

LFIS223

Astronomía General

Mónica Zorotovic

Tema 6

- a) Fin de formación estelar
- b) Evolución estelar (SP)

16/10

Masa máxima para las Estrellas

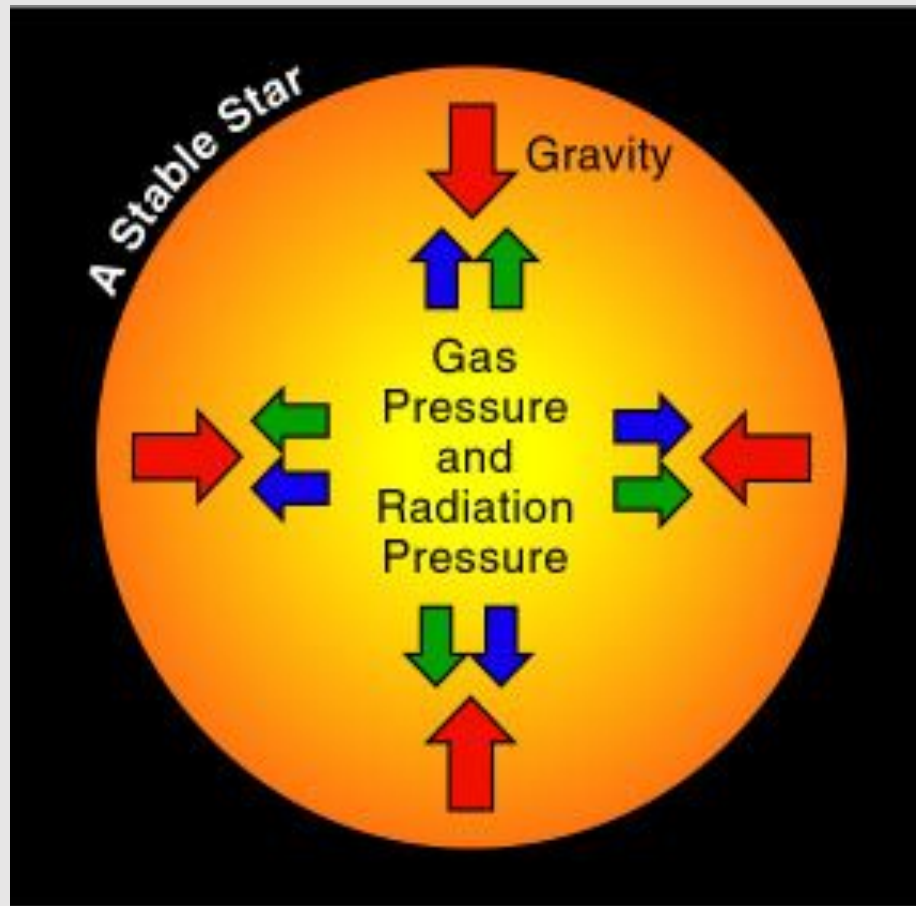
El límite inferior para la masa de las estrellas se deriva del requisito de que se genere una temperatura suficiente mediante el colapso gravitacional para iniciar la fusión de H a He en el núcleo.

¿Hay un límite superior para la masa?

Si una estrella es demasiado masiva, su presión de radiación será tan alta que la estrella será inestable a la expansión.

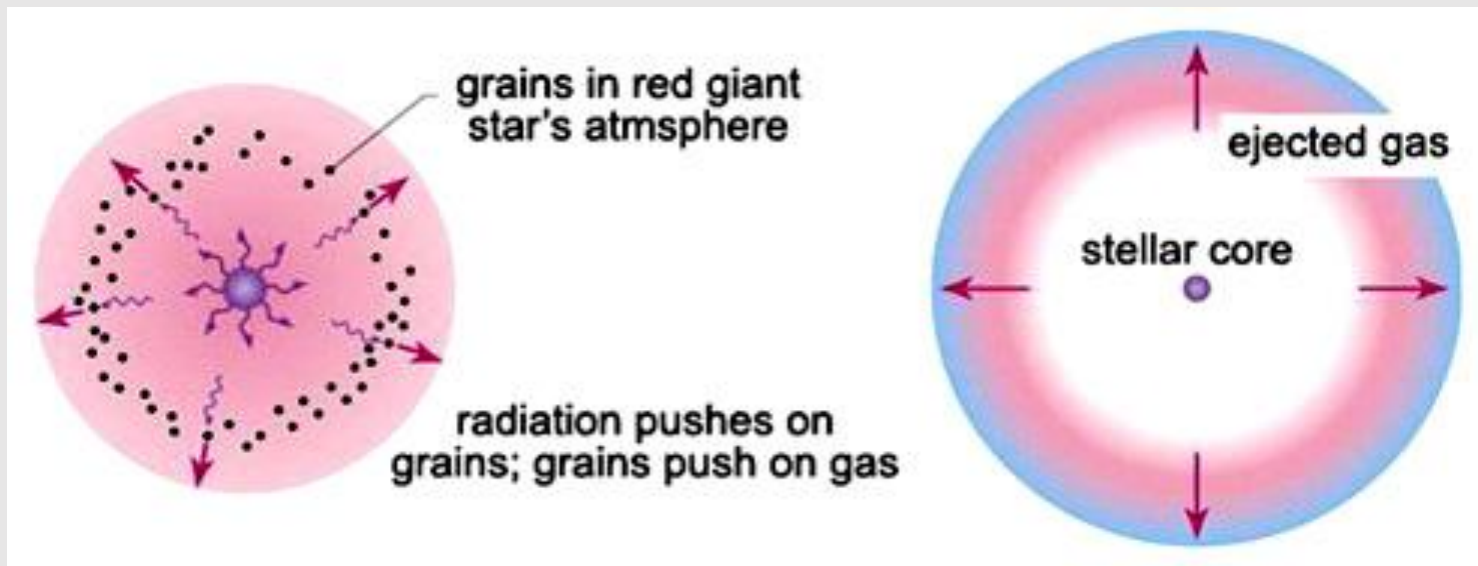
En una estrella con una capa externa de H

- La **gravedad** atrae la capa hacia el centro
- Los fotones emitidos desde el centro tratan de empujar los átomos de H hacia afuera (**presión de radiación**)



Si los fotones tienen frecuencia UV, los electrones pueden ser excitados e incluso liberados del átomo (ionizados). En ese caso, el scattering es más eficiente.

Estrellas **muy masivas** son muy luminosas y calientes. **Emiten muchos fotones UV**. Cuando la presión transferida desde los fotones a una capa externa es mayor que la atracción gravitacional, la capa comienza a expandirse, lo que **frena el crecimiento de la estrella**.



Ejemplo: Viento desde la envoltura de una estrella gigante

Luminosidad Crítica

La fuerza por unidad de volumen asociada a la radiación de los fotones está dada por

$$\frac{1}{V} F_r = -\frac{dP_r}{dr} = \frac{4}{3} a T^3 \frac{dT}{dr}$$

$a = 4\sigma/c = \text{cte de radiación cuerpo negro}$
($\sigma = \text{constante de Stefan-Boltzmann}$)

Y para transporte radiativo el gradiente de temperatura es:

$$\frac{dT}{dr} = -\frac{3\kappa\rho}{4acT^3} \frac{L(r)}{4\pi r^2}$$

$\kappa = \text{opacidad por gramo de materia.}$

Con lo que el gradiente de presión nos queda:

$$\frac{dP}{dr} \simeq -\frac{\bar{\kappa}\rho}{c} \frac{L}{4\pi r^2}$$

Luminosidad de Eddington

Para que haya equilibrio hidrostático:

$$\frac{dP}{dr} = -G \frac{M_r \rho}{r^2}$$

Igualando a lo obtenido anteriormente, se deriva una expresión para la luminosidad en equilibrio, llamada **luminosidad de Eddington**:

$$L_{\text{Edd}} = \frac{4\pi c G M}{\kappa}$$

Si esta luminosidad se excede, la presión de radiación **expulsará las capas superficiales** de la estrella.

La luminosidad máxima sólo depende de:

- La masa de la estrella
- La opacidad cerca de la superficie

Eddington Luminosity

Si la opacidad κ se estima usando la fórmula de Thomson, podemos escribir la luminosidad de Eddington como:

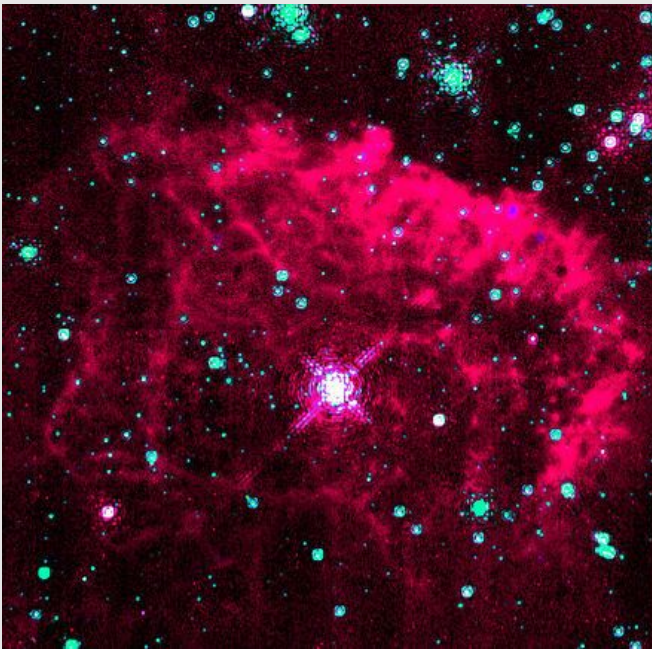
$$\frac{L_{\text{Edd}}}{L_{\odot}} \simeq 3.5 \times 10^4 \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)$$

Asumiendo que las estrellas más luminosas que se observan ($L \sim \text{varios} \times 10^6 L_{\odot}$) están en el límite de Eddington:

→ La masa máxima para que una estrella sea estable es:
 $\sim 100 M_{\odot}$

Si la masa de la protoestrella excede $\sim 100\text{-}150 M_{\odot}$, colapsará y se calentará muy rápido.

Las reacciones nucleares ocurren a una tasa tan alta que la estrella se vuelve muy luminosa y se destruye, ya sea catastróficamente, o de manera más suave expulsando sólo sus capas externas

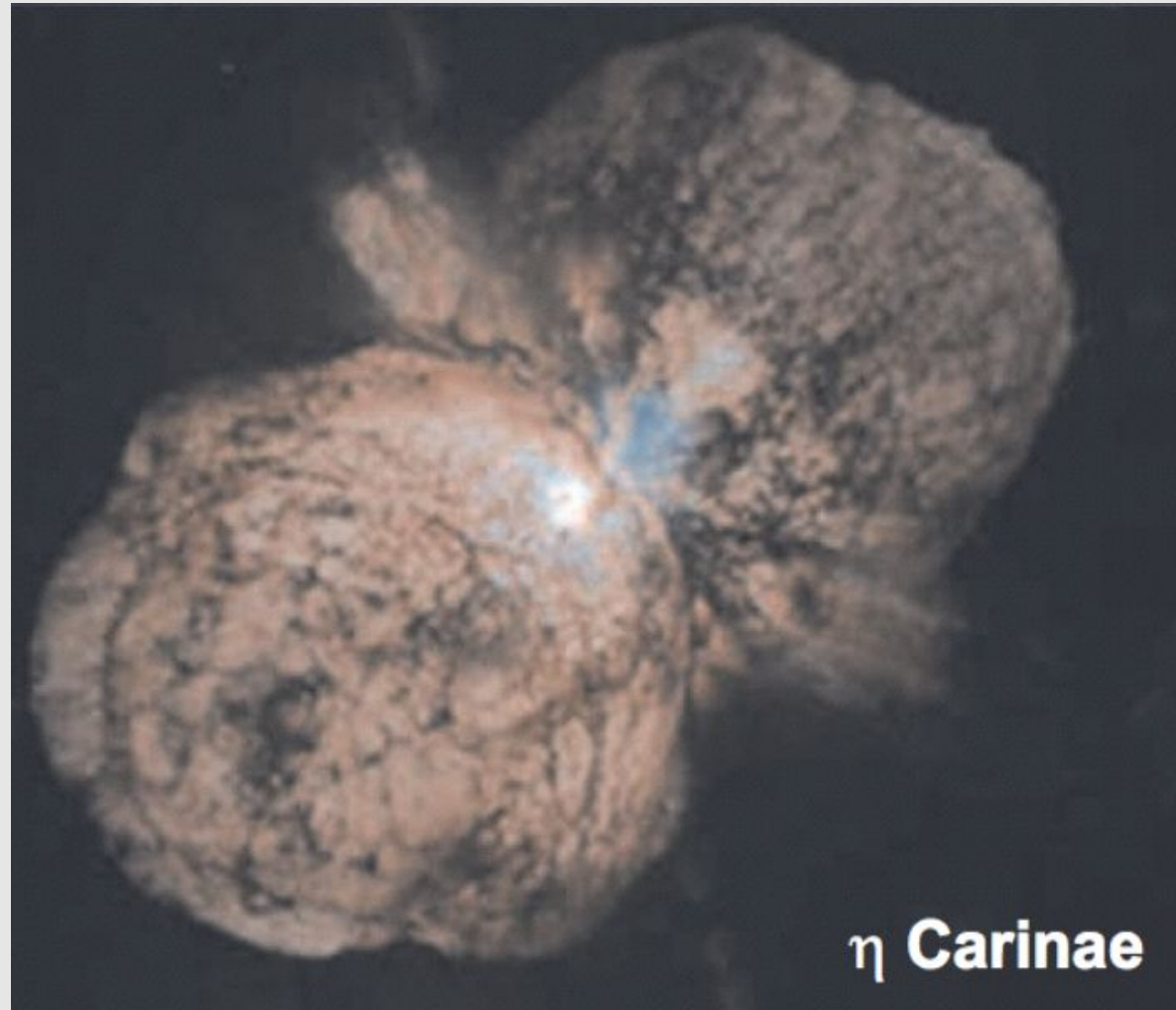


Ejemplo: La Nebulosa Pistol, rodea a una de las estrellas más luminosas que conocemos (Pistol Star, $1.6 \times 10^6 L_{\odot}$).

