

Tesis Doctoral

*Formación y Evolución de Enanas Blancas
Deficientes en Hidrógeno*

Autor: Lic. Jorge Alejandro Panei

Director: Dr. Leandro Gabriel Althaus



Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Universidad Nacional de La Plata

1° de julio de 2004

Introducción

Aproximadamente el 95% del gas interestelar es H I y menos del 1% elementos pesados y moléculas.

La mayoría de las estrellas aún en etapas avanzadas de su evolución poseen H en sus envolturas.

Sin embargo, existen estrellas cuyos espectros revelan ausencia de H: **R Coronae Borealis (RCB)**, **PG1159**, **Wolf–Rayet CSPNe**, entre otras.

Los mecanismos posibles que forman estrellas **RCB** (Iben et al., 1996):

- Un **flash termonuclear tardío** (posterior a la quema de H) en la capa rica en helio de una estrella central de nebulosa planetaria.
- El **colapso de un sistema binario** compuesto de una WD de He y otra de C–O con envoltura en común.
- La **fusión de dos estrellas**, una de neutrones y una estrella rica en He.

El escenario que explica a las estrellas **post-AGB** las **WR CSPNe** y sus descendientes más directos las **PG1159** involucra un **pulso térmico tardío** → *born again*.

Pero existen otras estrellas, con un espectro de **He casi puro**, que **no pasan por la fase AGB**. Estas provienen de la **EHB** y evolucionan directamente a WD. Estrellas conocidas como **AGB-manqué**.

El mecanismo más aceptado, para la formación de estrellas **post-AGB** deficientes en hidrógeno, es el de un **pulso térmico final**. Durante dicho pulso la **envoltura de H es completamente destruida** por combustión nuclear o **diluida** por mezcla convectiva. Existen 3 escenarios posibles:

- i) un pulso térmico final (**AFTP**), ocurrido antes de salir de la AGB.
- ii) un pulso térmico tardío (**LTP**), sucede durante la evolución post-AGB cuando la quema de H está todavía presente, sucediendo en su camino hacia altas temperaturas a luminosidad cte.
- iii) un pulso térmico muy tardío (**VLTP**), sucede sobre la rama de enfriamiento y la combustión del H ha cesado.

Los 3 conducen a estrellas post-AGB con baja abundancia superficial de H: éste es o diluido por el *dredge up* (en el caso de AFTP o LTP) o bien es completamente quemado (a través del VLTP).

En esta tesis desarrollaremos el tercer escenario describiendo su historia previa.

El escenario **VLTP** → antes del último pulso:

remanente post-AGB → núcleo degenerado de C–O, por encima una delgada capa convectiva que quema He en forma inestable → gran flujo de energía → zona convectiva cuyo borde superior se propaga hacia la superficie → el H externo es transportado hacia el interior → quema mediante $^{12}\text{C}(p, \gamma)^{13}\text{N}$.

Tiempo de escala de quema de protones es comparable a los tiempos de mezcla.

Gran energía liberada por quema de protones → desdoblamiento de la región convectiva → la superior quema H y la inferior He.

Flash debido a quema de protones a temperaturas elevadas $\approx 10^8\text{K}$, temperaturas típicas de quema de He. La mayor parte de H remanente en la estrella es introducido dentro de la capa que quema He y así es quemado casi por completo.

Expansión a dimensiones de gigante roja → escenario *born again*.

Luego del *born again* la estrella se desplaza en el H–R hacia temperaturas elevadas y a $L \simeq \text{cte}$, hacia el dominio de las **PG1159**.

PG1159 → nexo evolutivo e/ supergigantes y WD.

PG1159 entre **75.000K** y **180.000K**, su prototipo es la estrella PG1159–035. Esta etapa dura **10^4 - 10^5 años**, luego se apaga la capa de quema de He → evoluciona a WD.

Más del 90% de las estrellas terminan como **WD**. Entre ellas el **$\approx 20\%$** son WD deficientes en H (**DB**).

→ ¡ **$\approx 20\%$ de las estrellas que se forman en el universo experimentarían un flash termonuclear tardío!**

El por qué de esta tesis

- Demostrar que existe una conexión evolutiva entre las estrellas post-AGB deficientes en hidrógeno y las enanas blancas de tipo espectral DB.
- Desarrollar modelos evolutivos detallados con aplicaciones a:
 - 1 . **Astrosismología**: estrellas pulsantes PG1159 (GWVir) y DBV: mecanismo de pulsación, estratificación química y variaciones de período. Los períodos de **oscilación** dependen sensiblemente de la **estructura interna**.
 - 2 . **Física nuclear**: poder estudiar en detalle durante los escenarios AGB y *born again* la nucleosíntesis que lleva a la formación de **elementos pesados** mediante la captura lenta de neutrones (procesos *s*).
 - 3 . **Física teórica**:
 - a . Las enanas blancas se enfrían por liberación de neutrinos. Las mismas podrán establecer cotas para la tasa de **emisión de neutrinos**.
 - b . Establecer cotas para **partículas masivas débilmente interactuantes**.
 - c . Estudio de la variación de **constantes fundamentales** (como la cte. de gravitación, G ; la cte. de estructura fina, α ; etc)

- 4 . El estudio de las enanas blancas tienen muchas **aplicaciones astrofísicas**.
 - a . Gracias al desarrollo de telescopios de alta resolución se pueden observar objetos cada vez más débiles, por lo que las WD pueden ser utilizadas para el **cálculo de edades** del disco galáctico, cúmulos globulares, etc; por lo que es necesario tener modelos lo más realistas posible.
 - b . El empleo de WD como **indicadores de distancia** a cúmulos globulares.
 - c . Contribución de las enanas blancas a la **materia oscura**.

Modelos computados

Se calculó la evolución para modelos con masas 2.5, 2.7 y $5M_{\odot}$.

Para el modelo de $2.7M_{\odot}$ se computó la evolución completa:

ZAMS → RGB → fase AGB → escenario *born again* → PG1159 → WD

Código

Código de evolución estelar **LPCODE** (en lenguaje FORTRAN 77, con más de 27.000 líneas). Desarrollado íntegramente en el **Observatorio de La Plata**.

Basado en el método de Kippenhahn, Weigert y Hofmeister (Kippenhahn et al., 1967) para calcular evolución estelar.

Se integra la envoltura para especificar condiciones límites externas.

Variable independiente $\xi = \ln(1 - M_r/M_*) = \ln(q) \rightarrow$ coord. lagrangiana.

Variables dependientes: **radio** (r), **presión** (P), **luminosidad** (l) y **temperatura** (T). Para la convergencia del cálculo se itera sobre el cambio temporal de estas cuatro variables y no la variable en sí misma.

Opacidades:

Opacidades radiativas **OPAL** (tienen en cuenta composiciones ricas C y O) para metalicidades arbitrarias (**Iglesias & Rogers**, 1996).

Para bajas temperaturas \rightarrow opacidades de **Alexander & Ferguson** (1994).

EOS:

Régimen de **bajas densidades** → ionización parcial para composiciones de H y He, presión de radiación y contribución de los iones.

Régimen de **altas densidades** → e^- parcialmente degenerados e interacciones coulombianas.

Régimen de **WD** → **EOS de Magni y Mazzitelli** (1979).

Cristalización → constante de acoplamiento, $\Gamma \equiv Z^2 e^2 / \bar{r} k_B T = 180$.

Tasa de **emisión de neutrinos** → opacidades conductivas y emisión de neutrinos por Bremsstrahlung en la fase de cristalización, **Itoh et al.** (1984), (1987).

Reacciones nucleares:

Quema de H: cadena protón-protón y ciclo CNO. Quema de He. Ignición de C.

Red de 34 reacciones termonucleares con 17 isótopos: ^1H , ^2H , ^3He , ^4He , ^7Li , ^7Be , ^{12}C , ^{13}C , ^{14}N , ^{15}N , ^{16}O , ^{17}O , ^{18}O , ^{19}F , ^{20}Ne , ^{22}Ne y ^{24}Mg .

Algunas reacciones fueron tomadas de **Caughlan y Fowler** (1988) y otras de **Angulo** (1999).

Evolución química:

Se emplea un esquema dependiente del tiempo para el tratamiento simultáneo de los cambios químicos debido a la quema nuclear y la mezcla **convectiva**, **semiconvectiva**, inestabilidad tipo *Rayleigh-Taylor* (*salt finger*) y *overshooting* (OV). La ec. que se resuelve es:

$$\left(\frac{d\vec{Y}}{dt} \right) = \left(\frac{\partial \vec{Y}}{\partial t} \right)_{\text{nuc}} + \frac{\partial}{\partial M_r} \left[(4\pi r^2 \rho)^2 D \frac{\partial \vec{Y}}{\partial M_r} \right] \quad (1)$$

\vec{Y} → fracción numérica de todas las especies nucleares.

1^{er} término → reacciones termonucleares.

2^{do} término → convección, semiconvección, *salt finger* y OV tratados como proceso de difusión.

Esquema de linealización → Arnett y Truran (1969).

Difusión en la etapa de WD:

Asentamiento gravitacional y difusión química y térmica para ^1H , ^3He , ^4He , ^{12}C , ^{14}N y ^{16}O para un dado isótopo i (w_i : velocidad de difusión) (Burgers, 1969):

$$\left(\frac{\partial Y_i}{\partial t}\right)_{\text{dif}} = -\frac{\partial}{\partial M_r} (4\pi r^2 \rho Y_i w_i), \quad (2)$$

Overshooting:

Decaimiento exponencial para el OV en los bordes de las regiones convectivas.

$$D_{\text{ov}} = D_0 \exp\left(\frac{-2z}{H_v}\right), \quad (3)$$

D_0 → coef. de difusión en el límite de la zona convectiva.

z → dist. radial desde el borde de la zona convectiva.

$H_v = f H_P$ → f parámetro de OV y H_P altura de escala de la presión ($f = 0.015$).

Tratamiento de la convección:

Teoría de la *mixing length* no-lineal de convección doble difusiva que se aplica en los regímenes inestables convectivos, semiconvectivos y *salt finger* (Grossman & Taam, 1996). Coeficiente de difusión $D = \ell\sigma$, donde $\ell = \alpha H_P$ es la longitud de mezcla y σ la velocidad turbulenta ($\alpha = 1.5$).

Tasa de pérdida de masa:

Durante la evolución en la AGB, la tasa de pérdida de masa está dada por:

$$\dot{M} = 4.83 \times 10^{-9} M_{\text{ZAMS}}^{-2.1} L^{2.7} \dot{M}_{\text{R}} [M_{\odot}/\text{yr}] \quad (4)$$

\dot{M}_{R} : tasa de pérdida de masa de Reimer. Basada en cálculos dinámicos para atmósferas de estrellas tipo Mira.

Estrellas de masa intermedia

Son las estrellas más abundantes en el universo.

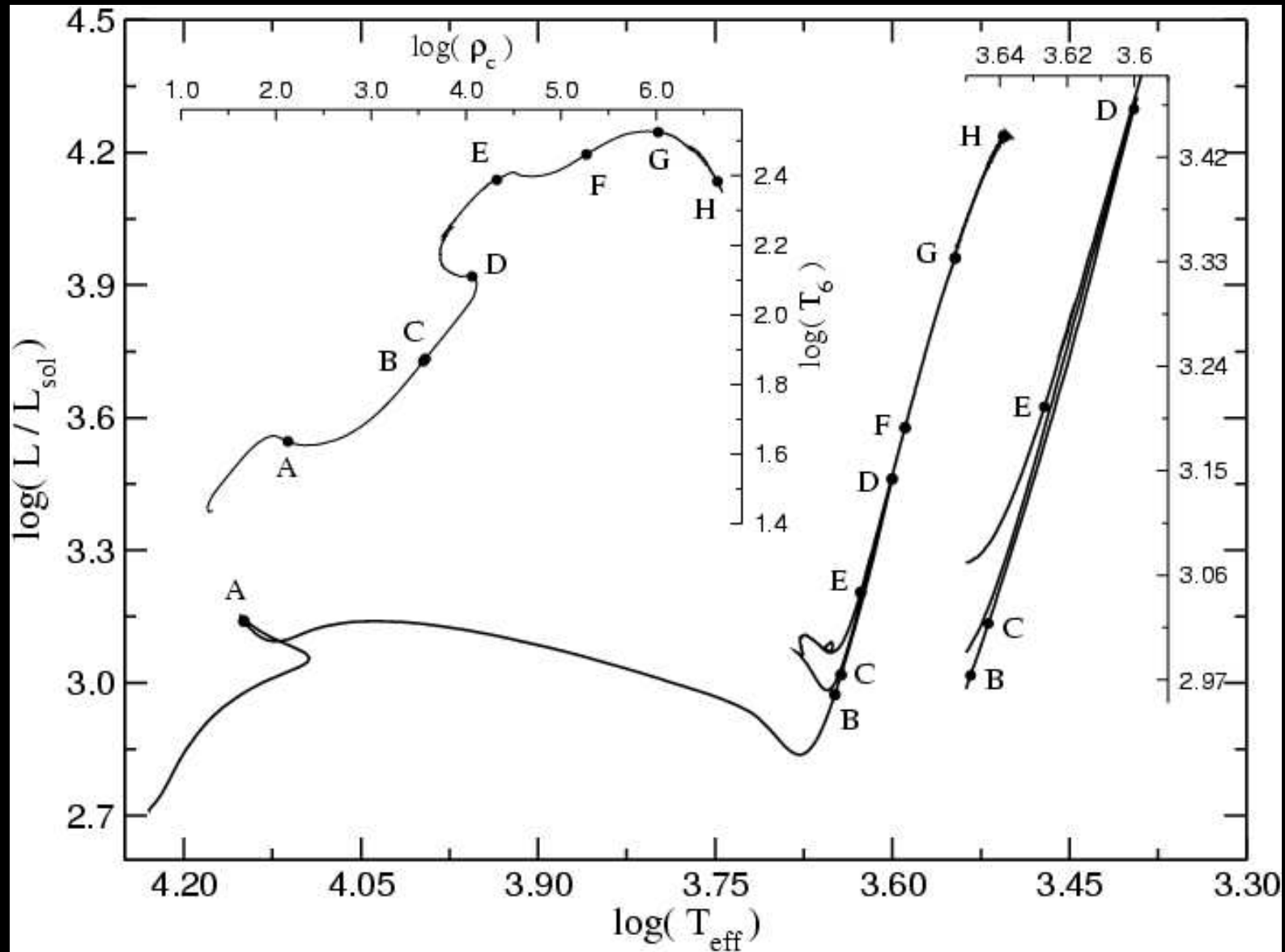
El rango de masas es de $0.8 - 1M_{\odot}$ a $7 - 8M_{\odot}$.

Finalizarán sus vidas como WD (al igual que las de baja masa).

