

Evolución estelar en el Observatorio de La Plata *

O. G. Benvenuto¹

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas
Universidad Nacional de La Plata
Paseo del Bosque S/N, (1900) La Plata, Argentina

ABSTRACT

Se describe el estado actual del esfuerzo que se está realizando en el Observatorio de La Plata en el estudio de la evolución estelar en general. Se describe el grado de desarrollo del código evolutivo principal y los diferentes códigos que a partir de éste se han construido.

Se hace una breve descripción de los principales resultados alcanzados en los diferentes tipos de objetos estelares que se han computado: estrellas de gran masa, de masa intermedia, enanas blancas, estrellas sobre la rama horizontal y estrellas de helio.

Por otra parte se detalla el estado actual de los métodos que se disponen para calcular nucleosíntesis durante la evolución estelar por medio de un paquete de rutinas completa en la que se incluyen todas las reacciones nucleares tabuladas por Fowler y colaboradores.

1. Introducción

El estudio de la evolución estelar tiene un gran impacto numerosos problemas relacionados con la Astrofísica: Medida de edades de cúmulos

¹Miembro de la Carrera del Investigador Científico, Comisión de Investigaciones Científicas de la Provincia de Buenos Aires (CIC), Argentina

* Ver página 3 de este Boletín.

abiertos y globulares y del Universo en general; explosiones de supernova; evolución química de la Galaxia; formación de elementos pesados; etc. Por este motivo, desde hace ya varios años, hemos comenzado en nuestro Observatorio a desarrollar las herramientas necesarias para poder estudiar este problema. Ya que las ecuaciones diferenciales que deben ser resueltas son alineales y acopladas, no es posible resolverlas en forma analítica, por lo tanto se necesita emplear métodos numéricos. Por tal motivo hemos desarrollado un código, lo más general posible, capaz de calcular la estructura y evolución de estrellas. El objeto de esta charla es describir el estado actual de este esfuerzo, teniendo en cuenta que esto puede ser de interés para la comunidad astronómica local.

2. El código de evolución estelar del Observatorio de La Plata

2.1. Descripción General

Para la construcción de este código hemos seguido el esquema general debido a Henyey, en la versión presentada por Kippenhahn, Weigert, & Hofmeister (1967); quienes hacen una descripción muy detallada de como plantear la arquitectura general de un programa diseñado para tales fines.

Básicamente, el método adoptado es escribir las ecuaciones diferenciales de la evolución estelar en forma de ecuaciones de diferencias, dividiendo a la estrella en una serie de capas concéntricas. Se propone una solución inicial aproximada, la cual se corrige en forma iterativa. Ya que el número de capa en que es necesario dividir a una estrella puede llegar a ser de hasta algunos miles y, recordando que tenemos que resolver cuatro ecuaciones de diferencias por cada capa, es claro que el trabajo numérico puede ser enorme. El punto clave que permite hacer factible este tratamiento, es que las ecuaciones de diferencias correspondientes a una capa cualesquiera dependen de cantidades correspondientes solamente a esa capa. Por lo tanto, la matriz que debe ser invertida para hallar las

correcciones sucesivas, tiene una estructura cuasi - diagonal en la que la inmensa mayoría de los elementos son nulos. De esta forma, el proceso iterativo se puede llevar a cabo con una computadora relativamente pequeña.

Se ha adoptado una descripción Lagrangiana, en la que las variables independientes son la masa y el tiempo, mientras que las dependientes son la luminosidad, la presión, el radio, y la temperatura. Por otra parte es fundamental considerar la composición química del modelo en cada capa.

