

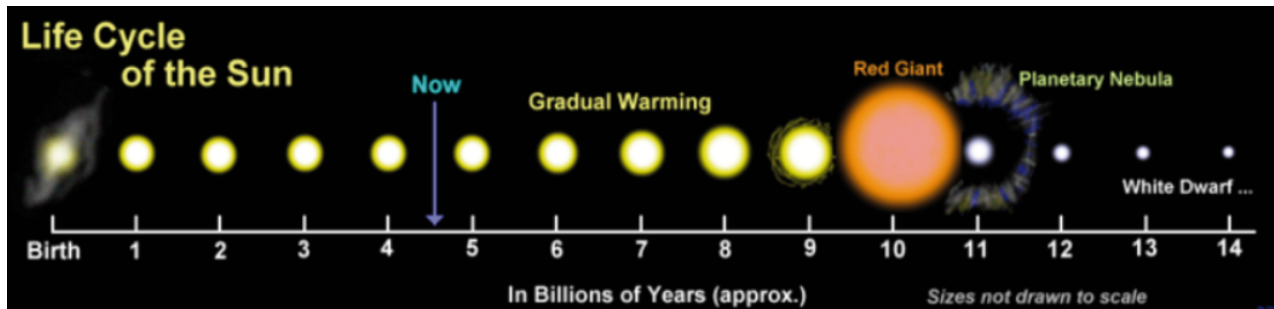
# Secuencia Principal y Evolución Post-SP

Mauro Jélvez

July 2024

## Evolución en la SP

Por definición, una estrella de secuencia principal es aquella que está fusionando hidrógeno a helio para mantener el equilibrio hidrostático. Cuando una estrella ha quemado la mayoría de su hidrógeno, comienza la evolución post-sp. El camino que tome la estrella depende de la masa de esta.



La pre-secuencia principal está caracterizada por la escala de tiempo térmica de Kelvin-Helmholtz( $10^7$ ) y la escala free-fall. Y la escala de la secuencia principal está caracterizada por la escala de tiempo de reacciones nucleares ( $10^{10}$ )

Recordar:

- Estrellas con  $M > 1.2M_{\text{SUN}}$ : Núcleo convectivo (Cadena CNO y fuerte gradiente de temperatura)
- Estrellas con  $0.3 < M < M_{\text{SUN}}$ : Núcleo radiativo
- Estrellas con  $M < 0.3M_{\text{SUN}}$ : Completamente convectivas

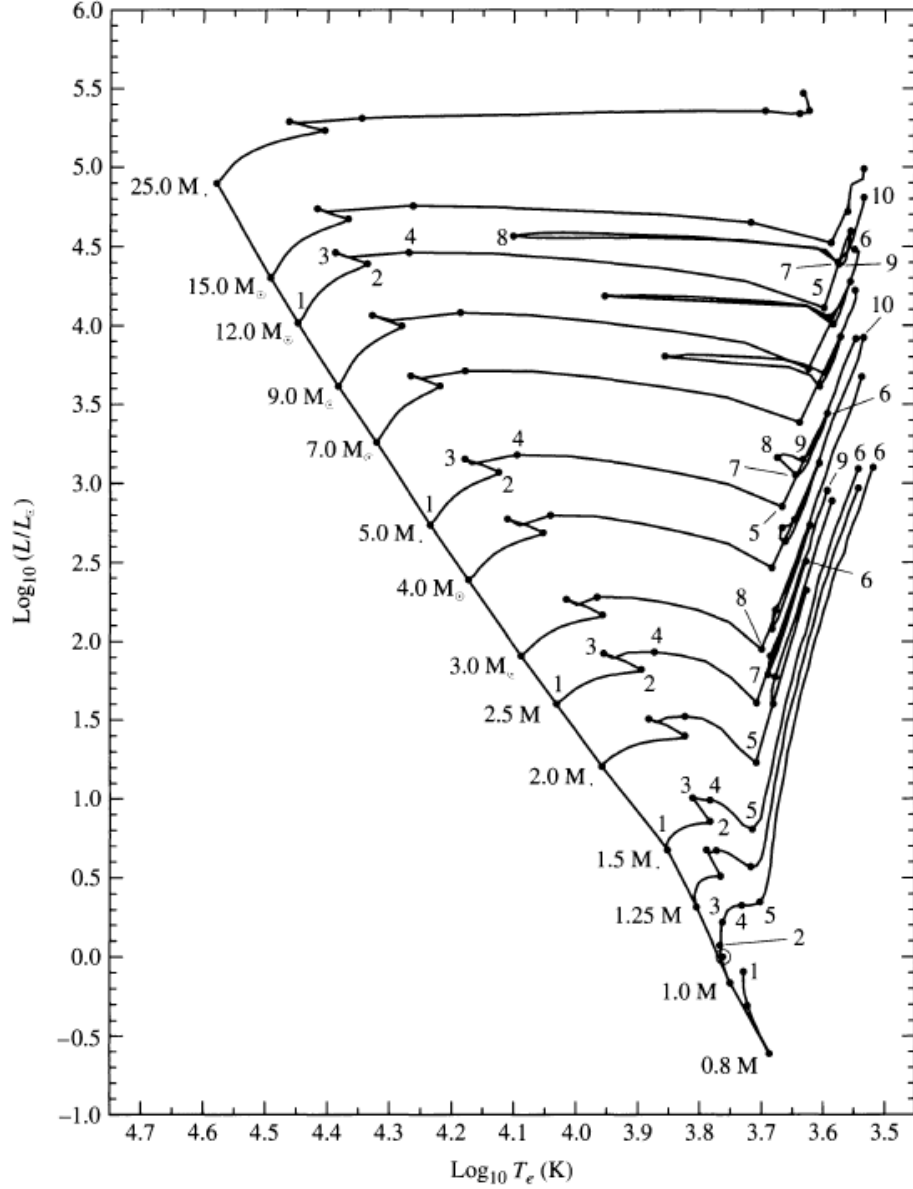
## Evolución para estrellas de baja masa en la SP

