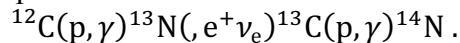


# La secuencia principal

## *Justo antes...*

- La última fase evolutiva de las proto-estrellas antes de llegar a la secuencia principal es el inicio de reacciones nucleares. Aunque estas reacciones nucleares no son suficientes para establecer el equilibrio hidrostático, explican el último detalle en el trayecto evolutivo que hacen las proto-estrellas en el diagrama HR.
- La última etapa de la evolución de las proto-estrellas consta de una caída en luminosidad a temperatura aproximadamente constante. Esto se debe al inicio de la combustión de hidrógeno por las reacciones del inicio de la cadena CNO:



En lo anterior, los símbolos indican

$^{12}\text{C}$ , $^{13}\text{N}$ , etc.	el núcleo del elemento/isótopo indicado
p	un protón, núcleo de H
$\gamma$	un fotón
$e^-$ , $e^+$	un electrón/positrón
$\nu_e$	un neutrino (tipo electrón)

mientras que la ecuación  $^{12}\text{C}(p, \gamma)^{13}\text{N}$  implica que se fusionan un protón con un núcleo de  $^{12}\text{C}$  produciendo un núcleo de  $^{13}\text{N}$  y un fotón. El coma entre los paréntesis es necesario para separar los partículas incidentes y resultado de la reacción. Por ejemplo,  $^{13}\text{N}(e^+ \nu_e)^{13}\text{C}$  implica que el núcleo de  $^{13}\text{N}$  se descompone espontáneamente en un núcleo de  $^{13}\text{C}$  acompañado de un positrón y un neutrino, es decir, solamente hay partículas resultantes de la reacción.

- Dado que la cadena CNO es muy sensible a la temperatura para las temperaturas bajas consideradas en esta etapa,

$$\varepsilon = \varepsilon_0 \rho T^{19},$$

se establece un fuerte gradiente de temperatura en el núcleo de la proto-estrella. Como resultado, el transporte de energía se hará por convección.

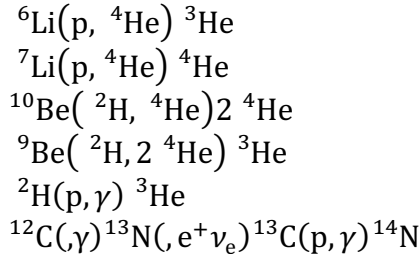
- La estructura que resulta de la generación de energía termonuclear es menos compacta y requiere un gradiente de densidad menos fuerte que el establecido durante la etapa anterior de la evolución a luminosidad constante. Este núcleo menos compacto requiere una redistribución del material y, en particular, el transporte de material hacia afuera, lo cual requiere trabajo en contra de la gravedad. Como resultado, la generación de energía por contracción gravitatoria que está por cesar es menos eficiente. Entre esta pérdida de eficiencia y la necesidad de emplear parte de la energía termonuclear generada para reestructurar la estrella, la luminosidad de la proto-estrella cae justo antes de que llegue a la secuencia principal.

## *Estructura básica*

- Por definición, la etapa evolutiva de la secuencia principal empieza cuando la presión generada por la combustión de hidrógeno logra equilibrar la fuerza gravitatoria de la estrella.
- Por primera vez en su evolución, la estrella se encuentra en equilibrio hidrostática. La posición definida en el diagrama HR por estrellas en esta etapa se conoce como la

“secuencia principal de cero edad”. Dado que la generación de energía nuclear ha cambiado poco la composición química del núcleo, estas estrellas son casi perfectamente uniformes químicamente.

- No son completamente uniformes químicamente debido a las reacciones nucleares que sucedieron antes de llegar a la secuencia principal, las cuales cambian ligeramente la composición química del núcleo:



- La estructura de las estrellas en la secuencia principal difieren según la manera que sucede la combustión de hidrógeno.
  - En estrellas de baja masa, la combustión de hidrógeno sucede principalmente vía la cadena protón-protón. Estas reacciones nucleares tienen una sensibilidad a la temperatura aproximadamente como

$$\varepsilon = \varepsilon_0 \rho T^n$$

donde  $3.5 \leq n < 6$  para temperaturas de  $4 \times 10^6 < T < 2.4 \times 10^7$ . En comparación con otras reacciones nucleares, esta dependencia sobre la temperatura es débil, lo cual favorece gradientes de temperaturas pequeños. A su vez, pequeños gradientes en la temperatura favorecen el transporte de la energía por radiación.

