

## PULSACIONES DE ESTRELLAS ENANAS BLANCAS

Alejandro Hugo Córscico<sup>1, 2, 3</sup>

<sup>1</sup>Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas (UNLP), Paseo del Bosque S/N, La Plata, CP: 1900, Argentina; <sup>2</sup>Instituto de Astrofísica La Plata (IALP), Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET); <sup>3</sup>Miembro de la Carrera del Investigador Científico del CONICET acorsico@fcaglp.unlp.edu.ar

### Resumen

El estudio de la variabilidad estelar provocada por pulsaciones intrínsecas de las estrellas constituye actualmente uno de los pilares más importantes sobre el cual se asienta la astrofísica estelar, particularmente en relación a la potencial utilidad de las pulsaciones estelares para inferir información acerca de la formación, estructura interna y estado evolutivo de las estrellas a través de la novedosa disciplina denominada *astrosismología*. En este artículo revisamos el estado actual del conocimiento de las pulsaciones estelares no-radiales (aquellas que no mantienen la simetría esférica) aplicadas al caso particular de las estrellas enanas blancas. Estos objetos representan el destino final de la mayoría de las estrellas que pueblan el Universo, y llevan codificada en sus interiores la historia evolutiva previa de estrellas que originalmente fueron como nuestro Sol. El objetivo primordial de la astrosismología de enanas blancas es precisamente descifrar esa información a través del estudio de sus pulsaciones.

*Palabras clave:* estrellas: evolución – estrellas: pulsaciones – estrellas: enanas blancas

### Abstract

**Pulsations of white dwarf stars.** At present, the study of stellar variability due to intrinsic pulsations of stars constitutes one of the most fundamental pillars on which the building of stellar astrophysics rests on, particularly in connection with the potential usefulness of stellar pulsations to shed new light on the formation, structure, and evolutionary status of stars through the novel approach of *asteroseismology*. In this paper we review the present state of knowledge of non-radial stellar pulsations applied to the particular case of white-dwarf stars. These stars constitute the end of the life of most of stars populating the Universe. They contain in their interior a detailed record of the evolutionary history of progenitor stars like our Sun. The primary aim of white-dwarf asteroseismology is to precisely decoding this record through the study of their pulsations.

*Key words:* stars: evolution – stars: pulsations – stars: white dwarfs

### 1. Introducción

En la actualidad, las pulsaciones estelares no-radiales constituyen una herramienta muy valiosa para extraer información acerca de las propiedades y la estructura interna de las estrellas. A medida que las técnicas de observación han ido refinándose, una creciente variedad de objetos estelares se ha manifestado como pulsadores no-radiales. El caso más extensivamente estudiado es nuestro Sol, que vibra en una gran cantidad de modos no-radiales, y cuya investigación ha

revelado claves acerca de su estructura interna a través de la disciplina conocida como *Heliosismología*. También se ha establecido que diferentes clases de estrellas localizadas en diversos lugares del diagrama HR (Hertzsprung-Russell), cubriendo diferentes etapas evolutivas, experimentan pulsaciones no-radiales; por ejemplo: las variables  $\alpha$  Cen, WR,  $\sigma$  Scuti,  $\beta$  Cephei, SPB,  $\gamma$  Doradus, EC 14026, PG1716, y las más relevantes para este artículo, las enanas blancas variables: DAV, DBV, DOV y PNNV. El estudio de las

oscilaciones en tales estrellas variables, y la subsecuente comparación con patrones de pulsación teóricos es ahora conocido como *Astrosismología*. Para una introducción general a este fascinante tópico se recomienda consultar [1], [2], [3], [4] y [5]. Desde el punto de vista de las observaciones (con la excepción obvia de nuestro Sol), las enanas blancas representan el tipo de estrellas pulsantes no-radiales mejor establecido y más estudiado. Las enanas blancas constituyen el destino final más común para estrellas de masa baja e intermedia. Detalles acerca de su formación, estructura y evolución pueden ser encontrados en los trabajos de revisión [6], [7] y [8]. Durante su enfriamiento, estas estrellas atraviesan bandas de inestabilidad muy estrechas dentro de las cuales experimentan pulsaciones en la rama de los modos  $g$  (gravedad) no-radiales con períodos entre 100 y 5000 segundos y amplitudes hasta 0.3 magnitudes. A medida que las enanas blancas se enfrían, el principal constituyente de las capas externas (hidrógeno en las DAVs, helio en las DBVs, y carbono y oxígeno en las DOVs y PNNVs) se vuelve parcialmente ionizado. En el caso de las DAVs y DBVs, esto provoca la formación y desarrollo de una zona convectiva externa, en cuya base se originan las inestabilidades pulsacionales que luego dan lugar a las pulsaciones macroscópicas observadas. En el caso de las DOVs y PNNVs, la convección superficial no se desarrolla debido a las altas temperaturas, pero aún así las pulsaciones igualmente se excitan debido a la ionización parcial del carbono y el oxígeno. Esto da origen al borde azul (caliente) de las bandas de inestabilidad, donde las estrellas se tornan pulsantes. La razón física para la aparición de un borde rojo (frío), donde las estrellas pulsantes recuperan su carácter no-pulsante, es aún objeto de debate.

En los últimos años las enanas blancas se han vuelto objetos muy interesantes a los ojos de los investigadores para llevar a cabo estudios astrosismológicos. Su estructura interna muy simple permite modelarlas y predecir los espectros de pulsación teóricos con un alto grado de detalle y sofisticación. También, en algunos casos estas estrellas exhiben un espectro de períodos tan rico que pueden darnos información acerca de la masa estelar (por medio del espaciamiento medio de períodos), la composición química del núcleo (midiendo la tasa de cambio de períodos  $dP/dt$ ), la masa de las envolturas externas de helio e hidrógeno (por medio de los apartamientos del espaciamiento uniforme de períodos y el atrapamiento de modos), la velocidad de rotación e intensidad del campo magnético (estudiando la estructura fina de los multipletes de frecuencias),

etc. Así, no es sorprendente que en las últimas tres décadas las estrellas DAVs, DBVs, DOVs y PNNVs hayan sido estudiadas en varias oportunidades a través de un arreglo de telescopios denominado "Whole Earth Telescope" (WET). Las observaciones del WET son de calidad sin precedentes, lo cual en algunos casos (ver, por ejemplo, [9], [10] y [11]) han permitido aplicar las potentes herramientas de la astrosismología mencionadas más arriba. Para más detalles acerca de la astrosismología de enanas blancas se remite al lector a los excelentes artículos de revisión [12] y [13].

Cerramos esta introducción mencionando el descubrimiento reciente de una nueva clase de enanas blancas, las denominadas enanas blancas DQ calientes ([14]). Esta nueva clase de enanas blancas está caracterizada por atmósferas ricas en carbono, en algunos casos incluyendo considerables abundancias de helio. Estas estrellas se ubican en una región bien delimitada en temperatura efectiva, entre 18000 y 23000 K. [15] han propuesto el primer escenario plausible para el origen de estas estrellas. El interés por esta nueva clase de estrellas se ha visto recientemente realizado por el descubrimiento de la primera enana blanca DQ pulsante ([16]), y posteriormente por el anuncio del descubrimiento de dos pulsantes más por parte de [17].