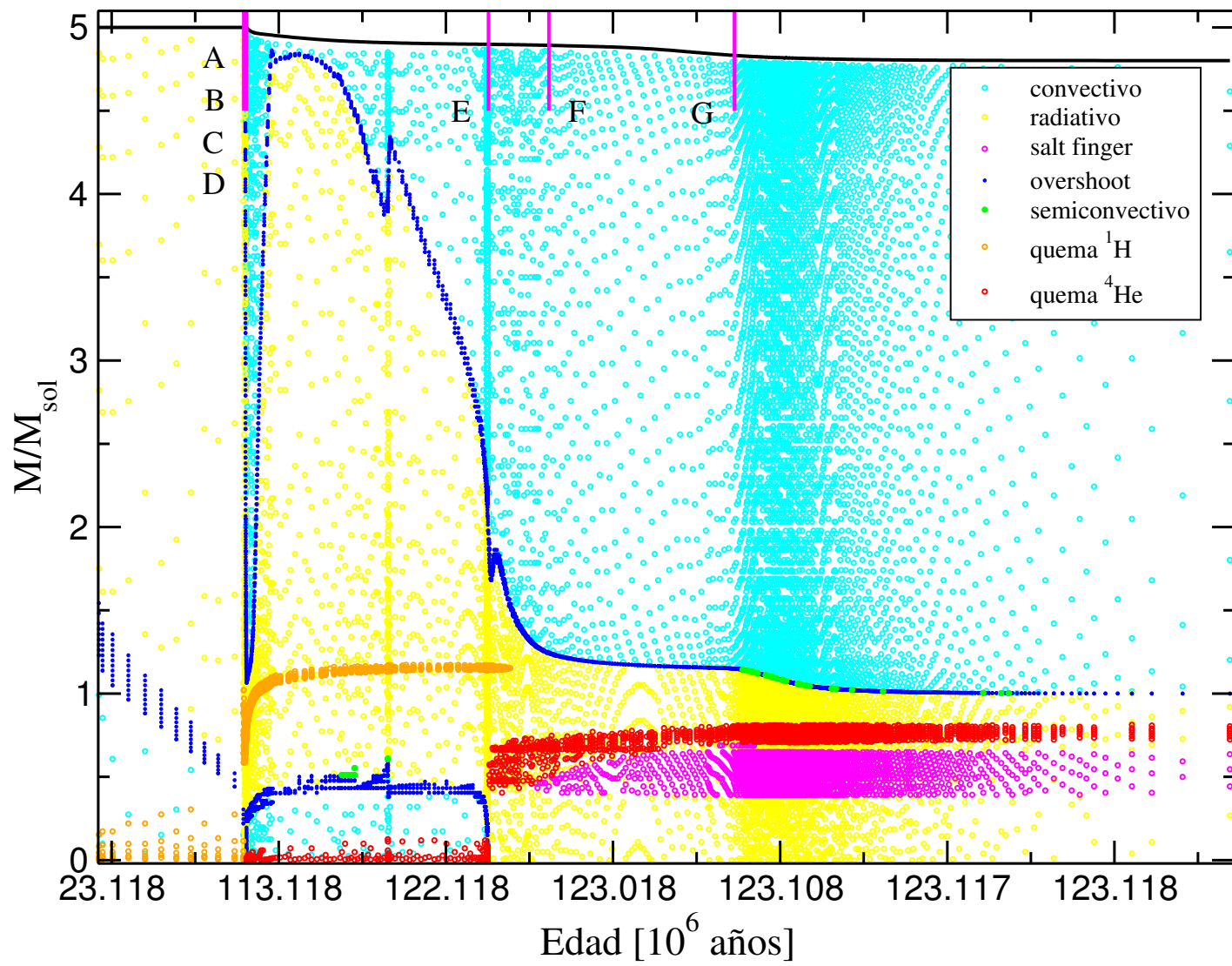
Evolución previa a la AGB

Para una estrella con $M_{ZAMS} = 5M_{\odot}$ y abundancias $X = 0.705$, $Y = 0.275$, la vida en la secuencia principal es de $\sim 106.9 \times 10^6$ años.

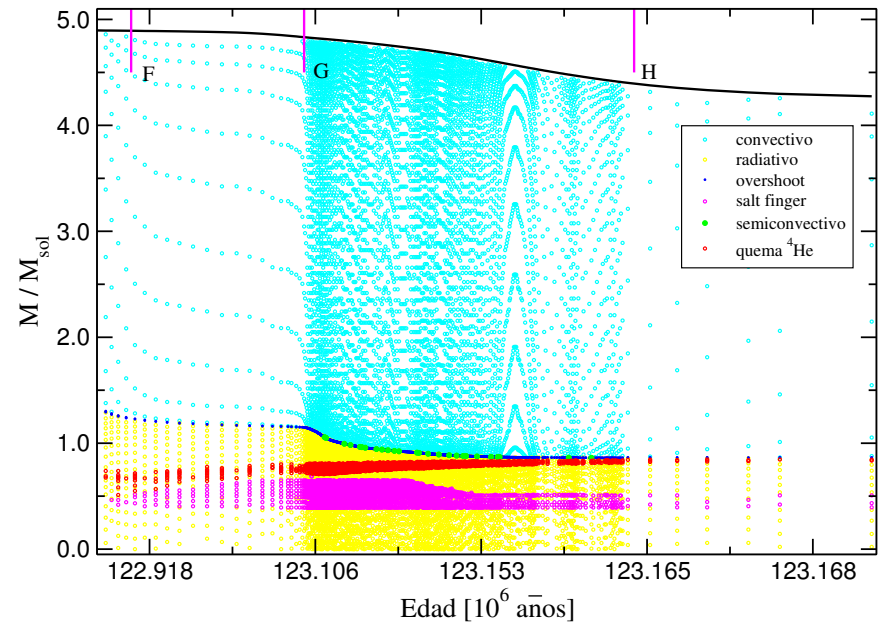
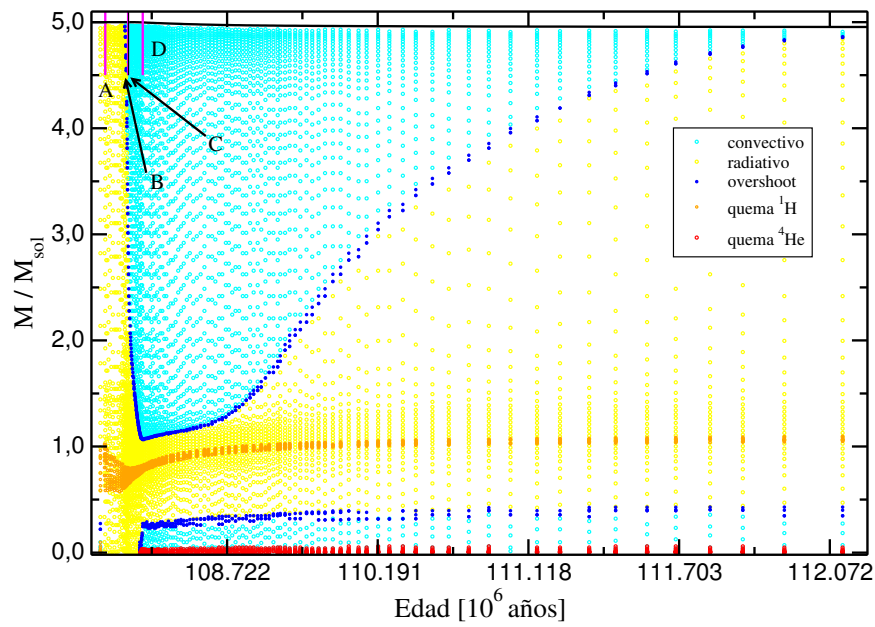
Punto	Edad [10^6 años]	Etapa evolutiva
A	106.926471	agota el hidrógeno central
B	107.315599	enciende el helio central
C	107.322692	inicio del primer <i>dredge up</i>
D	107.551700	fin del primer <i>dredge up</i>
E	122.562231	agota el helio central
F	122.876719	inicio del segundo <i>dredge up</i>
G	123.100129	se acentúa el segundo <i>dredge up</i>
H	123.164997	fin del segundo <i>dredge up</i>



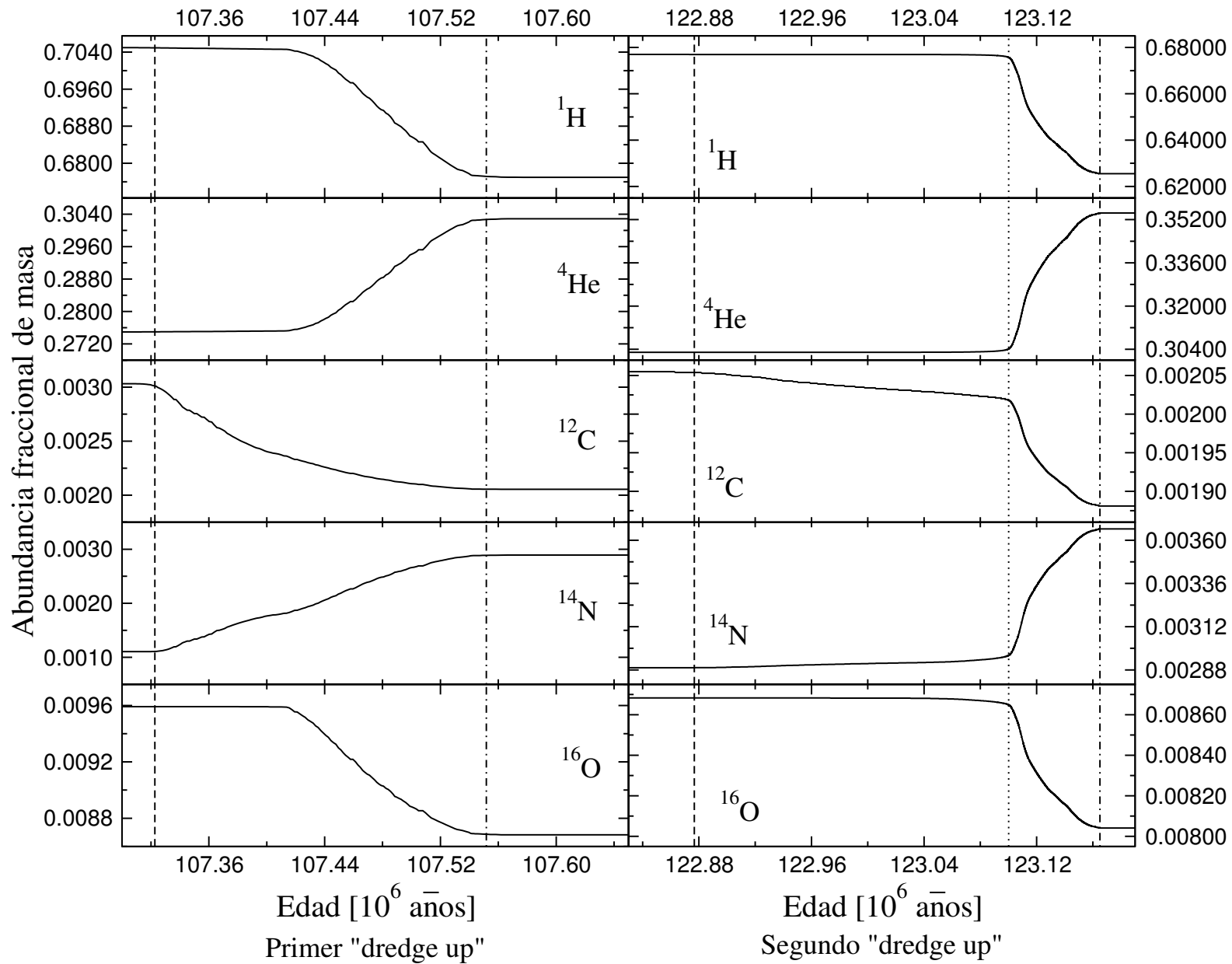
$$M_{ZAMS} = 5M_{\odot}$$



$M_{ZAMS} = 5M_{\odot}$



$$M_{\text{ZAMS}} = 5M_{\odot}$$



$$M_{ZAMS} = 5M_{\odot}$$

Evolución durante la AGB

Pulsos térmicos ocurren en modelos que contienen una o más capas que son fuente de energía.

Exceso de $\varepsilon \rightarrow$ aumento de $T \rightarrow$ incremento de liberación de ε_{nuc} , ... etc \rightarrow corrida térmica.

Quema de He sensible con $T \rightarrow$ pequeño aumento de $T \rightarrow$ gran incremento de L_{He} en la capa \rightarrow desarrollo de una zona convectiva conductora de pulsos \rightarrow esta mezcla los productos de quema de He: C y O dentro de la intercapa.

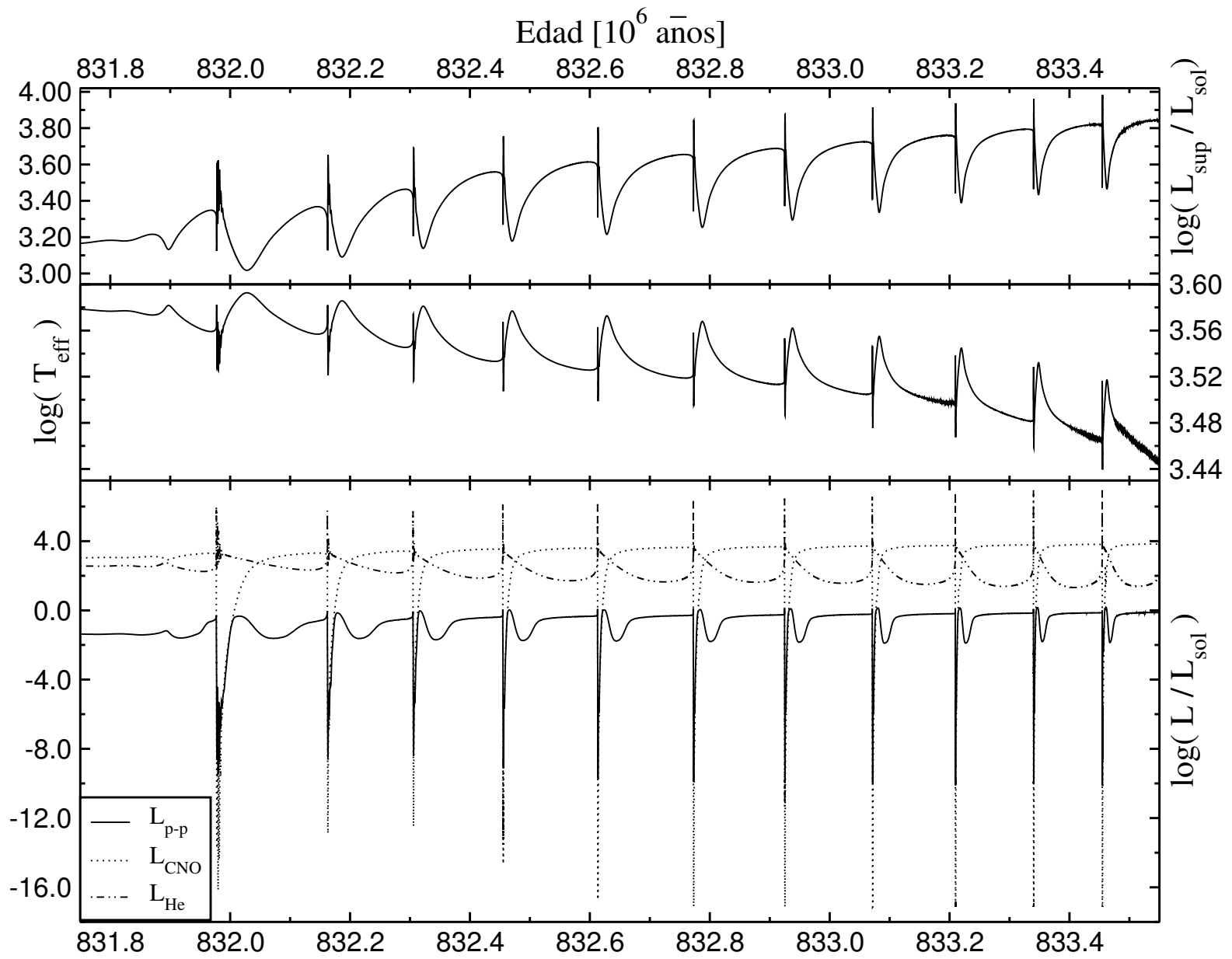
$\varepsilon \rightarrow$ expande las capas de arriba, empuja material dentro de regiones más frías \rightarrow reducción de T de la capa fuente de $\varepsilon_H \rightarrow L_H$ se reduce.