- En estrellas de alta masa, la combustión de hidrógeno sucede principalmente por la cadena CNO. En este caso, la sensibilidad a la temperatura es mayor, siendo  $13 \leq n \leq 20$  para temperaturas de  $1.2 \times 10^7 < T < 5 \times 10^7$ . Esta mayor sensibilidad a la temperatura favorece el transporte de energía por convección.
- Igualmente, las envolventes de las estrellas de masa alta y baja difieren.
  - En las estrellas de baja masa, la temperatura es menor y zonas de ionización, principalmente de hidrógeno, disminuyen el gradiente adiabático, favoreciendo el transporte de energía por convección.
  - En las estrellas de alta masa, la mayor temperatura de las envolventes no permite la existencia de estas zonas, salvo muy altos en la atmósfera, y el transporte de la energía es radiativo.
- Entonces, las estructuras básicas de las de la secuencia principal son
  - núcleos radiativos y envolventes convectivas en estrellas de baja masa
  - núcleos convectivos y envolventes radiativas en estrellas de alta masa

### ***La evolución en la secuencia principal***

- La escala de tiempo relevante para la evolución en la secuencia principal es la escala de tiempo nuclear para la combustión de hidrógeno,

$$t_{nuc} \sim \frac{\eta M^2 c}{L} \quad (1)$$

donde  $M_c$  es la masa del núcleo,  $L$  la luminosidad de la estrella y  $\eta$  la fracción de la masa del núcleo que se convierte a energía radiativa.

- Sobre esta escala de tiempo, del orden de millones de años para las estrellas más masivas y aun mayor por un factor de mil para estrellas como el Sol, la composición química del núcleo cambia paulatinamente debido a la combustión de hidrógeno.
- Se puede modelar este proceso fácilmente con series de modelos estáticos, cambiando la composición química adecuadamente entre modelos sucesivos. La razón que resulta fácil incorporar los cambios en la composición química es que son directamente relacionados a la generación de energía nuclear. Durante la secuencia principal, se requiere conocer solamente las abundancias de hidrógeno y helio,  $X$  y  $Y$  por fracción de masa, para establecer el estado evolutivo. En este caso, sabemos que el cambio temporal de la abundancia de hidrógeno es

$$\frac{dX}{dt} = -\frac{\varepsilon_{pp}}{E_{pp}} - \frac{\varepsilon_{CNO}}{E_{CNO}} \quad (2)$$

donde  $\varepsilon_i$  y  $E_i$  son las tasas de generación de energía y las energías liberadas por gramo de material, respectivamente. Si se da la reacción triple alpha al mismo tiempo, tendríamos

$$\frac{dY}{dt} = -\frac{\varepsilon_{3\alpha}}{E_{3\alpha}} - \frac{dX}{dt} \quad (3)$$

donde el último término (que es positivo) representa la producción de helio por la combustión de hidrógeno. Por analogía, el primer término de la ecuación (3) representa la producción de elementos pesados por la reacción triple alpha.

- Lo anterior deja clara una característica importante de la combustión nuclear. Los residuos de una etapa de combustión representan el combustible para la siguiente etapa y son presentes simultáneamente. Si se da la combustión de la siguiente etapa depende de las condiciones físicas en la estrella (al momento actual y en el futuro).
- Si se trata de un núcleo convectivo, las ecuaciones (2) y (3) requieren un poco de modificación, porque la convección homogenizará la composición del núcleo entero. Sin la convección, no solamente cambia la composición química del núcleo con respecto a la envolvente, sino que distintas partes del núcleo tendrán composiciones distintas debido a las diferentes temperaturas y las distintas tasas de generación de energía resultantes (ecuación 1). En núcleos convectivos, el gradiente de temperatura es mayor, pero la convección mantiene una homogeneidad química. Entonces, para tomar en cuenta el efecto de la conversión, tenemos para la tasa de cambio de la fracción de masa en hidrógeno, debido al proceso  $i$ ,

$$\frac{dX_i}{dt} = - \int_{M_1}^{M_2} \frac{\varepsilon_i}{E_i} \frac{dM}{\Delta M} \quad (4)$$

donde  $\Delta M = M_2 - M_1$  es el intervalo de masa donde sucede la convección. El integral en la ecuación (4) básicamente promedia la tasa de cambio sobre la región donde suceden las reacciones termonucleares.

