

Doctorado por la
Universidad de Granada – Facultad de Ciencias

**Razones isotópicas de carbono, nitrógeno y
oxígeno en estrellas AGB de carbono**

TESIS DOCTORAL

Rubén Pedro Hedrosa Núñez-Castelo

26 de Abril del 2016

Supervisor: Carlos Antonio Abia Ladrón de Guevara
Supervisora: Inmaculada Domínguez Aguilera



GRANADA - Universidad de Granada - Spain

Editor: Universidad de Granada. Tesis Doctorales

Autor: Rubén Pedro Hedrosa Núñez Castelo

ISBN: 978-84-9125-944-2

URI: <http://hdl.handle.net/10481/43910>



Universidad de Granada
Programa Oficial de Doctorado en Física y Ciencias del Espacio
(D09.56.1)

Esta Tesis Doctoral ha sido realizada en el Departamento de Física Teórica y del Cosmos de la Universidad de Granada bajo la dirección de los Doctores Carlos Antonio Abia Ladrón de Guevara e Inmaculada Domínguez Aguilera.

Fdo.: Carlos Antonio Abia Ladrón de Guevara

Fdo.: Inmaculada Domínguez Aguilera

El doctorando **Rubén Pedro Hedrosa Núñez-Castelo** y los directores de la tesis, el Dr. **Carlos Antonio Abia Ladrón de Guevara** y la Dra. **Inmaculada Domínguez Aguilera**, garantizamos, al firmar esta tesis doctoral, que el trabajo ha sido realizado por el doctorando bajo la dirección de los directores de la tesis y hasta donde nuestro conocimiento alcanza, en la realización del trabajo, se han respetado los derechos de otros autores a ser citados, cuando se han utilizado sus resultados o publicaciones.

Granada, 26 de abril de 2016

Directores de la Tesis:

Fdo.: Carlos Antonio Abia Ladrón de Guevara

Fdo.: Inmaculada Domínguez Aguilera

Doctorando:

Fdo.: Rubén Pedro Hedrosa Núñez-Castelo

Este trabajo ha sido financiado parcialmente mediante una beca de Formación de Personal Investigador (FPI) del Ministerio de Ciencia e Innovación asociada al proyecto de investigación AYA2008-04211-C02-02/AYA.

Índice general

I	Resumen - Abstract	1
II	Introducción	7
1.	Abundancias de CNO, modelos de evolución y estrellas AGB	9
1.1.	Los elementos CNO	10
1.2.	Evolución de estrellas de masa baja e intermedia	11
1.3.	Nucleosíntesis y procesos de mezcla	14
1.4.	Mezcla no estándar	23
1.4.1.	Evidencias observacionales	23
1.4.2.	Modelos numéricos	25
1.5.	Isótopos de CNO y la evolución química de la Galaxia	26
1.5.1.	Gradientes en el disco galáctico	27
1.6.	Las estrellas AGB de carbono	34
1.6.1.	Tipos espectrales	35
1.7.	Isótopos de CNO y granos presolares	38
1.7.1.	Granos de SiC	40
1.7.2.	Granos de óxidos	43
III	Observaciones y análisis	49
2.	Observaciones	51
2.1.	La muestra de estrellas	52
2.1.1.	Observaciones	52
2.1.2.	Reducción de datos	56
2.1.3.	Características de la muestra	64
3.	Análisis espectral	71
3.1.	Determinación de abundancias químicas	72
3.1.1.	Modelos de atmósfera MARCS	72
3.1.2.	Listas de líneas espectrales	73
3.1.3.	El código de síntesis espectral Turbospectrum	74

3.2. Síntesis espectral	75
3.2.1. Algunos aspectos básicos	75
3.2.2. Parámetros de atmósfera iniciales	76
3.2.3. Selección de líneas espectrales para la estimación de parámetros y abundancias de CNO	80
3.2.4. Selección de líneas espectrales para la estimación de las razones isotópicas de N y O	83
3.2.5. Calibración de líneas espectrales	85
3.2.6. Ajuste de los parámetros de atmósfera y abundancias químicas	86
3.2.7. Resumen del procedimiento de síntesis espectral	97
3.3. Errores	97
3.3.1. Sensibilidad de las razones isotópicas derivadas a los parámetros estelares	99
3.3.2. Estimación de errores	101
3.4. Comparación con trabajos anteriores	106
IV Resultados y discusión	115
4. El rompecabezas de las razones isotópicas de CNO	117
4.1. Razones isotópicas derivadas	118
4.1.1. Razón C/O y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	118
4.1.2. Razones isotópicas de N y O	118
4.2. Comparación con modelos de nucleosíntesis estelar	122
4.2.1. El código FUNS	122
4.2.2. Comparación con la red de modelos FRUITY	124
4.2.3. El modelo de mezcla no-estándar (CBP)	132
4.2.4. Comparación con otros modelos de evolución estelar	147
4.2.5. Discusión de estrellas individuales	149
4.2.6. Resumen	156
4.3. Razones isotópicas y granos presolares	157
4.4. Variación de las abundancias iniciales	165
V Conclusiones - Conclusions	171
VI Apéndice y bibliografía	179
A. Sobre la notación	181
B. Publicaciones que se derivan de este trabajo	183
Índice de figuras	185

Índice de tablas	187
Bibliografía	189

Parte I

Resumen - Abstract

Resumen

En esta tesis doctoral se han determinado las razones isotópicas de carbono, nitrógeno y oxígeno en una muestra de 56 estrellas AGB de carbono de tipos espectrales N, J y SC. Para ello se han empleado espectros con alto poder resolutivo ($R \sim 150000$) y alta señal-ruido ($S/R > 100$), en los rangos espectrales entre $7900 - 8100 \text{ \AA}$ y $2.1 - 2.4 \mu\text{m}$. El análisis químico se ha realizado mediante la técnica de síntesis espectral en la aproximación de LTE, utilizando la más reciente red de modelos de atmósfera ricos en carbono con simetría esférica, junto con una actualización de las líneas espectrales moleculares presentes en estrellas frías en los rangos espectrales mencionados. Los resultados observacionales se comparan con las predicciones teóricas más recientes de modelos de evolución estelar y nucleosíntesis de estrellas de masa baja ($< 3 M_{\odot}$) en la fase AGB y con las razones isotópicas observadas en estrellas AGB en otras fases evolutivas y en granos presolares cuyo origen más probable son las estrellas AGB.

Las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \gtrsim 40$ derivadas en la mayoría de las estrellas son compatibles con aquellas esperadas por la actuación del tercer dragado durante la fase AGB. Sin embargo, un número significativo de estrellas muestran razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 30$, hecho que solo podría explicarse admitiendo la actuación de algún proceso de mezcla no-estándar que conectase la envoltura convectiva con la zona radiativa inmediatamente inferior durante la fase RGB y, en algunos casos, también durante la fase AGB. La existencia de este mecanismo de mezcla, confirmado nuevamente aquí, es particularmente evidente en las estrellas de tipo espectral J y SC, cuyo origen y estado evolutivo es no obstante, aún incierto.

Por primera vez, se ha determinado la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ en atmósferas de estrellas AGB de carbono. Se demuestra que las estrellas tipo J y, algunas tipo SC, podrían ser progenitoras de los granos SiC de tipo AB, actualmente atribuidos a novae y supernovas. Demostramos también que los granos presolares SiC denominados “mainstream”, poseen razones $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ compatibles con aquellas determinadas en las estrellas tipo N, y en algunos casos también, tipo SC, lo que sitúa el origen más probable de estos granos en las estrellas AGB de carbono.

Las razones $^{17}\text{O}/^{16}\text{O}$ y $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ derivadas son, en general, compatibles con aquellas observadas en los granos presolares de óxidos del grupo 1, lo que indicaría también su origen en estas estrellas formándose, probablemente, en la fase evolutiva anterior rica en oxígeno. Esta conclusión es corroborada al comparar estas razones isotópicas con las derivadas en estrellas AGB de tipo espectral M, MS y S (ricas en oxígeno). No

obstante, las razones $^{17}\text{O}/^{16}\text{O} < 10^{-3}$ encontradas en un buen número de estrellas de tipo N, solo podrían explicarse en la hipótesis de que las estrellas con masa inicial $M < 1.5 M_{\odot}$ y metalicidad solar, no solo experimentan episodios de tercer dragado, sino que, además, se transforman en estrellas AGB de carbono. Este hecho, de confirmarse, disminuiría el límite en masa por encima del cual una estrella puede convertirse en estrella de carbono. Se ha encontrado que un significativo número de estrellas muestran razones $^{18}\text{O}/^{16}\text{O} < 10^{-3}$, compatible con lo observado en los granos de óxidos del grupo 2, lo que podría explicarse también mediante la actuación de algún proceso de mezcla no-estándar. Sin embargo, la razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivadas en estas estrellas serían solo marginalmente compatibles con este hecho. Por otra parte, algunas estrellas analizadas poseen $^{18}\text{O}/^{16}\text{O} > 3 \times 10^{-3}$, solo explicables si estas estrellas se hubieran formado a partir de material rico en ^{18}O , compatible, por otra parte, con la evolución química esperada de este isótopo en el disco galáctico.

Desde el punto de vista teórico, no encontramos ningún escenario astrofísico evolutivo y/o de nucleosíntesis capaz de explicar simultáneamente las razones isotópicas de C, N y O derivadas en las estrellas de carbono donde esto ha sido posible. Aún considerando los errores observacionales (en particular en $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$), este hecho supone un desafío a la teoría de la evolución estelar y de nucleosíntesis de estrellas de masa baja y requiere, por tanto, de nuevos y detallados estudios tanto teóricos como observacionales.

Abstract

The main objective of this work is to determine the isotopic ratios of carbon, nitrogen, and oxygen in a sample of 56 AGB carbon stars of spectral types N, J, and SC. For this purpose, we have used high resolution ($R \sim 150000$) and high signal-to-noise ($S/N > 100$) spectra in the 7900 – 8100 Å and 2.1 – 2.4 μm ranges. First, we performed a chemical analysis using a spectral synthesis technique in the LTE approximation, with the latest network of carbon-rich atmosphere models in spherical symmetry, along with an update of the molecular spectral lines present in the spectral regions mentioned. The results were then compared with theoretical predictions of the state-of-the-art stellar nucleosynthesis models of low-mass stars ($< 3 M_{\odot}$) in the AGB phase, as well as with similar isotopic ratios observed in O-rich AGB stars and in presolar grains which have most probably been formed in AGB stars.

The ratios $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \gtrsim 40$ observed in most of the stars are compatible with those expected for the occurrence of the third dredge-up during the AGB phase. However, a significant number of stars show $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 30$, a fact that might only be explained by the occurrence of a non-standard mix processes that would connect the convective envelope with the next lower radiative zone during the RGB phase and, in some cases, during the AGB phase as well. The necessity of this mixing mechanism, is particularly evident in the stars of spectral types J and SC, whose origin and evolutionary status are yet uncertain.

We report the first spectroscopic measurements of $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ ratios in stellar atmospheres of AGB carbon stars. We show that the J-type stars and some SC-type might be the progenitors of AB-type presolar SiC grains, currently attributed to novae and supernovae. We also show that the so-called “mainstream” presolar SiC grains have $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ ratios similar to those determined in N-type stars, and in some cases also in the SC-type, which establishes the most likely origin of these grains in AGB carbon stars.

The observed $^{17}\text{O}/^{16}\text{O}$ and $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ ratios are in general consistent with those observed in presolar oxide grains of group 1, which would also have its origin in these stars, probably being formed in the previous oxygen rich evolutionary phase. This statement is reinforced by comparing these isotopic ratios with those derived in AGB stars of M, MS, and S spectral types (oxygen rich). However, the ratios $^{17}\text{O}/^{16}\text{O} < 10^{-3}$ found in a number of stars of N-type, can only be explained under the assumption that stars with initial mass $M < 1.5 M_{\odot}$ and near solar metallicity, not only experience third dredge-up episodes, but also become AGB carbon stars. If this fact is confirmed, the mass limit

above which an isolated star can become a carbon star would be lower than the current theoretical predictions. Additionally, we have found that a significant number of stars show ratios $^{18}\text{O}/^{16}\text{O} < 10^{-3}$, consistent with those observed in oxide grains of group 2, which could also be explained by the occurrence of some non-standard mixing process. However, the $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ratios observed in these stars would only be marginally compatible with this fact. On the other hand, some of the stars analysed have $^{18}\text{O}/^{16}\text{O} > 3 \times 10^{-3}$, only explainable if these stars had formed from ^{18}O -rich material. This would be consistent with the expected chemical evolution of this isotope in the galactic disk.

From a theoretical point of view, we find no astrophysical evolutionary and/or nucleosynthesis scenario able to explain simultaneously the observed isotopic ratios of C, N, and O in carbon stars when this has been possible. Even considering observational errors (particularly for $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$), this challenges the stellar evolutionary and nucleosynthesis models of low-mass stars and therefore requires further detailed theoretical and observational studies.

Parte II
Introducción

Capítulo 1

Abundancias CNO y modelos de evolución; los isótopos de CNO y las estrellas AGB

Índice

1.1. Los elementos CNO	10
1.2. Evolución de estrellas de masa baja e intermedia	11
1.3. Nucleosíntesis y procesos de mezcla	14
1.4. Mezcla no estándar	23
1.4.1. Evidencias observacionales	23
1.4.2. Modelos numéricos	25
1.5. Isótopos de CNO y la evolución química de la Galaxia	26
1.5.1. Gradientes en el disco galáctico	27
1.6. Las estrellas AGB de carbono	34
1.6.1. Tipos espectrales	35
1.7. Isótopos de CNO y granos presolares	38
1.7.1. Granos de SiC	40
1.7.2. Granos de óxidos	43

1.1. Los elementos CNO

Según nuestro conocimiento actual sobre la evolución del Universo, todos los elementos químicos, aparte de aquellos producidos en los pocos minutos después del “Big Bang”, se forman en estrellas. Dentro de éstos, destacan el carbono, nitrógeno y oxígeno (o simplemente “elementos CNO”) que están entre los más abundantes del Universo después del hidrógeno (H) y el helio (He).

La combustión de H en el núcleo de las estrellas supone el primer paso en la síntesis de elementos químicos en el interior de éstas o “nucleosíntesis estelar”. Este proceso ocupa la mayor parte de la vida de las estrellas y consiste en la fusión de cuatro núcleos de H para producir un núcleo de He. Tanto la duración, como las cadenas de reacciones que conlleva este proceso vienen determinados principalmente por la masa inicial de la estrella. La combustión de H en las estrellas de masa $M < 1.5 M_{\odot}$ ocurre principalmente a través de la cadena protón-protón (pp), mientras que las estrellas más masivas ($M \geq 1.5 M_{\odot}$) queman H en He a través del ciclo CNO, donde los elementos CNO actúan como catalizadores. Más adelante en la evolución estelar, a $T \approx 10^8$ K la combustión de ${}^4\text{He}$ produce ${}^{12}\text{C}$, que a su vez puede capturar ${}^4\text{He}$ y producir elementos como el ${}^{16}\text{O}$, entre otros muchos procesos posibles que producen elementos cada vez más pesados (Burbidge et al. 1957, B²FH).

El modelado de la evolución y nucleosíntesis estelar permite, a priori, obtener teóricamente el perfil de abundancias químicas en el interior de una estrella a lo largo de su vida. Estas abundancias deben ser comparadas con las observaciones, pero la dificultad estriba en que solo podemos derivar observacionalmente las abundancias de la superficie estelar y no del interior, donde se producen los elementos químicos. Este hecho dificulta sobremanera la interpretación de las abundancias estelares. Es especialmente crítico saber si el material producido en el interior de la estrella puede o no encontrar el camino a la superficie. Este proceso auto-inducido de alteración de las abundancias superficiales mediante mecanismos de “dragado” o “mezcla” permite explicar gran parte de las abundancias observadas en estrellas de distintas masas en las distintas fases evolutivas. Este material superficial es liberado al medio interestelar durante la vida de una estrella a través de vientos estelares y/o mediante fenómenos explosivos (como las supernovas). Este material puede llegar a formar parte de nuevas estrellas que tendrán entonces una composición química inicial diferente de las generaciones de estrellas precedentes. De este modo, el medio interestelar “enriquecido” por las estrellas en su evolución “recicla” el material en el nacimiento de nuevas estrellas, contribuyendo a la evolución química de una galaxia.

A partir del análisis observacional de los elementos CNO se puede obtener información muy valiosa sobre la estructura estelar en las diferentes fases evolutivas, los procesos de mezcla que ocurren en el interior estelar, la evolución química de la Galaxia e incluso sobre el origen de la nebulosa protosolar. Como los elementos CNO están entre los más abundantes del Universo, sus abundancias dan cuenta del enriquecimiento químico general y son relativamente sencillas de medir en distintos contextos astrofísicos: Sistema Solar, estrellas y medio interestelar en la Galaxia e incluso en otras galaxias.

1.2. Evolución de estrellas de masa baja e intermedia

Las estrellas con masa inicial entre 0.8 y $8 M_{\odot}$ aproximadamente se denominan estrellas de masa baja e intermedia. La fase final de su evolución (fase AGB) se caracteriza por altos ritmos de pérdida de masa y por la eyección de su envoltura, enriqueciendo el medio interestelar (ISM) con los productos de la nucleosíntesis interna. Más de la mitad de la masa estelar devuelta al ISM proviene de estas estrellas, lo que las hace objetos clave en el estudio de la evolución química de las galaxias, en particular en elementos como Li, C, F y elementos pesados ($A > 56$) producidos en el proceso-s de nucleosíntesis (ver más adelante). Las estrellas de masa baja e intermedia determinan la luminosidad de las galaxias con poblaciones estelares de edad intermedia y se han revelado como excelentes laboratorios en el estudio de la física de partículas, en particular de las propuestas como candidatas a la materia oscura no bariónica. El resultado de su evolución es la formación de una enana blanca que, si pertenece a un sistema binario, puede explotar como una supernova termonuclear (SNIa).

En la Figura 1.1 (izquierda) se muestra el diagrama color-magnitud del cúmulo globular M3. En la figura se pueden distinguir distintas regiones donde se agrupan las estrellas. Cada una de estas regiones, incluida la secuencia principal, representa una fase con tiempos característicos de evolución relativamente largos. A la derecha de la Figura 1.1 se señalan algunas de estas fases en la traza evolutiva teórica en el diagrama Hertzsprung-Russell (HR) de una estrella de $2 M_{\odot}$ y metalicidad solar ($Z_{\odot} = 0.014$ ¹) iniciales.

La ZAMS (*Zero Age Main Sequence*) o edad cero de la secuencia principal (MS) coincide con el comienzo de la combustión central de hidrógeno. La masa y, en menor medida, la composición química en esta fase determinarán el resto de la evolución de la estrella. En esta fase las estrellas *quemán* hidrógeno (H) y producen helio (He). Las estrellas de masa $M \lesssim 1.5 M_{\odot}$ (el límite depende de la metalicidad estelar) quemán H en el núcleo a través de las cadenas p-p mientras que las estrellas de masa superior lo hacen a través del ciclo CNO. La mayor parte de la vida de las estrellas transcurre en la secuencia principal. Esta es la razón por la que la mayoría de las estrellas observadas en M3 se encuentran en esta fase (Figura 1.1, izda.). Las estrellas de este cúmulo que están en la MS tienen masas entre $0.18 M_{\odot}$ y $0.8 M_{\odot}$ (Marconi et al. 1998), lo que implica unos tiempos de vida en la secuencia principal de $\gtrsim 10$ Ga.

Una vez ha agotado el H en el núcleo, la estrella se expande y se convierte en gigante roja por primera vez. Abandona la secuencia principal y comienza a ascender por la rama de las gigantes rojas (RGB). En esta fase la estructura general de una estrella consiste en un núcleo inerte de He, una capa de combustión donde el H se quema a través del ciclo CNO y una envoltura convectiva que se extiende hasta la superficie. Durante la fase RGB se produce el fenómeno del primer dragado (FDU; ver Figura 1.1, dcha.), mecanismo por el cual la envoltura convectiva penetra hasta las regiones donde se ha producido combustión parcial de hidrógeno. Este mecanismo modifica la composición

¹Z es la suma de las fracciones en masa de los elementos más pesados que el ^4He (“metales”). Véase el Apéndice A para más detalles

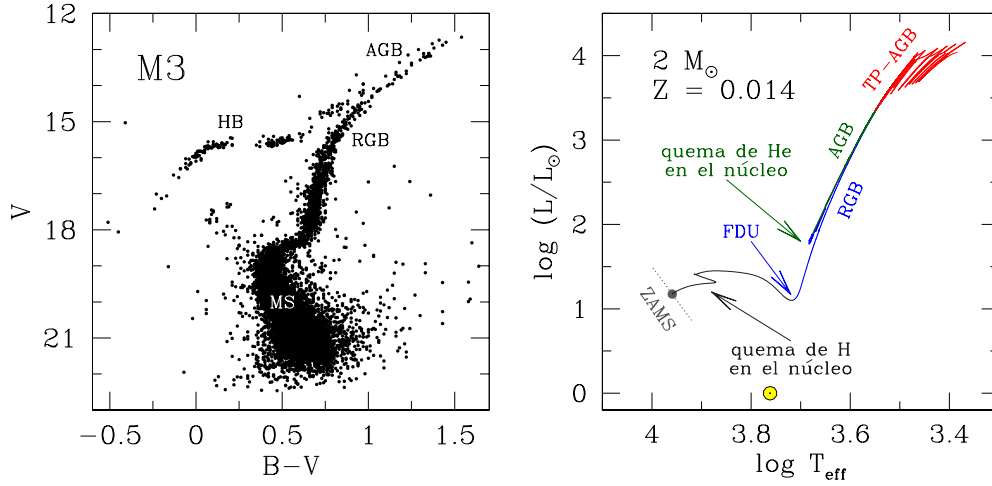


Figura 1.1: Izquierda: Diagrama color–magnitud de M3 (Buonanno et al. 1994). Se señalan las posiciones aproximadas de la secuencia principal (MS), rama de las gigantes rojas (RGB), rama horizontal (HB) y rama asintótica de las gigantes (AGB). Derecha: Traza evolutiva teórica en el diagrama Hertzsprung-Russell (HR) de una estrella de masa inicial $2 M_{\odot}$ y metalicidad solar ($Z = Z_{\odot} \equiv 0.014$). El círculo amarillo con un punto en el centro señala la posición actual del Sol. Se indica la fase de combustión de H en la MS, el inicio de la combustión hidrostática de He, así como la fase de pulsos térmicos de la AGB.

química de la superficie de la estrella, por primera vez. El resultado es el aumento de la abundancia superficial de ${}^4\text{He}$, ${}^{13}\text{C}$ y ${}^{14}\text{N}$, mientras que disminuye la abundancia de ${}^{12}\text{C}$. El FDU ocurre en todo el rango de masas, $0.8 M_{\odot} \lesssim M \lesssim 8 M_{\odot}$.

La estrella es ahora una gigante roja. Su radio es aproximadamente 100 veces el que tenía en la secuencia principal, pero la mayor parte de la masa se concentra en una pequeña fracción del radio total. Como consecuencia, las partes externas están poco ligadas a la estrella por lo que esta fase se caracteriza también por la pérdida de masa (vientos estelares). Típicamente una estrella RGB presenta ritmos de pérdida de masa $\dot{M} \sim 10^{-10} - 10^{-8} M_{\odot}/\text{año}$ (e.g. de la Reza et al. 1996). Durante la fase RGB las estrellas pueden llegar a perder hasta el 30% de la masa inicial.

La fase RGB culmina cuando se alcanza la temperatura en el núcleo necesaria para la ignición del He ($\sim 10^8$ K). La RGB es la fase evolutiva más larga después de la secuencia principal. El tiempo que las estrellas de M3, principalmente de masa baja, pasarán en esta fase es típicamente ≥ 0.5 Ga (el valor exacto depende de la masa y composición iniciales). Esta es la razón por la que la RGB es la segunda región más poblada en el diagrama HR (Figura 1.1, izda.).

Las estrellas con masa inicial $\lesssim 2.5 M_{\odot}$ (el límite depende de la metalicidad; e.g. Karakas 2003) desarrollan un núcleo de He en condiciones de degeneración electrónica por lo que la ignición del helio se produce de manera explosiva. A la ignición del He

en condiciones degeneradas se le denomina “flash del He”. Tras unos cuantos flashes secundarios más débiles, y debido a la expansión del núcleo, la degeneración electrónica se elimina sin alteración de la composición química de la envoltura (e.g. [Renzini & Fusi Pecci 1988](#)) y la estrella comienza a quemar He en su núcleo de manera quiescente. Para las estrellas con masa $\gtrsim 2.5 M_{\odot}$, el núcleo de He no llega a estar en condiciones degeneradas, no hay *flash*. Durante la combustión central del He las estrellas se sitúan en la rama horizontal (HB; Fig. 1.1, izda.). Se observan menos estrellas en esta fase porque el tiempo característico de escala de la combustión de helio es típicamente 10^8 a.

Cuando la estrella agota el helio en su núcleo, éste se contrae y la combustión de He sigue en una capa externa a éste. El reajuste de su estructura provoca una gran expansión de las capas externas y la estrella asciende a lo largo de la RGB por segunda vez. Se dice entonces que la estrella está en la rama asintótica de las gigantes (AGB), en la zona más roja y luminosa del diagrama HR (Figura 1.1). La fase AGB es la fase final de la evolución de estrellas con masas $0.8 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 8$.

En las estrellas de masa intermedia ($4 < M/M_{\odot} \lesssim 8$) esta fuerte expansión detiene la fusión en la capa de combustión de H. El límite inferior de la capa convectiva puede moverse entonces hacia dentro por segunda vez, alcanzando zonas donde ha habido combustión total de H. Se produce el fenómeno conocido como segundo dragado (SDU), que mezcla las cenizas de dicha combustión, ${}^4\text{He}$ y ${}^{14}\text{N}$ principalmente, con el material de la envoltura convectiva. En las estrellas de masa baja ($0.8 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 4$), la capa convectiva también penetra hacia el interior. Sin embargo, la capa de combustión de H no se enfría lo suficiente para que desaparezca el límite de entropía que ésta constituye. Es decir, en las estrellas de masa baja no se produce el SDU.

En la Figura 1.2 se muestra esquemáticamente la estructura estelar en la fase AGB de los pulsos térmicos (TP-AGB). La capa de combustión de He es térmicamente inestable y la combustión sucede a modo de flashes o pulsos térmicos. Una estrella TP-AGB se caracteriza por poseer un núcleo inerte de carbono-oxígeno, dos capas de combustión (una de fusión de helio en carbono y otra más externa de hidrógeno en helio), una región radiativa entre ambas capas de combustión y una extensa envoltura convectiva.

Tras la ignición del He, durante un pulso térmico la zona entre capas, inicialmente radiativa, se vuelve convectiva y los productos de la combustión de helio (${}^{12}\text{C}$ principalmente) se transportan hasta cerca de la discontinuidad H/He. La estrella reajusta su estructura y se expande para radiar la energía producida temporalmente por la capa de combustión de helio. Esta expansión hace que la zona entre capas de combustión deje de ser convectiva y que la capa de combustión de H se enfríe y pase a ser inactiva. En estas condiciones, se favorece la penetración de la envoltura convectiva por tercera vez. Sucede el tercer dragado (TDU)² en el que la envoltura convectiva puede alcanzar la región convectiva entre capas generada anteriormente y transportar a la superficie los productos de la combustión parcial de helio, ${}^4\text{He}$ y ${}^{12}\text{C}$ principalmente (Figura 1.2).

Los pulsos térmicos se suceden en el tiempo de tal manera que durante un pulso

²Dependiendo de la masa puede que la estrella no haya experimentado el SDU (ver más arriba). Sin embargo, el proceso de mezcla convectiva en la superficie de material procesado en el núcleo durante la TP-AGB se denomina *tercer dragado*.

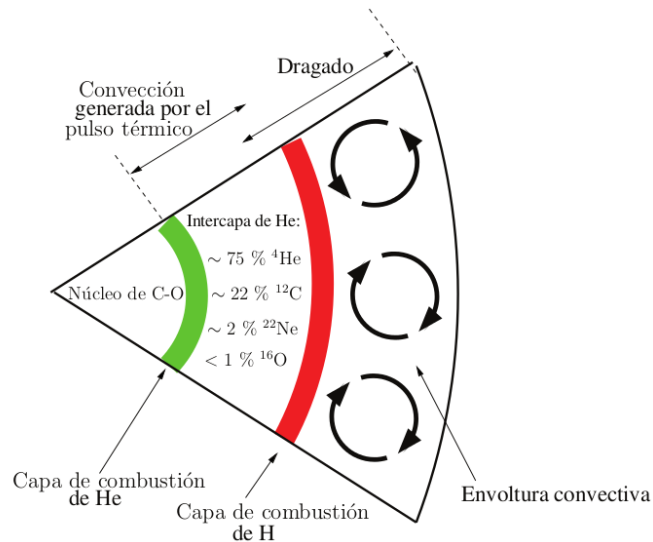


Figura 1.2: Representación esquemática de la estructura de una estrella en la fase AGB de los pulsos térmicos. Se distingue el núcleo inerte de C-O, la capa de combustión de He, la zona entre capas junto con su composición química (Karakas 2003), la capa de combustión de H y la envoltura convectiva. Se indica además la extensión de la región convectiva generada por los pulsos térmicos y la posible penetración de la envoltura convectiva (dragado). La figura no está a escala. La razón entre las dimensiones de la capa de combustión de H y la envoltura convectiva es típicamente $1:10^5$. (Fuente: Zamora 2009).

la capa de combustión de helio genera la mayor parte de la luminosidad de la estrella. Mientras que en la fase de interpulso la capa de H vuelve a ser la fuente dominante de energía alimentando en masa la capa de He con los productos de la fusión de H. De esta manera la luminosidad de la estrella varía intermitentemente hasta un factor 3, típicamente. Este ciclo se repite una y otra vez. Una estrella TP-AGB puede llegar a realizar entre 10 y 100 pulsos térmicos dependiendo del ritmo de pérdida de masa, la masa inicial y su metalicidad. La duración de las fases de interpulso es de aproximadamente 10^4 – 10^5 años. El ritmo de pérdida de masa en esta fase muestra un amplio rango de valores, entre 10^{-8} y 10^{-4} M_{\odot} /año (e.g. Olofsson et al. 1993; Groenewegen et al. 2002; Busso et al. 2007a). En la Figura 1.1 se aprecia que hay menos estrellas AGB que RGB o HB. Ésto es, de nuevo, debido a los tiempos de escala relativos. La fase AGB dura del orden de 10^6 a, dependiendo de la masa y composición iniciales, menos de un 1% de la vida media en la secuencia principal.

1.3. Nucleosíntesis y procesos de mezcla

A lo largo de la Secuencia Principal, la composición química de la superficie de la estrella permanece prácticamente inalterada durante los procesos de fusión nuclear que

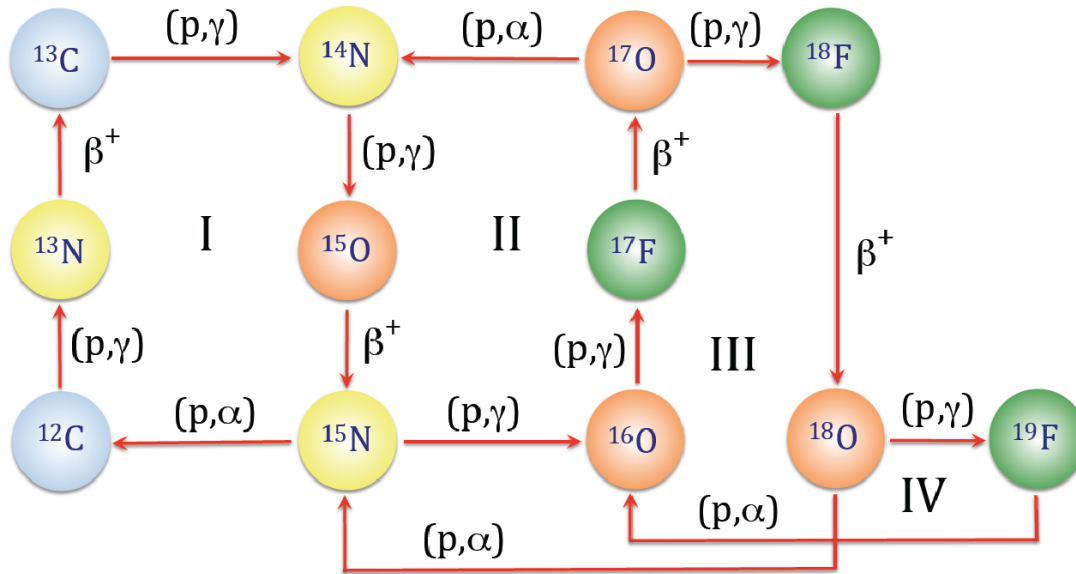


Figura 1.3: Diagrama del ciclo CNO.

ocurren en el núcleo (a excepción de la abundancia de litio, como veremos más adelante). En las fases posteriores, RGB y AGB, los fenómenos de dragado antes señalados (FDU, SDU y TDU) son los principales responsables de la modificación de la composición química superficial de las estrellas de masa baja e intermedia. Unos buenos trazadores de estos cambios en la composición química son las abundancias superficiales de CNO y sus razones isotópicas ($^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$, $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$). También se utilizan como trazadores las abundancias de otros elementos ligeros como el ^7Li , ^{19}F , ^{23}Na , $^{24,25,26}\text{Mg}$, que pueden ser alteradas durante las fases RGB y AGB, así como los elementos con $A > 56$; producidos por captura lenta de neutrones a través del proceso-*s* de nucleosíntesis, que puede ser activado durante la fase AGB (e.g. Wallerstein et al. 1997; Busso et al. 1999).

El FDU traslada a la superficie material que ha experimentado la combustión parcial de hidrógeno durante la Secuencia Principal, esto es, ^4He y productos del ciclo CNO. En la Figura 1.3 se muestra esquemáticamente las reacciones nucleares que forman el ciclo CNO. Cada una de las ramas que constituyen el ciclo CNO (denominadas I, II, etc., en la Figura 1.3) son activadas con mayor o menor relevancia dependiendo de la temperatura a la que se produce el ciclo. La gráfica superior de la Figura 1.4 ilustra el perfil de abundancias de los distintos isótopos de CNO en el interior de una estrella de $2 M_{\odot}$ y $Z = 0.014$ justo antes y después del FDU. Los isótopos más afectados (desde la superficie hacia el interior de la estrella) son el ^{13}C y el ^{15}N : el ^{13}C es producido y el ^{15}N es destruido. A mayor profundidad (y temperatura), la rama I (también conocido como ciclo CN) transforma ^{12}C en ^{14}N . En capas más profundas, las ramas II y III (o ciclo NO) afectan a los isótopos de oxígeno: El ^{18}O es destruido a través de la reacción $^{18}\text{O}(p, \alpha)^{15}\text{N}$ y el ^{17}O es producido, mientras que la abundancia de ^{16}O (el isótopo de CNO

más abundante) apenas se ve afectada. En definitiva, es de esperar que el FDU produzca cambios en las cuatro razones isotópicas de CNO superficiales (ver p.e. la Figura 1.4, abajo).

En las estrellas de masa intermedia ($4 < M/M_{\odot} \lesssim 8$), al inicio de la fase AGB tiene lugar el segundo dragado (SDU). En esta ocasión la envoltura convectiva penetra más profundamente que en el caso del FDU, mezclando con la envoltura convectiva una mayor cantidad de productos procedentes de la capa de combustión de H. La principal consecuencia y diferencia con respecto al FDU es un mayor aumento de las abundancias de ^4He y ^{14}N . La razón isotópica más afectada es la de nitrógeno, mientras que en las razones isotópicas de carbono y oxígeno, apenas hay cambios (e.g. [Karakas 2003](#)).

Al final de la fase AGB, por la acción repetida del TDU, una gran cantidad de carbono (producto de la reacción 3α) y otros productos de nucleosíntesis pueden ser transportados hasta la envoltura de la estrella (ver Figura 1.2). El carbono dragado puede transformar eventualmente a la estrella en rica en carbono si la razón carbono-oxígeno en la envoltura excede la unidad ($\text{C/O} > 1$), aumentando en consecuencia la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$. El TDU apenas modifica las razones isotópicas superficiales de nitrógeno y oxígeno.

Nótese que los eventos de TDU, que tienen lugar en la fase de pulsos térmicos, pueden no ser eficientes para provocar $\text{C/O} > 1$ en la envoltura. Como regla general, el TDU es tanto más profundo (más eficiente) cuanto más intenso es el pulso térmico que lo precede. Los modelos de evolución estelar indican que los eventos de TDU más profundos ocurren en el rango de masa estelar $1.5 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 3.0$. Estrellas menos masivas llegan a la fase AGB con una envoltura demasiado pequeña y no experimentan el TDU. En estrellas más masivas los pulsos térmicos son más débiles por lo que experimentan eventos de TDU menos profundos (para más detalles ver las revisiones de [Iben & Renzini 1983](#); [Straniero et al. 2006](#)).

En las estrellas de masa intermedia ($4 < M/M_{\odot} \lesssim 8$), la temperatura en la base de la envoltura convectiva puede ser lo suficientemente alta como para quemar el H (mediante el ciclo CN), en un proceso conocido como *Hot Botton Burning* (HBB; [Scalo et al. 1975](#); [Lattanzio 1992](#); [Lattanzio et al. 1996](#); [Doherty et al. 2014](#)). Los isótopos de CNO más afectados son ^{12}C , ^{13}C , ^{14}N , ^{15}N y ^{18}O . Bajo la acción del HBB se puede llegar a obtener valores de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ en torno al equilibrio ($\sim 3 - 5$ y 10^4 , respectivamente), de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ tan altos como $\sim 10^6$ y una disminución de la razón C/O tal que se podría inhibir la formación de una estrella de carbono en la fase AGB ([Boothroyd et al. 1993](#)). Existen algunas evidencias observacionales de la operación del HBB en estrellas AGB, tanto de nuestra Galaxia como extragalácticas: son estrellas muy luminosas, $M_{bol} < -5$ (por lo tanto, masivas), ricas en oxígeno ($\text{C/O} < 1$) y su composición química apuntaría a la acción eficiente del TDU y del HBB (e.g. [Wood et al. 1983](#); [Smith & Lambert 1989, 1990a](#); [Plez et al. 1993](#); [García-Hernández et al. 2007, 2013](#)).

Además de la mezcla “estándar” o “convectiva”, pueden ocurrir otros procesos de mezcla con el material sintetizado en el interior estelar. Estos procesos se estudiarán en el Apdo. 1.4.

En este trabajo nos centramos en las variaciones producidas en estrellas de masa baja

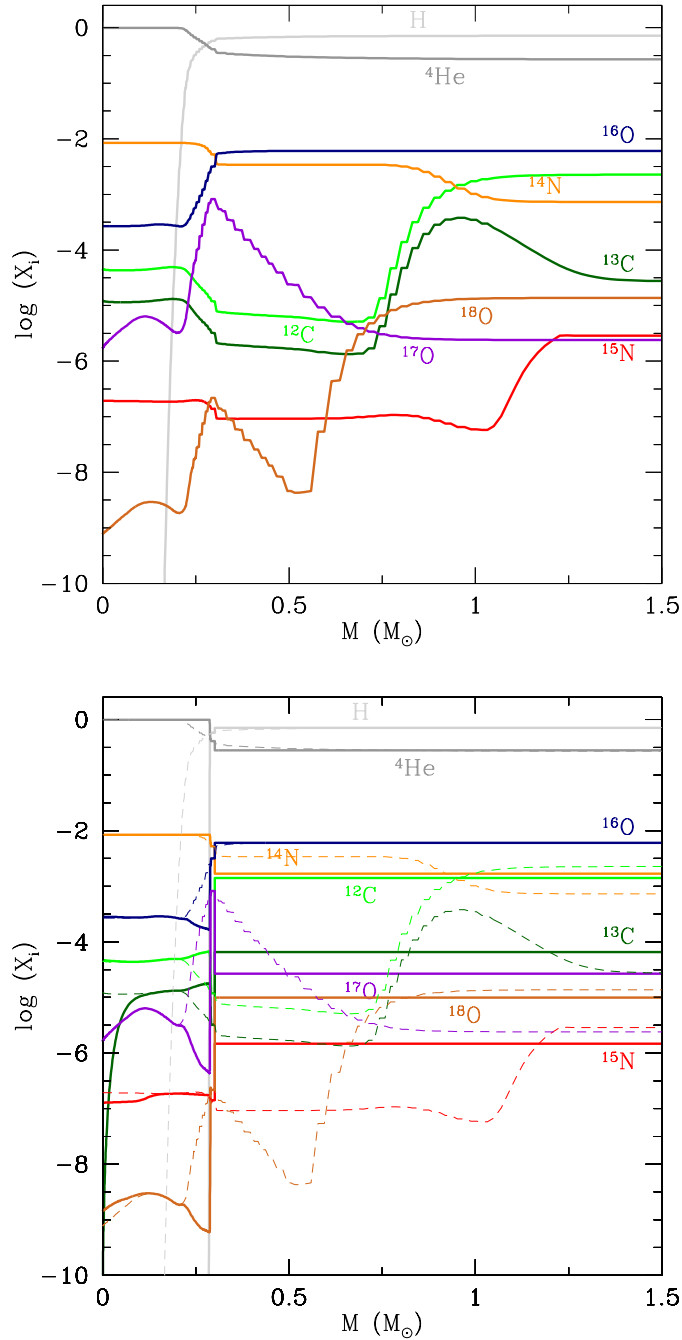


Figura 1.4: Perfiles teóricos de abundancias químicas en el interior de una estrella de $2 M_{\odot}$ y $Z = Z_{\odot} \equiv 0.014$ iniciales, calculadas con el código FUNS. Arriba: antes del inicio del FDU. Abajo: después del FDU, cuando la envoltura convectiva ha alcanzado la profundidad máxima ($M(r) \sim 0.3 M_{\odot}$). Se dibujan también los perfiles previos al FDU (línea rayada) para facilitar la comparación.

($1.5 < M/M_{\odot} \lesssim 4$), principales progenitoras de las estrellas de carbono (Apdo. 1.6). En la Tabla 1.1 se muestran las predicciones teóricas de las abundancias químicas superficiales iniciales, después del FDU y después de algunos episodios de TDU, según los modelos de evolución estelar obtenidos con el código FUNS (Straniero et al. 2006; Cristallo et al. 2009, 2011) a distintas metalicidades. Las abundancias iniciales para los modelos de metalicidad solar ($Z = 0.014$) son aquellas según Lodders (2003) y, en el resto de modelos, las abundancias iniciales se escalan a la solar según su metalicidad (ver Apéndice A).

Razón C/O. El aumento continuo de la abundancia superficial de carbono, por acción repetida del TDU durante la fase AGB, es la causa aceptada de la transición de una estrella de tipo espectral M a tipo C, según la secuencia espectral $M \rightarrow MS \rightarrow S \rightarrow SC \rightarrow C(N)$, donde la razón C/O incrementa su valor sucesivamente. De esta manera, las estrellas de tipo M muestran típicamente razones $C/O \approx 0.4$, las tipo SC, $C/O \approx 1$, mientras que las C(N) tienen razones $C/O > 1$ por definición (Wallerstein & Knapp 1998).

Razón isotópica de carbono. La razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ es una trazadora muy útil de la estructura estelar y de los procesos de nucleosíntesis que suceden en el interior. En primer lugar, porque los modelos evolutivos indican que ésta debe cambiar significativamente en la superficie como consecuencia del FDU y del TDU y, en segundo lugar, porque es relativamente sencilla de derivar observacionalmente.

Durante la fase RGB, la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ desciende desde el valor inicial (89) hasta un valor en el rango 20 – 30 tras el FDU (Tabla 1.1). Dentro de este rango, se alcanzan los valores más pequeños cuanto mayor es la masa y/o menor es la metalicidad de la estrella (e.g. Boothroyd & Sackmann 1999). Estos resultados concuerdan cuantitativamente con las razones isotópicas observadas en estrellas RGB de masas $M \gtrsim 2.5 M_{\odot}$ (e.g. El Eid 1994; Charbonnel 1994; Boothroyd & Sackmann 1999; Santrich et al. 2013). Sin embargo, en estrellas de masas inferiores a este límite, observaciones y predicciones teóricas discrepan claramente. Estas discrepancias serán tratadas en el Apdo. 1.4.

De nuevo, en la AGB, la razón isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ es la razón que experimenta un cambio relativo mayor. El ^{12}C dragado en cada evento de TDU durante esta fase supone aumentar continuamente la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$. Esta razón aumenta desde ≈ 20 tras el FDU hasta un valor típicamente entre 30 y 100. El valor exacto depende del número de episodios de TDU, la masa y metalicidad iniciales de la estrella (ver Tabla 1.1).

Tanto en estrellas AGB de oxígeno (Smith & Lambert 1990b) como de carbono (e.g. Lambert et al. 1986; de Laverny & Gustafsson 1998, 1999) se han observado razones isotópicas de carbono que no son reproducidas por los modelos de evolución estelar estándares. Observaciones en estrellas AGB de carbono indican un rango típico de $30 \lesssim ^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \lesssim 80$ (e.g. Lambert et al. 1986; de Laverny & Gustafsson 1998, 1999), aunque existe un número considerable de estrellas con $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 25$ (e.g. Ohnaka & Tsuji 1996; Abia & Isern 1997; Ohnaka & Tsuji 1999; Abia et al. 2001). Los modelos teóricos no pueden reproducir estos valores tan bajos de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ (e.g. Forestini & Charbonnel 1997; Karakas 2010; Cristallo et al. 2009) en la fase AGB: en estrellas con $M \lesssim 4 M_{\odot}$, cuando la razón C/O alcanza la unidad, la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ es superior a 70 (Tabla 1.1).

Razón	INI	FDU	(N) TDU		
M = 1.5 M _⊙ , Z = 0.014					
C/O	0.50	0.35	(1) 0.36		(5) 1.01
¹² C/ ¹³ C	89	24	(1) 24		(5) 71
¹⁴ N/ ¹⁵ N	272	916	(1) 972		(5) 982
¹⁶ O/ ¹⁷ O	2681	898	(1) 883		(5) 899
¹⁶ O/ ¹⁸ O	499	631	(1) 639		(5) 652
M = 1.5 M _⊙ , Z = 0.008					
C/O	0.50	0.35	(1) 0.34	(4) 1.06	(8) 2.25
¹² C/ ¹³ C	89	24	(1) 23	(4) 76	(8) 166
¹⁴ N/ ¹⁵ N	272	955	(1) 1031	(4) 1036	(8) 1057
¹⁶ O/ ¹⁷ O	2681	694	(1) 626	(4) 639	(8) 658
¹⁶ O/ ¹⁸ O	499	641	(1) 654	(4) 668	(8) 689
M = 2 M _⊙ , Z = 0.014					
C/O	0.50	0.32	(1) 0.32	(7) 1.16	(11) 1.88
¹² C/ ¹³ C	89	23	(1) 22	(7) 86	(11) 141
¹⁴ N/ ¹⁵ N	272	1284	(1) 1326	(7) 1328	(11) 1339
¹⁶ O/ ¹⁷ O	2681	232	(1) 231	(7) 237	(11) 240
¹⁶ O/ ¹⁸ O	499	692	(1) 698	(7) 715	(11) 725
M = 2 M _⊙ , Z = 0.008					
C/O	0.50	0.31	(1) 0.34	(4) 1.05	(13) 4.41
¹² C/ ¹³ C	89	23	(1) 25	(4) 80	(13) 355
¹⁴ N/ ¹⁵ N	272	1343	(1) 1403	(4) 1396	(13) 1448
¹⁶ O/ ¹⁷ O	2681	169	(1) 167	(4) 171	(13) 183
¹⁶ O/ ¹⁸ O	499	706	(1) 715	(4) 730	(13) 782
M = 3 M _⊙ , Z = 0.014					
C/O	0.50	0.32	(1) 0.32	(8) 1.06	(14) 2.12
¹² C/ ¹³ C	89	22	(1) 22	(8) 76	(14) 154
¹⁴ N/ ¹⁵ N	272	1747	(1) 1781	(8) 1782	(14) 1793
¹⁶ O/ ¹⁷ O	2681	266	(1) 251	(8) 256	(14) 260
¹⁶ O/ ¹⁸ O	499	692	(1) 697	(8) 710	(14) 722
M = 3 M _⊙ , Z = 0.006					
C/O	0.50	0.31	(1) 0.33	(5) 1.11	(13) 4.53
¹² C/ ¹³ C	89	21	(1) 23	(5) 81	(13) 349
¹⁴ N/ ¹⁵ N	272	1905	(1) 2029	(5) 2030	(13) 2051
¹⁶ O/ ¹⁷ O	2681	214	(1) 203	(5) 206	(13) 218
¹⁶ O/ ¹⁸ O	499	719	(1) 732	(5) 744	(13) 785

Tabla 1.1: Razones isotópicas de CNO en la envoltura según el código FUNS (Straniero et al. 2006; Cristallo et al. 2009) para distintas masas y metalicidades estelares. Se indica la razón inicial en la secuencia principal (INI), tras el primer dragado (FDU) y tras el episodio número N del tercer dragado (TDU; se muestran el primer y último episodio y aquel en que C/O > 1). Fuente: Base de datos FRUITY (Cristallo et al. 2011, <http://fruity.oa-teramo.inaf.it/>)

Incluso partiendo en la fase AGB con los valores más bajos de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ observados en estrellas RGB (~ 10 ; e.g. Charbonnel et al. 1998), los modelos estándares predicen razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \gtrsim 35$ (Abia 2011). Como veremos en el Apdo. 1.4 existen algunos escenarios, distintos de los estándares, que podrían explicar estas observaciones.

Razón isotópica de nitrógeno. El mayor cambio de la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ ocurre durante la RGB como consecuencia del FDU y el correspondiente dragado de ^{14}N . El aumento de la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ es mayor cuanto mayor es la masa inicial de la estrella (Tabla 1.1). La teoría de evolución estándar no prevé que el ^{15}N se vea alterado durante la fase AGB. Partiendo del valor solar ($^{14}\text{N}/^{15}\text{N} = 272$), al final de la AGB se obtienen valores de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ entre aproximadamente 1000 y 2000 en las estrellas de masa baja, independientemente de la metalicidad estelar. Esta razón es, por otra parte, la razón isotópica más complicada de derivar observacionalmente, solo existen valores aproximados derivados de observaciones en ondas milimétricas y sub-milimétricas de envolturas circunestelares y nebulosas protoplanetarias (Wannier et al. 1991). Los rangos de valores observados por estos autores en las envolturas circunestelares en seis estrellas AGB de carbono ($\approx 70 - 4400$) y dos nebulosas protoplanetarias ($\approx 200 - 340$), están, en parte, de acuerdo con las razones esperadas si bien el error observacional es alto.

Razones isotópicas de oxígeno. La evolución de las razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ superficiales en estrellas de masa baja está gobernada por la evolución de los isótopos ^{17}O y ^{18}O respectivamente, ya que la abundancia de ^{16}O apenas cambia durante la evolución de la estrella. Tras el FDU el valor de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ disminuye y el de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ aumenta. Más adelante, durante la fase TP-AGB, los episodios de TDU apenas modifican estas razones. Los valores de las razones isotópicas de oxígeno en la fase AGB quedan totalmente determinados tras la operación del FDU. De modo general se puede decir que la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ es un buen indicador de la masa inicial, mientras que la razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ puede ser un buen trazador de la abundancia de oxígeno del gas a partir del cual se formó la estrella y/o la acción del HBB.

Antes de la acción del FDU, la abundancia de ^{17}O crece hacia el interior (véase p.e. la Fig. 1.4) de manera que la disminución del valor $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ superficial tras el FDU es muy sensible a la profundidad alcanzada por este proceso de mezcla (e.g. Dearborn 1992). Cálculos detallados de evolución estelar (e.g. Dearborn 1992; Boothroyd et al. 1994) predicen que la profundidad alcanzada depende sensiblemente de la masa inicial de la estrella: en estrellas con masas comprendidas entre 1.5 y 2.5 M_{\odot} el valor de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ predicho en la envoltura tras el FDU es menor cuanto mayor es la masa considerada ($\sim 900 - 150$). Esta tendencia se invierte en estrellas con $M > 2.5 M_{\odot}$ (ver p.e. la Tabla 1.1). Es importante señalar también que la abundancia de ^{17}O resultante del ciclo CNO apenas depende de la abundancia inicial de ^{17}O .

A diferencia de lo que sucede con la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$, el valor resultante de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ tras el FDU no es tan sensible a la masa inicial de la estrella, aumentando desde el valor inicial solar (499) hasta un valor en el rango $\approx 650 - 750$ (Tabla 1.1). Durante la AGB, los episodios de TDU modifican la razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ en una cantidad inferior al 10 % del

valor obtenido al final de la RGB. Por tanto, la razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ obtenida al final de la fase AGB depende muy poco de la masa inicial y viene determinada principalmente por el valor inicial.

Aunque espectroscópicamente es más complicado derivar los valores de las razones isotópicas de oxígeno que la de carbono, existen numerosos estudios sobre estas razones en estrellas gigantes rojas. Las razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ derivadas en estrellas RGB están, en general, de acuerdo con el rango predicho por los modelos (Harris & Lambert 1984b,a; Harris et al. 1988). Sin embargo, el rango observado de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ es muy amplio y frecuentemente muestra valores muy bajos comparados con los esperados. En las estrellas AGB, la discrepancia entre las observaciones y las predicciones teóricas es aún mayor. Gran parte de las estrellas AGB de tipo MS y S (Smith & Lambert 1990b, 1988), y las estrellas de carbono de tipo N (Harris et al. 1987), muestran razones de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ ($\approx 550 - 4100$) y de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ ($\approx 700 - 2400$) mucho mayores que las esperadas, y son difícilmente explicables con los modelos estándar de evolución estelar.

Elementos-*s*. Como hemos visto, la envoltura convectiva puede alcanzar la zona entre capas durante el periodo de interpulsos de la fase AGB. De esta manera, los protones procedentes de la envoltura pueden ser capturados en condiciones radiativas a través de $^{12}\text{C}(p,\gamma)^{13}\text{C}$, formándose lo que se ha denominado como ^{13}C -*pocket* (e.g. Straniero et al. 1995). A continuación, el ^{13}C mediante la reacción $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ (principalmente en estrellas de masa baja, $0.8 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 4$), libera una gran cantidad de neutrones, alcanzando densidades $N_n \sim 10^7 \text{ cm}^{-3}$. Otra posible fuente de neutrones es la reacción $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ que puede activarse durante los pulsos térmicos. Esta segunda reacción es eficiente sólo a $T > 3 \times 10^8 \text{ K}$, por lo que ocurre principalmente en estrellas de masa intermedia ($4 < M/M_{\odot} \lesssim 8$), originando densidades neutrónicas superiores ($N_n \sim 10^{11} \text{ cm}^{-3}$).

Los neutrones liberados por una u otra reacción (o por ambas) pueden ser capturados por elementos del grupo del Fe (elementos *semilla*; Mn, Fe, Co, Ni, etc.) una y otra vez, desencadenando el proceso de nucleosíntesis denominado proceso-*s* (Wallerstein et al. 1997; Busso et al. 1999). Un núcleo particular captura neutrones hasta que se transforma en un isótopo que sea inestable frente a la desintegración β^- , esto es, hasta que su vida media sea más corta que el ritmo de captura de neutrones. A densidades de neutrones relativamente bajas ($\leq 10^8 \text{ cm}^{-3}$) normalmente se tiene un tiempo característico de captura de neutrones $\tau_n > \tau_{\beta^-}$, por lo que el núcleo inestable (de número atómico Z) decae y se convierte en el núcleo con número atómico superior ($Z + 1$). A los elementos originados de esta manera se les denomina elementos-*s*. En contraposición, en el proceso-*r* (captura neutrónica rápida, $\tau_n \ll \tau_{\beta^-}$), la densidad de neutrones es muy alta ($\gtrsim 10^{20} \text{ cm}^{-3}$) formándose núcleos muy ricos en neutrones antes de decaer mediante desintegración β^- . Mientras que el proceso-*s* ocurre fundamentalmente en las estrellas AGB, el proceso-*r* tiene lugar en condiciones muy distintas (supernovas de colapso gravitacional, fusión de estrellas de neutrones, etc.) y es el responsable de la formación de aproximadamente la mitad de los elementos más pesados que el ^{56}Fe , en particular, de la mayoría de los elementos más allá del ^{209}Bi (e.g. Clayton 1983).

Los elementos- s ($A > 70$) producidos pueden ser transportados a la envoltura durante el siguiente TDU y, eventualmente, detectados en la superficie de la estrella mediante técnicas espectroscópicas. El proceso- s puede tener ramificaciones (*branchings*) cuando $\tau_n \approx \tau_{\beta^-}$. Estas ramificaciones pueden ser utilizadas observacionalmente para determinar las condiciones físicas del proceso (temperatura, densidad y N_n). De hecho, a través del estudio de las razones observadas [Rb/Sr, Y, Zr] en estrellas AGB de tipo MS, S (Lambert et al. 1995) y C (Abia et al. 2001) y su contraste con las predicciones teóricas, se ha concluido que el proceso- s ocurre preferentemente en estrellas de masa baja ($\lesssim 3 M_\odot$) siendo la reacción $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ la principal fuente de neutrones.

Es interesante también señalar la importancia del Tc, uno de los elementos resultantes del proceso- s , cuya detección en estrellas de carbono demostró la existencia de este proceso de nucleosíntesis (Merrill 1952). El ^{99}Tc tiene la vida media más larga de los isótopos del tecnecio, 2.1×10^5 años, mucho menor que el tiempo de permanencia de una estrella en la AGB. Su detección es, por tanto, una evidencia de proceso- s en el interior de estas estrellas y de su mezcla reciente en la envoltura (Merrill 1952; Busso et al. 1999; Uttenthaler 2013).

^7Li . Durante la evolución de una estrella, el litio inicialmente presente en la estrella se destruye casi totalmente a medida que el borde inferior de la envoltura se expande hacia el interior estelar. Según la teoría estándar de evolución estelar, el Li es destruido durante la combustión de H a temperaturas relativamente bajas ($T \gtrsim 2.5 \times 10^6$ K). Partiendo del valor observado en el medio interestelar en la actualidad ($A(^7\text{Li}) \sim 3.3^3$; e.g. Boesgaard & Steigman 1985), se espera que la abundancia superficial de Li en una estrella disminuya aproximadamente en 2 órdenes de magnitud antes del fin de la fase de la Secuencia Principal (aunque el mecanismo responsable de esta destrucción aún no está claro; véase e.g. Pace et al. 2012). La abundancia disminuye de nuevo tras el FDU, hasta dos órdenes de magnitud, al mezclar la envoltura con el material cuyo contenido en litio ha sido destruido previamente (e.g. Dantona & Mazzitelli 1984; Deliyannis et al. 1990; Yee & Jensen 2010). De este modo, se espera que las estrellas RGB y AGB de baja masa presenten abundancias de Li entre 2 y 4 órdenes de magnitud por debajo del valor inicial. En general, las observaciones de estrellas gigantes rojas de Población I arrojan valores entre $-1 \leq A(^7\text{Li}) \leq 1$, y en estrellas de Población II, $A(^7\text{Li}) \leq 0$ (Lambert et al. 1980; Boesgaard & Steigman 1985; Brown et al. 1989). Existen además observaciones de estrellas ricas en Li, como las gigantes rojas observadas en las Nubes de Magallanes por Smith & Lambert (1989, 1990a). Estos autores encontraron que las estrellas AGB más luminosas eran ricas en litio ($A(\text{Li}) > 2.0$)⁴, de acuerdo con lo que se espera si actúa el HBB (véanse ejemplos similares en los trabajos de Plez et al. 1993; Smith et al. 1995; García-Hernández et al. 2013).

Existen, sin embargo, observaciones que van en contra de lo esperado según los modelos de evolución estelar estándar. Aproximadamente un $\sim 1\%$ de las estrellas gigantes de tipo K de masa baja muestran sobreabundancias de Li (de la Reza et al. 1997; Char-

³ $A(\text{Li}) = \log(\text{Li}/\text{H}) + 12$. Para más detalles sobre la notación utilizada véase el Apéndice A.

⁴Se dice que una estrella es rica en Li cuando $A(\text{Li}) \geq 1.5$ y super-rica en Li si $A(\text{Li}) \geq 4$.

bonnel & Balachandran 2000; Kumar et al. 2011; Monaco et al. 2011, 2014). También se han encontrado sobreabundancias de Li en estrellas AGB de masa baja ricas en carbono (Abia et al. 1993, 1999; Uttenthaler et al. 2007; Monaco & Bonifacio 2008). Muchas de estas estrellas son super-ricas en Li ($3 \lesssim A(\text{Li}) \lesssim 5$). Boothroyd & Sackmann (1999) mostraron que el proceso de mezcla no estándar *Cool Botton Processing* (CBP; la causa física que lo provocaría se desconoce; Apdo. 1.4.2) podría explicar las sobreabundancias de litio en estrellas RGB y AGB de masa baja (véase también Guandalini et al. 2009; Palmerini et al. 2011a; Lattanzio et al. 2015). Según estos autores, bajo ciertas condiciones de mezcla se podría producir Li a través del mecanismo descrito por Cameron & Fowler (1971), de un modo similar al propuesto para explicar la sobreabundancia de Li por acción del HBB en estrellas de masa intermedia (véase más arriba). Según esta teoría, en primer lugar, es necesario que ^3He de la envoltura alcance una profundidad a una temperatura lo suficientemente elevada para producir ^7Be , vía $^3\text{He}(\alpha, \gamma)^7\text{Be}$. En segundo lugar, la mezcla debe ser lo suficientemente rápida para que el ^7Be decaiga según $^7\text{Be}(e^-, \nu)^7\text{Li}$ y el litio producido no sea destruido por reacciones de captura de protones y/o partículas α , durante su regreso a la capa convectiva.

Alternativamente, basándose en el hecho de que muchas de las estrellas ricas y super-ricas en Li se sitúan a lo largo de la RGB (e.g. Charbonnel & Balachandran 2000) y no solamente cerca del “bump de luminosidad” (donde teóricamente se favorece la actuación de los procesos de mezcla no estándar; Apdo. 1.4.1), se ha propuesto que la causa de tales sobreabundancias sea externa a partir, por ejemplo, de materia proveniente de una estrella compañera en un sistema binario o por la ingestión de un planeta por el crecimiento de la envoltura estelar (Siess & Livio 1999; Montalbán & Rebolo 2002; Denissenkov & Herwig 2004; Carlberg et al. 2009, 2010, 2013).

¹⁹F. El flúor es uno de los elementos ligeros menos abundantes (abundancia solar $A(^{19}\text{F}) \sim 4.40$, Maiorca et al. 2014) y su origen es poco conocido. Es destruido en el interior de las estrellas por captura de partículas α y protones y se cree que puede ser producido durante la fase AGB. De hecho, hasta ahora, las estrellas AGB constituyen la única evidencia observacional de la producción de este elemento en estrellas (Jorissen et al. 1992). El ¹⁹F sería producido a través de una compleja serie de de reacciones (e.g. Forestini et al. 1992) en la región entre capas durante el TDU. De esta manera, se espera exista una correlación de las abundancias superficiales de ¹⁹F, ¹²C y elementos-s. Esta correlación se ha confirmado observacionalmente (Abia et al. 2010, 2011, 2015), aunque existen algunas discrepancias entre los valores observados y las predicciones teóricas en estrellas AGB de baja metalicidad (Abia et al. 2015).

1.4. Mezcla no estándar

1.4.1. Evidencias observacionales

En los anteriores apartados hemos visto que existen ciertas discrepancias entre las abundancias observadas en estrellas de masa baja y las predichas por los modelos de

evolución y nucleosíntesis estelar estándar. Existen, por ejemplo, muchos trabajos sobre la razón isotópica de carbono observada en estrellas RGB en cúmulos estelares, que indican valores $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \lesssim 20$, y algunas veces $\lesssim 10$ (e.g. Gilroy 1989; Smiljanic et al. 2009; Mikolaitis et al. 2010), inferiores a los predichos por los modelos ($\approx 22\text{--}30$). La discrepancia entre los modelos y las observaciones es aún mayor en estrellas pobres en metales de cúmulos globulares ($[\text{Fe}/\text{H}] \lesssim -0.5$; Pilachowski et al. 1996; Gratton et al. 2000, 2004; Origlia et al. 2008; Valenti et al. 2011).

La discrepancia observada en las estrellas RGB respecto a las predicciones teóricas sugiere una modificación de las abundancias isotópicas similar a la debida al FDU, i.e., mezcla de material que ha sido procesado por el ciclo CN, disminuyendo el ^{12}C y aumentando el ^{13}C . De hecho, en algunos cúmulos globulares se observa que la razón $[\text{C}/\text{Fe}]$ es menor según aumenta la luminosidad de las estrellas observadas (e.g. Smith & Tout 1992; Angelou et al. 2011, 2012). Partiendo de este hecho, se ha propuesto que algún tipo de mezcla pudiera conectar materia de la capa convectiva con la zona radiativa, mucho más caliente, de tal manera que la materia procesada a esa temperatura pudiese observarse en la superficie, lo cual explicaría las abundancias observadas (e.g. Gilroy & Brown 1991). Este tipo de mezcla, posterior al proceso de mezcla estándar del primer dragado, se conoce como “mezcla no estándar” o “extra-mixing”.

De nuevo en la fase AGB, vimos (Apartado 1.3) que los bajos valores de la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ($\lesssim 35$), así como las sobreabundancias de Li ($A(\text{Li}) \gtrsim 1.5$) observadas en estrellas AGB de carbono galácticas, se han considerado evidencias de la existencia de estos procesos de mezcla no estándar en los modelos de evolución, también en esta fase. Se suman a estas evidencias, las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ observadas en estrellas de carbono extremadamente pobres en metales ($[\text{Fe}/\text{H}] \lesssim -2$), conocidas como estrellas *CEMP*, que se caracterizan por presentar $[\text{C}/\text{Fe}] \geq 1$. En particular, de aquellas ricas en elementos-*s* (*CEMP-s*), cuyo enriquecimiento en carbono, nitrógeno y elementos-*s* se cree que proviene de una estrella AGB compañera y se utilizan, por tanto, como indicadoras de la nucleosíntesis en la fase AGB. Las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ medidas en las estrellas *CEMP-s*, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \lesssim 10$ (e.g. Cohen et al. 2004; Sivarami et al. 2006; Lucatello et al. 2011), son mucho más bajas que las predicciones teóricas para estrellas AGB pobres en metales, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} > 100$ (e.g. Karakas 2010; Cristallo et al. 2015).

Entre las abundancias peculiares observadas, destacan también los valores de las razones isotópicas de oxígeno observadas en las estrellas AGB de masa baja de los tipos espectrales M, MS, S (Smith & Lambert 1990b) y aquellas medidas en los granos del grupo de los óxidos formados en las envolturas circunestelares de estrellas AGB de éstas (Huss et al. 1994; Nittler et al. 1997; Choi et al. 1999), donde se observaron valores mayores de la razón de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ ($\gtrsim 800$) que las predichas tras el FDU (para más detalles véase el Apdo. 1.7.2). Una de las posibles explicaciones pasaría por la actuación de mecanismos de mezcla adicionales, que actúen en estrellas de masa baja y que conecten la base “fría” de la envoltura convectiva con capas más profundas y “calientes”, donde se alcancen temperaturas suficientemente altas para destruir ^{18}O , a través del ciclo CNO. Boothroyd et al. (1995) llamaron a este mecanismo *Cool Botton Processing* (CBP) y demostraron que este proceso de mezcla era similar al propuesto para explicar el enrique-

cimiento de ^{13}C observado en la fase evolutiva anterior, RGB (ver también [Wasserburg et al. 1995](#)).

1.4.2. Modelos numéricos

En el anterior Apartado se han indicado algunas de las observaciones que apuntan a la necesidad de incluir un proceso de mezcla adicional en los modelos estándares de evolución estelar, que conecte la envoltura convectiva con zonas suficientemente calientes donde se pueda activar el ciclo CNO. La principal restricción que se impone para que suceda este transporte es que no exista un aumento abrupto en el peso molecular medio (“ μ -barrier”) en ningún punto entre la envoltura convectiva y la capa de combustión de H, que impida la mezcla ([Mestel 1953](#); [Charbonnel 1994](#); [Charbonnel et al. 1998](#); [Boothroyd & Sackmann 1999](#); [Chanamé et al. 2005](#)). Se sabe que esta condición se cumple para estrellas de masas $M \lesssim 2.3 M_{\odot}$ ([Palmerini et al. 2011a](#)) en la RGB (tras el *bump* en luminosidad⁵). Para estrellas con masa superior, la fase RGB acaba antes de que la capa de combustión de H alcance esta discontinuidad, y por tanto se asume que el CBP no puede producirse. En la fase AGB no existe dicha restricción y se espera que actúe en todo el rango de masas.

Tras tres décadas de trabajo en el análisis y modelado de los procesos de “extra-mixing”, todavía no se ha identificado el fenómeno físico que lo origina. Los cálculos realizados hasta ahora se pueden dividir en dos clases: (i) análisis paramétrico de los efectos del “extra-mixing”; e (ii) intentos de explicar estos efectos partiendo directamente del fenómeno físico que pudiera provocar el “extra-mixing”, pero utilizando también parámetros libres.

El CBP es un ejemplo de modelo paramétrico desarrollado en los años 90 por [Boothroyd et al. \(1994, 1995\)](#), [Wasserburg et al. \(1995\)](#) y [Sackmann & Boothroyd \(1999\)](#) principalmente, y revisados por [Nollett et al. \(2003\)](#) y [Palmerini et al. \(2011b,a\)](#). El segundo grupo de trabajos se divide en varias ramas, dependiendo de la causa física del “extra-mixing” investigada. En particular, [Zahn \(1992\)](#); [Charbonnel \(1994\)](#); [Charbonnel & Do Nascimento \(1998\)](#); [Charbonnel & Balachandran \(2000\)](#); [Palacios et al. \(2003\)](#) defendían la hipótesis de circulación meridional inducida por la rotación estelar. Más tarde, tras demostrarse que esos mecanismos eran insuficientes ([Palacios et al. 2006](#)), se han propuesto ideas nuevas: *thermohaline diffusion*, basada en la inversión del peso molecular, presentada por [Eggleton et al. \(2006\)](#); *magnetic buoyancy*, debida al efecto de dinamo magnética, discutido por [Busso et al. \(2007b\)](#) y [Nucci & Busso \(2014\)](#); *internal gravity waves*, basada en las perturbaciones originadas por ondas gravitacionales (véase e.g. [Denissenkov & Tout 2003](#)). En este trabajo aplicaremos el CBP para interpretar nuestros resultados observacionales (Apdo. 4.2.3).

Hay que señalar también que, aunque está ampliamente aceptada la posibilidad de que el “extra-mixing” suceda en la fase RGB, existen discrepancias observacionales res-

⁵El *bump* en luminosidad se corresponde con el punto en la RGB en que la capa de combustión de H, que se mueve progresivamente hacia el exterior en masa, encuentra la discontinuidad en el peso molecular, creada por la penetración de la envoltura convectiva durante el FDU. Está realmente asociado a un salto (*bump*) en la función de luminosidad de estrellas RGB en cúmulos estelares.

pecto al momento en que se produce (e.g. [Angelou et al. 2012](#)). Asimismo, es objeto de debate la necesidad de incluir “extra-mixing” en los modelos de evolución de estrellas AGB de carbono de metalicidad solar ([Karakas et al. 2010](#); [Busso et al. 2010](#)).

1.5. Isótopos de CNO y la evolución química de la Galaxia

La composición química inicial de cada estrella está determinada por la evolución química de la Galaxia. Ésta describe el proceso por el cual la composición elemental e isotópica de la Galaxia varía en función de la posición y el tiempo según se suceden las distintas generaciones de estrellas ([Edvardsson et al. 1993](#); [Prantzos et al. 1996](#); [Pagel 1997](#); [Romano & Matteucci 2003](#); [Kobayashi et al. 2006, 2011](#); [Nittler & Gaidos 2012](#)). Las estrellas se forman con la composición química del lugar del medio interestelar (ISM) donde nacen y a lo largo de su vida retornan los productos sintetizados en su interior, enriqueciendo el ISM, a partir del cual se formarán nuevas generaciones de estrellas. De esta manera, la metalicidad del ISM ha aumentado durante la evolución de la Galaxia. Para estudiar la evolución química de la Galaxia se suele hacer una distinción muy general entre elementos o isótopos “primarios” y “secundarios” ([Talbot & Arnett 1974](#)): un isótopo primario es aquel cuya nucleosíntesis es independiente de la metalicidad; un isótopo secundario es aquel que requiere de la existencia previa de elementos más pesados que el He para su formación. De modo aproximado, se espera que la razón entre las abundancias de un elemento primario y otro secundario disminuya con la metalicidad ([Clayton 1988](#); [Timmes & Clayton 1996](#)). Dentro de los isótopos de CNO analizados en este trabajo, los isótopos mayoritarios ^{12}C y ^{16}O (excepto el ^{14}N) son considerados primarios y los isótopos minoritarios ^{13}C , ^{15}N , ^{17}O y ^{18}O son considerados secundarios. Asumiendo que el ritmo de formación estelar es mayor hacia el centro de la Galaxia, en una determinada época la metalicidad media aumentaría hacia el centro de la Galaxia. En este escenario tan simple se esperaría observar valores de las razones isotópicas $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ en el ISM en una época determinada mayores conforme nos alejamos del centro de la Galaxia.

La escala de tiempo en la que los distintos productos de la nucleosíntesis estelar son eyectados al ISM juega un papel importante en la evolución química de la Galaxia y depende de la masa inicial de la estrella. De modo general, los elementos sintetizados en estrellas masivas ($M \gtrsim 8 M_{\odot}$) son eyectados en una escala de tiempo corta ($< 10^8$ años comparada con la edad de la Galaxia, $\sim 13.7 \times 10^9$ años) en explosiones de CCSNe y contribuyen al ISM desde épocas muy tempranas de la Galaxia, mientras que los elementos producidos en estrellas de masa baja e intermedia ($0.8 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 8$) son expulsados al ISM a través de vientos estelares durante las fases de gigante roja, en escalas de tiempo considerablemente más largas ($\gtrsim 10^8$ años), y su contribución comienza a ser importante en épocas más avanzadas de la evolución de la Galaxia. La escala de tiempo de evolución de las estrellas poco masivas ($\lesssim 1 M_{\odot}$) es comparable a la edad de la Galaxia y no se espera que hayan enriquecido significativamente el ISM.

Las novas pueden llegar a ser también importantes contribuyentes estelares “tardíos” en la evolución química galáctica, aunque la contribución neta al enriquecimiento del ISM

es incierta. Una nova es una explosión termonuclear que ocurre en la superficie de una enana blanca (*WD*) por la acreción de H y He de una estrella compañera en un sistema binario. Durante la explosión se eyecta una cantidad relativamente pequeña de masa al ISM, siendo poco importantes en la evolución química de la mayoría de los isótopos. Sin embargo, los cálculos de nucleosíntesis en novae indican que pueden producirse grandes cantidades de isótopos ligeros ${}^7\text{Li}$, ${}^{13}\text{C}$, ${}^{15}\text{N}$, ${}^{17}\text{O}$ y radiactivos ${}^{26}\text{Al}$ y ${}^{22}\text{Ne}$ (José & Hernanz 1998; Starrfield et al. 1998). Por tanto las novae pueden jugar un papel importante en la producción galáctica de estos isótopos (Romano & Matteucci 2003). Dado que se requiere la evolución de estrellas progenitoras de masa baja e intermedia hasta la fase de WD, más $\sim 1 - 2$ Gaños de enfriamiento como WD para asegurar una explosión de nova suficientemente fuerte (Romano et al. 1999; Romano & Matteucci 2003), se espera que las novae contribuyan significativamente en épocas muy tardías en la evolución química. Por último, hay que señalar que, excepto para explicar algún isótopo específico, las novae no se suelen incluir en los modelos de evolución química ya que, por un lado, su contribución es poco importante para la mayoría de isótopos, y por otro lado, existen importantes incertidumbres asociadas al modelizado teórico, como por ejemplo, la fracción de WDs que terminan formando novae en la historia de la Galaxia, la masa total eyectada en la explosión y, especialmente, la nucleosíntesis detallada que ocurre en ellas.