## 2. Breve descripción de las pulsaciones estelares en modos $g$ no-radiales

Los modos  $g$  no-radiales son una subclase de modos esferoidales cuya principal fuerza de restitución es la gravedad. Estos modos están caracterizados por bajas frecuencias de oscilación (períodos largos) y por desplazamientos del fluido estelar esencialmente en la dirección horizontal. Para una estrella esféricamente simétrica, y en la aproximación lineal (pequeños desplazamientos), un modo  $g$  puede ser representado como una onda estacionaria de la forma  $f'_{k,l,m}(r, \theta, \varphi) = g'_{k,l,m}(r) Y_l^m(\theta, \varphi) \exp(i\sigma_{k,l,m} t)$ , donde el símbolo " ' " indica una pequeña perturbación Euleriana de una dada cantidad física  $f$  (como la presión). Por otra parte,  $Y_l^m(\theta, \varphi)$  son los correspondientes armónicos esféricos. Físicamente,  $l$  es el número de líneas nodales en la superficie estelar y  $m$  es el número de tales líneas en longitud. En ausencia de cualquier agente físico capaz de destruir la simetría esférica (tal como un campo magnético o rotación), las auto-frecuencias  $\sigma_{k,l,m}$  son dependientes de  $l$  pero son  $(2l+1)$  veces degeneradas en  $m$ . Finalmente,  $g'_{k,l,m}(r)$  es la parte radial de las auto-funciones, las cuales para modelos realistas deben ser calculadas numéricamente junto con  $\sigma_{k,l,m}$  (el único caso con solución analítica es la esfera homogénea compresible). El

índice  $k$  (conocido como el orden radial del modo) representa, en modelos estelares simples (como los modelos de estrellas enanas blancas), el número de superficies esféricas nodales en la componente radial de las auto-funciones. Para modos  $g$ , cuanto mayor es el valor de  $k$ , mayor es el valor del período. En modelos estelares con núcleos muy densos en comparación con las envolturas, la asignación del valor  $k$  para cada modo de pulsación no es trivial. Para una descripción detallada de las oscilaciones estelares no-radiales, se recomienda el libro de texto [2].

### 3. Enanas blancas variables DAV o ZZ Ceti

#### 3.1. Introducción

Desde que se detectaron variaciones fotométricas en la enana blanca HL Tau 76 ([18]), los astrónomos han estado observando pulsaciones multimodales en un número creciente de estos objetos. De particular interés son las enanas blancas variables caracterizadas por atmósferas ricas en hidrógeno. Estas estrellas variables, conocidas como estrellas ZZ Ceti o DAV, constituyen el grupo más numeroso entre los pulsadores degenerados. En particular, las estrellas ZZ Ceti se encuentran en un delgado intervalo de temperaturas efectivas ( $12500 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 10700 \text{ K}$ ). Sus variaciones de brillo, que alcanzan como mucho 0.30 mag, son interpretadas como modos  $g$  (gravedad) no-radiales de bajo grado armónico ( $l = 2$ ) y bajo e intermedio orden radial  $k$  (el número de ceros en la auto-función radial), con períodos entre 100 y 1200 segundos. Los modos radiales, aunque han sido encontrados inestables en algunos estudios teóricos (ver, por ejemplo, [19]), han sido descartados como la causa de la variabilidad en estas estrellas, dado que los períodos involucrados son más cortos que 10 segundos. Observacionalmente estas señales de alta frecuencia no han sido detectadas hasta el momento. Con respecto al mecanismo que excita las pulsaciones, el mecanismo  $\kappa$  actuando en la zona de ionización parcial del hidrógeno en las envolturas de las DAs es tradicionalmente aceptado ([20], [21]). Sin embargo, [22] propuso el mecanismo denominado “convective driving” como responsable de la inestabilidad en las estrellas DAVs (ver también [23]). Aunque ambos mecanismos predicen aceptablemente bien la temperatura efectiva del borde azul (caliente) de la banda de inestabilidad de las ZZ Ceti, ninguno de los dos mecanismos es capaz de predecir el borde rojo observado, donde las pulsaciones de las DA parecen cesar abruptamente, de acuerdo a [24].

#### 3.2. Observaciones de DAVs

Un parámetro de gran importancia en el estudio de las enanas blancas es la masa media de estas estrellas. Recientemente, [25] determinaron las masas para 7167 enanas blancas DA y 507 enanas blancas DB clasificadas como estrellas aisladas y no magnéticas en la Data Release 4 del Sloan Digital Sky Survey (SDSS). La masa media para las enanas blancas DA más calientes que  $T_{\text{eff}} = 12000 \text{ K}$  es  $M_* = 0.593 \pm 0.016 M_{\odot}$ . Para las 150 enanas blancas DB más calientes que  $T_{\text{eff}} = 16000 \text{ K}$ , encuentran  $M_* = 0.711 \pm 0.009 M_{\odot}$ . Aparentemente, la masa media de las DBs es significativamente más grande que la de las DAs. [25] también reportan el hallazgo de la enana blanca más masiva jamás encontrada, con  $M_* = 1.33 M_{\odot}$ , un valor muy próximo a la masa límite de Chandrasekhar. Las masas de las DAVs determinadas a través de la astrosismología están en acuerdo con las determinaciones espectroscópicas de [25].

Un importante problema observacional vinculado a las DAVs es la cuestión de la pureza de la banda de inestabilidad, esto es, si todas las DA ubicadas en la banda de inestabilidad son efectivamente variables o existen estrellas constantes en la región. Este problema es de particular relevancia porque si efectivamente la banda de inestabilidad es pura, esto significa que *todas* las enanas blancas DA deben pasar necesariamente por una etapa de inestabilidad pulsacional. Esto implica que cualquier información inferida a través de la astrosismología acerca de la estructura interna de las DAVs es también válida para las DAs no pulsantes. La investigación de la pureza de la banda de inestabilidad claramente depende de la sensibilidad a la amplitud observada. Esto es, en una búsqueda de pulsaciones, una dada estrella puede estar pulsando con amplitudes por debajo del límite de detección de los telescopios utilizados, y de esta manera esta estrella puede aparecer como no variable. Por otra parte, otro factor importante es la precisión de la determinación de la temperatura efectiva y gravedad. Con espectros caracterizados por alta relación señal/ruido (S/N), [26], [27], [28] y [29] han encontrado una banda de inestabilidad pura considerando las DAVs brillantes. Por otra parte, hay cerca de 20 estrellas para las cuales no se detectan pulsaciones dentro de la misma banda de inestabilidad si uno usa determinaciones menos precisas de los parámetros superficiales caracterizando las DAs más débiles del SDSS ([30] y [31]). Por otra parte, [32] han encontrado variabilidad de baja amplitud en dos estrellas reportadas anteriormente como no-variables. Al mo-

mento de la publicación del artículo de revisión de [12], la evidencia sugiere que la banda de inestabilidad de las DAVs es *pura*.

Finalmente mencionaremos que en la actualidad se conoce un gran número de estrellas DAV, un hecho que las convierte en estrellas pulsantes muy atractivas desde el punto de vista astrosismológico. En efecto, hasta la fecha (principios de 2009) se conocen alrededor de 143 DAVs, de las cuales 83 fueron descubiertas en el relevamiento denominado Sloan Digital Sky Survey (SDSS) desde el año 2004 ([12]). Este número de objetos es adecuado para comenzar un estudio serio de las *propiedades de grupo* de estas variables.