- Entonces, el procedimiento para calcular la evolución durante la secuencia principal procede como sigue:
  - Se inicia con un estado cuyas abundancias son conocidas en cada punto en toda la estrella.

- Se calcula el modelo para este estado y se estima los cambios que provocará este modelo en las abundancias,

$$\Delta X = \frac{dX}{dt} \Delta t \quad \text{y} \quad \Delta Y = \frac{dY}{dt} \Delta t \quad (5)$$

en cada punto durante un intervalo temporal,  $\Delta t$ , corto.

- Una nueva composición química,

$$X' = X + \Delta X \quad \text{y} \quad Y' = Y + \Delta Y \quad (6)$$

es adoptada para calcular el siguiente modelo en la secuencia.

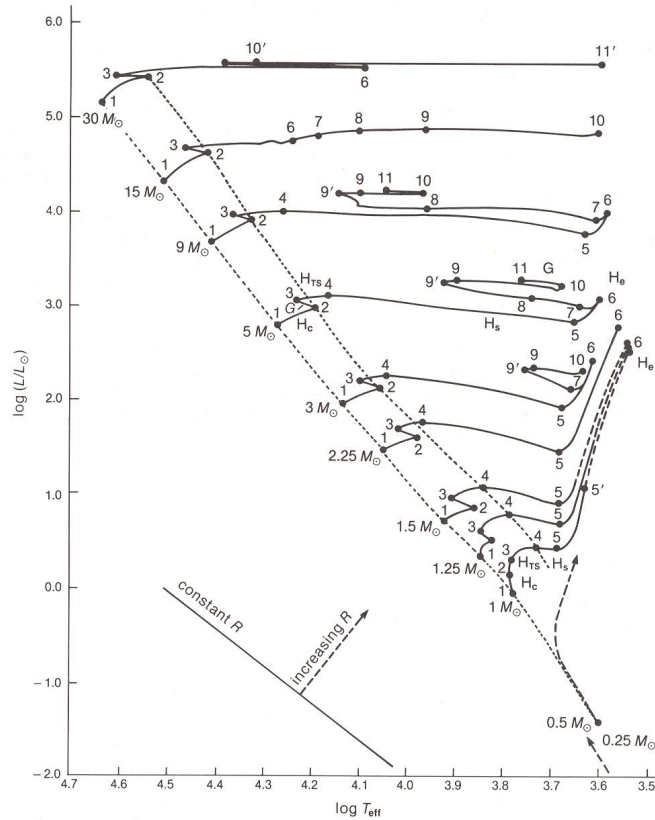
- Lo anterior supone que la masa es constante, salvo por la pequeña fracción perdida en la generación de energía.

### ***La parte inferior de la secuencia principal***

- Las estrellas que queman hidrógeno principalmente por la cadena protón-protón constituyen la parte inferior de la secuencia principal. La cadena protón-protón domina la combustión de hidrógeno en estrellas menos masivas que  $\sim 2 M_{\odot}$ .
- Estas estrellas tienen núcleos radiativos. La masa del núcleo disminuye conforme disminuye la masa total de la estrella. Por otra parte, la envoltura que rodea al núcleo es convectiva.
- La escala de tiempo nuclear define la escala temporal que permanecen estas estrellas en la secuencia principal. Dado que la escala temporal nuclear es hasta  $10^{16}$  veces la escala de tiempo dinámico, estas estrellas no tienen ninguna dificultad mantener una estructura estática mientras acomodan al cambio lento de la composición química en sus núcleos.
- No obstante, a medida que se consume el hidrógeno en el núcleo, ciertos cambios son necesarios. La tasa de generación de energía es proporcional a

$$X^2 \rho T^n \quad (7)$$

lo cual disminuiría conforme baja,  $X$ , la fracción de la masa en hidrógeno, a menos de que suba una o ambas de la temperatura o la presión. Cuando baja la tasa de generación de energía, baja la presión generada en el núcleo. Ante esta situación, sucede una contracción gravitatoria, la cual aumenta la densidad. Además, por el teorema del virial, parte de la energía generada es usada para calentar al material, así que, al bajar  $X$ , tanto la densidad como la temperatura aumentan, lo cual implica un aumento también en la luminosidad total.