1.5.1. Gradientes en el disco galáctico

A diferencia de las abundancias químicas derivadas en las atmósferas estelares o en los granos presolares afectadas por los distintos procesos de evolución y nucleosíntesis estelar, de las observaciones de nubes moleculares se pueden derivar directamente las abundancias químicas elementales e isotópicas en la Galaxia en la época actual. En particular, las observaciones de nubes moleculares del disco de la Galaxia situadas a distancias conocidas nos permiten derivar el gradiente de abundancias químicas con la distancia galactocéntrica (D_{GC}) y compararlo con las predicciones de los modelos de evolución química de la Galaxia. Por otra parte, la comparación de las abundancias químicas observadas en el ISM local ($D_{GC} \sim 8 \pm 1$ kpc) con aquellas del Sistema Solar ($D_{GC} \sim 7.9$ kpc) nos permitiría determinar la evolución de estas abundancias en los últimos 4.6 Ga en el ISM local. Nótese que en esta hipótesis se asume que la abundancia elemental e isotópica de la nebulosa protosolar era representativa de la nube molecular progenitora situada a la distancia galactocéntrica donde se formó.

Las abundancias derivadas de la observación de nubes moleculares están sujetas a un gran número de fuentes de error. Entre las más importantes se encuentran los efectos de fraccionamiento químico y de disociación selectiva (e.g. Wilson & Rood 1994), cuya consecuencia es que las medidas de abundancias químicas de un cierto elemento en una nube molecular a partir de moléculas diferentes que contienen ese elemento pueden dar resultados diferentes. La corrección de estos efectos puede llegar a ser muy compleja ya que involucra procesos fuera del equilibrio termodinámico local (*non-LTE*). Además, se espera que existan desviaciones intrínsecas entre las medidas realizadas en distintas nubes moleculares situadas a la misma D_{GC} , e incluso en distintas regiones pertenecientes a la misma nube. Entre las causas se encuentran (i) la naturaleza estocástica de la formación

estelar y de los procesos de mezcla en la Galaxia (e.g. [Lugaro et al. 1999](#); [Nittler 2005](#)), y (ii) los efectos de la dinámica galáctica que dan lugar a fusiones de nubes, difusión orbital de estrellas y nubes, etc. (e.g. [Olive & Schramm 1982](#); [Wielen et al. 1996](#); [Pagel 1997](#); [Binney & Merrifield 1998](#); [Goswami & Vanhala 2000](#)).

$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$

El ^{12}C es un elemento primario producto de la combustión de He ($3\alpha \rightarrow ^{12}\text{C}$) que ocurre en el interior de las estrellas de masa baja e intermedia y masivas. En el primer caso, el ^{12}C producido alcanza la superficie de la estrella por acción del tercer dragado y es eyectado al ISM por vientos estelares en la fase AGB, mientras que en el segundo caso, es eyectado al ISM en las explosiones de CCSNe. Se cree que aproximadamente la mitad del ^{12}C observado en la Galaxia ha sido eyectado por supernovas y la otra mitad por estrellas AGB ([Iben & Renzini 1983, 1984](#); [Boothroyd & Sackmann 1999](#)). El ^{13}C es producido principalmente como elemento secundario a partir del ^{12}C a través ciclo CNO en estrellas en todo el rango de masas.

En el trabajo de [Milam et al. \(2005\)](#) se recoge el último conjunto de observaciones sistemáticas de la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ a lo largo de la Galaxia, continuación del trabajo de [Savage et al. \(2002\)](#). Estos autores derivan un gradiente galáctico creciente (línea negra continua en la Figura 1.5). El ajuste lineal ($^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 6.2 \pm 1.0 \times D_{GC} + 18.7 \pm 7.4$) a todas las medidas recopiladas por estos autores se indica con una línea punteada gris en la Fig. 1.5. La consistencia relativa encontrada entre las distintas medidas de la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ es de vital importancia ya que, como veremos, la mayoría de los valores de las razones isotópicas de nitrógeno y oxígeno en el medio interestelar se derivan a partir del gradiente galáctico de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$.

El gradiente galáctico creciente de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ está de acuerdo con lo que se espera al tratarse de la razón entre un elemento primario y otro secundario, aunque debido a la dispersión mostrada por los datos observacionales no se puede descartar la existencia de una componente primaria en el isótopo ^{13}C (ver [Prantzos et al. 1996](#)). A partir de este gradiente se obtiene un valor de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 68 \pm 15$ para el ISM local (a la distancia donde se encuentra el Sol, $D_{GC} = 7.9$ kpc). Por tanto, el ISM local muestra una razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ un $\sim 7 - 24\%$ menor que el valor solar (89), resultado que está en acuerdo con que el valor de esta razón en una cierta región de la Galaxia (en este caso el entorno solar) haya disminuido con el tiempo (en los últimos 4.6 Gaños desde la formación del Sistema Solar). Nótese, por otra parte, que la dispersión de valores derivados en el entorno solar es elevada ($\approx 40 - 70$, ver Fig. 1.5) y, considerando un nivel de 1.5σ sobre el valor medio antes señalado, los datos serían compatibles con una razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ constante en el ISM local durante los últimos 4.5 Ga de evolución.

$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$

Se cree que los isótopos de nitrógeno ^{14}N y ^{15}N son productos del ciclo CNO principalmente, aunque son todavía objeto de debate cuáles son los principales lugares donde se producen estos isótopos así como los detalles de su producción ([Clayton 2003a](#); [Prant-](#)

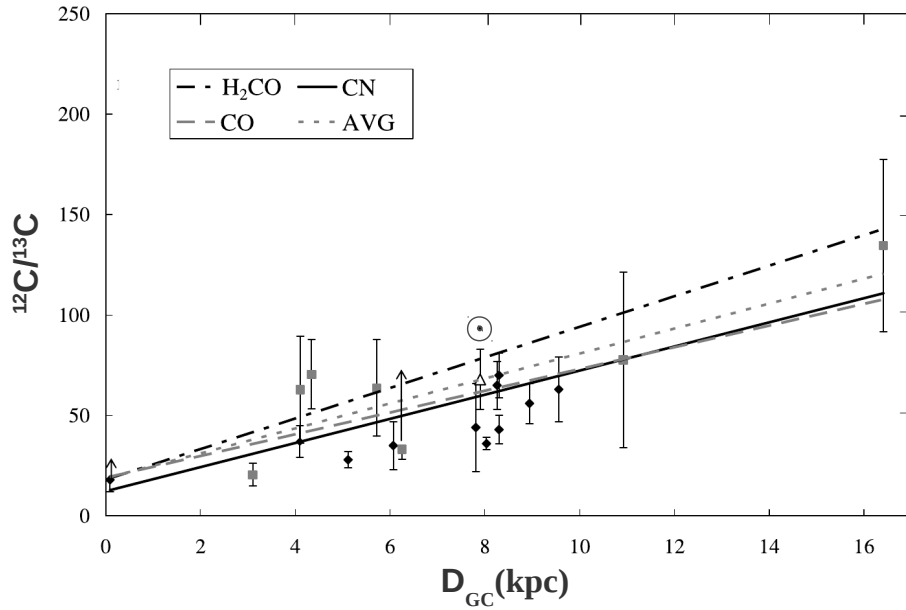


Figura 1.5: Razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ observadas en el disco de la Galaxia en función de la distancia al centro galáctico (D_{GC}). Los valores derivados a partir de medidas de CN por Milam et al. (2005) y Savage et al. (2002) se indican con cuadrados grises y rombos negros, respectivamente. El ajuste lineal a estos valores se representa con una línea continua negra. Se incluyen también los ajustes a los valores derivados a partir de medidas de CO con línea gris a trazos; y a partir de H_2CO con línea negra a trazos (para detalles sobre estas medidas véase Milam et al. 2005). La línea punteada gris representa el ajuste lineal de los datos derivados de las tres moléculas. El triángulo vacío representa el valor del ISM local (68 ± 15) a partir de este ajuste. Con un círculo (\odot) se indica el valor solar (89). Fuente: Milam et al. (2005).

zos 2003; Romano & Matteucci 2005; Wiescher & Rauscher 2010). El ^{14}N es un producto principalmente secundario, con una componente primaria relativamente importante. La producción secundaria ocurre a través del ciclo CNO a partir del ^{12}C o el ^{16}O presente inicialmente en estrellas de todo el rango de masas durante la fase de la secuencia principal y durante las fases RGB y AGB en la capa de combustión de hidrógeno. La producción primaria de ^{14}N sucede en las estrellas de masa intermedia ($4 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 8$) por acción del HBB durante la fase AGB y en estrellas masivas ($M \gtrsim 8 M_{\odot}$) por efecto de la rotación estelar (Meynet & Maeder 2002). En cambio se cree que el ^{15}N solo puede ser sintetizado como elemento secundario en las explosiones de nova (Audouze et al. 1975; José & Hernanz 1998; Romano & Matteucci 2003, 2005).

Adande & Ziurys (2012) derivaron la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ a partir de observaciones de las moléculas C^{14}N y C^{15}N en ondas milimétricas en 11 nubes moleculares a distintas distancias galactocéntricas (Fig. 1.6). Estos autores utilizaron medidas anteriores de estas moléculas en otras nubes (Dahmen et al. 1995) para derivar la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ utilizando el gradiente galactocéntrico de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivado por Milam et al. (2005). Con estos tres conjuntos de medidas abarcaron un amplio rango de distancias D_{GC} ($\approx 0.1 - 11$ kpc) y derivan un gradiente $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} = 21.1 \pm 5.2 \times D_{GC} + 123.8 \pm 37.1$ (línea continua en la Fig. 1.6) que acuerda, dentro de los errores, con trabajos anteriores (Dahmen et al. 1995; Wilson 1999)

Los modelos de evolución química de la Galaxia de Romano & Matteucci (2005, 2003) predicen una pendiente del gradiente de la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ de ~ 20 dex kpc $^{-1}$ (línea a trazos en la Fig. 1.6), en acuerdo con las observaciones. Romano & Matteucci (2005, 2003) incluyeron la nucleosíntesis de las novae en sus cálculos. Según estos autores las novae son la fuente más importante en la producción de ^{15}N en la Galaxia.

El valor de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ del ISM local (290 ± 40) derivado a partir del ajuste de Adande & Ziurys (2012) está de acuerdo con medidas recientes en nubes moleculares difusas (Ritchey et al. 2015) y otras medidas anteriores del ISM local ($\approx 240 - 300$; Daniel et al. 2013; Lucas & Liszt 1998), y está dentro del rango de valores observado en los cometas ($\approx 140 - 330$; ver Fig. 1.6; Ziurys et al. 1999; Arpigny et al. 2003). Este valor es similar al valor de la atmósfera terrestre (272), lo que no estaría de acuerdo con la tendencia observada a lo largo de la Galaxia, es decir, la disminución con el tiempo del valor de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ en el medio interestelar. Esta aparente discrepancia desaparecería si tenemos en cuenta el último valor de la razón de la nebulosa protosolar (441 ± 4) estimado a partir del viento solar en la misión *Génesis* (Marty et al. 2011). Considerando este último valor, la razón isotópica de nitrógeno habría disminuido un $\sim 25 - 40\%$ en los últimos 4.6 Ga en el entorno solar.

$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$

El ^{16}O es un isótopo primario producido principalmente durante la combustión de He en estrellas masivas ($M \gtrsim 8 M_{\odot}$) y es eyectado al ISM en las explosiones de supernova de colapso gravitatorio. El ^{18}O es un isótopo secundario producido también en las zonas de combustión de He a partir del ^{14}N producido en el interior de las estrellas masivas a través del ciclo CNO. El ^{17}O es un producto secundario de la combustión de H que

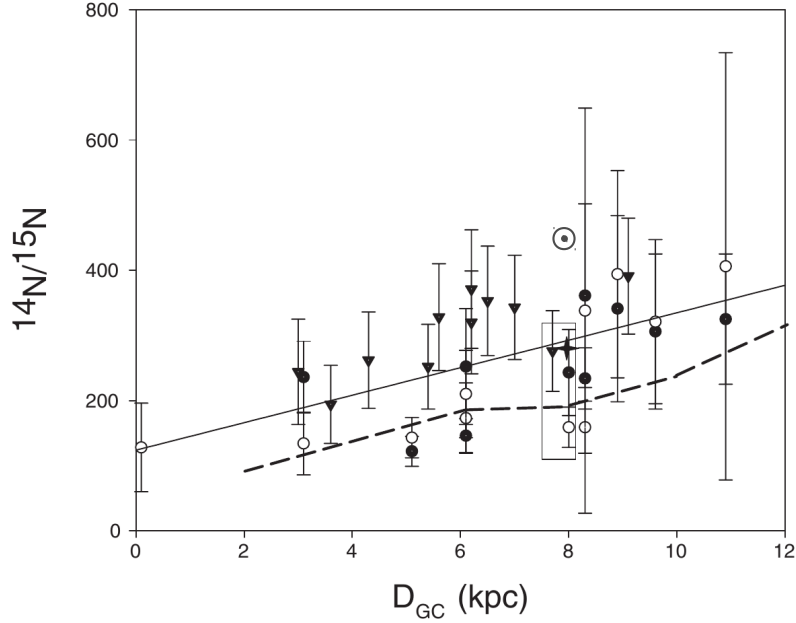


Figura 1.6: Razones $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ observadas en el disco de la Galaxia en función de la distancia al centro galáctico (D_{GC}). Se muestran los valores derivados directamente por [Adande & Ziurys \(2012\)](#) a partir de las observaciones de C^{14}N y C^{15}N (círculos rellenos) e indirectamente (círculos vacíos) a partir de las observaciones de $\text{H}^{14}\text{N}^{13}\text{C}$ y $\text{H}^{15}\text{N}^{12}\text{C}$ y el gradiente galáctico de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ([Milam et al. 2005](#)). También se muestran los valores derivados indirectamente por [Dahmen et al. \(1995\)](#) (triángulos rellenos) a partir de las observaciones de HC^{15}N y H^{13}CN y el gradiente galáctico de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$. El ajuste lineal a los tres conjuntos de datos se representa con una línea negra. Con línea a trazos se representa el gradiente calculado según [Romano & Matteucci \(2003\)](#), donde se trata el ^{15}N como un isótopo secundario producido en novae. El rectángulo representa el rango de valores de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ observado en cometas ($\approx 140 - 330$; [Ziurys et al. 1999](#); [Arpigny et al. 2003](#)), la estrella representa el valor de la atmósfera terrestre (272) y el círculo (\odot) indica el valor solar (459). Fuente: [Adande & Ziurys \(2012\)](#).

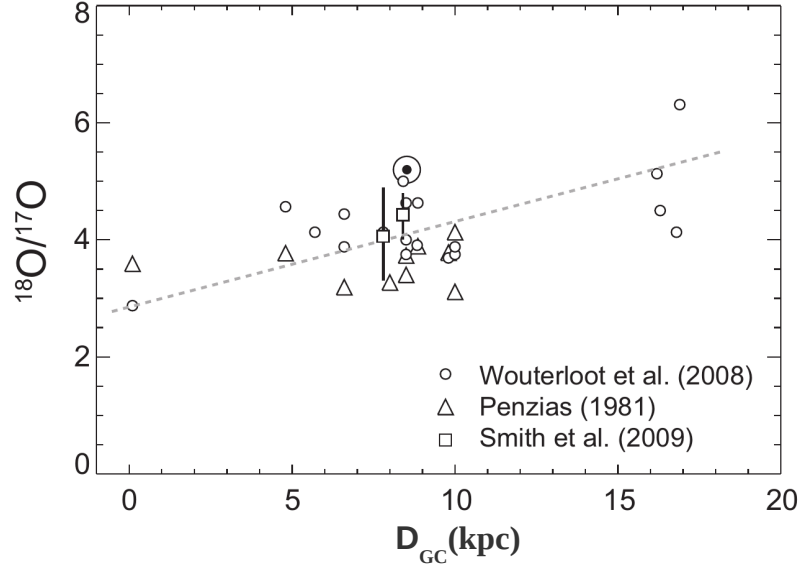


Figura 1.7: Razones $^{18}\text{O}/^{17}\text{O}$ observadas en el disco de la Galaxia en función de la distancia al centro galáctico (D_{GC}). Se muestran los valores derivados por Penzias (1981) (triángulos) y Wouterloot et al. (2008) (círculos) a partir de la observación de C^{17}O y C^{18}O de nubes moleculares. Se incluyen los valores observados en YSOs (Smith et al. 2009). El ajuste lineal a los datos de Wouterloot et al. (2008) se indica con una línea a trazos. Fuente: Nittler & Gaidos (2012).

ocurre en el interior de estrellas de masa baja e intermedia ($0.8 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 8$) a través del ciclo CNO a partir del ^{16}O inicial durante las fases RGB y AGB.

En Nittler & Gaidos (2012) se revisan las principales medidas de las razones isotópicas $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ en nubes moleculares realizadas hasta la fecha (Penzias 1981; Wilson & Rood 1994; Polehampton et al. 2005; Wouterloot et al. 2008). Estos trabajos estarían de acuerdo con que la razón $^{18}\text{O}/^{17}\text{O}$ se mantiene aproximadamente constante ($\approx 3 - 5$) en las partes internas de la Galaxia ($D_{GC} \lesssim 10$ kpc; Figura 1.7). Mientras que las observaciones más recientes de Wouterloot et al. (2008) revelan valores ligeramente superiores ($^{18}\text{O}/^{17}\text{O} \approx 4 - 6.5$) en las partes más externas ($D_{GC} \sim 16$ kpc). La tendencia observada por Wouterloot et al. (2008, línea a trazos en la Figura 1.7) sería cualitativamente consistente con un escenario evolutivo en el que la Galaxia se va enriqueciendo en ^{17}O más que en ^{18}O con el tiempo, o dicho de otra manera, que el ^{17}O se comportaría como un isótopo “más secundario” que el ^{18}O . Por su parte, las observaciones del ISM local muestran un amplio rango de valores de $^{18}\text{O}/^{17}\text{O}$ ($\approx 3 - 5$; Fig. 1.7), en acuerdo con medidas independientes en el rango infrarrojo en dos objetos estelares jóvenes (YSOs; cuadrados en la Fig. 1.7; Smith et al. 2009). Por un lado, estos valores implicarían que la razón $^{18}\text{O}/^{17}\text{O}$ ha disminuido entre un 4 y un 20% respecto del valor solar (5.2) en los últimos 4.6 Gaños y estaría de acuerdo con la tendencia de la razón $^{18}\text{O}/^{17}\text{O}$ observada en el disco de la Galaxia antes señalada, aunque se han propuesto otros escenarios en

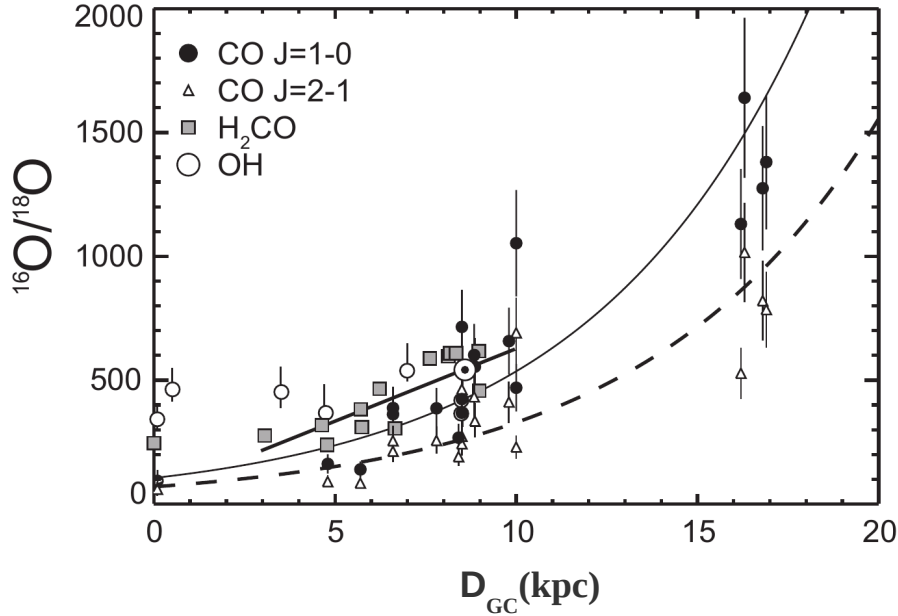


Figura 1.8: Razones $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ observadas en el disco de la Galaxia en función de la distancia al centro galáctico (D_{GC}). Se muestran los valores derivados indirectamente por [Nittler & Gaidos \(2012\)](#) a partir de la observación de $^{12}\text{C}^{18}\text{O}$ y $^{13}\text{C}^{16}\text{O}$ ([Wouterloot et al. 2008](#)) y de $\text{H}_2^{12}\text{C}^{18}\text{O}$ y $\text{H}_2^{13}\text{C}^{16}\text{O}$ ([Wilson & Rood 1994](#)), utilizando el gradiente galáctico de ([Milam et al. 2005](#)). También se muestran los valores derivados directamente de las moléculas ^{16}OH y ^{18}OH ([Polehampton et al. 2005](#)). La línea gruesa negra muestra el gradiente derivado por [Wilson & Rood \(1994\)](#); la curva continua es un ajuste a los datos de CO ($J = 1-0$) y la curva a trazos es un ajuste a los datos de CO ($J = 2-1$). Fuente: [Nittler & Gaidos \(2012\)](#).

que los valores $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ del Sistema Solar no serían representativos del ISM local hace 4.6 Ga ([Young et al. 2011](#); [Nittler & Gaidos 2012](#); [Clayton 2003b](#); [Prantzos et al. 1996](#)). Por otro lado, este amplio rango de valores observados, tanto en el ISM local como en las partes más externas de la Galaxia (véase la Fig. 1.7), ponen de manifiesto que la dispersión de valores es muy alta y no nos permite concluir sobre la tendencia de la razón $^{18}\text{O}/^{17}\text{O}$ en términos de la evolución química de la Galaxia.

[Nittler & Gaidos \(2012\)](#) obtuvieron la mayoría de valores de la razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ indirectamente utilizando el gradiente observado de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ([Milam et al. 2005](#)), a partir de las observaciones de H_2CO ([Wilson & Rood 1994](#)) y de CO ([Wouterloot et al. 2008](#)). En su revisión, [Nittler & Gaidos \(2012\)](#) incluyen también las medidas de [Polehampton et al. \(2005\)](#) derivadas directamente de las observaciones de las moléculas ^{16}OH y ^{18}OH . A la vista de estos tres conjuntos de valores (Figura 1.8) el valor de la razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ aumenta con D_{GC} tal y como se esperaría al tratarse de la razón entre un isótopo primario y otro secundario. Nótese de todos modos, que existe una gran dispersión de valores derivados, tanto entre los distintos trabajos como entre las distintas nubes situadas a similares D_{GC}



Figura 1.9: Emisión CO ($J = 3 - 2$) a 345 GHz de la estrella de carbono R Scl (tipo J) observada por ALMA (Maercker et al. 2012). La emisión más externa tiene un radio de unos 20 arcsec (radio lineal $\sim 8 \times 10^{11}$ km). La pérdida de masa estimada es de $0.7 - 2.5 \times 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$. Fuente: ALMA (ESO/NAOJ/NRAO)

observadas en un mismo trabajo. Tal y como sucede con la razón $^{18}\text{O}/^{17}\text{O}$ en el ISM local los datos de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ muestran un amplio rango de valores ($\approx 100 - 700$) indicando que para las razones isotópicas $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ la dispersión de valores tiene tanta importancia como la tendencia media.

En estudios de la evolución química de la Galaxia (e.g. Timmes et al. 1995) se sugería la posibilidad de que las razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ evolucionasen al mismo ritmo y por tanto que la razón $^{18}\text{O}/^{17}\text{O}$ permaneciese constante. Sin embargo la situación es más compleja. Hemos comprobado que las observaciones apuntan a que ambos isótopos efectivamente han evolucionado durante la historia de la Galaxia y probablemente lo hacen de distinto modo. Sin embargo, aun no se han desarrollado modelos de evolución química que expliquen satisfactoriamente las observaciones (véase e.g. Kobayashi et al. 2011; Timmes et al. 1995; Romano & Matteucci 2003).

1.6. Las estrellas AGB de carbono

Se dice que una estrella es de carbono si el valor de la razón carbono-oxígeno (C/O, abundancias en número) en la envoltura estelar es mayor que la unidad. La estructura y la química de una atmósfera estelar está determinada por el contenido de carbono y de oxígeno. Debido a la gran estabilidad de la molécula de monóxido de carbono (CO), si $C/O < 1$, todos los átomos de carbono formarán parte de moléculas de CO, y el exceso de oxígeno dominará la química de la atmósfera estelar formando moléculas como OH y TiO; se habla entonces de estrellas de oxígeno. Si $C/O > 1$, se forma una estrella de

carbono y este elemento es el que dominaría la química de la atmósfera estelar. [Secchi \(1869\)](#) identificó por primera vez las estrellas de carbono por unas bandas peculiares en sus espectros que [Rufus \(1916\)](#) identificó como debidas a la presencia de moléculas que contenían carbono (C_2 , CN, CH, etc.) en la atmósfera de la estrella.

El tipo mayoritario de las estrellas de carbono (tipo N) son estrellas AGB de masa baja ([Claussen et al. 1987](#); [Busso et al. 1999](#); [Abia et al. 2001, 2002](#); [Kahane et al. 2000](#), $M \lesssim 3 M_\odot$), formadas como consecuencia de la acción continuada del TDU en la fase TP-AGB. Estas estrellas son excelentes laboratorios donde evaluar las teorías de evolución y nucleosíntesis estelar. Durante las fases finales de su evolución enriquecen el medio interestelar a través de los vientos estelares (Figura 1.9) y en sus extensas y frías envolturas circunestelares es donde se forman granos de polvo estelar ([Henning & Salama 1998](#)). Del estudio de estos granos junto con el análisis de las atmósferas estelares, puede extraerse información detallada sobre la evolución y nucleosíntesis estelar, sobre los procesos de mezcla que ocurren en el interior de las estrellas, e incluso sobre la formación del Sistema Solar y la evolución química de la Galaxia (e.g. [Zinner 1998](#)).

Las estrellas AGB de carbono se utilizan además como trazadoras de poblaciones estelares de edad intermedia. Por tanto, de su estudio se puede obtener información sobre la historia de formación estelar en galaxias (e.g. [Groenewegen 1999](#); [Mauron et al. 2014](#)). En el estudio de las poblaciones estelares, las estrellas AGB de carbono ofrecen dos ventajas principales: (i) es relativamente fácil localizarlas, puesto que suelen ser muy brillantes ($M_K \sim -8$) y (ii) emiten la mayor parte de su energía en el infrarrojo cercano ($\lambda \sim 2 \mu\text{m}$), donde la extinción interestelar es menor, presentando colores que las distinguen de otros tipos de estrellas. La principal dificultad que se presenta a la hora de estudiar estas estrellas en el contexto de las poblaciones estelares es que tienen tiempos de vida cortos, por lo tanto no son muy numerosas comparadas con otras estrellas en otras fases de la evolución (ver Apdo. 1.2).

1.6.1. Tipos espectrales

De modo general, las estrellas gigantes de carbono se clasifican a su vez en distintos tipos espectrales: N, SC, J, R y CH (e.g. [Zamora 2009](#)). En este trabajo nos centramos en los tipos N, SC y J que se sitúan en la fase AGB. En la Tabla 1.2 se resumen las características principales de estos tipos.

Tipo N o C(N). Es el tipo espectral mayoritario. Son estrellas AGB que se enriquecen en carbono a través de la acción continuada del TDU. Sus luminosidades ($-4.0 \leq M_{bol} \leq -5.5$; [Guandalini & Cristallo 2013](#)) y escala de altura sobre el plano galáctico ($z_0 = 200 \text{ pc}$; [Claussen et al. 1987](#)), indicarían que son estrellas de masa baja con una masa típica $M \sim 1.6 - 2.0 M_\odot$. Presentan razones C/O en el rango 1 – 2, y tienen típicamente metalicidad solar (e.g. [Lambert et al. 1986](#)). Muestran frecuentemente sobreabundancias en elementos-*s* ligeros *ls* (Sr, Y, Zr) y pesados *hs* (Ba, Nd, La, Sm), típicamente $\langle [ls/Fe] \rangle \sim 0.7$ y $\langle [hs/Fe] \rangle \sim 0.5$ ([Abia et al. 2001, 2002](#)). Está ampliamente aceptado que las estrellas de tipo N suponen la fase final de las estrellas de la secuencia

Tabla 1.2: Tipos espectrales y características de las estrellas AGB de carbono.

Tipo	Estatus	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	Mezcla no std.
N	TP-AGB	10 – 300	?	550 – 4100	700 – 2400	No/Sí
SC	TP-AGB	10 – 50	?	?	?	?
J	?	< 15	?	350 – 850	?	Sí

Abundancias isotópicas en número.

espectral (Apdo. 1.3; Wallerstein & Knapp 1998): $\text{M} \rightarrow \text{MS} \rightarrow \text{S} \rightarrow \text{SC} \rightarrow \text{C(N)}$ ⁶. En esta secuencia la razón C/O y la abundancia de elementos-s en la envoltura irían aumentando. Por otra parte, a partir de la observación de la razón $^{12}\text{CO}/^{13}\text{CO}$ en las envolturas circunestelares en estrellas M, S y C(N), Ramstedt & Olofsson (2014) concluyen que esta razón muestra una distribución de valores diferente según el tipo espectral, compatible con que la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ aumente en dicha secuencia espectral (véase también Smith & Lambert 1990b). No obstante, estas estrellas muestran otras características químicas que no encajan en la teoría de evolución estelar estándar.

Las estrellas de tipo N presentan el rango más amplio observado de la razón isotópica de carbono ($10 < ^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 300$; Lambert et al. 1986; Schöier & Olofsson 2000; Ohnaka & Tsuji 1996; Abia et al. 2002; de Laverny et al. 2006; Abia et al. 2008). Como hemos visto (Apdo. 1.3), para explicar los valores más bajos es necesario admitir la existencia de fenómenos de mezcla no estándar o “extra-mixing” (Apdo. 1.4). Otra propiedad característica de este tipo de estrellas es la abundancia de litio. El 2 – 3 % de las estrellas de carbono de tipo N observadas muestra sobreabundancias de litio ($\epsilon(\text{Li}) \geq 1.5$), y unas pocas son súper-ricas en litio ($\epsilon(\text{Li}) \geq 4.0$; Abia et al. 1993). Lo que supone otro motivo para acudir a fenómenos de “extra-mixing” (véase p.e. Domínguez et al. 2004). Por otro lado, no se ha encontrado una teoría satisfactoria que explique las elevadas razones isotópicas de oxígeno observadas hasta el momento (Tabla 1.2; Apdo. 1.3; Harris et al. 1987).

Tipo SC. Son estrellas de carbono con una razón C/O muy próxima a la unidad (dentro del 1 % o incluso menos). Espectralmente se distinguen de las tipo N por la gran intensidad de las líneas del doblete del sodio NaD a λ 5889.97 y λ 5895.94 Å (Keenan & Boeshaar 1980) y por presentar las bandas espectrales de moléculas de carbono no muy intensas. Hasta el momento se conocen pocas estrellas de tipo SC comparado con el número de estrellas de tipo N. Prueba de ello son los trabajos realizados sobre la distribución de luminosidad de estrellas de tipo SC (Bergeat et al. 2002a; Guandalini & Busso 2008) donde se derivan luminosidades ($-7.0 \leq M_{bol} \leq -5.0$) en muestras de cinco estrellas. A partir de estos valores se derivan masas típicas $M \gtrsim 4 M_{\odot}$ aunque no existe una conclusión definitiva al respecto.

⁶A partir de observaciones en distintas épocas (ver e.g. Uttenthaler et al. 2016) se han encontrado dos estrellas (BH Cru y LX Cyg) que habrían pasado por los tipos espectrales S, SC y N (en la actualidad).

Según las razones C/O observadas, así como de las abundancias de elementos-*s* similares a las de las tipo N (Abia et al. 2001), se cree que las estrellas de tipo SC se habrían formado por acción continuada del TDU, y supondrían un estado evolutivo anterior a las tipo N ($M \rightarrow MS \rightarrow S \rightarrow SC \rightarrow C(N)$; ver más arriba), lo que entraría en conflicto con las masas estelares inferidas (ver más arriba), superiores a la masa típica de las estrellas de tipo N. Presentan valores de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ inferiores a las de tipo N, típicamente (< 40 ; ver e.g. Ohnaka & Tsuji 1996); algunas de ellas incluso muestran valores próximos al valor de equilibrio del ciclo CNO (~ 3). Tanto los bajos valores de C/O y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ como las altas luminosidades observadas se podrían explicar a partir del HBB que actúa en estrellas de masa intermedia ($M > 4 M_{\odot}$). Aunque de modo general se espera que bajo la acción del HBB se formen estrellas de oxígeno, teóricamente sería posible obtener estrellas de carbono por un corto periodo de tiempo (Frost et al. 1998) al final de la AGB. Debido a la gran pérdida de masa en esta fase, se inhibiría el HBB mientras que el TDU seguiría activo, resultando una estrella de carbono oscurecida (en el óptico) por la propia pérdida de la envoltura (véase p.e. van Loon et al. 1998). Sin embargo, Abia et al. (2003) estimaron la luminosidad y ritmo de pérdida de masa en 20 estrellas SC y encontraron valores similares a aquellos de las estrellas de tipo N. Por tanto, el estado evolutivo de las estrellas de tipo SC es un problema abierto (Abia et al. 2003; Guandalini & Busso 2008).

Tipo J. Son estrellas AGB de carbono cuyos espectros son fácilmente distinguibles del resto por la gran intensidad de las bandas moleculares formadas con átomos de ^{13}C . Presentan luminosidades similares a las de tipo N (Abia & Isern 2000; Morgan et al. 2003). En cuanto a su composición química se caracterizan por presentar razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ muy bajas (< 10) (e.g. Lambert et al. 1986; Ohnaka & Tsuji 1999; Abia & Isern 2000). Abia & Isern (2000) analizaron 12 estrellas de tipo J galácticas y derivaron razones C/O similares a las tipo N, metalicidad media solar ($\langle [Fe/H] \rangle \sim 0.1$), ausencia de Tc y no encontraron apenas enriquecimiento en elementos-*s* ($\langle [s/Fe] \rangle \sim 0.0$). Además, estos autores encontraron sobreabundancias de litio en el $\sim 75\%$ de estrellas de la muestra, siendo algunas súper-ricas en litio (ver Apdo. 1.3). Por todo ello, el estado evolutivo de estas estrellas no encaja en ningún escenario evolutivo teórico estándar (e.g. Lorenz-Martins 1996; Abia & Isern 2000).

Como posible solución a este problema, se ha propuesto que las estrellas de tipo J se hayan formado por transferencia de masa de una estrella compañera (Abia & Isern 2000). Abia et al. (2003) demostraron que para crear una estrella de tipo J de metalicidad solar de esta manera, la estrella compañera debía ser extremadamente rica en carbono ($C/O \gtrsim 5$). Sin embargo, no se han observado razones C/O tan altas en estrellas de metalicidad solar. Incluso aceptando este escenario y que dicho material fuera también rico en Li, es poco probable que el Li pueda sobrevivir a la transferencia de masa y posterior mezcla (Abia et al. 2003). Por otra parte, dadas las características químicas similares, se ha propuesto la posibilidad de que las estrellas de tipo J pudieran ser las descendientes de las estrellas R-calientes (e.g. Lloyd Evans 1986) que alcanzaron la fase AGB sin sufrir la acción del tercer dragado debido a su baja masa ($< 1.5 M_{\odot}$). Sin embargo, las estrellas



Figura 1.10: Fragmento del meteorito de Allende que cayó en México en 1969. El cubo tiene un lado de 1 cm. Dentro de la matriz del meteorito más oscura, se encuentran agregados algo más claros con un tamaño de ~ 0.1 cm, que pueden estar formados por granos presolares con tamaños de $\sim 10^{-4}$ cm (Fuente: Matteo Chinellato – Wikipedia).

de tipo J, al igual que las de tipo N, están situadas principalmente en el disco delgado de la Galaxia (e.g. [Bergeat et al. 2002b](#)) mientras que las estrellas R-calientes están situadas en el disco grueso, hecho que estaría en contra de esta hipótesis. En definitiva, tanto el origen como el estado evolutivo de las estrellas de tipo J es incierto.

1.7. Isótopos de CNO y granos presolares

Hasta hace unas pocas décadas la teoría más aceptada de la formación del Sistema Solar defendía que la nebulosa proto-solar, consistía en material completamente vaporizado de manera que era isotópica y químicamente homogéneo ([Cameron 1963](#)). Sin embargo, el análisis químico detallado de los granos y agregados de granos en meteoritos ha puesto de manifiesto lo erróneo de esta hipótesis.

Un meteorito es un objeto rocoso extra-terrestre relativamente pequeño que cae a la Tierra. Estos objetos están continuamente alcanzando la Tierra, típicamente pesan varios kilogramos y muchos caben en la palma de una mano. Aquellos meteoritos cuya composición química apenas ha sido alterada desde su formación se conocen como *primitivos*. Entre los meteoritos primitivos más antiguos se encuentran las condritas carbonáceas, relativamente ricas en carbono y otros compuestos volátiles como agua.

La primera evidencia de que la nebulosa solar temprana no era completamente homogénea resultó del estudio de los isótopos de oxígeno en agregados ricos en calcio - aluminio (agregados de Ca-Al ó CAIs) en la condrita o meteorito carbonáceo de Allende⁷ (Figura 1.10). Estos estudios revelaron “exceso”⁸ en la abundancia del isótopo ^{16}O ([Clayton et al. 1977](#)). Inmediatamente aparecieron más trabajos similares que revela-

⁷Recogido en el estado de Chihuahua (México) en 1969.

⁸Cuando se hable de “exceso” o abundancias “anómalas” o “exóticas” entiéndase con respecto a la mayoría de las abundancias químicas e isotópicas observadas en el Sistema Solar.

ban anomalías isotópicas en Mg, Ba, Nd, etc. (e.g. [Lorin & Michel-Levy 1978](#); [McCulloch & Wasserburg 1978](#)). Estas anomalías relativamente pequeñas (de unas partes por mil) se cree que son el resultado de procesos químicos y físicos ocurridos en la nebulosa solar temprana.

No fue hasta finales de los años 80 cuando se encontraron anomalías isotópicas, en granos recogidos de los meteoritos carbonáceos más antiguos, como el de Murray⁹ ([Ming & Anders 1988](#)). Las anomalías químicas encontradas son difícilmente explicables de haberse producido durante la formación del Sistema Solar. Es decir, este material era “originalmente” anómalo en su composición isotópica. De hecho, las anomalías isotópicas medidas solo podían haberse producido a través de reacciones termonucleares, donde se alcanzan millones de grados, esto es, en el interior de las estrellas. A estos granos se les bautizó como “granos presolares” o “polvo estelar”. Tras haber sido eyectados al medio interestelar, fueron incorporados a la nebulosa proto-solar, y algunos de ellos quedaron atrapados en asteroides donde sobrevivieron a la formación del Sistema Solar. Los meteoritos son los fragmentos de estos asteroides que alcanzan la Tierra, y son portadores de los granos presolares estudiados en el laboratorio.

Se cree que la mayoría de los granos presolares se han formado en las envolturas circunestelares de estrellas gigantes rojas. Estos granos son *refractarios* por lo que en zonas suficientemente alejadas de la estrella se alcanza la temperatura necesaria (entre 1300 y 2000 K) para que puedan condensar directamente desde la fase gaseosa. De esta manera, se puede formar una capa circunestelar de polvo que es calentado por la radiación estelar. El polvo puede re-emitir la energía absorbida en otras longitudes de onda provocando efectos sobre el espectro observado, como el “exceso en el infrarrojo” y otras características espectrales. Estos efectos eran de sobra conocidos y estudiados antes del descubrimiento de los granos presolares, y están asociados típicamente a fuertes pérdidas de masa en estrellas gigantes rojas (e.g. [Woolf & Ney 1969](#); [Woolf 1973](#)). Tras el descubrimiento de los granos presolares se han identificado algunas de estas características espectrales como debidas a los distintos tipos de granos presentes en las capas circunestelares (e.g. [Treffers & Cohen 1974](#); [Speck et al. 1997](#)). Otros lugares donde se pueden formar estos granos son las eyecciones de las explosiones de novas y supernovas (e.g. [Bouchet et al. 2004](#); [Das et al. 2008](#); [Sakon et al. 2015](#); [Nozawa et al. 2015](#)).

La naturaleza precisa de cada grano depende de la estrella progenitora. La química resultante de la condensación depende de la composición del gas circunestelar, principalmente de la razón C/O ([Lodders & Fegley 1995](#)). Si $C/O < 1$, los minerales condensados son óxidos y silicatos mayoritariamente. Mientras que si $C/O > 1$, condensan en grafitos y carbonáceos. Hasta ahora se han conseguido aislar seis tipos de materia presolar¹⁰ en los meteoritos ([Davis 2011](#)): diamante, carburo de silicio (SiC), grafito, nitrato de silicio (Si₃N₄), óxidos refractarios (principalmente Al₂O₃, MgAl₂O₄, y CaAl₁₂O₁₉) y silicatos (SiO). Los granos presolares SiC son los mejores estudiados con diferencia, debido a la

⁹Recogido en Murray (Kentucky, Estados Unidos) en 1950.

¹⁰Sin contar el *material orgánico* cuyo origen parece que no es únicamente estelar sino producido también a través de los procesos ocurridos en el medio interestelar por la acción de los rayos cósmicos ([Sandford 1996](#)).

menor dificultad en la extracción, identificación y análisis.

A diferencia de la mayoría del material del Sistema Solar, producto de la mezcla de los restos de diferentes estrellas según la evolución química de la Galaxia, cada grano presolar porta las características físicas y químicas de donde se formó alrededor de su estrella progenitora. Por tanto, la composición de los granos presolares supone una oportunidad única para estudiar la composición de una estrella individual. De esta manera, la información obtenida a partir de los granos presolares es similar a la obtenida a partir de las observaciones espectroscópicas de atmósferas estelares, aunque existen grandes diferencias tanto a nivel práctico como conceptual. Mientras que de las observaciones estelares se suelen derivar abundancias elementales, y rara vez abundancias isotópicas, del análisis de laboratorio de los granos presolares se obtienen abundancias isotópicas, con mayor precisión que aquella obtenida en las observaciones de atmósferas estelares. Típicamente, la incertidumbre en las abundancias isotópicas derivadas en granos presolares es inferior al 1%; en espectroscopía estelar en estrellas gigantes rojas el error típico es de un factor 2. Las teorías de evolución estelar y nucleosíntesis pueden ser contrastadas con sumo detalle con la información procedente de las abundancias isotópicas (Apdo. 1.3). Para una información detallada sobre los granos presolares, véanse los trabajos de revisión de [Anders & Zinner \(1993\)](#), [Zinner \(1998\)](#), [Clayton & Nittler \(2004\)](#), [Lodders & Amari \(2005\)](#), y las referencias comprendidas en [Zinner \(2014\)](#).

Se cree que alrededor del 90% de los granos presolares SiC, silicatos y óxidos refractarios, se han formado en estrellas AGB ([Davis 2011](#)). Por tanto, estos granos suponen una oportunidad única para estudiar con un detalle sin precedentes los procesos de nucleosíntesis y mezcla ocurridos en estas estrellas gigantes rojas. En este trabajo, en particular, compararemos las razones isotópicas de CNO observadas en las atmósferas estelares de estrellas AGB de carbono con aquellas medidas en los granos presolares SiC y del grupo de los óxidos, que describimos a continuación.

1.7.1. Granos de SiC

[Bernatowicz et al. \(1987\)](#) llevó a cabo la primera identificación inequívoca de granos SiC en meteoritos, concluyendo que estos granos se formaron probablemente en las atmósferas de estrellas AGB de carbono. Hay dos pistas fundamentales para determinar el origen de la mayoría de los granos SiC. En primer lugar, como ya se ha comentado, la mayoría de estos granos debieron formarse necesariamente en un gas rico en carbono ($C/O > 1$) sin ser oxidados significativamente. En segundo lugar, en muchos de estos granos se han encontrado abundancias isotópicas del Xe (*componente anómala Xe-S*) y de elementos pesados como el Kr, Sr, Ba, Nd, Sm (e.g. [Ott 1993](#)), que indicarían un lugar de formación donde ha ocurrido el proceso-s. Como hemos visto, las estrellas AGB de carbono cumplen estos requisitos. Además, la distribución de la razón isotópica de carbono medida en la mayoría de los granos SiC es similar a la obtenida en las estrellas AGB de carbono. Otra evidencia, sería la emisión de $11.2 \mu\text{m}$ asociada a los SiC que se observa típicamente en los espectros de estas estrellas (e.g. [Speck et al. 1997](#)).

Desde el trabajo de [Bernatowicz et al.](#), han sido muchos los estudios realizados sobre el origen de estos granos basados en medidas de abundancias isotópicas (e.g. [Tang &](#)

Anders 1988; Amari et al. 1992; Liu et al. 2014). Para los granos SiC se utilizan los componentes principales, silicio y carbono, y otro componente relativamente abundante, nitrógeno. De esta manera, se pueden agrupar en distintos tipos (ver Figura 1.11 y Tabla 1.3): Mainstream (MS), AB, C, X, Y y Z. El origen para la mayoría de ellos es bastante claro. Alrededor del 95 – 97% de los granos SiC (tipos MS, AB, Y y Z) se cree que se formaron en estrellas AGB de carbono (Davis 2011). Aproximadamente el $\sim 1\%$ de los granos lo constituyen los de SiC-X y, los muy poco estudiados, granos SiC-C cuyo origen más probable son las supernovas de tipo II (e.g. Travaglio et al. 1999; Pignatari et al. 2013, 2015). Además, se han encontrado seis granos que no han podido ser incluidos en ninguno de los anteriores grupos, clasificados como *granos de nova* (Amari et al. 2001a), puesto que están enriquecidos en productos típicos de la nucleosíntesis en novae: ^{13}C , ^{15}N y ^{30}Si (José et al. 2004, pero véase también Pignatari et al. 2015).

Mainstream (MS). Es el tipo mayoritario, representa el 90% sobre el total de granos SiC analizados. Muestran una razón isotópica de carbono, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, entre 10 y 100; de nitrógeno, $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$, entre 200 y 20×10^3 ; y de silicio $^{29}\text{Si}/^{28}\text{Si}$ y $^{30}\text{Si}/^{28}\text{Si}$, entre -5% y el $+20\%$ respecto a las razones solares. Las razones de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ observadas en estrellas AGB de carbono son compatibles con las determinadas en estos granos. Sin embargo, como ya hemos comentado, no existen medidas de las razones $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ en estas estrellas.

Los modelos de evolución estelar en la fase AGB para estrellas de carbono de masa baja explicarían el rango observado en la razón de carbono $40 < ^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 100$, y nitrógeno, $10^3 < ^{14}\text{N}/^{15}\text{N} < 20 \times 10^3$ aproximadamente (los valores exactos dependen de la masa y la metalicidad). Las razones de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ más bajas se pueden explicar siguiendo la actuación de fenómenos de mezcla no estándar. Sin embargo, estos aumentarían a su vez la razón isotópica de nitrógeno (Nollett et al. 2003). Por tanto, solo una parte de las razones isotópicas observadas en estos granos pueden ser reproducidas por los modelos teóricos.

AB. Es el segundo tipo de granos SiC más abundante (suponen el 5% del total). Se caracterizan por presentar valores bajos de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ (< 10). Muestran abundancias isotópicas de Si muy similares a los MS y un amplio rango en los valores de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ ($40 - 10^3$). Estos rangos no pueden ser reproducidos en su totalidad por ningún escenario (Amari et al. 2001c). Además, a partir de las abundancias de elementos “traza”¹¹, Amari et al. (2001c) derivaron la abundancia de elementos-s en unos pocos granos AB (19 de los 152 que componían la muestra inicial). En los granos de esta submuestra, encontraron dos tendencias según sus abundancias de elementos-s: un grupo muestra abundancias de elementos-s similares a las solares y otro grupo muestra un enriquecimiento en un factor 3 – 5 respecto a los valores solares.

Amari et al. (2001c) propusieron que los granos AB sin enriquecimiento en elementos-s podrían haber sido producidos en estrellas de tipo J. Sin embargo, hemos visto que la naturaleza y estado evolutivo de estas estrellas no se conoce bien. Para los granos

¹¹Del inglés *trace elements*, los elementos traza de los granos son aquellos elementos más pesados que el ^{56}Fe y que suelen presentar abundancias muy bajas.

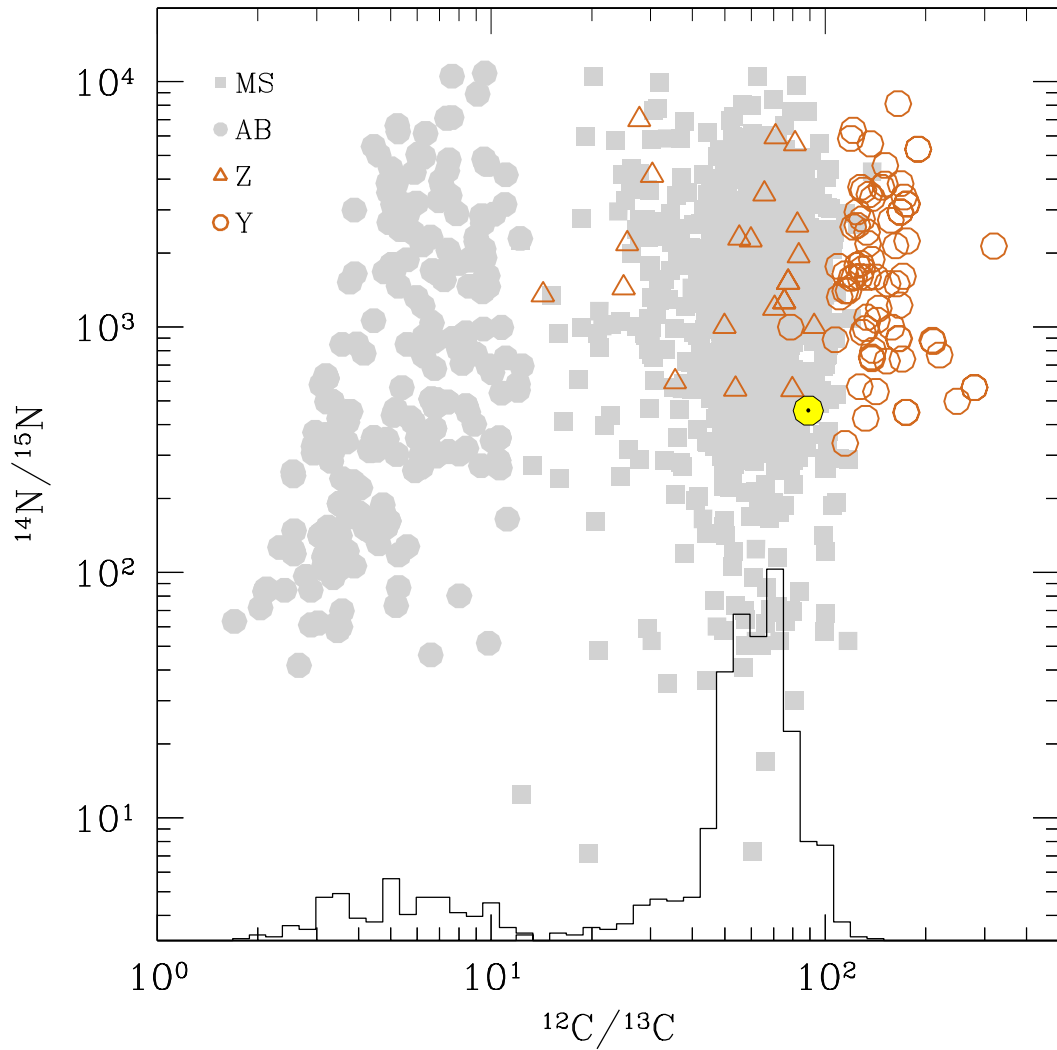


Figura 1.11: Razón isotópica de nitrógeno frente a la de carbono determinadas en los granos presolares SiC (ver Tabla 1.3). El histograma representa la frecuencia de los tipos mayoritarios, MS y AB (unidades lineales arbitrarias). Los datos se han obtenido de la base de datos [Presolar Grain Database](#) (Hynes & Gyngard 2009). Se señala el valor solar con su símbolo.

con sobreabundancias en elementos-*s*, [Amari et al.](#) propusieron como progenitores las estrellas AGB *born-again*. Estos objetos son estrellas en la fase evolutiva post-AGB, que experimentan un “pulso térmico muy tardío”, regresando de nuevo a la región de la rama de las gigantes rojas en el diagrama HR durante un periodo de tiempo muy corto (entre 100 y 1000 años; [Iben & MacDonald 1995](#)). De entre las pocas estrellas AGB *born-again* confirmadas, destaca el objeto de *Sakurai*¹² (V4334 Sgr), sobre el que se han realizado más estudios. Las observaciones de V4334 Sgr revelan que se trata de un objeto rico en carbono ($C/O > 1$), con $^{12}C/^{13}C \sim 1.5 - 5.0$, enriquecimiento en elementos-*s* ligeros ($[Sr/Fe] \sim 3.0$, $[Y/Fe] \sim 2.2$) y que produce polvo rico en carbono ([Asplund et al. 1998](#); [Tyne et al. 2000](#); [Worters et al. 2009](#)), por lo que este objeto sería un posible candidato a progenitor de aquellos granos AB con enriquecimiento en elementos-*s*. Sin embargo, solo se ha confirmado observacionalmente la existencia de dos objetos de este tipo (ver e.g. [Miller Bertolami et al. 2011](#)), no encontrándose un modelo teórico que reproduzca las características observadas de estos objetos ([Herwig et al. 2011](#); [Gallino et al. 2011](#)). Recientemente, se han realizado nuevos cálculos de explosiones de supernovas de colapso gravitatorio que apuntan a estos eventos como posible alternativa al origen de los granos AB con razones $^{14}N/^{15}N$ menores que la solar ([Pignatari et al. 2015](#)).

Y y Z. Los SiC-Y se definen por tener razones $^{12}C/^{13}C$ superiores a 100. Por su parte, los SiC-Z se caracterizan por mostrar razones $^{30}Si/^{28}Si$ muy superiores a las de $^{29}Si/^{28}Si$. Ambos tipos de granos exhiben enriquecimiento en ^{30}Si con respecto a los granos MS. De modo general, tanto las razones isotópicas de Si, como las de Ti, se ven afectadas tanto por la evolución química de la Galaxia (que determina la abundancia inicial de la estrella), como por la propia evolución de la estrella a lo largo de la fase AGB (e.g. [Amari et al. 2001b](#); [Lugaro et al. 1999](#)). A partir de las predicciones teóricas para estas razones isotópicas se estima un rango de metalicidades de la estrella progenitora inferior a la metalicidad solar, $-0.5 < [Fe/H] < -0.3$ ([Hoppe et al. 1997](#); [Amari et al. 2001b](#)). Recientemente, [Hoppe et al. \(2009\)](#) ha confirmado este rango de metalicidad a partir de la abundancias de Ba medida en ambos tipos de granos, Y y Z.

1.7.2. Granos de óxidos

El aislamiento e identificación de los granos presolares del grupo de los óxidos presenta más dificultades que en el caso de los granos de SiC, debido a que la mayor parte de la masa de los meteoritos primitivos está constituida por minerales de óxidos y silicatos formados en el Sistema Solar primitivo donde $C/O < 1$. En los años 90 se descubrió el primer grano presolar de corindón (zafiro y rubí, Al_2O_3 ; [Hutcheon et al. 1994](#)). Una década después, con la mejora de las técnicas de aislamiento de granos de los meteoritos, a los anteriores granos se sumaron los de espinela ($MgAl_2O_4$, los más abundantes hoy día), unos pocos granos de hibonita ($CaAl_{12}O_{19}$) y un grano de óxido de titanio (TiO_2) ([Zinner et al. 2003](#); [Choi et al. 1998, 1999](#); [Nittler et al. 1997](#)). Más recientemente se han

¹²Descubierto por el astrónomo aficionado Yukio Sakurai en 1996.

Tabla 1.3: Características de los granos presolares de SiC y óxidos. Fuente: [Lugaro \(2005\)](#); [Davis \(2011\)](#).

SiC				
Tipo	Abundancia Relativa	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	Origen Estelar
Sistema Solar		89	457	
MS	> 90 %	10 – 100	$6 - 2 \times 10^4$	AGB(N)
AB	$\sim 5\%$	< 10 (B) < 5 (A)	$40 - 10^3$	AGB(J?); <i>born-again?</i> ; CCSNe?
Y	$\sim 1\%$	> 100	$200 - 2 \times 10^4$	AGB ($-0.5 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.3$)?
Z	$\sim 1\%$	10 – 100	$200 - 2 \times 10^4$	AGB ($-0.5 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.3$)?
Óxidos				
Tipo	Abundancia Relativa	$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	Origen Estelar
Sistema Solar		2681	499	
Grupo 1	70 %	200 – 2500	500 – 1000	AGB ($\lesssim 2.5 M_{\odot}$)
Grupo 2	15 %	200 – 2500	1000 – 50000	AGB ($\lesssim 1.8 M_{\odot}$; CBP)
Grupo 3	5 %	2500 – 5000	500 – 1000	AGB ($\lesssim 1.4 M_{\odot}$; $[\text{Fe}/\text{H}] < 0$)

Se incluyen los tipos de granos cuyo origen más probable es una estrella AGB. Razones isotópicas en número. Razones isotópicas solares según [Lodders \(2003\)](#); para $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ se ha utilizado el valor medido en el viento solar ([Marty et al. 2011](#)).

analizado varios tipos de granos de silicatos (SiO) (Mostefaoui & Hoppe 2004; Nagashima et al. 2004; Nguyen & Zinner 2004; Vollmer et al. 2007).

Los granos presolares del grupo de los óxidos y de los silicatos o simplemente “granos de óxidos” muestran un amplio rango de valores de razones isotópicas de oxígeno ($^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$; ver Figura 1.12 y Tabla 1.3). Se dividen en cuatro “grupos” según estos valores (Nittler et al. 1994, 1997), y se ha comprobado que los granos de cada grupo muestran también valores específicos de la razón isotópica de aluminio ($^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$). Se cree que la mayoría de estos granos, grupos 1, 2 y 3 (ver Tabla 1.3), se han formado alrededor de estrellas AGB ricas en oxígeno (i.e. $\text{C}/\text{O} < 1$). Los granos del Grupo 4 suponen el 10 % del total de granos de óxidos, exhiben bajas razones de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ (entre 100 y 500) y se cree que se han formado a partir de las eyecciones de las CCSNe (Nittler et al. 2008). Se han encontrado unos pocos granos ($< 1\%$ sobre el total) que quedan fuera de esta clasificación, ya que muestran valores extremos de la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$; se cree que se han formado en las eyecciones de novae (aquellos con $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \sim 2 - 20$; Nittler et al. 2008; Gyngard et al. 2010) y CCSNe ($^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \sim 3 - 5 \times 10^4$; Nittler et al. 1998).

Mientras que los granos SiC se formarían a partir de material donde $\text{C}/\text{O} > 1$, encontrándose en las envolturas circunestelares de estrellas AGB de carbono, los granos de óxido se formarían a partir de un gas donde $\text{C}/\text{O} < 1$ alrededor de estrellas de AGB de oxígeno (Apdo. 1.7). En numerosas estrellas AGB ricas en oxígeno se han observado características espectrales a 9.7 y 18.5 μm asociadas a silicatos (e.g. Lorenz-Martins & Pompeia 2000). Sin embargo, en contra de lo que se esperaría, en algunas estrellas AGB de carbono se han observado también estas características espectrales (e.g. Little-Marenin 1986). Esta aparente contradicción se ha asociado a que se trata de objetos en transición, de ricos en O a ricos en C, y la emisión proviene de una capa de polvo exterior formada mientras la estrella era rica en O (Willems & de Jong 1986; Kwok & Chan 1993; Chen & Shan 2011; Guzman-Ramirez et al. 2015)¹³. Es evidente que los datos derivados de los granos SiC y de los de óxidos representan una herramienta muy útil en el estudio de la evolución de las estrellas durante la fase AGB.

Grupo 1. Es el tipo mayoritario, representa el 70 % sobre el total de granos de óxidos analizados. Muestran exceso de ^{17}O y defecto moderado de ^{18}O respecto a las abundancias solares, con valores de la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ entre 200 y 1200, y de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ entre 500 y 1000 aproximadamente (ver Fig. 1.12). Estos granos son compatibles (en parte) con un origen en estrellas AGB de oxígeno de masa baja donde la abundancia de ^{17}O aumenta con el FDU (y apenas es modificada durante la fase AGB; Apdo. 1.3). Los valores medi-

¹³No obstante, también se han observado moléculas oxigenadas tales como el SiO (Decin et al. 2010; Cernicharo et al. 2010), en el espectro infrarrojo de la envoltura circunestelar de la estrella de carbono IRC+10216, así como moléculas carbonadas como el HCN en la estrella de oxígeno IK Tau (Duari et al. 1999). Una posible explicación es que estas moléculas se hayan formado por acción de las ondas de choque que se producen en los vientos estelares, capaces de disociar moléculas presentes en las envolturas circunestelares, como por ejemplo la molécula de CO, en las atmósferas tanto de estrellas de O como de C, posibilitando la formación de moléculas oxigenadas y carbonadas en ambos tipos de estrellas (e.g. Willacy & Cherchneff 1998; Gobrecht et al. 2015)

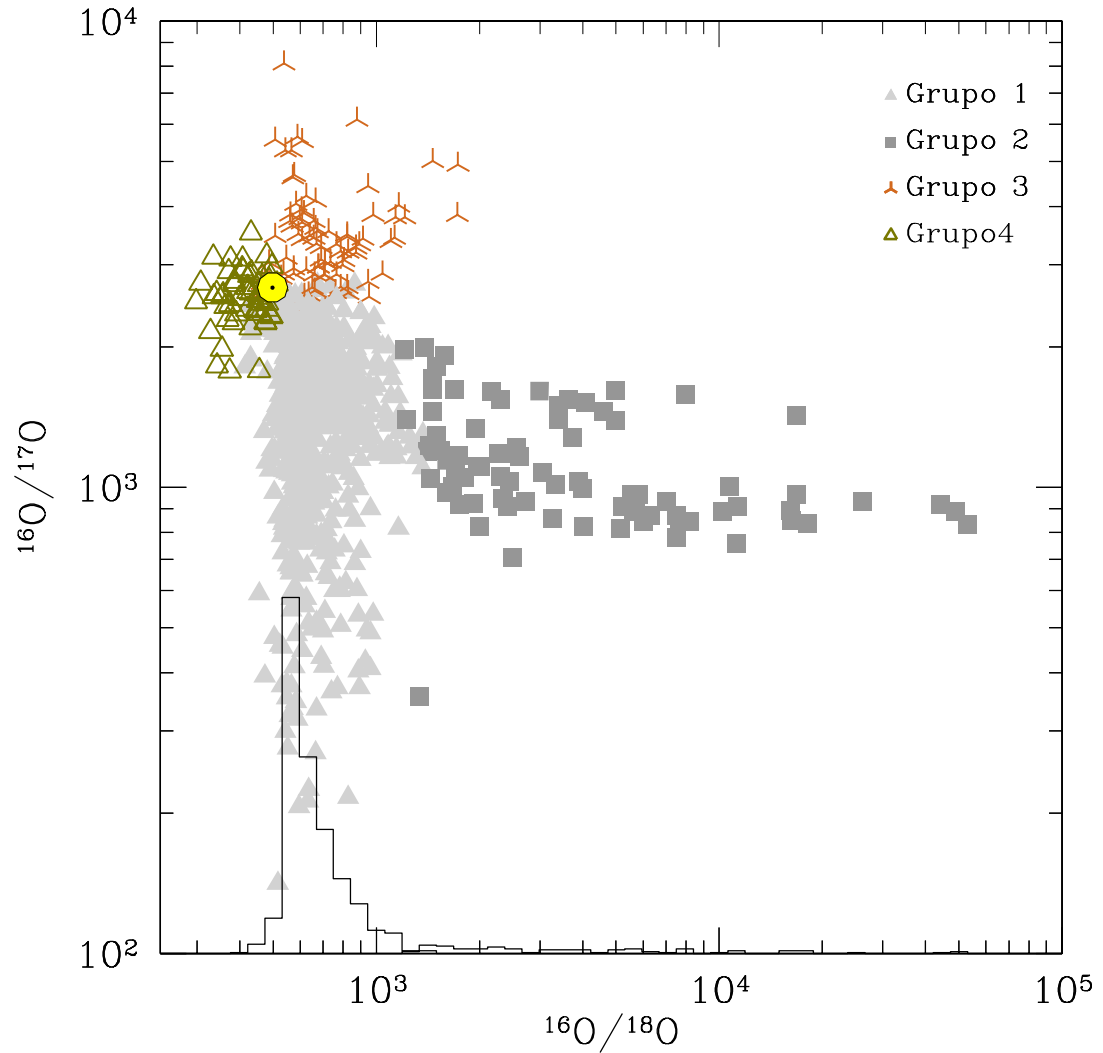


Figura 1.12: Razones isotópicas de oxígeno determinadas en los granos de óxidos (ver Tabla 1.3). El histograma representa la frecuencia de los tipos mayoritarios, grupos 1 y 2 (unidades lineales arbitrarias). Los datos se han obtenido de la base de datos [Presolar Grain Database](#) (Hynes & Gyngard 2009). Se señalan las razones isotópicas solares (\odot).

dos de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ en los granos serían compatibles con el rango de masas $1.1 - 2.5 M_{\odot}$ para la estrella progenitora (Nittler et al. 1997, 2008). El límite inferior se infiere por el hecho de que estrellas de masas inferiores habrían evolucionado en un tiempo demasiado largo como para alcanzar la fase RGB donde producir los granos presolares presentes en la nebulosa solar temprana hace ~ 4.6 Gaños (Nittler & Cowsik 1997). Nótese que en dicho rango de masas el valor de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ obtenido tras el FDU es menor cuanto mayor es la masa considerada hasta $\sim 2.3 M_{\odot}$; desde $2.3 M_{\odot}$ hasta $\sim 3.0 M_{\odot}$ el valor de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ tras el FDU varía con la masa a un ritmo menor (ver p.e. Tabla 1.1). Por tanto, si los granos se hubieran producido en estrellas con una distribución de masas continua hasta $3 - 4 M_{\odot}$ (para masas mayores el HBB habría cambiado drásticamente las abundancias obtenidas; Boothroyd et al. 1995) se debería observar una acumulación de granos hacia $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \sim 300$, que sin embargo no se observa, lo que limita el valor máximo de la masa estelar de los progenitores de los granos del grupo 1 (Fig. 1.12; Nittler et al. 2008).

La modificación debida al FDU no puede explicar todo el rango observado de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$. Estos valores se suelen atribuir a las abundancias iniciales de la estrella como consecuencia de la evolución química de la Galaxia (véase más abajo; Boothroyd & Sackmann 1999; Boothroyd et al. 1994; Huss et al. 1994; Nittler et al. 1997).

Grupo 2. Es el segundo tipo de granos de óxido más abundante (suponen el 15 % del total) y se caracteriza por mostrar defecto de ^{18}O y enriquecimiento moderado de ^{17}O . Los rangos de valores medidos son ($^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$, $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$) $\approx (200 - 2500, 1000 - 50000)$. A diferencia de lo que sucede con los granos de los Grupos 1 y 3, los valores de la razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ medidos en los granos del Grupo 2 son demasiado bajos como para ser explicados por la acción del FDU en estrellas RGB con las metalicidades esperadas en estrellas de disco de la vecindad solar. Nittler et al. (1994) sugirieron la acción del HBB para explicar las razones medidas en estos granos. Sin embargo, los cálculos detallados realizados por Boothroyd et al. (1995) demostraron que el HBB no puede explicar la mayoría de estos granos de óxidos: este proceso destruye ^{18}O eficientemente de modo que no se podría explicar la mayoría de valores medidos de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ ($\approx 1000 - 10000$). Los valores calculados de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ también resultan mayores que los medidos (ver también Lugaro et al. 2007; Nittler et al. 2008).

Nollett et al. (2003) mostraron que estos valores podían ser explicados por la actuación de procesos de “extra-mixing” (CBP; Apdo. 1.4.1; Wasserburg et al. 1995) en las estrellas AGB de masa baja (ver también Palmerini et al. 2013). Se ha propuesto también la posibilidad de que este tipo de granos se formaran a partir de los vientos generados por estrellas post-AGB y nebulosas planetarias (Buntain et al. 2012).

Grupo 3. Suponen el 5 % del total y muestran valores de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ ($\approx 2500 - 5000$) y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ ($\approx 500 - 1000$) más altos que los solares (2681 y 499, respectivamente). Estos valores serían el resultado de la acción del FDU en estrellas de masa baja y pobres en metales a partir de valores iniciales $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ mayores que los solares, como resultado de la evolución química de la Galaxia (Nittler et al. 1997).

El trabajo realizado en esta tesis doctoral se divide en 3 capítulos. En el Capítulo 2 describen las observaciones realizadas, la reducción de espectros y la descripción de la muestra de 56 estrellas AGB de carbono estudiadas. En el Capítulo 3 se describe el método de síntesis espectral utilizado en la medida de abundancias químicas a partir de los espectros observados. Se detallan las características de los modelos de atmósfera *MARCS* y el código de síntesis espectral *Turbospectrum* utilizados y las listas de líneas espectrales desarrolladas para este trabajo, así como la estimación de parámetros estelares. Al final de este capítulo (Apdo. 3.4) se comparan las abundancias químicas derivadas con trabajos previos existentes en la bibliografía. En el Capítulo 4 se describen las razones isotópicas de CNO derivadas del análisis químico y se comparan con las predicciones de los modelos actuales de evolución estelar y nucleosíntesis en estrellas de masa baja ($1.5 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 3$) en la fase AGB y las razones isotópicas de CNO derivadas en estrellas AGB en otras fases evolutivas y en los granos presolares. En este capítulo se discuten posibles escenarios evolutivos para las estrellas AGB de carbono de la muestra. Las principales conclusiones de este trabajo se resumen al final de esta tesis.

Parte III

Observaciones y análisis

Capítulo 2

Observaciones

Índice

2.1. La muestra de estrellas	52
2.1.1. Observaciones	52
2.1.2. Reducción de datos	56
2.1.3. Características de la muestra	64

2.1. La muestra de estrellas

2.1.1. Observaciones

La muestra de estrellas estudiada contiene 56 estrellas AGB de carbono brillantes ($V \lesssim 10$) de tipos espectrales N, J y SC (ver Tabla 2.2). La mayoría de estrellas seleccionadas han sido estudiadas en trabajos anteriores (ver más adelante) similares al presente, a fin de utilizar los parámetros atmosféricos derivados en éstos.

Los datos observacionales analizados están compuestos principalmente por espectros unidimensionales de distintas regiones espectrales. Los rangos analizados son el óptico, entre 7900 Å y 8100 Å, y el infrarrojo cercano (NIR), entre 2.1 y 2.4 μm ¹: para 34 estrellas se disponía de espectros en el óptico, para 16 en el infrarrojo y 15 contaban con espectros en ambos rangos. Estos espectros han sido obtenidos en observaciones realizadas para este trabajo o cedidos con el consentimiento de otros autores.

De las 40 estrellas que contaban con espectros en el óptico, 27 fueron originalmente observadas para este trabajo. Las observaciones se realizaron con el telescopio óptico de 3.5 m *Telescopio Nazionale Galileo* (TNG), en el *Observatorio de Roque de los Muchachos* (ORM) (La Palma, España). Se trata de un telescopio Ritchey-Chretien de montura azimutal que cuenta con un sistema de óptica adaptativa. En uno de los dos focos Nasmyth se colocó el espectrógrafo *échelle* SARG (*Spettrografo ad Alta Risoluzione Galileo*²; Gratton et al. 2001). Como en la mayoría de espectrógrafos de este tipo, las diferentes configuraciones ópticas del instrumento vienen dadas por los elementos dispersor y colimador utilizados. SARG cuenta con cuatro redes de difracción (*grisms*) y 2 tipos de rendijas. Para estas observaciones se operó con la red *red cross disperser* o *CD4* y rendija estrecha ($0''27 \times 5''3$ segarc); la configuración que ofrecía la máxima resolución posible en el rango espectral de interés (poder resolutivo, $R = \lambda/\Delta\lambda \sim 160000$ en torno a la longitud de onda, $\lambda \sim 0.8 \mu\text{m}$). El rango y la separación mínima entre órdenes de difracción obtenido en el espectro *échelle* con las distintas redes se detallan en la Tabla 2.1. Por último, el dispositivo donde se recoge la imagen *échelle* es un mosaico de 2 CCDs (modelo EEV 42-80) de 2048×4096 píxeles y un tamaño de píxel de $13.5 \mu\text{m}$.

La cobertura espectral del espectro *échelle* obtenido con dicha configuración óptica no es completa. El rango de solapamiento en longitud de onda entre órdenes disminuye según aumenta ésta. Esta disminución es aún mayor debido a que la respuesta del sistema telescopio + detector disminuye hacia los bordes del detector, es decir, disminuye al inicio y al final de cada orden. Como consecuencia aparecen regiones espectrales sin señal o señal muy baja ($\lesssim 10^4$ ADUs) entre órdenes o “huecos”. Ésto se puede observar en la Figura 2.1 donde se muestran ejemplos de algunos órdenes reducidos de la estrella TX Psc. Este hecho limitó relativamente nuestro estudio pues para el análisis del cociente isotópico $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ estamos interesados en el rango 7980 – 8070 Å (órdenes en las posiciones 77 y 76 del CD4). En dicho rango se encuentra un hueco entre 8015 – 8020 Å, donde se hayan líneas de ^{13}CN usadas típicamente para la determinación de la razón

¹En este trabajo se usarán indistintamente 8000 Å, $0.8 \mu\text{m}$ u óptico y $2.2 \mu\text{m}$ o NIR para designar ambas regiones espectrales.

²SARG fue retirado definitivamente del TNG en Febrero del 2013.

Tabla 2.1: Características de las redes de difracción (*grisms*) disponibles. Pico de eficiencia para el sistema completo detector + espectrógrafo + telescopio + atmósfera ($z=1$). Fuente: Gratton et al. (2001)

Red de difracción	CD1 (Blue)	CD2 (Green)	CD3 (Yellow)	CD4 (Red)
Rango espectral (Å)	3600 – 5140	4140 – 5660	4620 – 7920	4960 – 10110
Número de órdenes	50	40	54	62
Separación mínima entre órdenes (segarc)	10.7	13.7	8.0	6.0
Pico de eficiencia (%)	9.0	10.0	13.5	12.0

isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ en estrellas frías.

La señal al ruido, S/R, alcanzada en los distintos periodos de observación, fue en general superior a 200. Aquellos espectros con $S/R < 100$ no fueron analizados, ya que se veían sensiblemente afectados por un problema de interferencias o *fringing* en el detector. La elección de la configuración que ofrece el mayor poder resolutivo, así como la selección de espectros con alta S/R, tienen como objetivo resolver espectralmente el solapamiento de líneas debido al desplazamiento isotópico entre las moléculas de $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ y $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$.

De los 72 espectros analizados en este trabajo (40 del óptico y 32 del NIR), 45 fueron obtenidos por otros autores.

Los 32 espectros del NIR fueron obtenidos con el espectrógrafo FTS (Fourier Transform Spectrometer)³; Hall et al. 1979) colocado en el telescopio *Mayall* de 4 m situado en el observatorio *Kitt Peak National Observatory* (KPNO), Tucson (Estados Unidos). Los espectros tienen $R \sim 65000$ y una $S/R \gtrsim 80$ en la región indicada. Las observaciones se realizaron entre 1979 y 1980. Desde entonces estos espectros han sido analizados en varias ocasiones, entre otros autores, por Lambert et al. (1986), Jorissen et al. (1992) y Abia et al. (2010). En el presente trabajo se extrajo el rango espectral señalado y se trató de corregir de líneas telúricas. Sin embargo, solo se disponía de un espectro de una estrella caliente obtenido en uno de los periodos y la corrección resultante no fue del todo satisfactoria, así que en el análisis no se seleccionaron líneas contaminadas por líneas telúricas. El rango espectral analizado de estos espectros no presenta problemas de borde como los espectros *échelle* obtenidos en el TNG (Apdo. 2.1.1). El continuo espectral se estableció dividiendo por el valor de máximo flujo en una región libre líneas espectrales, en la medida de lo posible. Una región adecuada está alrededor de $\lambda \sim 2.29 \mu\text{m}$ (ver p.e. Tanaka et al. 2007).

De los 13 espectros en el óptico (7900 – 8100 Å) y no observados con SARG (TNG), 7 fueron observados con FOCES (CAHA), 1 con SOFIN (ORM) y los otros 5 (de estrellas extra-galácticas) con UVES (UT2-ESO). FOCES⁴ (Pfeiffer et al. 1998) era un espectrógrafo *échelle* alimentado por fibras ópticas colocado en el telescopio de 2.2 m

³FTS fue retirado definitivamente en 1995.