Después del pico de $L_{He} \rightarrow$ contracción de la región \rightarrow se calienta la capa de H \rightarrow se recupera la producción de ε_H .

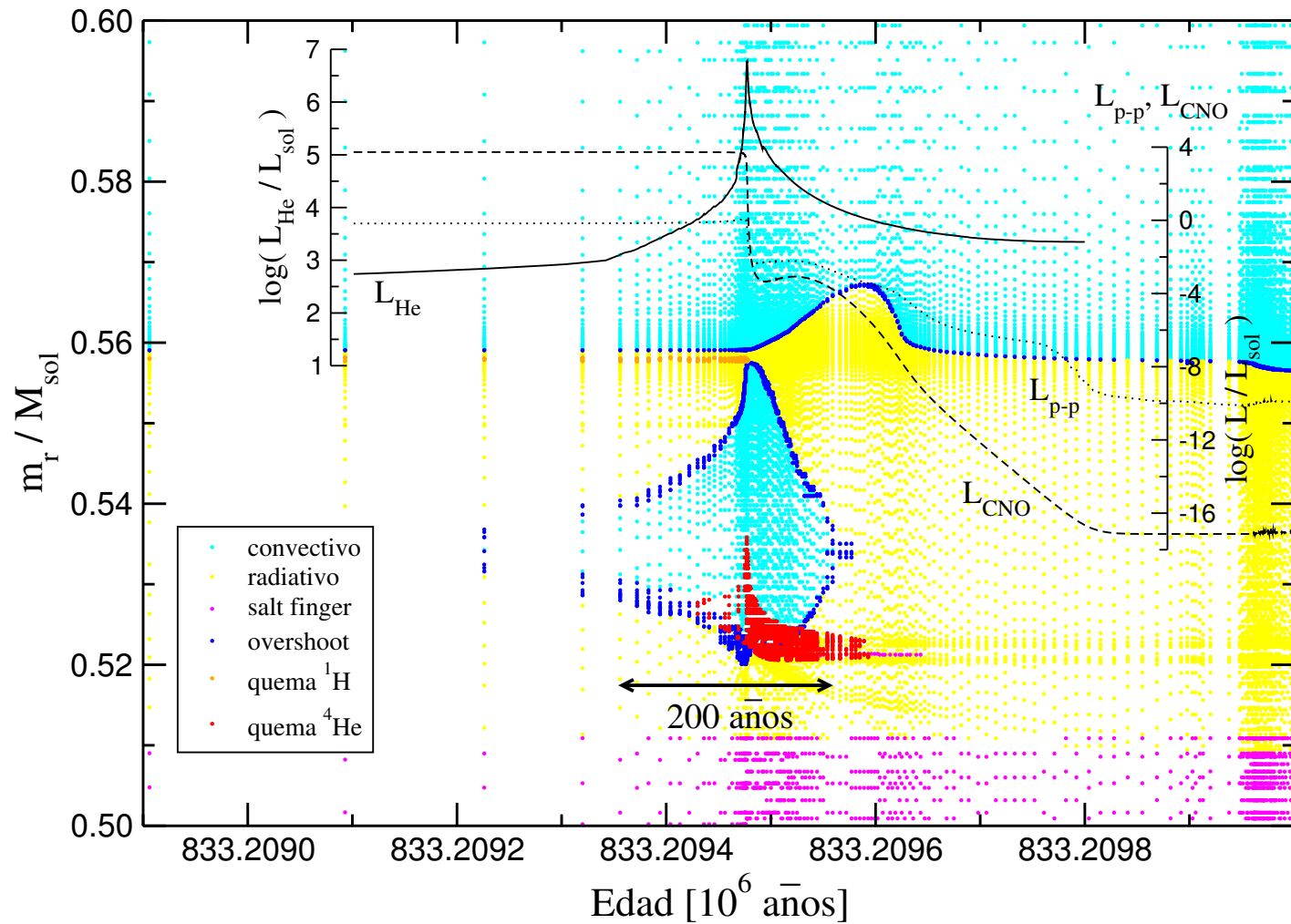
En pocos miles de años la región recupera su estructura original, la capa de He se vuelve nuevamente inestable y comienza el próximo pulso.

3^{er} *dredge up*: cuando cesa la quema de H la envoltura avanza hacia abajo para mezclar el material de la intercapa hacia la superficie → se enriquece la superficie con elementos pesados.

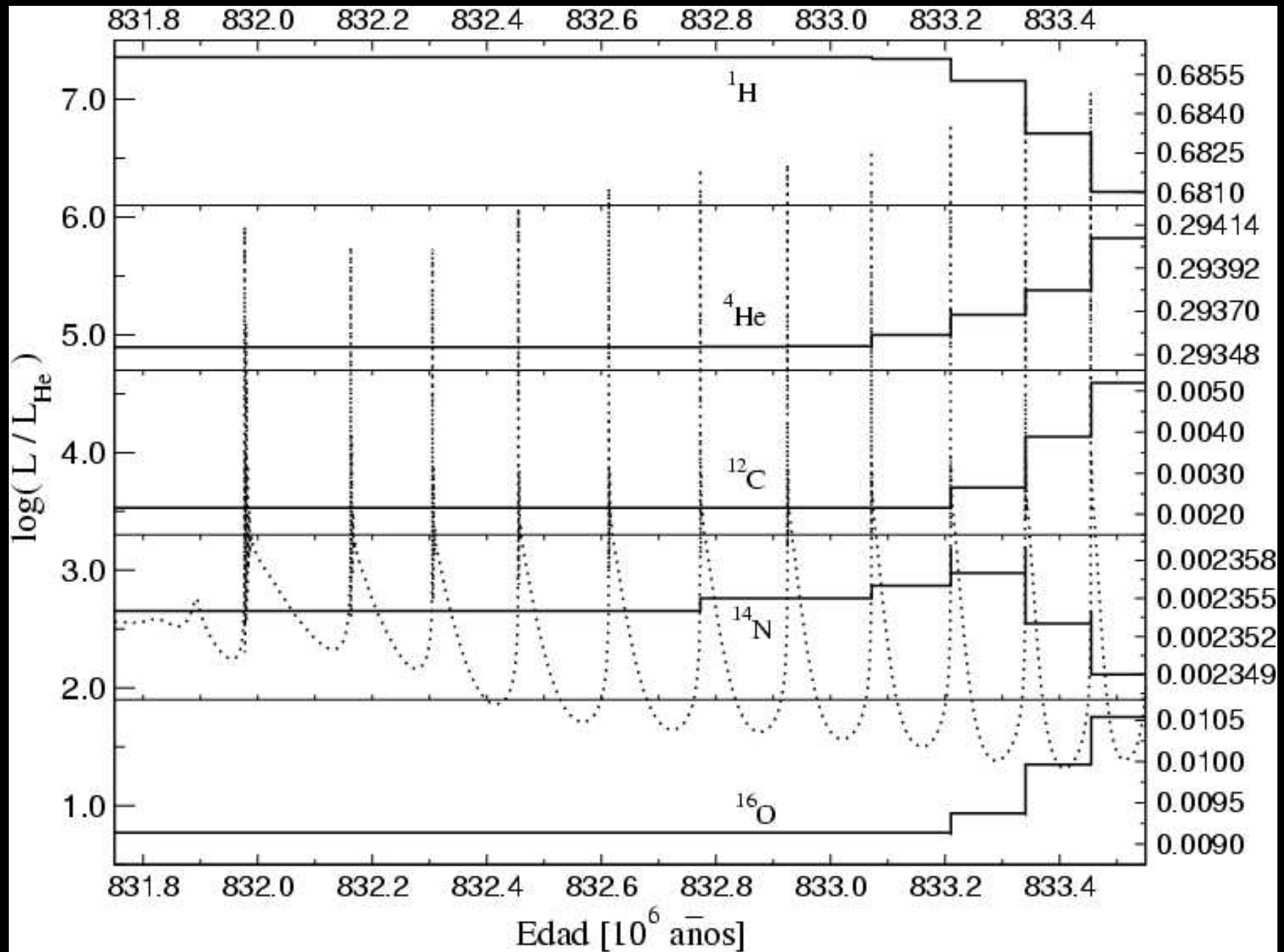
Durante los pulsos térmicos L_{He} para una estrella de $M_{ZAMS} = 2.5M_{\odot}$ va de 10^3 a $10^7 L_{\odot}$ en 200 años.



$$M_{ZAMS} = 2.5M_{\odot}$$



$M_{ZAMS} = 2.5M_{\odot}$



El *Hot Bottom Burning* (HBB) ocurre en estrellas con $M_{ZAMS} \gtrsim 4M_{\odot}$ la envoltura se extiende tan hacia adentro que puede penetrar dentro de la capa de quema de H durante la fase entre pulsos, esto es el HBB o “quema de la envoltura”. El HBB contrarresta la formación de estrellas de C. Pero el HBB cesa antes que el *dredge up* los episodios finales de éste pueden aún formar **estrellas de C**. El **OV** juega un papel importante pues contribuye con el *dredge up*. A su vez la capa convectiva conductora de los pulsos mezcla hacia la intercapa los productos de la quema de **He \rightarrow C y O**. 9^{no} Pulso

OV en la base de la envoltura \rightarrow forma reservorios de ^{13}C y de ^{14}N .

Los protones de la envoltura son quemados mediante la reacción:



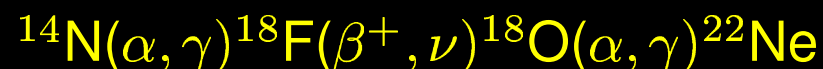
^{13}C sirve de fuente de n para producir el proceso s en estas estrellas, mediante:



Los protones también se queman según:



El ^{14}N es tragado en el siguiente pulso por la zona convectiva \rightarrow



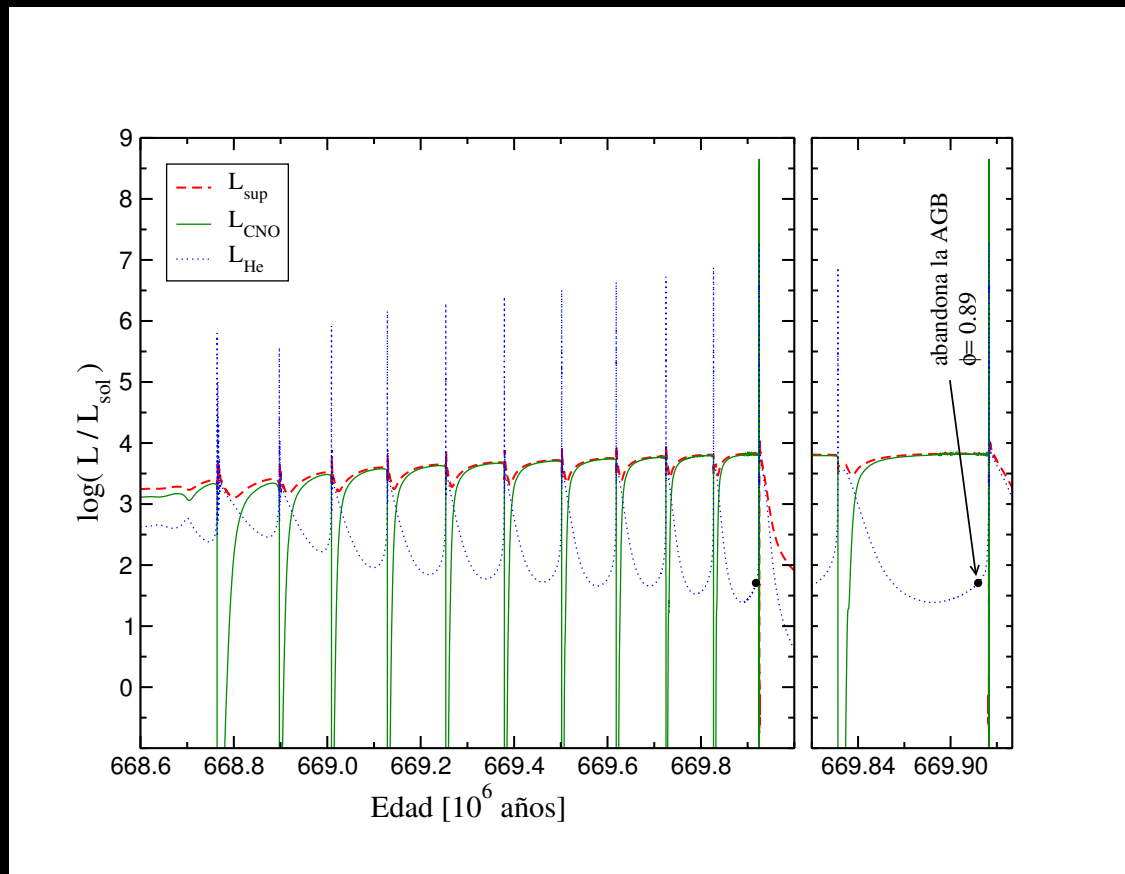
Evolución más allá de la AGB

Durante la fase AGB la estrella ha sufrido grandes pérdidas de masa.