**Figure 9.1.** Evolutionary tracks for models of stars after the main sequence. Model mass is shown next to the initial point on zero age main sequence. Dotted lines indicate boundaries of the main sequence. Lines of constant radius and increasing radius as shown in lower left. Elapse times between points are shown in Table 9.1. The stages are labeled as:  $H_c$ , hydrogen core burning;  $H_{rs}$ , thick hydrogen shell burning;  $H_s$ , shell hydrogen burning;  $H_e$ , helium core burning; and  $G$ , gravitational energy release. The  $15 M_{\odot}$  track does not reverse in the giant region, because the semiconvective region was treated as fully convective in this model.

Figura 1

- Dado que la luminosidad está relacionado al radio y la temperatura efectiva de la estrella por

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad (8)$$

si aumenta o disminuye la temperatura (un cambio pequeño, en cualquier caso) dependerá de cuanto cambian la luminosidad y radio.

- La gráfica anterior presenta la evolución durante y después de la secuencia principal. La tabla que sigue indica los tiempos transcurridos entre los distintos puntos indicados.

**Table 9.1**

Elapsed time, in years, between numbered points on the evolutionary tracks in Figure 9.1. Numbers in parentheses are powers of 10 by which entries are multiplied.

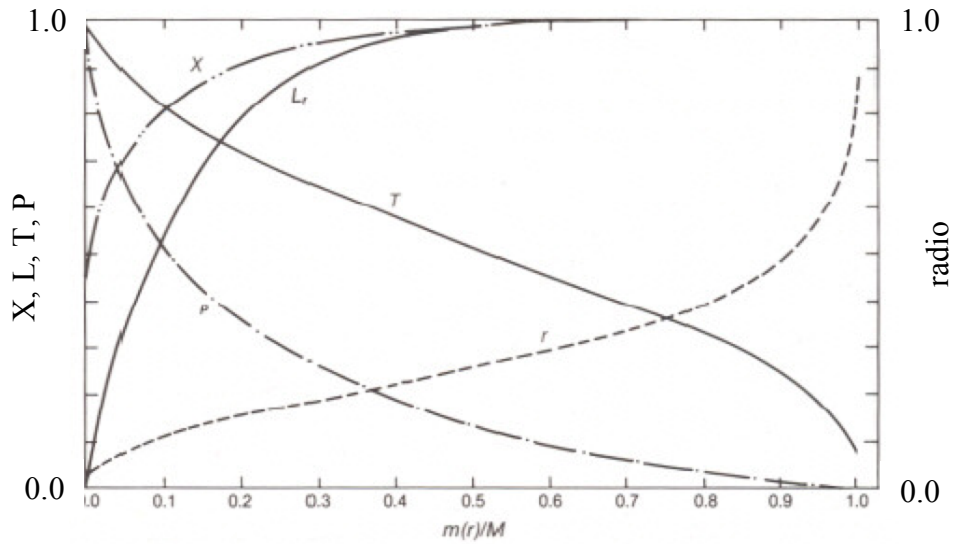
Mass ( $M_{\odot}$ )	Interval				
	1-2	2-3	3-4	4-5	5-6
30	4.80 (6)	8.64 (4)		~1.0 (4)	
15	1.010 (7)	2.270 (5)		7.55 (4)	
9	2.144 (7)	6.053 (5)	9.113 (4)	1.477 (5)	6.552 (4)
5	6.547 (7)	2.173 (6)	1.372 (6)	7.532 (5)	4.857 (5)
3	2.212 (8)	1.042 (7)	1.033 (7)	4.505 (6)	4.238 (6)
2.25	4.802 (8)	1.647 (7)	3.696 (7)	1.310 (7)	3.829 (7)
1.5	1.553 (9)	8.10 (7)	3.490 (8)	1.049 (8)	$\geq 2$ (8)
1.25	2.803 (9)	1.824 (8)	1.045 (9)	1.463 (8)	$\geq 4$ (8)
1.0	7 (9)	2 (9)	1.20 (9)	1.57 (8)	$\geq 1$ (9)