La nebulosa contiene una masa de $9.3 M_{\odot}$ de gas ionizado que fue expulsado de la estrella miles de años atrás

Un ejemplo de pérdida de masa extrema

La estrella supermasiva
altamente inestable
 η Carinae



Es la fase supergigante de una estrella de $120M_{\odot}$ que ha evolucionado con una gran pérdida de masa en la SP y después.

La estrella más masiva y luminosa que se conoce es **R136a1**

$$L \sim 8 \times 10^6 L_{\odot}$$
$$M \sim 300 M_{\odot}$$

Pierde masa de forma extrema, a una tasa de $5.1 \times 10^{-5} M_{\odot}$ por año, a través de viento estelar, que alcanza velocidades de 2600 ± 150 km/s.



Comparación de tamaño de R136a1 y el sol

Pero estudios del cúmulo estelar más denso de nuestra galaxia (Arches cluster), han confirmado que **NO se forman estrellas con más de $\sim 150 M_{\odot}$** .

Una teoría que explica la existencia de algunas estrellas ultra-masivas que exceden este límite (como R136a1) es la colisión y el merge de 2 estrellas masivas en sistemas binarios cercanos.

*Pueden leer más sobre esta estrella en <http://www.wikiwand.com/en/R136a1>

Resumiendo formación estelar

La formación estelar se produce en **Nubes Moleculares Gigantes**

Tamaños típicos $\sim 50\text{-}100$ pc
 $T \sim 10$ a 20 K
 $M \sim$ hasta $10^6 M_{\odot}$

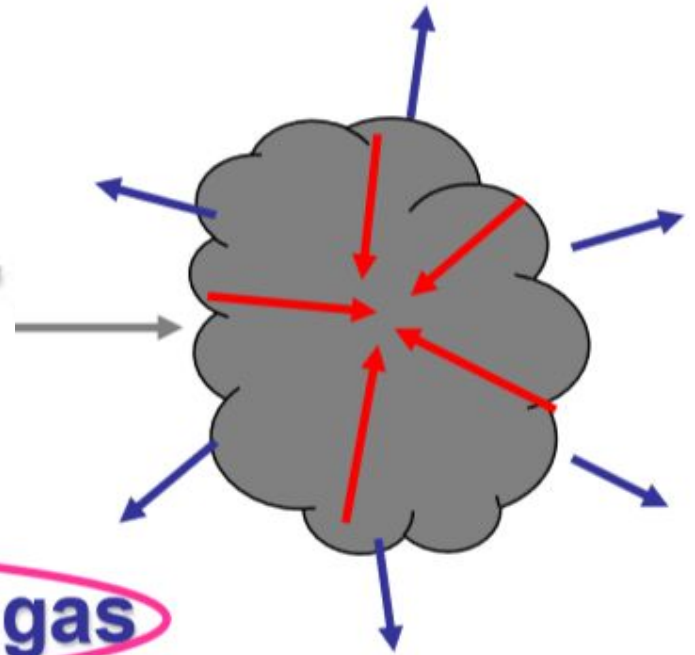


Criterio de Jeans: $2K < |\Omega| \rightarrow$ Colapso gravitacional, cuando se supera la masa de jeans:

$$M_J \equiv \left(\frac{3kT}{fG\mu m_H} \right)^{3/2} \left(\frac{3}{4\pi\rho} \right)^{1/2}$$

primeras etapas

nube de gas interestelar



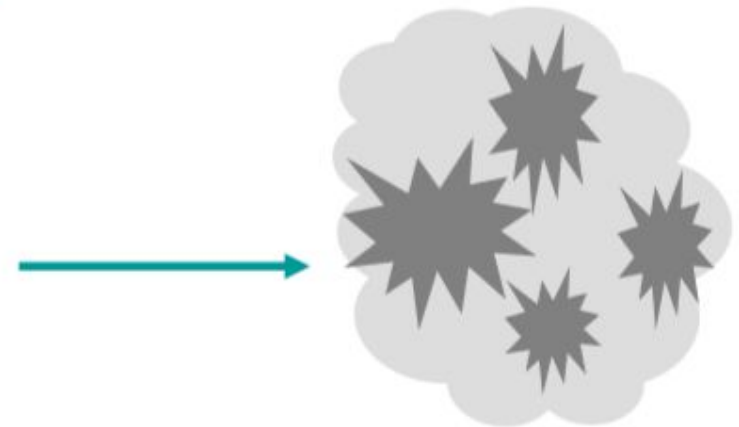
inestabilidad de Jeans

fuerza de gravedad > presión del gas

Caída libre
(isotérmico)

colapso gravitatorio

fragmento de la nube

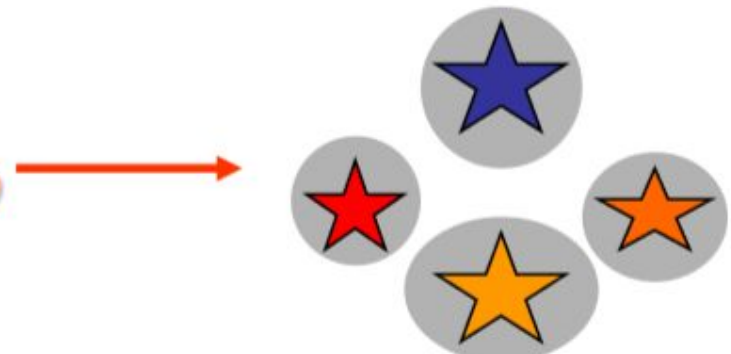


Cuando $\tau \gg 1$

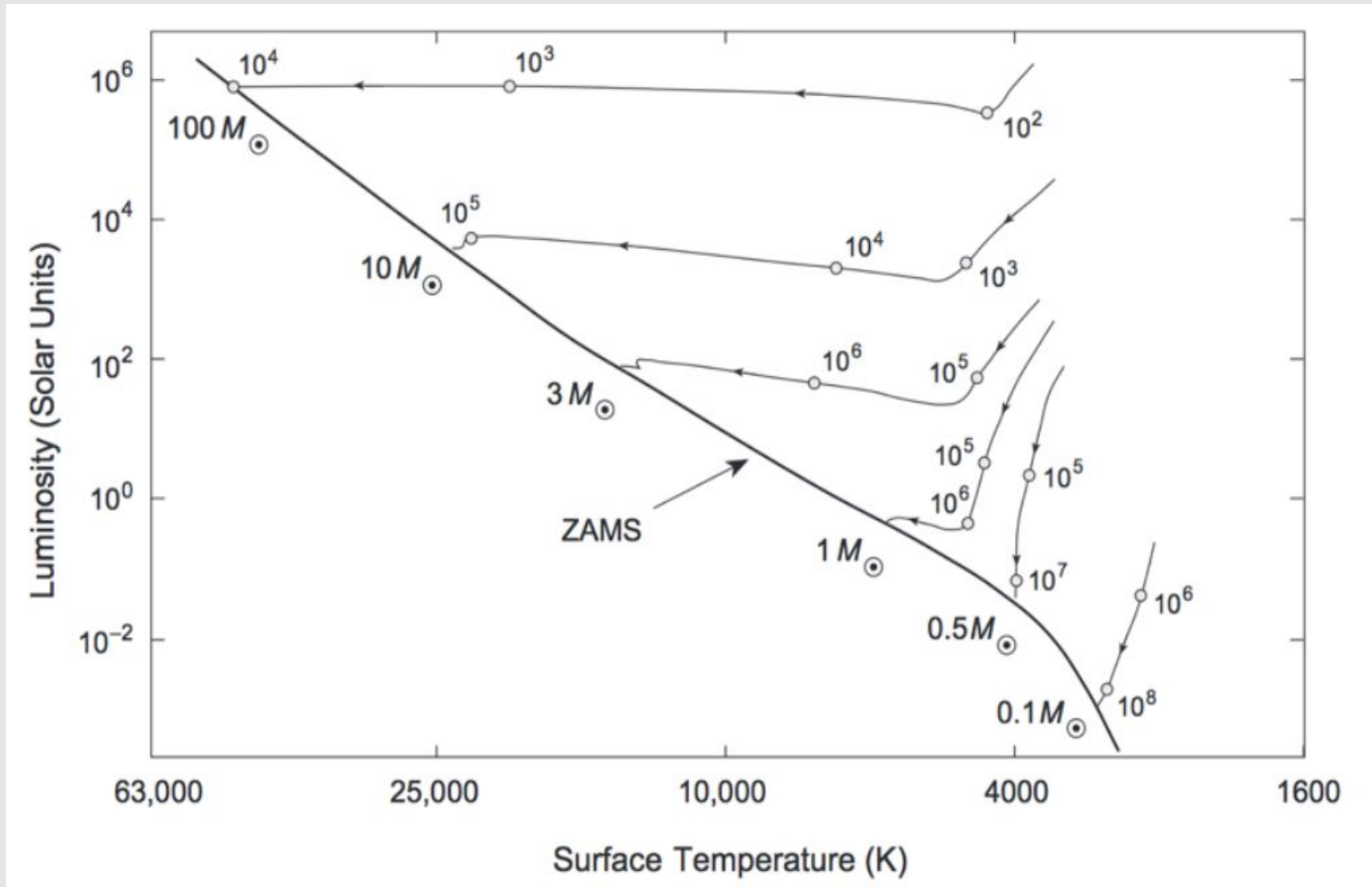
→ Colapso adiabático (más lento)

protoestrellas

**brillan por el calor generado
por la compresión del gas**



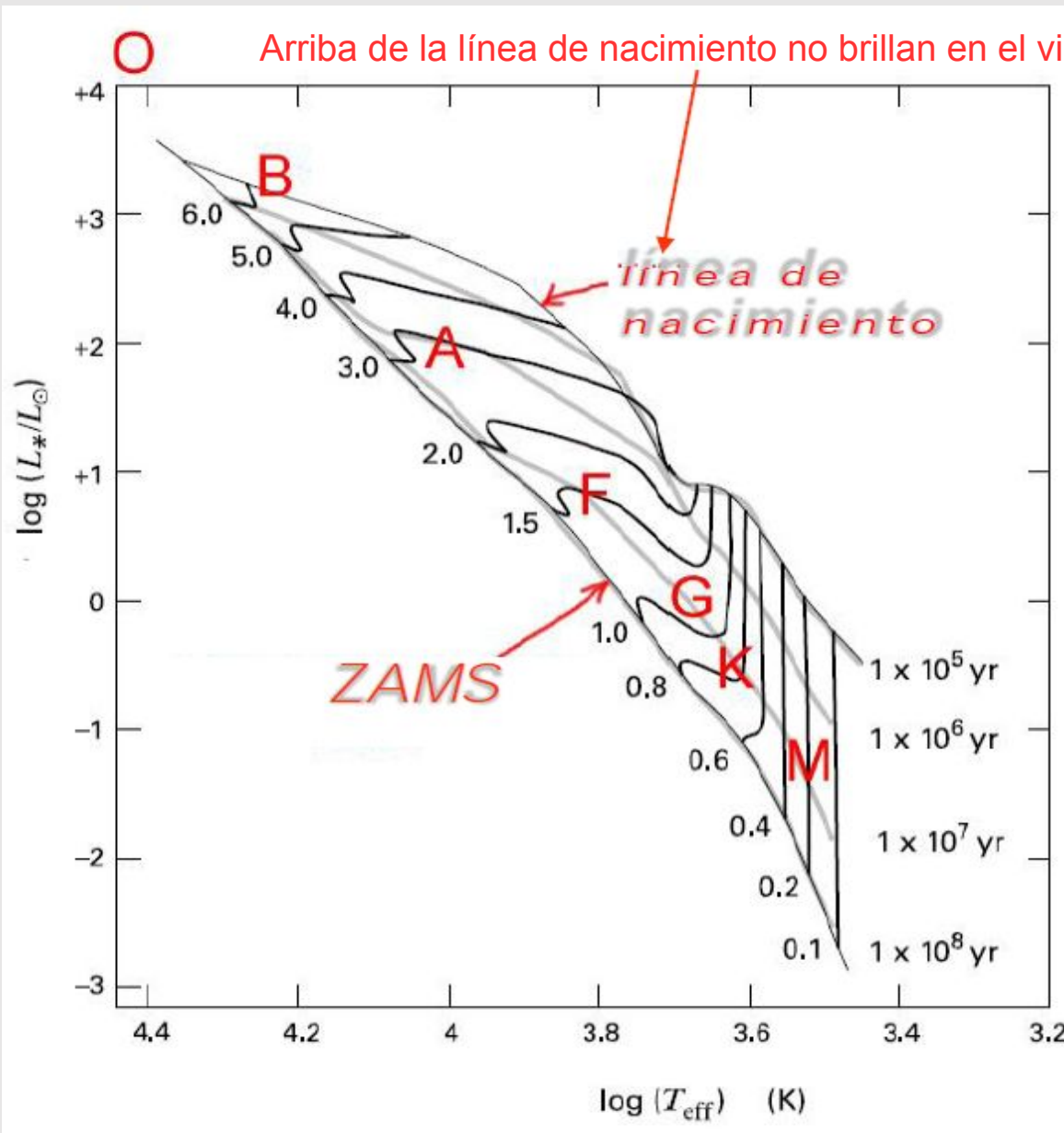
Pre SP en el diagrama HR



Hayashi track hacia abajo (totalmente convectiva) + Henyey track hacia la izquierda (núcleo radiativo)

Línea de Nacimiento y ZAMS

Colapso isotérmico (caída libre) → Colapso adiabático (cercano el equilibrio)

