

**Estrellas evolucionadas con planetas:
abundancias químicas y propiedades planetarias**

por Jorge Emiliano Jofré

Presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía y
Física como parte de los requerimientos para obtener el título
de Doctor en Astronomía de la

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA

Marzo de 2015

©FaMAF - UNC - 2015

Director: Dr. Pablo J. D. Mauas
Co-Directora: Dra. Mercedes Gómez



Estrellas evolucionadas con planetas: abundancias químicas y propiedades planetarias por Jorge Emiliano Jofré se distribuye bajo una [Licencia Creative Commons Atribución-NoComercial-SinDerivadas 2.5 Argentina](#).

A mis padres

“... si quieres lanzar una caja al Sol, tienes que hacerlo tú mismo.”

–Hermes Conrad

FUTURAMA (TEMPORADA 5, CAPÍTULO 10)⁰

⁰“The Farnsworth Parabox” (2003); creado por Matt Groening & David X. Cohen, escrito por Bill Odenkirk.

Índice general

Resumen	XI
Abstract	XVII
Introducción	1
1. Planetas extrasolares y estrellas huéspedes	9
1.1. Definición de planetas y exoplanetas	9
1.2. Métodos de detección	11
1.2.1. Perturbación dinámica de la estrella: velocidad radial, astrometría y <i>timing</i>	13
Método Doppler de velocidad radial	13
Posición astrométrica	16
<i>Timing</i>	18
1.2.2. Imagen directa	19
1.2.3. Tránsitos planetarios	20
1.2.4. TTV: <i>Transit Timing Variations</i>	22
1.2.5. Microlentes gravitacionales	24
1.3. Propiedades de los planetas detectados por VR	24
1.3.1. Frecuencia de planetas gigantes	25
1.3.2. Distribución de masa	26
1.3.3. Distribución de período	26
1.3.4. Relación masa-período	29
1.3.5. Excentricidades orbitales	29
1.4. Propiedades de las estrellas huéspedes	32
1.4.1. Metalicidad de las estrellas huéspedes	32
Origen de la correlación planeta-metalicidad	34
1.5. Estrellas evolucionadas con planetas	38
1.5.1. Subgigantes	41
1.5.2. Gigantes	42
1.5.3. Propiedades de los planetas alrededor de estrellas evolucionadas Semieje mayor	44

Masa planetaria	46
1.6. Formación planetaria	47
1.6.1. Modelo de acreción de núcleo	47
1.6.2. Inestabilidad gravitacional	49
1.7. Objetivos generales de esta tesis	51
2. Muestra, observaciones y reducción de datos	53
2.1. Selección de la muestra	53
2.2. Observaciones y descripción del instrumental	55
2.2.1. HARPS	56
2.2.2. SOPHIE	56
2.2.3. FEROS	57
2.2.4. ELODIE	57
2.2.5. EBASIM	58
2.3. Reducción de las observaciones	58
2.3.1. Espectros EBASIM	58
2.3.2. Espectros de bases de datos	62
3. Parámetros estelares	65
3.1. Parámetros fotosféricos fundamentales	65
3.1.1. Comparación con otros estudios	68
3.2. Parámetros fotométricos y físicos	77
3.3. Componentes de velocidad espacial	87
3.4. Rotación estelar	93
4. Metalicidad de las estrellas evolucionadas	97
4.1. Antecedentes y objetivos	97
4.2. Distribuciones de Metalicidad	98
4.2.1. Estrellas gigantes	98
4.2.2. Estrellas subgigantes	102
4.2.3. Gigantes vs. subgigantes	102
4.3. $[\text{Fe}/\text{H}]$ en función de la T_{eff}	105
4.4. Conclusiones	107
5. Otros elementos	109
5.1. Introducción	109
5.1.1. Objetivos	112
5.2. Obtención de las abundancias químicas	112
5.2.1. Errores en las abundancias químicas	129
5.2.2. Comparación con otros estudios	129
5.3. Distribuciones de $[\text{X}/\text{H}]$	132
5.4. Los cocientes $[\text{X}/\text{Fe}]$	135

5.4.1. Búsqueda de diferencias en el plano $[X/Fe]$ – $[Fe/H]$	139
5.5. Conclusiones	144
6. Propiedades planetarias	149
6.1. Introducción	149
6.1.1. Objetivos	151
6.2. Parámetros planetarios y abundancias químicas	151
6.3. Sistemas multi-planeta y metalicidad estelar	154
6.4. Distancia orbital	155
6.5. Masa Planetaria	159
6.6. Excentricidad orbital	165
6.7. Conclusiones	168
7. Litio	171
7.1. Introducción	171
7.1.1. Estudios previos de abundancias de litio en estrellas con planetas	174
7.1.2. Objetivos del trabajo	178
7.2. Muestra	178
7.3. Análisis: Síntesis espectral	178
7.3.1. Correcciones NLTE	186
7.3.2. Análisis de errores	187
7.4. Chequeos de consistencia	188
7.4.1. Mediciones realizadas con distintos espectrógrafos	188
7.4.2. Comparación con valores obtenidos por otros autores	189
7.5. Resultados generales	191
7.6. Discusión: litio en estrellas con y sin planetas	196
7.6.1. Subgigantes	196
A(Li) en función de los parámetros estelares	196
Distribución de A(Li) en las subgigantes con y sin planetas	199
7.6.2. Gigantes	202
A(Li) en función de los parámetros estelares	202
Distribución de A(Li) en las gigantes con y sin planetas	204
7.7. A(Li) vs. parámetros planetarios	207
7.8. Conclusiones	209
Conclusiones finales y perspectivas futuras	213
Apéndices	221
A. Evolución post-secuencia principal	221
Bibliografía	231

Índice de Figuras	251
Índice de Tablas	261
Agradecimientos	265

Resumen

Desde 1992 se ha confirmado la detección de más de 1500 planetas extrasolares, marcando una revolución en la astronomía moderna. A partir del análisis uniforme de grandes muestras es posible estudiar la relación entre los parámetros planetarios y las características de sus estrellas huéspedes, lo que puede proveer información muy importante para los modelos de formación y evolución planetaria. Por ejemplo, actualmente es un hecho casi indiscutido que las estrellas de secuencia principal que albergan planetas gigantes son, en promedio, más ricas en metales que aquéllas sin planetas detectados. Esto se conoce usualmente como la correlación planeta-metalicidad.

Los relevamientos de búsqueda de planetas alrededor de estrellas evolucionadas permiten estudiar la frecuencia de planetas alrededor de estrellas más masivas. Los resultados de estos programas de búsqueda combinados con aquéllos que buscan planetas en estrellas de masa baja, indican que la frecuencia de planetas aumenta con la masa estelar, sugiriendo que este parámetro también tiene un papel preponderante en la formación de planetas gigantes. De los casi 500 planetas detectados por velocidad radial hasta la fecha, aproximadamente 120 orbitan alrededor de estrellas evolucionadas (estrellas subgigantes y gigantes). Esto ha permitido investigar también si la correlación planeta-metalicidad encontrada para las estrellas de secuencia principal se mantiene para aquéllas evolucionadas. Los pocos estudios que han analizado la metalicidad de las subgigantes coinciden en que se mantiene la tendencia encontrada en las estrellas de secuencia principal. Sin embargo, en el caso de las estrellas gigantes, los resultados han sido más dispares o controvertidos. Más aún, el estudio de las abundancias químicas de otros elementos, además del hierro, y la exploración de sus relaciones con las propiedades planetarias cuenta con varios antecedentes en estrellas de secuencia principal con planetas, pero se ha realizado sólo ocasionalmente en estrellas evolucionadas con planetas. Este tipo de estudio puede proveer información valiosa acerca de los elementos que podrían tener un papel importante en el proceso de formación planetaria.

Además de la bien establecida correlación planeta-metalicidad, se ha debatido otra posible correlación entre la presencia de planetas y las propiedades de las estrellas huéspedes. Varios estudios sugieren que las estrellas de secuencia principal que alber-

gan planetas tienen una abundancia de litio significativamente menor en comparación con aquéllas sin planetas detectados. Sin embargo, este tipo de análisis tiene pocos antecedentes en el caso de estrellas evolucionadas.

Así, en este trabajo presentamos parámetros estelares fundamentales (temperatura efectiva, gravedad superficial, metalicidad y velocidad de microturbulencia), parámetros físicos (masa, edad, radio, luminosidad), velocidades de rotación proyectada, velocidades radiales, componentes de velocidad espacial Galáctica y abundancias químicas de 14 elementos para una muestra de 86 estrellas evolucionadas con planetas (56 gigantes y 30 subgigantes) y para una muestra de control de 137 estrellas sin planetas detectados (101 gigantes y 36 subgigantes). La muestra de estrellas evolucionadas con planetas constituye una de las más grandes analizadas de manera uniforme hasta el momento. El análisis se hizo a partir de espectros echelle de alta resolución y relación señal-ruido, tomados con los espectrógrafos HARPS, FEROS, SOPHIE, ELODIE y EBASIM. Los objetivos principales de la primera parte del trabajo consistieron en: I) investigar diferencias químicas entre estrellas evolucionadas con y sin planetas detectados; II) explorar potenciales diferencias entre las propiedades de planetas alrededor de estrellas gigantes y subgigantes; y III) buscar posibles correlaciones entre las propiedades planetarias (físicas y orbitales) y las abundancias químicas de sus estrellas huéspedes.

Los parámetros fundamentales se determinaron de manera homogénea usando el programa FUNDPAR a partir de los anchos equivalentes de líneas de hierro requiriendo equilibrio de ionización y excitación, y la independencia entre las abundancias y los anchos equivalentes. Las abundancias químicas de 14 elementos (Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Zn y Ba) se obtuvieron a partir de la medición de anchos equivalentes de una serie de líneas no solapadas, utilizando el código MOOG. Las velocidades rotacionales se computaron a partir de los anchos a mitad de profundidad de una serie de líneas aisladas de hierro.

En acuerdo con estudios previos, encontramos que las estrellas subgigantes con planetas son, en promedio, más ricas en metales que aquéllas sin planetas por ~ 0.16 dex. Por el contrario, la distribución de metalicidad de las estrellas gigantes con planetas está centrada en metalicidades ligeramente subsolares y no muestra un exceso respecto a la distribución de metalicidad de las gigantes sin planetas. Más aún, en oposición a resultados recientes, no encontramos ninguna diferencia clara entre las distribuciones de metalicidad de estrellas con y sin planetas para las gigantes con masas superiores a $1.5 M_{\odot}$.

Analizando la metalicidad en función de la temperatura efectiva para las subgigantes y aquellas estrellas en la base de la rama de las gigantes, observamos que hay una pequeña disminución en la envolvente superior de la distribución de metalicidad hacia las temperaturas más bajas. Esto podría indicar evidencia de dilución del contenido metálico a medida que aumenta la envolvente convectiva. Sin embargo, la caída es pequeña (~ 0.10 dex) y necesita ser confirmada con una muestra más grande de subgigantes.

Analizando las distribuciones de $[X/H]$ ($X = \text{Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Zn}$ y Ba), encontramos que las subgigantes con planetas muestran una clara sobreabundancia con respecto a la muestra de control sin planetas para todos los elementos, lo que sigue los resultados obtenidos para estrellas de secuencia principal. Sin embargo, como en el caso del hierro, gigantes con y sin planetas muestran comportamientos similares para la mayoría de los elementos, aunque existen algunas diferencias para el V, Ba y Na. Por otro lado, las distribuciones de $[X/Fe]$ muestran diferencias entre gigantes con y sin planetas para algunos elementos, particularmente Ba, V, Co, Na y Ca. Por su parte, las subgigantes con y sin planetas exhiben un comportamiento similar para la mayoría de las especies químicas.

Investigando las propiedades de los planetas encontramos algunas tendencias que podrían estar emergiendo: i) los sistemas multi-planetarios alrededor de estrellas evolucionadas muestran un ligero exceso de metalicidad comparado con los sistemas de un único planeta detectado; ii) planetas con distancias orbitales menores a ~ 0.5 UA se encuentran alrededor de subgigantes con $[Fe/H] > 0$, y gigantes con planetas a distancias orbitales menores a 1 UA, tienen $[Fe/H] < 0$; iii) los planetas alrededor de estrellas gigantes y subgigantes son, en promedio, más masivos que aquéllos alrededor de estrellas de tipo solar; iv) las gigantes de menor metalicidad y masas menores a $1.5 M_{\odot}$ tienden a estar orbitadas por los planetas más masivos, mientras que los planetas alrededor de subgigantes parecen seguir las mismas relaciones que aquéllas observadas en la secuencia principal; v) los cocientes $[X/Fe]$ para elementos como Na, Si y Al parecen aumentar con la masa de los planetas orbitando alrededor de gigantes; vi) los planetas orbitando estrellas gigantes muestran menores excentricidades orbitales que aquéllos alrededor de subgigantes o estrellas de secuencia principal, sugiriendo una circularización tidal más eficiente o el resultado de la acreción de planetas cercanos con grandes excentricidades. Esta parte del trabajo fue publicada en la revista *Astronomy & Astrophysics* (Jofré et al. 2015, A&A 574, J50).

En la segunda parte de este trabajo determinamos abundancias químicas de litio para aquellas estrellas con espectros de relación señal-ruido superior a 200. Con esta restricción, la muestra quedó reducida a 77 estrellas con planetas (48 gigantes y 29 subgigantes) y 133 estrellas sin planetas (101 gigantes y 32 subgigantes). El objetivo principal de este estudio fue buscar diferencias en el contenido de litio de estrellas con y sin planetas, como así también explorar posibles correlaciones con los parámetros planetarios. De esta manera intentamos, con un enfoque diferente, arrojar algo de luz al problema del litio planteado en estrellas de secuencia principal. Las abundancias de litio se determinaron de manera homogénea a partir de un procedimiento de síntesis espectral de la línea de Li I en $\lambda 6708 \text{ \AA}$ utilizando el código SYNTHE. Los valores calculados muestran un buen acuerdo con aquéllos reportados por otros autores. Las abundancias de Li obtenidas en LTE fueron corregidas por efectos NLTE.

Con el fin de buscar diferencias en la abundancia de litio entre estrellas evolucionadas con y sin planetas de manera consistente, verificamos que estrellas con y sin planetas

tuvieran propiedades físicas similares, incluyendo temperaturas efectivas, gravedades superficiales, metalicidades, masas, edades y velocidades de rotación. Una comparación global reveló que las subgigantes con planetas son, en promedio, más pobres en litio que las subgigantes sin planetas por ~ 0.20 dex, considerando tanto detecciones reales como límites superiores en las abundancias de litio. Si sólo consideramos las detecciones reales de litio, la diferencia promedio es de 0.19 dex. Estas diferencias promedio son de 0.19 dex y 0.46 dex si limitamos la comparación a las subgigantes con $\log g > 4.0$ dex (o $T_{\text{eff}} > 5300$ K).

En el caso de las gigantes, encontramos también que las estrellas con planetas son, en promedio, más pobres en litio que las estrellas sin planetas detectados por 0.24 dex, considerando tanto detecciones reales como límites superiores en las abundancias de litio. Esta diferencia aumenta a 0.35 dex cuando consideramos sólo aquellas gigantes con temperaturas superiores a 4750 K. No obstante, las diferencias se vuelven despreciables cuando se comparan únicamente las gigantes con detecciones reales de litio y, por lo tanto, no es posible establecer de manera segura que las estrellas gigantes con y sin planetas muestren un comportamiento diferente en el contenido de litio. Sin embargo, los resultados son lo suficientemente intrigantes como para intentar repetir el análisis utilizando una muestra más grande de gigantes con planetas.

Finalmente, encontramos una posible dependencia de la abundancia de litio con la masa planetaria. Aunque es más evidente para planetas alrededor de subgigantes, la abundancia de litio parece disminuir en las estrellas que albergan los planetas de mayor masa.

Clasificación:

- **97.82.-j** Sistemas planetarios extrasolares
- **97.20.Li** Estrellas gigantes y subgigantes
- **97.10.Ex** Atmósferas estelares (fotósferas)
- **97.10.Tk** Abundancias, composición química
- **97.10.Nf** Masas
- **97.10.Pg** Radios
- **97.10.Kc** Rotación estelar
- **95.75.Fg** Espectroscopía y espectrofotometría

Palabras clave:

estrellas evolucionadas – atmósferas estelares – parámetros fundamentales – abundancias químicas – rotación estelar – planetas extrasolares – formación planetaria – espectroscopía

Abstract

Since 1992 more than 1500 extrasolar planets have been confirmed, which constitutes a revolution in the modern astronomy. Based on the uniform analysis of large samples it is possible to study the relation between the planetary properties and the characteristics of their hosts stars, which might provide important constraints for the models of planet formation and evolution. For example, nowadays it is widely accepted that main-sequence stars hosting gas giant planets are, on average, more metal-rich than stars without detected planets. This is known as the planet-metallicity correlation.

The surveys to search for planets around evolved stars enable to study the frequency of planets around more massive stars. The results from these surveys along with those searching for planets in low-mass stars, are providing evidence that planet occurrence rises with the stellar mass, suggesting that stellar masses also have an important role in the formation of gas giant planets. From the nearly 500 extrasolar planets detected by the radial velocity technique so far, approximately 120 are orbiting around evolved stars (giants and subgiants). This has allowed to investigate if the planet-metallicity correlation found on main-sequence stars holds for this class of stars. A few studies analyzing the metallicity of subgiants agree that the trend found in main-sequence stars remains. However, the results for giant hosts have been more controversial in the last years. Furthermore, the study of the chemical abundances of other elements, besides iron, and the search for correlations with the planetary properties has been extensively carried out for dwarf stars with planets, but only occasionally for evolved stars with planets. The search for such trends can provide valuable clues about the elements that might have an important role in the planet formation process.

Besides the well established planet-metallicity correlation, for long time has been debated another possible correlation between the presence of planets and the properties of the host stars. Several studies claim that main-sequence stars with planets are significantly more lithium-depleted than stars without detected planets. This type of studies in evolved stars are sparse.

Thus, in this work we present fundamental stellar parameters (effective temperature, surface gravity, metallicity, and microturbulence), physical parameters (mass, radius, age, luminosity), rotational and radial velocities, Galactic spatial-velocity components,

and chemical abundances of 14 elements for a sample of 86 evolved stars with planets (56 giants and 30 subgiants) and for a control sample of 137 stars (101 giants and 36 subgiants) without planets. The sample of stars with planets constitutes one of the largest datasets of evolved stars with planets analyzed uniformly, so far. The analysis was based on both high resolution and signal-to-noise ratio echelle spectra taken with the spectrographs HARPS, SOPHIE, FEROS, ELODIE, and EBASIM. The main goals of the first part of this work were: I) to investigate chemical differences between evolved stars that host planets and those of the control sample without planets; II) to explore potential differences between the properties of the planets around giants and subgiants; and III) to search for possible correlations between these properties and the chemical abundances of their host stars.

The fundamental parameters were computed homogeneously using the FUNDPAR code from the equivalent widths of iron lines by requiring excitation and ionization equilibrium, and the independence between abundances and the equivalent widths. The chemical abundances of 14 elements (Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Zn, and Ba) were derived with the MOOG code from the measurements of equivalent widths of non-blended lines. Rotational velocities were derived from the full width at half maximum of iron isolated lines.

In agreement with previous studies, we find that subgiant stars with planets are, on average, more metal-rich than subgiants without planets by ~ 0.16 dex. On the contrary, the metallicity distribution of giants with planets is centered at slightly subsolar metallicities, and more important, there is no metallicity enhancement relative to the distribution of giants without planets. Furthermore, contrary to recent results, we do not find any clear difference between the metallicity distributions of stars with and without planets for giants with $M_{\odot} > 1.5 M_{\odot}$.

The metallicity vs. effective temperature plot for subgiants and those for giants at the base of the red giant branch shows a slight decrease in the upper boundary of the metallicity distribution towards cooler temperatures. This might suggest evidence for dilution of accreted metal-rich material, however the drop is small (~ 0.10 dex) and needs to be confirmed with a large sample of subgiants.

Analyzing the $[X/H]$ distributions ($X = \text{Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Zn, and Ba}$) we found that subgiant hosts show a clear overabundance relative to the control sample without planets in all the elements, similar to that already reported on main-sequence stars hosting planets. However, for giant stars, as in the case of iron, we do not find any clear distinctions between stars with and without planets for most of the elements, although V, Ba and Na seem to show some differences. On the other hand, the distributions of the $[X/Fe]$ ratios present differences between giants with and without planets for some elements, particularly V, Co, and Ba. Subgiants with and without planets exhibit a similar behavior for most of the elements.

Investigating the planetary properties, we found some preliminary trends that might be emerging: i) multi-planet systems around evolved stars show a slight metallicity

enhancement compared with single-planet systems; ii) planets with orbital distances lower than ~ 0.5 AU are preferentially found around subgiants with $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$ and giants hosting planets with orbital distances lower than 1 AU have $[\text{Fe}/\text{H}] < 0$; iii) higher-mass planets tend to orbit more metal-poor giants with $M_{\star} \leq 1.5 M_{\odot}$, whereas planets around subgiants seem to follow the planet-mass metallicity trend observed for dwarf hosts; iv) $[\text{X}/\text{Fe}]$ ratios for Na, Si, and Al seem to increase with the mass of planets around giants; v) planets orbiting giants show lower orbital eccentricities than those around subgiants and dwarfs, suggesting a more efficient tidal circularization or the result of the engulfment of close-in planets with larger eccentricities. This part of the thesis work has been published in the *Astronomy & Astrophysics* journal (Jofré et al. 2015, A&A 574, J50).

For the second part of the work we determined chemical abundances of lithium for those stars having spectra with signal-to-noise ratio over 200. This restriction in our dataset limited the sample to 77 stars with planets (48 giants and 29 subgiants) and 133 stars without planets (101 giants and 32 subgiants). The main goal of this study was to search for differences in the lithium content between stars with and without planets and to explore possible correlations with the planetary properties. In this way, we intended to shed some light on the lithium controversy reported for main-sequence stars, using a different approach. The lithium abundances were homogeneously computed based on the spectral synthesis of the line Li I at $\lambda 6708 \text{ \AA}$ using the SYNTHE code. We found a good agreement between our determinations and previous published estimations. The abundances calculated in LTE conditions were corrected for NLTE effects.

To search for differences in the lithium abundances of the evolved stars with and without planets in a consistent way, we checked that the planet host stars and the control samples had similar physical parameters, including effective temperatures, surface gravities, metallicities, stellar masses, ages, and rotation velocities. A global comparison revealed that subgiants with planets are, on average, more lithium-depleted than stars without planets by ~ 0.20 dex considering both upper limits and real lithium detections. If we only consider real lithium detections, the average difference is 0.19 dex. These average differences are 0.19 dex and 0.46 dex if we restrict the subgiant samples to those with $\log g > 4.0$ dex ($\sigma T_{\text{eff}} > 5300 \text{ K}$).

In the case of giant stars, we found that stars with planets are, on average, more lithium-depleted compared with stars without planets by 0.24 dex, considering both upper limits and real lithium detections. This difference rises to 0.35 dex when we only take into account those giants with temperatures above 4750 K. However, in both cases the differences are negligible when we compare only real lithium detections, and hence it is not possible to establish with confidence that giants with and without planets show different behaviors in the content of lithium. Nevertheless the results are intriguing enough to repeat the analysis with a larger sample.

Finally, we find a possible dependency of the lithium abundance with the planetary mass. Although it is more evident for planets around subgiants, the lithium content

seems to decrease for those stars that host massive planets.

Classification:

- **97.82.-j** Extrasolar planetary systems
- **97.20.Li** Giant and subgiant stars
- **97.10.Ex** Stellar atmospheres (photospheres)
- **97.10.Tk** Abundances, chemical composition
- **97.10.Nf** Masses
- **97.10.Pg** Radii
- **97.10.Kc** Stellar rotation
- **95.75.Fg** Spectroscopy and spectrophotometry

Keywords:

evolved stars – stellar atmospheres – fundamental parameters – chemical abundances
– stellar rotation – extrasolar planets – planetary formation – spectroscopy

Introducción

Durante siglos, filósofos y científicos han debatido la existencia de otros mundos más allá de nuestro sistema solar. Aristóteles y Platón descreían de la existencia de otros mundos, lo cual se ve plasmado en la frase de Aristóteles “...*No puede haber más que un mundo, el nuestro...*”. En oposición, filósofos como Leucipo, Demócrito y Epicuro defendían la idea de la pluralidad de mundos. Este último escribía “...*Deben existir otros mundos, con plantas y seres vivos, algunos de ellos similares y otros diferentes del nuestro...*”.

Durante la edad media, en 1584, Giordano Bruno en su obra «*La pluralidad de los mundos*» escribió “...*Existen innumerables soles e innumerables tierras... Los innumerables mundos no son peores ni están más deshabitados que nuestra Tierra...*”. Por esta idea, Giordano Bruno fue perseguido, encarcelado y finalmente llevado a la hoguera por parte de la Inquisición. Su muerte y el temor infundido llevaron a un retraso de cientos de años en la revolución científica. Posteriormente, en el siglo XVIII, Isaac Newton planteó la misma idea en el ensayo «*General Scholium*», que incluía en su «*Principia*» de 1713, escribiendo “... *Y si las estrellas fijas son los centros de sistemas [solares], todos los planetas se mantendrían sujetos al dominio de aquéllas...*”.

Puesto que la luz reflejada por un planeta puede ser millones de veces más débil que la de la estrella huésped, dependiendo de la distancia y separación angular entre la estrella y el planeta circundante, la detección directa de planetas a través de la toma de imágenes en los alrededores de las estrellas cercanas es extremadamente difícil. Por esta razón los primeros intentos de búsqueda se realizaron teniendo en cuenta métodos indirectos basados en la perturbación dinámica de la estrella por parte del planeta orbitante, principalmente usando mediciones astrométricas. Desde aproximadamente fines del siglo XIX hasta mediados del siglo XX se hicieron una larga serie de anuncios de detecciones de planetas fuera del sistema solar que, luego de revisiones, sólo resultaron ser detecciones espúreas o errores instrumentales (ver por ej., Boss 1998a; Perryman 2014, para una historia detallada).

La primera confirmación fehaciente de la existencia de planetas fuera del sistema solar fue en 1992, cuando los astrónomos Wolszczan y Frail anunciaron la detección de un sistema planetario de baja masa alrededor del púlsar PSR1254+12 (Wolszczan &

Frail 1992). Poco después, en 1995, luego de una ardua competición entre un equipo americano y uno suizo, estos últimos reportaron el descubrimiento del primer planeta alrededor de una estrella de tipo solar, 51 Peg, utilizando la técnica de velocidad radial (Mayor & Queloz 1995). Poco tiempo después, el equipo americano confirmó el descubrimiento suizo y además anunció la detección de dos nuevos planetas alrededor de las estrellas 70 Vir (Marcy & Butler 1996a) y 47 UMa (Butler & Marcy 1996) y posteriormente reportaron el primer sistema multi-planetario alrededor de una estrella de tipo solar (Butler et al. 1999).

Estos descubrimientos marcaron un hito mundial al permitir, por primera vez en la historia de la humanidad, responder de manera afirmativa y con evidencia científica a parte de los debates que comenzaron en la antigüedad. Más aún, estos hallazgos abrieron un nuevo campo de la astronomía moderna: el estudio de *planetas extrasolares* o *exoplanetas*. Este campo se ha vuelto uno de los más dinámicos, habiéndose confirmado la detección de más de 1700 planetas extrasolares, incluyendo más de 450 sistemas multi-planetarios, y alrededor de 3300 nuevos candidatos que esperan confirmación¹. Se anuncian casi todos los meses nuevos planetas y, más emocionante aún, con masas cada vez más parecidas a las de la Tierra y potencialmente habitables^{2 3} tal como los planetas Gliese 581d (Udry et al. 2007) y Kepler 186f (Quintana et al. 2014). La literatura que acompaña estos descubrimientos excede los 1000 artículos por año en los últimos 2-3 años (Perryman 2014), incluyendo desde la búsqueda, y caracterización de los planetas y las estrellas huéspedes hasta estudios instrumentales, estrategias observacionales, análisis de datos, y modelado teórico de formación, evolución, composición y habitabilidad planetaria.

Actualmente hay relevamientos de búsqueda de planetas extrasolares alrededor de una gran variedad de tipos estelares que no se limitan a estrellas de secuencia principal y tipo solar, sino que incluyen estrellas de muy baja masa, estrellas gigantes, y objetos en etapas evolutivas avanzadas, como enanas blancas y púlsares. La mayoría de los planetas han sido descubiertos por el método de velocidad radial o por la técnica fotométrica de tránsitos. Muchas de las características de los sistemas planetarios extrasolares detectados, tales como altas excentricidades y planetas gaseosos gigantes orbitando muy cerca de sus estrellas, fueron completamente inesperadas, teniendo en cuenta la arquitectura de nuestro sistema solar. Los modelos estándares de formación planetaria tuvieron que ser revisados, imponiendo nuevas condiciones o considerar nuevos modelos para explicar las observaciones.

En lo referido a las estrellas huéspedes, la característica más remarcable confirma-

¹Planetas descubiertos hasta febrero de 2015, de acuerdo con la *Enciclopedia de Planetas Extrasolares* (<http://exoplanets.eu/>) y el *Exoplanet Data Explorer* (<http://exoplanets.org/>).

²Planetas ubicados en la zona habitable estelar, definida como la región alrededor de una estrella en la que un planeta (o satélite) tipo rocoso podría tener agua líquida en su superficie.

³Ver el catálogo de exoplanetas habitables (*The Habitable Exoplanets Catalog*) en <http://phl.upr.edu/projects/habitable-exoplanets-catalog>.

da hasta el momento es que las estrellas de secuencia principal de tipo FGKM que albergan planetas gigantes son, en promedio, más ricas en metales que aquéllas sin planetas detectados (ver por ej., Gonzalez 1997; Fischer & Valenti 2005; Santos et al. 2004; Ghezzi et al. 2010b). Más aún, se ha mostrado que estrellas de secuencia principal de alta metalicidad tienen una mayor probabilidad de albergar planetas gigantes que sus contrapartes de baja metalicidad. Esto es lo que se conoce como la *correlación planeta-metalicidad* (Santos et al. 2004; Fischer & Valenti 2005). Las posibles causas de este “exceso” de metalicidad en las estrellas con planetas gigantes se han debatido largamente en la literatura. Una de las hipótesis establece que su origen es primordial, de tal manera que mientras más metales exista en el disco proto-planetario mayor es la probabilidad de formar planetas gigantes. Por otro lado, se ha sugerido que este exceso podría ser producido por la acreción de material de tipo rocoso durante las etapas finales de pre-secuencia principal y principios de la secuencia principal. Estos escenarios dejarían distintas marcas observables en las estrellas huéspedes de planetas, siendo la estrella en el primer caso rica en metales a lo largo de todo su radio mientras que en el segundo caso la alta metalicidad se confinaría exclusivamente a la zona convectiva. Ambas hipótesis cuentan con apoyo observacional y teórico, por lo que aún no existe consenso acerca de la causa del alto contenido metálico en estrellas con planetas gigantes.

Si bien actualmente la metalicidad estelar parece ser el predictor más fuerte para la presencia de planetas gigantes, hay evidencia creciente en los últimos años que sugiere que la masa estelar podría jugar un papel importante en la formación de estos planetas. Debido a que estrellas de secuencia principal más masivas que $1.2 M_{\odot}$ tienen menor número de líneas espectrales y además están ensachadas por la alta rotación estelar, se hace muy difícil obtener velocidades radiales de alta precisión para detectar planetas alrededor de estrellas más tempranas que F7. Con el objeto de superar esta dificultad e investigar un amplio rango de masas estelares se iniciaron varios relevamientos de velocidad radial alrededor de estrellas evolucionadas, tal como subgigantes y gigantes (Frink et al. 2002; Hatzes et al. 2003; Johnson et al. 2007b), las cuales se han “enfriado” y reducido su velocidad de rotación incrementando el número de líneas angostas de absorción en sus espectros como para permitir la búsqueda de planetas. Los progenitores de secuencia principal de estos objetos evolucionados corresponden a tipos espectrales G5V–A2V para subgigantes y G5V–B8V para gigantes, lo cual hace posible estudiar el rango de masas entre 0.9 y $4 M_{\odot}$, aproximadamente. Hasta la fecha, estos relevamientos han resultado en el descubrimiento de más de 120 planetas alrededor de estrellas evolucionadas.

La relevancia de los descubrimientos de planetas alrededor de estrellas evolucionadas también abarca aspectos astrobiológicos. Si bien la mayoría de los estudios actuales están enfocados en búsqueda de planetas habitables alrededor de estrellas de secuencia principal, recientemente se ha sugerido que una estrella de $1 M_{\odot}$ en las primeras etapas de su evolución post-secuencia principal podría tener una zona habitable entre 2 y

9 UA por un tiempo de varios miles de millones de años a la menor distancia y de cien millones de años a la mayor distancia. Bajo estas circunstancias habría tiempo suficiente para que planetas orbitando alrededor de estrellas subgigantes o gigantes puedan desarrollar vida⁴ (Lopez et al. 2005; Danchi & Lopez 2013). En el futuro lejano, estas mismas condiciones podrían aplicarse a nuestro propio sistema solar (Danchi & Lopez 2013). También se ha encontrado una fuerte conexión entre la evolución de la zona habitable y la metalicidad estelar, siendo la duración de la zona habitable más larga en estrellas de mayor metalicidad (Danchi & Lopez 2013).

La combinación de los resultados de los relevamientos alrededor de estrellas más masivas con los de estrellas de baja masa, tal como las enanas rojas (Johnson et al. 2010a; Haghighipour et al. 2010; Bonfils et al. 2013a,b), indica que la frecuencia planetaria aumenta con la masa estelar (Lovis & Mayor 2007; Johnson et al. 2007a, 2010a). Más aún, modelos teóricos sugieren que la eficiencia de la formación planetaria aumenta con la masa estelar (Ida & Lin 2005; Kennedy & Kenyon 2008; Mordasini et al. 2009; Villaver & Livio 2009).

Los relevamientos de búsqueda alrededor de estrellas evolucionadas han permitido investigar también si la correlación planeta-metalicidad encontrada para estrellas de secuencia principal se mantiene en este tipo de estrellas. Unos pocos estudios que analizaron la metalicidad de las subgigantes coinciden en que se mantiene la tendencia encontrada en las estrellas de secuencia principal (Fischer & Valenti 2005; Ghezzi et al. 2010a; Johnson et al. 2010a; Maldonado et al. 2013). En el caso de las estrellas gigantes, sin embargo, los resultados han sido más dispares o controvertidos. Los primeros estudios, basados en muestras pequeñas y/o inhomogéneas, reportaron que las gigantes con planetas son pobres en metales (Sadakane et al. 2005; Schuler et al. 2005; Pasquini et al. 2007), sin embargo Hekker & Meléndez (2007) sugirieron que las gigantes siguen la misma tendencia que las estrellas de secuencia. Estudios recientes, con un número mayor de objetos y análisis homogéneos, confirman los primeros resultados (Mortier et al. 2013; Maldonado et al. 2013). Sin embargo, Maldonado et al. (2013) encuentran que las gigantes más masivas con planetas tienen un exceso de metalicidad con respecto a la correspondiente muestra de control sin planetas.

El análisis de las abundancias químicas de otros elementos, además del hierro, puede proveer información importante acerca de los elementos que podrían tener un papel importante en el proceso de formación planetaria. Cerca de 20 elementos, incluyendo refractarios y volátiles, se han incluido en estudios de grandes muestras de estrellas de secuencia principal con planetas. Sin embargo, sólo hay evidencia parcial sugiriendo que estrellas FGK con planetas difieren de sus contrapartes sin planetas en las abundancias de Mg, Al, Si, V, Co y Ni. Este tipo de análisis tiene pocos precedentes en el caso de estrellas evolucionadas, en las que se han reportado diferencias en algunos elementos

⁴Esta suposición se hace teniendo en cuenta el tiempo en el cual la vida se ha formado y evolucionado en la Tierra, el cual se ha estimado en 3850 millones de años aproximadamente (Mojzsis & Arrhenius 1997).

pero aún no tienen confirmación.

Correlaciones entre las propiedades planetarias (masa, distancia orbital, período, excentricidad) y las abundancias químicas de sus estrellas huéspedes pueden proveer restricciones importantes para los modelos de formación y evolución planetaria e incluso poner a prueba las hipótesis del exceso de metalicidad de las estrellas que albergan planetas gigantes. Hasta el momento, la exploración de tales relaciones se ha llevado a cabo principalmente en estrellas de secuencia principal (Fischer & Valenti 2005; Kang et al. 2011). Entre los resultados más destacables se encuentra que planetas que orbitan estrellas pobres en metales lo hacen en órbitas más amplias que aquéllos que lo hacen alrededor de estrellas de alta metalicidad (Adibekyan et al. 2013). Por otro lado, uno de los resultados más interesantes obtenidos hasta el momento, sugiere que la correlación planeta-metalicidad es débil para planetas tipo Neptuno y de menor masa (Udry & Santos 2007; Sousa et al. 2008; Johnson & Apps 2009; Ghezzi et al. 2010b; Buchhave et al. 2012; Neves et al. 2013), lo cual implica que la formación de planetas pequeños de tipo terrestre no requiere un ambiente de alta metalicidad para su formación y, por lo tanto, este tipo de planetas podrían estar distribuidos a lo largo de todo el disco de la Galaxia. Sin embargo, esta clase de análisis es casi inexistente en el caso de estrellas evolucionadas con planetas.

Finalmente, en los últimos 10 años ha surgido una gran controversia por otra relación que podría existir entre la presencia de planetas y las propiedades de las estrellas huéspedes. Varios estudios han afirmado que las estrellas con planetas tienen menor abundancia de litio con respecto a aquellas sin planetas detectados, sugiriendo que existe algún mecanismo relacionado con la presencia de planetas que incrementa el agotamiento de litio de las estrellas huéspedes (Gonzalez & Laws 2000; Israelian et al. 2009; Delgado Mena et al. 2014). Sin embargo, varios autores establecen que tal conexión entre la presencia de planetas y la abundancia de litio es inexistente y que las diferencias reportadas son provocadas por sesgos en edad o masa de las muestras analizadas (Luck & Heiter 2006; Ghezzi et al. 2009; Baumann et al. 2010; Ramírez et al. 2012). Este tipo de análisis casi tampoco tiene antecedentes para las estrellas evolucionadas y sólo muy recientemente un estudio muestra que gigantes con planetas tienen un menor porcentaje de detección real de litio comparado con gigantes sin planetas, sugiriendo que el litio es más fácil de agotar en estrellas con planetas. La mayoría de los estudios que analizan el litio en las estrellas gigantes se han orientado principalmente a estudiar el origen de las gigantes ricas en litio.

Motivados por la falta de consenso respecto a la metalicidad de las estrellas gigantes con planetas, incluyendo los resultados recientes e intrigantes de Maldonado et al. (2013), el objetivo principal de esta investigación es buscar diferencias en la metalicidad de estrellas evolucionadas, tanto gigantes como subgigantes, con planetas con respecto a las correspondientes muestras de control sin planetas detectados. Además, teniendo en cuenta que la búsqueda de diferencias entre estrellas con y sin planetas, en otros elementos refractarios distintos al hierro, se ha realizado sólo de manera ocasional

en las estrellas evolucionadas con planetas, decidimos expandir nuestro análisis químico a otros 14 elementos. En tercer lugar, el hecho que la exploración de correlaciones entre las propiedades planetarias y las abundancias químicas de sus estrellas huéspedes se haya limitado principalmente a estrellas de secuencia principal, implica una carencia de información importante para los modelos de formación planetaria alrededor de objetos de mayor masa. Por lo tanto, el tercer objetivo principal es analizar este tipo de relaciones en las estrellas evolucionadas con planetas y, de esta manera, proveer información que puede ser crucial para los modelos de formación planetaria. Finalmente, el estudio de las abundancias químicas del litio, con el fin de buscar diferencias entre estrellas evolucionadas con y sin planetas, y las posibles relaciones de este elemento con los parámetros planetarios marca un enfoque distinto que puede contribuir al problema del litio planteado en las estrellas de secuencia principal.

Para abordar el estudio químico de las estrellas evolucionadas (gigantes y subgigantes) con planetas, se ha hecho especial hincapié en realizar una determinación homogénea de parámetros fundamentales y abundancias químicas, como así también en construir una de las muestras más grandes de estrellas evolucionadas con planetas analizadas de manera uniforme hasta el momento. Un aspecto no menos importante lo constituyen las estrellas de control, que fueron cuidadosamente elegidas de manera tal que se puede asegurar con un alto nivel de confianza que no albergan planetas similares a los reportados alrededor de estrellas evolucionadas.

Antes de la descripción detallada del trabajo realizado, en el Capítulo 1 comenzamos con una breve revisión de las características de los planetas descubiertos alrededor de estrellas de secuencia principal, las propiedades de las estrellas huéspedes, las estrellas evolucionadas con planetas y los modelos de formación planetaria. En el Capítulo 2 presentamos el criterio de selección de la muestra de objetos, el instrumental con el cual se realizaron las observaciones y el proceso de reducción de datos espectroscópicos. En el Capítulo 3 describimos el método para la obtención de los parámetros fotosféricos fundamentales, parámetros físicos, velocidades de rotación proyectada, las componentes de la velocidad espacial, y la clasificación de las estrellas de acuerdo con la población galáctica. Luego, en el Capítulo 4, analizamos las distribuciones de metalicidad de las estrellas con planetas con respecto a las estrellas sin planetas para las distintas muestras. En el Capítulo 5 describimos la obtención de abundancias químicas para otros elementos refractarios distintos al hierro y analizamos los resultados. En el Capítulo 6 analizamos las propiedades orbitales y físicas de los planetas alrededor de estrellas evolucionadas e investigamos correlaciones con las abundancias químicas de las estrellas huéspedes. En este capítulo también discutimos las implicancias para los modelos de formación y evolución planetaria. En el Capítulo 7 describimos el procedimiento de síntesis espectral para la obtención de abundancias químicas de litio y exploramos las diferencias entre estrellas con y sin planetas. Además, estudiamos posibles relaciones de las abundancias de litio con los parámetros planetarios y discutimos los mecanismos que podrían explicar las posibles diferencias. En este capítulo también analizamos muy

brevemente algunas de las predicciones observacionales para explicar la existencia de estrellas gigantes ricas en litio. Finalmente, resumimos los principales resultados y conclusiones derivados del presente trabajo de tesis.

Capítulo 1

Planetas extrasolares y estrellas huéspedes

1.1. Definición de planetas y exoplanetas

Por el momento, la definición de planeta dada por la Unión Astronómica Internacional (IAU) se restringe al Sistema Solar. En su resolución B5 (IAU, 2006), especifica 3 categorías de cuerpos en el Sistema Solar:

1. Un *planeta* es un cuerpo celeste que: (a) está en órbita alrededor del Sol; (b) tiene suficiente masa para que su propia gravedad supere las fuerzas de cuerpo rígido de manera que adquiera un estado de equilibrio hidrostático (forma prácticamente esférica), y (c) ha despejado o limpiado la vecindad alrededor de su órbita.
2. Un *planeta enano* (*dwarf planet*) es un cuerpo celeste que: (a) orbita alrededor del Sol; (b) tiene suficiente masa para que su propia gravedad supere las fuerzas de cuerpo rígido de manera que adquiera un estado de equilibrio hidrostático (forma casi esférica); (c) no ha limpiado la vecindad de su órbita, y (d) no es un satélite.
3. Todos los otros objetos que orbitan al Sol, excepto satélites, se denominan colectivamente como *cuerpos pequeños del Sistema Solar*.

En base a esta definición se excluye a Plutón como planeta bajo el criterio 1(c). Sin embargo, se ha reconocido que este criterio es algo ambiguo debido a la dificultad de establecer una definición precisa de forma y de la “limpieza” de su órbita. La tercera condición incluiría a la mayoría de los asteroides del Sistema Solar, transneptunianos y otros cuerpos pequeños (Perryman 2014).

Es importante notar que, de acuerdo con la condición 1(a), un planeta extrasolar (o exoplaneta) no sería un *planeta* a pesar de que usualmente se refiere a los exoplanetas como planetas que orbitan estrellas diferentes al Sol. Además, en el caso de sistemas planetarios tampoco es posible estar seguros de las condición 1(b) y mucho menos de la 1(c). La definición de planeta dada arriba tampoco puede ser aplicada, en la práctica, para determinar el límite inferior de masa para exoplanetas. No obstante, según la IAU, esto no sería un problema, puesto que la mayoría de los planetas extrasolares detectados hasta la fecha, con la excepción de los anunciados alrededor de ciertos púlsares, son más masivos que la Tierra. Aunque todavía no hay una definición definitiva de exoplaneta, en 2003 el *Grupo de Trabajo en Planetas Extrasolares* de la IAU (Comisión 53, División III) recomendó la siguiente “definición de trabajo” de un exoplaneta:

- es un objeto con una masa real por debajo de la masa límite para la fusión termonuclear del deuterio (actualmente calculada en $13 M_{\text{Jup}}$ para objetos de metalicidad solar).
- está en órbita alrededor de una estrella o remanente estelar.
- tiene una masa mínima que supera el límite para que un objeto sea llamado planeta en nuestro sistema solar.

Y además:

- Los objetos sub-estelares con masas reales por encima de la masa límite para la fusión termonuclear del deuterio son *enanas marrones*, sin importar cómo se formaron ni dónde están ubicados.
- Los objetos que flotan libremente en cúmulos de estrellas jóvenes con masas por debajo de la masa límite para la fusión termonuclear del deuterio no son planetas, sino son *sub-enanas marrones*.

Es importante señalar que la definición de trabajo de la IAU no tiene un consenso total. El punto más discutido concierne a la masa límite de $13 M_{\text{Jup}}$ que divide a enanas marrones y planetas, puesto que se ha sugerido que hay una superposición en las distribuciones de masa de planetas y enanas marrones (Baraffe et al. 2010; Spiegel et al. 2011). Baraffe & Chabrier (2010) encontraron que la función de masa de enanas marrones puede llegar incluso hasta $6 M_{\text{Jup}}$. Por otro lado, se ha propuesto distinguir a los planetas de las enanas marrones en base su proceso de formación, llamando planetas a los objetos formados por la acreción de planetesimales en un disco de polvo circunestelar y enanas marrones a aquellos objetos formados por el colapso y fragmentación de una nube de gas o disco circunestelar (ver Sección 1.6). Sin embargo, Schneider et al. (2011) plantearon que es imposible saber de qué manera se formó el objeto detectado y no es claro cómo inferirlo a partir de las propiedades observables.

Más aún, el proceso de formación planetaria puede dar lugar a planetas con masas por encima del límite de fusión de deuterio (ver sección 1.6, Mordasini et al. 2008; Baraffe et al. 2008).

Teniendo en cuenta todos estos puntos y otros, Jean Schneider y sus colegas, que mantienen la base de datos en línea *Enciclopedia de planetas Extrasolares*¹, aumentaron arbitrariamente el límite de masa a $25 M_{\text{Jup}}$ basados principalmente en el vacío observado alrededor de $25\text{--}30 M_{\text{Jup}}$ que se evidencia en la distribución de M_p sen i de los objetos subestelares. Este sería un indicador empírico de que existen dos poblaciones de objetos, *planetas* y *binarias* (Schneider et al. 2011, ver Sección 1.3.2). Este criterio puede ser aplicado en forma extensiva y no muy rigurosa puesto que la base de datos también incluye aquellos planetas detectados por velocidad radial o *timing* en los que sólo se conoce la masa mínima M_p sen i en lugar de la masa verdadera M_p . Además, este catálogo no considera ningún límite inferior en el rango de masas, puesto que, a diferencia de lo establecido por la IAU, estiman que planetas de muy baja masa (cercanas a la de la Luna) podrían ser detectados en el futuro cercano (Sartoretti & Schneider 1999; Schneider et al. 2011).

Evidentemente, la elaboración de una definición precisa y física de qué cuerpo puede ser llamado *planeta* conlleva muchas dificultades y el debate continuará a medida que avancen los descubrimientos. Puesto que en este trabajo hemos seleccionado la muestra de objetos de la *Enciclopedia de Planetas Extrasolares* (ver Capítulo 2), en lo que sigue nos referimos con el término *planetas* a aquellos objetos que se enmarcan dentro de los criterios dados por Schneider et al. (2011), los que pretenden dar un procedimiento pragmático para incluir objetos en el catálogo, más que establecer una definición física de un planeta.

1.2. Métodos de detección

En la Tabla 1.1 se listan los 7 métodos principales actuales para la detección de planetas extrasolares, junto con el número de descubrimientos de cada uno hasta diciembre de 2014 dados por la Enciclopedia de planetas Extrasolares². En la Figura 1.1 se ilustran los descubrimientos hasta principios de 2014, en función de la distancia orbital planetaria y la masa (tamaño de los símbolos). A partir de la información en esta Tabla y Figura se pueden destacar varios puntos: I) El método de velocidad radial (VR) constituye uno de los más exitosos con un gran número de planetas descubiertos desde la década de los 90, continúa dominando para distancias orbitales superiores a ~ 0.5 UA y, con el transcurso del tiempo, ha detectado cada vez planetas de menor masa; II) Los descubrimientos por tránsitos planetarios, tuvieron su inicio alrededor

¹<http://exoplanet.eu/>

²Estos números corresponden a planetas confirmados según este catálogo en línea, y no se incluyen todos aquellos objetos no confirmados clasificados como *controvertidos* o *retractados*. Tampoco se incluyen los objetos considerados como “candidatos”.

Tabla 1.1.: Estadística de descubrimientos confirmados por los distintos métodos de detección hasta diciembre de 2014 según la Enciclopedia de Planetas Extrasolares

Método	Sistemas Planetarios	Planetas	Planetas Múltiples
Tránsitos	644	1163	352
Velocidad radial	439	585	104
Imagen directa	47	51	2
Microlentes	32	34	2
Púlsar <i>Timing</i>	13	18	4
TTV	3	3	0
Astrometría	2	2	0

1.2.1. Perturbación dinámica de la estrella: velocidad radial, astrometría y *timing*

El movimiento de un planeta en una órbita alrededor de una estrella causa que la estrella sufra una *perturbación dinámica* y así un movimiento orbital periódico alrededor del baricentro estrella-planeta. Este movimiento resulta en la perturbación periódica de tres observables de la estrella: su velocidad radial, su posición en el cielo (posición angular o astrométrica) y el tiempo de arribo de alguna señal periódica de referencia.

Método Doppler de velocidad radial

A medida que la estrella se mueve en una órbita circular alrededor del centro de masa como resultado de la fuerza gravitacional que ejerce el planeta, ésta se acerca y se aleja del observador (Tierra) a medida que completa su órbita, tal como se puede observar en el panel superior de la Figura 1.2. Por lo tanto, hay una variación periódica en la velocidad radial de la estrella (velocidad en la línea de la visual). Estas variaciones en velocidad radial causan que las líneas del espectro estelar se muevan hacia el rojo cuando la estrella se aleja y hacia longitudes de onda azules cuando la estrella se acerca, de acuerdo al efecto Doppler. El desplazamiento en longitud de onda ($\Delta\lambda$) debido a una velocidad radial VR esta dado por:

$$\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0 = \lambda_0 \frac{VR}{c}, \quad (1.1)$$

donde λ es la longitud de onda observada, λ_0 es la longitud de onda en reposo o de laboratorio de una dada línea y c la velocidad de la luz. La VR se considera positiva cuando el objeto se aleja y negativa cuando se acerca al observador.

El monitoreo espectroscópico continuo de las estrellas permite contruir sus curvas de velocidad radial, tal como la que se observa en el panel inferior de la Figura 1.2. Dado que cuerpos de masas planetarias producen velocidades radiales en las estrellas de tan

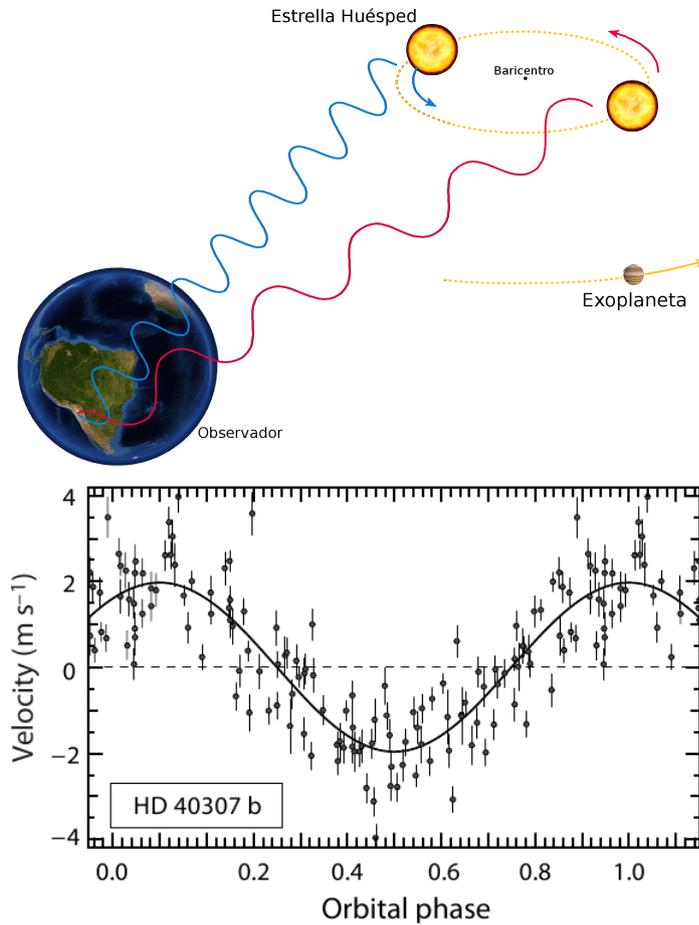


Figura 1.2: *Panel superior*: Representación esquemática del movimiento estelar alrededor del centro de masa causado por la presencia de un planeta. De acuerdo con el efecto Doppler, cuando la estrella se aleja del observador las líneas espectrales se mueven hacia el rojo, mientras que cuando la estrella se acerca al observador las líneas espectrales se mueven hacia el azul. El seguimiento espectroscópico de las estrellas permite construir sus curvas de velocidad radial y buscar variaciones periódicas que indiquen la presencia de compañeras subestelares. Adaptado de ESO Press Photo 22e/07. *Panel inferior*: curva de velocidad radial correspondiente al planeta HD 40307 b de M_p en $i = 4.2 M_{\oplus}$. Tomado de Mayor et al. (2009b).

sólo unos pocos metros por segundo, lo cual implica desplazamientos en longitud de onda del orden de 10^{-4} \AA , se requieren espectrógrafos de alta resolución para poder medir tales corrimientos.

De acuerdo con Cumming et al. (1999) la amplitud de velocidad radial K de una estrella de masa M_* ocasionada por una compañera con masa M_p en i con período

orbital P y excentricidad e está dada por

$$K = \left(\frac{2\pi G}{P} \right)^{1/3} \frac{M_p \sin i}{(M_p + M_\star)^{2/3}} \frac{1}{(1 - e^2)^{1/2}} . \quad (1.2)$$

En una órbita circular las variaciones periódicas son sinusoidales, tal como las que se muestran en el panel inferior de la Figura 1.2, y para $M_p \ll M_\star$ la amplitud se reduce a:

$$K = 28.4 \left(\frac{P}{1 \text{ año}} \right)^{-1/3} \left(\frac{M_p \sin i}{M_{\text{Jup}}} \right) \left(\frac{M_\star}{M_\odot} \right)^{-2/3} \text{ ms}^{-1} , \quad (1.3)$$

donde P y a están relacionados por la tercera ley de Kepler:

$$P = \left(\frac{a}{1 \text{ UA}} \right)^{3/2} \left(\frac{M_\star}{M_\odot} \right)^{-1/2} \text{ años} . \quad (1.4)$$

Este efecto resulta en un valor de $K \simeq 12.5 \text{ m s}^{-1}$ para un planeta como Júpiter en su órbita de $P = 11.9$ años alrededor del Sol y de $\sim 0.1 \text{ m s}^{-1}$ para el caso de la Tierra. La dependencia $\sin i$ significa que si el sistema es visto de frente ($i = 0$) no hay una perturbación de VR medible. Por otro lado, de las mediciones de VR sólo se puede determinar $M_p \sin i$ más que M_p , es decir sólo un límite inferior a la masa del planeta, puesto que la inclinación orbital es generalmente desconocida. Más aún, el término $\sin i$ también afecta al semieje mayor a , por lo que esta técnica sólo permite conocer $a \sin i$. De la ecuación 1.3 se puede notar que la técnica de VR favorece la detección de sistemas con planetas masivos y con a pequeños (por lo tanto períodos cortos), es decir tiene el sesgo de encontrar con mayor facilidad planetas gigantes y muy cercanos a la fuente central.

Como puede verse de las ecuaciones, la amplitud K de VR es independiente de la distancia a la estrella, sin embargo, consideraciones de relación señal-ruido limitan generalmente las observaciones a las estrellas más brillantes, típicamente $V < 10\text{--}11$ mag. Para poder detectar amplitudes de unos pocos metros por segundo es necesario trabajar con espectrógrafos de alta resolución, de alrededor de $\lambda/\Delta\lambda \geq 60000$, en la región del óptico (450-700 nm). Además, para realizar calibraciones en longitud de onda de gran precisión, se usan celdas de absorción de gas de HF (fluoruro de hidrógeno), I (Iodo) o Th-Ar (Torio-Argón) que proveen numerosas longitudes de onda de referencia superpuestas al espectro estelar (ver por ej., Marcy & Butler 1992). La estabilidad del espectrógrafo es otro factor fundamental para obtener precisiones del m s^{-1} , por lo que instrumentos como HIRES (Vogt et al. 1994) y HARPS (Mayor et al. 2003) se encuentran en ambientes controlados de presión y temperatura. Finalmente, en general se trabaja con estrellas de tipo espectral FGKM inactivas y de baja velocidad

de rotación, puesto que tienen el número suficiente de líneas aptas para este tipo de mediciones.

A pesar de todos los recaudos para lograr gran precisión en la medición de VR, las estrellas presentan ciertas limitaciones intrínsecas que impiden mejorar la precisión en las mediciones indefinidamente, y en ciertos casos incluso imitan las señales de VR provocadas por un planeta, dando así una detección falsa. Fenómenos como la actividad magnética en la atmósfera estelar, oscilaciones o pulsaciones estelares, e inhomogeneidades superficiales (manchas, plagas), entre otros, producen también variaciones en la velocidad radial que provocan un exceso en la dispersión en velocidad radial conocida como *jitter* o ruido estelar. El *jitter* pueden aproximarse a 50–100 m s⁻¹ para F tempranas (Saar et al. 1998; Wright 2005).

La técnica Doppler de VR es una de las más fructíferas que ha permitido detectar planetas en más de 640 estrellas, incluyendo más de 350 sistemas multi-planetarios. Entre los sistemas detectados más interesantes se incluyen los 3 planetas de tipo “super-Tierra” alrededor de la estrella HD 40307 (K2.5V), donde la semi-amplitud total de VR de los tres planetas combinados produce una señal de sólo $\sim 6\text{--}7$ m s⁻¹ (Mayor et al. 2009b). Otro ejemplo destacable lo constituye el sistema alrededor de la enana roja Gliese 581, en la que se han reportado 6 planetas (Gliese 581b, Gliese 581c, Gliese 581d, Gliese 581e, Gliese 581f, Gliese 581g), con masas entre 1.9 y 15.6 M_⊕ (Bonfils et al. 2005b; Udry et al. 2007; Mayor et al. 2009a; Vogt et al. 2010). Uno de los aspectos que más ha llamado la atención sobre este sistema es que 3 de los planetas (Gliese 581c, Gliese 581d, y Gliese 581g) son super-Tierras que serían potencialmente habitables (Selsis et al. 2007; Heng & Vogt 2011; von Paris et al. 2011; Wordsworth et al. 2011; von Bloh et al. 2011). Sin embargo, la existencia de los planetas d, g y f se encuentran en disputa (Forveille et al. 2011; Robertson et al. 2014).

Posición astrométrica

Este método es similar al de VR. Aquí lo que se mide es la pequeña perturbación regular en la posición de la estrellas sobre el plano del cielo debido a la presencia del planeta (Figura 1.3). El camino de una estrella orbitando el baricentro estrella-planeta aparece proyectado en el plano del cielo como una elipse con semieje mayor angular α dado por:

$$\alpha = \frac{M_p a}{M_\star d}, \quad (1.5)$$

donde α está en segundos de arco cuando a está en UA y d en pc (y M_p y M_⋆ en las mismas unidades). Esta “señal astrométrica” es entonces proporcional tanto a la masa del planeta como al radio orbital, e inversamente proporcional a la distancia de la estrella. Por lo tanto la astrometría es especialmente sensible a períodos orbitales largos ($P > 1$ año), lo que complementa las mediciones de velocidad radial y también es

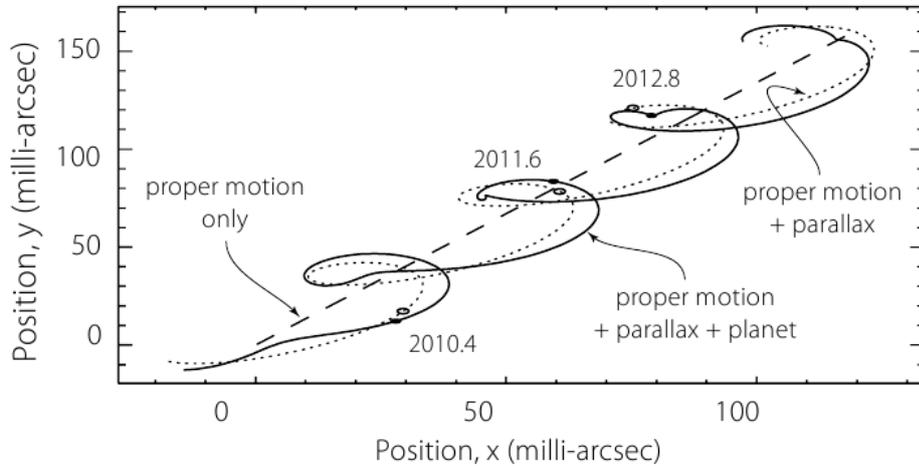


Figura 1.3: Representación esquemática del camino seguido por una estrella sobre el plano del cielo debido a los efectos combinados del movimiento propio, paralaje y la presencia de un planeta. Tomado de Perryman (2014).

aplicable a estrellas de alta rotación donde el método Doppler no puede ser aplicado con precisión. El propósito de la técnica apunta a discernir entre dos efectos astrométricos clásicos (Figura 1.3): el desplazamiento lineal del baricentro del sistema (movimiento propio, línea a trazos) y el movimiento que resulta de la traslación de la Tierra alrededor del Sol (paralaje, línea punteada). La precisión astrométrica requerida para detectar planetas a través de variaciones en la posición (movimiento reflejo) de una estrella sobre el plano del cielo, debido a la influencia gravitacional de un planeta cercano, está por debajo de los milisegundos de arco, aunque alcanzaría unos pocos milisegundos de arco para un planeta de la masa de Júpiter orbitando estrellas de tipo solar cercanas. El valor medio de la señal astrométrica para los planetas descubiertos hasta 2011 es de ~ 16 microsegundos de arco o ~ 0.001 UA en desplazamiento lineal (Perryman 2011). La importancia de este método es que a , i y d pueden ser obtenidos independientemente, y si además M_\star se estima por el tipo espectral o a través de modelos evolutivos, entonces el desplazamiento astrométrico da M_p directamente y no $M_p \sin i$ (Perryman 2000, 2011).

Utilizando el telescopio espacial Hubble, esta técnica ha permitido determinar la masa y restringir los parámetros orbitales de unos pocos sistemas descubiertos por VR (Benedict et al. 2002; McArthur et al. 2010). También se ha reportado el descubrimiento de enanas marrones que luego han sido confirmadas por imagen directa (Pravdo et al. 2005; Lloyd et al. 2006). Sin embargo, hasta el momento sólo se ha reportado el descubrimiento de dos planetas con alto nivel de confianza. El primero de estos objetos se trata de un planeta con una masa ligeramente superior a la de Júpiter alrededor de una de las estrellas en HD 176051 (Mutterspaugh et al. 2010), mientras que el segundo, DE0823-49 b, tiene una masa de $\sim 28.5 M_{\text{Jup}}$ (Sahlmann et al. 2013). Se espera que la situación cambie sustancialmente con el reciente lanzamiento de la misión *Gaia* de la

ESA con la cual se estima detectar alrededor de 21000 planetas gigantes ($1\text{--}15 M_{\text{Jup}}$) de largo período en los 5 años de duración de la misión (Perryman et al. 2014).

Timing

El movimiento de la estrella alrededor del centro de masa que resulta de la perturbación dinámica de un planeta, también afecta el tiempo que tarda la luz emitida por la estrella en llegar al observador. A pesar de que todos los sistemas son afectados por cambios en el tiempo de viaje de la luz a lo largo de la órbita, no existe en general un tiempo de referencia sobre el cual hacer esas mediciones. Una excepción a esto la conforman los púlsares. Los púlsares son estrellas de neutrones altamente magnetizadas en rápida rotación formadas durante el colapso del núcleo de una estrella masiva ($8\text{--}40 M_{\odot}$) en una explosión de supernova. Estos objetos emiten haces de radio paralelos a sus ejes dipolares magnéticos, vistos como pulsos intensos a la frecuencia de rotación del objeto debido que los ejes magnéticos y de rotación no están alineados. Si un planeta perturba el movimiento del púlsar, entonces el período con el que se reciben los pulsos de radio varía periódicamente y así es como se infiere la presencia de planetas. Esto es lo que se conoce como *timing*.

Existen dos tipos de púlsares: los “normales”, que tienen períodos de rotación del orden del segundo; y los “milisegundo”, que son estrellas de neutrones viejas ($\sim 10^9$ años) “recicladas”, que han aumentado su velocidad de rotación (disminuído su período de rotación) debido a la transferencia de masa y momento angular de una compañera estelar. El monitoreo de alta precisión de los tiempos de arribo de los radio pulsos puede revelar movimientos sutiles del púlsar, tal como el movimiento alrededor del baricentro ocasionado por la presencia de una compañera subestelar. De acuerdo con Wolszczan (1997), la amplitud de los residuos de *timing* (cambios en el período) debido a la presencia de un planeta con masa M_p en una órbita circular con período P , inclinación i y alrededor un púlsar “normal” con una masa de $1.35 M_{\odot}$, es:

$$\tau_p = 1.2 \text{ ms} \left(\frac{M_p}{M_{\oplus}} \right) \left(\frac{P}{1 \text{ año}} \right)^{2/3} \sin i . \quad (1.6)$$

Planetas del tipo de Júpiter o tipo Tierra serían detectables alrededor de púlsares normales y cuerpos como lunas e incluso grandes asteroides podrían ser inferidos usando púlsares milisegundo (Perryman 2000). De hecho, el primer sistema planetario descubierto alrededor de un púlsar, corresponde al púlsar milisegundo PSR 1257+12 ($d \sim 500$ pc, 6.2 milisegundos) que alberga al menos 2 compañeros con masas de 2.8 y 3.4 M_{\oplus} (Wolszczan & Frail 1992).