Mass ( $M_{\odot}$ )	Interval				
	6-7	7-8	8-9	9-10 <sup>(9)</sup>	10 <sup>(9)</sup> -11 <sup>(9)</sup>
30			53.1 (4)		1.3 (4)
15	7.17 (5)	6.20 (5)	1.9 (5)	3.5 (4)	
9	4.90 (5)	9.50 (4)	3.28 (6)	1.55 (5)	2.86 (4)
5	6.05 (6)	1.02 (6)	9.00 (6)	9.30 (5)	7.69 (4)
3	2.51 (7)		4.08 (7)	6.00 (6)	

Source: Adapted from I. Iben, Jr. 1967. *Annual Reviews of Astronomy and Astrophysics*, 5, p. 571

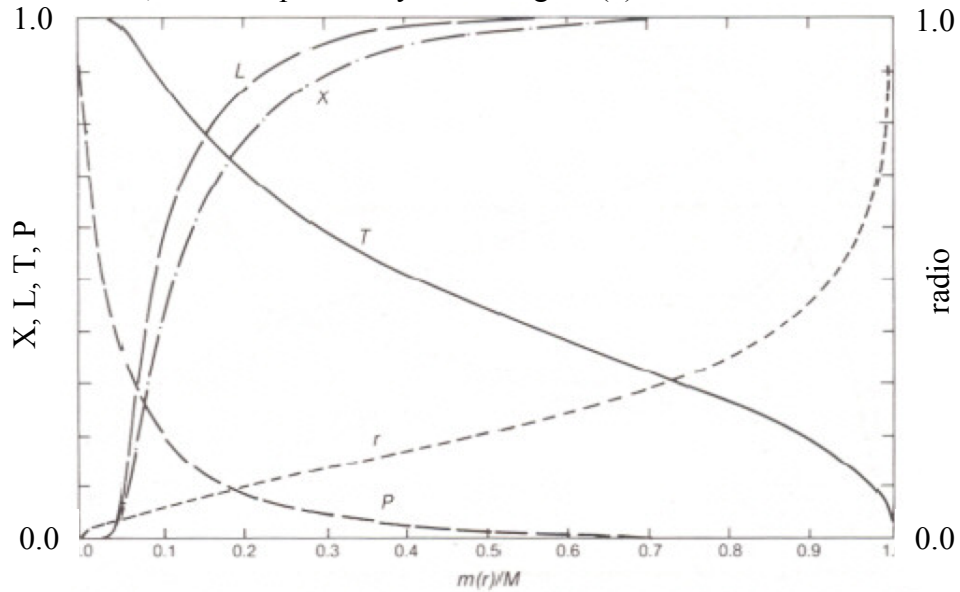
- La evolución anterior corresponde al trayecto entre los puntos 1 y 2 para las estrellas con masas inferiores a 2 masas solares y representa aproximadamente la mitad del tiempo transcurrido durante la fase de secuencia principal.
- La gráfica que sigue presenta la estructura interna de una estrella de la masa del sol entre los puntos 1 y 2 de la gráfica anterior, a una edad de  $4.3 \times 10^9$  años.
  - Se ve claramente la disminución en  $X$  debido a la combustión de hidrógeno.
  - Se ve que la región donde se genera la energía abarca hasta el 30% de la masa de la estrella.
  - Igualmente, es evidente que, debido al transporte de energía por radiación, la región de generación de energía no tiene una composición química uniforme.
  - Notar que la gran mayoría de la masa esta dentro del 50% del radio total.



**Figure 9.2.** A  $1 M_{\odot}$  model during main-sequence hydrogen burning at time  $4.2699 \times 10^9$  years (between points 1 and 2 in Figure 9.1), showing radius, density, temperature, total luminosity, and hydrogen abundance versus mass fraction. The lower limits of the ordinate are zero. The upper limit for each curve is:  $r = 0.9683 R_{\odot}$ ,  $\rho_c = 159.93 \text{ g cm}^{-3}$ ,  $T_c = 1.591 \times 10^7 \text{ K}$ ,  $L = 1.0575 L_{\odot}$ , and  $X_c = 0.708$ ;  $P_c = 2.5186 \times 10^{17} \text{ dynes cm}^{-2}$ . The elapsed time is measured from the initial model for the phase before the main sequence.