A medida que el sol evoluciona, el peso molecular medio del núcleo aumenta. Con pocas reacciones de fusión de hidrógeno, el núcleo se contrae. La mitad de la energía potencial gravitatoria es irradiada hacia afuera y la mitad es para el calor del gas, aumentando su temperatura. A consecuencia del aumento de temperatura en esa región de la estrella, es suficientemente caliente para que la quema de hidrógeno aumente.

Dadas las pp rxn, el aumento en la densidad y la temperatura compensa con creces la disminución en la fracción de masa de hidrógeno, el hidrógeno restante se quema más rápido y la luminosidad de la estrella aumenta junto con el radio y la temperatura.

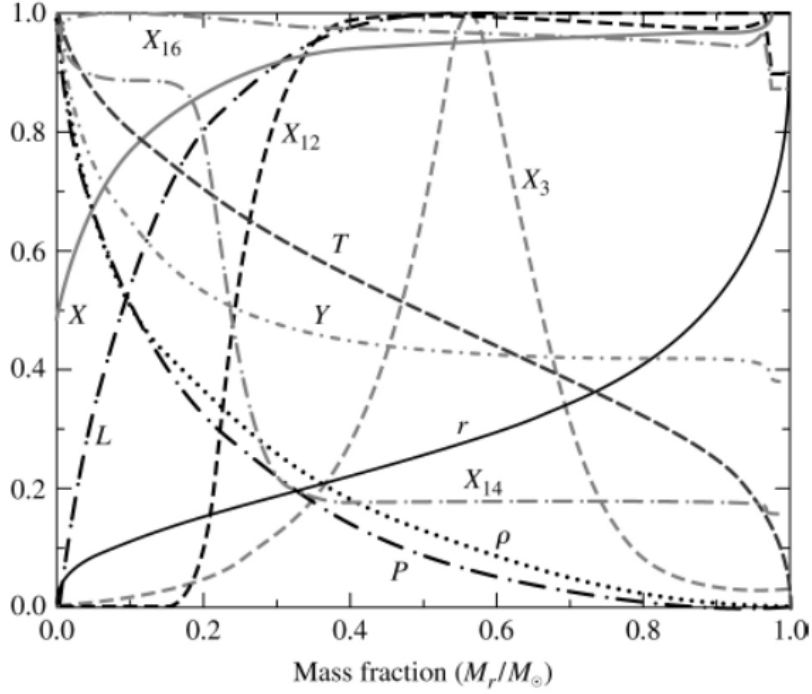
## Camino estelares evolutivos

- Secuencia principal
- Rama de subgigante
- Rama de gigante



**FIGURE 13.1** Main-sequence and post-main-sequence evolutionary tracks of stars with an initial composition of  $X = 0.68$ ,  $Y = 0.30$ , and  $Z = 0.02$ . The location of the present-day Sun (see Fig. 13.2) is depicted by the solar symbol ( $\odot$ ) between points 1 and 2 on the  $1 M_{\odot}$  track. The elapsed times to points indicated on the diagram are given in Table 13.1. To enhance readability, only the points on the evolutionary tracks for  $0.8$ ,  $1.0$ ,  $1.5$ ,  $2.5$ ,  $5.0$ , and  $12.0 M_{\odot}$  are labeled. The model calculations include mass loss and convective overshooting. The diagonal line connecting the locus of points 1 is the zero-age main sequence. For complete, and annotated, evolutionary tracks of  $1 M_{\odot}$  and  $5 M_{\odot}$  stars, see Figs. 13.4 and 13.5, respectively. (Data from Schaller et al., *Astron. Astrophys. Suppl.*, 96, 269, 1992.)

Ahora plotaremos el interior de la estructura del sol entre los puntos 1 y 2. Para las fracciones de masa de  ${}^1_1\text{H}$ ,  ${}^3_2\text{He}$ ,  ${}^{12}_6\text{C}$ ,  ${}^{14}_7\text{N}$  y  ${}^{16}_8\text{O}$



Valores máximos:

$$r = 1.0 R_{\text{SUN}}$$

$$L = 1.0 L_{\text{SUN}}$$

$$T = 15 \times 10^6 \text{ T}$$

$$\rho = 1.5 \times 10^5 \text{ kg m}^{-3}$$

$$P = 2.34 \times 10_{16} \text{ Nm}^{-2}$$

Cuando se agota el hidrógeno, la cadena deben detenerse; sin embargo, la temperatura del núcleo ha aumentado hasta el punto de que la fusión nuclear continúa en una capa alrededor del pequeño núcleo, predominantemente de helio. La luminosidad en esta gruesa capa excede la luminosidad del núcleo durante la fase temprana y la trayectoria evolutiva aumenta.