1.2.2. Imagen directa

Este método consiste en obtener directamente la imagen de la fuente puntual del exoplaneta, ya sea por la luz reflejada de la estrella huésped en longitudes de onda del visible, o a través de su propia emisión térmica en el infrarrojo. Este método es quizás el más intuitivo para buscar planetas, sin embargo es también uno de los más difíciles de lograr con las tecnologías actuales, debido a la proximidad estrella-planeta y al contraste extremadamente alto entre la luz de la estrella y la luz que emite (o refleja) el planeta. Este contraste se puede expresar por el cociente entre el brillo estelar y el brillo del planeta, el cual depende del tamaño del planeta, de la proximidad a la estrella y de propiedades de dispersión de la atmósfera del planeta. Para luz reflejada de longitud de onda λ :

$$\frac{L_p}{L_\star} = p(\lambda, \alpha) \left(\frac{R_p}{a} \right)^2, \quad (1.7)$$

donde $p(\lambda, \alpha)$ es una función dependiente de la fase, incluyendo los efectos de inclinación orbital y la dependencia angular de varias fuentes de scattering en la atmósfera planetaria, integrado sobre la superficie de la esfera, y α es el ángulo entre la estrella y el observador visto desde el planeta. La fórmula se modifica si la emisión térmica del planeta es importante, es decir si el planeta emite luz propia. En general L_p/L_\star es muy pequeño, del orden de 10^{-9} para un objeto tipo Júpiter en máxima elongación visto con un telescopio en Tierra. Con una separación estrella-planeta de 1 segundo de arco (Júpiter visto desde 5 pc de distancia) la señal del planeta estaría inmersa en el ruido fotónico del perfil de difracción del telescopio ($\lambda/D \sim 0.02$ segundos de arco a 500 nm para un telescopio de 5 m) y, más problemáticamente, dentro del perfil de *seeing* (del orden de 1 segundo de arco) que surge de la atmósfera terrestre. Bajo estas condiciones, cálculos elementales de relación señal-ruido indican que no es fácil obtener imágenes directas de planetas extrasolares (Perryman 2000).

Por lo tanto, para exponer al planeta, la luz de la estrella debe ser disminuída o bloqueada de alguna forma. Es posible bloquear físicamente la luz de la estrella, usando un coronógrafo que enmascare el núcleo central brillante de la estrella, dejando sólo la corona y la región de plasma exterior de la atmósfera estelar, permitiendo que la luz del planeta brille a través de ella. Otra forma, es observar en el infrarrojo, puesto que en estas longitudes de onda el contraste sería mucho menor, por ejemplo ~ 100 para un planeta como Júpiter. Esto es particularmente cierto cuando el planeta es muy joven ya que todavía está contrayéndose y emitiendo calor.

Hasta el momento, el uso de técnicas observacionales complejas (ver por ej., Marois et al. 2014) han permitido detectar 51 exoplanetas. Entre los descubrimientos más interesantes se encuentra el de un sistema múlti-planetario alrededor de HR 8799 (panel superior de la Figura 1.4), en el cual todos los planetas se encuentran más allá de las

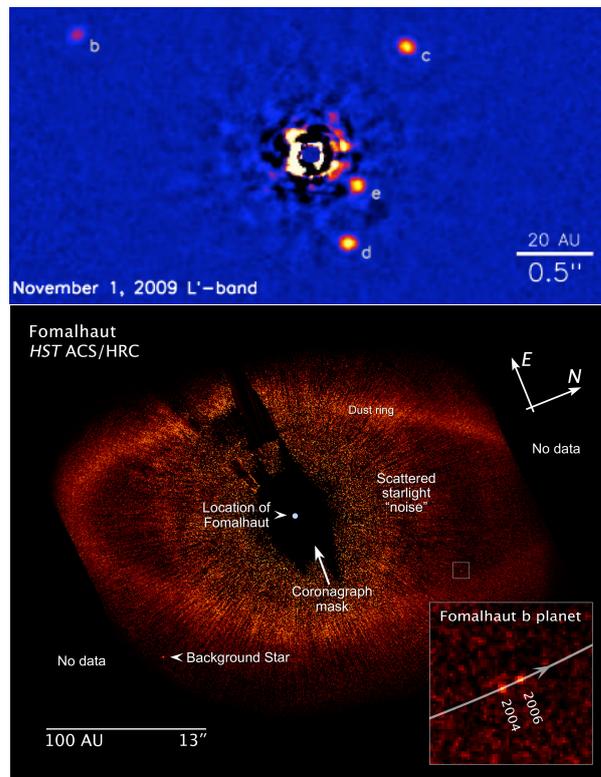


Figura 1.4: *Panel superior:* Imagen en la banda L obtenida con el telescopio Keck II de los cuatro planetas descubiertos alrededor de HR 8799 (Marois et al. 2010). *Panel inferior:* Imagen en el óptico obtenida con el telescopio espacial Hubble del planeta y disco de polvo alrededor de la estrella Fomalhaut. Tomada de http://www.nasa.gov/mission_pages/hubble/science/fomalhaut.html.

20 UA de su estrella (Marois et al. 2008, 2010). En el panel inferior de la Figura 1.4 se muestra otro de los planetas descubiertos por imagen directa. En este caso se trata de un planeta orbitando la estrella de tipo *Vega*, Fomalhaut a 25 años luz de la Tierra (Kalas et al. 2008).

A pesar de las dificultades, este método de detección es uno de los más prometedores puesto que, a través de análisis espectroscópicos, permitiría obtener la composición química de la atmósfera del planeta, clima, morfología de las superficies sólidas (continentes/océanos), etc. Ésta es la razón por la cual se está poniendo mucho esfuerzo en desarrollar las tecnologías adecuadas, habiendo dado ya algunos resultados con la obtención de los primeros espectros de planetas extrasolares (Janson et al. 2010; Seager & Deming 2010; Janson et al. 2013; Chilcote et al. 2015).

1.2.3. Tránsitos planetarios

Este método es conceptualmente simple: dada una posible situación de alineamiento geométrico, en la que el plano orbital del planeta resulte perpendicular al plano del cielo,

la luz de la estrella puede ser atenuada por el tránsito de un planeta en frente del disco estelar, con la caída de brillo estelar repitiéndose con el período orbital del planeta (Figura 1.5). Este efecto puede ser detectado a través de un monitoreo fotométrico continuo de la estrella.

Las probabilidades de detección dependen de la geometría del tránsito y de la caída en el flujo estelar producida por un objeto sobre la línea de la visual a la estrella, la cual se aproxima mediante:

$$\frac{\Delta f}{f_{\star}} \simeq \left(\frac{R_p}{R_{\star}} \right)^2 \quad (1.8)$$

donde Δf es la disminución del flujo estelar durante el tránsito, R_p es el radio planetario y R_{\star} es el radio estelar. Bajo la consideración de un brillo superficial estelar uniforme, valores de $\Delta f/f_{\star}$ para la Tierra, Marte y Júpiter transitando el Sol son del orden de 8.4×10^{-5} , 3×10^{-5} y 1.1×10^{-2} respectivamente. Si el radio de la estrella se puede estimar, por ejemplo, a partir de la clasificación espectral, entonces es posible derivar el radio planetario de la ecuación 1.8 y el período orbital a partir del tiempo entre dos tránsitos sucesivos. La importancia de este método radica en que también es posible determinar la inclinación de la órbita por lo que si además se tiene información de velocidad radial, es posible obtener la masa verdadera lo que, combinado con el radio planetario, da una estimación de la densidad planetaria (ver por ej., Charbonneau et al. 2000). A menudo se dispone de la información dada por VR puesto que ésta representa la primera forma de confirmación de los planetas detectados por el método de tránsitos. Sin embargo, dadas las magnitudes de varias de las estrellas huéspedes, recientemente se están utilizando análisis dinámicos tales como TTVs (ver Sección 1.2.4) o argumentos estadísticos que analizan la probabilidad de la hipótesis planetaria en comparación con otros posibles escenarios astrofísicos (binarias razantes, estrellas de fondo, etc) que produzcan las curvas de luz observadas (ver por ej., Torres et al. 2011; Díaz et al. 2014a).

Actualmente existen numerosos relevamientos de estrellas brillantes desde Tierra, tal como los proyectos WASP (Pollacco et al. 2006), HAT (Bakos et al. 2002), y MEarth (Nutzman & Charbonneau 2008) que juntos han descubierto más de 200 planetas, incluyendo planetas del tipo Neptuno y Super Tierras. Desde el espacio, con más de 3000 candidatos y 400 planetas confirmados (Lissauer et al. 2014), la misión Kepler ha provocado una revolución en el campo, reportando la mayoría de los planetas extrasolares conocidos hasta el momento incluyendo sistemas multi-planetarios con 6 planetas transitantes, el primer planeta circumbinario, y planetas similares a la Tierra que orbitan estrellas de tipo solar (Perryman 2014).

Recientemente, se han realizado también análisis espectroscópicos en el momento exacto del tránsito planetario lo que ha permitido inferir la composición de las atmósferas de planetas extrasolares. A medida que el planeta transita en frente de la estrella la luz de la estrella atraviesa la atmósfera del planeta y algo de esa luz es selectivamente

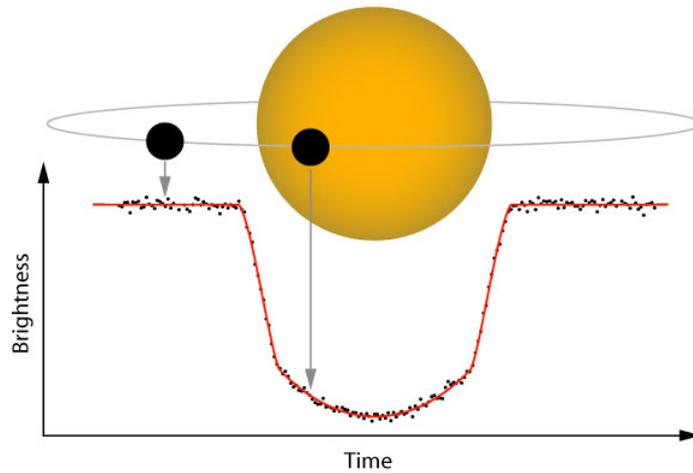


Figura 1.5: Representación esquemática de un tránsito planetario. Tomado de <http://www.ifa.hawaii.edu/info/press-releases/JohnsonDec08/>.

absorbida en base a los elementos químicos que se encuentran en ella. Comparando espectros estelares obtenidos antes y durante el tránsito se puede deducir la composición de la atmósfera planetaria (ver por ej. Seager 2008; Seager & Deming 2010; Swain et al. 2009).

En los últimos años también se ha analizado la posibilidad de detectar tránsitos planetarios en estrellas gigantes. Dado el gran radio de estas estrellas ($\gtrsim 2.5 R_{\odot}$), de la ecuación 1.8 se espera que estos tránsitos tengan amplitudes muy pequeñas ($\sim 10^{-4}$) y duraciones extremadamente largas ($\gtrsim 50$ horas) por lo cual la detección se hace realmente difícil. Assef et al. (2009) proponen observar los tránsitos en estrellas gigantes con filtros de banda angosta (H y K Ca II) para aislar el anillo delgado de emisión cromosférica esperado hacia el limbo de estas estrellas. Se estima que las señales del tránsito en estas bandas angostas sean más intensas en magnitud y de menor duración que las observaciones en banda ancha, y por lo tanto se reducirían las dificultades en la observación. Por otro lado, Assef et al. (2009) predicen que la detección de tránsitos alrededor de estrellas gigantes podría ser posible a partir de misiones fotométricas de alta precisión tal como la misión Kepler. Tal predicción se hizo realidad a fines de 2013 con el descubrimiento de los primeros tránsitos planetarios alrededor de estrellas gigantes. Se trata de los planetas Kepler 56c,b (Huber et al. 2013), Kepler-91b (Lillo-Box et al. 2014b,a), y el recientemente reportado Kepler-432 (Ciceri et al. 2014).

1.2.4. *TTV: Transit Timing Variations*

Un subproducto de la técnica de tránsitos planetarios es la técnica conocida como *Transit Timing Variation* (TTV). El principio básico de este método consiste en la búsqueda de variaciones periódicas del tiempo central del mínimo del tránsito predicho. Si la estrella huésped sólo alberga un planeta (el transitante) no habrá cambios en el

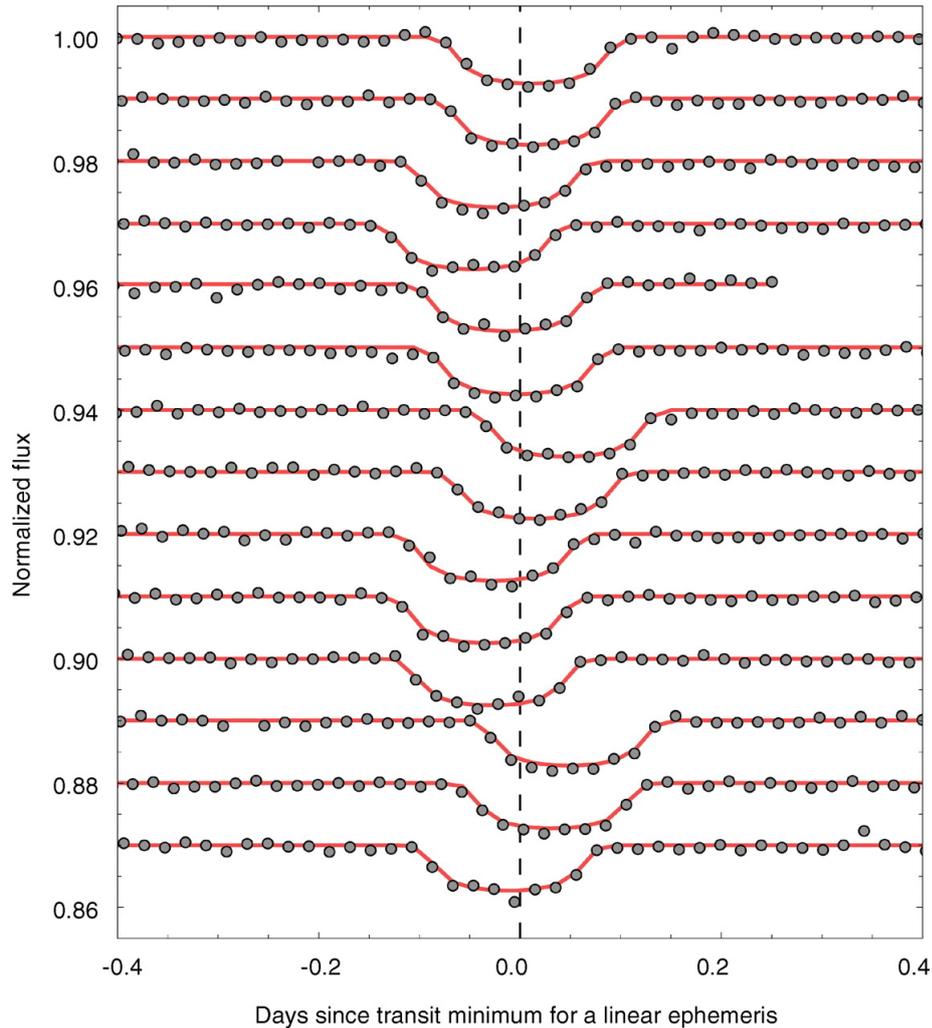


Figura 1.6: Representación esquemática de las variaciones en los tiempos de mínimo de un tránsito planetario. Tomado de Nesvorný et al. (2012).

tiempo central del mínimo (Holman & Murray 2005). Sin embargo, si además del planeta transitante existiera otro cuerpo en órbita alrededor de la estrella central (el cual puede o no transitar la estrella), éste podría perturbar gravitatoriamente al objeto transitante de manera tal de producir variaciones periódicas en el tiempo en el que se debería producir el tránsito, tal como se observa en la Figura 1.6.

Si bien hasta el momento los únicos 3 planetas detectados por este método han sido hallados por la misión espacial Kepler, existen varios relevamientos operando desde Tierra (Nascimbeni et al. 2011; Maciejewski et al. 2011; Hoyer et al. 2012). Más aún, la primera búsqueda sistemática de planetas realizada desde Argentina utiliza este método. Para ello, se están monitoreando estrellas con planetas transitantes del hemisferio sur utilizando el telescopio *THG* de 0.40 m ubicado en el Complejo Astronómico El Leoncito (San Juan) y el telescopio de 1.54 m de la *Estación Astrofísica de Bosque Alegre* (Córdoba). Hasta el momento, este proyecto ha podido descartar la presencia

de perturbadores, en la resonancia de movimientos medios 2:1, con masas superiores a $1.8 M_{\oplus}$ y $1.9 M_{\oplus}$ en las estrellas WASP-4 y WASP-28, respectivamente (Petrucci et al. 2013, 2015).

1.2.5. Microlentes gravitacionales

De acuerdo con la relatividad general, bajo condiciones de alineación perfecta entre una estrella distante de fondo (fuente), una estrella en primer plano a una distancia intermedia (lente), y el observador en Tierra, la luz de la estrella de fondo es magnificada por la estrella que actúa como lente (panel superior Figura 1.7). Esta magnificación sin distorsión en la imagen (anillo de Einstein) se observa como un cambio de brillo en función del tiempo a medida que la estrella fuente se desplaza por “detrás” de la estrella lente, como se puede ver en el panel superior de la Figura 1.7. En el caso en que la estrella lente albergue un planeta, la curva de brillo presentaría además una anomalía que aparece como un pico en el panel inferior de la Figura 1.7. El tamaño y forma de este pico secundario van a depender de la masa y distancia del planeta a la estrella la lente. El término *microlente*, introducido por Paczynski (1986), se aplica cuando la estrella lente tiene una masa del orden de $1 M_{\odot}$ y en este caso no se produce distorsión en la imagen de la fuente de fondo sino sólo variación de la intensidad.

Este método ha contribuido con varios descubrimientos, principalmente por los proyectos OGLE (Optical Gravitational Microlensing, Udalski et al. 1993) y MOA (Microlensing Observations in Astrophysics, Muraki et al. 1999). La relevancia de esta técnica es que es bastante sensible a masas planetarias pequeñas y a objetos ubicados a grandes distancias, por lo cual es especialmente útil para estrellas del centro galáctico. Por ejemplo, Beaulieu et al. (2006) detectaron un planeta de sólo $5.5 M_{\oplus}$ orbitando alrededor de una estrella M ubicada a 6500 pc de distancia. No obstante, la desventaja de la técnica de microlentes es que el fenómeno sucede sólo una vez, ya que se basa en la posibilidad única de alineamiento entre la estrella lente y la de fondo, por lo que los candidatos deben ser corroborados por otros métodos, lo cual se torna muy difícil dada la distancia de estos objetos.

1.3. Propiedades de los planetas detectados por VR

A medida que el número de planetas detectados aumentó con el transcurso del tiempo fue posible realizar análisis estadísticos de las propiedades de los planetas extrasolares. En particular, en esta sección nos enfocaremos exclusivamente en las propiedades de los planetas descubiertos por los relevamientos de VR alrededor de estrellas de secuencia principal dada su relevancia para los objetivos de este trabajo de tesis.

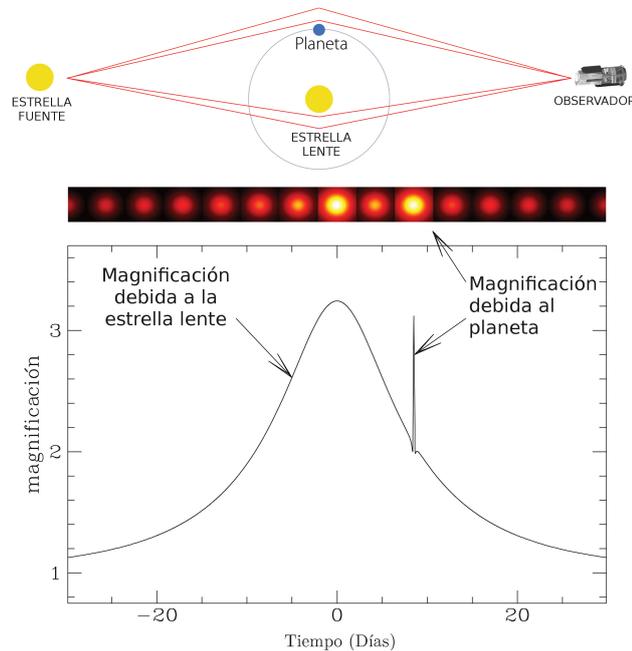


Figura 1.7: Representación esquemática de una lente gravitacional. *Panel superior:* esquema de la alineación entre la estrella de lejano de fondo (fuente), la estrella que alberga el planeta (lente) y el observador. *Panel inferior:* mientras la estrella de fondo se desplaza por “detrás” de la estrella lente, el observador recibe una imagen magnificada de la estrella de fondo. Debido a la presencia del planeta se produce una anomalía o pico en la curva de magnificación. Adaptado de <http://wfirst.gsfc.nasa.gov/>.

1.3.1. Frecuencia de planetas gigantes

La propiedad estadística más directa de una programa de búsqueda es la fracción de planetas detectados entre las estrellas relevadas. Para una dada precisión y duración de las observaciones el porcentaje mínimo se obtiene contando la fracción de estrellas con planetas con una dada masa y distancia orbital. Para una lista de 1200 enanas FGKM monitoreadas por el programa de California y Carnegie para la búsqueda de planetas, Marcy et al. (2005) reportaron que el 1.2% de las estrellas de tipo FGK albergan planetas del tipo “Júpiter caliente”³ a distancias orbitales menores que 0.1 UA y que ~10% de las estrellas tienen planetas con masas mayores a las de Saturno dentro de las 3 UA (Cumming et al. 2008). Haciendo una extrapolación de estos números, se sugiere que el 17–20% de todas las estrellas de tipo solar albergan planetas gigantes dentro de las 20 UA (Marcy et al. 2008; Cumming et al. 2008).

Por su parte, Udry & Santos (2007) encuentran resultados similares sugiriendo que al menos 0.8% de las estrellas tienen planetas gigantes con masas superiores $0.2 M_{\text{Jup}}$

³Planetas gigantes gaseosos del tipo de Júpiter con distancias orbitales menores a 0.1 UA ($P < 10$ días). El nombre viene de la elevada temperatura de equilibrio de estos planetas, las cuales llegan a 1500 K para una distancia de 0.05 UA alrededor de una estrella de tipo solar.

y $a < 0.4$ UA y 5.6 % de las estrellas tienen planetas gigantes a separaciones de hasta 4 UA. Más aún, en base al relevamiento de búsqueda realizado con el espectrógrafo HARPS, se afirma que más del 50 % de las estrellas de tipo solar albergan al menos un planeta de cualquier masa con un período de hasta 100 días, y al menos el 65 % para períodos menores a 10 años (Mayor et al. 2011).

1.3.2. Distribución de masa

En el panel superior de la Figura 1.8 se muestra la distribución de la masa mínima M_2 en i de todas las compañeras secundarias (incluyendo planetas, enanas marrones y estrellas) conocidas alrededor de estrellas primarias de tipo solar. Esta distribución presenta un aspecto bimodal claro, el cual sugiere la existencia de dos poblaciones distintas (Udry et al. 2002). De acuerdo con esto, los “planetas” no serían simplemente la cola de baja masa de la población de binarias estelares, sino una clase propia de objetos físicamente distintos que se formarían por un mecanismo diferente al de las compañeras estelares.

El intervalo entre las dos poblaciones (planetas y binarias estelares) se conoce como el “desierto de enanas marrones”, abarcando masas entre $\sim 15 M_{\text{Jup}}$ y $\sim 80 M_{\text{Jup}}$. El nombre se debe a que se han descubierto muy pocos objetos en este rango a pesar de que podrían ser fácilmente detectados por los relevamientos de VR debido a su masa mayor en comparación con las masas planetarias. Hay probablemente una superposición entre la distribución de planetas y enanas marrones en el régimen entre 10 y 30 M_{Jup} , por lo que no es fácil distinguir entre enanas marrones de baja masa y planetas masivos a partir de sus mediciones de masa mínima solamente, sin información del proceso de formación y evolución de estos sistemas (Udry & Santos 2007).

Si se grafica exclusivamente la distribución de masas de los planetas extrasolares detectados por VR, en escala lineal (Figura 1.8, panel inferior), se puede ver que hacia el rango de las masas bajas, a pesar de las velocidades radiales progresivas de menor amplitud e incompletitud observacional, hay un claro aumento de la distribución observada donde la mayoría de los planetas tienen masas menores que $5 M_{\text{Jup}}$. El aumento de los descubrimientos de planetas de masa baja (M_p en $i < 0.02 M_{\text{Jup}} = 5.4 M_{\oplus}$) sugiere la existencia de una gran población de este tipo de planetas, alcanzando quizás el 30 % alrededor de estrellas GK (Mayor et al. 2009b). Hacia el otro extremo, para masas mayores que $10 M_{\text{Jup}}$ la distribución presenta una larga cola (Udry et al. 2002).

1.3.3. Distribución de período

En la Figura 1.9 se muestra la distribución de los períodos orbitales para todos los planetas detectados por VR hasta la fecha. Aquí se puede observar un “pico” alrededor de $P \sim 3$ días ($a \sim 0.05$ UA) junto con un posible mínimo en el intervalo entre $P \sim 10$ –100 días ($a \sim 0.1$ –0.4 UA) y luego otro pico cerca de los 1000 días (Cumming et al.

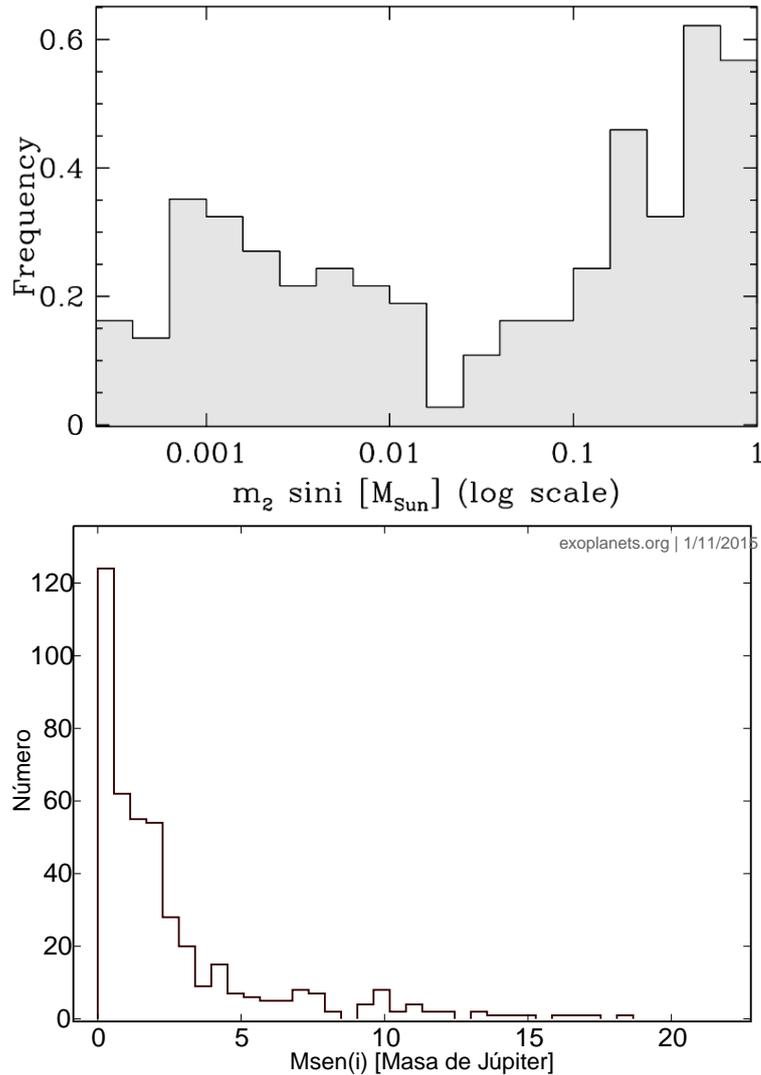


Figura 1.8: *Panel superior*: Distribución observada de la masa mínima (en escala logarítmica) de todas las compañeras secundarias (incluyendo planetas, enanas marrones y estrellas) a las estrellas de tipo solar. Tomado de Udry et al. (2002). *Panel inferior*: Distribución de la masa mínima de los planetas detectados por VR hasta la diciembre de 2014. Extraído de exoplanets.org.

1999; Udry et al. 2003; Perryman 2011).

El gran número de planetas gigantes con $P \sim 3\text{--}10$ días ($a \sim 0.05\text{--}0.1$ UA), orbitando tan cerca de sus estrellas huéspedes fue completamente inesperado en los primeros descubrimientos, teniendo en cuenta la arquitectura de nuestro sistema solar, donde los planetas gigantes se ubican a grandes distancias del Sol. Es muy poco probable que estos planetas hubieran podido formarse en sus posiciones actuales (“In Situ”). Esto se debe principalmente a que el gas del disco primordial que se encuentra cercano a la estrella es disipado rápidamente, por lo que los núcleos protoplanetarios no tendrían tiempo de acretar una envoltura gaseosa en esta región. Además, se han dado varias

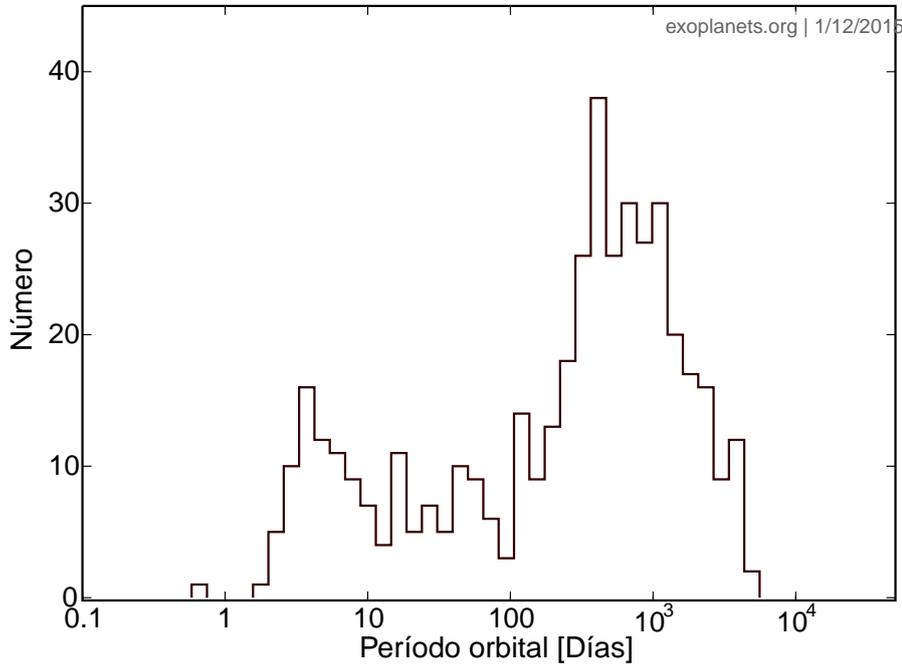


Figura 1.9: Distribución de los períodos orbitales para todos los planetas detectados por VR hasta diciembre de 2014. Datos para 439 planetas de `exoplanets.org`.

razones por las cuales no podría lograrse una formación in situ (Lin et al. 1996): i) a 0.05 UA la temperatura del disco pre-planetario es demasiado caliente (~ 2000 K) para que los materiales refractores se condensen; ii) la densidad superficial dentro de ~ 0.5 UA es muy baja para que se formen núcleos planetarios de $\sim 10 M_{\oplus}$; iii) durante su fase de formación, los planetas jóvenes tienen radios cerca de 10 veces más grandes que los valores actuales, lo que combinado con la alta temperatura debida a las cortas distancias orbitales, resulta en bajas velocidades de escape. El planeta sería así susceptible a evaporación y a ablación por viento estelar.

Así, de acuerdo al modelo estándar de formación planetaria actual (Pollack et al. 1996; Ida & Lin 2004, ver Sección 1.6), se cree que los planetas de tipo “Júpiter Caliente” observados se forman en las regiones más externas de los sistemas (> 5 UA) y luego experimentarían un proceso de migración hacia “adentro” hasta sus ubicaciones actuales con algún mecanismo que detiene las migraciones antes de que caigan sobre las estrellas huéspedes. Se cree que el pico en ~ 3 días observado en la distribución de períodos es el resultado de la migración orbital y el mecanismo final de detención (ver Udry & Santos 2007, y referencias allí citadas). Sin embargo, cabe mencionar también que otros autores discuten la idea de formación in situ (Bodenheimer et al. 2000) disparada posiblemente por inestabilidades gravitacionales (Durisen et al. 2007).

La distribución para $P \gtrsim 1000$ días ($a \gtrsim 2$ UA) es menos cierta, con una aparente disminución más allá de las 3 UA que probablemente se deba a la duración temporal limitada de los relevamientos de VR (~ 10 años). Una extrapolación hasta las 20 UA,

lo que es comparable a la órbita de Urano, duplicaría la fracción observada de planetas gigantes sugiriendo que el 20 % de las estrellas de tipo solar tienen planetas gigantes dentro de las 20 UA (Marcy et al. 2008; Cumming et al. 2008).

1.3.4. Relación masa-período

Si a la información del período se le acopla los valores de masa mínima se obtienen más características interesantes en la distribución observada. En la Figura 1.10 se muestra el diagrama masa-período para los planetas extrasolares conocidos orbitando estrellas de secuencia principal. El primer rasgo llamativo de la distribución es la ausencia de planetas masivos en órbitas de corto período (Pätzold & Rauer 2002; Udry et al. 2002). Curiosamente existen muy pocos objetos con masas mínimas superiores a $\sim 4 M_{\text{Jup}}$ y $P \lesssim 100$ días, y la mayoría de estos corresponden a planetas en sistemas binarios. Esta ausencia de planetas no se trata de un sesgo observacional puesto que este tipo de planetas serían los más fáciles de detectar con la técnica Doppler (ver ecuación 1.3). Se ha sugerido que el proceso de migración resultaría menos efectivo para los planetas más masivos ($> 0.5\text{--}1 M_{\text{Jup}}$). Estos planetas quedarían “varados” a mayores separaciones que planetas de menor masa (Trilling et al. 1998, 2002). Más aún, cuando un planeta migrante alcanza separaciones pequeñas a la estrella, debido a interacciones estrella-planeta, es posible que haya transferencia de masa del planeta hacia la estrella disminuyendo la masa del planeta o incluso que planetas masivos caigan sobre la estrella (Pätzold & Rauer 2002).

Otra característica interesante que se puede ver en la Figura 1.10 es el aumento de la masa mínima con el período (Udry et al. 2003). Si bien los planetas más masivos son más fácilmente detectables a separaciones pequeñas, se encuentran preferencialmente en órbitas más distantes, lo que también se explica en el contexto de la migración planetaria. Se espera que los planetas más masivos se formen en las regiones más exteriores en el disco protoplanetario donde hay mayor cantidad de materiales disponibles para la acreción, y un camino orbital más grande lo que provee una región de alimentación mayor.

1.3.5. Excentricidades orbitales

Además de la detección de planetas gigantes orbitando muy cerca de sus estrella huéspedes, resultó sorprendente el descubrimiento de planetas extrasolares en órbitas de alta excentricidad, tal como el caso de 70 Vir b, con $e = 0.40$ (Marcy & Butler 1996b). En contraste, Júpiter y Saturno tienen $e \approx 0.05$, e incluso las excentricidades orbitales de Mercurio ($e \approx 0.21$) y Plutón ($e \approx 0.25$) son pequeñas en comparación. De acuerdo con la teorías de formación planetaria previa a los descubrimientos de planetas extrasolares, se hubiera esperado que los planetas extrasolares también se encontraran en órbitas aproximadamente circulares, debido a que ellos se forman en un disco cir-

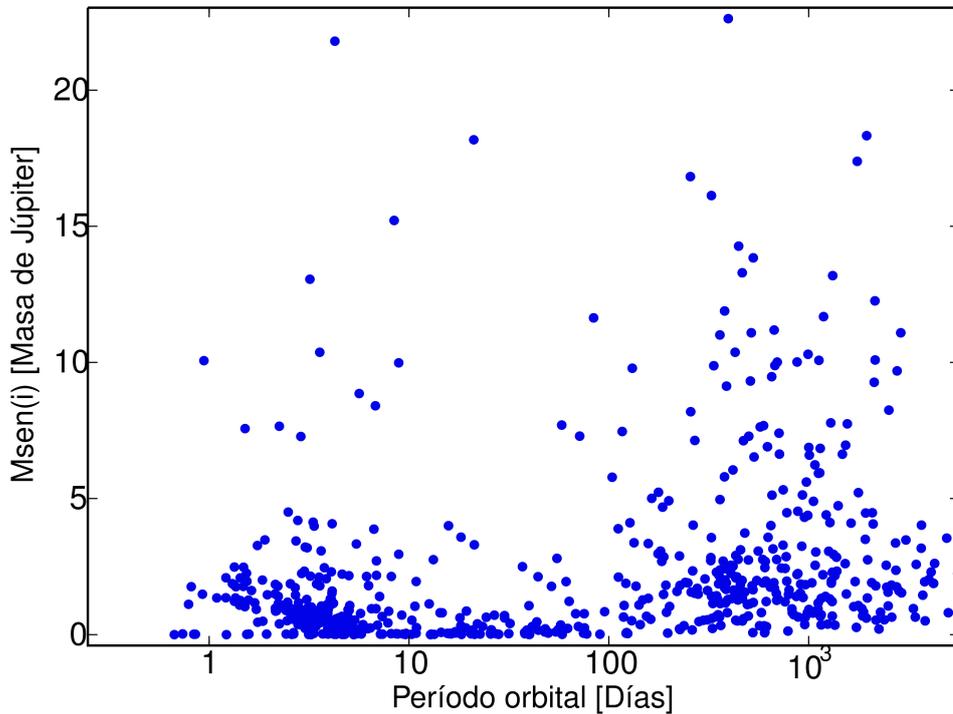


Figura 1.10: Diagrama masa-período para los planetas extrasolares conocidos orbitando estrellas de secuencia principal hasta diciembre de 2014. Extraído de exoplanets.org.

cunestelar, y la disipación en ese disco debería llevar a la circularización de las órbitas.

Luego del descubrimiento de 70 Vir b se han detectado ejemplos aún más extremos tal como HD 89744 b con $e = 0.7$ (Korzennik et al. 2000) y HD 80606 b con $e = 0.927$ (Naef et al. 2001). Las curvas de velocidad radial de las órbitas excéntricas se desvían fuertemente de las variaciones sinusoidales de las órbitas circulares. Esta característica hace fácil distinguir compañeras planetarias de otras fuentes de *jitter* de velocidad radial. En la Figura 1.11 se muestra la excentricidad orbital vs. el período orbital de los planetas extrasolares conocidos hasta 2007 junto con las mismas cantidades para cinco de los planetas del sistema solar y binarias estelares (Udry & Santos 2007). La distribución de excentricidades para la muestra completa de planetas actuales no difiere de los descubiertos hasta 2007. Algunas propiedades de la distribución de parámetros orbitales son las siguientes (Udry & Santos 2007; Perryman 2011):

- Los planetas de corto período tienen excentricidades orbitales bajas ($e \lesssim 0.1$ para $P \lesssim 10$ días).
- Para períodos más largos ($P \gtrsim 6$ días), las excentricidades grandes son bastante comunes abarcando el rango 0–0.93, con una mediana de 0.3.
- Existe, además, una clase de planetas de largo período que están en órbitas aproximadamente circulares.

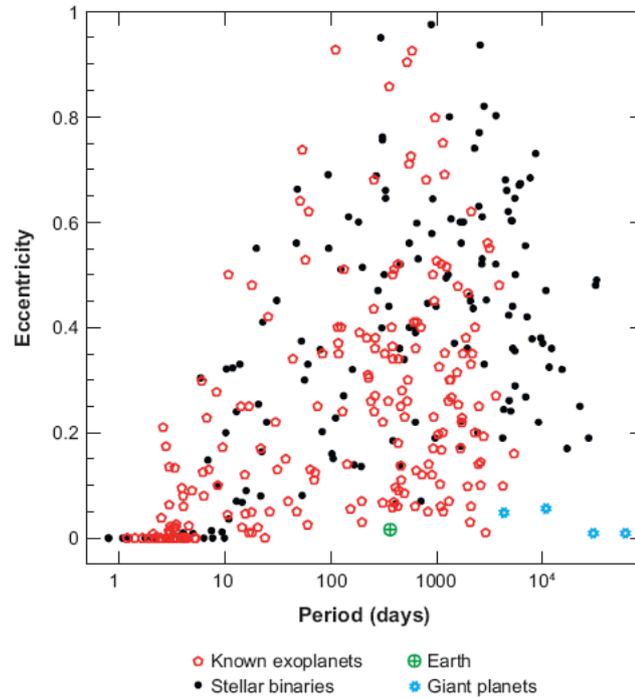


Figura 1.11: Diagrama período-excentricidad para los planetas extrasolares detectados por VR hasta 2007 (pentágonos) en comparación con las binarias estelares (círculos llenos) y los planetas del sistema solar. Tomado de (Udry & Santos 2007).

- Los diagramas excentricidad-período para binarias estelares y planetas parecen ser muy similares.
- Los planetas gigantes en el sistema solar tienen excentricidades pequeñas, pero no son inusuales.

Se han propuesto varios mecanismos para explicar el origen de las órbitas excéntricas: interacción gravitacional entre varios planetas gigantes en sistemas multiplanetarios (ver por ej., Chiang & Murray 2002); interacción entre los planetas gigantes y planetesimales en las etapas tempranas de la formación (ver por ej., Murray et al. 1998); interacción con el disco gaseoso (Goldreich & Sari 2003); o la influencia secular de cuerpos adicionales de paso, no ligados (Zakamska & Tremaine 2004) o compañeras ligadas en el sistema (ver por ej., Wu & Murray 2003). Es interesante que en el caso de este último mecanismo, cuatro de los planetas con las excentricidades más extremas orbitan componentes de sistemas múltiples (HD 20782, HD 4113, HD 156846, HD 80606). Sin embargo, hasta la fecha, ninguno de estos mecanismos que producen alta excentricidad por separado han sido capaces de reproducir la distribución de excentricidad observada.

1.4. Propiedades de las estrellas huéspedes

Varios investigadores han buscado correlaciones entre la presencia de planetas y las propiedades estelares tales como composición química, masa, edad y actividad, entre otras. Estas correlaciones podrían indicar los requisitos necesarios para formar planetas o en su lugar ser el subproducto de la formación planetaria. A continuación discutimos algunas de las tendencias más importantes.

1.4.1. Metalicidad de las estrellas huéspedes

Casi dos décadas atrás, Gonzalez (1997) mostró por primera vez evidencia de una correlación entre la metalicidad estelar y la presencia de planetas, sugiriendo que las estrellas con planetas gigantes eran sistemáticamente más ricas en metales comparadas con las estrellas de tipo solar en el Vecindario Solar. Este resultado inicial fue posteriormente confirmado a partir del estudio homogéneo de grandes muestras de estrellas con planetas y estrellas de control sin planetas (Santos et al. 2004; Fischer & Valenti 2005; Ghezzi et al. 2010b), por lo que actualmente está ampliamente aceptado que las estrellas de secuencia principal FGKM que albergan planetas gigantes son, en promedio, más ricas en metales que las estrellas sin planetas detectados.

Dado que en los espectros de tipo solar las líneas de hierro son muy numerosas se usa la abundancia de hierro, expresada como $[\text{Fe}/\text{H}]^4$, como indicador de la metalicidad estelar. En el panel derecho de la Figura 1.12 se muestra la distribución de $[\text{Fe}/\text{H}]$ junto con el histograma de frecuencias acumuladas construídos para 119 estrellas con planetas (línea a trazos) y 94 estrellas de control sin planetas detectados (línea continua). La diferencia promedio entre la metalicidad de las dos muestras es ~ 0.20 dex y la prueba de Kolmogorov-Smirnov indica, con un alto nivel de confianza ($\sim 10^{-9}$), que las muestras no pertenecen a la misma población (Santos et al. 2004; Ghezzi et al. 2010b).

Más aún, se ha encontrado que la probabilidad de que una dada estrella albergue planetas gigantes aumenta fuertemente con su metalicidad, tal como se puede ver en el panel derecho de la la Figura 1.12. Esto es lo que se conoce como *correlación planeta-metalicidad*. Fischer & Valenti (2005) y Santos et al. (2005) han calculado la frecuencia relativa de estrellas con planetas en cada intervalo de metalicidad usando sus respectivas muestras de control, y encontraron que la incidencia es casi el 25 % para $[\text{Fe}/\text{H}] > +0.3$, y menor que el 3 % para estrellas con $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.5$. En el rango $-0.5 < [\text{Fe}/\text{H}] < +0.5$, para estrellas de secuencia principal de tipo FGK, estos autores expresan la probabilidad de formación de un planeta gigante con con periodo orbital $P < 4$ años y

⁴La abundancia relativa de un elemento X se define en función de la composición química solar como: $[\text{X}/\text{H}] = \log \left(\frac{N_X}{N_H} \right)_* - \log \left(\frac{N_X}{N_H} \right)_\odot$; donde N_X y N_H representan el número de átomos del elemento X y el hidrógeno por unidad de volumen respectivamente.

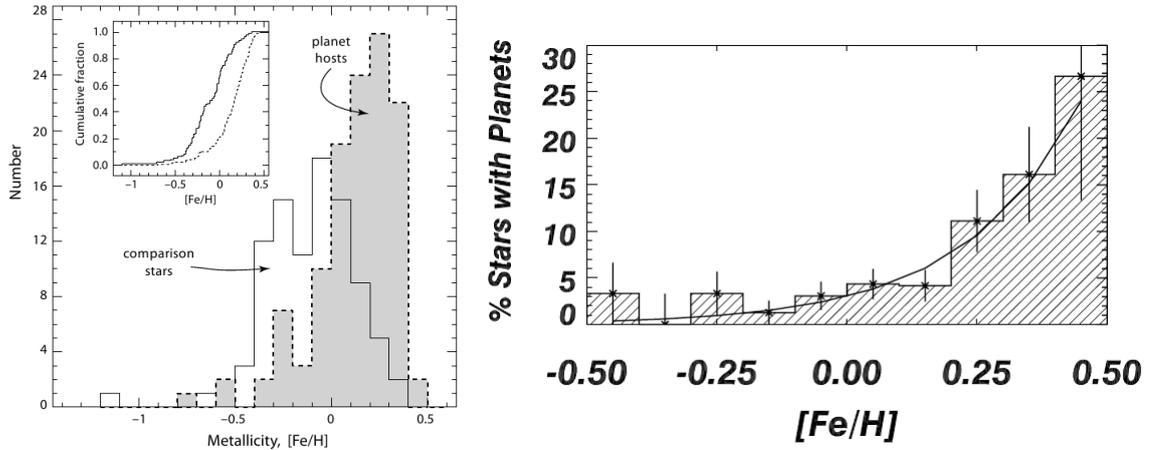


Figura 1.12: *Panel izquierdo*: Distribución de $[\text{Fe}/\text{H}]$ para 119 estrellas con planetas (línea punteada, histograma sombreado) y para una muestra de control de 94 estrellas (línea continua, histograma vacío). La diferencia promedio de metalicidad entre las dos muestras es de 0.24 dex. En la figura interna se grafican los histogramas de frecuencias acumuladas para estas dos muestras. Tomado de Santos et al. (2005). *Panel derecho*: Porcentaje de estrellas con planetas detectados entre la muestra de 850 estrellas del relevamiento de VR de los observatorios Keck+Lick+AAT en función de la metalicidad estelar. Tomado de Fischer & Valenti (2005).

amplitud $K > 30$ m/s, alrededor de una estrella de metalicidad $[\text{Fe}/\text{H}]$ como:

$$P(\text{planeta}) = 0.03 \times 10^{2.0[\text{Fe}/\text{H}]}, \quad (1.9)$$

y puesto que $[\text{Fe}/\text{H}] = \log \left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right)_{\star} - \log \left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right)_{\odot}$ (ver nota al pie 4), la correlación entre la frecuencia planetaria y la metalicidad estelar puede ser expresada como una ley de potencia:

$$P(\text{planeta}) = 0.03 \left[\frac{N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}}}{(N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}})_{\odot}} \right]^2. \quad (1.10)$$

Así, la metalicidad parece tener un rol crucial en la formación y/o evolución de los planetas, al menos para planetas gigantes detectados por velocidad radial alrededor de estrellas de secuencia principal FGKM. Sin embargo, estos resultados no implican que los planetas gigantes no se puedan formar alrededor de estrellas pobres en metales sino que la probabilidad de su formación es menor (Rice & Armitage 2003; Ida & Lin 2004). De hecho, en el panel derecho de la Figura 1.12 se puede notar que para el $[\text{Fe}/\text{H}] < 0$, la frecuencia de planetas se mantiene relativamente constante en función de la metalicidad estelar (Santos et al. 2004).

La correlación planeta-metalicidad parecería no estar presente o incluso podría haber una anticorrelación para planetas de menor masa, como planetas del tipo de Neptuno

o Super-Tierras (Udry & Santos 2007; Sousa et al. 2008; Bouchy et al. 2009; Ghezzi et al. 2010b; Johnson & Apps 2009; Mayor et al. 2011; Buchhave et al. 2012; Neves et al. 2013). Las estrellas que únicamente albergan planetas con la masa de Neptuno o menores reportadas hasta ahora, muestran una distribución plana.

Vale la pena remarcar que una fracción importante ($\sim 40\%$) de los planetas de baja masa ha sido descubierta alrededor de enanas M. Las metalicidades de las estrellas M no son fáciles de medir a partir de las técnicas espectroscópicas estándares debido a la presencia de numerosas bandas moleculares complejas que no permiten identificar fácilmente el nivel de continuo estelar. Es por ello que la correlación planeta-metalicidad, en este tipo de estrellas, se ha determinado principalmente a partir del uso de calibraciones fotométricas de banda ancha (Bonfils et al. 2005a; Johnson & Apps 2009; Schlafman & Laughlin 2010) y calibraciones espectroscópicas en las bandas H y K del infrarrojo cercano (Rojas-Ayala et al. 2010, 2012; Terrien et al. 2012), con errores ligeramente mayores a los obtenidos por las técnicas espectroscópicas estándares en la región del óptico. Sin embargo, análisis homogéneos que no han utilizado estrellas M, parecen confirmar las tendencias globales (Ghezzi et al. 2010b).

Curiosamente, recientemente Jenkins et al. (2013) han sugerido que planetas de masa baja serían menos frecuentes alrededor de estrellas de alta metalicidad. Más aún, estos autores muestran que existe un límite inferior en el régimen de muy alta metalicidad donde, hasta el momento, no se han descubierto planetas de masa baja en comparación con el régimen de metalicidad subsolar. Como veremos en la sección 1.6, todos estos resultados observacionales tienen importantes implicancias para los modelos de formación planetaria.

Origen de la correlación planeta-metalicidad

El origen del “exceso” de metalicidad en las estrellas de secuencia principal con planetas gigantes ha sido materia de un fuerte debate en la última década, sin alcanzar un consenso absoluto hasta el momento. Para explicar las causas de este exceso se han propuesto dos hipótesis principales conocidas como *origen primordial* y *acreción o auto-enriquecimiento*. Estos dos mecanismos dejarían distintas marcas o huellas en las estrellas huéspedes por lo que, en principio, sería posible realizar diferentes análisis observacionales para ponerlos a prueba. A continuación describimos con más detalle ambos escenarios y discutimos algunas de las evidencias observacionales y teóricas con las que se cuenta.

Origen primordial: De acuerdo a esta hipótesis la alta metalicidad observada en las estrellas con planetas gigantes representa la composición química original de la nube protoestelar a partir de la cual se formó el sistema. Así, mientras mayor sea la metalicidad de la nube primordial, mayor proporción de polvo/gas habría en el disco protoplanetario, lo que facilita la condensación y acelera la formación de núcleos planetarios sólidos para comenzar, luego, la acreción de gas antes de que el gas del

disco se disipe (Pollack et al. 1996). De este modo, en este escenario la estrella huésped debería ser rica en metales a lo largo de todo su radio. El corte en la distribución de metalicidad de las estrellas con planetas en $[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0.5$ (Figura 1.12) representa el límite superior de las metalicidades en el Vecindario Solar.

Observacionalmente, la probabilidad de formar un planeta gigante es proporcional al cuadrado del número de átomos de Fe (Ecuación 1.10). Puesto que la tasa de colisiones de partículas es similarmente proporcional al cuadrado del número de partículas, se sugiere que hay una conexión física entre la tasa colisional de las partículas de polvo en el disco primordial y la tasa de formación de planetas gigantes (Fischer & Valenti 2005). Este resultado apoya la idea de que la alta metalicidad de las estrellas con planetas gigantes es de origen primordial. Más aún, basándose en el modelo de acreción de núcleo, varios investigadores han logrado reproducir la distribución de planetas gigantes en función de la metalicidad estelar (ver Sección 1.6).

Las estrellas del tipo T Tauri, en particular la clase WTTS (*Weak-line T Tauri Star*), son estrellas de pre-secuencia principal de baja masa con edades menores a los ~ 20 millones de años. Cerca de la mitad de ellas tienen discos protoplanetarios residuales en los que se podría estar llevando a cabo la formación planetaria. De esta manera, en base al escenario de origen primordial, sería esperable que existan estrellas jóvenes T Tauri en regiones de formación estelar cercanas de alta metalicidad. Sin embargo, hasta el momento varios estudios no han tenido éxito en encontrar evidencia de alta metalicidad en este tipo de objetos (Padgett 1996; James et al. 2006; Santos et al. 2008; D’Orazi et al. 2011; Jofré et al. 2012), lo cual plantea un desafío para esta hipótesis.

Auto-enriquecimiento o acreción: La explicación alternativa supone que la alta metalicidad de las estrellas con planetas es el resultado de la contaminación de la capa superficial convectiva estelar debido a la acreción de material rico en metales (pobre en H y He), tal como planetesimales, cometas, asteroides y planetas rocosos. Esta contaminación estelar sería inducida por el proceso de formación planetaria en sí mismo (Laughlin & Adams 1997; Gonzalez & Vanture 1998; Smith et al. 2001; Murray & Chaboyer 2002), ya sea por planetas rocosos que terminaron su proceso de migración directamente sobre la estrella o por planetesimales o planetas dispersados por interacciones gravitatorias con otros planetas hacia órbitas de impacto con la estrella. En este escenario la alta metalicidad estaría confinada sólo a la zona convectiva estelar externa.

Actualmente sabemos que el Sol ha acregado material rico en metales. Incluso hoy en día, las sondas espaciales de observación solar (SOHO, STEREO, etc) muestran cometas colisionando con el Sol. Se ha estimado que la acreción de media masa terrestre de hierro sobre el Sol habría incrementado su metalicidad por 0.017 dex (Murray et al. 2001; Ford et al. 1999). Las simulaciones realizadas por Winter et al. (2007), que emplean la inyección de planetesimales rocosos como mecanismo para el aumento de la metalicidad, requieren de un compromiso entre la época de existencia de planetesimales, el tiempo de la migración planetaria y la época de la disminución de la

capa convectiva superficial estelar. Esto último es especialmente importante para que la acreción sea eficiente en aumentar la metalicidad, puesto que si la capa convectiva es demasiado grande cualquier contaminación exterior es diluída por el material primordial del interior estelar.

Si bien varios autores consideran que el auto-enriquecimiento sucede luego que las estrellas han llegado a la secuencia principal donde sus capas convectivas alcanzan un mínimo, otros autores afirman que durante esta etapa no queda mucha cantidad de planetesimales como para provocar un exceso medible (de La Reza et al. 2004; Winter et al. 2007). En cambio, se ha sugerido que la “ventana de oportunidad” podría estar entre los 20 y 30 millones de años, edades que se corresponderían con la etapa de estrellas post-T Tauri⁵ donde las estrellas han comenzado a reducir sus capas convectivas y hay suficiente material para ser acretado (de La Reza et al. 2004; Winter et al. 2007). Winter et al. (2007) simularon la interacción de un planeta migrante de $0.1 M_{\text{Jup}}$ con un disco de planetesimales interior a su órbita y encontraron que la caída de planetesimales sobre la estrella puede provocar un enriquecimiento de 0.18 dex, valor que coincide aproximadamente con el exceso encontrado en las estrellas de secuencia principal con planetas gigantes.

Otra prueba interesante para este escenario se basa en la reducción significativa que tiene el tamaño de la zona convectiva de estrellas FGK de secuencia principal con la masa estelar (o temperatura efectiva). De esta forma, cualquier contaminación de la atmósfera estelar por material acretado debería afectar más a las estrellas calientes que a las estrellas más frías, ya que la zona convectiva actúa como medio de dilución del material acretado. Pinsonneault et al. (2001) realizaron simulaciones que muestran que la acreción de $\sim 10 M_{\oplus}$ elevaría la metalicidad de una enana G a $[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0.3$ dex. Sin embargo, la misma cantidad incrementaría la metalicidad de una enana de tipo F en $[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0.6$ dex. Teniendo en cuenta estas predicciones, varios estudios buscaron una variación de la envolvente superior en la distribución de metalicidad en función de la temperatura o masa estelar para distintas muestras de estrellas con planetas y estrellas de control. Sin embargo, la mayoría de los estudios no encontraron evidencia clara de la existencia de dicha correlación al analizar grandes muestras de estrellas con planetas (Pinsonneault et al. 2001; Santos et al. 2001, 2004; Fischer & Valenti 2005).

No obstante, se ha sugerido que la situación podría ser más compleja debido a la existencia de zonas de mezclado extra más allá del límite formal de la zona convectiva. Además, la variación del tamaño de la zona convectiva con la masa estelar no se conoce con precisión, por lo que tales variaciones serían difíciles de detectar en las estrellas de secuencia principal (Vauclair 2004; Pasquini et al. 2008). Sin embargo, una posible señal de enriquecimiento metálico podría haber sido detectada por de La Reza et al. (2004). Estos autores analizaron una muestra de estrellas WTTS G y K, pertenecientes a dos asociaciones de 20 y 30 millones de años (GAYA2 y GAYA1), y encontraron que

⁵La clase post-T Tauri utilizada por de La Reza et al. es equivalente al tipo WTTS.

las estrellas G tienen mayor metalicidad en comparación con las estrellas K, que tienen masas menores y por lo tanto zonas convectivas más grandes.

Otro tipo de prueba para detectar señales de auto-enriquecimiento consiste en buscar diferencias químicas entre las componentes de pares de movimiento propio común (binarias con grandes separaciones) que presumiblemente se formaron juntas a partir de la misma nube molecular con la misma composición química. Este tipo de estrellas está lo suficientemente separadas en el cielo por lo que es posible tomar espectros de cada una sin contaminación de su compañera. Se ha sugerido al auto-enriquecimiento como causa de la anomalía química entre las componentes 16 Cyg A y 16 Cyg B (que alberga un planeta), las cuales tienen abundancias muy diferentes de hierro y litio (Gonzalez & Vanture 1998; Laws & Gonzalez 2001). Posteriormente otros autores (Desidera et al. 2004, 2006; Luck & Heiter 2006) estudiaron más de 50 nuevos sistemas, pero los resultados son contradictorios y, por lo tanto, las implicancias para las diferencias reportadas permanecen poco claras.

En el caso de auto-enriquecimiento, también se puede esperar que las estrellas huéspedes presenten sobreabundancias de elementos que se supone no deberían existir en las estrellas en grandes cantidades, pero sí en los planetas y material planetario. Este es el caso del ${}^6\text{Li}$, el que es destruido a una temperatura relativamente baja en los interiores estelares, 2×10^6 K y, por lo tanto, los modelos estándares predicen que no debería estar presente en las atmósferas de estrellas normales de tipo solar. Simulaciones hidrodinámicas muestran que planetas del tipo de Júpiter que caen sobre estrellas con $1.0 M_{\odot} < M_{\star} < 1.3 M_{\odot}$ son parcial o totalmente disueltos en las zonas convectivas estelares y así podrían modificar la composición química estelar (Sandquist et al. 1998). Esta acreción depositaría particularmente el isótopo ${}^6\text{Li}$ (Sandquist et al. 2002). Inicialmente se reportaron excesos de ${}^6\text{Li}$ en HD 82943 (Israelian et al. 2001) y 59 Vir (Fuhrmann 2004), sugiriendo la caída de material del tipo planetario. Sin embargo, otros estudios no confirmaron la detección de ${}^6\text{Li}$ en HD 82943 (Reddy et al. 2002b; Israelian et al. 2003; Ghezzi et al. 2009) ni tampoco en otras 4 estrellas con planetas (Ghezzi et al. 2009), por lo que los resultados actuales no sugieren signos de acreción masiva en las estrellas con planetas (Santos et al. 2010).

Por otro lado, observaciones astrosismológicas⁶ de la estrella con planetas rica en metales, μ Ara, sugieren que podría existir un gradiente en metalicidad a lo largo de su radio inducido por la acreción de material rico en metales (Bazot et al. 2005). Sin embargo, estos autores advierten que se necesitan más observaciones en virtud del tamaño de los errores obtenidos.

Finalmente, se ha sugerido que los elementos pesados que son incorporados a la zona convectiva estelar, en un escenario de auto-enriquecimiento, se hundirían hacia el interior estelar por un mecanismo complejo de difusión doble llamado *convección*

⁶La astrosismología o sismología estelar, es una técnica que estudia la estructura interna de las estrellas analizando la frecuencia de oscilación observadas con predicciones teóricas basadas en modelos de evolución estelar. De esta manera se puede obtener información de distintas profundidades.

*termohalina*⁷. De acuerdo con las simulaciones de Garaud (2011) el material que es acretado sobre la fotosfera estelar no puede permanecer en la superficie estelar mucho tiempo: desde $\sim 10^9$ años para una estrella de $1.3 M_{\odot}$ hasta 10 millones de años para una estrella $1.5 M_{\odot}$. De esta manera, el exceso de metalicidad sería completamente diluído dentro de la zona radiativa, e incluso si algo de material pudiera permanecer en las superficie, este sería muy pequeño para ser detectado (Garaud 2011; Théado & Vauclair 2012).

Con argumentos observacionales y teóricos a favor y en contra de cada hipótesis, la causa de la correlación planeta-metalicidad continúa siendo debatida, proponiéndose también escenarios mixtos o incluso nuevos mecanismos (Gonzalez 2006; Quirrenbach 2006; Perryman 2011).

1.5. Estrellas evolucionadas con planetas

El estudio de planetas alrededor de estrellas de masa intermedia ($M_{\star} \sim 1.2\text{--}5 M_{\odot}$) brinda información importante para entender el impacto de la masa estelar en los modelos de formación y evolución planetaria. La existencia de estos planetas limitaría la escala de tiempo de la formación planetaria, puesto que tanto los tiempos de vida de las estrellas huéspedes en la secuencia principal ($\sim 1 \times 10^9$ años para $2 M_{\odot}$ y $< 1 \times 10^8$ años para $5 M_{\odot}$) como los de sus discos circundantes (menor a unos pocos millones de años, Haisch et al. 2001) pueden ser tan cortos como las escalas de tiempo críticas del modelo de acreción de núcleo (ver Sección 1.6). El modelo de inestabilidad gravitacional también puede ser puesto a prueba debido a su escala de formación más corta (ver Sección 1.6).

Sin embargo, el número de estrellas de secuencia principal monitoreadas por los relevamientos Doppler disminuye para masas estelares mayores a $\sim 1.2 M_{\odot}$ puesto que se hace cada vez más difícil obtener VRs de alta precisión en estrellas más tempranas que $\sim F5\text{--}F7$. Estas estrellas tienen altas temperaturas superficiales lo cual disminuye el número de líneas espectrales para medir los corrimientos Doppler y, usualmente, estas líneas están ensanchadas y superpuestas debido a la alta rotación estelar. Además, hay un aumento del ruido en VR o *jitter* que incluso puede imitar la señal de compañeras planetarias (Saar & Donahue 1997; Saar et al. 1998; Wright 2005). Galland et al. (2005b) encuentran que la precisión Doppler para estrellas tempranas de secuencia principal es del orden de 40 m s^{-1} para una estrella F5V, y $90\text{--}200 \text{ m s}^{-1}$ para las estrellas A tempranas. A pesar de estas dificultades, en los últimos años a partir de

⁷Este es un proceso bien conocido en el campo de la oceanografía, que está relacionado con la difusión de las partículas de sal en el agua fresca. En el caso estelar, el mecanismo podría resumirse de la siguiente manera: las burbujas de material enriquecido en metales comienza a hundirse en la zona convectiva e intercambiar calor y elementos pesados con su entorno. Puesto que los elementos químicos se dispersan más lentamente que el calor, las burbujas continúan cayendo hasta que son completamente destruídas creando estructuras que se conocen como “dedos metalicos” (Vauclair 2004).

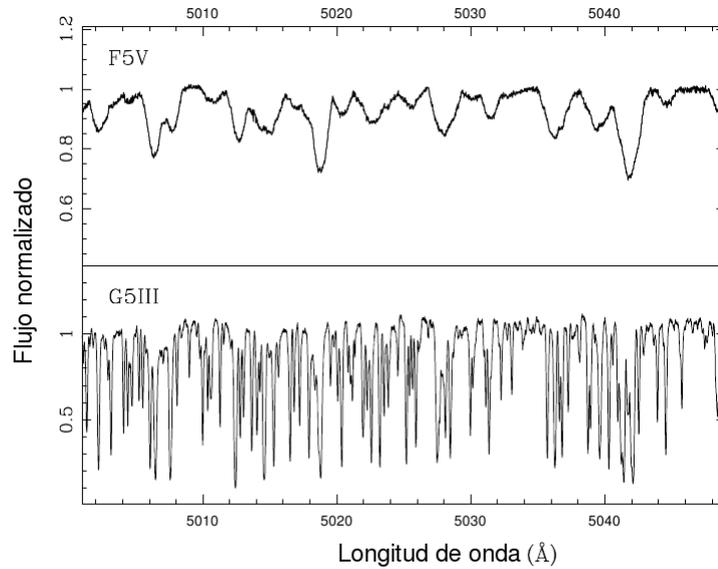


Figura 1.13: Porción del espectro de una estrella de secuencia principal de tipo F5 (panel superior) y de una gigante de tipo G5 (panel inferior). Ambas estrellas tienen masas similares. Adaptado de Jones (2013).

la obtención de gran un número de observaciones y técnicas complejas de medición de VR, ha sido posible la detección de un grupo reducido de compañeras subestelares (~ 10) alrededor de estrellas A-tempranas (Galland et al. 2005a, 2006; Desort et al. 2008; Lagrange et al. 2009; Borgniet et al. 2014).