Para $M_{ZAMS} = 2.7M_{\odot}$ cuando se reduce $M_{envol} \approx 10^{-2}M_{\odot} \rightarrow$ fin fase **AGB**
($M_{núcleo\ C-O} \approx 0.588M_{\odot}$) \rightarrow evoluciona a **CSPNe**.

Pulsos térmicos finales

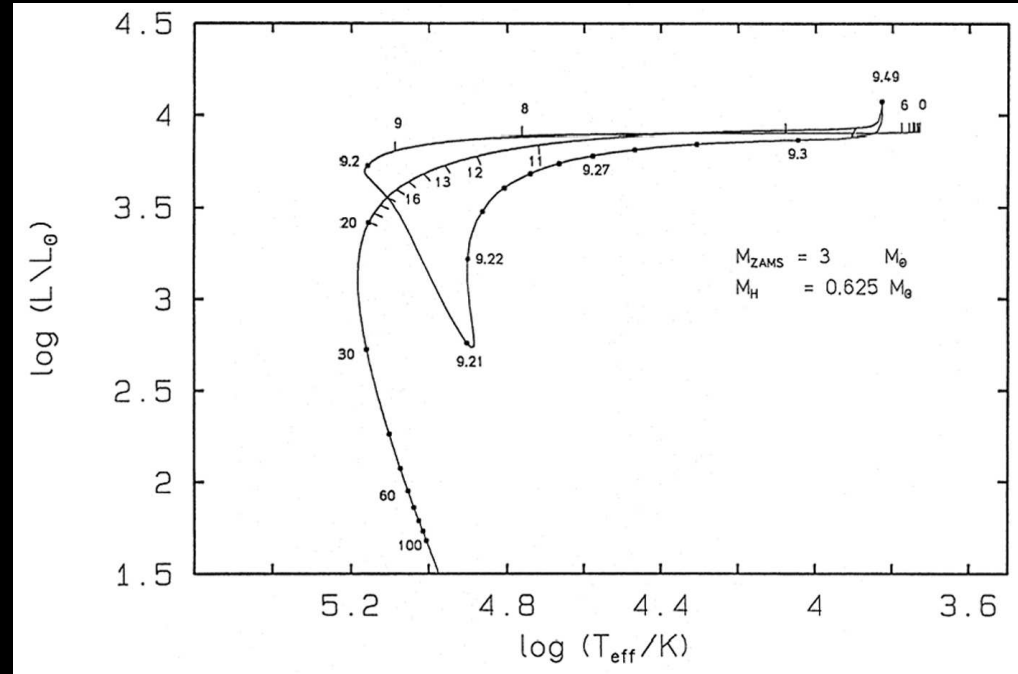
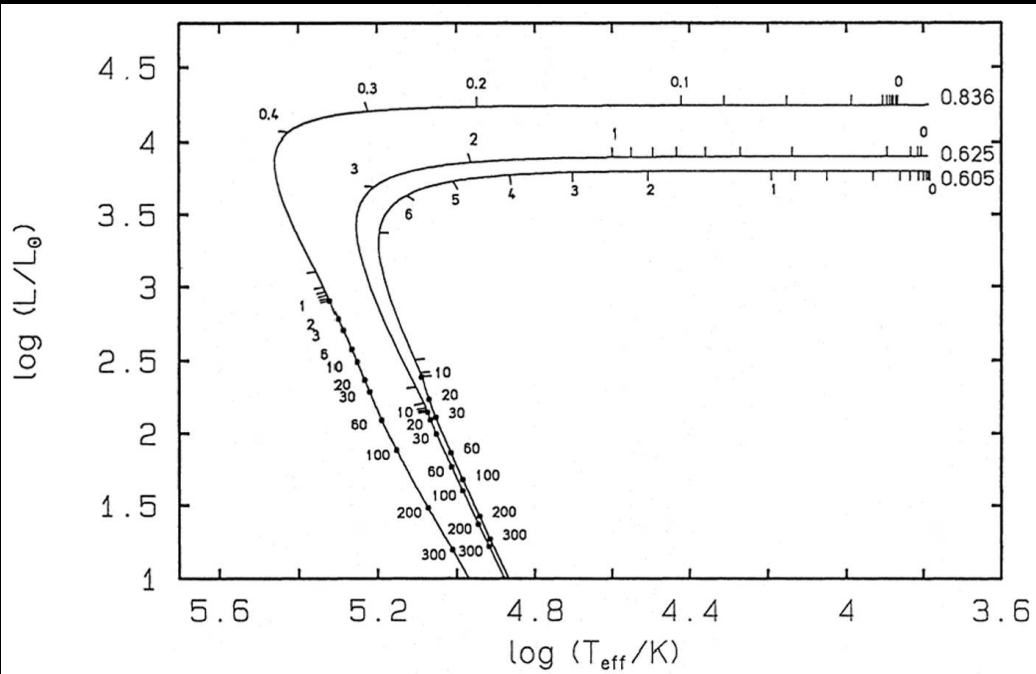
Evolución **post-AGB** depende de ϕ , la fase con la que sale de la AGB



Existen 3 escenarios posibles:

1. Pulso térmico ‘final’ de la AGB (**AFTP**: *AGB Final Thermal Pulse*), ocurre inmediatamente antes de salir de la AGB. $M_{envol} \approx 10^{-2} M_{\odot}$
2. Un pulso térmico ‘tardío’ (**LTP**: *Late Thermal Pulse*), ocurre en la evolución a $L \approx \text{cte}$ desde la AGB hacia el dominio de WD. $M_{envol} \approx 10^{-4} M_{\odot}$
3. Un pulso térmico ‘muy tardío’ (**VLTP**: *Very Late Thermal Pulse*), ocurre en la rama temprana de enfriamiento de WD, después del cese de la quema de H. $M_{envol} \lesssim 10^{-4} M_{\odot}$

Para **AFTP** y **LTP** es necesario **OV** para explicar estrellas deficientes en H. El H es diluido por el *dredge up*.

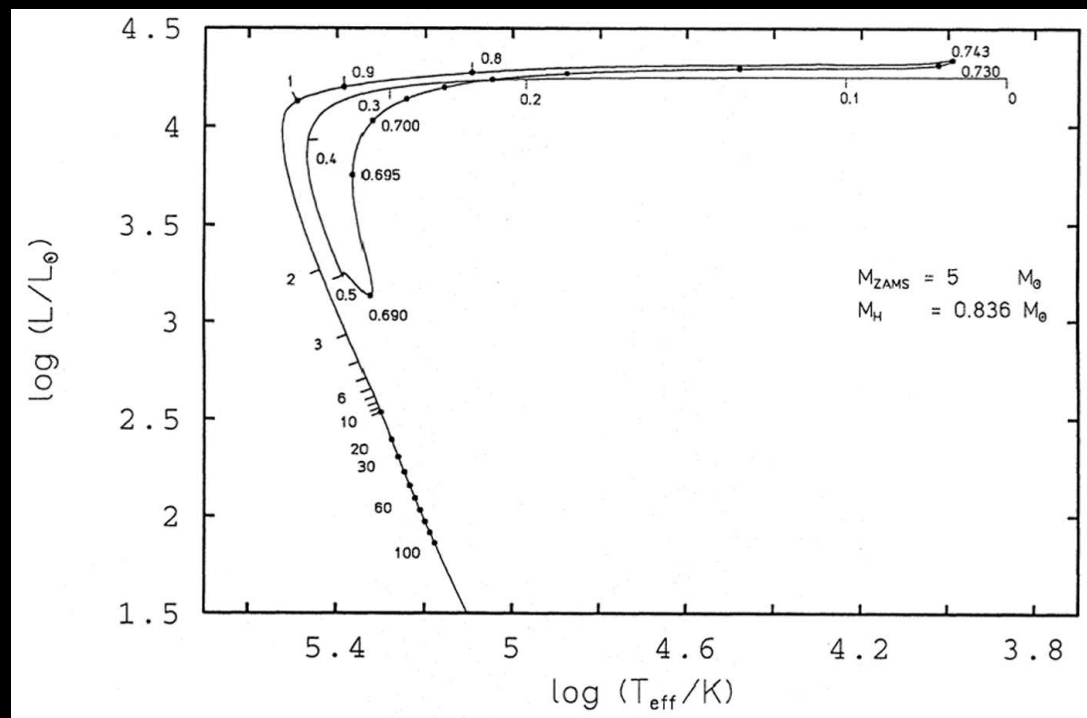


AFTP: (3,0.605) (3,0.625) (5,0.836)

LTP: (3,0.625) ($\phi=0.87$)

(M_{ZAMS}, M_{WD})

Blöcker (1995)



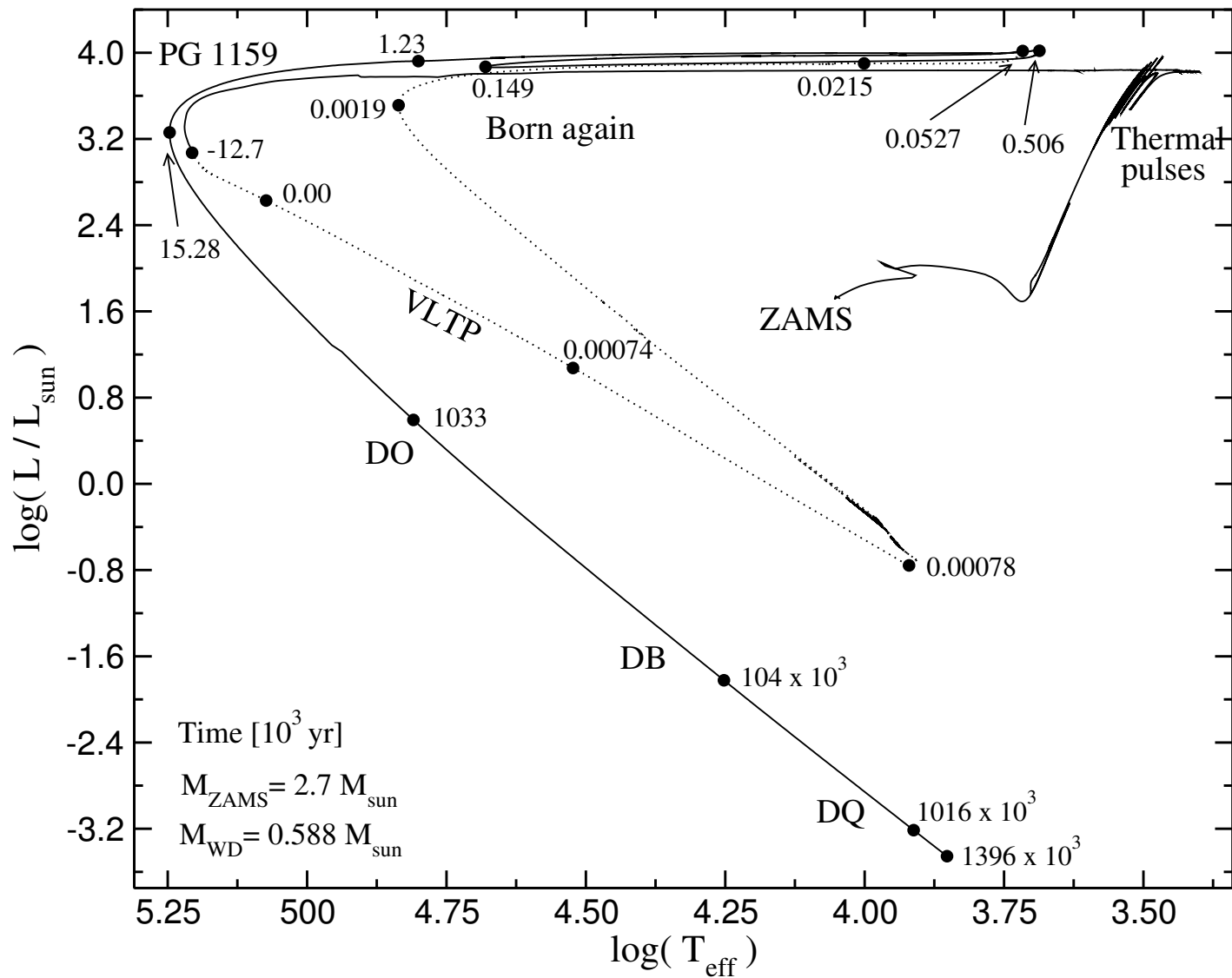
VLTP: $(M_{ZAMS}, M_{WD})=(5, 0.836)$ ($\phi = 0.90$) Blöcker (1995)

El VLTP produce un quemado y mezcla de la envoltura. La quema de H ha cesado. La zona convectiva conductora del pulso puede alcanzar y penetrar la envoltura rica en H. La mayoría de los p son “tragados” por la zona convectiva y quemados a temperaturas de quema de **He!!!**. La región es rica en **C**, los p son capturados mediante $^{12}\text{C}(p, \gamma)^{13}\text{N}$. Las escalas de **tiempo convectivo** y **tiempo nuclear** se vuelven comparables \rightarrow los p son quemados durante su camino hacia el interior \rightarrow es necesario un tratamiento simultáneo de mezcla y quema.

El consumo de p aumenta un flash de H gran liberación de $\varepsilon \rightarrow$ separación de la convección en 2 zonas la superior genera ε_H y la inferior genera ε_{He} .

H de la envoltura consumido rápidamente \rightarrow zona superior de vida corta
 \rightarrow evolución rápida hacia la AGB.