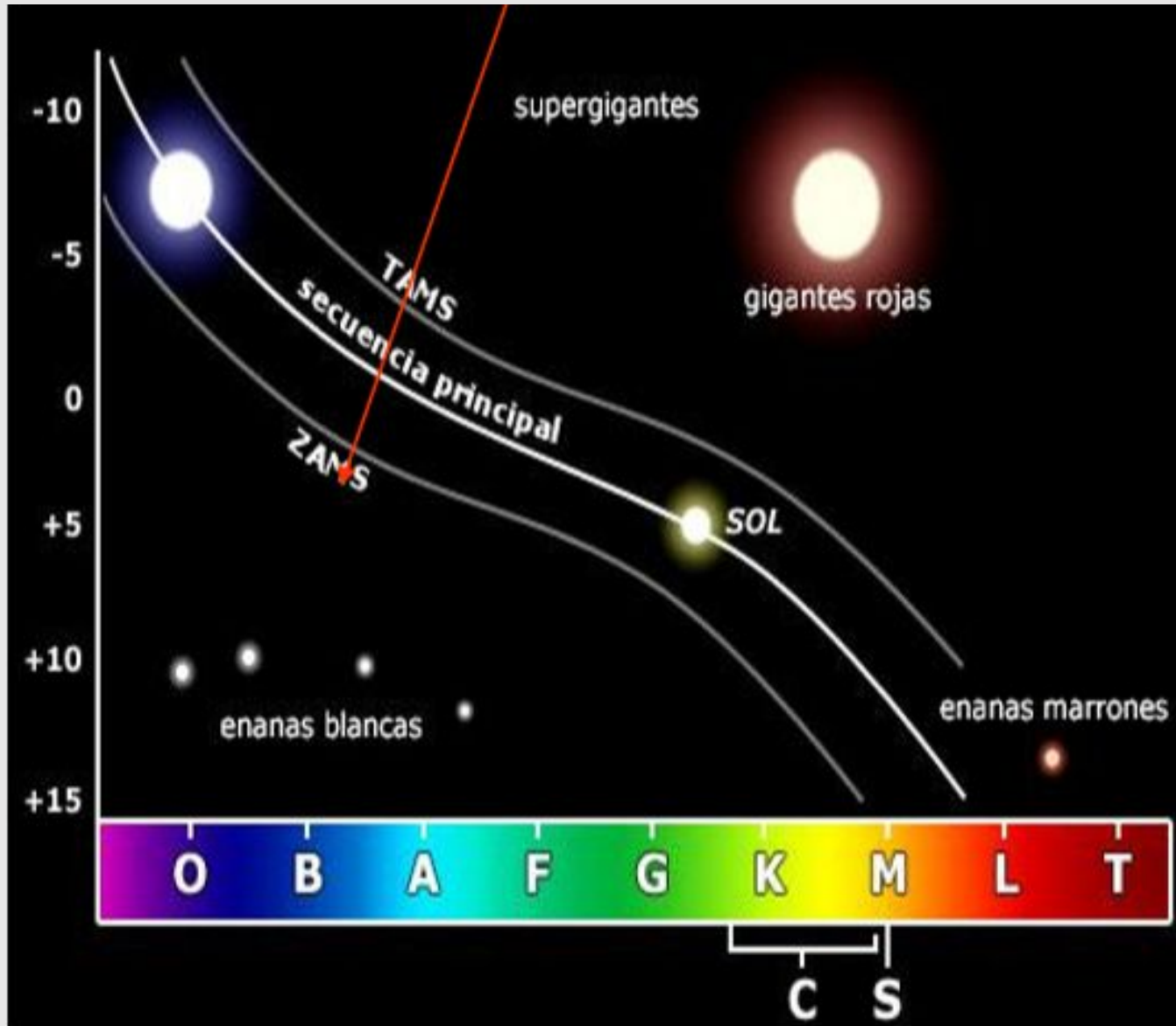


De la línea de nacimiento a la SP, la estrella se sigue contrayendo hasta que **comienza la fusión de H en el núcleo y se detiene la contracción.**

Ahí comienza la vida como estrella, en la “secuencia principal de edad cero” (**ZAMS** = zero age main sequence)

ZAMS

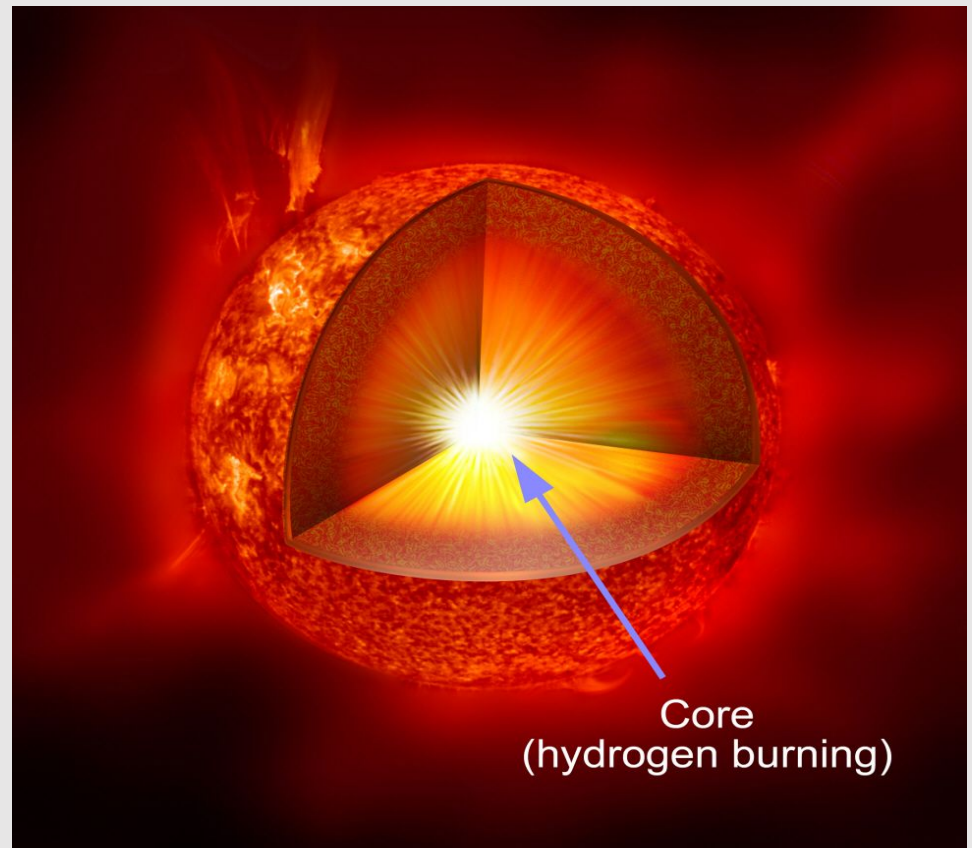
En el diagrama HR, al comenzar a fusionar H la estrella se ubica sobre la ZAMS según su masa



Secuencia Principal

Una estrella está en la SP cuando cumple con:

- Generación de energía por **fusión de H a He en el núcleo**.
- Hay **Equilibrio Hidrostático** (Presión y Gravedad en equilibrio)
- Hay **Equilibrio Térmico** (Generación de energía en equilibrio con la luminosidad)



Escala de tiempo de Kelvin-helmholtz

En 1854, Hermann von Helmholtz propuso que **el calor solar tendría un origen gravitacional**.

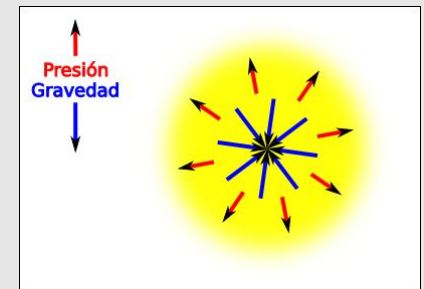
¿Pero cuánto duraría esa energía?

Cuando una estrella se contrae (desde la nube inicial) la energía gravitacional va disminuyendo.

El **teorema del virial** establece que en un sistema mecánico en equilibrio hidrostático, la mitad del cambio en la energía gravitacional se usará para aumentar la energía interna del sistema (calor) y la otra mitad debe ser radiada.

$$2K + U = 0$$

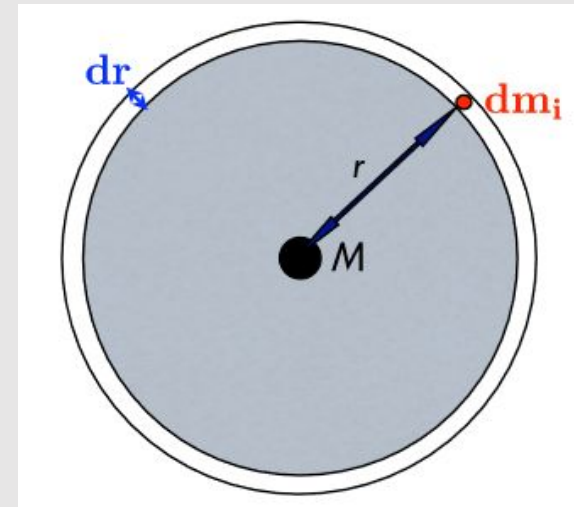
Equilibrio hidrostático = equilibrio entre presión y gravedad



Escala de tiempo de Kelvin-helmholtz

La fuerza gravitacional en una masa puntual dm_i ubicada fuera de una masa M_r con simetría esférica es:

$$dU_{g,i} = -G \frac{M_r dm_i}{r}$$



Se puede demostrar que la energía potencial actual es:

$$U_g \sim -\frac{3}{5} \frac{GM^2}{R}$$

Escala de tiempo de Kelvin-helmholtz

Por el teorema de virial, en equilibrio hidrostático (sin colapso ni expansión):

$$2K + U = 0$$

Por lo tanto la energía total del sol, si sólo proviniera de la contracción, sería

$$E = K + U = -U/2 + U = U/2$$

$$E \sim -\frac{3}{10} \frac{GM^2}{R}$$

Usamos $U/2$ y no $\Delta U/2$ para el cálculo de K porque se asume una nube inicialmente con tamaño muy grande ($R_{\text{inicial}} \gg R$) y por lo tanto con energía gravitacional inicial despreciable.

Escala de tiempo de Kelvin-helmholtz

La escala de tiempo de Kelvin-Helmholtz (o **escala de tiempo térmico**) estima cuánto tiempo podría haber vivido el sol radiando solamente la energía que proviene del colapso gravitatorio, a luminosidad constante:

$$t_{\text{KH}} = \frac{\Delta E_g}{L_{\odot}}$$

El cálculo arroja que el Sol podría haber vivido **30.000.000 de años (3×10^7)** radiando energía gravitacional.

*Se asume que la nube era de radio infinito al comienzo (energía potencial 0).

Escala de tiempo de Kelvin-helmholtz

$$t_{\text{KH}} \sim 10^7 \text{ años}$$

Pero sabemos que el Sol, es mucho más viejo que esto: $\sim 4.5 \times 10^9$ años, y recién va en la mitad de su vida en la secuencia principal.

El Sol (y todas las estrellas) tiene **otra fuente de energía** aparte de la térmica y/o gravitacional.

→ Energía nuclear

Energía Nuclear

Un gramo de materia tiene un equivalente en energía dado por la fórmula **$E = mc^2$** .

Si TODA la masa del sol (2×10^{33} gramos) se transformara en energía, podría generar 1.8×10^{54} ergs.

Como $L_{\odot} = 3.8 \times 10^{33}$ [ergs/seg], podría vivir:

$$4.7 \times 10^{20} \text{ segundos} \sim 10^{13} \text{ años.}$$

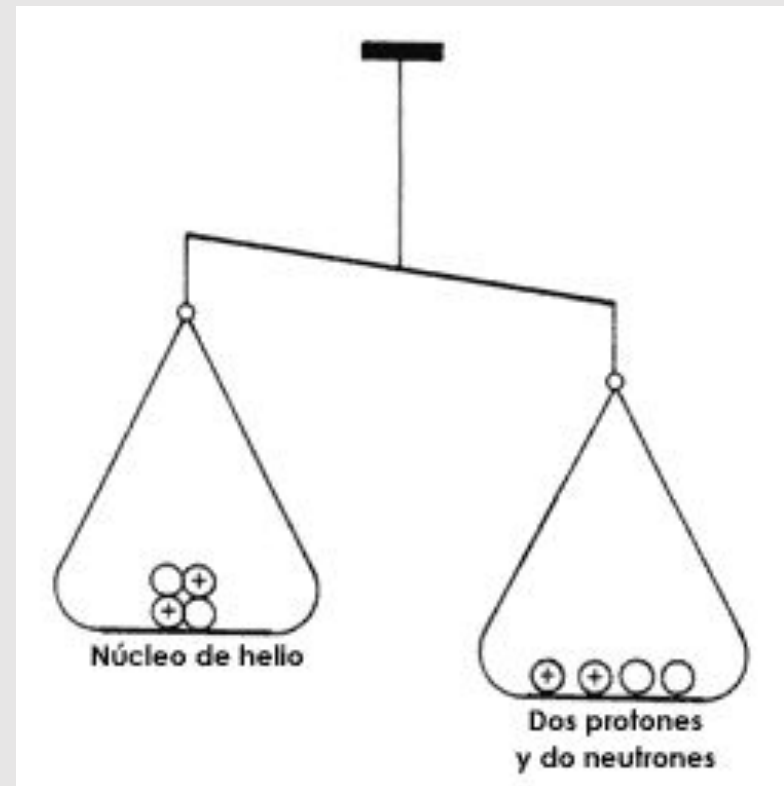
Pero NO toda la masa se transforma en energía.

Energía Nuclear

Todos los núcleos de los elementos ligeros, excepto el del hidrógeno, tienen una masa MENOR que la suma de las masas de sus neutrones y protones.

