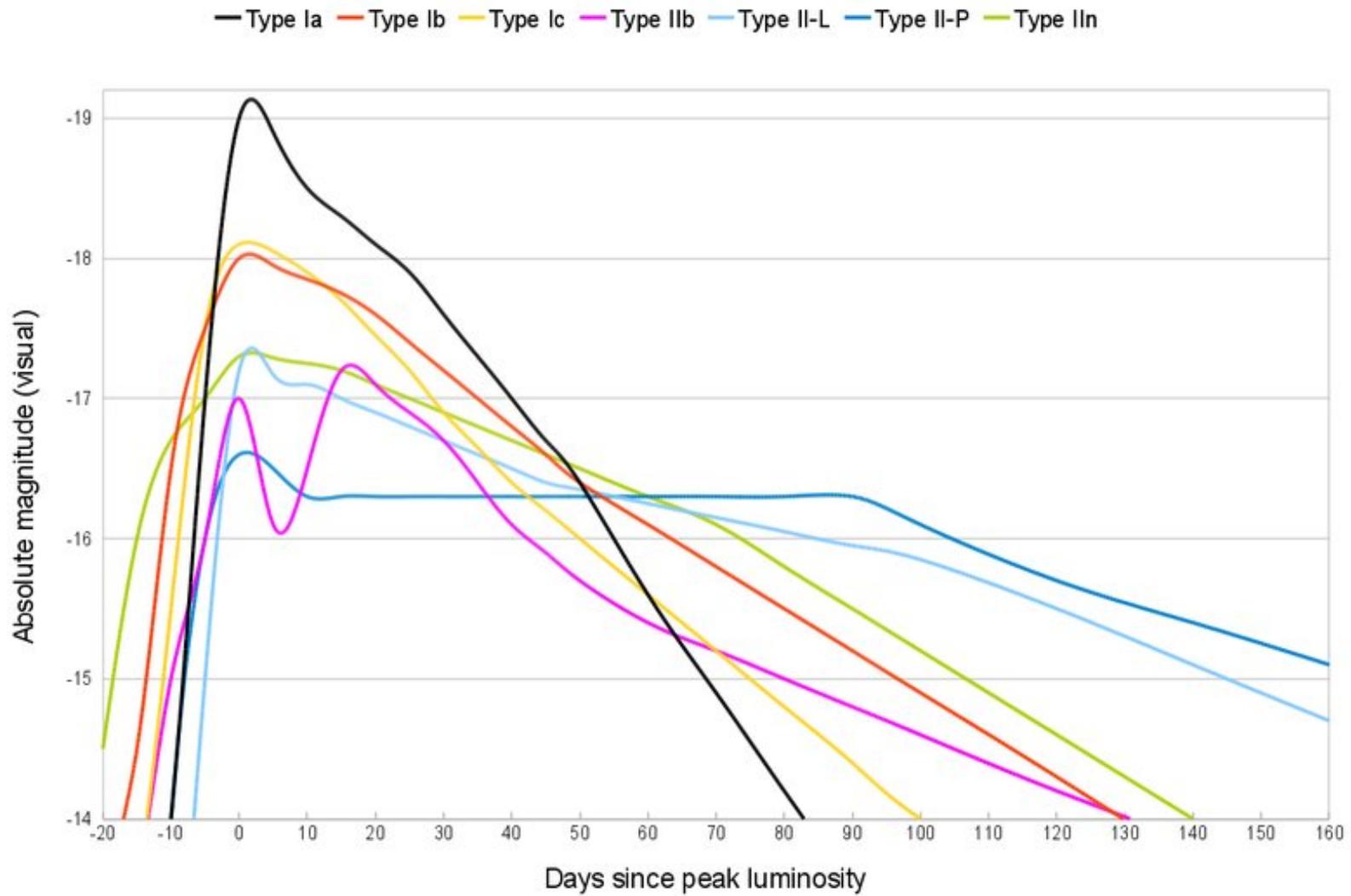


Supernova SN 1994D en la galaxia NGC 4526. La luminosidad en su máximo puede rivalizar con la de la propia galaxia a la que pertenece.