Nuestros cálculos de VLTP se realizaron para $(M_{ZAMS}, M_{WD}) = (2.7, 0.5885)$.



$$(M_{\text{ZAMS}}, M_{\text{WD}}) = (2.7, 0.5885)$$

Quema de hidrógeno

Antes del último pulso $M_H \approx 7 \times 10^{-5} M_\odot$ (A)

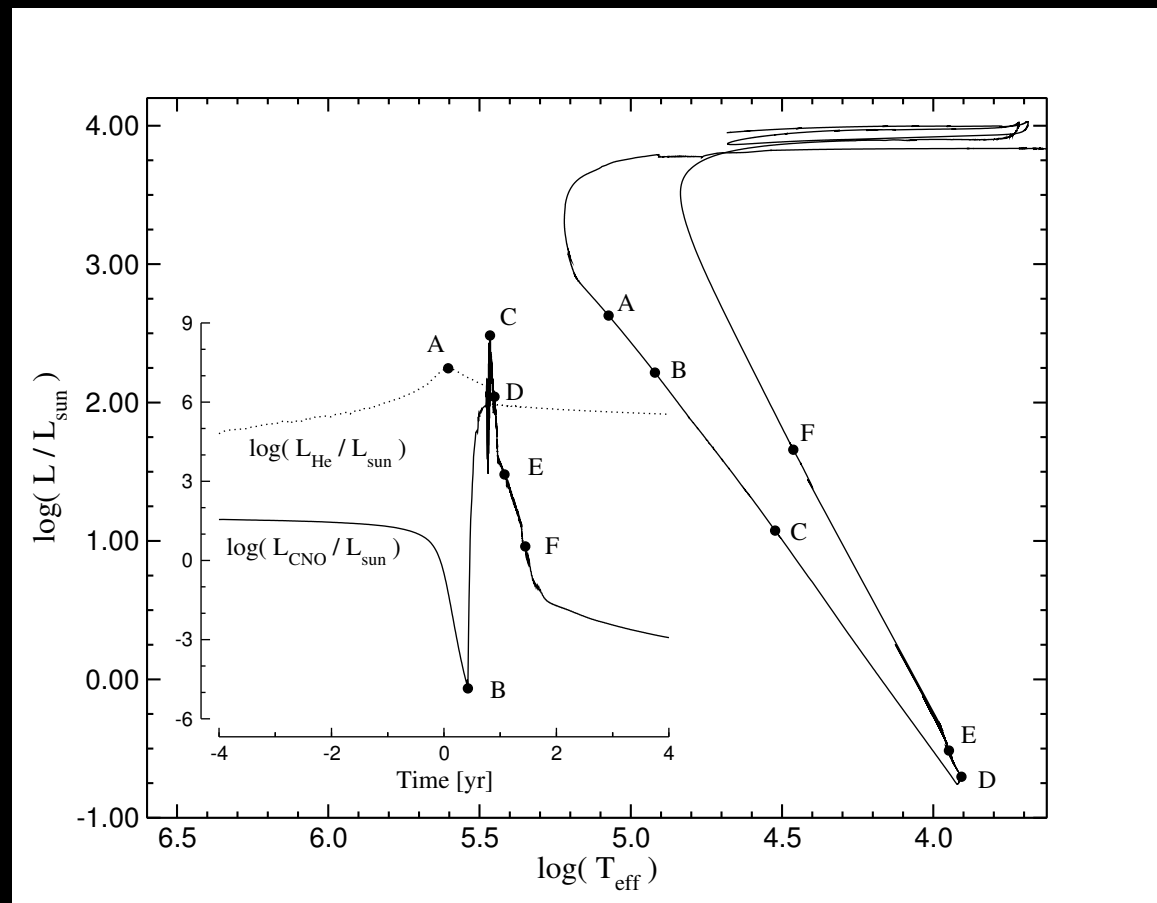
Inicio de tragado de p (B)

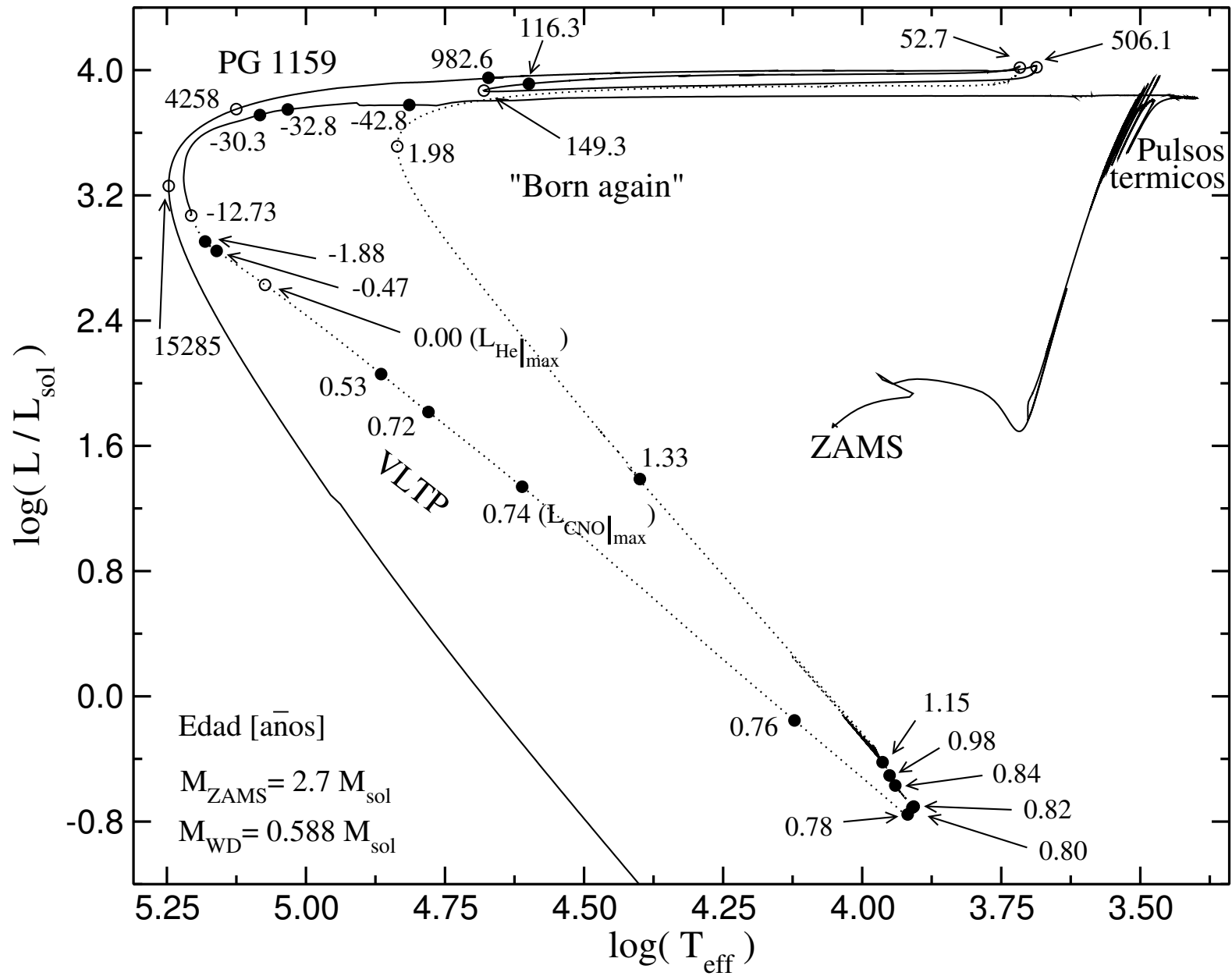
En 0.4 años L_{CNO} cambia en $\approx 10^8 L_\odot$ (C)

Entre (C) y (E) la mayor parte de quema de p ocurre en un mes.

En (F) $M_H \approx 1.3 \times 10^{-8} M_\odot$.

El radio estelar R_* ha aumentado a $\approx 125 R_\odot$.



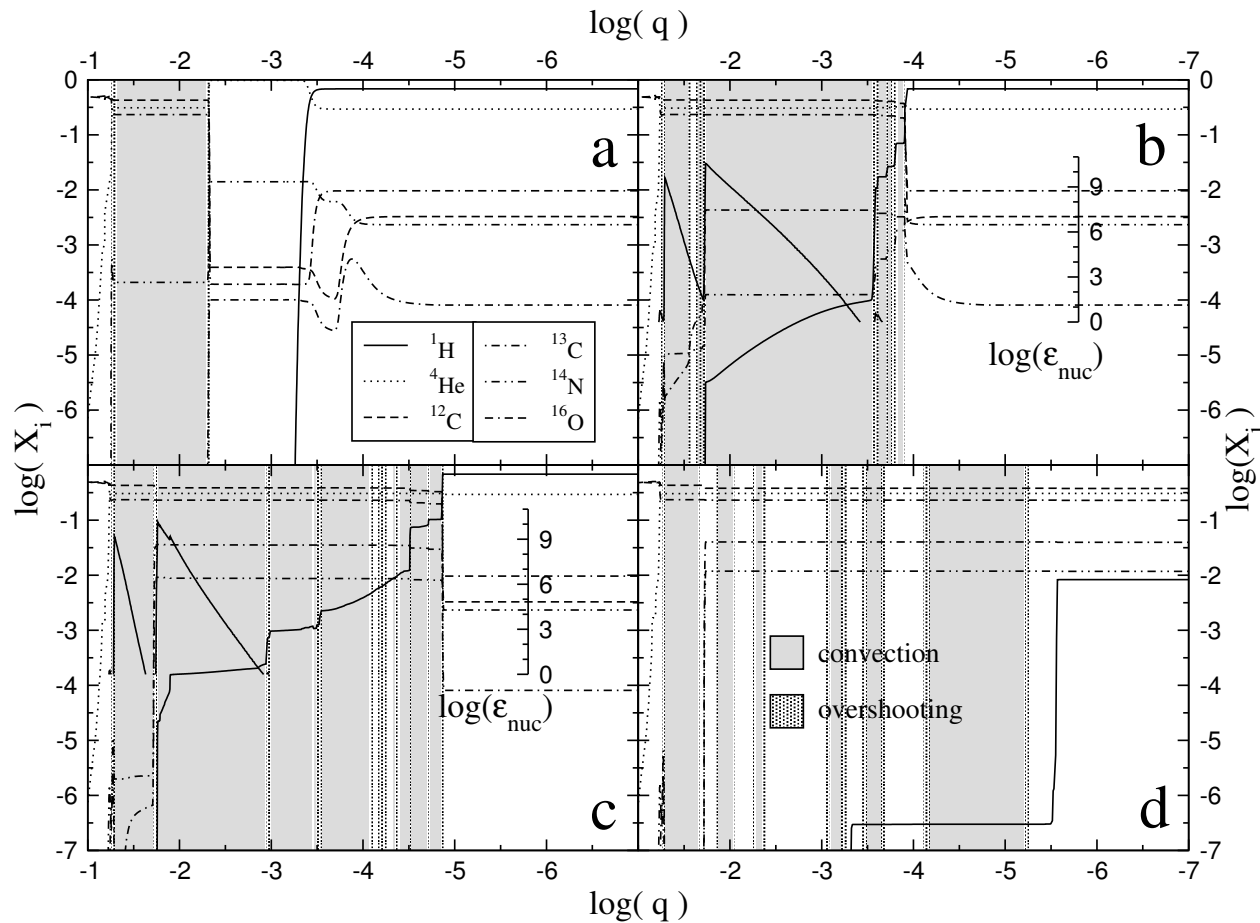


El **doble loop** es un resultado de la penetración de la zona convectiva conductora del flash de He dentro de las capas ricas en H.

Los p son llevados por convección a regiones calientes y capturados por ^{12}C . Esta captura fuerza a la **separación de la zona convectiva en 2**: una mantenida por la **quema de H** y la otra por la **quema de He**.

Expansión inicial → producida por la capa que **quema H**. Cuando esta energía se agota, la envoltura se contrae.

Segunda expansión → producida por la capa que **quema He** contigua. Cuando esta fuente de energía se agota, la envoltura se contrae nuevamente y la estrella retorna al dominio de las **WD**.



HR-burn

- a:** $t \simeq -0.47$ perfiles de abundancias \rightarrow dados por el *dredge up* en la AGB.
- b:** $t \simeq 0.72$ $^{12}\text{C}(p, \gamma)^{13}\text{N}$ \rightarrow región convectiva en 2. Quema H y He en la base.
- c:** $t \simeq 0.76$ avanza convección hacia afuera \rightarrow mezcla p de la envoltura s/procesar.
- d:** $t \simeq 1.33$ se extingue la quema de p . $[t]=\text{años}$

Escenarios *born again*

Los objetos Sakurai → V4334 Sagittarii → sufren VLTP → escenario *born again*

Evidencia observacional: V4334 Sgr → de pre-WD → gigante roja en ≈ 2 años.

Explicación → deficiencia en la mezcla convectiva menor que lo predicho \times MLT → captura p cerca de la superficie → acelera expansión a gigante en pocos años.

¿Cómo se reproduce un modelo de un objeto Sakurai?:

Si en un VLTP, el pico de ε_H está en una zona profunda de la capa convectiva del flash de He → se comporta como una perturbación de la prominente inestabilidad del flash de He → no cambia significativamente las escalas evolutivas de *born again*.

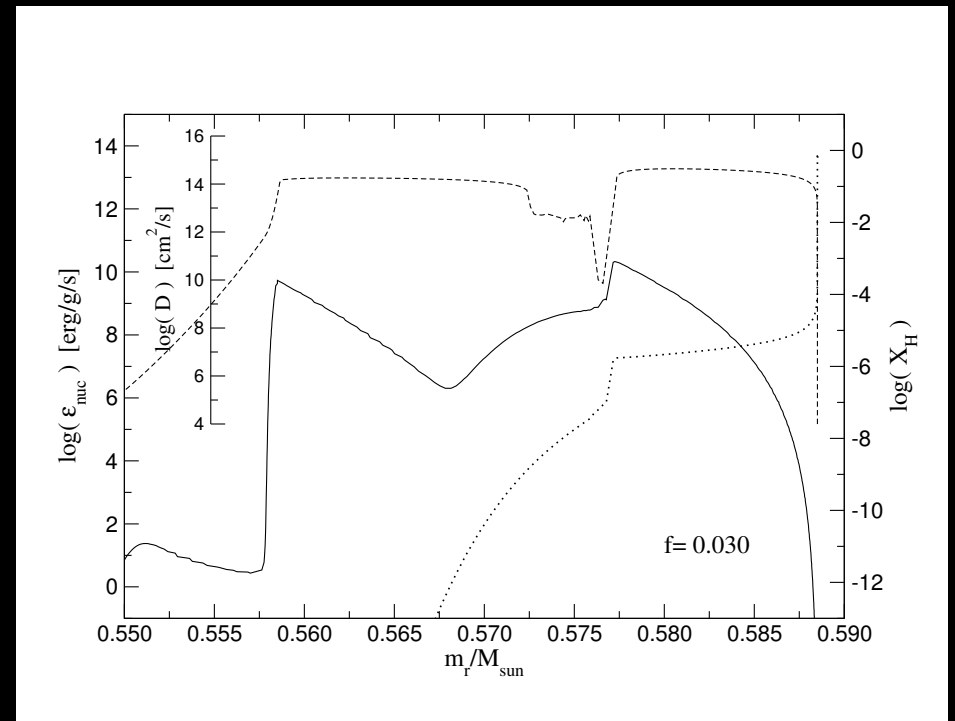
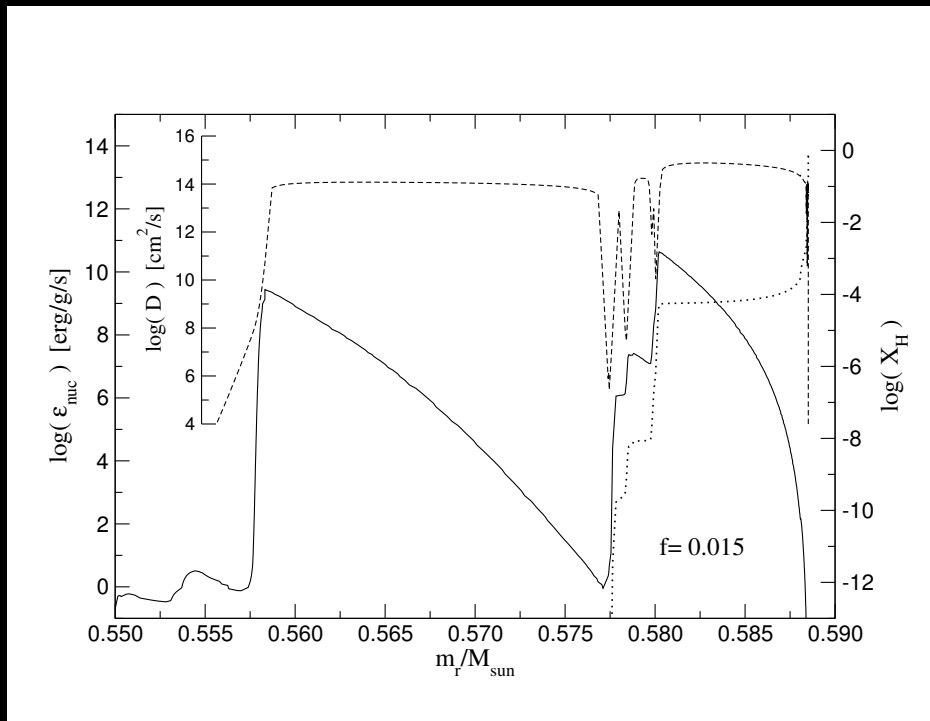
La posición del pico de la quema de H está dada por la competencia entre las escalas de tiempo de mezcla y nuclear.