Figura 2

- Se puede intuir que se agotará el hidrógeno en el centro primero y que la zona de combustión de hidrógeno será eventualmente confinada a una cáscara relativamente gruesa. La gráfica que sigue presenta la estructura de la estrella a una edad de  $9.2 \times 10^9$  años, entre los puntos 2 y 3 de la figura (1).



**Figure 9.3.** Same as Figure 9.2 for  $1 M_{\odot}$  model between points 2 and 3 of Figure 9.1. The elapsed time since the initial model for the phase before the main sequence is  $9.2015 \times 10^9$  years. The lower limits of the ordinate are zero. The upper limit of the ordinate for each curve is  $r = 1.268 R_{\odot}$ ;  $P_c = 1.315 \times 10^{18} \text{ dynes cm}^{-2}$ ;  $T_c = 1.91 \times 10^7 \text{ K}$ ;  $L = 2.13 L_{\odot}$ ;  $X_c = 0.708$ . The actual stellar radius is  $R = 1.353 R_{\odot}$ , and the central density is  $1026.0 \text{ g cm}^{-3}$ .

Figura 3

- Ahora es claro que se agotó el hidrógeno en el centro y que esta zona sin hidrógeno ya no contribuye a la generación de energía.
- Se ve que la temperatura es constante en la parte central y considerablemente más alta que en la gráfica anterior (figura 2).
- Una comparación detallada revela que la masa se está concentrando hacia el centro de la estrella.
- El establecimiento de esta estructura inhomogénea indica que se está terminando la fase de secuencia principal.
- En las estrellas más masivas que  $1.1 M_{\odot}$ , el núcleo no se mantiene radiativo durante la secuencia principal. Eventualmente, la temperatura sube suficientemente que se inicia la combustión por la cadena CNO, lo cual, por su fuerte dependencia sobre la temperatura, provoca el desarrollo de un núcleo convectivo. Para estas estrellas, su evolución subsecuente es como para las estrellas de la parte superior de la secuencia principal.

### **La parte superior de la secuencia principal**

- Las estrellas donde la cadena CNO domina la producción de energía por la combustión de hidrógeno constituyen la parte superior de la secuencia principal.
- Los núcleos de estas estrellas son convectivos, lo cual los mantiene uniformes químicamente. No obstante, la combustión de hidrógeno procede mucho más rápidamente en el centro del núcleo que en su periferia, debido al gradiente de temperatura y la sensibilidad de las reacciones CNO a la misma.
- La tasa de generación de energía es aproximadamente

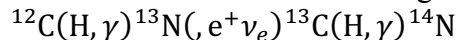
$$XZ_{CNO}\rho T^n \quad (9)$$

donde  $Z_{CNO}$  representa la fracción de la masa en los elementos carbono, nitrógeno y oxígeno. Las diferencias principales con respecto a la tasa de energía generada por la cadena protón-protón (ecuación 7) es la dependencia lineal sobre la abundancia de hidrógeno y la mayor sensibilidad a la temperatura,  $n \sim 18$ . Por lo tanto, la disminución de la abundancia de hidrógeno tiene menos efecto cuando la combustión de hidrógeno sucede por la cadena CNO.

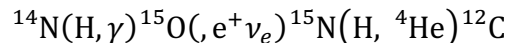
- La evolución procede como para las estrellas de la parte inferior de la secuencia principal, salvo que el núcleo se mantiene químicamente uniforme. La gráfica siguiente presenta la estructura interna de una estrella de  $5 M_{\odot}$  al inicio de su etapa de secuencia principal.

- La fuerte pendiente de la curva para la luminosidad se debe a la alta sensibilidad de la ecuación (9) a la temperatura.