Algo de la energía se va al calor y expandir el gas causando que el radio aumente y resultando en el enfriamiento de la estrella, y la trayectoria evolutiva se inclina hacia la derecha.

Dado que el núcleo de helio no emite energía en esta etapa, es isotérmico. Para mantener el soporte contra la gravedad, debe haber un gradiente de presión en el núcleo que sea resultado de un aumento continuo de la densidad.

## Límite de Schoenberg-Chandrasekhar

Cuando la masa en el núcleo isotérmico se vuelve demasiado grande, no es eficiente para mantener la fuerza contra la gravedad. La fracción máxima de la masa de una estrella que puede existir en un núcleo isotérmico y aún sostenerla contra las capas superiores está dada por:

$$\left( \frac{M_{ic}}{M} \right)_{SC} \simeq 0.37 \left( \frac{\mu_{env}}{\mu_{ic}} \right)^2$$

Donde  $\mu_{env}$  y  $\mu_{ic}$  son los pesos moleculares medios de la envoltura superior y el núcleo isotérmico, respectivamente. A medida que el peso molecular del núcleo aumenta, la máxima fracción de masa que puede estar en el núcleo decrece.

Cuando la masa de el núcleo isotérmico de helio excede este límite, el núcleo colapsa en una escala de tiempo KH. Esto ocurre cuando la fracción de masa es cerca del 8% de la masa estelar.

## Gas de electrones degenerados

La masa de un núcleo isotérmico puede exceder el límite de Schoenberg-Chandrasekhar si los electrones en el gas proporcionan una presión adicional degenerada de electrones.

Cuando la densidad de un gas se vuelve lo suficientemente alta, los electrones en el gas se ven forzados a ocupar los niveles mas bajos de energía dado que los electrones son fermiones y por el principio de exclusión de Pauli, no todos pueden ocupar el mismo estado cuántico. En consecuencia, los electrones se apilan en estados de energía progresivamente más altos, comenzando con el estado fundamental. En caso de gas completamente degenerado, la presión del gas debido completamente a los movimientos no termales de los electrones, y por lo tanto se vuelven independientes de la temperatura del gas.

Si los electrones no son relativistas, la presión para un gas completamente degenerado viene dada por:

$$P_e = K\rho^{5/3}$$

Los núcleos isotérmicos generalmente tienen una degeneración parcial, lo que eleva la fracción de masa típica que puede residir en el núcleo isotérmico a aproximadamente el 13% de la masa estelar.

Las estrellas menos masivas exhiben niveles aún mayores de degeneración en la secuencia principal y pueden no exceder el límite SC en absoluto antes de que comience la siguiente etapa de combustión nuclear.

## Evolución de estrellas masivas en la SP

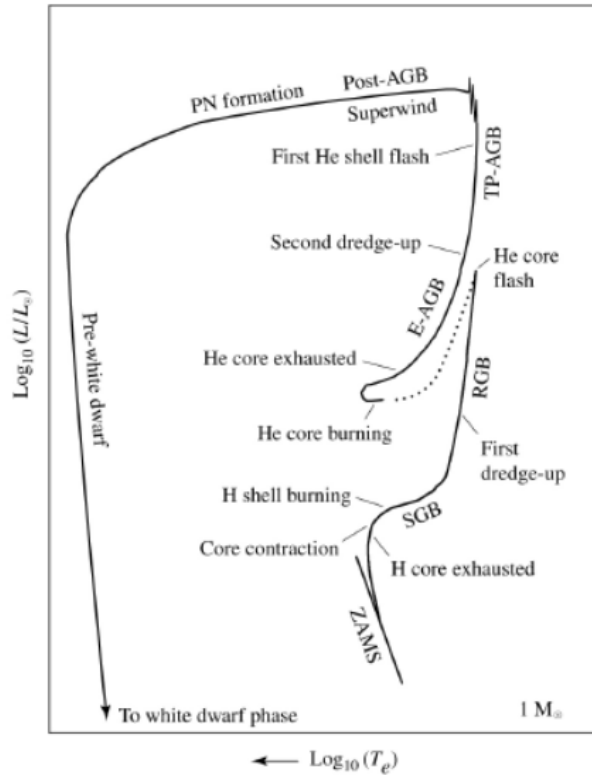
En las estrellas masivas, la diferencia clave es que el núcleo es convectivo. Las escalas de tiempo convectivas son muy cortas, y esto sirve para mantener el material bien mezclado. A medida que la estrella evoluciona, la zona convectiva (CZ) se retrae, lo cual es una función sensible de la masa estelar.

Cuando la fracción de masa alcanza aproximadamente  $X = 0.05$  en el núcleo de una estrella de 5  $M_{\text{SUN}}$ , toda la estrella comienza a contraerse. La luminosidad aumenta ligeramente con la liberación de energía potencial gravitatoria (G.P.E.). Dado que el radio disminuye, la temperatura aumenta y la estrella evoluciona rápidamente.