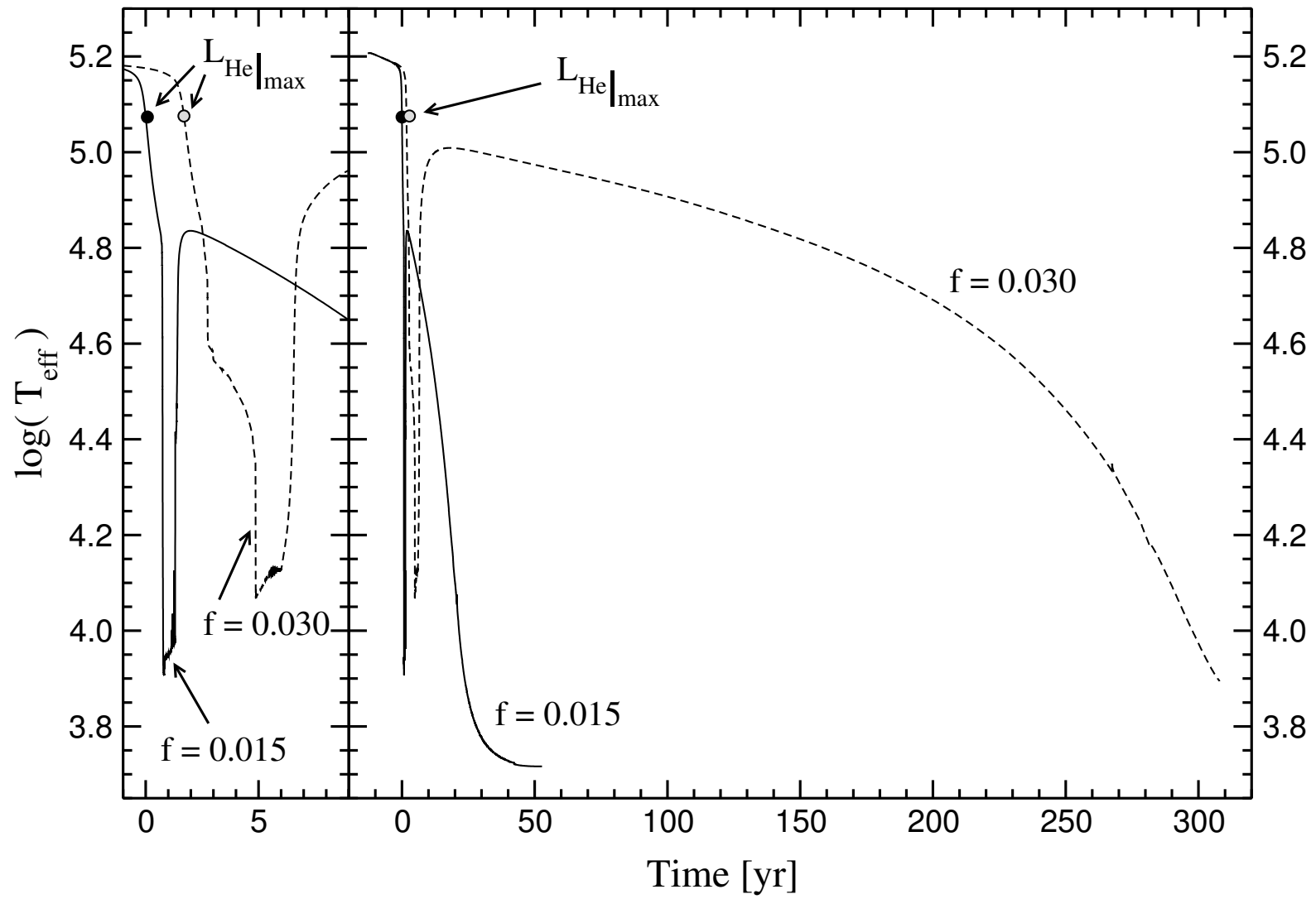
El coeficiente de difusión (MLT): $D_{MLT} = \frac{1}{3} \alpha_{MLT} \cdot H_p \cdot v_{MLT}$, donde v_{MLT} velocidad de mezcla convectiva; $\ell_p = \alpha_{MLT} \cdot H_p$ longitud de mezcla.

Para reducir la eficiencia de mezcla convectiva se define un nuevo coeficiente de mezcla $D_{CM} = D_{MLT}/F_v$, para Herwig (2001) $F_v = 100$.

Para estudiar el efecto del tratamiento de la convección no vamos a disminuir la eficiencia. Vamos a aumentarla, cambiando el parámetro de OV de $f = 0.015 \rightarrow f = 0.030$

En nuestro caso de **pre-WD** \rightarrow **gigante roja** en ≈ 52 años.





PG1159

Las estrellas **pre-WD PG1159** son los objetos más calientes conocidos
→ su prototipo es **PG1159-035 (=GW Vir)**

Banda de inestabilidad de las GW Vir → borde azul en **180.000K** y borde rojo en **75.000K**

Fuerte evidencia observacional sugiere que **PG1159** predecesores directos de las WD calientes **DO**, los progenitores inmediatamente anteriores de las WD **DB**.

Se conocen más de 30 estrellas PG1159.

PG1159-035 → $({}^4\text{He}, {}^{12}\text{C}, {}^{16}\text{O}) = (0.33, 0.50, 0.17)$ abund. fraccional por masa.

PG1159 → nexos evolutivos entre las **CSPNe** ricas en He y C (**[WC]**) y la secuencia de las WD ricas en He (**DO y DB**).

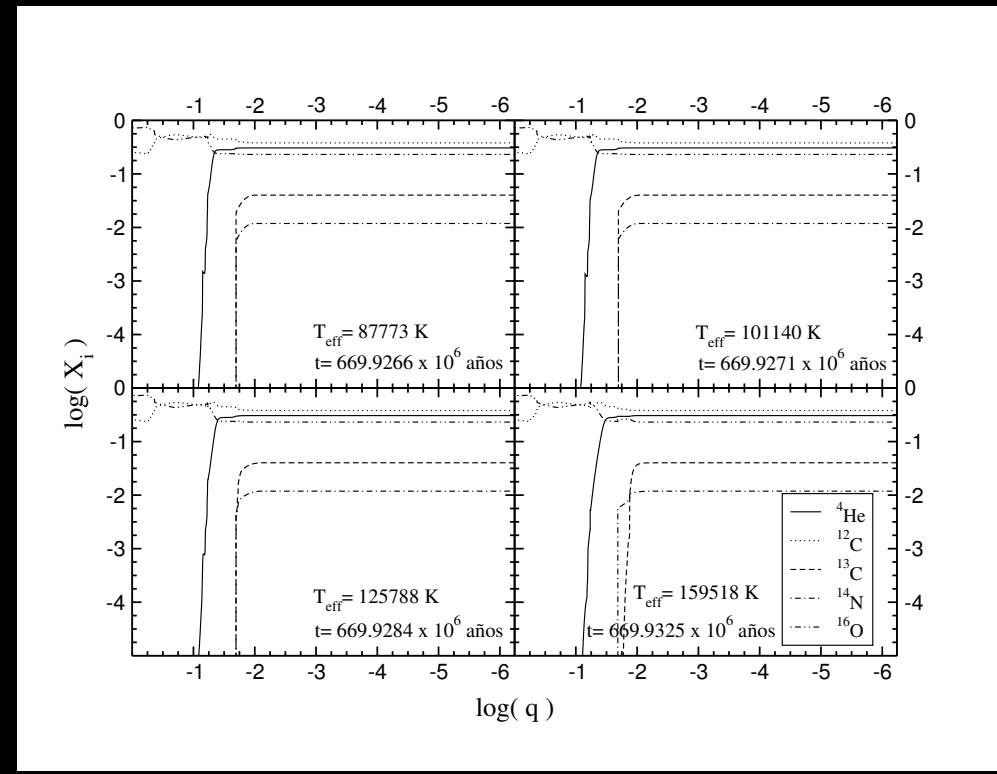
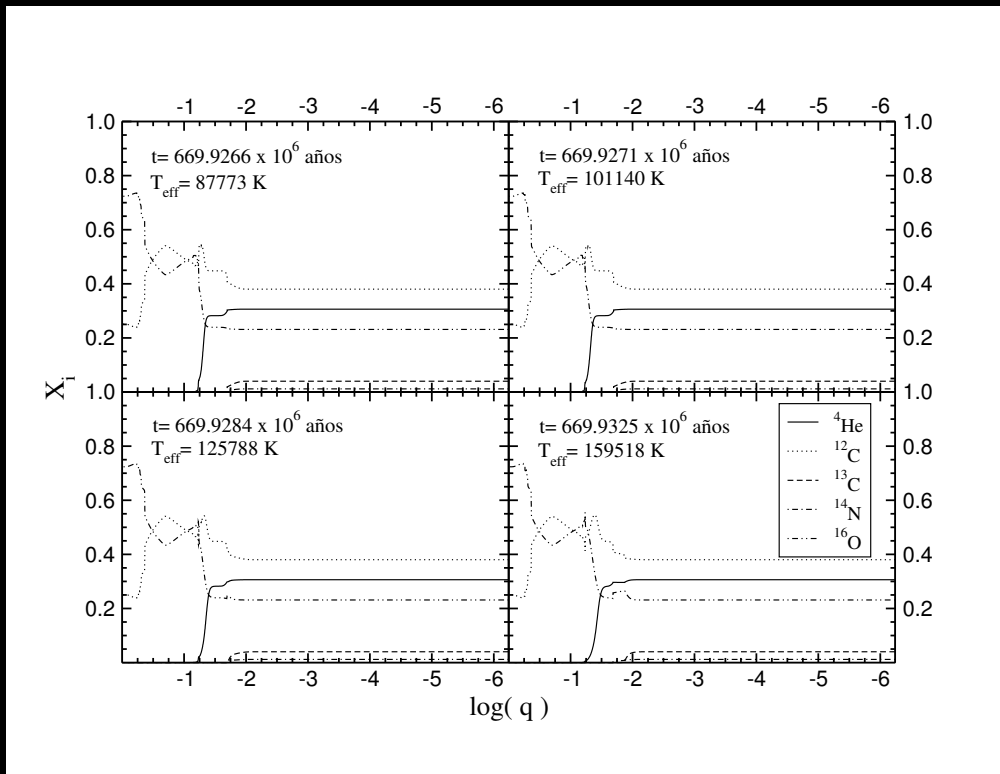
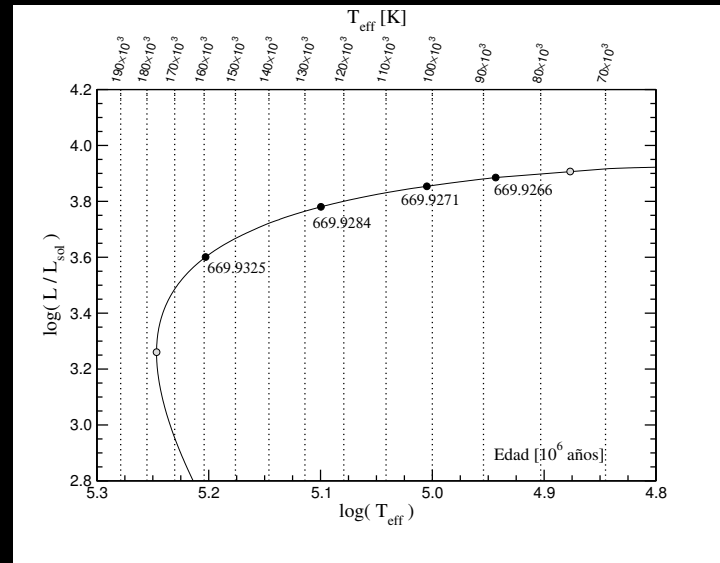
En nuestros modelos encontramos en la superficie

$({}^4\text{He}, {}^{12}\text{C}, {}^{16}\text{O}) = (0.306, 0.376, 0.228)$ y $({}^{13}\text{C}, {}^{14}\text{N}, {}^{22}\text{Ne}) = (0.040, 0.012, 0.021)$

${}^{13}\text{C}$ y ${}^{14}\text{N}$ se encuentran desde el exterior hasta una profundidad de **$0.01M_{\odot}$** .