Una forma de llevar a cabo relevamientos Doppler de búsqueda de planetas alrededor de estrellas más masivas consiste en la observación de estrellas evolucionadas tal como subgigantes y gigantes⁸. A medida que las estrellas evolucionan fuera de la secuencia principal se enfrían y rotan más lento que sus progenitores de secuencia principal⁹, dando lugar a una gran cantidad de líneas de absorción útiles para medir VR con una precisión de $\sim 5\text{--}7\text{ m s}^{-1}$ para estrellas subgigantes (Fischer & Valenti 2005; Johnson et al. 2007b) y de $15\text{--}20\text{ m s}^{-1}$ para estrellas gigantes (Setiawan et al. 2004; Hekker et al. 2006; Sato et al. 2008). De esta manera se logran superar las limitaciones de la observación de estrellas masivas de secuencia principal. En la Figura 1.13 se muestra una porción de un espectro observado de una estrella de secuencia principal de tipo F5 (panel superior) y de una gigante K (panel inferior), ambas con masas similares. Puede verse claramente la gran cantidad de líneas de absorción angostas útiles para medir VR de precisión en la estrella evolucionada en comparación con el número escaso de líneas ensanchadas en el espectro de la estrella temprana de secuencia principal.

Actualmente existen varios programas Doppler de búsqueda de planetas alrededor

⁸En el apéndice A se proporcionan los lineamientos básicos de la evolución de post-secuencia principal, con particular énfasis en las etapas de subgigante y gigante.

⁹La reducción en la velocidad de rotación es el resultado de la expansión del radio estelar como también de un eficiente proceso de frenado magnético (Gray 1989; do Nascimento et al. 2000).

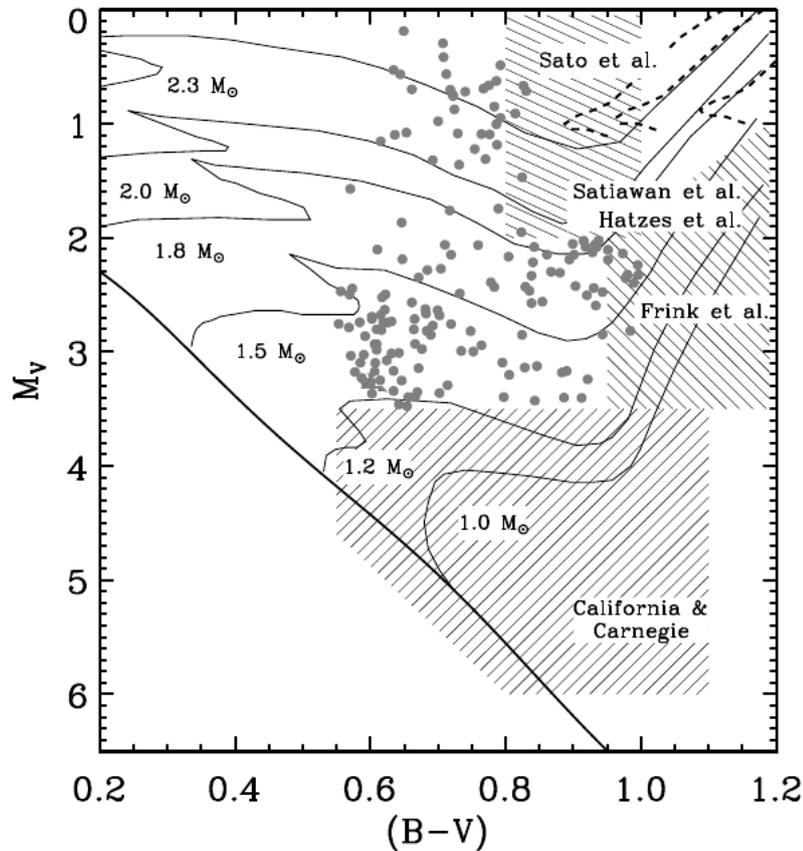


Figura 1.14: Diagrama HR que ilustra algunos de los relevamientos de búsqueda de planetas mediante VR alrededor de estrellas evolucionadas. Los puntos corresponden a las subgigantes del programa de Johnson et al. (2006). Ver texto para más detalles. Adaptado de Johnson et al. (2006).

de estrellas evolucionadas de masa intermedia (ver Tabla 1.2). En el diagrama HR representado en la Figura 1.14 se muestran las regiones relevadas por algunos de estos programas, junto con las trayectorias evolutivas de Girardi et al. (2002) asumiendo metalicidad $[\text{Fe}/\text{H}]=0.0$. La combinación de los primeros resultados de estos relevamientos de VR con aquellos dados por el monitoreo de estrellas de secuencia principal FGK y las enanas M, sugieren que la masa estelar parece tener una influencia en la frecuencia de planetas gigantes (Laws et al. 2003; Lovis & Mayor 2007; Johnson et al. 2007b, 2010a). En particular, Johnson et al. (2010a) analizaron la fracción de planetas gigantes en el rango de masas entre $\sim 0.2 M_{\odot}$ y $1.9 M_{\odot}$. Tal como se puede ver en la Figura 1.15, los resultados sugieren que la frecuencia planetaria se incrementa con la masa estelar ($f \propto M_{\star}$) caracterizada por un incremento desde 3% para las enanas M ($0.5 M_{\odot}$) hasta un 14% alrededor de las progenitoras A ($2 M_{\odot}$) de metalicidad solar. Esta relación tiene también importantes implicaciones para los modelos de formación planetaria (ver Sección 1.6). A continuación discutimos los relevamientos de búsqueda alrededor de estrellas subgigantes y gigantes, y algunos de los resultados obtenidos más

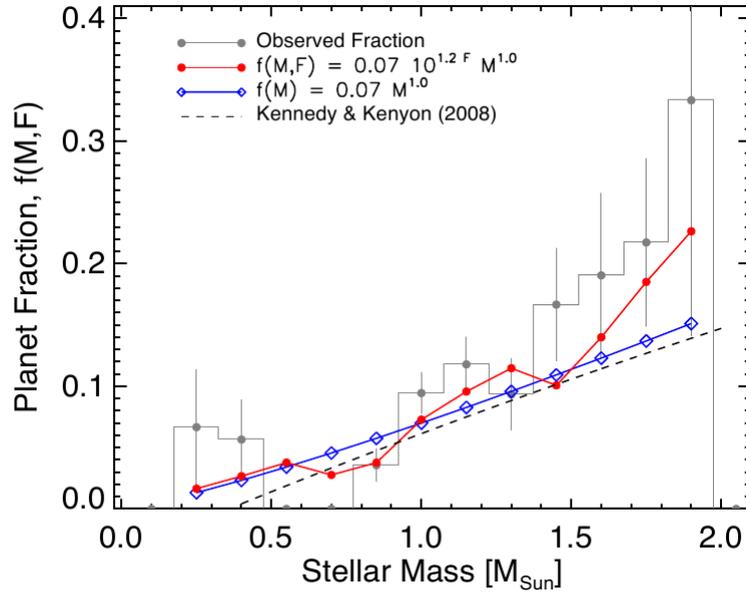


Figura 1.15: Fracción de planetas ($f \equiv N_{planetas}/N_{estrellas}$) en función de la masa de estelar para la muestra analizada por Johnson et al. (2010a).

importantes.

1.5.1. Subgigantes

Las estrellas subgigantes ofrecen una región favorable del diagrama HR para búsqueda de planetas por la técnica Doppler, debido a que tienen velocidades de rotación bajas ($v \text{sen } i \lesssim 5 \text{ km s}^{-1}$) y niveles de *jitter* típicos de $\sim 5 \text{ m s}^{-1}$, que son sólo un factor 2 más grande que los de las enanas G (Wright 2005) y significativamente más bajos que los $\sim 20 \text{ m s}^{-1}$ típicos de las gigantes K (Hekker et al. 2006). El relevamiento de búsqueda de planetas más grande alrededor de este tipo de estrellas comprende alrededor de 150 subgigantes con $V < 7.6 \text{ mag}$; $2 < M_V < 3.5$; y $0.55 < B-V < 1.0$; seleccionadas del catálogo Hipparcos (Johnson et al. 2006). Las progenitoras de secuencia principal de estas estrellas corresponden a tipos espectrales $\sim F5-A0$, lo que implica que el rango de masas estudiado está entre ~ 1.2 y $\sim 2.5 M_{\odot}$. Hasta el momento, este monitoreo ha reportado más de 30 planetas (Johnson et al. 2006, 2007b, 2008, 2010c,b; Harakawa et al. 2010), que sumados a los planetas descubiertos por otros programas, lleva el número actual de subgigantes con planetas a ~ 45 .

El estudio de las subgigantes, además de proveer información importante acerca del rol de la masa en la formación planetaria, también permite estudiar el origen de la correlación planeta-metalicidad. A medida que una estrella deja la secuencia principal e ingresa en la rama de las subgigantes, su zona convectiva superficial (ZC) crece dramáticamente mezclándose con las capas más profundas (ver apéndice A). Así, si el exceso de metalicidad observado en las estrellas de secuencia principal con planetas

gigantes es resultado de la acreción de material rico en metales, entonces el exceso de metalicidad sería diluído y las subgigantes deberían mostrar sistemáticamente menor metalicidad. Más aún, debido a que la ZC cambia en un factor 10–100 entre las partes caliente y fría de la rama de las subgigantes, debería observarse un gradiente en la distribución de $[\text{Fe}/\text{H}]$ con la temperatura efectiva mucho más evidente de lo que podría esperarse en estrellas de secuencia principal (Pasquini et al. 2007, 2008).

Murray et al. (2001), encontraron evidencia de una metalicidad promedio más baja en 19 estrellas de la *laguna de Hertzsprung* ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.2$) en relación a la metalicidad promedio de una muestra de 466 estrellas de secuencia principal ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.09$) y atribuyeron esta diferencia a la acreción de hasta $0.6 M_{\oplus}$ sobre la superficie de las enanas. En contraste, Fischer & Valenti (2005) no hallaron evidencia de menor metalicidad en su muestra de 9 subgigantes con planetas. Estas tienen una metalicidad promedio de 0.35 dex, mientras que la metalicidad promedio de aquellas sin planetas es de -0.35 dex y tampoco se evidenció un gradiente de $[\text{Fe}/\text{H}]$ con la temperatura efectiva. Resultados similares fueron reportados por Ghezzi et al. (2010a).

1.5.2. Gigantes

Varios trabajos han mostrado que las estrellas gigantes son intrínsecamente más activas que las estrellas de tipo solar (ver por ej., Hekker et al. 2006; Sato et al. 2005), lo cual puede dificultar el análisis de VR. Las gigantes K tienen variaciones de VR de 30–100 m s^{-1} en escalas de tiempo desde unos pocos días (Smith et al. 1987; Hatzes & Cochran 1994, 1996; Setiawan et al. 2003) a varios cientos o miles de días (Walker et al. 1989; Hatzes & Cochran 1993, 1999; Setiawan et al. 2003). La variabilidad de menor escala temporal sería provocada por pulsaciones u oscilaciones de tipo solar (Hatzes & Cochran 1994; Frandsen et al. 2002), mientras que las de larga escala podrían ser provocadas por modulación rotacional (actividad superficial) o compañeras subestelares (Hatzes & Cochran 1994).

Por otro lado, Horner (1996) encontró que las VRs de varias gigantes G-tardías y K-tempranas eran estables a un nivel de $\sim 25 \text{ m s}^{-1}$. Resultados similares fueron encontrados por Frink et al. (2001) analizando 86 gigantes K que fueron observadas durante un año. Posteriormente, Sato et al. (2005) mostraron que las gigantes G-tardías con $B-V < 1.0$ tienen dispersiones en VR del orden de $\sigma \sim 10 \text{ m s}^{-1}$ mientras que aquéllas con $B-V > 1.0$ tienen $\sigma \sim 20 \text{ m s}^{-1}$. Hekker et al. (2006) encontraron valores similares para las gigantes K. Más aún, Henry et al. (2000) mostraron que el porcentaje de gigantes variables es mínimo para las G-tardías con $0.8 < B-V < 1.0$, a partir de un seguimiento fotométrico de 187 gigantes G–M. Estos resultados observacionales sugieren que las gigantes más estables son aquéllas del tipo G-tardías y K-tempranas, tanto en velocidad radial como en fotometría (Sato et al. 2005). Este nivel de estabilidad es lo suficientemente bajo como para detectar planetas masivos en órbitas relativamente cercanas a sus estrellas centrales.

Tabla 1.2.: Relevamientos de búsqueda de planetas alrededor de estrellas evolucionadas por VR

Clase	Tipo	Observatorio/ Instrumento	N _{Obj}	Año de inicio	Referencia
Subgigantes	subgigantes	Lick+Keck	160	2005	Johnson et al. (2006)
	G/K/ <i>clump</i>	Lick+Keck	45	1999	Nidever et al. (2002)
	"	Lick-CAT	179	1999	Hekker et al. (2006)
	"	OA0-HIDES+Subaru	300	2001	Sato et al. (2003)
	G/K	Lick-Hamilton	86	2001	Frink et al. (2002)
	"	La Silla-FEROS	83	2001	Setiawan et al. (2003)
Gigantes	G/K	Tautenburg+HET	100	2001	Hatzes et al. (2005)
	G/K/ <i>clump</i> cúmulos	La Silla-HARPS	83	2003	Lovis & Mayor (2007)
	G/K/ <i>clump</i>	HET-HRS	1000	2004	Niedzielski et al. (2007)
	G/K	Tautenburg 2-m	62	2004	Döllinger et al. (2007)
	G/K/ <i>clump</i>	Xinglong+OA0	300	2005	Liu et al. (2008)
	G/K	SDSS III-MARVELS	1000	2008	Ge et al. (2009)
	G/K/ <i>clump</i>	BOA-BOES	62	2010	Han et al. (2010)
	G/K/ <i>clump</i>	La Silla-FEROS+CTIO	164	2010	Jones et al. (2011)

El primer planeta alrededor de una gigante se reportó en 2002 (Frink et al. 2002) y actualmente hay varios programas de VR (ver Tabla 1.2), monitoreando distintas regiones del diagrama HR (Figura 1.14): gigantes K (Frink et al. 2002; Hatzes et al. 2005; Döllinger et al. 2007; Lovis & Mayor 2007; Niedzielski et al. 2007; Jones et al. 2011) y gigantes GK del *clump* (Sato et al. 2003; Setiawan et al. 2003; Liu et al. 2008; Niedzielski et al. 2007). Las progenitoras de secuencia principal de todas estas estrellas corresponden a tipos espectrales G5V-B8V¹⁰ ($T_{\text{eff}} \sim 5500\text{--}12000\text{K}$) y masas entre ~ 0.9 y $5 M_{\odot}$. Los resultados de estos programas han dado hasta la fecha ~ 84 planetas detectados, incluyendo al menos 3 planetas en cúmulos abiertos (Lovis & Mayor 2007; Brucalassi et al. 2014), demostrando que los planetas realmente pueden formarse en estrellas de masa intermedia.

Al igual que en el caso de las subgigantes, la estructura interna de las estrellas gigantes puede ayudar a entender el origen de la correlación planeta-metalicidad observada en la secuencia principal. En general cuando una estrella de $\sim 1 M_{\odot}$ evoluciona para convertirse en una gigantes K, su ZC es del orden $0.7 M_{\odot}$ (Pasquini et al. 2007). Por lo tanto, se ha sugerido que si la alta metalicidad observada en las estrellas de secuencia principal estuviera confinada sólo a las capas superficiales, entonces sería fácilmente llevada a los valores de abundancia primordiales a medida que se profundiza la ZC (Pasquini et al. 2007, 2008). A pesar de que hay gran controversia respecto a la metalicidad de las estrellas gigantes con planetas (ver Capítulo 4), la mayoría de los estudios muestran que éstas son pobres en metales y no hay diferencia con aquellas gigantes sin planetas (Pasquini et al. 2007; Takeda et al. 2008; Ghezzi et al. 2010a), lo que daría apoyo a la hipótesis de auto-enriquecimiento. Sin embargo, otros estudios

¹⁰Recientemente se han reclasificado a las gigantes HD 208527 y HD 220074 como gigantes de tipo M, por lo que se han convertido en las primeras gigantes de este tipo en albergar planetas (Lee et al. 2013).

sugieren la posibilidad de que estas estrellas podrían ser primordialmente pobres en metales y han compensado esta baja metalicidad con la mayor masa de sus estrellas, asumiendo que éstas tienen discos protoplanetarios mucho más masivos (Ghezzi et al. 2010a; Mordasini et al. 2012, ver Sección 1.6).

1.5.3. Propiedades de los planetas alrededor de estrellas evolucionadas

En los últimos años, a medida que el número de planetas detectados alrededor de estrellas evolucionadas ha aumentado significativamente, han comenzado a emerger varias tendencias interesantes referidas a sus parámetros orbitales. A continuación discutimos algunas de las principales características.

Semieje mayor

Una de las características observadas más interesantes está relacionada con la distribución de distancias orbitales de los planetas alrededor de estrellas evolucionadas. En el panel izquierdo de la Figura 1.16 se muestra la masa estelar en función del semieje mayor de los planetas orbitando alrededor de subgigantes (triángulos), gigantes (cuadrados) y estrellas de secuencia principal (círculos vacíos). En contraste con las enanas de secuencia principal (ver también Figura 1.10), se puede notar la falta o “desierto” de planetas alrededor de estrellas gigantes con distancias orbitales menores a ~ 0.5 UA (~ 136 días, Johnson et al. 2007b; Sato et al. 2008, 2010; Niedzielski et al. 2009).

Se han propuesto varias explicaciones para esta carencia observada de planetas. Una de las posibilidades está relacionada con la evolución de la estrella. A medida que una estrella deja la secuencia principal y asciende a la rama de las gigantes rojas (RGB) ésta se expande sustancialmente. Debido a fuerzas de marea entre la estrella en expansión y el planeta, este último transfiere momento angular a la estrella, lo que puede provocar un decaimiento orbital acelerado, y terminar siendo engullido por la estrella evolucionada (Siess & Livio 1999). Se espera que la mayoría de los planetas sean acretados hacia el final de la RGB donde el radio estelar se hace más grande. Además, puesto que durante la fase de RGB el radio estelar depende fuertemente de su masa (a menor masa mayor radio, Villaver & Livio 2009) la distancia de supervivencia de los planetas (mínima distancia orbital para evitar la captura y acreción por la estrella huésped) disminuye fuertemente con la masa estelar (Villaver & Livio 2009; Kunitomo et al. 2011). Así, por ejemplo, las simulaciones de Kunitomo et al. (2011) dan una distancia orbital de supervivencia de 1.1 UA para una estrella de $1.8 M_{\odot}$ y de 0.36 UA para una estrella de $2 M_{\odot}$. Las estrellas gigantes con planetas ubicadas en la región del *clump* tienen radios entre ~ 8 y $24 R_{\odot}$ (~ 0.03 – 0.1 UA), de modo que cualquier planeta dentro de las ~ 0.15 UA sería engullido por una gigante con radio

en expansión durante la evolución de post-secuencia principal (Bowler et al. 2010). Varias simulaciones numéricas de la evolución de las distancias orbitales de planetas en función de la evolución estelar logran explicar la distribución de los semiejes mayores observada en el marco de la acreción de planetas (Sato et al. 2008; Villaver & Livio 2009; Kunitomo et al. 2011).

Recientemente, se ha obtenido evidencia observacional de que la acreción planetaria ha tenido (o tendrá) lugar en las estrellas gigantes. Uno de los ejemplos corresponde a la gigante BD+ 48 740, que presenta sobreabundancia de litio (ver Capítulo 7), y que es orbitada por un planeta masivo de alta excentricidad. Se ha sugerido que la ingestión de un segundo planeta por parte de la estrella podría explicar tanto el alto contenido de litio observado en la superficie estelar como la alta excentricidad orbital del planeta detectado (Adamów et al. 2012, ver Capítulos 6 y 7). Por otro lado, se estima que el planeta Kepler-91b, que transita alrededor de una gigante que está ascendiendo en la RGB, podría estar al final de su vida. Kepler-91b podría ser la etapa previa de la engullición reportada en BD+ 48 740 ya que se ha estimado que será acretado por su estrella huésped en menos de 55 millones de años (Lillo-Box et al. 2014b). Además del alto contenido de litio, en el Capítulo 7 discutimos algunas otras características observacionales que podrían ser detectadas en las estrellas gigantes que hayan acretado planetas (Siess & Livio 1999).

En el caso de las subgigantes, si bien se observan algunos planetas a distancias orbitales menores que 0.6 UA, puede notarse que la mayoría se encuentra a distancias orbitales mayores que 0.6 UA. Más aún, comparado con las estrellas de secuencia principal, las subgigantes son deficientes en planetas de corto período ($P \lesssim 0.3$ años) y superpobladas con planetas gigantes de períodos más largos ($\gtrsim 3$ años, Winn & Fabrycky 2014). Puesto que las subgigantes no han evolucionado lo suficiente, teniendo radios entre ~ 2 y $5 R_{\odot}$ (~ 0.01 – 0.02 UA), es poco probable que los planetas sufran perturbaciones orbitales. Por lo tanto, a diferencia de los planetas alrededor de gigantes del *clump*, la evolución estelar no puede ser la única responsable de la falta de planetas de corto período. Otra posibilidad para explicar la distribución observada de semiejes mayores es que ésta sea primordial. Los mecanismos de formación y evolución, incluyendo el tiempo de disipación del disco protoplanetario, podrían ser distintos alrededor de estrellas de secuencia principal más masivas ($M_{\star} \gtrsim 1.2 M_{\odot}$) comparados con aquellos alrededor de estrellas de menor masa. Estas diferencias podrían resultar en la falta de planetas de corto período alrededor de estrellas de tipo BAF de secuencia principal (Johnson et al. 2007b, 2010b; Bowler et al. 2010; Winn & Fabrycky 2014). De acuerdo con varias simulaciones de formación y migración planetaria, dentro del escenario de acreción de núcleo (ver Sección 1.6), si se supone una dependencia del tiempo de vida del disco protoplanetario con la masa estelar se puede reproducir la escasez de planetas de corto período. En este escenario, el proceso de migración planetaria “hacia adentro” se detiene a distancias orbitales más grandes para las estrellas más masivas (Burkert & Ida 2007; Currie 2009; Kretke et al. 2009).

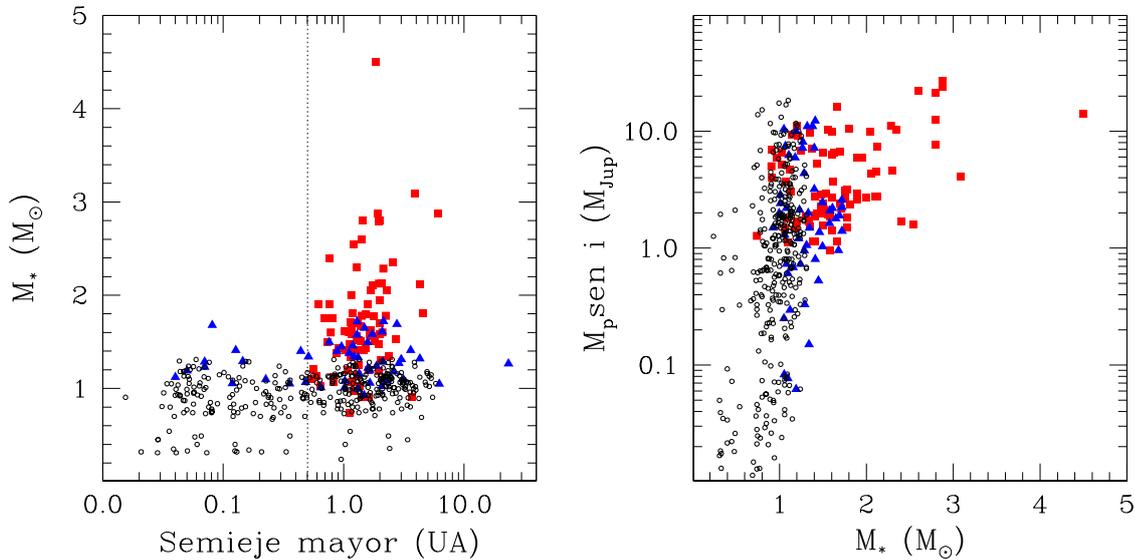


Figura 1.16: *Panel izquierdo*: masa estelar vs. distancia orbital de los planetas que orbitan alrededor de estrellas de secuencia principal (círculos vacíos), subgigantes (triángulos) y gigantes (cuadrados). La línea punteada corresponde a una distancia orbital de ~ 0.5 UA. *Panel derecho*: masa planetaria mínima vs. masa estelar. Todos los parámetros fueron tomados de exoplanets.org.

Finalmente, también sería posible que varios planetas de corto período todavía residan muy cerca de sus estrellas sin haber sido acretaados. Estos planetas tendrían períodos de algunos días, o similares a las variaciones estelares intrínsecas. Por lo tanto las variaciones de VR provocadas por planetas de muy corto periodo sobrevivientes a la evolución estelar, quedarían enmascaradas por las oscilaciones estelares (Pasquini et al. 2008).

Masa planetaria

Otra de las tendencias que está emergiendo de los resultados de los relevamientos de búsqueda de planetas alrededor de estrellas evolucionadas se relaciona con la masa planetaria (masa mínima). Varios trabajos han encontrado que los planetas alrededor de estrellas evolucionadas tienden a ser más masivos que los encontrados alrededor de estrellas enanas de tipo solar (Johnson et al. 2007a; Lovis & Mayor 2007; Pasquini et al. 2008; Döllinger et al. 2009; Johnson et al. 2010b). Este resultado se puede ver claramente en el panel derecho de la Figura 1.16, donde la mayoría de los planetas reportados alrededor de subgigantes y gigantes tienen masas superiores a $\sim 2 M_{\text{Jup}}$. Esto parece estar en contraste con la distribución de masa observada de los planetas alrededor de enanas de menor masa, donde la mayoría de ellos tienen masas por debajo de $\sim 2 M_{\text{Jup}}$ (Jones et al. 2014).

Se ha sugerido que este resultado concuerda con las predicciones del escenario de

acreción de núcleo. Estrellas más masivas tendrían discos protoplanetarios más masivos y densos que podrían formar más eficientemente planetas de mayor masa (Kennedy & Kenyon 2008; Mordasini et al. 2012). Sin embargo, todavía no es claro si la distribución de masa de los planetas alrededor de estrellas evolucionadas es real o provocada por el sesgo observacional de la técnica Doppler. Planetas de masa baja (tipo Saturno o Neptuno) podrían quedar enmascarados por el mayor nivel de *jitter* en las estrellas de masa intermedia, limitando la detección a planetas gigantes ($K \gtrsim 30 \text{ ms}^{-1}$), especialmente para el caso de las estrellas gigantes (Jones et al. 2014). Sin embargo, Bowler et al. (2010) analizaron los límites típicos de detección en la muestra de subgigantes del programa de Lick+Keck y sugieren que la diferencia entre la distribución de masas de subgigantes y estrellas de tipo solar es real y no un sesgo observacional.

1.6. Formación planetaria

Actualmente se consideran dos modelos principales para la formación de planetas gigantes. Por un lado, el tradicional escenario de acreción de núcleo que establece que la formación planetaria ocurre por una secuencia de procesos jerárquicos desde las escalas más pequeñas hacia las más grandes (ver por ej., Pollack et al. 1996; Rice & Armitage 2003; Ida & Lin 2004; Alibert et al. 2004). Por otro lado, el modelo de inestabilidad gravitacional en el que los planetas gigantes se formarían en un proceso “hacia abajo” a través del colapso gravitacional del gas del disco protoplanetarios (Boss 1997, 2003, 2006). A continuación revisamos en más detalle algunas de las características más importantes de estos escenarios.

1.6.1. Modelo de acreción de núcleo

En este modelo la formación comienza con la sedimentación y posterior coagulación de los granos de polvo en el plano medio del disco dando lugar a rocas con un tamaño típico de $\sim 1 \text{ m}$. A través de colisiones energéticas estos objetos continúan creciendo para formar planetesimales (cuerpos de $\sim 1 \text{ km}$ y más grandes), luego protoplanetas o embriones planetarios ($\sim 100\text{--}1000 \text{ km}$) y finalmente objetos del tamaño de la Tierra ($\gtrsim 10000 \text{ km}$). Cuando estos llamados núcleos planetarios alcanzan las $\sim 5\text{--}20 M_{\oplus}$, además de continuar con la acreción de más planetesimales, comienzan a acretar gas del disco rápidamente dando lugar a un planeta gigante dentro de las $10\text{--}50 \text{ UA}$. Aunque no es claro el tiempo requerido para formar un planeta gigante en este modelo, se ha estimado que la formación de un núcleo de $\sim 10 M_{\oplus}$ podría ser del orden de $\sim 10^6$ años (Lissauer 1987) y que luego se necesitarían otros $\sim 10^7$ años para que este núcleo acrete $\sim 300 M_{\oplus}$ de gas nebular (Pollack et al. 1996). Puesto que la mitad de los discos protoplanetarios desaparecen dentro de los ~ 3 millones de años o menos (Haisch et al. 2001), los núcleos planetarios serían incapaces de acretar suficiente H y He para formar las envolturas de planetas gigantes como Júpiter y Saturno antes que se disipe el gas

del disco. No obstante, la formación de cuerpos de menor masa como planetas tipo Urano y Neptuno sería factible.

La inclusión del proceso de migración planetaria podría resolver el problema de la escala temporal de formación de planetas gigantes. Con este proceso se reduce significativamente el tiempo para la formación de los núcleos rocosos, lo que a su vez permite que acreten grandes cantidades de gas antes que se disipe el gas del disco (ver por ej., Nelson & Papaloizou 2004; Alibert et al. 2004). Rice & Armitage (2003), por ejemplo, muestran que la formación de un planeta tipo Júpiter puede ser acelerada en casi un orden de magnitud si el núcleo en crecimiento ejecuta un camino aleatorio de ~ 0.5 UA. Esta migración planetaria también explicaría la existencia de los planetas tipo Júpiter caliente.

En este escenario de formación, tanto la coagulación de los granos de polvo como la acreción y fusión de planetesimales son procesos que dependen fuertemente de la metalicidad del disco protoplanetario¹¹ (ver por ej. Johnson & Li 2012, y referencias allí citadas). Así, una alta metalicidad (interpretada como una razón polvo-gas grande) implica una mayor densidad de sólidos en el disco protoplanetario, lo que aumenta la probabilidad del crecimiento rápido de los núcleos que luego van a acretar gas para formar planetas gigantes (Ida & Lin 2004; Mordasini et al. 2012). Más aún, recientemente se ha estimado la metalicidad crítica $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{crit}}$ por debajo de la cual no es posible formar planetas gigantes dentro del escenario de acreción de núcleo. Comparando el tiempo requerido para que el polvo sedimente en el plano medio del disco circunestelar con el tiempo de vida del disco, Johnson & Li (2012) estimaron una metalicidad crítica que depende de la distancia orbital a de la forma:

$$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{crit}} \simeq -1.5 + \log(a/1 \text{ UA}) . \quad (1.11)$$

Esta ecuación plantea un límite a partir del cual se define una “zona prohibida” en el plano $[\text{Fe}/\text{H}]$ – a en la cual los planetas no podrían formarse dentro de este modelo. Johnson & Li (2012) analizaron los datos de metalicidad y distancia orbital para 320 estrellas con planetas detectados por VR y no encontraron ninguno ubicado en la zona prohibida, aunque algunos de ellos se encuentran muy cercanos a la línea límite.

Este modelo ha recibido fuerte apoyo al poder explicar con gran éxito muchas de las correlaciones observadas entre la presencia de planetas (y sus características) y las metalicidades de sus estrellas huéspedes (ver Sección 1.4.1). Entre ellas se incluye la fuerte correlación entre la presencia de planetas gigantes y la metalicidad estelar observada en las estrellas de secuencia principal; la falta de relación entre la metalicidad estelar y la presencia de planetas de baja masa (planetas tipo Neptuno o Tierra); e incluso la baja frecuencia de planetas de baja masa alrededor de estrellas de muy alta metalicidad. Los ambientes de alta metalicidad permiten el rápido crecimiento de los núcleos planetarios que luego de alcanzar la masa crítica comienzan a acretar gas para convertirse en

¹¹Esta metalicidad se considera igual a la metalicidad estelar dentro de este escenario.

planetas gigantes. Sin embargo, en ambientes de metalicidad baja los núcleos rocosos no se formarían lo suficientemente rápido como para acretar grandes cantidades de gas antes de la desaparición del disco protoplanetario, lo que explicaría la baja frecuencia de planetas gigantes alrededor de estrellas de baja metalicidad. Finalmente, en el caso de ambientes de muy alta metalicidad, debido a la gran disponibilidad de material refractario los núcleos planetarios crecerían muy rápidamente y alcanzarían masas más grandes.

El modelo de acreción de núcleo también ha podido reproducir la relación observada entre la masa estelar y la frecuencia de planetas gigantes (ver Sección 1.5), asumiendo una escala aproximadamente lineal entre el masa del disco (gas) y la masa estelar (Mordasini et al. 2012). Varios estudios observacionales muestran que la masa del disco aumenta con la masa estelar (ver por ej., Natta et al. 2000; Andrews et al. 2013). A medida que la masa del disco crece, aumenta la densidad superficial en el disco protoplanetario lo que a su vez aumenta la eficiencia de formación de planetas gigantes (ver por ej., Ida & Lin 2004; Kennedy & Kenyon 2008; Mordasini et al. 2009). Más aún, estrellas de baja metalicidad podrían compensar el rol de esta variable con discos de gran masa y viceversa (Ghezzi et al. 2010a; Mordasini et al. 2012). Este último caso sería especialmente aplicable a las enanas M, las cuales podrían formar planetas gigantes compensando la baja masa de sus discos protoplanetarios (Vorobyov & Basu 2008; Alibert et al. 2011) con ambientes de alta metalicidad.

1.6.2. Inestabilidad gravitacional

La teoría alternativa para la formación de planetas gigantes es el modelo de inestabilidad gravitacional de disco. Éste fue originalmente propuesto por Kuiper (1951) y defendido por Cameron (1978), pero se lo descartó en los años 80 principalmente por las grandes masas de los núcleos inferidas para Júpiter y Saturno. Además, se lo desestimó porque se suponía que las inestabilidades gravitacionales llevarían solamente a transferencias de momento angular y masa rápidas en el disco más que a la formación de grumos autogravitantes (Cassen et al. 1981; Laughlin & Bodenheimer 1994). Posteriormente, a fines de la década de los 90 fue considerado nuevamente como una alternativa para superar el problema de la escala de tiempo del modelo de acreción de núcleo y recientemente ha recibido gran interés debido al descubrimiento de planetas gigantes a grandes distancias de sus estrellas huéspedes ($a \gtrsim 20$ UA).

En este modelo, si el disco protoplanetario es lo suficientemente masivo y su rotación diferencial es insuficiente, el gas puede volverse inestable a su propia gravedad formando brazos espirales y fragmentarse en grumos densos de gas y polvo ¹² los cuales se contraerían para formar protoplanetas gigantes gaseosos en una escala de tiempo de $\sim 10^3$ años (Boss 2003). Entre los mecanismos propuestos para disparar la inestabilidad

¹²Los granos de polvo sedimentarían hacia el centro de los grumos y formarían núcleos sólidos en $\sim 1 \times 10^5$ años.

gravitatoria se encuentran perturbaciones por compañeras binarias y encuentros cercanos con otras estrellas. Dada la escala de tiempo de formación, este escenario sería efectivo incluso en los discos protoplanetarios con menor tiempo de vida, sin necesidad de la migración orbital, tal como podría ser el caso de las estrellas más masivas. Sin embargo, en los últimos años se ha mostrado que la migración orbital también podría tener un papel importante en este escenario (Baruteau et al. 2011). La formación de gigantes helados tal como Urano y Neptuno podrían darse por la remoción de una gran cantidad de gas de las envolturas de protoplanetas gigantes con masas del orden de la masa de Júpiter a través de fotoevaporación UV (Boss 2002, 2003).

Este modelo requiere que el disco tenga como mínimo una masa de $\sim 0.1 M_{\odot}$ para volverse al menos marginalmente inestable. La evidencia observacional actual indica que los discos alrededor de las estrellas jóvenes del tipo T Tauri poseen masas de ~ 0.01 a $0.1 M_{\odot}$ (Kitamura et al. 2002; Osorio et al. 2003). Además durante la etapa de *FU Orionis*¹³ la masa de los discos se incrementa hasta algunas décimas de la masa solar (Gramajo et al. 2014). De modo que al menos algunos discos en estrellas jóvenes son lo suficientemente masivos como para experimentar inestabilidades gravitacionales. De acuerdo con Boss (2010) y Durisen et al. (2007) hay varios argumentos observacionales que apoyarían este escenario de formación en al menos una fracción de los planetas extrasolares reportados, incluyendo:

- Los planetas que orbitan estrellas de baja metalicidad y/o a grandes distancias orbitales, incluyendo los descubrimientos recientes, mediante imagen directa, de planetas gigantes a distancias orbitales de más de 20 UA, serían buenos candidatos para ser formados por inestabilidad gravitacional (Boss 2003, 2006). El modelo de acreción de núcleo es incapaz de formar planetas a esas distancias (ver por ej., Ida & Lin 2004), debido a la baja densidad de sólidos.
- La inestabilidad de disco también aparece como un buen candidato para formar el planeta gigante de largo período en el cúmulo globular M4 (Sigurdsson et al. 2003) con una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.5$ dex. Además, de los planetas gigantes que orbitan HD 155358 y HD 47536, ambas con $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.68$ dex (Cochran et al. 2007; Jofré et al. 2015), y del planeta gigante alrededor de HD171028 con $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.49$ (Santos et al. 2007).
- La enana roja GJ 876 está orbitada por dos planetas gigantes que, de acuerdo a Laughlin et al. (2004), serían muy lentos de formar en este tipo de estrellas por la acreción de núcleo, mientras que la inestabilidad gravitacional no tendría inconvenientes en formar planetas alrededor de estrellas M, L y T (Durisen et al. 2007).

¹³Las estrellas de tipo FU Orionis son objetos jóvenes de pre-secuencia principal que experimentan eventos cuasi-periódicos eruptivos debido a inestabilidades en los discos. Durante los mismos, la masa del disco aumenta significativamente (Hartmann & Kenyon 1996; Gramajo et al. 2014).

Además, de acuerdo con simulaciones recientes, $1 M_{\text{Jup}}$ de gas en el disco tiene como máximo $\sim 6 M_{\oplus}$ de elementos disponibles para formar un núcleo de tipo rocoso. Los modelos más ampliamente aceptados del interior de Júpiter indican que la masa del núcleo de Júpiter es menor a $\sim 3 M_{\oplus}$ (Saumon & Guillot 2004) e incluso podría no tener un núcleo. Estos modelos parecen ser consistentes con la formación por inestabilidad de disco e inconsistentes con una formación por acreción de núcleo que requiere un núcleo mucho más masivo. Como resultado se ha propuesto que puede existir erosión del núcleo (Saumon & Guillot 2004). Sin embargo, si esta erosión pudiera ocurrir las masas de los núcleos podrían perder utilidad como restricciones del proceso de formación (Durisen et al. 2007). Más aún, la masa del núcleo de Saturno parecería ser mayor a la de Júpiter, con $\sim 15 M_{\oplus}$ (Saumon & Guillot 2004) lo cual resulta curioso puesto que Saturno es el menor de los gigantes de gas. La inestabilidad de disco podría explicar la masa nuclear más grande de Saturno en un escenario donde éste hubiera comenzado con una masa mayor a la de un proto-Júpiter y luego hubiera perdido su exceso de gas por fotoevaporación UV, similar al que podría formar gigantes helados. Más aún, en los últimos años también se ha reconocido que este modelo podría formar Super-Tierras y otros planetas rocosos (Nayakshin 2010).

Actualmente se debate si la eficiencia en la formación de planetas gigantes en el modelo de inestabilidad gravitacional es independiente de la metalicidad (Boss 2002; Mayer et al. 2007) o si aumenta hacia metalicidades decrecientes (Cai et al. 2006; Meru & Bate 2010). En cualquier caso, se espera que incluso estrellas de baja metalicidad puedan albergar planetas gigantes gaseosos. Sin embargo, en contraste a estas predicciones se observa una fuerte dependencia entre la frecuencia de planetas gigantes y las propiedades físicas de las estrellas huéspedes, principalmente la metalicidad, lo cual representa un desafío para la inestabilidad gravitacional.

En conclusión, podría decirse que la evidencia observacional requiere de ambos modelos para explicar el rango completo de planetas descubiertos hasta la fecha. Tampoco se descarta el funcionamiento de modelos híbridos donde la acreción de núcleo es acelerada por inestabilidades de disco para formar una fracción significativa de los planetas gigantes (Durisen et al. 2007). Los estudios observacionales, incluyendo las metalicidades y masas de las estrellas huéspedes, continuarán siendo fundamentales para determinar cuál es el mecanismo que domina la formación de planetas gigantes.

1.7. Objetivos generales de esta tesis

Teniendo en cuenta la falta de consenso respecto a la metalicidad de las estrellas gigantes con planetas, uno de los objetivos principales de esta tesis es buscar diferencias en la metalicidad de estrellas evolucionadas (gigantes y subgigantes) con planetas con respecto a muestras de control sin planetas detectados. Para llevar a cabo este objetivo nos hemos enfocado en dos puntos principales. En primer lugar, pretendemos realizar

una determinación espectroscópica homogénea de metalicidades, además de los otros parámetros fotosféricos fundamentales, a partir de espectros de alta calidad. En segundo lugar, aspiramos a poder contruir la muestra de estrellas evolucionadas con planetas, especialmente de estrellas gigantes, más grande que haya sido analizada de manera uniforme hasta el momento.

A partir de esta muestra y de los espectros de alta calidad, como segundo objetivo esperamos extender la búsqueda de diferencias entre estrellas con y sin planetas a otros elementos químicos, además del hierro. La motivación principal es que este tipo de análisis se ha limitado casi exclusivamente a estrellas de secuencia principal con y sin planetas, mientras que hay muy pocos precedentes en el caso de estrellas evolucionadas. Para lograr este objetivo computaremos las abundancias químicas de 14 elementos químicos, incluyendo Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Zn y Ba.

Al igual que el caso anterior, la búsqueda de relaciones entre los parámetros planetarios y las abundancias químicas de las estrellas huéspedes ha estado enfocada principalmente en estrellas de secuencia principal, por lo que el tercer objetivo es investigar tales relaciones para una muestra de estrellas evolucionadas. Para ello, utilizaremos las abundancias químicas de los 15 elementos derivadas de manera homogénea, mientras que los parámetros planetarios (masa mínima, semieje mayor, período y excentricidad orbital) son extraídos de las bases de datos de exoplanetas en línea tal como la *Enciclopedia de Planetas Extrasolares* y el *Exoplanets Data Explorer*.

Finalmente, teniendo en cuenta la gran controversia que existe en la literatura acerca de la posible relación entre la presencia de planetas y el contenido de litio de las estrellas de tipo solar, el último objetivo de esta tesis es extender la búsqueda de diferencias en el contenido de litio entre estrellas con y sin planetas a las estrellas evolucionadas. Nuevamente, este tipo de análisis en estrellas evolucionadas con planetas son muy escasos, por lo que nuestro estudio cobra mayor importancia.

Como mencionamos anteriormente, la existencia de correlaciones entre la presencia (y/o características) de los planetas y las abundancias químicas de las estrellas huéspedes puede proveer información valiosa para los modelos de formación y evolución planetaria. Más aún, puesto que las estrellas evolucionadas son más masivas que las estrellas de secuencia principal en la que se buscan planetas por la técnica de VR, la falta de relaciones entre las abundancias químicas y la presencia de planeta podría también aportar información relevante acerca del papel que tiene la masa estelar en la formación y evolución de los sistemas planetarios.

Capítulo 2

Muestra, observaciones y reducción de datos¹

2.1. Selección de la muestra

La muestra total contiene 223 estrellas evolucionadas (subgigantes y gigantes), de las cuales 86 tienen planetas. Las estrellas con planetas fueron seleccionadas del catálogo en línea de planetas detectados por la técnica Doppler de velocidad radial (VR), de la *Enciclopedia de Planetas Extrasolares*². Elegimos solamente aquellas estrellas que tengan espectros de alta relación señal-ruido (S/N) disponibles en las bases de datos públicas (ver Sección 2.2) y/o sean observables desde el hemisferio sur.

Además de la muestra de estrellas con planetas, construimos una muestra de comparación (control) de 137 estrellas que pertenecen a programas de VR de búsqueda de planetas alrededor de estrellas evolucionadas, pero para las que todavía no se han reportado planetas. Seleccionamos 67 estrellas del programa de búsqueda del observatorio de *Okayama* (Sato et al. 2005), 34 estrellas del programa de búsqueda *ESO FEROS* (Setiawan et al. 2003) y 36 estrellas del programa *retired A stars* del observatorio de Lick+Keck (Fischer & Valenti 2005; Johnson et al. 2006, 2007b). Al igual que en el caso de las estrellas con planetas, sólo elegimos aquellas estrellas con espectros públicos.

Las estrellas de control seleccionadas del programa *retired A stars* son parte de una lista de 850 estrellas para las que hay un número suficiente de mediciones de VR ($N > 10$), con una cobertura de más de 4 años, que permiten detectar con seguridad la

¹Parte del contenido de este capítulo fue publicado en *Astronomy & Astrophysics*, Vol. 574, P. 50. (2015).

²<http://exoplanet.eu/catalog/>

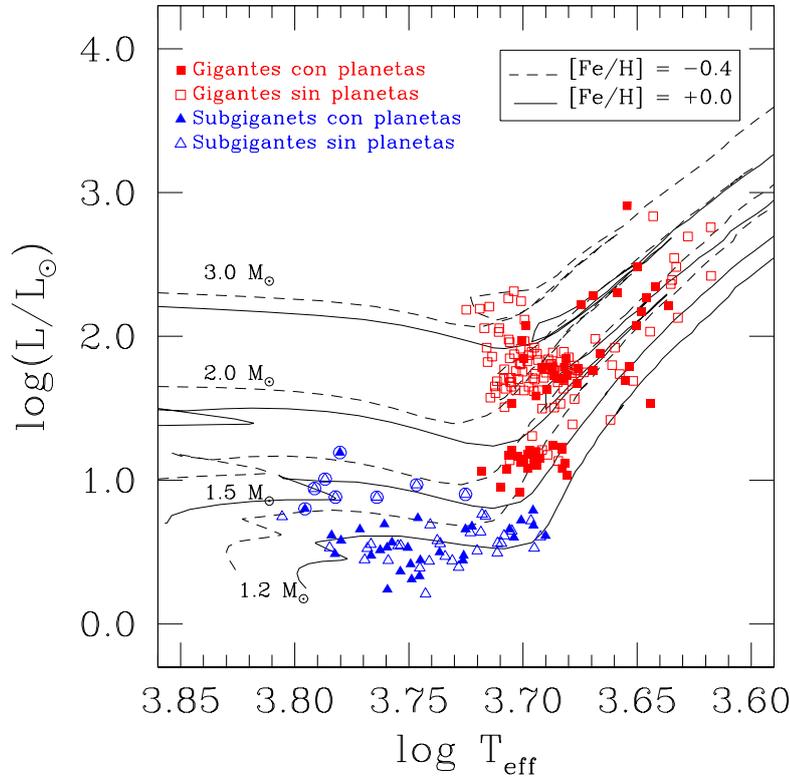


Figura 2.1: Ubicación de las 223 estrellas de la muestra en el diagrama HR. Las estrellas gigantes están indicadas con cuadrados y las subgigantes con triángulos. Los símbolos llenos corresponden a estrellas con planetas y aquellos vacíos representan estrellas sin planetas. Las líneas a trazos y continuas indican las trayectorias evolutivas de Girardi et al. (2000) calculadas para $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ dex y $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.0$, respectivamente.

presencia de planetas con períodos orbitales más cortos que 4 años y amplitudes $K > 30 \text{ m s}^{-1}$ (Fischer & Valenti 2005; Ghezzi et al. 2010a). En el caso de los programas de Okayama y FEROS seleccionamos, conservadoramente, aquellas estrellas con $N > 20$ y una cobertura temporal de más de 4 años. De este modo, las probabilidades de que estas estrellas alberguen planetas con características similares a los planetas reportados son bajas. En este trabajo cuando nos referimos a estrellas sin planetas queremos decir estrellas que no albergan planetas con propiedades similares a los reportados hasta la fecha. Estas estrellas podrían tener planetas con otras características (por ej., planetas de baja masa y/o largo período) que son más difíciles de detectar con los monitoreos de VR actuales.

En la Figura 2.1 mostramos la ubicación de los objetos de la muestra en el diagrama de *Hertzsprung-Russell* (HR). En este trabajo, al igual que en el de Ghezzi et al. (2010a) y Maldonado et al. (2013), hemos clasificado a las estrellas como subgigantes (triángulos) o gigantes (cuadrados) de acuerdo a sus magnitudes bolométricas M_{bol} (ver Sección 3.2): aquellas con $M_{bol} < 2.82$ son clasificadas como gigantes, mientras

Tabla 2.1.: Características principales del instrumental utilizado y número de objetos observado con cada instrumento

Instrumento/Telescopio	Observatorio	Resolución espectral ($\lambda/\Delta\lambda$)	Rango espectral (\AA)	N_{obj}
HARPS/3.6 m	ESO, La Silla (Chile)	120000	3780 – 6910	84
ELODIE/1.93 m	OHP (Francia)	40000	3906 – 6811	69
FEROS/2.20 m	MPG/ESO, La Silla (Chile)	48000	3500 – 9200	43
SOPHIE/1.93 m	OHP (Francia)	75000	3872 – 6943	20
EBASIM/2.15 m	CASLEO (Argentina)	30000	5000 – 7000	7

que aquéllas con $M_{\text{bol}} > 2.82$ son marcadas como subgigantes. Sin embargo, 8 de ellas (HD 16175, HD 60532, HD 75782, HD 164507, HD 57006, HD 67767, HD 121370 y HD 198802, indicadas con círculos vacíos en la Figura 2.1) son consideradas como subgigantes aunque sus magnitudes están por arriba del valor de corte. Estos objetos todavía no han evolucionado hacia la rama de las gigantes rojas (RGB, ver Apéndice A) y por lo tanto sus gravedades superficiales son consistentes con la clase subgigante ($\log g \sim 3.9$).

De acuerdo con esta clasificación, la muestra total final incluye 56 gigantes con planetas (GCP), 101 gigantes sin planetas (GSP), 30 subgigantes con planetas (SGCP) y 36 subgigantes sin planetas (SGSP). Todas las GSP resultaron pertenecer a los relevamientos de Okayama y FEROS, mientras que las 36 SGSP son parte del programa de estrellas *retired A stars*.

2.2. Observaciones y descripción del instrumental

Para la mayor parte de los objetos de nuestra muestra usamos espectros de alta relación señal-ruido ($S/N \gtrsim 150$) y alta resolución ($R \gtrsim 30000$), obtenidos con 4 instrumentos diferentes: HARPS + telescopio de 3.6 m (ESO³, La Silla, Chile), FEROS + telescopio de 2.2 m (ESO/MPG, La Silla, Chile), ELODIE + telescopio de 1.93 m (OHP⁴, Francia) y SOPHIE + telescopio de 1.93 m (OHP, Francia). Las observaciones tomadas con HARPS y FEROS se encuentran disponibles públicamente en línea en el archivo del ESO⁵, mientras que los espectros obtenidos con ELODIE y SOPHIE, se encuentran disponibles en las bases de datos del OHP⁶. Además de estos datos, obtuvimos espectros de alta resolución y alta S/N con el espectrógrafo EBASIM +

³European Southern Observatory.

⁴Observatoire de Haute-Provence.

⁵<http://archive.eso.org/cms.html>

⁶<http://www.obs-hp.fr/>

telescopio de 2.15 m *Jorge Sahade* (CASLEO⁷, San Juan, Argentina), para 7 objetos de la muestra.

La Tabla 2.1 resume las características más importantes del instrumental utilizado y el número de objetos observado con cada instrumento. A continuación damos una pequeña descripción de cada uno.

2.2.1. HARPS

HARPS, acrónimo de Buscador de Planetas por Velocidad Radial de Alta Precisión (*High Accuracy Radial velocity Planet Searcher*, en inglés), es un espectrógrafo de dispersión cruzada echelle ubicado en la sala coudé del telescopio de montura ecuatorial de 3.6 m del ESO en el Observatorio de La Silla. HARPS fue construido para obtener alta precisión en VR a largo término. Para lograr esto, HARPS es alimentado por un par de fibras ópticas, montado sobre un banco óptico de acero inoxidable optimizado para obtener estabilidad mecánica y, además, está contenido en una cámara al vacío en un recipiente isotérmico de 2 m³ a una temperatura constante de 17 °C y presión de 0.01 mbar. Esto evita corrimientos espectrales debido a variaciones de temperatura o presión atmosférica. Una de las fibras colecta la luz estelar mientras que la otra se usa para grabar simultáneamente un espectro de referencia de una lámpara de Th-Ar o del cielo de fondo. Las dos fibras de HARPS (objeto + cielo o Th-Ar) tienen una apertura sobre el cielo de 1", lo que produce un poder resolvente de ~120000.

El rango espectral cubierto es de 3780–6910 Å, distribuido sobre los órdenes echelle 89 a 161 (72 órdenes). El detector consiste de un mosaico de 2 CCDs (de 4k × 4k, con píxeles de 15 micrones), donde se pierde un orden espectral en el salto entre los dos *chips* (N = 115, de 5300 Å a 5330 Å).

Todas estas características le permiten a HARPS alcanzar una precisión de 1 m s⁻¹ (Mayor et al. 2003), y de esta manera cumplir con éxito el objetivo principal para el que fue diseñado: buscar planetas extrasolares usando la técnica de VR. Desde su entrada en operación en 2003, con HARPS se han descubierto más de 50 planetas hasta el momento, incluyendo varios candidatos de tipo terrestre, tales como los planetas Gl581b, Gl581c y Gl581d (Udry et al. 2007).

2.2.2. SOPHIE

SOPHIE (*Spectrographe pour l'Observation des PHénomènes des Intérieurs stellaires et des Exoplanètes*, Perruchot et al. 2008) es un espectrógrafo de banco de dispersión cruzada echelle ubicado en una cámara de temperatura controlada (± 0.01 °C) en el segundo piso del edificio del telescopio de 1.93 m del Observatorio de Haute-Provence. Este espectrógrafo reemplazó a ELODIE siguiendo el diseño de HARPS. Así, SOPHIE es alimentado por dos fibras ópticas de 100 micrones de diámetro. Una de las fibras es

⁷ Complejo Astronómico EL Leoncito.

utilizada para coleccionar la luz estelar desde el foco, mientras que la otra puede proveer luz de cielo o de una lámpara de Th simultáneamente. SOPHIE puede usarse en dos modos de resolución: el modo HE (*High Efficiency*), con una resolución de ~ 40000 , que principalmente se usa para objetos débiles ($V \gtrsim 8$ mag), y el modo HR (*High Resolution*) que permite alcanzar una resolución $R = 75000$.

Los espectros cubren el rango de longitudes de onda entre 3872–6943 Å. El detector es un CCD delgado, iluminado por detrás, de 4096×2048 pixeles de 15 micrones. Para estrellas tardías FGKM tiene precisiones en VR por debajo de los 2–3 m s^{-1} usando la calibración simultánea de la lámpara de Th. Desde que comenzó a operar en 2006, ha permitido la confirmación de la naturaleza planetaria de numerosos candidatos detectados por la técnica de tránsitos, especialmente de los relevamientos WASP, HAT y KEPLER (ver por ej., Díaz et al. 2014b, 2013; Faedi et al. 2013; Boisse et al. 2013).

2.2.3. FEROS

FEROS (*Fibre-fed, Extended Range, Echelle Spectrograph*, Kaufer et al. 1999) es un espectrógrafo echelle de banco de dispersión cruzada. FEROS cuenta con alta estabilidad térmica y mecánica y actualmente se encuentra montado en el telescopio de 2.2 m MPG/ESO en La Silla. Este instrumento es alimentado por dos fibras ópticas, pudiendo obtener espectros simultáneos de la fuente estelar y del cielo de fondo o de lámparas de calibración. FEROS alcanza un poder resolvente de ~ 48000 y cubre un gran rango espectral desde ~ 350 nm hasta 920 nm dispersados en 39 órdenes echelle. El detector es un CCD EEV $2k \times 4k$.

Aunque no fue diseñado especialmente para obtener VRs de alta precisión, permite obtener precisiones mejores que 25 m s^{-1} en el modo de objeto + calibración simultánea, lo que ha sido suficiente para detectar, aproximadamente, una decena de planetas alrededor de gigantes rojas (ver por ej., Setiawan et al. 2005; Jones et al. 2014).

2.2.4. ELODIE

ELODIE (Baranne et al. 1996) es un espectrógrafo echelle de banco de dispersión cruzada ubicado en una habitación térmicamente controlada en el primer piso del edificio del telescopio de 1.93 m del OHP. La luz, proveniente del foco Cassegrain del telescopio, es conducida hacia el espectrógrafo por dos fibras ópticas. Una de las fibras es usada para coleccionar la luz estelar y la otra para coleccionar la luz del cielo de fondo o de lámparas de calibración. Los espectros tienen una cobertura de ~ 3000 Å en el rango 3906–6811 Å a lo largo de 67 órdenes echelle con una resolución de 42000. El detector es un CCD de 1024×1024 con pixeles de 24 micrones.

La precisión en VR es del orden de 10 m s^{-1} para estrellas más brillantes que $V = 9$ en menos de 30 minutos de exposición. ELODIE entró en operación en 1993 y marcó un hito en espectroscopía astronómica puesto que a partir de observaciones recolectadas

con este instrumento, se descubrió el primer planeta alrededor de una estrella de tipo solar (Mayor & Queloz 1995). ELODIE ha permitido el descubrimiento de ~ 15 planetas hasta 2006, año en el que fue reemplazado por SOPHIE.

2.2.5. EBASIM

EBASIM (*Espectrógrafo de Banco SIMmons*, Simmons & Levato 1996; Pintado & Adelman 2003), con resolución $R = 38000$, es un espectrógrafo echelle de banco que se encuentra en una habitación ubicada en el segundo piso del edificio que alberga el telescopio de 2.15 m *Jorge Sahade* en CASLEO. EBASIM es alimentado por una fibra óptica de 0.4 mm de diámetro, cuya entrada se coloca en el plano focal del telescopio *Jorge Sahade*. La luz ingresa al espectrógrafo por la fibra y, luego de ser colimada, incide sobre una red echelle de 31 líneas por mm que opera a $69^{\circ}5'$ del haz incidente. Los espectros superpuestos producidos por la red echelle son separados por una red cruzada (de 226 líneas por mm) en sentido perpendicular al plano del banco, dando una cobertura espectral de ~ 2000 Å. Finalmente, el espectro bidimensional es registrado en un CCD ROPER de 1340×1300 pixeles de 20 micrones de lado.

Este instrumento ha sido utilizado principalmente en la determinación de abundancias químicas estelares (ver por ej., Pintado & Adelman 2003, 2009; Collado et al. 2009; Jofré et al. 2010; Jofré & Saffe 2010; Martínez et al. 2013) y el estudio de sistemas binarios o múltiples (ver por ej., Veramendi & González 2006; Jofré & González 2009; Paunzen et al. 2012; Veramendi & González 2015). Cabe destacar que este instrumento no cuenta con el sistema de calibración simultánea de los espectrógrafos descritos anteriormente, por lo cual su precisión en VR es limitada. Sin embargo, Jofré & González (2009) analizaron la estabilidad a largo plazo del EBASIM para la detección de planetas extrasolares y encontraron que tiene una precisión de 130 m s^{-1} en estrellas de tipo solar, y de este modo sería capaz de detectar o confirmar planetas del tipo Júpiter caliente con amplitudes de VR mayores a 390 m s^{-1} .

2.3. Reducción de las observaciones

2.3.1. Espectros EBASIM

Las observaciones con EBASIM fueron obtenidas entre junio de 2012 y agosto de 2013, en fechas que, en su mayor parte, fueron otorgadas especialmente para el desarrollo de esta tesis. Los espectros obtenidos abarcan la región espectral entre ~ 5000 Å y 7000 Å a lo largo de ~ 32 órdenes echelle, y tienen una S/N superior a 150 en la mayoría de los casos. Además de los espectros estelares, en cada noche de observación tomamos una serie de 10 imágenes bias y de 10 imágenes flat al principio de la noche. También, cada ~ 3 horas y al comienzo y final de la noche, tomamos espectros de comparación de una lámpara de Th-Ar.

Los espectros fueron reducidos “manualmente” siguiendo los procedimientos estándares⁸, usando las tareas dentro del paquete `echelle` de IRAF⁹. El procedimiento de reducción incluye correcciones típicas como nivel de bias, corrección por flat, contribución de luz dispersada, extracción de los órdenes, calibración en longitud de onda, unión de los órdenes individuales, normalización al continuo y remoción de rayos cósmicos. Posteriormente los espectros reducidos fueron corregidos por corrimientos en VR. A continuación describimos brevemente este procedimiento.

1. Tratamiento de las imágenes

Esta etapa de reducción incluyó los siguientes pasos: I) *Trimming* (recorte de los bordes no útiles), II) Corrección por *overscan*, III) Sustracción del nivel cero o *bias*. Para la corrección por *bias* promediamos 10 imágenes bias (tomadas al comienzo de la noche) usando la tarea `imcombine`. Luego utilizamos la tarea `ccdproc` para restar el bias promedio a todas las imágenes. Debido al nivel insignificante de la corriente oscura no se efectuó la corrección por *dark* para evitar la introducción de ruido.

2. Extracción de los órdenes echelle, corrección por luz dispersada y corrección por flat

Debido a que EBASIM está montado en un banco y es alimentado por fibra óptica, la extracción se ve simplificada. Es decir que, en condiciones controladas de temperatura, no se producen desplazamientos significativos de los espectros sobre el detector durante una noche de observación y el perfil espacial es siempre el mismo, independientemente de las condiciones de observación (*seeing*, foco del telescopio, centrado) y del tipo de imagen (estrella, cielo, *flatfield*, etc). En la reducción de cada noche controlamos que efectivamente no hubiesen ocurrido desplazamientos importantes. Para ello, usamos la tarea `implot` para graficar un corte de las imágenes (objetos y lámparas de comparación) en el sentido espacial, encontrando que en la mayoría de los casos los desplazamientos fueron menores a ~ 1 pixel. Entonces realizamos sólo una vez por noche el trazado de los órdenes y la definición del tamaño de las aperturas de extracción. Para esto último usamos una imagen patrón de alta S/N que construimos promediando todos los objetos de la noche usando la tarea `imcombine`. Para definir las aperturas en esta imagen patrón utilizamos la tarea `apall` en forma interactiva y definimos los bordes de todas las aperturas de manera que incluyera todo el perfil espacial de la fibra, quedando los extremos a aproximadamente 9 pixeles del centro de la apertura. Una vez que las aperturas estuvieron definidas, las renumeramos secuencialmente desde aquélla

⁸El manual de reducción del espectrógrafo EBASIM se puede encontrar en <http://www.casleo.gov.ar/instrumental/varios/manualebasim.pdf>

⁹IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which are operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

ubicada más hacia el azul. En general, para el trazado de los órdenes utilizamos polinomios de Legendre de orden bajo (3-5), observando una disminución de los residuos hacia el rojo.

Antes de realizar la extracción de los objetos de programa, éstos fueron corregidos por los efectos de la luz dispersada con la tarea `apscatter`, utilizando como referencia la imagen patrón. Una vez realizada esta corrección, y habiendo trazado las aperturas para la imagen de referencia, usamos las mismas aperturas para todos los objetos y las lámparas de comparación. En el caso de los objetos recentramos globalmente todas las aperturas para corregir por pequeños desplazamientos y asegurar que quedaran bien centradas (“`shift=yes`” y “`recenter=yes`”). También utilizamos un algoritmo de limpieza para eliminar rayos cósmicos y pixeles defectuosos (“`clean=yes`”).

Finalmente, puesto que en el EBASIM se espera que los corrimientos sobre el detector sean despreciables, se pueden corregir las variaciones de pixel a pixel “fateando” después de la extracción de los objetos. Es decir, primero se extrae un flat promedio como si fuera un objeto y luego se dividen los objetos extraídos por el flat utilizando la tarea `sarith`. Realizamos este procedimiento para cada una de las noches de observación.

3. Calibración en longitud de onda

En el detector CCD los espectros se obtienen dispersados en pixeles $I(y)$ y no en longitud de onda $I(\lambda)$, como se requiere para identificar la posición de sus líneas espectrales de manera tal de poder realizar mediciones sobre ellas (velocidad radial, anchos equivalentes, etc.). Es por esta razón que se necesita definir una función de dispersión $\lambda(x,y)$ (x = número de pixel, y = número de orden), que permita pasar de espectros dispersados en pixeles a espectros calibrados en longitud de onda.

El primer paso en la calibración en longitud de onda (λ) de los espectros consiste en la identificación y medición de la posición en pixeles de un cierto número de líneas de λ conocidas en los espectros de las lámparas de comparación, obteniendo pares (x_i, λ_i) (pixeles, longitudes de onda). En segundo lugar, con esos puntos se construye una función de dispersión para cada lámpara. Luego, se aplica esta función de dispersión a los espectros de los objetos para asignar a cada pixel (x) de cada orden (y) su longitud de onda correspondiente y así remuestrear los espectros en una escala físicamente significativa como es la longitud de onda.

Para la calibración en longitudes de onda de los espectros empleamos espectros de lámpara de Th-Ar. Usamos la tarea `ecidentify`¹⁰ de IRAF para identificar las líneas de emisión y hacer el ajuste de la función de dispersión. Puesto que no existen desplazamientos apreciables entre las lámparas de un mismo turno, la identificación de

¹⁰Uno de los parámetros claves que requiere esta tarea es el ancho a mitad de profundidad (FWHM) de las líneas de emisión de las lámparas. Este parámetro se midió previamente con la tarea `splot` dando valores entre 3.0 y 3.2 pixeles.

las líneas se hizo sólo una vez, en general para la primera lámpara de la noche. Luego de la identificación de todas las líneas que no presentaban asimetrías o solapamiento con líneas vecinas, usamos también la tarea `ecidentify` para calibrar el resto de las lámparas de la noche, leyendo la función de dispersión de la primera calibrada y centrando todas las líneas. En el ajuste bidimensional de la función de dispersión usamos, en general, polinomios de Legendre de orden 5 en el sentido de la dispersión y de orden 4 o 5 en el número de orden echelle. El número de líneas usado fue de ~ 150 y la dispersión cuadrática media de los ajustes fue de 0.0025–0.0040 Å.