### 3.3. Modelos de estrellas DAVs y estudios astrosismológicos

Los primeros modelos disponibles para astrosismología de enanas blancas DA fueron presentados por [33]. Un amplio espacio de parámetros fue explorado en dicho estudio, y durante mucho tiempo (desde principio de los años '80) este set de modelos constituyó el "estado del arte" en el área. Las propiedades pulsacionales de estos modelos fueron extensivamente estudiadas en los trabajos de [34], [35] y [36]. Algunos aspectos negativos de estos modelos son: (1) los modelos fueron construidos con una ecuación de estado y opacidades antiguas; (2) los modelos poseen un núcleo de C puro, contrariamente a lo que indica la evolución estelar, que predice una mezcla de C y O; (3) el número de capas en que se dividen los modelos es muy bajo (del orden de 300), de manera que para calcular pulsaciones y resolver las auto-funciones (que son fuertemente oscilantes) era necesario utilizar algún esquema de interpolación; (4) las interfaces químicas de C/He y He/H de estos modelos están crudamente modeladas bajo la hipótesis (errónea) de equilibrio difusivo junto con la simplificación de elemento traza ("trace element approximation"), un tratamiento que involucra un cambio abrupto en la pendiente de los perfiles químicos dentro de las interfaces, introduciendo irregularidades exageradas en el espaciamiento de períodos (esto es, excesivo atrapamiento de modos o "mode trapping"). Estos modelos fueron empleados para inferencias astrosismológicas en las estrellas ZZ Ceti denominadas G226-29 ([37]) y GD 165 ([38], [39]).

Los modelos presentados por [40] constituyeron una mejora sustancial en el área. Estos modelos están construidos con núcleos de C-O en proporciones variables, una ecuación de estado moderna y opacidades actualizadas (OPAL). Las interfaces químicas C-O/He y He/H de estos modelos están mejor modeladas, aunque aún poseen

un importante cambio de pendiente en la forma de los perfiles. Tal vez la simplificación más seria de estos modelos es la forma de "rampa", muy poco realista, de los perfiles químicos de C-O en el núcleo. Estos modelos fueron empleados para realizar astrosismología de las DAVs G29-38 ([41]), G117-B15A y R548 ([42]), GD 165 y L19-2 ([43]), y G185-32 ([44]).

El siguiente paso en el mejoramiento del modelado de las DAVs fue dado por [45] y [46], quienes emplearon modelos evolutivos con interfaces de composición química (He/H) modelados con difusión microscópica dependiente del tiempo ([47]), y perfiles químicos del núcleo extraídos de [48], apropiadamente escalados de acuerdo al valor de la masa estelar. El empleo de interfaces químicas suaves, modeladas con un esquema de difusión dependiente del tiempo, reveló que es muy inapropiado utilizar la aproximación de equilibrio difusivo en el marco de la aproximación "trace element". El aspecto negativo de estos modelos es que no se calculó la evolución previa, sino que el punto de partida en la evolución fueron modelos artificiales a altas temperaturas. Con esta grilla de modelos se realizó un estudio astrosismológico detallado de la estrella G117-B15A ([49]).

Recientemente, [50] han llevado a cabo un estudio astrosismológico de estrellas DAV usando modelos similares a los de [40], pero con un tratamiento simplificado de la estructura química del núcleo, fijando las abundancias centrales en 50% de C y 50% de O. Las interfaces químicas He/H fueron modeladas parametrizando perfiles químicos realistas calculados mediante un tratamiento de la difusión química dependiente del tiempo ([51]). Se realizó un estudio astrosismológico de varias DAVs "clásicas", y también de un número de DAVs descubiertas en el SDSS. Casi simultáneamente al trabajo de [50], [52] han realizado un nuevo estudio astrosismológico de estrellas ZZ Ceti, empleando modelos de enanas blancas DA muy similares a los de [50], pero con perfiles químicos del núcleo de acuerdo a [48]. Con esta grilla de modelos se realizó un estudio astrosismológico de G117-B15A y R548.

Finalmente, mencionaremos brevemente el estudio preliminar de [53] sobre la estrella GD 165. Estos autores han empleado una grilla de *modelos estáticos* (en oposición a los *modelos evolutivos*), en los que se asume una relación aproximada entre la luminosidad y la masa integrada,  $L(r) \propto M(r)$ , para estimar el perfil de luminosidad. Notemos que en modelos evolutivos el perfil de luminosidad es el resultado de la resolución autoconsistente de las ecuaciones de estructura y evolución estelar. Otra aproximación

utilizada en la construcción de estos modelos es la suposición de un núcleo de C puro. En cierto sentido, estos modelos son aún mas pobres que los antiguos modelos de [33].

Un resumen de las inferencias astrosismológicas de estrellas ZZ Ceti realizadas hasta la fecha es presentado en la Tabla 7 de [13]. Como resulta evidente de lo dicho en los párrafos anteriores, no existe ningún estudio astrosismológico de enanas blancas DAV basado en modelos completamente evolutivos (generados desde la ZAMS) y contruidos con tratamientos consistentes de los perfiles espaciales de las interfaces químicas en la envoltura y en el núcleo estelar. El correcto modelado de estas zonas es crucial en la definición de las propiedades de “mode trapping” de los modelos, un aspecto de gran relevancia en la astrosismología de enanas blancas (ver [34], [35], [36], [40] y [54]).

Cabe mencionar que los únicos modelos de enanas blancas DA calculados consistentemente desde la ZAMS hasta la etapa de enana blanca que han sido utilizados en estudios pulsacionales, son aquellos presentados en [51], [54], [55], y [56]. En estos modelos los perfiles químicos del núcleo son el resultado de la evolución completa y consistente del progenitor. Los cálculos fueron realizados con una ecuación de estado y opacidades actualizadas, y difusión química dependiente del tiempo. Si bien estos modelos fueron empleados para estudiar fenómenos tales como el “mode trapping” y los efectos de la cristalización, no fueron explotados para estudios astrosismológicos, debido a que sólo se calcularon dos secuencias, una con  $M_* = 0.563 M_\odot$ , y otra con  $M_* = 0.94 M_\odot$ .

#### 4. Enanas blancas variables DBV o V777 Her

##### 4.1. Introducción

Las estrellas variables V777 Her, comúnmente conocidas como estrellas DBV, son enanas blancas variables en modos  $g$  (gravedad) con períodos entre 100 y 1000 segundos, caracterizadas por atmósferas ricas en Helio (tipo espectral DB) y temperaturas efectivas intermedias ( $T_{\text{eff}} \sim 25000$  K). La naturaleza pulsante de estas estrellas fue predicha hace casi tres décadas en base a consideraciones teóricas por [57], y fue confirmada a través de observaciones poco después por [58]. Desde entonces, muchos esfuerzos han sido dedicados a estudiar estas estrellas. En particular, la estrella multiperódica GD 358, el miembro mas estudiado de esta clase de variables, ha sido el foco de numerosas investigaciones dedicadas a inferir su estructura interna y evolución, inicialmente por medio de procedimientos astro-

sismológicos no automatizados ([10]) y mas tarde empleando técnicas astrosismológicas objetivas (ver, por ejemplo, [58] y [59]). En particular, [58] –ver también [59]– han aplicado algoritmos genéticos para fijar cotas sobre la reacción  $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$  a partir de inferencias de la abundancia central de oxígeno en GD 358.