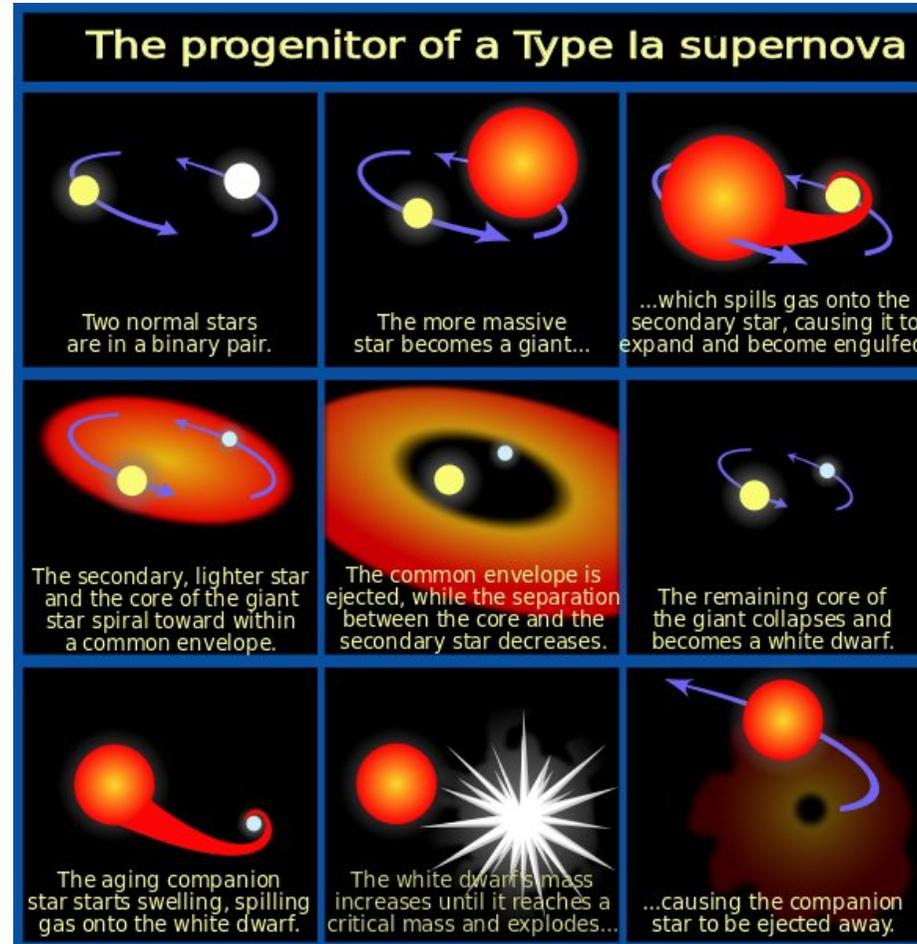
En las supernovas tipo I el brillo decae de una manera regular; en una nebulosa tipo II es menos regular y su máxima luminosidad es menor. Las nebulosas tipo I son binarias próximas donde una enana blanca atrae material de la compañera (como en las novae), sólo que aquí el material atrapado lleva a la masa de la enana blanca a sobrepasar el *límite de Chandrasekhar* (un límite teórico para la masa límite de una enana blanca), con lo cual la estrella colapsará y explotará como una supernova.

Por otro lado, las supernovas tipo II son el estado final de la evolución de estrellas singulares masivas.