En nuestro caso hemos preparado dos programas, que tienen como diferencia fundamental el número de isótopos que pueden ser considerados. En el caso del código original se tienen en cuenta los siguientes isótopos: ^1H , ^4He , ^{12}C , ^{16}O , ^{20}Ne , y ^{24}Mg . En el código más detallado se consideran n , ^1H , ^2H , ^3H , ^3He , ^4He , ^6He , ^6Li , ^7Li , ^7Be , ^9Be , ^8B , ^9B , ^{10}B , ^{11}B , ^{11}C , ^{12}C , ^{13}C , ^{14}C , ^{12}N , ^{13}N , ^{14}N , ^{15}N , ^{14}O , ^{15}O , ^{16}O , ^{17}O , ^{18}O , ^{17}F , ^{18}F , ^{19}F , ^{19}Ne , ^{20}Ne , ^{21}Ne , ^{22}Ne , ^{21}Na , ^{22}Na , ^{23}Na , ^{23}Mg , ^{24}Mg , ^{25}Mg , ^{26}Mg , ^{25}Al , ^{26}Al , ^{27}Al , ^{28}Al , ^{29}Al , ^{28}Si , ^{29}Si , ^{30}Si , ^{29}P , ^{30}P , ^{31}P , y ^{32}S .

El código es capaz de construir un modelo a partir de los dos inmediatamente anteriores de la siguiente forma:

- Se extrapolan linealmente las variables dependientes para tener la primera aproximación del modelo siguiente.
- Se calcula la nueva composición química.
- Se verifica si es necesario agregar o quitar capas (de manera que las variables dependientes no presenten un cambio fraccional mas allá de cierto límite en cada capa)
- Se calculan las condiciones de borde externas (integraciones de las envolturas estelares). En éste esquema es necesario realizar tres.

- Se comienza la iteración de la estructura del modelo. Al mismo tiempo se verifica que las envolturas adoptadas sean adecuadas, caso contrario se las modifica (esto es fundamental en el cálculo de los “loops” cuando la estrella llega a la rama de las gigantes).
- Si las correcciones iterativas son menores que cierta cantidad (típicamente un error del orden de 10^{-4}) se acepta el modelo, se archivan las cantidades de interés y se comienza nuevamente el ciclo.

Una dificultad que aparece cuando se intenta calcular la evolución de una estrella cualesquiera con el código detallado es la necesidad de contar con condiciones iniciales adecuadas para la abundancia de cada uno de los isótopos involucrados en el cálculo. Este es un problema no trivial ya que como es bien sabido, las reacciones nucleares que es necesario considerar tienen escalas de tiempo características que llegan a diferir en varios órdenes de magnitud.

Imaginemos entonces el caso de haber considerado que un isótopo es más abundante que lo correspondiente. La red de reacciones nucleares automáticamente actuará de forma de hacer disminuir la abundancia de dicha especie en forma muy rápida. Por lo tanto la liberación de energía que aparece por gramo y por segundo puede llegar a estar exagerada en varios órdenes de magnitud. Por lo tanto, es imposible conseguir convergencia de los modelos estelares en esas condiciones.

La manera que hemos adoptado para salvar esta dificultad es comenzar la evolución de las estrellas no desde la (mal llamada) Secuencia Principal de Edad Cero (Zero Age Main Sequence) sino desde la pre - secuencia principal. De esta forma todas las abundancias isotópicas se acomodan automáticamente como debe ser (ya que así evolucionan las estrellas en realidad). De esta manera, como se sabe desde hace tiempo, antes de que la estrella llegue a la ZAMS pasa por una etapa relativamente corta en la que la temperatura central llega por primera

vez a ser suficientemente alta como para poder producir la aparición de reacciones nucleares a una tasa apreciable. En ese estado, la estrella “acomoda” las abundancias isotópicas iniciales (que hemos asumido, son las que aparecen en el medio interestelar) a los valores que corresponden al funcionamiento de los ciclos nucleares en cuasi - equilibrio (Ver Clayton 1968).