Con respecto a la excitación de modos, de manera análoga al caso de las DAVs, las pulsaciones en estrellas DBVs son atribuidas a la ionización parcial del elemento químico mayoritario de la atmósfera estelar, en este caso el helio. Actualmente se acepta que el mecanismo  $\kappa$  actuando en la región de ionización parcial del helio es responsable para la excitación de las pulsaciones ([21], [10], [60], [61]), aunque el mecanismo de “convective driving” propuesto originalmente por [23] para explicar las pulsaciones en las DAVs también tendría un rol importante en la desestabilización de modos en las DBVs.

##### 4.2. Observaciones

Como mencionamos, el reciente estudio de [25] indica una masa media de las DBs de  $M_* = 0.711 \pm 0.009 M_\odot$ , bastante mayor que la de las DAs. Con respecto a la pureza de la banda de inestabilidad de las DBVs, un problema adicional, además de la calidad de los espectros (que influye en la determinación de la temperatura efectiva y gravedad), y del umbral de detectabilidad de los instrumentos (la cual decide si una estrella es pulsante o no), es la presencia de pequeñas cantidades de hidrógeno en las atmósferas de He de estas estrellas, lo cual tiene una fuerte influencia en la determinación de la temperatura efectiva y gravedad de las DBs ([62], [63]). Aparentemente la banda de inestabilidad es pura, pero antes de arribar a una conclusión definitiva hay que explorar mas profundamente el efecto de estos tres factores mencionados.

El número de estrellas DBV conocidas hasta la fecha es mucho menor al de las DAVs. Antes del advenimiento del SDSS se conocían sólo ocho estrellas DBVs ([62]). Recientemente, [64] han anunciado el descubrimiento de 9 DBVs pertenecientes al SDSS, llevando el número total de DBVs conocidas a 17. Este número sigue siendo muy bajo para intentar el estudio de las propiedades de grupo de esta clase de pulsantes.

##### 4.3. Modelos de de estrellas DBVs

Como en el caso de las enanas blancas DA, los primeros modelos de enanas blancas DB utilizados masivamente por los investigadores en estudios pulsacionales fueron los presentados por [33]. Estos modelos adolecen de los mismos defectos que los modelos de enanas blancas DA que

fueron descriptos antes, por lo que no abundaremos en detalles acerca de los mismos. En vez de describir las diferentes generaciones de modelos estelares para enanas blancas DB presentados hasta el momento, tal como hicimos en el caso de las DAs, aquí nos enfocaremos en el set de modelos presentados en el estudio de [65]. El principal propósito de ese trabajo fue estudiar la estructura y evolución de estas estrellas de manera consistente con las predicciones de la difusión de elementos químicos dependiente del tiempo. Se estudiaron modelos con masas en el rango  $0.60-0.85 M_{\odot}$  y envolturas de He con masas desde  $10^{-2}$  a  $10^{-4} M_{\odot}$ . En este trabajo se concluyó que, dependiendo de la masa estelar, si los progenitores de las DBs se forman con un contenido de He menor que  $\sim 10^{-3} M_{\odot}$ , es esperable una configuración de capa simple ("single-layered configuration") durante la banda de inestabilidad de las DBVs. Para contenidos de helio mayores, la envoltura tendrá una estructura en doble capa ("double-layered configuration"). En el trabajo se pone de manifiesto la capacidad de la astrosismología para distinguir entre las dos posibilidades a través de los patrones pulsacionales de las DBVs. Estos modelos han sido empleados en [66] para estudiar la dependencia de las tasas de cambio de períodos de estrellas DBVs con la intensidad de la emisión de neutrinos.

Finalmente, mencionamos brevemente recientes cálculos de enanas blancas DB que descienden de los modelos evolutivos de estrellas PG1159 computados por [67] (ver mas abajo). Estos modelos han sido empleados en cálculos de estabilidad pulsacional para diferentes eficiencias convectivas en [61] con el fin de revisar la localización exacta del borde caliente de la banda de inestabilidad de estas estrellas en el diagrama HR.

## 5. Pre-enanas blancas variables DOV o GW Vir (estrellas PG1159 pulsantes)

### 5.1. Introducción

Las estrellas pulsantes PG1159 –denominadas así a partir del prototipo de la clase espectral y la clase de variables: PG 1159-035 o GW Vir– son estrellas post-Asymptotic Giant Branch (AGB) deficientes en Hidrógeno, muy calientes, con envolturas superficiales ricas en He ( $\sim 30-85\%$ ), C ( $\sim 15-60\%$ ) y O ( $\sim 2-20\%$ ) ([68]) que exhiben variaciones multi-periódicas de luminosidad debidas a modos  $g$  de bajo grado armónico ( $l = 2$ ), y orden radial alto ( $k = 20$ ), con períodos en el rango 300-6000 segundos. Algunas estrellas GW Vir están aún inmersas en una nebulosa planetaria; ellas son llamadas comúnmente PNNVs

(Planetary Nebula Nucleus Variable). Las estrellas PNNV están caracterizadas por luminosidades mucho mas altas que las estrellas GW Vir stars "desnudas" (aquellas sin nebulosa). Las estrellas GW Vir son particularmente importantes para inferir propiedades fundamentales de las estrellas pre-enanas blancas en general, tales como la masa estelar, y la estratificación en composición química ([69], [70]). Por otra parte, recientemente [71] demostraron que las estrellas PG1159 pulsantes constituyen herramientas valiosas para estudiar la ocurrencia de episodios de mezcla extra en sus estrellas progenitoras. Las estrellas PG 1159 constituyen la conexión evolutiva entre las estrellas post-AGB y la mayoría de las enanas blancas deficientes en hidrógeno. Se piensa que estas estrellas son el resultado de un episodio "born again" provocado ya sea por un pulso térmico muy tardío (VLTP) que ocurre en una enana blanca caliente poco después de que la combustión del hidrógeno ha cesado (ver [72], [73], y mas recientemente [74]), o bien un pulso térmico tardío (LTP) que se desarrolla durante la evolución post-AGB cuando la combustión del hidrógeno aún está activa (ver [75] por referencias). Durante un episodio VLTP, la mayor parte del hidrógeno de la envoltura es quemada en la zona de convección del flash de helio, mientras que en un LTP la composición deficiente en hidrógeno es el resultado de un episodio de dilución. En ambos casos, la estrella retorna rápidamente a la AGB y finalmente evoluciona al dominio de altas temperaturas efectivas como un objeto deficiente en hidrógeno y con combustión de helio en capa en forma estacionaria.

### 5.2. Observaciones

Existen numerosos trabajos en la literatura que tratan aspectos observacionales de estrellas PG1159. En particular, podemos citar el excelente artículo de revisión de [68] el cual resume numerosas investigaciones espectroscópicas y también aspectos teóricos acerca de la formación de estas estrellas.

Con respecto a las PG1159 pulsantes, existen actualmente 18 estrellas conocidas. Este conjunto incluye estrellas rodeadas de nebulosas planetarias (las PNNVs) así como también estrellas PG1159 que carecen de nebulosa. También se incluyen las denominadas PG1159 híbridas (que contienen hidrógeno en la superficie). La lista completa de estrellas PG1159 pulsantes incluyendo parámetros superficiales y rangos de períodos es presentada en la Tabla 3 de [13]. Al menos cinco de estas estrellas (RXJ 2117.1+3412, PG1159-035, PG1707+427, PG2131+066, y PG0122+200) han sido observadas intensiva-

mente utilizando el WET, por lo cual poseen datos de gran calidad y son objetivos ideales para estudios astrosismológicos.