# Curvas de luz de supernovas

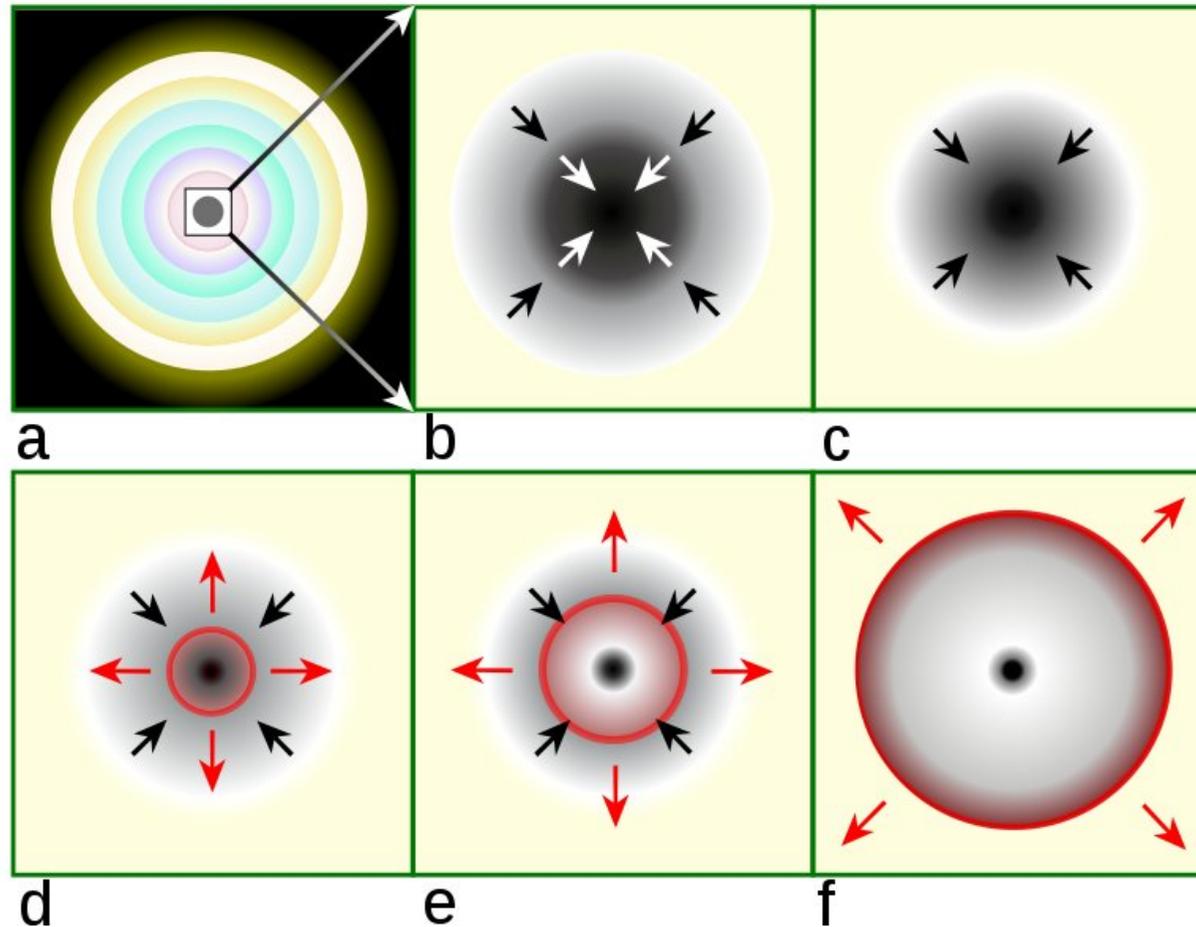


# Mecanismo de formación de supernovas tipo I



La formación ocurre en un sistema binario cuando las componentes evolucionan a gigantes rojas: la primera que lo hace deja una enana blanca y arroja materia en forma de disco. Cuando la segunda llega a la etapa de gigante roja, el material de su envoltura es absorbido por la enana blanca hasta que traspasa el límite de Chandrasekhar y explota.

## Mecanismo de formación de supernovas tipo II



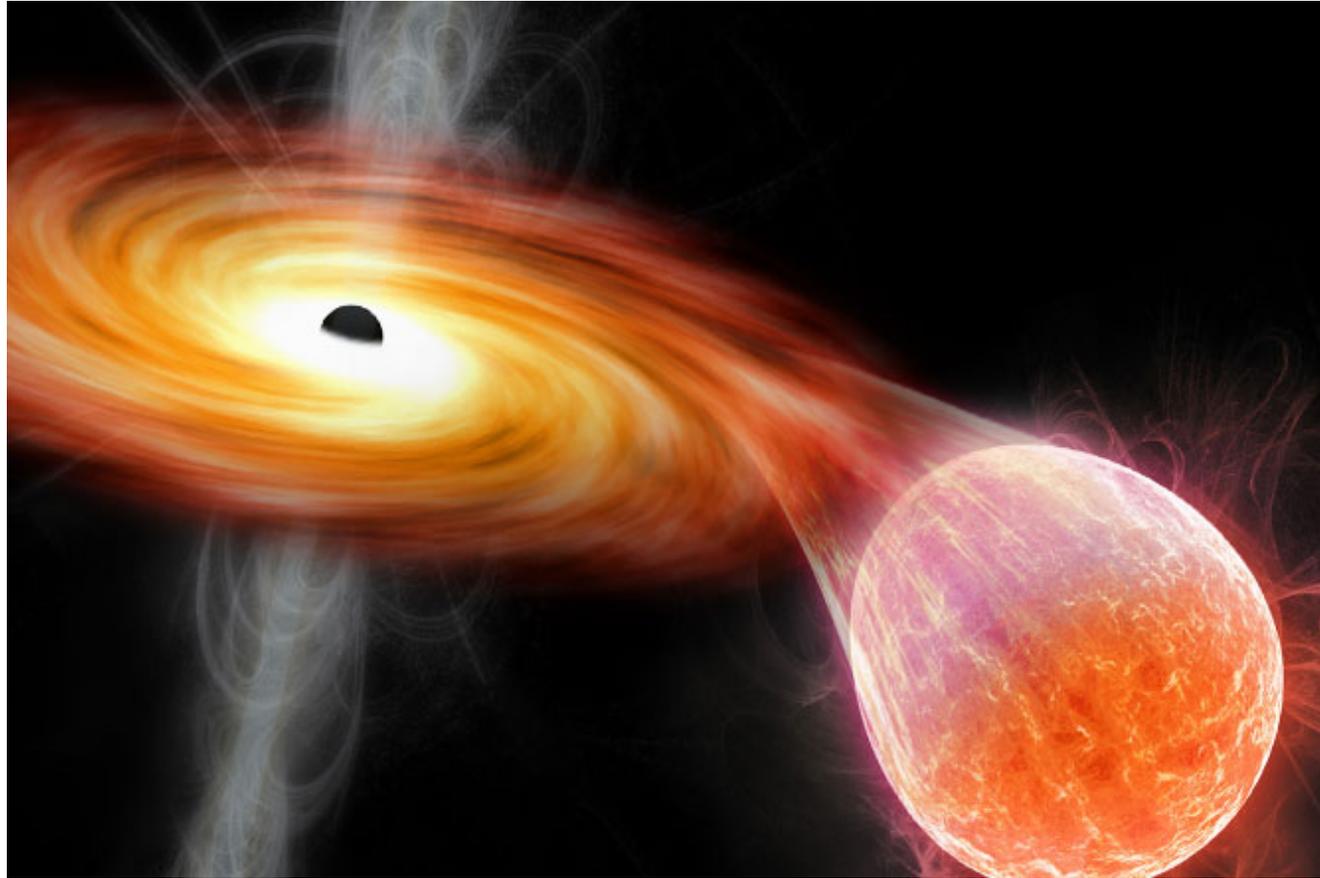
(a) Se forma un carozo de hierro; (b) los átomos de hierro se descomponen en neutrones alcanzando temperaturas de  $10^{11}$  K; (c) el material colapsante se detiene; (d) forma una onda de choque que se propaga hacia afuera; (e) se onda se aminora; (f) se depositan unos  $10^{44}$  Joules de energía en la envoltura, suficiente para producir una explosión visible.