Luego de calcular la función de dispersión de cada lámpara de comparación, utilizamos éstas para calibrar en longitud de onda los espectros de los objetos de la noche. La función de dispersión empleada para la calibración de cada objeto se obtuvo a partir de la interpolación lineal en el tiempo de las dos lámparas más cercanas, utilizando la tarea `refspectra` para asignar las lámparas correspondientes a cada objeto y la tarea `dispcor` para la calibración final. Esta última etapa permite muestrear los espectros en una grilla de abscisas equiespaciadas en $\ln \lambda$, como requiere la técnica de correlaciones cruzadas para medir VRs.

4. Preparación de los espectros

Como veremos en el siguiente capítulo, la medición de anchos equivalentes con códigos automáticos requiere que efectuemos ciertas modificaciones a los espectros estelares a fin de realizar una correcta identificación de las líneas espectrales utilizadas en la determinación de la metalicidad. Entre estas correcciones se encuentra el pegado y normalización de los órdenes echelle, la corrección por rayos cósmicos y la medición de VR.

- (a) **Pegado y normalización de los órdenes echelle:** En el primer paso de la normalización de los espectros construimos una nueva “imagen” con los continuos ajustados para cada orden usando la tarea `continuum`, guardando el ajuste como un nuevo espectro de salida (“`type=fit`”). Los continuos de los órdenes se ajustaron con polinomios spline de orden 5–7. Luego usamos la tarea `scombine` para crear un nuevo espectro a partir del pegado de todos los órdenes individuales y otro espectro con la suma de los continuos ajustados a cada orden. En ambos casos, para lograr la combinación (pegado) de todos los órdenes de cada imagen de entrada se utilizó el parámetro “`group=all`”. Finalmente efectuamos la normalización de los espectros combinados dividiéndolos por la suma de sus respectivos continuos.
- (b) **Eliminación de rayos cósmicos:** Posteriormente, efectuamos la eliminación de los rayos cósmicos. Para ello usamos nuevamente la tarea `continuum`, ajustando una función de orden bajo (en general 1) y seleccionando los parámetros “`type=data`” y “`replace=yes`” para que la salida fueran los datos originales

pero eliminando los puntos rechazados por el ajuste. En esta tarea los parámetros “`high_reject`” y “`low_reject`” establecen los límites de rechazo por encima y por debajo del ajuste en unidades de sigma. Elegimos un valor alto para el parámetro “`low`”, de manera que no se eliminaran puntos por debajo del ajuste y usamos valores entre 2.5 y 3 en el parámetro “`high`” para rechazar los rayos cósmicos.

- (c) **Corrección por velocidad radial:** Para medir la VR de los objetos de programa utilizamos el método de correlaciones cruzadas (ver por ej., Tonry & Davis 1979; González 2000). Básicamente, esta técnica consiste en comparar el espectro objeto con un espectro de referencia o *template*, el cual debe ser morfológicamente similar al del objeto y puede ser observado o construido artificialmente en base a los modelos de atmósferas estelares. De esta manera lo que se hace es desplazar el espectro objeto con respecto al *template* (sobre el eje $x = \ln \lambda$) hasta encontrar la mejor coincidencia entre ambos, evaluando en cada instante la correlación entre los mismos.

Para efectuar las funciones de correlación y determinar las VRs de nuestros objetos usamos la tarea `fxcor` del paquete *rv* de IRAF. Como espectros *template* usamos espectros EBASIM, correspondientes a estándares de VR de tipo espectral similar al de los objetos de interés. La velocidad absoluta de estos *templates* fue obtenida previamente utilizando espectros sintéticos como referencia en las correlaciones cruzadas (Jofré & González 2009). En la ejecución de la tarea `fxcor` trabajamos en el modo *spectrum* para definir las regiones espectrales a usar en el cálculo de la correlación, lo que nos permitió excluir las líneas de hidrógeno y las líneas H y K del calcio que ensanchan el pico de correlación. Ajustando una función gaussiana en la región interior al FWHM del pico de correlación obtuvimos las VRs relativas de los objetos observados con EBASIM, con un error promedio de $\sim 80 \text{ m s}^{-1}$. A estas VRs relativas entre objetos y *templates* les sumamos las VRs absolutas de los *templates* para obtener las VRs absolutas finales de los objetos. Finalmente, utilizamos la tarea `dopcor` de IRAF para realizar la corrección por VR a todos nuestros objetos.

2.3.2. Espectros de bases de datos

Los espectros obtenidos a partir de bases de datos ya se encuentran reducidos con códigos diseñados especialmente para cada instrumento. Es por ello que, en general, sólo fue necesario normalizar los espectros y aplicar las correcciones por desplazamientos en VR y remover rayos cósmicos, siguiendo el mismo procedimiento aplicado para los espectros EBASIM (pasos 4a, 4b y 4c). En el caso de las correlaciones cruzadas para medir las VRs, utilizamos *templates* de tipo espectral muy similar al del objeto de interés y con VRs absolutas conocidas a partir de la información que brindan tanto las

bases de datos del ESO como del OHP. Finalmente, para las estrellas que contaban con más de un espectro, en un dado instrumento, combinamos todas las observaciones usando la tarea `scombine`.

Capítulo 3

Parámetros estelares¹

3.1. Parámetros fotosféricos fundamentales

Los parámetros estelares fundamentales: temperatura efectiva (T_{eff}), gravedad superficial ($\log g$), metalicidad ($[\text{Fe}/\text{H}]$) y velocidad de microturbulencia (ξ_t) fueron derivados de manera homogénea usando el programa FUNDPAR² (Saffe 2011). Este código usa los modelos de atmósferas plano-paralelos en equilibrio termodinámico local (LTE) ATLAS9 (Kurucz 1993) considerando las opacidades NEWODF (Castelli & Kurucz 2003), abundancias escaladas al valor solar Grevesse & Sauval (1998) y la versión 2009 del programa MOOG (Snedden 1973).

Básicamente, los parámetros fotosféricos se calculan a partir de los anchos equivalentes (EW) de líneas de hierro (Fe I y Fe II) requiriendo condiciones de equilibrio de ionización y excitación y la independencia entre las abundancias y los EW. La lista de líneas espectrales de hierro (72 de Fe I y 12 de Fe II), como también los parámetros atómicos (potencial de excitación y $\log gf$), se compilaron de da Silva et al. (2011) y se encuentran listadas en la Tabla 3.1. Las líneas que daban como resultado valores de metalicidad que se apartaban más de $\pm 3\sigma$ del valor promedio eran removidas y se recalculaban los parámetros fundamentales. Los modelos de atmósferas estelares fueron computados incluyendo convección y *overshooting*.

Los EW se midieron automáticamente con el código ARES (Sousa et al. 2007), eligiendo el parámetro `rejt` apropiado dependiendo de la S/N de cada espectro individual (Sousa et al. 2008). A fin de revisar posibles diferencias entre los EW de ARES y aquéllos obtenidos manualmente con la tarea `splot` de IRAF, comparamos estas

¹Parte del contenido de este capítulo fue publicado en *Astronomy & Astrophysics*, Vol. 574, P. 50. (2015).

²Disponible en <http://icate-conicet.gob.ar/saffe/fundpar/>

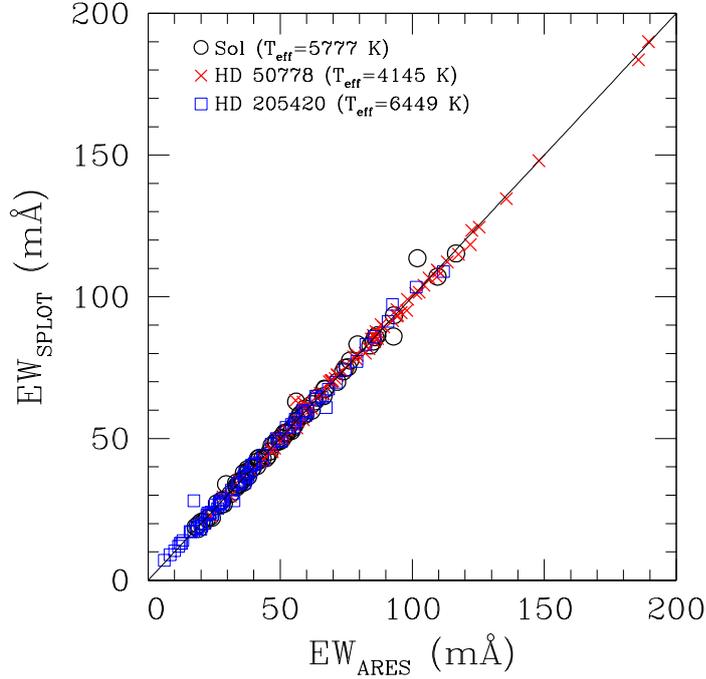


Figura 3.1: Comparación entre los EW medidos con ARES y aquéllos medidos con la tarea `splot` de IRAF. Las mediciones corresponden a HD 50778 (cruces), HD 205420 (cuadrados) y el Sol (círculos). La línea continua representa la función identidad.

mediciones para 3 estrellas (ver Figura 3.1): HD 50778 (una estrella “fría”, $T_{\text{eff}} = 4126$ K), HD 205420 (una estrella “caliente”, $T_{\text{eff}} = 6449$ K) y el Sol ($T_{\text{eff}} = 5763$ K). Las diferencias promedio entre los dos conjuntos de EW son de $\langle EW_{\text{ARES}} - EW_{\text{Splot}} \rangle = 0.13 \pm 1.59$ mÅ, -0.06 ± 1.95 mÅ y 0.01 ± 2.04 mÅ para HD 61772, HD 205420 y el Sol, respectivamente. Así, los EW de ARES no muestran diferencias significativas con aquéllos medidos manualmente.

En la Tabla 3.2 listamos los parámetros fundamentales finales, junto con sus incertezas estadísticas. Las incertezas intrínsecas están basadas en la dispersión de las abundancias de hierro de cada línea individual, la desviación estándar en las pendientes de los ajustes de mínimos cuadrados de las abundancias de hierro con los EW reducidos, con el potencial de excitación y con el potencial de ionización (Gonzalez & Vanture 1998).

Con el fin de comprobar si existen diferencias sistemáticas en la determinación de los parámetros fundamentales, introducidas por el uso de diferentes instrumentos y/o códigos de reducción, calculamos parámetros fundamentales para el Sol usando espectros obtenidos con los 5 espectrógrafos listados en la Tabla 2.1. Los parámetros para el Sol, junto con los parámetros calculados para otras estrellas observadas con más de un instrumento se encuentran listados en la Tabla 3.3. No hallamos ninguna diferencia significativa entre los parámetros obtenidos con diferentes instrumentos. Resultados similares fueron reportados por Santos et al. (2004). Considerando que todos los es-

Tabla 3.1.: Líneas de Fe I y Fe II utilizadas para determinar los parámetros fundamentales

λ (Å)	Ion	χ (eV)	$\log gf$	λ (Å)	Ion	χ (eV)	$\log gf$
4080.88	Fe I	3.65	-1.543	5983.69	Fe I	4.55	-0.719
5247.06	Fe I	0.09	-4.932	5984.82	Fe I	4.73	-0.335
5322.05	Fe I	2.28	-2.896	6024.06	Fe I	4.55	-0.124
5501.48	Fe I	0.96	-3.053	6027.06	Fe I	4.08	-1.180
5522.45	Fe I	4.21	-1.419	6056.01	Fe I	4.73	-0.498
5543.94	Fe I	4.22	-1.070	6065.49	Fe I	2.61	-1.616
5546.51	Fe I	4.37	-1.124	6079.01	Fe I	4.65	-1.009
5560.22	Fe I	4.43	-1.064	6082.72	Fe I	2.22	-3.566
5587.58	Fe I	4.14	-1.656	6089.57	Fe I	5.02	-0.883
5618.64	Fe I	4.21	-1.298	6094.38	Fe I	4.65	-1.566
5619.6	Fe I	4.39	-1.435	6096.67	Fe I	3.98	-1.776
5633.95	Fe I	4.99	-0.385	6151.62	Fe I	2.18	-3.296
5635.83	Fe I	4.26	-1.556	6157.73	Fe I	4.07	-1.240
5638.27	Fe I	4.22	-0.809	6165.36	Fe I	4.14	-1.503
5641.44	Fe I	4.26	-0.969	6180.21	Fe I	2.73	-2.636
5649.99	Fe I	5.1	-0.785	6188	Fe I	3.94	-1.631
5651.47	Fe I	4.47	-1.763	6200.32	Fe I	2.61	-2.395
5652.32	Fe I	4.26	-1.751	6226.74	Fe I	3.88	-2.066
5653.87	Fe I	4.39	-1.402	6229.24	Fe I	2.84	-2.893
5661.35	Fe I	4.28	-1.828	6240.65	Fe I	2.22	-3.294
5662.52	Fe I	4.18	-0.601	6265.14	Fe I	2.18	-2.559
5667.52	Fe I	4.18	-1.292	6380.75	Fe I	4.19	-1.321
5679.03	Fe I	4.65	-0.756	6498.94	Fe I	0.96	-4.631
5701.55	Fe I	2.56	-2.162	6608.03	Fe I	2.28	-3.959
5731.77	Fe I	4.26	-1.124	6627.55	Fe I	4.55	-1.481
5741.85	Fe I	4.26	-1.626	6703.57	Fe I	2.76	-3.022
5752.04	Fe I	4.55	-0.917	6726.67	Fe I	4.61	-1.053
5775.08	Fe I	4.22	-1.124	6733.16	Fe I	4.64	-1.429
5793.92	Fe I	4.22	-1.622	6750.16	Fe I	2.42	-2.614
5806.73	Fe I	4.61	-0.893	6752.71	Fe I	4.64	-1.233
5809.22	Fe I	3.88	-1.614	5234.63	Fe II	3.22	-2.233
5814.81	Fe I	4.28	-1.820	5234.56	Fe II	3.22	-3.203
5852.22	Fe I	4.55	-1.187	5414.07	Fe II	3.22	-3.569
5855.08	Fe I	4.61	-1.529	5425.25	Fe II	3.2	-3.228
5856.09	Fe I	4.29	-1.564	5991.38	Fe II	3.15	-3.533
5862.36	Fe I	4.55	-0.404	6084.11	Fe II	3.2	-3.777
5905.68	Fe I	4.65	-0.775	6149.25	Fe II	3.89	-2.719
5916.26	Fe I	2.45	-2.920	6247.56	Fe II	3.89	-2.349
5927.79	Fe I	4.65	-1.057	6369.46	Fe II	2.89	-4.127
5929.68	Fe I	4.55	-1.211	6416.93	Fe II	3.89	-2.635
5930.19	Fe I	4.65	-0.326	6432.69	Fe II	2.89	-3.564
5934.66	Fe I	3.93	-1.091	6456.39	Fe II	3.9	-2.114

pectros tienen buena S/N, para objetos con observaciones con más de un instrumento, adoptamos los parámetros derivados a partir del espectro de mayor resolución.

En relación a las diferencias entre los modelos de capas plano-paralelas (Kurucz-ATLAS9) y los modelos esféricos, Carlberg et al. (2012) compararon los parámetros fundamentales de 27 estrellas calculados a partir de modelos plano-paralelos y modelos esféricos. En general, encontraron un buen acuerdo entre los resultados obtenidos con ambos modelos, y reportaron sólo una pequeña diferencia en microturbulencia (0.04 km s^{-1}) de los modelos esféricos con respecto a los modelos plano-paralelos. Por lo tanto, no esperamos diferencias sistemáticas con los modelos esféricos. Por otro lado, varios estudios muestran que los efectos No-LTE (NLTE) son significativos para estrellas muy pobres en metales con T_{eff} mayores a 6000 K (Mashonkina et al. 2010; Gehren et al. 2001; Lind et al. 2012). Puesto que la mayoría de las estrellas de nuestra muestra tienen temperaturas menores a ese valor, los efectos NLTE no deberían comprometer nuestros resultados.

3.1.1. Comparación con otros estudios

Con el fin de analizar la consistencia de nuestros resultados, comparamos los parámetros fundamentales obtenidos en este trabajo con aquéllos publicados recientemente por otros autores usando análisis espectroscópicos homogéneos. En la Figura 3.2 mostramos la comparación de nuestras temperaturas efectivas (panel superior izquierdo), gravedades superficiales (panel superior derecho) y metalicidades (panel inferior) con aquéllas derivadas por Maldonado et al. (2013, de aquí en adelante MA13, círculos magenta), Mortier et al. (2013, de aquí en adelante MO13, cuadrados azules), da Silva et al. (2006, 2011, de aquí en adelante S0611, cruces azules), Takeda et al. (2008, de aquí en adelante TA08, triángulos negros), Luck & Heiter (2007, de aquí en adelante LH07, asteriscos verdes) y Valenti & Fischer (2005, de aquí en adelante VF05, estrellas negras). En la Tabla 3.4 resumimos los resultados de la comparación, donde las diferencias promedio (este trabajo – literatura) y la dispersión alrededor de los valores medios de los parámetros fundamentales están representadas por Δ y σ , respectivamente. En general, encontramos un buen acuerdo con los trabajos previos. Sin embargo, como ha sido reportado por otros autores (e.g. da Silva et al. 2011; Takeda et al. 2008), la discrepancia más notable corresponde a los valores de gravedad superficial de TA08, los cuales son sistemáticamente menores a los nuestros.

Tabla 3.2.: Parámetros estelares fundamentales y velocidades de rotación

Estrella HD/otro	T_{eff} (K)	$\log g$ (cm s^{-2})	$[\text{Fe}/\text{H}]$ (dex)	ξ_t (km s^{-1})	N Fe I	N Fe II	Espectro	$v_{\text{sen } i}$ (km s^{-1})
Estrellas gigantes con planetas (GCP)								
1502	5011 ± 27	3.30 ± 0.10	-0.01 ± 0.06	1.18 ± 0.04	60	11	FEROS	1.57 ± 0.40
1690	4406 ± 32	2.01 ± 0.07	-0.31 ± 0.03	1.69 ± 0.05	50	10	HARPS	3.02 ± 0.45
4313	5005 ± 10	3.45 ± 0.08	0.11 ± 0.07	1.13 ± 0.08	51	11	FEROS	1.91 ± 0.25
4732	4989 ± 15	3.46 ± 0.04	0.15 ± 0.02	0.85 ± 0.06	50	9	EBASIM	1.67 ± 1.36
5608	4929 ± 32	3.32 ± 0.05	0.14 ± 0.04	1.11 ± 0.04	53	9	FEROS	2.09 ± 0.23
5891	4816 ± 20	2.67 ± 0.09	-0.37 ± 0.04	1.63 ± 0.07	41	10	FEROS	0.63 ± 0.45
11977	5008 ± 21	2.97 ± 0.05	-0.19 ± 0.04	1.41 ± 0.02	45	10	HARPS	0.74 ± 0.45
12929	4636 ± 13	2.74 ± 0.02	-0.24 ± 0.04	1.61 ± 0.04	51	11	ELODIE	0.50 ± 0.46
15779	4860 ± 29	2.71 ± 0.08	0.06 ± 0.05	1.19 ± 0.05	46	10	FEROS	0.83 ± 0.45
16400	4867 ± 33	2.73 ± 0.08	0.00 ± 0.04	1.42 ± 0.07	45	9	HARPS	1.20 ± 0.47
18742	5021 ± 14	3.31 ± 0.02	-0.14 ± 0.02	1.23 ± 0.04	63	12	FEROS	1.72 ± 0.23
28305	5016 ± 27	2.97 ± 0.04	0.10 ± 0.06	1.85 ± 0.10	45	10	HARPS	2.74 ± 0.45
28678	5071 ± 37	3.25 ± 0.04	-0.16 ± 0.06	1.12 ± 0.10	40	11	FEROS	1.98 ± 0.48
30856	4943 ± 15	3.38 ± 0.05	-0.12 ± 0.05	1.14 ± 0.07	56	9	FEROS	1.84 ± 0.23
33142	5009 ± 15	3.49 ± 0.07	0.00 ± 0.05	1.20 ± 0.06	58	12	FEROS	1.61 ± 0.22
47205	4817 ± 32	3.19 ± 0.09	0.03 ± 0.03	1.38 ± 0.11	46	11	HARPS	1.97 ± 0.23
47536	4424 ± 16	2.13 ± 0.06	-0.69 ± 0.02	1.47 ± 0.01	50	9	HARPS	1.81 ± 0.45
59686	4670 ± 34	2.63 ± 0.09	0.01 ± 0.03	1.54 ± 0.04	37	9	ELODIE	1.03 ± 0.23
62509	4946 ± 18	3.07 ± 0.06	0.07 ± 0.05	1.43 ± 0.05	56	11	HARPS	2.31 ± 0.45
66141	4328 ± 21	2.09 ± 0.06	-0.52 ± 0.05	1.61 ± 0.08	40	6	ELODIE	1.91 ± 0.45
73108	4471 ± 11	2.23 ± 0.04	-0.37 ± 0.06	1.84 ± 0.05	41	6	ELODIE	2.08 ± 0.48
81688	4919 ± 22	2.86 ± 0.09	-0.20 ± 0.03	1.42 ± 0.05	54	11	ELODIE	1.21 ± 0.45
89484	4465 ± 18	2.12 ± 0.07	-0.51 ± 0.03	1.92 ± 0.07	46	11	ELODIE	2.36 ± 0.45
90043	5038 ± 20	3.40 ± 0.05	0.00 ± 0.04	1.11 ± 0.05	59	11	FEROS	1.78 ± 0.23
95089	4974 ± 28	3.36 ± 0.08	0.03 ± 0.05	1.20 ± 0.08	53	11	FEROS	1.71 ± 0.24
96063	5125 ± 15	3.63 ± 0.05	-0.19 ± 0.05	1.04 ± 0.05	54	11	FEROS	1.71 ± 0.26
98219	4946 ± 25	3.50 ± 0.07	-0.02 ± 0.05	1.12 ± 0.03	53	11	FEROS	1.53 ± 0.23
107383	4670 ± 10	2.38 ± 0.06	-0.51 ± 0.02	1.70 ± 0.01	38	9	EBASIM	2.96 ± 1.15

Tabla 3.2.: continuación

Estrella HD/otro	T_{eff} (K)	$\log g$ (cm s^{-2})	[Fe/H] (dex)	ξ_t (km s^{-1})	N Fe I	N Fe II	Espectro	$v_{\text{sen } i}$ (km s^{-1})
108863	4863 ± 36	3.06 ± 0.08	0.00 ± 0.05	1.18 ± 0.06	37	10	ELODIE	1.05 ± 0.46
110014	4559 ± 53	2.27 ± 0.03	0.05 ± 0.10	1.72 ± 0.10	19	8	HARPS	2.52 ± 0.45
112410	4793 ± 22	2.49 ± 0.06	-0.28 ± 0.05	1.47 ± 0.04	50	10	FEROS	3.29 ± 0.47
120084	4892 ± 23	2.81 ± 0.06	0.09 ± 0.04	1.31 ± 0.04	41	9	ELODIE	2.62 ± 0.45
122430	4383 ± 19	2.05 ± 0.06	-0.08 ± 0.04	1.42 ± 0.04	39	8	HARPS	2.59 ± 0.45
136512	4812 ± 13	2.70 ± 0.06	-0.24 ± 0.01	1.40 ± 0.04	44	9	ELODIE	0.47 ± 0.61
137759	4504 ± 16	2.52 ± 0.07	0.03 ± 0.04	1.41 ± 0.07	49	11	ELODIE	1.86 ± 0.45
141680	4797 ± 16	2.88 ± 0.03	-0.26 ± 0.02	1.47 ± 0.01	40	8	EBASIM	0.99 ± 0.98
142091	4803 ± 25	3.23 ± 0.04	0.17 ± 0.05	0.83 ± 0.06	48	10	ELODIE	1.36 ± 0.23
148427	5030 ± 11	3.50 ± 0.02	0.04 ± 0.03	1.16 ± 0.02	42	9	FEROS	2.09 ± 0.25
163917	4997 ± 56	2.84 ± 0.09	0.05 ± 0.07	1.60 ± 0.05	36	8	EBASIM	2.84 ± 1.53
170693	4446 ± 12	2.13 ± 0.04	-0.48 ± 0.02	1.63 ± 0.01	58	12	ELODIE	1.76 ± 0.45
180902	4989 ± 27	3.46 ± 0.06	0.00 ± 0.04	1.13 ± 0.05	60	12	FEROS	1.36 ± 0.23
181342	4976 ± 26	3.42 ± 0.07	0.22 ± 0.05	1.09 ± 0.05	51	12	FEROS	1.92 ± 0.23
188310	4807 ± 15	2.82 ± 0.06	-0.25 ± 0.01	1.56 ± 0.01	36	7	EBASIM	3.43 ± 0.99
192699	5227 ± 16	3.51 ± 0.06	-0.32 ± 0.01	2.13 ± 0.03	36	7	EBASIM	2.53 ± 1.05
199665	5071 ± 10	3.00 ± 0.04	0.10 ± 0.02	1.11 ± 0.02	46	10	HARPS	1.60 ± 0.45
203949	4748 ± 42	2.98 ± 0.08	0.28 ± 0.06	1.28 ± 0.05	45	9	FEROS	2.03 ± 0.40
200964	5096 ± 21	3.48 ± 0.07	-0.16 ± 0.03	1.13 ± 0.02	64	12	FEROS	1.88 ± 0.23
206610	4819 ± 9	3.22 ± 0.02	0.09 ± 0.05	1.11 ± 0.01	49	12	FEROS	1.77 ± 0.40
210702	4957 ± 22	3.51 ± 0.04	-0.05 ± 0.04	1.32 ± 0.04	31	5	EBASIM	2.26 ± 0.24
212771	5085 ± 25	3.52 ± 0.05	-0.13 ± 0.03	1.11 ± 0.05	63	12	FEROS	1.79 ± 0.23
219449	4838 ± 28	2.87 ± 0.04	-0.10 ± 0.05	1.76 ± 0.07	31	7	HARPS	1.49 ± 0.45
221345	4743 ± 31	2.60 ± 0.01	-0.30 ± 0.04	1.64 ± 0.03	66	12	ELODIE	1.63 ± 0.47
222404	4794 ± 35	3.18 ± 0.06	-0.05 ± 0.05	1.38 ± 0.05	42	10	ELODIE	1.63 ± 0.23
BD+48 738	4519 ± 30	2.51 ± 0.03	-0.24 ± 0.02	1.57 ± 0.03	38	8	SOPHIE	1.97 ± 0.45
NGC 2423-3	4726 ± 20	2.72 ± 0.07	-0.04 ± 0.03	1.59 ± 0.06	28	8	HARPS	2.14 ± 0.45
NGC 4349-127	4512 ± 26	2.07 ± 0.09	-0.33 ± 0.06	2.17 ± 0.09	24	9	HARPS	2.54 ± 0.55

Estrellas gigantes sin planetas (GSP)

Tabla 3.2.: continuación

Estrella HD/otro	T_{eff} (K)	$\log g$ (cm s^{-2})	[Fe/H] (dex)	ξ_t (km s^{-1})	N Fe I	N Fe II	Espectro	$v_{\text{sen } i}$ (km s^{-1})
2114	5307 ± 21	2.82 ± 0.07	-0.02 ± 0.03	1.82 ± 0.07	42	11	HARPS	0.69 ± 0.45
3546	5082 ± 20	2.88 ± 0.02	-0.53 ± 0.05	1.60 ± 0.08	65	12	ELODIE	1.70 ± 0.45
5395	4937 ± 14	2.75 ± 0.09	-0.35 ± 0.03	1.60 ± 0.05	60	12	ELODIE	0.54 ± 0.38
5722	4903 ± 28	2.60 ± 0.06	-0.17 ± 0.03	1.24 ± 0.05	50	11	FEROS	0.83 ± 0.48
9408	4825 ± 30	2.54 ± 0.07	-0.27 ± 0.04	1.47 ± 0.08	60	12	ELODIE	0.44 ± 0.45
10761	5004 ± 24	2.57 ± 0.03	0.10 ± 0.03	1.20 ± 0.03	55	8	FEROS	2.88 ± 0.55
10975	4957 ± 22	2.88 ± 0.07	-0.06 ± 0.03	1.31 ± 0.06	52	10	ELODIE	0.83 ± 0.45
11949	4757 ± 25	2.83 ± 0.07	-0.15 ± 0.05	1.10 ± 0.04	53	12	ELODIE	1.85 ± 0.45
12438	5048 ± 26	2.75 ± 0.05	-0.56 ± 0.03	1.61 ± 0.07	53	10	HARPS	0.92 ± 0.44
13468	4897 ± 27	2.68 ± 0.08	-0.08 ± 0.05	1.21 ± 0.06	45	10	FEROS	0.78 ± 0.45
17824	5049 ± 20	2.95 ± 0.03	0.08 ± 0.06	1.04 ± 0.19	40	8	HARPS	1.11 ± 0.50
18322	4742 ± 19	2.79 ± 0.06	-0.04 ± 0.06	1.28 ± 0.06	50	10	HARPS	2.34 ± 0.45
18885	4811 ± 35	2.78 ± 0.02	0.02 ± 0.03	1.47 ± 0.02	50	9	HARPS	2.29 ± 0.43
19845	5100 ± 20	3.42 ± 0.08	0.18 ± 0.06	1.39 ± 0.08	54	11	ELODIE	0.88 ± 0.73
20791	5007 ± 22	2.98 ± 0.04	0.11 ± 0.03	1.34 ± 0.01	51	11	ELODIE	0.98 ± 0.45
20894	5133 ± 42	2.76 ± 0.08	-0.03 ± 0.03	1.38 ± 0.05	57	12	HARPS	2.45 ± 0.49
22409	5004 ± 15	2.74 ± 0.03	-0.25 ± 0.04	1.35 ± 0.02	56	12	HARPS	1.23 ± 0.45
22663	4660 ± 21	2.75 ± 0.01	-0.15 ± 0.05	1.37 ± 0.03	56	12	HARPS	1.40 ± 0.55
22675	4942 ± 14	2.71 ± 0.08	0.17 ± 0.09	1.04 ± 0.18	57	11	FEROS	0.94 ± 0.45
23319	4581 ± 26	2.56 ± 0.05	0.03 ± 0.06	1.63 ± 0.08	53	10	HARPS	1.70 ± 0.43
23940	4860 ± 45	2.61 ± 0.04	-0.34 ± 0.03	1.39 ± 0.04	44	10	HARPS	4.07 ± 0.45
27256	5211 ± 20	3.03 ± 0.04	0.03 ± 0.03	1.73 ± 0.05	56	9	HARPS	4.67 ± 0.46
27348	5056 ± 25	3.07 ± 0.05	0.06 ± 0.03	1.40 ± 0.09	57	11	ELODIE	1.41 ± 0.45
27371	5024 ± 34	2.96 ± 0.05	-0.02 ± 0.06	1.89 ± 0.05	48	9	HARPS	1.55 ± 0.45
27697	4983 ± 15	2.81 ± 0.04	0.02 ± 0.06	1.74 ± 0.04	49	9	HARPS	2.31 ± 0.52
28307	5080 ± 37	3.21 ± 0.05	0.14 ± 0.08	1.43 ± 0.16	47	10	ELODIE	1.40 ± 0.51
30557	4863 ± 19	2.69 ± 0.06	-0.11 ± 0.04	1.54 ± 0.04	46	10	ELODIE	0.88 ± 0.45
32887	4243 ± 25	1.88 ± 0.01	-0.24 ± 0.02	1.54 ± 0.02	52	10	HARPS	3.03 ± 0.31
34538	4916 ± 27	3.20 ± 0.10	-0.33 ± 0.02	1.27 ± 0.04	54	8	FEROS	2.09 ± 0.23

Tabla 3.2.: continuación

Estrella HD/otro	T_{eff} (K)	$\log g$ (cm s^{-2})	[Fe/H] (dex)	ξ_t (km s^{-1})	N Fe I	N Fe II	Espectro	$v_{\text{sen } i}$ (km s^{-1})
34559	5035 ± 23	2.96 ± 0.01	0.10 ± 0.04	1.22 ± 0.03	49	10	ELODIE	1.15 ± 0.62
34642	4936 ± 28	3.39 ± 0.03	-0.04 ± 0.04	1.14 ± 0.02	49	9	HARPS	1.72 ± 0.23
35369	4990 ± 20	2.97 ± 0.04	-0.16 ± 0.05	1.52 ± 0.05	46	11	ELODIE	2.31 ± 0.45
36189	5059 ± 30	2.74 ± 0.05	-0.11 ± 0.06	1.98 ± 0.08	40	9	HARPS	4.32 ± 0.39
36848	4589 ± 48	2.77 ± 0.03	-0.02 ± 0.07	1.50 ± 0.09	43	10	HARPS	0.90 ± 0.47
37160	4856 ± 11	3.00 ± 0.02	-0.56 ± 0.02	1.26 ± 0.02	41	9	ELODIE	1.91 ± 0.53
43023	5070 ± 20	2.99 ± 0.02	0.11 ± 0.03	0.95 ± 0.04	42	9	HARPS	1.26 ± 0.46
45415	4811 ± 19	2.75 ± 0.08	-0.02 ± 0.05	1.32 ± 0.06	43	11	ELODIE	2.33 ± 0.69
48432	4916 ± 23	3.07 ± 0.05	-0.05 ± 0.04	1.11 ± 0.05	53	11	ELODIE	1.98 ± 0.93
50778	4145 ± 26	1.67 ± 0.08	-0.52 ± 0.04	1.64 ± 0.06	43	9	HARPS	2.72 ± 0.40
54810	4714 ± 46	2.53 ± 0.10	-0.25 ± 0.03	1.16 ± 0.05	43	9	HARPS	2.33 ± 0.50
60986	5146 ± 31	3.16 ± 0.10	0.10 ± 0.02	1.40 ± 0.07	51	10	ELODIE	1.64 ± 0.45
61363	4871 ± 24	2.80 ± 0.04	-0.17 ± 0.03	1.30 ± 0.07	54	12	ELODIE	0.55 ± 0.45
61935	4950 ± 23	3.00 ± 0.05	-0.04 ± 0.03	1.64 ± 0.01	48	9	HARPS	0.92 ± 0.45
62902	4485 ± 30	2.65 ± 0.06	0.04 ± 0.05	1.40 ± 0.07	42	8	HARPS	1.97 ± 0.36
65345	5070 ± 17	3.10 ± 0.06	0.02 ± 0.04	1.30 ± 0.07	51	10	ELODIE	2.34 ± 0.55
65695	4568 ± 12	2.40 ± 0.04	-0.25 ± 0.03	1.53 ± 0.04	43	9	HARPS	1.76 ± 0.56
68375	5155 ± 20	3.21 ± 0.08	0.01 ± 0.05	1.30 ± 0.06	55	11	ELODIE	2.08 ± 0.45
72650	4409 ± 38	2.23 ± 0.10	-0.03 ± 0.08	1.43 ± 0.07	40	8	HARPS	2.24 ± 0.45
73017	4826 ± 19	2.80 ± 0.04	-0.49 ± 0.05	1.34 ± 0.04	45	9	ELODIE	1.68 ± 0.45
76813	5170 ± 21	3.18 ± 0.05	-0.03 ± 0.06	1.57 ± 0.05	53	10	ELODIE	2.30 ± 0.47
78235	5153 ± 22	3.21 ± 0.07	-0.06 ± 0.04	1.40 ± 0.07	56	10	ELODIE	1.95 ± 0.45
81797	4395 ± 37	2.09 ± 0.11	-0.11 ± 0.05	1.76 ± 0.12	47	8	FEROS	3.97 ± 0.63
83441	4771 ± 34	2.87 ± 0.03	0.00 ± 0.07	1.38 ± 0.09	42	8	HARPS	1.35 ± 0.44
85444	5185 ± 13	2.95 ± 0.04	0.10 ± 0.01	1.41 ± 0.05	40	8	HARPS	2.11 ± 0.43
95808	5029 ± 34	3.05 ± 0.07	-0.04 ± 0.03	1.42 ± 0.10	50	11	ELODIE	2.27 ± 0.45
101484	4935 ± 28	2.96 ± 0.10	0.06 ± 0.03	1.29 ± 0.07	48	10	ELODIE	0.47 ± 0.45
104979	5107 ± 10	3.17 ± 0.06	-0.30 ± 0.04	1.70 ± 0.05	55	11	ELODIE	2.23 ± 0.45
106714	5023 ± 25	2.95 ± 0.08	-0.09 ± 0.05	1.37 ± 0.09	49	10	ELODIE	2.26 ± 0.45

Tabla 3.2.: continuación

Estrella HD/otro	T_{eff} (K)	$\log g$ (cm s^{-2})	[Fe/H] (dex)	ξ_t (km s^{-1})	N Fe I	N Fe II	Espectro	$v_{\text{sen } i}$ (km s^{-1})
107446	4294 ± 33	1.91 ± 0.03	-0.21 ± 0.05	1.45 ± 0.05	43	9	HARPS	3.14 ± 0.45
109379	5236 ± 28	2.65 ± 0.07	0.07 ± 0.07	1.55 ± 0.06	42	8	HARPS	2.58 ± 0.55
113226	5193 ± 15	3.09 ± 0.05	0.10 ± 0.05	1.84 ± 0.11	29	8	HARPS	1.40 ± 0.45
115202	4889 ± 30	3.35 ± 0.07	-0.06 ± 0.04	1.29 ± 0.05	46	8	HARPS	2.17 ± 0.23
115659	5136 ± 23	2.79 ± 0.08	0.18 ± 0.05	1.19 ± 0.09	46	8	HARPS	2.76 ± 0.45
116292	4955 ± 21	2.93 ± 0.13	-0.07 ± 0.06	1.50 ± 0.09	46	11	ELODIE	1.13 ± 0.45
119126	4867 ± 31	2.77 ± 0.07	-0.05 ± 0.03	1.43 ± 0.06	48	12	ELODIE	2.21 ± 0.45
120420	4759 ± 26	2.76 ± 0.07	-0.18 ± 0.04	1.23 ± 0.05	47	12	ELODIE	2.14 ± 0.45
124882	4311 ± 37	1.89 ± 0.02	-0.42 ± 0.02	1.66 ± 0.01	38	9	HARPS	2.50 ± 0.47
125560	4546 ± 44	2.47 ± 0.09	-0.03 ± 0.08	1.61 ± 0.10	41	7	HARPS	2.02 ± 0.45
130952	4749 ± 54	2.44 ± 0.10	-0.32 ± 0.09	1.32 ± 0.07	41	7	HARPS	3.74 ± 0.48
131109	4318 ± 38	1.99 ± 0.05	-0.29 ± 0.05	1.61 ± 0.07	52	8	HARPS	2.64 ± 0.45
133208	5086 ± 30	2.79 ± 0.04	-0.05 ± 0.03	1.91 ± 0.04	42	10	ELODIE	1.30 ± 0.45
136014	4876 ± 22	2.71 ± 0.07	-0.45 ± 0.04	1.52 ± 0.04	51	8	HARPS	3.26 ± 0.45
138716	4836 ± 22	3.19 ± 0.06	0.02 ± 0.04	1.08 ± 0.07	44	8	FEROS	2.02 ± 0.33
138852	4962 ± 36	2.87 ± 0.09	-0.13 ± 0.05	1.27 ± 0.14	47	10	ELODIE	0.44 ± 0.45
138905	4786 ± 13	2.55 ± 0.04	-0.30 ± 0.03	1.36 ± 0.05	39	9	FEROS	1.60 ± 0.45
148760	4768 ± 35	3.06 ± 0.02	0.01 ± 0.06	1.40 ± 0.08	35	7	HARPS	2.17 ± 0.34
150997	5078 ± 27	2.95 ± 0.06	-0.09 ± 0.04	1.23 ± 0.08	54	11	ELODIE	1.70 ± 0.45
151249	4147 ± 29	1.06 ± 0.06	-0.47 ± 0.03	1.35 ± 0.02	49	10	HARPS	1.55 ± 0.55
152334	4286 ± 49	2.10 ± 0.07	-0.10 ± 0.11	1.44 ± 0.06	50	10	HARPS	2.30 ± 0.45
152980	4302 ± 45	1.85 ± 0.07	-0.19 ± 0.06	1.63 ± 0.08	48	10	FEROS	4.20 ± 0.45
159353	4809 ± 17	2.76 ± 0.09	-0.19 ± 0.05	1.60 ± 0.07	45	10	ELODIE	2.37 ± 0.64
161178	4840 ± 21	2.68 ± 0.03	-0.08 ± 0.04	1.24 ± 0.06	44	11	ELODIE	2.33 ± 0.70
162076	5106 ± 13	3.32 ± 0.03	0.00 ± 0.04	1.46 ± 0.05	49	11	ELODIE	1.39 ± 0.36
165760	5080 ± 14	3.00 ± 0.02	0.10 ± 0.01	1.41 ± 0.06	48	9	HARPS	0.32 ± 0.45
168723	4966 ± 47	3.28 ± 0.07	-0.20 ± 0.05	1.21 ± 0.09	52	8	HARPS	1.79 ± 0.53
171391	5085 ± 13	2.94 ± 0.04	0.06 ± 0.03	1.18 ± 0.04	40	9	FEROS	2.45 ± 0.45
174295	4968 ± 15	2.79 ± 0.04	-0.25 ± 0.02	1.56 ± 0.03	51	8	HARPS	2.63 ± 0.46

Tabla 3.2.: continuación

Estrella HD/otro	T_{eff} (K)	$\log g$ (cm s^{-2})	[Fe/H] (dex)	ξ_t (km s^{-1})	N Fe I	N Fe II	Espectro	$v_{\text{sen } i}$ (km s^{-1})
180711	4873 ± 25	2.77 ± 0.08	-0.13 ± 0.05	1.42 ± 0.06	47	10	ELODIE	0.53 ± 0.45
185351	5079 ± 13	3.41 ± 0.05	0.04 ± 0.06	1.13 ± 0.06	46	9	ELODIE	2.14 ± 0.23
192787	5110 ± 33	3.15 ± 0.07	-0.05 ± 0.05	1.43 ± 0.06	50	10	ELODIE	0.44 ± 0.49
192879	4885 ± 31	2.73 ± 0.04	0.00 ± 0.04	1.25 ± 0.10	46	9	FEROS	0.65 ± 0.45
198232	5022 ± 27	2.85 ± 0.03	0.03 ± 0.04	1.46 ± 0.05	40	8	HARPS	1.84 ± 0.47
203387	5200 ± 28	3.05 ± 0.10	0.05 ± 0.05	1.42 ± 0.09	43	9	HARPS	4.37 ± 0.45
204771	4983 ± 18	3.03 ± 0.05	0.05 ± 0.06	1.33 ± 0.05	43	9	ELODIE	2.03 ± 0.85
205435	5179 ± 21	3.29 ± 0.10	-0.05 ± 0.04	1.31 ± 0.04	56	10	ELODIE	0.71 ± 0.38
212271	4954 ± 24	2.85 ± 0.09	0.05 ± 0.03	1.33 ± 0.03	43	8	FEROS	1.42 ± 0.45
212496	4771 ± 21	2.71 ± 0.01	-0.33 ± 0.05	1.41 ± 0.07	44	10	ELODIE	1.85 ± 0.49
213986	4907 ± 20	2.84 ± 0.06	0.10 ± 0.02	1.31 ± 0.05	42	9	FEROS	1.03 ± 0.53
215030	4767 ± 20	2.78 ± 0.09	-0.48 ± 0.07	1.33 ± 0.08	51	10	ELODIE	2.01 ± 0.45
216131	5072 ± 21	3.04 ± 0.07	0.03 ± 0.03	1.29 ± 0.07	50	10	ELODIE	0.95 ± 0.45
224533	5014 ± 23	2.82 ± 0.07	0.03 ± 0.05	1.26 ± 0.05	49	9	FEROS	1.29 ± 0.56
Estrellas subgigantes con planetas (SGCP)								
10697	5614 ± 48	4.11 ± 0.06	0.15 ± 0.04	0.85 ± 0.07	59	11	SOPHIE	0.76 ± 0.43
11964	5321 ± 16	3.94 ± 0.03	0.06 ± 0.04	1.06 ± 0.05	59	10	HARPS	1.52 ± 0.23
16141	5747 ± 25	4.14 ± 0.06	0.14 ± 0.03	1.13 ± 0.05	54	9	HARPS	2.01 ± 0.40
16175	6029 ± 58	4.28 ± 0.05	0.23 ± 0.05	1.30 ± 0.07	52	9	SOPHIE	1.94 ± 0.40
27442	4961 ± 28	3.76 ± 0.05	0.26 ± 0.07	1.22 ± 0.03	41	10	HARPS	2.07 ± 0.42
33283	6022 ± 39	4.21 ± 0.08	0.36 ± 0.01	1.28 ± 0.06	52	9	FEROS	1.09 ± 0.26
33473	5764 ± 22	4.03 ± 0.02	-0.11 ± 0.03	1.31 ± 0.04	64	9	HARPS	2.13 ± 0.28
38529	5573 ± 31	3.81 ± 0.03	0.37 ± 0.05	1.14 ± 0.04	58	11	ELODIE	1.63 ± 0.29
38801	5277 ± 27	3.90 ± 0.03	0.19 ± 0.03	1.33 ± 0.05	51	10	FEROS	1.87 ± 0.30
48265	5789 ± 16	4.09 ± 0.05	0.38 ± 0.02	1.25 ± 0.01	57	10	HARPS	1.83 ± 0.24
60532	6245 ± 14	3.95 ± 0.04	-0.12 ± 0.02	1.98 ± 0.02	56	11	HARPS	2.65 ± 0.24
73526	5564 ± 16	4.13 ± 0.06	0.23 ± 0.02	1.00 ± 0.02	53	10	FEROS	1.69 ± 0.26
73534	4959 ± 25	3.73 ± 0.04	0.16 ± 0.06	1.05 ± 0.04	47	7	FEROS	1.72 ± 0.29
88133	5452 ± 24	3.98 ± 0.09	0.28 ± 0.03	1.17 ± 0.02	54	9	HARPS	1.84 ± 0.36

Tabla 3.2.: continuación

Estrella HD/otro	T_{eff} (K)	$\log g$ (cm s^{-2})	[Fe/H] (dex)	ξ_t (km s^{-1})	N Fe I	N Fe II	Espectro	$v_{\text{sen } i}$ (km s^{-1})
96167	5749 ± 25	4.15 ± 0.06	0.35 ± 0.05	1.29 ± 0.04	47	9	FEROS	1.03 ± 0.36
117176	5559 ± 19	4.05 ± 0.04	-0.06 ± 0.02	1.11 ± 0.06	67	12	ELODIE	1.36 ± 0.45
156411	5908 ± 16	4.03 ± 0.03	-0.12 ± 0.02	1.49 ± 0.02	59	9	HARPS	1.84 ± 0.23
156846	6080 ± 43	4.16 ± 0.05	0.18 ± 0.02	1.42 ± 0.01	64	9	HARPS	3.21 ± 0.36
158038	4899 ± 41	3.43 ± 0.05	0.22 ± 0.09	0.88 ± 0.08	40	9	SOPHIE	0.72 ± 0.38
159868	5630 ± 31	4.08 ± 0.07	-0.02 ± 0.03	1.13 ± 0.02	55	10	FEROS	0.96 ± 0.23
167042	5021 ± 32	3.51 ± 0.05	-0.01 ± 0.06	1.17 ± 0.03	46	9	SOPHIE	0.68 ± 0.23
171028	5721 ± 37	3.96 ± 0.03	-0.47 ± 0.02	1.41 ± 0.06	62	10	HARPS	2.14 ± 0.40
175541	5080 ± 28	3.51 ± 0.03	-0.13 ± 0.03	0.91 ± 0.04	58	9	SOPHIE	0.47 ± 0.23
177830	5058 ± 35	3.66 ± 0.06	0.09 ± 0.04	1.62 ± 0.02	57	10	SOPHIE	0.68 ± 0.46
179079	5672 ± 14	4.21 ± 0.06	0.19 ± 0.03	1.41 ± 0.02	40	8	ELODIE	1.00 ± 0.52
185269	6059 ± 18	4.13 ± 0.06	0.12 ± 0.02	1.51 ± 0.04	58	8	SOPHIE	3.05 ± 0.50
190228	5311 ± 13	3.92 ± 0.02	-0.24 ± 0.06	0.85 ± 0.04	48	9	ELODIE	1.43 ± 0.51
190647	5608 ± 31	4.14 ± 0.05	0.21 ± 0.04	1.08 ± 0.08	60	11	HARPS	1.83 ± 0.36
219077	5325 ± 19	3.98 ± 0.01	-0.13 ± 0.03	0.81 ± 0.04	55	8	HARPS	1.38 ± 0.29
219828	5842 ± 33	4.19 ± 0.06	0.16 ± 0.04	1.17 ± 0.07	53	8	HARPS	0.97 ± 0.30
Estrellas subgigantes sin planetas (SGSP)								
2151	5880 ± 24	4.14 ± 0.06	-0.08 ± 0.04	1.31 ± 0.05	65	10	HARPS	1.72 ± 0.39
3795	5383 ± 33	4.11 ± 0.08	-0.58 ± 0.04	1.03 ± 0.01	43	8	FEROS	1.88 ± 0.33
9562	5843 ± 35	4.01 ± 0.06	0.17 ± 0.03	1.30 ± 0.02	54	8	ELODIE	1.96 ± 0.23
16548	5686 ± 31	4.06 ± 0.05	0.18 ± 0.03	1.12 ± 0.03	49	9	HARPS	1.16 ± 0.40
18907	5068 ± 39	3.65 ± 0.09	-0.61 ± 0.04	0.81 ± 0.08	57	10	HARPS	1.12 ± 0.23
21019	5465 ± 20	3.90 ± 0.04	-0.45 ± 0.02	1.21 ± 0.05	55	9	HARPS	1.41 ± 0.23
22918	4955 ± 33	3.79 ± 0.05	-0.07 ± 0.05	1.09 ± 0.05	43	8	FEROS	1.86 ± 0.28
23249	5144 ± 33	3.95 ± 0.05	0.00 ± 0.04	1.27 ± 0.02	43	8	HARPS	1.54 ± 0.23
24341	5504 ± 26	4.04 ± 0.08	-0.54 ± 0.04	1.17 ± 0.06	49	8	SOPHIE	1.99 ± 0.24
24365	5230 ± 15	3.72 ± 0.03	-0.24 ± 0.04	1.04 ± 0.05	49	9	SOPHIE	0.44 ± 0.28
24892	5348 ± 26	3.90 ± 0.06	-0.36 ± 0.03	1.10 ± 0.04	35	5	HARPS	1.25 ± 0.29
30508	5205 ± 30	3.75 ± 0.03	-0.13 ± 0.04	0.80 ± 0.07	52	9	SOPHIE	0.74 ± 0.23

Tabla 3.2.: continuación

Estrella HD/otro	T_{eff} (K)	$\log g$ (cm s^{-2})	[Fe/H] (dex)	ξ_t (km s^{-1})	N Fe I	N Fe II	Espectro	$v_{\text{sen } i}$ (km s^{-1})
39156	5249 ± 20	3.77 ± 0.05	-0.09 ± 0.02	1.03 ± 0.08	54	10	SOPHIE	0.63 ± 0.23
57006	6185 ± 28	3.84 ± 0.10	-0.02 ± 0.04	1.83 ± 0.07	63	9	ELODIE	3.10 ± 0.45
67767	5311 ± 23	3.87 ± 0.08	-0.12 ± 0.06	1.33 ± 0.05	53	8	ELODIE	0.98 ± 0.42
75782	6120 ± 48	4.21 ± 0.08	0.17 ± 0.06	1.67 ± 0.02	51	7	SOPHIE	1.60 ± 0.25
92588	5142 ± 26	3.76 ± 0.07	0.00 ± 0.05	0.97 ± 0.03	49	9	HARPS	1.68 ± 0.23
114613	5670 ± 26	3.90 ± 0.04	0.16 ± 0.02	1.23 ± 0.02	50	9	HARPS	2.32 ± 0.29
121370	6056 ± 32	3.86 ± 0.06	0.23 ± 0.02	1.92 ± 0.03	51	8	ELODIE	12.32 ± 0.36
140785	5742 ± 23	4.15 ± 0.04	-0.03 ± 0.03	1.18 ± 0.05	64	9	HARPS	2.10 ± 0.23
150474	5449 ± 20	4.08 ± 0.04	-0.07 ± 0.06	1.36 ± 0.09	51	9	HARPS	1.50 ± 0.23
156826	5122 ± 10	3.65 ± 0.02	-0.24 ± 0.05	0.82 ± 0.01	48	8	SOPHIE	0.62 ± 0.32
164507	5580 ± 23	3.98 ± 0.01	0.12 ± 0.02	1.08 ± 0.01	45	8	SOPHIE	1.02 ± 0.23
170829	5421 ± 34	3.95 ± 0.07	0.09 ± 0.04	1.01 ± 0.07	49	10	SOPHIE	0.79 ± 0.48
182572	5530 ± 21	4.05 ± 0.04	0.34 ± 0.02	0.87 ± 0.06	44	10	ELODIE	1.93 ± 0.42
188512	5223 ± 26	3.86 ± 0.04	-0.17 ± 0.05	1.12 ± 0.06	40	8	HARPS	1.43 ± 0.23
191026	5108 ± 26	3.74 ± 0.07	-0.02 ± 0.05	0.98 ± 0.09	52	9	ELODIE	1.78 ± 0.23
196378	6091 ± 27	4.20 ± 0.02	-0.38 ± 0.04	1.95 ± 0.17	67	10	HARPS	1.95 ± 0.43
198802	5808 ± 53	4.03 ± 0.03	-0.01 ± 0.05	1.33 ± 0.05	52	10	SOPHIE	1.62 ± 0.24
205420	6391 ± 61	4.20 ± 0.10	-0.03 ± 0.05	2.13 ± 0.08	47	6	SOPHIE	3.70 ± 0.50
208801	4972 ± 29	3.86 ± 0.05	-0.06 ± 0.07	1.22 ± 0.04	51	9	SOPHIE	0.56 ± 0.26
211038	4924 ± 31	3.56 ± 0.04	-0.31 ± 0.05	0.85 ± 0.07	48	8	HARPS	1.27 ± 0.27
218101	5285 ± 15	3.93 ± 0.05	0.01 ± 0.04	1.16 ± 0.05	46	10	SOPHIE	0.87 ± 0.28
221420	5864 ± 35	4.05 ± 0.05	0.34 ± 0.02	1.18 ± 0.07	46	9	HARPS	0.75 ± 0.30
221585	5509 ± 18	3.91 ± 0.05	0.28 ± 0.06	1.05 ± 0.07	52	9	ELODIE	1.67 ± 0.31
161797A	5562 ± 35	3.98 ± 0.05	0.28 ± 0.05	1.02 ± 0.07	49	10	ELODIE	1.73 ± 0.43

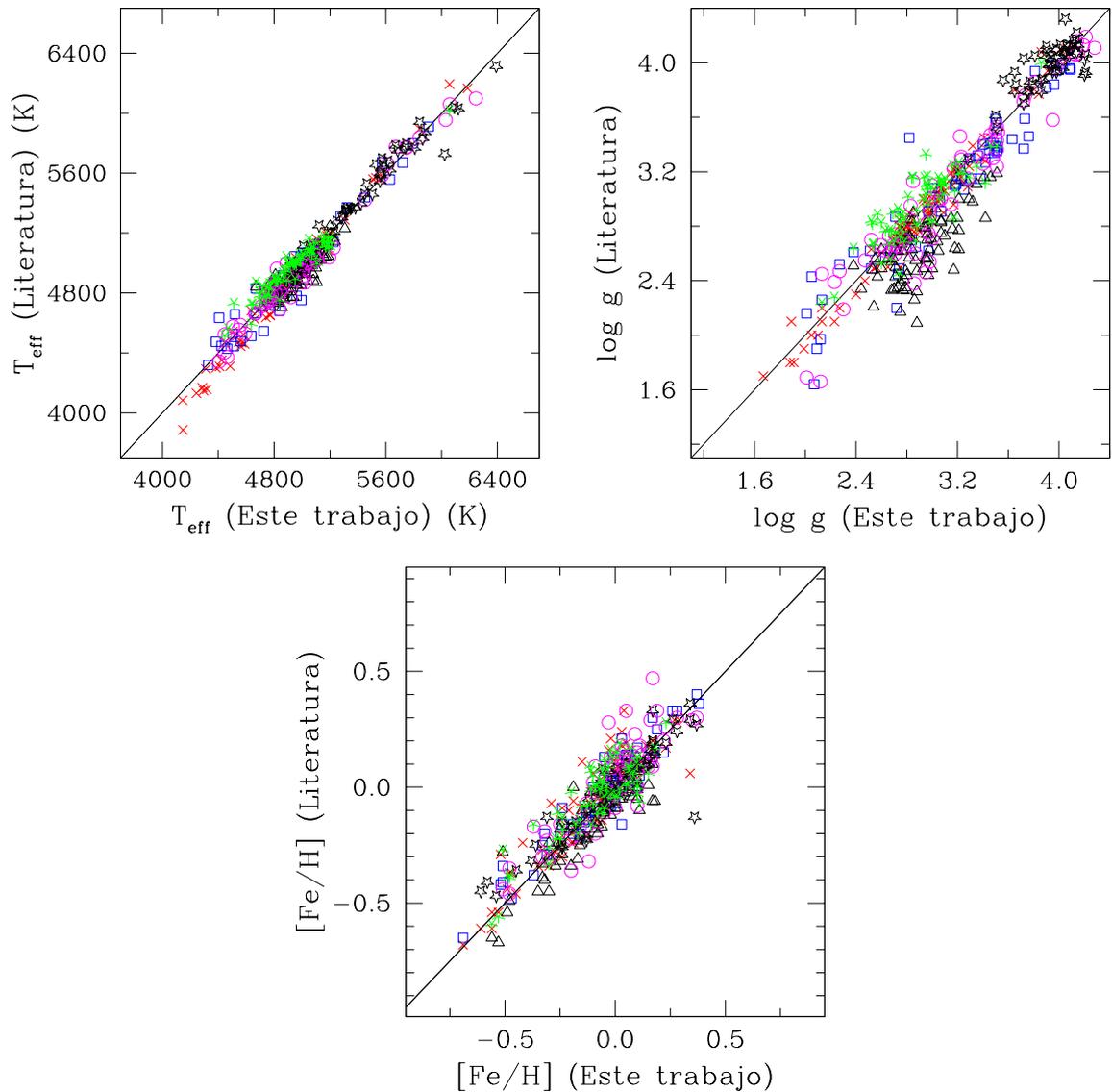


Figura 3.2: Comparación entre los parámetros fundamentales (T_{eff} , $\log g$ y $[\text{Fe}/\text{H}]$) obtenidos en este trabajo y los reportados por otros autores para las estrellas en común. Los diferentes símbolos representan comparaciones con diferentes trabajos: Maldonado et al. (2013, círculos magenta), Mortier et al. (2013, cuadrados azules), da Silva et al. (2006, 2011, curces rojas), Takeda et al. (2008, triángulos negros), Luck & Heiter (2007, asteriscos verdes) y Valenti & Fischer (2005, estrellas negras).

3.2. Parámetros fotométricos y físicos

Como verificación independiente, derivamos temperaturas efectivas fotométricas usando las calibraciones de González Hernández & Bonifacio (2009, GHB09 de aquí en adelante) y de Alonso et al. (1999, A99 de aquí en adelante) para los índices de color

Tabla 3.3.: Comparación entre los parámetros fundamentales de las mismas estrellas obtenidas con diferentes espectrógrafos

Estrella	Espectro	T_{eff} (K)	$\log g$ (cm s^{-2})	[Fe/H]
Sol	HARPS	5763 ± 24	4.42 ± 0.03	0.01 ± 0.05
	SOPHIE	5764 ± 49	4.44 ± 0.05	-0.03 ± 0.04
	FEROS	5739 ± 32	4.43 ± 0.03	-0.03 ± 0.04
	ELODIE	5748 ± 37	4.36 ± 0.05	-0.03 ± 0.03
	EBASIM	5735 ± 50	4.35 ± 0.08	-0.08 ± 0.04
HD 16400	ELODIE	4814 ± 28	2.68 ± 0.10	-0.05 ± 0.04
	HARPS	4867 ± 33	2.73 ± 0.08	0.00 ± 0.04
HD 28305	ELODIE	4948 ± 28	2.93 ± 0.05	0.01 ± 0.03
	HARPS	5016 ± 33	2.97 ± 0.04	0.01 ± 0.02
	FEROS	4995 ± 33	2.83 ± 0.05	0.01 ± 0.03
HD 62509	ELODIE	4895 ± 24	3.08 ± 0.06	0.03 ± 0.06
	HARPS	4946 ± 18	3.07 ± 0.05	0.07 ± 0.05
HD 168723	ELODIE	4942 ± 35	3.24 ± 0.11	-0.18 ± 0.05
	HARPS	4966 ± 40	3.28 ± 0.07	-0.20 ± 0.07

Tabla 3.4.: Resultados de la comparación de nuestros parámetros fundamentales con los de Maldonado et al. (2013); Mortier et al. (2013); da Silva et al. (2006, 2011); Takeda et al. (2008); Luck & Heiter (2007); y Valenti & Fischer (2005)

Comparación	$T_{\text{eff}} \pm \sigma$ (K)	$\log g \pm \sigma$	[Fe/H] $\pm \sigma$	$N_{\text{común}}$
Δ [S0611]	8.62 ± 59.74	0.03 ± 0.08	-0.04 ± 0.08	143
Δ [TA08]	50.08 ± 67.70	0.27 ± 0.19	0.04 ± 0.24	83
Δ [MO13]	7.55 ± 81.04	0.07 ± 0.19	-0.03 ± 0.07	58
Δ [MA13]	14.07 ± 74.49	0.05 ± 0.18	-0.04 ± 0.10	61
Δ [LH07]	-45.11 ± 72.24	-0.06 ± 0.16	-0.04 ± 0.09	66
Δ [VF05]	-6.89 ± 73.74	-0.05 ± 0.13	-0.01 ± 0.10	47

Todas las diferencias corresponden a nuestros valores menos los de literatura.

B–V y V–K. Los colores B–V fueron extraídos de los catálogos Hipparcos y Tycho (Perryman & ESA 1997) y fueron corregidos por enrojecimiento usando la extinción visual (A_V) a través del calculador en línea de Frédéric Arenou³, que se basa en las coordenadas galácticas y las distancias (Arenou et al. 1992). Los excesos de color $E(B-V)$ se obtuvieron a partir de la relación con A_V : $A_V = 3.10 \times E(B-V)$. Los colores (V–K) y las magnitudes K se tomaron del catálogo 2MASS (Cutri et al. 2003) y fueron desenrojecidos usando las relaciones entre $E(B-V)$ y $E(V-K)$: $E(V-K) = 0.86 \times E(B-V)$ (Luck & Wepfer 1995; Takeda et al. 2005).

Los paneles superior e inferior de la Figura 3.3 muestran las temperaturas fotométricas obtenidas a partir de los colores B–V y V–K, respectivamente, usando las cali-

³<http://wwwhip.obspm.fr/cgi-bin/afm>

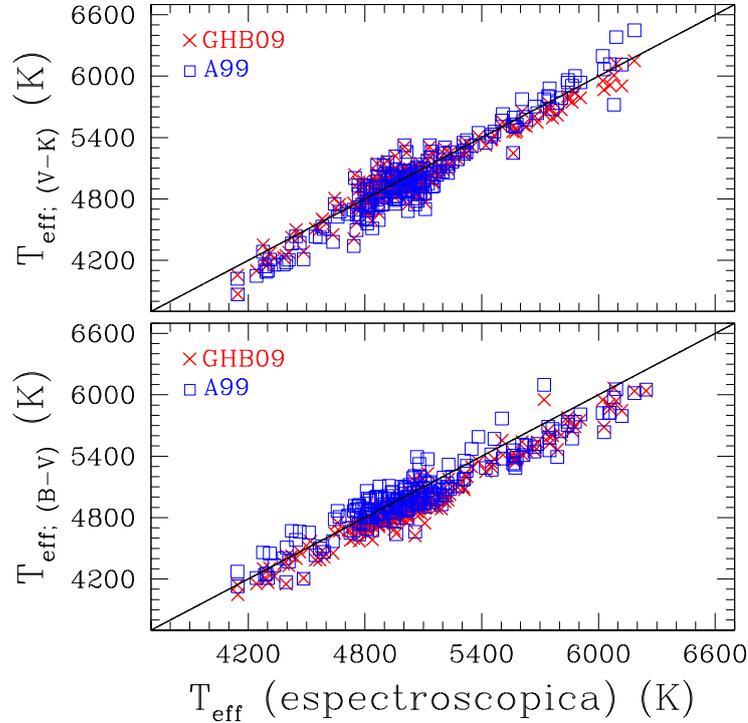


Figura 3.3: Comparación entre las temperaturas efectivas espectroscópicas y aquellas calculadas a partir de las calibraciones fotométricas de González Hernández & Bonifacio (2009) y Alonso et al. (1999) a partir de los colores B–V (panel inferior) y V–K (panel superior).

braciones A99 y GH09, en función de nuestras T_{eff} espectroscópicas. El acuerdo es bastante bueno para ambas calibraciones y colores. Las temperaturas a partir de los colores (B–V) parecen ser más frías que las obtenidas con la espectroscopía, con una diferencia promedio (espectroscópica – fotométrica) de $\langle \Delta T_{\text{eff}} \rangle \sim 118 \pm 95$ K para la calibración de GHB09 y $\langle \Delta T_{\text{eff}} \rangle \sim 40 \pm 137$ K para la calibración A99. Las temperaturas fotométricas basadas en colores (V–K), también acuerdan relativamente bien con las T_{eff} espectroscópicas. En este caso las diferencias medias fueron $\langle \Delta T_{\text{eff}} \rangle \sim 35 \text{ K} \pm 117 \text{ K}$ y $49 \pm 136 \text{ K}$ con las calibraciones GHB99 y A99 respectivamente. Las diferencias entre temperaturas efectivas fotométricas y espectroscópicas proveen una estimación del error en este parámetro (Sousa et al. 2011a). La sensibilidad de las abundancias químicas a errores de este orden en T_{eff} es evaluada en la Sección 5.2.1.