### 5.3. Modelos evolutivos de estrellas PG1159

Existe en la literatura una gran variedad y cantidad de modelos de estrellas deficientes en H empleados en el pasado para estudios astrosismológicos de estrellas PG1159 pulsantes. Sin embargo, aquí sólo describiremos brevemente aquellos presentados por [67], dado que son los únicos hasta la fecha en los que se ha tenido en cuenta la historia evolutiva completa. Además, son el único set de secuencias evolutivas de modelos PG1159 que comprende un amplio rango de masas estelares, algo que los hace verdaderamente adecuados para estudios astrosismológicos. Estos autores calcularon la evolución completa de secuencias de modelos con masas iniciales sobre la ZAMS en el rango 1 -  $3.75 M_{\odot}$ . Todas las secuencias post-AGB fueron calculadas utilizando el código de evolución estelar LPCODE (ver [74]). Las secuencias fueron seguidas a través de un VLTP y el episodio "born again" resultante que da lugar a la composición química superficial característica de las estrellas PG1159, esto es, con atmósferas deficientes en hidrógeno y ricas en helio, carbono y oxígeno. Las masas de los remanentes son 0.530, 0.542, 0.556, 0.565, 0.589, 0.609, 0.664, y  $0.741 M_{\odot}$ . Recomendamos al lector interesado consultar el artículo de [67] para mas detalles. Un resultado por demás interesante (entre muchos otros) de este trabajo es la nueva determinación de masas espectroscópicas de estrellas PG1159. La masa promedio obtenida por estos autores es de  $0.573 M_{\odot}$ ,  $0.044 M_{\odot}$  mas baja que el valor previamente aceptado.

### 5.4. Excitación de las pulsaciones

Un problema de larga data asociado con las estrellas PG 1159 pulsantes está relacionado al mecanismo de excitación de las pulsaciones. El trabajo pionero de [76] fue exitoso al encontrar el agente desestabilizador correcto, esto es, el mecanismo  $\kappa$  asociado con la zona de ionización parcial del carbono y/o oxígeno en la envoltura de los modelos. Sin embargo, sus modelos requerían que la región de excitación fuera muy pobre en helio para ser capaz de excitar las pulsaciones; aún muy bajas cantidades de helio podían debilitar o completamente eliminar el efecto desestabilizante del carbono y el oxígeno (efecto denominado "envenenamiento del helio"). Este último requerimiento condujo a los investigadores a la conjetura de que debería existir un gradiente de composición química para hacer compatibles la región de excitación carente de helio con la com-

posición fotosférica rica en helio. Incluso cálculos detallados modernos aún revelan la necesidad de un gradiente composicional en las envolturas de los modelos ([77], [78]). La presencia de un gradiente de composición química es difícil de explicar en vistas de que las estrellas PG 1159 están aún experimentando pérdidas de masa ( $dM/dt \sim 10^{-6.1} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  en PG 1159-035; [79]), un hecho que impide la acción del asentamiento gravitacional del carbono y el oxígeno, y en vez de esto, tiende a homogeneizar la envoltura de las enanas blancas calientes ([80]).

Claramente en oposición con la hipótesis de un gradiente de composición en las envolturas de las estrellas PG1159, los cálculos de [81], [82] y [83] –basados en las modernas opacidades OPAL– demostraron que pulsaciones en modos  $g$  en el rango de temperaturas efectivas y períodos correctos pueden ser excitadas fácilmente en modelos de estrellas PG1159 que tienen una composición química uniforme de la envoltura. En particular, [83] encuentran que la presencia de estrellas PG1159 no-variables entre las variables GW Vir puede explicarse debido a las altas abundancias superficiales de helio que caracterizan a las estrellas no-variables, un factor que eliminaría la capacidad de excitar modos de pulsación. Otro reciente estudio de pulsaciones tipo GW Vir es aquel de [84], el cual está basado en una secuencia evolutiva que comienza en la secuencia principal de edad cero (ZAMS) y evoluciona a través de la fase de pulsos térmicos y VLTP ([74]). Estos autores no encuentran la necesidad de invocar gradientes de composición en las envolturas de las estrellas PG1159 para promover inestabilidades.

Los estudios mencionados han sido muy importantes, pero adolecen de un gran defecto: la mayoría de ellos están basados en modelos muy simples de estrellas PG1159. En efecto, los estudios más antiguos empleaban modelos de envolturas estáticas y opacidades obsoletas. Aún los trabajos mas modernos, aunque basados en opacidades actualizadas (OPAL), todavía usan una serie de modelos de envolturas estáticas que no representan una secuencia evolutiva real, o bien emplean cálculos evolutivos basados en descripciones simplificadas de la evolución de los progenitores. La única excepción es el trabajo de [84], que emplea modelos de equilibrio que han sido evolucionados a través de las etapas de la AGB y el born again, comenzando de un modelo de estrella de  $2.7 M_{\odot}$  en la ZAMS. [84] analizaron cuatro secuencias de modelos, con 0.530, 0.55, 0.589 y  $0.64 M_{\odot}$ , siendo la secuencia de  $0.589 M_{\odot}$  derivada directamente de los cálculos evolutivos de [74]. Las restantes secuencias fueron creadas a

partir de la de  $0.589 M_{\odot}$  cambiando artificialmente la masa estelar poco después del final del episodio del born-again.

El reciente trabajo de [85] constituye el estudio de estabilidad pulsacional de estrellas GW Vir mas completo y detallado realizado hasta el presente. Específicamente, [85] han realizado cálculos no-adiabáticos en modelos evolutivos de estrellas PG1159 con masas estelares entre  $0.530$  y  $0.741 M_{\odot}$ . Para cada secuencia de modelos, [67] calcularon las etapas evolutivas completas de los progenitores de las estrellas PG1159, partiendo de la ZAMS. La evolución fue calculada a través de la fase de pulsos térmicos en la AGB y la etapa "born again" (VLTP) hasta el dominio de las estrellas PG1159. El empleo de tales modelos evolutivos detallados constituye una mejora sustancial sobre estudios previos con respecto al modelado estelar. Numerosas investigaciones previas de estrellas PG1159 pulsantes han sido realizadas sobre la base de modelos estelares artificiales. A pesar de que la mayor parte de la excitación y estabilización de las pulsaciones ocurren en las envolturas de las estrellas PG1159, el empleo de tales configuraciones estelares simplificadas parece no estar bien justificado en el caso de estas estrellas, contrariamente a lo que sucede con las enanas blancas, para las cuales la estructura termo-mecánica se ha relajado a su configuración correcta mucho antes de que la inestabilidad pulsacional es alcanzada (etapas de DBVs o DAVs). El principal objetivo del estudio de [85] ha sido evaluar hasta qué punto las conclusiones arribadas en los estudios previos sobre las estrellas PG1159 cambian o permanecen invariables cuando se emplean configuraciones estelares realistas. El estudio de [85] confirma los siguientes resultados, ya conocidos a partir de estudios previos:

- Modos  $g$  en modelos PG 1159 son excitados por el mecanismo  $\kappa$  debido a la ionización parcial del carbono y oxígeno. No son necesarios gradientes de abundancia química entre la zona de excitación de modos y la superficie estelar para excitar modos  $g$  en los rangos correctos de temperatura efectiva y período.

- Existe un dominio de inestabilidad bien definido con un borde azul (caliente) que es fuertemente dependiente de la masa estelar.