## Últimas etapas de evolución

### -1 $M_{\text{SUN}}$

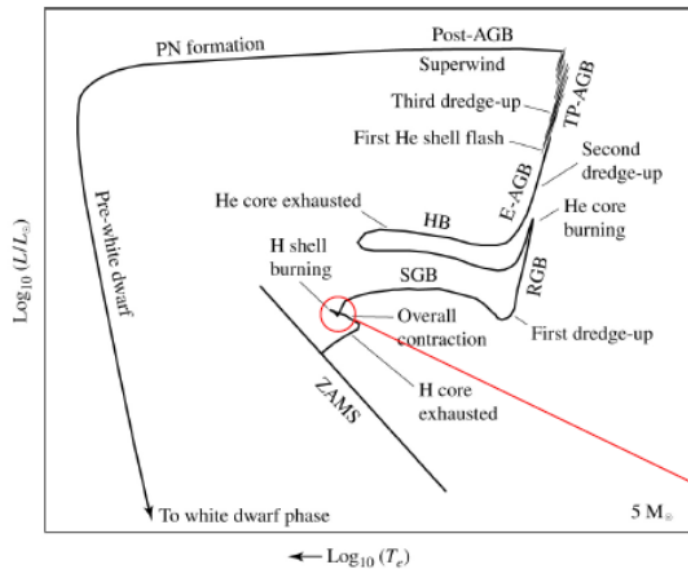
La luminosidad aumenta a medida que la capa de hidrógeno quemando produce más luminosidad ue el núcleo de hidrógeno quemando.



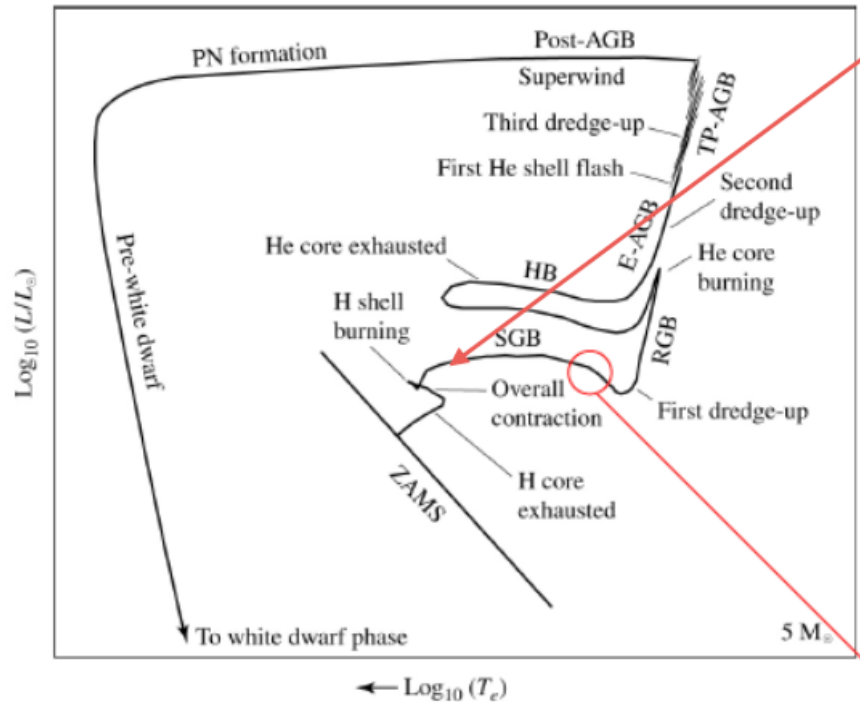
### -5 $M_{\text{SUN}}$

Toda la estrella se contrae en una escala de tiempo KH, liberando energía potencial gravitatoria (Aumentando la luminosidad) pero disminuyendo ligeramente el radio y aumentando la temperatura efectiva.

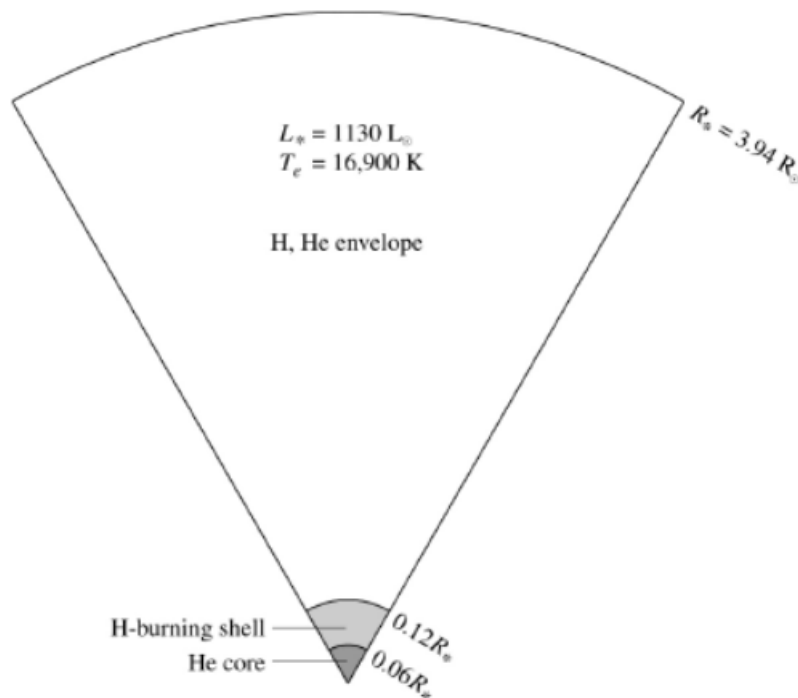
La rápida ignición del caparazón hace que la envoltura exterior se expanda, absorbiendo parte de la energía. **Entonces la luminosidad cae y la temperatura efectiva decae.**