A continuación computamos los parámetros físicos tales como luminosidad, radio, masa y edad. A partir de magnitudes V, obtenidas de los catálogos Hipparcos y Tycho (Perryman & ESA 1997), paralajes Hipparcos revisadas por van Leeuwen (2007) y las A_V calculadas previamente, computamos las magnitudes absolutas M_V siguiendo la fórmula clásica: $M_V = V + 5 + 5 \log \pi - A_V$. Para tres GCP no hay datos de Hipparcos disponibles, por lo que para dos de ellas, NGC 2423-3 y NGC 4349-127, usa-

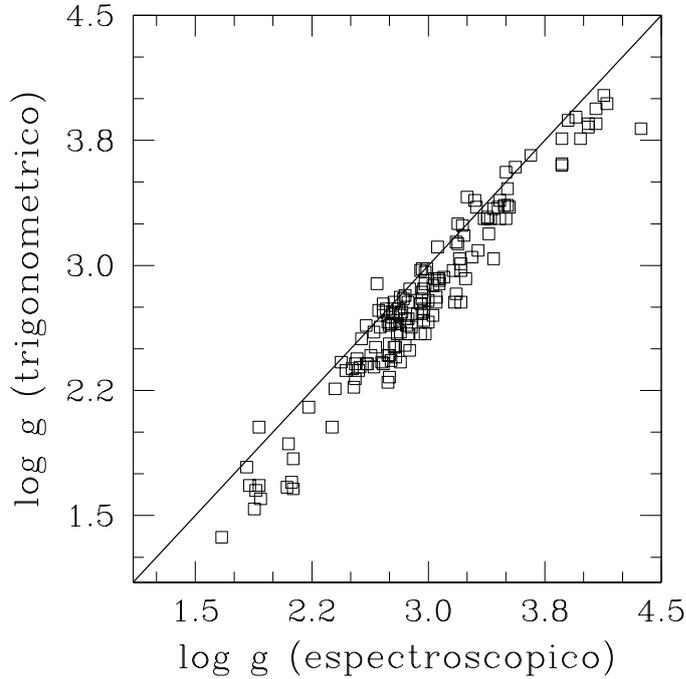


Figura 3.4: Comparación entre las gravedades espectroscópicas y las gravedades obtenidas a partir de paralajes trigonométricas dadas por el código PARAM.

mos los valores dados por la *Enciclopedia de Planetas Extrasolares*. Sin embargo, para BD +48 738 no encontramos datos astrométricos en ninguna fuente. Las magnitudes bolométricas se derivaron a partir de las M_V usando las correcciones bolométricas de la fórmula empírica de Alonso et al. (1999), empleando los parámetros atmosféricos de la Tabla 3.2. Finalmente, estimamos las luminosidades estelares usando la relación usual $L/L_\odot = -0.4 (M_{bol} - M_{bol_\odot})$; con $M_{bol_\odot} = 4.77$ (Girardi et al. 2000). Las incertezas se obtuvieron usando propagación de errores.

Tabla 3.5.: Parámetros fotométricos y físicos

Estrella HD/otro	A_V (mag)	$\log(L/L_\odot)$	Edad (10^9 años)	Masa (M_\odot)	Radio (R_\odot)	$\log g$ (trigonom.) (cm s^{-2})
Estrellas gigantes con planetas (GCP)						
1502	0.11	1.14 ± 0.19	2.34 ± 0.78	1.53 ± 0.17	3.98 ± 0.76	3.39 ± 0.12
1690	0.09	1.53 ± 0.43	8.37 ± 2.67	1.02 ± 0.10	19.60 ± 2.08	1.83 ± 0.08
4313	0.10	1.14 ± 0.15	1.72 ± 0.37	1.71 ± 0.13	4.38 ± 0.55	3.35 ± 0.08
4732	0.10	1.18 ± 0.08	1.47 ± 0.20	1.81 ± 0.09	4.94 ± 0.34	3.28 ± 0.06
5608	0.06	1.15 ± 0.05	1.72 ± 0.21	1.72 ± 0.07	4.93 ± 0.19	3.25 ± 0.04
5891	0.19	1.23 ± 0.20	8.30 ± 2.40	1.03 ± 0.08	5.80 ± 0.70	2.89 ± 0.09
11977	0.16	1.84 ± 0.06	1.00 ± 0.20	2.13 ± 0.15	9.94 ± 0.35	2.74 ± 0.04
12929	0.00	1.88 ± 0.05	3.09 ± 1.78	1.34 ± 0.29	13.10 ± 0.39	2.30 ± 0.09
15779	0.07	1.73 ± 0.11	1.05 ± 0.27	2.12 ± 0.18	9.56 ± 0.74	2.77 ± 0.06
16400	0.08	1.78 ± 0.12	1.16 ± 0.28	2.06 ± 0.19	9.73 ± 0.78	2.74 ± 0.07
18742	0.10	1.12 ± 0.15	2.49 ± 0.58	1.48 ± 0.11	4.08 ± 0.56	3.35 ± 0.09

Tabla 3.5.: continuación

Estrella HD/otro	A_V (mag)	$\log(L/L_\odot)$	Edad (10^9 años)	Masa (M_\odot)	Radio (R_\odot)	$\log g$ (trigonom.) (cm s^{-2})
28305	0.06	1.97 ± 0.07	0.47 ± 0.06	2.79 ± 0.11	12.31 ± 0.52	2.67 ± 0.03
28678	0.29	1.20 ± 0.23	2.88 ± 1.24	1.41 ± 0.19	3.71 ± 0.91	3.41 ± 0.16
30856	0.23	1.10 ± 0.13	3.89 ± 1.22	1.31 ± 0.11	4.15 ± 0.45	3.28 ± 0.09
33142	0.13	1.13 ± 0.15	2.03 ± 0.48	1.60 ± 0.13	4.22 ± 0.57	3.36 ± 0.09
47205	0.02	1.08 ± 0.05	2.61 ± 0.25	1.50 ± 0.05	4.63 ± 0.12	3.25 ± 0.03
47536	0.11	2.27 ± 0.09	10.15 ± 1.31	0.91 ± 0.03	22.39 ± 1.05	1.66 ± 0.04
59686	0.00	1.76 ± 0.10	2.73 ± 1.11	1.43 ± 0.23	11.22 ± 0.70	2.46 ± 0.06
62509	0.00	1.59 ± 0.04	0.98 ± 0.13	2.10 ± 0.08	8.31 ± 0.09	2.89 ± 0.02
66141	0.00	2.22 ± 0.10	9.18 ± 2.09	0.98 ± 0.06	21.43 ± 1.18	1.74 ± 0.06
73108	0.00	2.07 ± 0.08	5.25 ± 2.02	1.16 ± 0.13	17.20 ± 1.16	2.00 ± 0.08
81688	0.10	1.78 ± 0.10	1.48 ± 0.21	1.76 ± 0.12	10.08 ± 0.49	2.64 ± 0.05
89484	0.01	2.48 ± 0.08	1.79 ± 0.46	1.56 ± 0.15	28.13 ± 1.04	1.70 ± 0.05
90043	0.03	1.17 ± 0.09	1.49 ± 0.18	1.78 ± 0.08	4.85 ± 0.33	3.28 ± 0.04
95089	0.02	1.19 ± 0.17	1.85 ± 0.55	1.67 ± 0.17	4.73 ± 0.84	3.28 ± 0.12
96063	0.02	0.95 ± 0.16	2.92 ± 0.81	1.39 ± 0.12	3.33 ± 0.45	3.50 ± 0.09
98219	0.15	1.20 ± 0.16	2.41 ± 0.69	1.52 ± 0.14	4.52 ± 0.70	3.28 ± 0.10
107383	0.05	2.28 ± 0.12	1.53 ± 0.54	1.66 ± 0.21	19.83 ± 1.90	2.03 ± 0.09
108863	0.06	1.24 ± 0.17	3.17 ± 1.39	1.41 ± 0.19	5.28 ± 0.92	3.11 ± 0.12
110014	0.17	2.30 ± 0.11	0.83 ± 0.36	2.28 ± 0.35	20.15 ± 2.00	2.15 ± 0.10
112410	0.22	1.73 ± 0.12	4.17 ± 2.34	1.21 ± 0.25	8.83 ± 0.84	2.60 ± 0.16
120084	0.00	1.63 ± 0.08	1.02 ± 0.22	2.12 ± 0.13	9.13 ± 0.42	2.81 ± 0.04
122430	0.28	2.34 ± 0.12	1.98 ± 0.67	1.62 ± 0.19	21.20 ± 2.06	1.96 ± 0.07
136512	0.05	1.70 ± 0.09	5.54 ± 2.79	1.07 ± 0.19	10.13 ± 0.40	2.42 ± 0.05
137759	0.03	1.79 ± 0.05	5.17 ± 2.89	1.14 ± 0.25	12.44 ± 0.29	2.27 ± 0.10
141680	0.19	1.84 ± 0.09	3.94 ± 2.16	1.20 ± 0.24	10.48 ± 0.52	2.44 ± 0.09
142091	0.03	1.12 ± 0.05	2.52 ± 0.38	1.53 ± 0.07	5.09 ± 0.14	3.18 ± 0.03
148427	0.33	0.91 ± 0.08	3.05 ± 0.33	1.41 ± 0.05	3.15 ± 0.21	3.56 ± 0.05
163917	0.16	2.07 ± 0.07	0.45 ± 0.07	2.88 ± 0.12	13.58 ± 0.62	2.60 ± 0.03
170693	0.02	2.17 ± 0.07	6.47 ± 1.77	1.07 ± 0.11	19.86 ± 1.05	1.84 ± 0.06
180902	0.26	1.09 ± 0.14	2.48 ± 0.53	1.51 ± 0.11	3.94 ± 0.47	3.39 ± 0.08
181342	0.26	1.21 ± 0.13	1.56 ± 0.28	1.78 ± 0.11	4.55 ± 0.49	3.34 ± 0.07
188310	0.10	1.79 ± 0.09	5.05 ± 2.05	1.10 ± 0.16	10.26 ± 0.38	2.42 ± 0.04
192699	0.04	1.06 ± 0.09	2.18 ± 0.45	1.48 ± 0.11	4.05 ± 0.29	3.36 ± 0.06
199665	0.04	1.53 ± 0.08	0.69 ± 0.05	2.35 ± 0.07	7.19 ± 0.38	3.06 ± 0.03
200964	0.04	1.08 ± 0.10	1.95 ± 0.26	1.59 ± 0.07	4.21 ± 0.31	3.36 ± 0.05
203949	0.16	1.67 ± 0.05	1.23 ± 0.19	1.99 ± 0.10	9.16 ± 0.33	2.78 ± 0.04
206610	0.15	1.21 ± 0.20	3.08 ± 1.17	1.43 ± 0.18	4.59 ± 1.10	3.24 ± 0.15
210702	0.05	1.15 ± 0.07	2.10 ± 0.26	1.58 ± 0.07	4.88 ± 0.22	3.23 ± 0.04
212771	0.16	1.18 ± 0.15	1.92 ± 0.46	1.60 ± 0.13	4.26 ± 0.59	3.35 ± 0.09
219449	0.10	1.71 ± 0.07	1.54 ± 0.46	1.76 ± 0.21	9.65 ± 0.46	2.68 ± 0.08
221345	0.13	1.78 ± 0.08	4.96 ± 2.84	1.12 ± 0.24	10.49 ± 0.51	2.41 ± 0.10
222404	0.01	1.03 ± 0.04	5.87 ± 1.68	1.19 ± 0.09	4.69 ± 0.12	3.14 ± 0.05
BD+48738*	–	1.69 ± 0.05	–	0.74 ± 0.39	11.10 ± 1.00	–
NGC2423-3	0.39	2.22 ± 0.03	1.97 ± 0.67	1.63 ± 0.23	11.82 ± 0.43	2.47 ± 0.08
NGC4349-127	1.08	2.91 ± 0.03	0.98 ± 0.33	2.05 ± 0.24	27.15 ± 1.20	1.85 ± 0.08

Tabla 3.5.: continuación

Estrella HD/otro	A_V (mag)	$\log(L/L_\odot)$	Edad (10^9 años)	Masa (M_\odot)	Radio (R_\odot)	$\log g$ (trigonom.) (cm s^{-2})
Estrellas gigantes sin planetas (GSP)						
2114	0.10	2.18 ± 0.20	0.33 ± 0.07	3.10 ± 0.27	12.53 ± 2.40	2.70 ± 0.13
3546	0.08	1.71 ± 0.07	5.71 ± 5.29	1.01 ± 0.35	9.04 ± 0.34	2.49 ± 0.14
5395	0.18	1.83 ± 0.07	2.20 ± 0.62	1.44 ± 0.16	10.37 ± 0.26	2.53 ± 0.05
5722	0.10	1.78 ± 0.12	1.52 ± 0.34	1.76 ± 0.18	10.07 ± 0.62	2.64 ± 0.07
9408	0.18	1.82 ± 0.07	4.09 ± 1.80	1.17 ± 0.19	10.39 ± 0.33	2.44 ± 0.06
10761	0.07	2.12 ± 0.09	0.39 ± 0.05	3.03 ± 0.12	14.57 ± 1.01	2.56 ± 0.05
10975	0.10	1.62 ± 0.09	1.05 ± 0.16	2.07 ± 0.10	8.48 ± 0.43	2.86 ± 0.04
11949	0.11	1.57 ± 0.08	2.91 ± 0.98	1.41 ± 0.17	8.27 ± 0.55	2.72 ± 0.09
12438	0.10	1.76 ± 0.09	5.18 ± 3.05	1.04 ± 0.22	9.62 ± 0.44	2.46 ± 0.07
13468	0.09	1.75 ± 0.11	1.28 ± 0.23	1.94 ± 0.16	9.58 ± 0.69	2.73 ± 0.07
17824	0.10	1.63 ± 0.07	0.66 ± 0.09	2.40 ± 0.10	8.12 ± 0.51	2.97 ± 0.06
18322	0.05	1.76 ± 0.06	2.66 ± 1.05	1.43 ± 0.22	10.48 ± 0.21	2.51 ± 0.07
18885	0.11	1.64 ± 0.09	1.32 ± 0.18	1.91 ± 0.10	8.95 ± 0.62	2.78 ± 0.07
19845	0.17	1.63 ± 0.09	0.62 ± 0.06	2.45 ± 0.08	7.56 ± 0.51	3.04 ± 0.04
20791	0.03	1.62 ± 0.09	0.61 ± 0.06	2.46 ± 0.09	8.23 ± 0.57	2.96 ± 0.05
20894	0.16	2.06 ± 0.11	0.42 ± 0.07	2.89 ± 0.15	12.88 ± 1.25	2.65 ± 0.07
22409	0.14	1.97 ± 0.11	0.93 ± 0.28	2.17 ± 0.26	10.97 ± 1.03	2.66 ± 0.06
22663	0.15	1.98 ± 0.07	2.58 ± 1.22	1.43 ± 0.25	13.01 ± 0.54	2.33 ± 0.07
22675	0.15	1.88 ± 0.11	0.62 ± 0.13	2.55 ± 0.16	11.10 ± 0.92	2.72 ± 0.05
23319	0.11	1.80 ± 0.06	4.57 ± 1.83	1.18 ± 0.18	11.01 ± 0.35	2.39 ± 0.06
23940	0.15	1.76 ± 0.08	6.11 ± 2.88	1.00 ± 0.17	9.95 ± 0.40	2.41 ± 0.06
27256	0.08	2.06 ± 0.05	0.33 ± 0.01	3.12 ± 0.03	12.61 ± 0.36	2.70 ± 0.02
27348	0.45	1.88 ± 0.08	0.52 ± 0.04	2.60 ± 0.08	8.96 ± 0.54	2.92 ± 0.04
27371	0.06	1.91 ± 0.08	0.58 ± 0.10	2.60 ± 0.14	11.38 ± 0.66	2.71 ± 0.04
27697	0.06	1.87 ± 0.07	0.62 ± 0.11	2.54 ± 0.13	10.89 ± 0.50	2.74 ± 0.03
28307	0.08	1.85 ± 0.07	0.51 ± 0.10	2.67 ± 0.16	10.55 ± 0.53	2.78 ± 0.05
30557	0.34	1.89 ± 0.10	1.54 ± 0.25	1.76 ± 0.14	10.19 ± 0.50	2.63 ± 0.05
32887	0.17	2.70 ± 0.08	1.62 ± 0.34	1.67 ± 0.14	34.99 ± 1.78	1.54 ± 0.05
34538	0.05	1.21 ± 0.07	4.40 ± 0.88	1.22 ± 0.08	5.33 ± 0.22	3.04 ± 0.04
34559	0.24	1.70 ± 0.08	0.60 ± 0.05	2.47 ± 0.08	8.14 ± 0.46	2.98 ± 0.04
34642	0.06	1.19 ± 0.05	2.17 ± 0.28	1.57 ± 0.07	5.04 ± 0.14	3.19 ± 0.03
35369	0.06	1.83 ± 0.07	0.91 ± 0.21	2.22 ± 0.17	10.36 ± 0.45	2.72 ± 0.04
36189	0.17	2.31 ± 0.10	0.34 ± 0.05	3.14 ± 0.14	16.68 ± 1.26	2.46 ± 0.05
36848	0.09	1.42 ± 0.06	7.69 ± 2.48	1.11 ± 0.10	7.36 ± 0.35	2.72 ± 0.07
37160	0.03	1.50 ± 0.06	6.91 ± 1.04	1.07 ± 0.04	7.72 ± 0.27	2.66 ± 0.03
43023	0.06	1.65 ± 0.10	0.58 ± 0.06	2.50 ± 0.10	8.14 ± 0.62	2.98 ± 0.05
45415	0.11	1.76 ± 0.09	1.58 ± 0.25	1.77 ± 0.14	10.15 ± 0.48	2.64 ± 0.05
48432	0.03	1.50 ± 0.08	1.12 ± 0.09	1.99 ± 0.06	7.90 ± 0.30	2.91 ± 0.03
50778	0.06	2.42 ± 0.09	10.41 ± 1.31	0.95 ± 0.03	31.91 ± 1.92	1.37 ± 0.05
54810	0.04	1.75 ± 0.08	5.75 ± 2.85	1.07 ± 0.20	10.32 ± 0.44	2.41 ± 0.07
60986	0.01	1.69 ± 0.11	0.54 ± 0.07	2.58 ± 0.12	8.37 ± 0.79	2.97 ± 0.06
61363	0.05	1.81 ± 0.11	1.66 ± 0.33	1.68 ± 0.15	10.43 ± 0.49	2.59 ± 0.05
61935	0.01	1.74 ± 0.07	0.89 ± 0.18	2.25 ± 0.13	9.64 ± 0.37	2.79 ± 0.04
62902	0.02	1.69 ± 0.09	6.26 ± 2.62	1.10 ± 0.19	10.69 ± 0.69	2.39 ± 0.10
65345	0.00	1.68 ± 0.10	0.55 ± 0.06	2.54 ± 0.11	8.66 ± 0.70	2.93 ± 0.05

Tabla 3.5.: continuación

Estrella HD/otro	A_V (mag)	$\log(L/L_\odot)$	Edad (10^9 años)	Masa (M_\odot)	Radio (R_\odot)	$\log g$ (trigonom.) (cm s^{-2})
65695	0.02	1.92 ± 0.10	3.87 ± 1.86	1.28 ± 0.20	13.41 ± 1.11	2.26 ± 0.09
68375	0.00	1.65 ± 0.08	0.55 ± 0.04	2.54 ± 0.07	8.25 ± 0.46	2.97 ± 0.04
72650	0.12	2.03 ± 0.10	3.62 ± 1.73	1.35 ± 0.21	15.55 ± 1.21	2.15 ± 0.08
73017	0.06	1.53 ± 0.08	6.21 ± 2.22	1.10 ± 0.11	7.94 ± 0.50	2.65 ± 0.07
76813	0.00	1.86 ± 0.10	0.42 ± 0.04	2.81 ± 0.11	10.32 ± 0.78	2.83 ± 0.05
78235	0.00	1.60 ± 0.09	0.62 ± 0.06	2.42 ± 0.09	7.76 ± 0.51	3.01 ± 0.04
81797	0.07	2.84 ± 0.07	0.29 ± 0.06	3.35 ± 0.22	42.40 ± 2.26	1.67 ± 0.05
83441	0.09	1.75 ± 0.10	1.97 ± 0.83	1.62 ± 0.28	10.24 ± 0.51	2.59 ± 0.10
85444	0.10	2.21 ± 0.09	0.27 ± 0.02	3.33 ± 0.10	14.69 ± 1.07	2.59 ± 0.05
95808	0.11	1.81 ± 0.11	0.68 ± 0.13	2.43 ± 0.15	10.10 ± 0.76	2.78 ± 0.05
101484	0.04	1.63 ± 0.09	0.91 ± 0.17	2.20 ± 0.12	8.96 ± 0.46	2.84 ± 0.04
104979	0.00	1.77 ± 0.07	0.88 ± 0.18	2.17 ± 0.15	9.62 ± 0.41	2.78 ± 0.04
106714	0.05	1.80 ± 0.09	0.73 ± 0.15	2.37 ± 0.16	10.07 ± 0.66	2.77 ± 0.04
107446	0.07	2.48 ± 0.07	2.17 ± 0.73	1.52 ± 0.19	28.41 ± 1.41	1.68 ± 0.07
109379	0.10	2.19 ± 0.06	0.28 ± 0.01	3.32 ± 0.06	14.48 ± 0.65	2.60 ± 0.03
113226	0.02	1.82 ± 0.06	0.43 ± 0.02	2.80 ± 0.04	9.93 ± 0.29	2.86 ± 0.02
115202	0.09	1.18 ± 0.06	3.09 ± 0.64	1.41 ± 0.08	5.01 ± 0.21	3.15 ± 0.05
115659	0.10	2.03 ± 0.06	0.33 ± 0.01	3.09 ± 0.05	12.32 ± 0.44	2.71 ± 0.03
116292	0.20	1.92 ± 0.10	0.76 ± 0.20	2.40 ± 0.21	10.84 ± 0.82	2.71 ± 0.05
119126	0.07	1.78 ± 0.10	1.33 ± 0.27	1.93 ± 0.18	10.04 ± 0.68	2.69 ± 0.06
120420	0.10	1.80 ± 0.09	4.48 ± 2.06	1.16 ± 0.19	10.51 ± 0.42	2.43 ± 0.06
124882	0.15	2.39 ± 0.07	6.57 ± 1.66	1.06 ± 0.11	24.61 ± 1.11	1.65 ± 0.05
125560	0.04	1.74 ± 0.07	5.98 ± 2.59	1.08 ± 0.18	10.78 ± 0.43	2.37 ± 0.07
130952	0.08	1.77 ± 0.10	5.05 ± 2.67	1.10 ± 0.22	10.32 ± 0.60	2.42 ± 0.09
131109	0.21	2.36 ± 0.10	5.68 ± 2.42	1.10 ± 0.18	22.94 ± 1.65	1.73 ± 0.09
133208	0.06	2.26 ± 0.07	0.32 ± 0.02	3.23 ± 0.07	17.09 ± 0.69	2.45 ± 0.03
136014	0.24	1.80 ± 0.12	5.59 ± 2.77	1.02 ± 0.19	9.93 ± 0.66	2.42 ± 0.10
138716	0.07	1.13 ± 0.05	3.39 ± 0.80	1.38 ± 0.10	5.09 ± 0.19	3.13 ± 0.05
138852	0.06	1.71 ± 0.08	1.13 ± 0.24	2.02 ± 0.16	9.22 ± 0.48	2.78 ± 0.06
138905	0.11	1.86 ± 0.07	4.31 ± 2.08	1.15 ± 0.21	11.14 ± 0.58	2.37 ± 0.08
148760	0.17	1.39 ± 0.08	3.18 ± 0.82	1.41 ± 0.11	6.31 ± 0.39	2.95 ± 0.06
150997	0.05	1.68 ± 0.05	0.79 ± 0.12	2.25 ± 0.10	8.92 ± 0.22	2.86 ± 0.02
151249	0.16	2.76 ± 0.09	4.98 ± 1.86	1.12 ± 0.16	40.44 ± 2.62	1.24 ± 0.05
152334	0.10	2.13 ± 0.07	6.00 ± 2.61	1.18 ± 0.15	18.68 ± 1.09	1.93 ± 0.08
152980	0.17	2.54 ± 0.10	1.82 ± 0.60	1.63 ± 0.21	29.52 ± 2.45	1.68 ± 0.08
159353	0.37	1.89 ± 0.10	3.47 ± 1.79	1.26 ± 0.24	10.44 ± 0.40	2.47 ± 0.07
161178	0.04	1.68 ± 0.08	1.52 ± 0.19	1.77 ± 0.10	9.81 ± 0.42	2.67 ± 0.05
162076	0.09	1.51 ± 0.08	0.76 ± 0.06	2.26 ± 0.07	6.82 ± 0.37	3.09 ± 0.03
165760	0.25	1.96 ± 0.09	0.40 ± 0.03	2.87 ± 0.09	10.58 ± 0.64	2.81 ± 0.04
168723	0.06	1.31 ± 0.05	2.27 ± 0.49	1.51 ± 0.11	5.82 ± 0.19	3.05 ± 0.05
171391	0.37	1.98 ± 0.09	0.42 ± 0.04	2.81 ± 0.10	10.29 ± 0.74	2.83 ± 0.05
174295	0.12	1.89 ± 0.09	1.25 ± 0.26	1.92 ± 0.18	10.51 ± 0.67	2.65 ± 0.04
180711	0.01	1.77 ± 0.05	1.66 ± 0.35	1.70 ± 0.18	10.52 ± 0.24	2.59 ± 0.05
185351	0.02	1.14 ± 0.05	1.41 ± 0.09	1.82 ± 0.05	4.72 ± 0.14	3.32 ± 0.02
192787	0.20	1.71 ± 0.08	0.72 ± 0.13	2.30 ± 0.13	8.67 ± 0.56	2.89 ± 0.06
192879	0.31	1.84 ± 0.11	1.09 ± 0.27	2.10 ± 0.19	9.53 ± 0.74	2.77 ± 0.06

Tabla 3.5.: continuación

Estrella HD/otro	A_V (mag)	$\log(L/L_\odot)$	Edad (10^9 años)	Masa (M_\odot)	Radio (R_\odot)	$\log g$ (trigonom.) (cm s^{-2})
198232	0.17	2.24 ± 0.12	0.36 ± 0.05	3.11 ± 0.14	15.45 ± 1.49	2.52 ± 0.07
203387	0.08	1.92 ± 0.08	0.39 ± 0.03	2.89 ± 0.08	10.67 ± 0.62	2.81 ± 0.04
204771	0.16	1.65 ± 0.07	1.07 ± 0.15	2.05 ± 0.09	8.31 ± 0.32	2.88 ± 0.03
205435	0.09	1.57 ± 0.05	0.66 ± 0.02	2.36 ± 0.04	7.27 ± 0.19	3.05 ± 0.02
212271	0.16	1.70 ± 0.09	0.95 ± 0.21	2.18 ± 0.14	9.10 ± 0.51	2.82 ± 0.04
212496	0.17	1.78 ± 0.06	5.78 ± 2.84	1.05 ± 0.19	10.18 ± 0.29	2.41 ± 0.07
213986	0.14	1.71 ± 0.11	0.93 ± 0.22	2.20 ± 0.16	9.39 ± 0.66	2.80 ± 0.05
215030	0.06	1.69 ± 0.09	6.36 ± 1.80	1.10 ± 0.08	9.30 ± 0.59	2.51 ± 0.04
216131	0.06	1.71 ± 0.06	0.52 ± 0.02	2.59 ± 0.05	8.91 ± 0.29	2.92 ± 0.02
224533	0.10	1.75 ± 0.08	0.71 ± 0.12	2.39 ± 0.12	9.73 ± 0.51	2.81 ± 0.04
Estrellas subgigantes con planetas (SGCP)						
10697	0.00	0.42 ± 0.06	6.98 ± 0.41	1.11 ± 0.02	1.75 ± 0.05	3.96 ± 0.02
11964	0.10	0.47 ± 0.06	7.45 ± 0.73	1.10 ± 0.03	1.95 ± 0.07	3.86 ± 0.02
16141	0.03	0.24 ± 0.08	7.51 ± 0.76	1.05 ± 0.02	1.39 ± 0.08	4.14 ± 0.04
16175	0.12	1.19 ± 0.12	3.27 ± 0.49	1.28 ± 0.05	1.69 ± 0.10	4.06 ± 0.05
27442	0.03	0.79 ± 0.04	2.89 ± 0.06	1.46 ± 0.01	3.18 ± 0.08	3.56 ± 0.02
33283	0.20	0.58 ± 0.10	3.23 ± 0.46	1.29 ± 0.05	1.70 ± 0.13	4.05 ± 0.06
33473	0.08	0.69 ± 0.08	4.04 ± 0.50	1.27 ± 0.04	2.29 ± 0.13	3.79 ± 0.04
38529	0.04	0.74 ± 0.07	3.09 ± 0.17	1.41 ± 0.03	2.66 ± 0.12	3.71 ± 0.03
38801	0.10	0.68 ± 0.19	5.45 ± 2.04	1.19 ± 0.12	2.14 ± 0.30	3.82 ± 0.08
48265	0.08	0.51 ± 0.08	4.56 ± 0.70	1.22 ± 0.05	1.82 ± 0.09	3.97 ± 0.04
60532	0.02	0.80 ± 0.05	2.25 ± 0.17	1.50 ± 0.04	2.50 ± 0.06	3.78 ± 0.02
73526	0.06	0.33 ± 0.12	9.59 ± 1.00	1.01 ± 0.04	1.41 ± 0.14	4.11 ± 0.07
73534	0.00	0.68 ± 0.13	4.01 ± 0.88	1.31 ± 0.08	2.79 ± 0.31	3.63 ± 0.08
88133	0.12	0.50 ± 0.11	6.88 ± 1.44	1.12 ± 0.06	1.85 ± 0.16	3.92 ± 0.05
96167	0.10	0.53 ± 0.13	5.62 ± 0.83	1.16 ± 0.05	1.73 ± 0.18	3.99 ± 0.07
117176	0.01	0.44 ± 0.05	8.11 ± 0.31	1.07 ± 0.01	1.82 ± 0.03	3.91 ± 0.01
156411	0.07	0.66 ± 0.08	4.28 ± 0.42	1.24 ± 0.03	2.15 ± 0.11	3.83 ± 0.03
156846	0.14	0.62 ± 0.08	2.78 ± 0.37	1.38 ± 0.05	1.95 ± 0.10	3.97 ± 0.04
158038	0.08	0.61 ± 0.10	1.98 ± 0.58	1.65 ± 0.16	5.00 ± 0.53	3.22 ± 0.09
159868	0.07	0.53 ± 0.09	7.57 ± 0.93	1.08 ± 0.04	1.78 ± 0.10	3.94 ± 0.04
167042	0.05	0.72 ± 0.06	2.12 ± 0.24	1.58 ± 0.07	4.16 ± 0.14	3.36 ± 0.03
171028	0.31	0.57 ± 0.18	8.59 ± 2.34	1.00 ± 0.07	1.88 ± 0.20	3.86 ± 0.07
175541	0.06	0.66 ± 0.07	2.65 ± 0.70	1.45 ± 0.12	3.55 ± 0.51	3.46 ± 0.09
177830	0.03	0.60 ± 0.07	3.46 ± 0.29	1.37 ± 0.04	2.81 ± 0.14	3.64 ± 0.03
179079	0.12	0.37 ± 0.09	7.88 ± 0.65	1.05 ± 0.02	1.45 ± 0.09	4.10 ± 0.05
185269	0.20	0.49 ± 0.10	3.40 ± 0.54	1.29 ± 0.05	1.76 ± 0.07	4.02 ± 0.03
190228	0.11	0.66 ± 0.08	5.07 ± 0.78	1.18 ± 0.05	2.38 ± 0.13	3.72 ± 0.03
190647	0.19	0.31 ± 0.09	9.05 ± 0.58	1.02 ± 0.02	1.43 ± 0.09	4.10 ± 0.04
219077	0.05	0.44 ± 0.05	8.89 ± 0.52	1.05 ± 0.02	1.93 ± 0.06	3.86 ± 0.02
219828	0.12	0.48 ± 0.11	4.75 ± 0.88	1.19 ± 0.06	1.68 ± 0.14	4.03 ± 0.06
Estrellas subgigantes sin planetas (SGSP)						
2151	0.02	0.45 ± 0.04	6.46 ± 0.32	1.12 ± 0.01	1.76 ± 0.03	3.96 ± 0.01
3795	0.10	0.44 ± 0.05	11.65 ± 0.18	0.91 ± 0.01	1.94 ± 0.04	3.79 ± 0.01
9562	0.10	0.55 ± 0.05	4.47 ± 0.65	1.22 ± 0.05	1.83 ± 0.05	3.97 ± 0.03
16548	0.07	0.54 ± 0.08	4.99 ± 0.53	1.21 ± 0.04	1.95 ± 0.10	3.91 ± 0.03

Tabla 3.5.: continuación

Estrella HD/otro	A_V (mag)	$\log(L/L_\odot)$	Edad (10^9 años)	Masa (M_\odot)	Radio (R_\odot)	$\log g$ (trigonom.) (cm s^{-2})
18907	0.09	0.65 ± 0.05	11.28 ± 0.48	0.91 ± 0.02	2.53 ± 0.07	3.56 ± 0.02
21019	0.05	0.58 ± 0.06	6.58 ± 0.69	1.07 ± 0.03	2.21 ± 0.09	3.74 ± 0.02
22918	0.00	0.53 ± 0.07	8.32 ± 1.26	1.08 ± 0.04	2.47 ± 0.12	3.65 ± 0.04
23249	0.01	0.49 ± 0.04	6.41 ± 0.33	1.14 ± 0.02	2.18 ± 0.06	3.78 ± 0.02
24341	0.08	0.69 ± 0.07	10.69 ± 0.98	0.94 ± 0.03	1.90 ± 0.08	3.82 ± 0.02
24365	0.05	0.64 ± 0.06	2.83 ± 0.69	1.39 ± 0.10	3.12 ± 0.36	3.56 ± 0.07
24892	0.09	0.39 ± 0.06	11.12 ± 0.58	0.94 ± 0.02	1.85 ± 0.06	3.84 ± 0.02
30508	0.04	0.75 ± 0.08	3.37 ± 0.34	1.34 ± 0.04	2.76 ± 0.12	3.65 ± 0.03
39156	0.05	0.51 ± 0.09	3.48 ± 0.47	1.33 ± 0.05	2.65 ± 0.15	3.68 ± 0.03
57006	0.04	0.94 ± 0.07	1.86 ± 0.15	1.64 ± 0.05	2.88 ± 0.12	3.70 ± 0.03
67767	0.00	0.90 ± 0.06	2.39 ± 0.14	1.49 ± 0.04	3.20 ± 0.11	3.57 ± 0.02
75782	0.01	1.01 ± 0.06	2.49 ± 0.31	1.45 ± 0.06	2.14 ± 0.14	3.90 ± 0.05
92588	0.01	0.56 ± 0.06	4.92 ± 0.58	1.22 ± 0.04	2.35 ± 0.08	3.75 ± 0.02
114613	0.00	0.55 ± 0.05	4.55 ± 0.17	1.24 ± 0.02	2.06 ± 0.05	3.87 ± 0.01
121370	0.01	0.88 ± 0.04	2.03 ± 0.12	1.60 ± 0.02	2.65 ± 0.05	3.76 ± 0.01
140785	0.10	0.44 ± 0.08	7.34 ± 0.81	1.08 ± 0.03	1.71 ± 0.10	3.97 ± 0.04
150474	0.17	0.56 ± 0.09	6.80 ± 1.12	1.12 ± 0.05	2.01 ± 0.12	3.85 ± 0.03
156826	0.08	0.56 ± 0.07	2.70 ± 0.28	1.41 ± 0.06	3.55 ± 0.17	3.45 ± 0.03
164507	0.30	0.97 ± 0.07	3.55 ± 0.19	1.33 ± 0.03	2.43 ± 0.09	3.76 ± 0.02
170829	0.08	0.47 ± 0.06	7.21 ± 0.53	1.11 ± 0.02	1.90 ± 0.05	3.89 ± 0.02
182572	0.03	0.21 ± 0.04	10.40 ± 0.40	0.99 ± 0.01	1.40 ± 0.03	4.11 ± 0.02
188512	0.02	0.76 ± 0.04	3.07 ± 0.11	1.37 ± 0.02	2.91 ± 0.09	3.61 ± 0.02
191026	0.05	0.61 ± 0.05	4.34 ± 0.40	1.26 ± 0.03	2.51 ± 0.05	3.70 ± 0.02
196378	0.07	0.53 ± 0.05	5.69 ± 0.24	1.09 ± 0.02	1.86 ± 0.05	3.90 ± 0.02
198802	0.21	0.88 ± 0.13	4.38 ± 0.43	1.24 ± 0.03	2.10 ± 0.10	3.85 ± 0.03
205420	0.08	0.75 ± 0.07	1.87 ± 0.17	1.58 ± 0.05	2.53 ± 0.14	3.80 ± 0.04
208801	0.04	0.72 ± 0.09	6.07 ± 1.43	1.17 ± 0.07	2.73 ± 0.11	3.60 ± 0.04
211038	0.07	0.61 ± 0.06	10.93 ± 0.76	0.97 ± 0.02	2.51 ± 0.09	3.59 ± 0.03
218101	0.06	0.64 ± 0.08	4.38 ± 0.51	1.26 ± 0.04	2.33 ± 0.09	3.77 ± 0.02
221420	0.07	0.53 ± 0.05	3.67 ± 0.51	1.29 ± 0.05	1.87 ± 0.05	3.97 ± 0.03
221585	0.14	0.44 ± 0.07	7.82 ± 0.56	1.08 ± 0.02	1.72 ± 0.07	3.97 ± 0.03
161797A	0.01	0.39 ± 0.04	7.48 ± 0.13	1.09 ± 0.01	1.71 ± 0.04	3.98 ± 0.01

* La luminosidad, masa y radio de este objeto fueron tomados de Gettel et al. (2012).

El resto de los parámetros (masa, radio y edad) se derivaron usando el código en línea de L. Girardi, PARAM⁴ (da Silva et al. 2006). Este código requiere diferentes parámetros de entrada: T_{eff} , $[\text{Fe}/\text{H}]$, magnitud V y paralaje. Para la T_{eff} y $[\text{Fe}/\text{H}]$ usamos los resultados listados en la Tabla 3.2, mientras que para los otros dos parámetros usamos los valores dados en las fuentes indicadas arriba. Adicionalmente, el código calcula gravedades superficiales trigonométricas basadas en los paralajes. En la Figura 3.4 mostramos la comparación entre las gravedades trigonométricas y nuestros valores de $\log g$ espectroscópicos. Los valores de $\log g$ trigonométricos tienden a ser sistemática-

⁴http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/param_1.1

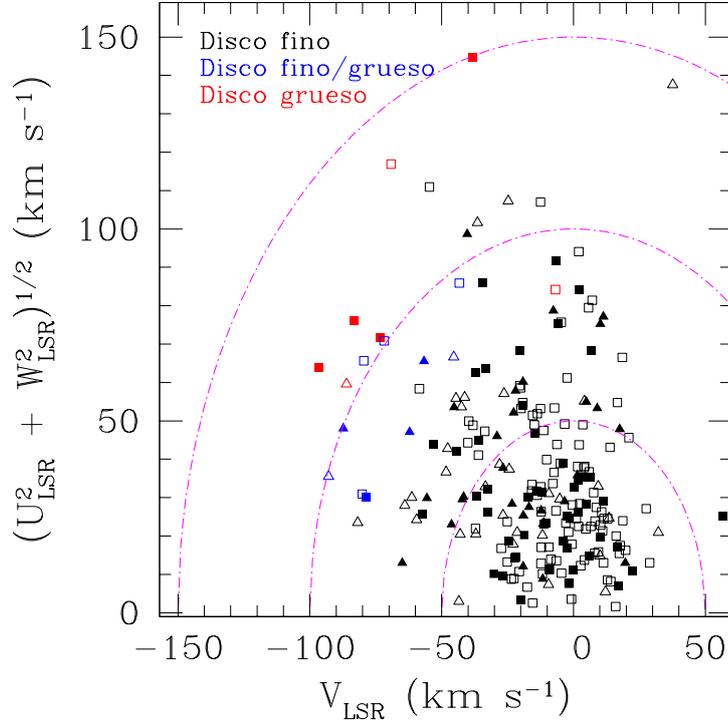


Figura 3.5: Diagrama de Toomre para la muestra estelar total. Las estrellas gigantes están indicadas con cuadrados y las subgigantes con triángulos. En ambos casos los símbolos llenos corresponden a estrellas con planetas. Las líneas punteadas indican velocidades totales constantes, $V_{tot} = (U_{LSR}^2 + V_{LSR}^2 + W_{LSR}^2)^{1/2}$, en pasos de 50 km s^{-1} . Las estrellas del disco fino están marcadas en color negro, las del disco grueso en rojo y las estrellas de transición en azul.

mente menores que las determinaciones espectroscópicas en ~ 0.15 dex (promedio), con una desviación estándar de 0.13 dex. Varios autores han reportado esta tendencia (e.g. da Silva 1986; da Silva et al. 2006; Maldonado et al. 2013) sugiriendo que es causada por apartamientos de la condición de LTE de las líneas de Fe I (Bensby et al. 2003; Thévenin & Idiart 1999; Gratton et al. 1999). Como veremos en la sección 5.2.1, diferencias de este orden tienen muy poco impacto en la determinación de abundancias químicas. Los parámetros físicos y fotométricos resultantes están listados en la Tabla 3.5. Aquí, los valores de luminosidad, masa y radio de BD+48 738 se tomaron de Gettel et al. (2012).

3.3. Componentes de velocidad espacial galáctica y poblaciones estelares

Con el fin de establecer la población galáctica de las estrellas de nuestra muestra, calculamos las componentes de la velocidad espacial galáctica U , V y W usando astrometría Hipparcos (van Leeuwen 2007) y las velocidades radiales previamente calculadas en la sección 2.3. Para el cómputo de U , V y W , desarrollamos un código en IRAF siguiendo el procedimiento de Johnson & Soderblom (1987), pero adoptando la dirección opuesta para la componente U ⁵. Las velocidades están referidas al *local standard of rest* (LSR), considerando el movimiento solar calculado por Dehnen & Binney (1998) de $(U, V, W)_{\odot} = (-10.00, +5.25, +7.17)$. Todas las velocidades están listadas en las últimas 4 columnas de la Tabla 3.6. Utilizando estas componentes de velocidad espacial y siguiendo los criterios de Reddy et al. (2006), una estrella puede ser clasificada como perteneciente al disco fino (DF), disco grueso (DG) o halo (H), si las probabilidades P_{DF} , P_{DG} o P_H son superiores al 75 %. Por el contrario, si las probabilidades son menores a este valor, las estrellas son consideradas como objetos de transición (T), ya sea disco-fino/disco-grueso o disco-grueso/halo. La Figura 3.5 muestra el diagrama de Toomre de nuestra muestra y la segunda columna de la Tabla 3.6 lista la clasificación⁶.

Este análisis nos permitió estimar que el 93.2% de las estrellas de nuestra muestra son estrellas del disco disco fino, 4.3% son estrellas de transición (disco fino/grueso) y sólo 2.5% de las estrellas pertenecen al disco grueso. Para las 157 estrellas clasificadas como gigantes: 147 son del disco fino (50 GCP), 4 son del disco grueso (todas GCP) y 5 son de transición (1 GCP). Para las 66 estrellas clasificadas como subgigantes, 60 pertenecen al disco fino (27 SGCP), 1 al disco grueso y 5 son estrellas de transición disco-fino/disco-grueso (3 SGCP). Por lo tanto, no encontramos ninguna diferencia significativa entre las poblaciones de estrellas con y sin planetas.

Tabla 3.6.: Población galáctica, velocidades radiales y componentes de velocidad espacial

Estrella HD/otro	Clasif.	VR (km s ⁻¹)	U_{LSR} (km s ⁻¹)	V_{LSR} (km s ⁻¹)	W_{LSR} (km s ⁻¹)
Estrellas gigantes con planetas (GCP)					
1502	DF	-9.94 ± 0.06	30.36 ± 5.13	-36.68 ± 4.28	-1.46 ± 1.93
1690	DF	18.49 ± 0.05	10.31 ± 8.65	6.12 ± 2.88	-10.72 ± 0.54
4313	DF	14.40 ± 0.08	-6.68 ± 0.43	17.13 ± 0.59	-2.06 ± 0.33
4732	DF	26.18 ± 0.15	-0.03 ± 0.39	-18.67 ± 0.93	-20.24 ± 0.16
5608	DF	-23.24 ± 0.15	-18.57 ± 0.13	-24.65 ± 0.32	1.83 ± 0.38

⁵Así, U es la componente en la dirección del anti-centro galáctico, V es la componente en la dirección de rotación de la Galaxia y W es la componente en la dirección perpendicular al plano galáctico (polo norte).

⁶Para la estrella BD+48 738 no pudimos calcular las componentes de velocidad U , V y W debido a la falta de astrometría y por lo tanto esta estrella permanece sin clasificar.

Tabla 3.6.: continuación

Estrella HD/otro	Clasif.	VR (km s ⁻¹)	U _{LSR} (km s ⁻¹)	V _{LSR} (km s ⁻¹)	W _{LSR} (km s ⁻¹)
5891	DG	-96.80 ± 0.09	-66.99 ± 4.74	-83.02 ± 9.29	35.98 ± 11.15
11977	DF	-16.20 ± 0.02	26.48 ± 0.35	11.20 ± 0.06	11.81 ± 0.09
12929	DF	-14.64 ± 0.02	-10.23 ± 0.05	-21.78 ± 0.10	10.30 ± 0.03
15779	DF	-6.51 ± 0.06	-26.07 ± 0.47	1.58 ± 0.20	3.27 ± 0.35
16400	DF	8.98 ± 0.08	-3.12 ± 0.21	-19.82 ± 1.10	-1.17 ± 0.16
18742	DF	-13.78 ± 0.07	-33.72 ± 1.90	6.32 ± 0.49	10.68 ± 0.92
28305	DF	38.50 ± 0.05	31.17 ± 0.08	-13.77 ± 0.24	5.46 ± 0.15
28678	DF	61.40 ± 0.08	40.39 ± 0.87	-14.84 ± 2.46	-23.42 ± 1.23
30856	DF	35.59 ± 0.07	4.76 ± 0.58	-26.85 ± 1.07	-8.40 ± 0.51
33142	DF	33.58 ± 0.06	27.91 ± 1.26	5.00 ± 1.50	-5.32 ± 0.45
47205	DF	2.57 ± 0.14	-14.28 ± 0.10	-2.61 ± 0.11	9.11 ± 0.03
47536	DG	78.80 ± 0.06	46.72 ± 0.57	-73.30 ± 0.37	54.48 ± 1.98
59686	DF	-32.29 ± 0.21	-54.12 ± 0.46	-19.23 ± 0.98	1.07 ± 0.15
62509	DF	3.23 ± 0.02	6.18 ± 0.04	10.19 ± 0.02	-18.83 ± 0.08
66141	DF	71.57 ± 0.01	65.98 ± 0.45	-5.81 ± 0.63	36.32 ± 0.20
73108	DF	14.62 ± 0.19	10.21 ± 0.25	22.16 ± 0.25	-3.56 ± 0.41
81688	DF	38.58 ± 0.20	19.70 ± 0.19	-44.41 ± 1.76	37.08 ± 0.18
89484	DF	-36.70 ± 0.90	-84.04 ± 1.26	2.15 ± 0.46	3.06 ± 0.91
90043	DF	7.28 ± 0.07	-33.84 ± 0.78	-4.04 ± 0.16	19.57 ± 0.23
95089	DF	8.16 ± 0.06	-3.34 ± 0.78	-30.18 ± 3.57	-9.57 ± 2.70
96063	DF	-1.39 ± 0.09	-34.50 ± 3.26	3.02 ± 0.65	7.98 ± 0.53
98219	DF	-10.21 ± 0.10	58.13 ± 6.05	-20.43 ± 3.06	-36.08 ± 3.37
107383	DF	40.11 ± 0.20	49.39 ± 1.15	6.77 ± 0.21	47.19 ± 0.20
108863	DF	-28.02 ± 0.09	32.87 ± 11.99	-53.00 ± 16.90	-29.18 ± 2.34
110014	DF	-18.11 ± 0.07	17.82 ± 0.61	-10.35 ± 0.65	-15.30 ± 0.21
112410	T	72.33 ± 0.03	-15.70 ± 2.28	-78.62 ± 1.57	25.71 ± 1.42
120084	DF	-8.84 ± 0.28	21.53 ± 0.86	-11.16 ± 0.33	-8.56 ± 0.32
122430	DF	0.00 ± 0.15	4.23 ± 0.67	-9.22 ± 0.68	10.61 ± 0.23
136512	DF	-54.15 ± 0.20	21.26 ± 0.42	-57.31 ± 1.51	-14.33 ± 0.89
137759	DF	-10.71 ± 0.20	-7.70 ± 0.02	-1.76 ± 0.13	-1.09 ± 0.15
141680	DF	-3.11 ± 0.08	-22.21 ± 0.35	-1.46 ± 0.18	-10.24 ± 0.37
142091	DF	-25.16 ± 0.13	-43.35 ± 0.27	-35.92 ± 0.19	-11.94 ± 0.10
148427	DF	-35.05 ± 0.05	25.26 ± 0.14	-2.44 ± 0.28	0.99 ± 0.33
163917	DF	13.19 ± 0.04	-31.46 ± 0.12	-11.88 ± 0.26	-1.64 ± 0.14
170693	DF	32.17 ± 0.20	-11.57 ± 0.15	56.87 ± 0.48	-22.30 ± 0.86
180902	DF	-4.00 ± 0.08	-1.80 ± 0.46	0.00 ± 0.51	-11.03 ± 1.86
181342	DF	-0.76 ± 0.07	-20.14 ± 0.75	-17.13 ± 1.52	22.42 ± 1.07
188310	DF	-41.07 ± 0.05	17.22 ± 0.06	-32.62 ± 0.14	-19.66 ± 0.56
192699	DF	13.75 ± 0.08	-34.20 ± 0.59	1.69 ± 0.51	5.53 ± 0.18
199665	DF	3.81 ± 0.05	-30.39 ± 0.44	0.06 ± 0.20	12.26 ± 0.18
200964	DF	-71.69 ± 0.04	58.60 ± 1.17	-33.15 ± 0.48	24.90 ± 0.61
203949	DF	-77.90 ± 0.05	89.76 ± 1.15	-6.72 ± 0.18	18.47 ± 1.12
206610	DF	-18.60 ± 0.09	1.75 ± 0.97	-3.89 ± 0.53	18.73 ± 0.74
210702	DF	16.96 ± 0.07	-16.69 ± 0.11	16.82 ± 0.09	-4.30 ± 0.10
212771	DF	14.90 ± 0.03	-85.52 ± 7.28	-34.60 ± 4.81	8.24 ± 1.43
219449	DF	-25.88 ± 0.07	62.72 ± 0.91	-37.01 ± 0.41	-0.44 ± 0.41

Tabla 3.6.: continuación

Estrella HD/otro	Clasif.	VR (km s ⁻¹)	U _{LSR} (km s ⁻¹)	V _{LSR} (km s ⁻¹)	W _{LSR} (km s ⁻¹)
221345	DG	-59.99 ± 0.20	55.30 ± 1.74	-96.67 ± 1.05	-31.92 ± 1.30
222404	DF	-42.82 ± 0.30	-31.76 ± 0.14	-32.63 ± 0.25	4.56 ± 0.10
BD +48 738	-	-6.08 ± 0.04	- ± -	- ± -	- ± -
NGC 2423-3	DF	18.23 ± 0.17	-13.42 ± 4.34	-22.10 ± 3.79	4.99 ± 5.52
NGC 4349-127	DG	-11.43 ± 0.20	96.79 ± 43.91	-38.41 ± 25.07	107.68 ± 44.46
Estrellas gigantes sin planetas (GSP)					
2114	DF	-5.40 ± 0.06	-23.06 ± 0.73	1.05 ± 0.19	8.61 ± 0.21
3546	DF	-84.43 ± 0.15	-110.75 ± 0.63	-54.61 ± 0.11	6.33 ± 0.46
5395	DF	-47.73 ± 0.12	-59.06 ± 0.33	-20.40 ± 0.22	-3.43 ± 0.20
5722	DF	-19.24 ± 0.07	-30.33 ± 0.90	4.28 ± 0.26	23.12 ± 0.15
9408	DF	6.66 ± 0.14	-15.40 ± 0.27	17.38 ± 0.21	-1.94 ± 0.24
10761	DF	12.16 ± 0.03	25.18 ± 1.68	2.41 ± 0.47	13.17 ± 0.90
10975	DF	34.84 ± 0.17	52.83 ± 1.48	-12.48 ± 1.48	-6.41 ± 0.14
11949	DF	-0.67 ± 0.17	-9.38 ± 0.14	8.14 ± 0.16	21.92 ± 0.34
12438	DF	24.40 ± 0.10	-70.35 ± 1.70	-4.64 ± 0.17	-27.86 ± 0.32
13468	DF	27.69 ± 0.05	-9.78 ± 0.78	-0.43 ± 0.58	-26.31 ± 0.56
17824	DF	-5.90 ± 0.04	-21.75 ± 0.12	10.29 ± 0.06	7.06 ± 0.07
18322	DF	-20.32 ± 0.05	-37.76 ± 0.14	-36.04 ± 0.34	16.19 ± 0.08
18885	DF	14.33 ± 0.06	8.92 ± 0.58	-11.76 ± 0.83	4.85 ± 0.50
19845	DF	-11.00 ± 0.21	-11.97 ± 0.37	-12.34 ± 0.53	4.69 ± 0.26
20791	DF	7.44 ± 0.10	3.58 ± 0.30	-20.58 ± 0.86	10.13 ± 0.30
20894	DF	5.21 ± 0.09	-21.60 ± 1.24	6.60 ± 0.46	-6.31 ± 0.80
22409	DF	35.28 ± 0.07	45.54 ± 1.58	21.02 ± 1.12	3.09 ± 1.06
22663	DF	11.50 ± 0.02	-10.28 ± 0.21	-4.51 ± 0.20	-0.78 ± 0.11
22675	DF	-29.69 ± 0.06	-49.70 ± 0.95	-13.72 ± 1.17	14.82 ± 0.68
23319	DF	9.90 ± 0.07	-33.49 ± 0.34	5.96 ± 0.09	-15.15 ± 0.19
23940	T	52.60 ± 0.08	-55.46 ± 1.68	-79.51 ± 1.50	-35.18 ± 0.08
27256	DF	35.50 ± 0.06	2.91 ± 0.07	-25.11 ± 0.05	-12.92 ± 0.05
27348	DF	-26.82 ± 0.13	-37.76 ± 0.13	1.66 ± 0.10	5.16 ± 0.14
27371	DF	38.58 ± 0.09	32.57 ± 0.15	-15.75 ± 0.35	7.31 ± 0.26
27697	DF	37.91 ± 0.04	31.12 ± 0.18	-13.97 ± 0.58	6.04 ± 0.39
28307	DF	38.79 ± 0.45	31.93 ± 0.42	-12.42 ± 0.23	7.62 ± 0.26
30557	DF	29.31 ± 0.28	17.45 ± 0.27	18.71 ± 0.20	-16.47 ± 0.77
32887	DF	1.00 ± 0.06	-25.78 ± 0.21	-12.23 ± 0.22	5.43 ± 0.06
34538	DF	74.08 ± 0.03	37.46 ± 0.16	-38.13 ± 0.14	-31.39 ± 0.13
34559	DF	19.03 ± 0.21	5.90 ± 0.22	-23.52 ± 0.64	-6.51 ± 0.28
34642	DF	21.10 ± 0.09	-44.22 ± 0.29	-40.07 ± 0.21	-2.76 ± 0.05
35369	DF	-17.68 ± 0.17	-30.59 ± 0.15	7.70 ± 0.09	6.72 ± 0.09
36189	DF	10.00 ± 0.07	11.49 ± 0.55	2.74 ± 0.17	-4.36 ± 0.19
36848	DF	-0.60 ± 0.09	-12.24 ± 0.07	-1.89 ± 0.12	17.11 ± 0.13
37160	T	98.96 ± 0.09	66.11 ± 0.19	-71.79 ± 0.49	-25.45 ± 0.13
43023	DF	51.78 ± 0.10	39.72 ± 0.24	-10.19 ± 0.41	-3.98 ± 0.22
45415	DF	52.94 ± 0.12	42.44 ± 0.21	-6.22 ± 0.42	-11.02 ± 0.47
48432	DF	18.29 ± 0.20	10.20 ± 0.20	-0.59 ± 0.28	14.69 ± 0.11
50778	T	96.20 ± 0.10	71.01 ± 0.52	-43.26 ± 0.81	-48.32 ± 2.43
54810	DF	77.74 ± 0.09	85.19 ± 0.50	2.01 ± 0.65	40.00 ± 0.43

Tabla 3.6.: continuación

Estrella HD/otro	Clasif.	VR (km s ⁻¹)	U _{LSR} (km s ⁻¹)	V _{LSR} (km s ⁻¹)	W _{LSR} (km s ⁻¹)
60986	DF	-36.33 ± 0.15	-52.65 ± 0.84	16.67 ± 0.85	15.09 ± 1.96
61363	DF	39.32 ± 0.18	49.60 ± 2.23	-39.70 ± 4.46	-5.73 ± 2.77
61935	DF	11.66 ± 0.06	2.31 ± 0.06	-1.69 ± 0.05	-7.35 ± 0.13
62902	DF	-32.00 ± 0.03	-61.18 ± 0.90	-2.39 ± 0.93	0.90 ± 0.18
65345	DF	42.61 ± 0.20	65.05 ± 1.10	18.51 ± 0.99	-13.90 ± 0.83
65695	DF	-28.02 ± 0.03	-19.90 ± 0.24	27.60 ± 0.11	-18.41 ± 0.44
68375	DF	4.33 ± 0.16	-17.92 ± 0.29	10.69 ± 0.14	19.21 ± 0.27
72650	DF	-7.20 ± 0.04	-43.12 ± 1.43	13.87 ± 0.08	-0.70 ± 0.43
73017	DF	-48.20 ± 0.18	-27.92 ± 0.51	-7.19 ± 0.12	-45.48 ± 0.62
76813	DF	20.82 ± 0.21	16.51 ± 0.33	-12.17 ± 0.37	4.33 ± 0.45
78235	DF	-13.90 ± 0.14	-11.13 ± 0.33	9.43 ± 0.12	-11.35 ± 0.34
81797	DF	-4.27 ± 0.05	-4.03 ± 0.09	14.17 ± 0.07	7.08 ± 0.05
83441	DF	20.10 ± 0.08	1.66 ± 0.46	-15.45 ± 0.10	1.92 ± 0.47
85444	DF	-14.34 ± 0.04	-24.52 ± 0.23	12.92 ± 0.10	-0.48 ± 0.08
95808	DF	-8.90 ± 0.10	-2.83 ± 0.64	-33.63 ± 3.25	-47.21 ± 3.46
101484	DF	9.38 ± 0.14	4.72 ± 0.42	-22.56 ± 0.82	7.57 ± 0.30
104979	DF	-29.62 ± 0.21	41.96 ± 0.57	3.52 ± 0.16	-25.30 ± 0.20
106714	DF	-27.89 ± 0.13	-5.26 ± 0.19	1.98 ± 0.17	-21.85 ± 0.13
107446	DF	-4.60 ± 0.10	45.39 ± 0.64	-19.25 ± 0.35	30.65 ± 0.29
109379	DF	-7.34 ± 0.08	-12.02 ± 0.06	4.14 ± 0.08	-6.69 ± 0.09
113226	DF	-14.29 ± 0.02	30.43 ± 0.18	-13.74 ± 0.10	-3.86 ± 0.02
115202	DF	35.11 ± 0.07	-78.69 ± 0.54	5.74 ± 0.21	11.36 ± 0.22
115659	DF	-4.74 ± 0.08	-21.07 ± 0.10	11.08 ± 0.05	-3.43 ± 0.07
116292	DF	-25.85 ± 0.11	15.44 ± 0.35	-2.91 ± 0.55	-17.61 ± 0.19
119126	DF	4.17 ± 0.16	-12.56 ± 0.15	-9.35 ± 0.53	11.62 ± 0.16
120420	DF	10.93 ± 0.14	0.70 ± 0.31	17.71 ± 0.27	17.49 ± 0.14
124882	DF	4.60 ± 0.06	18.65 ± 0.40	-25.11 ± 0.35	14.65 ± 0.13
125560	DF	-7.64 ± 0.09	29.42 ± 0.46	-7.80 ± 0.17	16.40 ± 0.22
130952	DF	83.60 ± 0.06	-99.91 ± 0.96	-12.51 ± 0.30	38.37 ± 0.86
131109	DF	-31.20 ± 0.08	36.08 ± 0.77	2.13 ± 0.75	24.81 ± 0.30
133208	DF	-18.40 ± 0.16	-6.57 ± 0.05	-17.54 ± 0.16	-1.17 ± 0.16
136014	T	11.30 ± 0.09	4.09 ± 1.36	-80.15 ± 4.58	-30.67 ± 2.36
138716	DF	49.25 ± 0.08	-81.28 ± 0.21	7.14 ± 0.04	-5.25 ± 0.27
138852	DF	4.73 ± 0.20	44.94 ± 1.24	-15.46 ± 0.57	25.01 ± 0.37
138905	DF	-26.71 ± 0.04	5.44 ± 0.07	19.76 ± 0.10	-15.36 ± 0.08
148760	DF	39.40 ± 0.09	-45.88 ± 0.12	-14.88 ± 0.53	17.19 ± 0.16
150997	DF	8.27 ± 0.16	-26.42 ± 0.08	8.62 ± 0.11	7.54 ± 0.11
151249	DF	9.00 ± 0.14	-16.66 ± 0.13	4.66 ± 0.11	-14.09 ± 0.37
152334	DF	-18.70 ± 0.06	21.84 ± 0.16	-37.15 ± 0.52	-2.21 ± 0.11
152980	DF	23.85 ± 0.03	-36.26 ± 0.16	3.94 ± 0.30	10.69 ± 0.26
159353	DF	-24.61 ± 0.21	-12.60 ± 0.80	-27.37 ± 0.74	-11.09 ± 0.35
161178	DF	6.32 ± 0.27	-1.17 ± 0.28	15.96 ± 0.28	-1.14 ± 0.37
162076	DF	-26.66 ± 0.21	8.80 ± 0.17	-6.49 ± 0.26	-10.34 ± 0.29
165760	DF	-3.00 ± 0.09	-0.23 ± 0.19	12.90 ± 0.24	8.61 ± 0.10
168723	DF	9.83 ± 0.09	-54.02 ± 0.14	-58.43 ± 0.23	22.10 ± 0.05
171391	DF	7.38 ± 0.07	-13.10 ± 0.12	16.14 ± 0.23	-15.11 ± 0.59

Tabla 3.6.: continuación

Estrella HD/otro	Clasif.	VR (km s ⁻¹)	U _{LSR} (km s ⁻¹)	V _{LSR} (km s ⁻¹)	W _{LSR} (km s ⁻¹)
174295	DF	-44.30 ± 0.06	47.45 ± 0.40	-11.35 ± 0.63	-1.68 ± 0.57
180711	DF	24.71 ± 0.16	10.10 ± 0.06	28.89 ± 0.15	8.23 ± 0.07
185351	DF	-5.90 ± 0.07	-34.22 ± 0.23	-7.40 ± 0.09	12.85 ± 0.07
192787	DF	-9.13 ± 0.10	-57.59 ± 1.53	-20.05 ± 0.51	-10.79 ± 0.56
192879	DF	-18.50 ± 0.05	11.18 ± 0.33	-9.16 ± 0.42	-1.03 ± 0.81
198232	DF	-14.50 ± 0.09	0.42 ± 0.28	-8.55 ± 0.99	13.92 ± 0.38
203387	DF	12.31 ± 0.13	-11.26 ± 0.14	11.38 ± 0.07	-6.53 ± 0.14
204771	DF	-21.54 ± 0.10	22.03 ± 0.59	-15.86 ± 0.10	22.90 ± 0.27
205435	DF	6.88 ± 0.21	-24.43 ± 0.09	11.53 ± 0.21	-2.89 ± 0.06
212271	DF	-12.97 ± 0.07	26.51 ± 1.08	-6.62 ± 0.32	-2.05 ± 0.72
212496	DF	-11.42 ± 0.22	-39.65 ± 0.23	-3.31 ± 0.22	-29.13 ± 0.31
213986	DF	-2.45 ± 0.06	-0.82 ± 0.38	-0.79 ± 0.26	3.47 ± 0.26
215030	DF	-14.29 ± 0.21	53.07 ± 2.15	-19.92 ± 0.43	3.66 ± 0.27
216131	DF	13.54 ± 0.20	5.72 ± 0.14	8.01 ± 0.19	-14.47 ± 0.17
224533	DF	-0.20 ± 0.07	-38.94 ± 0.59	-4.98 ± 0.22	0.81 ± 0.15
Estrellas subgigantes con planetas (SGCP)					
10697	DF	-45.53 ± 0.09	-46.40 ± 0.17	-22.71 ± 0.11	23.84 ± 0.20
11964	DF	-9.34 ± 0.08	-76.47 ± 1.24	11.36 ± 0.16	-10.41 ± 0.52
16141	DF	-50.50 ± 0.15	-98.68 ± 1.54	-40.28 ± 1.07	2.32 ± 1.19
16175	DF	22.07 ± 0.04	0.47 ± 0.28	19.63 ± 0.15	-13.02 ± 0.56
27442	DF	29.30 ± 0.07	-24.70 ± 0.04	-16.90 ± 0.05	-12.28 ± 0.05
33283	DF	4.50 ± 0.09	-20.73 ± 0.82	-23.27 ± 1.52	19.41 ± 0.87
33473	DF	44.11 ± 0.08	70.02 ± 2.30	10.15 ± 1.32	-27.56 ± 0.33
38529	DF	30.21 ± 0.09	4.51 ± 0.21	-19.00 ± 0.21	-24.90 ± 0.40
38801	DF	-25.39 ± 0.09	-49.40 ± 1.42	9.03 ± 0.73	-19.97 ± 2.61
48265	DF	23.74 ± 0.13	4.74 ± 0.53	-19.04 ± 0.21	11.09 ± 0.66
60532	DF	61.09 ± 0.09	29.18 ± 0.07	-42.13 ± 0.08	4.67 ± 0.03
73526	DF	26.31 ± 0.10	72.16 ± 7.92	-7.62 ± 1.34	31.55 ± 2.52
73534	DF	9.80 ± 0.06	11.90 ± 0.92	-26.73 ± 1.65	-35.83 ± 2.89
88133	T	-3.37 ± 0.13	-43.21 ± 2.28	-87.31 ± 6.73	-21.03 ± 1.85
96167	DF	11.92 ± 0.06	6.87 ± 1.29	-11.61 ± 0.69	5.57 ± 0.81
117176	DF	4.44 ± 0.13	-22.85 ± 0.06	-46.23 ± 0.22	2.83 ± 0.13
156411	DF	-38.46 ± 0.13	44.28 ± 0.50	-28.98 ± 1.25	-12.69 ± 0.65
156846	DF	-67.85 ± 0.10	53.54 ± 0.12	-45.30 ± 1.08	2.48 ± 0.22
158038	DF	19.98 ± 0.01	-46.82 ± 2.00	17.55 ± 0.24	-10.08 ± 2.10
159868	T	-23.45 ± 0.06	25.69 ± 0.58	-62.17 ± 3.24	39.45 ± 1.35
167042	DF	-17.88 ± 0.07	52.89 ± 0.80	4.82 ± 0.21	-15.03 ± 0.19
171028	DF	13.70 ± 0.07	-27.55 ± 1.19	1.50 ± 2.06	22.92 ± 2.44
175541	DF	20.02 ± 0.02	-56.24 ± 3.67	-21.93 ± 4.76	-13.56 ± 2.61
177830	DF	-71.86 ± 0.06	13.03 ± 0.57	-64.92 ± 0.39	0.11 ± 0.18
179079	DF	19.48 ± 0.17	-52.45 ± 1.34	-19.13 ± 1.79	29.46 ± 1.23
185269	DF	0.52 ± 0.01	-28.72 ± 0.53	-3.40 ± 0.26	4.38 ± 0.12
190228	DF	-50.10 ± 0.30	10.03 ± 0.17	-41.64 ± 0.28	-28.46 ± 1.46
190647	DF	-40.29 ± 0.18	20.97 ± 0.26	-55.58 ± 2.63	21.26 ± 0.36
219077	T	-31.01 ± 0.09	54.73 ± 0.54	-56.70 ± 0.80	36.05 ± 0.09

Tabla 3.6.: continuación

Estrella HD/otro	Clasif.	VR (km s ⁻¹)	U _{LSR} (km s ⁻¹)	V _{LSR} (km s ⁻¹)	W _{LSR} (km s ⁻¹)
219828	DF	-24.13 ± 0.15	-11.93 ± 0.28	-12.20 ± 0.21	23.84 ± 0.23
Estrellas subgigantes sin planetas (SGSP)					
2151	DF	23.10 ± 0.03	50.62 ± 0.06	-41.28 ± 0.03	-24.20 ± 0.02
3795	DG	-45.77 ± 0.05	37.83 ± 0.62	-86.05 ± 1.14	46.08 ± 0.10
9562	DF	-14.95 ± 0.09	-2.07 ± 0.11	-21.35 ± 0.19	20.83 ± 0.08
16548	DF	12.22 ± 0.04	31.25 ± 1.19	-48.29 ± 1.81	19.17 ± 0.77
18907	DF	40.72 ± 0.07	-20.23 ± 0.30	-81.80 ± 0.86	-11.91 ± 0.20
21019	DF	41.66 ± 0.08	-3.82 ± 0.41	-28.01 ± 0.55	-38.47 ± 0.29
22918	T	43.13 ± 0.04	34.85 ± 0.39	-92.91 ± 2.66	6.90 ± 0.82
23249	DF	-6.28 ± 0.09	2.60 ± 0.07	32.20 ± 0.06	20.81 ± 0.07
24341	DF	143.12 ± 0.06	137.33 ± 1.29	37.67 ± 2.16	-8.05 ± 0.72
24365	DF	19.56 ± 0.05	26.59 ± 1.83	-24.35 ± 3.36	26.36 ± 2.53
24892	DF	45.42 ± 0.15	-20.05 ± 0.77	-61.28 ± 1.09	-22.36 ± 0.16
30508	DF	39.45 ± 0.03	32.95 ± 0.17	9.34 ± 0.27	0.13 ± 0.21
39156	DF	-3.96 ± 0.04	-12.74 ± 0.07	10.04 ± 0.21	7.67 ± 0.21
57006	DF	22.70 ± 0.10	-1.62 ± 0.23	-22.89 ± 0.33	17.79 ± 0.16
67767	T	-44.48 ± 0.09	-49.05 ± 0.09	-45.42 ± 0.90	-45.14 ± 0.46
75782	DF	9.31 ± 0.04	15.16 ± 0.62	-37.03 ± 1.41	-13.87 ± 0.92
92588	DF	42.76 ± 0.11	10.30 ± 0.18	-43.02 ± 0.37	17.67 ± 0.37
114613	DF	-13.06 ± 0.09	28.45 ± 0.20	-5.21 ± 0.14	8.39 ± 0.06
121370	DF	0.70 ± 0.60	-19.48 ± 0.22	-11.75 ± 0.25	5.50 ± 0.58
140785	DF	-55.34 ± 0.07	45.47 ± 0.22	4.14 ± 0.80	-31.14 ± 0.94
150474	DF	-8.95 ± 0.10	1.40 ± 0.15	-9.44 ± 0.65	-7.22 ± 0.53
156826	DF	-32.39 ± 0.05	-0.65 ± 0.50	-33.43 ± 0.74	-32.84 ± 0.76
164507	DF	5.68 ± 0.02	-29.37 ± 0.31	-9.31 ± 0.37	10.10 ± 0.09
170829	DF	-65.00 ± 0.02	-1.31 ± 0.46	-64.00 ± 0.30	-27.96 ± 0.28
182572	DF	-100.25 ± 0.09	106.48 ± 0.20	-24.75 ± 0.18	-13.08 ± 0.09
188512	DF	-40.07 ± 0.09	1.08 ± 0.08	-43.45 ± 0.09	-2.78 ± 0.05
191026	DF	-32.98 ± 0.09	-53.68 ± 0.39	-42.51 ± 0.15	0.30 ± 0.05
196378	DF	-32.02 ± 0.05	55.73 ± 0.28	-44.55 ± 0.40	4.52 ± 0.15
198802	DF	-2.65 ± 0.09	0.57 ± 0.20	12.11 ± 0.19	5.47 ± 0.12
205420	DF	17.16 ± 0.04	-21.80 ± 0.21	13.53 ± 0.18	-11.64 ± 0.33
208801	DF	-49.70 ± 0.03	-9.67 ± 0.32	-59.48 ± 0.52	22.23 ± 0.28
211038	DF	10.30 ± 0.10	-39.44 ± 0.51	-47.72 ± 1.16	-16.72 ± 0.33
218101	DF	-28.30 ± 0.03	-55.40 ± 0.93	-26.34 ± 0.20	13.94 ± 0.24
221420	DF	26.48 ± 0.02	-20.64 ± 0.04	-11.26 ± 0.03	-10.75 ± 0.03
221585	DF	6.16 ± 0.15	99.57 ± 3.69	-36.38 ± 1.64	-20.60 ± 0.97
161797A	DF	-17.07 ± 0.12	-25.38 ± 0.07	-26.69 ± 0.09	0.95 ± 0.05

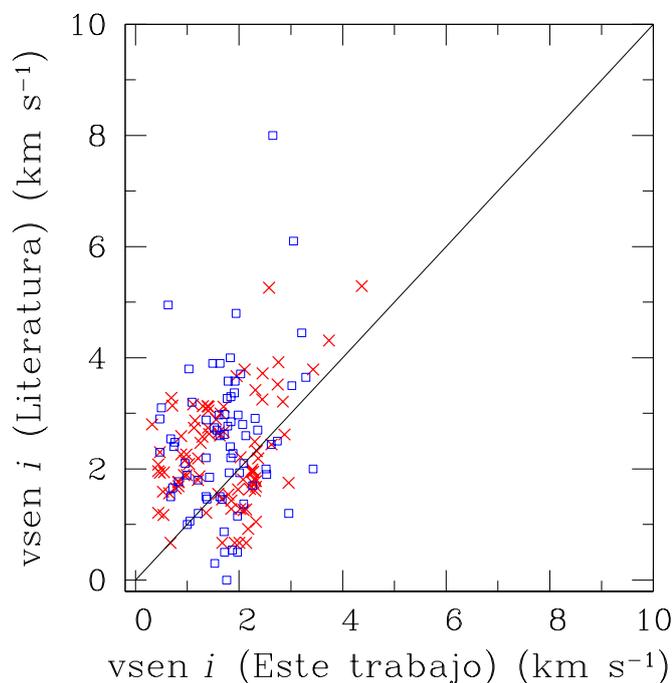


Figura 3.6: Comparación entre las $v_{sen\ i}$ derivadas en este trabajo y los valores de la literatura. Las cruces indican 89 estrellas en común con Takeda et al. (2008) y los cuadrados representan las 74 estrellas con valores de $v_{sen\ i}$ obtenidos de las bases de datos `exoplanets.org` y `exoplanet.eu`.