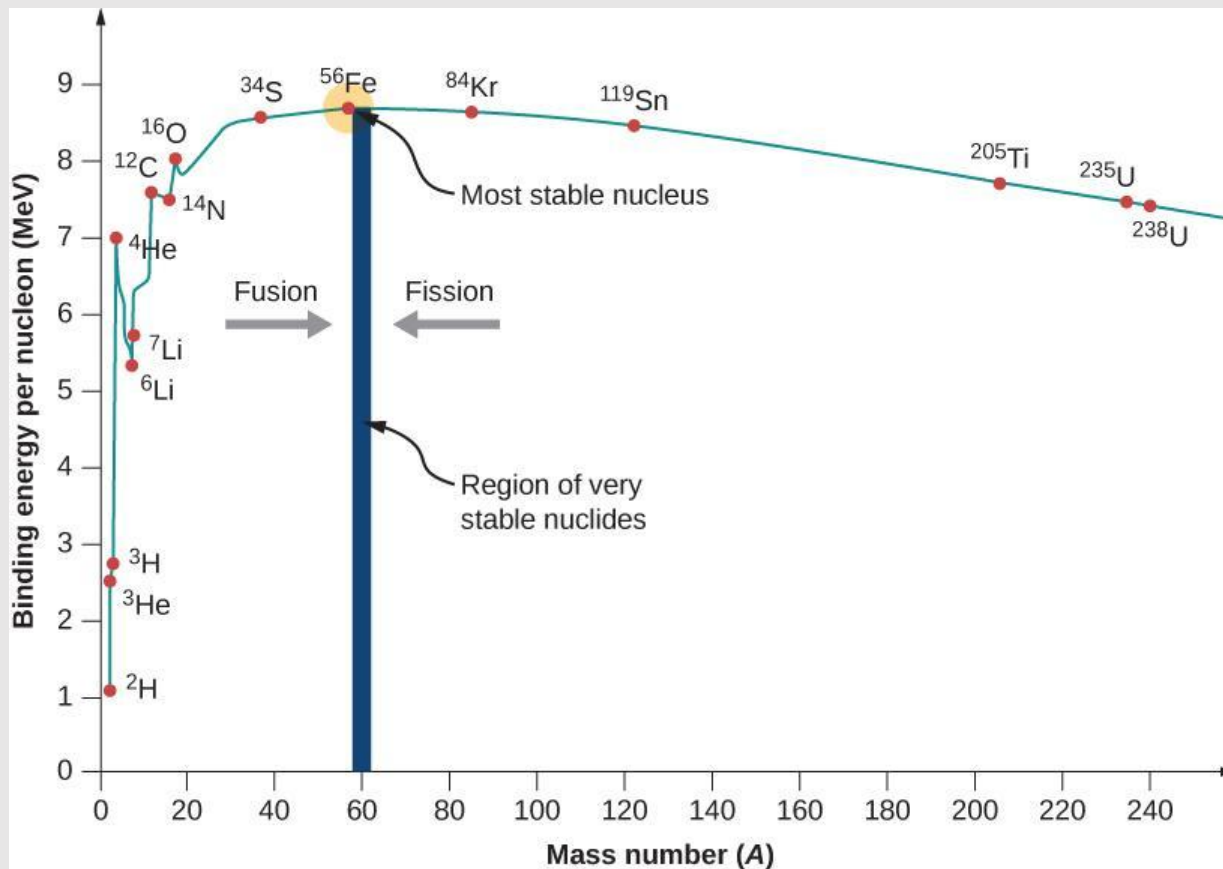
Esta diferencia de masa recibe el nombre de **defecto másico**

Por ejemplo, al fusionarse los nucleones para formar un átomo de helio, se desprende una enorme cantidad de energía, conocida como energía de fusión.



Energía de Enlace

La energía de enlace o ligadura es la energía necesaria para separar los nucleones de un núcleo, o la energía que se libera cuando se unen los nucleones para formar el núcleo, justamente por causa de esta diferencia de masa.



Es máxima para el Fe

Energía Nuclear

Si en una reacción nuclear se produce una pérdida de masa, la masa que ha desaparecido debe convertirse en energía de acuerdo con la ecuación de Einstein

$$\Delta E = \Delta mc^2$$

Reacciones termonucleares en las estrellas transforman los elementos más livianos en otros más pesados, liberando grandes cantidades de energía en el proceso (hasta el Fe).

Energía Nuclear

En 1938 Hans Bethe y Carl von Weizsäcker demostraron que las estrellas como el Sol transmutan **Hidrógeno en Helio**.

En este proceso, 1000 gramos de Hidrógeno se transforman en 993 gramos de Helio más 7 gramos de energía (liberada porque la masa del He es MENOS que la de la suma de 4 H).

Por lo tanto sólo el **0.7%** del H se transforma en energía de acuerdo con la fórmula de Einstein $\Delta E = \Delta mc^2$.

Quema de H

La masa del átomo de H es $m_H = 1,00797$ uma
4 átomos de H suman $4m_H = 4,03188$ uma

* Uma = Unidad de masa atómica = 1/12 de la masa de un átomo de ^{12}C .

Pero la masa del átomo de He es $m(\text{He}) = 4,00260$ uma

La masa que se “pierde” al combinar 4 átomos de H para formar 1 átomo de He es:

$$\Delta m = 4 m(H) - m(\text{He}) = 0.02928 \text{ uma}$$

$\Delta m / 4m_H = 0.0073 \sim 0.7\% \rightarrow$ la masa de un átomo de He es 0.7% menor que la de cuatro átomos de H.

La energía generada en la reacción es:

$$\Delta E = \Delta m c^2 = 26.7 \text{ MeV}$$

Escala de tiempo Nuclear

Considerando que:

- El sol no es 100% Hidrógeno
- Sólo las zonas centrales tienen la densidad y temperatura para transformar H en He

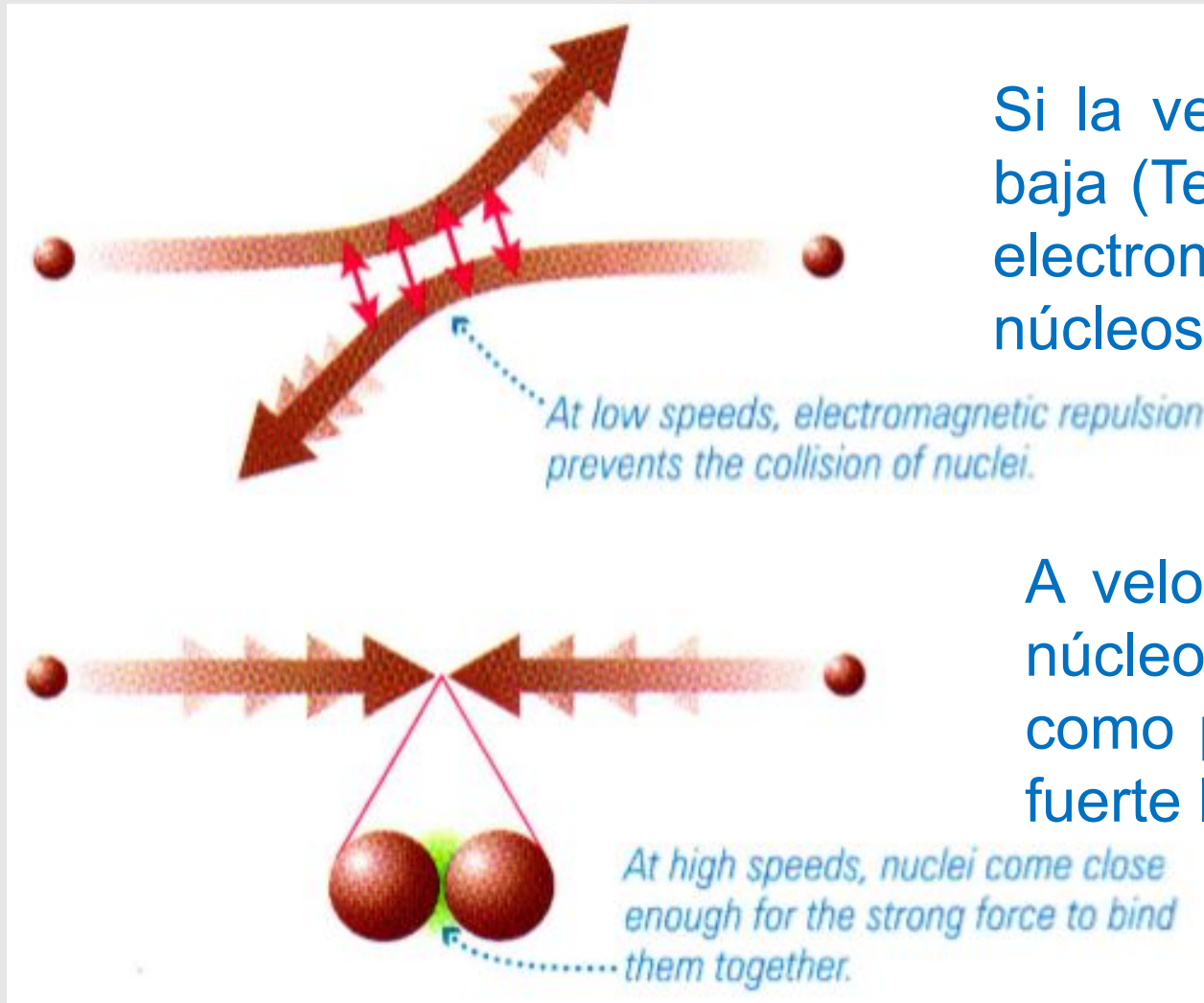
$$t_{\text{nuclear}} = \frac{E_{\text{nuclear}}}{L_{\odot}}$$

se estima en **$\sim 10^{10}$ años.**

esa es aproximadamente el tiempo que le tomará al Sol quemar el H en su centro (y lleva $\sim 4.5 \times 10^9$ años).

Fusión

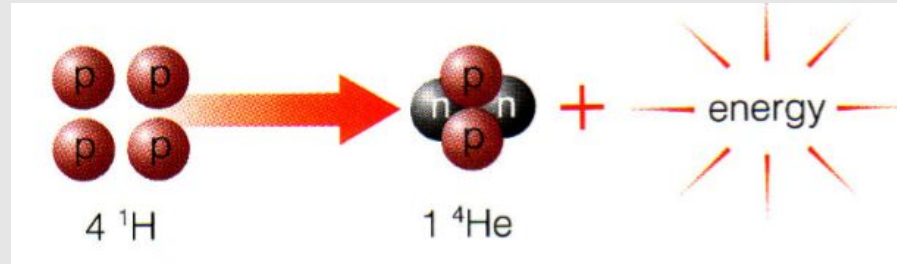
Los núcleos, con carga positiva, sólo pueden fusionarse si experimentan colisiones a muy alta velocidad para que se supere la repulsión eléctrica.



Si la velocidad de los átomos es baja (Temperatura baja), la fuerza electromagnética evita que los núcleos se fusionen.

A velocidades altas (T alta), los núcleos se acercan lo suficiente como para que la fuerza nuclear fuerte los una.

Quema de H en He



Para lograr la fusión del H se necesitan temperaturas muy altas ($T > 5 \times 10^6 \text{ K}$). La transmutación de H a He se produce por:

Cadena PP (protón protón): Convierte 4 protones (núcleos de H) en un núcleo de He (sin usar ningún otro elemento). Domina a **temperaturas bajas**.

Ciclo CNO (Carbono-Nitrógeno-Oxígeno): También transforma 4 protones en un núcleo de He, pero usando las pequeñas cantidades existentes de C y de O en la estrella. Domina a **temperaturas altas**.

*Se habla de núcleos porque a altas temperaturas no hay electrones en los átomos (están ionizados)

algunas partículas que intervienen en las reacciones termonucleares:

p^+ = protón

e^- = electrón

$= \beta^-$

e^+ = positrón

$= \beta^+$

} partículas β

n = neutrón **dentro de un núcleo con pocos protones, o fuera de él, decae espontáneamente en un p^+ y un e^- = decaimiento β**



emisión de un neutrino (ν o $\bar{\nu}$)





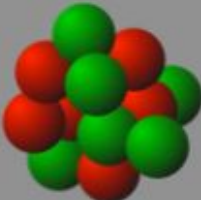





radioactividad

partículas α = núcleos de He

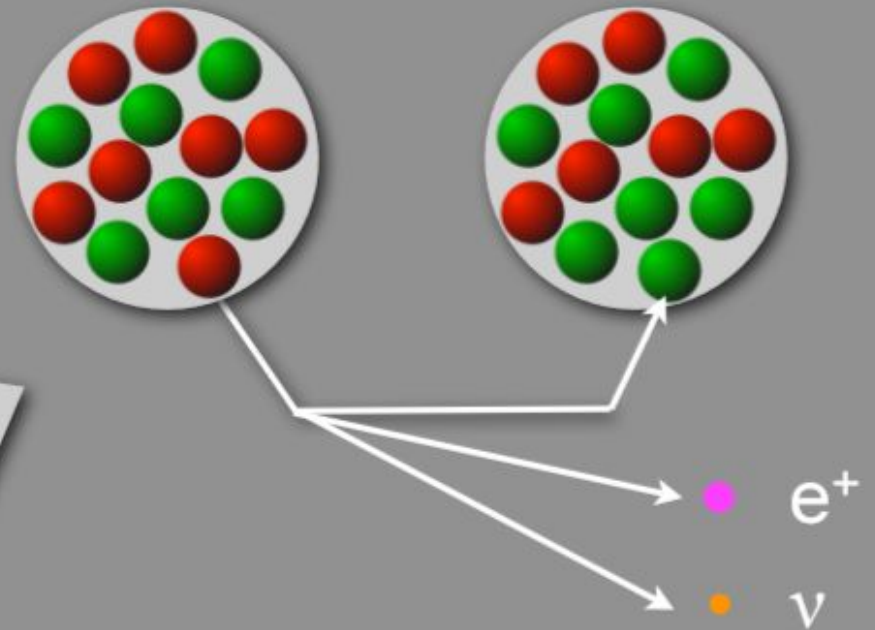
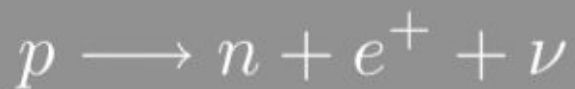
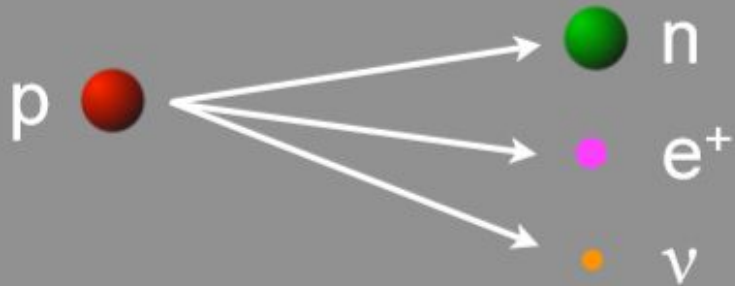
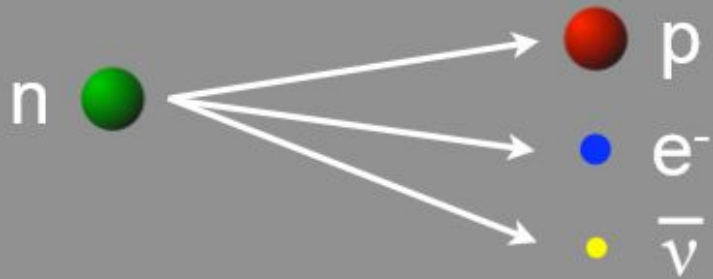
rayos γ = radiación electromagnética