- Diferentes abundancias superficiales de helio llevan a diferencias apreciables en la localización exacta del borde azul del dominio de inestabilidad.

- El dominio de inestabilidad se divide en dos regiones separadas, una de ellas a altas luminosidades caracterizada por períodos largos, y la otra a bajas luminosidades, correspondiente a períodos cortos.

- Todas las estrellas PG1159 pulsantes caen en el dominio de inestabilidad teórico en el diagrama  $\log(T_{\text{eff}}) - \log g$ .

- Existe un buen acuerdo entre el espectro de períodos observado en estrellas GW Vir y los rangos teóricos de períodos inestables.

- Los períodos de pulsación de los modos excitados decrecen con luminosidades decrecientes (gravedad creciente), en línea con la tendencia observacional.

Entre los nuevos hallazgos del estudio de [85], se pueden mencionar:

- Existe un borde rojo (frío) del dominio de inestabilidad en el régimen de alta luminosidad (baja gravedad). Este borde rojo es dependiente de la masa estelar.

- El borde del dominio de inestabilidad en el plano  $\log T_{\text{eff}} - \log P$  a altas luminosidades está muy bien delineado.

- La estrella pulsante Longmore 4 está localizada en el borde rojo de la banda de inestabilidad a altas luminosidades, un hecho que podría estar reflejando el comportamiento sorprendente observado en el tipo espectral de esta estrella ([86]).

- Algunas estrellas PG1159 no-variables que ocupan la banda de inestabilidad tienen abundancias estándar de helio y entonces su presencia entre las pulsantes no puede ser explicada por el argumento de [83].

- La naturaleza pulsante y también el rango de períodos observados en PG 1153-035 – el prototipo de la clase GW Vir – son naturalmente explicados por modelos pulsacionalmente inestables con masas estelares de  $\sim 0.53\text{-}0.54 M_{\odot}$ .

### 5.5. Inferencias astrosismológicas RXJ

2117.1+3412, PG 0122+200, PG 1159-035, PG 2131+066, PG 1707+427

En años recientes, un esfuerzo observacional considerable ha sido invertido en el estudio de estrellas PG1159 pulsantes. Particularmente notables son los trabajos de [87] sobre PG2131+066, [88] sobre RXJ 2117.1+3412, [89] sobre PG 1707+427, [90] sobre PG0122+200, y [91] sobre PG1159-035. Estas estrellas han sido monitoreadas a través de observaciones a largo plazo llevadas a cabo con el WET ([92]). Por el lado teórico, recientes progresos importantes en el modelado numérico de estrellas PG1159 ([67], [74], [93]) han allanado el camino para inferencias astrosismológicas sin precedentes para las estrellas mencionadas ([70], [94], [95], [96] y [97]). En estos estudios astrosismológicos se han empleado tres diferentes métodos para la determinación de la masa estelar y se han comparado los resultados entre sí y también con las determina-

ciones espectroscópicas de [67]. Por primera vez se ha empleado el mismo set de modelos evolutivos de estrellas PG1159 tanto para la determinación de las masas espectroscópicas como así también para los cálculos pulsacionales involucrados en la determinación astrosismológica de las masas. Un resumen compacto de las masas astrosismológicas obtenidas en esa serie de estudios es presentado en la Tabla 1 de [97]. El primer método empleado consiste en la comparación del espaciamiento observado de períodos con el espaciamiento teórico asintótico de períodos. Este método es poco costoso ya que no involucra cálculos detallados de períodos, y ha sido ampliamente usado en el pasado en la mayoría de los estudios astrosismológicos previos de estrellas PG1159. Los aspectos negativos de este método son que las predicciones asintóticas son válidas para modos con órdenes radiales muy altos, algo que no siempre se cumple en las estrellas observadas, y por otro lado, estas predicciones son formalmente válidas para estrellas químicamente homogéneas. Las estrellas PG1159 reales violan esta condición, ya que poseen una estructura química caracterizada por fuertes gradientes de composición. Como resultado, el método solo tiene validez en algunos casos y en forma aproximada. Frecuentemente las masas inferidas con este método están sobreestimadas. El segundo método empleado es la comparación del espaciamiento observado con el promedio de los espaciamientos de períodos calculados, siendo el promedio tomado en el rango observado de períodos. Este esquema es mas costoso computacionalmente, dado que involucra el cálculo de períodos adiabáticos de pulsación muy precisos, pero es mas realista que el anterior y conduce a resultados mas acertados para los valores de la masa estelar. Los dos métodos mencionados hacen uso de una restricción externa, esto es, la temperatura efectiva de la estrella obtenida a través de la espectroscopía. El tercer método consiste en la comparación entre los períodos observados y los períodos teóricos. En este esquema se busca obtener un modelo teórico cuyos períodos sean lo mas parecido posibles a los observados. Dicho modelo se denomina "modelo astrosismológico". Obviamente, en caso de obtener este modelo, es posible derivar la masa astrosismológica, la temperatura efectiva, el radio, la luminosidad, la gravedad superficial, etc, incluso una distancia astrosismológica para la estrella bajo consideración. Este método no hace uso de ninguna restricción externa; dicho de otro modo, "los modos de pulsación hablan por si mismos". Sin embargo, no siempre es posible arribar a una única solución astrosismológica, dado que

en ocasiones uno encuentra varios modelos astrosismológicos igualmente válidos.

A continuación resumimos las principales conclusiones de esta serie de estudios:

- En la actualidad, los modelos evolutivos de estrellas PG1159 de [67] son los únicos adecuados para astrosismología de estrellas PG1159 variables, en particular estrellas localizadas en el régimen de baja gravedad y alta luminosidad antes de alcanzar la temperatura efectiva máxima.

- Los ajustes detallados de períodos individuales proporcionan masas algo diferentes que los análisis basados en el espaciamiento asintótico de períodos, pero en muy buen acuerdo con los valores de las masas derivadas del promedio de los espaciamientos de períodos calculados. De esta manera, este último método es una manera muy apropiada para estimar la masa estelar.

- Para la mayoría de las estrellas PG 1159 pulsantes bien observadas (RXJ 2117.1+3412, PG 0122+200, PG 1159-035, PG 2131+066, PG 1707+427) es posible encontrar un modelo estelar (el modelo astrosismológico) con masa y temperatura efectiva cercanas a las inferencias espectroscópicas con una alta precisión interna. El siguiente paso es investigar si los modelos astrosismológicos pueden proveer masas mas exactas que la espectroscopia. La dispersión en las masas derivadas a través de los diferentes métodos astrosismológicos sugiere que este puede no ser el caso. En efecto, cuando todos los métodos son usados, la incerteza en la determinación de la masa es de  $\sim 0.05 M_{\odot}$ , comparable a la incerteza de la espectroscopia ( $\sim 0.05-0.1 M_{\odot}$ ). Sin embargo, vale la pena notar que, cuando los resultados basados en el espaciamiento asintótico de períodos no son tenidos en cuenta, la dispersión en las masas derivadas es de sólo  $\sim 0.02 M_{\odot}$ .