3.4. Rotación estelar

Con el objeto de obtener un conjunto completo de parámetros estelares, también medimos las velocidades rotacionales proyectadas ($v_{sen\ i}$) de las estrellas evolucionadas estudiadas en esta tesis. Para este propósito, desarrollamos un programa en IRAF que computa $v_{sen\ i}$ a partir de los anchos de las líneas espectrales siguiendo el método de Fekel (1997). Básicamente, dado un espectro estelar, en primer lugar el código utiliza la tarea `splot` para medir el ancho a mitad de profundidad (FWHM) de 13 líneas de hierro relativamente aisladas, localizadas en $\lambda = 5778.45, 6027.05, 6151.62, 6173.33, 6432.68, 6452.68, 6454.99, 6455.60, 6456.38, 6469.15, 6471.66, 6733.15$ y 6750.15 Å. Luego, el código computa un valor promedio de estos anchos ($FWHM_{medido}$) y la desviación estándar de las mediciones. Adoptamos esta última como el error en el $FWHM_{medido}$. Para obtener mayor precisión y confiabilidad en los valores derivados, el programa usa el doble de líneas que otros estudios recientes que utilizan el mismo procedimiento (ver por ej., Hekker & Meléndez 2007).

Para calcular la contribución instrumental ($FWHM_{instrument}$) al ensanchamiento de las líneas espectrales, medimos el FWHM de líneas de emisión en los espectros de lámparas de calibración tomadas con los diferentes espectrógrafos. Además, como chequeo independiente, comparamos estos valores con los obtenidos a partir de líneas

telúricas alrededor de $\lambda \sim 6300 \text{ \AA}$. Los valores del ensanchamiento instrumental para cada espectrógrafo se encuentran listados en la Tabla 3.7. Teniendo en cuenta estos valores, el programa calcula el ensanchamiento estelar intrínseco como

$$FWHM_{\text{intrínseco}} = \sqrt{FWHM_{\text{medido}}^2 - FWHM_{\text{instrument}}^2}. \quad (3.1)$$

Este ensanchamiento intrínseco en \AA es convertido a velocidad rotacional ($v \text{ sen } i$ en km s^{-1}) utilizando los resultados de Gray (1989). Para hacer esta conversión, obtuvimos espectros para varios objetos comunes a Gray (1989), usualmente más de 30 con cada instrumento, y graficamos el ensanchamiento intrínseco $FWHM_{\text{intrínseco}}$ (en \AA) en función del ensanchamiento total

$$FWHM_{\text{total}} = \sqrt{(v \text{ sen } i)^2 + v_{\text{macro}}^2}, \quad (3.2)$$

determinado por Gray (1989) (en km s^{-1}). Luego ajustamos un polinomio de segundo orden a las estrellas de calibración observadas con los diferentes instrumentos

$$FWHM_{\text{total}} = -29.02X^2 + 53.95X - 4.45 \text{ (HARPS)}, \quad (3.3)$$

$$FWHM_{\text{total}} = -14.75X^2 + 60.44X - 3.95 \text{ (SOPHIE)}, \quad (3.4)$$

$$FWHM_{\text{total}} = -5.71X^2 + 42.75X - 3.49 \text{ (FEROS)}, \quad (3.5)$$

$$FWHM_{\text{total}} = 2.71X^2 + 39.60X - 3.08 \text{ (ELODIE)}, \quad (3.6)$$

$$FWHM_{\text{total}} = 5.93X^2 + 11.56X - 1.03 \text{ (EBASIM)}, \quad (3.7)$$

donde X corresponde al $FWHM_{\text{intrínseco}}$. A partir de estos ajustes convertimos los ensanchamientos intrínsecos de las estrellas de programa (en \AA) en ensanchamientos totales en km s^{-1} .

Luego, sabiendo T_{eff} y $\log g$ para cada estrella (Tabla 3.2), el programa determina la clase de luminosidad de la estrella y, con ello, calcula la velocidad de macroturbulencia (v_{macro}) siguiendo las relaciones y criterios dados por (Hekker & Meléndez 2007).

Tabla 3.7.: Contribución instrumental al ensanchamiento de las líneas espectrales

Instrumento	$FWHM_{instrument}$ (Å)
HARPS	0.06
FEROS	0.12
SOPHIE	0.09
ELODIE	0.15
EBASIM	0.23

Finalmente, combinando v_{macro} ⁷ y el ensanchamiento total previamente calculado, el programa computa $v_{sen\ i}$ como:

$$v_{sen\ i} = \sqrt{FWHM_{total}^2 - v_{macro}^2}. \quad (3.8)$$

El error formal total en $v_{sen\ i}$ fue evaluado sumando en cuadratura el error en v_{macro} y en el $FWHM_{total}$. El programa adopta como el error en v_{macro} el valor de la dispersión dado por Hekker & Meléndez (2007) de acuerdo con la clase de luminosidad encontrada para cada objeto. Por otro lado, la incertidumbre en el $FWHM_{total}$ la obtuvimos aplicando propagación de errores a las relaciones 3.3, 3.4, 3.5, 3.6 y 3.7.

En la última columna de la Tabla 3.2 listamos los valores de $v_{sen\ i}$, junto con los errores totales, para las estrellas de la muestra. En la Figura 3.6 comparamos nuestros valores de $v_{sen\ i}$ con los obtenidos por Takeda et al. (2008) para 89 estrellas en común y con 74 estrellas obtenidas de las bases de datos `exoplanets.org` y `exoplanet.eu`. Encontramos un acuerdo razonable, siendo la diferencia promedio de 0.61 km s^{-1} ($\sigma = 1.04\text{ km s}^{-1}$) con Takeda et al. y de -0.79 km s^{-1} ($\sigma = 1.33\text{ km s}^{-1}$) con los valores de las bases de datos en línea.

⁷En el caso en que v_{macro} fuera mayor que el ensanchamiento total usamos la v_{macro} de una clase de luminosidad mayor para determinar $v_{sen\ i}$. Si la v_{macro} es todavía mayor que el ensanchamiento total, el programa adopta $v_{macro} = 3\text{ km s}^{-1}$ tal como es usado por (Fekel 1997) para gigantes G y K.

Capítulo 4

Metalicidad de las estrellas evolucionadas con planetas¹

4.1. Antecedentes y objetivos

En la última década se han publicado varios estudios que analizan el contenido metálico de las atmósferas de estrellas evolucionadas con planetas. Sin embargo, los primeros resultados estuvieron basados en muestras pequeñas y/o las abundancias no fueron obtenidas con una técnica homogénea. Schuler et al. (2005) derivaron la metalicidad para 1 GCP y reunieron metalicidades de la literatura para otras 7 GCP. Estos autores reportaron que, en promedio, las GCP eran pobres en metales comparadas con las enanas de secuencia principal con planetas. Resultados similares fueron encontrados por Sadakane et al. (2005) analizando 4 GCP. Pasquini et al. (2007) analizaron 14 GCP (4 de la literatura) y concluyeron que, en contraste con la distribución de estrellas de secuencia principal con planetas, la distribución de metalicidad de las GCP no favorece a objetos de alta metalicidad.

Por otra parte, Hekker & Meléndez (2007), analizando una muestra de 380 gigantes GK, incluyendo 20 con planetas (15 de literatura), encontraron un exceso de metalicidad para las GCP de 0.13 dex relativo a las estrellas de control. Takeda et al. (2008), con una muestra de 322 gigantes, incluyendo 10 GCP, no reportan ningún desplazamiento de metalicidad. Jofré & Saffe (2010) determinaron la metalicidad de 9 GCP y 29 GSP y no encontraron diferencias significativas entre estos dos grupos. Sin embargo, la correlación planeta-metalicidad parece estar presente en una muestra de 8 SGCP (Jofré et al. 2010).

¹Parte del contenido de este capítulo fue publicado en *Astronomy & Astrophysics*, Vol. 574, P. 50. (2015)

Ghezzi et al. (2010a) sugieren que la distribución de metalicidad de 16 GCP tiene un promedio que es 0.17 dex más pobre en metales que el promedio de una muestra de 117 enanas de tipo solar con planetas. Además, encuentran que la muestra de subgigantes con planetas es, en promedio, más rica en metales que la muestra de subgigantes sin planetas por 0.12 dex. Por su parte, Johnson et al. (2010a) confirman la correlación planeta-metalicidad en una muestra de 246 subgigantes (36 con planetas, incluyendo candidatos no publicados).

Más recientemente, con muestras de mayor número, Mortier et al. (2013) no encuentran ningún exceso de metalicidad en 71 estrellas evolucionadas con planetas en comparación con 733 estrellas sin planetas, cuyas metalicidades fueron obtenidas de la literatura. Finalmente, Maldonado et al. (2013) confirman un exceso de metalicidad en 16 SGCP relativo a 55 SGSP (50 de literatura). Estos mismos autores, analizando 43 GCP y 67 estrellas gigantes de control, no encuentran evidencia de una correlación planeta-metalicidad para las gigantes con masas menores a $1.5 M_{\odot}$, pero, curiosamente sí reportan una correlación positiva para las gigantes con masas mayores a $1.5 M_{\odot}$. Cabe remarcar que la muestra de control de Maldonado et al., corresponde a gigantes elegidas del catálogo Hipparcos que en su mayoría no pertenecen a programas de búsqueda de planetas, lo cual podría llevar a un sesgo observacional.

Teniendo en cuenta la falta de consenso con respecto a la metalicidad de las estrellas evolucionadas con planetas, principalmente en las gigantes, incluyendo los interesantes resultados de Maldonado et al., en este capítulo usamos los resultados obtenidos en el capítulo anterior (Tablas 3.2 y 3.5) para construir y analizar las distribuciones de metalicidad de las estrellas gigantes y subgigantes de nuestra muestra. El objetivo principal es buscar diferencias entre las estrellas con y sin planetas, como también entre gigantes y subgigantes con planetas, utilizando una de las muestras más grandes analizadas de manera homogénea hasta el momento.

4.2. Distribuciones de Metalicidad

4.2.1. Estrellas gigantes

En la Figura 4.1 mostramos la distribución normalizada de metalicidad (panel izquierdo) y el histograma de frecuencias acumuladas (panel derecho) de las estrellas gigantes con planetas ($N = 56$, línea continua) en comparación con la muestra de control ($N = 101$, línea a trazos). Las líneas verticales en la parte superior del panel izquierdo marcan las medianas de cada distribución. Se puede ver que las distribuciones de gigantes con y sin planetas son similares y están centradas en metalicidades ligeramente subsolares. Las GCP tienen una mediana de $[Fe/H] = -0.05$ dex, con $\sigma = 0.20$ dex, mientras que las GSP tienen una mediana de -0.05 dex con $\sigma = 0.18$ dex. La prueba de Kolmogorov-Smirnov (KS) da una probabilidad de $\sim 85\%$ de que ambas muestras pertenezcan a la misma población y una diferencia máxima de 0.09 entre las

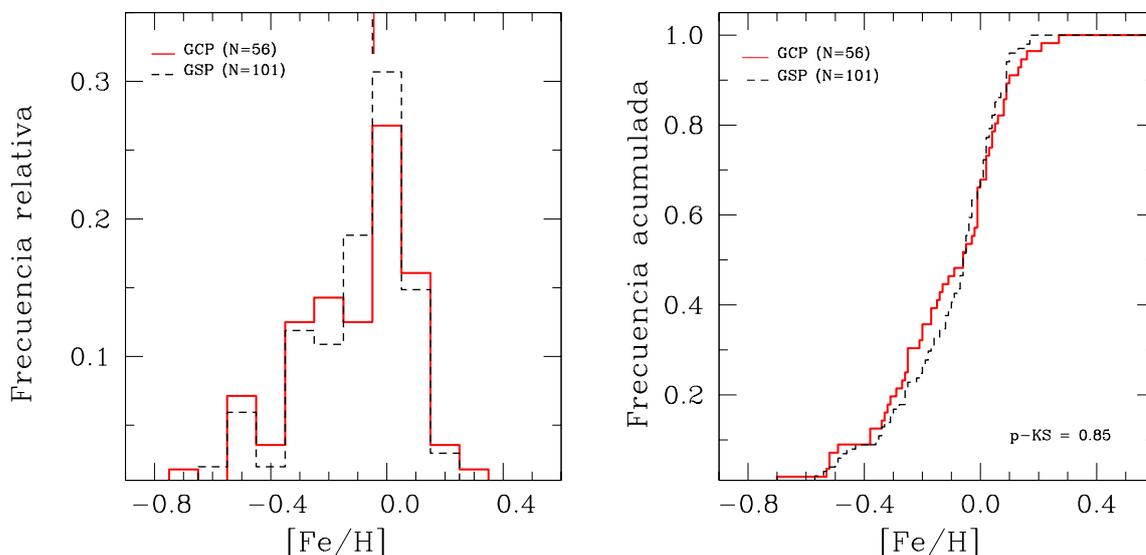


Figura 4.1: Distribución normalizada de metalicidad (*panel izquierdo*) e histograma de frecuencias acumuladas (*panel derecho*) para la muestra de GCP (línea continua) en comparación con la muestra de GSP (línea a trazos). Los valores de las medianas están indicados con líneas verticales en el panel izquierdo. La prueba de Kolmogorov-Smirnov establece que la probabilidad de que estas muestras deriven de la misma población es de $\sim 85\%$.

dos muestras en las frecuencias acumuladas.

Por lo tanto, a diferencia del exceso de metalicidad encontrado en las estrellas de secuencia principal con planetas (Santos et al. 2004, 2005; Fischer & Valenti 2005; Ghezzi et al. 2010b), las gigantes con planetas no son ricas en metales cuando se las compara con una muestra de control sin planetas detectados. Tanto GCP como GSP son, en promedio, pobres en metales. Este resultado acuerda con otros estudios previos, con excepción de los resultados de Hekker & Meléndez (2007).

Maldonado et al. (2013) encontraron una posible dependencia de la metalicidad con la masa estelar, donde gigantes con planetas con $M_{\star} > 1.5 M_{\odot}$ parecen ser sistemáticamente más ricas en metales. Estos autores re-analizaron la distribución de metalicidad separando las estrellas gigantes en dos grupos: gigantes con $M_{\star} > 1.5 M_{\odot}$ y gigantes con $M_{\star} \leq 1.5 M_{\odot}$. Para el primer grupo encuentran una separación notable entre GCP y GSP, con una diferencia promedio de ~ 0.1 dex y una probabilidad KS del 5% de que ambas muestras pertenezcan a la misma población. Por otro lado, no reportan ninguna diferencia significativa para las gigantes con $M_{\star} \leq 1.5 M_{\odot}$.

Aplicando a nuestros datos la misma división en masa estelar de Maldonado et al., contruimos las distribuciones de $[\text{Fe}/\text{H}]$ para cada grupo (Figura 4.2). Puede verse que la distribución de $[\text{Fe}/\text{H}]$ para el grupo de mayor masa está ligeramente corrida hacia mayores valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ con respecto a aquella del grupo de menor masa. Las gigantes con $M_{\star} > 1.5 M_{\odot}$ tienen, en promedio, mayor metalicidad que las gigantes con $M_{\star} \leq$

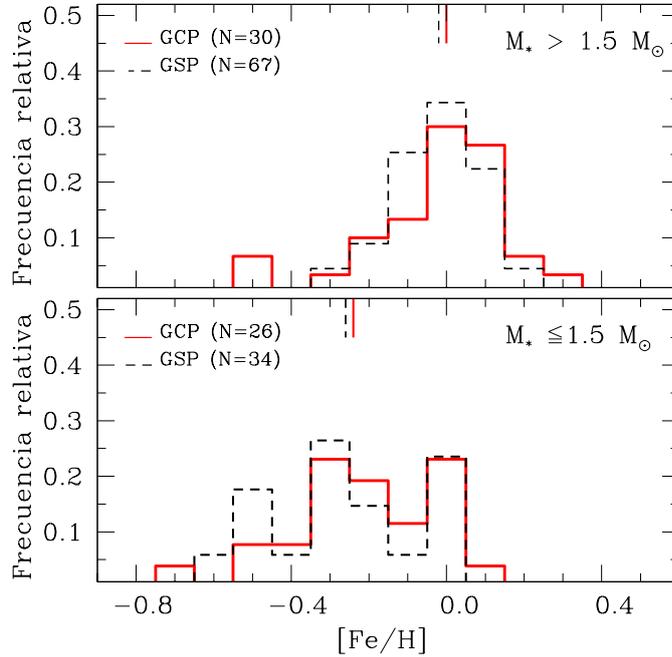


Figura 4.2: Distribuciones normalizadas de metalicidad de las estrellas gigantes con $M_{\star} > 1.5 M_{\odot}$ (panel superior) y $M_{\star} \leq 1.5 M_{\odot}$ (panel inferior). En todos los casos la línea sólida corresponde a la muestra de gigantes con planetas y la línea a trazos corresponde a las gigantes sin planetas. Las medianas de ambas distribuciones están indicadas con líneas verticales.

$1.5 M_{\odot}$ (panel superior).

Sin embargo, a diferencia de Maldonado et al. (2013), no encontramos una diferencia significativa entre las distribuciones de $[\text{Fe}/\text{H}]$ de GCP y GSP para estrellas con $M_{\star} > 1.5 M_{\odot}$. En este caso la prueba KS da una probabilidad de $\sim 91\%$ de que ambas muestras sean idénticas. En el caso de las estrellas con $M_{\star} \leq 1.5 M_{\odot}$, las distribuciones de GCP y GSP están centradas en metalicidades subsolares (panel inferior), y la probabilidad de que ambas muestras deriven de la misma población es de 61% de acuerdo con la prueba KS. La estadística de cada grupo está resumida en la Tabla 4.1.

Con el objeto de investigar si la diferencia entre GCP y GSP reportada por Maldonado et al. (2013) para estrellas con $M_{\star} > 1.5 M_{\odot}$ puede estar relacionada con la muestra de control, combinamos nuestra muestra de control con la del estudio de Maldonado et al. Para ello, usamos 61 estrellas en común para definir una relación que nos permitiera transformar las metalicidades obtenidas por Maldonado et al. a nuestra propia escala. A partir de un ajuste lineal de los datos, derivamos la siguiente transformación

$$[\text{Fe}/\text{H}](\text{este trabajo}) = (0.793 \pm 0.02) \times [\text{Fe}/\text{H}](\text{MA13}) - (0.032 \pm 0.04); \quad (4.1)$$

con $\sigma = 0.08$, y $\chi_r^2 = 9.01$. Además, adoptamos las masas estelares estimadas por

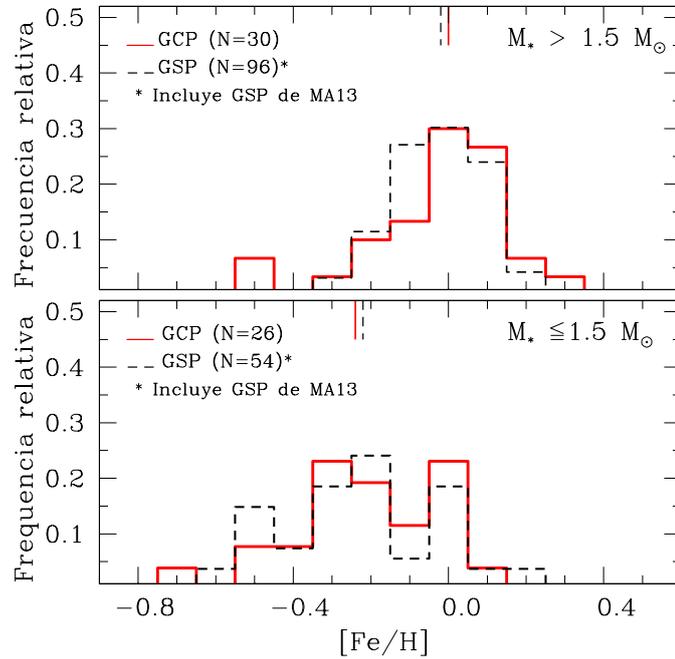


Figura 4.3: Mismas distribuciones que las de la Figura 4.2 pero ahora las muestras de control sin planetas incluyen aquéllas de la muestra de Maldonado et al. (2013). En todos los casos la línea sólida corresponde a las gigantes con planetas y la línea a trazos corresponde a las gigantes sin planetas. Las medianas de ambas distribuciones están indicadas con líneas verticales.

Maldonado et al. (2013). En la Figura 4.3 mostramos las distribuciones de $[\text{Fe}/\text{H}]$ y en la última fila de la Tabla 4.1 damos la estadística para esta muestra combinada. Para el grupo de estrellas con $M_* > 1.5 M_\odot$ la mediana resultó la misma (-0.02 dex), y no parece haber tampoco una diferencia significativa entre GCP y GSP usando la muestra de control combinada. Más aún, la prueba KS da una probabilidad de $\sim 90\%$ de que ambas muestras deriven de la misma población. Para el grupo de menor masa obtuvimos un resultado similar.

Así, la discrepancia entre nuestros resultados y los de Maldonado et al. podría estar relacionada con el uso de diferentes estrellas para armar la lista de GCP con $M_* > 1.5 M_\odot$. Maldonado et al. analizaron 21 GCP, mientras que nosotros estudiamos 30 GCP en este rango de masas. Adoptando la transformación de metalicidad 4.1, como prueba adicional extendimos nuestra muestra de gigantes con planetas incluyendo todas las GCP del trabajo de Maldonado et al. que no fueran comunes con nuestra muestra original. Sin embargo, incluso en este caso no encontramos ninguna diferencia clara entre GCP y GSP.

Tabla 4.1.: Estadística de las distribuciones de metalicidad de las gigantes

Muestra	Mediana	Promedio	σ	N	p-KS
Todo el rango de masas					
GCP	-0.05	-0.08	0.20	56	0.850
GSP	-0.05	-0.10	0.18	101	
$M_{\star} > 1.5 M_{\odot}$					
GCP	0.00	-0.02	0.19	30	0.909
GSP	-0.02	-0.02	0.11	67	
GSP*	-0.02	-0.02	0.11	96	0.900
$M_{\star} \leq 1.5 M_{\odot}$					
GCP	-0.24	-0.20	0.19	26	0.610
GCP	-0.26	-0.25	0.19	34	
GSP*	-0.22	-0.22	0.20	54	0.929

* Incluyen la muestra de gigantes de control de Maldonado et al. (2013).

Tabla 4.2.: Estadística de las distribuciones de metalicidad de las subgigantes

Muestra	Mediana	Promedio	σ	N	p-KS
SGCP	+0.15	+0.10	0.20	30	0.020
SGSP	-0.03	-0.06	0.25	36	

4.2.2. Estrellas subgigantes

En la Figura 4.4 mostramos las distribuciones normalizadas (panel izquierdo) y los histogramas de frecuencias acumuladas (panel derecho) de metalicidad de las SGCP ($N = 30$, línea continua) y las SGSP ($N = 36$, línea a trazos). La distribución de $[\text{Fe}/\text{H}]$ correspondiente a las SGCP está claramente desplazada hacia metalicidades mayores con respecto a la distribución de la muestra de control, por ~ 0.18 dex. La muestra de control tiene una mediana de -0.03 dex mientras que las subgigantes con planetas tienen una mediana de $+0.15$ dex. La prueba KS da una probabilidad de $\sim 2\%$ de que ambas muestras deriven de la misma distribución padre.

De esta manera, las estrellas subgigantes con planetas muestran un exceso en metalicidad muy similar al encontrado en las estrellas de secuencia principal con planetas gigantes discutido en la sección 1.4.1 (Fischer & Valenti 2005; Santos et al. 2004, 2005; Ghezzi et al. 2010b). Estos resultados confirman los obtenidos recientemente por otros autores (Ghezzi et al. 2010a; Fischer & Valenti 2005; Johnson et al. 2010a; Maldonado et al. 2013). La estadística de la distribución de las subgigantes está resumida en la Tabla 4.2.

4.2.3. Gigantes vs. subgigantes

Subgigantes y gigantes con planetas muestran un comportamiento diferente con respecto a sus muestras de control. Las SGCP parecen seguir la correlación planeta-

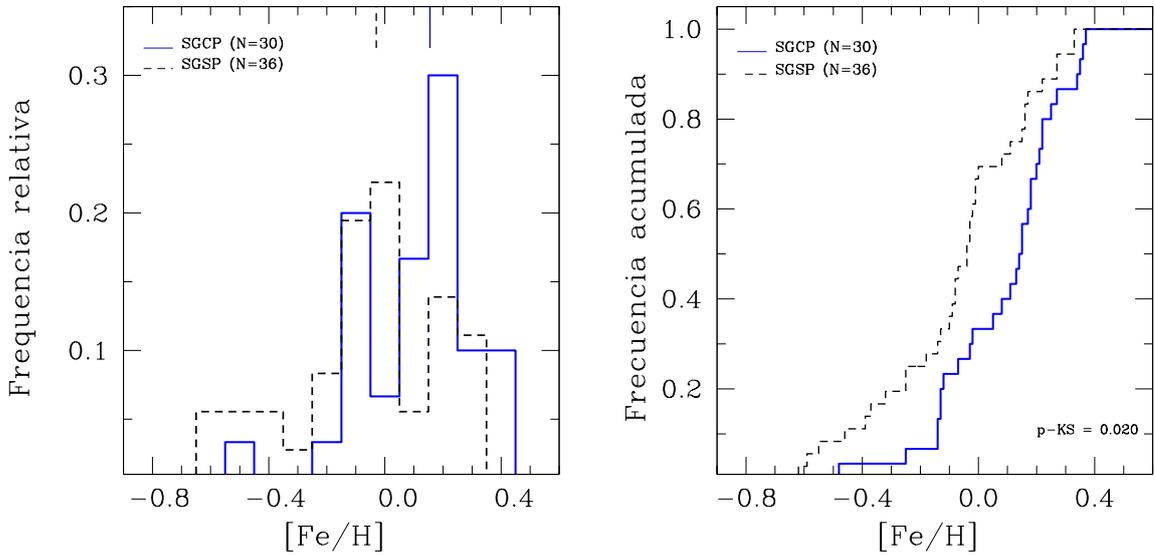


Figura 4.4: Distribución normalizada de metalicidad (*panel izquierdo*) e histograma de frecuencias acumuladas (*panel derecho*) para la muestra de SGCP (línea continua) en comparación con la muestra de SGSP (línea a trazos). Los valores de las medianas están indicados con líneas verticales en el panel izquierdo. La prueba KS establece que la probabilidad de que estas muestras deriven de la misma población es de $\sim 2\%$.

metalicidad observada en las estrellas de secuencia principal con planetas gigantes, mientras que esta última no es observada en las gigantes con planetas. Por claridad, en los paneles superiores de la Figura 4.5 mostramos las distribuciones y los histogramas de frecuencias acumuladas de $[Fe/H]$ correspondientes a la muestra de GCP (línea continua) y a la muestra de SGCP (línea a trazos). Puede verse claramente que la distribución de las SGCP está desplazada hacia altos valores de metalicidad con respecto a las GCP, con una diferencia promedio de ~ 0.18 dex. Más aún, la probabilidad de que ambas muestras pertenezcan a la misma población, de acuerdo con la prueba KS, resulta nula. Estos resultados serían análogos a los encontrados por Pasquini et al. (2007) y Ghezzi et al. (2010a), quienes compararon las distribuciones de $[Fe/H]$ de estrellas gigantes con planetas con las de secuencia principal con planetas. Estos trabajos sugieren que la distribución de metalicidad de las gigantes que albergan planetas es más pobre en metales que la correspondiente a las estrellas de secuencia principal con planetas.

Recientemente, Mortier et al. (2013) reportaron que un sesgo observacional podría estar presente en las muestras de estrellas gigantes que son monitoreadas por la mayoría de los programas de VR. Por esta razón, Mortier et al. (2013) advierten que la comparación entre enanas y gigantes debe realizarse con precaución. Relevamientos como el de Okayama y el *Retired A stars* (ver Capítulo 2 y sección 1.5), seleccionan sus estrellas a partir de cortes en $B-V$ ($B-V \lesssim 1.0$), lo que dejaría afuera a las estrellas de baja gravedad superficial con alta metalicidad (Mortier et al. 2013). Sin embargo,

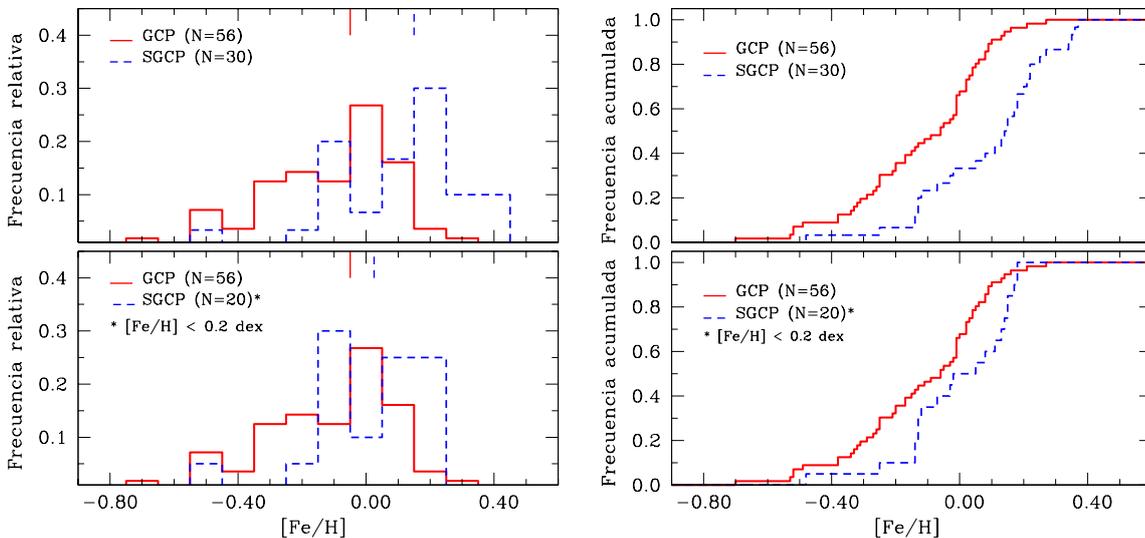


Figura 4.5: *Paneles superiores*: distribución normalizada (izquierda) e histograma de frecuencias acumuladas (derecha) de la metalicidad de la muestra de GCP (línea continua) y la muestra de SGCP (línea a trazos). *Paneles inferiores*: mismos gráficos que en los paneles superiores, pero ahora la muestra de SGCP contiene solamente estrellas con $[\text{Fe}/\text{H}] < 0.2$ dex.

el relavamiento de ESO FEROS, no impone un corte en $B-V$ y por lo tanto un sesgo contra las gigantes ricas en metales no sería evidente. Más aún, es importante mencionar que no se han observado estrellas gigantes con $[\text{Fe}/\text{H}] \gtrsim 0.2$ dex en la Vecindad Solar (Taylor 2002; Taylor & Croxall 2005). En la Figura 4.6 mostramos las distribuciones de metalicidad de nuestra muestra total de subgigantes (SGCP+SGSP) y gigantes (GCP+GSP). La falta de gigantes con $[\text{Fe}/\text{H}] \gtrsim 0.2$ dex es notable.

Dada esta falta de gigantes ricas en metales, de manera similar al procedimiento realizado por Mortier et al. (2013), recalculamos la estadística para las subgigantes con planetas considerado sólo aquellos objetos con metalicidades menores a 0.2 dex ($N = 20$). La $[\text{Fe}/\text{H}]$ promedio y mediana son ahora 0.025 dex y 0.001 dex, respectivamente. Los paneles inferiores de la Figura 4.5 muestran las distribuciones de $[\text{Fe}/\text{H}]$ junto con los histogramas de frecuencias acumuladas de las GCP y las SGCP con $[\text{Fe}/\text{H}] < 0.2$ dex. La mediana de la distribución de SGCP disminuyó considerablemente, pasando de 0.15 dex a 0.025 dex, pero todavía es mayor que la mediana de la distribución de las GCP por ~ 0.08 dex. La probabilidad dada por la prueba KS se incrementó a 9%. Sin embargo, este resultado debe ser tomado con precaución debido al bajo número de subgigantes con $[\text{Fe}/\text{H}] < 0.2$ dex.

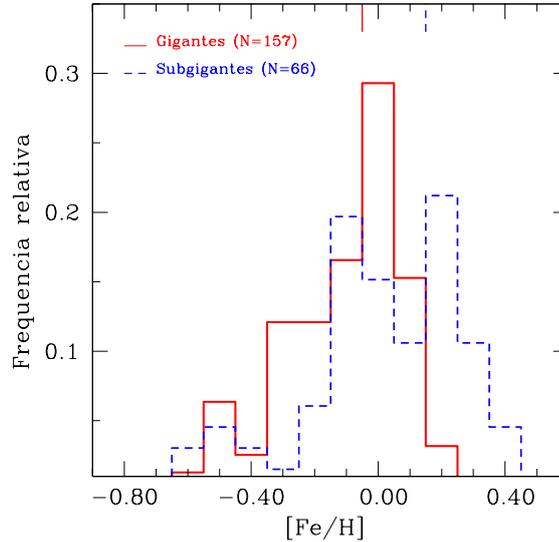


Figura 4.6: Distribución de metalicidad de la muestra completa de gigantes (GCP+GSP; línea continua), y de la muestra completa de subgigantes (SGCP+SGSP; línea a trazos).

4.3. $[Fe/H]$ en función de la T_{eff} : ¿Evidencia de dilución?

Los resultados de las distribuciones de metalicidad presentados en las Figuras 4.4 y 4.1 son cruciales para el entendimiento de la correlación planeta-metalicidad encontrada en las estrellas de secuencia principal con planetas gigantes. Como mencionamos en la sección 1.4.1, la ausencia de un exceso de metalicidad en las estrellas gigantes con planetas ha sido utilizado como un apoyo a la hipótesis de auto-enriquecimiento para explicar el alto contenido metálico de las estrellas de secuencia principal con planetas. Si el exceso de metalicidad de las estrellas huéspedes es el resultado de la acreción de material rico en metales, éste permanecería sólo en las capas superficiales de la atmósfera estelar. Por lo tanto, mientras la estrella evoluciona este exceso sería diluido a medida que la zona convectiva superficial crece, alcanzando una masa de $\sim 0.7 M_{\odot}$ para una estrella de $1 M_{\odot}$ a lo largo de la RGB (Pasquini et al. 2007). Así, si el auto-enriquecimiento es el mecanismo que opera para incrementar el contenido metálico, se esperaría que no sólo las GCP, sino también las subgigantes mostraran sistemáticamente menor metalicidad que las estrellas de secuencia principal con planetas.

Como vimos en la sección 1.4.1, varios autores han buscado indicios de auto-enriquecimiento o acreción analizando la metalicidad estelar en función de la temperatura efectiva (o la masa estelar) entre estrellas de secuencia principal (Pinsonneault et al. 2001; Santos et al. 2001, 2003, 2004; Gonzalez et al. 2001; Fischer & Valenti 2005). Un incremento en la envolvente superior de la distribución de $[Fe/H]$ a medida que

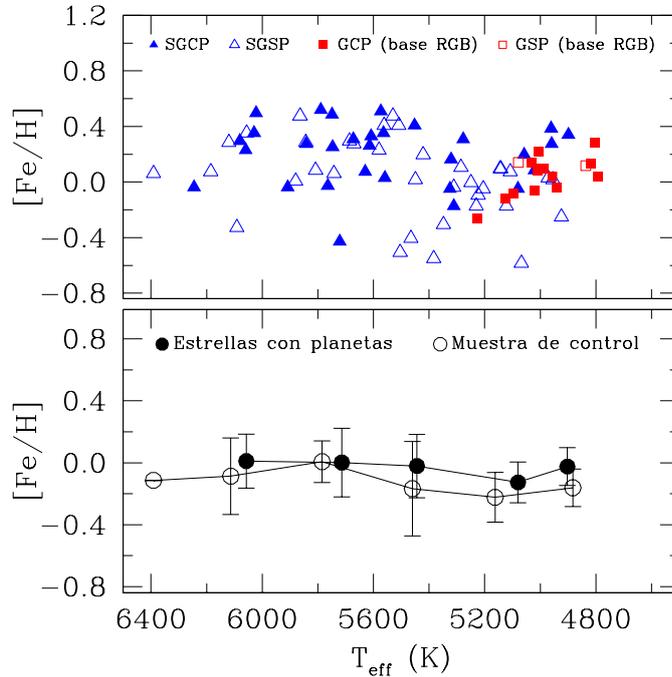


Figura 4.7: *Panel superior:* $[Fe/H]$ vs. T_{eff} . Los triángulos corresponden a las estrellas subgigantes, mientras que los cuadrados representan a las gigantes en la base de la RGB. Los símbolos llenos corresponden a las estrellas con planetas, mientras que los vacíos indican aquéllas sin planetas. *Panel inferior:* misma figura que la del panel superior pero con los datos promediados en intervalos de T_{eff} de 300 K.

aumenta la T_{eff} (que implica una disminución en el tamaño de la zona convectiva), apoyaría la idea de contaminación de la atmósfera estelar con material rico en metales. La mayoría de estos estudios no encontraron ninguna evidencia clara de un gradiente de metalicidad en función de la T_{eff} . Sin embargo, esta tendencia no sería fácil de detectar en enanas de secuencia principal debido a mecanismos extra de mezclado (Vauclair 2004), pero en cambio debería ser evidente entre las partes “fría” y “caliente” de la rama de las subgigantes, donde la envoltura convectiva estelar se incrementa en un factor 10–100 (Pasquini et al. 2007).

Aunque la distribución de metalicidad de las GCP, centrada en valores subsolares, podría concordar con la hipótesis de dilución, la alta metalicidad encontrada en las subgigantes con planetas parece no ajustar con este escenario. Sin embargo, si graficamos las metalicidades derivadas en función de la T_{eff} de 30 SGCP y 12 GCP que están en la base de la RGB (Figura 4.7, panel superior), parece haber una caída en metalicidad a partir de $T_{\text{eff}} \sim 5400$ K. A temperaturas menores la envoltura superior de la distribución de metalicidad parece tener una ligera caída de ~ 0.10 dex. Para comparación, la muestra de control sin planetas también está incluida en el gráfico. En el panel inferior la Figura 4.7 mostramos el mismo gráfico pero baneando T_{eff} en intervalos de 300 K. Puede notarse que la caída aparente también ocurre para las estrellas

de control. Puesto que la disminución es muy sutil, la evidencia de dilución es débil o incluso despreciable. Sin embargo, es lo suficientemente intrigante como para intentar repetir el análisis en una muestra más grande de subgigantes con planetas, cuando ésta esté disponible.

4.4. Conclusiones

A partir de las metalicidades homogéneas obtenidas en el Capítulo 3 para las 223 estrellas evolucionadas que conforman nuestra muestra total, en este capítulo construimos y analizamos las distribuciones de metalicidad de las estrellas evolucionadas con y sin planetas, con el fin de buscar posibles diferencias entre ellas. En el caso de las subgigantes, encontramos que la distribución de las SGCP está centrada en $[\text{Fe}/\text{H}] \sim +0.10$ dex, mientras que la distribución de las SGSP está centrada en $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.06$ dex, por lo que las subgigantes con planetas son, en promedio, ~ 0.16 dex más ricas en metales que las subgigantes sin planetas. Además, de acuerdo con la prueba KS, la probabilidad de que las muestras de SGCP y SGSP pertenezcan a la misma población es de tan solo el 2%. De esta manera, confirmamos que las subgigantes siguen la correlación planeta-metalicidad observada en las estrellas de secuencia principal con planetas gigantes.

En contraste, en el caso de las estrellas gigantes encontramos que la distribución de metalicidad de las GCP está centrada en valores ligeramente subsolares ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.05$ dex) y no presenta un corrimiento significativo respecto de la distribución de metalicidad de las gigantes sin planetas. La probabilidad de que GCP y GSP pertenezcan a la misma población, de acuerdo con la prueba KS, es del 85%. Más aún, no encontramos indicios de que las GCP muestren excesos de $[\text{Fe}/\text{H}]$ con respecto a las GSP, en el rango de masas estelares $M_{\star} > 1.5 M_{\odot}$, tal como fue sugerido por Maldonado et al. (2013).

Finalmente, analizamos la metalicidad estelar de las subgigantes y de las gigantes en la base de la RGB en función de T_{eff} , con el objetivo de buscar indicios de un gradiente de metalicidad en función del tamaño de la zona convectiva estelar y de esta manera evaluar el efecto de dilución de material rico en metales acretado por las estrellas. El gráfico $[\text{Fe}/\text{H}]$ vs. T_{eff} muestra una ligera disminución de la envolvente superior de la distribución de metalicidad hacia temperaturas más frías (mayores zonas convectivas). Sin embargo la caída es pequeña (~ 0.10 dex), por lo que sólo es una tendencia inicial que necesita ser confirmada con una muestra más grande de estrellas en las partes azul y roja de la rama de las subgigantes.

Capítulo 5

Abundancias químicas de otros elementos¹

5.1. Introducción

Además del Fe, en la última década se han realizado gran cantidad de estudios sobre las abundancias químicas en las estrellas de secuencia principal con planetas, utilizando espectros de alta resolución y relación señal-ruido. Estos trabajos han explorado la abundancia de una gran variedad de especies químicas, incluyendo elementos livianos (Li y Be; ver Capítulo 7), elementos alfa (tal como C, N, O, Na, Mg, Al, Si, S, Ca, Ti, Sc), elementos del pico del hierro (Mn, V, Cr, Co, Ni, Zn) y elementos pesados (tales como Ba y Eu).

Uno de los objetivos del estudio de las abundancias de otros elementos, además del hierro, es que esto puede dar pistas sobre el origen de la correlación planeta-metalicidad. Si la causa del exceso de metalicidad de las estrellas con planetas es el resultado del auto-enriquecimiento, entonces sería esperable que estas estrellas tengan mayor abundancia de elementos refractarios en su fotósfera, y menor abundancia de elementos volátiles puesto que estos serían evaporados de los cuerpos contaminantes antes de ser acretados (Gonzalez & Vanture 1998; Smith et al. 2001; Ecuivillon et al. 2006). Es decir, se esperaría una correlación entre las abundancias elementales $[X/H]$ y la temperatura de condensación (T_c)². Si el origen fuera primordial no se esperaría ninguna tendencia entre $[X/H]$ y T_c .

¹El contenido de este capítulo fue publicado en *Astronomy & Astrophysics*, Vol. 574, P. 50. (2015).

²La condensación es el cambio de la fase gaseosa a la fase líquida o sólida del mismo elemento. En las ciencias planetarias, los elementos o compuestos con altas temperaturas de equilibrio de condensación son llamados *refractarios*, mientras que aquéllos con temperaturas de condensación bajas son llamados *volátiles*.

Varios intentos para detectar tendencias con T_c entre estrellas con planetas y aquellas sin planetas no encontraron ninguna diferencia significativa (Smith et al. 2001; Ecuivillon et al. 2006; Gonzalez 2006). Sin embargo, Smith et al. y Ecuivillon et al. identificaron un subconjunto de estrellas con planetas con evidencia importante de abundancia química creciente con la T_c . Más aún, Smith et al. encontraron que aquellas estrellas con fuertes correlaciones tienen planetas en órbitas más cercanas que las estrellas que no muestran tendencias con T_c . Recientemente, Schuler et al. (2011) reportaron evidencia de tendencias positivas entre T_c y $[X/H]$ para 4 estrellas con planetas gigantes de muy corto período, que atribuyen a la acreción de material planetario rico en refractarios.

Por otro lado, la falta de correlaciones con T_c o incluso tendencias negativas para los elementos refractarios han sido interpretadas como un posible indicio de la formación de planetas de tipo terrestre (Meléndez et al. 2009; Ramírez et al. 2009). Meléndez et al. mostraron que el Sol es deficiente en elementos refractarios, relativo a la abundancia de volátiles, cuando se compara con las abundancias promedio de análogos solares. Además, encontraron que $[X/H]$ decrece con la T_c creciente. De acuerdo a esto, proponen que los elementos refractarios deficientes en la fotosfera solar son utilizados en la formación de planetas rocosos. Teniendo en cuenta esta hipótesis, Schuler et al. propusieron que varios de los objetos en los cuales encuentran correlaciones negativas representan candidatos para albergar planetas de tipo terrestre.

El estudio de la abundancia de elementos particulares puede también proveer información importante acerca de los elementos que podrían tener un rol activo en la formación de los núcleos de los planetas gigantes (Robinson et al. 2006). Más aún, Adibekyan et al. (2012a) reportaron que a pesar de que las estrellas que albergan planetas de baja masa no son necesariamente ricas en Fe, estas estrellas muestran excesos de elementos alfa comparadas con las estrellas sin planetas. Así, los metales seguirían teniendo un rol importante en la formación de este tipo de planetas.

Para los metales, en general, los valores de $[X/H]$ para las estrellas con planetas presentan excesos de la misma manera que $[Fe/H]$ (ver por ej., Adibekyan et al. 2012b). Sin embargo, cuando se comparan las abundancias de estrellas con y sin planetas relativas al Fe, usando los valores $[X/Fe]^3$, de tal forma de comparar estrellas con la misma metalicidad y remover así la diferencia conocida en $[Fe/H]$ entre los dos grupos, las diferencias no han sido tan evidentes. A continuación resumimos los resultados más importantes en las estrellas de secuencia principal con planetas.

- C, N, O: Obtener abundancias precisas de estos volátiles es difícil, puesto que estos elementos sólo tienen unas pocas líneas débiles en los espectros de las enanas FGK. Gonzalez et al. (2001) analizaron los valores de $[C/Fe]$ y $[O/Fe]$ para 38 estrellas con planetas en relación a una muestra de control de literatura y no encontraron diferencias significativas. Resultados similares fueron obtenidos por Takeda et al. (2005) y Luck & Heiter (2006) utilizando muestras más grandes.

³ $[X/Fe]$ se define como: $[X/Fe] = [X/H] - [Fe/H]$.

- Na, Mg, Al: Gonzalez et al. (2001) reportaron valores ligeramente menores de $[X/Fe]$ para estos tres elementos en las estrellas con planetas. Beirão et al. (2005) analizaron 98 estrellas con planetas y 41 sin planetas y no encontraron diferencias significativas. Sin embargo, ampliando la muestra, Gilli et al. (2006) hallaron valores menores para $[Al/Fe]$ y mayores para $[Mg/Fe]$ entre las estrellas con planetas que los obtenidos para una muestra de control. Luck & Heiter (2006) no encontraron diferencias en su muestra de 55 estrellas con planetas y 161 estrellas de control. Recientemente, Adibekyan et al. (2012a) sugirieron que los valores de $[X/Fe]$ para Mg y Al en estrellas con planetas son sistemáticamente mayores que los de las estrellas de control para metalicidades bajas ($[Fe/H] \lesssim -0.2$ a 0.1).
- Si, Ca, Sc, Ti: Robinson et al. (2006) analizaron 99 estrellas con planetas y determinaron que tienen valores de $[Si/Fe]$ significativamente mayores que las 941 estrellas de la muestra de control. Bodaghee et al. (2003) no encuentran diferencias en Ca, Si, Sc, pero sí diferencias en Ti. Recientemente, Adibekyan et al. (2012a) sugieren sobreabundancias de $[Si/Fe]$ y $[Ti/Fe]$ en estrellas con planetas para metalicidades bajas.
- V, Cr, Mn, Co, Ni: Bodaghee et al. (2003) reportaron posibles diferencias en entre estrellas con y sin planetas para V, Mn y también para Co, aunque menos significativas. Robinson et al. (2006) también reportaron para sus estrellas con planetas valores de $[Ni/Fe]$ más altos que los de la muestra de control. Gilli et al. (2006) encontraron diferencias entre estrellas con y sin planetas para V y Co.
- Elementos pesados: Luck & Heiter (2006) midieron la abundancia de elementos más allá del pico de hierro, tal como Ba y Eu, en una gran muestra de estrellas con planetas, sin embargo no encontraron diferencias significativas con los resultados obtenidos para las estrellas sin planetas. Por otro lado, Bond et al. (2008) midieron abundancias de Eu, Ba, Y, Zr y Nd en 28 estrellas con planetas y 90 sin planetas. Estos autores reportaron que las estrellas con planetas presentan un enriquecimiento con respecto a las estrellas sin planetas en todos los elementos estudiados, con excesos que van desde 0.06 hasta 0.11 dex.

En el caso de las estrellas evolucionadas con planetas, existen muy pocos trabajos que hayan analizado las abundancias químicas fotosféricas con el objeto de buscar diferencias con muestras de control sin planetas. Luck & Heiter (2007) presentaron parámetros estelares y abundancias químicas de 20 elementos para 928 gigantes cercanas, sin embargo este trabajo se limitó a estudiar las abundancias químicas en el contexto de la evolución estelar y no buscó diferencias entre estrellas con y sin planetas. De manera similar, Takeda et al. (2008) midieron parámetros estelares y abundancias químicas de 17 elementos en 322 gigantes, incluyendo 10 con planetas, pero sólo analizaron diferencias en el contenido de hierro entre estrellas con y sin planetas.

Recientemente, Maldonado et al. (2013) determinaron parámetros estelares y abundancias de 15 especies químicas para 142 estrellas evolucionadas (gigantes y subgigantes), incluyendo 70 con planetas, con el fin de buscar diferencias en otros elementos químicos además del hierro. En este trabajo sólo estudiaron diferencias entre las muestras de estrellas gigantes, y encontraron que la mayoría de los elementos en gigantes con y sin planetas, muestran un comportamiento similar. Sin embargo, sugirieron diferencias en Si, Na, Co y Ni. En el caso del Na, las gigantes con planetas muestran menor abundancia promedio que las gigantes sin planetas.

5.1.1. Objetivos

Teniendo en cuenta la escasez de trabajos que analizaron diferencias en las abundancias químicas de estrellas evolucionadas con y sin planetas, en este capítulo determinamos de manera homogénea la abundancia de 14 elementos para la muestra de 223 estrellas evolucionadas definida en el Capítulo 2. El objetivo principal es explorar diferencias en otros elementos químicos, además del hierro, entre estrellas evolucionadas con y sin planetas de manera similar a lo que se ha estudiado exhaustivamente en estrellas de secuencia principal con planetas.

5.2. Obtención de las abundancias químicas

Además de las abundancias de Fe calculadas en el Capítulo 3 para la muestra completa de estrellas evolucionadas, derivamos abundancias químicas de 14 elementos (17 iones), incluyendo sodio (Na), magnesio (Mg), aluminio (Al), silicio (Si), calcio (Ca), escandio (Sc I y Sc II), titanio (Ti I y Ti II), vanadio (V), cromo (Cr I y Cr II), manganeso (Mn), cobalto (Co), níquel (Ni), zinc (Zn) y bario (Ba II). El cómputo de las abundancias se realizó en LTE con el programa MOOG (modo `abfind` Sneden 1973), utilizando como entrada los modelos de atmósfera de Kurucz (1993) ATLAS9 obtenidos previamente, en el Capítulo 3, junto con los anchos equivalentes (EW) y parámetros atómicos de una serie de líneas no superpuestas. Los parámetros fundamentales (temperatura efectiva, gravedad superficial, metalicidad y velocidad de microturbulencia) fueron tomados de la Tabla 3.2. La lista de líneas y los parámetros atómicos para la mayoría de los elementos fueron obtenidas de Neves et al. (2009), mientras que para elementos como Zn y Ba los parámetros fueron obtenidos de Chavero et al. (2010). La lista completa de líneas, junto con los parámetros atómicos se muestran en la Tabla 5.1.

Teniendo en cuenta que esta lista incluye 185 líneas, lo que resulta en más de ~ 41000 anchos equivalentes para la muestra total de objetos, decidimos medirlos de manera automática con el código ARES (Sousa et al. 2007) al igual que los EW correspondientes a las líneas de Fe. Sin embargo, los EW correspondientes a aquellas líneas que daban abundancias que diferían en más de ~ 0.15 dex del valor de la abundancia prome-

dio, fueron re-medidos manualmente con la tarea `splot` de IRAF y se re-calcularon las abundancias. Al igual que en el caso del hierro, aquellas líneas que continuaban con el apartamiento respecto al valor promedio, eran removidas y las abundancias re-calculadas.

Para iones como el Na, Mg, Al, Sc I, Cr II, Zn y el Ba II, la lista comprende sólo 2 o 3 líneas y, por lo tanto, las conclusiones que involucran a estos elementos deben ser tomadas con precaución. En el caso de los espectros obtenidos con el EBASIM, no pudimos medir abundancias de Zn debido a la cobertura espectral obtenida ($\sim 5000\text{--}7000$ Å). Las abundancias calculadas, relativas a los valores solares de Anders & Grevesse (1989), y las dispersiones alrededor de los valores promedio se encuentran listadas en las Tablas 5.2 y 5.3.

Tabla 5.1.: Lista de líneas y parámetros atómicos usados en el cómputo de abundancias químicas

Ion	λ (Å)	ξ (eV)	$\log gf$	Ion	λ (Å)	ξ (eV)	$\log gf$
Na I	5688.22	2.10	-0.628	Cr I	4600.75	1.00	-1.457
Na I	6154.23	3.10	-1.622	Cr I	4626.18	0.97	-1.467
Na I	6160.75	4.10	-1.363	Cr I	4633.25	3.13	-1.215
Mg I	4730.04	4.35	-2.234	Cr I	4700.61	2.71	-1.464
Mg I	5711.09	4.35	-1.777	Cr I	4708.02	3.17	-0.104
Mg I	6319.24	5.11	-2.300	Cr I	4730.72	3.08	-0.345
Al I	6696.03	3.14	-1.571	Cr I	4767.86	3.56	-0.599
Al I	6698.67	4.14	-1.886	Cr I	4775.14	3.55	-1.025
Si I	5517.54	5.08	-2.496	Cr I	4936.34	3.11	-0.343
Si I	5645.61	4.93	-2.068	Cr I	4964.93	0.94	-2.577
Si I	5684.49	4.95	-1.642	Cr I	5214.14	3.37	-0.784
Si I	5701.11	4.93	-2.034	Cr I	5238.97	2.71	-1.427
Si I	5753.64	5.62	-1.333	Cr I	5247.57	0.96	-1.618
Si I	5772.15	5.08	-1.669	Cr I	5287.18	3.44	-0.954
Si I	5797.87	4.95	-1.912	Cr I	5296.70	0.98	-1.373
Si I	5948.54	5.08	-1.208	Cr I	5300.75	0.98	-2.125
Si I	6125.02	5.61	-1.555	Cr I	5781.18	3.32	-0.886
Si I	6142.49	5.62	-1.520	Cr I	5783.07	3.32	-0.472
Si I	6145.02	5.62	-1.425	Cr I	5787.92	3.32	-0.183
Si I	6195.46	5.87	-1.666	Cr I	6661.08	4.19	-0.234
Si I	6237.33	5.61	-1.116	Cr I	6882.52	3.44	-0.392
Si I	6243.82	5.62	-1.331	Cr II	4588.2	4.07	-0.752
Si I	6244.48	5.62	-1.310	Cr II	4592.05	4.07	-1.252
Si I	6527.21	5.87	-1.227	Cr II	4884.61	3.86	-2.069
Si I	6721.85	5.86	-1.156	Mn I	4502.21	2.92	-0.523

Tabla 5.1.: continuación

Ion	λ (Å)	ξ (eV)	$\log gf$	Ion	λ (Å)	ξ (eV)	$\log gf$
Si I	6741.63	5.98	-1.625	Mn I	4671.77	2.89	-1.567
Ca I	5261.71	2.52	-0.677	Mn I	4739.11	2.94	-0.462
Ca I	5349.47	2.71	-0.581	Mn I	5377.62	3.84	-0.068
Ca I	5512.98	2.93	-0.559	Mn I	5399.47	3.85	-0.104
Ca I	5867.56	2.93	-1.592	Mn I	5413.67	3.86	-0.476
Ca I	6156.02	2.52	-2.497	Co I	4594.63	3.63	-0.279
Ca I	6161.29	2.52	-1.313	Co I	4792.86	3.25	-0.080
Ca I	6166.44	2.52	-1.155	Co I	4813.48	3.22	0.177
Ca I	6169.04	2.52	-0.800	Co I	5301.05	1.71	-1.950
Ca I	6449.82	2.52	-0.733	Co I	5342.71	4.02	0.606
Ca I	6455.60	2.52	-1.404	Co I	5352.05	3.58	0.004
Ca I	6471.67	2.53	-0.825	Co I	5359.20	4.15	0.040
Ca I	6499.65	2.52	-0.917	Co I	5647.24	2.28	-1.594
Sc I	4743.82	1.45	0.297	Co I	6814.95	1.96	-1.822
Sc I	5520.50	1.87	0.562	Ni I	4512.99	3.71	-1.467
Sc I	5671.82	1.45	0.533	Ni I	4811.99	3.66	-1.363
Sc II	5526.82	1.77	0.140	Ni I	4814.60	3.60	-1.670
Sc II	5657.88	1.51	-0.326	Ni I	4913.98	3.74	-0.661
Sc II	5667.14	1.5	-1.025	Ni I	4946.04	3.80	-1.224
Sc II	5684.19	1.51	-0.946	Ni I	4952.29	3.61	-1.261
Sc II	6245.62	1.51	-1.022	Ni I	4976.33	1.68	-3.002
Sc II	6320.84	1.5	-1.863	Ni I	4995.66	3.63	-1.611
Ti I	4555.49	0.85	-0.575	Ni I	5010.94	3.63	-0.901
Ti I	4562.63	0.02	-2.718	Ni I	5081.11	3.85	0.064
Ti I	4645.19	1.73	-0.666	Ni I	5094.41	3.83	-1.108
Ti I	4656.47	0	-1.308	Ni I	5392.33	4.15	-1.354
Ti I	4675.11	1.07	-0.939	Ni I	5435.86	1.99	-2.432
Ti I	4722.61	1.05	-1.433	Ni I	5462.5	3.85	-0.880
Ti I	4820.41	1.5	-0.429	Ni I	5587.87	1.93	-2.479
Ti I	4913.62	1.87	0.068	Ni I	5589.36	3.90	-1.148
Ti I	4997.10	0	-2.174	Ni I	5625.32	4.09	-0.731
Ti I	5016.17	0.85	-0.657	Ni I	5628.35	4.09	-1.316
Ti I	5039.96	0.02	-1.199	Ni I	5638.75	3.90	-1.699
Ti I	5064.06	2.69	-0.471	Ni I	5641.88	4.11	-1.017
Ti I	5071.49	1.46	-0.797	Ni I	5643.08	4.16	-1.234
Ti I	5113.44	1.44	-0.861	Ni I	5694.99	4.09	-0.629
Ti I	5145.47	1.46	-0.622	Ni I	5748.36	1.68	-3.279
Ti I	5219.70	0.02	-2.254	Ni I	5805.22	4.17	-0.604
Ti I	5490.16	1.46	-1.008	Ni I	5847.00	1.68	-3.410

Tabla 5.1.: continuación

Ion	λ (Å)	ξ (eV)	$\log gf$	Ion	λ (Å)	ξ (eV)	$\log gf$
Ti I	5503.90	2.58	-0.218	Ni I	5996.73	4.24	-1.010
Ti I	5648.57	2.49	-0.410	Ni I	6086.29	4.27	-0.471
Ti I	5662.16	2.32	-0.123	Ni I	6108.12	1.68	-2.512
Ti I	5739.48	2.25	-0.781	Ni I	6111.08	4.09	-0.823
Ti I	5766.33	3.29	0.326	Ni I	6119.76	4.27	-1.316
Ti I	5965.84	1.88	-0.492	Ni I	6128.98	1.68	-3.368
Ti I	5978.55	1.87	-0.602	Ni I	6130.14	4.27	-0.938
Ti I	6064.63	1.05	-1.941	Ni I	6175.37	4.09	-0.534
Ti I	6091.18	2.27	-0.445	Ni I	6176.82	4.09	-0.266
Ti I	6126.22	1.07	-1.416	Ni I	6177.25	1.83	-3.538
Ti I	6258.11	1.44	-0.435	Ni I	6186.72	4.11	-0.888
Ti I	6261.10	1.43	-0.491	Ni I	6204.61	4.09	-1.112
Ti I	6599.12	0.9	-2.069	Ni I	6223.99	4.11	-0.954
Ti II	4583.41	1.16	-2.84	Ni I	6230.10	4.11	-1.132
Ti II	4636.33	1.16	-3.152	Ni I	6322.17	4.15	-1.164
Ti II	4657.2	1.24	-2.379	Ni I	6327.6	1.68	-3.086
Ti II	4708.67	1.24	-2.392	Ni I	6360.81	4.17	-1.145
Ti II	4911.2	3.12	-0.537	Ni I	6378.26	4.15	-0.830
Ti II	5211.54	2.59	-1.49	Ni I	6598.60	4.24	-0.914
Ti II	5381.03	1.57	-1.904	Ni I	6635.13	4.42	-0.779
Ti II	5418.77	1.58	-2.104	Ni I	6767.78	1.83	-2.136
V I	5670.85	1.08	-0.482	Ni I	6772.32	3.66	-0.963
V I	5737.07	1.06	-0.815	Ni I	6842.04	3.66	-1.496
V I	6081.45	1.05	-0.692	Zn I	4722.16	4.03	-0.390
V I	6224.51	0.29	-1.935	Zn I	4810.53	4.08	-0.310
V I	6251.83	0.29	-1.431	Ba II	5853.69	0.60	-0.848
V I	6274.66	0.27	-1.751	Ba II	6141.73	0.70	0.146
V I	6285.17	0.28	-1.676	Ba II	6496.90	0.60	-0.222
Cr I	4575.11	3.37	-1.004				

De manera similar a la comparación que hicimos para los parámetros fundamentales en la Sección 3.1, comparamos las abundancias químicas del Sol determinadas a partir de espectros obtenidos con los diferentes instrumentos (HARPS, SOPHIE, FEROS, ELODIE y EBASIM). Al igual que en el caso de las abundancias de hierro, no encontramos diferencias significativas para la mayoría de las especies ($\sigma \lesssim 0.04$ dex), lo cual concuerda con las conclusiones de Gilli et al. (2006) quienes analizaron 8 estrellas observadas con los espectrógrafos FEROS, UVES, CORALIE y SARG. Sin embargo,

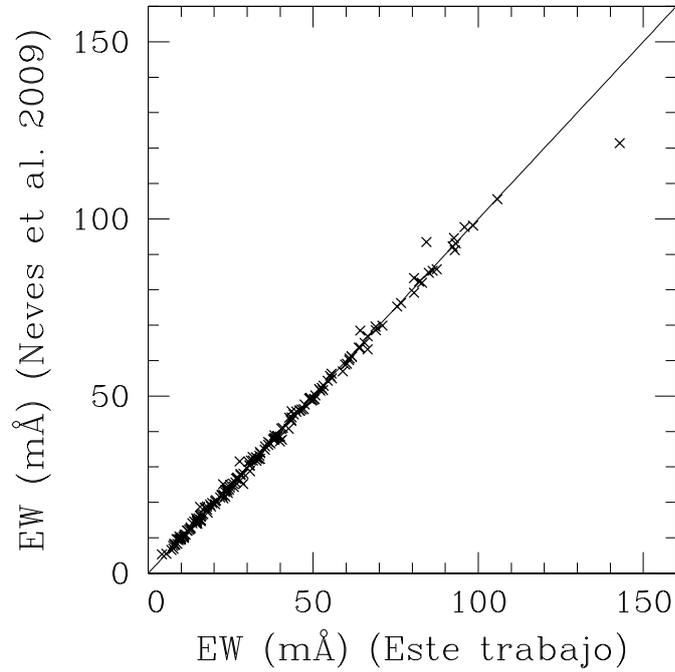


Figura 5.1: Anchos equivalentes de las líneas de la Tabla 5.1 para el Sol derivados en este trabajo versus los valores de Neves et al. (2009).

en nuestro caso, encontramos que el Zn muestra diferencias ligeramente más grandes ($\sigma \sim 0.09$ dex).