Las ecuaciones diferenciales de evolución de las abundancias isotópicas son bastante delicadas de integrar debido a lo que discutimos arriba: estas ecuaciones involucran escalas de tiempo muy diferentes. Por otra parte, se trata (en nuestro código) de un sistema de 54 ecuaciones diferenciales alineales en las abundancias. Hemos encontrado que el método propuesto por Arnett & Truran (1969) es muy efectivo a tales propósitos. La idea es escribir estas ecuaciones en forma de diferencias, se desprecian los términos cuadráticos en los cambios de abundancias en cada paso de integración llegando a escribir el sistema de ecuaciones como una ecuación matricial. Cada elemento de matriz depende de las reacciones que vinculan a dos isótopos en particular. Ya que cada isótopo reacciona con muy pocos, esta matriz es esparcida (sparse), lo que es clave aprovechar para poder acelerar los cálculos, ya que estas ecuaciones deben ser resueltas en cada capa del modelo estelar en cada paso evolutivo. Este es un número muy grande, ya que los modelos llegan a estar divididos en hasta unas 2×10^3 capas, mientras que el número de modelos por secuencia evolutiva es del mismo orden.

Afortunadamente, existe un paquete de rutinas para matrices sparse muy adecuadas para nuestros propósitos, detalladas en el libro “Numerical Recipes” (Press et al. 1989). Al incluir estas rutinas, el cálculo de las abundancias isotópicas hemos podido acelerar estos cálculos en hasta un factor ≈ 11 .

Éste es el estado al que se ha llegado luego de un período bastante prolongado de programación y optimización. Con éste código hemos calculado las secuencias evolutivas que se detallan a continuación.

Cabe aquí citar, que dada la generalidad del planteo del problema, otra versión del código ha sido adaptada para el estudio de la evolución de enanas blancas y aún de la evolución planetaria. En el caso de las enanas blancas el trabajo se encuentra bastante avanzado y hemos encontrado resultados interesantes; por otra parte en el caso de evolución planetaria, en estos momentos se ha conseguido los primeros modelos de planetas gigantes con masas del orden de la de Jupiter.

2.2. Ingredientes Específicos

En cuanto a la ecuación de estado del material estelar, actualmente consideramos el tratamiento presentado por Magni & Mazzitelli (1979). En el caso de que existan los datos, preferimos los resultados de Saumon, Chabrier & Van Horn (1995). Si necesitamos la ecuación de estado a densidades muy altas, computamos las cantidades termodinámicas con una rutina que hemos desarrollado en nuestro Observatorio. Dicha rutina tiene en cuenta las correcciones Coulombiana (Hansen 1973), de Intercambio y de Thomas - Fermi, fundamentales para una descripción adecuada del material en el caso de, por ejemplo, enanas blancas.

Las opacidades radiativas que son consideradas en el programa son las del grupo de Lawrence Livermore (OPAL) (Iglesias & Rogers 1993; Rogers & Iglesias 1994) que representan una gran mejora respecto de las tabulaciones anteriores. Para temperaturas menores de $6 \times 10^3\text{K}$ hemos adoptado las opacidades de Alexander & Ferguson (1994) que incluyen las contribuciones moleculares

Las opacidades conductivas se han tomado, para el caso de bajas densidades, del trabajo de Hubbard & Lampe (1969). En el caso de densidades mas altas, adoptamos los resultados de Itoh et al. (1983); Itoh et al. (1984) y Itoh & Kohyama (1993).

En cuanto a las tasas de reacciones nucleares, hemos considerado

las tabulaciones presentadas en Fowler, Caughlan & Zimmerman (1975) y Harris, et al. (1983).

La pérdida de energía por emisión de neutrinos ha sido incluida siguiendo a Itoh et al. (1989); Itoh et al. (1992); Itoh & Kohyama (1983) y Munakata, Kohyama, & Itoh (1987) quienes describen las principales contribuciones a esta emisividad en diferentes condiciones físicas.

Finalmente, en cuanto al tratamiento de la convección, hemos considerado el criterio de estabilidad de Schwarzschild. Además, se necesita una descripción del gradiente de temperatura en el caso de equilibrio convectivo. Para este propósito hemos incluido la teoría standard de la longitud de mezcla (Mixing Length Theory), pero además hemos incluido la teoría recientemente formulada por Canuto & Mazzitelli (1991; 1992) quienes hacen una descripción del flujo convectivo muy mejorada respecto del caso de la MLT.