Se alcanzan los límites de SC y el núcleo comienza a contraerse rápidamente (escala de tiempo KH). La energía potencial gravitacional liberada hace que la envoltura de la estrella se expanda y la temperatura se enfríe a medida que la estrella se mueve a través de la rama subgigante.



La quema de H comienza en una capa gruesa inmediatamente después de la contracción general. La envoltura en expansión absorbe suficiente energía durante un tiempo para hacer que la luminosidad disminuya antes de recuperarse.

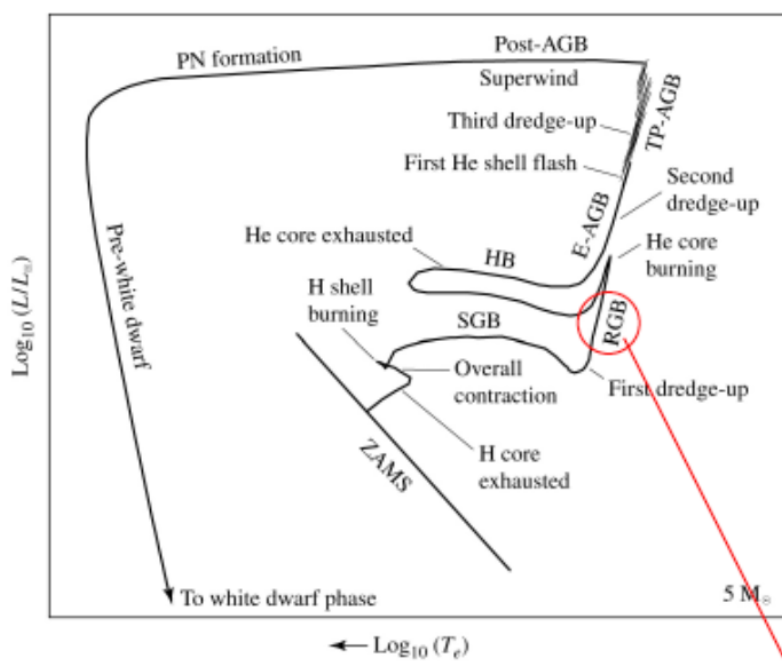


En la rama de subgigante, se restablece un gradiente de temperatura en el núcleo y aumenta la temperatura y la densidad de la capa. La cáscara empieza a acotarse y la generación de energía aumenta.

## Rama de gigante roja

A medida que la envoltura se expande, hay una disminución en la temperatura efectiva. Esto cambia la opacidad de la envoltura, a medida que se forma más  $H^-$ . Esto hace que la base de la zona convectiva caiga hacia adentro.

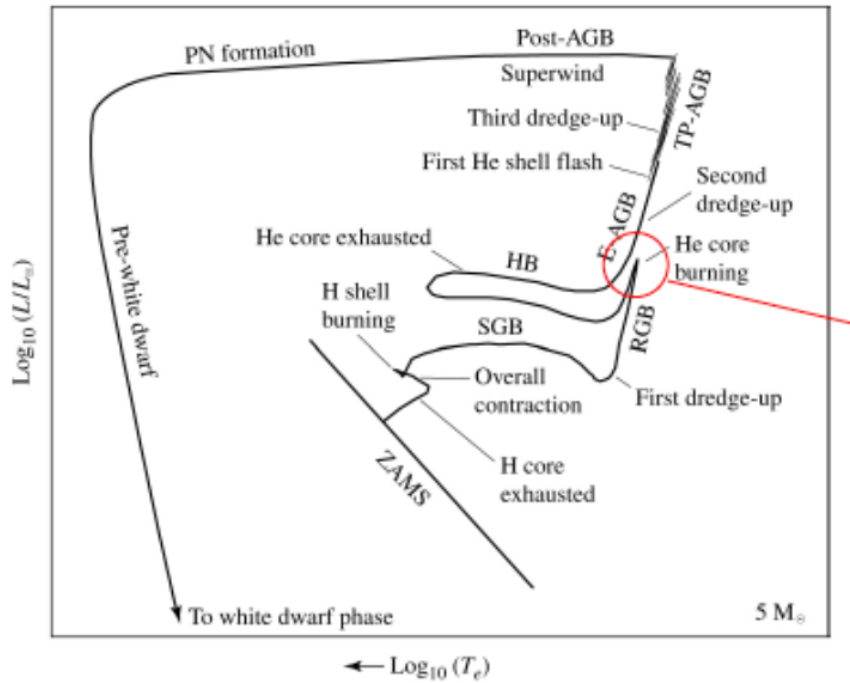
Recordar que las escalas de tiempo convectivas son mucho más cortas que las escalas de tiempo radiativas. Con la energía transportada eficientemente, la estrella comienza a ascender rápidamente hacia arriba en la rama de gigante roja (RGB).