Como otra prueba de consistencia, en la Figura 5.1 comparamos los EW de todas las líneas para un espectro solar, obtenido con HARPS, con los valores reportados por Neves et al. (2009). Como se puede ver, el acuerdo entre nuestros EW y los datos por Neves et al. es bastante bueno, siendo la diferencia promedio $\langle \text{EW}(\text{este trabajo}) - \text{EW}(\text{Neves et. al}) \rangle = 0.15 \pm 2.02$ mÅ.

Tabla 5.2.: Abundancias químicas de Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc I, Sc II, Ti I y Ti II

HD/otro	[Na/H]	[Mg/H]	[Al/H]	[Si/H]	[Ca/H]	[Sc I/H]	[Sc II/H]	[Ti I/H]	[Ti II/H]
Estrellas gigantes con planetas (GCP)									
1502	0.08 ± 0.07	0.06 ± 0.11	0.03 ± 0.04	0.06 ± 0.08	-0.01 ± 0.07	-0.02 ± 0.14	-0.03 ± 0.05	0.03 ± 0.07	0.01 ± 0.09
1690	0.00 ± 0.15	-0.09 ± 0.07	0.02 ± 0.08	-0.10 ± 0.10	-0.21 ± 0.08	-0.18 ± 0.15	-0.31 ± 0.14	-0.10 ± 0.08	-0.14 ± 0.12
4313	0.17 ± 0.06	0.13 ± 0.10	0.12 ± 0.03	0.17 ± 0.08	0.07 ± 0.07	0.13 ± 0.16	0.14 ± 0.06	0.14 ± 0.07	0.14 ± 0.11
4732	0.17 ± 0.08	0.12 ± 0.12	0.10 ± 0.10	0.10 ± 0.08	0.03 ± 0.06	-0.10 ± 0.15	0.00 ± 0.09	0.10 ± 0.11	0.11 ± 0.15
5608	0.27 ± 0.08	0.18 ± 0.07	0.18 ± 0.06	0.2 ± 0.08	0.11 ± 0.07	0.19 ± 0.19	0.17 ± 0.10	0.21 ± 0.08	0.13 ± 0.10
5891	-0.19 ± 0.10	-0.03 ± 0.01	-0.03 ± 0.03	-0.05 ± 0.08	-0.24 ± 0.07	-0.28 ± 0.15	-0.20 ± 0.09	-0.13 ± 0.09	-0.19 ± 0.12
11977	-0.07 ± 0.15	-0.12 ± 0.11	-0.08 ± 0.02	-0.06 ± 0.05	-0.12 ± 0.05	-0.18 ± 0.11	-0.11 ± 0.06	-0.12 ± 0.07	-0.04 ± 0.07
12929	-0.04 ± 0.11	-0.07 ± 0.03	0.12 ± 0.11	-0.09 ± 0.12	-0.26 ± 0.09	-0.20 ± 0.10	-0.19 ± 0.13	-0.15 ± 0.09	-0.35 ± 0.09
15779	0.26 ± 0.11	0.14 ± 0.10	0.11 ± 0.04	0.19 ± 0.11	0.13 ± 0.12	0.02 ± 0.16	0.13 ± 0.09	0.11 ± 0.08	0.02 ± 0.13
16400	0.21 ± 0.08	0.04 ± 0.13	0.08 ± 0.02	0.14 ± 0.09	0.05 ± 0.07	0.10 ± 0.06	0.04 ± 0.04	0.01 ± 0.07	-0.01 ± 0.09
18742	-0.03 ± 0.06	-0.07 ± 0.08	-0.06 ± 0.04	-0.03 ± 0.06	-0.11 ± 0.04	-0.11 ± 0.11	-0.06 ± 0.05	-0.04 ± 0.08	-0.02 ± 0.07
28305	0.55 ± 0.13	0.10 ± 0.17	0.35 ± 0.07	0.29 ± 0.11	0.14 ± 0.08	0.00 ± 0.16	0.12 ± 0.09	0.13 ± 0.10	0.09 ± 0.15
28678	-0.07 ± 0.10	-0.07 ± 0.09	-0.12 ± 0.07	-0.10 ± 0.07	-0.09 ± 0.06	-0.17 ± 0.11	-0.11 ± 0.04	-0.06 ± 0.07	-0.06 ± 0.07
30856	-0.02 ± 0.05	-0.02 ± 0.08	-0.02 ± 0.07	-0.01 ± 0.05	-0.12 ± 0.07	-0.10 ± 0.15	-0.03 ± 0.06	-0.05 ± 0.07	-0.03 ± 0.09
33142	0.09 ± 0.06	0.08 ± 0.05	0.06 ± 0.03	0.10 ± 0.08	-0.03 ± 0.07	0.01 ± 0.14	0.04 ± 0.09	0.04 ± 0.08	0.01 ± 0.09
47205	0.30 ± 0.08	0.16 ± 0.06	0.27 ± 0.06	0.15 ± 0.07	0.04 ± 0.09	0.20 ± 0.15	0.10 ± 0.12	0.13 ± 0.09	-0.02 ± 0.10
47536	-0.46 ± 0.13	-0.34 ± 0.07	-0.29 ± 0.02	-0.40 ± 0.06	-0.47 ± 0.04	-0.28 ± 0.05	-0.50 ± 0.07	-0.32 ± 0.09	-0.50 ± 0.03
59686	0.30 ± 0.17	0.09 ± 0.03	0.47 ± 0.20	0.22 ± 0.11	-0.04 ± 0.14	0.05 ± 0.13	-0.02 ± 0.09	0.14 ± 0.12	0.21 ± 0.08
62509	0.26 ± 0.07	0.09 ± 0.13	0.13 ± 0.03	0.19 ± 0.08	0.08 ± 0.06	0.12 ± 0.17	0.10 ± 0.05	0.09 ± 0.08	0.06 ± 0.09
66141	-0.31 ± 0.09	-0.23 ± 0.03	-0.12 ± 0.15	-0.21 ± 0.11	-0.41 ± 0.08	-0.30 ± 0.15	-0.39 ± 0.10	-0.29 ± 0.08	-0.39 ± 0.12
73108	-0.17 ± 0.07	-0.11 ± 0.04	-0.06 ± 0.14	-0.10 ± 0.10	-0.41 ± 0.08	-0.08 ± 0.14	-0.43 ± 0.04	-0.39 ± 0.09	-0.50 ± 0.12
81688	-0.15 ± 0.09	-0.11 ± 0.07	0.03 ± 0.13	-0.08 ± 0.08	-0.22 ± 0.08	-0.06 ± 0.08	-0.07 ± 0.10	-0.11 ± 0.07	-0.17 ± 0.10
89484	-0.28 ± 0.09	-0.33 ± 0.04	-0.30 ± 0.15	-0.24 ± 0.10	-0.49 ± 0.09	-0.22 ± 0.12	-0.45 ± 0.10	-0.39 ± 0.10	-0.54 ± 0.09
90043	0.05 ± 0.08	0.11 ± 0.07	0.14 ± 0.09	0.09 ± 0.08	0.02 ± 0.07	0.00 ± 0.13	0.03 ± 0.03	0.08 ± 0.07	0.07 ± 0.08
95089	0.12 ± 0.04	0.15 ± 0.08	0.14 ± 0.03	0.15 ± 0.08	0.06 ± 0.08	0.11 ± 0.16	0.06 ± 0.04	0.14 ± 0.07	0.11 ± 0.09
96063	-0.10 ± 0.10	-0.10 ± 0.07	-0.10 ± 0.02	-0.09 ± 0.05	-0.14 ± 0.04	-0.19 ± 0.12	-0.06 ± 0.04	-0.05 ± 0.06	0.03 ± 0.10
98219	0.11 ± 0.07	0.05 ± 0.06	0.05 ± 0.03	0.11 ± 0.08	-0.04 ± 0.06	0.03 ± 0.14	0.05 ± 0.10	0.05 ± 0.08	0.09 ± 0.13
107383	-0.07 ± 0.22	-0.30 ± 0.03	-0.11 ± 0.04	-0.12 ± 0.38	-0.51 ± 0.28	-0.38 ± 0.0	-0.46 ± 0.25	-0.49 ± 0.18	-0.38 ± 0.40
108863	0.19 ± 0.04	0.07 ± 0.04	0.03 ± 0.05	0.13 ± 0.10	-0.04 ± 0.09	0.21 ± 0.08	-0.03 ± 0.10	0.02 ± 0.09	-0.14 ± 0.09
110014	0.61 ± 0.13	0.24 ± 0.09	0.46 ± 0.15	0.47 ± 0.13	0.15 ± 0.10	0.50 ± 0.21	0.40 ± 0.08	0.21 ± 0.09	0.11 ± 0.04
112410	-0.05 ± 0.12	0.01 ± 0.08	-0.05 ± 0.07	-0.02 ± 0.07	-0.16 ± 0.05	-0.23 ± 0.06	-0.14 ± 0.09	-0.06 ± 0.08	-0.10 ± 0.10
120084	0.27 ± 0.10	0.12 ± 0.07	0.20 ± 0.02	0.27 ± 0.09	0.08 ± 0.08	0.12 ± 0.14	0.03 ± 0.07	0.02 ± 0.10	-0.02 ± 0.11
122430	0.20 ± 0.08	0.09 ± 0.09	0.22 ± 0.16	0.03 ± 0.09	0.07 ± 0.08	0.00 ± 0.20	-0.04 ± 0.05	0.14 ± 0.11	0.11 ± 0.08
136512	-0.10 ± 0.16	-0.06 ± 0.06	0.01 ± 0.09	-0.07 ± 0.09	-0.24 ± 0.07	-0.12 ± 0.09	-0.19 ± 0.09	-0.18 ± 0.09	-0.15 ± 0.12
137759	0.30 ± 0.11	0.14 ± 0.09	0.31 ± 0.08	0.38 ± 0.09	-0.01 ± 0.09	0.05 ± 0.17	0.00 ± 0.15	0.03 ± 0.11	0.01 ± 0.11
141680	0.00 ± 0.09	-0.18 ± 0.19	-0.21 ± 0.08	0.03 ± 0.12	-0.22 ± 0.08	-0.08 ± 0.27	-0.07 ± 0.17	0.07 ± 0.16	0.11 ± 0.06
142091	0.22 ± 0.09	0.14 ± 0.04	0.29 ± 0.07	0.28 ± 0.09	0.08 ± 0.10	0.35 ± 0.13	0.29 ± 0.12	0.11 ± 0.08	0.05 ± 0.09
148427	0.18 ± 0.04	0.09 ± 0.10	0.14 ± 0.03	0.14 ± 0.08	0.04 ± 0.07	0.07 ± 0.18	0.11 ± 0.08	0.12 ± 0.08	0.03 ± 0.11

Tabla 5.2.: continuación

HD/otro	[Na/H]	[Mg/H]	[Al/H]	[Si/H]	[Ca/H]	[Sc I/H]	[Sc II/H]	[Ti I/H]	[Ti II/H]
163917	0.57 ± 0.11	0.30 ± 0.01	0.31 ± 0.13	0.26 ± 0.07	0.04 ± 0.07	0.00 ± 0.15	-0.06 ± 0.12	0.18 ± 0.07	0.10 ± 0.13
170693	-0.23 ± 0.09	-0.19 ± 0.12	-0.11 ± 0.10	-0.24 ± 0.08	-0.50 ± 0.10	-0.17 ± 0.12	-0.41 ± 0.13	-0.39 ± 0.09	-0.58 ± 0.05
180902	0.10 ± 0.06	0.12 ± 0.07	0.06 ± 0.02	0.10 ± 0.07	-0.01 ± 0.07	0.02 ± 0.16	0.05 ± 0.07	0.05 ± 0.07	0.04 ± 0.11
181342	0.39 ± 0.09	0.33 ± 0.08	0.28 ± 0.06	0.35 ± 0.09	0.16 ± 0.10	0.40 ± 0.10	0.32 ± 0.10	0.29 ± 0.08	0.30 ± 0.14
188310	0.08 ± 0.16	0.16 ± 0.15	0.12 ± 0.15	0.07 ± 0.10	-0.19 ± 0.09	-0.15 ± 0.11	-0.33 ± 0.09	0.07 ± 0.09	0.10 ± 0.20
192699	-0.19 ± 0.15	-0.24 ± 0.19	-0.26 ± 0.07	-0.26 ± 0.06	-0.36 ± 0.11	-0.20 ± 0.07	-0.15 ± 0.11	0.02 ± 0.12	-0.09 ± 0.07
199665	0.26 ± 0.14	0.11 ± 0.15	0.11 ± 0.01	0.12 ± 0.07	0.16 ± 0.07	0.10 ± 0.06	0.14 ± 0.04	0.13 ± 0.07	0.09 ± 0.07
200964	-0.06 ± 0.08	-0.08 ± 0.06	-0.09 ± 0.02	-0.09 ± 0.06	-0.12 ± 0.04	-0.15 ± 0.15	-0.07 ± 0.04	-0.02 ± 0.07	-0.04 ± 0.09
206610	0.27 ± 0.09	0.20 ± 0.05	0.23 ± 0.07	0.24 ± 0.11	0.09 ± 0.08	0.36 ± 0.17	0.18 ± 0.08	0.18 ± 0.09	0.15 ± 0.13
203949	0.60 ± 0.10	0.35 ± 0.09	0.50 ± 0.11	0.51 ± 0.10	0.34 ± 0.11	0.40 ± 0.15	0.38 ± 0.08	0.26 ± 0.09	0.20 ± 0.11
210702	0.14 ± 0.05	-0.02 ± 0.09	0.08 ± 0.02	0.12 ± 0.13	-0.03 ± 0.07	0.02 ± 0.06	0.04 ± 0.15	-0.03 ± 0.14	-0.10 ± 0.12
212771	-0.07 ± 0.05	-0.07 ± 0.08	0.02 ± 0.07	-0.04 ± 0.08	-0.08 ± 0.05	-0.07 ± 0.08	-0.05 ± 0.04	0.00 ± 0.07	-0.03 ± 0.07
219449	0.00 ± 0.07	0.06 ± 0.10	0.22 ± 0.01	0.06 ± 0.10	-0.08 ± 0.07	0.17 ± 0.16	-0.09 ± 0.14	0.07 ± 0.10	-0.17 ± 0.06
221345	-0.11 ± 0.09	0.05 ± 0.08	0.12 ± 0.12	0.00 ± 0.09	-0.29 ± 0.11	-0.12 ± 0.10	-0.26 ± 0.04	-0.11 ± 0.09	-0.20 ± 0.13
222404	0.16 ± 0.12	0.09 ± 0.10	0.29 ± 0.09	0.19 ± 0.12	-0.14 ± 0.11	0.27 ± 0.13	0.10 ± 0.12	-0.07 ± 0.13	-0.22 ± 0.10
BD +48 738	-0.09 ± 0.03	-0.19 ± 0.02	-0.10 ± 0.02	-0.14 ± 0.10	-0.43 ± 0.15	-0.15 ± 0.08	-0.20 ± 0.14	-0.17 ± 0.12	-0.23 ± 0.19
NGC 2423-3	0.24 ± 0.04	0.03 ± 0.09	0.18 ± 0.04	0.23 ± 0.04	0.02 ± 0.07	0.01 ± 0.28	0.00 ± 0.11	0.09 ± 0.07	-0.07 ± 0.08
NGC 4349-127	0.02 ± 0.05	-0.20 ± 0.03	-0.13 ± 0.05	0.08 ± 0.10	-0.25 ± 0.07	-0.30 ± 0.16	-0.44 ± 0.13	-0.25 ± 0.11	-0.37 ± 0.12
Estrellas gigantes sin planetas (GSP)									
2114	0.31 ± 0.11	0.03 ± 0.06	0.03 ± 0.05	0.08 ± 0.06	0.03 ± 0.07	-0.04 ± 0.12	-0.05 ± 0.08	0.02 ± 0.11	0.03 ± 0.12
3546	-0.37 ± 0.15	-0.22 ± 0.01	-0.25 ± 0.14	-0.32 ± 0.06	-0.39 ± 0.07	-0.48 ± 0.06	-0.34 ± 0.09	-0.34 ± 0.10	-0.28 ± 0.12
5395	-0.22 ± 0.15	-0.20 ± 0.02	-0.04 ± 0.10	-0.18 ± 0.08	-0.28 ± 0.06	-0.23 ± 0.06	-0.30 ± 0.05	-0.21 ± 0.09	-0.32 ± 0.11
5722	-0.04 ± 0.17	-0.04 ± 0.15	-0.10 ± 0.02	-0.06 ± 0.06	-0.07 ± 0.07	-0.28 ± 0.18	-0.08 ± 0.05	-0.10 ± 0.09	-0.01 ± 0.16
9408	-0.14 ± 0.12	-0.05 ± 0.06	0.05 ± 0.14	-0.07 ± 0.08	-0.20 ± 0.09	-0.19 ± 0.05	-0.25 ± 0.05	-0.21 ± 0.07	-0.25 ± 0.11
10761	0.44 ± 0.12	0.30 ± 0.07	0.14 ± 0.06	0.22 ± 0.09	0.24 ± 0.10	0.01 ± 0.15	0.23 ± 0.11	0.17 ± 0.13	0.24 ± 0.09
10975	0.03 ± 0.10	0.00 ± 0.06	0.02 ± 0.02	0.03 ± 0.08	-0.06 ± 0.07	-0.04 ± 0.02	0.01 ± 0.09	-0.03 ± 0.05	-0.09 ± 0.10
11949	0.02 ± 0.09	0.00 ± 0.06	0.05 ± 0.08	-0.01 ± 0.08	-0.12 ± 0.04	-0.04 ± 0.09	-0.09 ± 0.08	-0.12 ± 0.08	-0.15 ± 0.09
12438	-0.44 ± 0.12	-0.41 ± 0.03	-0.37 ± 0.02	-0.42 ± 0.05	-0.46 ± 0.05	-0.49 ± 0.01	-0.48 ± 0.06	-0.45 ± 0.06	-0.42 ± 0.06
13468	0.04 ± 0.12	0.05 ± 0.13	-0.06 ± 0.02	0.01 ± 0.09	0.00 ± 0.05	-0.13 ± 0.10	0.01 ± 0.06	-0.02 ± 0.09	0.06 ± 0.08
17824	0.33 ± 0.11	0.11 ± 0.14	0.02 ± 0.01	0.12 ± 0.06	0.16 ± 0.07	-0.08 ± 0.12	0.09 ± 0.12	0.07 ± 0.09	0.13 ± 0.09
18322	0.11 ± 0.05	0.00 ± 0.07	0.17 ± 0.05	0.07 ± 0.09	0.02 ± 0.06	0.24 ± 0.03	0.05 ± 0.06	0.12 ± 0.07	0.02 ± 0.09
18885	0.30 ± 0.06	0.15 ± 0.13	0.22 ± 0.03	0.15 ± 0.08	0.12 ± 0.09	0.15 ± 0.21	0.07 ± 0.12	0.17 ± 0.08	-0.03 ± 0.07
19845	0.45 ± 0.12	0.19 ± 0.05	0.35 ± 0.05	0.29 ± 0.10	0.13 ± 0.08	0.34 ± 0.08	0.25 ± 0.08	0.25 ± 0.09	0.11 ± 0.12
20791	0.32 ± 0.09	0.09 ± 0.06	0.20 ± 0.07	0.23 ± 0.10	0.06 ± 0.05	0.10 ± 0.12	0.09 ± 0.05	0.01 ± 0.10	-0.05 ± 0.11
20894	0.17 ± 0.07	0.02 ± 0.08	-0.02 ± 0.07	0.03 ± 0.08	0.03 ± 0.05	-0.12 ± 0.09	-0.03 ± 0.06	-0.02 ± 0.07	0.03 ± 0.09
22409	-0.05 ± 0.09	-0.08 ± 0.07	-0.14 ± 0.06	-0.13 ± 0.05	-0.11 ± 0.06	-0.34 ± 0.12	-0.17 ± 0.04	-0.20 ± 0.07	-0.15 ± 0.07
22663	0.08 ± 0.08	-0.07 ± 0.09	0.07 ± 0.02	0.00 ± 0.10	-0.11 ± 0.10	0.00 ± 0.14	-0.07 ± 0.10	-0.04 ± 0.10	-0.25 ± 0.10
22675	0.33 ± 0.12	0.28 ± 0.07	0.08 ± 0.06	0.16 ± 0.10	0.18 ± 0.10	0.20 ± 0.18	0.26 ± 0.10	0.14 ± 0.13	0.27 ± 0.15
23319	0.45 ± 0.05	0.26 ± 0.02	0.38 ± 0.06	0.28 ± 0.10	0.10 ± 0.09	0.19 ± 0.33	0.08 ± 0.12	0.16 ± 0.10	-0.08 ± 0.08

Tabla 5.2.: continuación

HD/otro	[Na/H]	[Mg/H]	[Al/H]	[Si/H]	[Ca/H]	[Sc I/H]	[Sc II/H]	[Ti I/H]	[Ti II/H]
23940	-0.27 ± 0.15	-0.12 ± 0.02	-0.21 ± 0.03	-0.18 ± 0.09	-0.25 ± 0.07	-0.32 ± 0.03	-0.28 ± 0.07	-0.22 ± 0.08	-0.21 ± 0.10
27256	0.38 ± 0.08	0.07 ± 0.06	0.12 ± 0.02	0.18 ± 0.09	0.08 ± 0.08	0.09 ± 0.14	0.04 ± 0.07	0.09 ± 0.09	0.07 ± 0.12
27348	0.32 ± 0.13	-0.03 ± 0.16	0.16 ± 0.02	0.18 ± 0.11	0.07 ± 0.08	0.09 ± 0.10	0.12 ± 0.14	0.11 ± 0.11	-0.04 ± 0.09
27371	0.37 ± 0.04	0.03 ± 0.15	0.16 ± 0.07	0.15 ± 0.09	0.00 ± 0.09	0.13 ± 0.14	0.00 ± 0.07	0.06 ± 0.09	-0.15 ± 0.07
27697	0.37 ± 0.09	-0.06 ± 0.09	0.17 ± 0.01	0.29 ± 0.08	0.05 ± 0.08	0.03 ± 0.14	-0.05 ± 0.09	0.04 ± 0.09	-0.13 ± 0.05
28307	0.44 ± 0.15	0.10 ± 0.06	0.30 ± 0.06	0.24 ± 0.13	0.13 ± 0.11	0.26 ± 0.10	0.13 ± 0.10	0.18 ± 0.11	0.21 ± 0.10
30557	0.08 ± 0.10	-0.12 ± 0.13	0.11 ± 0.06	0.05 ± 0.09	-0.13 ± 0.07	-0.03 ± 0.09	-0.13 ± 0.10	-0.08 ± 0.08	-0.10 ± 0.04
32887	0.23 ± 0.06	-0.02 ± 0.03	0.21 ± 0.03	-0.06 ± 0.12	0.03 ± 0.11	-0.10 ± 0.04	-0.14 ± 0.11	0.35 ± 0.10	0.31 ± 0.06
34538	-0.24 ± 0.10	-0.15 ± 0.07	-0.09 ± 0.01	-0.16 ± 0.08	-0.24 ± 0.04	-0.23 ± 0.12	-0.22 ± 0.05	-0.18 ± 0.08	-0.19 ± 0.07
34559	0.32 ± 0.08	0.18 ± 0.05	0.22 ± 0.09	0.25 ± 0.11	0.11 ± 0.09	0.03 ± 0.13	0.08 ± 0.08	0.07 ± 0.10	0.01 ± 0.06
34642	0.07 ± 0.04	0.08 ± 0.07	0.11 ± 0.03	0.04 ± 0.08	-0.02 ± 0.05	0.24 ± 0.05	0.09 ± 0.05	0.09 ± 0.08	0.03 ± 0.06
35369	0.02 ± 0.11	-0.10 ± 0.08	-0.06 ± 0.06	-0.05 ± 0.08	-0.16 ± 0.08	-0.10 ± 0.01	-0.13 ± 0.10	-0.15 ± 0.08	-0.25 ± 0.05
36189	0.23 ± 0.07	-0.14 ± 0.11	-0.06 ± 0.10	0.02 ± 0.07	-0.10 ± 0.07	0.03 ± 0.14	-0.14 ± 0.09	-0.07 ± 0.09	-0.05 ± 0.11
36848	0.37 ± 0.13	0.20 ± 0.11	0.33 ± 0.04	0.22 ± 0.08	0.19 ± 0.08	0.20 ± 0.19	0.19 ± 0.12	0.11 ± 0.10	0.16 ± 0.12
37160	-0.37 ± 0.06	-0.18 ± 0.16	-0.19 ± 0.06	-0.34 ± 0.04	-0.40 ± 0.09	-0.33 ± 0.03	-0.39 ± 0.07	-0.27 ± 0.07	-0.37 ± 0.04
43023	0.22 ± 0.12	0.07 ± 0.11	0.05 ± 0.10	0.10 ± 0.05	0.16 ± 0.08	-0.06 ± 0.17	0.18 ± 0.09	0.10 ± 0.07	0.25 ± 0.08
45415	0.10 ± 0.09	0.14 ± 0.09	0.17 ± 0.09	0.12 ± 0.13	0.05 ± 0.10	-0.04 ± 0.15	0.03 ± 0.04	0.00 ± 0.07	-0.02 ± 0.12
48432	0.03 ± 0.08	0.00 ± 0.08	0.00 ± 0.09	0.03 ± 0.09	-0.04 ± 0.07	-0.06 ± 0.06	-0.01 ± 0.09	-0.05 ± 0.09	-0.11 ± 0.09
50778	-0.22 ± 0.05	-0.20 ± 0.03	-0.02 ± 0.08	-0.24 ± 0.10	-0.31 ± 0.08	-0.30 ± 0.35	-0.41 ± 0.13	-0.05 ± 0.10	-0.30 ± 0.16
54810	-0.05 ± 0.15	-0.08 ± 0.07	-0.09 ± 0.03	-0.08 ± 0.08	-0.13 ± 0.06	-0.20 ± 0.01	-0.20 ± 0.04	-0.18 ± 0.07	-0.20 ± 0.07
60986	0.39 ± 0.06	0.16 ± 0.08	0.22 ± 0.04	0.20 ± 0.08	0.09 ± 0.06	0.14 ± 0.07	0.23 ± 0.12	0.11 ± 0.09	0.03 ± 0.13
61363	-0.03 ± 0.10	0.02 ± 0.09	-0.02 ± 0.06	-0.03 ± 0.07	-0.17 ± 0.07	-0.08 ± 0.05	-0.06 ± 0.09	-0.13 ± 0.07	-0.13 ± 0.13
61935	0.17 ± 0.02	0.04 ± 0.08	0.10 ± 0.08	0.12 ± 0.09	-0.04 ± 0.06	0.16 ± 0.04	0.02 ± 0.09	0.02 ± 0.08	-0.08 ± 0.09
62902	0.37 ± 0.15	0.24 ± 0.02	0.43 ± 0.05	0.22 ± 0.10	0.33 ± 0.07	0.30 ± 0.01	0.21 ± 0.11	0.21 ± 0.09	0.31 ± 0.10
65345	0.43 ± 0.10	0.10 ± 0.06	0.26 ± 0.07	0.12 ± 0.09	0.03 ± 0.07	0.09 ± 0.04	0.11 ± 0.08	0.04 ± 0.08	-0.06 ± 0.08
65695	0.06 ± 0.09	-0.06 ± 0.06	0.04 ± 0.09	-0.08 ± 0.07	-0.09 ± 0.08	0.00 ± 0.16	-0.12 ± 0.07	0.06 ± 0.10	-0.09 ± 0.07
68375	0.20 ± 0.08	0.01 ± 0.10	0.07 ± 0.05	0.05 ± 0.07	0.01 ± 0.06	-0.02 ± 0.06	0.08 ± 0.10	-0.01 ± 0.07	-0.01 ± 0.10
72650	0.32 ± 0.03	0.16 ± 0.08	0.31 ± 0.07	0.13 ± 0.08	0.10 ± 0.08	0.15 ± 0.23	0.06 ± 0.10	0.21 ± 0.12	0.21 ± 0.02
73017	-0.26 ± 0.12	-0.29 ± 0.03	-0.24 ± 0.05	-0.31 ± 0.07	-0.39 ± 0.05	-0.34 ± 0.01	-0.36 ± 0.09	-0.36 ± 0.09	-0.45 ± 0.07
76813	0.21 ± 0.08	-0.12 ± 0.15	0.10 ± 0.04	0.04 ± 0.10	-0.03 ± 0.08	0.04 ± 0.01	-0.03 ± 0.07	0.01 ± 0.08	-0.11 ± 0.12
78235	0.20 ± 0.14	-0.14 ± 0.11	0.09 ± 0.06	-0.01 ± 0.08	-0.08 ± 0.06	-0.12 ± 0.16	-0.10 ± 0.09	-0.05 ± 0.09	-0.15 ± 0.11
81797	0.27 ± 0.15	-0.03 ± 0.22	0.23 ± 0.15	0.20 ± 0.16	0.11 ± 0.06	-0.15 ± 0.27	-0.02 ± 0.14	0.16 ± 0.15	0.21 ± 0.22
83441	0.25 ± 0.03	0.16 ± 0.10	0.26 ± 0.04	0.18 ± 0.11	0.08 ± 0.07	0.20 ± 0.13	0.10 ± 0.06	0.17 ± 0.08	0.03 ± 0.11
85444	0.34 ± 0.14	0.10 ± 0.04	0.14 ± 0.05	0.17 ± 0.08	0.18 ± 0.05	0.09 ± 0.17	0.19 ± 0.04	0.19 ± 0.09	0.17 ± 0.09
95808	0.37 ± 0.08	0.08 ± 0.10	0.23 ± 0.12	0.12 ± 0.07	-0.03 ± 0.07	0.06 ± 0.06	0.07 ± 0.08	0.00 ± 0.09	-0.06 ± 0.10
101484	0.26 ± 0.16	0.16 ± 0.05	0.25 ± 0.11	0.22 ± 0.10	0.05 ± 0.08	0.09 ± 0.08	0.09 ± 0.09	0.05 ± 0.08	-0.11 ± 0.07
104979	-0.12 ± 0.12	-0.23 ± 0.15	-0.09 ± 0.08	-0.16 ± 0.08	-0.23 ± 0.07	-0.12 ± 0.05	-0.24 ± 0.09	-0.15 ± 0.08	-0.23 ± 0.11
106714	0.07 ± 0.09	-0.02 ± 0.07	0.02 ± 0.08	0.01 ± 0.07	-0.09 ± 0.06	-0.08 ± 0.04	-0.05 ± 0.09	-0.07 ± 0.08	-0.16 ± 0.11
107446	0.10 ± 0.07	0.04 ± 0.04	0.12 ± 0.09	-0.08 ± 0.07	0.03 ± 0.09	-0.12 ± 0.17	-0.11 ± 0.08	0.34 ± 0.09	0.31 ± 0.09

Tabla 5.2.: continuación

HD/otro	[Na/H]	[Mg/H]	[Al/H]	[Si/H]	[Ca/H]	[Sc I/H]	[Sc II/H]	[Ti I/H]	[Ti II/H]
109379	0.34 ± 0.16	0.09 ± 0.05	0.08 ± 0.08	0.15 ± 0.08	0.14 ± 0.06	-0.09 ± 0.16	0.14 ± 0.02	0.08 ± 0.07	0.12 ± 0.08
113226	0.41 ± 0.06	0.09 ± 0.14	0.18 ± 0.04	0.20 ± 0.06	0.10 ± 0.06	0.12 ± 0.13	0.11 ± 0.05	0.15 ± 0.09	0.01 ± 0.04
115202	0.09 ± 0.03	0.08 ± 0.06	0.14 ± 0.01	0.08 ± 0.09	-0.06 ± 0.06	0.30 ± 0.07	0.04 ± 0.07	0.08 ± 0.08	0.00 ± 0.08
115659	0.43 ± 0.10	0.20 ± 0.14	0.13 ± 0.06	0.23 ± 0.06	0.26 ± 0.06	0.06 ± 0.10	0.24 ± 0.06	0.18 ± 0.09	0.29 ± 0.07
116292	0.04 ± 0.06	0.01 ± 0.15	0.06 ± 0.04	0.06 ± 0.07	-0.15 ± 0.09	-0.03 ± 0.08	-0.14 ± 0.08	-0.09 ± 0.11	-0.19 ± 0.08
119126	0.11 ± 0.06	-0.02 ± 0.10	0.08 ± 0.02	0.10 ± 0.07	-0.08 ± 0.06	-0.03 ± 0.09	-0.04 ± 0.10	-0.06 ± 0.07	-0.16 ± 0.05
120420	-0.06 ± 0.11	-0.07 ± 0.07	0.02 ± 0.12	-0.07 ± 0.08	-0.16 ± 0.06	-0.11 ± 0.06	-0.10 ± 0.07	-0.17 ± 0.07	-0.18 ± 0.09
124882	-0.11 ± 0.06	-0.21 ± 0.05	-0.11 ± 0.01	-0.15 ± 0.10	-0.31 ± 0.06	-0.50 ± 0.08	-0.50 ± 0.11	-0.26 ± 0.09	-0.29 ± 0.03
125560	0.32 ± 0.05	0.15 ± 0.13	0.33 ± 0.02	0.16 ± 0.06	0.10 ± 0.08	0.20 ± 0.29	0.04 ± 0.11	0.15 ± 0.09	0.11 ± 0.07
130952	-0.21 ± 0.14	-0.01 ± 0.08	-0.07 ± 0.08	-0.08 ± 0.06	-0.20 ± 0.07	-0.20 ± 0.04	-0.16 ± 0.07	-0.11 ± 0.15	-0.01 ± 0.21
131109	0.34 ± 0.05	0.01 ± 0.02	0.33 ± 0.12	-0.10 ± 0.05	0.07 ± 0.08	-0.15 ± 0.14	-0.16 ± 0.11	0.26 ± 0.09	0.21 ± 0.07
133208	0.23 ± 0.06	-0.06 ± 0.03	0.13 ± 0.07	0.11 ± 0.08	-0.08 ± 0.06	-0.04 ± 0.12	-0.03 ± 0.07	-0.06 ± 0.08	-0.22 ± 0.10
136014	-0.31 ± 0.16	-0.13 ± 0.01	-0.13 ± 0.01	-0.19 ± 0.06	-0.33 ± 0.05	-0.38 ± 0.15	-0.26 ± 0.03	-0.24 ± 0.08	-0.23 ± 0.06
138716	0.16 ± 0.09	0.13 ± 0.04	0.18 ± 0.08	0.16 ± 0.06	0.01 ± 0.09	0.28 ± 0.12	0.07 ± 0.05	0.16 ± 0.07	0.00 ± 0.11
138852	0.01 ± 0.09	0.00 ± 0.02	-0.01 ± 0.07	-0.05 ± 0.10	-0.10 ± 0.07	-0.04 ± 0.08	-0.03 ± 0.08	-0.06 ± 0.07	-0.08 ± 0.11
138905	-0.09 ± 0.12	-0.14 ± 0.06	-0.23 ± 0.03	-0.14 ± 0.09	-0.22 ± 0.08	-0.28 ± 0.01	-0.27 ± 0.07	-0.23 ± 0.08	-0.24 ± 0.13
148760	0.26 ± 0.02	0.11 ± 0.15	0.31 ± 0.03	0.16 ± 0.07	0.07 ± 0.08	0.00 ± 0.05	0.09 ± 0.11	0.14 ± 0.11	0.01 ± 0.12
150997	0.08 ± 0.10	-0.10 ± 0.05	-0.09 ± 0.02	-0.06 ± 0.08	-0.10 ± 0.05	-0.10 ± 0.08	-0.13 ± 0.05	-0.08 ± 0.07	-0.20 ± 0.07
151249	0.17 ± 0.08	-0.09 ± 0.06	0.09 ± 0.19	-0.21 ± 0.08	-0.03 ± 0.11	-0.15 ± 0.07	-0.30 ± 0.10	0.41 ± 0.09	0.41 ± 0.06
152334	0.30 ± 0.05	0.05 ± 0.09	0.34 ± 0.13	0.13 ± 0.09	0.04 ± 0.06	0.00 ± 0.24	0.02 ± 0.12	0.26 ± 0.12	0.21 ± 0.05
152980	0.39 ± 0.14	-0.04 ± 0.05	0.16 ± 0.06	0.11 ± 0.16	0.14 ± 0.27	-0.10 ± 0.66	-0.12 ± 0.11	0.31 ± 0.11	0.31 ± 0.09
159353	-0.01 ± 0.08	-0.21 ± 0.14	-0.02 ± 0.05	0.03 ± 0.11	-0.26 ± 0.08	-0.11 ± 0.03	-0.22 ± 0.14	-0.22 ± 0.11	-0.39 ± 0.04
161178	0.02 ± 0.10	0.07 ± 0.03	0.06 ± 0.09	0.05 ± 0.08	-0.05 ± 0.07	-0.06 ± 0.08	-0.05 ± 0.04	-0.04 ± 0.08	-0.05 ± 0.06
162076	0.20 ± 0.08	0.05 ± 0.14	0.17 ± 0.11	0.15 ± 0.08	-0.02 ± 0.07	0.15 ± 0.06	0.02 ± 0.09	0.06 ± 0.11	-0.12 ± 0.09
165760	0.36 ± 0.07	0.13 ± 0.08	0.15 ± 0.07	0.20 ± 0.07	0.12 ± 0.07	0.03 ± 0.16	0.19 ± 0.06	0.13 ± 0.08	0.20 ± 0.10
168723	-0.09 ± 0.06	-0.08 ± 0.03	-0.06 ± 0.01	-0.09 ± 0.05	-0.19 ± 0.03	-0.16 ± 0.14	-0.13 ± 0.03	-0.12 ± 0.06	-0.13 ± 0.06
171391	0.31 ± 0.10	0.12 ± 0.05	0.06 ± 0.08	0.18 ± 0.09	0.12 ± 0.04	0.05 ± 0.04	0.15 ± 0.08	0.07 ± 0.07	0.04 ± 0.05
174295	-0.07 ± 0.11	-0.13 ± 0.07	0.05 ± 0.16	-0.11 ± 0.06	-0.14 ± 0.04	-0.11 ± 0.05	-0.22 ± 0.08	-0.16 ± 0.07	-0.18 ± 0.09
180711	0.02 ± 0.08	0.03 ± 0.16	0.04 ± 0.05	0.06 ± 0.11	-0.15 ± 0.08	-0.09 ± 0.02	-0.13 ± 0.08	-0.11 ± 0.06	-0.28 ± 0.07
185351	0.24 ± 0.10	-0.04 ± 0.16	0.19 ± 0.07	0.12 ± 0.07	0.04 ± 0.08	0.12 ± 0.07	0.04 ± 0.11	0.05 ± 0.08	-0.08 ± 0.08
192787	0.18 ± 0.10	-0.08 ± 0.14	0.07 ± 0.01	0.03 ± 0.07	-0.04 ± 0.05	0.00 ± 0.06	-0.07 ± 0.05	-0.02 ± 0.07	-0.13 ± 0.10
192879	0.14 ± 0.12	0.11 ± 0.13	0.02 ± 0.05	0.12 ± 0.09	0.05 ± 0.08	-0.07 ± 0.13	0.09 ± 0.08	0.08 ± 0.09	0.02 ± 0.11
198232	0.23 ± 0.11	0.10 ± 0.11	0.12 ± 0.05	0.11 ± 0.10	0.08 ± 0.09	-0.01 ± 0.17	0.07 ± 0.04	0.13 ± 0.07	0.08 ± 0.13
203387	0.31 ± 0.10	0.05 ± 0.06	0.07 ± 0.05	0.11 ± 0.06	0.11 ± 0.05	0.04 ± 0.13	0.08 ± 0.07	0.10 ± 0.08	0.10 ± 0.07
204771	0.28 ± 0.10	0.15 ± 0.12	0.24 ± 0.05	0.21 ± 0.10	0.08 ± 0.09	0.14 ± 0.08	0.03 ± 0.08	0.07 ± 0.07	-0.03 ± 0.10
205435	0.11 ± 0.06	-0.01 ± 0.08	0.00 ± 0.08	-0.01 ± 0.06	-0.05 ± 0.08	-0.05 ± 0.02	-0.07 ± 0.07	-0.05 ± 0.08	-0.12 ± 0.09
212271	0.43 ± 0.10	0.13 ± 0.09	0.15 ± 0.10	0.20 ± 0.11	0.10 ± 0.07	0.09 ± 0.15	0.05 ± 0.10	0.05 ± 0.09	-0.06 ± 0.09
212496	-0.17 ± 0.05	-0.07 ± 0.13	-0.08 ± 0.08	-0.15 ± 0.08	-0.26 ± 0.07	-0.16 ± 0.01	-0.24 ± 0.09	-0.22 ± 0.06	-0.30 ± 0.08
213986	0.32 ± 0.09	0.20 ± 0.09	0.13 ± 0.06	0.24 ± 0.10	0.11 ± 0.08	0.04 ± 0.14	0.08 ± 0.08	0.08 ± 0.08	0.01 ± 0.14

Tabla 5.2.: continuación

HD/otro	[Na/H]	[Mg/H]	[Al/H]	[Si/H]	[Ca/H]	[Sc I/H]	[Sc II/H]	[Ti I/H]	[Ti II/H]
215030	-0.25 ± 0.10	-0.33 ± 0.04	-0.24 ± 0.07	-0.25 ± 0.08	-0.41 ± 0.07	-0.37 ± 0.02	-0.34 ± 0.08	-0.37 ± 0.08	-0.37 ± 0.03
216131	0.16 ± 0.10	0.12 ± 0.10	0.05 ± 0.01	0.10 ± 0.09	0.03 ± 0.06	-0.02 ± 0.05	0.05 ± 0.08	0.02 ± 0.08	-0.08 ± 0.10
224533	0.25 ± 0.12	0.11 ± 0.08	0.02 ± 0.06	0.14 ± 0.08	0.04 ± 0.08	-0.08 ± 0.16	0.03 ± 0.09	0.02 ± 0.08	0.08 ± 0.13
Estrellas subgigantes con planetas (SGCP)									
10697	0.16 ± 0.03	0.19 ± 0.10	0.15 ± 0.08	0.15 ± 0.05	0.11 ± 0.06	0.14 ± 0.05	0.24 ± 0.08	0.12 ± 0.08	0.11 ± 0.06
11964	0.09 ± 0.05	0.14 ± 0.06	0.15 ± 0.01	0.09 ± 0.04	0.05 ± 0.03	0.07 ± 0.09	0.09 ± 0.05	0.09 ± 0.05	0.09 ± 0.06
16141	0.14 ± 0.18	0.16 ± 0.05	0.16 ± 0.01	0.12 ± 0.02	0.14 ± 0.03	0.14 ± 0.01	0.15 ± 0.03	0.15 ± 0.04	0.16 ± 0.05
16175	0.49 ± 0.13	0.20 ± 0.06	0.34 ± 0.08	0.25 ± 0.10	0.20 ± 0.05	0.33 ± 0.08	0.34 ± 0.04	0.31 ± 0.07	0.26 ± 0.10
27442	0.55 ± 0.06	0.36 ± 0.03	0.66 ± 0.04	0.32 ± 0.10	0.26 ± 0.10	0.40 ± 0.19	0.36 ± 0.07	0.45 ± 0.08	0.33 ± 0.12
33283	0.59 ± 0.11	0.35 ± 0.07	0.38 ± 0.08	0.41 ± 0.03	0.34 ± 0.05	0.45 ± 0.06	0.51 ± 0.04	0.41 ± 0.07	0.41 ± 0.05
33473	-0.04 ± 0.09	-0.10 ± 0.12	-0.03 ± 0.06	-0.09 ± 0.02	-0.06 ± 0.03	-0.09 ± 0.02	-0.05 ± 0.04	-0.04 ± 0.05	0.00 ± 0.07
38529	0.57 ± 0.15	0.40 ± 0.13	0.45 ± 0.10	0.38 ± 0.07	0.29 ± 0.09	0.35 ± 0.10	0.40 ± 0.07	0.36 ± 0.07	0.17 ± 0.14
38801	0.35 ± 0.06	0.23 ± 0.07	0.28 ± 0.06	0.26 ± 0.06	0.15 ± 0.08	0.32 ± 0.13	0.24 ± 0.05	0.28 ± 0.09	0.17 ± 0.10
48265	0.64 ± 0.05	0.45 ± 0.05	0.47 ± 0.01	0.41 ± 0.05	0.36 ± 0.05	0.51 ± 0.04	0.53 ± 0.05	0.45 ± 0.05	0.40 ± 0.07
60532	-0.05 ± 0.18	-0.16 ± 0.06	-0.27 ± 0.01	-0.06 ± 0.05	-0.08 ± 0.04	-0.14 ± 0.08	-0.09 ± 0.09	-0.06 ± 0.09	-0.05 ± 0.06
73526	0.32 ± 0.06	0.34 ± 0.08	0.32 ± 0.02	0.28 ± 0.04	0.21 ± 0.07	0.25 ± 0.07	0.37 ± 0.04	0.32 ± 0.07	0.37 ± 0.08
73534	0.30 ± 0.07	0.21 ± 0.06	0.29 ± 0.05	0.26 ± 0.10	0.12 ± 0.07	0.20 ± 0.11	0.23 ± 0.10	0.29 ± 0.12	0.44 ± 0.16
88133	0.38 ± 0.05	0.39 ± 0.08	0.37 ± 0.01	0.34 ± 0.08	0.25 ± 0.05	0.38 ± 0.09	0.35 ± 0.04	0.33 ± 0.08	0.27 ± 0.06
96167	0.53 ± 0.07	0.39 ± 0.09	0.42 ± 0.04	0.41 ± 0.04	0.26 ± 0.07	0.42 ± 0.02	0.46 ± 0.04	0.36 ± 0.06	0.41 ± 0.06
117176	-0.01 ± 0.11	-0.02 ± 0.03	0.11 ± 0.12	-0.03 ± 0.04	-0.03 ± 0.04	-0.02 ± 0.11	-0.01 ± 0.07	0.01 ± 0.07	-0.05 ± 0.08
156411	-0.02 ± 0.10	-0.09 ± 0.03	-0.10 ± 0.02	-0.07 ± 0.05	-0.08 ± 0.04	-0.02 ± 0.04	-0.07 ± 0.06	-0.08 ± 0.05	-0.05 ± 0.04
156846	0.32 ± 0.12	0.16 ± 0.02	0.19 ± 0.08	0.22 ± 0.03	0.25 ± 0.10	0.24 ± 0.04	0.28 ± 0.03	0.19 ± 0.03	0.25 ± 0.04
158038	0.40 ± 0.04	0.30 ± 0.10	0.37 ± 0.14	0.32 ± 0.12	0.19 ± 0.10	0.20 ± 0.07	0.28 ± 0.10	0.29 ± 0.09	0.26 ± 0.14
159868	0.08 ± 0.10	0.04 ± 0.02	0.03 ± 0.08	0.01 ± 0.03	0.02 ± 0.03	0.03 ± 0.06	0.08 ± 0.03	0.08 ± 0.06	0.06 ± 0.05
167042	0.08 ± 0.03	0.10 ± 0.05	0.11 ± 0.03	0.09 ± 0.07	-0.04 ± 0.09	0.06 ± 0.15	0.00 ± 0.07	0.05 ± 0.09	-0.03 ± 0.08
171028	-0.33 ± 0.10	-0.37 ± 0.06	-0.43 ± 0.09	-0.38 ± 0.03	-0.40 ± 0.07	-0.45 ± 0.13	-0.39 ± 0.04	-0.37 ± 0.05	-0.34 ± 0.05
175541	-0.11 ± 0.05	-0.09 ± 0.05	-0.15 ± 0.06	-0.08 ± 0.06	-0.06 ± 0.08	-0.05 ± 0.17	-0.06 ± 0.06	-0.04 ± 0.07	-0.03 ± 0.10
177830	0.47 ± 0.08	0.29 ± 0.04	0.50 ± 0.04	0.27 ± 0.11	0.20 ± 0.11	0.25 ± 0.06	0.28 ± 0.15	0.41 ± 0.11	0.21 ± 0.10
179079	0.29 ± 0.02	0.12 ± 0.06	0.39 ± 0.19	0.32 ± 0.10	0.09 ± 0.08	0.20 ± 0.08	0.28 ± 0.09	0.24 ± 0.09	0.21 ± 0.03
185269	0.27 ± 0.15	0.08 ± 0.08	0.10 ± 0.03	0.21 ± 0.13	0.17 ± 0.05	0.24 ± 0.06	0.18 ± 0.04	0.18 ± 0.07	0.16 ± 0.03
190228	-0.10 ± 0.12	-0.12 ± 0.10	-0.03 ± 0.10	-0.22 ± 0.06	-0.22 ± 0.06	-0.26 ± 0.15	-0.16 ± 0.04	-0.15 ± 0.08	-0.18 ± 0.08
190647	0.35 ± 0.11	0.28 ± 0.05	0.36 ± 0.01	0.25 ± 0.03	0.19 ± 0.04	0.32 ± 0.01	0.33 ± 0.03	0.29 ± 0.05	0.27 ± 0.09
219077	-0.10 ± 0.09	-0.02 ± 0.03	0.04 ± 0.04	-0.07 ± 0.02	-0.07 ± 0.02	-0.08 ± 0.09	-0.03 ± 0.04	0.01 ± 0.05	0.00 ± 0.03
219828	0.30 ± 0.08	0.19 ± 0.07	0.21 ± 0.03	0.18 ± 0.02	0.17 ± 0.03	0.20 ± 0.03	0.24 ± 0.02	0.18 ± 0.04	0.22 ± 0.03
Estrellas subgigantes con planetas (SGSP)									
2151	0.08 ± 0.10	-0.01 ± 0.07	-0.05 ± 0.02	-0.03 ± 0.02	-0.05 ± 0.04	-0.02 ± 0.03	-0.01 ± 0.02	-0.04 ± 0.07	0.00 ± 0.02
3795	-0.38 ± 0.08	-0.30 ± 0.03	-0.28 ± 0.04	-0.34 ± 0.05	-0.37 ± 0.03	-0.45 ± 0.16	-0.33 ± 0.10	-0.25 ± 0.07	-0.25 ± 0.04
9562	0.38 ± 0.14	0.15 ± 0.02	0.02 ± 0.22	0.23 ± 0.06	0.12 ± 0.07	0.11 ± 0.10	0.23 ± 0.05	0.12 ± 0.08	0.08 ± 0.06
16548	0.21 ± 0.09	0.19 ± 0.03	0.38 ± 0.21	0.18 ± 0.03	0.20 ± 0.03	0.20 ± 0.07	0.27 ± 0.08	0.24 ± 0.04	0.28 ± 0.04

Tabla 5.2.: continuación

HD/otro	[Na/H]	[Mg/H]	[Al/H]	[Si/H]	[Ca/H]	[Sc I/H]	[Sc II/H]	[Ti I/H]	[Ti II/H]
18907	-0.49 ± 0.09	-0.25 ± 0.13	-0.29 ± 0.04	-0.37 ± 0.07	-0.35 ± 0.03	-0.46 ± 0.17	-0.43 ± 0.04	-0.25 ± 0.08	-0.33 ± 0.09
21019	-0.33 ± 0.10	-0.31 ± 0.05	-0.33 ± 0.01	-0.37 ± 0.02	-0.35 ± 0.05	-0.38 ± 0.07	-0.35 ± 0.07	-0.33 ± 0.04	-0.36 ± 0.02
22918	0.02 ± 0.03	0.13 ± 0.09	0.21 ± 0.01	0.06 ± 0.07	-0.01 ± 0.09	0.23 ± 0.19	0.10 ± 0.09	0.19 ± 0.09	0.09 ± 0.09
23249	0.20 ± 0.04	0.13 ± 0.10	0.21 ± 0.03	0.11 ± 0.06	0.00 ± 0.08	0.23 ± 0.15	0.05 ± 0.08	0.13 ± 0.09	0.05 ± 0.09
24341	-0.48 ± 0.08	-0.38 ± 0.02	-0.89 ± 0.02	-0.44 ± 0.07	-0.43 ± 0.06	-0.43 ± 0.11	-0.42 ± 0.07	-0.35 ± 0.07	-0.36 ± 0.04
24365	-0.16 ± 0.10	-0.14 ± 0.07	-0.15 ± 0.06	-0.25 ± 0.08	-0.20 ± 0.08	0.00 ± 0.11	-0.26 ± 0.04	-0.17 ± 0.08	-0.12 ± 0.09
24892	-0.23 ± 0.08	-0.17 ± 0.07	-0.12 ± 0.01	-0.22 ± 0.03	-0.23 ± 0.06	-0.26 ± 0.11	-0.26 ± 0.03	-0.16 ± 0.05	-0.24 ± 0.08
30508	-0.06 ± 0.04	-0.16 ± 0.13	-0.10 ± 0.04	-0.11 ± 0.07	-0.09 ± 0.06	0.10 ± 0.09	0.15 ± 0.55	-0.06 ± 0.14	-0.02 ± 0.05
39156	-0.08 ± 0.02	-0.08 ± 0.05	-0.02 ± 0.02	-0.03 ± 0.07	-0.08 ± 0.06	-0.10 ± 0.11	-0.01 ± 0.10	-0.05 ± 0.07	-0.05 ± 0.07
57006	0.05 ± 0.09	-0.09 ± 0.08	0.08 ± 0.11	0.05 ± 0.05	0.03 ± 0.05	-0.05 ± 0.03	-0.05 ± 0.10	-0.02 ± 0.09	-0.04 ± 0.04
67767	0.00 ± 0.01	0.00 ± 0.15	0.06 ± 0.03	-0.01 ± 0.05	-0.16 ± 0.07	0.02 ± 0.10	-0.06 ± 0.09	-0.01 ± 0.09	-0.12 ± 0.09
75782	0.38 ± 0.05	0.13 ± 0.04	0.17 ± 0.04	0.17 ± 0.09	0.13 ± 0.07	0.24 ± 0.12	0.22 ± 0.11	0.26 ± 0.07	0.13 ± 0.05
92588	0.06 ± 0.05	0.05 ± 0.05	0.09 ± 0.07	0.03 ± 0.05	0.00 ± 0.03	0.04 ± 0.09	0.04 ± 0.02	0.08 ± 0.06	0.03 ± 0.07
114613	0.36 ± 0.13	0.22 ± 0.07	0.21 ± 0.01	0.20 ± 0.07	0.16 ± 0.06	0.21 ± 0.02	0.23 ± 0.06	0.17 ± 0.05	0.16 ± 0.06
121370	0.53 ± 0.03	0.06 ± 0.21	0.34 ± 0.09	0.32 ± 0.08	0.07 ± 0.09	0.25 ± 0.09	0.37 ± 0.08	0.08 ± 0.08	0.08 ± 0.10
140785	0.03 ± 0.10	-0.08 ± 0.07	-0.02 ± 0.05	0.00 ± 0.06	-0.01 ± 0.04	0.02 ± 0.06	0.04 ± 0.05	-0.03 ± 0.05	0.02 ± 0.02
150474	0.01 ± 0.03	0.01 ± 0.06	0.08 ± 0.01	0.00 ± 0.03	-0.07 ± 0.05	0.03 ± 0.06	-0.03 ± 0.06	0.02 ± 0.07	-0.03 ± 0.07
156826	-0.20 ± 0.06	-0.19 ± 0.03	-0.16 ± 0.02	-0.23 ± 0.05	-0.22 ± 0.06	-0.24 ± 0.07	-0.16 ± 0.11	-0.18 ± 0.08	-0.14 ± 0.05
164507	0.10 ± 0.06	0.12 ± 0.06	0.13 ± 0.08	0.16 ± 0.07	0.11 ± 0.04	0.12 ± 0.13	0.17 ± 0.08	0.13 ± 0.07	0.15 ± 0.03
170829	0.17 ± 0.10	0.14 ± 0.04	0.12 ± 0.09	0.10 ± 0.08	0.06 ± 0.05	0.06 ± 0.10	0.08 ± 0.09	0.09 ± 0.09	0.10 ± 0.08
182572	0.59 ± 0.14	0.45 ± 0.06	0.50 ± 0.08	0.38 ± 0.06	0.29 ± 0.07	0.30 ± 0.13	0.45 ± 0.07	0.34 ± 0.09	0.28 ± 0.07
188512	-0.06 ± 0.03	-0.07 ± 0.05	-0.03 ± 0.01	-0.10 ± 0.04	-0.15 ± 0.07	-0.04 ± 0.10	-0.10 ± 0.06	0.00 ± 0.05	-0.06 ± 0.09
191026	0.13 ± 0.10	0.11 ± 0.13	0.18 ± 0.09	0.07 ± 0.06	0.01 ± 0.05	0.05 ± 0.04	0.04 ± 0.08	0.02 ± 0.09	-0.03 ± 0.08
196378	-0.24 ± 0.09	-0.27 ± 0.13	-0.37 ± 0.06	-0.28 ± 0.03	-0.33 ± 0.03	-0.15 ± 0.09	-0.29 ± 0.08	-0.29 ± 0.04	-0.27 ± 0.06
198802	0.09 ± 0.12	0.00 ± 0.01	-0.04 ± 0.04	0.01 ± 0.07	-0.03 ± 0.05	-0.07 ± 0.10	0.01 ± 0.08	-0.03 ± 0.08	-0.03 ± 0.03
205420	0.07 ± 0.08	-0.14 ± 0.14	-0.12 ± 0.05	0.03 ± 0.08	0.05 ± 0.07	0.02 ± 0.07	0.02 ± 0.04	0.00 ± 0.08	0.05 ± 0.09
208801	0.09 ± 0.05	0.16 ± 0.12	0.26 ± 0.02	0.11 ± 0.08	-0.07 ± 0.10	0.29 ± 0.20	0.11 ± 0.09	0.20 ± 0.09	0.06 ± 0.09
211038	-0.11 ± 0.06	-0.04 ± 0.04	0.04 ± 0.01	-0.10 ± 0.06	-0.15 ± 0.04	-0.10 ± 0.16	-0.12 ± 0.03	0.01 ± 0.07	-0.07 ± 0.07
218101	0.08 ± 0.09	0.08 ± 0.07	0.14 ± 0.03	0.09 ± 0.07	0.00 ± 0.05	0.15 ± 0.09	0.07 ± 0.07	0.09 ± 0.08	0.03 ± 0.09
221420	0.55 ± 0.10	0.40 ± 0.06	0.43 ± 0.08	0.38 ± 0.04	0.37 ± 0.05	0.43 ± 0.06	0.51 ± 0.05	0.39 ± 0.04	0.39 ± 0.06
221585	0.41 ± 0.15	0.30 ± 0.06	0.28 ± 0.05	0.32 ± 0.06	0.21 ± 0.08	0.17 ± 0.07	0.41 ± 0.10	0.22 ± 0.09	0.21 ± 0.09
161797A	0.43 ± 0.14	0.35 ± 0.13	0.44 ± 0.18	0.31 ± 0.05	0.23 ± 0.07	0.18 ± 0.10	0.39 ± 0.10	0.25 ± 0.08	0.18 ± 0.14