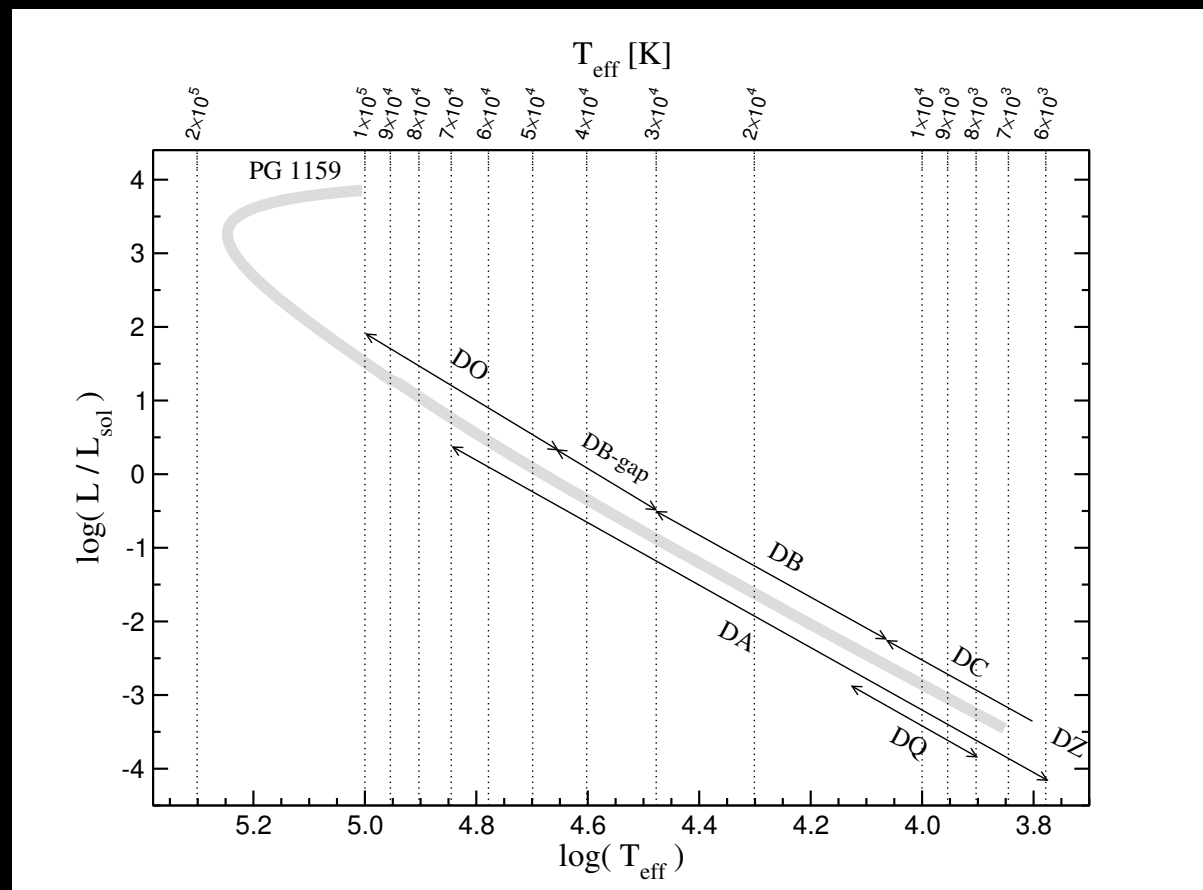
En las capas más profundas fueron quemados mediante capturas α .

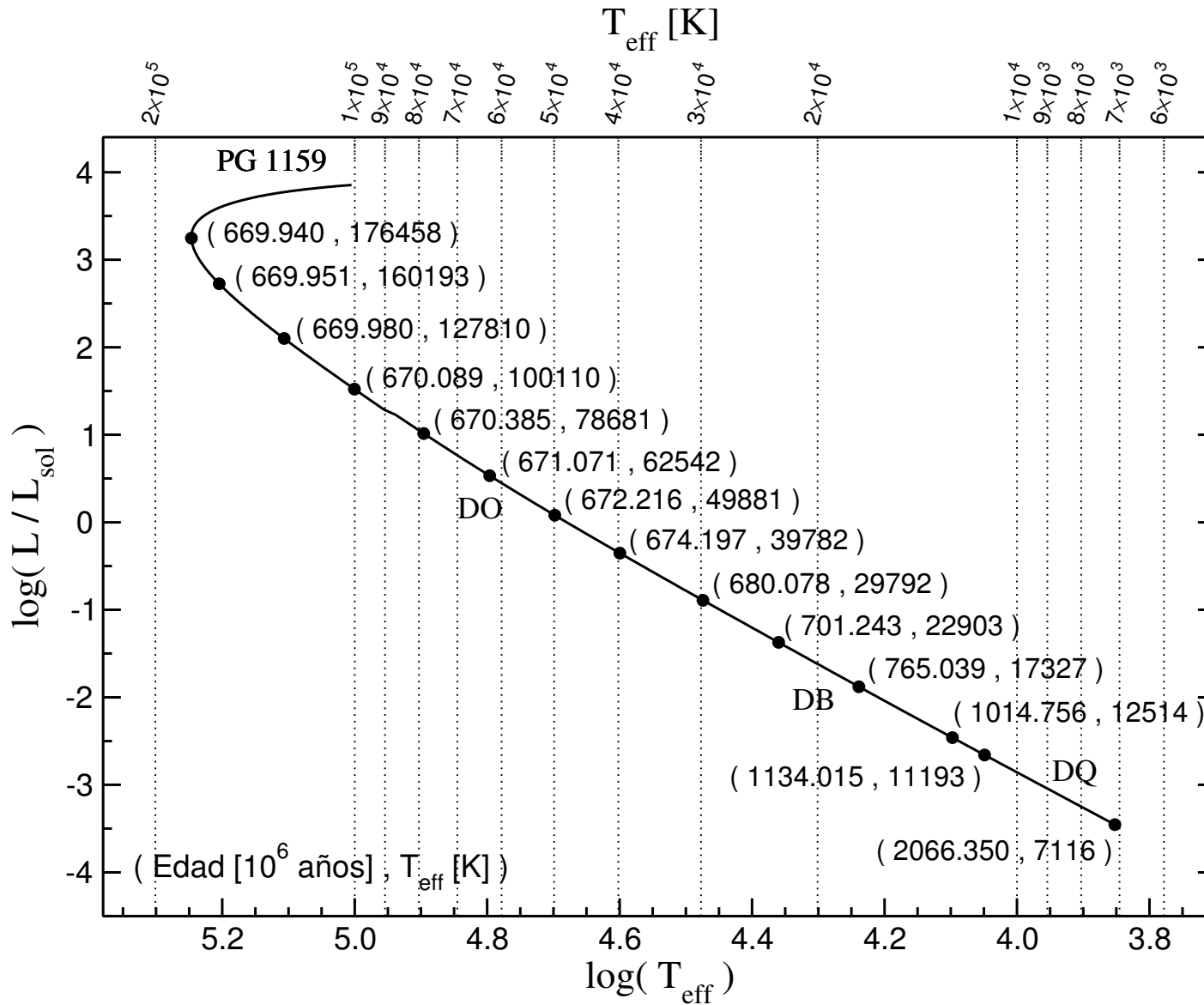
PG1159



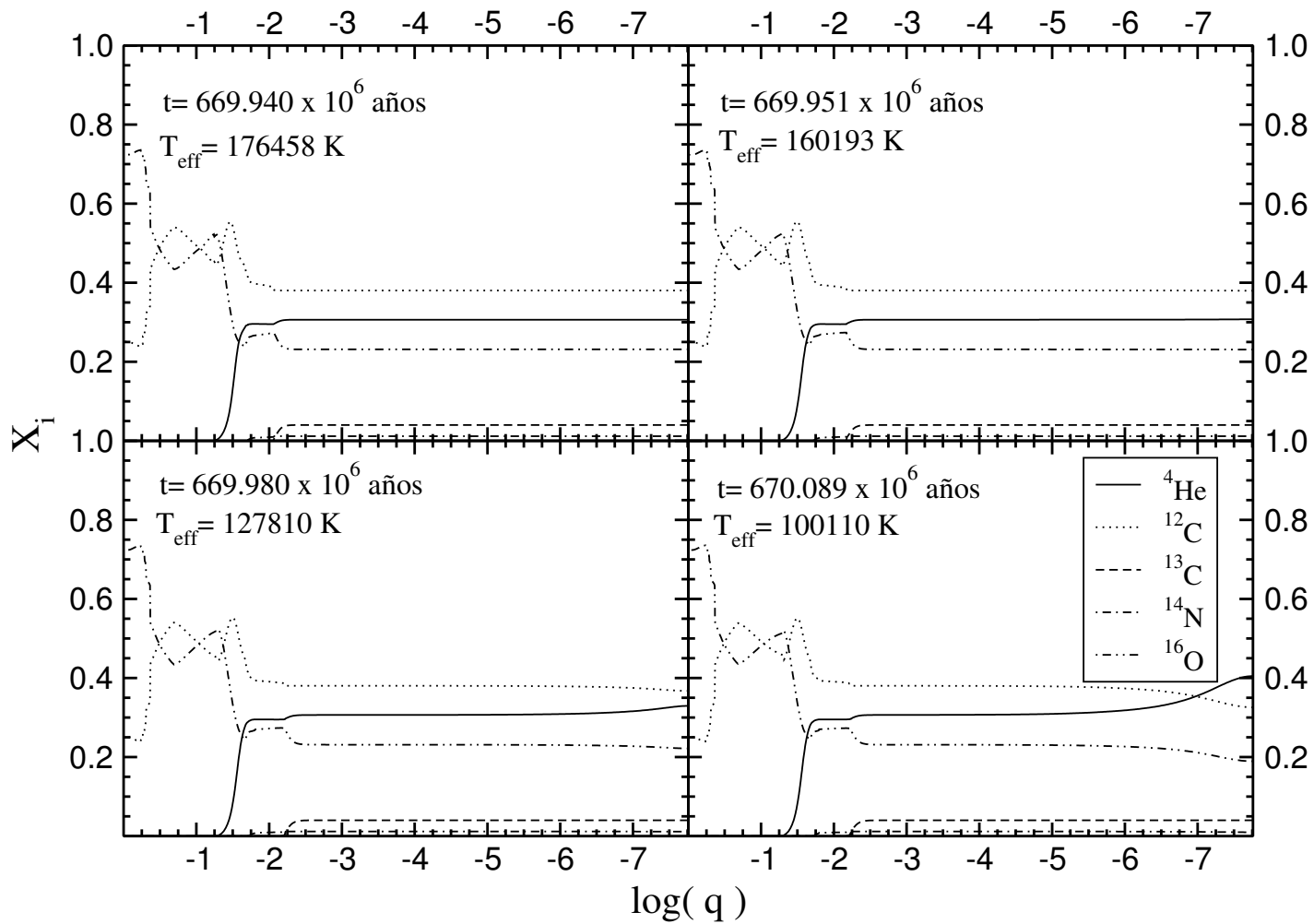
Enanas Blancas

Tipo Espectral	Características	Rango de T[K]
DA	con líneas de H, sin He I ni metales presentes	70.000-6.000
DB	con líneas de He I, sin H ni metales presentes	30.000-12.000
DC	espectro continuo sin líneas distinguibles	< 12.000
DO	con líneas intensas He II; puede haber He I o H	100.000-45.000
DZ	con líneas de metales, sin H ni He	< 6.000
DQ	con líneas de C	12.000-11.000