#### 5.6. Tasa de cambio de períodos de PG 1159-035

Recientemente, [11] han medido la tasa de cambio de períodos ( $dP/dt$ ) para un gran número de modos presentes en la estrella PG1159-035. Los resultados demuestran que algunos valores de  $dP/dt$  son positivos (períodos crecientes con el tiempo) y otros son negativos (períodos decrecientes con el tiempo), en contraposición a las predicciones del modelo astrosismológico para PG1159-035 obtenido por [96], que sugieren que todos los valores deben ser positivos. Además, las magnitudes medidas por [11] son 10 veces mas grandes que lo esperado a partir de los modelos teóricos de [96]. Este dilema fue resuelto por el estudio de [97], quienes propusieron que estrellas PG1159 con envolturas delgadas tendrían tasas de cambio de períodos con signos alternados y con

- [54] A. H. Córscico, L. G. Althaus, O. G. Benvenuto, & A. M. Serenelli, *A&A*, 387, 531 (2002).
- [55] L. G. Althaus, A. M. Serenelli, A. H. Córscico, & O. G. Benvenuto, *MNRAS*, 330, 685 (2002).
- [56] A. H. Córscico, L. G. Althaus, M. H. Montgomery, E. García-Berro, & J. Isern, *A&A*, 429, 277 (2005).
- [57] D. E. Winget, H. M. van Horn, M. Tassoul, C. J. Hansen & G. Fontaine, *ApJ*, 268, L33 (1983).
- [58] T. S. Metcalfe, D. E. Winget, & P. Charbonneau, *ApJ*, 557, 1021 (2001).
- [59] T. S. Metcalfe, M. Salaris, & D. E. Winget, *ApJ*, 573, 803 (2002).
- [60] A. Gautschy & L. G. Althaus, *A&A*, 382, 141 (2002).
- [61] A. H. Córscico, L. G. Althaus, M. M. Miller Bertolami, & E. García-Berro, E., arXiv: 0810.2963 (2008).
- [62] A. Beauchamp, F. Wesemael, P. Bergeron, G. Fontaine, R. A. Saffer, J. Liebert & P. Brassard, *ApJ*, 516, 887 (1999).
- [63] B. G. Castanheira, S. O. Kepler, G. Handler, D. Koester, *A&A*, 450, 331 (2006).
- [64] A. Nitta, S. J. Kleinman, J. Krzesinski, S. O. Kepler, T. S. Metcalfe, A. S. Mukadam, F. Mullally, R. E. Nather, D. J. Sullivan, S. E. Thompson & D. E. Winget, *ApJ*, 690, 560 (2009).
- [65] L. G. Althaus & A. H. Córscico, *A&A*, 417, 1115 (2004).
- [66] A. H. Córscico & L. G. Althaus, *A&A*, 428, 159 (2004).
- [67] M. M. Miller Bertolami & L. G. Althaus, *A&A*, 454, 845 (2006).
- [68] K. Werner & F. Herwig, *PASP*, 118, 183 (2006).
- [69] S. D. Kawaler, & P. A. Bradley, *ApJ*, 427, 415 (1994).
- [70] A. H. Córscico & L. G. Althaus, *A&A*, 454, 863 (2006).
- [71] A. H. Córscico & L. G. Althaus, *A&A*, 439, L31 (2005).
- [72] M. Y. Fujimoto, *PASJ*, 29, 331 (1977).
- [73] D. Schönberner, *A&A*, 79, 108 (1979).
- [74] L. G. Althaus, A. M. Serenelli, J. A. Panei, A. H. Córscico, E. García-Berro, & C. G. Scóccola, *A&A*, 435, 631 (2005).
- [75] T. Blöcker, *Ap&SS*, 275, 1 (2001).
- [76] S. G. Starrfield, *ApJ*, 268, L27 (1983).
- [77] P. A. Bradley & W. A. Dziembowski, *ApJ*, 462, 376 (1996).
- [78] A. N. Cox, *ApJ*, 585, 975 (2003).
- [79] L. Koesterke, S. Dreizler, & T. Rauch, *A&A*, 330, 1041 (1998).
- [80] K. Unglaub & I. Bues, *A&A*, 359, 1042 (2000).
- [81] H. Saio, *Hydrogen Deficient Stars*, Astronomical Society of the Pacific, San Francisco, 1996.
- [82] A. Gautschy, *A&A*, 320, 811 (1997).
- [83] P. O. Quirion, G. Fontaine, & P. Brassard, *ApJ*, 610, 436 (2004).
- [84] A. Gautschy, L. G. Althaus, & H. Saio, *A&A*, 438, 1013 (2005).
- [85] A. H. Córscico, L. G. Althaus, & M. M. Miller Bertolami, *A&A*, 458, 259 (2006).
- [86] K. Werner, W.-R. Hamann, U. Heber, R. Napitwotzki, T. Rauch, & U. Wessolowski, *A&A*, 259, L69 (1992).
- [87] M. D. Reed, S. D. Kawaler, & M. S. O'Brien, *ApJ*, 545, 429 (2000).
- [88] G. Vauclair, P. Mosalik, B. Pfeiffer, *et al.* *A&A* 381, 122 (2002).
- [89] S. D. Kawaler, E. M. Potter, M. Vučković, *et al.* *A&A* 428, 969 (2004).
- [90] J. N. Fu, G. Vauclair, J. -E. Solheim, *et al.* *A&A* 467, 237 (2007).
- [91] J. E. S. Costa, S. O. Kepler, D. E. Winget, *et al.* *A&A* 477, 627 (2008).
- [92] R. E. Nather, D. E. Winget, J. C. Clemens, C. J. Hansen & B. P. Hine, *ApJ*, 361, 309 (1990).
- [93] M. M. Miller Bertolami & L. G. Althaus, *A&A*, 470, 675 (2007).
- [94] A. H. Córscico, L. G. Althaus, M. M. Miller Bertolami, & K. Werner, *A&A*, 461, 1095 (2007).
- [95] A. H. Córscico, M. M. Miller Bertolami, L. G. Althaus, G. Vauclair, & K. Werner, *A&A*, 475, 619 (2007).
- [96] A. H. Córscico, L. G. Althaus, S. O. Kepler, J. E. S. Costa, & M. M. Miller Bertolami, *A&A*, 478, 869 (2008).
- [97] A. H. Córscico, L. G. Althaus, E. García-Berro & M. M. Miller Bertolami, *A&A*, 499, 257 (2009).
- [98] L. G. Althaus, A. H. Córscico, M. M. Miller Bertolami, E. García-Berro, & S. O. Kepler, *ApJ*, 677, L35 (2008).

**NOTA:** [las abreviaturas usadas para las publicaciones son las descritas en [http://asabs.harvard.edu/abs\\_doc/ref\\_journals.html](http://asabs.harvard.edu/abs_doc/ref_journals.html)]

*Manuscrito recibido el 15 de abril de 2009.*

*Aceptado el 15 de mayo de 2009.*

magnitudes mayores, en acuerdo con las observaciones. En efecto, los modelos con envolturas delgadas son incapaces de sostener combustión nuclear del helio en capa, por lo cual carecen de esta fuente de energía y necesariamente se enfrían mas rápido. Esto conduce a valores mucho mayores de  $dP/dt$  y con signos positivos y negativos. Este trabajo sugiere la posibilidad de que podrían existir estrellas PG 1159 (en particular, la estrella PG 1159-035) caracterizadas por envolturas mas delgadas que lo que predice la evolución estelar canónica.