- El escalón en la generación de energía alrededor del 20% de la masa se debe al proceso de conversión de  $^{12}\text{C}$  a  $^{14}\text{N}$  afuera del núcleo según



seguido de, para terminar el ciclo

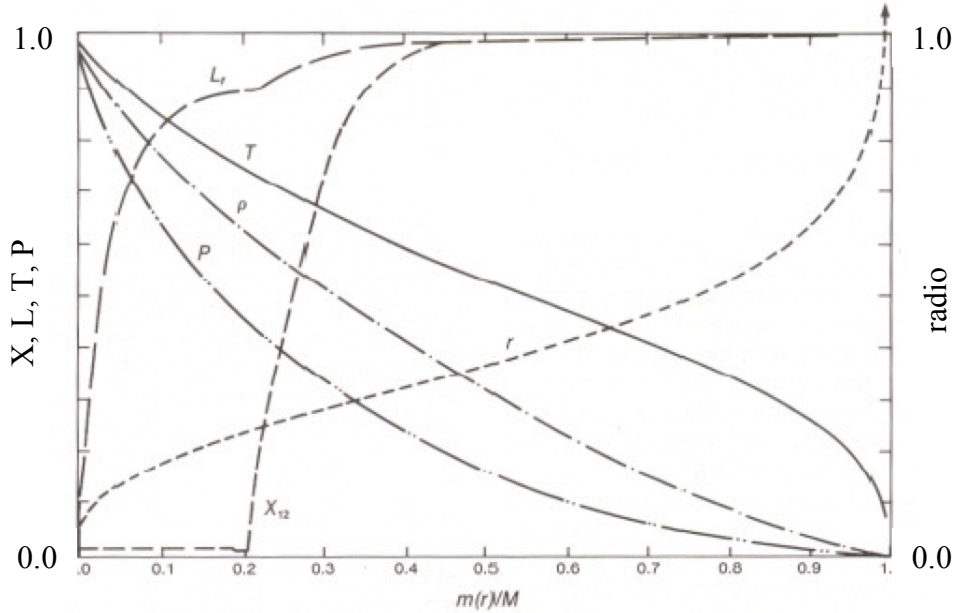


donde la reacción  $^{14}\text{N}(\text{H}, \gamma)^{15}\text{O}$  es la más lenta de toda la secuencia.

- Las mismas reacciones nucleares son responsables por la caída en la abundancia de  $^{12}\text{C}$ ,  $X_{12}$  en la gráfica, en la etapa evolutiva precediendo el inicio de la secuencia principal.



- Luego, cuando  $X \sim .05$ , la generación de energía no resulta suficiente para soportar el núcleo y la estrella empieza a contraer. Esta etapa corresponde al trayecto entre los puntos 2 y 3 de la figura (1).
- Es importante notar que, debido al núcleo convectivo, no se desarrolla la cáscara gruesa de combustión de hidrógeno hasta más tarde en la evolución.



**Figure 9.4.** Model of a  $5 M_{\odot}$  star on the main sequence at an elapsed time (from initial pre-main-sequence model) of  $6.099 \times 10^5$  years. Lower ordinate is zero, and upper values such that  $r = 1.8466 R_{\odot}$ ;  $P_c = 8.0274 \times 10^{16}$  dynes  $\text{cm}^{-2}$ ;  $\rho_c = 21.43$  g  $\text{cm}^{-3}$ ;  $T_c = 2.7339 \times 10^7$  K;  $L = 631.3 L_{\odot}$ ; initial abundance of  $\text{C}^{12}$  is  $X_{12} = 3.61 \times 10^{-3}$ . The total radius of the model is  $R = 2.397 R_{\odot}$ .

Figura 4

### El desarrollo de un núcleo isotérmico

- En las estrellas con combustión de hidrógeno por la cadena protón-protón, el hidrógeno se agota primero en el centro y de ahí crece una región sin combustión cuyo radio aumenta con el tiempo, como se ve en la figura 3. Dado que

$$\frac{dL}{dr} = \varepsilon(r), \quad L(r) = 0 \text{ si } \varepsilon(r') = 0 \text{ para } r' < r.$$

- Además, como consecuencia de que

$$\frac{dT}{dr} \propto L(r),$$

la temperatura será constante,  $T(r) = T_c$ , para  $r' < r$  en la región sin combustión nuclear.