La zona convectiva continúa profundizándose hasta llegar a regiones donde la composición química de la estrella ha sido modificada por procesos nucleares. Esto extrae elementos más pesados, transportando carbono-12 hacia adentro y nitrógeno-14 hacia afuera. Este cambio en las proporciones de abundancia se ha observado en gigantes.

En la punta de la RGB, la temperatura y densidad central ( $1.3 \times 10^8$  K y  $7.7 \times 10^6$  kg m<sup>-3</sup>) se ha vuelto lo suficientemente caliente para que la tunelización cuántica se vuelve más efectiva a través de la barrera de Coulumb, y el proceso triple alpha comienza.

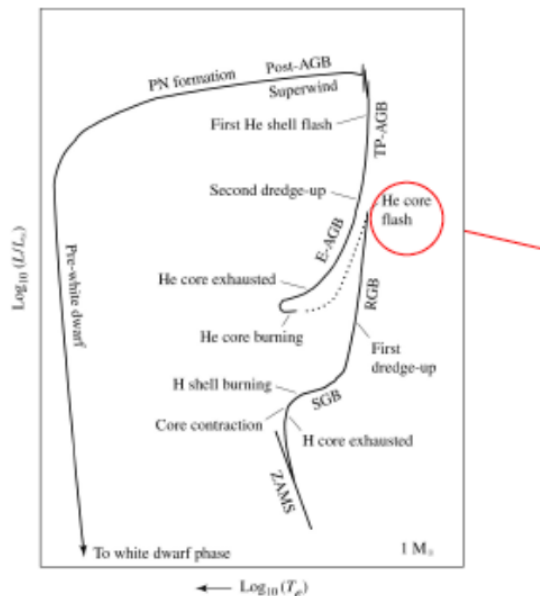
Este aumento en la generación de energía hace que el núcleo se expanda, empujando la capa que quema H hacia afuera, enfriándola y disminuyendo la producción de energía de la capa.



Se produce una disminución abrupta de la luminosidad de la estrella y la envoltura se contrae y la temperatura efectiva comienza a aumentar.

### Flash de núcleo de helio

Para estrellas con masa  $< M_{\text{SUN}}$ , el núcleo de helio continúa colapsando durante la evolución hasta la punta de la RGB y el núcleo de helio se vuelve fuertemente degenerado por los electrones. Las pérdidas de neutrinos del núcleo de la estrella provocan una inversión de temperatura en el núcleo y el colapso del núcleo. Cuando la temperatura y la densidad alcanzan los valores para la quema de helio, hay un enorme flash a medida que se levanta la inversión de temperatura

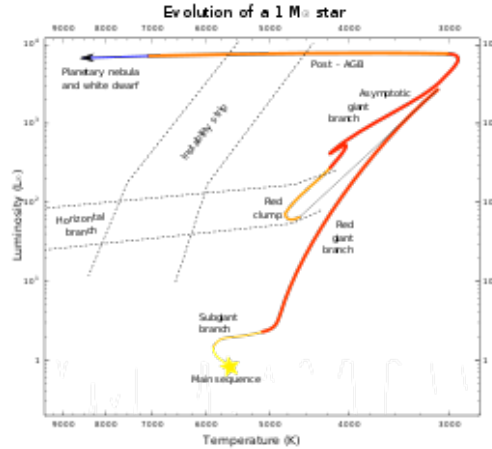




La luminosidad generada por la quema de helio alcanza las  $10^{11} L_{\text{SUN}}$  comparable a luminosidades de galaxias enteras, pero solamente dura unos pocos segundos.

## Rama Horizontal

Ciclos de expansión de la contracción de la envoltura exterior, aumentos de temperatura, inicio de reacciones de fusión, adelgazamiento de la envoltura, aparición de erupciones en las capas interiores.



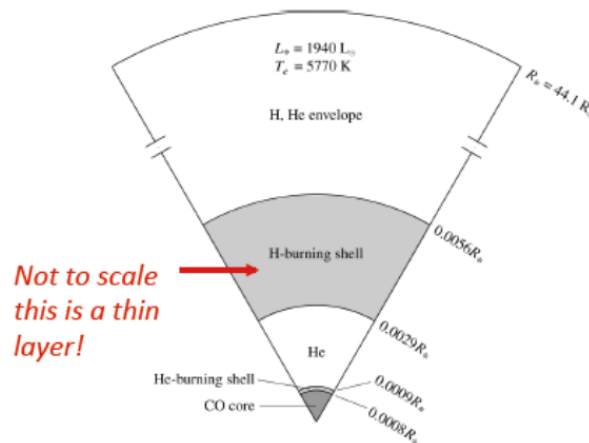
Después del punto RGB, la estrella se contrae, comprimiendo la capa de quema de hidrógeno y aumentando la producción de energía. La zona convectiva (CZ) se vuelve menos profunda y se desarrolla un núcleo convectivo (salida de alta temperatura de la quema triple-alfa).