## Remanentes de supernovas



La nebulosa del Cangrejo: Corresponde a los remanentes de una supernova que se observó por primera vez en 1054 por astrónomos chinos. En el centro de la nebulosa se encuentra una estrella de neutrones o *púlsar*, restos de la estrella que explotó.

## Estados finales de las estrellas masivas: Agujeros negros

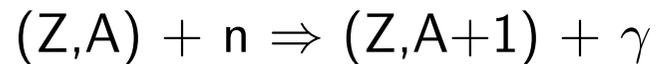


Un objeto extremadamente masivo puede terminar en un *agujero negro* ya que el colapso gravitacional que sigue al agotamiento de todas las fuentes de energía nuclear, no puede ser resistido por ninguna fuerza conocida. Sólo podemos inferir la existencia de agujeros negros por los efectos causados sobre objetos vecinos. Por ejemplo en esta concepción artística, un hipotético agujero negro se devora las capas externas de una compañera acelerando tremendamente el material que libera una cuantiosa cantidad de rayos X.

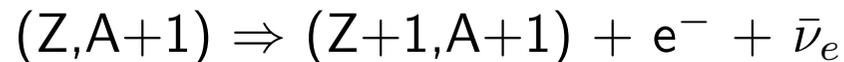
## Formación de elementos más pesados que el hierro

La formación de elementos más pesados que el  $^{56}\text{Fe}$  requiere el suministro de energía. La mayoría de estos núcleos se forman por *captura de neutrones*. Ya que éstos no tienen carga eléctrica, pueden penetrar fácilmente dentro del núcleo.

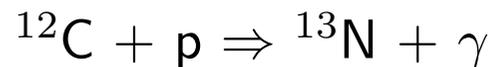
En la captura del neutrón un núcleo de peso atómico  $A$  se transforma en uno más masivo por la captura de un neutrón  $n$ :

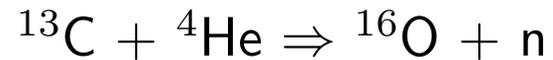


El nuevo núcleo puede ser inestable al decaimiento  $\beta$ , donde un neutrón se transforma en un protón:



Parte de los procesos que forman estos núcleos más pesados pueden explicarse durante las etapas normales de evolución estelar, donde se producen neutrones libres. Por ejemplo, durante las reacciones de combustión del carbono y oxígeno en estrellas masivas se tiene:



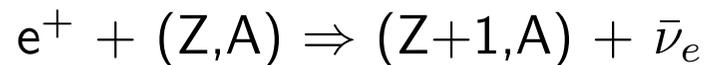


La mezcla de protones y carbono se puede dar a través de movimientos convectivos. Algunos isótopos sólo pueden producirse con altos flujos de neutrones, condición que sólo se da en supernovas.

Hay otros isótopos ricos en protones que sólo se pueden producir en supernovas a temperaturas  $> 10^9$  K en donde se pueden producir pares protón-positrón:



El positrón se puede aniquilar inmediatamente, o consumirse en la reacción:



Otra reacción que se puede dar es:

