

# Capítulo 2

## Modelos evolutivos de enanas blancas DA

Resultados publicados en el siguiente artículo:

- Evolution of a  $3 M_{\odot}$  star from the main sequence to the ZZ Ceti stage: the role played by element diffusion, Althaus, Serenelli, Córscico & Benvenuto, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 330, 685, (2002)

Antes de abordar el tema central de esta Tesis, en este Capítulo describiremos las principales características de nuestros modelos en equilibrio que representan enanas blancas DA.

Los cálculos pulsacionales presentados en esta Tesis están basados en modelos evolutivos de enanas blancas construidos a partir de una descripción física muy detallada. Estos modelos representan una mejora sustancial respecto de los modelos evolutivos utilizados en estudios pulsacionales previos. Específicamente, en este trabajo hemos empleado dos grupos de modelos en equilibrio. En el primer grupo la evolución de pre-enana blanca no ha sido tenida en cuenta, y los modelos iniciales han sido obtenidos a partir de un procedimiento de calentamiento artificial. Esta técnica para obtener modelos iniciales de enanas blancas ha sido descrita en varios estudios previos, entre ellos en Althaus & Benvenuto (2000), y referimos al lector a ese artículo para más detalles. Aquí sólo mencionaremos que esta técnica inicialmente produce algunos modelos físicamente inconsistentes, los cuales, luego de bloqueado ese calentamiento artificial, convergen hacia el track correcto de enfriamiento de enanas blancas. Así, las estructuras que se obtienen en la etapa de las ZZ Ceti corresponden efectivamente a enanas blancas DA. Este procedimiento para obtener modelos iniciales de enanas blancas es válido siempre que la técnica de calentamiento artificial se aplique a temperaturas efectivas mucho más elevadas respecto de las correspondientes a las de las ZZ Ceti ( $T_{\text{eff}} \approx 12000 \text{ K}$ )<sup>1</sup>. Si bien estos modelos no son completamente autoconsistentes, poseen la cualidad de ser muy apropiados y “flexibles” a la hora de realizar estudios astrosismológicos, en los cuales surge la necesidad de variar parámetros tales como la masa estelar y la masa de las envolturas de helio e hidrógeno para explorar los efectos sobre las pulsaciones.

---

<sup>1</sup>Esta técnica también es válida para generar modelos iniciales de enanas blancas DB, las cuales, como mencionamos en el Capítulo 1, pulsan a temperaturas efectivas cercanas a los 24000 K.

El segundo grupo de estructuras en equilibrio empleadas en esta Tesis corresponde a una nueva generación de modelos de enanas blancas que han sido calculados teniendo en cuenta de manera autoconsistente la historia evolutiva previa, las reacciones nucleares y la difusión microscópica de los elementos. La descripción de estos nuevos modelos es el principal objetivo de este Capítulo.

Es evidente que modelos realistas de estrellas enanas blancas son de importancia fundamental para el entendimiento de las propiedades oscilatorias de estas estrellas, y en especial a la hora de interpretar la riqueza de información ofrecida por las observaciones disponibles. En el contexto de las variables DAV, la mayor parte de las investigaciones existentes se basan en modelos evolutivos estelares muy simplificados. Esto es particularmente cierto con respecto al tratamiento de la distribución de abundancias químicas. En este sentido, los perfiles de carbono y oxígeno son usualmente tratados como parámetros libres. En adición, la distribución de abundancias químicas es considerada fija durante la evolución a través del dominio de inestabilidad, y peor aún, muchos estudios adoptan la aproximación de equilibrio difusivo en la aproximación *trace element* para determinar la distribución de abundancias en las interfases químicas (ver Sección 2.2). También vale la pena mencionar que la liberación de energía nuclear debido al quemado de hidrógeno en la base de la envoltura suele ser despreciada en la construcción de modelos evolutivos empleados en los estudios de pulsación de estrellas DAVs. Esto es solamente justificado si la enana blanca es formada con envolturas de hidrógeno relativamente delgadas. Sin embargo, si la envoltura de hidrógeno es masiva, las reacciones de quema de hidrógeno representan una fuente apreciable de energía aún durante los estados evolutivos de las ZZ Ceti (Althaus, Serenelli, Córscico & Benvenuto 2002; Iben & Tutukov 1984). Los detalles del quemado nuclear son más complejos si la difusión de elementos químicos es considerada. En efecto, cálculos evolutivos de enanas blancas con difusión dependiente del tiempo muestran que la combustión nuclear a través de las reacciones del ciclo CNO desempeña un papel diferente dependiendo del valor de la masa de helio existente entre la envoltura rica en hidrógeno y las capas internas ricas en carbono y helio, la cual depende críticamente de la fase en la cual el progenitor abandona la AGB durante las etapas de pulsos térmicos (ver D'Antona & Mazzitelli 1990 para más detalles).

En la siguiente subsección describiremos las principales características de la nueva generación de modelos de enanas blancas, cuyas propiedades pulsacionales son analizadas en la primera parte del Capítulo 6. Tales modelos evolutivos nunca han sido tenidos en cuenta en cálculos pulsacionales de enanas blancas DAs, y su construcción ha sido parte de los objetivos de esta Tesis, especialmente en lo que concierne a la exploración de sus propiedades pulsacionales.

## 2.1 Nuevos modelos evolutivos de enanas blancas DA

Los cálculos de pulsación presentados en esta Tesis están basados en modelos de enanas blancas generados a partir de un código de evolución estelar utilizado en varios estudios previos de enanas blancas (ver, por ejemplo, Althaus & Benvenuto 1997, 2000; Benvenuto & Althaus 1998; Althaus, Serenelli & Benvenuto 2001). Este código ha sido apropiadamente modificado recientemente con el objeto de calcular los estados evolutivos previos a la formación de enanas blancas (los modelos re-

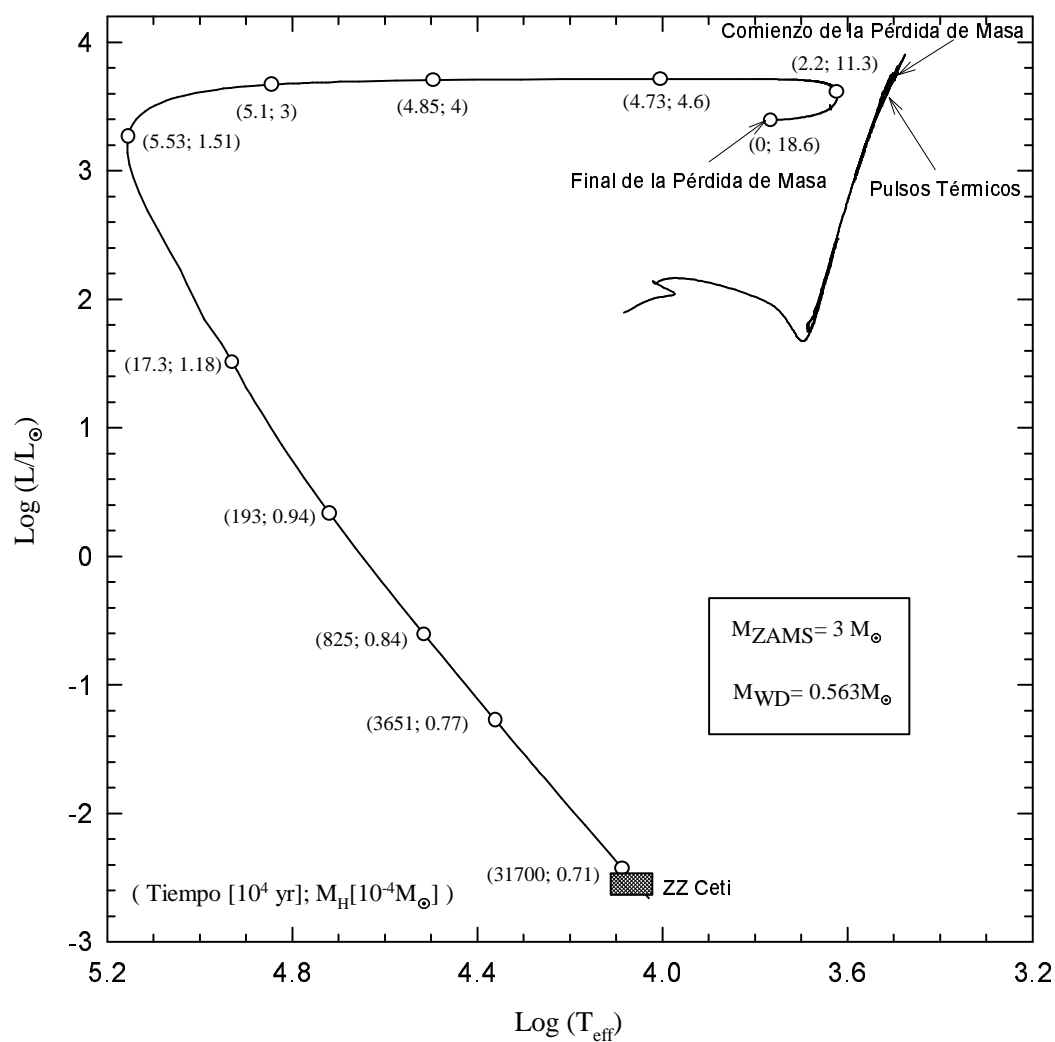


Figura 2.1: Diagrama Hertzsprung-Russell para la evolución de nuestro modelo estelar de  $3 M_{\odot}$ , desde la ZAMS hasta la etapa de enana blanca. Por claridad, los estados evolutivos correspondientes a los episodios de pérdida de masa no son mostrados. Los números entre paréntesis al lado de cada círculo a lo largo del track dan la edad (en  $10^4$  años) medida desde el final de la pérdida de masa y la masa de hidrógeno en las capas externas en unidades de  $10^{-4} M_{\odot}$ . La región correspondiente a la banda de inestabilidad de las estrellas ZZ Ceti es mostrada como una región sombreada. Como resultado de los episodios de pérdida de masa, la masa estelar decrece desde 3 a  $0.563 M_{\odot}$ . Notemos que después del final de la pérdida de masa, la estrella retorna hacia temperaturas efectivas bajas donde se quema una fracción apreciable del contenido de hidrógeno. Durante esta fase, la evolución es muy lenta.

sultantes seán analizados pulsacionalmente en el Capítulo 6). En líneas generales, dicho código está basado en el método de Kippenhahn, Weigert & Hofmeister (1967) para el cálculo de evolución estelar. En particular, las ecuaciones que describen la estructura y evolución de una estrella (ver Apéndice C.1) son resueltas utilizando un método Newton-Raphson generalizado el cual permite obtener correcciones a todas las variables y en todas las capas a partir de ecuaciones algebraicas linealizadas.

La descripción física considerada en nuestros modelos es lo mas detallada y actualizada posible. Brevemente, mencionemos que incluye opacidades radiativas OPAL para metalicidades arbitrarias (Iglesias & Rogers 1996), complementadas a bajas temperaturas con las opacidades moleculares de Alexander & Ferguson (1994). En particular, opacidades para distintas metalicidades son requeridas durante la evolución de enanas blancas cuando en los cálculos se tiene en cuenta la difusión de elementos. Las opacidades conductivas para el régimen de alta densidad son aquellas de Itoh et al. (1983) y Hubbard & Lampe (1969) para bajas densidades. Los rates de emisión de neutrinos son tomados en cuenta según la formulación de Itoh y colaboradores (ver Althaus & Benvenuto 1997 para detalles). Con respecto a la ecuación de estado, los modelos consideran ionización parcial, presión de radiación, contribuciones iónicas, electrones parcialmente degenerados e interacciones Coulombianas. Para el régimen de enana blanca empleamos una versión actualizada de la ecuación de estado de Magni & Mazzitelli (1979). Hemos considerado una red nuclear que incluye 30 rates de reacciones nucleares para la combustión del hidrógeno (correspondiendo a la cadena protón-protón y al ciclo CNO) y la quema del helio. Los rates de reacciones nucleares son tomados de Caughlan & Fowler (1988), excepto para la reacción  $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$  la cual es tomada de Angulo et al. (1999) (este rate es aproximadamente dos veces más grande que la de Caughlan & Fowler 1988). El cambio en la composición química resultante de la combustión nuclear es calculado por medio de un método implícito estandar de integración. En particular, seguimos la evolución de las especies  $^1\text{H}$ ,  $^3\text{He}$ ,  $^4\text{He}$ ,  $^7\text{Li}$ ,  $^7\text{Be}$ ,  $^{12}\text{C}$ ,  $^{13}\text{C}$ ,  $^{14}\text{N}$ ,  $^{15}\text{N}$ ,  $^{16}\text{O}$ ,  $^{17}\text{O}$ ,  $^{18}\text{O}$  y  $^{19}\text{F}$ . La convección es tratada siguiendo la formulación estandar de la Mixing Length Theory (MLT) (Böhm-Vitense 1958). El criterio de Schwarzschild fue usado para determinar los bordes de las regiones convectivas. Overshooting y semi-convección no fueron considerados.

Para los modelos analizados pulsacionalmente cuyos resultados son presentados en la primer parte del Capítulo 6, hemos seguido la evolución de una estrella inicialmente de  $3 M_{\odot}$  comenzando desde la Secuencia Principal de Edad Cero (ZAMS). La metalicidad adoptada  $Z$  es  $Z = 0.02$  y la abundancia por masa de hidrógeno y helio son, respectivamente,  $X_{\text{H}} = 0.705$  y  $X_{\text{He}} = 0.275$ . La evolución ha sido calculada a masa estelar constante durante toda las etapas desde la quema de hidrógeno y helio en el núcleo hasta la AGB donde ocurren los pulsos térmicos del helio. Para alcanzar una configuración de enana blanca, una pérdida de masa artificial ha sido incorporada en nuestro código evolutivo. Específicamente, la pérdida de masa fue iniciada cuando el progenitor de enana blanca estaba experimentando su pulso térmico número 11. El rate de pérdida de masa fue  $10^{-4} M_{\odot} \text{ años}^{-1}$ . Deseamos mencionar que debido a las altas demandas computacionales involucradas en los cálculos que hemos llevado a cabo aquí, particularmente considerando el tratamiento de la evolución de enana blanca con la difusión dependiente del tiempo, nos restringimos exclusivamente a examinar *un* caso de evolución para el progenitor de enana blanca.

El diagrama HR completo de nuestro modelo es mostrado en la Figura 2.1. Nuestra simulación numérica cubre todas las fases evolutivas del objeto desde la

ZAMS hasta el dominio de las estrellas ZZ Ceti sobre la rama de enfriamiento de las enanas blancas. La edad (en unidades de  $10^4$  años) desde el final de los episodios de pérdida de masa y la masa de hidrógeno (en unidades de  $10^{-4} M_{\odot}$ ) son indicados para puntos seleccionados a lo largo del track. Por claridad, las fases evolutivas correspondientes a la pérdida de masa no han sido graficadas.

Detalles específicos de la evolución de este objeto son dados en nuestro artículo Althaus, Serenelli, Córscico & Benvenuto (2002) y en Serenelli (2002). En particular, quisiéramos destacar aquí que como resultado de los episodios de pérdida de masa, la masa estelar es reducida desde  $3 M_{\odot}$  hasta  $0.563 M_{\odot}$ . Notemos finalmente que la masa de hidrógeno que queda en las capas externas al comienzo de la rama de enfriamiento es  $1.5 \times 10^{-4} M_{\odot}$ , y ésta es reducida a  $7 \times 10^{-5} M_{\odot}$  en el momento en que es alcanzado el dominio de las ZZ Ceti. Debido a que no hemos considerado episodios adicionales de pérdidas de masa durante la etapa de nebulosa planetaria o en los comienzos de la rama de enfriamiento, el valor obtenido para la masa final de hidrógeno debería ser considerado como un límite superior. Queremos enfatizar que en los cálculos hemos adoptado una metalicidad inicial de  $Z = 0.02$ ; valores mucho más bajos de  $Z$  deberían dar lugar a mayores masas de la envoltura final de hidrógeno para la misma masa estelar (ver, por ejemplo, Iben & MacDonald 1986).

## 2.2 Equilibrio difusivo en la aproximación de *trace element*

La mayor parte de los estudios de pulsaciones de enanas blancas publicados hasta la fecha se basan en modelos estelares cuyos perfiles de composición química interna en las interfases son modeladas bajo la suposición de equilibrio difusivo en la aproximación *trace element* (ver Tassoul, Fontaine & Winget 1990 y Apéndice C.3). La principal motivación para considerar esta aproximación es evitar la solución del problema de la difusión de elementos dependiente del tiempo a medida que la enana blanca evoluciona. En el marco de tal aproximación, el perfil de la región de la interfase química es muy simple: su forma funcional es una ley de potencias. La transición resultante consta de dos regiones: una parte superior en la cual un elemento es dominante y el otro es considerado como traza (minoritario), y una región inferior en la cual el carácter mayoritario y minoritario de los respectivos elementos es invertido. Debido a que las dos soluciones son ajustadas satisfaciendo la condición de conservación de la masas de cada elemento (ver Apéndice C.3), se produce una discontinuidad en la derivada en el punto de empalme. Los exponentes de la solución en leyes de potencia está directamente relacionado al estado de ionización del plasma estelar (ver Arcoragi & Fontaine 1980). Así, la estratificación química de la zona completa de la interfase, en el marco de este tratamiento estandar, puede ser modificado sólo si el plasma experimenta una modificación en el estado de ionización como resultado de la evolución estelar. Cálculos pulsacionales de enanas blancas en los cuales esta aproximación es usada para el modelado de las interfases químicas son aquellos de, por ejemplo, Bradley (1996, 1998ab, 2001), Bradley & Winget (1994), Brassard et al. (1991, 1992ab), Montgomery & Winget (1999), Metcalfe, Nather & Winget (2000), Metcalfe, Winget & Charbonneau (2001), Montgomery, Metcalfe & Winget (2001).

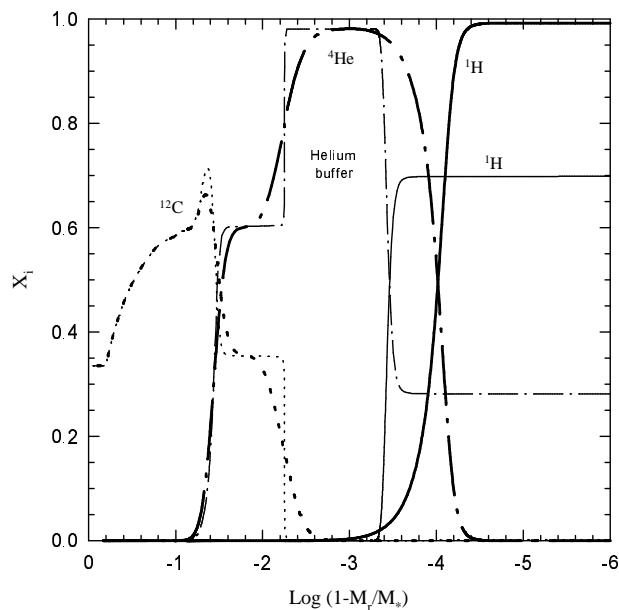


Figura 2.2: Perfiles de abundancia para nuestro remanente de enana blanca de  $0.563 M_{\odot}$  para dos modelos seleccionados justo después del punto máximo en temperatura efectiva (líneas finas) y cerca del comienzo del régimen de las ZZ Ceti. Los modelos están caracterizados por valores  $(\log L/L_{\odot}, \log T_{\text{eff}})$  de  $(3.1, 5.15)$  y  $(-2.48, 4.07)$  (líneas finas y gruesas, respectivamente). En particular, la distribución de hidrógeno, helio y carbono (línea sólida, línea de trazos y puntos y líneas punteadas, respectivamente) es mostrada en función de la fracción de masa externa. El efecto de la difusión de elementos en la distribución de abundancias químicas es claramente notable.

### 2.3 Difusión de elementos dependiente del tiempo

Como se ha mencionado, el cálculo de modelos evolutivos de enanas blancas tratado en forma autoconsistente con la difusión dependiente del tiempo es un aspecto importante de esta Tesis. Como fue descrito en la Sección anterior, en la mayoría de los estudios previos de pulsación de enanas blancas el equilibrio difusivo en la aproximación *trace element* ha sido usada para especificar la forma del perfil químico en las regiones de transición en composición. Sin embargo, la aproximación de equilibrio difusivo no es válida cuando las escalas de tiempo de difusión son comparables a las escalas de tiempo evolutivas. En particular, el equilibrio difusivo en capas profundas de la enana blanca no es una aproximación apropiada aún a edades características de la etapa ZZ Ceti. En efecto, se conoce que durante tales estados, la difusión modifica la distribución espacial de los elementos, en particular en las interfases químicas (ver Iben & MacDonald 1985). Para un tratamiento más adecuado de las interfases químicas, nosotros hemos considerado los procesos de sedimentación gravitacional, difusión química y térmica siguiendo el tratamiento de Burgers (1969) para gases multicomponentes (ver Apéndice C.2 para detalles). En el contexto de la evolución de enanas blancas DA, el tratamiento para la difusión que hemos usado ha sido empleado por Iben & MacDonald (1985, 1986) y también por Althaus, Serenelli & Benvenuto (2001) para evaluar el papel desempeñado por la difusión en la ocurrencia de flashes termonucleares de hidrógeno en enanas blancas de baja masa con núcleos de helio. La forma de la zona de transición en composición química, como mencionamos en el Capítulo 1, es un punto de crucial importancia en lo que se

refiere a las pulsaciones de enanas blancas. En particular, ésta contribuye a la forma del término de Ledoux contenido en la frecuencia de Brunt-Väisälä (ver Ecuaciones 3.21-3.23 del Capítulo 3) y juega un papel crítico en el fenómeno de *mode trapping* en enanas blancas (ver Capítulo 6).

A continuación mostraremos el efecto de la difusión dependiente del tiempo sobre los perfiles químicos. En la Figura 2.2 mostramos la estratificación química de la enana blanca en el dominio de la banda de inestabilidad (líneas gruesas) junto con la correspondiente al comienzo del track de enfriamiento (líneas finas). La acción de la difusión es claramente apreciable en esta figura. Notablemente, cuasi-discontinuidades en la distribución inicial de abundancias son suavizadas considerablemente por la difusión de elementos. En efecto, los procesos de la difusión modifican fuertemente la pendiente de los perfiles químicos en las capas externas a lo largo del track de enfriamiento de la enana blanca. Notemos que debido a la acción de los procesos de difusión y quema nuclear la envoltura pura de hidrógeno para el modelo correspondiente al dominio de inestabilidad de las ZZ Ceti posee una masa de  $\log(M_{\text{H}}/M_*) = -3.905$ . No obstante, como puede verse en la figura, la cola del perfil de hidrógeno llega a regiones profundas del modelo. La forma suave de los perfiles químicos en la transición de hidrógeno-helio tiene una importancia fundamental al momento de considerar el espectro de modos  $g$  de la estrella, como veremos en Capítulos subsiguientes. Notemos que la difusión no modifica los perfiles químicos en la región del núcleo, y esto es debido a que la escala de tiempo de difusión es mucho mayor que la escala de tiempo evolutiva en esa zona. Sin embargo, notemos que la base de la envoltura de helio, a pesar de estar localizada en regiones relativamente profundas, es notablemente afectada por la difusión: el perfil químico es apreciablemente suavizado por la acción de la difusión aún para valores de  $\log(1 - M_r/M_*) \sim -2$ . El valor de la masa de la envoltura de helio es de  $\log(M_{\text{He}}/M_*) = -1.604$ .