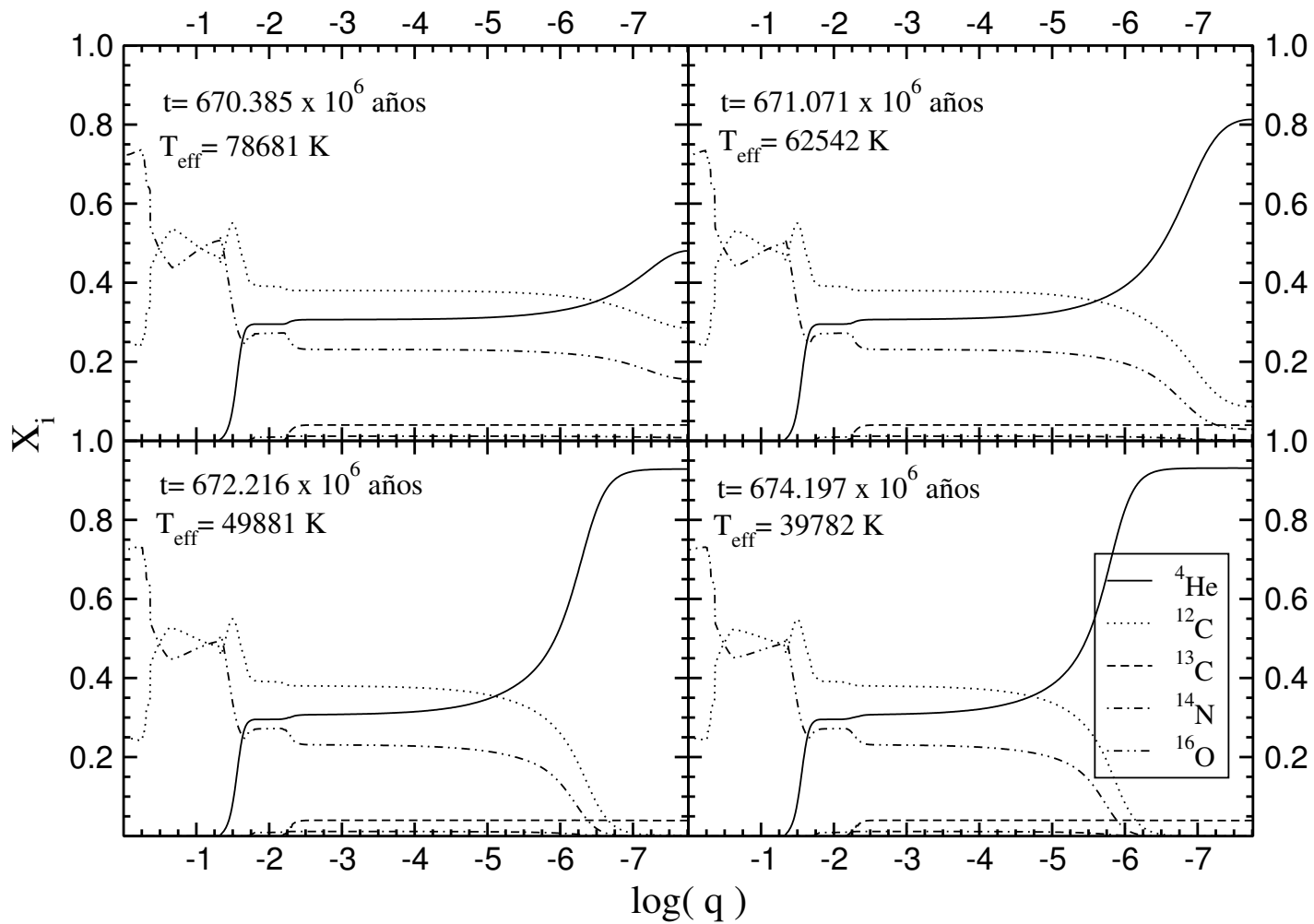




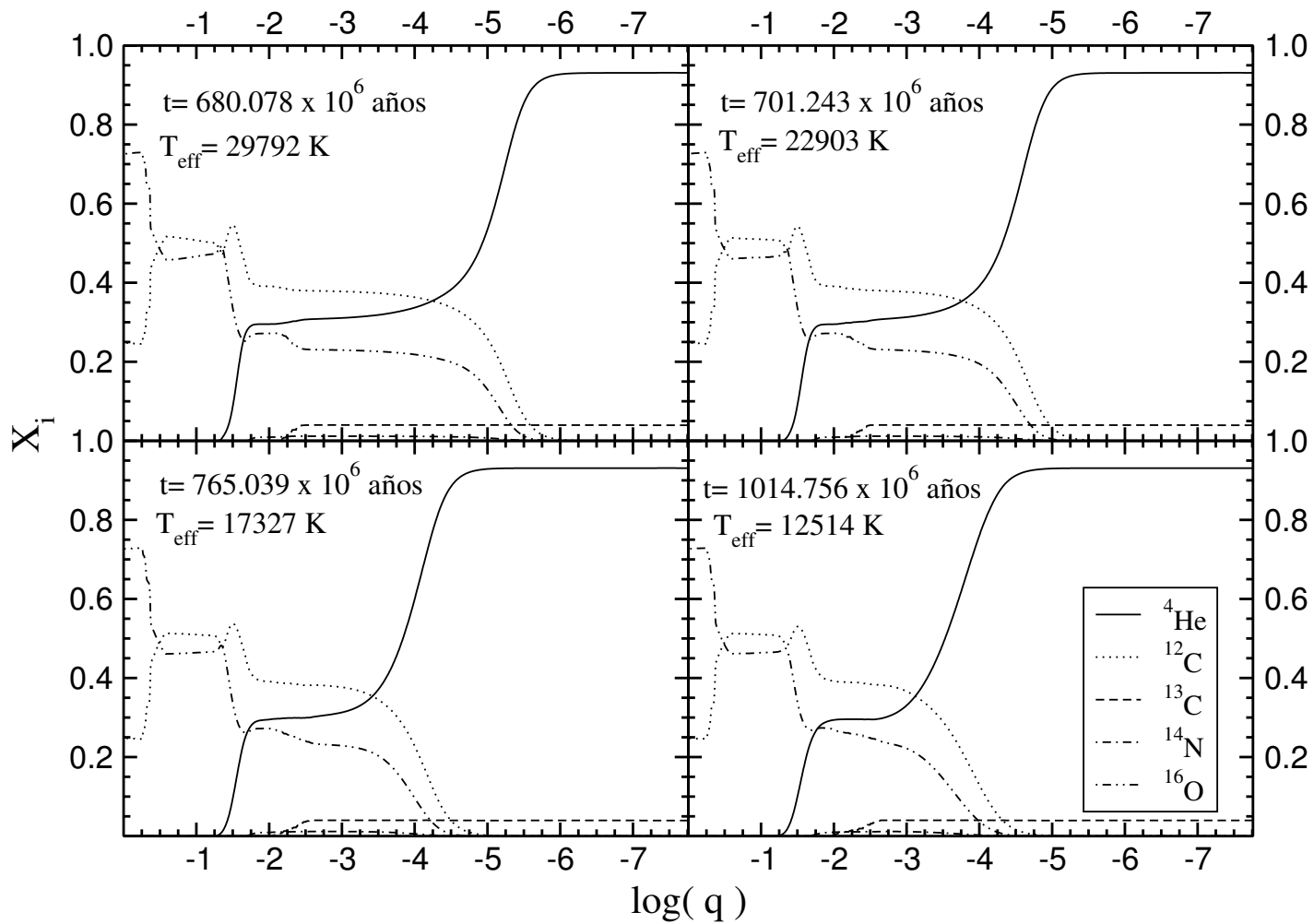
WD-hot DO DB DQ



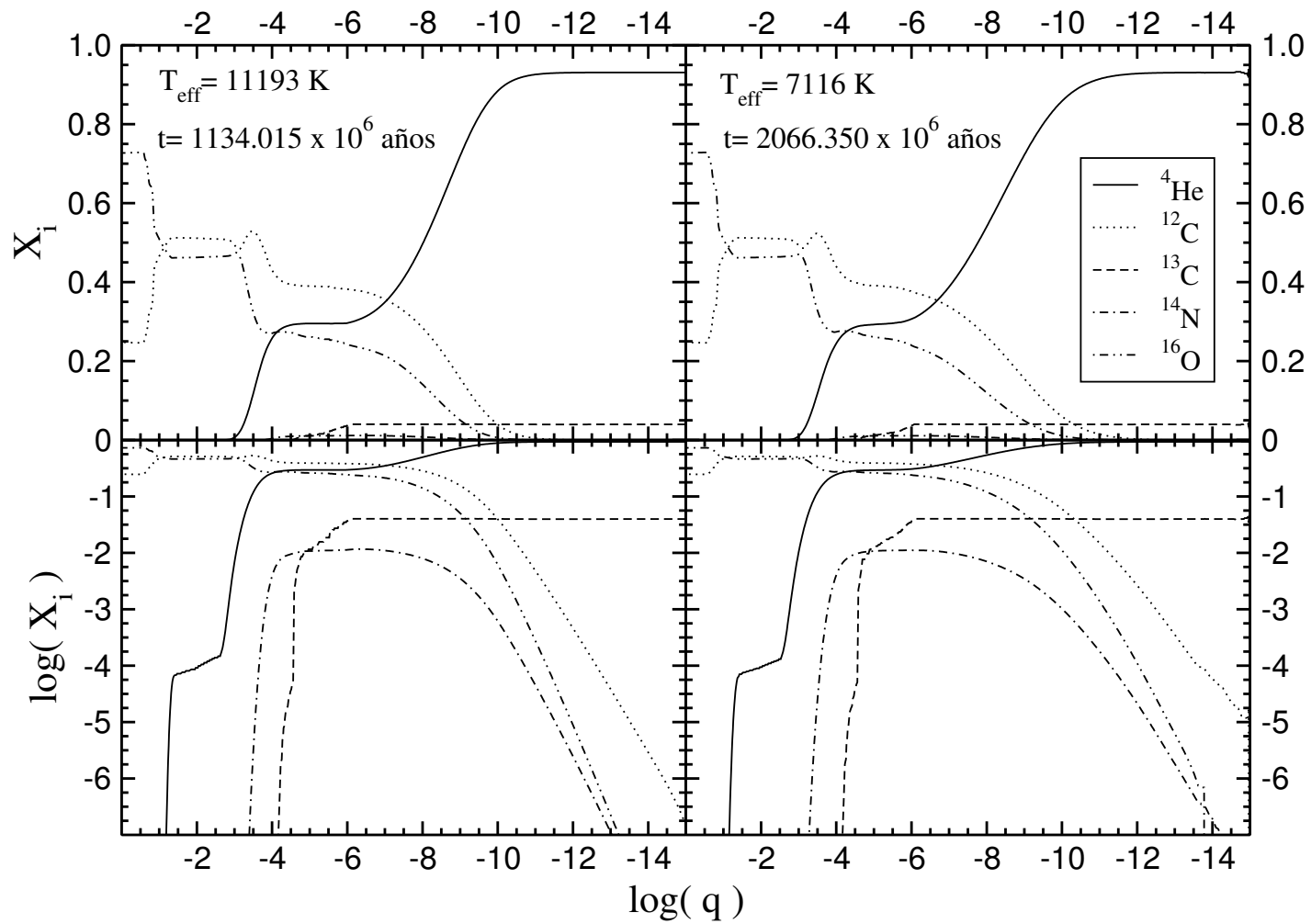
Primeras etapas de la rama de enfriamiento



Enanas blancas calientes DO



Enanas blancas DB



Enanas blancas DQ

Conclusiones

Teoría y observación → H es el elemento más abundante en el universo.

Pero existen estrellas con **ausencia o deficiencia de H** en sus atmósferas
→ **R Coronae Borealis, CSPNe WR**, las estrellas calientes **PG1159**

Motivación de la tesis → existen muy escasas simulaciones numéricas que expliquen convincentemente su formación y evolución.

Resultados obtenidos a partir del programa LPCODE desarrollado en el Observatorio de La Plata.

Simulación de la evolución completa de una estrella de masa intermedia desde la secuencia principal hasta WD.

Resultados aportados:

- 1 . **Evolución completa** desde la SP hasta WD, en forma autoconsistente: evolución y química. Los **estudios existentes** en la literatura **no cubren todas las etapas evolutivas** estudiadas aquí de manera integral. **Es la primera vez** que se calculan WD **DB** teniendo en cuenta la **historia de la progenitora**.
- 2 . Se explora por **primera vez** la teoría extendida de convección **GNA** en **estrellas de masa intermedia** (estrellas masivas Grossman y Taam, 1996). **Reproduce aspectos observacionales** como el **HBB** y el **3^{er} dredge up** ocurridos durante la AGB. Se predice la formación de **estrellas de baja masa ricas en C** en buen acuerdo con las observaciones. Encontramos que la **GNA predice para objetos *born again* edades mucho más cortas** (en acuerdo con los objetos **Sakurai**) que las predichas por la **MLT**.

- 3 . **Procesos de difusión** durante el régimen de WD → **estructura de doble capa** en el perfil químico de la envoltura → DB → importancia en las pulsaciones (Fontaine y Brassard, 2002).
- 4 . Nuestros resultados indican que el **proceso de *born again*** es, en efecto, un mecanismo eficiente para explicar la existencia de WD deficientes en H.

Hemos calculado, en forma **completa, la evolución** de un modelo estelar $M_{ZAMS} = 2.7 M_{\odot}$ desde la ZAMS a través de la fase AGB y pérdida de masa, pasando por el escenario de *born again* hacia la etapa de WD, terminando como un remanente de $M_{WD} = 0.5885 M_{\odot}$. Varias etapas evolutivas de difícil tratamiento numérico como son **los pulsos térmicos** o **la fase de *born again***.

La inclusión de un **esquema dependiente con el tiempo** para el tratamiento simultáneo de la **evolución nuclear** y los **procesos de mezcla**, permite un **estudio detallado** de los cambios de abundancias.

De los resultados obtenidos podemos mencionar las siguientes características:

A. En la etapa correspondiente a la existencia del **núcleo de He** y la **fase térmicamente pulsante** observamos:

- 1 . La ocurrencia del **OV** durante la **quema central de He** conduce a una **discontinuidad en el perfil de O** (en muy buen acuerdo con cálculos realizados por Straniero et al., 2003). El perfil del núcleo de C–O **afecta marcadamente al espectro teórico pulsacional** de las WD. La comparación de las predicciones teóricas con la observación de WD pulsantes, nos permitirá obtener conclusiones sobre la ocurrencia o no de episodios de OV en los progenitores de WD.

- 2 . Encontramos abundante O en la región de intercapa → consecuencia de la mezcla de OV que tiene lugar durante el pico del pulso térmico → es de importancia en etapas evolutivas posteriores cuando se exponen en la superficie estelar las abundancias de dicha intercapa.
- 3 . Formación de pequeños reservorios de ^{13}C y ^{14}N en la base de la capa de He puro, después del final de la fase de *dredge up*. Durante el interpulso, la zona de ^{13}C es quemada radiativamente, mientras que la zona de ^{14}N es “tragada” por la zona convectiva del flash de He durante el próximo pulso térmico → captura de partículas α por los núcleos de ^{13}C y ^{14}N → flujo de n → formación de elementos más pesados que el Fe. Si hay procesos de mezcla adicionales (más allá Schwarzschild: OV) → hay abundancia de ^{13}C y ^{14}N lo suficientemente alta → flujo de n apreciable.

B. Etapa post-AGB: *born again*. No ha sido estudiada por otros autores, salvo por Herwig. En esta fase podemos mencionar los siguientes hechos:

1 . La **ocurrencia de un pulso térmico muy tardío** responsable de la **quema de p** remanentes en la estrella, reforzando los resultados de Herwig.

2 . Después del *born again*, nuestros modelos predicen un **doble loop** → alcanza dimensiones de gigante roja dos veces.

La **primera vez** → **evolución rápida** hacia la AGB → vuelve al azul → **evoluciona más lentamente** hacia la AGB, por **segunda vez**.

Interpretación doble *loop*: La primer vuelta a la AGB → **objeto Sakurai**.

La segunda vuelta a la AGB → **FG Sagitae** (observado desde 1880 incrementando su radio en 3 órdenes de magnitud).

3 . Después del *born again* (${}^4\text{He}, {}^{12}\text{C}, {}^{16}\text{O}$) = (0.306, 0.376, 0.228), (${}^{13}\text{C}, {}^{14}\text{N}, {}^{22}\text{Ne}$) = (0.040, 0.012, 0.021) en acuerdo con abundancias superficiales observadas en la mayoría PG1159 deficientes en H.

Si se invocan **episodios de mezcla extra en la envoltura (OV)** → **alta abundancia de O**. Se encontró **elevada abundancia de ${}^{14}\text{N}$** , en acuerdo con lo observado por Dreizler y Heber (1998) en algunas **PG1159**.

- 4 . Gran eficiencia de OV ($f = 0.03$) \rightarrow fracción de masa superficial de ^{14}N es reducida a 10^{-6} y las especies superficiales principales cambian a $(^4\text{He}, ^{12}\text{C}, ^{16}\text{O}) = (0.27, 0.42, 0.277)$. La abundancia de ^{16}O obtenida es bastante más grande que la observada \rightarrow sólo un OV moderado predice un buen acuerdo con las observaciones.
- 5 . Durante la etapa temprana de PG1159 alrededor de $3 \times 10^{-4} M_{\odot}$ de ^{13}C es procesado mediante la reacción $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$.

C. Con respecto a los efectos del esquema de difusión empleado para los elementos químicos, podemos citar:

- 1 . Difusión de elementos químicos conduce a una estructura de doble capa durante la evolución de las estrellas DB. En estos remanentes estelares tenemos una capa de He puro que yace sobre una de He, C y O, la cual descansa sobre el núcleo inerte de C–O.

Trabajos Futuros

Finalmente, los **modelos obtenidos en esta Tesis Doctoral**, permitirán a nuestro grupo de investigación encarar las siguientes cuestiones y aplicaciones:

- 1 . **WD muy luminosas** emiten una gran cantidad de **neutrinos** de las regiones centrales muy calientes → principal mecanismo de enfriamiento durante sus primeras etapas evolutivas → **posibilidad de utilizar a las WD para estudiar propiedades de los neutrinos** → mediante WD pulsantes luminosas con períodos de oscilación conocidos con precisión.
- 2 . **Muchas PG1159 pulsan** → importante para el estudio de estas estrellas y también de su historia evolutiva previa. **Modelos evolutivos desarrollados con gran detalle** → útiles para estudiar las **propiedades pulsacionales de PG1159** y tratar de entender unos de los problemas no resueltos tales como la **variación temporal del período (\dot{P})**. **PG1159-035** con \dot{P} medido, pero da un \dot{P} de un orden de magnitud más grande que el teórico → Posible explicación → pérdida de masa → evolución más rápida → \dot{P} más grande.

- 3 . Estudio en detalle de la nucleosíntesis que lleva a la formación de elementos pesados durante el *born again*. De importancia porque podríamos compararlo con la formación de elementos pesados observada en los objetos Sakurai.
- 4 . Aspectos evolutivos de las WD DB → requieren conocimiento detallado de la evolución de sus progenitores → la formación de una estructura de doble capa → consecuencias para las propiedades pulsacionales de las WD variables DBV.