⁴FOCES fue retirado definitivamente en 2010.

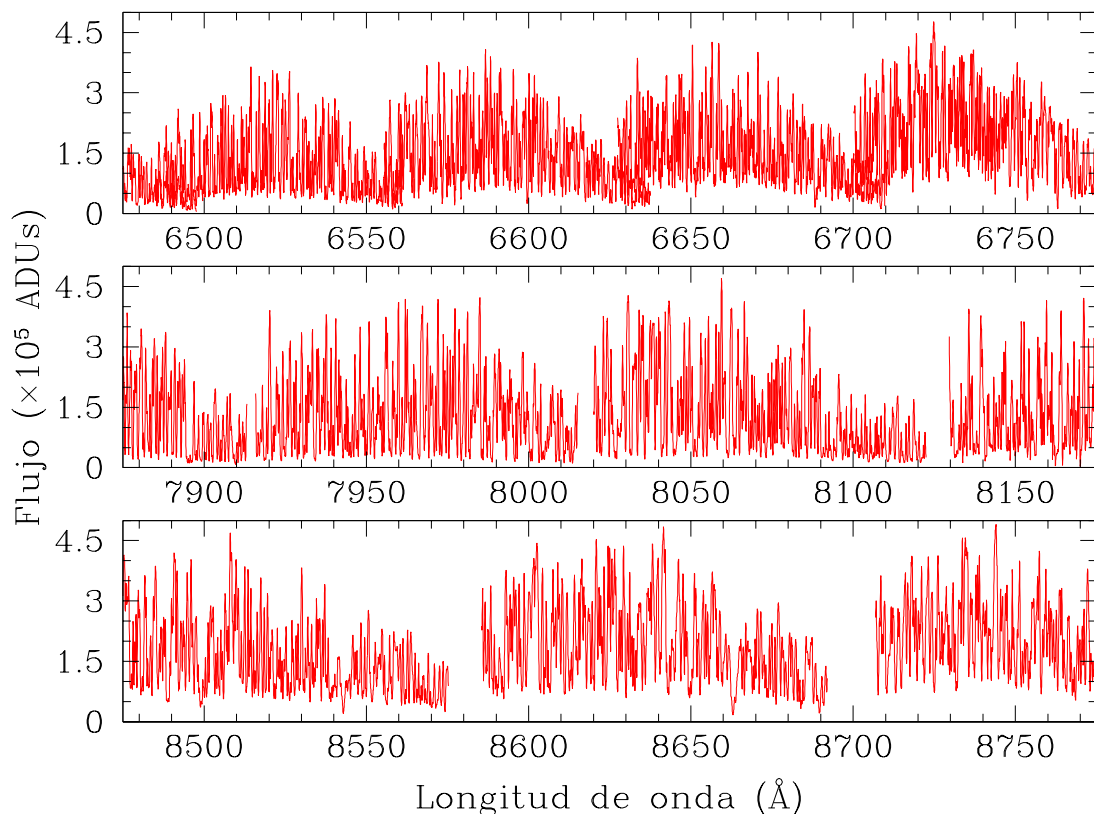


Figura 2.1: Algunos de los órdenes espectrales extraídos (sin normalizar al continuo espectral) obtenidos con SARG de la estrella TX Psc. El rango de interés para la determinación de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ es 7980 – 8070 Å (panel central). El solapamiento entre órdenes que se aprecia en el panel superior disminuye con la longitud de onda, dando paso a “huecos” que alcanzan los ~ 10 Å de ancho, como se aprecia en el panel inferior.

del *Centro Astronómico Hispano-Alemán* (CAHA) (Calar Alto, España). Estos espectros tienen $R \sim 40000$ y $S/R \gtrsim 100$ alrededor de $\lambda \sim 0.8 \mu\text{m}$ y fueron reducidos y analizados en los trabajos de [Abia et al. \(2002\)](#) y [Zamora \(2009\)](#). Para el presente trabajo se estimó el continuo y recalibró en longitud de onda en la región de interés cuando fue necesario. De similares características es el único espectro *échelle* de la muestra obtenido con el espectrógrafo SOFIN ([Ilyin 2000](#)), instalado en el telescopio de 2.6 m *Nordic Optical Telescope* (NOT) del observatorio ORM. UVES ([Dekker et al. 2000](#)) es un espectrógrafo *échelle* de rendija colocado en telescopio *Kueyen* de 8.2 m del conjunto de telescopios del *Very Large Telescope* (VLT) situado en el observatorio de Paranal (Chile) perteneciente a ESO. El poder resolutivo y la señal al ruido alcanzados en estos espectros alrededor de $\lambda \sim 0.8 \mu\text{m}$ fueron ~ 40000 y $\gtrsim 100$ respectivamente. Los espectros fueron reducidos y analizados por [de Laverny et al. \(2006\)](#) y [Abia et al. \(2008\)](#) para otros propósitos.

En la Tabla 2.2 se muestran los nombres y las magnitudes aparentes K de las estrellas observadas, tipo y periodo de variabilidad, época de observación, rango espectral observado, instrumento utilizado y S/R final alcanzada en el espectro reducido, así como el origen de los espectros no obtenidos directamente en este trabajo.

Tabla 2.2: Características observacionales de las estrellas de la muestra.

Estrella	K ¹	Tipo variable ²	P ² (días)	Fecha Obs. (JD+2444000)	Rango (μm)	Tele. / Instr. ³	S/R	Ref. ⁴
<i>Tipo N</i>								
AQ And	2.37	SRb	169	11140	0.6 – 0.9	TNG/SARG	640	1
AQ Sgr	1.31	SRb	199	478	1.5 – 2.5	4m/FTS	113	6
AW Cyg	2.81	SRb	340	11139	0.6 – 0.9	TNG/SARG	410	1
BL Ori	1.01	Lb	...	11140	0.6 – 0.9	TNG/SARG	620	1
				243	1.5 – 2.5	4m/FTS	61	6
EL Aur	2.11	Lb	...	11139	0.6 – 0.9	TNG/SARG	503	1
NQ Gem	3.64	SR+ZAND	70	8711	0.5 – 1.0	2.2m/FOCES	570	5
LQ Cyg	3.76	Lb:	...	11139	0.6 – 0.9	TNG/SARG	290	1
R Lep	1.03	Lb:	...	297	1.5 – 2.5	4m/FTS	128	6
RT Cap	1.15	SRb	393	543	1.5 – 2.5	4m/FTS	72	6
RV Cyg	1.48	SRb	263	329	1.5 – 2.5	4m/FTS	100	6
S Sct	1.14	SRb	148	358	1.5 – 2.5	4m/FTS	46	6
SS Vir	1.56	SRa	364	214	1.5 – 2.5	4m/FTS	56	6
ST Cam	1.03	SRb	300	11607	0.6 – 0.9	TNG/SARG	560	1
				62	1.5 – 2.5	4m/FTS	88	6
SY Per	3.03	SRa	474	11139	0.6 – 0.9	TNG/SARG	390	1
TU Gem	1.24	SRb	230	180	1.5 – 2.5	4m/FTS	31	6
TW Oph	1.20	SRb	185	328	1.5 – 2.5	4m/FTS	114	6
TX Psc	-0.01	Lb	...	11139	0.6 – 0.9	TNG/SARG	650	1
				62	1.5 – 2.5	4m/FTS	146	6
U Cam	1.06	SRb	...	10396	0.5 – 1.0	2.2m/FOCES	290	2
				61	1.5 – 2.5	4m/FTS	81	6
U Hya	-0.25	SRb	450	180	1.5 – 2.5	4m/FTS	71	6
UU Aur	-0.09	SRb	441	11140	0.6 – 0.9	TNG/SARG	590	1
				146	1.5 – 2.5	4m/FTS	87	6
UX Dra	0.87	SRa:	168	264	1.5 – 2.5	4m/FTS	59	6
V460 Cyg	0.58	SRb	180	7746	0.5 – 1.0	2.2m/FOCES	560	2
				356	1.5 – 2.5	4m/FTS	92	6
V758 Mon	4.17	Lb	...	8710	0.6 – 0.9	TNG/SARG	370	1
V Aql	0.63	SRb	353	10395	0.5 – 1.0	2.2m/FOCES	580	2
				358	1.5 – 2.5	4m/FTS	103	6
VY UMa	0.82	Lb	...	205	1.5 – 2.5	4m/FTS	78	6
W Cam	4.94	M	283	11140	0.6 – 0.9	TNG/SARG	630	1

Capítulo 2. Observaciones

Estrella	K ¹	Tipo variable ²	P ² (días)	Fecha Obs. (JD+2444000)	Rango (μm)	Tele. / Instr. ³	S/R	Ref. ⁴
W CMa	1.34	Lb	...	243	1.5 – 2.5	4m/FTS	43	6
W Ori	0.09	SRb	212	11139	0.6 – 0.9	TNG/SARG	480	1
				146	1.5 – 2.5	4m/FTS	77	6
X Cnc	0.49	SRb	195	11607	0.6 – 0.9	TNG/SARG	220	1
				180	1.5 – 2.5	4m/FTS	61	6
Y Hya	1.12	SRb	302	543	1.5 – 2.5	4m/FTS	115	6
Y Tau	0.83	SRb	241	11140	0.6 – 0.9	TNG/SARG	590	1
				180	1.5 – 2.5	4m/FTS	69	6
Z Psc	1.10	SRb	144	11139	0.6 – 0.9	TNG/SARG	570	1
				63	1.5 – 2.5	4m/FTS	65	6
Carina 6	12.80	SRb	...	9342	0.3 – 1.1	8.2m/UVES	100	4
Carina 7	13.23	SRb	...	9344	0.3 – 1.1	8.2m/UVES	100	4
Sag IGI95-C1	...	SRb	...	8824	0.3 – 1.1	8.2m/UVES	260	3
Sag IGI95-C3	9.98	SRb	...	8858	0.3 – 1.1	8.2m/UVES	390	3
SMC BMB-B 30	11.06	SRb	...	8853	0.3 – 1.1	8.2m/UVES	310	3
<i>Tipo J</i>								
BM Gem	3.30	SRb	286	11140	0.6 – 0.9	TNG/SARG	340	1
R Scl	0.66	SRb	239	62	1.5 – 2.5	4m/FTS	82	6
RX Peg	2.97	SRb	...	11140	0.6 – 0.9	TNG/SARG	490	1
RY Dra	0.95	SRb:	200	175	1.5 – 2.5	4m/FTS	50	6
T Lyr	0.94	Lb	...	263	1.5 – 2.5	4m/FTS	82	6
UV Cam	2.73	SRb	294	11139	0.6 – 0.9	TNG/SARG	440	1
V353 Cas	3.79	SRa	365	11140	0.6 – 0.9	TNG/SARG	360	1
V614 Mon	2.31	SRb	60	11140	0.6 – 0.9	TNG/SARG	620	1
VX And	1.89	SRa	375	11140	0.6 – 0.9	TNG/SARG	650	1
				63	1.5 – 2.5	4m/FTS	69	6
WX Cyg	3.21	M	410	11140	0.6 – 0.9	TNG/SARG	230	1
Y CVn	-0.28	SRb	157	5852	0.6 – 0.9	2.6m/NOT	500	...
				206	1.5 – 2.5	4m/FTS	105	6
<i>Tipo SC</i>								
BD+10 3764	2.54	SRb	...	9189	0.5 – 1.0	2.2m/FOCES	630	5
GP Ori	2.50	SRb	370	11607	0.6 – 0.9	TNG/SARG	240	1
				601	1.5 – 2.5	4m/FTS	140	...
RR Her	3.96	SRb	239	9189	0.5 – 1.0	2.2m/FOCES	460	5
RS Cyg	1.99	SRa	417	9189	0.5 – 1.0	2.2m/FOCES	540	5
RZ Peg	2.85	M	438	11140	0.6 – 0.9	TNG/SARG	260	1
				601	1.5 – 2.5	4m/FTS	140	...
UV Aur	...	M	392	11607	0.6 – 0.9	TNG/SARG	260	1
VX Gem	3.74	M	379	11140	0.6 – 0.9	TNG/SARG	220	1
WZ Cas	1.23	SRb	186	11607	0.6 – 0.9	TNG/SARG	380	1
				61	1.5 – 2.5	4m/FTS	103	6

¹ Magnitud aparente K extraída del catálogo 2MASS (Cutri et al. 2003). ² Tipo de variable y periodo extraídos del catálogo de estrellas variables GCVS (Samus et al. 2009). ³ Observatorios: TNG/SARG y 2.6m/NOT, Observatorio Roque de los Muchachos (España); 2.2m/FOCES, Centro Astronómico Hispano-Alemán de Calar Alto (España); 8.2m/UVES, La Silla Paranal Observatory (Chile); 4m/FTS, Kitt Peak National Observatory (EEUU). ⁴ Referencias para el espectro observado: (1) Hedrosa et al. (2013a), (2) Abia et al. (2002), (3) de Laverny et al. (2006), (4) Abia et al. (2008), (5) Zamora et al. (2009), (6) Lambert et al. (1986).

2.1.2. Reducción de datos

En los periodos de observación se tomaron imágenes de *bias*, *overscan*, *flatfield* y lámpara de calibración y de las estrellas a estudio. A continuación, se explica brevemente en qué consisten estas imágenes y el método general de obtención. Además, se

comenta cómo y qué imágenes se tomaron para las observaciones aquí presentadas. Finalmente, se resume el procedimiento seguido para la reducción de dichas imágenes a fin de transformarlos en datos válidos para el análisis.

La imagen de *bias* o de cero es una imagen de 0 s de tiempo de integración con el objetivo cerrado. Representa un ruido de lectura que se añade a todas las imágenes que se tomen y como no es creado por los fotones de la fuente, debe ser sustraído de todas las imágenes. La zona de *overscan* es una zona fija del detector que no es iluminada en la toma de datos. Combinada con el *bias* sirve para restar la imagen de cero teniendo en cuenta posibles variaciones de ésta, tanto a nivel global como espacial, en cada espectro individual. Al sustraer la zona de *overscan* de una imagen, nos queda la zona limpia o de *trimsec*. La imagen o espectro de *flatfield* o de iluminación uniforme (ver Figura 2.2) es un espectro tomado de una fuente sin líneas espectrales. Por tanto, da información de la sensibilidad y variabilidad de la ganancia píxel a píxel y de la disposición de los órdenes del espectro *échelle* en el detector. Sirve también para localizar columnas malas o píxeles saturados. Los espectros de lámpara de calibración son espectros tomados de una fuente con líneas de emisión a longitudes de onda conocidas y sirven para calibrar los espectros objeto en la dirección de dispersión.

Entre las imágenes objeto, se suele tomar espectros de estrellas calientes (tipos A o B) rápidas rotadoras. Estas estrellas cuentan con pocas líneas de absorción y fácilmente diferenciables de las líneas producidas en la atmósfera terrestre o líneas telúricas. Sirven por tanto, para localizar y si es necesario, eliminar las líneas telúricas de los espectros objeto de interés. Para que la corrección sea lo más correcta posible, se deben elegir estrellas calientes cercanas en el cielo a las estrellas problema, para que estén afectadas por condiciones atmosféricas lo más parecidas posible.

Por otro lado, durante las observaciones se toman varias imágenes de cada tipo para ser combinadas. La finalidad principal es eliminar señales aleatorias (no producidas en la fuente) como las debidas al impacto de rayos cósmicos en el detector.

En este trabajo comparamos principalmente espectros observados con espectros sintéticos normalizados. Por tanto, sólo calibramos en la dirección de dispersión, no en flujo. Por ello no se tomó ningún espectro de estrella estándar (de flujo absoluto conocido).

En cada noche de observación se tomaron 5 exposiciones de *bias* y 3 exposiciones de 120 s de *flatfield*, tanto al principio como al final de la observación, dividiendo así la reducción de los datos en dos mitades independientes. Además, para cada noche se tomaron 4 exposiciones de 200 s de la lámpara de calibración de Th-Ar. Asimismo, cada 3 ó 4 estrellas de la muestra, se observó también una estrella caliente (ver más arriba). Por otro lado, hay que tener en cuenta que el espectro *échelle* obtenido con SARG se recoge en un detector formado por 2 CCDs independientes (ver sección 2.1.1). Así que todos los espectros deben ser “cortados” en dos partes para ser reducidos de modo independiente.

La reducción se realizó con el paquete *échelle* del programa IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) de modo estándar siguiendo principalmente las guías de reducción *A User's Guide to CCD Reductions with IRAF* (Massey 1992), *A User's Guide to Reducing Echelle Spectra With IRAF* (Willmarth & Barnes 1994) y *Guía IRAF para*

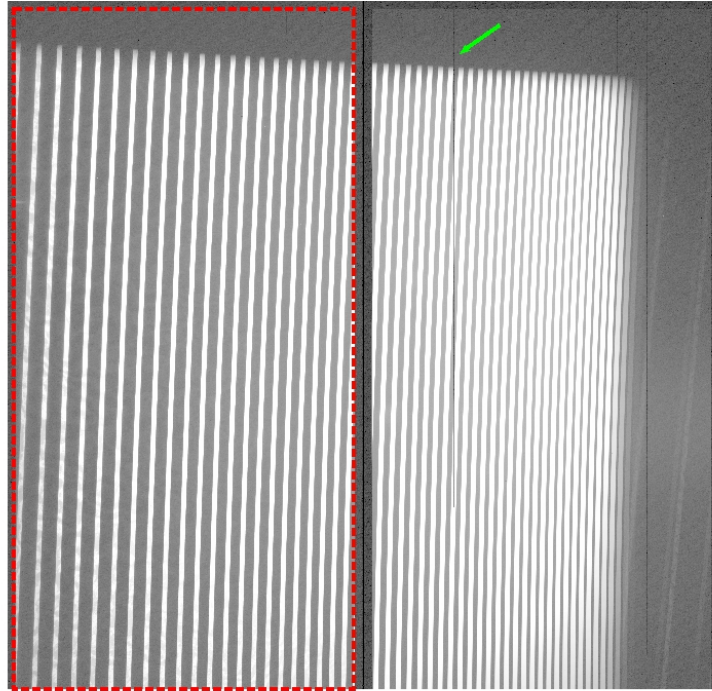


Figura 2.2: Imagen o espectro *échelle* de *flatfield* obtenido con SARG (TNG) en uno de los periodos de observación. Se pueden diferenciar los 2 CCD's separados por una línea negra central. Se ha dibujado un rectángulo para señalar la zona de *trimsec* para uno de los CCD, los márgenes izquierdo, superior y derecho formarían la zona de *overscan* (ver texto). La flecha verde señala una columna mala del detector y que por tanto, aparece en todas las imágenes tomadas.

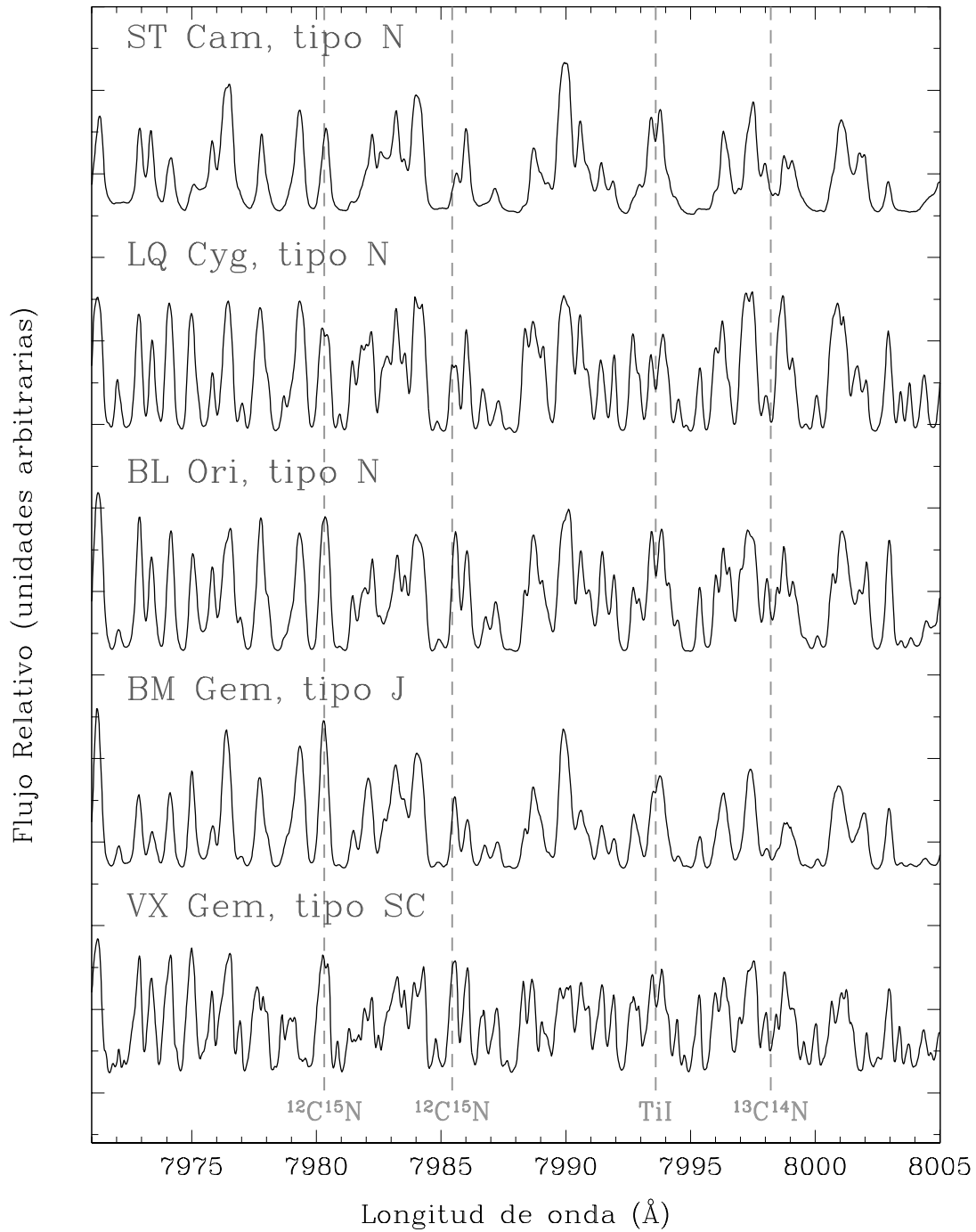


Figura 2.3: Espectros reducidos en el óptico obtenidos con SARG de las estrellas indicadas (puntos negros). Se señalan algunas de las características espectrales utilizadas en el cálculo de abundancias con línea gris a trazos (Apdo. 3.2.3).

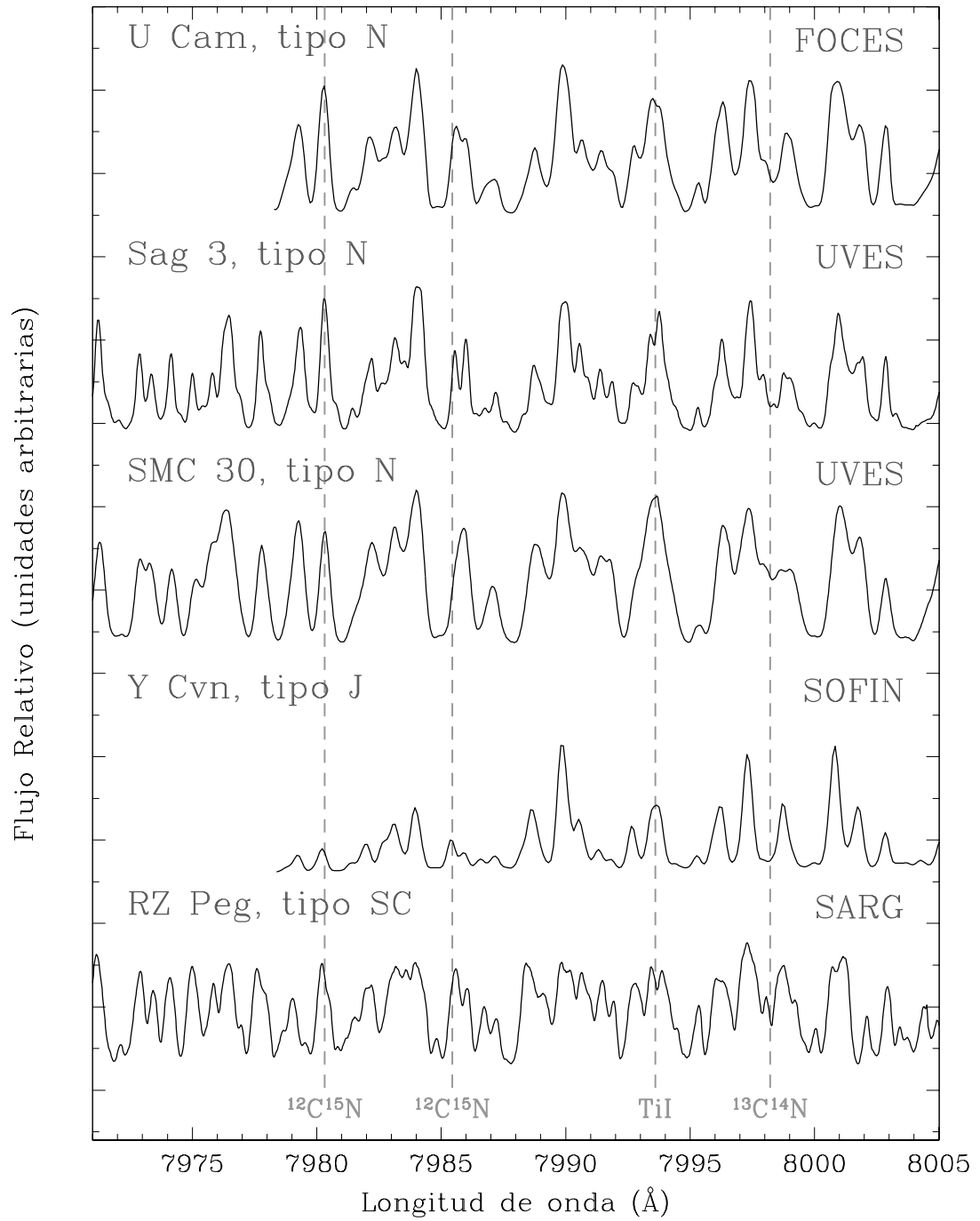


Figura 2.4: Como en la Figura 2.3 para espectros obtenidos con otros instrumentos, indicados en la parte superior derecha de cada espectro (ver Tabla 2.2).

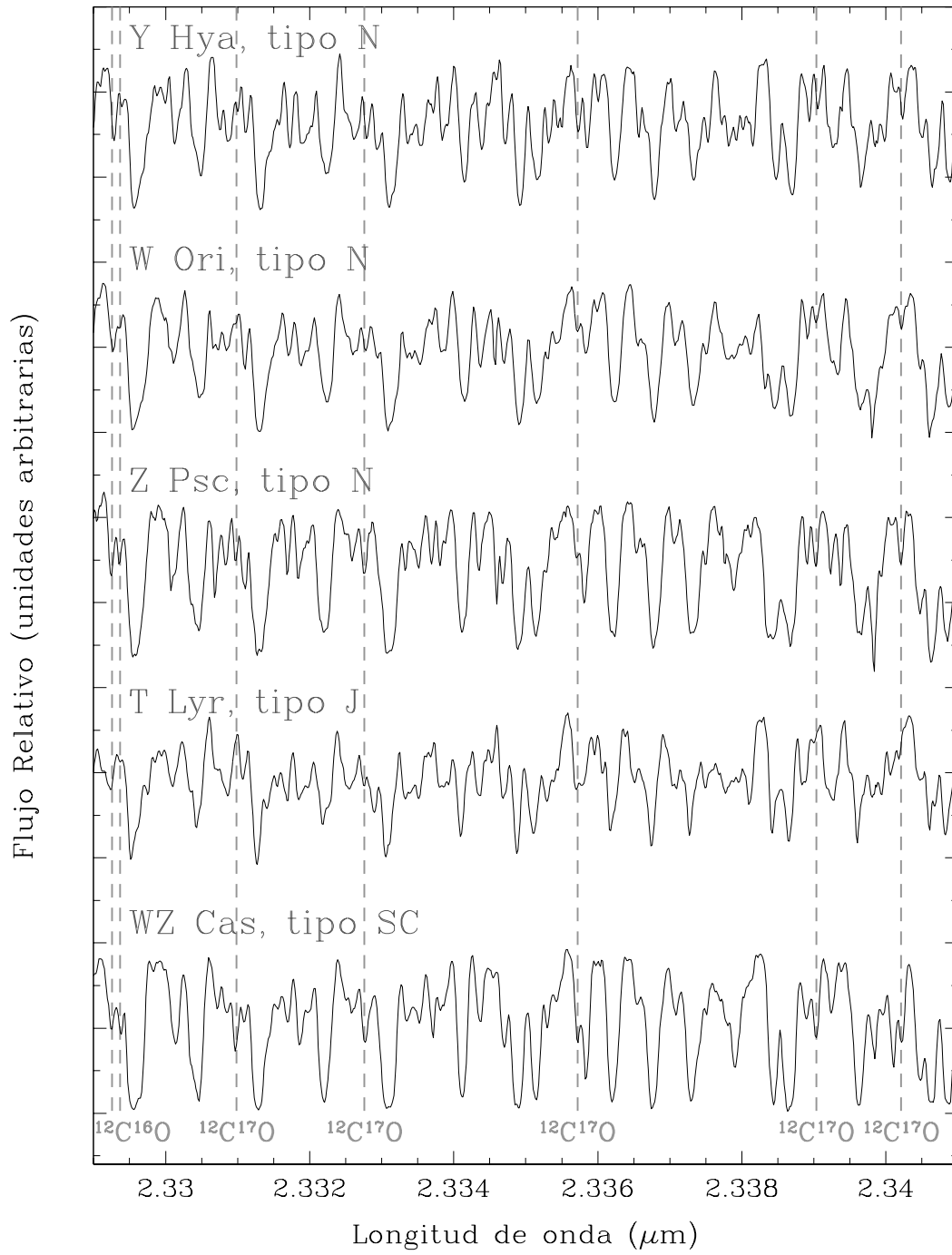


Figura 2.5: Como en la Figura 2.3, espectros reducidos obtenidos con FTS en la región espectral de $\sim 2.33 \mu\text{m}$.

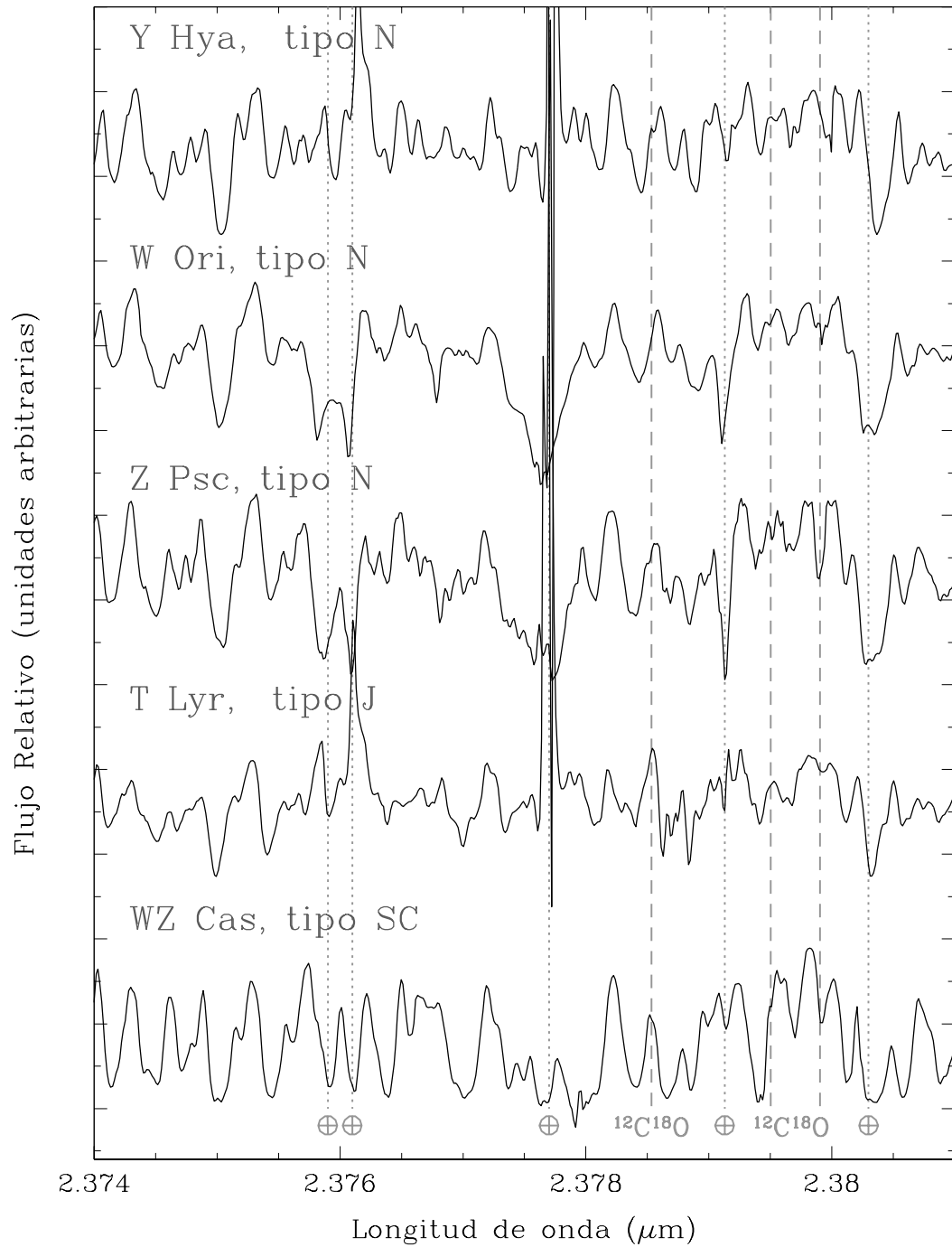


Figura 2.6: Como en la Figura 2.3, espectros reducidos obtenidos con FTS en la región espectral de $\sim 2.37 \mu\text{m}$. Se señalan algunas líneas telúricas que no pudieron ser sustraídas satisfactoriamente.

la reducción de espectros *echelle* (López-Santiago et al.⁵). A continuación se resume el procedimiento de reducción (en mayúsculas se indican los nombres de las subrutinas IRAF utilizadas):

- Se dividieron todas las imágenes en dos partes, correspondientes a cada CCD, con IMCOPY.
- Por inspección visual, utilizando el programa “SAOImage DS9” e IMPLOT, se determinaron las zonas de *overscan* y *trimsec*.
- Las imágenes de *bias* se combinaron mediante ZEROCOMBINE.
- Con CCDPROC, se recortaron todas las imágenes, quedándonos con la zona de *trimsec* y se les restó las imágenes de *bias* promedio obtenidas en el paso anterior en combinación con la zona de *overscan* de cada espectro.
- Mediante APSCATTER se eliminó la luz residual dispersada por el espectrógrafo por todo el detector y que solo es accesible en la zona entre órdenes. Para lo cual definimos antes la posición de las aperturas a lo largo del detector con APEDIT y APTRACE sobre una imagen de *flatfield* que se usó de referencia.
- Las imágenes de *flatfield*, corregidas de cero y de luz dispersa, se combinaron para obtener una imagen normalizada de *flatfield* con FLATCOMBINE y APFLATTEN.
- Con CCDPROC y la imagen normalizada del paso anterior, se corrigió de *flatfield* el resto de imágenes.
- Las imágenes de lámpara de referencia se sumaron con IMCOMBINE.
- Mediante APALL se extrajeron los órdenes para pasar del espacio píxel-píxel al espacio píxel-orden. Con esta tarea, nos quedamos con los órdenes, desechando la zona entre órdenes, y colapsamos los píxeles en la dirección perpendicular a los órdenes, es decir, sumando los píxeles que deben pertenecer a una misma longitud de onda.
- Mediante ECIDENTIFY se calibró en la dirección de dispersión la imagen combinada de la lámpara de Th-Ar. Con esta tarea y un atlas de líneas conocidas de la lámpara, se trató de identificar el mayor número de líneas por orden para obtener una solución de dispersión fiable. Con ECREIDENTIFY se extrapoló la calibración a otros espectros de referencia del mismo periodo. En nuestro caso, los residuos de calibración fueron menores de 0.03 Å, típicamente.
- Con REFSPECTRA y DISPCOR se calibraron los espectros de las estrellas, utilizando como referencia el espectro calibrado en el paso anterior. Mediante esta tarea pasamos del espacio píxel-orden al espacio $\lambda(\text{Å})$ -orden.

⁵<http://pendientedemigracion.ucm.es/info/Astrof/software/guiaIRAF/guiaIRAF.html>

- Mediante SARITH se sumaron los espectros de una misma estrella. Antes se inspeccionaron los espectros a sumar y se eliminaron, de las regiones espectrales de interés, los rayos cósmicos con SPLOT. Los rayos cósmicos aparecen como picos de emisión con un perfil muy característico.
- Con SCOPY se extrajeron las regiones espectrales de interés de cada orden evitando los bordes del detector.
- Mediante CONTINUUM, se normalizaron las regiones espectrales de interés, es decir, se situó el nivel de continuo al valor 1. Con esta tarea se crearon continuos artificiales mediante polinomios de 2^o y 3^{er} orden con los que se estimaba el continuo real. Como se ve en la Figura 2.1, las estrellas ricas en carbono presentan una “selva” de líneas que dificultan la estimación del continuo real. Para tratar de cometer el menor error posible, como primera aproximación supusimos que el continuo venía dado por la unión de los puntos de máximo flujo. Seguidamente se afinó en la estimación, comparando con espectros sintéticos de estrellas de carbono “tipo”. Como se comentó en el Apdo. 2.1.1, la mayor fuente de incertidumbre en el emplazamiento del continuo está hacia los bordes de los órdenes. De todos modos y para disminuir el error cometido, en el análisis se trató de no seleccionar líneas en zonas donde la posición del continuo fuese dudosa. De esta manera, se estima que el error cometido en la determinación del continuo es a lo sumo $\sim 3\%$.

En las Figuras 2.3, 2.4, 2.5 y 2.6 se muestran los espectros reducidos de algunas de las estrellas de la muestra.

2.1.3. Características de la muestra

La muestra inicial de estrellas observadas con espectros de calidad suficiente ($S/R \gtrsim 100$) estaba compuesta por 63 estrellas de carbono brillantes ($V \lesssim 10$), de las cuales 37 están clasificadas como estrellas de tipo espectral N, 11 de tipo J, 8 de tipo SC y 7 de tipo R. Se trata de estrellas galácticas de metalicidad solar ($[Fe/H] \sim 0$), excepto 5 estrellas de tipo N extra-galácticas de baja metalicidad ($[Fe/H] < -0.5$; ver Tabla 2.2). Nótese que las estrellas de tipo R no fueron finalmente analizadas.

La mayoría de estrellas de carbono observadas fueron estudiadas previamente por Claussen et al. (1987). En su trabajo, Claussen et al. (1987) caracterizaron la distribución espacial de una muestra de 215 estrellas de carbono galácticas. Las estrellas que hemos observado se encuentran a latitudes galácticas b tal que $|b| < 30^\circ$ y muestran una distribución espacial uniforme para los distintos tipos espectrales y similar a las estrellas de la muestra de Claussen et al. (Figura 2.7). Estos autores estimaron una escala de altura al plano galáctico $\langle |z| \rangle \approx 200$ pc y acotaron la distancia a ~ 1.5 kpc del Sol, suponiendo una magnitud absoluta $M_K = -8.1$ (valor medio medido en las estrellas de carbono de las Nubes de Magallanes) para todas las estrellas de su muestra. Dado que la mayoría de las estrellas observadas aquí se encuentran en el catálogo de Claussen et al., en este trabajo asumimos que nuestras estrellas se encuentran en el plano galáctico (disco delgado y/o grueso).

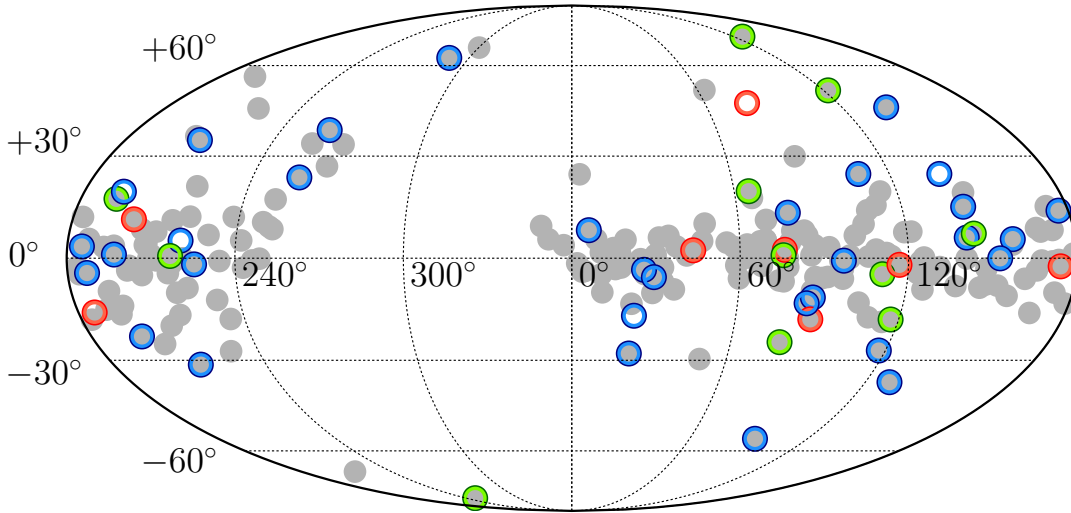


Figura 2.7: Distribución espacial galáctica de las estrellas de la muestra en proyección mollweide. Se señalan las estrellas tipo N, J y SC con anillos de color azul, verde y rojo, respectivamente. Con puntos grises se señalan las estrellas de carbono estudiadas por Claussen et al. (1987).

La mayoría de las estrellas de la muestra son conocidas variables. Desde un punto de vista observacional, esta variabilidad es menos significativa en el NIR. Por tanto, la fotometría infrarroja se presenta como una buena herramienta para estudiar este tipo de estrellas. A continuación, se estudian los diagramas color-color infrarrojo “JHK_s” e “IRAS” de la muestra. Los valores de las magnitudes J (1.25 μm), H (1.65 μm) y K_s (2.17 μm) se obtuvieron del catálogo *Two Micron All Sky Survey* (2MASS, Cutri et al. 2003). Los colores IRAS se calcularon a partir de la densidad de flujo IRAS (*IRAS catalogue of Point Sources Version 2.0*, Joint Iras Science 1994), F_λ (Jy), como $[12] - [25] = -2.5 \log (F_{12\mu\text{m}}/F_{25\mu\text{m}})$ y $[25] - [60] = -2.5 \log (F_{25\mu\text{m}}/F_{60\mu\text{m}})$. Nótese que no se ha corregido por extinción en el cálculo de los colores infrarrojos ya que se ha considerado que la extinción es similar (y poco importante) en las bandas infrarrojas de un mismo sistema fotométrico.

En la Figura 2.8 se muestra el diagrama color-color infrarrojo (J–H, H–K) de las estrellas de la muestra con fotometría disponible (49). Por comparación, se dibujan también las estrellas de carbono galácticas observadas por Claussen et al. (1987) y las zonas diferenciadas entre estrellas de carbono tipo CH y tipo N en Totten et al. (2000). Se puede observar como las estrellas de tipo N, J y SC ocupan uniformemente y sin distinción en tipos espectrales una zona idéntica a la ocupada por la mayoría de estrellas observadas por Claussen et al., entre $0.3 > (H - K) > 1.0$ y $0.9 > (J - H) > 1.5$. Se comprobó también que la zona asociada al tipo CH, que no está ocupada por ninguna estrella estudiada aquí, incluye las estrellas de tipo R. Por otro lado, los distintos colores infrarrojos apuntan a distintas temperaturas efectivas y a la posibilidad de la presencia

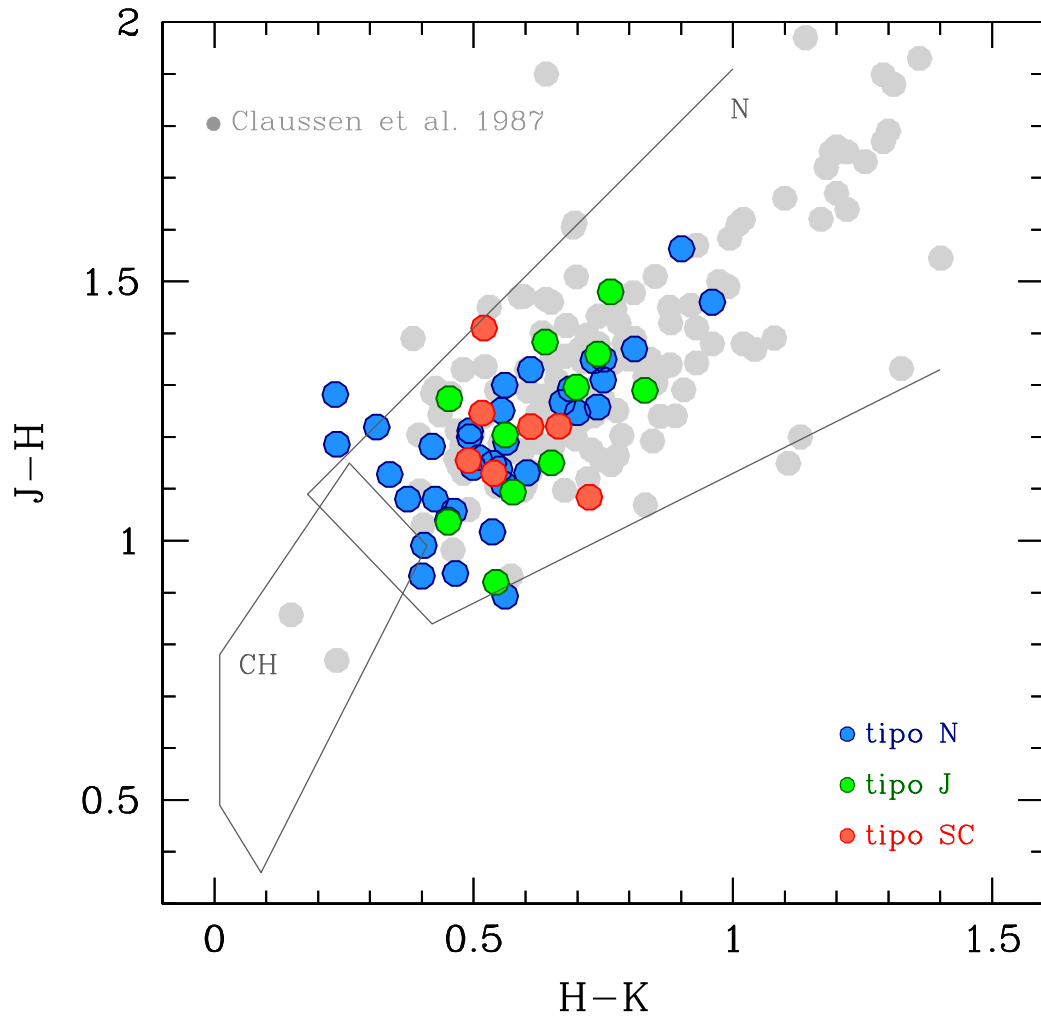


Figura 2.8: Diagrama color-color infrarrojo ($J-H$, $H-K$) para las estrellas de la muestra junto con las de Claussen et al. (1987), en gris. Se dibujan también las áreas propuestas por Totten et al. (2000) para diferenciar estrellas ricas en carbono de tipo N y CH.

de envolturas de polvo circunestelar, lo que se podría confirmar con diagramas color-color a longitudes de onda mayores. En cualquier caso, en este diagrama no destaca ninguna estrella de la muestra con un exceso infrarrojo extremo.

En la Figura 2.9 se muestra el diagrama color-color IRAS ([25]–[60], [12]–[25]) para las 40 estrellas de la muestra con fotometría IRAS de buena calidad (factor de calidad $Q=3$, [Joint Iras Science 1994](#)). [van der Veen & Habing \(1988\)](#) estudiaron este diagrama color-color de estrellas con envolturas de gas y polvo seleccionando aquellas que se supone están situadas en la fase evolutiva más avanzada de la AGB. Dichas envolturas emiten principalmente entre 2 y 10 μm y, utilizando los datos del telescopio espacial IRAS⁶, encontraron 2 resultados generales: (i) Las estrellas ricas en oxígeno formaban una secuencia en el diagrama IRAS (curva dibujada en la Figura 2.9), mientras que (ii) las estrellas ricas en carbono se situaban en una zona distinta de dicho diagrama. Además, interpretaron la disposición dentro del diagrama como una evolución de las envolturas ligada a la pérdida de la masa de la estrella a lo largo de la fase AGB: A mayor pérdida de masa, colores IRAS más positivos. En dicha evolución, las estrellas se desplazarían poblando distintas regiones en el diagrama color-color. Estas regiones están dibujadas en la Figura 2.9.

Según este análisis, una estrella AGB con una envoltura rica en oxígeno, parte de una estrella gigante de tipos espectrales de K a M con temperaturas efectivas entre 2000 y 4000 K sin exceso en el infrarrojo y por tanto se sitúa en la región I, correspondiente a la posición teórica de un cuerpo negro emitiendo en esas temperaturas. En su evolución por la AGB, asciende por las regiones II→IIIa→IIIb→IV→V, según aumenta el ritmo de pérdida de masa y por tanto, la emisión en el infrarrojo asociada a una envoltura de polvo caliente. Esta trayectoria evolutiva se justifica observacionalmente, no solo por el aumento del exceso infrarrojo, sino también, entre otros, por una disminución del número total de fuentes IRAS encontradas a lo largo de la trayectoria, debido al oscurecimiento de la estrella y un aumento de la emisión hacia $\lambda \sim 10 \mu\text{m}$, asociada a la existencia una envoltura rica en oxígeno ($C/O < 1$).

Si consideramos el caso de una estrella AGB de carbono, ésta traza un giro que la separa de la trayectoria antes indicada, a través de las regiones II/IIIa→IIIb→VIb→VIa→VII. Según estos autores, el inicio del giro vendría dado por el tercer dragado, responsable del enriquecimiento en carbono de la envoltura estelar. Según aumenta la temperatura de la envoltura de polvo, se mueve hacia valores de [25]–[60] mayores, por la mayor emisión del polvo rico en carbono entre 40 y 80 μm ([Zuckerman & Dyck 1986](#)). El giro se completa cuando la estrella central vuelve a dominar la emisión.

Claramente la mayoría de las estrellas de la Figura 2.9 se sitúan, aproximadamente y sin distinción en tipos espectrales, en las regiones donde es más probable encontrar estrellas ricas en carbono. Según el estudio de [van der Veen & Habing \(1988\)](#), la región VIa está poblada principalmente por estrellas no variables con polvo relativamente frío, mientras que la región VII corresponde a la zona con más estrellas variables con envolturas ricas en C. Existen además dos estrellas que se sitúan en otras regiones: UV Aur (tipo SC) se encuentra en la región I, poblada por estrellas ricas en oxígeno sin en-

⁶IRAS fue lanzado en 1983

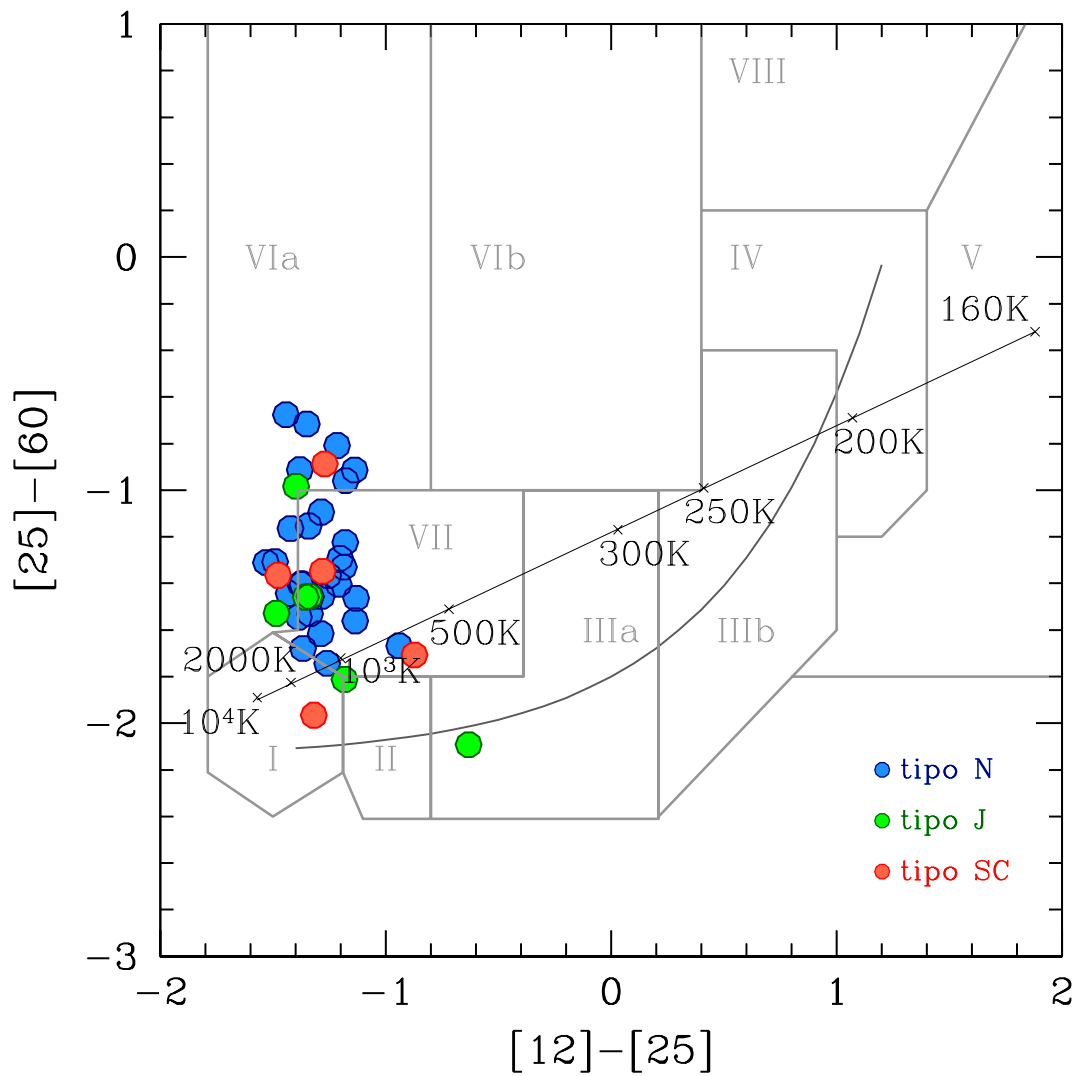


Figura 2.9: Diagrama color-color IRAS de las estrellas de la muestra junto con las regiones evolutivas propuestas por van der Veen & Habing (1988). La recta negra muestra la posición teórica de un cuerpo negro con distintas temperaturas señaladas con una x. La curva gris es la trayectoria evolutiva de una estrella rica en oxígeno propuesta por los autores (ver texto).

Tabla 2.3: Periodos medios y número de estrellas según el tipo de variable y tipo espectral de la muestra.

	P(días)	Mira	SR	SRa	SRb	Lb
Tipo N	265	1	1	2	19	6
Tipo J	265	1	0	2	5	1
Tipo SC	346	3	0	1	3	0

voltura y BM Gem (tipo J) se encuentra en la región IIa, poblada mayoritariamente por estrellas variables con envolturas ricas en O. De hecho, en la estrella BM Gem se han observado también características espectrales asociadas a granos de óxidos y silicatos (Little-Marenin 1986), y se cree que es debida a que esta estrella pasó a ser rica en C hace relativamente poco tiempo (véase también el Apdo. 1.7.2), de acuerdo con lo dicho más arriba.

Como se ha comentado anteriormente, la mayoría de las estrellas AGB de carbono son variables. El tipo de variabilidad y periodo de cada estrella de la muestra según el catálogo revisado y ampliado de estrellas variables GCVS (Samus et al. 2009) se muestra en la Tabla 2.2, y en la Tabla 2.3 se resumen estas características para cada tipo espectral. Evitando los valores “dudosos” del catálogo (señalados con “:” junto al tipo de variable), se tiene 39 estrellas con valor de periodo y 45 clasificadas según el tipo de variable divididas en tres grandes familias: Mira, semi-regulares (SR, SRa, SRb) e irregulares (Lb). Esta clasificación depende, principalmente, de la amplitud en magnitud V (siempre mayor que en el IR), regularidad y periodicidad de la variación. De modo general, la amplitud y la regularidad de la variación disminuyen con el tipo de variable según la secuencia Mira, SR, SRa, SRb y Lb.

Si analizamos la periodicidad y tipo de variabilidad según los tipos espectrales presentes en la muestra, podemos separar en dos grupos, uno de periodo “normal” y otro de periodo “alto”. El primer grupo lo formarían las estrellas de tipo N y J. Estas estrellas cuentan, en su mayoría, con estrellas de periodicidad semi-regular o muy baja ($\sim 82\%$ son SRb o Lb) y los periodos medios son de 265 días. Mientras, las de tipo SC formarían el grupo de periodo “alto”. Se caracterizan por tener una componente importante de variabilidad tipo Mira (3 de 7), y un periodo medio mayor que los otros dos tipos, ~ 346 días. Desde un punto de vista evolutivo, tanto la variabilidad de tipo Mira y SRa como el alto valor del periodo están asociados a la etapa final de la evolución de las estrellas AGB (e.g. Guandalini et al. 2006; Guandalini & Busso 2008; Wood 2015; Hinkle et al. 2016). Es interesante apuntar también que del análisis de estrellas Mira de carbono galácticas (Feast et al. 2006; Feast 2009) se desprende que la masa y edad de éstas estrellas se distribuye en un estrecho margen, entre 1.5 y $2.1 M_{\odot}$ y 1.5 y 3 Ga, respectivamente. Por último, nótese que la falta de datos de variabilidad del catálogo GCVS afecta más a las estrellas de la muestra de tipo N: mientras las estrellas de tipo J y SC cuentan con un $\sim 90\%$ de datos disponibles, las estrellas N cuentan con un $\sim 65\%$ (p.e., la mayoría de las Lb no cuentan con valor del periodo).

En resumen, los diagramas color-color (infrarrojo y IRAS) apuntan a que se trata de

una muestra homogénea de estrellas con envoltura rica en carbono. Además, no se ha encontrado ninguna estrella -con fotometría disponible- que presente exceso infrarrojo en ambos diagramas, que indicaría por ejemplo, la existencia de una envoltura circunestelar importante y/o un disco de polvo y gas. Por su parte, los datos de variabilidad permiten diferenciar las estrellas de tipo espectral SC como estrellas de mayor periodo que las estrellas N y J. Este hecho podría situar a las estrellas SC de la muestra como estrellas AGB más evolucionadas que el resto, aunque como ya se comentó en la Introducción (Apdo. 1.6.1), atendiendo a la composición química típica, se podría concluir lo contrario.

Capítulo 3

Análisis espectral

Índice

3.1. Determinación de abundancias químicas	72
3.1.1. Modelos de atmósfera MARCS	72
3.1.2. Listas de líneas espectrales	73
3.1.3. El código de síntesis espectral Turbospectrum	74
3.2. Síntesis espectral	75
3.2.1. Algunos aspectos básicos	75
3.2.2. Parámetros de atmósfera iniciales	76
3.2.3. Selección de líneas espectrales para la estimación de parámetros y abundancias de CNO	80
3.2.4. Selección de líneas espectrales para la estimación de las razones isotópicas de N y O	83
3.2.5. Calibración de líneas espectrales	85
3.2.6. Ajuste de los parámetros de atmósfera y abundancias químicas	86
3.2.7. Resumen del procedimiento de síntesis espectral	97
3.3. Errores	97
3.3.1. Sensibilidad de las razones isotópicas derivadas a los parámetros estelares	99
3.3.2. Estimación de errores	101
3.4. Comparación con trabajos anteriores	106

3.1. Determinación de abundancias químicas

La determinación de abundancias químicas de las estrellas de la muestra se realizó con el método de síntesis espectral. Este análisis consiste básicamente en crear computacionalmente un espectro teórico y compararlo con el espectro observado. En este trabajo se ha hecho uso del código de síntesis espectral *Turbospectrum*. El espectro teórico se “sintetiza” en dos pasos: cálculo del coeficiente de absorción del continuo y cálculo del coeficiente de absorción (perfil) de las líneas espectrales. En el primer paso se calcula el continuo estelar a partir del modelo de atmósfera que representa nuestra estrella problema según los parámetros atmosféricos. El segundo paso requiere como entrada dicho continuo y los parámetros espectroscópicos que describen las líneas atómicas y/o moleculares cuyo perfil se quiere calcular.

En esta sección se describen los modelos de atmósfera, las listas de líneas espectrales y el código de síntesis espectral.

3.1.1. Modelos de atmósfera MARCS

Un modelo de atmósfera estelar describe las condiciones físicas de la atmósfera a través de la temperatura, presión del gas, presión electrónica, etc., en función de la profundidad óptica. Para estudiar las atmósferas estelares se suelen realizar una serie de aproximaciones dando lugar a modelos parametrizados de las atmósferas. Esta colección de parámetros son fundamentalmente la temperatura efectiva (T_{eff}), la gravedad superficial (g) y la composición química, generalmente representada por la metalicidad global o media ($[Fe/H]$).

En este trabajo se han utilizado los modelos de atmósfera MARCS desarrollados desde los años 70 por el grupo de la Universidad de Uppsala (Gustafsson et al. 1975). Estos modelos están especialmente calculados para estrellas frías ($T_{eff} < 8000$ K) y gigantes ($\log g < 3.5$). Recientemente ha sido publicada (y hecho accesible a través de la web¹) una nueva y mejorada red de modelos MARCS (Gustafsson et al. 2008). Este tipo de modelos están contruidos en equilibrio termodinámico local (LTE) asumiendo equilibrio hidrostático, estratificación de la atmósfera en capas esféricas homogéneas y estáticas y la conservación del flujo total (radiativo + convectivo). La convección se trata según la teoría de la longitud de mezcla (Henyey et al. 1965) y no se consideran campos magnéticos.

La colección de parámetros y los valores considerados para los mismos definen el espacio de parámetros o red de modelos. La elección de valores se justificará en el Apdo. 3.2.2. En este trabajo se fijaron la masa $M = 2 M_{\odot}$, el valor de la gravedad, $\log g = 0.0$ y el valor de la microturbulencia $\xi = 2.0$ km/s. Mientras que la T_{eff} cubre el rango 2500 – 3500 K en intervalos de 100 K y la $[Fe/H] = 0.0, -0.5, -1.0$. Además, el espacio de parámetros se amplió considerando distintos valores del cociente de abundancias de carbono sobre oxígeno C/O. Para ello se utilizaron modelos MARCS ricos en carbono calculados por el Profesor K. Eriksson (com. priv.). El rango y paso entre valores del

¹<http://marcs.astro.uu.se/>

cociente C/O escogidos varían según la metalicidad. El rango cubierto típico es 1.02 – 1.35.

Existen otros tipos de modelos para el estudio de atmósferas estelares de uso extendido como ATLAS (Castelli & Kurucz 2004) y PHOENIX (Hauschildt et al. 1997). Ambas redes de modelos muestran un gran acuerdo en su estructura con MARCS. Una de las diferencias de los modelos MARCS respecto a otros es que han sido específicamente contruidos para el estudio de estrellas frías, como las de la muestra. De hecho, por ejemplo, la actual red de modelos de ATLAS no cubre T_{eff} menores de 3500 K. No obstante, si se comparan los espectros sintéticos obtenidos con los 3 tipos de modelos de atmósfera se encuentran diferencias en la distribución de energía (SED) hacia el ultravioleta y en algunas líneas espectrales específicas (para más detalles ver Plez 2011; Lebzelter et al. 2012).

3.1.2. Listas de líneas espectrales

Las características de las transiciones atómicas y moleculares de las especies químicas presentes en la atmósfera se pueden describir mediante la longitud de onda (λ), la energía de excitación del nivel inferior (χ_{exc}), la intensidad del oscilador ($\log gf$), el número de multiplete y las constantes de amortiguamiento radiativo y colisional. Esta información se suele resumir en tablas o listas de líneas utilizadas por códigos de síntesis espectral como datos de entrada.

En este trabajo se utilizaron las listas atómicas de la base de datos VALD² (Kupka et al. 1999, 2000; Ryabchikova et al. 2015). También se usó la base de datos de Kurucz³ para chequear los parámetros espectrosópicos de algunas líneas de interés. Por su parte, las listas de líneas moleculares fueron amablemente proporcionadas por B. Plez (com. priv). Inicialmente se consideraron todas las especies moleculares disponibles. Seguidamente y para cada rango espectral, se descartaron aquellas que no tuviesen contribución en el espectro teórico. De esta manera se disminuye el tiempo de cálculo del espectro teórico y se facilita la identificación de líneas. En el óptico se incluyeron en el cálculo las moléculas $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$, $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$, $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$, $^{13}\text{C}^{15}\text{N}$, $^{12}\text{C}^{12}\text{C}$, $^{12}\text{C}^{13}\text{C}$, ^{24}MgH , ^{25}MgH , ^{26}MgH , CaH y FeH , mientras en el NIR se incluyeron $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$, $^{12}\text{C}^{17}\text{O}$, $^{12}\text{C}^{18}\text{O}$, $^{13}\text{C}^{16}\text{O}$, $^{13}\text{C}^{17}\text{O}$, $^{13}\text{C}^{18}\text{O}$, $^{12}\text{C}^{12}\text{C}$, $^{12}\text{C}^{13}\text{C}$, $^{13}\text{C}^{13}\text{C}$, $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$, $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$, $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$, $^{13}\text{C}^{15}\text{N}$, ^{13}CH , ^{12}CH , CaH , $^{90}\text{Zr}^{16}\text{O}$, $^{91}\text{Zr}^{16}\text{O}$, $^{92}\text{Zr}^{16}\text{O}$, $^{94}\text{Zr}^{16}\text{O}$, $^{96}\text{Zr}^{16}\text{O}$, FeH , ^{24}MgH , OH y FH . En Gustafsson et al. (2008) se pueden encontrar las referencias de estas listas de líneas.

La molécula de CN es una de las más importantes en los rangos espectrales analizados en este trabajo puesto que modifica el continuo espectral, sobretudo hacia $\lambda \sim 0.8 \mu\text{m}$ donde dominan las transiciones del llamado “sistema rojo” de CN, y solapa en mayor o menor medida con todas las líneas atómicas y moleculares existentes en este rango espectral. Además, la medida de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ se derivó a partir de las líneas de la molécula $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$. Por todo ello, en este trabajo y en colaboración con el profesor B. Plez, se crearon y utilizaron nuevas listas de líneas de CN. La principal mejora fue la extrapolación de las

²<http://www.astro.uu.se/~vald/php/vald.php>

³<http://kurucz.harvard.edu/>

posiciones (λ) para la molécula $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ a partir de los últimos resultados experimentales en la determinación de las posiciones para $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ y $^{13}\text{C}^{15}\text{N}$. Estas líneas fueron utilizadas por primera vez por los autores de este trabajo (Hedrosa et al. 2013a) y recientemente usadas en otros trabajos (Caffau et al. 2013). A continuación se resume la construcción de dicha lista de líneas.

La última lista de líneas de CN disponible (Hill et al. 2002) se basaba principalmente en los datos experimentales de Kotlar et al. (1980). Para mejorar esta lista se utilizaron las longitudes de onda medidas experimentalmente por Ram et al. (2010a) para $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ y Ram et al. (2010b) para $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$. En aquellas transiciones en que la incertidumbre dada por estos autores es alta, se utilizaron los resultados más fiables de Kotlar et al. (1980) o se calcularon por extrapolación de las constantes espectroscópicas dadas en dichos trabajos. Por otro lado, se calcularon teóricamente los desplazamientos isotópicos de todos los isotopólogos de CN ($^{13}\text{C}^{14}\text{N}$, $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ y $^{13}\text{C}^{15}\text{N}$) respecto a $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ utilizando los coeficientes de Dunham (Townes & Schawlow 1975). Se comprobó que la posición de las líneas de $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ calculadas de esta manera, estaban desplazadas sistemáticamente respecto a los datos experimentales obtenidos por Ram et al. (2010b). Se supuso entonces que este desplazamiento se podía aplicar al resto de isotopólogos. Para ello, se calculó el valor medio del cociente de los desplazamientos isotópicos teóricos $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ y $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ respecto de $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ para cada transición: $C_{25/34} = (\lambda_{25} - \lambda_{24}) / (\lambda_{34} - \lambda_{24})$, donde λ_{ij} es la posición correspondiente a la molécula $^{1i}\text{C}^{1j}\text{N}$. Se obtuvo que esta diferencia relativa era aproximadamente constante, i.e $C_{25/34} \approx 0.73$, en la región espectral de interés. Finalmente se calcularon las nuevas posiciones para $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ corrigiendo el desplazamiento isotópico calculado para esta molécula ($\lambda_{25} - \lambda_{24}$), según el factor $C_{25/34}$ escalado por las diferencias en las posiciones observadas por Ram et al. (2010b), $(\lambda_{34}^{obs} - \lambda_{24}^{obs})$.

Posteriormente se pudo comparar parte de las nuevas posiciones calculadas con las posiciones observadas para $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ facilitadas por el Profesor R. Colin (2011, com. priv) y publicadas más tarde (Colin & Bernath 2012). La comparación mostraba un buen acuerdo con una diferencia máxima inferior a 0.1 Å, que consideramos suficiente para identificar sin ambigüedad las líneas de $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$.

3.1.3. El código de síntesis espectral Turbospectrum

El código de síntesis espectral Turbospectrum v10.1 (Alvarez & Plez 1998; Plez 2012), disponible en la web⁴, permite generar espectros sintéticos en 1D en LTE bajo las mismas hipótesis que en el cálculo de modelos de atmósfera MARCS. De hecho, fue originalmente desarrollado por el grupo de Uppsala y comparte gran parte de las rutinas con el código SOSMARCS (Plez et al. 1992) para generar modelos de atmósfera de tipo MARCS.

Turbospectrum hace uso de dos programas principales para generar espectros sintéticos: BABSMA y BSYN. Partiendo del modelo de atmósfera dado por los parámetros T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ y C/O , BABSMA calcula el coeficiente de absorción en el continuo. Estos coeficientes, junto con las abundancias químicas específicas, el valor de la velocidad de microturbulencia (ξ) y las listas de líneas, son usados por BSYN para generar el es-

⁴<http://www.pages-perso-bertrand-plez.univ-montp2.fr/>

pectro sintético. Además, Turbospectrum incluye un procedimiento para convolucionar el espectro obtenido con un perfil a elección del usuario que tiene en cuenta el perfil instrumental y la velocidad de macroturbulencia (Γ).

Turbospectrum permite introducir como parámetros de entrada las composiciones químicas individuales. De esta manera, utilizando distintos valores de las abundancias de carbono y oxígeno, se puede calcular un espectro con un valor de C/O distinto del valor utilizado para el cálculo del modelo de atmósfera.

Por último, cabe destacar la rapidez de computación de este código. Por ejemplo, para una estrella de carbono como las de la muestra se necesita menos de 1 minuto para calcular un espectro de ~ 200 Å con un paso de 0.03 Å incluyendo unas 500000 líneas espectrales atómicas y moleculares compilado con Intel *Fortran Composer XE for Linux* con un ordenador de procesador de dos núcleos de 2 GHz de velocidad y 4 Mb de memoria RAM.

3.2. Síntesis espectral

3.2.1. Algunos aspectos básicos

La atmósfera de las estrellas AGB de carbono está dominada por moléculas carbonadas y así se observa en el espectro. En particular, por CN en el óptico y por CO, y en menor medida, CN y C₂ en la región del NIR. Ésto se aprecia en las Figuras 3.1 y 3.2 donde se muestran espectros sintéticos para una atmósfera de parámetros $\{T_{eff}, \log g, [Fe/H], C/O\} = \{3000 \text{ K}, 0.0, -0.5, 1.02\}$ incluyendo estas moléculas por separado (3 paneles superiores), e incluyendo todas especies señaladas en el Apdo. 3.1.2 (panel inferior) para distintos valores de las abundancias CNO. Además, para cuantificar la diferencia que supone incluir o no ciertas especies químicas, se incluye en el pie de figura el valor de RMS , calculado como $RMS = \sqrt{\sum_i (S_i - S'_i)^2 / \sum_i P_i}$, siendo S_i y S'_i los valores de flujo relativo para ambos espectros calculados en $\sum_i P_i$ píxeles en el rango espectral considerado (7500 – 8500 Å en el óptico y 2.3 – 2.34 μm en el NIR).

La molécula de CO, tiene la mayor energía de disociación, es la más estable de todas las moléculas encontradas en atmósferas estelares. Así que los átomos de carbono y oxígeno disponibles forman primero CO. En las estrellas de carbono la abundancia de carbono es mayor que la de oxígeno ($C/O > 1$), así que el oxígeno disponible forma preferentemente CO y el carbono restante se invierte en formar CN y C₂ fundamentalmente. Trasladado al espectro observado, esto supone que las líneas de CO son muy sensibles a la abundancia de oxígeno y el resto de moléculas mayoritarias, son sensibles a la abundancia de carbono (C₂) y también de nitrógeno (CN). Por ejemplo, en el panel superior de la Figura 3.2, donde se considera solo la molécula de CO en el NIR, se observa que los espectros con $C/O = 1.012$ (azul) y 1.047 (rojo) son similares ($RMS = 5.4 \times 10^{-9}$), mientras que el espectro de C₂ calculado con los mismos parámetros (3^{er} panel) cambia considerablemente ($RMS = 4.5 \times 10^{-3}$). De esta manera, las líneas de CO en el NIR se utilizaron para medir la abundancia de O y las de C₂ para medir la de C. Así, quedan determinadas tanto la diferencia C – O como el cociente C/O (en las escalas definidas

en el Apéndice A). Por otro lado, las líneas de CN observadas son menos sensibles a la abundancia de carbono y poco sensibles a variaciones significativas de la abundancia de N.

En el rango óptico considerado, donde CN es la molécula mayoritaria (compárense los dos paneles inferiores de la Figura 3.1), se comprueba que, aunque no se puede estimar la abundancia absoluta de O, las líneas de CN son sensibles al cociente C/O. De este modo, distintas combinaciones de la diferencia C – O y el cociente C/O dan lugar a espectros sintéticos similares en este rango. En los paneles inferiores de las Figura 3.1 y 3.2 se representan en rojo el espectro con $\{C - O, C/O\} = \{3.6 \times 10^{-6}, 1.012\}$ y en azul con $\{C - O, C/O\} = \{3.4 \times 10^{-6}, 1.007\}$. En el óptico estos dos espectros prácticamente coinciden ($RMS = 2.0 \times 10^{-5}$), mientras que en el NIR se aprecian diferencias ($RMS = 3.4 \times 10^{-4}$). Por tanto, las abundancias absolutas de CNO derivadas del óptico son más inciertas que aquéllas derivadas del NIR.

Como se ha visto, la especie molecular mayoritaria es distinta según el rango considerado. Asimismo, las incertidumbres asociadas a la determinación de los parámetros espectroscópicos son distintas dependiendo de la molécula y banda molecular considerada. En general la intensidad de las líneas espectrales en cada región varía siendo más o menos sensible a parámetros como la gravedad o la T_{eff} . Para minimizar estas fuentes de incertidumbre, en aquéllas estrellas con observaciones en dos rangos espectrales, realizamos un análisis de síntesis espectral “coherente”. Es decir, se utilizó un conjunto común de parámetros estelares para describir ambos rangos.

La estimación de parámetros atmosféricos y abundancias químicas se realizó de modo iterativo en la mayoría de los casos. A continuación, se describe la elección de los parámetros de atmósfera de partida (Apdo. 3.2.2), la selección de líneas para el análisis espectral (Apdos. 3.2.3 y 3.2.4) y la correspondiente calibración de las mismas con estrellas de referencia (Apdo. 3.2.5). Al final de la Sección se resume el procedimiento iterativo de síntesis espectral (Apdos. 3.2.6 y 3.2.7).

3.2.2. Parámetros de atmósfera iniciales

La determinación de los parámetros de atmósfera (T_{eff} , $\log g$, $[Fe/H]$, C/O , ξ) partió de los valores dados en la literatura. En general, estos valores han sido confirmados por varios estudios. Sin embargo, algunos de los valores de T_{eff} , C/O y ξ , fueron reajustados en la síntesis espectral, mientras que los valores de $[Fe/H]$ y $\log g$ se asumieron fijos.