Cuando la estrella alcanza el punto más azul en la HB, el peso molecular medio del núcleo ha aumentado, con la pérdida de helio (He) viene una disminución en la producción de energía y la estrella se contrae.

La evolución de vuelta imita la SGB (Sub-Giant Branch), con la contracción de un núcleo de CO isotérmico, profundización de la CZ, desarrollando de inestabilidades y quema de helio en la capa.

## Rama asintótica temprana de las gigantes (E-AGB)

La temperatura del núcleo de una estrella de  $5 M_{\text{SUN}}$  es aproximadamente  $2 \times 10^8$  K, su densidad está en el orden de los  $10^9$ .

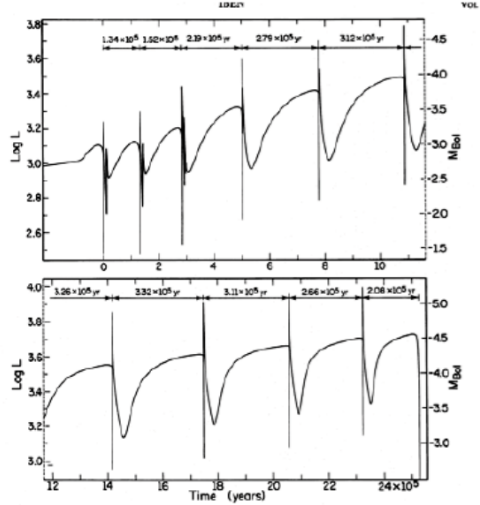


Los caminos evolutivos asintóticos se aproximan a la rama de las gigantes. La mayoría de la energía proviene de las capas quemando helio, la cual expande la envoltura estelar.

Nuevamente, la expansión enfría la envoltura exterior, aumentando la opacidad, dando lugar a inestabilidades que empujan a la CZ más profundamente. Hay un segundo dragado que aumenta el contenido de He y H de la envoltura.

## Thermal-Pulse Asymptotic Giant Branch

Las capas de hidrógeno quemando se re encienden, mientras que las capas de helio chisporrotean, encendiéndose y apagándose. Los flashes intermitentes de las capas de helio ocurren cuando las capas quemando hidrógeno depositan remanentes de helio en las capas de helio quemando.



El período entre los pulsos es una función de la masa estelar.

## Tercer dredge-up y estrellas tipo C

El aumento repentino en la energía de la capa de quema de helio establece una región convectiva entre la región de quema de hidrógeno y la capa de He. La profundidad de la zona convectiva (CZ) también está aumentando y estas regiones convectivas se fusionan, causando una gran extracción de material rico en carbono.

Las estrellas de tipo C son gigantes con más moléculas de carbono en sus atmósferas que oxígeno.

## Estrellas tipo S

Casi idénticas en abundancia de carbono y oxígeno, se identifican por las líneas de ZrO.

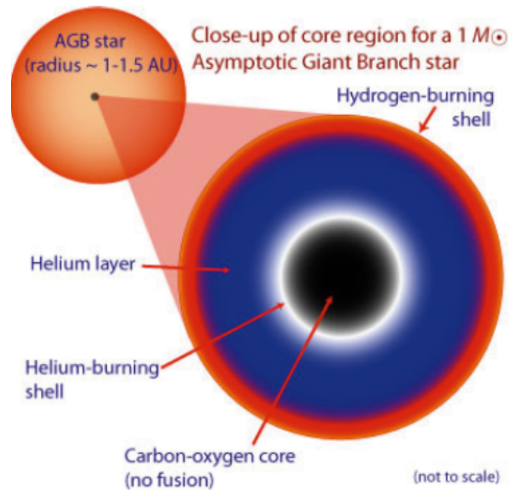
## Pérdida de masa y evolución en la AGB

La pérdida de masa en las AGB's es tan alta como  $10^{-4} M_{\odot}$  por año.

Las temperaturas efectivas de estas estrellas son de aproximadamente 3000 K, por lo que la materia expulsada está en forma de granos.

Dos regímenes de masa de importancia, cortados en  $8 M_{\odot}$ .

Para estrellas de menor masa, la cáscara de quema de He produce más carbono y oxígeno, que se deposita en el núcleo de CO. El núcleo continúa contrayéndose, aumentando la densidad central hasta que comienza a dominar la degeneración electrónica.



Para estrellas entre  $4-8M_{\odot}$  la pérdida de masa ocurre previniendo el colapso del núcleo degenerado. Se forman elementos más pasivos como oxígeno, neón y magnesio.

La tasa de la pérdida de masa aumenta con el tiempo.