- Para mantener el equilibrio hidrostático, la densidad tendrá que aumentar para proveer la presión necesaria. Si no puede, el núcleo contraerá debido a la fuerza de la gravedad. La presión máxima que se puede alcanzar (con un gas ideal) para evitar la contracción gravitatoria es

$$P_{max} = \frac{\pi}{G^2 M_c^2} \left( \frac{kT_c}{\mu_c} \right)^2 \quad (10)$$

donde los suscritos  $c$  indican los valores centrales de las cantidades, salvo  $M_c$  que es

la masa del núcleo sin combustión nuclear. Notar que  $P_{max}$  disminuye conforme aumenta  $M_c$ .

- A su vez, esta presión máxima implica una masa de la región sin combustión nuclear para evitar la contracción gravitatoria, que es

$$M_c < 0.39 \left( \frac{\mu}{\mu_c} \right)^2 \quad (11)$$

donde  $\mu$  es la masa molecular promedia de la envolvente, que es aproximadamente  $1.67^{-1}$  para el Sol.

- Cuando la masa del núcleo isotérmico cumple con la desigualdad (11), el núcleo será estable contra la contracción gravitatoria.
- En el caso contrario, el núcleo contraerá, aumentando tanto la temperatura como la densidad hasta que la presión de electrones degenerados detienen la contracción o hasta que se inicia la siguiente etapa de reacciones nucleares.
- Notar que mientras existe el núcleo isotérmico, la combustión de hidrógeno sigue en una cáscara que rodea a este núcleo inerte. Como consecuencia, la masa del núcleo isotérmico aumentará con el tiempo. Entonces, el tiempo durante lo cual el núcleo se mantiene estable contra la contracción gravitatoria dependerá de la masa del núcleo isotérmico y de la masa de la cáscara de combustión de hidrógeno.

### ***El fin de la etapa de secuencia principal***

#### **La parte inferior de la secuencia principal**

- Durante la última fase de la etapa de secuencia principal (entre los puntos 3 y 4 de la figura 1), la combustión de hidrógeno procede en una cáscara cada vez más delgada. Además, debido las temperaturas y densidades más altas en esta cáscara, la luminosidad aumenta.
- Parte de este aumento en la luminosidad es utilizado para calentar al núcleo isotérmico. El resto es utilizado para expandir a la envolvente, lo cual sucede porque la fuente de energía es cada vez más cercana a la superficie de la estrella (en términos de la masa) y la magnitud del gradiente térmico tiene límite máximo (el gradiente adiabático).
- Como consecuencia de la expansión de la envolvente, la temperatura efectiva (de la superficie de la estrella) baja, a pesar del aumento en la luminosidad.
- Entonces, la estrella sigue un trayecto hacia luminosidades mayores y temperaturas menores (el trayecto entre los puntos 3 y 4 de la figura 1).
- Una vez que la cáscara de combustión de hidrógeno haya aumentado la masa del núcleo isotérmico para rebasar el límite impuesto por la desigualdad (11), el núcleo empieza a contraer, lo cual termina la fase de secuencia principal (en el punto 4 de la figura 1).

#### **La parte superior de la secuencia principal**

- Realmente, la fase de secuencia principal termina con el agotamiento de hidrógeno en el núcleo, representado por el punto 2 de la figura (1).
- Una vez agotado el hidrógeno en el núcleo (efectivamente cuando la abundancia del hidrógeno es de varios por ciento), el núcleo contraerá. Dado que no existe una

cáscara de combustión de hidrógeno en este caso, la estrella entera contraerá y la luminosidad será producto de esta contracción gravitatoria. Esta etapa corresponde al trayecto entre los puntos 2 y 3 de la figura (1).

- Eventualmente, la contracción terminará porque se iniciará la combustión de hidrógeno en una cáscara rodeando al núcleo (lo cual sucede en el punto 3 de la figura 1).
- Esta evolución toca a todas las estrellas más masivas que  $1.1 M_{\odot}$  y no solamente las que inician la fase de secuencia principal quemando hidrógeno vía la cadena CNO (que tenían masas mayores a  $2 M_{\odot}$ ).

### **Resumen**

- La fase de secuencia principal inicia cuando la combustión de hidrógeno provee suficiente energía que la presión puede contrarrestar la contracción gravitatoria.
- La fase de secuencia principal termina cuando inicia la contracción del núcleo de la estrella.
- El trayecto entre el principio y fin de la fase de secuencia principal dependerá de la masa de la estrella.