Uno de los trabajos de referencia más importantes es Lambert et al. (1986, L86). Estos autores utilizaron tres métodos para derivar la T_{eff} que resumimos a continuación. El primero se basa en la estimación del diámetro de la estrella por el método de la ocultación lunar que, en combinación con la magnitud bolométrica aparente, sirve para estimar la T_{eff} con un error de hasta ± 150 K (e.g. Ridgway et al. 1980). Por su parte, el método del flujo infrarrojo (IRFM) se basa en la hipótesis de que el cociente entre el flujo monocromático y el flujo bolométrico para una estrella es una función analítica de la T_{eff} (e.g. Ohnaka & Tsuji 1996). El error se estima en ± 150 K. Por último, también existen calibraciones de la T_{eff} con los colores infrarrojos que permiten obtener la T_{eff}

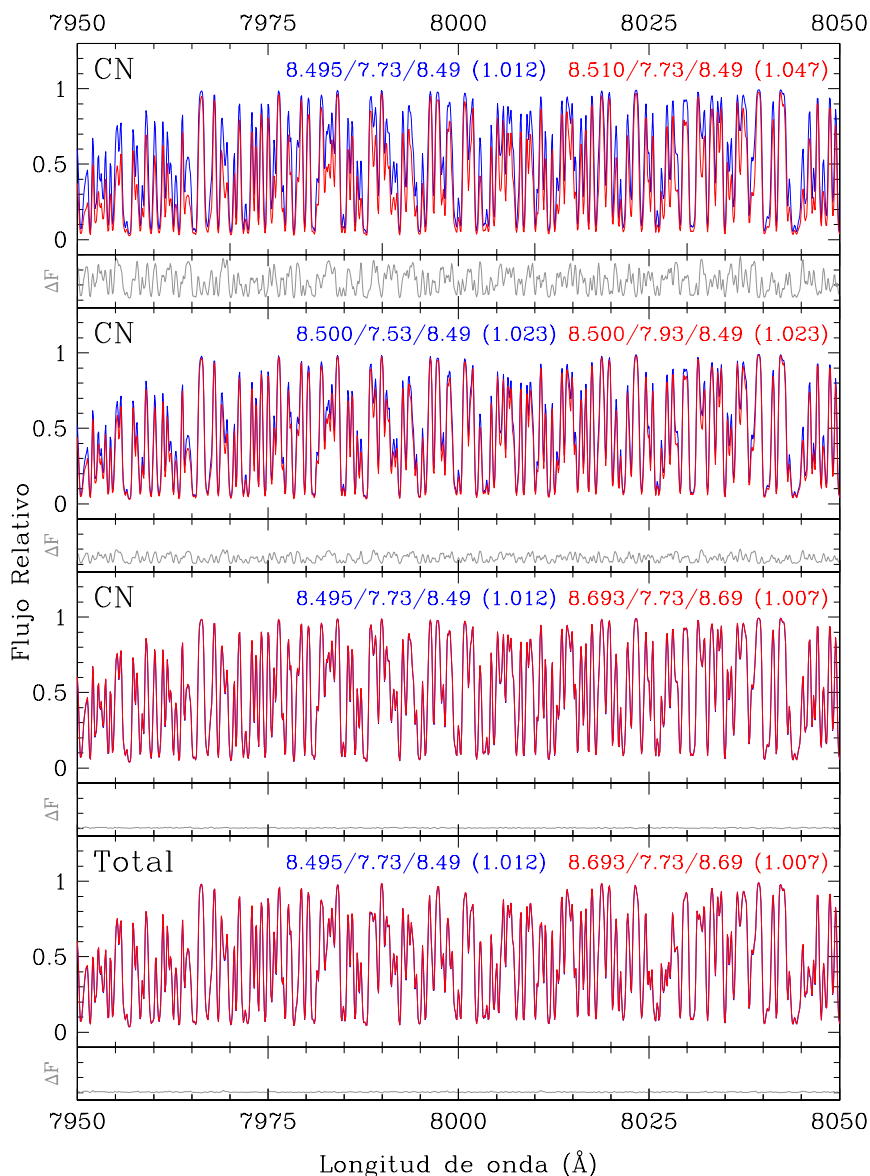


Figura 3.1: Espectros sintéticos de la región espectral del óptico calculados con distintas abundancias CNO. En cada panel se han calculado dos espectros con el modelo de atmósfera dado por la colección de parámetros $\{T_{eff}, \log g, [Fe/H]\} = \{3000 \text{ K}, 0.0, -0.5., 1.02\}$ y abundancias C/N/O (y razón C/O) señaladas en la parte superior derecha en azul y rojo. Con línea gris se incluye la diferencia (ΔF) entre ambos espectros en unidades arbitrarias. En los tres paneles superiores los espectros han sido calculados incluyendo solo la molécula de CN ($^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ e isotópologos) mientras que el espectro “Total” del panel inferior incluye todas las especies atómicas y moleculares consideradas en este rango. Los valores de RMS desde el panel superior al inferior son 2.0×10^{-2} , 2.2×10^{-3} , 1.7×10^{-5} y 1.9×10^{-5} .

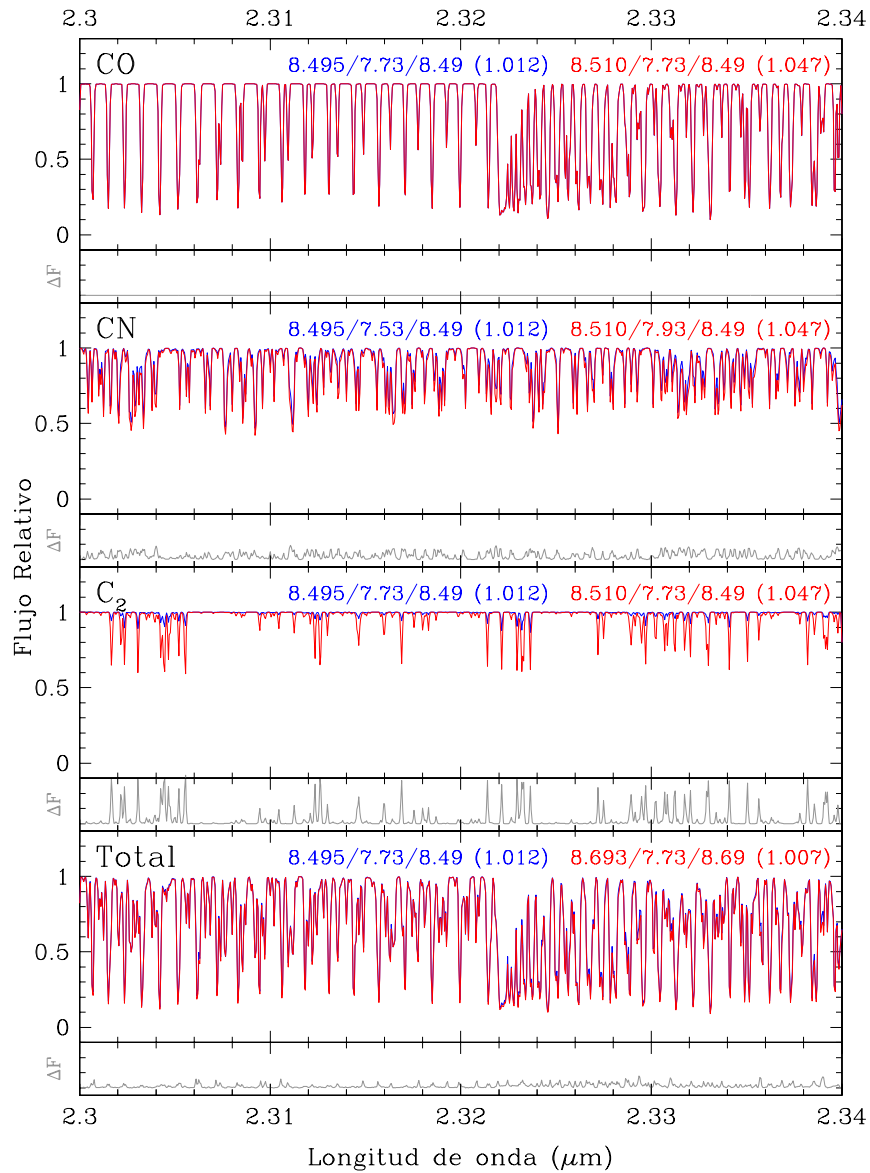


Figura 3.2: Como en la Figura 3.1 en el rango espectral NIR. Las moléculas incluídas en el cálculo de los espectros de cada panel se indican en la parte superior izquierda. Los valores de RMS desde el panel superior al inferior son 5.4×10^{-9} , 1.2×10^{-3} , 4.5×10^{-3} y 3.4×10^{-4} .

con un error estimado no mayor de ± 150 K. Estos dos últimos métodos fueron utilizados en [Abia & Isern \(2000, A00\)](#) y [Abia et al. \(2001, A01\)](#), trabajos que también hemos usado como referencia. Así que partiendo del error típico para la T_{eff} de ± 150 K y teniendo en cuenta el paso de 100 K de la red de modelos, hemos considerado una incertidumbre en la temperatura $\Delta T_{eff} = 200$ K. En este trabajo adoptamos las temperaturas dadas por dichas referencias y en caso de no contar con un valor inicial, se adoptó $T_{eff} = 2700$ K inicialmente.

La metalicidad $[Fe/H]$ de las estrellas se adoptó de aquellas estrellas en común con dichos estudios donde se analizan líneas metálicas. [L86](#) estimaron un rango de metalicidad típico $-0.3 < [Fe/H] < 0.0$ según las abundancias derivadas de líneas de Ca I, Na I y Fe I en el NIR ($2.1 - 2.3 \mu m$), con un error $\Delta[Fe/H] = \pm 0.3$ dex. [A00](#) y [A01](#) analizaron el óptico, consideraron líneas de Ca I, V I, Fe I y Ti I en el rango $4000 - 8000 \text{ \AA}$ y calcularon la metalicidad como el valor medio de las abundancias derivadas de dichas líneas en cada estrella. Las metalicidades estimadas están en el rango $-0.3 < [Fe/H] < +0.3$, con una incertidumbre típica de ± 0.3 dex. En este trabajo se tomó la metalicidad del estudio más reciente disponible para cada estrella con una incertidumbre igualmente de $\Delta[Fe/H] = \pm 0.3$ dex. En la práctica supuso utilizar modelos de metalicidad solar ($[Fe/H] = 0.0$) para la mayoría de estrellas. No obstante, también se utilizaron modelos con metalicidades menores, $[Fe/H] = -0.5$ y -1.0 , para algunas estrellas.

En cuanto a la gravedad superficial, consideramos la relación: $\log g = \log g_{\odot} + \log(M/M_{\odot}) + 4 \log(T_{eff}/T_{eff_{\odot}}) + 0.4 (M_{bol} - M_{bol_{\odot}})$, válida para una atmósfera estelar en equilibrio hidrostático. [L86](#) estimaron $\log g \sim -0.4$ como valor medio para las estrellas de su muestra, considerando $M \sim 2 M_{\odot}$, $T_{eff} \sim 2700$ K y $M_{bol} \sim -4.8$ como valores típicos para las estrellas de carbono galácticas. Teniendo en cuenta además el rango de valores encontrado en estas estrellas estimaron también un rango de valores para la gravedad, $-1.1 < \log g < 0.3$. [Abia et al. \(2001\)](#) con un razonamiento análogo, estimaron un valor promedio $\log g \sim 0.0$ (tomando $M_{bol} \sim -4.0$) con un error de ± 0.5 . En este trabajo, la red de modelos que utilizamos está calculada para $\log g \sim 0.0$. No obstante, en el Apdo. [3.3.1](#) se estudia la sensibilidad de los resultados a variaciones en la gravedad, considerando una incertidumbre $\Delta \log g = \pm 0.5$.

Respecto a la razón C/O, [L86](#) consideraron C/O = 1.023, 1.096, 1.35, 2.51 en su red de modelos de atmósfera y además C/O = 1.007 y 10 para algunas combinaciones de los parámetros T_{eff} y $\log g$. Las redes de [A00](#) y [A01](#) cubren el rango C/O = 1.00 - 1.35. Aquí los valores escogidos fueron: C/O = 1.02, 1.04, 1.09 y 2.40 para $[Fe/H] = 0.0$; C/O = 1.02, 1.04, 1.09 y 1.35 para $[Fe/H] = -0.5$; y C/O = 1.17, 1.35, 1.70 y 2.40 para $[Fe/H] = -1.0$. Nótese que teniendo en cuenta la metalicidad media de las estrellas de la muestra, mayoritariamente se han utilizado los modelos con $[Fe/H] = 0.0$. En la síntesis espectral de cada estrella se partió del valor más reciente derivado de dichos estudios utilizando el modelo con el valor de C/O más cercano. Los espectros teóricos resultan ser extremadamente sensibles a variaciones de la razón C/O. De hecho, variaciones de tan solo $\Delta(C/O) = \pm 0.01$ son claramente visibles (detectables) en el espectro teórico. Por ello asumimos que la incertidumbre en este parámetro es de este orden. No obstante, éste es un valor típico para la muestra de estrellas, ya que esta incertidumbre aumenta

con el valor de la razón C/O. Esta incertidumbre es menor que la estimada por L86 ($\Delta(\text{C/O})$ entre ± 0.01 y ± 0.04) y por A00 ($\Delta(\text{C/O}) = \pm 0.05$).

Los modelos de atmósfera utilizados están calculados con una velocidad de micro-turbulencia $\xi = 2$ km/s. L86 estimaron una precisión de ± 0.3 km/s utilizando líneas poco intensas de CN y CO en el NIR ($1.5 - 2.5 \mu\text{m}$) y obtuvieron un valor medio $\langle \xi \rangle = 2.2$ km/s. Por su parte, A01 adoptaron este valor medio en el análisis de su muestra de estrellas de tipo espectral N con un error de ± 0.5 km/s, mientras que para las estrellas de tipo J, A00 obtuvieron $\langle \xi \rangle = 3.0$ km/s, asumiendo una incertidumbre de ± 1 km/s. En este trabajo adoptamos un error típico $\Delta\xi = \pm 0.3$ km/s tanto para el NIR como para el óptico, aunque al igual que con la razón C/O, la incertidumbre varía con el valor específico de la microturbulencia.

Hay dos casos en los que se utilizaron modelos de atmósfera distintos de la red presentada aquí. Para las estrellas extra-galácticas Carina 6 y Carina 7 se han utilizado los modelos descritos en Abia et al. (2008) especialmente calculados para estas estrellas pobres en metales.

3.2.3. Selección de líneas espectrales para la estimación de parámetros y abundancias de CNO

El espectro típico de una estrella AGB de carbono es una selva de líneas espectrales completamente solapadas (*blending*; ver p.e. las Figuras 3.4, 3.5 y 3.6). Este hecho, unido a la incertidumbre asociada a los parámetros espectroscópicos de las líneas moleculares, impide utilizar cualquiera de los métodos clásicos para la determinación espectral de los parámetros atmosféricos.

El método de selección de líneas espectrales se basó en el análisis simultáneo de tres estrellas de referencia. Una de ellas fue una de la muestra de estrellas utilizada para buscar las líneas más idóneas en el análisis y, otras dos, para calibrar en la medida de lo posible, el efecto de los *blends*. La estrella tipo elegida fue TX Psc, pues es una estrella de carbono del tipo espectral mayoritario (N), ha sido ampliamente estudiada (con parámetros estelares relativamente bien determinados) y contaba con espectros de alta calidad tanto en el óptico como en el NIR. Las otras dos estrellas son el Sol y Arcturus. Por un lado, al ser ricas en oxígeno ($\text{C/O} < 1$) y de mayor temperatura que las estrellas de carbono, presentan espectros con menor grado de solapamiento. Por otro lado, suponemos que los parámetros estelares están perfectamente determinados y cualquier desviación del espectro teórico correspondiente sobre el observado es debida a errores en los parámetros espectroscópicos de las líneas. Por tanto, estas estrellas se usaron para calibrar las listas de líneas espectrales. Este método se conoce como calibración “astrofísica” de líneas espectrales.

En las Tablas 3.1 y 3.2 se muestran algunas de las líneas usadas para el análisis del óptico e infrarojo. De modo general, en el NIR se encuentran más líneas espectrales no saturadas y no contaminadas que en el óptico.

Las líneas metálicas en estas regiones son prácticamente insensibles al valor de la metalicidad, $[\text{Fe}/\text{H}]$, y están muy contaminadas por absorciones moleculares, sobretodo en el óptico. Teniendo en cuenta que en este trabajo $[\text{Fe}/\text{H}]$ no es un parámetro libre

(Apdo. 3.2.2), las líneas metálicas solo se usaron para comprobar que la abundancia media derivada de ellas no se diferenciaban significativamente del valor de $[\text{Fe}/\text{H}]$ obtenido de la literatura dentro de los márgenes de error ($\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = \pm 0.3$).

Mientras que la velocidad de microturbulencia ξ afecta a las líneas menos intensas, la velocidad de macroturbulencia Γ afecta al perfil de todas las líneas y su aumento tiene un efecto equivalente a disminuir la resolución espectral del espectro observado. Así pues, para fijar ξ buscamos líneas poco intensas y aisladas, en la medida de lo posible. En el óptico se usaron las líneas de Ti I $\lambda\lambda 7993.600, 8024.842 \text{ \AA}$ y $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ $\lambda\lambda 8006.143, 8013.924, 8033.630 \text{ \AA}$, mientras que en el NIR se utilizaron principalmente las líneas de Fe I $\lambda\lambda 21573.950, 22257.097, 22260.185 \text{ \AA}$, Ti I $\lambda 22211.228 \text{ \AA}$ y $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ $\lambda\lambda 21480.158, 21569.356, 22186.852 \text{ \AA}$.

La T_{eff} y la gravedad por su parte afectan tanto al continuo, como al perfil global de todas las líneas en ambos rangos.

En la búsqueda de líneas espectrales sensibles a las abundancias químicas, se puede hacer una distinción entre los rangos espectrales estudiados, como se señaló en el Apdo. 3.2.1. En el rango 7900 – 8100 \AA hay mayoritariamente líneas de $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ saturadas que solapan total o parcialmente con líneas de otras especies químicas. La razón C/O se estimó a partir del ajuste global al espectro observado en esta región. En este ajuste, variar el valor de ξ o de C/O puede parecer equivalente, pero el primero afecta a todas las líneas no saturadas, mientras que el segundo solo a las líneas de moléculas que contienen carbono. Por último, aunque en este rango se puede estimar la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ en estrellas de carbono (e.g. ver Tablas 1 y 8 en Johnson et al. 1982; Ohnaka & Tsuji 1996, respectivamente), en este trabajo nos limitamos a comprobar que el valor ajustado es compatible con el valor dado en la literatura dentro de la incertidumbre dada por los autores correspondientes (Lambert et al. 1986; Abia & Isern 1996). Cuando fue necesario, lo derivamos utilizando las líneas de $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ señaladas en la tabla 3.1.

Para determinar las abundancias absolutas de CNO en el NIR se buscaron líneas en las regiones espectrales señaladas por Lambert et al. (1986). En general, las líneas de CN están presentes en todo el rango espectral $\lambda\lambda \sim 2.1 - 2.4 \text{ \AA}$ y es la especie química que domina el espectro del NIR hasta $\lambda \sim 2.3 \text{ \AA}$ donde comienzan a dominar las bandas de CO. Mientras que es relativamente fácil encontrar líneas de CN limpias, la mayoría de las líneas de CO están saturadas y, las menos intensas, están contaminadas por líneas de CN. La abundancia de oxígeno se derivó del valor medio de las abundancias estimadas con las líneas de $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ $\lambda\lambda 23192.581, 23208.066, 23292.572 \text{ \AA}$. La abundancia de carbono se derivó del valor medio de las abundancias determinadas a partir de las líneas de $^{12}\text{C}^{12}\text{C}$ $\lambda\lambda 22491.600, 22527.805 \text{ \AA}$. La primera se encontraba poco contaminada en la mayoría de los espectros, pero la segunda fue descartada en las estrellas ricas en ^{13}C ($^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \lesssim 12$) puesto que está solapada con la línea de $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ $\lambda 22527.571 \text{ \AA}$. Los valores de $\log gf$ y posición de la línea de $^{12}\text{C}^{12}\text{C}$ $\lambda 22491.600 \text{ \AA}$ fueron calibrados usando TX Psc como referencia pues esta línea no aparece en el espectro del Sol ni Arcturus. Finalmente, la abundancia media de nitrógeno se derivó de las líneas de $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ señaladas más arriba para la estimación de ξ además de las líneas $\lambda\lambda 21734.531, 22828.760 \text{ \AA}$ de $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ (ver Tabla 3.2).

Tabla 3.1: Líneas utilizadas en $\sim 0.8\mu\text{m}$

Especie Química	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$
Ti I	7993.600	1.873	-2.347
Ti I	8024.842	1.879	-1.140
$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	7998.208	0.114	-1.743
$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	8006.143	0.237	-1.844
$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	8013.924	0.061	-2.234
$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	8022.672	0.135	-1.680
$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	8033.630	0.085	-2.641
$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	8033.717	0.085	-2.139
$^{12}\text{C}^{14}\text{N}$	8036.851 ^s	1.834	-1.229
$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	8037.055	0.054	-3.001
$^{12}\text{C}^{14}\text{N}$	8063.322 ^s	1.475	-3.421
$^{12}\text{C}^{14}\text{N}$	8063.341 ^s	1.475	-3.044
$^{12}\text{C}^{14}\text{N}$	8063.472 ^s	1.713	-1.199
$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	7980.300	0.035	-2.629
$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	7980.357	0.035	-2.400
$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	7985.440	0.041	-2.627
$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	7985.501	0.041	-2.353
$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	7985.536	0.197	-1.867
$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	8029.694	0.184	-1.626
$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	8029.921	0.095	-2.655
$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	8030.014	0.095	-2.113
$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	8037.581	0.105	-2.087
$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	8037.733	0.197	-1.609
$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	8063.541	0.239	-1.562

Tabla 3.2: Líneas utilizadas en $\sim 2.2\mu\text{m}$

Especie Química	λ (Å)	χ (eV)	$\log gf$
Fe I	21573.950	6.092	-2.654
Ti I	21897.397 [⊙]	1.739	-1.449
Na I	22083.712 [⊙]	3.191	0.180 [⊙]
Ti I	22211.228	1.734	-1.870 [⊙]
Ti I	22232.838	1.739	-1.658
Fe I	22257.097	5.064	-0.723
Fe I	22260.185	5.086	-0.952
Fe I	22385.102 [⊙]	5.320	-1.435 [⊙]
Sc I	22394.669	1.433	-1.117
Mg I	22808.194	6.719	-0.310
Mg I	22808.246	6.719	-0.320
$^{12}\text{C}^{14}\text{N}$	21480.158	1.079	-1.940 ^α
$^{12}\text{C}^{14}\text{N}$	21569.356	1.010	-2.830
$^{12}\text{C}^{14}\text{N}$	21734.531	2.850	-2.719
$^{12}\text{C}^{14}\text{N}$	22186.852 ^α	1.085	-2.231
$^{12}\text{C}^{12}\text{C}$	22491.600 ^s	0.713	-1.502 ^s
$^{12}\text{C}^{12}\text{C}$	22527.805	0.696	-1.788 ^s
$^{12}\text{C}^{14}\text{N}$	22828.760 ^α	1.469	-1.605
$^{12}\text{C}^{16}\text{O}$	23192.581	1.741	-4.915 ^α
$^{12}\text{C}^{16}\text{O}$	23208.066	1.781	-4.917 ^α
$^{12}\text{C}^{16}\text{O}$	23292.572	1.984	-4.817
$^{12}\text{C}^{17}\text{O}$	23293.708	0.245	-5.459
$^{12}\text{C}^{17}\text{O}$	23309.863	0.215	-5.492
$^{12}\text{C}^{17}\text{O}$	23327.600	0.188	-5.526
$^{12}\text{C}^{17}\text{O}$	23337.063	0.175	-5.545
$^{12}\text{C}^{17}\text{O}$	23357.178	0.151	-5.582
$^{12}\text{C}^{17}\text{O}$	23390.326	0.117	-5.644
$^{12}\text{C}^{17}\text{O}$	23402.170	0.107	-5.666
$^{12}\text{C}^{18}\text{O}$	23639.334	0.136	-5.618
$^{12}\text{C}^{18}\text{O}$	23650.494	0.125	-5.639
$^{12}\text{C}^{18}\text{O}$	23785.335	0.722	-4.814
$^{12}\text{C}^{18}\text{O}$	23795.024	0.663	-4.852
$^{12}\text{C}^{18}\text{O}$	23799.058	0.645	-4.865
$^{12}\text{C}^{18}\text{O}$	23799.281	0.035	-5.935
$^{12}\text{C}^{18}\text{O}$	23976.376	0.354	-5.224
$^{12}\text{C}^{18}\text{O}$	23976.460	0.001	-6.598
$^{12}\text{C}^{18}\text{O}$	23989.236	0.345	-5.248

Parámetros calibrados usando como referencia el Sol ([⊙]), Arcturus (^α) y TX Psc (^s). Ver texto.

3.2.4. Selección de líneas espectrales para la estimación de las razones isotópicas de N y O

Olson & Richter (1979) señalaron por primera vez la región espectral de 7900 – 8040 Å para la estimación de la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ en estrellas AGB de carbono. En esta región se encuentran mayoritariamente las bandas (2,0) y (3,1) del sistema rojo de CN y sus isotopólogos (e.g. Wyller 1966). Ésta es una región donde es más probable encontrar líneas de CN no solapadas. De hecho, es una región ampliamente estudiada para la estimación del cociente $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ en este tipo de estrellas como se ha comentado más arriba.

En la Tabla 3.1 se indican las líneas usadas para la estimación del cociente $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$. Cuando hablemos de una línea, nos referiremos al conjunto de líneas de longitud de onda cercana. Por ejemplo, la línea de $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ $\lambda 7980$ Å la conforman en realidad las líneas $\lambda\lambda 7980.300, 7980.357$ Å.

En la Figura 3.3 se muestra la anchura equivalente reducida de dichas líneas medida⁵ en espectros sintéticos calculados solo con líneas de $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ para distintos valores de la razón isotópica de nitrógeno $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$. La región sombreada indica el rango de valores típico $1000 < ^{14}\text{N}/^{15}\text{N} < 5000$ derivado con estas líneas en las estrellas de la muestra.

Aunque se han buscado las líneas más sensibles a la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$, las líneas de $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ son muy poco intensas. Si comparamos por ejemplo, con las anchuras equivalentes de las líneas de $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ para valores típicos de la razón isotópica de carbono, las anchuras equivalentes de las líneas de $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ son dos órdenes de magnitud menos intensas. Teniendo en cuenta además el alto grado de solapamiento con otras líneas, se podría hablar de “características” espectrales en vez de “líneas”. Ésto se puede ver en la Figura 3.4 donde se muestra el espectro teórico ajustado (línea negra continua) y observado (puntos rojos) de TX Psc en una región espectral que incluye las líneas de $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ $\lambda\lambda 7980, 7985$ Å. Éstas aparecen en realidad como “zonas” entre perfiles de líneas más intensas.

Por otro lado, y a la vista de la Figura 3.3, se observa que las líneas seleccionadas comienzan a estar saturadas a partir de cocientes $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \gtrsim 2000$ y hasta $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \lesssim 5000$ están parcialmente saturadas. Para disminuir errores debidos a líneas parcialmente saturadas y por tanto más sensibles al error en el valor de la microturbulencia, se asumió un límite de detección $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} = 5000$, a partir del cual se consideró que la abundancia isotópica de nitrógeno era “indetectable”.

Una vez preseleccionadas un conjunto de líneas utilizando la estrella de referencia se analizó el comportamiento de estas líneas estrella por estrella para descartar aquellas que no cumpliesen los requisitos antes comentados. Tras este análisis, se observó que las líneas más afectadas por solapamiento con líneas de $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ y $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ son $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ $\lambda\lambda 8037, 7985$ Å y en menor medida $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ $\lambda\lambda 7980, 8063$ Å. En cambio, la línea más limpia es $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ $\lambda 8030$ Å, aunque en muchas estrellas el espectro sintético no reproduce correctamente esta característica espectral. Por todo ello, se decidió calcular el valor

⁵Tras calcular los coeficientes de absorción del continuo con el programa BABSMA de Turbospectrum (ver apartado 3.1.3), se puede utilizar el programa EQWIDT que calcula la anchura equivalente de las líneas espectrales en una región del espectro.

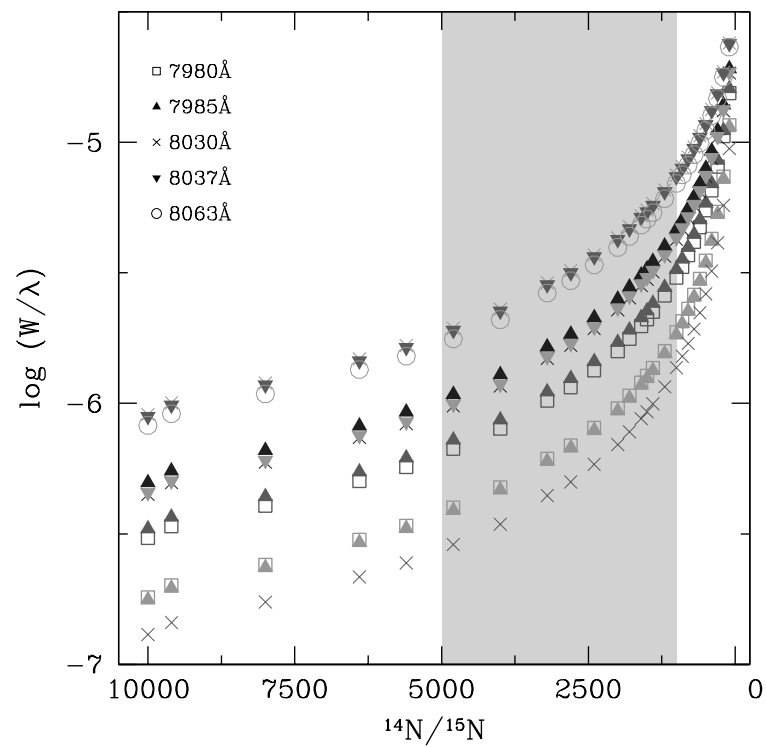


Figura 3.3: Anchura equivalente reducida de las líneas seleccionadas para el cálculo de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$. La región sombreada indica el rango de valores típico derivado de la razón isotópica en este trabajo.

de la razón isotópica $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ como un promedio ponderado. A los valores de la razón estimados con las líneas $\lambda\lambda 7980, 8063 \text{ \AA}$ se asignó el doble de peso que al resto para el cálculo del valor medio (ver apartado 3.2.6).

En el caso de las razones isotópicas $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$, la selección de líneas fue más sencilla, pues utilizamos las identificaciones de Harris et al. (1985, 1987) donde se analizan las líneas de los isotopólogos de CO en el NIR. Las líneas seleccionadas para la estimación de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ se tomaron directamente de estos trabajos o a partir de las regiones señaladas en ellos. La lista final de líneas seleccionadas se muestra en la Tabla 3.2. Al igual que antes, se comprobó estrella por estrella la preselección de líneas. Para varias estrellas, algunas de estas líneas se descartaron por solapamiento con líneas telúricas hacia $\sim 2.4 \mu\text{m}$ o por solapamientos con otras líneas que no fueron reproducidas correctamente en la síntesis espectral.

3.2.5. Calibración de líneas espectrales

La calibración de líneas de interés se centró en la corrección de la intensidad del oscilador ($\log gf$) y la longitud de onda (λ) utilizando principalmente dos estrellas de parámetros atmosféricos y abundancias bien conocidos: El Sol ($T_{eff} = 5770 \text{ K}$, $\log g = 4.44$, $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$, $\xi = 1.0 \text{ km/s}$, $\text{C}/\text{N}/\text{O} = 8.43/7.83/8.69$ y abundancias químicas del resto de elementos de Asplund et al. 2005) y Arcturus ($T_{eff} = 4300 \text{ K}$, $\log g = 1.66$, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.52$, $\xi = 1.7 \text{ km/s}$, $\text{C}/\text{N}/\text{O} = 8.06/7.67/8.76$ y abundancias químicas de Na, Mg, Al, Si, Ti y Fe de Ramírez & Allende Prieto 2011).

El espectro observado del Sol en el óptico se obtuvo de la base de datos BASS2000⁶. Para Arcturus, se obtuvo del atlas espectral obtenido por Hinkle et al. (1996) también disponible en la web⁷. El espectro del Sol se usó principalmente para calibrar las líneas metálicas y el de Arcturus, con una T_{eff} menor, para las moleculares. No obstante, la T_{eff} de Arcturus no es tan baja como la de las estrellas de la muestra y son muy pocas las líneas moleculares de interés para este estudio accesibles en su espectro. De hecho, como ya se ha comentado, durante la búsqueda de líneas sensibles a la razón C/O se encontraron dos líneas limpias de C_2 en la región espectral del NIR y se calibraron con el espectro observado de TX Psc ($T_{eff} = 3000 \text{ K}$, $\log g = 0.0$, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$, $\xi = 2.4 \text{ km/s}$, $\text{C}/\text{N}/\text{O} = 8.496/7.73/8.49$).

En las Figuras 3.4, 3.5 y 3.6 se representan algunos ejemplos de ajustes de las estrellas de referencia. Nótese que el ajuste no es perfecto. Esto es debido a tres motivos principalmente. Por un lado, la lista de líneas teóricas no es completa y por tanto quedan líneas observadas sin identificar. Ejemplo de ello son las líneas sin identificar en el espectro óptico del Sol (Figura 3.4). Por otro lado se observa en el NIR como las líneas más intensas de CO, visibles también en los espectros de Arcturus y TX Psc, no están bien ajustadas (Figura 3.5). Éste es un problema conocido en Arcturus y en estrellas gigantes de tipo M (Tsuji 2009, y referencias allí citadas), observado también en las estrellas de la muestra. Se cree que este exceso de absorción no tiene origen en la atmósfera estelar

⁶<http://bass2000.obspm.fr/home.php>

⁷<http://staff.gemini.edu/~kvolk/arcturus.html>

o fotosfera sino que procedería de una región de gas molecular más externa. Por tanto no se pueden derivar abundancias químicas a partir de estas líneas. A este problema se añaden las líneas telúricas que no se pueden eliminar totalmente del espectro observado, sobre todo hacia $2.4 \mu\text{m}$, como se ve en los espectro de Arcturus y TX Psc (Figura 3.6).

3.2.6. Ajuste de los parámetros de atmósfera y abundancias químicas

La determinación de las razones $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ y $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ se realizó en dos fases. La primera consistió en un ajuste *global* del espectro observado para fijar los parámetros de atmósfera (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, ξ) y las abundancias absolutas de CNO (Apartado 3.2.3 y Tabla 3.3). En la segunda se ajustaron las líneas sensibles a las razones isotópicas (Apartado 3.2.4 y Tabla 3.4). El primer ajuste se realizó por inspección visual en un proceso iterativo. El segundo ajuste se realizó automáticamente buscando la razón isotópica que mejor ajustaba una ventana espectral dada.

Para aquellas estrellas con espectros en los rangos óptico y NIR, y a fin de obtener el mejor ajuste en ambos rangos con un solo conjunto de parámetros estelares, se procedió del siguiente modo:

1. Se partió de los parámetros atmosféricos y abundancias encontradas en la literatura. Se comparó el espectro sintético con el observado en el NIR y, en caso necesario, se determinaron las abundancias de O, C y N, según líneas de CO, C₂ y CN respectivamente y en este orden (Apartado 3.2.1). Se iteró en este proceso hasta encontrar el mejor ajuste. En particular, se obtuvo un valor de la razón C/O, junto con el resto de parámetros, que ajusta esta región. A este valor lo denominamos (C/O)_{2.2}.
2. Con los parámetros atmosféricos adoptados, en la región de 8000 \AA se buscó la razón C/O que mejor ajustaba el espectro observado, que denominamos (C/O)_{0.8}, manteniendo fija la abundancia de oxígeno, es decir, modificando solo la abundancia de carbono. Si la diferencia entre los cocientes ajustados $\Delta(\text{C/O})_{2.2-0.8} = (\text{C/O})_{2.2} - (\text{C/O})_{0.8}$ fuese menor de 0.01, obtenemos un primer valor de la razón C/O, “A”.
3. Para comprobar la validez de otros ajustes, se variaron también los valores de ξ y T_{eff} en intervalos de 0.1 km/s y 100 K. Primero por separado y, después, los dos simultáneamente de tal modo que se favoreciese la convergencia del cociente de C/O en ambos rangos, es decir, que disminuyese $\Delta(\text{C/O})_{2.2-0.8}$. En general, estas variaciones no superaron las incertidumbres típicas encontradas para estos parámetros ($\Delta\xi \sim \pm 0.3 \text{ km/s}$ y $\Delta T_{eff} \sim \pm 200 \text{ K}$). Se obtiene así, el segundo ajuste “B”. Nótese que con estos cambios pudo ser necesario variar también la abundancia de nitrógeno para seguir obteniendo el mejor ajuste global.
4. Una vez realizados los pasos anteriores, se considera como ajuste final aquel, A o B, con menor $\Delta(\text{C/O})_{2.2-0.8}$ y menor diferencia entre los espectros observado y calculado.

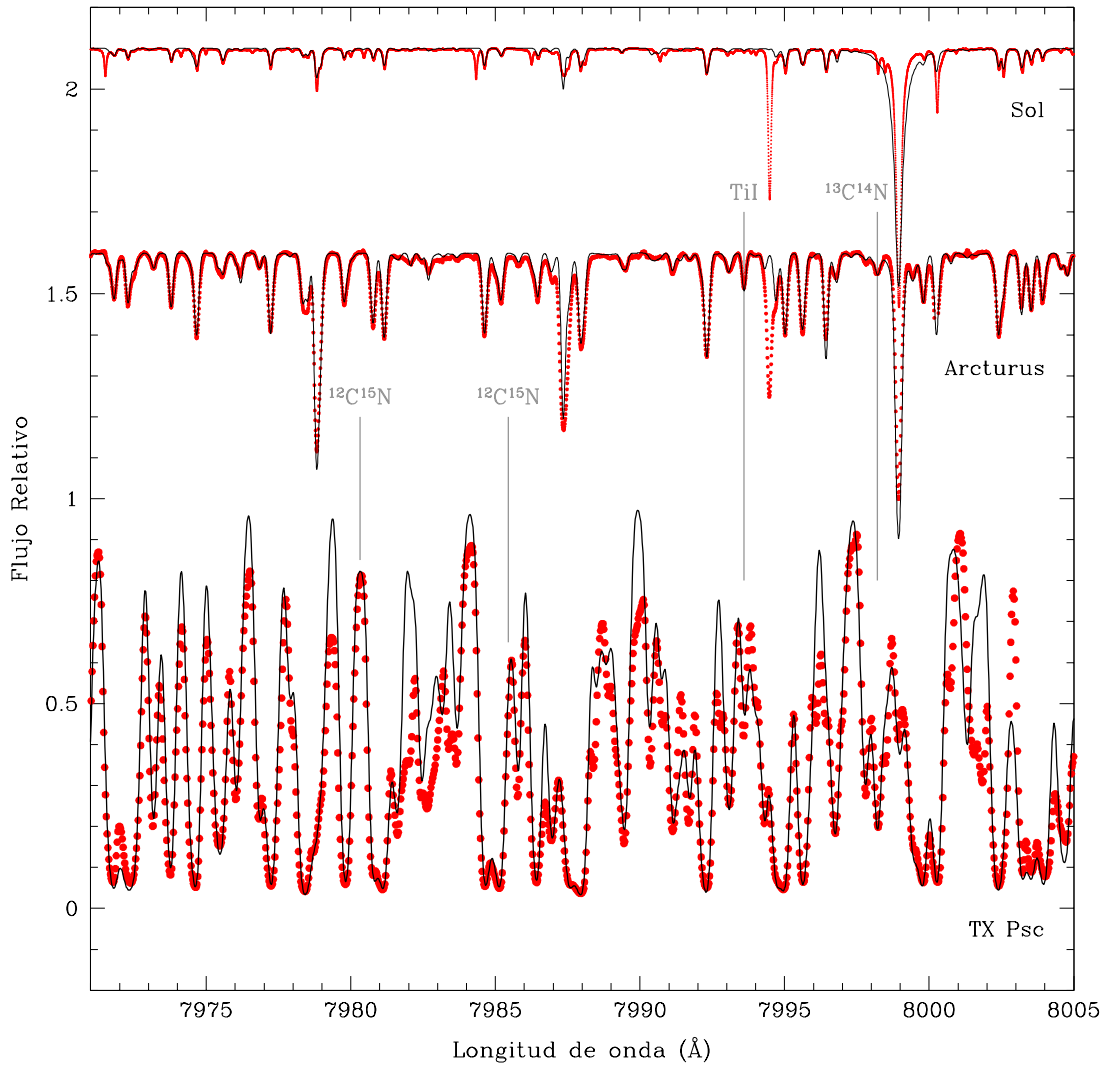


Figura 3.4: Espectros observados (puntos rojos) y sintéticos (línea continua negra) ajustados al Sol, Arcturus y TX Psc en $\sim 0.8 \mu\text{m}$. Con líneas verticales se señala la posición de algunas de las líneas atómicas y moleculares de la tabla 3.1. Noté que las líneas observadas en el Sol no ajustadas no afectan la derivación de la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$. La mayoría de estas líneas no han sido identificadas todavía.

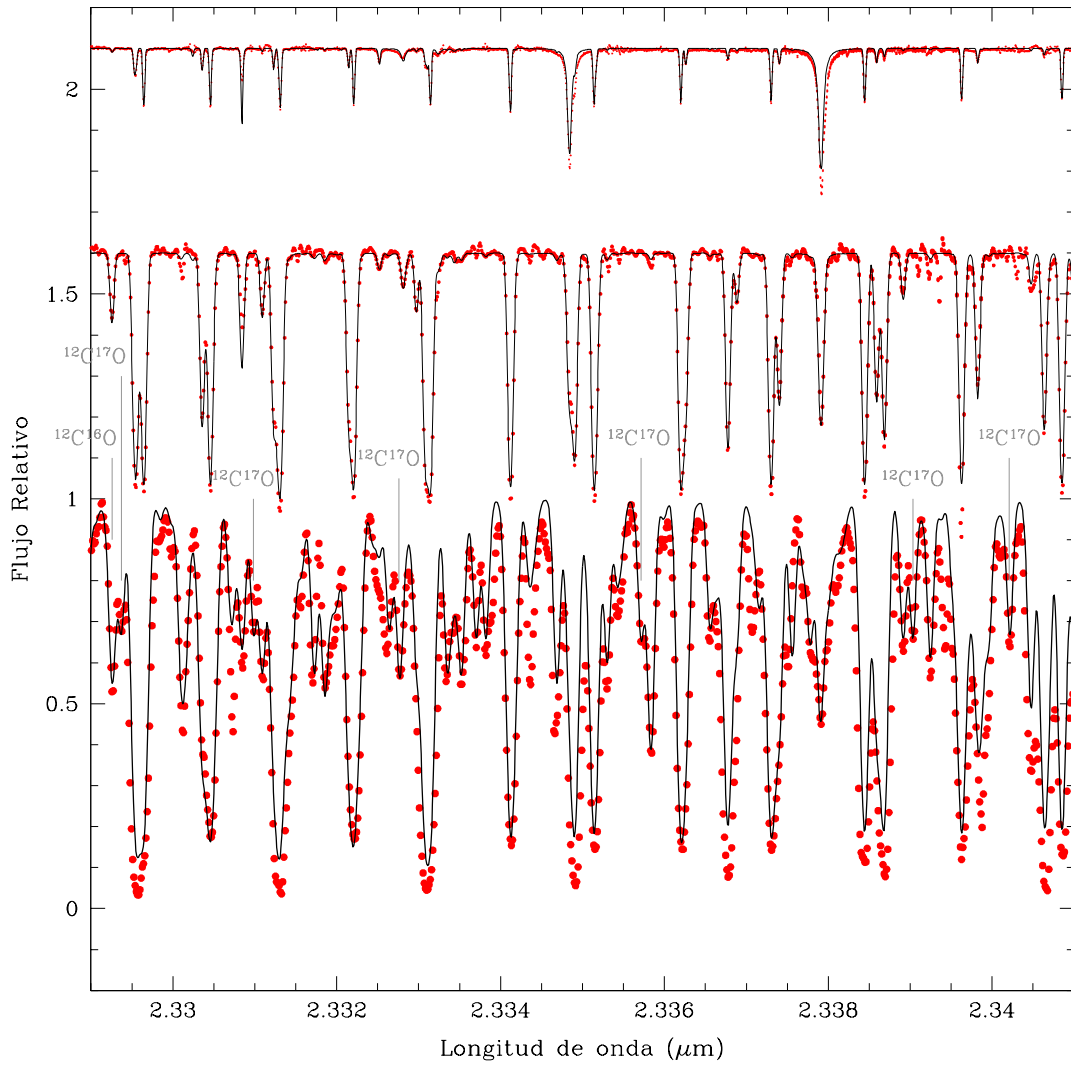


Figura 3.5: Espectros observados y sintéticos como en la Figura 3.4 para la región de $\sim 2.2 \mu\text{m}$. Se aprecian las líneas intensas de $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ que no pueden ser reproducidas por el espectro teórico (ver texto).

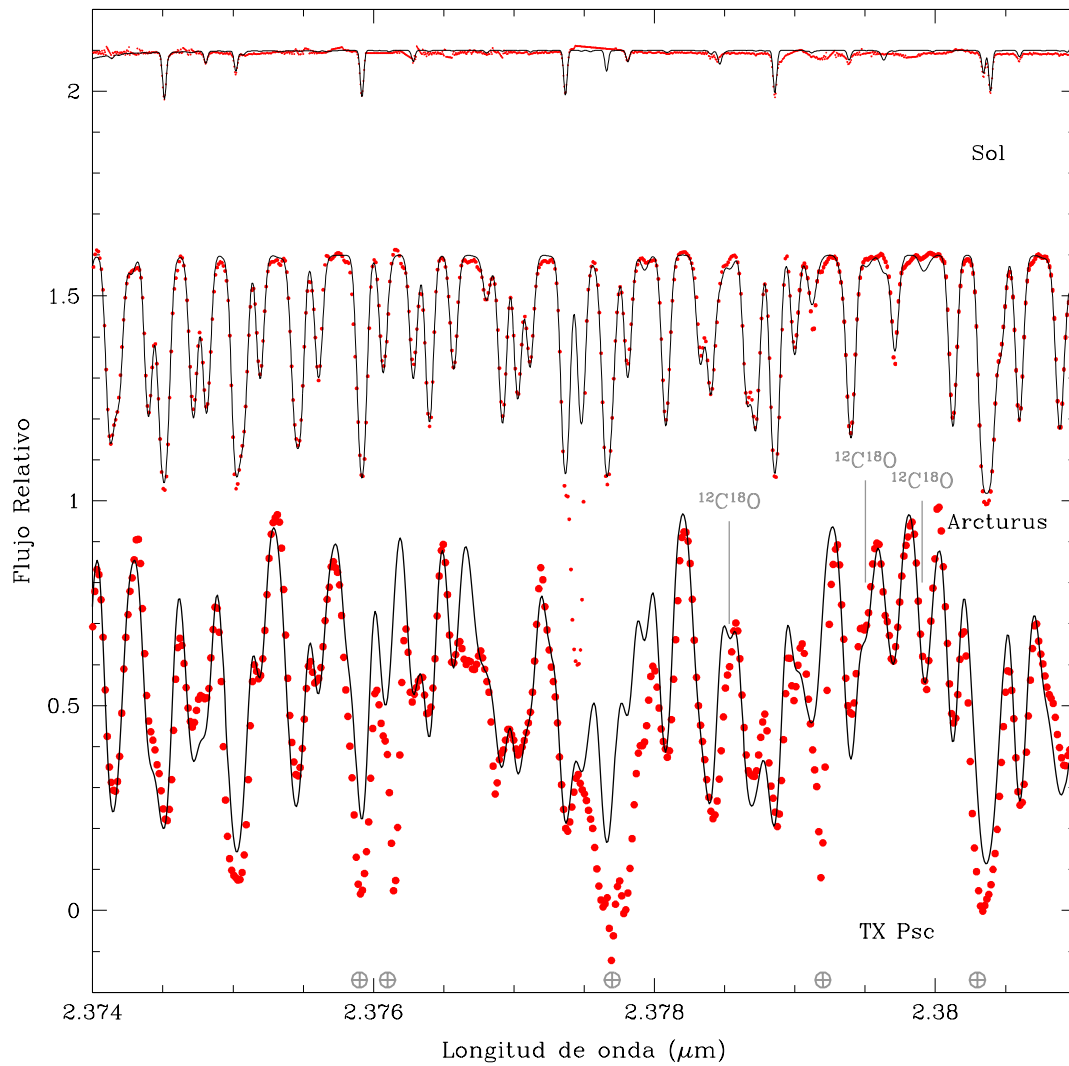


Figura 3.6: Espectros observados y sintéticos como en la Figura 3.5. En la parte inferior de la figura se señalan la posición de algunas líneas telúricas que no han podido ser sustraídas satisfactoriamente. En Arcturus también se aprecia algunas de estas líneas (e.g. cerca de $2.378 \mu\text{m}$).

De esta manera, obtenemos para cada estrella un “ajuste coherente” utilizando un modelo de atmósfera común para el ajuste de ambos rangos espectrales y una diferencia mínima en la razón C/O.

Para aquellas estrellas con un solo rango observado se partió, como antes, de los parámetros de la literatura y se trató de determinar, en caso necesario, solamente las abundancias de carbono y oxígeno. En caso de contar solo con espectros en el NIR, se estimaron las abundancias de carbono y oxígeno absolutas (ver apartado 3.2.1). Mientras que analizando únicamente el rango óptico, se estimó la razón C/O partiendo de abundancias solares escaladas según la metalicidad dada en la literatura. Como antes, se probó con distintos valores de ξ y T_{eff} para obtener un mejor ajuste global.

En la tabla 3.3 se muestran los valores finales de los parámetros de atmósfera adoptados y abundancias estelares derivadas y en las Figuras 3.7 y 3.8 se dibujan estos valores con círculos abiertos. A la vista de estas figuras no se aprecia ninguna correlación entre ξ y C/O.

Tabla 3.3: Parámetros estelares y abundancias de CNO.

Estrella	T_{eff} (K)	[Fe/H]	Región	ξ (km/s)	Γ (km/s)	C/O	[C/H]	[N/H]	[O/H]
<i>Tipo N</i>									
AQ And	3000	0.02	óptico	3.0	9	1.021	0.31	0.05	0.03
AQ Sgr	2700	0.00	NIR	2.4	10	1.021	0.27	0.05	-0.01
AW Cyg	2800	0.00	óptico	3.0	10	1.012	0.30	0.05	0.03
BL Ori	2900	0.00	óptico	2.5	9	1.019	0.41	0.15	0.13
			NIR	2.5	9	1.012	0.40	0.15	0.13
EL Aur	2800	-0.06	óptico	3.0	10	1.069	0.33	0.05	0.03
NQ Gem	3300	-0.27	óptico	2.2	9	1.096	-0.04	-0.08*	-0.35
LQ Cyg	2600	0.25	óptico	3.0	10	1.035	0.31	0.05	0.03
R Lep	2500	-0.50	NIR	1.5	10	1.028	0.11	0.05	-0.17
RT Cap	2600	0.00	NIR	2.4	10	1.040	0.32	0.05	0.03
RV Cyg	2600	0.00	NIR	2.4	10	1.202	0.18	-0.25	-0.17
S Sct	2900	0.00	NIR	2.4	11	1.069	0.33	0.05	0.03
SS Vir	2100	0.00	NIR	2.4	12	1.047	-0.28	-0.35	-0.57
ST Cam	2600	0.00	óptico	3.0	9	1.079	0.33	0.05	0.03
			NIR	2.4	12	1.079	0.33	0.05	0.03
SY Per	2800	-0.30	óptico	3.0	9	1.021	0.01	-0.25	-0.27
TU Gem	2800	0.00	NIR	2.4	11	1.119	0.35	0.05*	0.03
TW Oph	2500	-0.30	NIR	2.0	10	1.202	-0.02	-0.45*	-0.37
TX Psc	3000	-0.40	óptico	2.5	9	1.023	0.11	-0.05	-0.17
			NIR	2.4	10	1.014	0.11	-0.05	-0.17
U Cam	2600	0.00	óptico	2.5	14	1.081	0.03	-0.15	-0.27
			NIR	3.5	12	1.096	0.04	-0.15	-0.27
U Hya	2800	0.00	NIR	1.8	9	1.030	0.31	0.05	0.03
UU Aur	2800	0.00	óptico	3.0	12	1.026	0.41	0.56	0.13
			NIR	2.6	10	1.026	0.41	0.56	0.13
UX Dra	2900	0.00	NIR	2.4	10	1.035	0.31	0.05	0.03
V460 Cyg	2800	0.00	óptico	2.8	13	1.021	0.31	0.25	0.03
			NIR	2.2	9	1.021	0.31	0.25	0.03
V758 Mon	3300	-0.30	óptico	2.8	10	1.122	0.01	-0.48*	-0.31
V Aql	2500	0.00	óptico	2.5	13	1.084	0.13	-0.45	-0.17
			NIR	3.0	11	1.084	0.13	-0.45	-0.17
VY UMa	2900	-0.10	NIR	2.4	10	1.021	0.31	0.05	0.03
W Cam	2900	0.00	óptico	3.0	9	1.026	0.31	0.05	0.03
W CMa	2900	0.00	NIR	2.4	9	1.019	0.41	0.15	0.13
W Ori	2600	0.00	óptico	3.5	11	1.059	0.17	-0.20	-0.12
			NIR	2.5	12	1.059	0.17	-0.20	-0.12
X Cnc	2500	0.00	óptico	3.0	11	1.047	0.22	-0.05	-0.07

3.2. Síntesis espectral

Estrella	T_{eff} (K)	[Fe/H]	Región	ξ (km/s)	Γ (km/s)	C/O	[C/H]	[N/H]	[O/H]
			NIR	2.5	10	1.064	0.23	-0.05	-0.07
Y Hya	2800	0.00	NIR	2.4	10	1.122	0.35	0.05	0.03
Y Tau	2600	0.00	óptico	2.7	10	1.047	0.06	-0.15	-0.23
			NIR	2.2	9	1.052	0.06	-0.15	-0.23
Z Psc	2900	-0.30	óptico	3.0	10	1.016	0.11	-0.05	-0.17
			NIR	2.0	9	1.012	0.10	-0.05	-0.17
Carina 6	3500	-1.70	óptico	3.5	13	8.035	-0.53	-1.65*	-1.71
Carina 7	3200	-1.60	óptico	3.0	13	5.000	-0.59	-1.58*	-1.56
Sag IGI95-C1	3300	-0.80	óptico	2.2	9	1.180	-0.34	-0.75*	-0.69
Sag IGI95-C3	2900	-0.50	óptico	3.5	11	1.069	-0.06	-0.45*	-0.36
SMC BMB-B 30	3000	-1.00	óptico	3.5	14	1.199	-0.26	-0.95*	-0.61
<i>Tipo J</i>									
BM Gem	3000	0.20	óptico	2.2	9	1.047	0.32	0.05	0.03
R Scl	2600	0.00	NIR	1.9	11	1.161	-0.24	-1.05*	-0.57
RX Peg	2700	0.40	óptico	3.0	11	1.028	0.31	0.05	0.03
RY Dra	3000	0.00	NIR	2.4	9	1.175	0.37	0.05	0.03
T Lyr	2500	-0.50	NIR	1.5	11	1.349	-0.37	-0.75*	-0.77
UV Cam	3400	0.20	óptico	3.0	9	1.096	0.27	-0.09	-0.04
V353 Cas	2800	0.30	óptico	2.8	10	1.059	0.32	0.05	0.03
V614 Mon	2900	-0.10	óptico	4.0	10	1.040	0.22	-0.05	-0.07
VX And	3000	0.00	óptico	2.6	11	1.175	0.17	-0.15	-0.17
			NIR	2.6	12	1.349	0.23	-0.15	-0.17
WX Cyg	2900	0.30	óptico	5.5	8	1.001	0.30	0.05	0.03
Y CVn	2900	-0.05	óptico	2.8	12	1.089	0.34	0.05	0.03
			NIR	2.4	11	1.089	0.24	0.05	-0.07
<i>Tipo SC</i>									
BD+10 3764	3000	-0.02	óptico	2.0	16	1.030	0.31	0.00*	0.03
GP Ori	2800	0.00	óptico	2.3	10	1.002	0.50	0.25	0.23
			NIR	3.0	10	1.002	0.50	0.25	0.23
RR Her	3000	-0.09	óptico	3.0	16	1.002	0.27	0.47*	0.00
RS Cyg	3300	-0.48	óptico	2.2	15	1.009	0.30	-0.43	0.03
RZ Peg	2600	0.00	óptico	2.0	12	1.002	0.40	0.05	0.13
			NIR	2.5	11	1.007	0.40	0.05	0.13
UV Aur	2800	0.00	óptico	2.2	9	1.007	0.30	0.05	0.03
VX Gem	2500	-0.10	óptico	2.2	9	1.005	0.15	0.05	-0.12
WZ Cas	2700	0.00	óptico	2.3	11	1.007	0.60	0.05	0.33
			NIR	3.0	9	1.007	0.60	0.05	0.33

Abundancias solares adoptadas: C = 8.39, N = 7.78, O = 8.66 (Asplund et al. 2005)

*Abundancias de nitrógeno obtenidas de otros trabajos (ver referencias en la Tabla 2.2)

Por último, se derivaron las razones isotópicas $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ y $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ automatizando el procedimiento anterior, teniendo ahora estas razones como únicos parámetros atmosféricos libres. Para ello se sintetizaron espectros con los parámetros previamente derivados (T_{eff} , $\log g$, [Fe/H], ξ y las abundancias CNO en cada rango) para cada estrella y distintos valores de las razones isotópicas minimizando la diferencia entre el espectro teórico y el observado. Típicamente, para una estrella determinada, existe una dispersión en las razones isotópicas derivadas a partir de diferentes líneas. De hecho, las razones isotópicas finales de cada estrella se calcularon de dos modos: abundancia absoluta y abundancia diferencial línea a línea. Si denominamos con R_j el valor de la razón isotópica correspondiente a cada línea j , la abundancia absoluta es la media $\langle R_j \rangle$. La abundancia diferencial es la media $\langle R_j - (R_j)_{ref} \rangle$ para cada estrella, donde $(R_j)_{ref}$

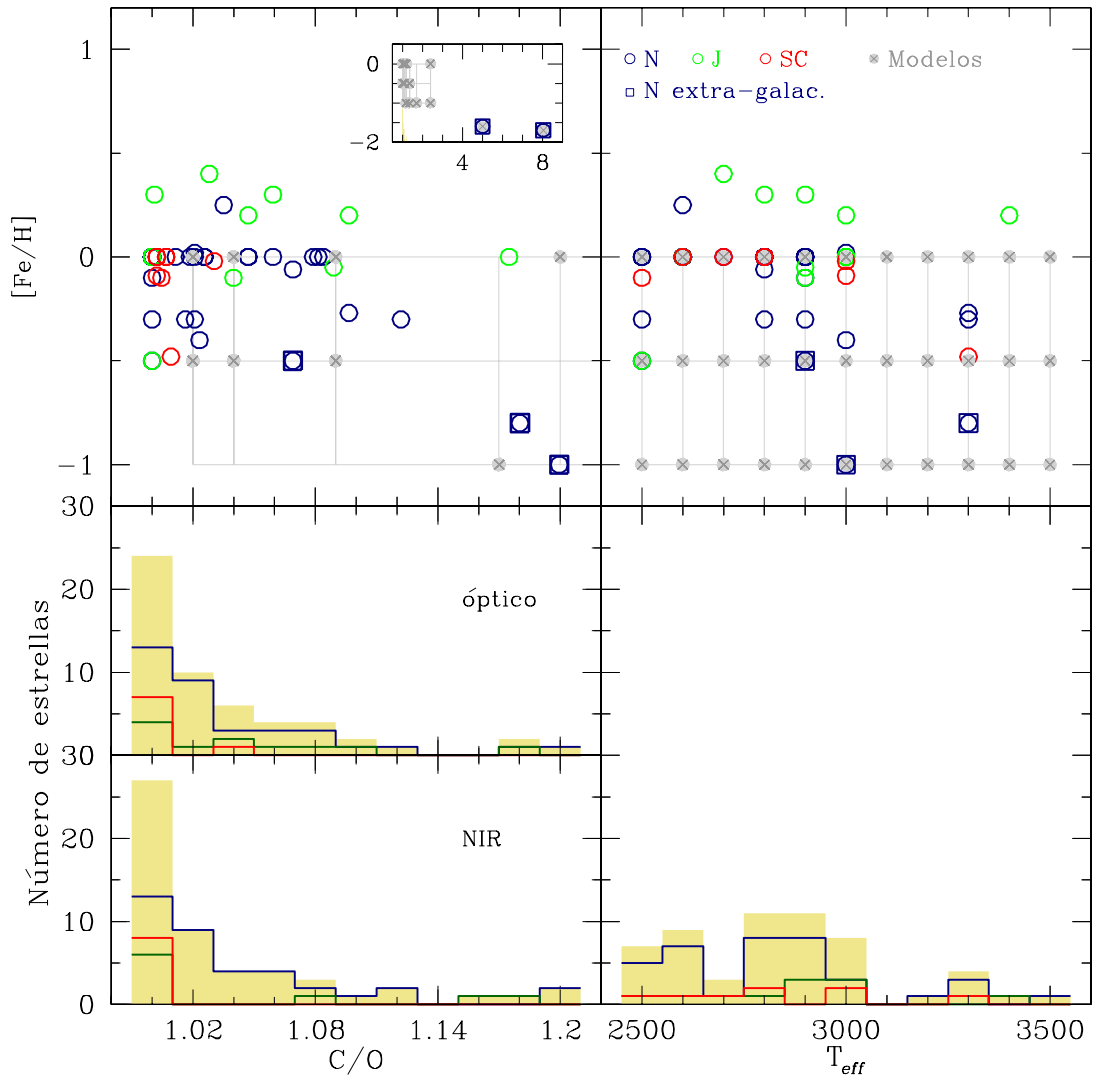


Figura 3.7: Valores y distribución de los parámetros de atmósfera $[\text{Fe}/\text{H}]$ frente a C/O y T_{eff} determinados en la muestra de estrellas AGB de carbono. Arriba: Los valores determinados a partir del rango espectral óptico se señalan con anillos coloreados según el tipo espectral. Los valores de los parámetros de la red de modelos de atmósfera MARCS disponibles se señalan con círculos grises con cruces. Abajo: Histogramas que muestran la distribución de los parámetros derivados. El histograma amarillo muestra la distribución para todas las estrellas, mientras que los histogramas de líneas de colores diferencian entre tipos espectrales. Además, se muestra la distribución de los valores de la razón C/O derivados en el NIR. Se han utilizado los mismos valores de T_{eff} en ambos rangos espectrales.

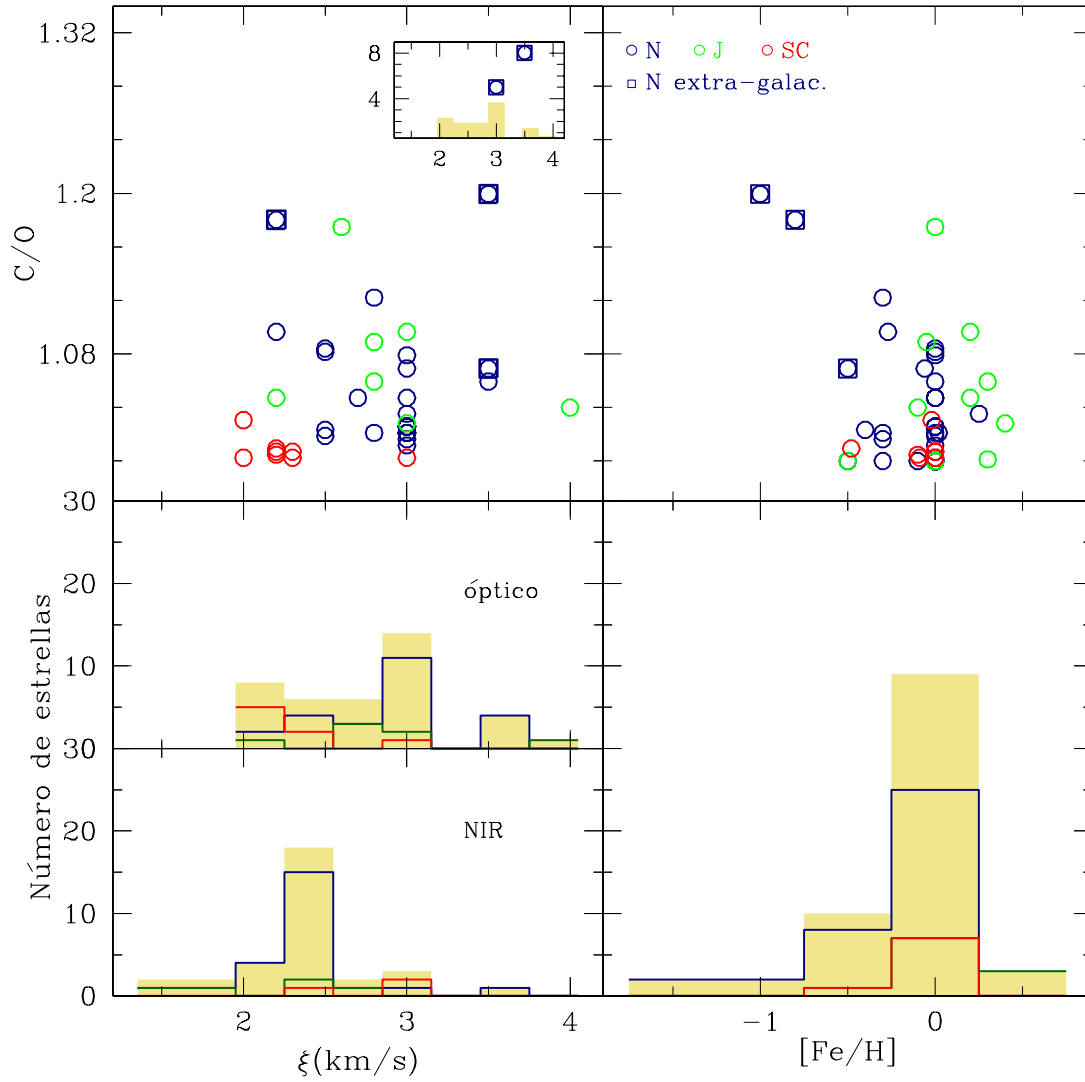


Figura 3.8: Como en la Figura 3.7, se muestran los valores C/O frente a ξ y $[Fe/H]$ determinados en la muestra de estrellas AGB de carbono a partir del rango espectral óptico. Además, se muestra la distribución de los valores de ξ derivados en el NIR. Los valores de $[Fe/H]$ determinados son los mismos en ambos rangos espectrales.

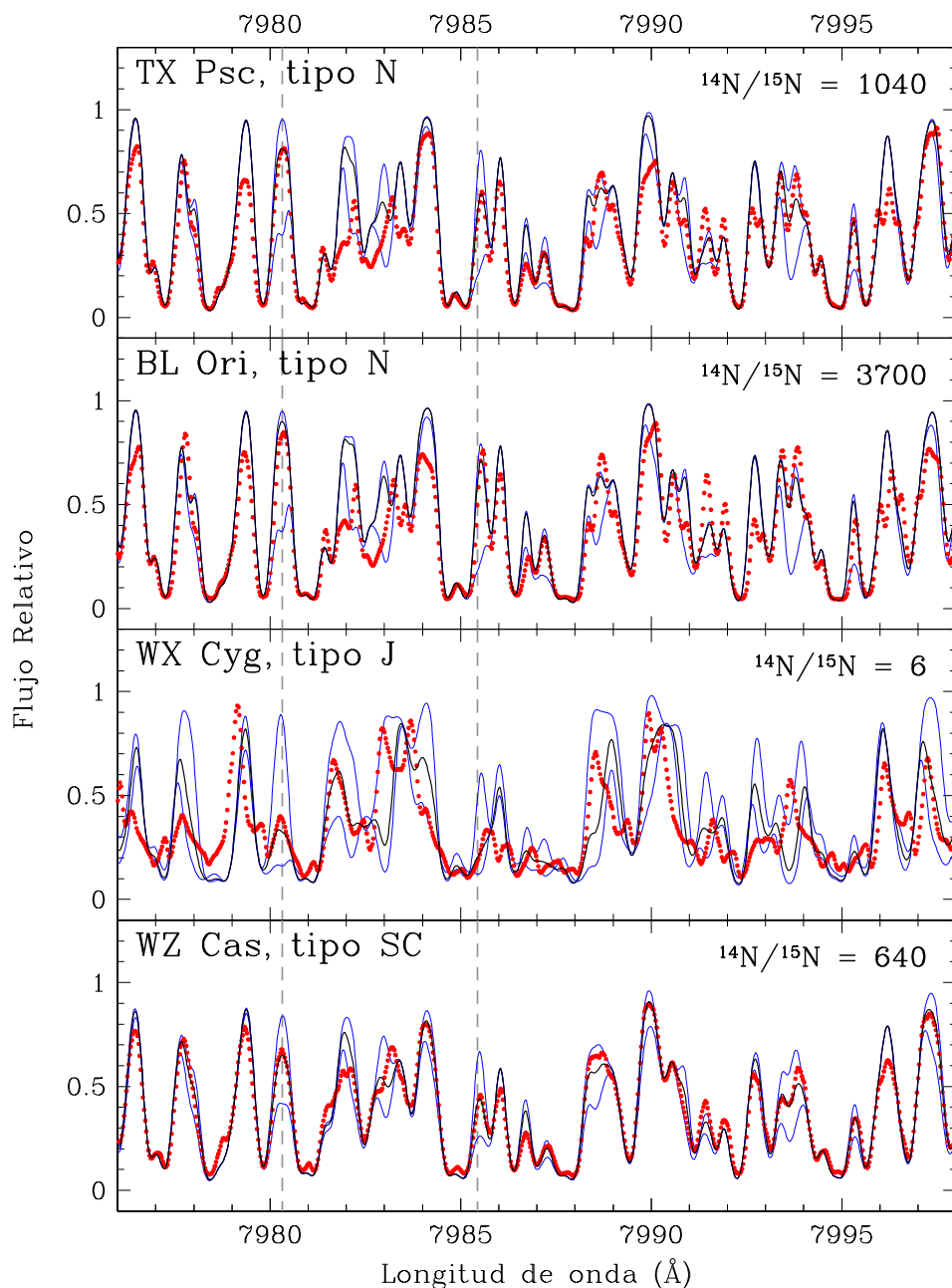


Figura 3.9: Comparación de espectros observados (puntos rojos) y sintéticos (línea continua) en algunas estrellas de la muestra en la región del óptico. Con línea a trazos se señala la posición de algunas de las líneas de $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ utilizadas para el cálculo de la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$. La línea continua negra representa un espectro sintético calculado con el valor de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ indicado para cada estrella. La línea continua azul superior representa un espectro sintético calculado sin ^{15}N y la inferior con $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} = 100$, excepto para WX Cyg que se calculó con $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} = 1$.

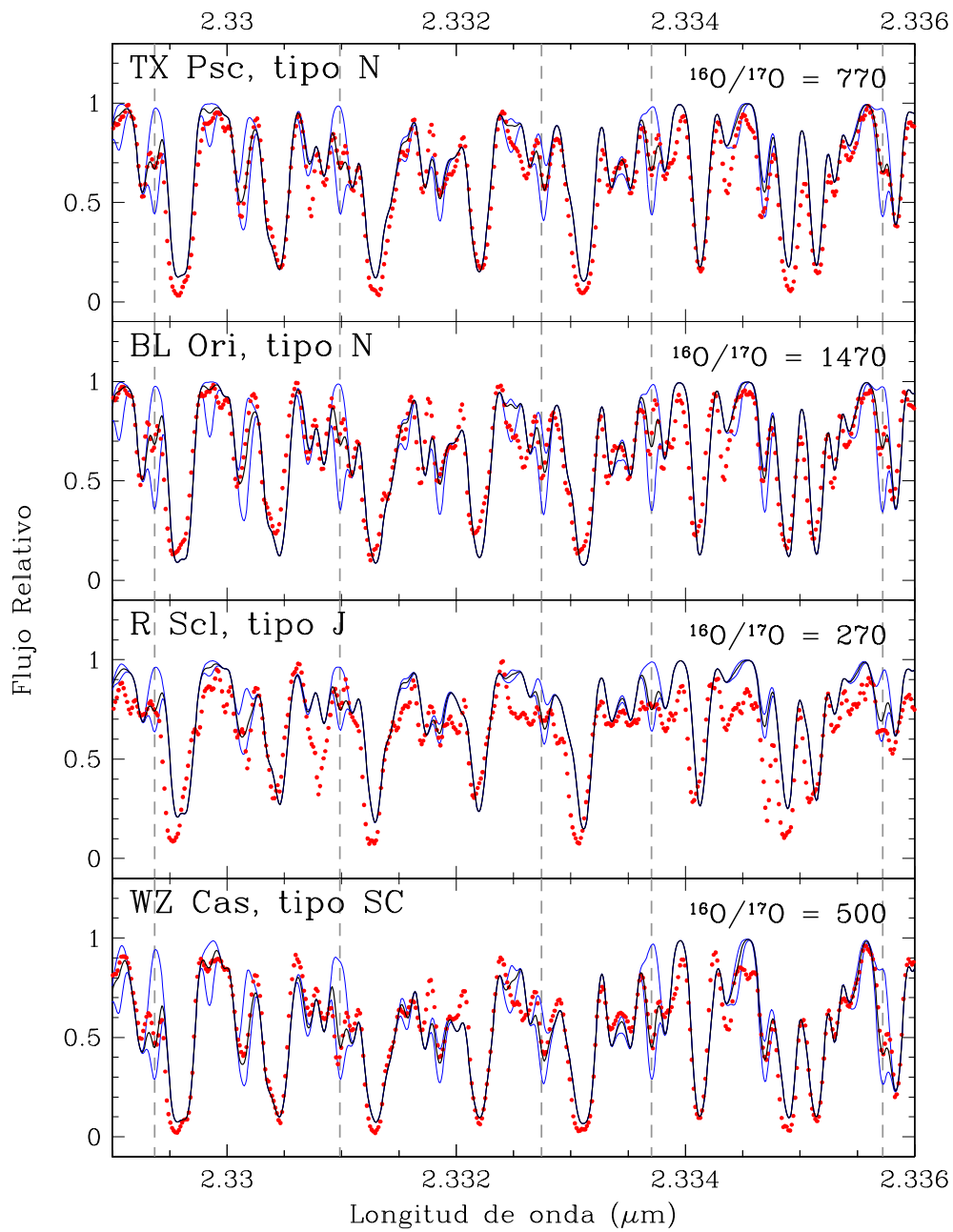


Figura 3.10: Como en la Figura 3.9, con línea a trazos se señala la posición de algunas de las líneas de $^{12}\text{C}^{17}\text{O}$ utilizadas para el cálculo de la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$. La línea continua azul superior representa un espectro sintético calculado sin ^{17}O y la inferior con $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} = 100$.

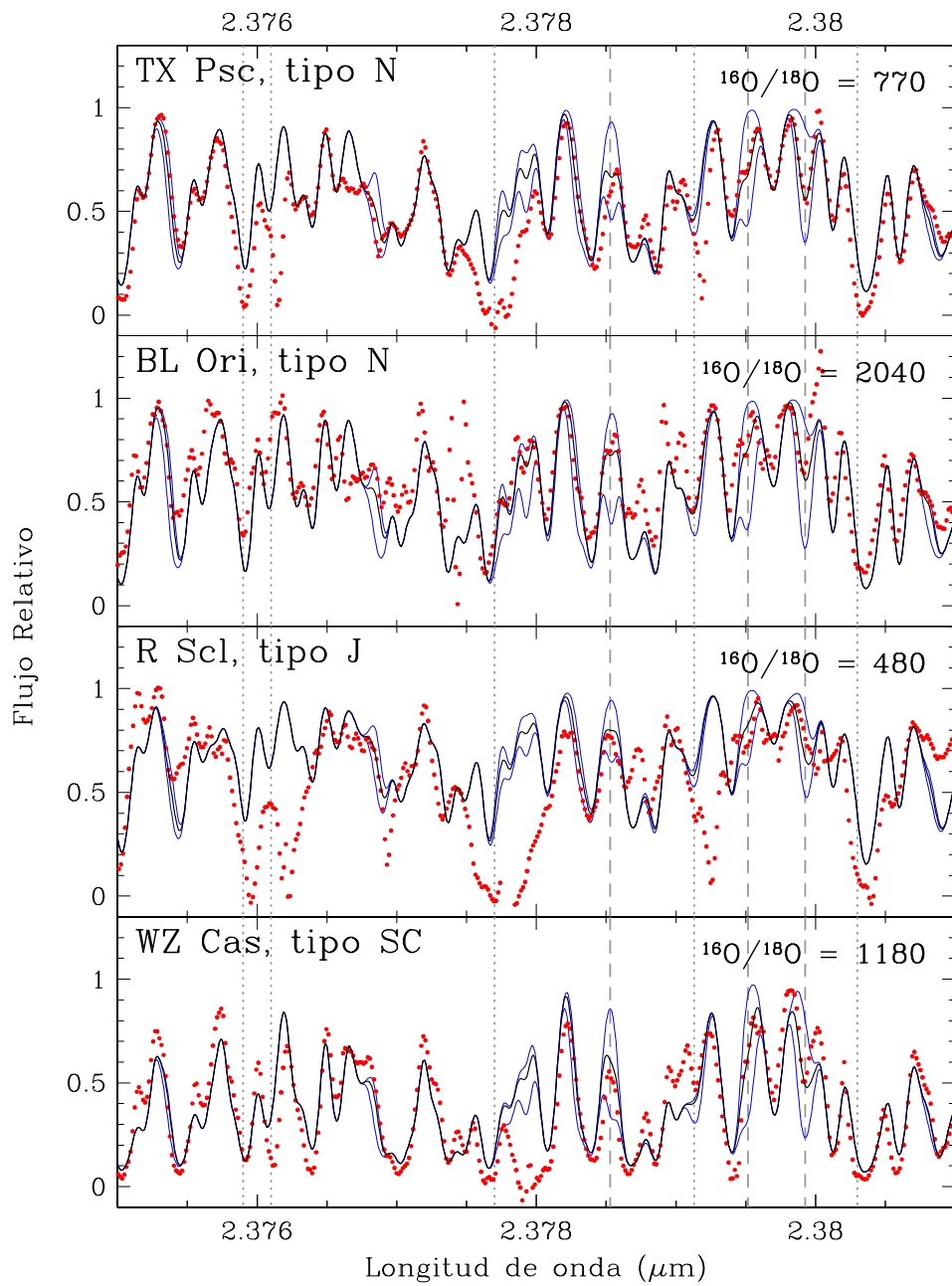


Figura 3.11: Como en la Figura 3.10, con línea a trazos se señala la posición de algunas de las líneas de $^{12}\text{C}^{18}\text{O}$ utilizadas para el cálculo de la razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$. Con línea punteada se indica la posición de algunas de las líneas telúricas que no han podido ser sustraídas satisfactoriamente.

es el valor de R_j de una estrella de referencia. Para la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ se utilizó LQ Cyg como estrella de referencia, mientras que para las razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ se utilizó TX Psc. Se han elegido estas dos estrellas porque son estrellas de carbono ampliamente estudiadas en otros trabajos, presentan un buen ajuste global del espectro en los correspondientes rangos espectrales y se identificaron en ellos la mayoría de las líneas seleccionadas para la estimación de dichos cocientes.

En las Figura 3.9, 3.10 y 3.11 se muestran los ajustes de los espectros observados en algunas de las líneas seleccionadas de $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$, $^{12}\text{C}^{17}\text{O}$ y $^{12}\text{C}^{18}\text{O}$, respectivamente. En la Tabla 3.4 se muestran las abundancias isotópicas obtenidas finalmente para las estrellas de la muestra y el número de líneas utilizadas entre paréntesis (N_l). Si la abundancia se obtuvo con $N_l > 1$, se incluye también la desviación estándar, σ_l .

3.2.7. Resumen del procedimiento de síntesis espectral

El procedimiento general que se siguió en la síntesis espectral de las estrellas de la muestra fue:

- Se utilizó una red de modelos de atmósfera idónea para estudiar la muestra (Apartado 3.1.1) según los parámetros derivados en otros trabajos para las estrellas de la muestra (Apartado 3.2.2).
- Seleccionadas las regiones espectrales idóneas (Apartados 3.2.3 y 3.2.4), se calibraron las líneas de interés y aquellas solapadas con éstas, usando las estrellas de referencia (Sol, Arcturus y TX Psc; Apartado 3.2.5).
- Teniendo en cuenta los rangos espectrales observados para cada estrella, se realizó un ajuste global del espectro y de algunas líneas espectrales obteniendo los parámetros atmosféricos y abundancias que mejor se ajustan al espectro observado (Apartado 3.2.6).

3.3. Errores

Existen tres fuentes principales de error en la determinación de las abundancias químicas mediante el análisis por síntesis espectral: la incertidumbre en los parámetros espectroscópicos que describen las líneas espectrales (sistemática, no dependen de la T_{eff} , ξ , etc.); la incertidumbre en los parámetros estelares (prácticamente sistemática dada la relativa homogeneidad de los valores de los parámetros en las estrellas de la muestra), y la incertidumbre en la propia medida de la abundancia química (estocástica, puede variar de estrella en estrella). Existen otras fuentes de error. Por ejemplo, el tratamiento unidimensional de las atmósferas estelares o el hecho de aceptar la hipótesis de equilibrio termodinámico local (LTE). No las trataremos aquí ya que queda fuera de los objetivos de este trabajo.

Los parámetros espectroscópicos de las líneas espectrales se determinan a través de estudios experimentales y teóricos en física atómica y nuclear. La incertidumbre en su

Tabla 3.4: Razones isotópicas de de CNO.

Estrella	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	$[\text{N}/^{15}\text{N}]_L$	$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	$[\text{O}/^{17}\text{O}]_T$	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	$[\text{O}/^{18}\text{O}]_T$
<i>Tipo N</i>							
AQ And	30	1230 ± 260 (3)	0.03 ± 0.08
AQ Sgr	52	1150 ± 100 (4)	0.19 ± 0.06	1360 ± 520 (5)	0.19 ± 0.65
AW Cyg	21	> 750 (2)	> -0.43
BL Ori	57	3700 ± 3120 (3)	0.40 ± 0.21	1470 ± 210 (6)	0.30 ± 0.03	2040 ± 670 (4)	0.42 ± 0.24
EL Aur	50	2320 ± 1330 (4)	0.20 ± 0.13
NQ Gem	23	3650 ± 3890 (2)	0.18 ± 0.60
LQ Cyg	40	1170 ± 470 (5)	0.00 ± 0.00
R Lep	62	1730 ± 220 (4)	0.36 ± 0.09	> 1930 (3)	> 0.45
RT Cap	59	980 ± 200 (6)	0.12 ± 0.07	1230 ± 640 (6)	0.19 ± 0.33
RV Cyg	74	2000 ± 1700 (3)	0.35 ± 0.30	970 ± 590 (3)	0.08 ± 0.34
S Sct	45	> 620 (6)	> -0.09	1300 ± 820 (4)	0.19 ± 0.44
SS Vir	10
ST Cam	61	1250 ± 1000 (4)	0.01 ± 0.29	> 1430 (2)	> 0.26	1000 ± 640 (4)	0.19 ± 0.51
SY Per	43	> 800 (2)	> -0.37
TU Gem	59	> 800 (3)	> 0.05	> 270 (3)	> -0.78
TW Oph	65	1930 ± 1140 (3)	0.39 ± 0.19	1930 ± 1900 (3)	0.29 ± 0.54
TX Psc	42	1040 ± 150 (3)	0.05 ± 0.16	770 ± 130 (7)	0.00 ± 0.00	770 ± 260 (6)	0.00 ± 0.00
U Cam	97	> 2000 (2)	> 0.28	> 700 (3)	> -0.02	530 ± 360 (4)	-0.25 ± 0.56
U Hya	32	1900 ± 330 (6)	0.41 ± 0.08	1500 ± 670 (6)	0.34 ± 0.19
UU Aur	50	> 1100 (2)	> 0.02	1380 ± 240 (6)	0.27 ± 0.06	1230 ± 510 (4)	0.21 ± 0.06
UX Dra	26	630 ± 100 (6)	-0.07 ± 0.07	1040 ± 630 (7)	0.09 ± 0.35
V460 Cyg	61	4600 ± 2550 (2)	0.40 ± 0.29	1350 ± 120 (6)	0.27 ± 0.05	3400 ± 850 (2)	0.72 ± 0.03
V758 Mon	65	1600 ± 1390 (4)	0.05 ± 0.38
V Aql	82	> 1800 (2)	> 0.02	> 1100 (6)	> 0.15	840 ± 360 (5)	0.04 ± 0.25
VY UMa	44	900 ± 180 (6)	0.08 ± 0.08	900 ± 600 (7)	0.01 ± 0.36
W Cam	40	1350 ± 190 (3)	0.07 ± 0.12
W CMa	53	1600 ± 400 (6)	0.33 ± 0.10	1500 ± 640 (5)	0.36 ± 0.13
W Ori	79	4280 ± 2510 (3)	0.51 ± 0.47	> 1180 (6)	> 0.18	> 600 (4)	> -0.06
X Cnc	52	3300 ± 1800 (3)	0.40 ± 0.44	1080 ± 230 (5)	0.17 ± 0.04	1870 ± 1220 (3)	0.51 ± 0.43
Y Hya	82	> 1030 (4)	> 0.11	2000 ± 1130 (4)	0.29 ± 0.54
Y Tau	58	880 ± 190 (3)	-0.12 ± 0.26	880 ± 180 (6)	0.08 ± 0.10	1180 ± 460 (5)	0.18 ± 0.24
Z Psc	55	1320 ± 1050 (3)	0.00 ± 0.46	810 ± 200 (7)	0.02 ± 0.08	1320 ± 600 (6)	0.28 ± 0.22
Carina 6	125	540 ± 420 (3)	-0.35 ± 0.41
Carina 7	250	2320 ± 940 (3)	0.38 ± 0.03
Sag 1	25	530 ± 58 (2)	-0.30 ± 0.16
Sag 2	40	1530 ± 460 (2)	0.17 ± 0.32
SMC 30	300	> 430 (2)	> -0.38	> 430 (2)	> -0.38
<i>Tipo J</i>							
BM Gem	9	1330 ± 810 (2)	0.03 ± 0.55
R Scl	19	> 270 (3)	> -0.48	> 480 (4)	> -0.33
RX Peg	8	1770 ± 1100 (2)	0.15 ± 0.57
RY Dra	3.6	> 700 (2)	> 0.03	> 1050 (2)	> 0.51
T Lyr	3.2	> 500 (2)	> -0.12	200 ± 0 (2)	-0.69 ± 0.12
UV Cam	4	> 730 (2)	> -0.22
V353 Cas	7	2400 (1)	0.18
V614 Mon	8
VX And	13	900 (1)	-0.25	500 ± 440 (3)	-0.41 ± 0.71
WX Cyg	4.5	> 6 (2)	> -2.20
Y CVn	3	3200 (1)	0.30
<i>Tipo SC</i>							
BD+10 3764	49	1130 ± 1440 (2)	-0.20 ± 0.39
GP Ori	35	660 ± 360 (5)	-0.27 ± 0.20	410 ± 70 (7)	-0.27 ± 0.08	650 ± 300 (6)	-0.13 ± 0.26
RR Her	43	220 ± 240 (2)	-0.84 ± 0.29
RS Cyg	40	104 ± 61 (3)	-1.02 ± 0.17
RZ Peg	12	330 ± 100 (6)	-0.36 ± 0.10	250 ± 60 (4)	-0.35 ± 0.25
UV Aur	20	120 ± 99 (3)	-0.95 ± 0.14
VX Gem	6	900 ± 990 (2)	-0.45 ± 0.64
WZ Cas	5	640 ± 240 (3)	-0.18 ± 0.27	500 ± 130 (6)	-0.18 ± 0.13	1180 ± 720 (5)	0.31 ± 0.45

La cifra entre paréntesis indica el número de líneas espectrales utilizadas en cada caso. Razones isotópicas diferenciales con respecto a LQ Cyg (*L*) y TX Psc (*T*).

determinación afecta especialmente al estudio de las atmósferas de las estrellas de carbono, ya que dada su baja T_{eff} , son muchas las moléculas que pueden contribuir en un cierto rango espectral con un espectro rico en líneas. La evaluación de esta incertidumbre es compleja. No obstante, dado que afecta a todas las estrellas por igual, debería compensarse en un análisis diferencial siempre que la estrella problema y de referencia sean similares.

Por otra parte, suponiendo correctos los datos atómicos y moleculares adoptados y, que los parámetros estelares estimados describen correctamente la atmósfera de una estrella, la abundancia química obtenida a partir de cualquier línea espectral de un mismo elemento debería ser la misma. En general esto no siempre es así por lo que se asume como un error adicional la desviación estándar de las abundancias derivadas a partir de diferentes líneas (ver Apartado 3.2.6). Esta incertidumbre es debida, entre otras cosas, a la incertidumbre en la determinación del continuo espectral, la S/R del espectro observado y el solapamiento con otras líneas espectrales no identificadas. Esto último puede ser diferente de línea en línea.

Por lo tanto, para cada especie química X_i , en cada estrella (\star), conocido el error debido a la incertidumbre en los parámetros atmosféricos, $\Delta(X_i)_p$, y la desviación estándar, $\sigma(X_i)_\star$, el error total vendría dado por $(\Delta X_i)_\star = \sqrt{\Delta(X_i)_p^2 + (\sigma)_\star^2}$.

3.3.1. Sensibilidad de las razones isotópicas derivadas a los parámetros estelares

En la Tabla 3.5 se muestra la variación de las razones isotópicas medidas en dos estrellas tipo al variar los valores “nominales” (aquellos que dan lugar al mejor ajuste; Tabla 3.3) de los parámetros atmosféricos y abundancias químicas en sus incertidumbres típicas. Para ello, se ha variado uno de los parámetros dejando fijo el resto en su valor nominal. Se ha medido el nuevo valor de cada razón isotópica y calculado la diferencia con respecto a los valores obtenidos inicialmente. Las estrellas de referencia fueron TX Psc, para la que se estimó $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} = 770$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O} = 770$ y LQ Cyg con $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} = 1200$.

Los parámetros de atmósfera se han variado según las incertidumbres asumidas en este trabajo (Apartado 3.2.2). En el caso de las abundancias químicas, se han considerado las incertidumbres estimadas asumidas en la literatura (e.g. Abia et al. 2001). Nótese que al variar la abundancia de oxígeno se mantuvo la razón C/O en su valor nominal. También se comprobó la sensibilidad a variaciones relativas de un 3% en la posición establecida del continuo espectral.

Dado que la red de modelos disponible no cubre todos los valores necesarios para realizar este análisis, ha sido necesario realizar una serie de aproximaciones. De hecho, para analizar el comportamiento con la gravedad superficial, se recurrió a dos modelos calculados por K. Eriksson (com. priv.) para TX Psc, diferenciándose en el valor de la gravedad superficial, $\log g = 0.0$ y -0.5 dex. Por tanto, las variaciones en $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ debidas a variaciones en gravedad están calculadas para TX Psc ($^{14}\text{N}/^{15}\text{N} = 770$). Por otro lado, para LQ Cyg ($T_{eff} = 2600$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.25$) no se disponía de modelos con

Tabla 3.5: Sensibilidad de las abundancias derivadas con los parámetros estelares

Razones isotópicas	ΔT_{eff} $\pm 200\text{K}$	$\Delta \log g$ $- 0.5$	$\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$ ± 0.3	$\Delta \xi$ $\pm 0.3 \text{ km/s}$	$\Delta \text{C}/\text{O}$ ± 0.01
$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	∓ 370	$+ 540$	∓ 70	± 100	± 90
$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	∓ 380	$+ 880$	∓ 90	± 80	± 60
$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	∓ 440	$+ 320$	∓ 410	$+370$ -170	± 490
	$\Delta[\text{N}/\text{H}]$ ± 0.2	$\Delta[\text{O}/\text{H}]$ ± 0.2	$\Delta^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ± 5	$\Delta^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ ± 200	Pos. continuo $\pm 3\%$
$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	± 20	$+600$ -310	± 0	...	± 130
$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	± 30	$+770$ -380	∓ 40	∓ 40	± 150
$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	± 360	$+1260$ -560	∓ 20	...	± 240

Las variaciones en las razones isotópicas se han obtenido considerando la incertidumbre de cada parámetro dejando el resto de parámetros fijo. Si estas variaciones relativas al sumar y restar dicha incertidumbre se diferencian entre sí en una cantidad inferior al 30%, se toma la media de ambas variaciones. En caso contrario, se muestra el resultado de ambas variaciones. Tal es el caso de las variaciones en $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ debidas a cambios en la microturbulencia, ξ . Los valores nominales de los parámetros de atmósfera corresponden a TX Psc para el estudio de las razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$, y a LQ Cyg para la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ (ver texto).

$T_{eff} = 2400$ K y $[Fe/H] > 0.0$. Para el primer caso, se extrapoló linealmente el valor de las razones obtenidas con $T_{eff} = 2500$ K, y para el segundo caso, se utilizó un modelo de metalicidad solar calculando el espectro sintético con $[Fe/H] = +0.25$.

A la vista de los resultados (Tabla 3.5), la razón isotópica de nitrógeno es más sensible que aquellas de oxígeno a variaciones en los parámetros de atmósfera y abundancias de C y O, mientras que las tres razones son muy sensibles a la gravedad y temperatura efectiva. Las líneas de $^{12}C^{15}N$ son muy débiles y por ello más sensibles a variaciones en la microturbulencia y a errores en la posición del continuo. Por otro lado, las líneas de CN y CO son más sensibles a las abundancias de carbono y oxígeno, respectivamente (Apartado 3.2.6). Ésto se refleja en la sensibilidad de las razones isotópicas de oxígeno a la variación de $[O/H]$, y de la razón isotópica de nitrógeno a la variación tanto de C/O como de $[O/H]$. Nótese en este último caso que al mantener la razón C/O, se aumenta la diferencia C – O y por tanto, el carbono disponible. Por otro lado, las moléculas de CN dominan la región espectral en ~ 8000 Å. Ello explica la alta sensibilidad de $^{14}N/^{15}N$ a variaciones de $[N/H]$ comparada con la mostrada por las razones $^{16}O/^{17}O$ y $^{16}O/^{18}O$. Por último, las variaciones consideradas en los parámetros de T_{eff} y $\log g$ suponen cambios notables en la estructura de la atmósfera y por tanto afecta significativamente a las tres razones isotópicas.

En las Figuras 3.12, 3.13 y 3.14 se muestran algunos ejemplos. Se han dibujado algunos de los espectros sintéticos calculados con los valores nominales de los parámetros atmosféricos (rojo) y aquellos variando T_{eff} y $[Fe/H]$ (azul). Como en las Figuras 3.1 y 3.2, se muestran también los espectros calculados incluyendo sólo una de las moléculas en cuestión: $^{12}C^{15}N$, $^{12}C^{17}O$ o $^{12}C^{18}O$. Para las tres razones se observa como las variaciones en T_{eff} afectan a los perfiles de todas las líneas no saturadas. Por otro lado, también se aprecia como las líneas de la molécula de CN, mayoritaria en el óptico, son sensibles a variaciones en $[Fe/H]$. Mientras que no sucede lo mismo con las líneas de $^{12}C^{17}O$ y $^{12}C^{18}O$. Sin embargo, las líneas mostradas de $^{12}C^{17}O$ presentan *blends* con líneas de $^{12}C^{14}N$, sensibles a la metalicidad, y que afectan al espectro *total*.

Como conclusión se puede decir que la razón $^{14}N/^{15}N$ es muy sensible a todos los parámetros de atmósfera, abundancias CNO y posición del continuo. Por su parte, los cocientes $^{16}O/^{17}O/^{18}O$ son sensibles principalmente a los valores de T_{eff} , gravedad y la abundancia de oxígeno.

3.3.2. Estimación de errores

En el apartado anterior estimamos la sensibilidad de las razones isotópicas midiendo cuánto se modifica el valor de la razón al variar cada uno de los parámetros atmosféricos de los que depende. En la mayoría de los trabajos la suma en cuadratura de estas variaciones se toma como una estimación del error total. Sin embargo, el problema es más complejo. Todos los parámetros atmosféricos están ligados entre sí. Por tanto, habría que tener en cuenta los términos de covariancia en el cálculo del error total (e.g. Johnson et al. 2006).

Para tener en cuenta este hecho, hemos seguido el trabajo de van der Swaelmen (2013) basado a su vez en el trabajo de Cayrel et al. (2004). Dado un parámetro atmosférico

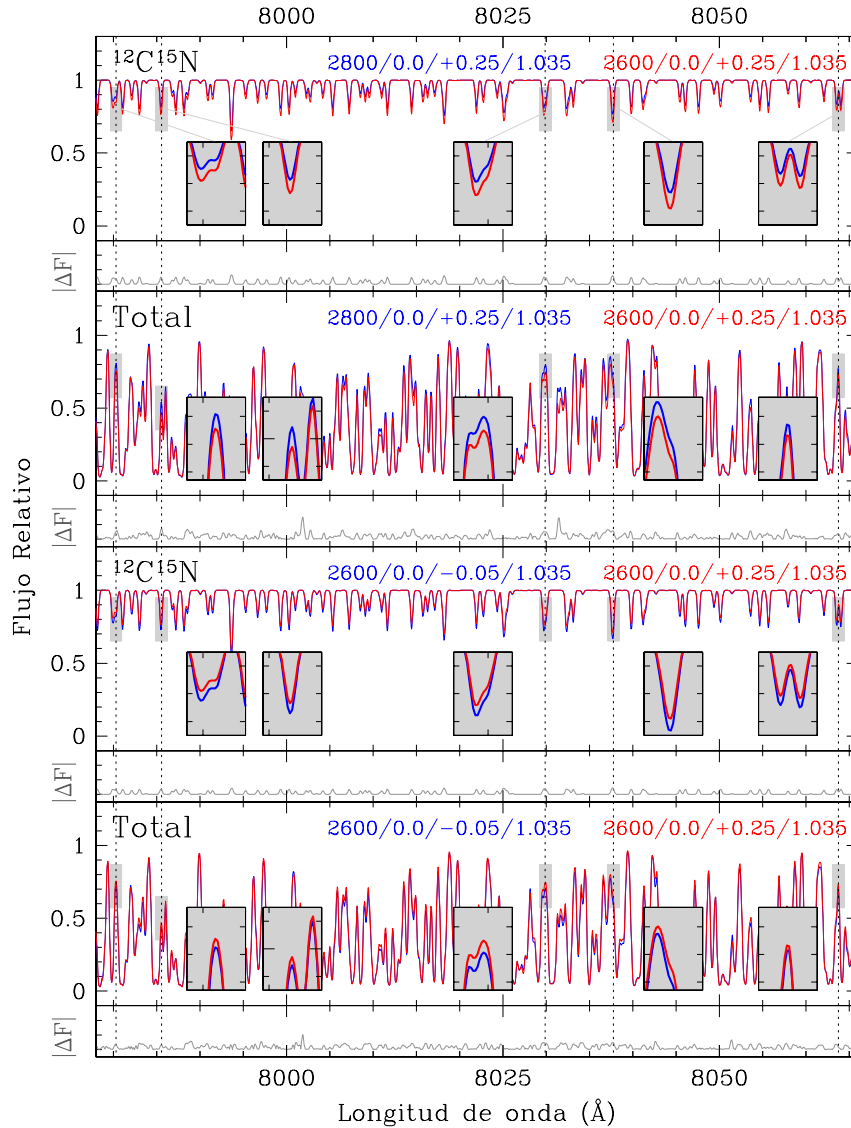


Figura 3.12: Espectros sintéticos de las líneas de $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ calculados para LQ Cyg con los parámetros y abundancias nominales (rojo) y variándolos en las cantidades mostradas en la Tabla 3.5 (azul). La diferencia entre ambos espectros se muestra con línea continua gris ($|\Delta F|$) en unidades arbitrarias. Los espectros del primer y tercer panel han sido calculados incluyendo solo la molécula $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$, mientras que los espectros del segundo y cuarto, incluyen todas las especies atómicas y moleculares consideradas en el rango óptico. Se muestran pequeñas ventanas donde se amplía la región sombreada de algunas de las líneas utilizadas para el cálculo de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$. Como en la Figura 3.1, se han calculado los valores de RMS en el rango mostrado. Desde el panel superior al inferior $\text{RMS} = 3.0 \times 10^{-4}$, 7.2×10^{-4} , 1.8×10^{-4} y 4.4×10^{-5} .

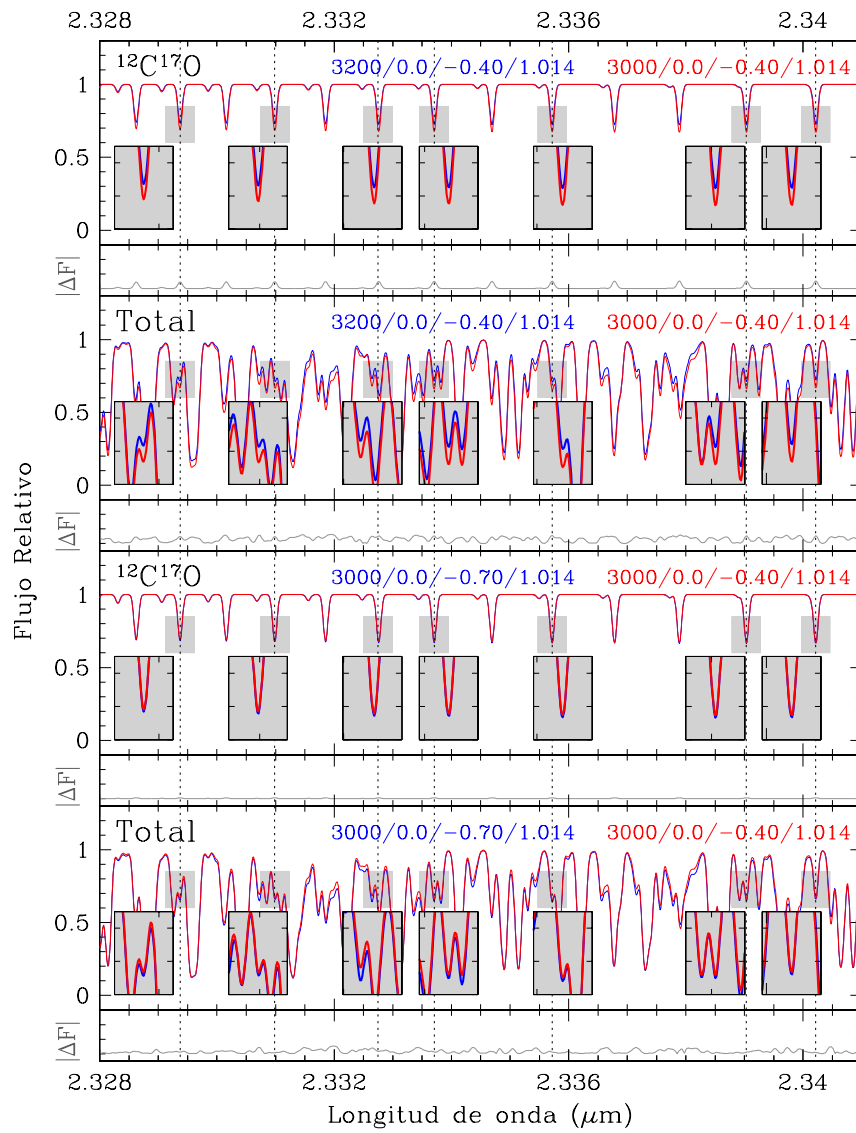


Figura 3.13: Como en la Figura 3.12 para las líneas de $^{12}\text{C}^{17}\text{O}$. Los valores de RMS desde el panel superior al inferior son 1.7×10^{-4} , 1.2×10^{-3} , 3.3×10^{-6} y 3.8×10^{-4} .

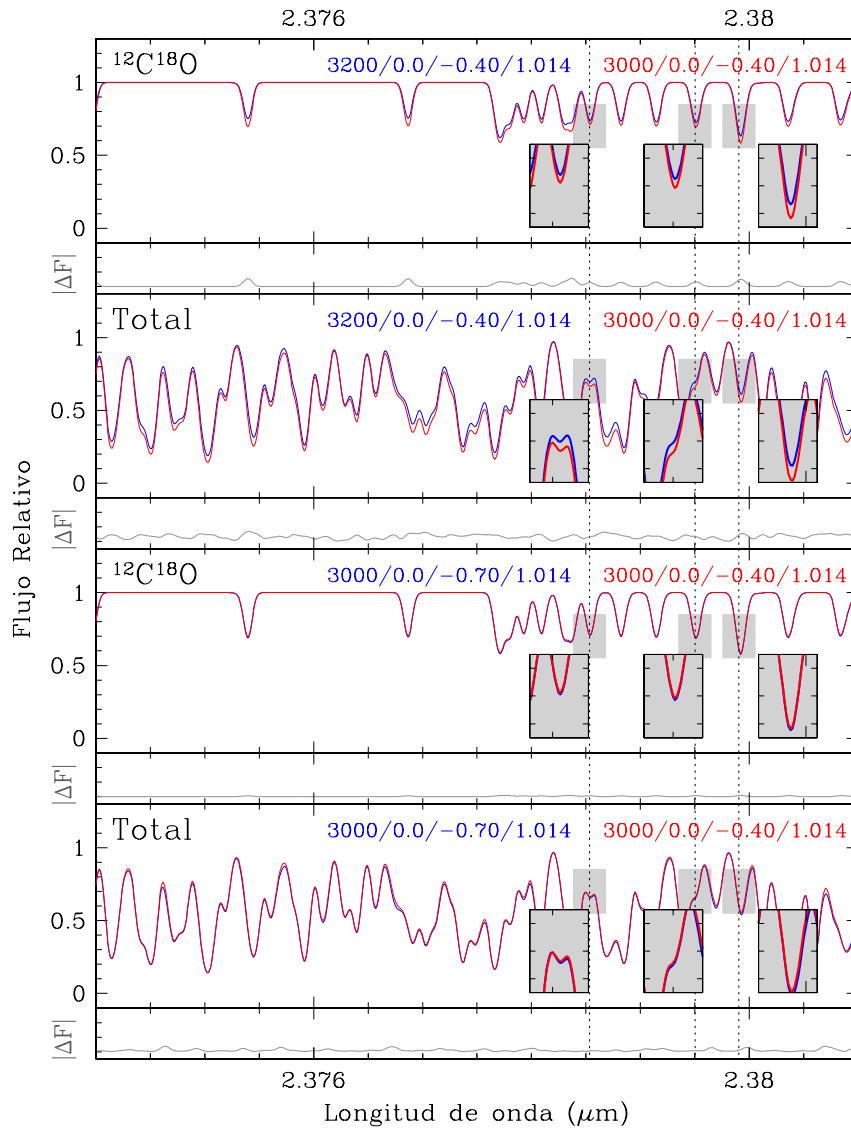


Figura 3.14: Como en la Figura 3.12 para las líneas de $^{12}\text{C}^{18}\text{O}$. Los valores de RMS desde el panel superior al inferior son 2.4×10^{-4} , 1.4×10^{-3} , 8.4×10^{-6} y 1.6×10^{-4} .

Tabla 3.6: Incertidumbres asociadas a los parámetros estelares. El caso de TX Psc.

A: $T_{\text{eff}} = 3000$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$, $\log g = 0.0$, $\text{C}/\text{O} = 8.496/8.49$, $\xi = 2.4$ km s ⁻¹
B: $T_{\text{eff}} = 3200$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$, $\log g = 0.0$, $\text{C}/\text{O} = 8.499/8.49$, $\xi = 2.4$ km s ⁻¹
C: $T_{\text{eff}} = 2800$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$, $\log g = 0.0$, $\text{C}/\text{O} = 8.494/8.49$, $\xi = 2.4$ km s ⁻¹
D: $T_{\text{eff}} = 3200$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$, $\log g = -0.5$, $\text{C}/\text{O} = 8.305/8.29$, $\xi = 2.4$ km s ⁻¹
Razones $\Delta_{\text{B-A}}$ $\Delta_{\text{C-A}}$ $\Delta_{\text{D-A}}$
¹⁶ O/ ¹⁷ O -240 370 -170
¹⁶ O/ ¹⁸ O -270 330 -180
A: $T_{\text{eff}} = 3000$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$, $\log g = 0.0$, $\text{C}/\text{O} = 8.50/8.49$, $\xi = 2.5$ km s ⁻¹
B: $T_{\text{eff}} = 3200$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$, $\log g = 0.0$, $\text{C}/\text{O} = 8.503/8.49$, $\xi = 2.8$ km s ⁻¹
C: $T_{\text{eff}} = 2800$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$, $\log g = 0.0$, $\text{C}/\text{O} = 8.498/8.49$, $\xi = 2.5$ km s ⁻¹
D: $T_{\text{eff}} = 2800$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$, $\log g = 0.0$, $\text{C}/\text{O} = 8.50/8.49$, $\xi = 2.3$ km s ⁻¹
E: $T_{\text{eff}} = 2800$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$, $\log g = 0.0$, $\text{C}/\text{O} = 8.697/8.69$, $\xi = 2.3$ km s ⁻¹
F: $T_{\text{eff}} = 3200$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$, $\log g = -0.5$, $\text{C}/\text{O} = 8.501/8.49$, $\xi = 2.5$ km s ⁻¹
G: $T_{\text{eff}} = 3000$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$, $\log g = -0.5$, $\text{C}/\text{O} = 8.497/8.49$, $\xi = 2.2$ km s ⁻¹
Razones $\Delta_{\text{B-A}}$ $\Delta_{\text{C-A}}$ $\Delta_{\text{D-A}}$ $\Delta_{\text{E-A}}$ $\Delta_{\text{F-A}}$ $\Delta_{\text{G-A}}$
¹⁴ N/ ¹⁵ N -40 600 780 200 -300 -280

P se trata de reajustar los espectros calculados con $P \pm \Delta P$ variando simultáneamente otro(s) parámetro(s) dentro de sus incertidumbres. La diferencia entre la abundancia nominal y aquella estimada con este “otro” buen ajuste supondría una medida del error cometido. El error final se estima como la mayor diferencia obtenida con las distintas combinaciones posibles de los parámetros.

El análisis de síntesis espectral de las estrellas de la muestra se centró en los parámetros T_{eff} , C/O y ξ (Apartado 3.2.2). Por otro lado, como comentamos en el anterior apartado, se ha comprobado que las tres razones isotópicas son muy sensibles al valor de $\log g$. Por ello, en este apartado se han explorado todas las posibilidades de ajuste teórico variando estos cuatro parámetros. Este análisis se realiza sobre una de las estrella de referencia del apartado anterior (TX Psc) y los resultados se extienden al resto de la muestra.

La Tabla 3.6 muestra las diferencias entre las razones isotópicas calculadas con elecciones de parámetros atmosféricos alternativas $\{T_{\text{eff}}, \log g, \xi, \text{C}/\text{O}\}$ denominadas como B, C, ... y aquéllas correspondientes a la elección de valores nominales, A, para la estrella TX Psc. Podemos concluir que la degeneración en el ajuste teórico de parámetros estelares es mayor en el rango óptico que en el NIR, pues es mayor el número de modelos con parámetros atmosféricos distintos que ajustan el espectro observado.

En la estimación de la razón ¹⁴N/¹⁵N, variar el valor de $T_{\text{eff}} = 3000$ K en ± 200 K no supone una variación simétrica en el reajuste del resto de parámetros. Manteniendo fijo el valor de $\log g$ y aumentando la T_{eff} en 200 K, solo se puede reajustar el espectro aumentando la ξ y la razón C/O en 0.3 km/s y 0.07, respectivamente (caso B).

Tabla 3.7: Errores totales debidos a la incertidumbre en los parámetros estelares

Razón	Error absoluto	Error relativo
$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	± 1100	± 0.39 dex
$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	± 450	± 0.20 dex
$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	± 680	± 0.27 dex

Mientras que bajando la T_{eff} en 200 K se obtienen dos reajustes válidos disminuyendo uno de dichos parámetros por separado (casos C y D). En la estimación de las razones isotópicas de oxígeno sucede algo similar. Sin embargo, el ajuste con $T_{eff} = 2800$ K no puede obtenerse variando únicamente ξ , pues es necesaria una variación mayor a la incertidumbre admitida, ± 0.3 km/s.

En cuanto a la gravedad consideramos una variación de -0.5 dex sobre el valor asumido para la gravedad ($\log g = 0$, como en el Apartado 3.3.1). Para la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ esta variación equivale principalmente a aumentar T_{eff} en 200 K (caso F) o disminuir la razón C/O y ξ (caso G). Mientras que para las razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ supone aumentar la T_{eff} en 200 K y la razón C/O en 0.022⁸ (y la diferencia C–O en 0.01).

Finalmente, en la Tabla 3.7 se muestran los errores finales debidos a la incertidumbre en los parámetros atmosféricos y la desviación estándar de la medida con varias líneas espectrales. Para cada razón, el error debido a los parámetros se ha tomado como el error más alto obtenido según el anterior análisis y para la desviación se ha tomado el promedio de los valores derivados en las estrellas de la muestra (Tabla 3.4; ± 750 , ± 370 , ± 330 , en $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$, $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$, respectivamente).

La medida de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ es la más incierta de las tres razones. Sin embargo, en el Capítulo 4 veremos que esta incertidumbre es suficientemente pequeña para poder extraer interesantes conclusiones al comparar con los modelos teóricos. En el caso de las razones isotópicas de oxígeno, Harris et al. (1987) estiman un error debido a los parámetros estelares de $\Delta^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \approx \pm 200$ en el análisis de una muestra similar a la nuestra. Este error es inferior al aquí calculado, pero la comparación no es directa ya que estos autores no indican cómo calculan dicho error. Para $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$, al igual que aquí, Harris et al. concluyen que el error debido al solapamiento con otras líneas es muy importante y lo asumieron como la mayor fuente de error.

3.4. Comparación con trabajos anteriores

En este trabajo hemos realizado el primer análisis de la razón isotópica de nitrógeno en estrellas AGB de carbono (ver Apdo. 1.3). No existen determinaciones anteriores de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ en atmósferas estelares en la literatura, excepto las medidas de Wannier

⁸Superior a la incertidumbre $\Delta(\text{C/O}) \sim \pm 0.01$ admitida, pero asumible teniendo en cuenta que se consideran también variaciones en las abundancias absolutas.

et al. (1991). Estos autores derivaron esta razón en las envolturas circumstelares en seis estrellas AGB de carbono y dos nebulosas protoplanetarias (ricas en carbono) a partir de las moléculas H^{13}CN y HC^{15}N . Dentro de su muestra de estrellas existe un objeto en común: Y CVn. Wannier et al. (1991) derivaron $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} > 70$ en la envoltura circumstelar de Y CVn, mientras que nosotros derivamos $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} = 3200$. En el resto de objetos, Wannier et al. obtienen solo límites inferiores ($^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \gtrsim 500$), por lo que es difícil extraer ninguna conclusión aunque estos límites serían compatibles con los obtenidos aquí. Por otra parte, la comparación directa de abundancias derivadas en envolturas circumstelares y en atmósferas no es trivial.

En lo que respecta a las razones isotópicas de oxígeno existen determinaciones previas en atmósferas de estrellas RGB y AGB (Harris & Lambert 1984b,a; Harris et al. 1987, 1988; Smith & Lambert 1988, 1990b; Lebzelter et al. 2015; Hinkle et al. 2016). Harris et al. (1987, H87) determinaron las razones isotópicas de oxígeno $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ a partir de los parámetros estelares determinados por Lambert et al. (1986, L86) en 26 estrellas AGB de las cuales 25 son estrellas en común. De hecho, algunos de los espectros observados en el NIR utilizados aquí son los mismos que analizaron dichos autores.

En la Tabla 3.8 se comparan los valores de los principales parámetros atmosféricos utilizados en el presente trabajo con aquellas en L86 en las estrellas en común. Se indica para cada parámetro el valor medio de la diferencia entre los dos trabajos junto con la desviación típica. Vemos que tanto la diferencia media como la desviación de los parámetros de temperatura y metalicidad se encuentran dentro del error correspondiente asumido ($\Delta T_{eff} \sim \pm 200$ K y $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] \sim \pm 0.3$ dex, respectivamente). Al contrario sucede con la razón C/O, siendo la diferencia $\langle \text{C}/\text{O} \rangle_{\text{L86-Aquí}} = 0.062 \pm 0.112$ significativamente mayor que el error ($\Delta \text{C}/\text{O} \sim \pm 0.01$). Algo similar ocurre, aunque en menor medida, con la diferencia encontrada en la microturbulencia, $\langle \xi \rangle_{\text{L86-Aquí}} = -0.2 \pm 0.4$ km/s ($\Delta \xi \sim \pm 0.3$ km/s). La Figura 3.15 ilustra lo comentado. El rango de valores de ξ obtenido en este trabajo (1.5 – 3.5 km/s) es más amplio que en L86 (1.6 – 2.7 km/s; Fig. 3.15 izda.). Mientras que sucede lo contrario con la razón C/O (Fig. 3.15 dcha.): aproximadamente la mitad de los valores obtenidos por L86 está entre 1.00 y 1.06, mientras que el rango que nosotros obtenemos se encuentra entre 1.00 y 1.04. En esta figura se indican con círculos rellenos aquellas estrellas que fueron también analizadas en la región espectral del óptico. A la vista de la Figura 3.15 podría desprenderse que existe una relación entre los mayores valores de ξ y los menores de C/O con respecto a L86. Sin embargo, si nos fijamos en el par de valores (ξ , C/O) determinados en cada una de las estrellas (Tabla 3.4), comprobamos que no existe tal anticorrelación. Como veremos, estas diferencias aparentemente aleatorias, podrían ser debidas a las diferentes listas de líneas utilizadas.

La comparación con las razones isotópicas de oxígeno $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ derivadas por H87 en estrellas en común no es trivial dado que estos autores no indican qué líneas de CO utilizaron. Además, hay que añadir las diferencias en los modelos de atmósfera y listas de líneas espectrales utilizadas y el hecho de que en algunas estrellas hemos utilizado también la región espectral del óptico en el análisis. Comparando los valores de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ comprobamos que no existe una diferencia sistemática entre

Tabla 3.8: Comparación con los parámetros estelares de Lambert et al. (1986).

Estrella	T_{eff} (K)		[Fe/H]		ξ (km/s)		C/O	
	Aquí	L86	Aquí	L86	Aquí	L86	Aquí	L86
<i>Tipo N</i>								
AQ Sgr	2700	2650	0.00	0.00	2.4	2.3	1.021	1.033
BL Ori*	2900	2960	0.00	-0.10	2.5	2.0	1.012	1.039
R Lep	2500	2390	-0.50	0.20	1.5	1.6	1.028	1.030
RT Cap	2600	2620	0.00	-0.10	2.4	2.3	1.040	1.100
RV Cyg	2600	2600	0.00	0.00	2.4	2.3	1.202	1.200
S Sct	2900	2895	0.00	-0.10	2.4	2.2	1.069	1.069
ST Cam*	2600	2800	0.00	-0.10	2.4	2.3	1.079	1.140
TU Gem	2800	2770	0.00	...	2.4	2.2	1.119	1.120
TW Oph	2500	2450	-0.30	0.30	2.0	2.2	1.202	1.200
TX Psc*	3000	3030	-0.40	-0.40	2.4	2.2	1.014	1.027
U Cam*	2600	2530	0.00	0.20	3.5	2.5	1.096	1.300
U Hya	2800	2825	0.00	-0.10	1.8	1.8	1.030	1.043
UU Aur*	2800	2825	0.00	0.20	2.6	2.3	1.026	1.063
UX Dra	2900	2900	0.00	-0.20	2.4	2.2	1.035	1.046
V460 Cyg*	2800	2845	0.00	0.10	2.2	2.2	1.021	1.062
V Aql*	2500	2610	0.00	0.10	3.0	2.0	1.084	1.250
VY UMa	2900	2855	-0.10	0.10	2.4	2.2	1.021	1.060
W CMa	2900	2880	0.00	0.30	2.4	2.3	1.019	1.046
W Ori*	2600	2680	0.00	0.00	2.5	2.4	1.059	1.160
X Cnc*	2500	2620	0.00	-0.30	2.5	2.1	1.064	1.140
Y Hya	2800	2770	0.00	-0.10	2.4	2.1	1.122	1.520
Y Tau*	2600	2600	0.00	0.00	2.2	2.3	1.052	1.040
Z Psc*	2900	2870	-0.30	-0.10	2.0	1.8	1.012	1.014
<i>Tipo J</i>								
R Scl	2600	2550	0.00	...	1.9	1.9	1.161	1.340
RY Dra	3000	2500	0.00	...	2.4	2.4	1.175	1.180
T Lyr	2500	2380	-0.50	0.30	1.5	2.6	1.349	1.290
VX And*	3000	2700	0.00	-0.10	2.6	2.2	1.349	1.760
Y CVn*	2900	2730	-0.05	0.00	2.4	2.4	1.089	1.087
<i>Tipo SC</i>								
WZ Cas*	2700	2850	0.00	0.00	3.0	2.2	1.007	1.010
$\langle L86 - Aquí \rangle$	-24 ± 133		0.09 ± 0.27		-0.2 ± 0.4		0.062 ± 0.112	

*Estrellas analizadas en el óptico y NIR.

Las razones C/O obtenidas en nuestro trabajo corresponden a las derivadas en el NIR.

$\langle L86 - Aquí \rangle$: Valor medio de la diferencia entre los parámetros obtenidos por Lambert et al. (1986) y nuestro trabajo \pm la desviación típica.

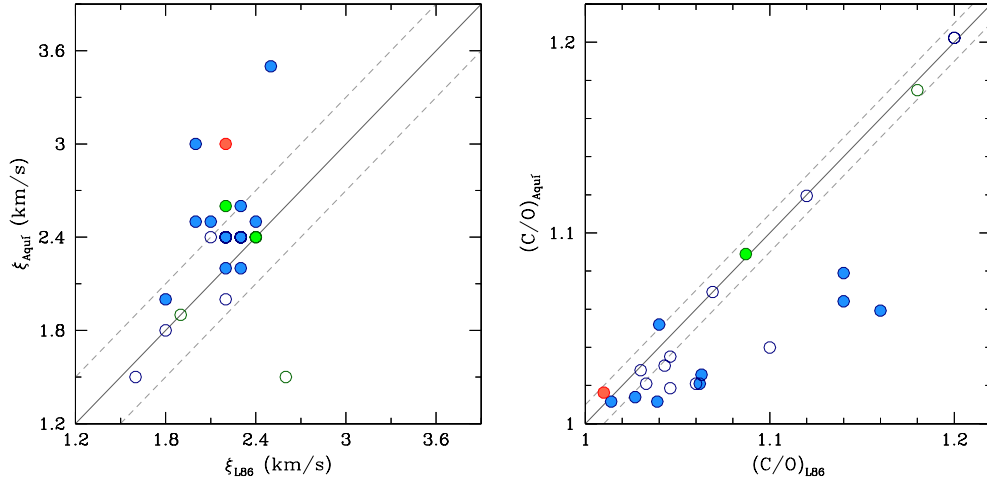


Figura 3.15: Comparación entre la velocidad de microturbulencia ξ (izquierda) y la razón C/O (derecha) obtenidos en este trabajo (en el NIR) y en L86. Se usan los colores habituales para los distintos tipos espectrales. Se utilizan círculos rellenos para aquellas estrellas con espectros analizados también en el óptico. El rango de razones C/O se ha limitado a $C/O < 1.25$ por claridad. Las líneas a trazos representan los intervalos de error en este trabajo, $\Delta C/O = \pm 0.01$ y $\Delta \xi = \pm 0.3$ km/s, respectivamente.

nosotros y H87 (Tabla 3.9). Hay que resaltar que las razones isotópicas de oxígeno que hemos derivado en este trabajo están de acuerdo, dentro de los errores, con las derivadas por H87 (ver Figura 3.16). En ambas razones isotópicas la diferencia media es similar, $\sim 50 \pm 750$. El valor medio es cercano a cero, mientras que la desviación típica dobla el valor del error total estimado debido a la incertidumbre de los parámetros atmosféricos ($\Delta^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \sim \pm 370$ y $\Delta^{16}\text{O}/^{18}\text{O} \sim \pm 330$, Apdo. 3.3.2). Este hecho, sumado a que no encontramos ninguna correlación entre las razones derivadas en ambos trabajos (Figura 3.16), indicaría un origen aleatorio de estas diferencias.

No encontramos, tampoco, una gran diferencia entre las razones $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ obtenidas en ambos trabajos (ver dos últimas columnas de la Tabla 3.9 y Figura 3.17). El valor medio de la diferencia es 0.0 ± 0.6 (descartando aquellas estrellas con cotas inferiores para alguna de las dos razones isotópicas). Los valores que más se desvían son los de V460 Cyg (tipo N) y WZ Cas (tipo SC). Sin embargo, en estas estrellas el ajuste global del espectro no fue satisfactorio. Si descartamos estos casos, se obtendría una diferencia media de 0.0 ± 0.3 .

Nos preguntamos ahora si las diferencias encontradas están relacionadas con los distintos modelos de atmósfera y listas de líneas utilizados.

Para analizar la sensibilidad a los resultados con el tipo de modelo de atmósfera, usamos uno de los modelos utilizados por H87, amablemente proporcionado por K. Eriksson (com. priv.). Actualmente, las principales mejoras con respecto a los modelos calculados por estos autores son: (1) considerar simetría esférica en vez de simetría

Tabla 3.9: Comparación con las razones isotópicas de oxígeno de Harris et al. (1987).

Estrella	$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ (N_i)		$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ (N_i)		$^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$	
	Aquí	H87	Aquí	H87	Aquí	H87
<i>Tipo N</i>						
BL Ori*	1470 ± 210 (6)	$1475 \pm \frac{500}{375}$ (10)	2040 ± 670 (4)	$1650 \pm \frac{1000}{600}$ (8)	1.4	1.1
RT Cap	980 ± 200 (6)	$825 \pm \frac{375}{250}$ (8)	1230 ± 640 (6)	$1000 \pm \frac{900}{400}$ (8)	1.3	1.2
RV Cyg	2000 ± 1700 (3)	$1750 \pm \frac{700}{500}$ (6)	970 ± 590 (3)	$1200 \pm \frac{950}{450}$ (8)	0.5	0.7
ST Cam*	> 1430 (3)	$1850 \pm \frac{850}{550}$ (9)	1000 ± 640 (4)	$1400 \pm \frac{850}{500}$ (5)	...	0.8
TU Gem	> 800 (3)	$725 \pm \frac{250}{200}$ (9)	> 270 (3)	$800 \pm \frac{450}{250}$ (6)	...	1.1
TW Oph	1930 ± 1140 (3)	$1200 \pm \frac{575}{375}$ (7)	1930 ± 1900 (3)	> 240 (6)	1.0	...
TX Psc*	770 ± 130 (7)	$1050 \pm \frac{700}{500}$ (7)	770 ± 260 (6)	$1450 \pm \frac{1050}{550}$ (5)	1.0	1.4
U Cam*	> 700 (3)	$1275 \pm \frac{600}{400}$ (6)	530 ± 360 (4)	> 400 (6)
U Hya	1900 ± 330 (6)	$1425 \pm \frac{650}{425}$ (7)	1500 ± 670 (6)	> 550 (3)	0.8	...
UU Aur*	1380 ± 240 (6)	$1125 \pm \frac{450}{375}$ (8)	1230 ± 510 (4)	$1150 \pm \frac{950}{450}$ (7)	0.9	1.0
UX Dra	630 ± 100 (6)	$1650 \pm \frac{525}{375}$ (10)	1040 ± 630 (7)	$2250 \pm \frac{1350}{500}$ (9)	1.7	1.4
V460 Cyg*	1350 ± 120 (6)	$1525 \pm \frac{525}{400}$ (8)	3400 ± 850 (2)	$2350 \pm \frac{850}{600}$ (10)	2.5	1.5
V Aql*	> 800 (3)	$1225 \pm \frac{550}{375}$ (8)	840 ± 360 (5)	$1200 \pm \frac{1300}{500}$ (8)	...	1.0
VY UMa	900 ± 180 (6)	$725 \pm \frac{300}{200}$ (9)	900 ± 600 (7)	$1000 \pm \frac{1200}{450}$ (6)	1.0	1.4
W CMa	1600 ± 400 (6)	$750 \pm \frac{300}{200}$ (8)	1500 ± 640 (5)	$900 \pm \frac{650}{350}$ (6)	0.9	1.2
W Ori*	> 1180 (6)	$975 \pm \frac{400}{275}$ (8)	> 600 (4)	$1100 \pm \frac{1300}{500}$ (5)	...	1.1
X Cnc*	1080 ± 230 (5)	$550 \pm \frac{250}{150}$ (8)	1870 ± 1220 (3)	$700 \pm \frac{600}{300}$ (5)	1.7	1.3
Y Hya	> 1030 (4)	$675 \pm \frac{350}{200}$ (7)	2000 ± 1130 (4)	$1050 \pm \frac{900}{400}$ (4)	...	1.6
Y Tau*	880 ± 180 (6)	$2675 \pm \frac{975}{675}$ (9)	1180 ± 460 (5)	$2100 \pm \frac{1400}{750}$ (8)	1.3	0.8
Z Psc*	810 ± 200 (7)	$1750 \pm \frac{700}{500}$ (10)	1320 ± 600 (6)	$2400 \pm \frac{1450}{850}$ (9)	1.6	1.4
<i>Tipo J</i>						
RY Dra	> 700 (2)	$350 \pm \frac{125}{100}$ (8)	> 1050 (2)	> 750 (4)
T Lyr	> 500 (2)	$850 \pm \frac{450}{275}$ (5)	200 ± 0 (2)	> 550 (3)
VX And*	...	$400 \pm \frac{225}{125}$ (7)	500 ± 440 (3)	> 150 (7)
Y CVn*	...	$575 \pm \frac{275}{175}$ (6)	...	> 1000 (3)
<i>Tipo SC</i>						
WZ Cas*	500 ± 130 (6)	$400 \pm \frac{175}{100}$ (11)	1180 ± 720 (5)	$1600 \pm \frac{1350}{650}$ (5)	2.4	4.0
$\langle H87 - Aquí \rangle$	46 ± 715		58 ± 746		0.0 ± 0.6	

*Estrellas analizadas en el óptico y NIR.

$\langle H87 - Aquí \rangle$: Valor medio de la diferencia entre las razones isotópicas obtenidos por Harris et al. (1987) y nuestro trabajo \pm la desviación típica. Los límites inferiores no se han considerado para este cálculo.

La razón $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ se ha calculado como el cociente entre las razones $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ descartando los límites inferiores. Entre paréntesis se indica el número de líneas utilizado.

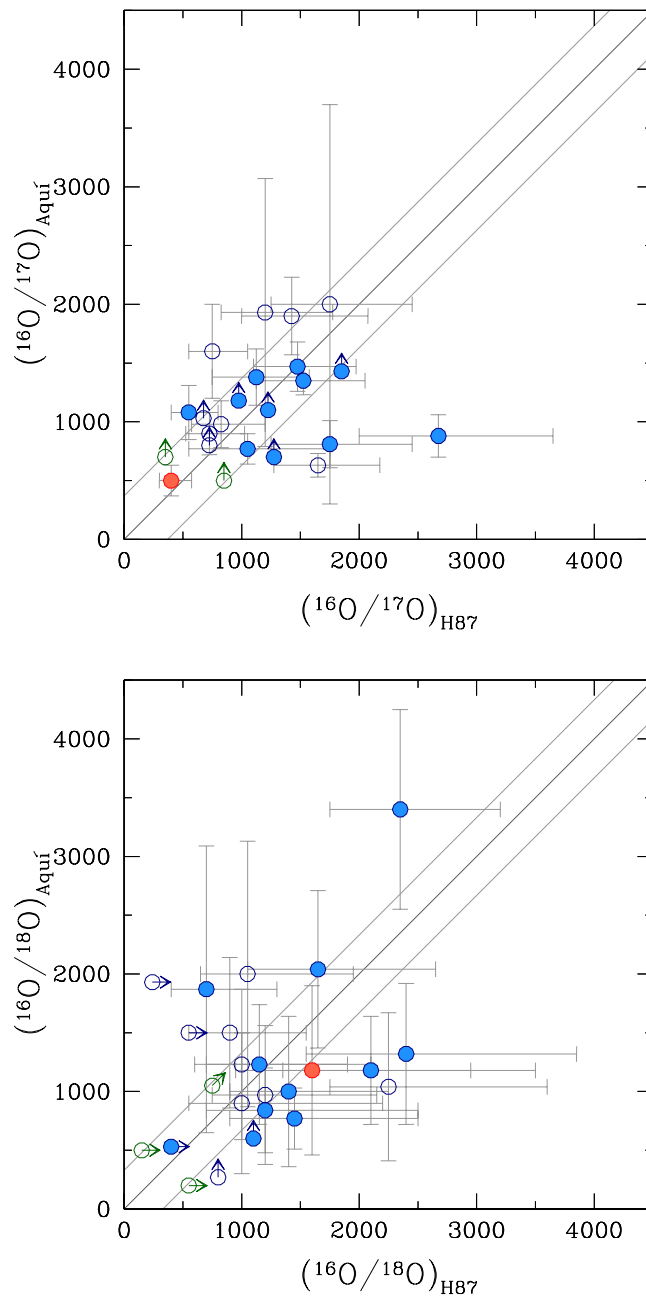


Figura 3.16: Como en la Figura 3.15 para las razones isotópicas $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ (arriba) y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ (abajo) obtenidas en este trabajo y en H87. Las barras de error representan la desviación típica en la medida de las abundancias en este trabajo (barras verticales) y el error dado por H87 (barras horizontales). Los puntos con flechas indican límites inferiores.

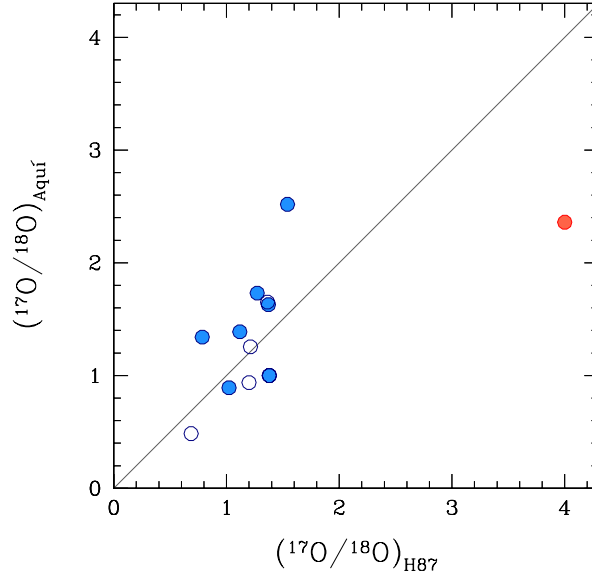


Figura 3.17: Como en la Figura 3.16 para la razón $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$. Se han descartado aquellas estrellas con límites inferiores en alguna de las dos razones isotópicas.

plano-paralela y (2) el cálculo de nuevas opacidades moleculares (Plez 2008; Plez et al. 1992; Jorgensen et al. 1992). Para comparar los resultados con ambas redes de modelos, elegimos la estrella con los parámetros de atmósfera derivados más parecidos en ambos trabajos, y con un número de líneas espectrales disponibles razonable. La estrella elegida es Z Psc: una estrella de tipo N de parámetros similares a TX Psc, con una T_{eff} algo mayor. Los parámetros estelares $\{\text{C}/\text{O}, T_{\text{eff}}, [\text{Fe}/\text{H}], \log g, \xi\}$ determinados en este trabajo y en H87 son $\{1.012, 2900 \text{ K}, -0.3, 0.0, 2.0 \text{ km/s}\}$ y $\{1.014, 2870 \text{ K}, -0.1, 0.0, 1.8 \text{ km/s}\}$, respectivamente. El número de líneas considerado para el cálculo de las razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ son respectivamente 7 y 6 en este trabajo, y 10 y 9 en H87.

En la Tabla 3.10 se muestran las razones isotópicas de oxígeno resultantes de las distintas combinaciones de modelos y colecciones de parámetros de atmósfera (“casos”), denominados por una letra y un número. Cada letra se refiere a una colección de parámetros, y el número al modelo de atmósfera. Nótese que las líneas espectrales de $^{12}\text{C}^{16,17,18}\text{O}$ son comunes en los cuatro casos excepto en el caso C2, que representa los resultados de H87.

Analizando estos resultados, en primer lugar se observa que en ninguno de los casos obtenemos las razones isotópicas de oxígeno derivadas por H87 (caso C2). En segundo lugar, existen diferencias entre las razones obtenidas al utilizar los diferentes modelos de atmósfera, si bien compatibles dentro de las barras de error, en algún caso, solo marginalmente (compárese e.g. la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ en los casos B1 y B2). En tercer lugar, con ambos modelos se comprueba que la variación relativa entre $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ al variar los parámetros es similar, de tal manera que la razón $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ obtenida con

Tabla 3.10: Diferencias por el uso de distintos modelos de atmósfera: Z Psc.

Caso	C/N/O	C/O	ξ	[Fe/H]	$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	$^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$
A1	8.495/7.73/8.49	1.012	2.0	-0.3	810 ± 200	1320 ± 600	1.6
B1	8.696/7.60/8.69	1.014	1.8	-0.1	1260 ± 360	2100 ± 990	1.7
A2	8.495/7.73/8.49	1.012	2.0	-0.3	660 ± 160	1100 ± 520	1.7
B2	8.696/7.60/8.69	1.014	1.8	-0.1	970 ± 290	1700 ± 790	1.8
C2	8.696/7.60/8.69	1.014	1.8	-0.1	1750_{-500}^{+700}	2400_{-850}^{+1450}	1.4

En los casos denominados con “A” se han utilizado los parámetros derivados en este trabajo mientras que en los casos “B”, los parámetros derivados por L86. En los casos denominados con “1” se ha utilizado la red de modelos de atmósfera más reciente y en los casos “2”, la red de modelos usada por Lambert et al. (1986). El caso C2 representa los resultados que derivaron H87 con su propia lista de líneas y red de modelos.

ambas redes de modelos son prácticamente idénticas.

Concluimos que las diferencias observadas entre nuestro análisis y H87 no pueden ser explicadas por los diferentes valores de los parámetros atmosféricos utilizados. Comparando los resultados obtenidos con el modelo de atmósfera antiguo (casos B1 – B2), con los parámetros utilizados por H87, obtenemos valores mayores de las razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ pero muy por debajo de los valores obtenidos por H87 (caso C2).

Como vimos en el análisis de síntesis espectral (Sección 3.2), las moléculas que contribuyen con un mayor número de líneas en la región espectral del NIR son CO, CN y, en menor medida, C₂ (ver e.g. Fig. 3.2). Nosotros hemos utilizado listas más actualizadas que H87 para CO (Goorvitch 1994) y CN (Apdo. 3.2.4). Mientras que no existen nuevos cálculos de los parámetros espectroscópicos de las líneas de C₂ en el NIR.

En resumen, las diferencias encontradas en la estrella Z Psc no se pueden atribuir a los distintos modelos de atmósfera utilizados ni tampoco a las diferencias en los parámetros atmosféricos utilizados. De nuestro análisis concluimos que la razón principal de estas diferencias es, muy probablemente, las diferentes listas de líneas de CO y CN utilizadas en ambos trabajos.

Recientemente, (Hinkle et al. 2016, HLS16) han derivado las razones isotópicas de carbono y oxígeno en una muestra de 46 estrellas galácticas AGB de tipo Mira y Semi-irregular SRa. Dentro de su muestra encontramos tres estrellas en común para las que han derivado al menos una de las razones isotópicas de oxígeno. En la Tabla 3.11 incluimos estos valores comparados con los obtenidos en nuestro trabajo y en H87. Nótese que HLS16 utilizan los mismos espectros observados en el NIR que nosotros.

La comparación con los valores de HLS16 es parcialmente satisfactoria. La mayoría de valores acuerdan dentro de los errores. En el caso de la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ derivada en UX Dra el acuerdo con HLS16 es excelente. El caso de mayor discrepancia lo encontramos en la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ de R Lep, donde nosotros derivamos $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} = 1730 \pm 220$ y HLS16 $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} = 676 \pm 120$. Para esta estrella sucede además que ellos derivan $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 34$

Tabla 3.11: Comparación con las razones isotópicas de oxígeno de [HLS16](#).

Estrella	Tipo	Ref.	$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ (N_l)	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ (N_l)	$^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$
UX Dra	N	Aquí	630 ± 100 (6)	1040 ± 630 (7)	1.7
		HLS16	631 ± 250	447 ± 250 (1)	0.7
		H87	1650 ± 450 (10)	2250 ± 925 (9)	1.4
R Lep	N	Aquí	1730 ± 220 (4)	> 1930	...
		HLS16	676 ± 120
VX And	J	Aquí	...	500 ± 440 (3)	...
		HLS16	1349 ± 500	100 ± 50	0.1
		H87	400 ± 175 (7)	> 150 (7)	...

El número de líneas utilizado por HLS16 es ≥ 3 y ≥ 1 en la determinación de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$, respectivamente. El error de [H87](#) se calcula como la media de los valores asimétricos de error dados por estos autores.

± 5 , mientras que nosotros adoptamos $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 62 \pm 5$ ([Lambert et al. 1986](#)). Estas diferencias probablemente son debidas a la mayor T_{eff} adoptada por HSL16 en esta estrella, 3100K, comparada con la utilizada aquí, 2500K. Además, el espectro observado de R Lep presenta muchas líneas que no pueden ser reproducidas por los espectros teóricos. Por otro lado, los valores de las razones isotópicas de oxígeno derivadas por [H87](#) en las estrellas en común (UX Dra y VX And) no son compatibles con los valores derivados por [HLS16](#). No es trivial explicar la causa de estas diferencias dado que nosotros empleamos el análisis mediante síntesis espectral, mientras que [HLS16](#) utilizan el método de la curva de crecimiento (para más detalles véase [Hinkle et al. 2016](#)).

Parte IV

Resultados y discusión

Capítulo 4

El rompecabezas de las razones isotópicas de CNO

Índice

4.1. Razones isotópicas derivadas	118
4.1.1. Razón C/O y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	118
4.1.2. Razones isotópicas de N y O	118
4.2. Comparación con modelos de nucleosíntesis estelar	122
4.2.1. El código FUNS	122
4.2.2. Comparación con la red de modelos FRUITY	124
4.2.3. El modelo de mezcla no-estándar (CBP)	132
4.2.4. Comparación con otros modelos de evolución estelar	147
4.2.5. Discusión de estrellas individuales	149
4.2.6. Resumen	156
4.3. Razones isotópicas y granos presolares	157
4.4. Variación de las abundancias iniciales	165

4.1. Razones isotópicas derivadas

4.1.1. Razón C/O y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$

En este trabajo hemos derivado el valor de la razón C/O a partir de las regiones espectrales óptico y/o NIR (Apdo. 3.2.6). En la siguiente discusión, y por simplicidad, escogemos el valor C/O derivado en el NIR (para aquellas estrellas en las que se derivó la razón C/O en ambas regiones espectrales) que probablemente es más fiable, como vimos en el Apdo. 3.2.1. El valor medio de la razón C/O de las estrellas de tipo N (excluyendo las extra-galácticas) es 1.06 ± 0.03 , y el rango cubierto es $\approx 1.01 - 1.2$, similar a los valores encontrados por Abia et al. (2001) y Abia et al. (2002) (1.05 ± 0.05 y $1.01 - 1.2$, respectivamente). Las estrellas tipo J muestran un mayor rango en C/O ($1.01 - 1.35$) que las tipo N, e inferior al derivado por Abia & Isern (2000) ($1.02 - 1.77$), aunque esta diferencia no es significativa ya que la mayor desviación entre ambos trabajos viene del máximo valor de C/O derivado en la estrella VX And; nosotros derivamos C/O = 1.35 y Abia & Isern (2000) derivaron C/O = 1.77. Por su parte, en las estrellas tipo SC obtenemos un valor medio 1.01 ± 0.01 , muy cercano al derivado por Zamora (2009) (1.01 ± 0.02) y compatible con el trabajo de Abia & Wallerstein (1998), 1.05 ± 0.10 .

En la Figura 4.1 se muestran las razones C/O vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ con círculos de colores. Los valores de las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ se tomaron de la bibliografía (Apdo. 3.2.3; Lambert et al. 1986; Abia & Isern 1996). Las estrellas de tipo N muestran un amplio rango de valores de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, cubriendo prácticamente todo el rango observado, mientras que los menores valores de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ corresponden a las estrellas de tipo J (3 – 19). En las estrellas SC los valores de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ serían valores intermedios (5 – 49). Por otra parte, las estrellas extragalácticas tipo-N SMC BMB-B 30, Carina 6 y Carina 7 muestran los mayores valores observados de C/O, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$: 1.2, 300; 8.0, 125; 5.0, 250, respectivamente, y quedan fuera de los rangos mostrados en la Figura 4.1.

Según los modelos de evolución estándar, para estrellas de masa baja y metalicidad solar, se espera que $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \gtrsim 60$ durante la fase AGB (cuando C/O > 1). De la Fig. 4.1 se desprende que la mayoría de las estrellas AGB de carbono de la muestra están por debajo de este valor de la razón y aproximadamente un 40% de las estrellas (de tipo J en su mayoría) muestran $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \lesssim 35$. Este hecho podría indicar la acción de algún mecanismo de mezcla no estándar durante las fases RGB y AGB. Esta posibilidad se estudiará en el Apdo. 4.2.2.

4.1.2. Razones isotópicas de N y O

En la Tabla 4.1 se muestra la distribución de las razones isotópicas de N y O según los tipos espectrales (ver también Tabla 3.4). En total, se ha derivado el valor de alguna de estas razones isotópicas en 56 estrellas: 37 de tipo N (cinco de ellas extra-galácticas), 8 de tipo SC y 11 de tipo J. Se trata de una muestra comparable a otras estudiadas en trabajos similares (Lambert et al. 1986; Harris et al. 1987; Abia & Isern 1997; Abia et al. 2002; Hinkle et al. 2016), aunque sensiblemente inferior a la muestra analizada por Ohnaka & Tsuji (1996) y Ohnaka & Tsuji (1999), compuesta por 108 estrellas. Sin

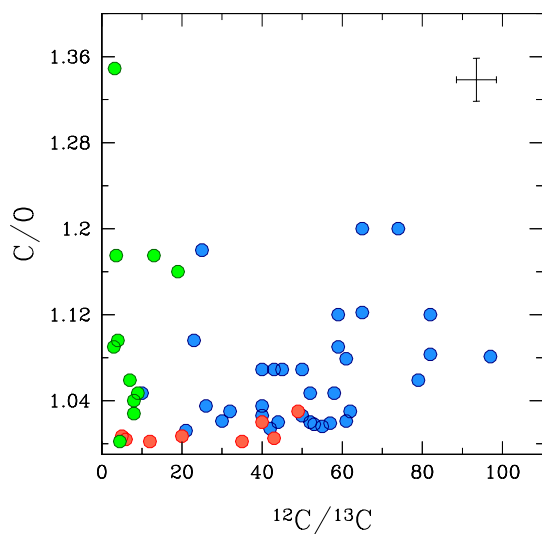


Figura 4.1: C/O vs. $^{12}C/^{13}C$ en la muestra de estrellas AGB de carbono. Hemos utilizado círculos coloreados de modo habitual para diferenciar entre los tipos espectrales (tipo N azul, tipo J verde y tipo SC rojo).

embargo, estos autores solo midieron razones isotópicas de carbono.

Tabla 4.1: Distribución del número de razones isotópicas observadas según los tipos espectrales.

	Total	N	SC	J
$^{14}N/^{15}N$	38 (8)	24 (6)	7	7 (2)
$^{16}O/^{17}O$	30 (11)	24 (8)	3	3 (3)
$^{16}O/^{18}O$	30 (5)	23 (3)	3	4 (2)

Entre paréntesis se indica el número de estrellas donde sólo se establecieron cotas inferiores.

Solo en 8 de las 56 estrellas hemos conseguido medir las cuatro razones isotópicas de CNO, descartando aquellas en las que alguno de los valores observados es un límite inferior (o superior). En la Tabla 4.1 se indica entre paréntesis el número de estrellas donde sólo se ha podido derivar una cota inferior. En términos relativos, en las estrellas de tipo J hemos establecido más cotas inferiores que en el resto de tipos. Esto es debido a que estas estrellas presentan espectros con muchas líneas no identificadas y líneas muy intensas de CN y C_2 solapadas, frecuentemente, con las líneas utilizadas para medir las razones isotópicas, lo que dificulta sobremanera su análisis.

Dado el número relativamente escaso de estrellas de tipos SC y J donde hemos podido derivar las razones isotópicas de N y O, consideramos que éste no es estadísticamente significativo para extraer conclusiones definitivas acerca de los tipos espectrales SC y J relativa a las razones isotópicas de nitrógeno y oxígeno observadas en ellas.

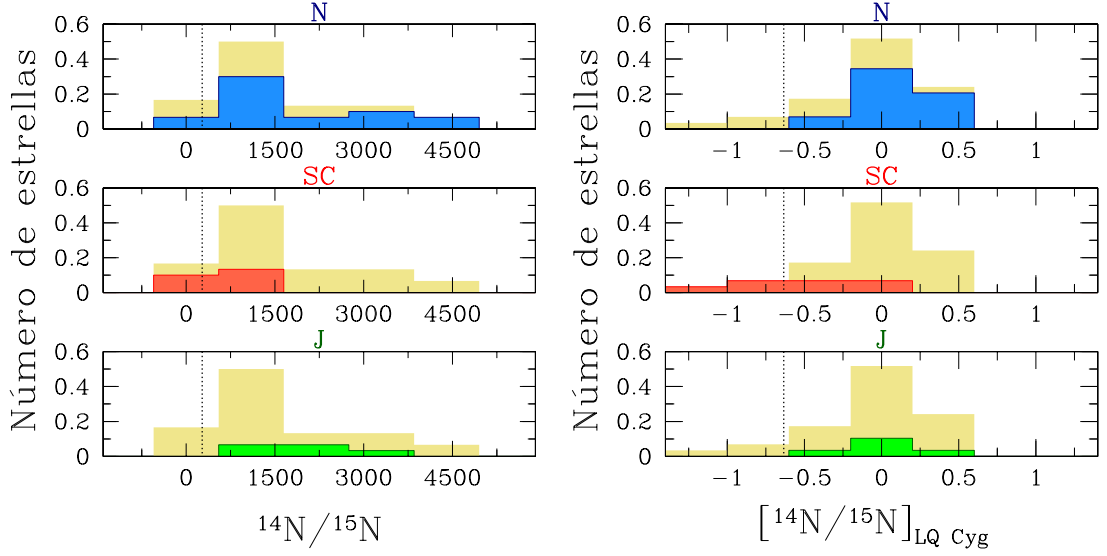


Figura 4.2: Distribución de las razones isotópicas de nitrógeno determinadas según los tipos espectrales. El histograma amarillo incluye todos los valores sin distinción en tipo espectral. El tamaño del *bin* considerado es comparable al valor del error total (véase Tabla 3.7). Izquierda: Análisis absoluto ($bin = 1100$). Derecha: Análisis diferencial línea a línea respecto a LQ Cyg ($bin = 0.4$). No se han incluido las cotas inferiores. La razón terrestre (línea vertical punteada) en el panel de la derecha se ha calculado con respecto al valor de referencia ($(^{14}\text{N}/^{15}\text{N})_{\text{LQ Cyg}} = 1170$).

A continuación analizamos la distribución de los valores de las razones isotópicas observadas con los tipos espectrales. A la izquierda de las Figuras 4.2, 4.3 y 4.4 se muestran los histogramas de dichas distribuciones de las razones isotópicas determinadas en este trabajo, con un tamaño del *bin* comparable al error estimado. Análogamente, a la derecha se representan las distribuciones de los valores de las razones calculadas según el análisis diferencial línea a línea con respecto a las estrellas de referencia LQ Cyg o TX Psc (descrito en el Apdo. 3.2.6). Hemos comprobado que cambiar el tamaño del *bin* en un rango razonable no supone un cambio significativo de la distribución de valores. Concluimos que las distribuciones obtenidas por ambos análisis son compatibles.