## Isócronas y edades de cúmulos

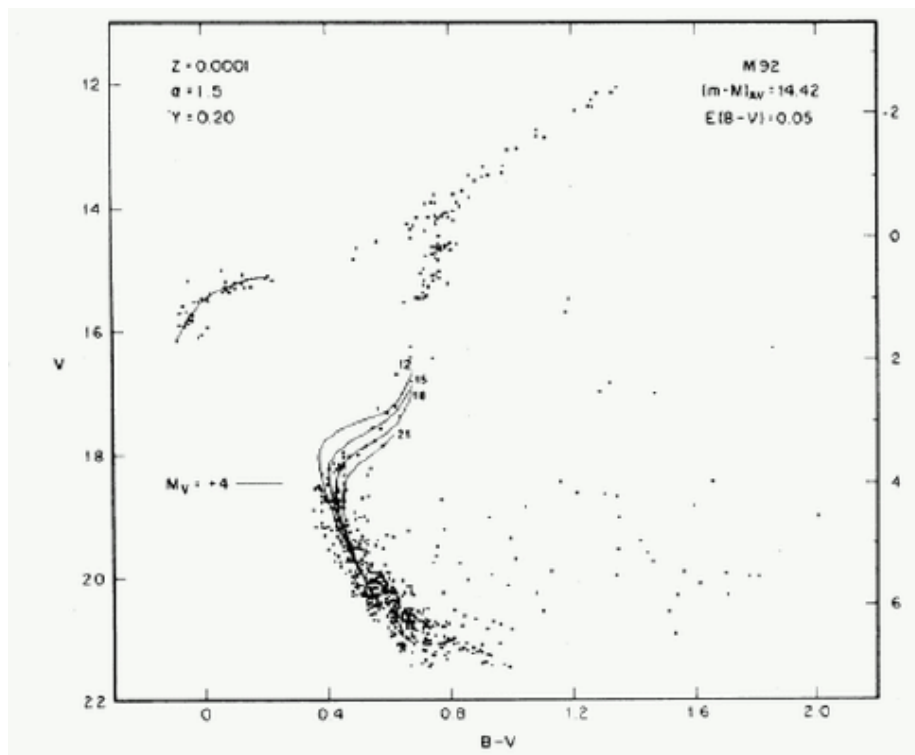
Una forma económica de estimar las edades de los cúmulos es con un diagrama color-magnitud (CMD).

Medir B-V y V.

Todas las estrellas están a la misma distancia.

Todas las estrellas tienen la misma edad.

Ajustar las trayectorias evolutivas para encontrar la "trayectoria de la misma edad" o isocrona que se ajuste al punto de corte, para derivar la edad del cúmulo.

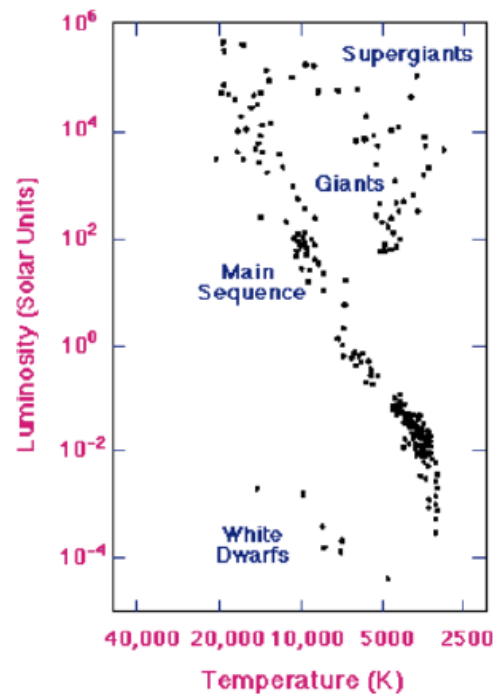


# Hertzsprung Gap

La escasez de estrellas entre la secuencia principal y la rama gigante atestigua la rapidez de la evolución en la SG y la HB.

Relativamente pocas estrellas se encuentran en la AGB, nuevamente indicando un ritmo rápido de evolución.

Vale la pena notar que las vidas estelares dependen de la metalicidad. Las estrellas con baja metalicidad evolucionan más rápidamente, por lo que esto se incluye en la modelización de isocronas.



## Las estrellas viven en la secuencia principal durante miles de millones de años

- Las estrellas están en equilibrio hidrostático, pero no son estáticas. La gravedad y la energía de radiación están equilibradas. Si la tasa de fusión disminuye, la estrella se contrae, calentando el núcleo y aumentando las tasas de reacción.

## Las estrellas comienzan su evolución cuando la tasa de fusión de hidrógeno en el núcleo ya no puede sostener a la estrella contra la gravedad.

- El peso molecular medio en el núcleo aumenta. La fusión de hidrógeno se ralentiza. La estrella se comprime, aumentando la temperatura. La fusión de hidrógeno comienza en la capa alrededor del núcleo - más material aquí, más salida de energía, por lo que las subgigantes son más luminosas.
- El límite de Schoenberg-Chandrasekhar da la masa máxima que puede ser soportada por un núcleo de helio isoterma. Esto resulta ser el 8% de la fracción de masa, o el 13% de la fracción de masa teniendo en cuenta el soporte adicional por la degeneración electrónica.
- La convección en el núcleo de estrellas masivas disminuye el límite de Schoenberg-Chandrasekhar a aproximadamente el 5% y acelera la evolución.
- En la rama subgigante, se restablece un gradiente de temperatura en el núcleo (ya no isoterma) y la densidad en las capas donde ocurre la quema de hidrógeno aumenta. Parte de la energía se destina a expandir la capa - a medida que se enfría, la envoltura exterior aumenta la opacidad y las inestabilidades hacen que la zona convectiva penetre más profundamente en la estrella.

- La densidad y la temperatura aumentan, comienza el proceso triple-alfa.