Partículas

Carga eléctrica Q [en unidad de $|e|$]

+1		protón	p	Nucleones	BARIONES
0		neutrón	n		
Z		núcleo	(Z,N)	A=Z+N	
<hr/>					
-1		electrón	e^-	LEPTONES	
+1		positrón	e^+ (=anti-electrón)		
0		neutrino	ν		
0		antineutrino	$\bar{\nu}$		
<hr/>					
0		fotón	γ		

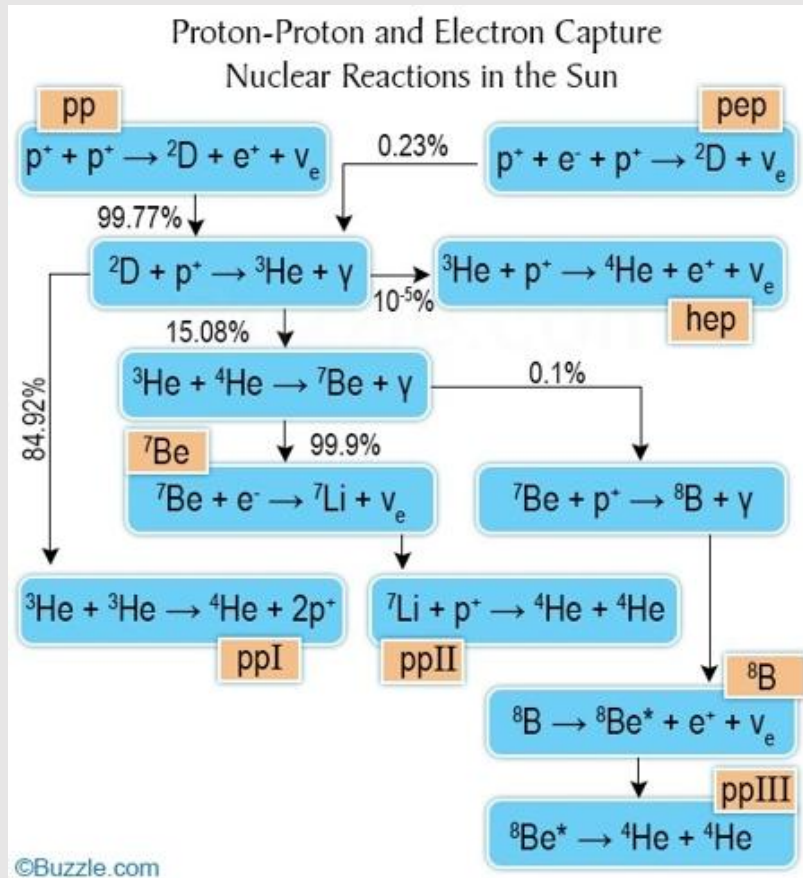
decaimiento beta y su inverso



Quema de H: Cadena PP

Convierte 4 protones (núcleos de H) en 1 núcleo de He.

Tiene 3 ramas (caminos posibles): **pp I**, **ppII**, y **ppIII**. La probabilidad de ocurrencia de cada rama depende de las condiciones interiores.



p^+ = protón (núcleo de H)
 e^- = electrón
 e^+ = positrón
 ν_e = neutrino
 γ = fotones gamma.

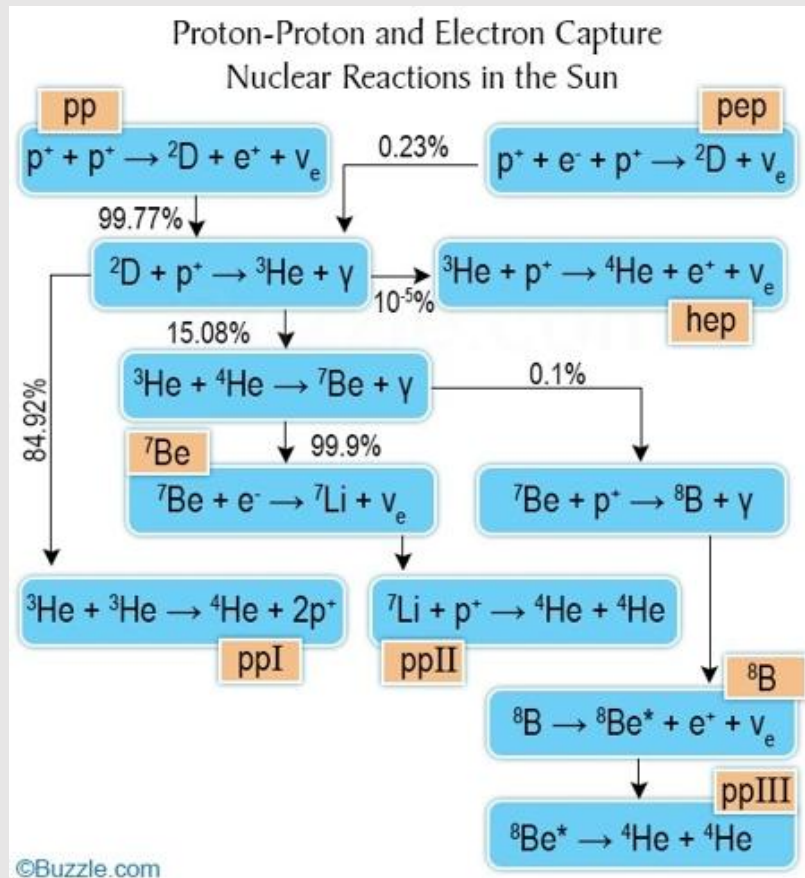
^2D (o ^2H) = $1p^+$ y $1n$
 ^3He : $2p^+$ y $1n$
 ^4He : $2p^+$ y $2n$
...

En el Sol, la cadena pp1 se da con mayor frecuencia, mientras que la ppIII es muy poco frecuente.

Quema de H: Cadena PP

Convierte 4 protones (núcleos de H) en 1 núcleo de He.

Tiene 3 ramas (caminos posibles): **pp I**, **ppII**, y **ppIII**. La probabilidad de ocurrencia de cada rama depende de las condiciones interiores.



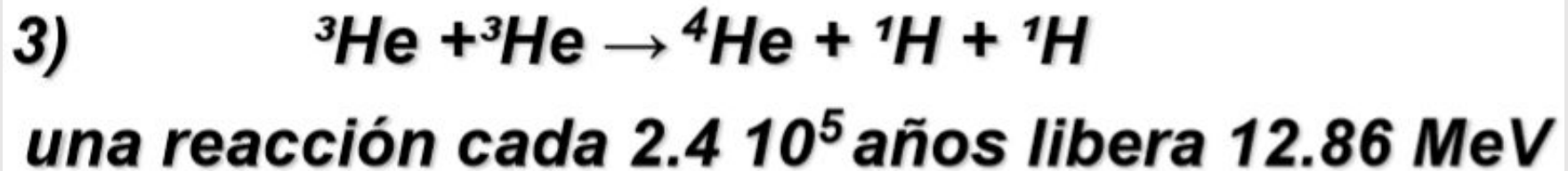
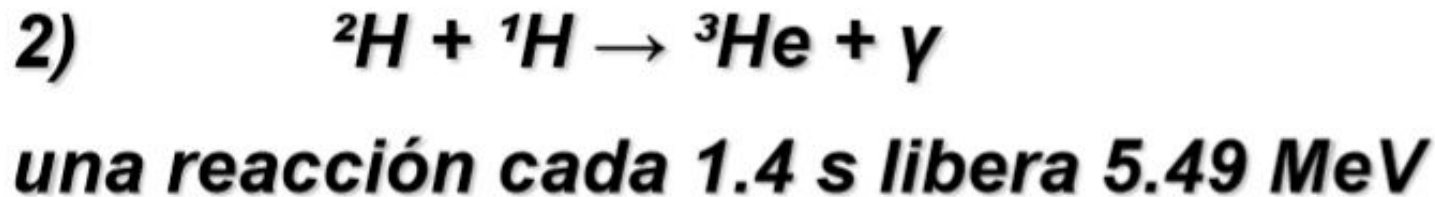
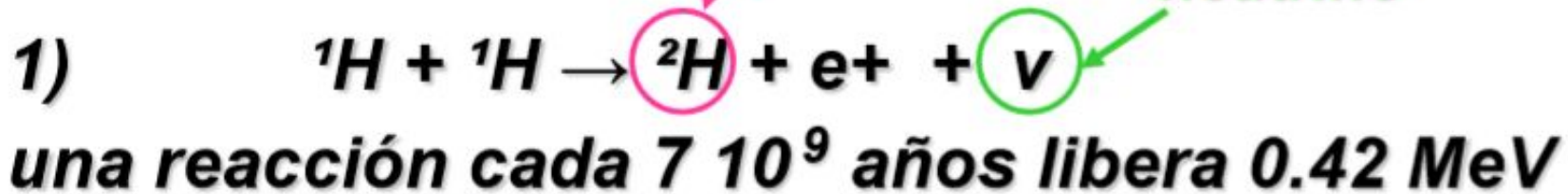
La reacción **pep** (protón - electrón - protón) puede tener lugar en vez de la reacción **pp**, pero es mucho menos probable porque las 3 partículas deben colisionar simultáneamente.

La reacción **Hep** (helio-protón, también llamada **ppIV** en la que el helio-3 reacciona directamente con un protón para dar helio-4, es muy poco frecuente.

PP I

deuterón=isótopo del H

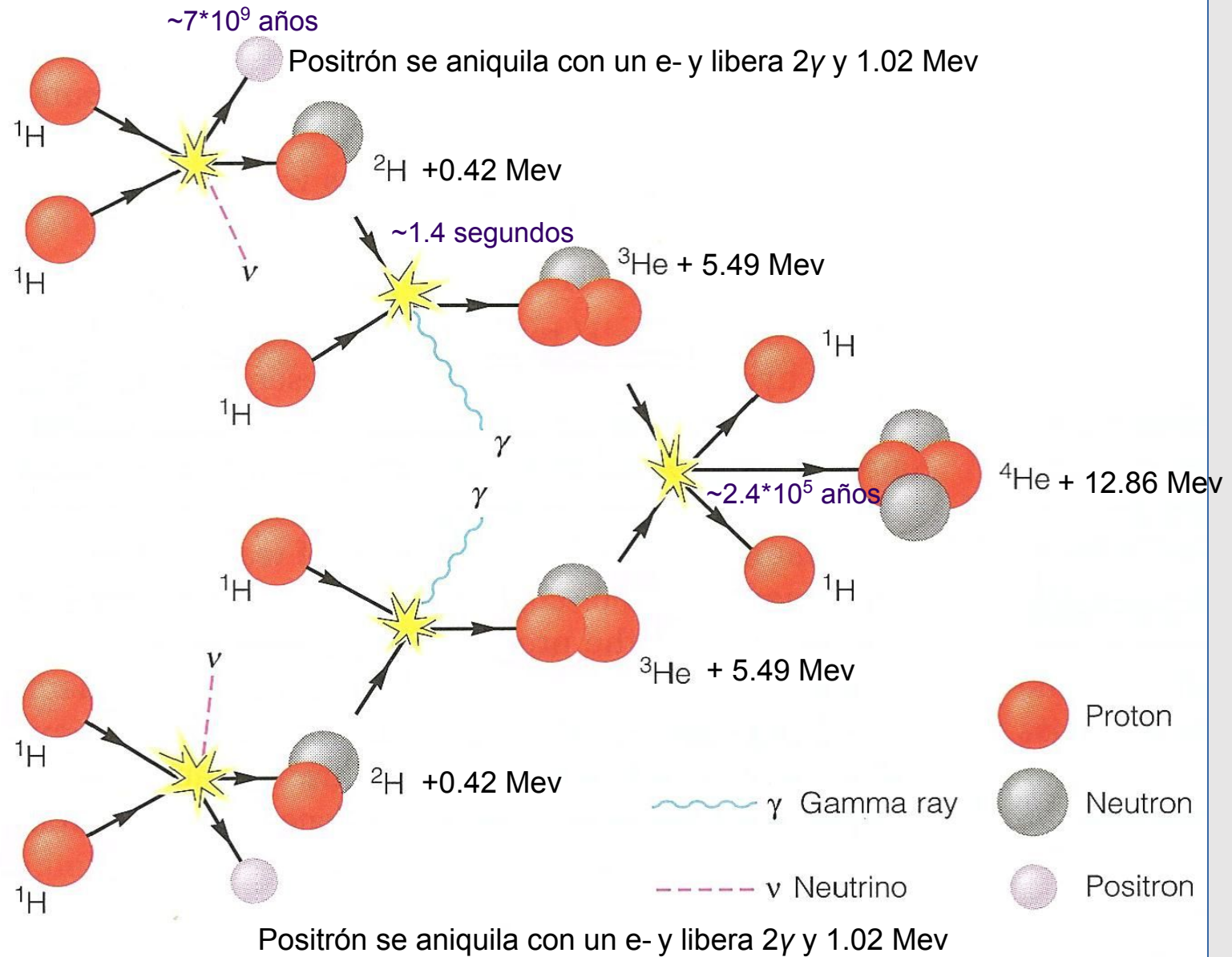
neutrino



energía total liberada=26.7 MeV

PPI

Representación gráfica de la cadena PP



Ciclo CNO

1) $^{12}_6\text{C} + ^1_1\text{H} \rightarrow ^{13}_7\text{N} + \gamma$
una reacción cada $1.3 \cdot 10^7$ años libera 1,95 MeV