### Referencias

- [1] J. P. Cox, *Theory of stellar pulsations*, Princeton University Press, New Jersey, 1980.
- [2] W. Unno, Y. Osaki, H. Ando, H. Saio, & H. Shibahashi, *Nonradial oscillations of stars*, 2nd. Edit., University of Tokyo Press, Tokyo, 1989.
- [3] T. M. Brown & R. L. Gilliland, *ARA&A*, 32, 37 (1994).
- [4] A. Gaustchy & H. Saio, *ARA&A*, 33, 75 (1995).
- [5] A. Gaustchy & H. Saio, *ARA&A*, 34, 551 (1996).
- [6] D. Koester, *A&ARv*, 11, 33 (2002).
- [7] B. Hansen & J. Liebert, *ARA&A*, 41, 465 (2003).
- [8] B. Hansen, *PhR*, 399, 1 (2004).
- [9] D. E. Winget, R. E. Nather, J. C. Clemens, et al., *ApJ*, 378, 326 (1991).
- [10] P. A. Bradley & D. E. Winget, *ApJ*, 430, 850 (1994).
- [11] J. E. S. Costa & S. O. Kepler, *A&A*, 489, 1225 (2008).
- [12] D. E. Winget & S. O. Kepler, *ARA&A*, 46, 157 (2008).
- [13] G. Fontaine & P. Brassard, *PASP*, 120, 1043 (2008).
- [14] P. Dufour, J. Liebert, G. Fontaine, N. Behara, *Natur*, 450, 522 (2007).
- [15] L. G. Althaus, E. García-Berro, A. H. Córsico, M. M. Miller Bertolami, & A. D. Romero, *ApJ*, 693, L23 (2009).
- [16] M. H. Montgomery, K. A. Williams, D. E. Winget, P. Dufour, S. DeGennaro, & J. Liebert, *ApJ*, 678, L51 (2008).
- [17] B. N. Barlow, B. H. Dunlap, R. Rosen & J. C. Clemens, *ApJ*, 688, L95 (2008).
- [18] A. U. Landolt, *ApJ*, 153, 151 (1968).
- [19] H. Saio, D. E. Winget, & E. L. Robinson, *ApJ*, 265, 982 (1983).
- [20] N. Dolez & G. Vauclair, *A&A*, 102, 375 (1981).
- [21] D. E. Winget, H. M. van Horn, M. Tassoul, G. J. Hansen & G. Fontaine, *ApJ*, 268, L33 (1982).
- [22] A. J. Brickhill, *MNRAS*, 252, 334 (1991).
- [23] P. Goldreich & Y. Wu, *ApJ*, 511, 904 (1999).
- [24] A. N. Kanaan, Ph.D. Thesis (1996).
- [25] S. O. Kepler, S. J. Kleinman, A. Nitta, D. Koester, B. G. Castanheira, O. Giovannini, A. F. M. Costa & L. G. Althaus, *MNRAS*, 375, 1315 (2007).
- [26] P. Bergeron, F. Wesemael, R. Lamontagne, G. Fontaine, R. A. Saffer & N. F. Allard, *ApJ*, 449, 258 (1995).
- [27] P. Bergeron, G. Fontaine, M. Billères, S. Boudreault & E. M. Green, *ApJ*, 600, 404 (2004).
- [28] A. Gianninas, P. Bergeron & G. Fontaine, *ApJ*, 631, 1100 (2005).
- [29] A. Gianninas, P. Bergeron & G. Fontaine, *AJ*, 132, 831 (2006).
- [30] A. S. Mukadam, F. Mullally, R. E. Nather, D. E. Winget, T. von Hippel, S. J. Kleinman, A. Nitta, J. Krzesiński, S. O. Kepler, A. Kanaan, D. Koester, D. J. Sullivan, D. Homeier, S. E. Thompson, D. Reaves, C. Cotter, D. Slaughter, & J. Brinkmann, *ApJ*, 607, 982 (2004).
- [31] F. Mullally, *ApJ*, 625, 966 (2005).
- [32] B. G. Castanheira, S. O. Kepler, A. F. M. Costa, O. Giovannini, E. L. Robinson, D. E. Winget, S. J. Kleinman, A. Nitta, D. Eisenstein, D. Koester & M. G. Santos, *A&A*, 462, 989 (2007).
- [33] M. Tassoul, G. Fontaine & D. E. Winget, *ApJS*, 72, 335 (1990).
- [34] P. Brassard, G. Fontaine, F. Wesemael, S. D. Kawaler & M. Tassoul, *ApJ*, 367, 601 (1991).
- [35] P. Brassard, G. Fontaine, F. Wesemael & C. J. Hansen, *ApJS*, 80, 369 (1992).
- [36] P. Brassard, G. Fontaine, F. Wesemael & M. Tassoul, *ApJS*, 81, 747 (1992).
- [37] G. Fontaine, P. Brassard, P. Bergeron & F. Wesemael, *ApJ*, 399, 91 (1992).
- [38] P. Bergeron, G. Fontaine, P. Brassard, R. Lamontagne, F. Wesemael, D. E. Winget, R. E. Nather, P. A. Bradley, C. F. Claver, J. C. Clemens, S. J. Kleinman, J. Provencal, J. T. McGraw, P. Birch, M. Candy, D. A. Buckley, P. Tripe, T. Augusteijn, G. Vauclair, S. O. Kepler & A. Kanaan, *AJ*, 106, 1987 (1993).
- [39] B. Pfeiffer, G. Vauclair, N. Dolez, M. Chevreton, J. R. Frey, M. Barstow, J. A. Belmonte, S. O. Kepler, A. Kanaan, O. Giovannini, G. Fontaine, P. Bergeron, F. Wesemael, A. D. Grauer, R. E. Nather, D. E. Winget, J. Provencal, J. C. Clemens, P. A. Bradley, J. Dixson, S. J. Kleinman, T. K. Watson, C. F. Claver, T. Matzeh, E. M. & P. Moskalik, *A&A*, 314, 182 (1996).
- [40] P. A. Bradley, *ApJ*, 468, 350 (1996).
- [41] P. A. Bradley & S. J. Kleinman, *White Dwarfs*, Kluwer Academic Publishers, Dordrecht, 1997.
- [42] P. A. Bradley, *ApJS*, 116, 307 (1998).
- [43] P. A. Bradley, *ApJ*, 552, 326 (2001).
- [44] P. A. Bradley, *MmSAI*, 77, 437 (2006).
- [45] A. H. Córsico, O. G. Benvenuto, L. G. Althaus, L. G., & A. M. Serenelli, *MNRAS*, 332, 392 (2002).
- [46] O. G. Benvenuto, A. H. Córsico, L. G. Althaus, & Serenelli, A. M., *MNRAS*, 335, 480 (2002).
- [47] L. G. Althaus & O. G. Benvenuto, *MNRAS*, 317, 952 (2000).
- [48] M. Salaris, I. Domínguez, E. García-Berro, M. Hernanz, J. Isern & R. Mochkovitch, *ApJ*, 486, 413 (1997).
- [49] O. G. Benvenuto, A. H. Córsico, L. G. Althaus, & A. M. Serenelli, *MNRAS*, 332, 399 (2002).
- [50] B. G. Castanheira & S. O. Kepler, *MNRAS*, 385, 430 (2008).
- [51] L. G. Althaus, A. M. Serenelli, A. H. Córsico, & M. H. Montgomery, M. H., *A&A*, 404, 593 (2003).
- [52] A. Bischoff-Kim, M. H. Montgomery, & D. E. Winget, *ApJ*, 675, 1505 (2008).
- [53] P. Brassard & G. Fontaine, *MmSAI*, 77, 439 (2006).