$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$

El rango de valores observados de la razón isotópica de nitrógeno es muy amplio. El 90% de los valores observados son mayores que el valor terrestre, típicamente usado como el valor solar de referencia ($^{14}\text{N}/^{15}\text{N} = 272$; línea vertical punteada en la Figura 4.2; Lodders et al. 2009). El rango de valores de las estrellas de tipo N (incluyendo los límites inferiores; ver también Fig. 4.6) es $500 \lesssim ^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \lesssim 5000$, cubriendo prácticamente todo el rango observado. Las estrellas SC parecen tener sistemáticamente razones $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ inferiores a la media, $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \approx 100 - 1100$, mientras que las estrellas J son

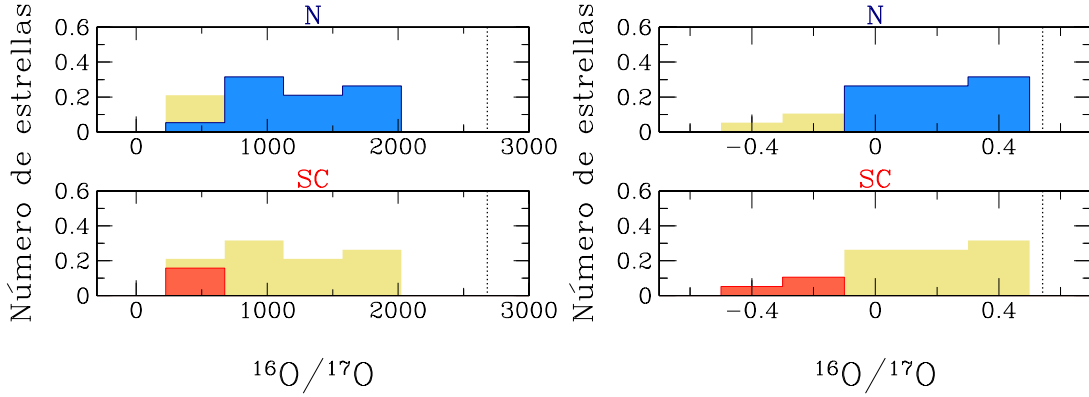


Figura 4.3: Como en la Figura 4.2, distribución de los valores observados de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ absolutos ($bin = 450$) y diferenciales ($bin = 0.2$) determinados en la muestra de estrellas. En el panel de la derecha la razón solar (línea vertical punteada) se calcula con respecto al valor de referencia $(^{16}\text{O}/^{17}\text{O})_{\text{TXPsc}} = 770$.

indistinguibles del comportamiento promedio, $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \approx 6 - 3000$, siendo el valor mínimo el sorprendente límite inferior derivado en la estrella WX Cyg. Sin embargo, como indicamos anteriormente, el escaso número de estrellas de tipos SC y J analizadas no nos permite sacar conclusiones definitivas al respecto.

$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$

Todos los valores derivados de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ en la muestra son inferiores a la razón solar (2681). Esto es lo esperado en estrellas de masa baja tras el FDU y su evolución en la AGB (e.g. Dearborn 1992). Los valores derivados en las estrellas de tipo N están en el rango $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \approx 400 - 2000$; las tres estrellas de tipo SC en las que hemos medido la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$, $300 \lesssim ^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \lesssim 500$, mientras que en tres estrellas de tipo J solo se han medido cotas inferiores, >300 . Nótese que todos los valores en las estrellas tipo J son cotas inferiores y por eso no aparecen en la Figura 4.3 (ver también Fig. 4.7).

Los valores derivados de la razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ se encuentran entre 200 – 3400. Prácticamente todas las estrellas de tipo N (excepto un límite inferior) muestran razones mayores que la solar (498). En el resto de estrellas en que hemos medido la razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ cuatro estrellas son de tipo J (siendo uno de ellos un límite inferior), y tres de tipo SC, siendo el rango de valores medidos 200 – 1000 y 300 – 1200, respectivamente.

La mayoría de las estrellas muestran razones $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ superiores a la solar de acuerdo con lo esperado tras la acción del FDU en las estrellas de masa baja. Sorprendentemente, existe una minoría de estrellas con razón inferior a la solar en los tres tipos espectrales.

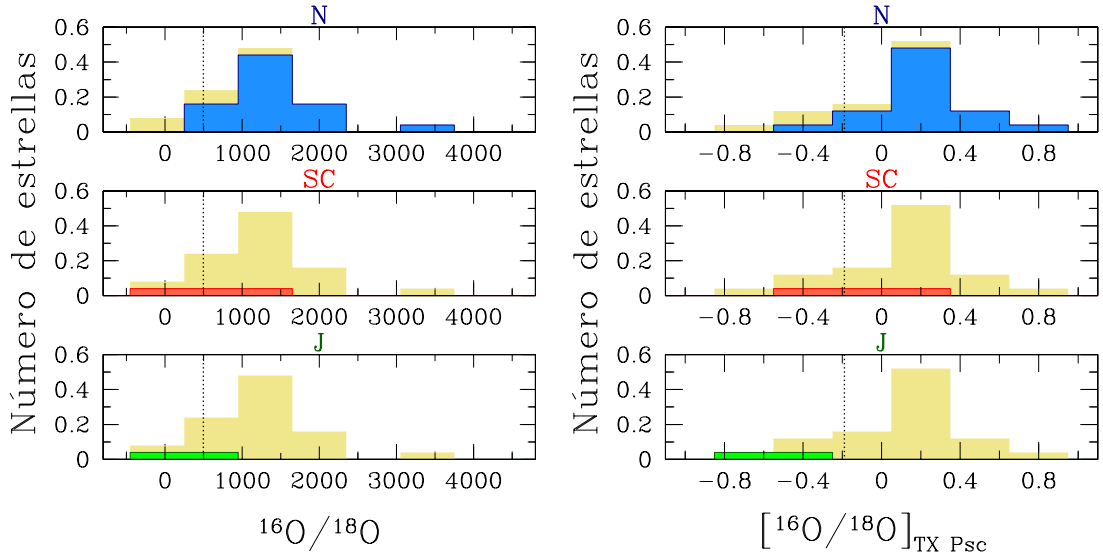


Figura 4.4: Como en la Figura 4.3, se muestra la distribución de los valores observados de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ absolutos ($bin = 700$) y diferenciales ($bin = 0.3$). La razón isotópica de la estrella de referencia es $(^{16}\text{O}/^{18}\text{O})_{\text{TX Psc}} = 770$.

4.2. Comparación con modelos de nucleosíntesis estelar

En este Apartado comparamos las abundancias químicas derivadas con las predicciones teóricas según los modelos de evolución y nucleosíntesis estelar en la fase AGB. Existen diferencias en las predicciones teóricas dependiendo de los distintos modelos de evolución estelar disponibles en la literatura (e.g. Lugaro et al. 2003). Las diferencias son debidas, principalmente, a diferencias en la composición química inicial, el tratamiento numérico y los valores asumidos en los ritmos de reacciones nucleares. Más adelante abordaremos algunas de las consecuencias de esas diferencias (para más detalles ver p.ej. la Sección 2 de Straniero et al. 2014). No obstante, a pesar de dichas diferencias, el escenario evolutivo general es consistente entre los distintos modelos de evolución estelar. En este trabajo, utilizamos los modelos disponibles en la base de datos *on-line* FRUITY¹ calculados con el código de evolución FUNS (Apdo. 4.2.2) y otros modelos construidos específicamente para este trabajo (Apdo. 4.2.3).

4.2.1. El código FUNS

El código de evolución estelar FUNS (Full Network Stellar evolution), es una versión actualizada del código FRANEC (Chieffi et al. 1998), desarrollada por el grupo del observatorio de Téramo (Straniero et al. 2006; Cristallo et al. 2009). FUNS es un código de evolución estelar lagrangiano en una dimensión y equilibrio hidrostático. El código ha sido implementado con una red de reacciones nucleares (reacciones de partículas cargadas,

¹<http://fruity.oa-teramo.inaf.it/>

captura de neutrones, e^- y e^+ , y decaimiento- β) y núcleos (desde hidrógeno hasta bismuto) que evoluciona conjuntamente con la estructura de la estrella. Es decir, la evolución química y la evolución física de la estrella están acopladas. Esta característica es la diferencia fundamental respecto a los cálculos de nucleosíntesis de *postprocessing*, donde la evolución química de la estrella en detalle se calcula independientemente del modelo de estructura (e.g. Goriely & Siess 2004; Herwig 2005; Karakas 2010; Palmerini et al. 2011b). Los ritmos de reacciones termonucleares utilizados en FUNS están descritos en Straniero et al. (2006). En particular, la mayoría de ritmos de las reacciones involucradas en el ciclo CNO (ver p.ej. Fig. 1.3) se han tomado de la revisión de Iliadis et al. (2010), además de NACRE (Angulo et al. 1999) para la reacción $^{15}\text{N}(p,\alpha)$, Adelberger et al. (2011) para $^{14}\text{N}(p,\gamma)$, Marta et al. (2011) para $^{15}\text{N}(p,\gamma)$ y La Cognata et al. (2011) para $^{19}\text{F}(p,\alpha)$.

En el código FUNS se adopta un ritmo de pérdida de masa según la parametrización de Reimers (con $\eta = 0.4$; Reimers 1975) desde la RGB hasta el primer pulso térmico de la AGB. En lo que resta de la evolución, se sigue un procedimiento similar al de Vassiliadis & Wood (1993), teniendo en cuenta las determinaciones empíricas que relacionan la pérdida de masa con el periodo y la luminosidad (Whitelock et al. 2003, ver también Straniero et al. 2006). La velocidad media convectiva se calcula según la teoría de la longitud de mezcla (Cox 1968), mientras que los límites de las zonas convectivas se obtienen según el criterio de Schwarzschild. Para el cálculo de la mezcla de material debida a los movimientos convectivos se adopta el algoritmo dependiente del tiempo descrito en Chieffi et al. (2001). En la interfase radiativa-convectiva del borde interior de la capa convectiva durante el *tercer dragado* (TDU), se asume una ley de decaimiento exponencial para la velocidad convectiva que permite la formación del ^{13}C -*pocket* durante la fase de interpulso (para más detalles ver Cristallo et al. 2007). En el cálculo de la opacidad se tiene en cuenta el cambio de composición química durante la AGB debido al TDU (e.g. Marigo 2002; Cristallo et al. 2007); para temperaturas inferiores a 10^4 K se usan las tablas de opacidades derivadas con el código COMA (Aringer 2000) que incluyen la opacidad molecular y, para temperaturas superiores, se usan las tablas disponibles en la base de datos *on-line* OPAL². En el código se adopta la distribución de abundancias solares según Lodders et al. (2009, $Z_{\odot} = 0.014$). Ajustando un modelo solar se deriva el parámetro de longitud de mezcla ($\alpha = 1.9$) y la abundancia inicial de ^4He ($Y_{\odot} = 0.27$).

A continuación se comparan los resultados observacionales con modelos de evolución FUNS disponibles en la base de datos FRUITY (FULL-Network Repository of Updated Isotopic Tables & Yields; Cristallo et al. 2011). Los modelos están calculados desde la pre-secuencia principal hasta el final de la fase AGB sin incluir procesos de mezcla no estándar. Las masas y metalicidades iniciales son similares a aquellas de nuestra muestra de estrellas. Para la elección de las masas se ha tenido en cuenta que típicamente las estrellas AGB de carbono tienen $M \lesssim 3 M_{\odot}$ (Apdo. 1.6). La metalicidad estimada para la mayoría de nuestras estrellas está entre $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$ y -0.5 (Figura 3.8), lo que en fracción en masa equivale al rango $Z = 0.012 - 0.004$, según las abundancias solares

²<http://opalopacity.llnl.gov/>

dadas por [Asplund et al. \(2005\)](#), ver Apéndice A). Teniendo en cuenta estos rangos de M y Z , y los modelos disponibles en la base de datos [FRUITY](#), se han elegido modelos con $M = 1.5, 2.0$ y $3.0 M_{\odot}$ y $Z = 0.006, 0.008, 0.014$ y 0.02 (ver p.ej. leyenda de la Figura 4.5).

4.2.2. Comparación con la red de modelos FRUITY

Como indicamos en la Introducción (Apdo. 1.3), según las predicciones teóricas, la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ en la envoltura puede utilizarse como una trazadora de la evolución de una estrella de masa baja en la fase AGB. Esta razón aumenta progresivamente debido a la adición de ^{12}C en la envoltura con cada evento de TDU. Esta característica, y el hecho de que la medida de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ es la más precisa de entre las razones isotópicas de CNO, hacen de esta razón isotópica una magnitud adecuada para la comparación con modelos evolutivos en la fase AGB. En nuestro caso, además, contamos con valores observados de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ para todas las estrellas de la muestra. A continuación comparamos la razón C/O y las razones isotópicas de CNO derivadas con las predicciones teóricas en estrellas AGB de masa baja.

C/O y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$

La razón carbono-oxígeno en las fases RGB y AGB ($(^{12}\text{C} + ^{13}\text{C})/\text{O}$) está gobernada por el cambio en la abundancia de ^{12}C , ya que la abundancia de ^{16}O apenas varía. Durante la fase RGB, el primer dragado (FDU) mezcla en la envoltura material procesado por el ciclo CNO, disminuyendo la razón C/O desde el valor solar (~ 0.50) hasta un valor entre $0.29 - 0.34$ (el valor exacto depende de la masa y metalicidad inicial de la estrella). Durante la fase de pulsos térmicos de la AGB (TP-AGB), la razón C/O aumenta continuamente (ver Fig. 4.5) por el ^{12}C producido en la capa de combustión de He a través del proceso triple- α y dragado a la superficie en cada evento del TDU. Teóricamente, el valor de la razón C/O resultante al final de la fase AGB varía en un amplio rango ($\sim 1.0 - 4.5$; véase la Tabla 1.1) en el intervalo de masas y metalicidades aquí consideradas.

Además de destruir ^{12}C , el ciclo CNO produce ^{13}C y el valor de la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ tras el FDU se ve afectado por ambos procesos, disminuyendo típicamente desde el valor inicial (89) hasta $\sim 21 - 24$. Durante la TP-AGB, al igual que la razón C/O, el valor de la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ en la envoltura varía debido al aumento de ^{12}C . El valor resultante de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ en la envoltura puede aumentar en un factor > 100 respecto al FDU, obteniéndose valores entre 70 y 350 al final de la AGB, según la masa y metalicidad iniciales de la estrella (ver Figura 4.5).

Estrictamente, las observaciones indicarían que nuestras estrellas acaban de transformarse en estrellas de carbono. Sin embargo, esta condición no sería suficiente para explicar al mismo tiempo las razones C/O y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ observadas. Tal y como se ve en la Figura 4.5, cuando $\text{C/O} \gtrsim 1$, la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \approx 70 - 80$, reproduciendo sólo 3 de las 56 estrellas observadas. Según lo comentado previamente, la razón C/O resultante a lo largo de la AGB es $\gg 1$, así que, según los modelos estándares, sería poco probable

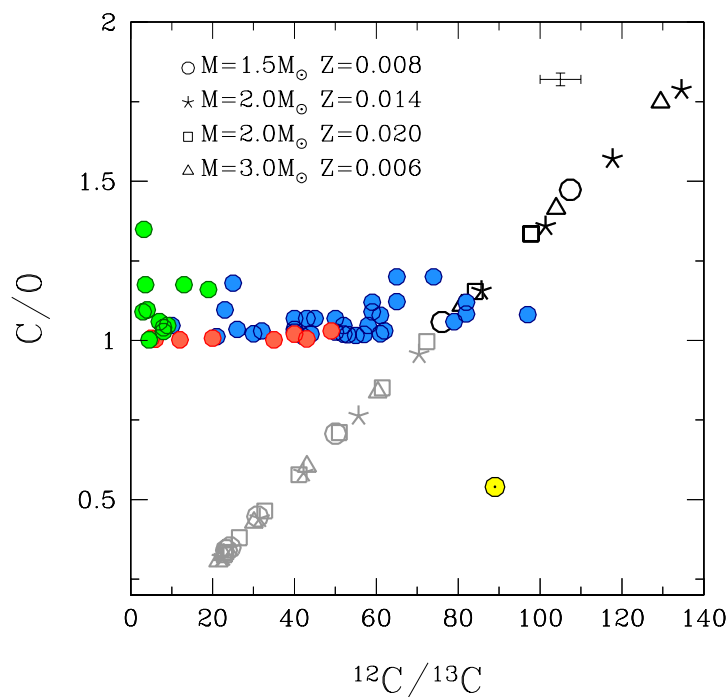


Figura 4.5: Razón C/O vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivadas comparadas con los valores predichos por los modelos de evolución estelar FUNS (ver texto). Para las razones observadas hemos utilizado círculos coloreados de modo habitual para diferenciar entre los tipos espectrales de las estrellas de carbono (tipo N azul, tipo J verde y tipo SC rojo). El error observacional estimado (Apdo. 3.3) se indica con barras de error. Los símbolos grises indican los valores predichos tras los sucesivos episodios del TDU (en negro desde que $\text{C}/\text{O} > 1$). Las masas y metalicidades iniciales de los modelos se indican en la leyenda. Se indican los valores solares con el símbolo \odot .

encontrar estrellas AGB con $C/O \sim 1$, al contrario de lo que indican las observaciones. Hasta el momento, en todos los trabajos observacionales de estrellas AGB de carbono de metalicidad solar se ha encontrado este hecho (Lambert et al. 1986; Eglitis & Eglite 1995, 1997; Abia et al. 2002).

Esta discrepancia se hace incluso más evidente en las estrellas AGB pobres en metales. Por ejemplo en las estrellas C6 y C7 ($[Fe/H] = -1.7$ y -1.6 , respectivamente) pertenecientes a la galaxia enana esferoidal Carina (Abia et al. 2008). Según los modelos FRUITY, las abundancias esperadas inmediatamente después de transformarse en una estrella de carbono para esas metalicidades son $(C/O, {}^{12}C/{}^{13}C) \sim (40, 300)$, mucho mayores que las observadas $\sim (5, 125)$ y $(8, 250)$, respectivamente. Esto es debido principalmente a la menor abundancia inicial de ${}^{16}O$ (debido a su baja metalicidad) y, en menor medida, a que teóricamente los eventos de TDU son más eficientes si la metalicidad de la estrella es menor, i.e., se consigue una razón $C/O > 1$ con un número menor de TDUs en comparación con los modelos de igual masa y metalicidad superior. Esta falta aparente de estrellas de carbono con C/O alto se suele atribuir a un *bias* observacional (e.g. Abia et al. 2003; de Laverny et al. 2006). Se cree que durante la fase AGB, en cuanto $C/O > 1$ en la envoltura de la estrella, el carbono condensaría formando granos de polvo ricos en este elemento (SiC, grafito, etc.). Debido a la gran pérdida de masa durante esta fase ($\sim 10^{-6} - 10^{-5} M_{\odot}/año$), este polvo podría oscurecer la estrella en el óptico, ocultando las estrellas AGB con razones $C/O \gg 1$. Si esto fuese así, las estrellas de la muestra se habrían transformado en estrellas de carbono recientemente, lo cual parece bastante improbable. La causa de este hecho no se conoce bien y es difícil explicar teóricamente las razones C/O sólo ligeramente superiores a 1 observadas. Se trata de un problema conocido para el que de momento no se ha encontrado una solución satisfactoria.

La relativa discrepancia entre las razones ${}^{12}C/{}^{13}C$ predichas y observadas es una consecuencia de lo anterior. Sin embargo, los valores observados más bajos de ${}^{12}C/{}^{13}C$ en estrellas AGB se ha interpretado como consecuencia de la existencia de un mecanismo de mezcla no estándar en esta fase similar al propuesto para explicar los valores más bajos de ${}^{12}C/{}^{13}C$ observados en estrellas en la RGB (Apdo. 1.3). Estudiaremos este posible mecanismo de mezcla más adelante.

${}^{14}N/{}^{15}N$

A diferencia de lo que sucede con las razones C/O y ${}^{12}C/{}^{13}C$, las razones isotópicas superficiales ${}^{14}N/{}^{15}N$ y ${}^{16}O/{}^{17}O/{}^{18}O$ durante la fase AGB están determinadas principalmente por el FDU. Así, por ejemplo, la razón ${}^{14}N/{}^{15}N$ aumenta su valor desde el inicial (272) hasta $\approx 900 - 2000$ tras el FDU, por la mezcla con material procesado por el ciclo CNO en la envoltura, no variando significativamente durante la fase AGB.

Aunque el rango de razones isotópicas de nitrógeno observado (${}^{14}N/{}^{15}N \approx 6 - 5000$) es más amplio que el predicho por los modelos, observaciones y modelos teóricos acuerdan teniendo en cuenta los errores observacionales (ver Fig. 4.6). No obstante, resulta especialmente difícil explicar teóricamente aquellos valores similares o inferiores al solar (todos mostrados por estrellas J y SC), reproducidos solo marginalmente por las predicciones teóricas.

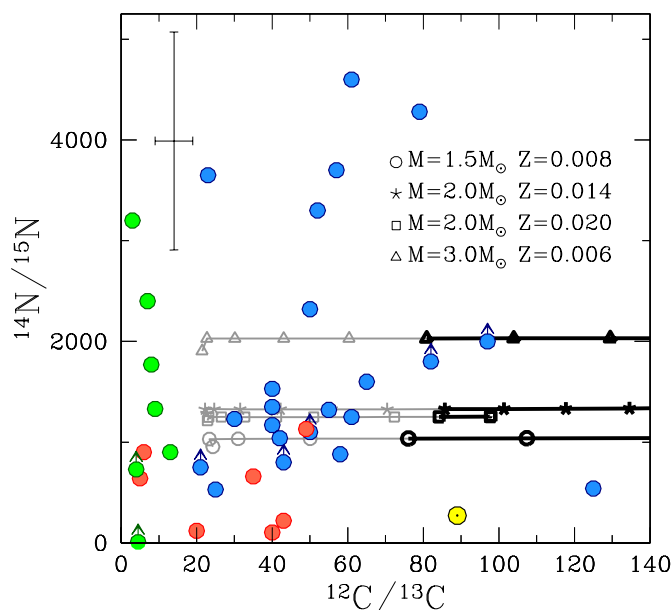


Figura 4.6: Como en la Figura 4.5, la razón isotópica de nitrógeno frente a la de carbono. Los valores predichos por los modelos se han unido con líneas por claridad.

Por otra parte, es importante señalar que sólo en unas pocas estrellas de tipo N las razones observadas $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ simultáneamente concuerdan con las predichas cuando $\text{C}/\text{O} > 1$ (línea y símbolos negros en la Figura 4.6).

$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$

El isótopo ^{17}O se produce a través del ciclo CNO de tal manera que el FDU enriquece la envoltura en una cantidad que depende de la masa inicial de la estrella y muy poco de la metalicidad. Como la abundancia superficial de ^{16}O apenas cambia a lo largo de la evolución de la estrella, la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ disminuye tras la fase RGB desde el valor inicial hasta una cantidad que depende fuertemente de la masa considerada, no siendo modificada significativamente durante la fase AGB (e.g. [Karakas & Lattanzio 2014](#); [Lebzelter et al. 2015](#)). Los modelos de evolución estelar estándar con $1.5 - 2.5 M_{\odot}$ predicen que el valor de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ tras el FDU es menor cuanto mayor es la masa considerada ($\sim 900 - 150$). Esta tendencia se invierte en los modelos con $M > 2.5 M_{\odot}$.

El rango observado de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ ($\approx 300 - 2000$) es sensiblemente mayor que el predicho por los modelos mostrados en la Figura 4.7 ($300 - 800$). Aproximadamente el 50% de los valores observados, que muestran $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \gtrsim 1000$ (todos ellos observados en estrellas de tipo N; Fig. 4.7), no son reproducidos por los modelos a partir de abundancias solares (ver p.ej. Tabla 1.1). Es más, si tenemos en cuenta simultáneamente las razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, estos modelos no reproducen la mayoría de las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$

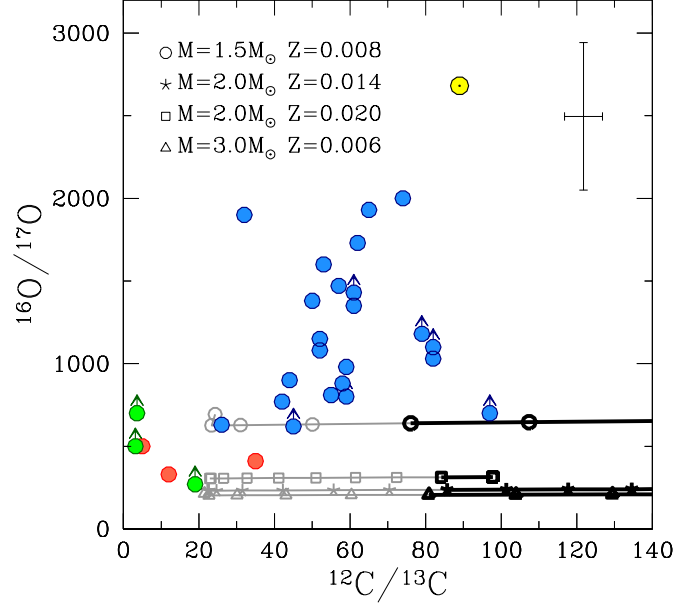


Figura 4.7: Como en la Figura 4.6, razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ frente a la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$.

derivadas en las estrellas AGB observadas. Dentro de las estrellas de masa baja, aquellas con $M < 1.5 M_{\odot}$ podrían alcanzar valores de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} > 1000$ tras el FDU según los modelos estándares. Sin embargo, en el intervalo de metalicidades considerado, para estas masas no se formaría una estrella de carbono. No obstante, abordaremos esta posibilidad más adelante.

$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$

El ^{18}O es destruido en el interior de la estrella a través del ciclo CNO, de tal manera que en estrellas de masa baja la razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ aumentaría en un factor ~ 1.4 tras el FDU, independientemente de la metalicidad y la masa estelar considerada desde el valor inicial (p.ej. desde el valor solar 498 hasta $\approx 600 - 700$). Durante la fase TP-AGB, la envoltura seguiría mezclándose con material pobre en ^{18}O , lo que incrementa ligeramente el valor de la razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ superficial; el rango de valores obtenido al final de la AGB está entre $^{16}\text{O}/^{18}\text{O} \approx 650 - 800$, dependiendo debilmente de la masa inicial y metalicidad estelar (ver p.ej. Tabla 1.1).

El rango observado de la razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ ($\approx 200 - 3400$) multiplica por más de diez el predicho por los modelos estándares. No obstante, teniendo en cuenta los errores observacionales (Figura 4.8), la mayoría de valores podrían ser explicados por estos modelos, quedando fuera solo los valores más altos ($\gtrsim 1500$). Sin embargo, los modelos teóricos no pueden reproducir simultáneamente las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ observadas en la mayoría de las estrellas de la muestra cuando $\text{C}/\text{O} > 1$ en la envoltura.

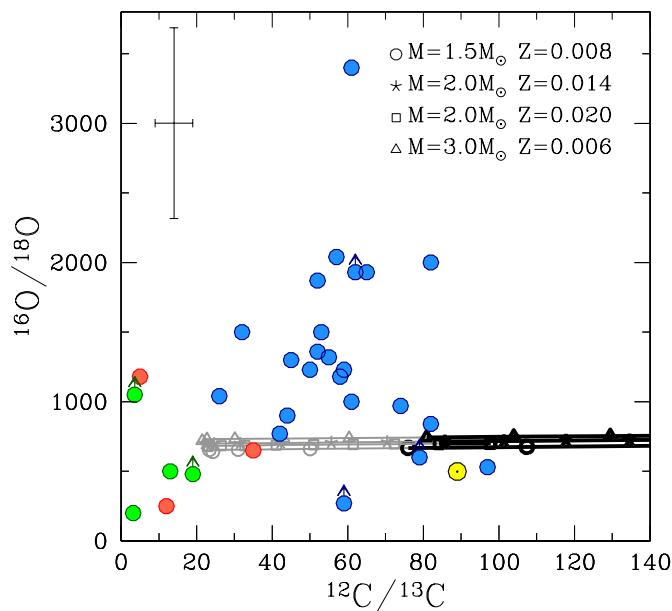


Figura 4.8: Como en la Figura 4.6, razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ frente a la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$.

$^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$

El estudio de la razón isotópica $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ es interesante por varios motivos. Dado que observacionalmente la calculamos como el cociente entre los valores observados de la razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$, es de esperar que esté menos afectada por los errores observacionales sistemáticos asociados a las medidas de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ (p.ej. ver Sección 3.4). En segundo lugar, el valor predicho de esta razón en las estrellas AGB depende fuertemente de la masa y la metalicidad, como muestra la Figura 4.9. En esta figura se muestran los valores teóricos de las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ en la envoltura durante la fase AGB en una estrella de masa $1.5 M_{\odot}$ (círculos vacíos) y $2.0 M_{\odot}$ (cruces). Por lo dicho en los anteriores apartados, es obvio que teóricamente el FDU es el principal responsable de la variación de esta razón en la evolución de la estrella, apenas cambiando durante la fase AGB.

De la Figura 4.9 se deriva inmediatamente que los valores de $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ en la mayoría de estrellas observadas podrían ser reproducidos por modelos de estrellas AGB con masa muy próxima a $1.5 M_{\odot}$ con metalicidad solar o ligeramente inferior. No obstante, como se ha comprobado en anteriores apartados, los modelos teóricos estándares no reproducen simultáneamente las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ observadas.

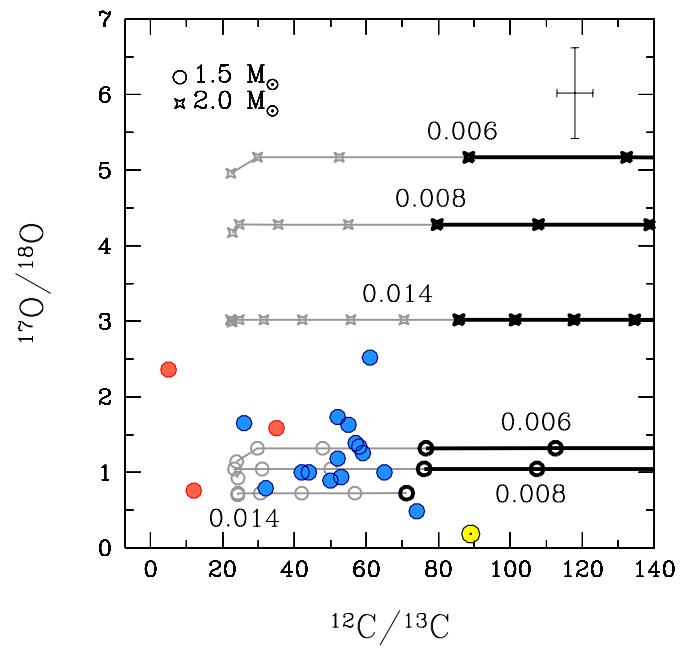


Figura 4.9: Como en la Figura 4.6 se representa la razón $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ frente a la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$. Con círculos vacíos se indican los valores predichos para una masa $1.5 M_{\odot}$ y con cruces para $2.0 M_{\odot}$. Los modelos se han calculado para tres metalicidades $Z = 0.006$, 0.008 y 0.014 .

Tabla 4.2: Razones isotópicas de CNO predichas por los modelos de evolución estándares y observadas en la muestra de estrellas AGB de carbono.

	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	$^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$
Modelos					
Inicial	89	272	2681	498	0.19
FDU	21 – 24	900 – 2000	150 – 900	600 – 700	0.7 – 4.7
TDU ($\text{C}/\text{O} \gtrsim 1$)	70 – 80	900 – 2000	150 – 900	650 – 800	0.7 – 5.3
Observaciones					
Tipo N	10 – 100	500 – 5000	400 – 2000	300 – 3400	0.5 – 2.6
Tipo J	3 – 20	6 – 3000	300 – 700	200 – 1000	...
Tipo SC	5 – 50	100 – 1100	300 – 500	300 – 1200	0.7 – 2.4

FDU: rango de valores tras el primer dragado; TDU ($\text{C}/\text{O} \gtrsim 1$): rango de valores en la fase AGB cuando $\text{C}/\text{O} \gtrsim 1$.

Resumen

En este Apartado hemos comparado las razones isotópicas de CNO derivadas en las estrellas de la muestra con modelos de estrellas AGB de masa baja ($1.5 \leq M/M_{\odot} \leq 3.0 M_{\odot}$) y metalicidad Z entre 0.006 y 0.02. Esta comparación se resume en la Tabla 4.2, donde se indican los rangos cubiertos por los modelos y en las estrellas observadas según el tipo espectral. A partir de esta comparación podemos concluir:

- Los modelos estándares no reproducen simultáneamente la mayoría de los valores de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y C/O derivados en las estrellas AGB de carbono de la muestra. Los modelos predicen $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \gtrsim 60$ cuando $\text{C}/\text{O} \gtrsim 1$ en la fase AGB, pero solo el 10% de las estrellas observadas muestran estos valores.
- Los bajos valores observados de la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ (< 40) podrían indicar la existencia de algún mecanismo de mezcla no estándar durante las fases RGB y AGB.
- En la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ encontramos que aproximadamente el 50% de los valores observados ($^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \gtrsim 1000$, todos ellos observados en estrellas de tipo N) no son compatibles con las predicciones de evolución estándar en la fase AGB de estrellas de masa $> 1.5 M_{\odot}$ con metalicidad típicamente solar indistintamente del tipo espectral.
- Los valores observados de $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ serían compatibles con los valores estándares predichos en modelos con $\sim 1.5 M_{\odot}$ y metalicidad solar.
- Una fracción importante de los valores observados de las razones $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ son compatibles, dentro de las barras de error, con las predicciones teóricas.
- Globalmente, no se pueden explicar simultáneamente las cuatro razones isotópicas de CNO observadas con modelos de evolución estelar estándar. De modo general, existe una gran discrepancia entre el rango de valores observados y el predicho (véase la Tabla 4.2).

4.2.3. El modelo de mezcla no-estándar (CBP)

En la Introducción (Apdo. 1.4) se indicó la necesidad de incluir procesos de mezcla no estándar (o de “extra-mixing”) en los modelos de evolución estándar de estrellas de masa baja para explicar las abundancias de algunos elementos químicos derivadas en estrellas gigantes rojas (tanto RGB como AGB). Tal es el caso de las razones isotópicas de carbono, uno de los mejores indicadores de la existencia de mezcla no estándar en este tipo de estrellas (e.g. Gilroy 1989; Smith & Tout 1992; Abia et al. 2001). En nuestro caso, la mayoría de las estrellas de la muestra presentan razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ($\lesssim 60$) inferiores a las predichas por los modelos de evolución estándar durante la fase AGB (ver Figura 4.5).

Si bien la existencia de este extra-mixing permitiría explicar algunas de las anomalías observadas en estrellas RGB y AGB (e.g. Boothroyd et al. 1995; Sackmann & Boothroyd 1999; Busso et al. 2010), todavía no se conoce la causa física que lo provoca. Por ello, los modelos de extra-mixing existentes utilizan una parametrización fenomenológica del mismo. Concretamente, nosotros utilizaremos aquí la parametrización denominada *Cool Botton Processing* (CBP) propuesta por Nollett et al. (2003).

El mecanismo de CBP consiste en un modelo de mezcla donde material en la base de la envoltura convectiva penetra hacia la zona radiativa inmediatamente por debajo, alcanzando una temperatura T_P (temperatura en la capa más profunda alcanzada). Tras ello, el material de esta zona se mezcla con la envoltura convectiva (Fig. 4.10). Además, en esta circulación, el material puede ser procesado mediante reacciones nucleares que ocurren durante la mezcla. T_P es el parámetro libre fundamental en el modelo del CBP; sus valores son elegidos *ad hoc* para ajustar las observaciones, siendo siempre menor que T_H (temperatura en la posición de la capa de combustión de H donde la producción de energía es máxima). Otro parámetro libre es la velocidad de mezcla v_P . Ésta debe ser menor que la velocidad de mezcla en la envoltura convectiva ($\sim 10^5$ cm/s), y mayor que el avance en masa de la capa de combustión de H ($\sim 10^{-3} - 10^{-5}$ cm/s).

Durante la fase RGB, se asume que el CBP comienza en el momento en que la capa de combustión de H alcanza (y elimina) la discontinuidad en peso molecular (μ -barrier). Como se comentó en el Apdo. 1.4.2, en la fase RGB esta condición se cumple en estrellas de masa $M \lesssim 2.3 M_\odot$ (Palmerini et al. 2011a). Al inicio de la fase AGB, no se espera que ocurra este fenómeno de extra-mixing, ya que la capa de combustión de H está prácticamente inactiva y distante de la envoltura convectiva. Se acepta, por tanto, que de ocurrir el CBP lo haría más tarde, en la fase de pulsos térmicos TP-AGB, cuando se activa significativamente la capa de combustión de H (interrumpida intermitentemente por los flases de combustión de He).

La mayoría de los modelos que incluyen extra-mixing lo implementan como *post-processing* suponiendo que los efectos de estos procesos de mezcla no estándar son tales que no producen cambios importantes en la estructura ni en la posterior evolución de la estrella³. Nosotros hemos integrado el extra-mixing en el código FUNS (Apdo. 4.2.1),

³Nollett et al. (2003) defienden que no es necesario seguir la evolución en detalle de la estructura de la región donde actúa el modelo de CBP. El mayor efecto sobre la evolución de esta región es el cambio de T_P , lo que equivale a cambiar la cantidad de materia que es procesada por acción del CBP. Según estos autores, mantener fija la estructura de esta región y la T_P es equivalente a suponer fija la razón

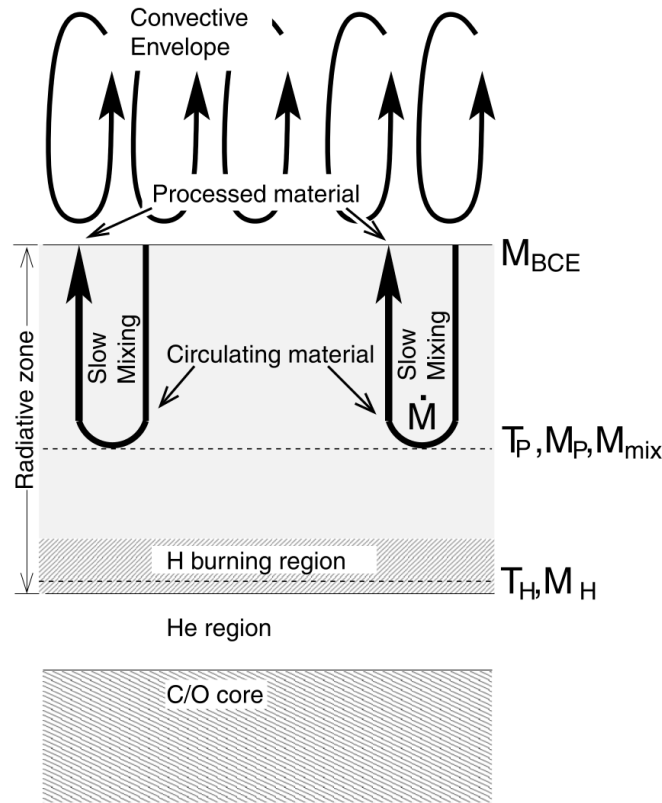


Figura 4.10: Diagrama del modelo de mezcla no estándar CBP (*Cool Bottom Processing*; Boothroyd et al. 1995; Nollett et al. 2003), parametrizado a partir de los valores de temperatura T_P y flujo de materia o ritmo de mezcla, \dot{M} . El material situado en el borde de la envoltura convectiva (M_{BCE}) circula lentamente, según el flujo \dot{M} , hacia dentro en la zona radiativa, alcanzando zonas donde ocurre la combustión de hidrógeno a través del ciclo CNO a la temperatura T_P (temperatura en la capa de máxima penetración), menor que T_H (temperatura en la que la producción de energía por combustión de H en la capa radiativa es máxima). El material regresa a la envoltura donde se mezcla rápidamente con el resto de material. El diagrama no está a escala. Fuente: Nollett et al. (2003).

donde la estructura física y química de la estrella están acopladas a los procesos de mezcla en un modo similar al trabajo de Domínguez et al. (2004).

El parámetro principal que gobierna los efectos de este extra-mixing es la temperatura que se alcanza a la máxima profundidad (T_P), la cual hemos variado entre 20 y 40 ($\times 10^6$ K). Basándonos en los resultados de Domínguez et al. (2004), fijamos la velocidad de mezcla en $v_P = 100$ cm/s⁴. Con los valores de T_P escogidos la luminosidad (L) y temperatura efectiva (T_{eff}) de la estrella, no varían significativamente.

Hemos calculado modelos de evolución estelar que incluyen extra-mixing según el CBP en estrellas de masa 1.5 y 2 M_\odot y metalicidad $Z = 0.008$. La metalicidad Z ($[Fe/H] = -0.18$) es compatible con la metalicidad promedio de la muestra de estrellas AGB dentro del error ($[Fe/H] = -0.1 \pm 0.3$). Además escogemos esta metalicidad porque, como veremos, la mayoría de las razones isotópicas de CNO observadas se reproducen mejor con modelos de masa baja, siendo más “fácil” obtener una estrella de carbono cuanto más baja sea la metalicidad (véase p.ej. la Tabla 1.1) debido, principalmente, a la menor abundancia de ^{16}O en la envoltura.

La principal diferencia entre nuestros cálculos y los de *post-processing* de Nollett et al. (2003) es que estos autores adoptan un ritmo de pérdida de masa menor al nuestro, lo que se traduce en una mayor duración de la fase TP-AGB. Esta diferencia de tiempos se ve incrementada porque el extra-mixing, que en nuestros cálculos está acoplado a la evolución de la estrella, provoca una variación de las abundancias químicas en la envoltura que supone a su vez un cambio en la opacidad, de tal manera que aumenta la pérdida de masa, disminuyendo la duración de la fase TP-AGB.

Hemos asumido una temperatura $T_P = 30$ MK en el proceso de extra-mixing durante la fase RGB ($T_H \approx 50$ MK durante esta fase) a fin de obtener las razones isotópicas de carbono más bajas observadas en estrellas RGB ($^{12}C/^{13}C \sim 10 - 20$; e.g. Gilroy 1989; Smiljanic et al. 2009; Mikolaitis et al. 2010). En la AGB, en cambio, se varió la temperatura T_P en un rango razonable según trabajos anteriores (Nollett et al. 2003; Domínguez et al. 2004; Busso et al. 2010). Se calcularon modelos con $T_P = 30$ MK en el modelo de 1.5 M_\odot , y $T_P = 40$ MK en ambos modelos de 1.5 y 2.0 M_\odot . Nótese que durante el inicio de la AGB, donde no se activa el extra-mixing, la capa radiativa de combustión de H tiene una temperatura, $T_H \sim 26 - 29$ MK, y ya en la fase TP-AGB, $T_H \sim 50 - 68$ MK.

En la Tabla 4.3 se detallan la razón C/O, razones isotópicas de CNO y abundancia de nitrógeno, obtenidas con los modelos estándares y los calculados incluyendo extra-mixing. Se ha incluido siempre extra-mixing en la RGB y, en algún caso, en la AGB. En la fase RGB activamos el CBP tras el FDU y lo desactivamos justo antes del flash de He, mientras que en la fase AGB lo activamos en la fase de inter-pulsos desde el primer episodio de TDU.

T_P/T_H en un modelo que siga la evolución detallada de esta región, dado que cambian de la misma manera durante la evolución de la estrella.

⁴Nollett et al. (2003) utilizan flujo de masa o ritmo de mezcla, \dot{M} . Ambas variables están relacionadas dado que $\dot{M} = 4\pi r^2 v \rho(r)$ para la posición radial r . El valor escogido $v_P = 100$ cm/s se corresponde con un flujo $\dot{M} \sim 1.25 \times 10^{-4} M_\odot/\text{año}$

4.2. Comparación con modelos de nucleosíntesis estelar

Tabla 4.3: Razones isotópicas predichas por los modelos estándares y con extra-mixing parametrizados según el CBP para 1.5 y 2.0 M_{\odot} con $Z = 0.008$.

	C/O	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	$^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$	$A(^{14}\text{N})$
M1.5							
INI	0.50	89	460	2681	498	0.19	7.48
FDU	0.33	24	1264	863	648	0.75	7.78
TDU(4)	1.04	80	1358	830	664	0.80	7.79
M1.5T20							
RGB*	0.32	13	3737	837	664	0.79	7.79
TDU(3)	1.02	46	3937	805	680	0.84	7.81
M1.5T2030							
TDU*(4)	1.05	41	7252	804	689	0.86	7.81
M1.5T2040							
TDU*(5)	1.08	12	39650	765	2007	2.62	8.14
M2.0							
INI	0.50	89	460	2681	498	0.19	7.48
FDU	0.29	23	1770	195	722	3.70	7.82
TDU(4)	1.09	88	1823	197	726	3.69	7.84
M2.0T20							
RGB*	0.29	19	2795	195	724	3.71	7.83
TDU(3)	1.02	70	2854	197	730	3.71	7.84
M2.0T2040							
TDU*(5)	1.02	17	16901	227	1216	5.35	8.03

Se indica valor inicial (INI), tras el primer dragado (FDU), tras la actuación del extra-mixing ocurrido después del FDU al final de la fase RGB (RGB*), tras el tercer dragado en la fase TP-AGB (TDU) indicando el número de episodio del TDU entre paréntesis durante el cual se obtiene $C/O > 1$, y tras la actuación del extra-mixing ocurrido después de cada evento de tercer dragado (TDU*). Nótese que, a diferencia de los modelos del Apdo. 4.2.2, aquí todos se han calculado con $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} = 460$ inicial (ver texto). Los modelos de extra-mixing ("CBP") se han incluido durante la fase RGB y, en algunos casos, también en la AGB (ver texto):

M1.5 = modelo estándar de 1.5 M_{\odot}

M1.5T20 = modelo CBP de 1.5 M_{\odot} con $T_P = 20$ MK (RGB)

M1.5T2030 = modelo CBP de 1.5 M_{\odot} con $T_P = 20$ MK (RGB) y 30 MK (AGB)

M1.5T2040 = modelo CBP de 1.5 M_{\odot} con $T_P = 20$ MK (RGB) y 40 MK (AGB)

M2.0 = modelo estándar de 2.0 M_{\odot}

M2.0T20 = modelo CBP de 2.0 M_{\odot} con $T_P = 20$ MK (RGB)

M2.0T2040 = modelo CBP de 2.0 M_{\odot} con $T_P = 20$ MK (RGB) y 40 MK (AGB)

$A(^{14}\text{N}) = \log n(^{14}\text{N}) + 12$.

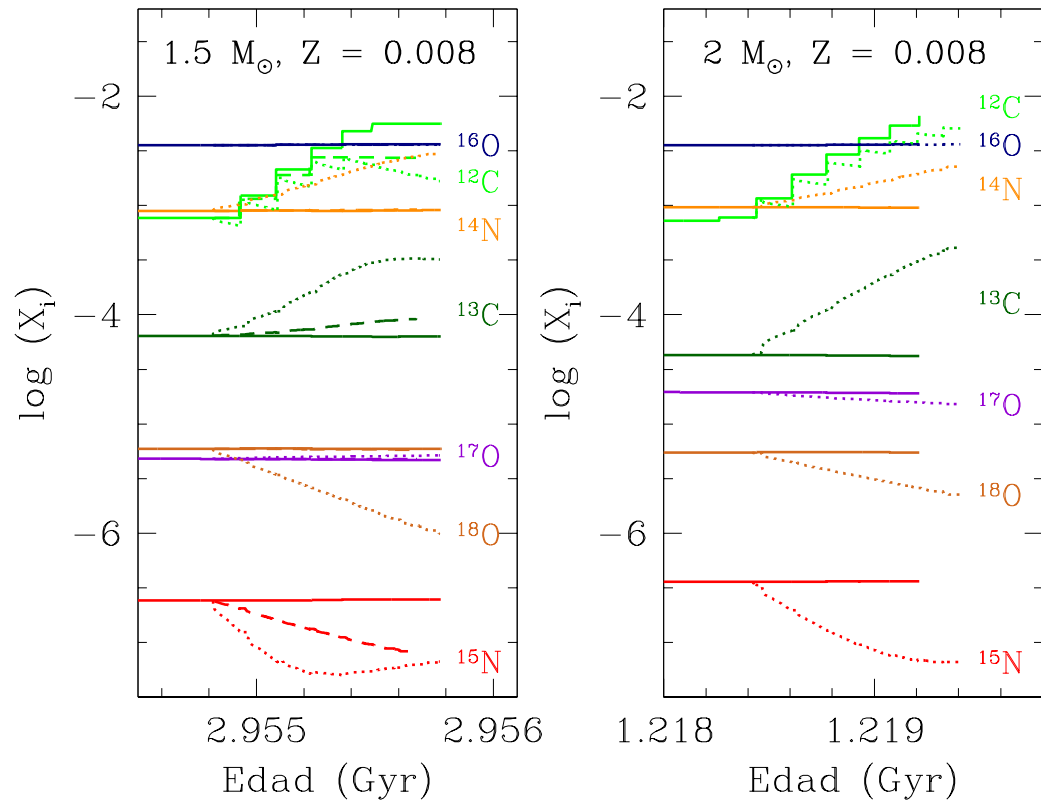


Figura 4.11: Evolución de las abundancias isotópicas de CNO superficiales (en fracción en masa) durante la fase AGB calculadas con extra-mixing en el modelo de 1.5 M_⊙ (izquierda) y 2 M_⊙ (derecha) con Z = 0.008, correspondientes a los modelos de la Tabla 4.3: M1.5T20 y M2.0T20 (línea continua); M1.5T2030 (línea a trazos, sólo en el panel de la izquierda); M1.5T2040 y M2.0T2040 (línea punteada). Edad respecto a la pre-secuencia principal.

Tabla 4.4: Efecto de los distintos eventos de mezcla sobre las razones isotópicas de CNO en la envoltura estelar.

	FDU	RGB:CBP	TDU	AGB:CBP	HBB
$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	⇓	⇓	⇑	⇓	⇓
$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	⇑	↑		⇑	⇑
$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	⇓				↓
$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	↑			⇑	⇑

La flecha doble indica variación significativa de la razón isotópica mientras que la flecha simple indica una variación pequeña (inferior a los errores observacionales).

La Figura 4.11 ilustra cómo se ven afectados los isótopos de CNO en la envoltura convectiva según el modelo de extra-mixing descrito. Mostramos la evolución de la abundancia de los isótopos de CNO con el tiempo en la fase TP-AGB para una estrella de $1.5 M_{\odot}$ (izda.) y de $2.0 M_{\odot}$ (dcha.). Se diferencian los modelos que incluyen extra-mixing en la fase RGB (línea continua) y los que lo incluyen además en la fase AGB con $T_P = 30$ MK (línea a trazos) y 40 MK (línea punteada). Las variaciones principales en las abundancia se deben a la mezcla de material de la envoltura con material que ha sido procesado a través del ciclo CNO. La producción/destrucción de isótopos es mayor cuanto mayor es la temperatura alcanzada por el material en circulación. Por ejemplo, el ^{15}N es destruido por el ciclo CN con temperaturas menores de 30 MK, pero puede ser producido si $T \gtrsim 40$ MK como se observa en la Fig. 4.11 (izda., modelo M1.5T2040).

En la Tabla 4.4 se muestra un esquema de cómo cambián las razones isotópicas de CNO con los distintos procesos de mezcla descritos hasta ahora (FDU, TDU, y extra-mixing). Se ha incluido también el HBB que solo actuaría en estrellas de masa intermedia ($4 < M/M_{\odot} \lesssim 8$; Apdo. 1.3). Como resultado de estos procesos, la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ disminuye siempre excepto en el caso del tercer dragado, mientras que $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ solo pueden aumentar y $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ disminuir.

A continuación comparamos los modelos calculados que incluyen extra-mixing (centrándonos en la fase AGB) con las razones observadas en nuestras estrellas.

C/O y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$

El FDU durante la fase RGB disminuye considerablemente las razones de C/O y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ en la envoltura en ambos modelos (ver Tabla 4.3). El proceso de extra-mixing en la RGB (tras el FDU) implica mezcla con material procesado a través del ciclo CN rico en ^{13}C , disminuyendo la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ obtenida tras el FDU. En el modelo de $1.5 M_{\odot}$, pasa de 24 a 13, un 55 % inferior al valor obtenido en el modelo estándar, y de 23 a 19 en el modelo de $2.0 M_{\odot}$, un 17 % inferior.

Durante la AGB, la evolución estándar predice que ambas razones aumenten por el ^{12}C dragado tras cada evento de TDU. En los modelos en que se ha incluido extra-mixing

en la RGB se mantiene aproximadamente la disminución relativa de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ obtenida al final de la RGB respecto de los modelos estándares. En el modelo de $1.5 M_{\odot}$ se obtiene $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 46$ en el primer TDU en el que $\text{C}/\text{O} > 1$, un 40 % menor que el valor obtenido con el modelo estándar ($^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 76$). En el modelo de $2.0 M_{\odot}$, el cambio relativo es menor, resultando $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 70$, un 13 % menor que las predicciones estándares (ver Tabla 4.3).

La evolución de C/O y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ en los modelos que incluyen extra-mixing durante la fase AGB es más compleja ya que ambas razones son modificadas tanto por el TDU como por el extra-mixing, y la acción de este último es más importante cuanto mayor es la temperatura alcanzada. A $T_P = 30$ MK, se obtiene $(\text{C}/\text{O}, ^{12}\text{C}/^{13}\text{C}) = (1.05, 41)$ tras el primer evento de TDU en que $\text{C}/\text{O} > 1$ (modelo M1.5T2030), mientras que si solo incluimos extra-mixing en la RGB (M1.5T20), se obtiene (1.02, 46). A $T_P = 40$ MK, tanto el ^{12}C como el ^{13}C son modificados en el extra-mixing, ya que la temperatura es suficientemente alta como para “cerrar” el ciclo CN a través de la cadena de reacciones $^{14}\text{N}(p, \gamma)^{15}\text{O}(\beta^+, \nu)^{15}\text{N}(p, \alpha)^{12}\text{C}$ (ver p.ej. la Fig. 1.3 de la Introducción) y la producción/destrucción de ^{12}C y ^{13}C tiende al equilibrio. Por tanto, durante cada pulso en la fase TP-AGB la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ superficial aumenta por el aporte de ^{12}C , mientras que por la actuación del extra-mixing durante el interpulso esta razón disminuye (véanse los modelos M1.5T2040 y M2.0T2040 en la Fig. 4.12). Así, en los modelos de 1.5 y $2.0 M_{\odot}$ se obtiene $(\text{C}/\text{O}, ^{12}\text{C}/^{13}\text{C}) = (1.08, 12)$ y $(1.02, 17)$, respectivamente, cuando $\text{C}/\text{O} > 1$.

Nótese que en todos los modelos calculados de $1.5 M_{\odot}$ la composición química superficial sigue modificándose por acción del extra-mixing, incluso tras cesar, como consecuencia de la pérdida de casi toda la envoltura, los episodios de TDU (e.g. Straniero et al. 2003). Estos modelos nos permiten explorar la posibilidad de un escenario evolutivo en el que, por un tiempo limitado, actuase solo el CBP. Por ejemplo, en el modelo M1.5T2040 (Fig. 4.12), tras el último TDU resulta $\text{C}/\text{O} > 1$ (nótese que $\text{C} = ^{12}\text{C} + ^{13}\text{C}$), y la posterior destrucción de ^{12}C por el extra-mixing termina por dar lugar, de nuevo, a una estrella de oxígeno (véase también la Fig. 4.11, izda.). De suceder esto, de acuerdo con las observaciones las estrellas AGB de carbono no alcanzarían valores de la razón $\text{C}/\text{O} > 2$ (ver Apdo. 4.2.2). En resumen, cuanto mayor es la temperatura alcanzada por el extra-mixing en la fase AGB, se obtienen valores menores de la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y es más difícil obtener una estrella rica en carbono, lo que restringe enormemente el rango de valores posibles de T_P , como indicaban Nollett et al. (2003).

Las razones observadas de C/O y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ de la mayoría estrellas de tipo N ($\sim 70\%$; aquellas con $40 \lesssim ^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \lesssim 60$) y la mitad de las tipo SC podrían explicarse, dentro de los errores observacionales, incluyendo solo extra-mixing en la RGB (modelo M1.5T20) y una fracción de las estas estrellas sería también compatible con el extra-mixing en ambas fases RGB y AGB (modelo M1.5T2030), como se muestra en la Fig. 4.12. De modo similar, en las estrellas de tipo SC, las razones observadas C/O y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ (y la abundancia de nitrógeno, ver apartado siguiente) podrían ser explicadas con modelos que incluyen tanto extra-mixing en la RGB como en la AGB. Las razones C/O y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ de todas las estrellas de tipo J y aquellas de tipo SC con $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 20$ solo podrían

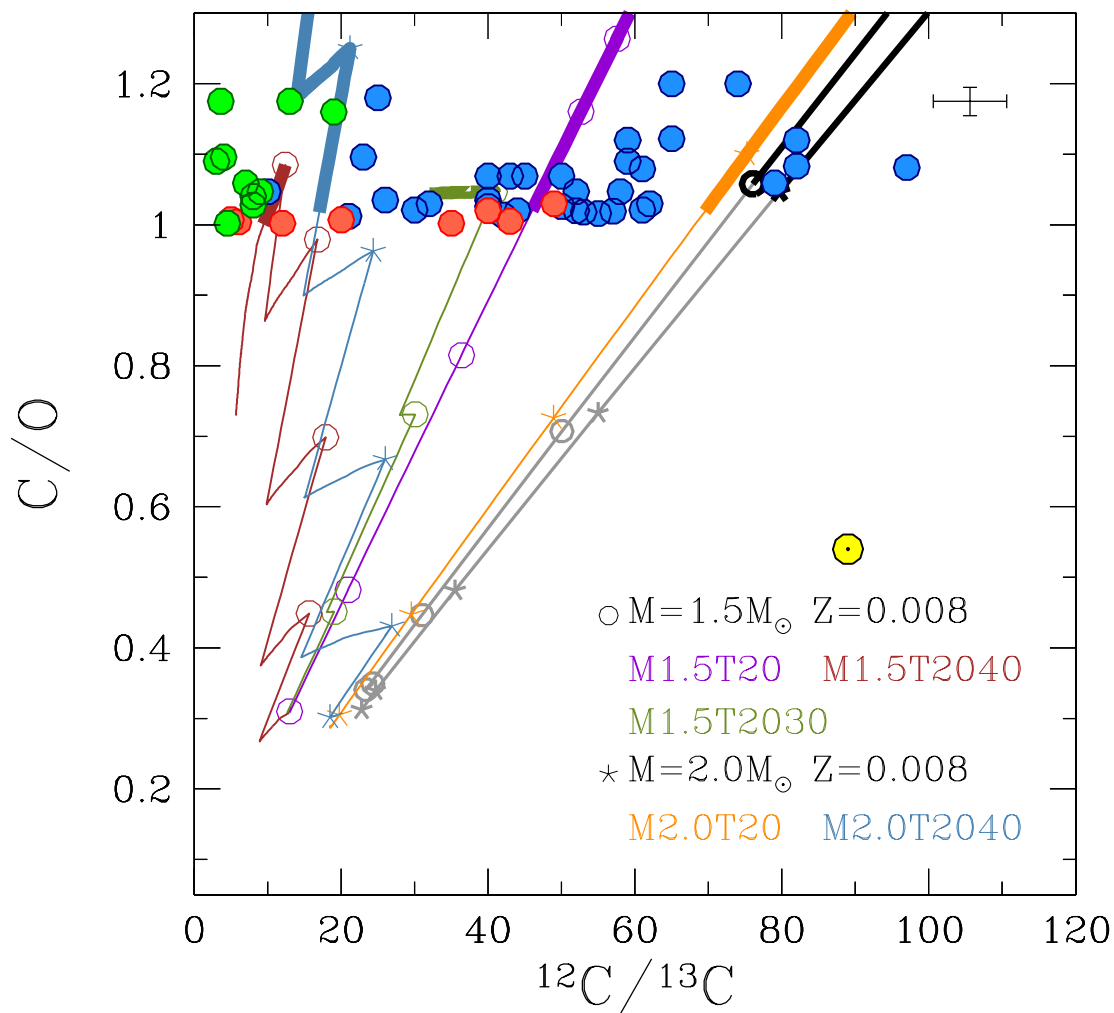


Figura 4.12: C/O vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ en las estrellas de la muestra (círculos coloreados de modo habitual según los tipos espectrales: N azul, J verde, SC rojo) comparadas con los modelos de evolución estelar estándares (líneas grises y negras) y con extra-mixing (líneas de colores). Denominación de los modelos establecida según la Tabla 4.3.

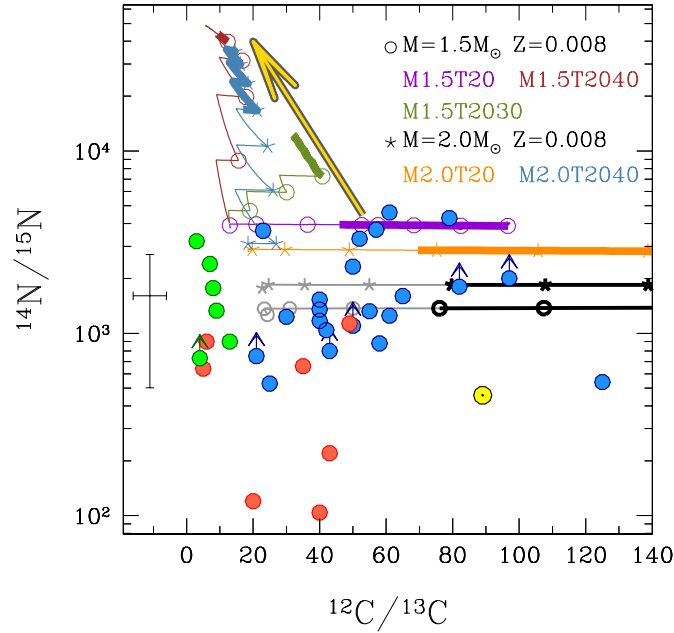


Figura 4.13: $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ frente a $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ en las estrellas de la muestra comparadas con los predicciones teóricas (colores y símbolos como en la Figura 4.12). Nótese que la estrella WX Cyg ($^{14}\text{N}/^{15}\text{N} > 6$, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 4.5$) de tipo J queda fuera de los rangos mostrados. Nótese que la escala en $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ es logarítmica.

explicarse incluyendo un proceso de extra-mixing durante la AGB con $T_P \sim 40 \times 10^6 \text{K}$.

$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$

A diferencia de lo que sucede con la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, la razón isotópica de nitrógeno no es modificada apenas durante la fase AGB. El FDU determinará el valor de la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ en la fase AGB (Apdo. 4.2.2). Nótese que en los cálculos realizados aquí, se partió de la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ medida en Júpiter (460). Este valor es similar al obtenido recientemente a partir del viento solar ($^{14}\text{N}/^{15}\text{N} = 457$; Marty et al. 2011). Adoptar este valor nos permitiría además una mejor comparación con otros cálculos de evolución estelar que también lo utilizan (e.g. Karakas & Lattanzio 2014; Palmerini et al. 2011b).

Tras el FDU, la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ en la envoltura aumenta por la mezcla con material procesado por el ciclo CNO en el interior de la estrella, desde el valor inicial ~ 460 hasta valores en el rango 1200 – 1800 (Tabla 4.3) dependiendo de la masa estelar (apenas depende de la metalicidad; ver p.ej. la Tabla 1.1). Si se incluye extra-mixing durante la RGB ($T_P = 20 \text{MK}$), la razón resultante tras el FDU se multiplica por un factor ~ 1.5 y 3 en los modelos de 2.0 y 1.5 M_\odot , respectivamente.

Análogamente, en la fase AGB cualquier proceso de extra-mixing destruiría más ^{15}N aumentando correspondientemente la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ (Fig. 4.11 izda.). Además, a

partir de $T = 35$ MK se produce ^{14}N eficientemente en el ciclo CN. De esta manera, la destrucción de ^{15}N junto con la producción de ^{14}N en el extra-mixing resulta en un aumento significativo de la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$, alcanzándose valores $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} > 10^4$ en la envoltura cuando $C/O > 1$ (modelos M1.5T2040 y M2.0T2040; Tabla 4.3). Si la temperatura es relativamente elevada ($T \geq 40 \times 10^6$ K), el ^{15}N , destruido en el ciclo CN, puede ser también producido a partir del ^{18}O , vía $^{18}\text{O}(p, \alpha)^{15}\text{N}$ en el ciclo NO. La producción de ^{15}N puede llegar a equilibrar la destrucción e incluso superarla al final de la evolución (línea punteada roja en el panel izdo. de la Fig. 4.11).

La mayoría de las razones $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ derivadas en nuestras estrellas podrían ser explicadas por los modelos estándares y/o aquellos que incluyen solo extra-mixing en la fase RGB (estrellas con $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \sim 1000 - 5000$; Tabla 4.3). Sin embargo, si consideramos simultáneamente las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$, solo una pequeña parte de las estrellas de tipo N (aquellas con $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \sim 4000$) acuerdan con las predicciones teóricas de los modelos que incluyen extra-mixing en la fase RGB (M1.5T20 y M2.0T20).

Las razones $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ superficiales resultantes en los modelos (para $C/O > 1$) que incluyen extra-mixing en la AGB superan nuestro límite de detección observado en esta razón ($^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \lesssim 5000$). En estos modelos la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ puede aumentar en un orden de magnitud respecto al valor alcanzado tras la RGB ($^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \sim 3700 - 4700$, incluyendo extra-mixing en la RGB), a la vez que disminuye la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$. Es más, si consideramos los valores de las razones isotópicas predichas con $C/O > 1$ (incluyendo extra-mixing en la AGB), se obtiene una anticorrelación entre $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ (señalada con una flecha amarilla en la Figura 4.13), que no se observa. En resumen, el proceso de extra-mixing que permitiría explicar los bajos valores de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ($\lesssim 40$) observados en las estrellas AGB de carbono no permite, sin embargo, explicar la mayoría de valores $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ observados ($\lesssim 4000$).

La variación de la abundancia absoluta de nitrógeno ($A(^{14}\text{N})$) en la envoltura como consecuencia de los efectos de mezcla no estándar durante la fase AGB merece especial atención. Antes hemos visto que los procesos de extra-mixing en la AGB que alcanzan $T_P \gtrsim 35$ MK implican una elevada producción de ^{14}N por acción del ciclo CNO. De hecho, en los modelos M1.5T2040 y M2.0T2040, se obtiene $A(^{14}\text{N}) \sim 8.1$ y ~ 8.0 , respectivamente (para $C/O > 1$; Tabla 4.3), un factor ~ 2 mayor respecto a la obtenida en el caso estándar (no extra-mixing). Este enriquecimiento en ^{14}N sería compatible con la abundancia de este elemento determinada (o adoptada de la literatura) en gran parte de las estrellas con $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 20$ ($A(^{14}\text{N}) \sim 7.8 - 8.0$; Tabla 3.3) dentro del margen de error ($\Delta(^{14}\text{N}) = \pm 0.2$), excepto en cuatro estrellas peculiares de tipo J ($A(^{14}\text{N}) \sim 6.7 - 7.6$).

Por último, dado que la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ solo puede aumentar como consecuencia de los distintos procesos de mezcla que actúan en las estrellas de masa baja (ver p.ej. Tabla 4.4), aquellos valores observados (en estrellas tipo SC) menores que el valor solar (Figura 4.13) indicarían, necesariamente, una valor inicial menor de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ respecto del valor solar en estas estrellas. Esta posibilidad se analizará en el Apdo. 4.4.

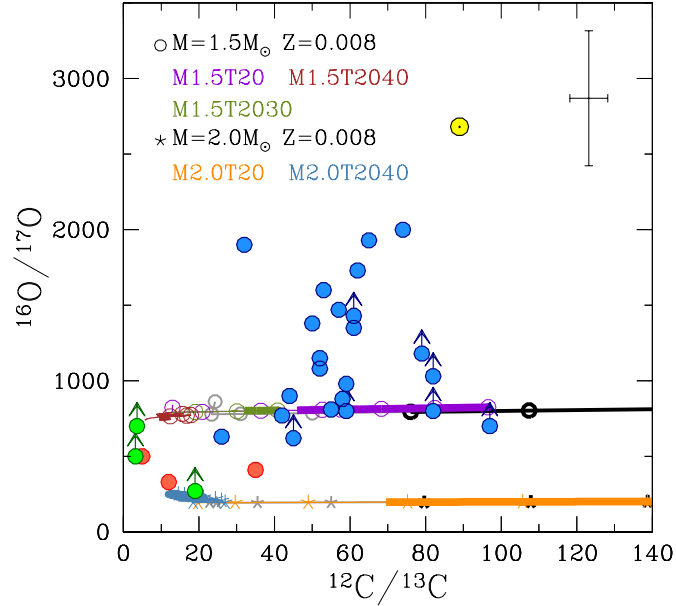


Figura 4.14: Razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ vs. a $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ en las estrellas de la muestra comparadas con los predicciones teóricas (colores y símbolos como en la Figura 4.12).

$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$

Dado que la abundancia en ^{16}O de la envoltura apenas cambia durante la evolución de una estrella de masa baja, el FDU es el único proceso de mezcla estándar que puede variar significativamente la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$, al mezclar material rico en ^{17}O producto del ciclo CNO en la envoltura. El valor concreto tras el FDU depende fuertemente de la masa inicial y metalicidad de la estrella (ver p.ej. Tabla 1.1).

Por su parte, el proceso de extra-mixing apenas modifica la abundancia de ^{17}O en la envoltura (ver Figura 4.11) y por lo tanto no hay cambios significativos en la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ superficial. De hecho, el proceso de extra-mixing con $T_P = 20$ MK en la RGB disminuye solo un 5% la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ en el modelo de $1.5 M_{\odot}$ respecto del valor resultante tras el FDU, y no cambia en el modelo de $2.0 M_{\odot}$ (Tabla 4.3). Durante la AGB, los eventos de TDU varían entre un 5 – 15% la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ respecto del valor obtenido en el escenario estándar. Estas variaciones (< 15%) no son significativas desde el punto de vista observacional si tenemos en cuenta los errores en los valores observados (véase la Fig. 4.14).

Por tanto, incluir el proceso de extra-mixing en la fase RGB y/o AGB no elimina la discrepancias entre las predicciones y las observaciones en las estrellas (de tipo N) con $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \gtrsim 1000$ (Apdo. 4.2.2). En cambio, tanto las razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ como $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ de las estrellas de tipo N con $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} < 1000$ serían compatibles con el modelo M1.5T20, aunque en algunos casos, solo marginalmente (Fig. 4.14). Por otra parte, los valores

observados de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ en estrellas de tipo J y SC con $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 20$ se podrían explicar con los modelos de $1.5 - 2.0 M_{\odot}$ que incluyen el extra-mixing más intenso en la AGB (con $T_P = 40$ MK), necesario para reproducir los valores bajos de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$.

Hasta ahora hemos comprobado la dificultad de explicar teóricamente las razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} > 1000$ observadas en un buen número de estrellas de carbono de tipo N a través de los modelos de estrellas AGB incluyendo, o no, extra-mixing. Sin embargo, puede que exista una solución simple a este hecho. En la Figura 4.15 hemos representado la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivadas en estrellas AGB de oxígeno de tipo MS y S (con y sin Tc) en Smith & Lambert (1990b, 1988) y tipo M, recientemente derivadas por Hinkle et al. (2016), junto con las respectivas razones derivadas aquí en las estrellas de carbono de tipo N. En la figura se indica el intervalo de valores de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ esperado en la AGB según la masa inicial de la estrella. Se desprende de la figura que las estrellas de carbono poseen en promedio valores superiores de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ al determinado en las estrellas M y MS, tal y como se esperaría de su estado evolutivo más avanzado en la AGB y, por tanto, de la actuación de más episodios de TDU. Resulta evidente también de la figura, que una explicación natural de las razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} > 1000$ observada en numerosas estrellas de carbono es simplemente que éstas sean las descendientes de aquellas estrellas M y/o MS con $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} > 1000$, i.e. de estrellas con masa inicial $< 1.5 M_{\odot}$. Si esto es así, debemos entonces concluir que estrellas con masa inicial por debajo de $1.5 M_{\odot}$ y metalicidad solar, no solamente experimentan episodios de TDU, sino que además pueden llegar a convertirse en estrellas AGB de carbono. En otras palabras, el límite inferior en masa a metalicidad solar para formar una estrella de carbono sería menor que el predicho teóricamente, $\sim 1.5 M_{\odot}$ (Straniero et al. 2003). Existen otras evidencias observacionales que pudieran corroborar esta conclusión. Recientemente, observaciones en estrellas de cúmulos abiertos jóvenes (edades muy inferiores al Sol), muestran sobreabundancias de elementos-s ($[s/\text{Fe}] > 0$; D'Orazi et al. 2009; Maiorca et al. 2011; Jacobson et al. 2011). Estas sobreabundancias no pueden ser explicadas por los modelos de evolución química de la Galaxia salvo si se asume que estrellas por debajo de $1.5 M_{\odot}$ con metalicidad cercana a la solar y coetáneas o formadas poco antes de éste, estén ahora contribuyendo significativamente a estos elementos, es decir: se convirtieron en estrellas AGB y experimentaron intensos episodios de TDU de manera que contaminaron significativamente sus envolturas con elementos-s. Estos episodios de TDU pudieron también hacerlas estrellas AGB de carbono tal y como aquí concluimos a partir de las razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivadas. De hecho, prácticamente todas las estrellas de tipo N en la Figura 4.15 con $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} > 1000$, poseen enriquecimientos de elementos-s (Abia et al. 2002).

Nótese además que la razón C/O predicha al final de la fase AGB es menor cuanto menor es la masa inicial de la estrella para una cierta metalicidad (ver Tabla 1.1). Por tanto, partir de masas $\lesssim 1.5 M_{\odot}$ serviría para explicar mejor las razones C/O ligeramente superiores a 1 observadas en las estrellas AGB de carbono (Apdo. 4.2.2).

Obviamente, son necesarios más estudios observacionales y teóricos para confirmar esta hipótesis, en particular el efecto que tendría sobre la función de luminosidad observada de las estrellas de carbono el hecho de que estrellas por debajo de $1.5 M_{\odot}$ y

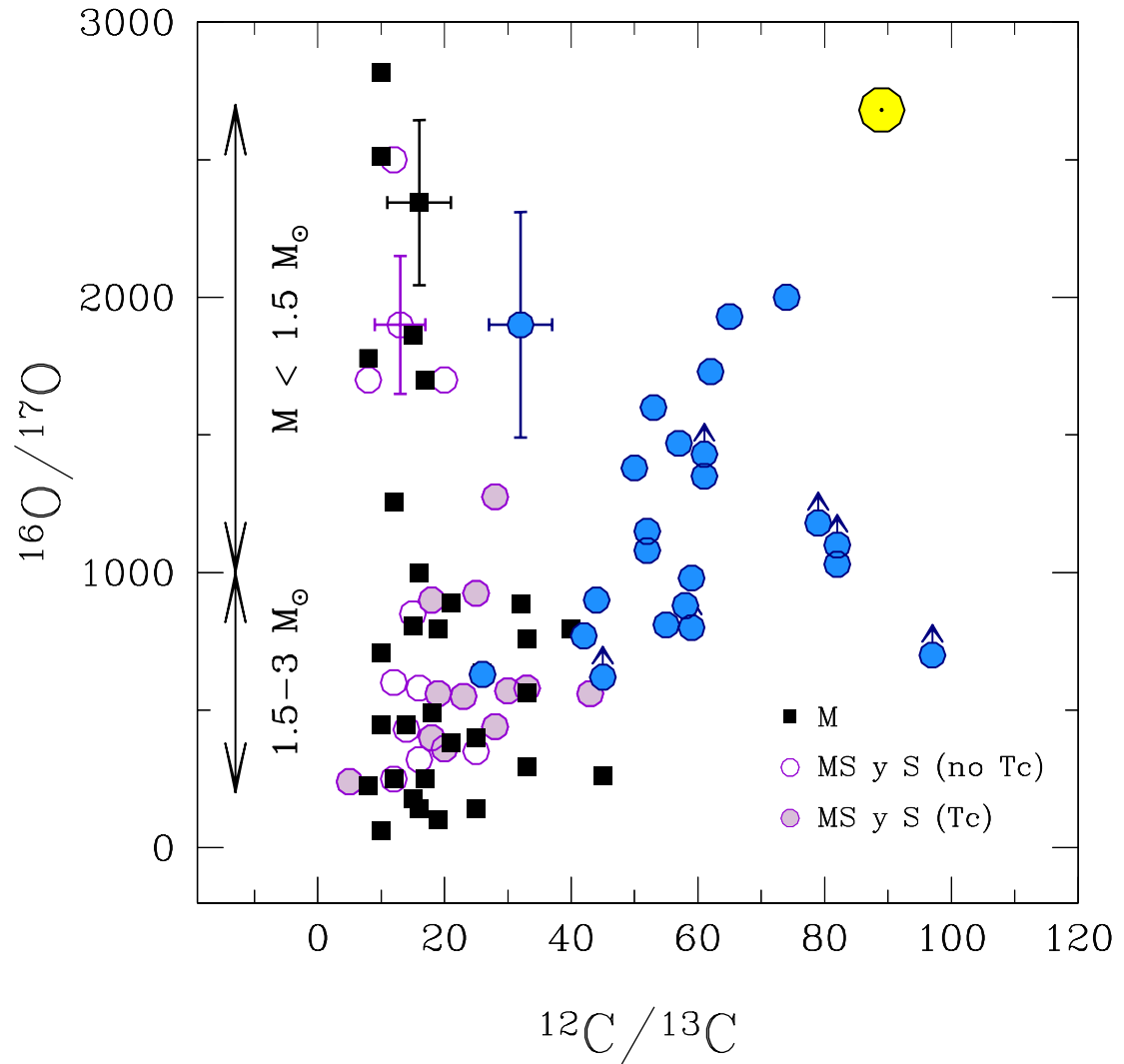


Figura 4.15: $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ determinados en estrellas de tipo espectral M (Hinkle et al. 2016), MS y S (Smith & Lambert 1990b, 1988) y C(N) (aquí). Con flechas se señala el rango aproximado de valores $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ predicho por los modelos de evolución estelar en los rangos de masa indicados. Se indican el error observacional típico en una estrella de cada tipo.

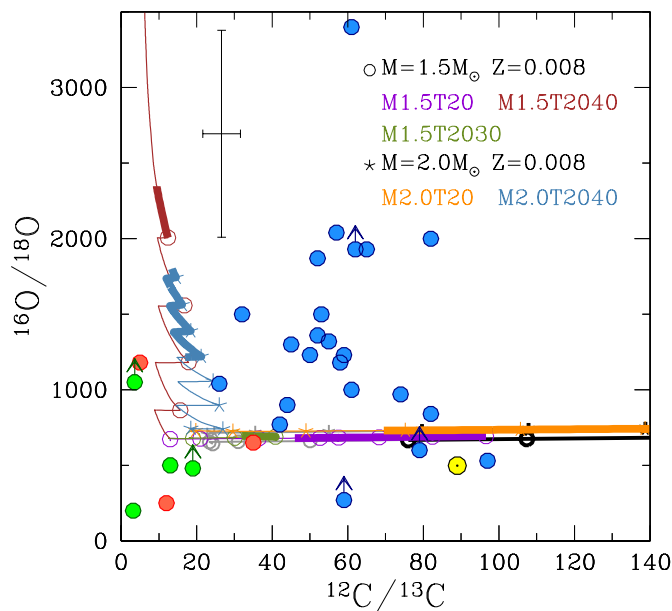


Figura 4.16: Razones $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivadas en la muestra de estrellas comparadas con los predicciones teóricas (colores y símbolos como en la Figura 4.12).

metalicidad solar puedan convertirse en estrellas AGB de carbono.

$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$

La razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ en la envoltura es modificada principalmente por el FDU, ya que los eventos del TDU apenas la modifican. El ^{18}O es destruido en el interior de la estrella a través del ciclo CNO según la reacción $^{18}\text{O}(p, \alpha)^{15}\text{N}$, que es eficiente a temperaturas $T \gtrsim 40$ MK, mientras que la producción a través de $^{17}\text{O}(p, \gamma)^{18}\text{F}(\beta^+, \nu)^{18}\text{O}$ ocurre a un ritmo insignificante. Como vimos en el Apdo. 4.2.2, durante la fase RGB, la razón aumenta en un factor ~ 1.4 tras el FDU, independientemente de la metalicidad y masa estelar considerada.

Si añadimos el proceso de extra-mixing en la fase RGB ($T_P = 20$ MK), el valor de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ apenas varía. Lo mismo sucede si incluimos además extra-mixing en la fase AGB con $T_P < 40$ MK (supone típicamente un aumento $\lesssim 1\%$ de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ respecto a los valores predichos por la evolución estándar; comparar los modelos M1.5T2030 y M1.5T20 en la Tabla 4.3). En cambio, con extra-mixing a $T_P = 40$ MK en la AGB se destruye ^{18}O a través del ciclo CNO (línea punteada en la Fig. 4.11) multiplicando por un factor > 2 el valor de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ obtenido al final de la RGB.

La mayoría de las estrellas de tipo N observadas muestran un rango de valores de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O} \approx 600 - 2000$ compatible, dentro de los errores, con el predicho por los modelos de evolución condiderados cuando $\text{C}/\text{O} \gtrsim 1$ (600 - 2300; Tabla 4.3). Si consideramos

simultáneamente las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ se podrían explicar $\sim 2/3$ de los valores observados en las estrellas de tipo N: aquellas estrellas con $^{16}\text{O}/^{18}\text{O} < 1500$ podrían ser explicadas con los modelos que incluyen extra-mixing moderado (M1.5T20 y M1.5T2030), y alguna de ellas, con los modelos estándares (Fig. 4.16). Para explicar el resto de valores se podría especular la actuación del extra-mixing por un tiempo limitado. Si, por ejemplo, se alcanzase $^{16}\text{O}/^{18}\text{O} \sim 1500$ por acción del extra-mixing y dejase de actuar entonces, por acción del TDU se podrían alcanzar las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 70$ determinadas en la mayoría de estrellas de tipo N. Por otra parte, los modelos con extra-mixing más intenso en la AGB ($T_P = 40$ MK) que explicarían los bajos valores de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ determinados en estrellas de tipo SC y J (< 20) no pueden, sin embargo, explicar al mismo tiempo las razones $^{16}\text{O}/^{18}\text{O} \approx 200 - 1200$ derivadas (ver Fig. 4.16).

Podemos descartar también la acción del HBB (Apdo. 1.3) como mecanismo de mezcla responsable de las razones derivadas en la mayoría de estrellas de la muestra. Este mecanismo ocurre preferentemente en estrellas de masa $> 4 M_\odot$ y como consecuencia de su actuación se espera alcanzar valores superficiales de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ en torno a $\sim 3 - 5$ y $\sim 10^6$ respectivamente (e.g. Lattanzio et al. 1996; Doherty et al. 2014), lo que no se observa.

Otro resultado general a destacar es que, al igual que sucede con la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$, el valor de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ superficial solo puede aumentar como consecuencia de los procesos de mezcla que tienen lugar en estrellas de masa baja (ver p.ej. Tabla 4.4). Por tanto, aquellas estrellas (una tipo SC y otra tipo J) con valores de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ inferiores al solar deberían haber nacido con valores de esta razón isotópica inferiores al solar. No obstante, el error observacional en la medida de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ no nos permite derivar conclusiones definitivas a este respecto (ver también Apdo. 4.3).

$^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$

Como sucede con las razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$, los valores predichos de la razón $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ en la fase AGB están gobernados por el FDU según los modelos de evolución estándar. Este proceso supone multiplicar en un factor entre $\sim 4 - 20$ el valor inicial en los modelos de $1.5 - 2 M_\odot$, proporcionalmente a la masa. Debido a la destrucción de ^{18}O a través del ciclo CNO (ver anterior apartado), solo el extra-mixing en la AGB caracterizado por una T_P alta en la AGB aumentaría la razón $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ superficial, cuando $\text{C}/\text{O} > 1$, en un factor entre ~ 1.5 y 3 el valor obtenido en el escenario estándar.

Los valores de $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ derivados en las estrellas de la muestra ($^{17}\text{O}/^{18}\text{O} \approx 1 - 2.5$) acuerdan con los valores predichos en estrellas cuya masa inicial esté entre 1.5 y $2 M_\odot$ ($^{17}\text{O}/^{18}\text{O} \approx 1 - 4.3$), habiendo o no experimentado procesos de extra-mixing en la fase RGB. Si incluimos en la discusión las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ simultáneamente (Fig. 4.17), los valores determinados en estrellas de tipo N serían reproducidos por modelos que experimentan extra-mixing en la RGB ($T_P = 20$ MK) con masas entre $1.5 - 2.0 M_\odot$ y/o en la AGB ($T_P = 30$ MK) con $1.5 M_\odot$.

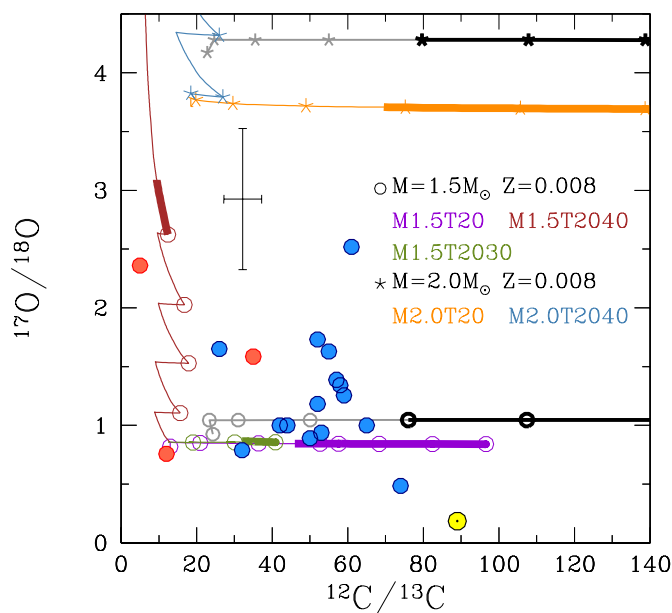


Figura 4.17: Razones $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ frente a $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ observadas en las estrellas de la muestra comparadas con los predicciones teóricas (colores y símbolos como en la Figura 4.12).

4.2.4. Comparación con otros modelos de evolución estelar

La comparación entre códigos de evolución estelar no es sencilla, principalmente porque los distintos códigos existentes difieren en el modelizado de la física estelar: tratamiento de la convección, definición de los bordes convectivos, pérdida de masa, abundancias químicas iniciales, opacidades, ecuación de estado, red de reacciones nucleares, especies químicas incluidas, etc. Una comparación detallada del código FUNS (en versiones anteriores FRANEC) con otros códigos de evolución estelar puede verse en [Cristallo et al. \(2011, Sección 5\)](#). Otro de los códigos de evolución estelar más utilizados es el desarrollado por el grupo de la Universidad de Monash ([Karakas 2010](#); [Karakas & Lattanzio 2014](#)). En la Tabla 4.5 se comparan las razones isotópicas predichas tras el FDU en una estrella de $1.5 M_{\odot}$ y $Z = 0.02$ según FRUITY ([Cristallo et al. 2011, C11](#)) y [Karakas & Lattanzio \(2014, K14\)](#). Nótese que [K14](#) no ha publicado los valores de las abundancias superficiales en la fase AGB. Hay que señalar además que mientras los cálculos de [C11](#) se han realizado con un código en que la evolución química y física de la estrella están acopladas, los cálculos de evolución química en [K14](#) se realizan según un código de *postprocessing*. Ambos modelos muestran un acuerdo razonable con diferencias relativas $< 15\%$, muy inferior al error observacional. Nótese que la razón de la diferencia superior observada en $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ se debe a los diferentes valores iniciales adoptados en uno y otro trabajo: 472 ([K14](#)) y 272 ([C11](#)).

Hay que indicar que los modelos de evolución estelar empleados aquí no incluyen

Tabla 4.5: Razones isotópicas superficiales tras el FDU calculadas para una estrella de $1.5 M_{\odot}$ y $Z = 0.02$ según [Cristallo et al. \(2011, C11\)](#) y [Karakas & Lattanzio \(2014, K14\)](#).

	C11	K14
$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	23	22
$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	865	1700
$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	1047	931
$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	621	647

el efecto de la rotación estelar. Los efectos inducidos por la rotación estelar en la fase AGB han sido, no obstante, ampliamente estudiados en estrellas de masa $M \geq 3 M_{\odot}$ ([Dominguez et al. 1996](#); [Langer et al. 1999](#); [Herwig et al. 2003](#); [Siess et al. 2004](#)). Recientemente, [Piersanti et al. \(2013, P13\)](#) han estudiado los efectos de la rotación sobre la nucleosíntesis en estrellas de masa baja ($\leq 2.0 M_{\odot}$) utilizando el código FUNS. En la base de datos FRUITY están disponibles los modelos de [P13](#) para una estrella de $2 M_{\odot}$ y $Z = 0.014$ con velocidades de rotación inicial (en la ZAMS) $v_r = 0, 10, 30$ y 60 km/s, que es el rango típico observado en estrellas del disco de la Galaxia (e.g. [Groot et al. 1996](#); [de Medeiros et al. 1997](#); [Ammler-von Eiff & Reiners 2012](#)). A la vista de la [Tabla 4.6](#) es claro que en los modelos con metalicidad solar, la inclusión de rotación estelar apenas modifica los valores superficiales de las razones isotópicas de CNO. Nótese que la evolución de estos valores a lo largo de la fase AGB en el modelo con rotación es similar a la descrita por el correspondiente modelo FRUITY sin rotación ([Apdo. 4.2.2](#)).

 Tabla 4.6: Razones isotópicas superficiales tras el FDU calculadas para una estrella de $2.0 M_{\odot}$ y $Z = 0.014$ con $v_r = 0$ km/s en la ZAMS según [Cristallo et al. \(2011, C11\)](#) y según [Piersanti et al. \(2013, P13\)](#) con $v_r = 60$ km/s.

	C11	P13
$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	23	21
$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	1284	1431
$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	232	236
$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	692	686

En anteriores apartados hemos comprobado lo complicado que resulta reproducir los altos valores superficiales de oxígeno $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ observados en nuestras estrellas. Teóricamente existe una forma alternativa de obtener valores mayores en estas razones incrementando la abundancia de ^{16}O durante la fase TP-AGB a través del mecanismo de mezcla conocido como *overshoot* ([Herwig 2000](#)). Este mecanismo consiste en dragar material del núcleo de C-O hasta la intercapa de He (ver p.ej. la [Fig. 1.2](#)) durante la fase TP-AGB. De esta manera se podría aumentar la abundancia de ^{12}C y ^{16}O en la envoltura con cada evento de TDU. Este mecanismo se ha propuesto para explicar la composición

química observada en estrellas post-AGB de tipo PG 1159 (Werner & Herwig 2006). No está claro, sin embargo, si este fenómeno de dragado ocurriría en todas las estrellas AGB o solo en aquellas que producen las estrellas de tipo PG 1159 como consecuencia de un “pulso térmico tardío”. La razón estriba en que el *overshoot* activaría de modo eficiente la reacción $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ en la zona entre capas (Lugaro et al. 2003). Como vimos en la Introducción (Apdo. 1.3), esta reacción supone una fuente de neutrones secundaria en las estrellas AGB de masa baja. Su activación implicaría densidades de neutrones muy altas (hasta 10^{11}cm^{-3}) y por lo tanto sobreabundancias superficiales de elementos ligeros ($[\text{ls}/\text{hs}] \gg 1$), en contra de lo que se observa típicamente en las estrellas AGB de carbono ($[\text{ls}/\text{hs}] \lesssim 1$; Abia et al. 2002), lo que cuestionaría la acción de este fenómeno de manera frecuente para explicar los altos valores de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ derivados en la mayoría de estrellas observadas.

Resulta interesante comparar nuestros resultados con el trabajo de Palmerini et al. (2011b, P11), puesto que este trabajo es el único que estudia los efectos de extra-mixing en estrellas AGB en las cuatro razones isotópicas de CNO. P11 realizaron cálculos de nucleosíntesis en estrellas de masa $1 < M/M_{\odot} < 2$ y metalicidad solar ($Z = 0.014$; Asplund et al. 2009)⁵ incluyendo procesos de extra-mixing en las fases RGB y AGB a través de un código de *post-processing*. Estos autores, toman como modelo inicial la estructura física y química calculada con el código FUNS hasta el final de la AGB. Sus cálculos suponen una revisión de aquéllos realizados por Nollett et al. (2003), usando los últimos datos disponibles de ritmos de reacciones nucleares. Siguiendo el trabajo de Nollett et al. (2003), P11 implementan el proceso de extra-mixing tomando como parámetros libres la máxima temperatura alcanzada por el material en circulación (calculada como la diferencia entre la temperatura de la capa de combustión de H, y T_P , $\Delta = \log T_H - \log T_P$) y el flujo de masa (\dot{M}), que son básicamente los mismos que nosotros, T_P y v_P (véase el Apdo. 4.2.3).

Los resultados de P11 están de acuerdo con los nuestros. De hecho, los modelos de P11 tampoco podrían reproducir simultáneamente las cuatro razones isotópicas de CNO derivadas en nuestras estrellas. Igual que en nuestro caso, sus modelos no pueden explicar los valores más bajos observados de la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$. El valor más bajo que obtienen en un modelo de $2 M_{\odot}$ y metalicidad solar, incluyendo extra-mixing tanto en la fase RGB ($T_P \approx 22 \text{ MK}$) como en la fase AGB ($T_P \approx 34 \text{ MK}$), es $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \approx 3000$ cuando $\text{C}/\text{O} > 1$ en la envoltura. Estos resultados son comparables a los nuestros, $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \approx 2900$, obtenidos con el modelo M2.0T20. Con sus modelos de extra-mixing, P11 tampoco explicarían los valores de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} > 1000$ observados en nuestras estrellas.

4.2.5. Discusión de estrellas individuales

Con el fin de poder obtener conclusiones con más precisión sobre la evolución de todas las razones isotópicas observadas, hemos seleccionado aquellas estrellas (Tabla 3.4) que cuentan con medidas de las cuatro razones isotópicas de CNO. De esta manera,

⁵Para la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ toman el valor de la atmósfera de Júpiter (460) como valor inicial, tal y como hemos hecho en nuestros cálculos de extra-mixing.

Tabla 4.7: Razones isotópicas de CNO derivadas en una selección de estrellas.

ID	Estrella	C/O	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	$^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$	A(N)
<i>Tipo N</i>								
1	BL Ori	1.02	57	3700 ± 3120 (3)	1470 ± 210 (6)	2040 ± 670 (4)	1.39	7.9
2	TX Psc	1.01	42	1040 ± 150 (3)	770 ± 130 (7)	770 ± 260 (6)	1.00	7.7
3	V460 Cyg	1.02	61	4600 ± 2550 (2)	1350 ± 120 (6)	3400 ± 850 (2)	2.52	8.0
4	X Cnc	1.05	52	3300 ± 1800 (3)	1080 ± 230 (5)	1870 ± 1220 (3)	1.73	7.7
5	Y Tau	1.05	58	880 ± 190 (3)	880 ± 180 (6)	1180 ± 460 (5)	1.34	7.6
6	Z Psc	1.02	55	1320 ± 1050 (3)	810 ± 200 (7)	1320 ± 600 (6)	1.63	7.7
<i>Tipo SC</i>								
7	GP Ori	1.00	35	660 ± 360 (5)	410 ± 70 (7)	650 ± 300 (6)	1.59	8.0
8	WZ Cas	1.01	5	640 ± 240 (3)	500 ± 130 (6)	1180 ± 720 (5)	2.36	7.8

Entre paréntesis se indica el número de líneas espectrales utilizado en la medida. Abundancia solar de N = 7.78 (Asplund et al. 2005).

encontramos ocho estrellas (seis de tipo N y dos de tipo SC; Tabla 4.7), cuyas razones isotópicas pueden considerarse representativas de las razones de la muestra completa. A continuación resumimos las principales características de estas estrellas y comparamos las razones isotópicas de CNO observadas con los valores predichos por los modelos de evolución estelar utilizados hasta ahora. En la Tabla 4.8 se indica el modelo que podría explicar cada una de las razones isotópicas de CNO para las estrellas seleccionadas.

BL Ori. Es una estrella de carbono ($T_{eff} = 2900$ K, $C/O = 1.01$) de metalicidad solar clasificada como variable irregular Lb (Samus et al. 2009; Percy & Long 2010) con una pérdida de masa relativamente moderada ($\dot{M} \sim 3 \times 10^{-7} M_{\odot}/a$ Bergeat & Chevallier 2005). Es una estrella tipo N que presenta las características químicas típicamente observadas en este tipo espectral: se ha detectado Tc en su espectro, $A(\text{Li}) = -1.0$ (Boffin et al. 1993), enriquecimiento en elementos-s ($\langle s/\text{Fe} \rangle = 1.0$; Abia et al. 2015), y un valor de C/O cercano a la unidad (1.012; determinado en este trabajo).

Del mismo modo, las razones isotópicas de CNO determinadas en BL Ori son similares a las derivadas en la mayoría de estrellas de tipo N de la muestra: valor intermedio de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ (~ 57), y valores altos del resto de razones ($^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \sim 3700$, $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \sim 1470$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O} \sim 2040$). Desde un punto de vista teórico, las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ serían compatibles con un modelo de $1.5 M_{\odot}$ que ha experimentado extra-mixing en la fase RGB (estrella n^o 1 y modelo M1.5T20 en la Figura 4.18, gráfica superior izda.). Sin embargo, este modelo no permitiría explicar las razones isotópicas de oxígeno derivadas en esta estrella.

TX Psc. Es una de las estrellas de carbono más cercanas y brillantes, y por ello, una de las más estudiadas (e.g. Hron et al. 2015; Klotz et al. 2013; Heske et al. 1989; Jørgensen et al. 2000; Abia et al. 2009). TX Psc ($T_{eff} = 3000$ K, $C/O = 1.01$) está clasificada como variable irregular Lb con una pérdida de masa $\dot{M} \sim 3 \times 10^{-7} M_{\odot}/año$ (Guandalini et al. 2006; Gautschy-Loidl et al. 2004). Los parámetros de temperatura efectiva y luminosidad determinados observacionalmente (~ 3000 K y $\sim 7000 - 8000 L_{\odot}$; Klotz et al. 2013;

Gauchs-Loidl et al. 2004) sitúan a TX Psc al principio de la fase evolutiva TP-AGB. Estos resultados, junto con los valores determinados de variabilidad y pérdida de masa relativamente moderados sugieren que esta estrella se transformó en rica en carbono recientemente (Klotz et al. 2013).

TX Psc es una estrella de tipo N relativamente pobre en metales ($[Fe/H] = -0.4$), con Tc presente en su espectro, $A(Li) = -1.0$ (Boffin et al. 1993) y enriquecimiento en elementos-*s* ($\langle s/Fe \rangle = 1.1$; Abia et al. 2015). Tanto el bajo valor de la razón C/O como las razones isotópicas de oxígeno ($^{16}O/^{17}O \sim 770$, $^{16}O/^{18}O \sim 770$; derivados en este trabajo), estarían de acuerdo con que esta estrella ha pasado de ser rica en oxígeno a rica en carbono por acción del TDU hace relativamente poco, según los modelos de evolución estelar. En cambio, el enriquecimiento en elementos-*s* indicaría lo contrario. Las razones isotópicas de carbono y oxígeno serían compatibles con modelos que incluyen extra-mixing en la fase RGB (y quizás también en la AGB; modelos M1.5T20 y M1.5T2030; estrella número 2 en la Figura 4.18). Estos modelos, sin embargo, no explicarían la razón $^{14}N/^{15}N$ derivada (~ 1040), que sí sería reproducida por los modelos estándares.

V460 Cyg. Es una estrella de carbono ($T_{eff} = 2800$ K, $C/O = 1.02$) de metalicidad solar clasificada como variable semi-irregular SRb (Samus et al. 2009; Gauchs-Loidl et al. 2004), cuya pérdida de masa estimada es relativamente moderada ($\dot{M} \sim 2 - 5 \times 10^{-7} M_{\odot}/a$ Bergeat & Chevallier 2005). V460 Cyg es una estrella de tipo N con Tc detectado (Abia et al. 2002), $A(Li) = -1.0$ (Boffin et al. 1993) y enriquecimiento en elementos-*s* ($\langle s/Fe \rangle = 0.8$; Abia et al. 2001, 2002).

V460 Cyg muestra razones isotópicas de CNO (estrella n^o3 en la Figura 4.18) parecidas a las de BL Ori (estrella n^o 1), con el valor de $^{16}O/^{18}O$ más alto de la muestra total de estrellas (~ 3400). De hecho, al igual que con BL Ori, las razones isotópicas de carbono y nitrógeno se pueden explicar simultáneamente con el modelo M1.5T20 que incluye extra-mixing en la RGB. Sin embargo, con nuestros modelos teóricos no podemos explicar las razones isotópicas de oxígeno derivadas.

X Cnc. Es una estrella de carbono ($T_{eff} = 2500$ K, $C/O = 1.05$) de metalicidad solar clasificada como variable semi-irregular SRb (Samus et al. 2009; Percy et al. 2001), con una pérdida de masa $\dot{M} \sim 1 - 6 \times 10^{-7} M_{\odot}/a$ (Bergeat & Chevallier 2005; Schöier & Olofsson 2001). Es una estrella de tipo N sin Tc detectado (Abia et al. 2002; Lebzelter & Hron 2003), $A(Li) = -1.0$ (Boffin et al. 1993) y sin determinaciones de abundancia en elementos-*s*.

Las razones $^{12}C/^{13}C$ y $^{14}N/^{15}N$ derivadas en X Cnc (~ 52 y ~ 3200 , respectivamente) acuerdan con el modelo de $1.5 M_{\odot}$ que incluye extra-mixing en la fase RGB (modelo M1.5T20 y estrella n^o4 en la Fig. 4.18, gráfica superior izda.). Este modelo reproduce marginalmente las razones isotópicas de oxígeno determinadas ($^{16}O/^{17}O = 1080$, $^{16}O/^{18}O = 1870$), debido fundamentalmente a la gran dispersión obtenida en la medida de $^{16}O/^{18}O$ (ver Fig. 4.18, gráfica inferior izda.).

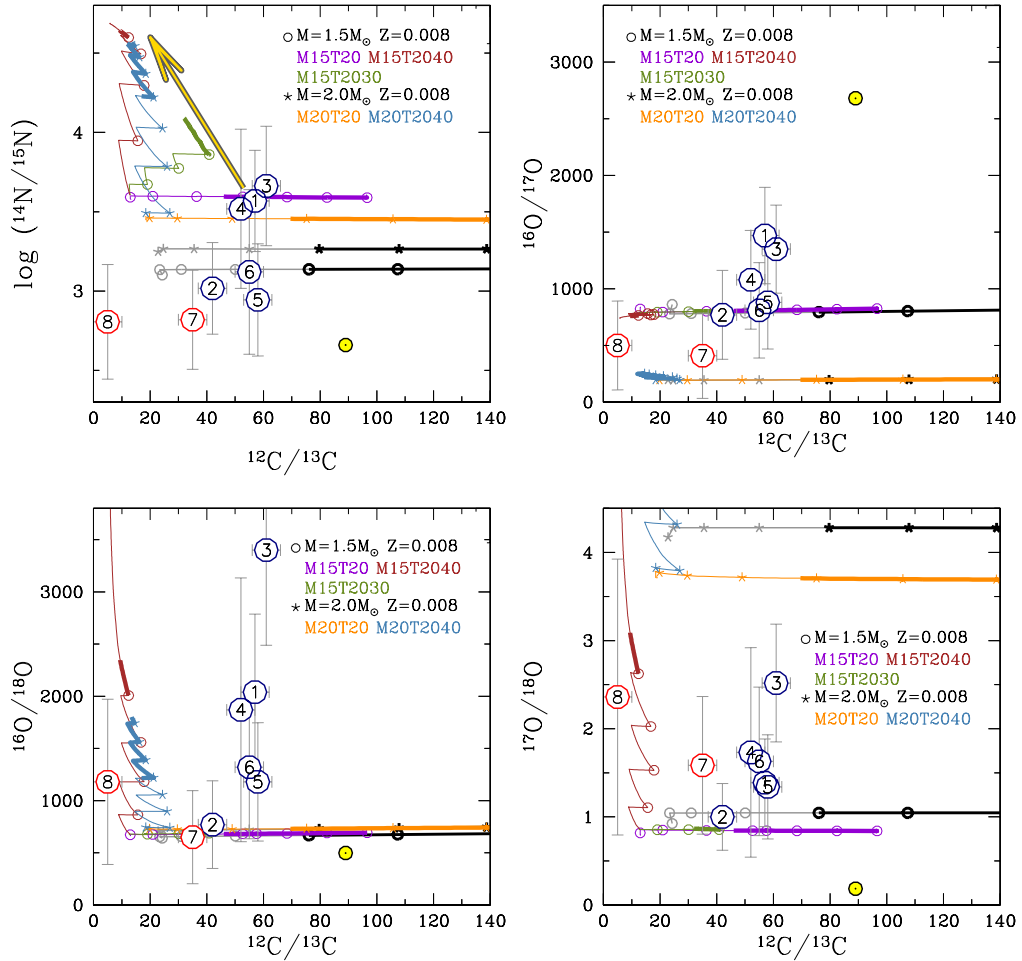


Figura 4.18: Razones isotópicas de CNO determinadas en una selección de estrellas comparadas con los predicciones teóricas (colores y símbolos como en la Figura 4.12). Los números corresponden a las estrellas indicadas en la Tabla 4.7.

4.2. Comparación con modelos de nucleosíntesis estelar

 Tabla 4.8: Comparación entre las razones isotópicas predichas por los modelos de 1.5, 2.0 M_{\odot} y $Z = 0.008$ con los valores observados en una selección de estrellas de la muestra.

ID	Estrella	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$
<i>Tipo N</i>		57	3700	1470	2040
1	BL Ori	STD	X	X	X
	CBP: RGB	✓	✓	X	X
	CBP: RGB+AGB	X	X	X	✓
<i>Tipo N</i>		42	1040	770	770
2	TX Psc	STD	X	✓	✓
	CBP: RGB	✓	X	✓	✓
	CBP: RGB+AGB	X	X	X	X
<i>Tipo N</i>		61	4600	1350	3400
3	V460 Cyg	STD	X	X	X
	CBP: RGB	✓	✓	X	X
	CBP: RGB+AGB	X	X	X	X
<i>Tipo N</i>		52	3300	1080	1870
4	X Cnc	STD	X	: ✓	X
	CBP: RGB	✓	✓	✓	X
	CBP: RGB+AGB	X	X	X	✓
<i>Tipo N</i>		58	880	880	1180
5	Y Tau	STD	X	✓	X
	CBP: RGB	✓	X	✓	X
	CBP: RGB+AGB	X	X	X	✓
<i>Tipo N</i>		55	1320	810	1320
6	Z Psc	STD	X	✓	X
	CBP: RGB	✓	X	✓	X
	CBP: RGB+AGB	X	X	X	✓
<i>Tipo SC</i>		35	660	410	650
7	GP Ori	STD	X	: ✓	✓
	CBP: RGB	✓	X	✓	✓
	CBP: RGB+AGB	✓	X	✓	X
<i>Tipo SC</i>		5	640	500	1180
8	WZ Cas	STD	X	: ✓	X
	CBP: RGB	X	X	✓	X
	CBP: RGB+AGB	✓	X	✓	✓

“:” Acuerdo entre las observaciones y modelos marginal dentro de las barras de error.

Y Tau. Es una estrella de carbono ($T_{eff} = 2600$ K, $C/O = 1.05$) de metalicidad solar clasificada como variable semi-irregular SRb (Samus et al. 2009), con pérdida de masa $\dot{M} \sim 2 \times 10^{-6} M_{\odot}/a$ (Bergeat & Chevallier 2005). Y Tau es de tipo N sin Tc detectado, $A(Li) = -0.7$ (Boffin et al. 1993) y abundancia en elementos-*s* similar a la solar ($\langle s/Fe \rangle = 0.05$; Abia et al. 2015).

Las razones $^{12}C/^{13}C$ y $^{16}O/^{17}O$ derivadas en Y Tau (~ 58 y 880 , respectivamente) están de acuerdo con el modelo de $1.5 M_{\odot}$ que incluye extra-mixing en la RGB (modelo M1.5T20 y estrella n⁵ en la Fig. 4.18, gráfica superior derecha). Este modelo explicaría solo marginalmente la razón $^{16}O/^{18}O$. La razón $^{14}N/^{15}N$ sería compatible con los modelos estándares de 1.5 y $2 M_{\odot}$.

Z Psc. Es una estrella de carbono ($T_{eff} = 2900$ K, $C/O = 1.01$) de metalicidad solar clasificada como variable semi-irregular SRb (Samus et al. 2009). Es una estrella tipo N que muestra las características típicas observadas en este tipo espectral: Tc detectado (Abia et al. 2001), $A(Li) = -1.2$ (Boffin et al. 1993) y sobreabundancia de elementos-*s* ($\langle s/Fe \rangle \sim 1.0$; Abia et al. 2001). En cuanto a sus razones isotópicas de CNO derivadas, Z Psc (estrella n⁶ en la Fig. 4.18) muestra valores similares a aquellos de Y Tau (estrella n⁵).

GP Ori. Es una estrella de carbono ($T_{eff} = 2800$ K, $C/O = 1.002$) de metalicidad solar clasificada como variable semi-irregular SRb (Samus et al. 2009). Presenta las características propias de las estrellas tipo SC: metalicidad solar, razón C/O muy próxima a la unidad, una razón $^{12}C/^{13}C$ intermedia (~ 35) y sobreabundancia de elementos-*s* ($\langle s/Fe \rangle \sim 1.3$; Abia et al. 2001, 2015). El estado evolutivo de GP Ori encajaría entonces dentro de la secuencia (Apdo. 1.3; Wallerstein & Knapp 1998): $M \rightarrow MS \rightarrow S \rightarrow SC \rightarrow C(N)$. La abundancia de F ($[F/H] \sim 0$) derivada por Abia et al. (2015), similar a la observada en la mayoría de estrellas de tipo N, estaría también de acuerdo con este escenario evolutivo.

Según los modelos calculados, la razón $^{12}C/^{13}C$ derivada en GP Ori (estrella n⁸) podría ser el resultado de la acción del extra-mixing en las fases RGB y AGB (modelo M1.5T2030). Las razones isotópicas de oxígeno predichas por este modelo acuerdan con los valores observados ($^{16}O/^{17}O \sim 410$ y $^{16}O/^{18}O \sim 650$; Figura 4.12). En cambio, la razón $^{14}N/^{15}N$ derivada (~ 660), inferior a la mayoría de estrellas de tipo N, no es compatible con la predicha por dicho modelo. Nótese que las razones $^{14}N/^{15}N$, $^{16}O/^{17}O$ y $^{16}O/^{18}O$ serían compatibles, dentro de los errores, con un modelo estándar de masa entre 1.5 y $2 M_{\odot}$ (Figura 4.12).

WZ Cas. Es una estrella de carbono ($T_{eff} = 2700$ K, $C/O = 1.007$) muy brillante (con M_{bol} entre ~ -6.4 y -5.5 Abia & Isern 2000; Bergeat et al. 2002a) de metalicidad solar. Está clasificada como variable semi-irregular SRb (Samus et al. 2009), con una pérdida de masa baja, $\dot{M} \sim 7 \times 10^{-9} M_{\odot}/a$ (Bergeat & Chevallier 2005) comparada con la mayoría de estrellas de carbono. Es una estrella muy estudiada (e.g. Lebzelter et al. 2005; Abia & Isern 2000) reconocida especialmente por presentar en su espectro el

doblete de Li a $\lambda 6708\text{\AA}$ muy intenso (e.g. Keenan 1993), así como líneas de absorción de ^{13}C muy intensas (e.g. Herbig 1955). De hecho, es una de las pocas estrellas de carbono super-rica en Li conocidas ($A(\text{Li}) \sim 4.5$; Abia et al. 1999; Yakovina & Pavlenko 2012; Boffin et al. 1993), con uno de los valores de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ más bajos de las estrellas analizadas aquí (~ 5). WZ Cas muestra además una de las abundancias de F más altas observadas en estrellas de carbono ($[\text{F}/\text{Fe}] \sim 1$; Abia et al. 2015). Por otra parte, esta estrella no presenta apenas enriquecimiento en elementos-s ($\langle s/\text{Fe} \rangle = 0.16$; Abia et al. 2015), lo que es compatible con la ausencia de Tc en su espectro (Abia & Isern 2000).

Las características señaladas hacen de WZ Cas una estrella de carbono peculiar que no encaja fácilmente en los escenarios evolutivos propuestos para las estrellas AGB de carbono. La luminosidad tan alta de esta estrella podría indicar que se trata de una estrella más masiva que las tipo N ($M \sim 3 - 4 M_{\odot}$; Abia & Isern 2000). Como vimos en la Introducción (Apdos. 1.6.1 y 1.3), los valores bajos de C/O y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y la sobreabundancia de Li se podrían explicar a partir del *hot bottom burning* (HBB) que actúa en estrellas de masa intermedia ($4 < M/M_{\odot} \lesssim 8$). Aunque bajo la acción de este mecanismo es muy poco probable que se forme una estrella de carbono, existe la posibilidad de que así ocurra al final de la fase AGB (van Loon et al. 1998). De ser así, se esperaría que la estrella presentase una pérdida de masa intensa, característica de esta etapa evolutiva. Sin embargo, la pérdida de masa estimada en WZ Cas es dos órdenes de magnitud inferior a la típicamente medida en las estrellas de carbono (Bergeat & Chevallier 2005). La destrucción de F asociada al HBB estaría también en desacuerdo con la sobreabundancia de F observada en esta estrella (Abia et al. 2010, 2015).

No es de extrañar, por tanto, que no hayamos encontrado un modelo que describa satisfactoriamente todas las razones isotópicas de CNO derivadas en WZ Cas en este trabajo. Es especialmente difícil explicar simultáneamente las razones $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ (~ 640) y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ tan bajas (estrella n^o 8 en la Fig. 4.18, gráfica superior izquierda). Por otra parte, las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ concordarían con modelos de masa baja (entre 1.5 y 2.0 M_{\odot}) que incluyan extra-mixing tanto en la fase RGB como AGB (Fig. 4.18, gráfica superior dcha.). Este escenario sería también compatible con la razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ derivada (~ 1180), aunque solo marginalmente.

Ante los resultados obtenidos cabe preguntarse, por ejemplo, por las incertidumbres asociadas a los modelos de evolución estelar. Una de las fuentes de incertidumbre más importantes y que puede afectar a cada uno de los isótopos por separado, es la debida a los ritmos de las reacciones nucleares.

Recientemente, Palmerini et al. (2013) han revisado los ritmos de las reacciones que afectan a estos isótopos en las fases RGB y AGB: $^{17}\text{O}(p,\alpha)^{14}\text{N}$ y $^{18}\text{O}(p,\alpha)^{15}\text{N}$ (e.g. Angulo et al. 1999). Basándose en estas incertidumbres, Huss et al. (1997) propusieron un ritmo de la reacción $^{18}\text{O}(p,\alpha)^{15}\text{N}$ mucho mayor que los valores aceptados entonces para poder explicar la alta abundancia de ^{15}N de algunos granos SiC (ver Apartado siguiente). Sin embargo, las estimaciones realizadas por Palmerini et al. (2013) para esta reacción no suponen grandes cambios con respecto a los anteriores ritmos utilizados. De hecho, las abundancias superficiales de ^{15}N y ^{18}O en la fase AGB apenas cambian. La

Tabla 4.9: Rango de valores aproximados de las razones isotópicas de CNO predichas por los modelos de evolución estándar (STD), con extra-mixing (CBP) y determinadas en las estrellas de la muestra.

	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	$^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$
Modelos con $M = 1.5 - 2.0 M_{\odot}$ y $Z = 0.008$					
Inicial	89	460	2681	498	0.19
STD	80 – 88	1400 – 1800	200 – 830	660 – 730	0.8 – 3.7
CBP (T20)	46 – 70	2900 – 3900	200 – 810	680 – 730	0.8 – 3.7
CBP (T2040)	12 – 17	17000 – 40000	230 – 770	1200 – 2000	2.6 – 5.4
Observaciones					
Tipo N	10 – 100	500 – 5000	400 – 2000	>300 – 3400	0.5 – 2.6
Tipo J	3 – 20	>6 – 3000	>300 – >700	200 – >1000	...
Tipo SC	5 – 50	100 – 1100	300 – 500	300 – 1200	0.7 – 2.4

T20 modelos que incluyen extra-mixing en la fase RGB ($T_P = 20\text{MK}$) y T2040 extra-mixing en la fases RGB ($T_P = 20\text{MK}$) y AGB ($T_P = 40\text{MK}$).

revisión de estos ritmos termonucleares supone una disminución de la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ en la fase AGB ($\text{C}/\text{O} < 1$ en la envoltura). Este cambio, en cualquier caso, no podría explicar los altos valores de esta razón observados en las estrellas AGB de carbono.

4.2.6. Resumen

En este Apartado hemos comparado las razones isotópicas de CNO derivadas en las estrellas AGB de carbono con modelos de evolución de estrellas de masa baja ($M = 1.5$ y $2.0 M_{\odot}$) y metalicidad $Z = 0.008$ incluyendo extra-mixing en las fases RGB y AGB. En la Tabla 4.9 se comparan los rangos de valores de las razones isotópicas de CNO predichos por los modelos en la fase AGB cuando $\text{C}/\text{O} \gtrsim 1$ con las razones determinadas en las estrellas. Podemos resumir la comparación entre modelos y observaciones en los puntos siguientes:

- Los modelos de evolución estelar que incluyen extra-mixing en la fase RGB reproducen satisfactoriamente la mayoría de los valores derivados de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y C/O en las estrellas de la muestra. Para reproducir las estrellas con $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 30$ (estrellas de tipo J y SC fundamentalmente), es necesario incluir también extra-mixing en la fase AGB. Estos resultados están de acuerdo con trabajos similares anteriores (e.g. Boothroyd & Sackmann 1999; Abia et al. 2002; Nollett et al. 2003; Palmerini et al. 2011b).
- Ninguno de nuestros modelos, con y sin extra-mixing, reproducen las razones de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \gtrsim 1000$ determinadas en las estrellas de tipo N. Los valores derivados de esta razón en estrellas AGB de oxígeno (Smith & Lambert 1990b; Hinkle et al. 2016) similares a los determinados en este trabajo sugieren, en cambio, que las estrellas AGB tipo N podrían ser las descendientes de las tipo M, MS y S. Los

mayores valores de la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ observados en las estrellas de carbono serían el resultado de la actuación de un mayor número de episodios de TDU en la AGB. Los valores $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \gtrsim 1000$ obtenidos tras el FDU implicarían masas estelares $\lesssim 1.5 M_{\odot}$ de las estrellas de tipo N. En este rango de masas se esperaría obtener menores valores de la razón C/O al final de la fase AGB, de acuerdo con los valores observados ligeramente superiores a 1. Este resultado estaría de acuerdo con otras evidencias observacionales que sugieren disminuir el límite teórico de $\sim 1.5 M_{\odot}$ en la formación de una estrella de carbono a metalicidad solar. (D’Orazi et al. 2009; Maiorca et al. 2011; Jacobson et al. 2011).

- Los valores observados de $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ en las estrellas de tipo N serían compatibles con modelos con $1.5 - 2.0 M_{\odot}$ que incluyen extra-mixing en la fase RGB, y en algún caso, también en la fase AGB.
- Los modelos con extra-mixing que permiten explicar los bajos valores de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ observados en las estrellas de la muestra ($\lesssim 40$) resultan en $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \gtrsim 7000$, muy por encima de los valores derivados en esta razón para la mayoría de estrellas.
- Aproximadamente 2/3 de los valores observados de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ en las estrellas de tipo N (aquellas con $^{16}\text{O}/^{18}\text{O} \lesssim 1500$) son compatibles, dentro de los errores, con los modelos que incluyen extra-mixing en la fase RGB, y en algún caso, también en la fase AGB (independientemente de la masa considerada).
- El rango de valores en $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ derivados observacionalmente sugiere una dispersión en los valores iniciales de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$.
- Globalmente, no se pueden explicar simultáneamente las cuatro razones isotópicas de CNO observadas en las estrellas AGB de carbono con modelos de evolución estelar estándar ni con aquellos que incluyen procesos de extra-mixing en las fases RGB y AGB.

4.3. Razones isotópicas y granos presolares

Los granos presolares son granos de polvo formados en las envolturas circunestelares de estrellas de distintas masas y composiciones químicas. Extraídos de meteoritos que caen en la Tierra, portan información esencial de la nucleosíntesis y procesos de mezcla que ocurrieron en las estrellas progenitoras (Zinner 1998). Las razones isotópicas determinadas en estos granos suponen un desafío tanto para la teoría de evolución estelar como para la evolución química de la Galaxia. En la Introducción (Apdo. 1.7) señalamos que muchos de los granos presolares se han producido en las envolturas circunestelares de las estrellas AGB (e.g. Clayton & Nittler 2004). Es por ello, que en esta sección comparamos las razones isotópicas determinadas en la muestra de estrellas con las razones medidas en los granos presolares, en particular, en los granos de carburo de silicio (SiC) y del grupo de los óxidos refractarios y silicatos (o simplemente “óxidos”).

Como ya indicamos, dentro de los distintos tipos de granos presolares SiC, el tipo *mainstream* (MS), es el mayoritario (supone el $\sim 90\%$ del total) y se cree que se formaron en estrellas AGB ricas en carbono (e.g. Ott 1993). En cuanto a los granos de óxidos, los tipos conocidos como grupo 1, grupo 2 y grupo 3 conforman el $\sim 90\%$ del total de granos de óxidos estudiados, y se cree que las estrellas AGB ricas en oxígeno son sus principales progenitoras (e.g. Nittler et al. 2008). Debido a ésto, la comparación directa de las razones isotópicas de los granos de óxidos con aquellas determinadas en las atmósferas de las estrellas AGB de carbono puede ser cuestionada. Sin embargo, nótese que las estrellas AGB de carbono ($C/O > 1$) fueron estrellas AGB de oxígeno ($C/O < 1$) durante su evolución previa, así que las razones observadas en la fase rica en carbono podrían ser representativas de la evolución anterior. De hecho, se han observado características espectrales producidas por la presencia de granos de óxidos y silicatos en las envolturas circumstelares de estrellas de carbono (Apdo. 1.7.2; Little-Marenin 1986; Willems & de Jong 1986; Kwok & Chan 1993; Chen & Shan 2011; Guzman-Ramirez et al. 2015). Una de las explicaciones más aceptada es que se trata de estrellas en transición de ricas en O, a ricas en C. Estas características espectrales se habrían formado en una capa de polvo exterior mientras que la estrella era rica en O. Entre las estrellas de estudiadas aquí, la estrella de tipo J, BM Gem, presenta alguna de estas características espectrales (e.g. Little-Marenin 1986). Lamentablemente, no pudimos derivar las razones isotópicas de oxígeno en esta estrella.

Granos SiC

Los granos presolares SiC muestran un amplio rango de valores de razones isotópicas de carbono y nitrógeno. Como dijimos anteriormente, el tipo mayoritario de granos SiC son los granos *mainstream* (MS), suponen el 90% sobre el total de granos SiC y muestran el rango más amplio de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ (6 – 20000) y de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ (10 – 100). El segundo tipo más abundante (5% del total) son los granos de tipo AB que se caracterizan por presentar los valores más bajos de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ (2 – 10) y un rango de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ (40 – 1000) relativamente amplio. Finalmente, los granos de tipo Y y Z constituyen el $\sim 2\%$ del total y muestran valores de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ entre 200 y 10000; mientras que los granos Y muestran $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 100 - 300$ y los Z, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 10 - 100$.

Las razones isotópicas determinadas en las estrellas aquí estudiadas muestran un rango de valores de la razón isotópica de nitrógeno similar al de los granos presolares SiC (Figura 4.19). Además, puesto que nuestro límite de detección es $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \lesssim 5000$, (Apdo. 3.2.4) no podemos descartar la existencia de estrellas con razones isotópicas superiores a este límite, tal y como muestran muchas de los granos presolares.

Las estrellas de tipo N ocupan la misma región que los granos presolares SiC-MS (círculos azules y cuadrados grises, respectivamente, en la Figura 4.19). Como ya se comentó (Apdo. 1.7.1), los granos MS presentan anomalías isotópicas características del proceso-s, por lo que uno de los progenitores más probables para este tipo de granos son las estrellas AGB de carbono de tipo N (Zinner et al. 1991; Abia et al. 2002). Las razones isotópicas de nitrógeno que hemos medido en este trabajo refuerzan esta hipótesis.

Se cree los granos SiC de tipo Y y Z se han formado en estrellas AGB de baja

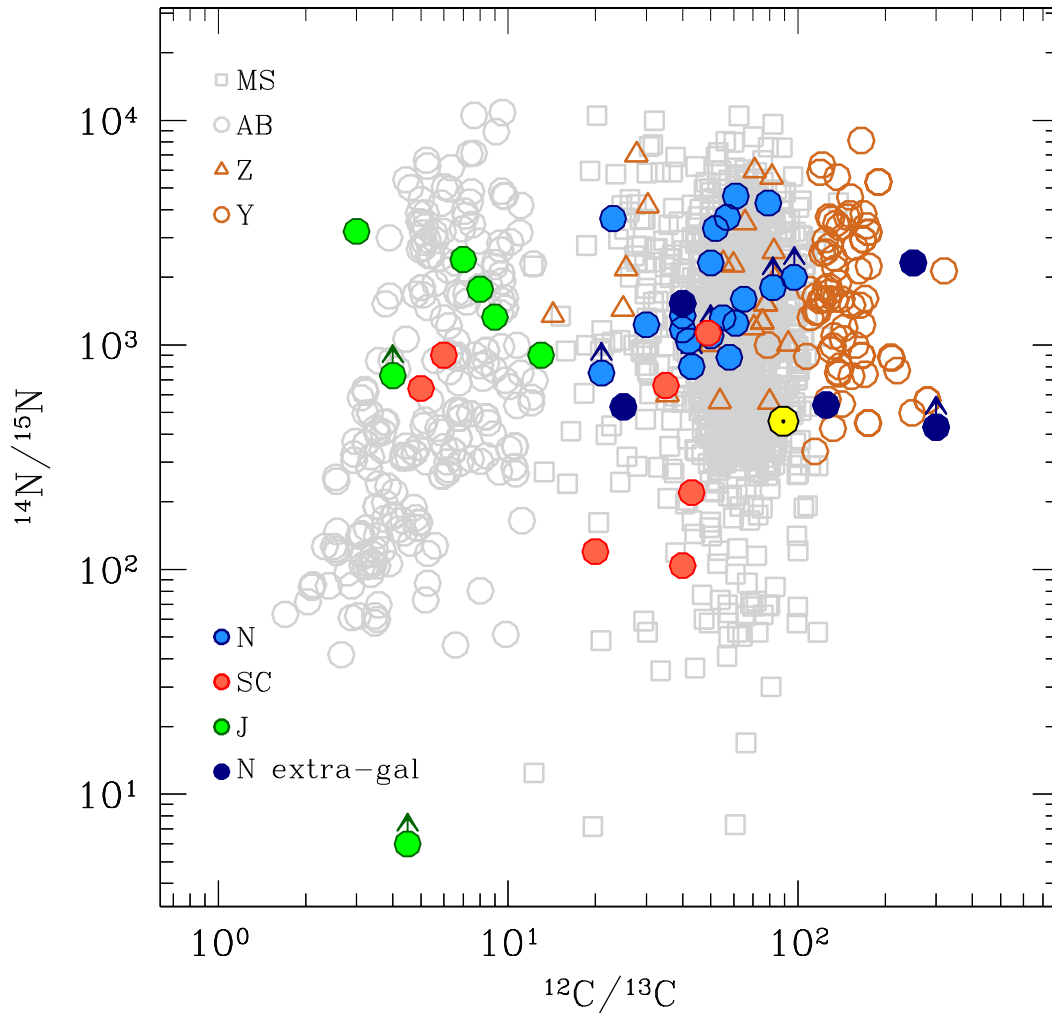


Figura 4.19: Razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ en las estrellas (círculos de colores), comparada con aquellas en los granos presolares SiC de tipos MS y AB (cuadrados y círculos grises) y de tipos Y y Z (círculos y triángulos marrones). Los datos de los granos presolares se han obtenido de la base de datos [Presolar Grain Database](#) (Hynes & Gyngard 2009). Con un punto amarillo se indican los valores solares. La mayoría de las barras de error de las medidas de granos presolares son más pequeñas que los puntos que los representan.

metalicidad (Apdo. 1.7.1). De la comparación entre las razones isotópicas de elementos traza Ti, Zr y Ba determinadas en éstos y las predichas por los modelos de nucleosíntesis estelar, se desprende que los granos Y y Z se formarían en estrellas con metalicidades $[\text{Fe}/\text{H}]$ entre -0.3 y -0.5 y masas entre 1.5 y $3 M_{\odot}$ (Amari et al. 2001b; Hoppe et al. 2009). Las razones isotópicas de carbono de las estrellas observadas en la galaxia Sagitario dSph ($^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 25$ y 40 ; Tabla 3.4) son similares a las mostradas por los granos de tipo Z. Aunque con metalicidades $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8$ y -0.5 algo inferiores a las esperadas para estos granos, son perfectamente compatibles si tenemos en cuenta la incertidumbre en la metalicidad de estas estrellas ($\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = \pm 0.3$ dex). Las razones $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ (ver Tabla 3.4) determinadas en las estrellas AGB de las galaxias satélite Carina dSph y LMC serían compatibles con aquellas de los granos de tipo Y, aunque en este caso, la metalicidad de estas estrellas ($-1.7 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1$) es significativamente inferior a aquellas en las cuales estos granos supuestamente se habrían formado.

En resumen, la mayoría de estrellas AGB de carbono de tipo N, tanto galácticas como extragalácticas, muestran valores de las razones isotópicas de nitrógeno y carbono compatibles con las medidas en los granos presolares SiC MS, Y y Z dentro de los errores observacionales. Nótese que algunos granos MS son compatibles también con la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ determinada en las estrellas de tipo SC (Figura 4.19).

Por otra parte, las estrellas de tipo J presentan razones isotópicas de carbono y nitrógeno compatibles con las determinadas en los granos SiC de tipo AB (Fig. 4.19), confirmando indicios previos (Amari et al. 2001c). Estos autores propusieron a las estrellas de tipo J como posibles progenitoras de los granos de tipo AB. Aunque uno de los valores determinados aquí es un límite inferior, el rango de razones isotópicas de nitrógeno que hemos observado supone la primera evidencia observacional que relaciona los granos AB y las estrellas de tipo J. Nuestro análisis indica, además, que algunos de los granos con enriquecimiento en ^{15}N podrían haberse formado en estrellas de tipo SC (Figura 4.19). Otros objetos propuestos como origen de estos granos son las estrellas AGB *born-again*, como ya se comentó en la Introducción (Apdo. 1.7)

Recientemente, Pignatari et al. (2015) han propuesto las explosiones de supernovas de colapso gravitatorio como progenitoras alternativas de estos granos. Los modelos teóricos de explosión presentados por Pignatari et al. explicarían las razones isotópicas de carbono y nitrógeno de los granos de tipo AB con $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \lesssim 500$. Sin embargo, tal y como apuntan los propios autores, la posibilidad de que estos granos puedan condensar a partir de las eyecciones de las explosiones de supernova necesita todavía ser investigada en detalle.

Como ya se ha dicho anteriormente, los modelos de evolución estándar no reproducen el rango de valores de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ medido en la mayoría de granos SiC. Por ejemplo, la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ predicha por los modelos durante la fase TP-AGB donde $\text{C}/\text{O} > 1$ en la envoltura es superior a ~ 100 . Apenas si existen medidas de los granos MS con una razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ tan alta. Por otra parte, para explicar las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 40$ de los granos SiC es necesario incluir procesos de mezcla no estándar en las fases RGB y AGB.

Tal y como sucede con las estrellas AGB de carbono, los procesos de extra-mixing

explicarían simultáneamente solo una parte de las razones isotópicas de carbono y nitrógeno medidas en los granos SiC-MS (Fig. 4.21, arriba). Es más, los modelos que incluyen extra-mixing que permiten explicar las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ medidas en los granos AB ($\lesssim 10$; modelos M15T2040 y M20T2040 en la Fig. 4.21, arriba) supondrían razones de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \gtrsim 10000$, en claro desacuerdo con las razones medidas en estos granos.

Por último, hay que señalar que la posible anticorrelación entre las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ (que indicarían los modelos con extra-mixing en la fase AGB señalada con una flecha en la Figura 4.13; véase el Apdo. 4.2.3) no se observa en los granos SiC. Si admitimos que la mayoría de los granos SiC (MS y AB) tienen su origen en las estrellas de carbono, la ausencia de tal correlación descartaría la hipótesis de que el fenómeno de extra-mixing suceda de manera frecuente en las estrellas AGB de carbono.

Granos de óxidos

En la Introducción (Apdo. 1.7.2) se señalaron las características principales de los granos presolares de óxidos. Se dividen en grupos según los valores medidos de $^{17}\text{O}/^{16}\text{O}$ y $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ ⁶. En la Fig. 4.20 se comparan las razones isotópicas de oxígeno de los grupos 1, 2 y 3 con aquellas derivadas en nuestras estrellas.

La razón $^{17}\text{O}/^{16}\text{O}$ en nuestras estrellas muestran un amplio rango de valores, cubriendo razonablemente el rango mostrado por los grupos 1 y 2 (Fig. 4.20), mientras solo parcialmente el rango de valores de $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ observados en estos grupos. Aún considerando los errores observacionales, nuestras medidas serían claramente incompatibles con los óxidos del grupo 3. Encontramos, además, una estrella de tipo SC y otra de tipo J (más una tercera de tipo N con un límite inferior), que muestran excesos de $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ no observados en ninguno de estos tipos de granos de óxidos. De hecho, los valores de las razones isotópicas de oxígeno encontrados en las estrellas de tipo SC y J ($^{17}\text{O}/^{16}\text{O} \gtrsim 1.5 \times 10^{-3}$), tampoco son compatibles con los granos del grupo 2 y solo marginalmente con los del grupo 1 (Fig. 4.20). No obstante, el escaso número de estrellas analizadas de estos tipos espectrales junto a que en todas las estrellas de tipo J derivamos sólo límites inferiores, no nos permite extraer conclusiones definitivas acerca de las razones isotópicas de oxígeno en estos tipos de estrellas AGB. Obviamente son necesarias más determinaciones de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ en estas estrellas.

Los trabajos realizados sobre granos presolares de óxidos (e.g. Nittler et al. 1997, 2008) concluyen que la mayoría de estos granos se formaron en las envolturas circumestelares de estrellas gigantes rojas de masa baja. La mayor parte del rango de valores medidos de $^{17}\text{O}/^{16}\text{O}$ en los granos de los grupos 1 y 3 serían compatibles con los valores esperados tras el FDU en estrellas con masas entre ~ 1.1 y $2.5 M_{\odot}$ (Apdo. 1.7.2; Nittler et al. 2008), en acuerdo con los valores predichos en los modelos estándares calculados en este trabajo (Figura 4.21, abajo). Los distintos valores de $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ observados en los granos podrían explicarse admitiendo una dispersión en los valores iniciales en esta razón isotópica en las estrellas progenitoras (Nittler et al. 1997). En particular, los granos del

⁶Las razones isotópicas de oxígeno medidas en estrellas se suelen expresar como $^{16}\text{O}/^{\text{xx}}\text{O}$, tal y como hemos hecho hasta ahora. En el estudio de granos presolares se utiliza la razón inversa $^{\text{xx}}\text{O}/^{16}\text{O}$. Así que para comparar con datos de granos presolares expresamos estas razones isotópicas de ésta última manera.

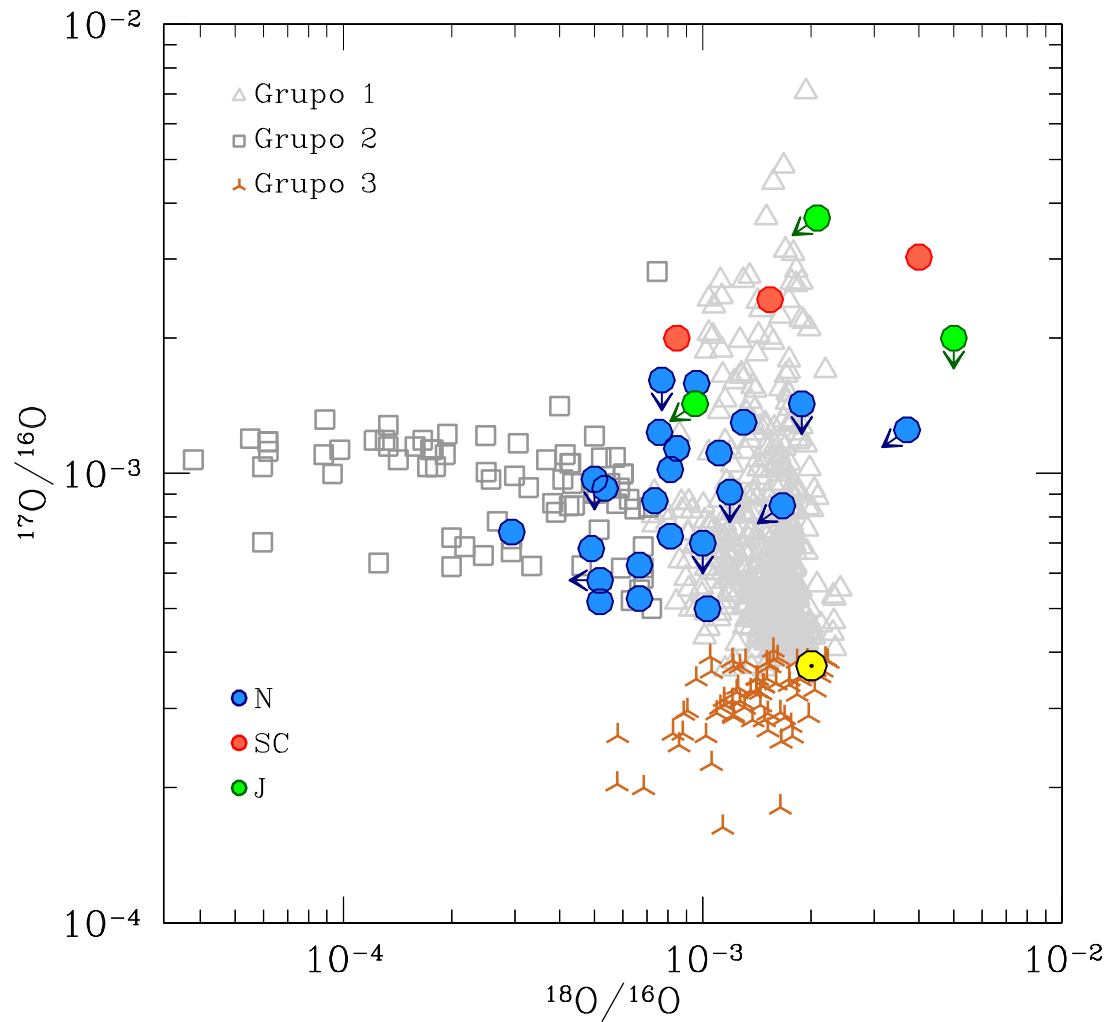


Figura 4.20: Como en la Fig. 4.19, razones $^{17}\text{O}/^{16}\text{O}$ vs. $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ derivadas en este trabajo comparadas con los granos presolares de óxidos del grupo 1 (triángulos), grupo 2 (cuadrados) y grupo 3 (estrellas de tres puntas).

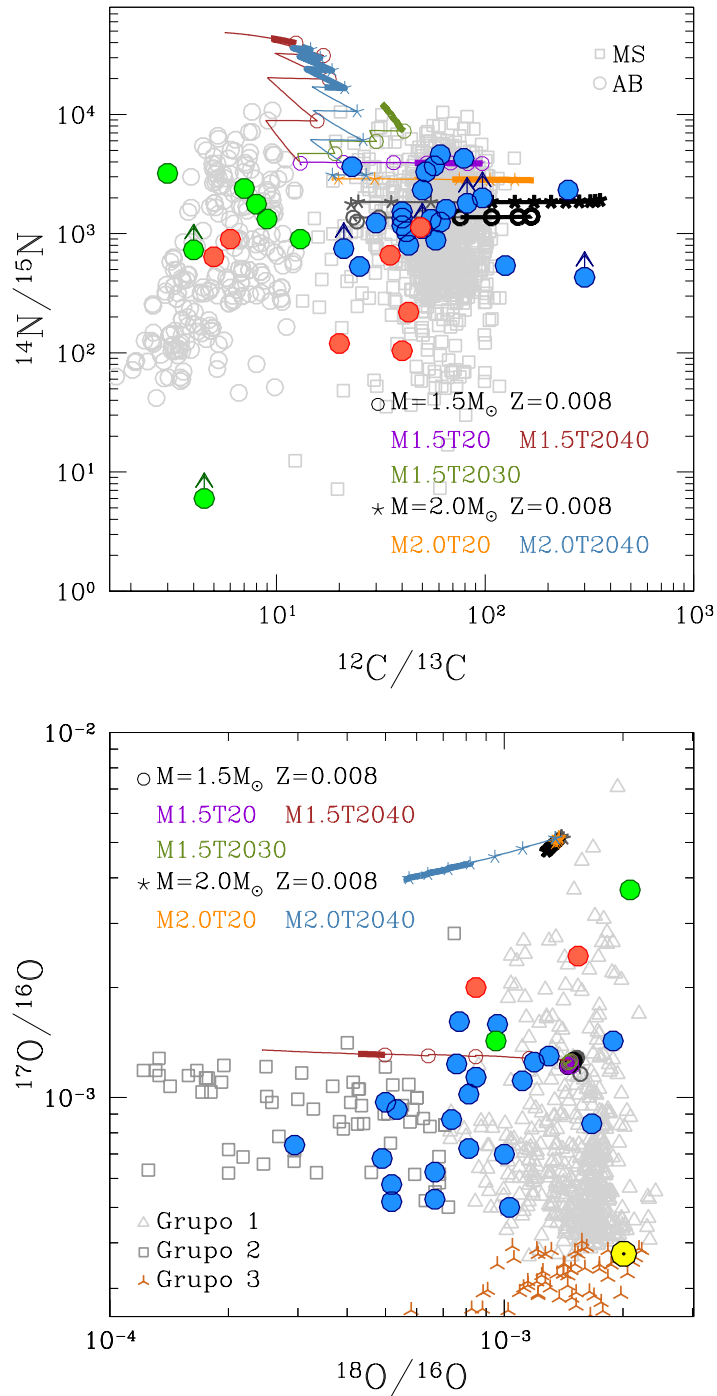


Figura 4.21: Razones isotópicas medidas en los granos SiC (arriba, como en la Fig. 4.19) y de óxido (abajo, como en la Fig. 4.20) comparadas con nuestras estrellas (círculos de colores) y los modelos teóricos calculados (líneas de colores; Tabla 4.3) en el Apdo. 4.2.3.

grupo 3 tendrían su origen en estrellas de masa $\sim 1.1 - 1.4 M_{\odot}$ con valores iniciales inferiores a los solares (Nittler et al. 1997). Siguiendo este esquema, las razones isotópicas de oxígeno de las estrellas de tipo N (cuyas razones $^{17}\text{O}/^{16}\text{O}$ cubren parte del rango mostrado por los granos del grupo 1), serían compatibles con este escenario, partiendo de razones $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ iniciales inferiores a las solares. No obstante, las razones $^{17}\text{O}/^{16}\text{O} \lesssim 10^{-3}$ mostradas por la mayoría de estrellas de tipo N se obtendrían solo en modelos con masa inicial $\lesssim 1.5 M_{\odot}$, incompatible con el rango de masa típicamente supuesto para las estrellas de carbono ($\sim 1.5 - 3.0 M_{\odot}$; ver Apdo. 1.6.1).

Por otra parte, el escenario más probable para la formación de los granos del grupo 2 serían las envolturas de estrellas con $M \lesssim 1.8 M_{\odot}$ que han experimentado algún tipo de mezcla no estándar durante la AGB (Apdo. 1.7.2; Wasserburg et al. 1995; Nittler et al. 2008; Palmerini et al. 2013). Dentro de nuestros cálculos, el modelo con extra-mixing en las fases RGB y AGB M15T2040 (Fig. 4.21, abajo) representa un ejemplo de dichos modelos. Por tanto, cabría la posibilidad de que las razones isotópicas derivadas en algunas de las estrellas de tipo N fueran las progenitoras de una fracción de los granos del grupo 2 que han experimentado extra-mixing en la fase RGB y AGB. Sin embargo, hemos visto que las estrellas de tipo N no muestran razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ tan bajas como las alcanzadas bajo la acción de dicho extra-mixing (< 20 ; ver Fig. 4.21). Además, dada la masa típica de las estrellas de tipo N ($1.5 - 3.0 M_{\odot}$), éstas se formarían con valores de $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ superiores al valor solar (ver p.ej. Hinkle et al. 2016). Esta hipótesis se abordará más adelante.

Del mismo modo, Hinkle et al. (2016) no encuentran en su muestra de estrellas de tipo M las peculiaridades químicas causadas por el HBB, mecanismo que actuaría en estrellas AGB con $M > 4 M_{\odot}$. En este trabajo tampoco encontramos dichas peculiaridades, apoyando la hipótesis de que las estrellas AGB de tipo M y C(N) son estrellas de masa baja.

En la Figura 4.22 se muestran las razones $^{17}\text{O}/^{16}\text{O}$ vs. $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ determinadas en estrellas AGB de oxígeno M, MS y S (Smith & Lambert 1990b, 1988; Hinkle et al. 2016) y las determinadas aquí en las estrellas de carbono de tipo N. Se han dibujado con elipses (por claridad) la región ocupada por los granos de óxidos grupos 1 y 2. De la figura se concluye que tanto nuestras estrellas de carbono como las estrellas de tipo M, MS y S ocupan una región muy similar coincidente con la ocupada por los granos de óxido del grupo 1, lo que corrobora una vez más su origen en estas estrellas. Se han dibujado también (en rojo) los valores esperados de estas razones isotópicas al comienzo de la AGB para estrellas de diferente masa. Nótese, de nuevo, como la posición de las estrellas de tipo N estudiadas aquí es compatible con su naturaleza de masa baja, incluso inferior a $1.5 M_{\odot}$, reafirmando nuestra conclusión en el Apartado 4.2.3. Las estrellas de tipo M en la figura estudiadas por Hinkle et al. (2016, cuadros negros), con exceso de ^{18}O ($^{18}\text{O}/^{16}\text{O} > 3 \times 10^{-3}$), estarían claramente fuera de los grupos de óxidos 1 y 2. Estas estrellas, relativamente masivas ⁷, pudieron formarse en una época posterior al Sol (son

⁷De hecho, la muestra de estrellas M de Hinkle et al. (2016) esta formada fundamentalmente por estrellas de tipo Mira. Estas estrellas es sabido poseen una masa típica $\sim 2 M_{\odot}$. Tan sólo una estrella de tipo N de las estudiadas aquí es de tipo Mira. Entre las de tipo SC, tres son variables Mira.

más jóvenes) con una razón $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ superior a la solar debido al aumento del ^{18}O consecuencia de la evolución química de la Galaxia en los últimos Ga. Marginalmente, alguna de las estrellas de tipo SC analizadas aquí muestran razones $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ compatibles con esta hipótesis. Recuérdese (Apdo. 1.6.1) que se ha sugerido que las estrellas SC son estrellas sistemáticamente más masivas que las tipo N. Nótese, por otro lado, que en las pocas estrellas M con $^{17}\text{O}/^{16}\text{O} < 10^{-3}$ (todas con exceso de ^{18}O), probablemente con $< 1.5 M_{\odot}$ (Apdo. 4.2.3), este razonamiento no es válido.

4.4. Variación de las abundancias iniciales

Hemos comprobado que los modelos de evolución durante la fase AGB de estrellas de masa baja con $Z \approx Z_{\odot}$ no reproducen simultáneamente las cuatro razones isotópicas de CNO observadas en nuestras estrellas, incluyendo o no algún proceso de extra-mixing. Esta discrepancia se observa también al comparar los modelos teóricos con los granos presolares de SiC y/o óxidos, aunque en menor medida. En este apartado exploramos un escenario en el que las estrellas de carbono galácticas observadas se formarían con razones isotópicas de CNO distintas de las solares. Esto está perfectamente justificado teniendo en cuenta la diversidad de valores observados en el medio interestelar del disco de la Galaxia. En la Introducción (Apartado 1.5) indicamos que las nubes moleculares donde nacen las estrellas, muestran distintos valores de las razones isotópicas de CNO a lo largo del disco de la Galaxia (Milam et al. 2005; Adande & Ziurys 2012; Nittler & Gaidos 2012). Estos gradientes son, en parte, explicados por la evolución química de la Galaxia. En general, las razones isotópicas observadas de CNO ($^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$, $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$) aumentan con la distancia galactocéntrica (D_{GC}). Sin embargo, la dispersión de valores observada a una misma D_{GC} es enorme. Esto es evidente en la Tabla 4.10, donde se comparan los valores observados en el Sistema Solar, en el medio interestelar (ISM) del disco de galáctico y el ISM local (situado a menos de ~ 1 kpc del Sol). Nótese que las diferencias entre el ISM local (en la actualidad) y el Sistema Solar se consideran evidencias de la evolución química del ISM local durante los últimos 4.5 Ga (véase el Apartado 1.5).

Aunque no conocemos sus distancias con precisión, las estrellas de carbono observadas pertenecen al disco de la Galaxia y se encuentran a menos de ~ 1.5 kpc del Sol (Apdo. 2.1.3; Claussen et al. 1987). Debido a su masa, estas estrellas son relativamente jóvenes (< 3 Ga) y por lo tanto debieron formarse en nubes moleculares con abundancias químicas similares a las observadas actualmente en el ISM local y, quizás, distintas de aquellas en la nebulosa proto-solar.

$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$

Para tratar de explicar los valores más bajos de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ observados en nuestras estrellas, hemos calculado modelos evolutivos adoptando como valor inicial el valor más bajo observado en el ISM local (ver Tabla 4.11). Nótese que el ^{15}N es básicamente destruido durante la evolución de estrellas de masa baja. En particular, hemos calculado

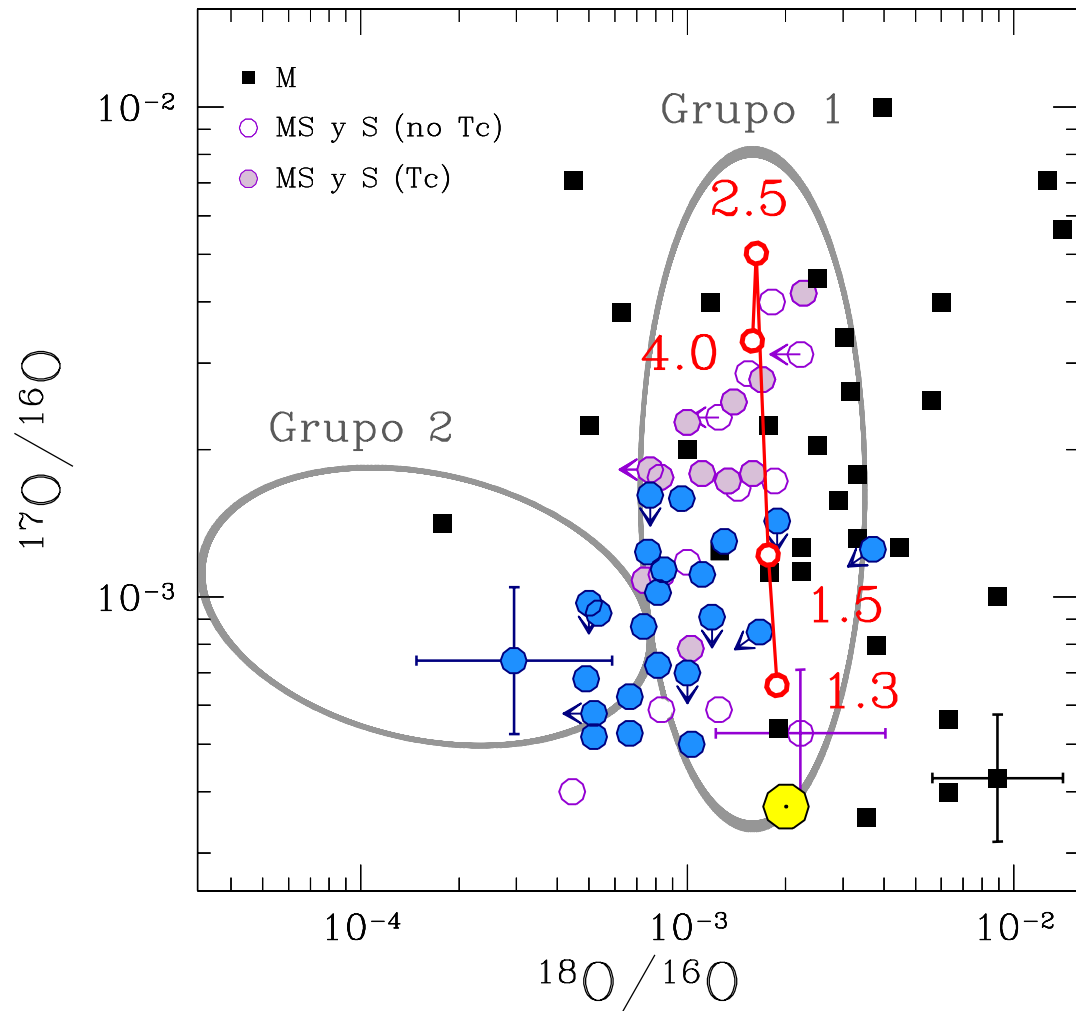


Figura 4.22: Valores de $^{17}\text{O}/^{16}\text{O}$ vs. $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ determinados en estrellas de tipo espectral M (Hinkle et al. 2016), MS y S (Smith & Lambert 1990b, 1988) y C(N) (aquí). Con línea continua roja se indican los valores predichos al inicio de la AGB por modelos con metalicidad solar y las masas iniciales indicadas. Con elipses se señala el área aproximada donde se sitúan los granos presolares de óxido de los grupos 1 y 2.

Tabla 4.10: Razones isotópicas observadas en la Galaxia.

	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	$^{18}\text{O}/^{17}\text{O}$
S. Solar	89	457	498	5.4
Galaxia	19 – 120	120 – 400	85 – 1200	3 – 6.5
ISM local	34 – 56	160 – 390	100 – 700	3 – 5

Valores de la Galaxia observados entre $D_{GC} \approx 0.1$ y 16 kpc excepto para $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ ($D_{GC} \approx 0.1 - 11$ kpc; Apdo. 1.5.1).

 Tabla 4.11: Razones isotópicas de CNO predichas tras el FDU partiendo de distintos valores iniciales para una estrella de $1.5 M_{\odot}$ y $Z = 0.008$.

Modelo	Razones isot. iniciales				Razones isot. tras el FDU			
	$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	$^{18}\text{O}/^{17}\text{O}$	$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	$^{18}\text{O}/^{17}\text{O}$
Std.	460	2681	498	5.4	1265	863	648	1.3
1	160	2681	700	3.9	490	885	909	1.0
2	160	1210	225	5.4	490	630	292	2.2

Razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ inicial y resultante tras el FDU es 89 y 24, respectivamente, en todos los modelos.

un modelo de evolución hasta el FDU de una estrella de $1.5 M_{\odot}$ y $Z = 0.008$ con un mayor contenido de ^{15}N , i.e. $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} = 160$. Así, en este modelo se obtiene $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} = 491$ en la envoltura tras el FDU (i.e. el valor $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ inicial se multiplica por ~ 3 ; Modelo 1 en la Tabla 4.11). Como ya indicamos, para explicar gran parte de los valores de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ observados en las estrellas AGB de carbono, es necesario incluir un proceso de extra-mixing en la RGB. De esta manera y siguiendo las estimaciones anteriores, los valores de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ superficiales obtenidos en la fase AGB (cuando $\text{C}/\text{O} > 1$) serían ~ 1500 y 40 , respectivamente (véase p.ej. la Tabla 4.3). Nótese que el cambio en el valor inicial de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ no afecta a la evolución del resto de razones isotópicas. Bajo un razonamiento análogo, si calculásemos modelos con valores iniciales de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ entre 160 y 460 (valor solar Marty et al. 2011), cubriríamos la mayoría de las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ observadas en las estrellas de tipo N (con razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \gtrsim 40$) dentro de los errores. En la Figura 4.23 se indica con una área sombreada la región aproximada de las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ esperadas. De nuevo, para explicar las estrellas con razones isotópicas $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \sim 10 - 40$ habría que acudir a procesos de extra-mixing en la AGB, que implicarían razones $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \gtrsim 3000$ (a partir del valor inicial $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} = 160$), lo cual no mejoraría significativamente al ajuste simultáneo a las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ derivadas en las estrellas de tipo N (ver Fig. 4.23).

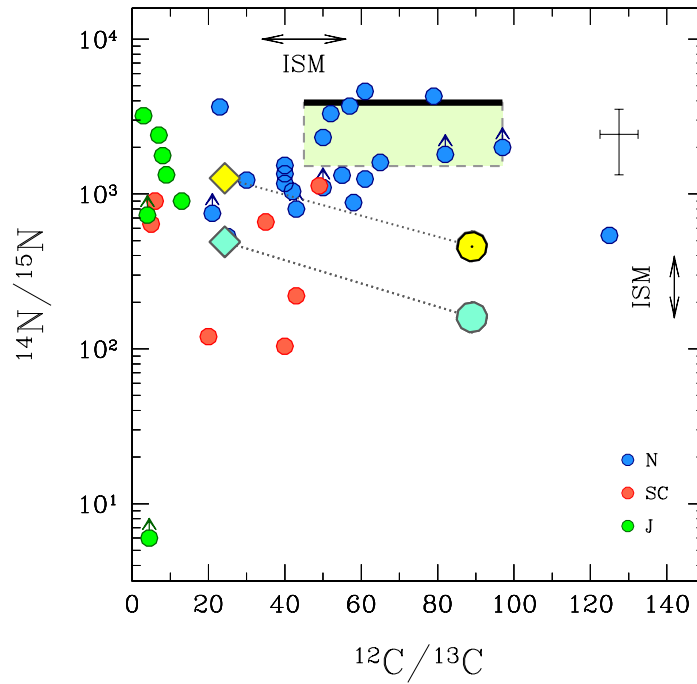


Figura 4.23: Razones $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ comparadas con las predicciones teóricas según el código FUNS suponiendo valores iniciales distintos de los solares. Los rombos amarillo y cian son los valores obtenidos tras el FDU en el modelo de $1.5 M_{\odot}$ y $Z = 0.008$ en el caso estándar y en el Modelo 1 (ver Tabla 4.11), respectivamente. El área sombreada muestra aproximadamente las razones isotópicas en la fase AGB (cuando $C/O > 1$) obtenidas para valores iniciales de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ en el rango 160 – 460, incluyendo extra-mixing en la fase RGB. Se indica también el rango de valores observado en el ISM local. Nótese que la escala en $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ es logarítmica.

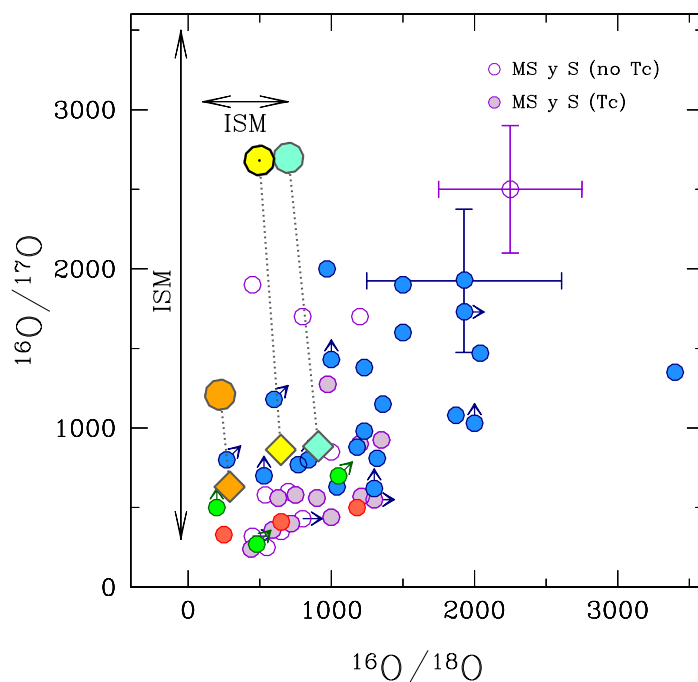


Figura 4.24: Razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ vs. $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ como en la Figura 4.23. Se incluyen además las estrellas AGB de oxígeno de [Smith & Lambert \(1990b\)](#). Los modelos calculados con distintos valores iniciales según la Tabla 4.11 se indican en naranja (Modelo 1) y cian (Modelo 2). Nótese que durante la fase AGB apenas se modifican las razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ resultantes tras el FDU (rombos). Se indica también el rango de valores observado en el ISM local.

$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$

Antes de adoptar distintas abundancias iniciales para cada uno de los isótopos de oxígeno hay que tener en cuenta cómo afectan estas variaciones a los valores obtenidos en la evolución posterior. Hemos comprobado que, por ejemplo, si se disminuye la abundancia inicial de ^{16}O en un factor 2, los valores de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ tras el FDU disminuirían aproximadamente en un 20 % y un 50 %, respectivamente. Por otra parte, modificar la abundancia inicial de ^{17}O no tiene apenas consecuencias en las abundancias obtenidas tras el FDU. Se dice que el ^{17}O está “acoplado” al ciclo NO (ver p.ej. la Figura 1.3), de manera que su abundancia tras el FDU depende casi exclusivamente de la abundancia inicial de ^{16}O . En cambio, el ^{18}O está “desacoplado” del ciclo CNO, de tal manera que, por ejemplo, disminuir la abundancia de ^{16}O inicial a la mitad tiene el mismo efecto sobre el valor de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ tras el FDU que aumentar la abundancia inicial de ^{18}O al doble con respecto al escenario estándar. Por tanto, para modificar la razón $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ en la envoltura resultante tras el FDU, se podría modificar la abundancia ini-

cial de uno u otro, o ambos isótopos. A estas mismas conclusiones llegan [Lebzelter et al. \(2015\)](#). De hecho, siguiendo el razonamiento de [Lebzelter et al. \(2015\)](#), para alcanzar el valor $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \sim 1400$ en la superficie tras el FDU alrededor del cual se sitúan la mayoría de nuestras estrellas de tipo N (Fig. 4.24; i.e. aumentar en un factor 2 el valor resultante de los modelos estándares), habría que partir de una abundancia de ^{16}O más de 3 veces superior a la solar (i.e. $[^{16}\text{O}/\text{H}] > +0.4$). Si bien, en nuestro caso, es difícil determinar con precisión la abundancia de oxígeno, la mayoría de estrellas observadas muestran abundancias solares de este elemento. Abundancias de oxígeno próximas a las solares se han derivado en otros trabajos similares, tanto en estrellas AGB de carbono ([Lambert et al. 1986](#); [Ohnaka et al. 2000](#)) como de oxígeno ([Smith & Lambert 1990b](#)) de la Galaxia. Este hecho descartaría la variación de la abundancia inicial de ^{16}O para explicar las razones isotópicas $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ observadas.

Finalmente, en la Tabla 4.11 se indican los valores obtenidos en la envoltura tras el FDU en el modelo de $1.5 M_{\odot}$ y $Z = 0.008$ suponiendo valores iniciales de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O} = 700$ y 225 (Modelos 1 y 2, respectivamente) en el escenario estándar (modificando únicamente la abundancia de ^{18}O). En la Figura 4.24 se constata como estos valores iniciales (círculos grandes cian y naranja) están dentro del rango observado en el ISM local ($\sim 100 - 700$). Nótese que en el Modelo 2 se modificó también la abundancia inicial de ^{17}O para que el valor de la razón $^{18}\text{O}/^{17}\text{O}$ no superase el valor observado en el Sistema Solar (5.4). Los valores obtenidos tras el FDU son $^{16}\text{O}/^{18}\text{O} = 292$ y 971 (rombos naranja y cian en la Fig. 4.24). Extrapolando los resultados a estrellas de masas $1.5 < M/M_{\odot} < 2.0$ (véase p.ej. la Fig. 4.21), podríamos reproducir las razones $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ derivadas en aquellas estrellas AGB de carbono (de tipo N), y, de oxígeno, con $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} < 1000$ dentro de los errores (Fig. 4.24). Tal y como sucede con la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$, incluir los efectos del extra-mixing en la fase AGB no mejora el ajuste entre las observaciones y las predicciones teóricas para las estrellas de carbono de tipo N con $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \gtrsim 1000$, ya que la inclusión de este proceso apenas modifica el valor de esta razón.

Parte V

Conclusiones - Conclusions

Conclusiones/ *Conclusions*

En este trabajo hemos determinado las razones isotópicas de CNO en una muestra de 56 estrellas AGB de carbono. Hemos comparado estos valores con los predichos por los modelos actuales de evolución estelar y nucleosíntesis y aquellos valores derivados en estrellas AGB en otras fases evolutivas y en los granos presolares. Las principales conclusiones derivadas de este trabajo se enumeran a continuación:

In this study we have derived CNO isotopic ratios from a sample of 56 AGB carbon stars. We have compared these values with those predicted by current stellar evolutionary models and with those ratios observed in AGB stars in other evolutionary phases and in presolar grains. The main conclusions from this study are listed below:

1. Los valores de la razón C/O derivados en nuestras estrellas se encuentran en el rango 1.0 – 1.2. Estos valores son significativamente inferiores a los predichos por los modelos de evolución estelar en la fase AGB. En todos los trabajos observacionales de estrellas AGB de carbono de metalicidad solar se ha encontrado este hecho, no encontrándose todavía una explicación satisfactoria.

The values of the C/O ratio observed in our stars are in the range 1.0 – 1.2. These values are significantly lower than those predicted by stellar models in the AGB phase. This is in agreement with all previous observational work on solar metallicity AGB carbon stars and no satisfactory explanation has been found yet.

2. Un número significativo de las estrellas estudiadas muestran $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \lesssim 30 - 40$ (fundamentalmente las estrellas de tipo espectral J y SC), lo que está en desacuerdo con las predicciones teóricas estándar durante la fase AGB en estrellas de masa baja ($< 3 M_{\odot}$). Para reproducir estos valores es necesario asumir la existencia de algún proceso de “extra-mixing” en la fases RGB y, en algunos casos, también en la AGB. Este resultado estaría de acuerdo con trabajos similares anteriores.

A significant number of the stars studied here show $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \lesssim 30 - 40$ (mainly those of spectral J- and SC-types), which is at odds with standard theoretical predictions during the AGB phase for low-mass stars ($< 3 M_{\odot}$). To reproduce these values it is necessary to assume the existence of an “extra-mixing” process on the RGB and, in some cases, also in the AGB phase. This result would agree with previous similar studies.

-
3. Hemos derivado, por primera vez, la razón $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ en atmósferas de estrellas AGB de carbono y comprobado que los valores observados son compatibles con los modelos estándar de estrellas AGB de masa baja y metalicidad solar. En principio, los valores observados de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ no requieren la inclusión de “extra-mixing” en las fases RGB y AGB. De hecho, los modelos con “extra-mixing” que permitirían explicar los valores bajos de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ observados en las estrellas de la muestra ($\lesssim 40$), resultarían en $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ muy por encima de los valores observados. No encontramos, por tanto, un escenario astrofísico donde explicar simultáneamente las razones $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ bajas encontradas en las estrellas de tipo J y algunas de tipo SC.

We report the first spectroscopic measurements of $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ ratios in stellar atmospheres of carbon stars and show that the observed values are compatible with low mass solar metallicity stellar models. In principle, the observed values of $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ do not require the inclusion of extra-mixing in the RGB and AGB phases. In fact, models with extra-mixing which may explain the observed $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ratios ($\lesssim 40$), would result in $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ well above of the observed values of this ratio. Therefore, we do not find any astrophysical scenario able to explain simultaneously the $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ and $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ ratios observed in the J-type and some SC-type stars.

4. En un 50% de las estrellas analizadas, la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ derivada ($\gtrsim 1000$) es incompatible con los modelos de evolución estándar en la fase AGB en estrellas de masa $> 1.5 M_{\odot}$ con metalicidad típicamente solar. Modelos evolutivos que incluyen “extra-mixing” no modificarían esta conclusión ya que apenas alteran la razón $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$.

50% of the analysed stars show $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \gtrsim 1000$, which is at odds with standard stellar evolutionary models in the AGB phase for stellar masses $> 1.5 M_{\odot}$ and solar metallicity. Evolutionary models that include extra-mixing would not alter this conclusion because the $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ ratio hardly changes.

5. Los valores derivados de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ en estrellas AGB de oxígeno, similares a los determinados en este trabajo, están de acuerdo con la idea de que las estrellas de carbono tipo N son las descendientes de las de oxígeno tipo M, MS y S, según la secuencia espectral: $\text{M} \rightarrow \text{MS} \rightarrow \text{S} \rightarrow \text{C(N)}$. Los mayores valores de la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ observados en las estrellas AGB de carbono serían el resultado de la actuación de un mayor número de eventos de TDU. Los valores $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \gtrsim 1000$ observados aquí serían el resultado simplemente de la acción del FDU e implicaría que estrellas con masa inicial $\lesssim 1.5 M_{\odot}$ y metalicidad solar pueden convertirse en estrellas AGB de carbono. Este resultado estaría de acuerdo con otras evidencias observacionales que sugieren disminuir el límite teórico de $\sim 1.5 M_{\odot}$ para la formación de una estrella de carbono (D’Orazi et al. 2009; Maiorca et al. 2011; Jacobson et al. 2011).

The observed $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ ratios in oxygen-rich AGB stars, similar to those determined in this study, agree with the idea that N-type AGB carbon stars are the descendants of M-, MS- and S-type oxygen stars following the spectral sequence: $M \rightarrow MS \rightarrow S \rightarrow C(N)$. The highest values of the observed $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ratio in carbon stars are simply the result of more TDU events. The observed $^{16}\text{O}/^{17}\text{O} \gtrsim 1000$ would be explained as the result of the occurrence of the FDU and would mean that stars with initial mass $\lesssim 1.5 M_{\odot}$ and near solar metallicity can become AGB carbon stars. This result would be consistent with other observational evidence that suggest lowering the mass limit for the formation of a carbon star (D’Orazi et al. 2009; Maiorca et al. 2011; Jacobson et al. 2011).

6. La mayoría de los valores observados de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ (aquellas con $^{16}\text{O}/^{18}\text{O} \lesssim 1500$) y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ en las estrellas de tipo N son compatibles, dentro de las incertidumbres, con los modelos que incluyen “extra-mixing” en la fase RGB, y en algún caso, también en la fase AGB (independientemente de la masa considerada).

Most of the observed values of $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ (those with $^{16}\text{O}/^{18}\text{O} \lesssim 1500$) and $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ in N-type stars are compatible, within the errors, with models that include extra-mixing in the RGB phase, and in some cases, also in the AGB phase (regardless of the stellar mass).

7. El rango de valores de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ derivados en las estrellas de carbono es similar al mostrado por la mayoría de granos presolares de SiC. Estos valores junto con los de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, sugieren que los granos SiC denominados “mainstream” (MS) se habrían formado en envolturas circunestelares de estrellas AGB de carbono de metalicidad típicamente solar. El enriquecimiento en elementos-s derivado en estos granos, similar al de las estrellas tipo N, estaría de acuerdo con esta hipótesis. Parte de las razones $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ derivadas en las estrellas SC serían compatibles también con las razones encontradas en los granos MS. Por otra parte, los valores $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivados en las estrellas tipo N extra-galácticas, similares a aquellos en los granos tipo Y y Z, estarían de acuerdo con que las estrellas progenitoras de estos granos sean pobres en metales.

The range of $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ ratios observed in carbon stars is similar to that shown by most presolar SiC grains. This fact, together the observed $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ratios, suggest that the so-called “mainstream” (MS) SiC grains have formed in the circumstellar envelopes of solar metallicity AGB carbon stars. The s-elements enrichment shown in these grains, similar to the one found in the N-type stars, would agree with this figure. Some of the observed values in the SC-type stars would also agree with the ratios found in the MS-type grains. On the other hand, the $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ and $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ratios observed in N-type extragalactic stars, similar to those in the Y and Z grains, are compatible with grains formed in metal-poor AGB stars.

8. El rango de valores de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ derivado en las estrellas de tipo J supone la primera

evidencia observacional de que, al menos parte de los granos de tipo AB, podrían haberse formado en estas estrellas, tal y como se había propuesto anteriormente. Nuestro análisis indica, además, que algunos de los granos AB con enriquecimiento en ^{15}N podrían haberse formado en estrellas de tipo SC.

The range of $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ ratios observed in J-type stars is the first observational evidence ascribing at least part of the AB-type grains to these stars, confirming previous qualitative hints. We also find that some ^{15}N -rich AB grains may also descend from SC-type stars.

9. Las razones $^{17}\text{O}/^{16}\text{O}$ y $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ derivadas son, en general, compatibles con aquellas observadas en los granos presolares de óxidos del grupo 1, lo que indicaría también su origen en estas estrellas, formándose probablemente en la fase evolutiva anterior rica en oxígeno.

The observed $^{17}\text{O}/^{16}\text{O}$ and $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ ratios are in general consistent with those observed in presolar oxide grains of group 1, which would also situate its origin in these stars, probably being formed in the previous oxygen-rich evolutionary phase.

10. Suponer que las estrellas estudiadas han nacido con un rango de valores de las razones isotópicas de CNO similar al observado en la actualidad en el ISM local, mejoraría el acuerdo entre las razones isotópicas $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ y $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ observadas y predichas teóricamente. Sin embargo, esto no serviría para explicar los valores $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} < 1000$ y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 40$ observados en estrellas SC mayoritariamente.

Assuming that the stars studied here were born with a range of CNO isotopic ratios similar to the ones currently observed in the local ISM would improve the agreement between the observed and predicted $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ and $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ ratios. However, this would not explain the values $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} < 1000$ and $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 40$ mainly observed in SC-type stars.

11. En aquellas estrellas donde hemos derivado simultáneamente las cuatro razones isotópicas $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$, $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$, no hemos encontrado escenario astrofísico alguno capaz de explicar los valores observados de estas razones. Estos escenarios incluirían o no el proceso de extra-mixing variaciones (dentro de las incertidumbres) de los ritmos de las principales reacciones termonucleares que intervienen en el ciclo CNO y/o razones iniciales plausibles de las cuatro razones isotópicas con que estas estrellas pudieron formarse.

In those stars where we have derived simultaneously the four isotopic ratios $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$, $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$, and $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$, we have not found any astrophysical scenario able to explain the observed values. These scenarios might include standard models, models with extra-mixing processes, variations (within the uncertainties) of key

thermonuclear reaction rates involved in the CNO cycle, and/or plausible initial values of the four isotopic ratios from which these stars could have formed.

12. En este trabajo hemos demostrado que las razones isotópicas de CNO son excelentes herramientas para la descripción de la nucleosíntesis y procesos de mezcla que ocurren en estrellas de masa baja. Es más, el conjunto de valores derivados aquí en estrellas AGB de carbono, junto con aquellos en estrellas en otras fases evolutivas y en los granos presolares, suponen un desafío para los modelos actuales de evolución estelar.

We have shown that CNO isotopic ratios are excellent tracers of the nucleosynthesis and mixing processes that occur in low-mass stars. Moreover, the set of values derived here in AGB carbon stars, along with those in stars in other evolutionary phases and in presolar grains, challenges the current models of stellar evolution.

Parte VI

Apéndice y bibliografía

Apéndice A

Sobre la notación

En este Apéndice se indica el significado de la notación utilizada a lo largo de este trabajo y cómo pasar de una escala a otra para poder comparar con los resultados de otros trabajos. Para un análisis detallado sobre las distintas notaciones utilizadas en la literatura, ver [Lederer \(2009, Apéndice C\)](#).

La composición química de una mezcla de materia puede cuantificarse de distintas maneras. De modo general, en los modelos de evolución estelar se utiliza la *fracción en masa*. Dada la masa total M , y la masa relativa de un elemento i M_i , la fracción en masa es

$$X_i = M_i/M \quad (\text{A.1})$$

Llamando X a la fracción en masa de H, Y la de ^4He y Z la fracción en masa de todos los elementos más pesados que ^4He (conocidos como “metales”), se define una escala tal que

$$Z = 1 - X - Y \quad (\text{A.2})$$

La espectroscopía, por su parte, está más interesada en la densidad de un cierto elemento químico en un gas. Considerando la densidad relativa de una especie i , Y_i , con n_i partículas (átomos, moléculas, ...) por unidad de volumen y la densidad total del gas, ρ , se tiene:

$$Y_i \rho = n_i m_U, \quad (\text{A.3})$$

donde m_U es la unidad de masa atómica. La notación espectroscópica usada en este trabajo responde a una escala tal que

$$A(i) = \log \epsilon_i + 12 = \log \frac{Y_i}{Y_H} + 12 = \log \frac{n_i}{n_H} + 12, \quad (\text{A.4})$$

donde se ha definido $\epsilon_i \equiv \frac{n_i}{n_H}$. Se sigue que la abundancia de hidrógeno es $A(\text{H}) \equiv 12$ en esta escala. Para un elemento de número atómico A_i la relación entre ambas escalas es:

$$X_i = Y_i/A_i \quad (\text{A.5})$$

Así, una razón isotópica en fracción en masa $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} = 1286$ es igual a $1286 \times 15/14 \approx 1200$ en número.

Las estrellas de carbono son caracterizadas en parte por la cantidad de carbono disponible en la atmósfera. Ésta se cuantifica comparando la abundancia de carbono con la abundancia de oxígeno. Esta comparación se puede realizar bien a partir de la razón, o bien, a partir de la diferencia entre ambas abundancias:

$$C/O = 10^{(A(C)-A(O))} \quad (\text{A.6})$$

$$C - O = 12 + \log((10^{A(C)} - 10^{A(O)})/10^{12}) \quad (\text{A.7})$$

De modo general, la morfología del espectro de una estrella de carbono viene determinada por la razón C/O . Así, dos estrellas con abundancias carbono y oxígeno (C, O) de (8.496, 8.49) y (8.396, 8.39) tendrán espectros muy similares puesto que el cociente $C/O = 1.014$ es el mismo para ambas.

La notación espectroscópica se suele re-escalar para referirla a las abundancias solares. Para una estrella (\star), la abundancia respecto al Sol (\odot) se calcularía como:

$$[X/Y] = \log(A(X)/A(Y))_{\star} - \log(A(X)/A(Y))_{\odot} \quad (\text{A.8})$$

Según la escala espectroscópica, cuando se hable de abundancias individuales, el hidrógeno será el elemento denominado como Y en la ecuación A.8. Esta notación se suele utilizar también para expresar “abundancias diferenciales” respecto de una estrella de referencia en vez del Sol (Apdo. 3.2.6).

En espectroscopía, la metalicidad se suele cuantificar en esta escala y se considera que la abundancia de hierro, $[\text{Fe}/\text{H}]$, representa la abundancia media de los metales presentes en la atmósfera. En el apartado de síntesis espectral se utilizará esta notación (p.e. Tabla 3.3), y hablamos entonces de metalicidad “observada”. En el código de síntesis espectral Turbospectrum v10.1, se utilizan las abundancias solares derivadas por [Asplund et al. \(2005\)](#) que se corresponde con $Z = Z_{\odot}^{obs} \equiv 0.012$. Por su parte, en los modelos de evolución estelar FUNS la metalicidad se suele expresar en fracción en masa. En los modelos usados aquí la metalicidad solar es algo superior, $Z = Z_{\odot}^{mod} \equiv 0.014$ ([Lodders 2003](#)). De esta manera, un modelo de evolución estelar de metalicidad $Z = 0.008 = 0.67 \times Z_{\odot}^{obs}$ corresponde a una metalicidad $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.17$. En términos de abundancias individuales, las abundancias C, N y O dadas por ([Lodders 2003](#)) son 0.00, 0.05 y 0.03 dex mayores que los valores de [Asplund et al. \(2005\)](#). Como la diferencia es muy pequeña comparada con los errores observacionales, esta inconsistencia no tiene consecuencias en nuestro análisis y se habla indistintamente de metalicidad solar con $Z = 0.014$ y $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$.

Apéndice B

Publicaciones que se derivan de este trabajo

Trabajos publicados:

- Hedrosa, R. P., Abia, C., Plez, B., & Domínguez, I. 2013b, in *Highlights of Spanish Astrophysics VII*, ed. J. C. Guirado, L. M. Lara, V. Quilis, & J. Gorgas, 571–576
- Hedrosa, R. P., Abia, C., Plez, B., & Domínguez, I. 2012, in *Nuclei in the Cosmos (NIC XII)*, 6
- Hedrosa, R. P., Abia, C., Busso, M., et al. 2013a, *ApJ*, 768, L11

Trabajo en preparación:

- “CNO isotopic ratios in AGB carbon stars: interpretation and consequences”, Hedrosa, R.P. et al. 2016, *A&A*, in preparation.

Índice de figuras

1.1. Diagrama color–magnitud para M3	12
1.2. Estructura de una estrella AGB-TP	14
1.3. Diagrama del ciclo CNO	15
1.4. Perfiles de abundancias químicas antes y después del FDU	17
1.5. Gradiente de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ con la distancia galactocéntrica	29
1.6. Gradiente de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ con la distancia galactocéntrica	31
1.7. Gradiente de $^{18}\text{O}/^{17}\text{O}$ con la distancia galactocéntrica	32
1.8. Gradiente de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ con la distancia galactocéntrica	33
1.9. Envoltura circunestelar de R Scl (ALMA)	34
1.10. Meteorito de Allende	38
1.11. $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ de los granos SiC	42
1.12. $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ vs. $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ de los granos de óxido	46
2.1. Espectro échelle de SARG	54
2.2. Imagen <i>flat-field</i> de SARG	58
2.3. Espectros reducidos en el óptico (TNG)	59
2.4. Espectros reducidos en el óptico (varios instrumentos)	60
2.5. Espectros reducidos en $\sim 2.33 \mu\text{m}$ (KPNO)	61
2.6. Espectros reducidos en $\sim 2.37 \mu\text{m}$ (KPNO)	62
2.7. Distribución espacial galáctica de la muestra	65
2.8. Diagrama color-color <i>2MASS</i> : (J–H) vs.(H–K _s)	66
2.9. Diagrama color-color <i>IRAS</i> : [25]–[60] vs. [12]–[25]	68
3.1. Espectros teóricos calculados en el óptico para distintas abundancias CNO	77
3.2. Espectros teóricos calculados en el NIR para distintas abundancias CNO	78
3.3. Anchura equivalente reducida de las líneas de $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	84
3.4. Ajuste al espectro observado de estrellas de referencia alrededor de las líneas de $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ ($\sim 0.8 \mu\text{m}$)	87
3.5. Ajuste al espectro observado de estrellas de referencia alrededor de las líneas de $^{12}\text{C}^{17}\text{O}$ ($\sim 2.33 \mu\text{m}$)	88
3.6. Ajuste al espectro observado de estrellas de referencia alrededor de las líneas de $^{12}\text{C}^{18}\text{O}$ ($\sim 2.37 \mu\text{m}$)	89
3.7. Distribución de C/O y T_{eff} determinados en la muestra	92

3.8. Distribución de ξ y $[\text{Fe}/\text{H}]$ determinados en la muestra	93
3.9. Ajustes al espectro observado de estrellas de la muestra en las líneas de $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	94
3.10. Ajustes al espectro observado de estrellas de la muestra en las líneas de $^{12}\text{C}^{17}\text{O}$	95
3.11. Ajustes al espectro observado de estrellas de la muestra en las líneas de $^{12}\text{C}^{18}\text{O}$	96
3.12. Sensibilidad de las líneas de $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ a variaciones en los parámetros estelares	102
3.13. Sensibilidad de las líneas de $^{12}\text{C}^{17}\text{O}$ a variaciones en los parámetros estelares	103
3.14. Sensibilidad de las líneas de $^{12}\text{C}^{18}\text{O}$ a variaciones en los parámetros estelares	104
3.15. Comparación con ξ y C/O de Lambert et al. (1986)	109
3.16. Comparación con $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ de Harris et al. (1987)	111
3.17. Comparación con $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ de Harris et al. (1987)	112
4.1. C/O vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivados	119
4.2. Distribución de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ derivados en la muestra	120
4.3. Distribución de $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ derivados en la muestra	121
4.4. Distribución de $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ derivados en la muestra	122
4.5. C/O vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivados y predichos por los modelos estándares	125
4.6. $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivados y predichos por los modelos estándares	127
4.7. $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivados y predichos por los modelos estándares	128
4.8. $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivados y predichos por los modelos estándares	129
4.9. $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivados y predichos por los modelos estándares	130
4.10. Diagrama del modelo de <i>Cool Bottom Processing</i>	133
4.11. Evolución de las abundancias isotópicas de CNO predichas por los modelos con extra-mixing en la AGB	136
4.12. C/O vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivados y predichos por los modelos CBP	139
4.13. $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivados y predichos por los modelos CBP	140
4.14. $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ observados y predichos por los modelos CBP	142
4.15. $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivados en las estrellas M, MS S y C(N)	144
4.16. $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivados y predichos por los modelos CBP	145
4.17. $^{17}\text{O}/^{18}\text{O}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivados y predichos por los modelos CBP	147
4.18. Razones isotópicas de CNO derivadas en una selección de estrellas	152
4.19. $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivados comparados con los granos presolares SiC	159
4.20. $^{17}\text{O}/^{16}\text{O}$ vs. $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ derivados comparadas con los granos presolares de óxidos	162
4.21. Razones isotópicas de CNO derivadas comparadas con los granos presolares y los modelos	163
4.22. $^{17}\text{O}/^{16}\text{O}$ vs. $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$ derivados en las estrellas M, MS, S y C(N)	166
4.23. $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ vs. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ derivados y modelos con distintos $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ iniciales	168
4.24. $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ vs. $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ derivados y modelos con distintos $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ iniciales	169

Índice de tablas

1.1. Razones isotópicas de CNO en los modelos de evolución estelar estándar	19
1.2. Tipos espectrales y características de las estrellas AGB-C	36
1.3. Características de los granos de SiC y óxidos	44
2.1. Características de las redes de difracción del instrumento SARG	53
2.2. Características observacionales de la muestra	56
2.3. Resumen de las características de variabilidad de la muestra	69
3.1. Líneas utilizadas en $\sim 0.8\mu\text{m}$	82
3.2. Líneas utilizadas en $\sim 2.2\mu\text{m}$	82
3.3. Parámetros estelares y abundancias CNO	91
3.4. Razones isotópicas de CNO.	98
3.5. Sensibilidad de las abundancias derivadas con los parámetros estelares	100
3.6. Incertidumbres asociadas a los parámetros estelares	105
3.7. Errores totales debidos a la incertidumbre en los parámetros estelares	106
3.8. Comparación con los parámetros estelares de Lambert et al. (1986)	108
3.9. Comparación con las razones isotópicas de oxígeno de Harris et al. (1987)	110
3.10. Diferencias por el uso de distintos modelos de atmósfera	113
4.1. Distribución del número de razones isotópicas observadas	119
4.2. Rango de razones isotópicas de CNO predichas por los modelos estándares y derivadas	131
4.3. Razones isotópicas de CNO predichas en los modelos estándares y con extra-mixing (CBP)	135
4.4. Efecto de los distintos eventos de mezcla sobre las razones isotópicas de CNO.	137
4.5. Comparación de las razones isotópicas calculadas con los modelos de evolución estelar de Karakas & Lattanzio (2014)	148
4.6. Comparación de las razones isotópicas calculadas con los modelos de evolución estelar de Piersanti et al. (2013)	148
4.7. Razones isotópicas de CNO derivadas en una selección de estrellas	150
4.8. Comparación entre las razones isotópicas de CNO predichas y observadas en una selección de estrellas	153

4.9. Rango de razones isotópicas de CNO predichas por los modelos estándares, con extra-mixing y derivadas	156
4.10. Razones isotópicas de CNO observadas en la Galaxia	167
4.11. Modelos con distintas razones isotópicas de CNO iniciales	167

Bibliografía

- Abia, C. 2011, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 445, *Why Galaxies Care about AGB Stars II: Shining Examples and Common Inhabitants*, ed. F. Kerschbaum, T. Lebzelter, & R. F. Wing, 13
- Abia, C., Boffin, H. M. J., Isern, J., & Rebolo, R. 1993, *A&A*, 272, 455
- Abia, C., Busso, M., Gallino, R., et al. 2001, *ApJ*, 559, 1117
- Abia, C., Cunha, K., Cristallo, S., & de Laverny, P. 2015, *A&A*, 581, A88
- Abia, C., Cunha, K., Cristallo, S., et al. 2010, *ApJ*, 715, L94
- Abia, C., Cunha, K., Cristallo, S., et al. 2011, *ApJ*, 737, L8
- Abia, C., de Laverny, P., & Wahlin, R. 2008, *A&A*, 481, 161
- Abia, C., Domínguez, I., Gallino, R., et al. 2002, *ApJ*, 579, 817
- Abia, C., Domínguez, I., Gallino, R., et al. 2003, *PASA*, 20, 314
- Abia, C. & Isern, J. 1996, *ApJ*, 460, 443
- Abia, C. & Isern, J. 1997, *MNRAS*, 289, L11
- Abia, C. & Isern, J. 2000, *ApJ*, 536, 438
- Abia, C., Pavlenko, Y., & de Laverny, P. 1999, *A&A*, 351, 273
- Abia, C., Recio-Blanco, A., de Laverny, P., et al. 2009, *ApJ*, 694, 971
- Abia, C. & Wallerstein, G. 1998, *MNRAS*, 293, 89
- Adande, G. R. & Ziurys, L. M. 2012, *ApJ*, 744, 194
- Adelberger, E. G., García, A., Robertson, R. G. H., et al. 2011, *Reviews of Modern Physics*, 83, 195
- Alvarez, R. & Plez, B. 1998, *A&A*, 330, 1109
- Amari, S., Gao, X., Nittler, L. R., et al. 2001a, *ApJ*, 551, 1065

- Amari, S., Hoppe, P., Zinner, E., & Lewis, R. S. 1992, *ApJ*, 394, L43
- Amari, S., Nittler, L. R., Zinner, E., et al. 2001b, *ApJ*, 546, 248
- Amari, S., Nittler, L. R., Zinner, E., Lodders, K., & Lewis, R. S. 2001c, *ApJ*, 559, 463
- Ammler-von Eiff, M. & Reiners, A. 2012, *A&A*, 542, A116
- Anders, E. & Zinner, E. 1993, *Meteoritics*, 28, 490
- Angelou, G. C., Church, R. P., Stancliffe, R. J., Lattanzio, J. C., & Smith, G. H. 2011, *ApJ*, 728, 79
- Angelou, G. C., Stancliffe, R. J., Church, R. P., Lattanzio, J. C., & Smith, G. H. 2012, *ApJ*, 749, 128
- Angulo, C., Arnould, M., Rayet, M., et al. 1999, *Nuclear Physics A*, 656, 3
- Aringer, B. 2000, PhD thesis, Univ. Wien, Wien (Austria), entry by hand
- Arpigny, C., Jehin, E., Manfroid, J., et al. 2003, *Science*, 301, 1522
- Asplund, M., Grevesse, N., & Sauval, A. J. 2005, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 336, *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, ed. T. G. Barnes, III & F. N. Bash, 25
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, *ARA&A*, 47, 481
- Asplund, M., Gustafsson, B., Kameswara Rao, N., & Lambert, D. L. 1998, *A&A*, 332, 651
- Audouze, J., Lequeux, J., & Vigroux, L. 1975, *A&A*, 43, 71
- Bergeat, J. & Chevallier, L. 2005, *A&A*, 429, 235
- Bergeat, J., Knapik, A., & Rutily, B. 2002a, *A&A*, 390, 967
- Bergeat, J., Knapik, A., & Rutily, B. 2002b, *A&A*, 385, 94
- Bernatowicz, T., Fraundorf, G., Ming, T., et al. 1987, *Nature*, 330, 728
- Binney, J. & Merrifield, M. 1998, *Galactic Astronomy*
- Boesgaard, A. M. & Steigman, G. 1985, *ARA&A*, 23, 319
- Boffin, H. M. J., Abia, C., Isern, J., & Rebolo, R. 1993, *A&AS*, 102, 361
- Boothroyd, A. I. & Sackmann, I.-J. 1999, *ApJ*, 510, 232
- Boothroyd, A. I., Sackmann, I.-J., & Ahern, S. C. 1993, *ApJ*, 416, 762
- Boothroyd, A. I., Sackmann, I.-J., & Wasserburg, G. J. 1994, *ApJ*, 430, L77

- Boothroyd, A. I., Sackmann, I.-J., & Wasserburg, G. J. 1995, *ApJ*, 442, L21
- Bouchet, P., De Buizer, J. M., Suntzeff, N. B., et al. 2004, *ApJ*, 611, 394
- Brown, J. A., Sneden, C., Lambert, D. L., & Dutchover, Jr., E. 1989, *ApJS*, 71, 293
- Buntain, J., Lugaro, M., & Karakas, A. 2012, in *IAU Symposium*, Vol. 283, *IAU Symposium*, 322–323
- Buonanno, R., Corsi, C. E., Buzzoni, A., et al. 1994, *VizieR Online Data Catalog*, 329, 69
- Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., Fowler, W. A., & Hoyle, F. 1957, *Reviews of Modern Physics*, 29, 547
- Busso, M., Gallino, R., & Wasserburg, G. J. 1999, *ARA&A*, 37, 239
- Busso, M., Guandalini, R., Persi, P., Corcione, L., & Ferrari-Toniolo, M. 2007a, *AJ*, 133, 2310
- Busso, M., Palmerini, S., Maiorca, E., et al. 2010, *ApJ*, 717, L47
- Busso, M., Wasserburg, G. J., Nollett, K. M., & Calandra, A. 2007b, *ApJ*, 671, 802
- Caffau, E., Bonifacio, P., Francois, P., et al. 2013, *ArXiv e-prints*
- Cameron, A. G. W. 1963, *Icarus*, 1, 339
- Cameron, A. G. W. & Fowler, W. A. 1971, *ApJ*, 164, 111
- Carlberg, J. K., Cunha, K., Smith, V. V., & Majewski, S. R. 2013, *Astronomische Nachrichten*, 334, 120
- Carlberg, J. K., Majewski, S. R., & Arras, P. 2009, *ApJ*, 700, 832
- Carlberg, J. K., Smith, V. V., Cunha, K., Majewski, S. R., & Rood, R. T. 2010, *ApJ*, 723, L103
- Castelli, F. & Kurucz, R. L. 2004, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- Cayrel, R., Depagne, E., Spite, M., et al. 2004, *A&A*, 416, 1117
- Cernicharo, J., Decin, L., Barlow, M. J., et al. 2010, *A&A*, 518, L136
- Chanamé, J., Pinsonneault, M., & Terndrup, D. M. 2005, *ApJ*, 631, 540
- Charbonnel, C. 1994, *A&A*, 282, 811
- Charbonnel, C. & Balachandran, S. C. 2000, *A&A*, 359, 563
- Charbonnel, C., Brown, J. A., & Wallerstein, G. 1998, *A&A*, 332, 204

- Charbonnel, C. & Do Nascimento, Jr., J. D. 1998, *A&A*, 336, 915
- Chen, P.-S. & Shan, H.-G. 2011, *Ap&SS*, 335, 457
- Chieffi, A., Domínguez, I., Limongi, M., & Straniero, O. 2001, *ApJ*, 554, 1159
- Chieffi, A., Limongi, M., & Straniero, O. 1998, *ApJ*, 502, 737
- Choi, B.-G., Huss, G. R., Wasserburg, G. J., & Gallino, R. 1998, *Science*, 282, 1284
- Choi, B.-G., Wasserburg, G. J., & Huss, G. R. 1999, *ApJ*, 522, L133
- Claussen, M. J., Kleinmann, S. G., Joyce, R. R., & Jura, M. 1987, *ApJS*, 65, 385
- Clayton, D. 2003a, *Handbook of Isotopes in the Cosmos*
- Clayton, D. D. 1983, *Principles of stellar evolution and nucleosynthesis*
- Clayton, D. D. 1988, *ApJ*, 334, 191
- Clayton, D. D. 2003b, *ApJ*, 598, 313
- Clayton, D. D. & Nittler, L. R. 2004, *ARA&A*, 42, 39
- Clayton, R. N., Onuma, N., Grossman, L., & Mayeda, T. K. 1977, *Earth and Planetary Science Letters*, 34, 209
- Cohen, J. G., Christlieb, N., McWilliam, A., et al. 2004, *ApJ*, 612, 1107
- Colin, R. & Bernath, P. F. 2012, *Journal of Molecular Spectroscopy*, 273, 30
- Cox, J. P. 1968, *Principles of stellar structure - Vol.1: Physical principles; Vol.2: Applications to stars*
- Cristallo, S., Piersanti, L., Straniero, O., et al. 2011, *ApJS*, 197, 17
- Cristallo, S., Straniero, O., Gallino, R., et al. 2009, *ApJ*, 696, 797
- Cristallo, S., Straniero, O., Lederer, M. T., & Aringer, B. 2007, *ApJ*, 667, 489
- Cristallo, S., Straniero, O., Piersanti, L., & Gobrecht, D. 2015, *ApJS*, 219, 40
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, *VizieR Online Data Catalog*, 2246, 0
- Dahmen, G., Wilson, T. L., & Matteucci, F. 1995, *A&A*, 295, 194
- Daniel, F., Gérin, M., Roueff, E., et al. 2013, *A&A*, 560, A3
- Dantona, F. & Mazzitelli, I. 1984, *A&A*, 138, 431
- Das, R. K., Banerjee, D. P. K., Ashok, N. M., & Chesneau, O. 2008, *MNRAS*, 391, 1874

Davis, A. M. 2011, *Proceedings of the National Academy of Science*, 108, 19142

de la Reza, R., Drake, N. A., & da Silva, L. 1996, *ApJ*, 456, L115

de la Reza, R., Drake, N. A., da Silva, L., Torres, C. A. O., & Martin, E. L. 1997, *ApJ*, 482, L77

de Laverny, P., Abia, C., Domínguez, I., et al. 2006, *A&A*, 446, 1107

de Laverny, P. & Gustafsson, B. 1998, *A&A*, 332, 661

de Laverny, P. & Gustafsson, B. 1999, *A&A*, 346, 520

de Medeiros, J. R., Do Nascimento, Jr., J. D., & Mayor, M. 1997, *A&A*, 317, 701

Dearborn, D. S. P. 1992, *Phys. Rep.*, 210, 367

Decin, L., Cernicharo, J., Barlow, M. J., et al. 2010, *A&A*, 518, L143

Dekker, H., D’Odorico, S., Kaufer, A., Delabre, B., & Kotzlowski, H. 2000, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 4008, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, ed. M. Iye & A. F. Moorwood, 534–545

Deliyannis, C. P., Demarque, P., & Kawaler, S. D. 1990, *ApJS*, 73, 21

Denissenkov, P. A. & Herwig, F. 2004, *ApJ*, 612, 1081

Denissenkov, P. A. & Tout, C. A. 2003, *MNRAS*, 340, 722

Doherty, C. L., Gil-Pons, P., Lau, H. H. B., Lattanzio, J. C., & Siess, L. 2014, *MNRAS*, 437, 195

Domínguez, I., Abia, C., Straniero, O., Cristallo, S., & Pavlenko, Y. V. 2004, *A&A*, 422, 1045

Dominguez, I., Straniero, O., Tornambe, A., & Isern, J. 1996, *ApJ*, 472, 783

D’Orazi, V., Magrini, L., Randich, S., et al. 2009, *ApJ*, 693, L31

Duari, D., Cherchneff, I., & Willacy, K. 1999, *A&A*, 341, L47

Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., et al. 1993, *A&A*, 275, 101

Eggleton, P. P., Dearborn, D. S. P., & Lattanzio, J. C. 2006, *Science*, 314, 1580

Eglītis, I. & Eglīte, M. 1995, *Ap&SS*, 229, 63

Eglītis, I. & Eglīte, M. 1997, *Ap&SS*, 249, 235

El Eid, M. F. 1994, *A&A*, 285, 915

- Feast, M. W. 2009, in *AGB Stars and Related Phenomena*, ed. T. Ueta, N. Matsunaga, & Y. Ita, 48
- Feast, M. W., Whitelock, P. A., & Menzies, J. W. 2006, *MNRAS*, 369, 791
- Forestini, M. & Charbonnel, C. 1997, *A&AS*, 123, 241
- Forestini, M., Goriely, S., Jorissen, A., & Arnould, M. 1992, *A&A*, 261, 157
- Frost, C. A., Cannon, R. C., Lattanzio, J. C., Wood, P. R., & Forestini, M. 1998, *A&A*, 332, L17
- Gallino, R., Straniero, O., Zinner, E., et al. 2011, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 445, *Why Galaxies Care about AGB Stars II: Shining Examples and Common Inhabitants*, ed. F. Kerschbaum, T. Lebzelter, & R. F. Wing, 143
- García-Hernández, D. A., García-Lario, P., Plez, B., et al. 2007, *A&A*, 462, 711
- García-Hernández, D. A., Zamora, O., Yagüe, A., et al. 2013, *A&A*, 555, L3
- Gautschy-Loidl, R., Höfner, S., Jørgensen, U. G., & Hron, J. 2004, *A&A*, 422, 289
- Gilroy, K. K. 1989, *ApJ*, 347, 835
- Gilroy, K. K. & Brown, J. A. 1991, *ApJ*, 371, 578
- Gobrecht, D., Cherchneff, I., Sarangi, A., Plane, J. M. C., & Bromley, S. T. 2015, *ArXiv e-prints*
- Goorvitch, D. 1994, *ApJS*, 95, 535
- Goriely, S. & Siess, L. 2004, *A&A*, 421, L25
- Goswami, J. N. & Vanhala, H. A. T. 2000, *Protostars and Planets IV*, 963
- Gratton, R., Sneden, C., & Carretta, E. 2004, *ARA&A*, 42, 385
- Gratton, R. G., Bonanno, G., Bruno, P., et al. 2001, *Experimental Astronomy*, 12, 107
- Gratton, R. G., Sneden, C., Carretta, E., & Bragaglia, A. 2000, *A&A*, 354, 169
- Groenewegen, M. A. T. 1999, in *IAU Symposium*, Vol. 191, *Asymptotic Giant Branch Stars*, ed. T. Le Bertre, A. Lebre, & C. Waelkens, 535
- Groenewegen, M. A. T., Sevenster, M., Spoon, H. W. W., & Pérez, I. 2002, *A&A*, 390, 511
- Groot, P. J., Pitters, A. J. M., & van Paradijs, J. 1996, *A&AS*, 118, 545
- Guandalini, R. & Busso, M. 2008, *A&A*, 488, 675

- Guandalini, R., Busso, M., Ciprini, S., Silvestro, G., & Persi, P. 2006, *A&A*, 445, 1069
- Guandalini, R. & Cristallo, S. 2013, *A&A*, 555, A120
- Guandalini, R., Palmerini, S., Busso, M., & Uttenthaler, S. 2009, *PASA*, 26, 168
- Gustafsson, B., Bell, R. A., Eriksson, K., & Nordlund, A. 1975, *A&A*, 42, 407
- Gustafsson, B., Edvardsson, B., Eriksson, K., et al. 2008, *A&A*, 486, 951
- Guzman-Ramirez, L., Lagadec, E., Wesson, R., et al. 2015, *MNRAS*, 451, L1
- Gyngard, F., Zinner, E., Nittler, L. R., et al. 2010, *ApJ*, 717, 107
- Hall, D. N. B., Ridgway, S., Bell, E. A., & Yarborough, J. M. 1979, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 172, *Instrumentation in Astronomy III*, ed. D. L. Crawford, 121–129
- Harris, M. J. & Lambert, D. L. 1984a, *ApJ*, 281, 739
- Harris, M. J. & Lambert, D. L. 1984b, *ApJ*, 285, 674
- Harris, M. J., Lambert, D. L., Hinkle, K. H., Gustafsson, B., & Eriksson, K. 1987, *ApJ*, 316, 294
- Harris, M. J., Lambert, D. L., & Smith, V. V. 1985, *ApJ*, 292, 620
- Harris, M. J., Lambert, D. L., & Smith, V. V. 1988, *ApJ*, 325, 768
- Hauschildt, P. H., Baron, E., & Allard, F. 1997, *ApJ*, 483, 390
- Hedrosa, R. P., Abia, C., Busso, M., et al. 2013a, *ApJ*, 768, L11
- Hedrosa, R. P., Abia, C., Plez, B., & Domínguez, I. 2012, in *Nuclei in the Cosmos (NIC XII)*, 6
- Hedrosa, R. P., Abia, C., Plez, B., & Domínguez, I. 2013b, in *Highlights of Spanish Astrophysics VII*, ed. J. C. Guirado, L. M. Lara, V. Quilis, & J. Gorgas, 571–576
- Henning, T. & Salama, F. 1998, *Science*, 282, 2204
- Henry, L., Vardya, M. S., & Bodenheimer, P. 1965, *ApJ*, 142, 841
- Herbig, G. H. 1955, *PASP*, 67, 181
- Herwig, F. 2000, *A&A*, 360, 952
- Herwig, F. 2005, *ARA&A*, 43, 435
- Herwig, F., Langer, N., & Lugaro, M. 2003, *ApJ*, 593, 1056
- Herwig, F., Pignatari, M., Woodward, P. R., et al. 2011, *ApJ*, 727, 89

- Heske, A., te Lintel Hekkert, P., & Maloney, P. R. 1989, *A&A*, 218, L5
- Hill, V., Plez, B., Cayrel, R., et al. 2002, *A&A*, 387, 560
- Hinkle, K., Wallace, L., & Livingston, W. 1996, *VizieR Online Data Catalog*, 610, 71042
- Hinkle, K. H., Lebzelter, T., & Straniero, O. 2016, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 227, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 345.09
- Hoppe, P., Annen, P., Strebler, R., et al. 1997, *ApJ*, 487, L101
- Hoppe, P., Leitner, J., Vollmer, C., et al. 2009, *PASA*, 26, 284
- Hron, J., Uttenthaler, S., Aringer, B., et al. 2015, *A&A*, 584, A27
- Huss, G. R., Fahey, A. J., Gallino, R., & Wasserburg, G. J. 1994, *ApJ*, 430, L81
- Huss, G. R., Hutcheon, I. D., & Wasserburg, G. J. 1997, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 61, 5117
- Hutcheon, I. D., Huss, G. R., Fahey, A. J., & Wasserburg, G. J. 1994, *ApJ*, 425, L97
- Hynes, K. M. & Gyngard, F. 2009, in *Lunar and Planetary Science Conference*, Vol. 40, *Lunar and Planetary Science Conference*, 1198
- Iben, I. & Renzini, A. 1984, *Phys. Rep.*, 105, 329
- Iben, Jr., I. & MacDonald, J. 1995, in *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, Vol. 443, *White Dwarfs*, ed. D. Koester & K. Werner, 48
- Iben, Jr., I. & Renzini, A. 1983, *ARA&A*, 21, 271
- Iliadis, C., Longland, R., Champagne, A. E., Coc, A., & Fitzgerald, R. 2010, *Nuclear Physics A*, 841, 31
- Ilyin, I. V. 2000, PhD thesis, Astronomy Division Department of Physical Sciences P.O.Box 3000 FIN-90014 University of Oulu Finland
- Jacobson, H. R., Pilachowski, C. A., & Friel, E. D. 2011, *AJ*, 142, 59
- Johnson, H. R., O'Brien, G. T., & Climenhaga, J. L. 1982, *ApJ*, 254, 175
- Johnson, J. A., Ivans, I. I., & Stetson, P. B. 2006, *ApJ*, 640, 801
- Joint Iras Science, W. G. 1994, *VizieR Online Data Catalog*, 2125, 0
- Jørgensen, U. G., Hron, J., & Loidl, R. 2000, *A&A*, 356, 253
- Jørgensen, U. G., Johnson, H. R., & Nordlund, A. 1992, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 26, *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, ed. M. S. Giampapa & J. A. Bookbinder, 540

- Jorissen, A., Smith, V. V., & Lambert, D. L. 1992, *A&A*, 261, 164
- José, J. & Hernanz, M. 1998, *ApJ*, 494, 680
- José, J., Hernanz, M., Amari, S., Lodders, K., & Zinner, E. 2004, *ApJ*, 612, 414
- Kahane, C., Dufour, E., Busso, M., et al. 2000, *A&A*, 357, 669
- Karakas, A. 2003, *Asymptotic Giant Branch Stars: Their Influence on Binary Systems and the Interstellar Medium* (Monash University)
- Karakas, A. I. 2010, *MNRAS*, 403, 1413
- Karakas, A. I., Campbell, S. W., & Stancliffe, R. J. 2010, *ApJ*, 713, 374
- Karakas, A. I. & Lattanzio, J. C. 2014, *PASA*, 31, 30
- Keenan, P. C. 1993, *PASP*, 105, 905
- Keenan, P. C. & Boeshaar, P. C. 1980, *ApJS*, 43, 379
- Klotz, D., Paladini, C., Hron, J., et al. 2013, *A&A*, 550, A86
- Kobayashi, C., Karakas, A. I., & Umeda, H. 2011, *MNRAS*, 414, 3231
- Kobayashi, C., Umeda, H., Nomoto, K., Tominaga, N., & Ohkubo, T. 2006, *ApJ*, 653, 1145
- Kotlar, A. J., Field, R. W., Steinfeld, J. I., & Coxon, J. A. 1980, *Journal of Molecular Spectroscopy*, 80, 86
- Kumar, Y. B., Reddy, B. E., & Lambert, D. L. 2011, *ApJ*, 730, L12
- Kupka, F., Piskunov, N., Ryabchikova, T. A., Stempels, H. C., & Weiss, W. W. 1999, *A&AS*, 138, 119
- Kupka, F. G., Ryabchikova, T. A., Piskunov, N. E., Stempels, H. C., & Weiss, W. W. 2000, *Baltic Astronomy*, 9, 590
- Kwok, S. & Chan, S. J. 1993, *AJ*, 106, 2140
- La Cognata, M., Mukhamedzhanov, A. M., Spitaleri, C., et al. 2011, *ApJ*, 739, L54
- Lambert, D. L., Dominy, J. F., & Sivertsen, S. 1980, *ApJ*, 235, 114
- Lambert, D. L., Gustafsson, B., Eriksson, K., & Hinkle, K. H. 1986, *ApJS*, 62, 373
- Lambert, D. L., Smith, V. V., Busso, M., Gallino, R., & Straniero, O. 1995, *ApJ*, 450, 302
- Langer, N., Heger, A., Wellstein, S., & Herwig, F. 1999, *A&A*, 346, L37

- Lattanzio, J., Frost, C., Cannon, R., & Wood, P. R. 1996, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 67, 729
- Lattanzio, J. C. 1992, *Proceedings of the Astronomical Society of Australia*, 10, 120
- Lattanzio, J. C., Siess, L., Church, R. P., et al. 2015, *MNRAS*, 446, 2673
- Lebzelter, T., Griffin, R. F., & Hinkle, K. H. 2005, *A&A*, 440, 295
- Lebzelter, T., Heiter, U., Abia, C., et al. 2012, *A&A*, 547, A108
- Lebzelter, T. & Hron, J. 2003, *A&A*, 411, 533
- Lebzelter, T., Straniero, O., Hinkle, K. H., Nowotny, W., & Aringer, B. 2015, *A&A*, 578, A33
- Lederer, M. T. 2009, PhD thesis, University of Vienna, Wien, Austria
- Little-Marenin, I. R. 1986, *ApJ*, 307, L15
- Liu, N., Savina, M. R., Davis, A. M., et al. 2014, *ApJ*, 786, 66
- Lloyd Evans, T. 1986, *MNRAS*, 220, 723
- Lodders, K. 2003, *ApJ*, 591, 1220
- Lodders, K. & Amari, S. 2005, *Chemie der Erde / Geochemistry*, 65, 93
- Lodders, K. & Fegley, Jr., B. 1995, *Meteoritics*, 30, 661
- Lodders, K., Palme, H., & Gail, H.-P. 2009, *Landolt Börnstein*, 44
- Lorenz-Martins, S. 1996, *A&A*, 314, 209
- Lorenz-Martins, S. & Pompeia, L. 2000, *MNRAS*, 315, 856
- Lorin, J. C. & Michel-Levy, M. C. 1978, in *Lunar and Planetary Inst. Technical Report*, Vol. 9, Lunar and Planetary Science Conference, 660–662
- Lucas, R. & Liszt, H. 1998, *A&A*, 337, 246
- Lucatello, S., Masseron, T., Johnson, J. A., Pignatari, M., & Herwig, F. 2011, *ApJ*, 729, 40
- Lugaro, M. 2005, *Stardust from meteorites. An introduction to presolar grains*
- Lugaro, M., Herwig, F., Lattanzio, J. C., Gallino, R., & Straniero, O. 2003, *ApJ*, 586, 1305
- Lugaro, M., Karakas, A. I., Nittler, L. R., et al. 2007, *A&A*, 461, 657
- Lugaro, M., Zinner, E., Gallino, R., & Amari, S. 1999, *ApJ*, 527, 369

- López-Santiago, J., Cruz-Gálvez, M., & D., M. (fecha de publicación desconocida), Guía IRAF para la reducción de espectros echelle
- Maercker, M., Mohamed, S., Vlemmings, W. H. T., et al. 2012, *Nature*, 490, 232
- Maiorca, E., Randich, S., Busso, M., Magrini, L., & Palmerini, S. 2011, *ApJ*, 736, 120
- Maiorca, E., Uitenbroek, H., Uttenthaler, S., et al. 2014, *ApJ*, 788, 149
- Marconi, G., Buonanno, R., Carretta, E., et al. 1998, *MNRAS*, 293, 479
- Marigo, P. 2002, *A&A*, 387, 507
- Marta, M., Formicola, A., Bemmerer, D., et al. 2011, *Phys. Rev. C*, 83, 045804
- Marty, B., Chaussidon, M., Wiens, R. C., Jurewicz, A. J. G., & Burnett, D. S. 2011, *Science*, 332, 1533
- Massey, P. 1992
- Mauron, N., Gigoyan, K. S., Berlioz-Arthaud, P., & Klotz, A. 2014, *A&A*, 562, A24
- McCulloch, M. T. & Wasserburg, G. J. 1978, *ApJ*, 220, L15
- Merrill, P. W. 1952, *ApJ*, 116, 21
- Mestel, L. 1953, *MNRAS*, 113, 716
- Meynet, G. & Maeder, A. 2002, *A&A*, 390, 561
- Mikolaitis, Š., Tautvaišienė, G., Gratton, R., Bragaglia, A., & Carretta, E. 2010, *MNRAS*, 407, 1866
- Milam, S. N., Savage, C., Brewster, M. A., Ziurys, L. M., & Wyckoff, S. 2005, *ApJ*, 634, 1126
- Miller Bertolami, M. M., Rohrmann, R. D., Granada, A., & Althaus, L. G. 2011, *ApJ*, 743, L33
- Ming, T. & Anders, E. 1988, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 52, 1235
- Monaco, L., Boffin, H. M. J., Bonifacio, P., et al. 2014, *A&A*, 564, L6
- Monaco, L. & Bonifacio, P. 2008, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 79, 524
- Monaco, L., Villanova, S., Moni Bidin, C., et al. 2011, *A&A*, 529, A90
- Montalbán, J. & Rebolo, R. 2002, *A&A*, 386, 1039
- Morgan, D. H., Cannon, R. D., Hatzidimitriou, D., & Croke, B. F. W. 2003, *MNRAS*, 341, 534

- Mostefaoui, S. & Hoppe, P. 2004, *ApJ*, 613, L149
- Nagashima, K., Krot, A. N., & Yurimoto, H. 2004, *Nature*, 428, 921
- Nguyen, A. N. & Zinner, E. 2004, *Science*, 303, 1496
- Nittler, L. R. 2005, *ApJ*, 618, 281
- Nittler, L. R., Alexander, C. M. O., Gallino, R., et al. 2008, *ApJ*, 682, 1450
- Nittler, L. R., Alexander, C. M. O., Wang, J., & Gao, X. 1998, *Nature*, 393, 222
- Nittler, L. R., Alexander, O., Gao, X., Walker, R. M., & Zinner, E. 1997, *ApJ*, 483, 475
- Nittler, L. R. & Cowsik, R. 1997, *Physical Review Letters*, 78, 175
- Nittler, L. R. & Gaidos, E. 2012, *Meteoritics and Planetary Science*, 47, 2031
- Nittler, L. R., O'D Alexander, C. M., Gao, X., Walker, R. M., & Zinner, E. K. 1994, *Nature*, 370, 443
- Nollett, K. M., Busso, M., & Wasserburg, G. J. 2003, *ApJ*, 582, 1036
- Nozawa, T., Wakita, S., Hasegawa, Y., & Kozasa, T. 2015, *ApJ*, 811, L39
- Nucci, M. C. & Busso, M. 2014, *ApJ*, 787, 141
- Ohnaka, K. & Tsuji, T. 1996, *A&A*, 310, 933
- Ohnaka, K. & Tsuji, T. 1999, *A&A*, 345, 233
- Ohnaka, K., Tsuji, T., & Aoki, W. 2000, *A&A*, 353, 528
- Olive, K. A. & Schramm, D. N. 1982, *ApJ*, 257, 276
- Olofsson, H., Eriksson, K., Gustafsson, B., & Carlstrom, U. 1993, *ApJS*, 87, 267
- Olson, B. I. & Richter, H. B. 1979, *ApJ*, 227, 534
- Origlia, L., Valenti, E., & Rich, R. M. 2008, *MNRAS*, 388, 1419
- Ott, U. 1993, *Nature*, 364, 25
- Pace, G., Castro, M., Meléndez, J., Théado, S., & do Nascimento, Jr., J.-D. 2012, *A&A*, 541, A150
- Pagel, B. E. J. 1997, *Nucleosynthesis and Chemical Evolution of Galaxies*
- Palacios, A., Charbonnel, C., Talon, S., & Siess, L. 2006, *A&A*, 453, 261
- Palacios, A., Talon, S., Charbonnel, C., & Forestini, M. 2003, *A&A*, 399, 603

- Palmerini, S., Cristallo, S., Busso, M., et al. 2011a, *ApJ*, 741, 26
- Palmerini, S., La Cognata, M., Cristallo, S., & Busso, M. 2011b, *ApJ*, 729, 3
- Palmerini, S., Sergi, M. L., La Cognata, M., et al. 2013, *ApJ*, 764, 128
- Penzias, A. A. 1981, *ApJ*, 249, 518
- Percy, J. R. & Long, J. 2010, *Journal of the American Association of Variable Star Observers (JAAVSO)*, 38, 161
- Percy, J. R., Wilson, J. B., & Henry, G. W. 2001, *PASP*, 113, 983
- Pfeiffer, M. J., Frank, C., Baumeller, D., Fuhrmann, K., & Gehren, T. 1998, *A&AS*, 130, 381
- Piersanti, L., Cristallo, S., & Straniero, O. 2013, *ApJ*, 774, 98
- Pignatari, M., Zinner, E., Bertolli, M. G., et al. 2013, *ApJ*, 771, L7
- Pignatari, M., Zinner, E., Hoppe, P., et al. 2015, *ApJ*, 808, L43
- Pilachowski, C. A., Sneden, C., Kraft, R. P., & Langer, G. E. 1996, *AJ*, 112, 545
- Plez, B. 2008, *Physica Scripta Volume T*, 133, 014003
- Plez, B. 2011, *Journal of Physics Conference Series*, 328, 012005
- Plez, B. 2012, *Turbospectrum: Code for spectral synthesis*, *astrophysics Source Code Library*
- Plez, B., Brett, J. M., & Nordlund, A. 1992, *A&A*, 256, 551
- Plez, B., Smith, V. V., & Lambert, D. L. 1993, *ApJ*, 418, 812
- Polehampton, E. T., Baluteau, J.-P., & Swinyard, B. M. 2005, *A&A*, 437, 957
- Prantzos, N. 2003, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 304, *CNO in the Universe*, ed. C. Charbonnel, D. Schaerer, & G. Meynet, 361
- Prantzos, N., Aubert, O., & Audouze, J. 1996, *A&A*, 309, 760
- Ram, R. S., Wallace, L., & Bernath, P. F. 2010a, *Journal of Molecular Spectroscopy*, 263, 82
- Ram, R. S., Wallace, L., Hinkle, K., & Bernath, P. F. 2010b, *ApJS*, 188, 500
- Ramírez, I. & Allende Prieto, C. 2011, *ApJ*, 743, 135
- Ramstedt, S. & Olofsson, H. 2014, *A&A*, 566, A145

- Reimers, D. 1975, Circumstellar envelopes and mass loss of red giant stars, ed. B. Baschek, W. H. Kegel, & G. Traving, 229–256
- Renzini, A. & Fusi Pecci, F. 1988, *ARA&A*, 26, 199
- Ridgway, S. T., Jacoby, G. H., Joyce, R. R., & Wells, D. C. 1980, *AJ*, 85, 1496
- Ritchey, A. M., Federman, S. R., & Lambert, D. L. 2015, *ApJ*, 804, L3
- Romano, D. & Matteucci, F. 2003, *MNRAS*, 342, 185
- Romano, D. & Matteucci, F. 2005, *Nuclear Physics A*, 758, 328
- Romano, D., Matteucci, F., Molaro, P., & Bonifacio, P. 1999, *A&A*, 352, 117
- Rufus, W. C. 1916, The spectra of stars belonging to class R of the Draper classification ...
- Ryabchikova, T., Piskunov, N., Kurucz, R. L., et al. 2015, *Phys. Scr*, 90, 054005
- Sackmann, I.-J. & Boothroyd, A. I. 1999, *ApJ*, 510, 217
- Sakon, I., Sako, S., Onaka, T., et al. 2015, *ArXiv e-prints*
- Samus, N. N., Durlevich, O. V., & et al. 2009, *VizieR Online Data Catalog*, 1, 2025
- Sandford, S. A. 1996, *Meteoritics and Planetary Science*, 31, 449
- Santrich, O. J. K., Pereira, C. B., & Drake, N. A. 2013, *A&A*, 554, A2
- Savage, C., Apponi, A. J., Ziurys, L. M., & Wyckoff, S. 2002, *ApJ*, 578, 211
- Scalo, J. M., Despain, K. H., & Ulrich, R. K. 1975, *ApJ*, 196, 805
- Schöier, F. L. & Olofsson, H. 2000, *A&A*, 359, 586
- Schöier, F. L. & Olofsson, H. 2001, *A&A*, 368, 969
- Secchi, A. 1869, *Astronomische Nachrichten*, 73, 129
- Siess, L., Goriely, S., & Langer, N. 2004, *A&A*, 415, 1089
- Siess, L. & Livio, M. 1999, *MNRAS*, 304, 925
- Sivarani, T., Beers, T. C., Bonifacio, P., et al. 2006, *A&A*, 459, 125
- Smiljanic, R., Gauderon, R., North, P., et al. 2009, *A&A*, 502, 267
- Smith, G. H. & Tout, C. A. 1992, *MNRAS*, 256, 449
- Smith, R. L., Pontoppidan, K. M., Young, E. D., Morris, M. R., & van Dishoeck, E. F. 2009, in *Lunar and Planetary Inst. Technical Report*, Vol. 40, Lunar and Planetary Science Conference, 1471

Smith, V. V. & Lambert, D. L. 1988, *ApJ*, 333, 219

Smith, V. V. & Lambert, D. L. 1989, *ApJ*, 345, L75

Smith, V. V. & Lambert, D. L. 1990a, *ApJ*, 361, L69

Smith, V. V. & Lambert, D. L. 1990b, *ApJS*, 72, 387

Smith, V. V., Plez, B., Lambert, D. L., & Lubowich, D. A. 1995, *ApJ*, 441, 735

Speck, A. K., Barlow, M. J., & Skinner, C. J. 1997, *MNRAS*, 288, 431

Starrfield, S., Truran, J. W., Wiescher, M. C., & Sparks, W. M. 1998, *MNRAS*, 296, 502

Straniero, O., Cristallo, S., & Piersanti, L. 2014, *ApJ*, 785, 77

Straniero, O., Domínguez, I., Cristallo, S., & Gallino, R. 2003, *PASA*, 20, 389

Straniero, O., Gallino, R., Busso, M., et al. 1995, *ApJ*, 440, L85

Straniero, O., Gallino, R., & Cristallo, S. 2006, *Nuclear Physics A*, 777, 311

Talbot, J., J. R. & Arnett, D. W. 1974, *ApJ*, 190, 605

Tanaka, M., Letip, A., Nishimaki, Y., et al. 2007, *PASJ*, 59, 939

Tang, M. & Anders, E. 1988, *ApJ*, 335, L31

Timmes, F. X. & Clayton, D. D. 1996, *ApJ*, 472, 723

Timmes, F. X., Woosley, S. E., & Weaver, T. A. 1995, *ApJS*, 98, 617

Totten, E. J., Irwin, M. J., & Whitelock, P. A. 2000, *MNRAS*, 314, 630

Townes, C. H. & Schawlow, A. L. 1975, *Microwave spectroscopy*.

Travaglio, C., Gallino, R., Amari, S., et al. 1999, *ApJ*, 510, 325

Treffers, R. & Cohen, M. 1974, *ApJ*, 188, 545

Tsuji, T. 2009, *A&A*, 504, 543

Tyne, V. H., Eyres, S. P. S., Geballe, T. R., et al. 2000, *MNRAS*, 315, 595

Uttenthaler, S. 2013, *A&A*, 556, A38

Uttenthaler, S., Lebzelter, T., Palmerini, S., et al. 2007, *A&A*, 471, L41

Uttenthaler, S., Meingast, S., Lebzelter, T., et al. 2016, *A&A*, 585, A145

Valenti, E., Origlia, L., & Rich, R. M. 2011, *MNRAS*, 414, 2690

- van der Swaelmen, M. 2013, PhD thesis, Université de Nice Sophia-Antipolis, Nice, France
- van der Veen, W. E. C. J. & Habing, H. J. 1988, *A&A*, 194, 125
- van Loon, J. T., Zijlstra, A. A., Whitelock, P. A., et al. 1998, *A&A*, 329, 169
- Vassiliadis, E. & Wood, P. R. 1993, *ApJ*, 413, 641
- Vollmer, C., Hoppe, P., Brenker, F. E., & Holzappel, C. 2007, *ApJ*, 666, L49
- Wallerstein, G., Iben, Jr., I., Parker, P., et al. 1997, *Reviews of Modern Physics*, 69, 995
- Wallerstein, G. & Knapp, G. R. 1998, *ARA&A*, 36, 369
- Wannier, P. G., Andersson, B.-G., Olofsson, H., Ukita, N., & Young, K. 1991, *ApJ*, 380, 593
- Wasserburg, G. J., Boothroyd, A. I., & Sackmann, I.-J. 1995, *ApJ*, 447, L37
- Werner, K. & Herwig, F. 2006, *PASP*, 118, 183
- Whitelock, P. A., Feast, M. W., van Loon, J. T., & Zijlstra, A. A. 2003, *MNRAS*, 342, 86
- Wielen, R., Fuchs, B., & Dettbarn, C. 1996, *A&A*, 314, 438
- Wiescher, M. & Rauscher, T. 2010, ArXiv e-prints
- Willacy, K. & Cherchneff, I. 1998, *A&A*, 330, 676
- Willems, F. J. & de Jong, T. 1986, *ApJ*, 309, L39
- Willmarth, D. & Barnes, J. 1994
- Wilson, T. L. 1999, *Reports on Progress in Physics*, 62, 143
- Wilson, T. L. & Rood, R. 1994, *ARA&A*, 32, 191
- Wood, P. R. 2015, *MNRAS*, 448, 3829
- Wood, P. R., Bessell, M. S., & Fox, M. W. 1983, *ApJ*, 272, 99
- Woolf, N. J. 1973, in *IAU Symposium, Vol. 52, Interstellar Dust and Related Topics*, ed. J. M. Greenberg & H. C. van de Hulst, 485
- Woolf, N. J. & Ney, E. P. 1969, *ApJ*, 155, L181
- Worters, H. L., Rushton, M. T., Eyres, S. P. S., Geballe, T. R., & Evans, A. 2009, *MNRAS*, 393, 108
- Wouterloot, J. G. A., Henkel, C., Brand, J., & Davis, G. R. 2008, *A&A*, 487, 237

- Wyller, A. A. 1966, *ApJ*, 143, 828
- Yakovina, L. A. & Pavlenko, Y. V. 2012, *Astronomy Reports*, 56, 63
- Yee, J. C. & Jensen, E. L. N. 2010, *ApJ*, 711, 303
- Young, E. D., Gounelle, M., Smith, R. L., Morris, M. R., & Pontoppidan, K. M. 2011, *ApJ*, 729, 43
- Zahn, J.-P. 1992, *A&A*, 265, 115
- Zamora, O. 2009, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 121, p. 558
- Zamora, O., Abia, C., Plez, B., Domínguez, I., & Cristallo, S. 2009, *A&A*, 508, 909
- Zinner, E. 1998, *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, 26, 147
- Zinner, E. 2014, *Presolar Grains*, ed. A. Balogh, A. Bykov, P. Cargill, R. Dendy, T. Dudok de Wit, & J. Raymond, 181–213
- Zinner, E., Amari, S., Guinness, R., et al. 2003, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 67, 5083
- Zinner, E., Amari, S., & Lewis, R. S. 1991, *ApJ*, 382, L47
- Ziurys, L. M., Savage, C., Brewster, M. A., et al. 1999, *ApJ*, 527, L67
- Zuckerman, B. & Dyck, H. M. 1986, *ApJ*, 311, 345
-]ref