2) $^{13}_7\text{N} \rightarrow ^{13}_6\text{C} + e^+ + \nu$
una reacción cada 7 minutos libera 1,37 MeV

3) $^{13}_6\text{C} + ^1_1\text{H} \rightarrow ^{14}_7\text{N} + \gamma$
una reacción cada $2.7 \cdot 10^6$ años libera 7,54 MeV

4) $^{14}_7\text{N} + ^1_1\text{H} \rightarrow ^{15}_8\text{O} + \gamma$
una reacción cada $3.2 \cdot 10^8$ años libera 7,35 MeV

5) $^{15}_8\text{O} \rightarrow ^{15}_7\text{N} + e^+ + \nu$
una reacción cada 82 segundos libera 1,86 MeV

6) $^{15}_7\text{N} + ^1_1\text{H} \rightarrow ^{12}_6\text{C} + ^4_2\text{He}$
una reacción cada $1.1 \cdot 10^5$ años libera 4,96 MeV

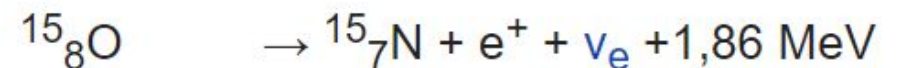
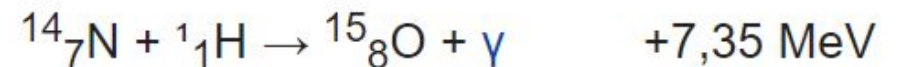
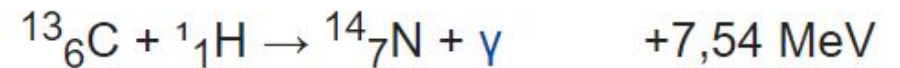
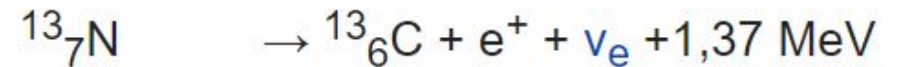
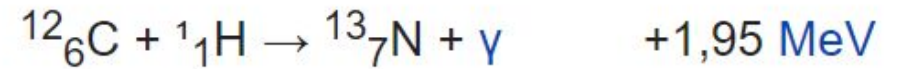
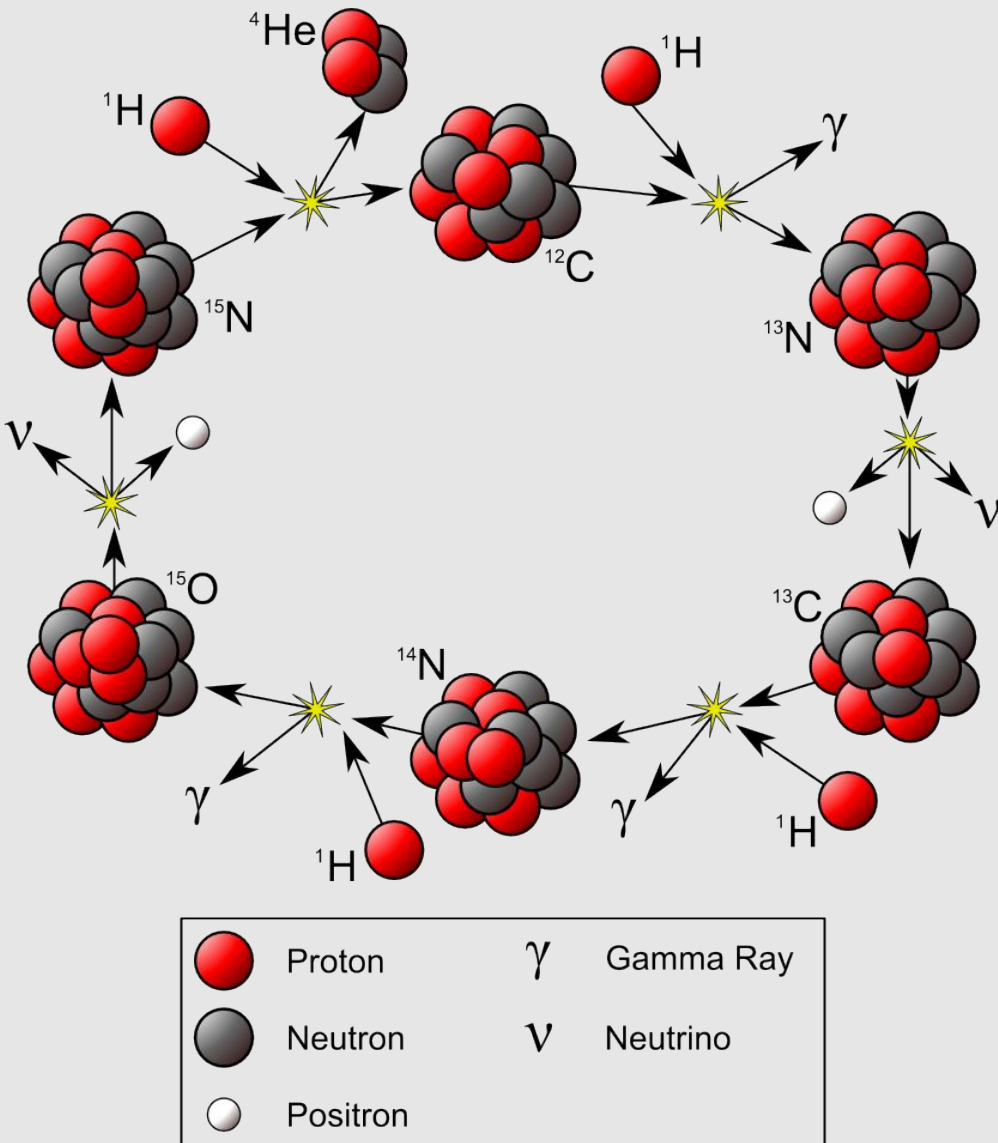
También convierte 4 núcleos de H en uno de He, pero usando el C disponible.

El C, N y O sólo intervienen como **catalizadores** del proceso (al final de la cadena de la rama 1 no aumenta el número de estos átomos).

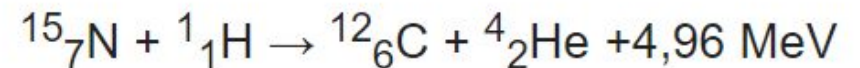
El resultado neto del ciclo es la fusión de cuatro protones en una partícula alfa (núcleo de He), además de dos positrones, dos neutrinos, y energía liberada en forma de rayos gamma.

La formación de ^{15}O es la más lenta y la que regula la velocidad de todo el ciclo.

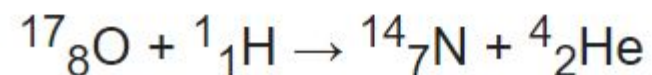
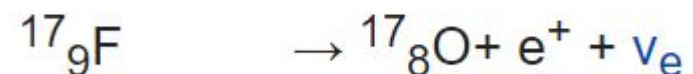
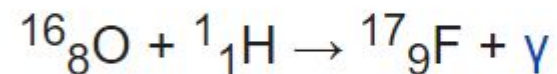
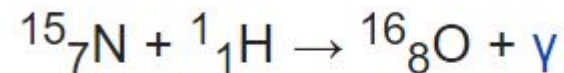
Ciclo CNO



Rama 1 (99,96% de todas las reacciones):



Rama 2 (0,04% de todas las reacciones):



Cadena PP versus Ciclo CNO

La cantidad de reacciones que ocurren aumenta con la temperatura, de forma mucho más fuerte para el ciclo CNO que para la cadena PP.

La generación de energía, por unidad de masa, para ambos ciclos depende de la densidad y la temperatura como:

$$\epsilon_{pp} \propto \rho X^2 T_6^4$$

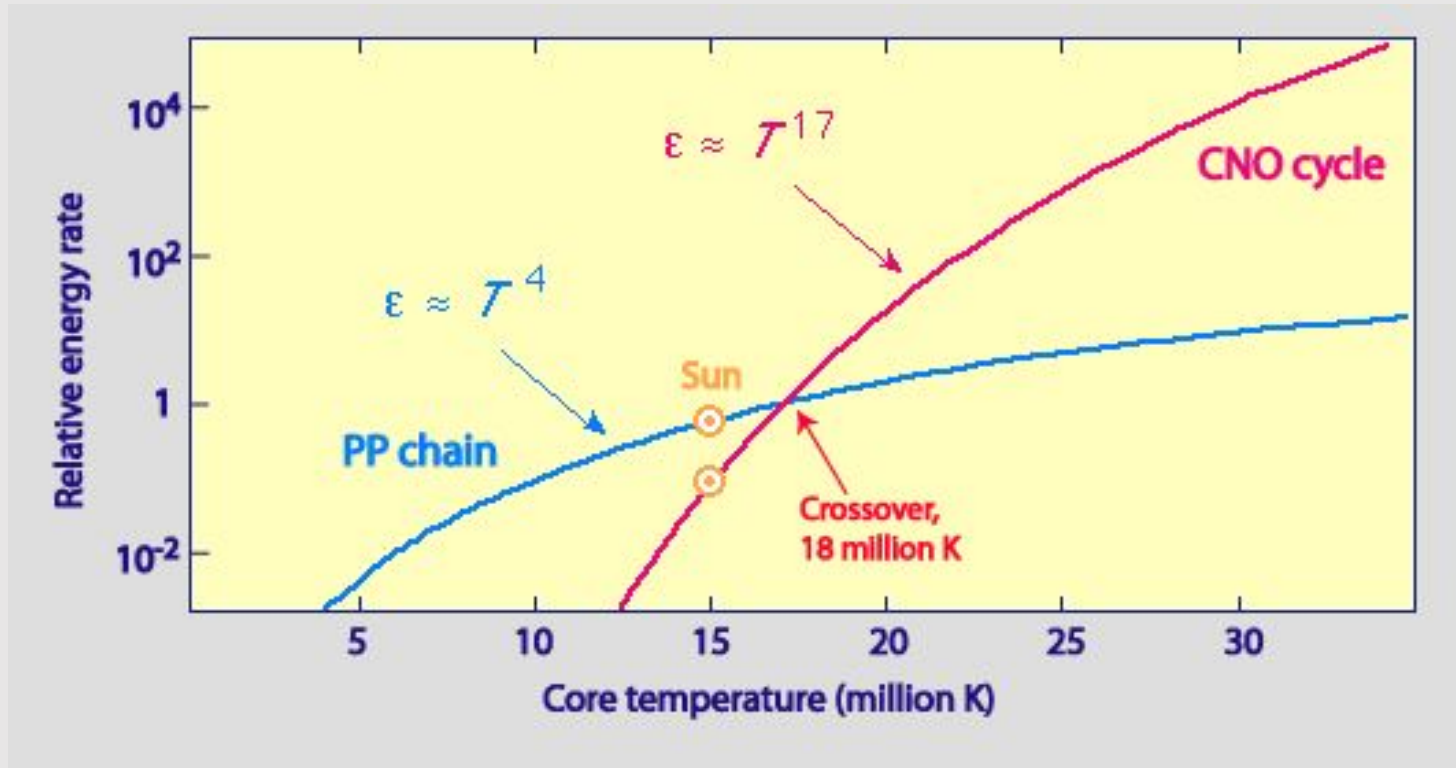
$$\epsilon_{CNO} \propto \rho XX_{CNO} T_6^{19,9}$$

$$T_6 = T/10^6$$

A temperatura baja domina el ciclo PP, y a temperaturas altas el ciclo CNO.

Ecuaciones válidas para $T_6 = 15$ (T_c del sol)

Cadena PP versus Ciclo CNO

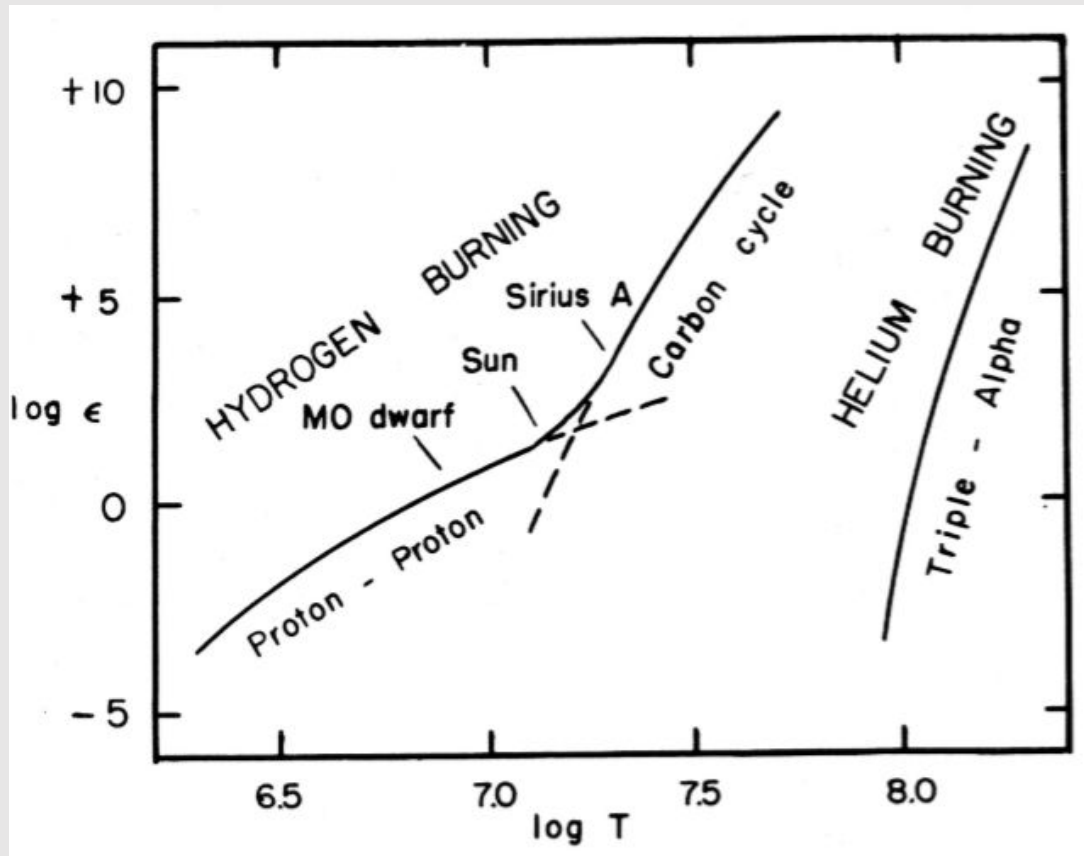


La producción de ambos ciclos es similar a los $\sim 18 \times 10^6$ K.

Para el sol, $T_c \sim 15 \times 10^6$ K \rightarrow domina la cadena pp (por mucho, el gráfico está en escala logarítmica).

Para estrellas de composición similar al sol, domina la cadena pp cuando $M < \sim 1.6 M_{\text{sol}}$ y el ciclo CNO en estrellas más masivas

Cadena PP versus Ciclo CNO



Para estrellas de composición similar al sol, con una T_c de entre 10 a 25 millones de grados, se puede producir mucha energía por la quema de H, pero no se quema nada de He (este necesita $\sim 10^8$ K para quemarse).

Pérdida de Masa

- La transmutación de **1 Kg de H a He** produce una pérdida de masa (ya que un núcleo de He pesa menos que 4 núcleos de H) equivalente a **$6,3 \times 10^{21}$ ergs** ($E = \Delta mc^2$).
- Como **$L_{\text{sol}} = 3,8 \times 10^{33}$ ergs/s**, tenemos que en cada segundo el sol transmuta 600 millones de toneladas (600 mil millones de kilos) de H en 596 millones de toneladas de He (~0.7% de la masa se pierde).
- El sol **pierde masa** a razón de **4 millones de toneladas por segundo**.
- En **toda su vida en la SP** (~ 10^{10} años), el sol perderá $1,2 \times 10^{30}$ gramos. Esto es **~0,06% de su masa**.

Pérdida de Masa

- Cada segundo, de casa día, el sol **pierde 4 millones de toneladas** = 8 veces la masa del edificio más grande del mundo



Es equivalente a detonar 400 mil millones de bombas nucleares de un megatón por segundo (millones de veces el arsenal nuclear de todo el planeta)

Evolución de la estrella en la SP

Evolución en la SP

La SP es el periodo de vida más largo y estable en la vida de una estrella: **Quema de H en el núcleo**

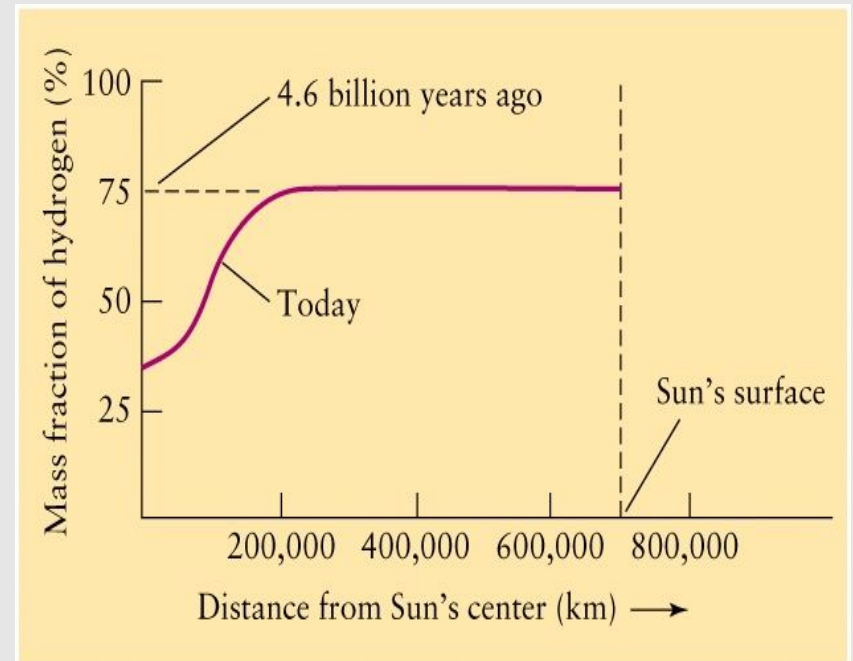
Hay pocos cambios externos, principalmente en respuesta a los **cambios en la concentración**.

A medida que convierten H en He en equilibrio hidrostático, la composición química cambia lentamente.

Cada reacción nuclear:

4 núcleos de H → 1 de He

Cada vez que ocurre una fusión hay menos partículas, pero con mayor peso molecular medio.



Evolución en la SP

Ley de gases ideales: $PV = NkT \rightarrow P = nkT$

$n = N/V$ es la densidad numérica de partículas del gas.
Si n disminuye, **P disminuye**

También podemos escribir la presión como

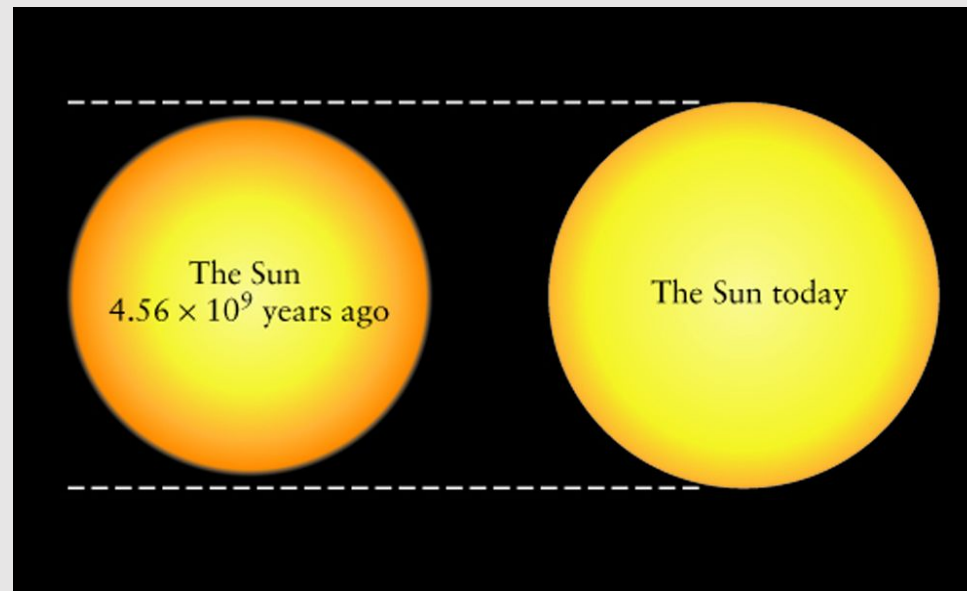
$$P = \rho \frac{kT}{\mu}$$

- En la SP el **peso molecular medio μ aumenta**.
- La **densidad del núcleo también aumenta** (pero menos).
- La **presión del núcleo baja (\rightarrow contracción)**

Se libera energía gravitacional: la mitad se radía y la mitad se usa para **aumentar T_c** (virial).

Evolución en la SP

- Al aumentar la temperatura del núcleo (T_c) aumenta la tasa de reacciones nucleares.
 - Aunque el núcleo se contrae, las capas externas se expanden ligeramente
- La luminosidad aumenta un poco



Los cambios en la abundancia son significativos, pero sólo en las regiones centrales (la abundancia en las capas externas no se ve afectada).

Estado evolutivo del Sol

Cerca del centro, la fracción de masa de H ha disminuido y la fracción de masa de He ha aumentado ~ un factor 2 con respecto a sus valores iniciales.

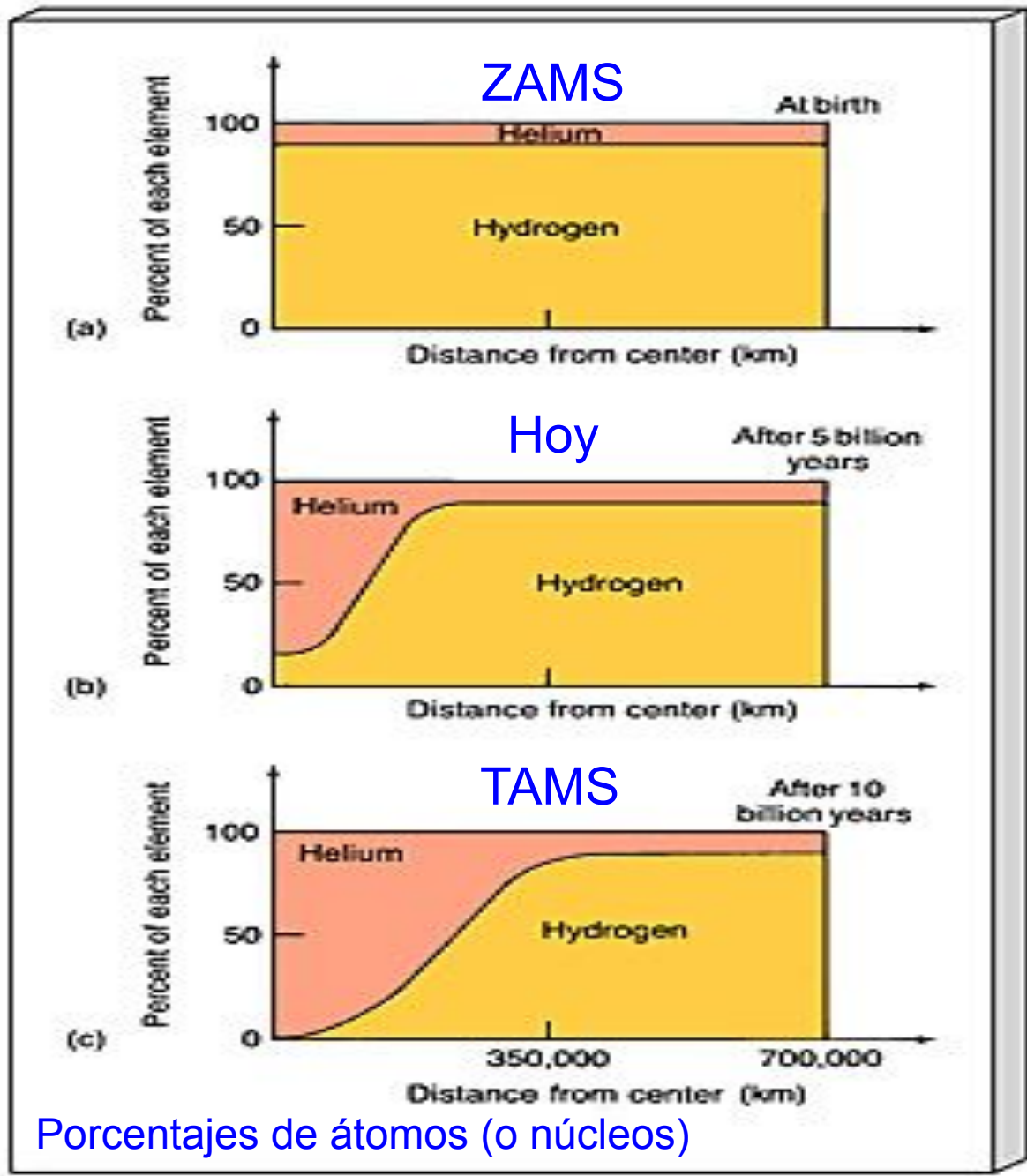
$$X_c: \text{desde } 0.71 \text{ inicial a } 0.34 \text{ hoy}$$

$$Y_c: \text{desde } 0.27 \text{ inicial a } 0.64 \text{ hoy}$$

La composición del sol ya no es homogénea. Varía con el radio!!

Para $R \gtrsim 0.2R_\odot$, la abundancia de H y He es igual que cuando comenzó su vida en la SP (ZAMS), porque la quema sólo está ocurriendo en el núcleo (a mayor tasa mientras más caliente, es decir mientras más al centro) y el material procesado NO se mezcla con la envoltura.

Estado evolutivo del Sol



Composición del sol en la ZAMS (y composición actual de la envoltura):

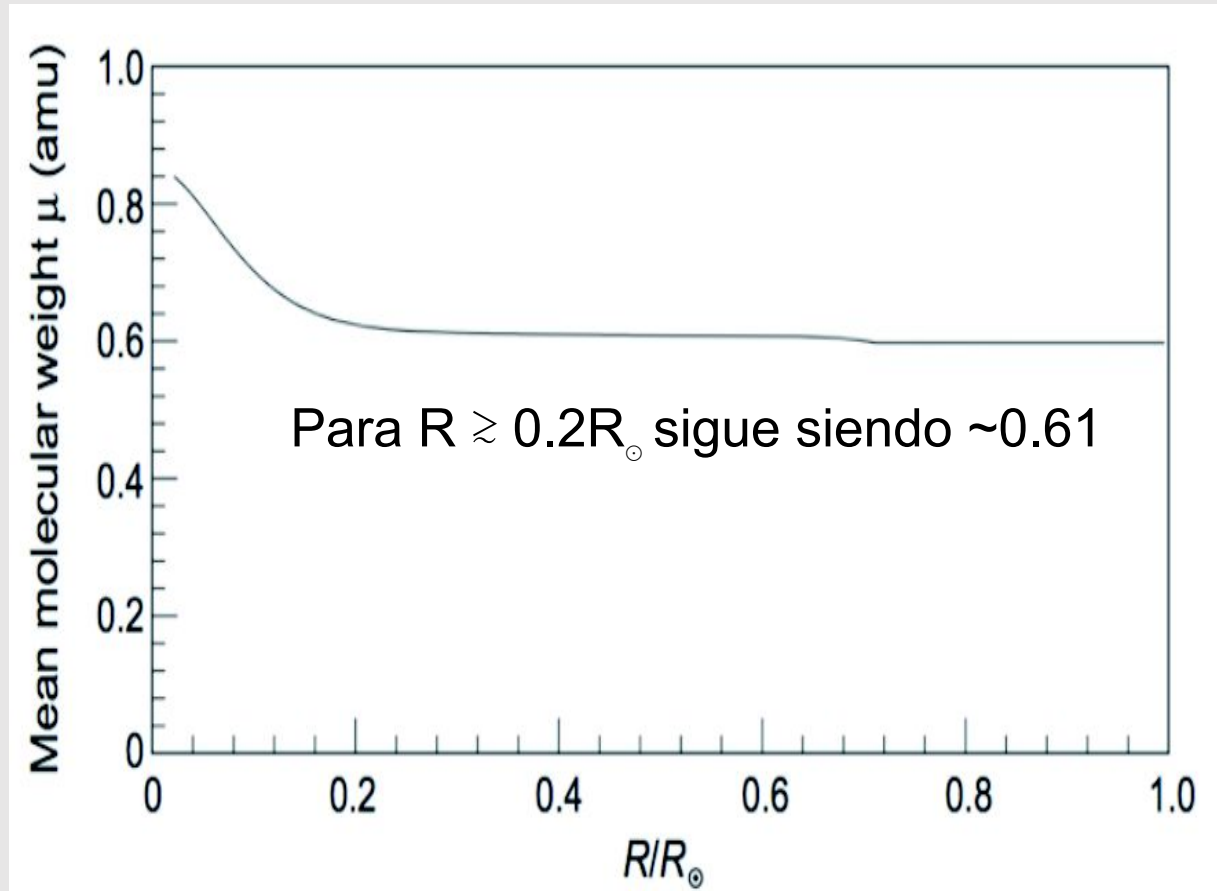
Elemento	Abundancia (porcentaje del total en número de átomos)	Abundancia (porcentaje del total en masa)
Hidrógeno	91,2	71,0
Helio	8,7	27,1
Oxígeno	0,078	0,97
Carbono	0,043	0,40
Nitrógeno	0,0088	0,096
Silicio	0,0045	0,099
Magnesio	0,0038	0,076
Neón	0,0035	0,058
Hierro	0,0030	0,14
Azufre	0,0015	0,040

Ojo, distinguir si el porcentaje corresponde a número de átomos o porcentaje de masa.

Estado evolutivo del Sol

Fusión de $H \rightarrow He$ aumenta μ en el núcleo.

- Modelos solares indican que μ en el centro del sol ha cambiado de ~ 0.61 uma en la ZAMS a ~ 0.85 uma hoy.



*amu = uma (unidad de masa atómica) en inglés

Estado evolutivo del Sol

La tasa de producción de energía de la cadena PP (dominante en el sol) es:

$$\frac{d\varepsilon}{dt} \simeq \rho^2 X^2 T^4$$

En el núcleo: $X \searrow$, pero $\rho \nearrow$ y $T \nearrow$, es decir que hay cada vez más reacciones nucleares (más energía generada)

Esto explica porqué L_{\odot} va aumentado aunque el combustible se vaya agotando. Se quema cada vez más rápido.

R y T_{eff} también aumentan.

* Hay un ρ^2 en este caso ya que la fórmula que vimos antes era generación de energía por unidad de masa y esta es por unidad de tiempo

Estado evolutivo del Sol

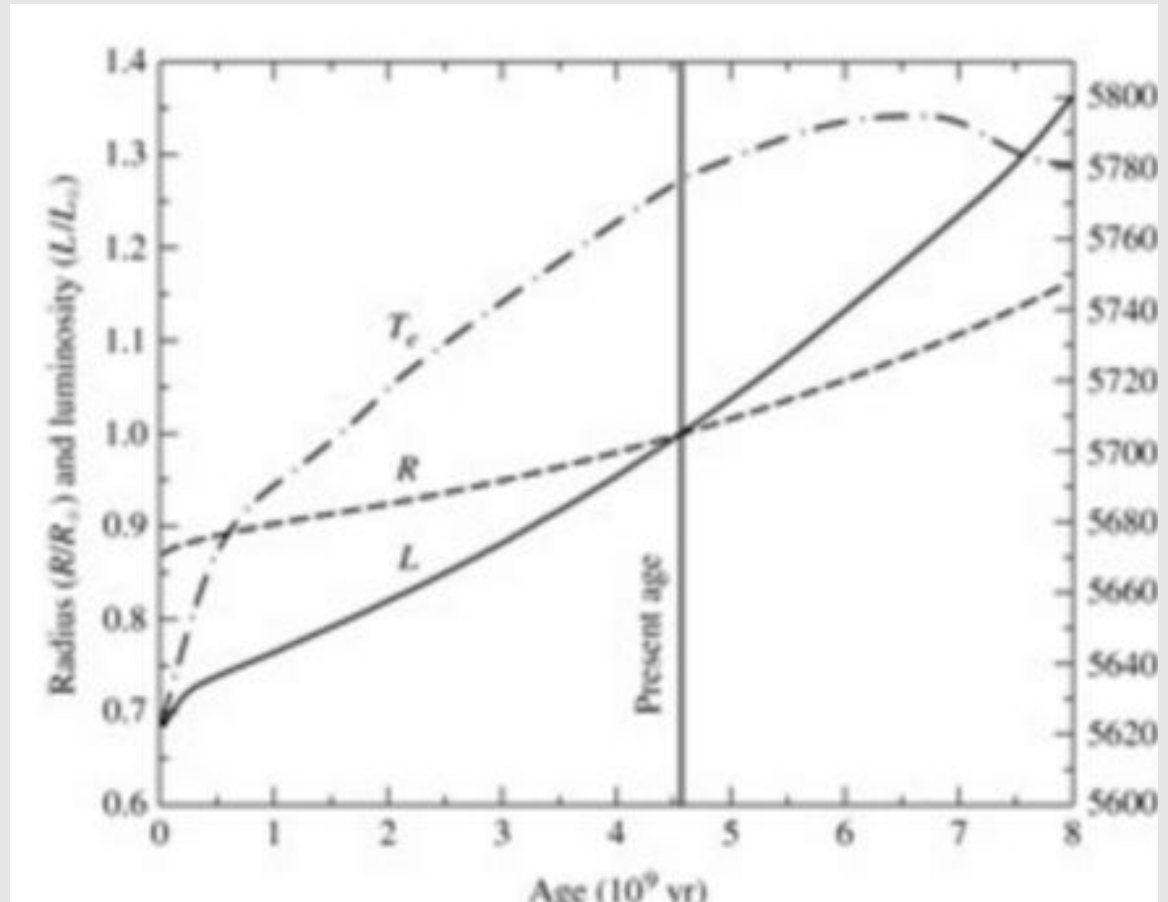
El modelo solar indica que en los ~4.6 billones de años (4.6 Gyr) que el sol ha estado en la SP:

R ha aumentado ~ 12%

L ha aumentado ~ 40%

T_e ha aumentado ~ 3%

T_c ha aumentado ~ 16%
(esta no está en el gráfico)



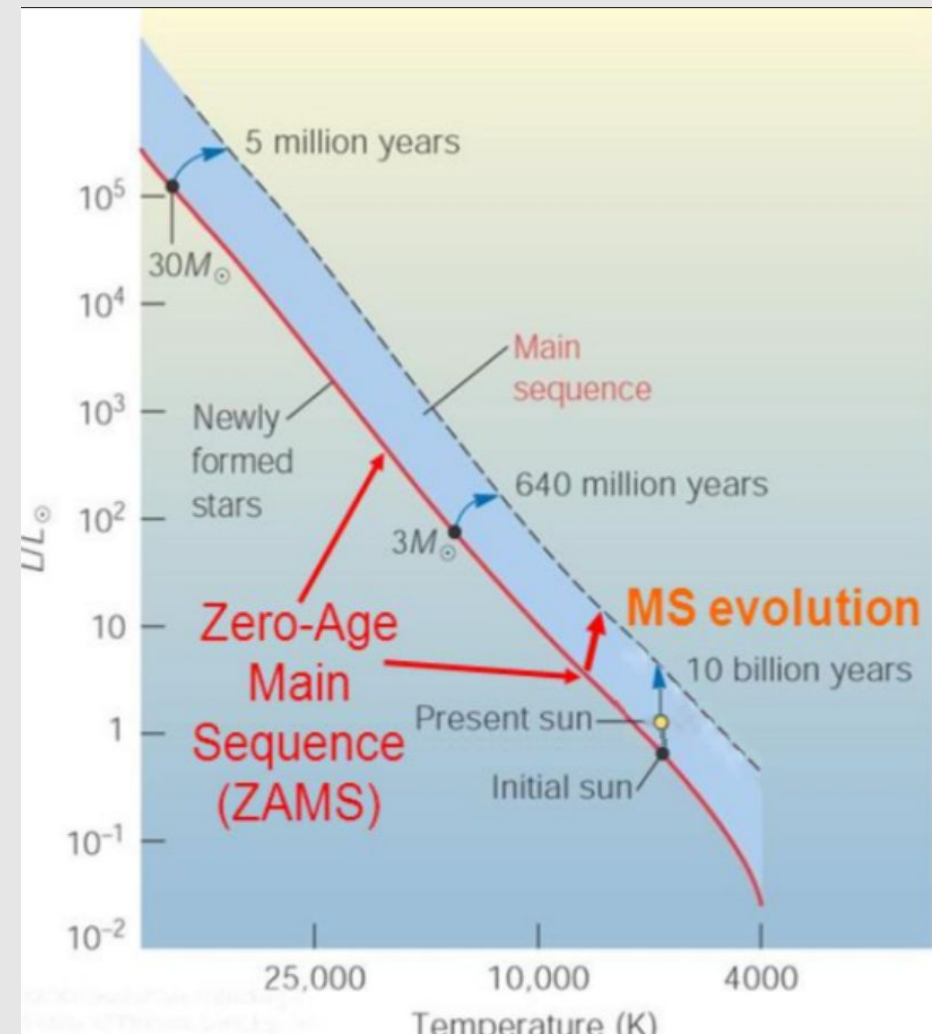
Evolución en la SP

El principal efecto externo de la evolución de una estrella en la SP es una pequeña desviación desde la ZAMS en el diagrama HR:

Un poco hacia arriba (aumenta L) y a la derecha o izquierda ($>$ o $<$ T_{eff}) dependiendo de la masa. Las más masivas disminución de T_{eff} , las menos masivas aumento.

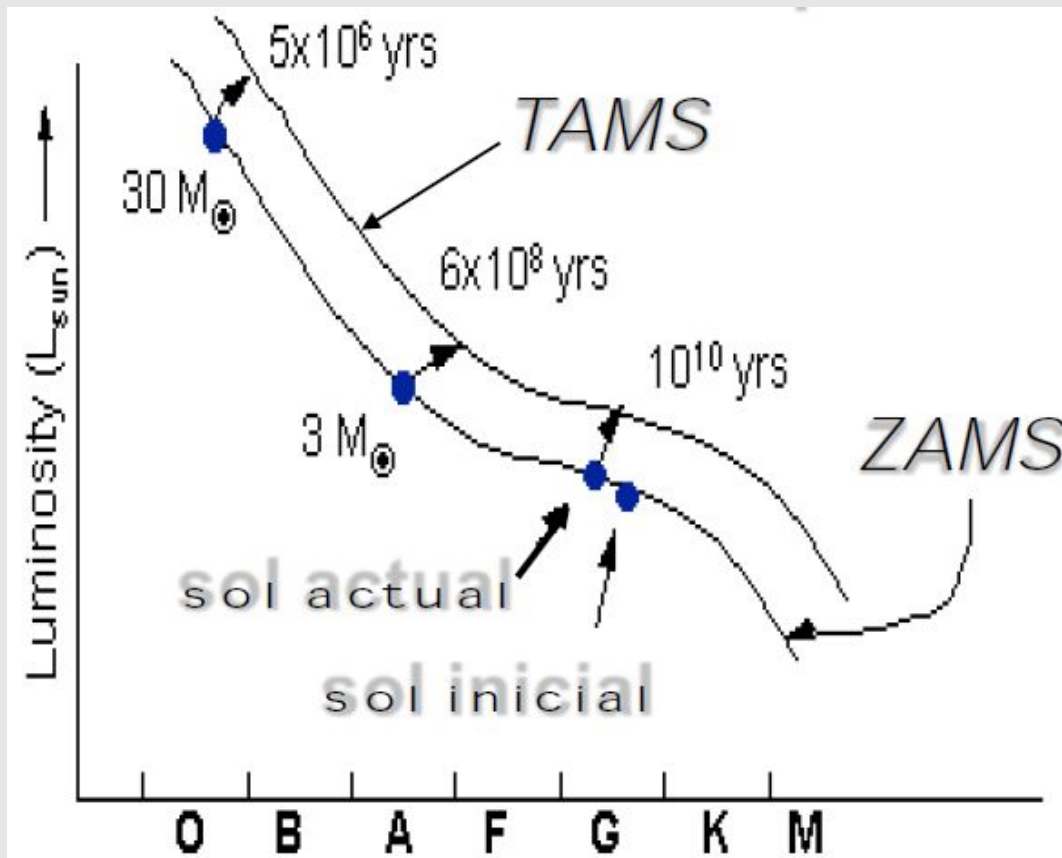
La SP no es una línea, sino una banda (en celeste).

Las estrellas comienzan su vida en la ZAMS, y se mueven a través de la banda a medida que cambia la composición por la fusión de H.



Tiempo de vida en la SP

El tiempo de vida en la secuencia principal, depende de la masa. **Estrellas más masivas evolucionan más rápido**, porque tienen mayor temperatura central (mayor tasa de quema).



Cuando se agota el H en el núcleo, la estrella se ubica sobre la **TAMS** (terminal age main sequence)

Tiempo de vida en la secuencia principal

$$t_{\text{SP}} \propto M/L$$

En la SP $L \sim M^{3.5} \rightarrow t_{\text{SP}}/t_{\text{SP}\odot} \sim 1/M^{2.5}$ con $t_{\text{SP}\odot} \sim 10^{10} \text{ yr}$

Spectral Type	Mass (sun = 1)	Luminosity (sun = 1)	Approximate Years on Main Sequence
O5	40	405,000	1×10^6
B0	15	13,000	11×10^6
A0	3.5	80	440×10^6
F0	1.7	6.4	3×10^9
G0	1.1	1.4	8×10^9
K0	0.8	0.46	17×10^9
M0	0.5	0.08	56×10^9

Próxima Clase

Evolución post-SP