3. Resultados Obtenidos

Este trabajo comenzó hace ya tiempo (marzo de 1984) cuando la potencia de cálculo disponible en nuestro Observatorio era muy limitada, y estuvo orientado al cómputo de la evolución de estrellas masivas (Benvenuto 1988). Hasta aquel momento, los modelos que habíamos sido capaces de construir no era muy detallados. Gracias a las nuevas facilidades de cálculo con que hoy contamos, esta situación ha podido ser superada ampliamente.

Ya que las enanas blancas presentaban simplificaciones importantes respecto de las estrellas que sufren reacciones nucleares, nos dedicamos al estudio de la evolución de estos objetos. En este caso hemos hallado varios resultados que han sido publicados (Benvenuto & Althaus 1995, 1996ab; Althaus & Benvenuto 1996a) o enviados a para este propósito (Althaus & Benvenuto 1996b).

En cuanto a estrellas con reacciones nucleares, con este programa se han realizado varias “Prácticas de la Especialidad” en nuestra Facultad: Althaus (1992); García (1993) y Panei (1996). Mientras tanto hemos realizado el esfuerzo de completar el programa con los ingredientes físicos arriba citados.

El primer conjunto extenso de resultados evolutivos calculados con el código completo ha sido preparado para el trabajo de Brunini & Benvenuto (1996). Este es un juego de recorridos evolutivos desde el “Track de Hayashi” (objetos completamente convectivos) pasando por la Secuencia Principal hasta el encendido del helio en el interior para objetos de masas desde 0.7 hasta $3.9 M_{\odot}$ con abundancias solares. Estos representan los mejores resultados que se han alcanzado hasta el momento con este proyecto.

En las Figuras 1 - 3 se presentan estos resultados. Estos corresponden a objetos de composición química similar a la solar ($X = 0.70$, $Y = 0.28$ y $Z = 0.02$) y masas desde 0.70 hasta $3.9 M_{\odot}$. Los “tracks” evolutivos han sido computados desde la pre - secuencia hasta que se llega al encendido del helio.

En la Figura 2 se presenta la evolución del centro de los modelos. En este plano se notan claramente que la contracción pre - secuencia principal continua hasta que al llegar a una temperatura del orden de $\approx 10^7\text{K}$, donde comienza la liberación de energía por quema del hidrógeno. Al agotarse el hidrógeno en el centro de la estrella, ésta comienza a colapsar y enfriarse durante un período de tiempo relativamente corto. Más allá de esto, la temperatura central comienza a crecer hasta encender el helio.

En la Figura 3 se detalla la relación edad - luminosidad de los modelos. A medida que la estrella desciende por el track de Hayashi y comienza a desarrollarse un núcleo radiativo, la estrella pasa por un mínimo en la luminosidad que, curiosamente, coincide con el inicio de reacciones nucleares (en tasas apreciables) en el centro de la estrella.

Inmediatamente después, la estrella pasa por un pico en luminosidad que indica muy aproximadamente la “llegada” a la secuencia principal. Esta etapa se prolonga en la zona trazos horizontales. Es claro que la etapa de secuencia principal es donde transcurre la mayor parte de la vida de las estrellas.

4. El Trabajo Futuro

A pesar de que el proyecto de construir una herramienta numérica capaz de calcular la evolución de estrellas en general ha sido en gran parte exitoso, es nuestra impresión que existen todavía dificultades varias por ser resueltas.

Hasta ahora no hemos podido calcular las etapas de pulsos térmicos en la Rama Asintótica de las Gigantes (Asymptotic Giant Branch) ni los flashes de helio, carbono, etc. Esto parece deberse a que no hemos conseguido aproximar los modelos iniciales (a ser corregidos mediante iteraciones) en forma adecuada. Esperamos poder resolver estas dificultades en un futuro próximo. En ese caso podremos calcular la evolución completa de los diferentes tipos de estrellas, hasta pre-supernova o hasta enanas blancas según sea el caso. Además trataremos de incluir el overshooting en los modelos de estrellas masivas.

Agradecimientos: El autor desea agradecer muy especialmente al Dr. Alejandro Feinstein por su constante interés y apoyo hacia este proyecto. No es exagerado afirmar que sin este apoyo, no nos hubiera sido posible haberlo llevado adelante. También quiero agradecer al Lic. Leandro Althaus por la fructífera colaboración que hemos comenzado a desarrollar desde hace varios años, la cual ha sido muy importante en varias etapas de este proyecto.

Referencias

- Althaus, L. G., *“Enfriamiento de enanas blancas”*, Práctica de la Especialidad FCAGLP (1992)
- Althaus, L. G., Benvenuto, O. G., *“The evolution of DB white dwarfs in the Canuto & Mazzitelli theory of convection”* MNRAS 278, 981 (1996a)
- Althaus, L. G., Benvenuto, O. G., *“The evolution helium white dwarfs of low and intermediate mass”* ApJ, Enviado para su publicación (1996b)
- Benvenuto, O. G., *“Evolución de estrellas masivas”*, Tesis Doctoral FCAGLP (1988)
- Benvenuto, O. G., Althaus, L. G., *“White dwarf evolution and crystallization”* ApSS 234, 11 (1995)
- Benvenuto, O. G., Althaus, L. G., *“The luminosity evolution of strange dwarf stars”* Physical Review D 53, 635 (1996a)
- Benvenuto, O. G., Althaus, L. G., *“The structure and thermal evolution of strange dwarf stars”*, ApJ, Aceptado para su publicación (1996b)
- Brunini, A., Benvenuto, O. G., *“On the age of β Pictoris”* MNRAS Letters, Enviado para su publicación.
- García, A. E., *“Evolución estelar desde la rama horizontal”* Práctica de la Especialidad FCAGLP (1993)
- Panei, J. A., *“Evolución de estrellas de Helio”* Práctica de la Especialidad FCAGLP (1996)

Otras referencias

- Alexander, D.R., Ferguson, J.W., 1994, ApJ 437, 879
- Arnett, W.D., Truran, J.W., 1969, ApJ 157, 339
- Canuto, V. M., Mazzitelli, I. 1991, ApJ 370, 295
- Canuto, V. M., Mazzitelli, I. 1992, ApJ 389, 724
- Clayton, D.D., 1968, Principles of Stellar Evolution and Nucleosynthesis, Mc Graw Hill, New York
- Fowler, W.A., Caughlan, G.R., Zimmerman, B.A., 1975, ARA&A 13, 69
- Hansen, J. P. 1973, Phys. Rev. A 8, 3096
- Harris, M.J., Fowler, W.A., Caughlan, G.R., Zimmerman, B.A., 1983, ARA&A 21, 165
- Hubbard, W. B., Lampe, M. 1969, ApJS 18, 297
- Iglesias, C.A., Rogers, F.J., 1993, ApJ 412, 752
- Itoh, N., Mitake, S., Iyetomi, H., Ichimaru, S. 1983, ApJ 273, 774
- Itoh, N., Kohyama, Y., Matsumoto, N., Seki, M., 1984, ApJ, 285, 758
- Itoh, N., Adachi, T., Nakagawa, M., Kohyama, Y., Munakata, H. 1989, ApJ 339, 354
- Itoh, N., Mutoh, H., Hikita, A. 1992, ApJ 395, 622
- Itoh, N., Kohyama, Y., 1993, ApJ, 404, 268

- Kippenhahn, R., Weigert, A., Hofmeister, E. 1967, *Methods in computational Physics*, 7, Eds. B. Alder, S. Fernbach, M. Rottenberg (New York: Academic Press), 129
- Magni, G., Mazzitelli, I., 1979, *A&A* 72, 134
- Munakata, H., Kohyama, Y., Itoh, N. 1987, *ApJ* 316, 708
- Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., Flannery, B. P., 1992, "Numerical Recipes, The Art of Scientific Computing", Cambridge University Press
- Rogers, F. J. Iglesias, C. A. 1994, *Science*, 263, 50
- Saumon, D, Chabrier, G., Van Horn, H. M. 1995, *ApJS* 99, 713

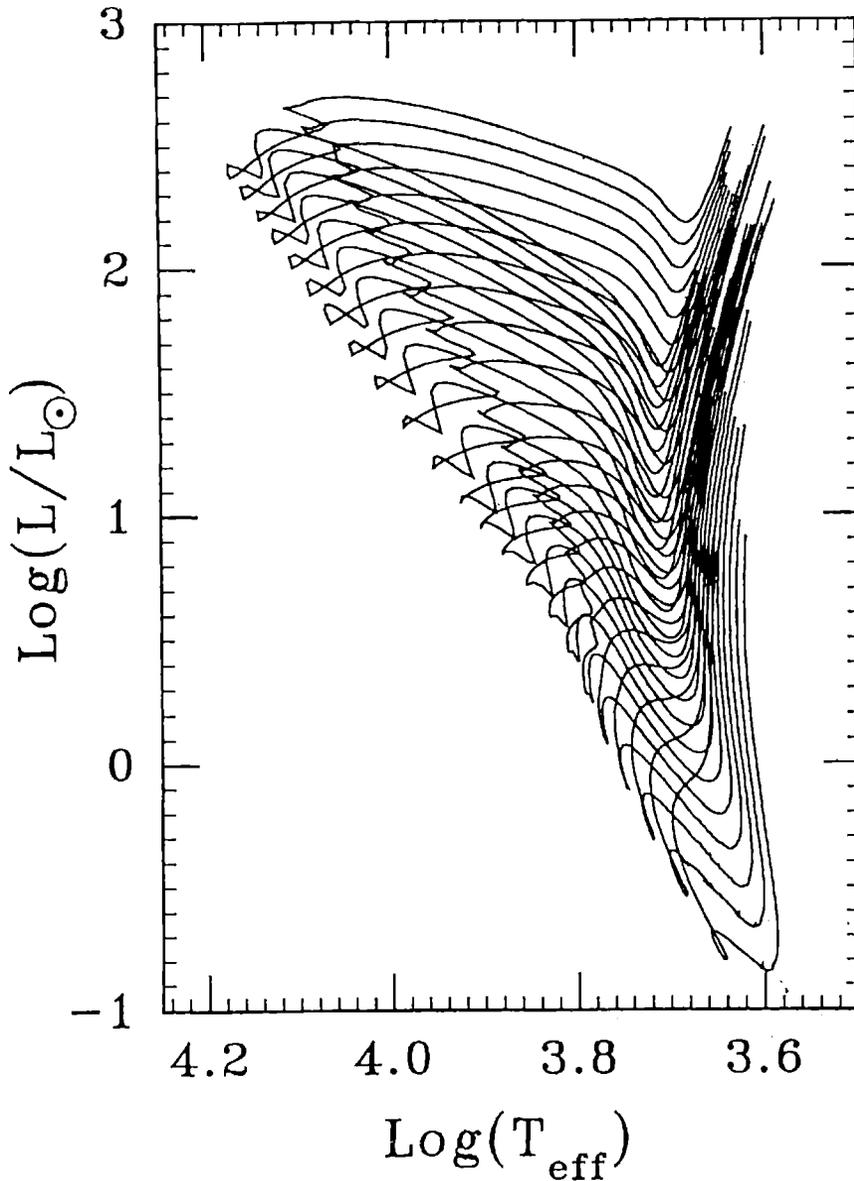


Figura 1: El diagrama de Hertzsprung - Russell para estrellas de masas de 0.70, 0.80, 0.90, 1.0, 1.1, 1.2, 1.3, 1.4, 1.5, 1.6, 1.7, 1.8, 1.9, 2.1, 2.3, 2.5, 2.7, 2.9, 3.1, 3.3, 3.5, 3.7, 3.9, M_{\odot} con una composición química de $X = 0.70$, $Y = 0.28$ y $Z = 0.02$. Los recorridos evolutivos comienzan con la pre - secuencia principal y luego de quemar el hidrógeno en el centro de la estrella, vuelve a expandirse hacia la rama de las gigantes. Estos cálculos han sido llevados a cabo con el código más detallado que considera 54 isótopos.

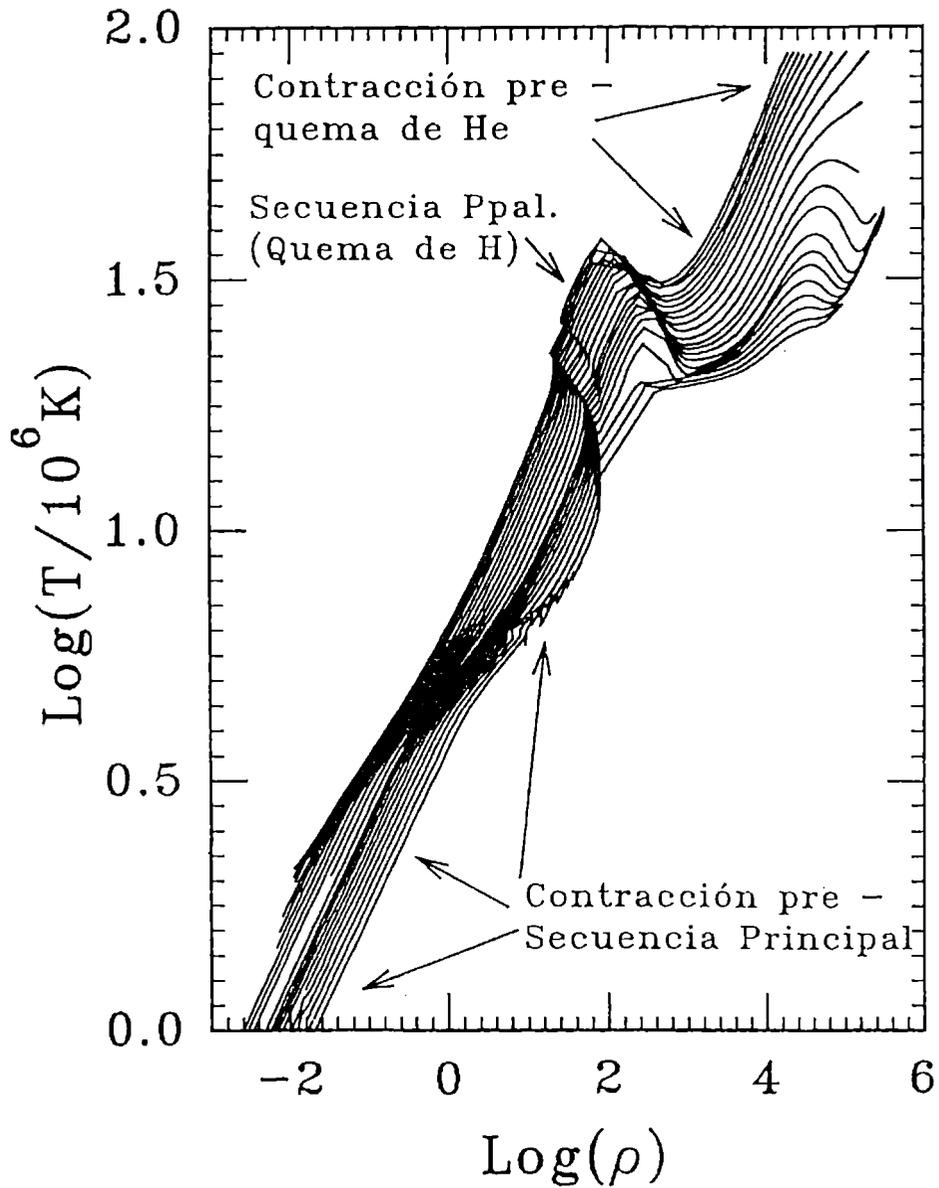


Figura 2: La evolución de la parte central de los modelos incluidos en la Fig. 1. En este plano se notan claramente las etapas de contracción pre - secuencia principal, de secuencia principal y de contracción pre - quema de helio

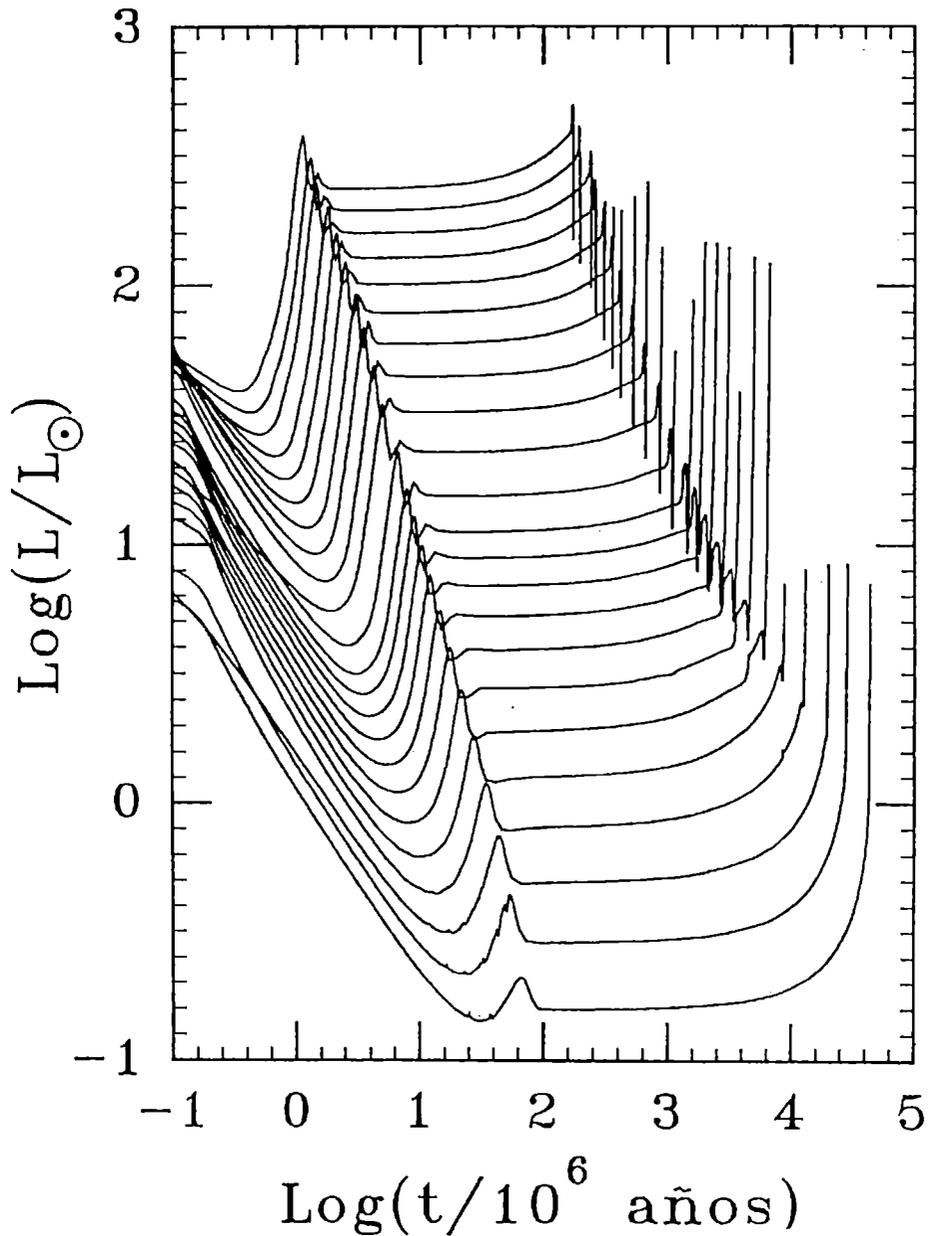


Figura 3: La relación edad - luminosidad de los modelos. El primer pico de cada recorrido evolutivo corresponde a la "llegada" a la secuencia principal. Esta etapa se prolonga en la zona trazos horizontales. Es claro que la etapa de secuencia principal es donde transcurre la mayor parte de la vida de las estrellas.