Tabla 5.3.: Abundancias químicas de V, Cr I, Cr II, Mn, Co, Ni, Zn y Ba II

HD/otro	[V/H]	[Cr I/H]	[Cr II/H]	[Mn/H]	[Co/H]	[Ni/H]	[Zn/H]	[Ba II/H]
Estrellas gigantes con planetas (GCP)								
1502	0.13 ± 0.07	-0.03 ± 0.07	-0.11 ± 0.04	0.18 ± 0.02	0.10 ± 0.11	-0.02 ± 0.07	0.16 ± 0.02	0.18 ± 0.08
1690	0.22 ± 0.14	-0.29 ± 0.08	-0.46 ± 0.13	-0.12 ± 0.15	-0.12 ± 0.10	-0.32 ± 0.09	-0.26 ± 0.18	-0.27 ± 0.05
4313	0.32 ± 0.10	0.08 ± 0.08	0.06 ± 0.01	0.39 ± 0.06	0.24 ± 0.11	0.13 ± 0.07	0.29 ± 0.12	0.22 ± 0.05
4732	0.10 ± 0.10	0.01 ± 0.09	0.08 ± 0.10	0.06 ± 0.11	-0.02 ± 0.20	0.05 ± 0.13	--	0.41 ± 0.16
5608	0.42 ± 0.11	0.13 ± 0.10	0.12 ± 0.03	0.60 ± 0.08	0.32 ± 0.11	0.19 ± 0.08	0.14 ± 0.13	0.67 ± 0.07
5891	-0.09 ± 0.06	-0.43 ± 0.08	-0.49 ± 0.02	-0.39 ± 0.08	-0.16 ± 0.09	-0.33 ± 0.06	0.10 ± 0.15	-0.43 ± 0.07
11977	-0.08 ± 0.05	-0.18 ± 0.08	-0.22 ± 0.13	-0.17 ± 0.04	-0.11 ± 0.07	-0.19 ± 0.05	-0.30 ± 0.06	0.22 ± 0.04
12929	0.15 ± 0.10	-0.28 ± 0.07	-0.34 ± 0.01	0.06 ± 0.06	-0.01 ± 0.08	-0.18 ± 0.09	-0.31 ± 0.11	-0.02 ± 0.09
15779	0.25 ± 0.13	0.04 ± 0.10	0.24 ± 0.21	0.39 ± 0.08	0.17 ± 0.17	0.08 ± 0.07	0.34 ± 0.06	0.47 ± 0.12
16400	0.18 ± 0.12	-0.01 ± 0.04	0.03 ± 0.04	0.16 ± 0.08	0.06 ± 0.10	0.00 ± 0.05	-0.07 ± 0.09	0.24 ± 0.07
18742	0.03 ± 0.05	-0.14 ± 0.07	-0.05 ± 0.07	0.02 ± 0.08	-0.01 ± 0.09	-0.13 ± 0.06	-0.03 ± 0.09	0.07 ± 0.06
28305	0.35 ± 0.09	0.13 ± 0.08	0.08 ± 0.08	0.32 ± 0.17	0.25 ± 0.11	0.14 ± 0.08	0.40 ± 0.14	0.23 ± 0.07
28678	-0.05 ± 0.04	-0.14 ± 0.05	-0.18 ± 0.13	-0.03 ± 0.10	-0.09 ± 0.10	-0.18 ± 0.06	0.11 ± 0.14	0.19 ± 0.05
30856	0.08 ± 0.08	-0.14 ± 0.06	-0.12 ± 0.02	0.09 ± 0.08	0.02 ± 0.09	-0.09 ± 0.06	0.17 ± 0.07	-0.03 ± 0.05
33142	0.21 ± 0.07	0.00 ± 0.09	0.08 ± 0.06	0.21 ± 0.10	0.17 ± 0.11	0.03 ± 0.08	0.10 ± 0.14	0.04 ± 0.05
47205	0.45 ± 0.11	0.09 ± 0.07	0.05 ± 0.12	0.48 ± 0.14	0.34 ± 0.10	0.14 ± 0.08	-0.25 ± 0.05	-0.12 ± 0.15
47536	-0.20 ± 0.12	-0.70 ± 0.09	-0.75 ± 0.12	-0.82 ± 0.07	-0.51 ± 0.08	-0.67 ± 0.07	-0.58 ± 0.12	-0.70 ± 0.07
59686	0.39 ± 0.06	-0.02 ± 0.08	-0.13 ± 0.09	0.47 ± 0.09	0.31 ± 0.12	0.12 ± 0.10	0.09 ± 0.17	0.17 ± 0.08
62509	0.30 ± 0.11	0.06 ± 0.07	0.08 ± 0.07	0.27 ± 0.14	0.17 ± 0.12	0.08 ± 0.06	-0.14 ± 0.13	0.22 ± 0.08
66141	-0.04 ± 0.10	-0.48 ± 0.09	-0.42 ± 0.10	-0.28 ± 0.09	-0.27 ± 0.10	-0.42 ± 0.08	-0.27 ± 0.13	-0.56 ± 0.05
73108	-0.09 ± 0.14	-0.49 ± 0.10	-0.57 ± 0.15	-0.12 ± 0.06	-0.28 ± 0.12	-0.37 ± 0.10	-0.39 ± 0.11	-0.34 ± 0.06
81688	-0.02 ± 0.05	-0.30 ± 0.08	-0.38 ± 0.07	-0.17 ± 0.07	-0.11 ± 0.12	-0.20 ± 0.08	-0.12 ± 0.03	-0.11 ± 0.06
89484	-0.19 ± 0.06	-0.57 ± 0.10	-0.64 ± 0.17	-0.51 ± 0.09	-0.27 ± 0.04	-0.47 ± 0.09	-0.48 ± 0.01	-0.28 ± 0.06
90043	0.21 ± 0.10	-0.03 ± 0.08	-0.04 ± 0.13	0.18 ± 0.13	0.10 ± 0.12	0.00 ± 0.07	0.20 ± 0.10	0.26 ± 0.04
95089	0.28 ± 0.09	0.02 ± 0.08	0.00 ± 0.06	0.35 ± 0.09	0.22 ± 0.08	0.05 ± 0.08	0.21 ± 0.12	0.18 ± 0.02
96063	-0.03 ± 0.07	-0.17 ± 0.06	-0.13 ± 0.03	-0.15 ± 0.12	-0.07 ± 0.08	-0.16 ± 0.05	-0.04 ± 0.05	0.08 ± 0.07
98219	0.26 ± 0.12	-0.04 ± 0.08	0.01 ± 0.01	0.25 ± 0.03	0.17 ± 0.13	0.04 ± 0.07	0.12 ± 0.15	0.01 ± 0.12
107383	-0.49 ± 0.11	-0.73 ± 0.31	-0.87 ± 0.12	-0.44 ± 0.12	-0.35 ± 0.03	-0.54 ± 0.15	--	-0.51 ± 0.04
108863	0.27 ± 0.12	0.05 ± 0.12	0.03 ± 0.07	0.29 ± 0.11	0.11 ± 0.11	0.03 ± 0.09	0.22 ± 0.00	0.10 ± 0.11
110014	0.42 ± 0.04	0.14 ± 0.09	0.01 ± 0.13	0.88 ± 0.08	0.37 ± 0.14	0.16 ± 0.08	0.20 ± 0.19	-0.07 ± 0.11
112410	-0.06 ± 0.08	-0.36 ± 0.08	-0.30 ± 0.03	-0.20 ± 0.08	-0.09 ± 0.11	-0.25 ± 0.07	0.01 ± 0.03	-0.21 ± 0.05
120084	0.22 ± 0.12	0.07 ± 0.07	-0.03 ± 0.11	0.48 ± 0.12	0.21 ± 0.08	0.12 ± 0.08	0.23 ± 0.14	0.31 ± 0.08
122430	0.32 ± 0.10	0.01 ± 0.09	-0.16 ± 0.13	0.44 ± 0.03	0.26 ± 0.08	-0.09 ± 0.08	-0.25 ± 0.07	0.33 ± 0.12
136512	-0.10 ± 0.05	-0.28 ± 0.08	-0.38 ± 0.18	-0.13 ± 0.10	-0.09 ± 0.11	-0.24 ± 0.07	-0.08 ± 0.14	-0.20 ± 0.11
137759	0.32 ± 0.16	-0.05 ± 0.08	-0.17 ± 0.01	0.58 ± 0.14	0.46 ± 0.11	0.15 ± 0.11	0.28 ± 0.20	0.18 ± 0.07
141680	-0.03 ± 0.12	-0.34 ± 0.15	-0.22 ± 0.16	0.25 ± 0.06	-0.24 ± 0.19	-0.15 ± 0.10	--	0.26 ± 0.16
142091	0.39 ± 0.14	0.06 ± 0.08	0.01 ± 0.01	0.50 ± 0.12	0.50 ± 0.08	0.21 ± 0.08	0.39 ± 0.23	0.32 ± 0.09
148427	0.30 ± 0.10	0.01 ± 0.10	0.03 ± 0.03	0.37 ± 0.10	0.19 ± 0.13	0.08 ± 0.08	0.13 ± 0.17	0.05 ± 0.08

Tabla 5.3.: continuación

HD/otro	[V/H]	[Cr I/H]	[Cr II/H]	[Mn/H]	[Co/H]	[Ni/H]	[Zn/H]	[Ba II/H]
163917	0.26 ± 0.06	0.03 ± 0.07	-0.07 ± 0.12	0.44 ± 0.06	0.30 ± 0.11	0.10 ± 0.10	0.20 ±	0.21 ± 0.11
170693	-0.13 ± 0.09	-0.57 ± 0.07	-0.69 ± 0.08	-0.36 ± 0.07	-0.26 ± 0.11	-0.47 ± 0.08	-0.39 ± 0.17	-0.52 ± 0.14
180902	0.20 ± 0.11	-0.04 ± 0.09	-0.06 ± 0.04	0.27 ± 0.10	0.11 ± 0.08	0.04 ± 0.07	0.14 ± 0.09	0.11 ± 0.10
181342	0.50 ± 0.11	0.21 ± 0.08	0.28 ± 0.15	0.59 ± 0.11	0.51 ± 0.10	0.29 ± 0.08	0.45 ± 0.12	0.10 ± 0.04
188310	0.21 ± 0.06	-0.29 ± 0.10	-0.22 ± 0.13	-0.07 ± 0.26	0.12 ± 0.05	-0.22 ± 0.08	0.10 ± 0.10	-0.16 ± 0.17
192699	-0.14 ± 0.06	-0.19 ± 0.11	-0.37 ± 0.15	-0.19 ± 0.12	-0.26 ± 0.10	-0.31 ± 0.09	0.20 ± 0.10	-0.43 ± 0.15
199665	0.22 ± 0.08	0.11 ± 0.08	0.04 ± 0.08	0.23 ± 0.08	0.14 ± 0.11	0.05 ± 0.07	0.08 ± 0.09	0.44 ± 0.12
200964	0.00 ± 0.05	-0.15 ± 0.06	-0.17 ± 0.03	-0.03 ± 0.07	-0.05 ± 0.09	-0.15 ± 0.05	0.06 ± 0.08	0.08 ± 0.14
203949	0.70 ± 0.07	0.27 ± 0.11	0.28 ± 0.13	0.61 ± 0.08	0.58 ± 0.11	0.35 ± 0.09	0.50 ± 0.15	0.77 ± 0.13
206610	0.38 ± 0.11	0.09 ± 0.07	0.17 ± 0.02	0.49 ± 0.17	0.36 ± 0.13	0.18 ± 0.08	0.37 ± 0.18	0.10 ± 0.06
210702	0.11 ± 0.09	-0.25 ± 0.14	-0.17 ± 0.16	0.41 ± 0.05	0.16 ± 0.14	-0.07 ± 0.11	--	-0.11 ± 0.08
212771	0.05 ± 0.06	-0.12 ± 0.07	-0.17 ± 0.08	0.03 ± 0.10	-0.02 ± 0.09	-0.12 ± 0.06	0.16 ± 0.12	0.10 ± 0.06
219449	0.31 ± 0.10	-0.02 ± 0.10	-0.23 ± 0.18	-0.07 ± 0.01	0.08 ± 0.11	-0.07 ± 0.09	-0.24 ± 0.16	-0.22 ± 0.04
221345	0.06 ± 0.09	-0.38 ± 0.08	-0.52 ± 0.04	-0.30 ± 0.04	-0.18 ± 0.12	-0.25 ± 0.07	-0.15 ± 0.01	-0.34 ± 0.14
222404	0.34 ± 0.12	-0.08 ± 0.10	-0.24 ± 0.05	0.35 ± 0.10	0.24 ± 0.08	0.04 ± 0.09	-0.06 ± 0.15	-0.21 ± 0.09
BD +48 738	0.12 ± 0.10	-0.26 ± 0.15	-0.24 ± 0.18	-0.13 ± 0.19	-0.09 ± 0.13	-0.21 ± 0.10	-0.55 ± 0.03	0.00 ± 0.07
NGC 2423 -3	0.29 ± 0.10	0.00 ± 0.07	-0.09 ± 0.11	0.11 ± 0.03	0.08 ± 0.12	-0.02 ± 0.07	-0.32 ± 0.04	0.13 ± 0.08
NGC 4349 -127	-0.04 ± 0.11	-0.30 ± 0.11	-0.40 ± 0.17	-0.33 ± 0.11	-0.31 ± 0.10	-0.33 ± 0.08	-0.63 ± 0.14	-0.10 ± 0.11
Estrellas gigantes sin planetas (GSP)								
2114	0.04 ± 0.04	-0.02 ± 0.07	-0.07 ± 0.07	-0.03 ± 0.07	-0.04 ± 0.05	-0.05 ± 0.06	-0.07 ± 0.24	0.36 ± 0.11
3546	-0.36 ± 0.05	-0.58 ± 0.10	-0.69 ± 0.03	-0.71 ± 0.10	-0.44 ± 0.10	-0.52 ± 0.08	-0.33 ± 0.02	-0.51 ± 0.09
5395	-0.17 ± 0.05	-0.44 ± 0.07	-0.49 ± 0.01	-0.39 ± 0.06	-0.32 ± 0.09	-0.36 ± 0.05	-0.13 ± 0.09	-0.33 ± 0.07
5722	-0.12 ± 0.06	-0.18 ± 0.08	-0.12 ± 0.16	-0.06 ± 0.13	-0.08 ± 0.12	-0.18 ± 0.05	0.00 ± 0.13	0.27 ± 0.13
9408	-0.11 ± 0.06	-0.34 ± 0.07	-0.42 ± 0.12	-0.20 ± 0.07	-0.22 ± 0.09	-0.27 ± 0.07	-0.13 ± 0.16	-0.21 ± 0.09
10761	0.17 ± 0.10	0.02 ± 0.10	-0.07 ± 0.18	0.29 ± 0.07	0.12 ± 0.13	0.13 ± 0.09	0.42 ± 0.21	0.66 ± 0.09
10975	0.11 ± 0.07	-0.11 ± 0.07	-0.15 ± 0.09	0.09 ± 0.08	-0.03 ± 0.11	-0.08 ± 0.08	0.03 ± 0.02	0.35 ± 0.13
11949	0.05 ± 0.11	-0.17 ± 0.09	-0.24 ± 0.04	0.07 ± 0.10	0.03 ± 0.11	-0.14 ± 0.06	0.00 ± 0.13	0.13 ± 0.08
12438	-0.49 ± 0.02	-0.61 ± 0.07	-0.59 ± 0.01	-0.69 ± 0.06	-0.49 ± 0.08	-0.58 ± 0.05	-0.58 ± 0.01	-0.57 ± 0.10
13468	-0.02 ± 0.08	-0.11 ± 0.09	0.01 ± 0.20	0.03 ± 0.12	-0.01 ± 0.14	-0.10 ± 0.08	0.00 ± 0.08	0.37 ± 0.13
17824	0.10 ± 0.07	0.07 ± 0.08	0.11 ± 0.04	0.21 ± 0.06	0.01 ± 0.09	0.02 ± 0.06	0.23 ± 0.12	0.61 ± 0.13
18322	0.33 ± 0.10	-0.02 ± 0.05	-0.07 ± 0.06	0.29 ± 0.11	0.13 ± 0.09	-0.04 ± 0.07	-0.13 ± 0.10	0.10 ± 0.08
18885	0.30 ± 0.17	0.10 ± 0.09	0.04 ± 0.09	0.37 ± 0.12	0.20 ± 0.08	0.09 ± 0.08	-0.17 ± 0.08	0.16 ± 0.14
19845	0.47 ± 0.10	0.22 ± 0.11	0.33 ± 0.43	0.50 ± 0.03	0.28 ± 0.14	0.23 ± 0.09	0.43 ± 0.23	0.44 ± 0.12
20791	0.16 ± 0.07	0.07 ± 0.07	0.16 ± 0.17	0.33 ± 0.09	0.12 ± 0.13	0.12 ± 0.07	0.21 ± 0.07	0.44 ± 0.10
20894	-0.04 ± 0.03	-0.04 ± 0.05	-0.06 ± 0.03	0.01 ± 0.11	-0.05 ± 0.08	-0.10 ± 0.06	0.27 ± 0.13	0.27 ± 0.03
22409	-0.17 ± 0.05	-0.24 ± 0.05	-0.24 ± 0.03	-0.27 ± 0.05	-0.23 ± 0.08	-0.28 ± 0.05	-0.35 ± 0.01	0.10 ± 0.07
22663	0.20 ± 0.13	-0.14 ± 0.10	-0.26 ± 0.16	0.01 ± 0.01	0.04 ± 0.12	-0.09 ± 0.08	-0.50 ± 0.02	-0.03 ± 0.08
22675	0.19 ± 0.11	0.11 ± 0.11	0.31 ± 0.20	0.39 ± 0.07	0.29 ± 0.14	0.12 ± 0.08	0.70 ± 0.16	0.68 ± 0.10
23319	0.41 ± 0.04	0.09 ± 0.07	0.06 ± 0.11	0.27 ± 0.01	0.42 ± 0.12	0.17 ± 0.08	-0.22 ± 0.14	-0.08 ± 0.11

Tabla 5.3.: continuación

HD/otro	[V/H]	[Cr I/H]	[Cr II/H]	[Mn/H]	[Co/H]	[Ni/H]	[Zn/H]	[Ba II/H]
23940	-0.15 ± 0.05	-0.47 ± 0.09	-0.35 ± 0.11	-0.37 ± 0.12	-0.26 ± 0.12	-0.40 ± 0.07	-0.13 ± 0.12	-0.16 ± 0.08
27256	0.20 ± 0.03	0.04 ± 0.09	0.11 ± 0.18	0.20 ± 0.11	0.06 ± 0.11	0.05 ± 0.07	0.11 ± 0.13	0.30 ± 0.11
27348	0.22 ± 0.08	0.04 ± 0.08	-0.01 ± 0.15	0.33 ± 0.06	0.06 ± 0.15	0.07 ± 0.08	0.07 ± 0.01	0.46 ± 0.09
27371	0.22 ± 0.06	0.08 ± 0.07	-0.08 ± 0.12	0.10 ± 0.07	0.12 ± 0.08	0.03 ± 0.09	-0.14 ± 0.31	-0.17 ± 0.06
27697	0.17 ± 0.07	0.02 ± 0.09	-0.02 ± 0.10	0.18 ± 0.09	0.11 ± 0.08	0.04 ± 0.08	0.80 ± 0.01	0.04 ± 0.08
28307	0.39 ± 0.10	0.14 ± 0.07	0.12 ± 0.17	0.48 ± 0.05	0.31 ± 0.11	0.19 ± 0.09	0.16 ± 0.01	0.41 ± 0.14
30557	0.04 ± 0.07	-0.12 ± 0.08	-0.25 ± 0.05	0.09 ± 0.06	-0.05 ± 0.10	-0.12 ± 0.08	0.06 ± 0.06	0.03 ± 0.07
32887	0.75 ± 0.13	0.04 ± 0.10	-0.17 ± 0.02	0.36 ± 0.13	0.20 ± 0.07	-0.18 ± 0.09	-0.45 ± 0.06	0.21 ± 0.05
34538	-0.09 ± 0.08	-0.36 ± 0.07	-0.35 ± 0.01	-0.28 ± 0.10	-0.24 ± 0.09	-0.33 ± 0.06	-0.07 ± 0.13	-0.36 ± 0.04
34559	0.16 ± 0.06	0.06 ± 0.07	0.06 ± 0.14	0.40 ± 0.12	0.10 ± 0.10	0.11 ± 0.08	0.20 ± 0.16	0.50 ± 0.10
34642	0.35 ± 0.13	-0.02 ± 0.06	-0.03 ± 0.06	0.16 ± 0.09	0.21 ± 0.10	0.00 ± 0.08	0.02 ± 0.16	0.08 ± 0.11
35369	-0.06 ± 0.03	-0.24 ± 0.09	-0.21 ± 0.11	-0.06 ± 0.08	-0.13 ± 0.06	-0.18 ± 0.07	-0.12 ± 0.13	0.15 ± 0.06
36189	0.00 ± 0.03	-0.14 ± 0.10	-0.24 ± 0.18	0.02 ± 0.07	-0.08 ± 0.08	-0.12 ± 0.07	-0.10 ± 0.09	0.12 ± 0.05
36848	0.20 ± 0.15	0.20 ± 0.09	0.04 ± 0.13	0.31 ± 0.11	0.18 ± 0.10	0.20 ± 0.09	-0.06 ± 0.08	-0.13 ± 0.12
37160	-0.20 ± 0.04	-0.57 ± 0.08	-0.60 ± 0.07	-0.61 ± 0.08	-0.42 ± 0.09	-0.52 ± 0.06	-0.16 ± 0.14	-0.63 ± 0.07
43023	0.11 ± 0.07	0.07 ± 0.08	0.03 ± 0.07	0.25 ± 0.06	0.06 ± 0.08	0.04 ± 0.07	0.30 ± 0.11	0.46 ± 0.10
45415	0.20 ± 0.12	-0.09 ± 0.07	-0.02 ± 0.20	0.18 ± 0.08	0.07 ± 0.13	0.00 ± 0.07	0.12 ± 0.09	0.30 ± 0.10
48432	0.06 ± 0.08	-0.09 ± 0.05	-0.05 ± 0.10	0.14 ± 0.12	-0.01 ± 0.11	-0.06 ± 0.07	-0.09 ± 0.05	0.32 ± 0.08
50778	0.16 ± 0.07	-0.37 ± 0.09	-0.50 ± 0.17	-0.45 ± 0.10	-0.19 ± 0.08	-0.47 ± 0.09	-0.65 ± 0.01	-0.33 ± 0.10
54810	-0.11 ± 0.06	-0.28 ± 0.06	-0.24 ± 0.01	-0.16 ± 0.05	-0.04 ± 0.08	-0.28 ± 0.05	-0.38 ± 0.11	-0.12 ± 0.06
60986	0.28 ± 0.07	0.07 ± 0.06	-0.02 ± 0.19	0.33 ± 0.06	0.15 ± 0.14	0.10 ± 0.07	0.04 ± 0.01	0.38 ± 0.12
61363	-0.03 ± 0.05	-0.26 ± 0.10	-0.19 ± 0.04	-0.03 ± 0.09	-0.07 ± 0.11	-0.16 ± 0.07	-0.02 ± 0.06	0.16 ± 0.07
61935	0.24 ± 0.08	-0.03 ± 0.08	-0.09 ± 0.07	0.15 ± 0.11	0.09 ± 0.11	-0.02 ± 0.06	-0.23 ± 0.12	0.08 ± 0.11
62902	0.10 ± 0.16	0.35 ± 0.11	0.33 ± 0.29	0.21 ± 0.02	0.28 ± 0.12	0.25 ± 0.10	0.00 ± 0.09	0.30 ± 0.08
65345	0.23 ± 0.06	-0.03 ± 0.06	-0.07 ± 0.11	0.26 ± 0.10	0.10 ± 0.12	0.03 ± 0.07	0.03 ± 0.08	0.21 ± 0.09
65695	0.00 ± 0.15	-0.16 ± 0.08	-0.26 ± 0.12	0.00 ± 0.13	-0.07 ± 0.12	-0.21 ± 0.08	-0.30 ± 0.11	0.14 ± 0.13
68375	0.08 ± 0.05	-0.04 ± 0.05	-0.05 ± 0.15	0.10 ± 0.06	-0.03 ± 0.11	-0.03 ± 0.06	0.11 ± 0.08	0.38 ± 0.09
72650	0.05 ± 0.12	0.04 ± 0.09	-0.04 ± 0.11	0.46 ± 0.13	0.39 ± 0.14	0.08 ± 0.09	-0.24 ± 0.19	0.06 ± 0.05
73017	-0.26 ± 0.10	-0.55 ± 0.08	-0.57 ± 0.07	-0.48 ± 0.07	-0.36 ± 0.08	-0.45 ± 0.05	-0.13 ± 0.09	-0.40 ± 0.07
76813	0.11 ± 0.04	-0.06 ± 0.08	-0.12 ± 0.12	0.06 ± 0.07	-0.02 ± 0.09	-0.05 ± 0.07	0.02 ± 0.10	0.23 ± 0.03
78235	0.07 ± 0.03	-0.08 ± 0.06	-0.18 ± 0.08	0.11 ± 0.04	-0.08 ± 0.10	-0.10 ± 0.07	0.12 ± 0.11	0.34 ± 0.07
81797	0.15 ± 0.17	0.13 ± 0.15	0.03 ± 0.12	0.36 ± 0.15	0.11 ± 0.16	0.05 ± 0.14	0.30 ± 0.22	0.33 ± 0.07
83441	0.40 ± 0.18	0.06 ± 0.08	-0.03 ± 0.09	0.31 ± 0.11	0.33 ± 0.10	0.06 ± 0.08	-0.26 ± 0.19	0.16 ± 0.14
85444	0.27 ± 0.05	0.15 ± 0.06	0.11 ± 0.06	0.16 ± 0.05	0.24 ± 0.07	0.08 ± 0.05	0.11 ± 0.08	0.59 ± 0.12
95808	0.15 ± 0.05	-0.08 ± 0.05	0.08 ± 0.10	0.10 ± 0.08	0.09 ± 0.10	-0.02 ± 0.07	0.16 ± 0.01	0.09 ± 0.05
101484	0.25 ± 0.11	0.04 ± 0.07	-0.02 ± 0.04	0.34 ± 0.07	0.15 ± 0.13	0.07 ± 0.07	0.18 ± 0.15	0.38 ± 0.11
104979	-0.08 ± 0.04	-0.34 ± 0.08	-0.23 ± 0.11	-0.29 ± 0.10	-0.20 ± 0.10	-0.30 ± 0.08	0.00 ± 0.09	0.52 ± 0.12
106714	0.02 ± 0.04	-0.11 ± 0.05	-0.08 ± 0.17	0.03 ± 0.10	-0.07 ± 0.10	-0.11 ± 0.06	-0.02 ± 0.09	0.33 ± 0.13
107446	0.59 ± 0.06	-0.07 ± 0.09	-0.30 ± 0.10	0.15 ± 0.03	0.07 ± 0.16	-0.19 ± 0.08	-0.27 ± 0.10	0.25 ± 0.12

Tabla 5.3.: continuación

HD/otro	[V/H]	[Cr I/H]	[Cr II/H]	[Mn/H]	[Co/H]	[Ni/H]	[Zn/H]	[Ba II/H]
109379	0.03 ± 0.04	0.06 ± 0.08	0.20 ± 0.04	0.27 ± 0.08	0.04 ± 0.06	0.01 ± 0.06	0.37 ± 0.02	0.54 ± 0.12
113226	0.28 ± 0.06	0.10 ± 0.08	0.02 ± 0.09	0.23 ± 0.09	0.16 ± 0.07	0.11 ± 0.07	-0.10 ± 0.03	0.14 ± 0.07
115202	0.30 ± 0.09	-0.02 ± 0.06	-0.06 ± 0.08	0.15 ± 0.10	0.14 ± 0.09	0.00 ± 0.07	-0.15 ± 0.10	-0.35 ± 0.15
115659	0.15 ± 0.06	0.15 ± 0.07	0.16 ± 0.02	0.30 ± 0.07	0.09 ± 0.06	0.16 ± 0.08	0.38 ± 0.11	0.76 ± 0.02
116292	0.02 ± 0.06	-0.13 ± 0.08	-0.27 ± 0.05	0.13 ± 0.10	-0.09 ± 0.11	-0.07 ± 0.07	-0.09 ± 0.04	0.22 ± 0.15
119126	0.06 ± 0.07	-0.10 ± 0.07	-0.14 ± 0.09	0.13 ± 0.13	-0.02 ± 0.10	-0.04 ± 0.07	0.08 ± 0.21	0.21 ± 0.10
120420	0.00 ± 0.09	-0.24 ± 0.08	-0.21 ± 0.15	0.04 ± 0.08	-0.13 ± 0.11	-0.18 ± 0.07	-0.01 ± 0.18	0.12 ± 0.08
124882	0.05 ± 0.15	-0.38 ± 0.07	-0.46 ± 0.14	-0.23 ± 0.11	-0.38 ± 0.11	-0.40 ± 0.08	-0.43 ± 0.09	-0.25 ± 0.05
125560	0.47 ± 0.02	0.11 ± 0.07	-0.01 ± 0.10	0.21 ± 0.02	0.19 ± 0.04	0.08 ± 0.08	0.23 ± 0.06	-0.08 ± 0.15
130952	-0.11 ± 0.09	-0.40 ± 0.08	-0.35 ± 0.12	-0.41 ± 0.08	-0.12 ± 0.11	-0.32 ± 0.07	0.08 ± 0.13	-0.16 ± 0.07
131109	0.65 ± 0.13	-0.01 ± 0.09	-0.19 ± 0.01	-0.01 ± 0.06	0.25 ± 0.03	-0.14 ± 0.08	-0.53 ± 0.05	-0.04 ± 0.08
133208	0.03 ± 0.05	-0.11 ± 0.09	0.01 ± 0.12	-0.01 ± 0.07	-0.02 ± 0.07	-0.08 ± 0.07	0.04 ± 0.06	0.23 ± 0.07
136014	-0.23 ± 0.03	-0.50 ± 0.05	-0.45 ± 0.04	-0.61 ± 0.10	-0.25 ± 0.13	-0.41 ± 0.06	-0.07 ± 0.07	-0.51 ± 0.10
138716	0.37 ± 0.08	0.01 ± 0.09	-0.02 ± 0.02	0.37 ± 0.12	0.31 ± 0.11	0.07 ± 0.08	0.30 ± 0.13	0.16 ± 0.12
138852	0.03 ± 0.06	-0.17 ± 0.08	-0.25 ± 0.06	-0.01 ± 0.09	-0.08 ± 0.09	-0.12 ± 0.06	0.13 ± 0.06	0.19 ± 0.12
138905	-0.17 ± 0.06	-0.36 ± 0.09	-0.23 ± 0.15	-0.22 ± 0.11	-0.25 ± 0.10	-0.33 ± 0.05	-0.14 ± 0.12	0.03 ± 0.09
148760	0.42 ± 0.05	0.08 ± 0.08	0.03 ± 0.11	0.18 ± 0.01	0.30 ± 0.13	0.11 ± 0.08	-0.14 ± 0.11	-0.04 ± 0.13
150997	-0.02 ± 0.03	-0.10 ± 0.08	-0.18 ± 0.13	0.03 ± 0.08	-0.13 ± 0.10	-0.15 ± 0.06	0.05 ± 0.12	0.30 ± 0.09
151249	0.73 ± 0.13	-0.08 ± 0.11	-0.29 ± 0.09	0.09 ± 0.19	0.02 ± 0.11	-0.30 ± 0.11	-0.65 ± 0.08	0.29 ± 0.01
152334	0.15 ± 0.16	0.03 ± 0.10	-0.04 ± 0.15	0.20 ± 0.04	0.23 ± 0.06	0.02 ± 0.09	-0.35 ± 0.16	0.11 ± 0.12
152980	0.77 ± 0.14	0.09 ± 0.12	0.03 ± 0.08	0.56 ± 0.02	0.10 ± 0.10	0.05 ± 0.09	0.58 ± 0.14	0.51 ± 0.07
159353	-0.13 ± 0.07	-0.16 ± 0.06	-0.04 ± 0.15	-0.02 ± 0.04	-0.15 ± 0.11	-0.15 ± 0.08	-0.13 ± 0.26	-0.11 ± 0.04
161178	0.06 ± 0.08	-0.13 ± 0.08	-0.27 ± 0.07	0.09 ± 0.05	0.05 ± 0.13	-0.05 ± 0.07	0.12 ± 0.22	0.29 ± 0.11
162076	0.22 ± 0.08	0.01 ± 0.06	-0.04 ± 0.16	0.25 ± 0.03	0.10 ± 0.10	0.04 ± 0.09	0.14 ± 0.05	0.19 ± 0.04
165760	0.21 ± 0.06	0.10 ± 0.05	0.09 ± 0.05	0.26 ± 0.04	0.09 ± 0.07	0.09 ± 0.07	0.03 ± 0.11	0.40 ± 0.07
168723	-0.01 ± 0.07	-0.20 ± 0.07	-0.20 ± 0.06	-0.14 ± 0.04	-0.08 ± 0.09	-0.19 ± 0.05	-0.22 ± 0.02	-0.12 ± 0.07
171391	0.11 ± 0.05	0.03 ± 0.07	0.11 ± 0.12	0.32 ± 0.12	0.06 ± 0.11	0.04 ± 0.06	0.27 ± 0.09	0.53 ± 0.09
174295	-0.03 ± 0.09	-0.23 ± 0.05	-0.31 ± 0.06	-0.24 ± 0.07	-0.17 ± 0.07	-0.27 ± 0.07	-0.11 ± 0.14	-0.02 ± 0.10
180711	0.01 ± 0.04	-0.18 ± 0.07	-0.17 ± 0.12	0.02 ± 0.04	-0.07 ± 0.10	-0.13 ± 0.08	-0.02 ± 0.17	0.22 ± 0.14
185351	0.22 ± 0.08	0.04 ± 0.07	-0.02 ± 0.11	0.33 ± 0.11	0.10 ± 0.12	0.06 ± 0.05	0.16 ± 0.08	0.27 ± 0.03
192787	0.10 ± 0.03	-0.10 ± 0.07	-0.22 ± 0.07	0.10 ± 0.09	-0.04 ± 0.07	-0.07 ± 0.06	0.01 ± 0.07	0.25 ± 0.08
192879	0.12 ± 0.10	-0.04 ± 0.09	0.02 ± 0.08	0.24 ± 0.13	0.10 ± 0.12	0.00 ± 0.07	0.27 ± 0.06	0.41 ± 0.11
198232	0.27 ± 0.09	0.06 ± 0.05	0.03 ± 0.15	0.16 ± 0.09	0.09 ± 0.10	0.01 ± 0.06	-0.17 ± 0.18	0.50 ± 0.11
203387	0.17 ± 0.04	0.09 ± 0.07	0.16 ± 0.12	0.18 ± 0.08	0.04 ± 0.07	0.01 ± 0.05	0.11 ± 0.20	0.49 ± 0.04
204771	0.25 ± 0.08	0.04 ± 0.07	0.03 ± 0.21	0.40 ± 0.07	0.18 ± 0.10	0.08 ± 0.07	0.12 ± 0.10	0.28 ± 0.06
205435	0.06 ± 0.03	-0.09 ± 0.05	-0.17 ± 0.11	0.03 ± 0.05	-0.09 ± 0.10	-0.13 ± 0.07	0.06 ± 0.04	0.39 ± 0.10
212271	0.21 ± 0.09	0.07 ± 0.10	0.19 ± 0.10	0.41 ± 0.11	0.15 ± 0.13	0.08 ± 0.08	0.29 ± 0.08	0.28 ± 0.07
212496	-0.09 ± 0.07	-0.37 ± 0.06	-0.42 ± 0.04	-0.22 ± 0.08	-0.22 ± 0.09	-0.31 ± 0.07	-0.07 ± 0.08	-0.15 ± 0.07
213986	0.21 ± 0.12	0.09 ± 0.07	0.24 ± 0.10	0.46 ± 0.07	0.12 ± 0.13	0.11 ± 0.07	0.35 ± 0.06	0.22 ± 0.09

Tabla 5.3.: continuación

HD/otro	[V/H]	[Cr I/H]	[Cr II/H]	[Mn/H]	[Co/H]	[Ni/H]	[Zn/H]	[Ba II/H]
215030	-0.33 ± 0.04	-0.55 ± 0.08	-0.51 ± 0.04	-0.46 ± 0.11	-0.37 ± 0.11	-0.43 ± 0.05	-0.29 ± 0.05	-0.35 ± 0.06
216131	0.12 ± 0.06	-0.03 ± 0.05	-0.05 ± 0.08	0.21 ± 0.08	0.04 ± 0.07	-0.02 ± 0.07	0.34 ± 0.14	0.39 ± 0.09
224533	0.05 ± 0.05	0.01 ± 0.08	-0.03 ± 0.08	0.25 ± 0.12	0.00 ± 0.12	0.00 ± 0.06	0.20 ± 0.13	0.41 ± 0.13
Estrellas subgigantes con planetas (SGCP)								
10697	0.12 ± 0.03	0.14 ± 0.04	0.24 ± 0.15	0.26 ± 0.05	0.16 ± 0.06	0.15 ± 0.06	0.15 ± 0.07	0.38 ± 0.14
11964	0.18 ± 0.04	0.06 ± 0.05	0.05 ± 0.07	0.15 ± 0.06	0.12 ± 0.05	0.04 ± 0.04	0.14 ± 0.03	0.02 ± 0.02
16141	0.13 ± 0.02	0.15 ± 0.02	0.14 ± 0.02	0.18 ± 0.04	0.13 ± 0.02	0.13 ± 0.02	0.39 ± 0.05	0.25 ± 0.11
16175	0.31 ± 0.08	0.25 ± 0.08	0.23 ± 0.24	0.28 ± 0.03	0.29 ± 0.09	0.32 ± 0.08	0.29 ± 0.18	0.20 ± 0.04
27442	1.03 ± 0.15	0.32 ± 0.10	0.30 ± 0.08	0.90 ± 0.06	0.64 ± 0.09	0.37 ± 0.09	0.34 ± 0.20	0.26 ± 0.14
33283	0.44 ± 0.05	0.33 ± 0.08	0.45 ± 0.08	0.51 ± 0.06	0.47 ± 0.08	0.46 ± 0.05	0.53 ± 0.08	0.35 ± 0.01
33473	-0.06 ± 0.09	-0.11 ± 0.03	-0.12 ± 0.05	-0.16 ± 0.05	-0.09 ± 0.04	-0.12 ± 0.03	-0.12 ± 0.02	0.03 ± 0.05
38529	0.46 ± 0.05	0.29 ± 0.09	0.31 ± 0.08	0.70 ± 0.04	0.45 ± 0.12	0.40 ± 0.07	0.63 ± 0.04	0.44 ± 0.03
38801	0.44 ± 0.05	0.23 ± 0.10	0.18 ± 0.04	0.44 ± 0.12	0.41 ± 0.09	0.26 ± 0.07	0.38 ± 0.11	0.17 ± 0.12
48265	0.55 ± 0.02	0.41 ± 0.06	0.36 ± 0.04	0.60 ± 0.11	0.60 ± 0.06	0.49 ± 0.04	0.76 ± 0.06	0.24 ± 0.10
60532	-0.30 ± 0.19	-0.14 ± 0.10	-0.16 ± 0.04	-0.19 ± 0.06	-0.13 ± 0.10	-0.14 ± 0.08	-0.17 ± 0.15	-0.04 ± 0.07
73526	0.29 ± 0.03	0.20 ± 0.06	0.34 ± 0.08	0.36 ± 0.10	0.35 ± 0.06	0.28 ± 0.06	0.65 ± 0.10	0.31 ± 0.09
73534	0.56 ± 0.11	0.17 ± 0.10	0.21 ± 0.01	0.62 ± 0.17	0.49 ± 0.13	0.24 ± 0.08	0.43 ± 0.22	0.17 ± 0.02
88133	0.48 ± 0.05	0.30 ± 0.06	0.26 ± 0.07	0.49 ± 0.13	0.46 ± 0.08	0.35 ± 0.05	0.41 ± 0.21	0.21 ± 0.07
96167	0.39 ± 0.06	0.29 ± 0.07	0.46 ± 0.12	0.52 ± 0.09	0.47 ± 0.06	0.42 ± 0.06	0.56 ± 0.05	0.28 ± 0.04
117176	0.00 ± 0.06	-0.10 ± 0.06	-0.14 ± 0.08	-0.07 ± 0.11	-0.06 ± 0.05	-0.09 ± 0.04	-0.03 ± 0.02	-0.02 ± 0.10
156411	-0.14 ± 0.09	-0.13 ± 0.06	-0.11 ± 0.06	-0.18 ± 0.05	-0.13 ± 0.06	-0.13 ± 0.03	-0.15 ± 0.09	-0.01 ± 0.10
156846	0.24 ± 0.07	0.18 ± 0.04	0.27 ± 0.09	0.23 ± 0.03	0.19 ± 0.04	0.21 ± 0.03	0.25 ± 0.03	0.24 ± 0.14
158038	0.69 ± 0.13	0.20 ± 0.10	0.21 ± 0.16	0.65 ± 0.19	0.63 ± 0.12	0.32 ± 0.10	0.28 ± 0.05	0.34 ± 0.13
159868	0.06 ± 0.02	-0.02 ± 0.05	0.03 ± 0.08	0.01 ± 0.05	0.02 ± 0.06	-0.01 ± 0.04	0.23 ± 0.10	0.12 ± 0.05
167042	0.28 ± 0.08	-0.02 ± 0.07	-0.04 ± 0.08	0.15 ± 0.13	0.14 ± 0.09	0.01 ± 0.07	-0.08 ± 0.03	0.06 ± 0.13
171028	-0.44 ± 0.08	-0.47 ± 0.05	-0.46 ± 0.02	-0.58 ± 0.07	-0.45 ± 0.04	-0.48 ± 0.04	-0.48 ± 0.04	-0.36 ± 0.06
175541	0.04 ± 0.07	-0.12 ± 0.04	-0.14 ± 0.05	-0.05 ± 0.05	-0.08 ± 0.10	-0.14 ± 0.07	-0.12 ± 0.12	0.02 ± 0.08
177830	0.80 ± 0.11	0.28 ± 0.11	0.10 ± 0.10	0.49 ± 0.19	0.56 ± 0.12	0.30 ± 0.10	0.03 ± 0.06	-0.03 ± 0.14
179079	0.42 ± 0.11	0.15 ± 0.12	0.13 ± 0.01	0.51 ± 0.12	0.39 ± 0.06	0.27 ± 0.09	0.33 ± 0.05	0.07 ± 0.06
185269	0.09 ± 0.15	0.09 ± 0.06	0.10 ± 0.09	0.12 ± 0.04	0.13 ± 0.09	0.15 ± 0.06	0.05 ± 0.08	0.03 ± 0.10
190228	-0.15 ± 0.05	-0.29 ± 0.09	-0.24 ± 0.03	-0.15 ± 0.10	-0.23 ± 0.08	-0.23 ± 0.05	0.01 ± 0.09	-0.11 ± 0.02
190647	0.35 ± 0.09	0.22 ± 0.04	0.18 ± 0.07	0.33 ± 0.04	0.36 ± 0.03	0.24 ± 0.04	0.39 ± 0.10	0.17 ± 0.04
219077	-0.02 ± 0.03	-0.10 ± 0.04	-0.09 ± 0.01	-0.12 ± 0.05	-0.04 ± 0.04	-0.14 ± 0.03	0.16 ± 0.07	-0.03 ± 0.03
219828	0.20 ± 0.04	0.15 ± 0.04	0.16 ± 0.01	0.19 ± 0.05	0.20 ± 0.04	0.19 ± 0.02	0.12 ± 0.22	0.29 ± 0.09
Estrellas subgigantes sin planetas (SGSP)								
2151	-0.02 ± 0.12	-0.08 ± 0.04	-0.07 ± 0.04	-0.09 ± 0.06	-0.08 ± 0.05	-0.07 ± 0.03	0.01 ± 0.02	0.01 ± 0.08
3795	-0.39 ± 0.03	-0.56 ± 0.07	-0.52 ± 0.06	-0.75 ± 0.09	-0.46 ± 0.04	-0.54 ± 0.05	-0.34 ± 0.11	-0.47 ± 0.14
9562	0.14 ± 0.07	0.08 ± 0.07	0.22 ± 0.17	0.31 ± 0.12	0.14 ± 0.05	0.18 ± 0.05	0.34 ± 0.12	0.13 ± 0.07
16548	0.29 ± 0.05	0.17 ± 0.04	0.11 ± 0.13	0.21 ± 0.05	0.23 ± 0.05	0.20 ± 0.03	0.19 ± 0.01	0.30 ± 0.14

Tabla 5.3.: continuación

HD/otro	[V/H]	[Cr I/H]	[Cr II/H]	[Mn/H]	[Co/H]	[Ni/H]	[Zn/H]	[Ba II/H]
18907	-0.36 ± 0.05	-0.57 ± 0.04	-0.56 ± 0.04	-0.72 ± 0.12	-0.44 ± 0.05	-0.60 ± 0.04	-0.43 ± 0.01	-0.57 ± 0.10
21019	-0.38 ± 0.04	-0.46 ± 0.03	-0.44 ± 0.03	-0.57 ± 0.04	-0.38 ± 0.05	-0.46 ± 0.02	-0.41 ± 0.05	-0.53 ± 0.10
22918	0.41 ± 0.11	-0.02 ± 0.08	-0.14 ± 0.03	0.12 ± 0.13	0.15 ± 0.10	-0.02 ± 0.08	0.14 ± 0.04	-0.05 ± 0.02
23249	0.41 ± 0.08	0.08 ± 0.07	-0.01 ± 0.13	0.16 ± 0.08	0.24 ± 0.07	0.06 ± 0.06	-0.04 ± 0.12	-0.22 ± 0.06
24341	-0.49 ± 0.07	-0.54 ± 0.08	-0.60 ± 0.08	-0.69 ± 0.04	-0.47 ± 0.06	-0.55 ± 0.05	-0.46 ± 0.10	-0.62 ± 0.02
24365	-0.08 ± 0.05	-0.15 ± 0.10	-0.17 ± 0.11	-0.10 ± 0.06	-0.15 ± 0.06	-0.23 ± 0.08	-0.17 ± 0.08	-0.19 ± 0.02
24892	-0.20 ± 0.03	-0.33 ± 0.03	-0.33 ± 0.04	-0.44 ± 0.11	-0.27 ± 0.02	-0.36 ± 0.03	-0.28 ± 0.03	-0.40 ± 0.01
30508	0.01 ± 0.05	-0.13 ± 0.05	-0.15 ± 0.14	-0.07 ± 0.06	-0.13 ± 0.09	-0.15 ± 0.07	-0.07 ± 0.05	0.18 ± 0.07
39156	0.04 ± 0.06	-0.10 ± 0.06	-0.17 ± 0.13	-0.06 ± 0.06	-0.05 ± 0.06	-0.11 ± 0.06	-0.11 ± 0.13	0.04 ± 0.04
57006	0.03 ± 0.02	-0.08 ± 0.11	-0.05 ± 0.08	-0.06 ± 0.07	-0.07 ± 0.03	-0.04 ± 0.07	-0.14 ± 0.02	0.12 ± 0.07
67767	0.09 ± 0.03	-0.12 ± 0.10	-0.16 ± 0.09	0.09 ± 0.11	-0.06 ± 0.08	-0.09 ± 0.08	-0.07 ± 0.08	-0.17 ± 0.05
75782	0.12 ± 0.06	0.18 ± 0.09	0.07 ± 0.05	0.30 ± 0.05	0.25 ± 0.06	0.22 ± 0.07	0.14 ± 0.02	-0.05 ± 0.09
92588	0.17 ± 0.06	0.00 ± 0.05	0.01 ± 0.06	0.15 ± 0.06	0.13 ± 0.08	0.01 ± 0.04	0.04 ± 0.12	0.08 ± 0.03
114613	0.20 ± 0.02	0.19 ± 0.03	0.11 ± 0.11	0.31 ± 0.07	0.25 ± 0.07	0.21 ± 0.02	0.33 ± 0.05	0.14 ± 0.08
121370	0.17 ± 0.14	0.08 ± 0.07	-0.07 ± 0.16	0.40 ± 0.17	0.17 ± 0.13	0.18 ± 0.08	0.31 ± 0.17	-0.11 ± 0.06
140785	-0.02 ± 0.11	-0.04 ± 0.08	-0.04 ± 0.05	-0.08 ± 0.05	-0.03 ± 0.12	-0.06 ± 0.04	0.12 ± 0.16	0.02 ± 0.08
150474	0.10 ± 0.02	-0.04 ± 0.08	-0.14 ± 0.05	-0.05 ± 0.05	0.02 ± 0.06	-0.07 ± 0.05	-0.09 ± 0.07	-0.24 ± 0.03
156826	-0.16 ± 0.05	-0.28 ± 0.07	-0.27 ± 0.06	-0.24 ± 0.07	-0.22 ± 0.08	-0.27 ± 0.05	-0.17 ± 0.05	-0.03 ± 0.10
164507	0.16 ± 0.04	0.12 ± 0.06	0.15 ± 0.05	0.17 ± 0.04	0.14 ± 0.05	0.14 ± 0.04	0.20 ± 0.07	0.23 ± 0.04
170829	0.17 ± 0.03	0.08 ± 0.05	0.04 ± 0.04	0.19 ± 0.07	0.12 ± 0.05	0.07 ± 0.05	0.15 ± 0.13	0.16 ± 0.10
182572	0.41 ± 0.09	0.31 ± 0.11	0.44 ± 0.12	0.66 ± 0.04	0.38 ± 0.05	0.40 ± 0.08	0.80 ± 0.17	0.47 ± 0.09
188512	0.08 ± 0.04	-0.11 ± 0.06	-0.18 ± 0.12	-0.09 ± 0.04	-0.03 ± 0.08	-0.13 ± 0.04	0.15 ± 0.18	-0.03 ± 0.06
191026	0.11 ± 0.06	-0.02 ± 0.05	-0.04 ± 0.06	0.13 ± 0.12	0.04 ± 0.06	-0.01 ± 0.05	0.14 ± 0.09	0.11 ± 0.09
196378	-0.39 ± 0.00	-0.42 ± 0.06	-0.38 ± 0.07	-0.47 ± 0.08	-0.40 ± 0.08	-0.37 ± 0.04	-0.47 ± 0.01	-0.49 ± 0.06
198802	-0.01 ± 0.11	-0.03 ± 0.06	-0.15 ± 0.08	-0.05 ± 0.04	-0.06 ± 0.08	-0.03 ± 0.05	-0.06 ± 0.07	0.04 ± 0.01
205420	0.02 ± 0.08	-0.05 ± 0.11	-0.05 ± 0.09	0.02 ± 0.09	-0.15 ± 0.09	-0.08 ± 0.08	-0.13 ± 0.07	0.01 ± 0.12
208801	0.51 ± 0.11	0.03 ± 0.09	-0.01 ± 0.10	0.08 ± 0.12	0.23 ± 0.10	0.02 ± 0.08	-0.08 ± 0.03	-0.14 ± 0.03
211038	0.01 ± 0.04	-0.28 ± 0.06	-0.26 ± 0.08	-0.30 ± 0.05	-0.07 ± 0.06	-0.26 ± 0.05	-0.02 ± 0.02	-0.28 ± 0.09
218101	0.28 ± 0.06	0.04 ± 0.07	-0.02 ± 0.11	0.17 ± 0.11	0.18 ± 0.06	0.05 ± 0.06	0.24 ± 0.09	0.00 ± 0.02
221420	0.45 ± 0.03	0.35 ± 0.05	0.25 ± 0.10	0.46 ± 0.06	0.49 ± 0.04	0.44 ± 0.04	0.45 ± 0.11	0.35 ± 0.07
221585	0.31 ± 0.05	0.16 ± 0.09	0.28 ± 0.04	0.50 ± 0.09	0.31 ± 0.09	0.29 ± 0.07	0.67 ± 0.12	0.37 ± 0.09
161797A	0.26 ± 0.06	0.19 ± 0.07	0.40 ± 0.16	0.46 ± 0.12	0.33 ± 0.07	0.28 ± 0.06	0.64 ± 0.13	0.26 ± 0.06

5.2.1. Errores en las abundancias químicas

Los errores en los parámetros usados para construir los modelos de atmósferas pueden introducir errores en las abundancias calculadas. El procedimiento estándar para estimar estos errores consiste en variar los parámetros fundamentales (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, ξ) en una cierta cantidad y determinar la sensibilidad de las abundancias a estas variaciones. En la Tabla 5.4 mostramos la sensibilidad de las abundancias a variaciones de 100 K en T_{eff} , 0.2 dex en $\log g$, 0.2 dex en $[\text{Fe}/\text{H}]$ y 0.1 km s^{-1} en microturbulencia, para HD 114613 (una subgigante promedio) y HD 219449 (una gigante promedio).

Para la estrella subgigante, especies como el Ti II, Sc II y Cr II son particularmente sensibles a cambios en $\log g$ ($\Delta[X/H] \sim 0.08$ dex), mientras que especies como el Ti I, V y Sc I son más sensibles a variaciones en T_{eff} ($\Delta[X/H] \sim 0.1$ dex). En el caso de la estrella gigante, se observan las mismas tendencias que para la subgigante, pero la sensibilidad en la abundancia ($\Delta[X/H]$) debido a las perturbaciones en la T_{eff} son mayores (~ 0.15 dex). En ambos casos encontramos una notable sensibilidad de las abundancias de bario a cambios en la velocidad de microturbulencia.

Cuando las abundancias químicas se obtienen partir de la medición de EW otras fuentes de error son producidas por solapamientos ocultos de las líneas o estimaciones pobres del nivel de continuo. Sin embargo, como usualmente tenemos más de 3 líneas por cada elemento, la dispersión alrededor del valor promedio nos da un indicio de los errores introducidos en la medición de los EW. La última columna de la Tabla 5.4 indica el error total en la abundancia de cada elemento. Los mismos fueron determinados sumando en cuadratura la dispersión de la abundancia de cada elemento alrededor del valor promedio y las variaciones debido a las perturbaciones en los parámetros fundamentales. Estos errores, graficados en la Figura 5.2, son del orden de 0.10 dex tanto para la subgigante como para la gigante.

5.2.2. Comparación con otros estudios

Para chequear la confiabilidad de nuestras abundancias químicas, en la Figura 5.3 mostramos una comparación de nuestros valores de $[X/H]$ con los reportados por MA13, TA08, LH07 y Gilli et al. (2006, GI06 de aquí en adelante), para las estrellas en común. En general nuestros valores de $[X/H]$ acuerdan bastante bien con los valores calculados en otros estudios. Para los elementos Na, Al, Si, Ca y Ni el acuerdo es particularmente bueno, siendo las diferencias (este trabajo – literatura) menores que ± 0.08 dex. Sin embargo, las abundancias de Na y Ni de TA08 son sistemáticamente menores que las nuestras. Para el Mg, nuestras abundancias son, en promedio, ligeramente menores que las obtenidas por GI06 y LH07 pero acuerdan bastante bien con los valores dados por MA13.

Las abundancias de Sc II obtenidas por LH07 y TA08 parecen estar desplazadas hacia valores menores que los nuestros. En el caso de Ti I, nuestros valores acuerdan razonablemente bien con aquéllos de LH07, GI06 y TA08. Sin embargo, los valores de

Tabla 5.4.: Sensibilidad de las abundancias químicas a cambios de 100 K en T_{eff} , 0.2 dex en $\log g$, 0.2 dex en $[\text{Fe}/\text{H}]$ y 0.1 km s^{-1} en ξ_t

Ion	ΔT_{eff} +100 K	$\Delta \log g$ +0.2	$\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$ +0.2	$\Delta \xi_t$ +0.1 km s ⁻¹	$(\Sigma \sigma^2)^{1/2}$
HD 219449 - estrella gigante					
Na	-0.09	0.02	-0.02	0.02	0.10
Mg	-0.06	0.01	-0.03	0.02	0.07
Al	-0.08	0.00	-0.01	0.01	0.08
Si	0.01	-0.04	-0.06	0.01	0.06
Ca	-0.10	0.02	-0.03	0.04	0.12
Sc I	-0.14	0.00	0.00	0.02	0.14
Sc II	0.01	-0.08	-0.09	0.04	0.11
Ti I	-0.15	0.00	-0.01	0.04	0.16
Ti II	0.01	-0.08	0.07	0.04	0.09
V	-0.17	-0.01	-0.02	0.04	0.18
Cr I	-0.10	0.01	0.00	0.03	0.11
Cr II	0.05	-0.09	0.06	0.02	0.08
Mn	-0.09	0.01	-0.02	0.05	0.12
Co	-0.06	-0.03	-0.03	0.03	0.08
Ni	-0.04	-0.04	-0.05	0.02	0.07
Zn	0.03	-0.05	-0.08	0.05	0.11
Ba II	-0.03	-0.07	0.06	0.08	0.13
Fe I	-0.05	-0.01	-0.03	0.03	0.07
Fe II	0.08	-0.04	-0.04	0.02	0.09
HD 114613 - estrella subgigante					
Na	-0.06	0.03	-0.01	0.01	0.15
Mg	-0.05	0.04	-0.01	0.02	0.10
Al	-0.05	0.01	0.00	0.01	0.05
Si	-0.02	0.00	-0.02	0.01	0.08
Ca	-0.07	0.04	0.00	0.03	0.10
Sc I	-0.08	0.01	-0.02	0.01	0.09
Sc II	0.00	-0.08	-0.05	0.03	0.12
Ti I	-0.10	0.01	-0.01	0.02	0.11
Ti II	0.00	-0.08	-0.05	0.03	0.12
V	-0.11	0.01	-0.02	0.01	0.11
Cr I	-0.07	0.02	-0.01	0.03	0.08
Cr II	0.03	-0.07	-0.02	0.04	0.14
Mn	-0.07	0.03	-0.01	0.04	0.11
Co	-0.07	0.00	-0.02	0.02	0.10
Ni	-0.06	0.00	-0.02	0.02	0.07
Zn	-0.02	0.00	-0.05	0.05	0.09
Ba II	-0.03	-0.04	-0.06	0.08	0.14
Fe I	-0.07	0.01	-0.01	0.02	0.08
Fe II	0.04	-0.08	-0.03	0.04	0.11

MA13 son mayores que los nuestros. Para el Cr I el acuerdo con los resultados de todos los autores es bueno, con la excepción de los valores de LH07, que son marginalmente

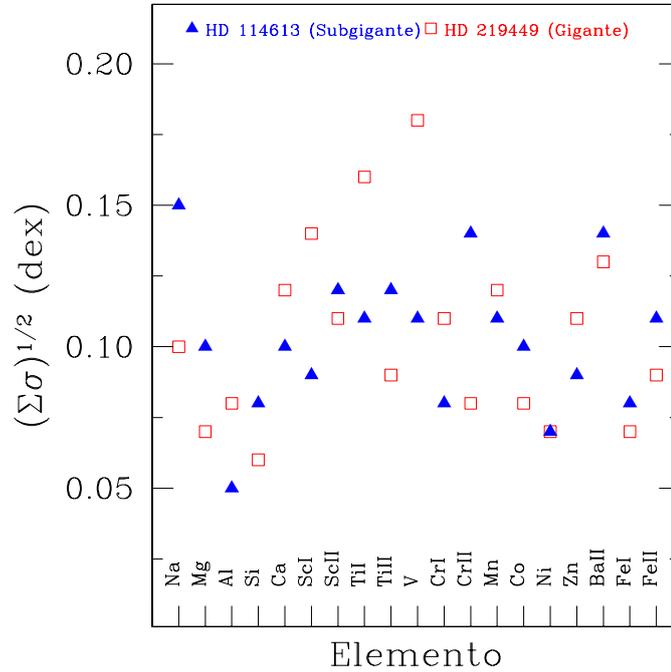


Figura 5.2: Error total en la abundancia de cada elemento. Los cuadrados vacíos indican los errores para una estrella gigante típica, mientras que los triángulos representan los errores para una subgigante típica.

mayores. MA13 y TA08 muestran abundancias de Co sistemáticamente menores que las nuestras, mientras que los valores de LH07 y GI06 son ligeramente mayores. Para el Cr II nuestros valores son menores que los dados por MA13, pero mayores que los obtenidos por TA08.

Los resultados para el Sc I, Ti II, V, Mn, Zn y Ba II muestran las dispersiones más grandes, probablemente debido al número bajo de líneas utilizado para medir la abundancia de estos iones. Para el Mn, el acuerdo con los resultados de MA13 y LH07 es todavía relativamente bueno, aunque los valores de TA13 son sistemáticamente menores. Las abundancias de Sc I obtenidas por TA08 y MA13 son claramente menores que nuestros valores, pero acuerdan mejor con los dados por LH07. Las abundancias de V dadas por TA08 y LH07 son sistemáticamente menores que las nuestras y concuerdan mejor con las dadas por los otros estudios. Más allá de las dispersiones grandes observadas para el Zn, las diferencias promedio son esencialmente nulas con el trabajo de MA13. Finalmente, los valores de Ba de LH07 parecen menores que los derivados en este trabajo, especialmente para valores grandes.

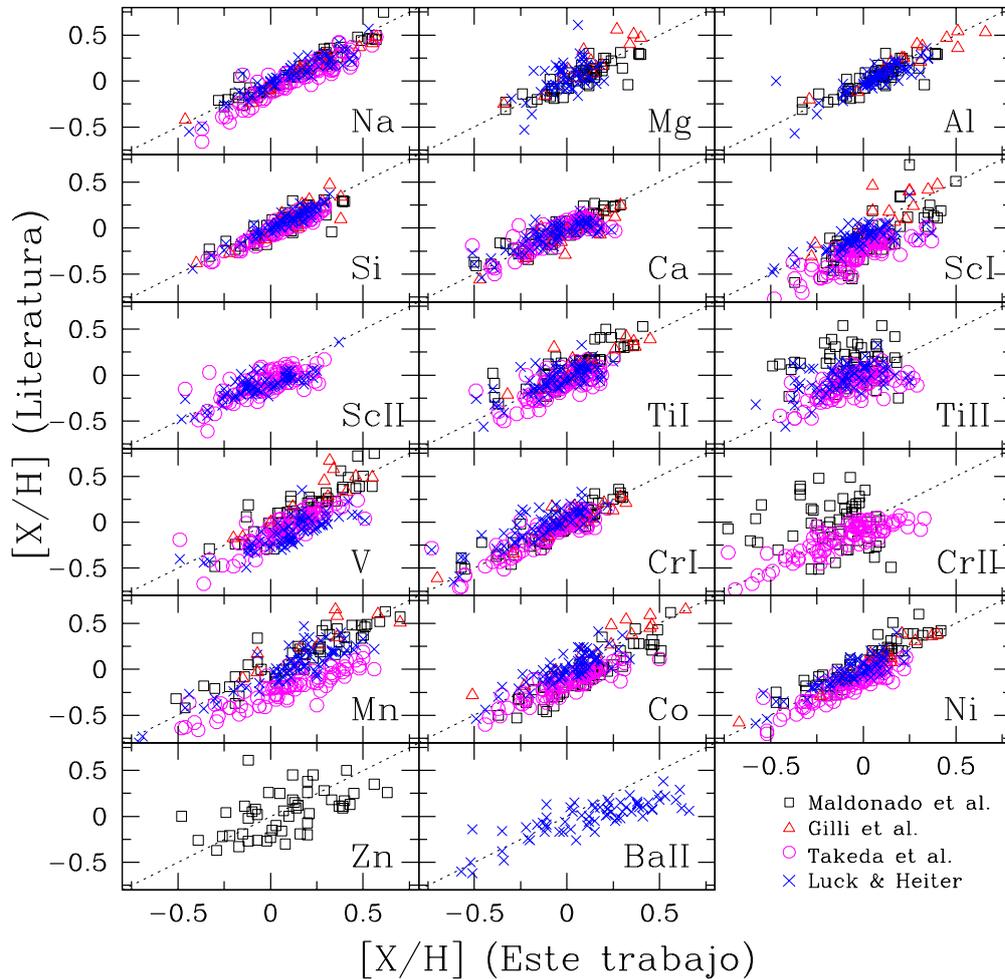


Figura 5.3: Comparación entre las abundancias químicas obtenidas en este trabajo y aquéllas medidas por otros autores: Maldonado et al. (2013, cuadrados), Gilli et al. (2006, triángulos), Takeda et al. (2008, círculos) y Luck & Heiter (2007, cruces).

5.3. Distribuciones de $[X/H]$

En las Figuras 5.4 y 5.6 mostramos las distribuciones normalizadas de $[X/H]$ ($X = \text{Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc, Sc II, Ti I, Ti II, V, Cr I, Cr II, Mn, Co, Ni, Zn}$ y Ba II) para las estrellas subgigantes y gigantes, respectivamente. En estas figuras, las estrellas con planetas están indicadas con histogramas rayados y las muestras de control con líneas negras. Las líneas verticales sobre cada histograma indican las medianas. Además, en las Figuras 5.5 y 5.7 mostramos los correspondientes histogramas de funciones acumuladas de $[X/H]$ para las muestras de subgigantes y gigantes, respectivamente. Las Tablas 5.6 y 5.5 resumen la estadística para cada elemento y muestra de estrellas. Las SGCP muestran un exceso evidente con respecto a la muestra de control sin planetas en todas las especies químicas analizadas, lo cual concuerda con el exceso encontrado para el

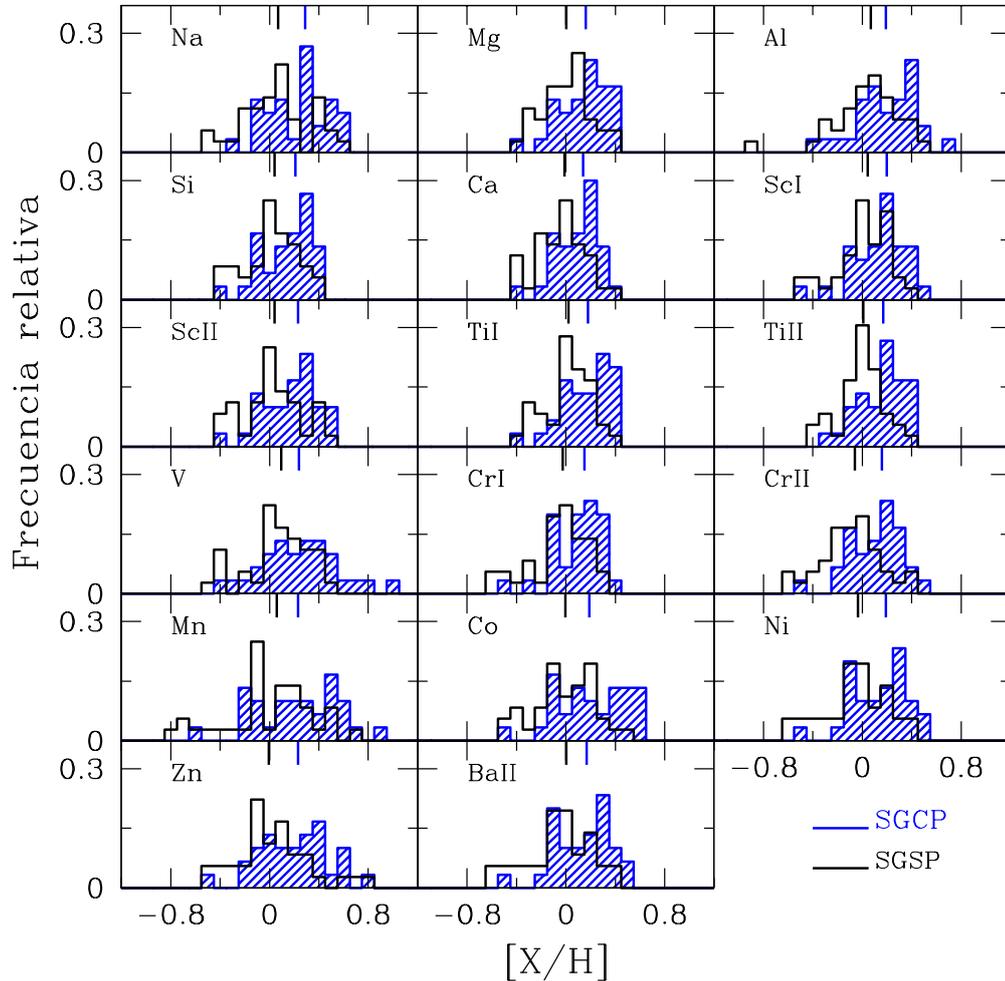


Figura 5.4: Distribuciones normalizadas de $[X/H]$ ($X = \text{Na}, \text{Mg}, \text{Al}, \text{Si}, \text{Ca}, \text{Sc I}, \text{Sc II}, \text{Ti I}, \text{Ti II}, \text{V}, \text{Cr I}, \text{Cr II}, \text{Mn}, \text{Co}, \text{Ni}, \text{Zn}, \text{Ba II}$) para la muestra de subgigantes con planetas (histograma rayado) y la muestra de subgigantes sin planetas (histograma vacío). Los valores de las medianas de las distribuciones para cada elemento están indicadas con líneas verticales en la parte superior de cada panel.

hierro en el capítulo anterior. Resultados similares fueron obtenidos para las estrellas de secuencia principal con planetas (Neves et al. 2009; Gilli et al. 2006; Beirão et al. 2005; Adibekyan et al. 2012b).

Como ya fue notado en los estudios que analizaron las estrellas de tipo solar con planetas (Gilli et al. 2006; Bodaghee et al. 2003; Beirão et al. 2005; Neves et al. 2009), también encontramos que las distribuciones de $[X/H]$ para las SGCP no son simétricas. La mayoría de los elementos muestran un incremento en $[X/H]$ hasta que alcanzan un valor de corte después del cual las distribuciones sufren una caída pronunciada. Este efecto es claro para el Mg, Si, Ca, Sc I, Sc II, Ti I, Ti II y Cr I, para los que el valor de

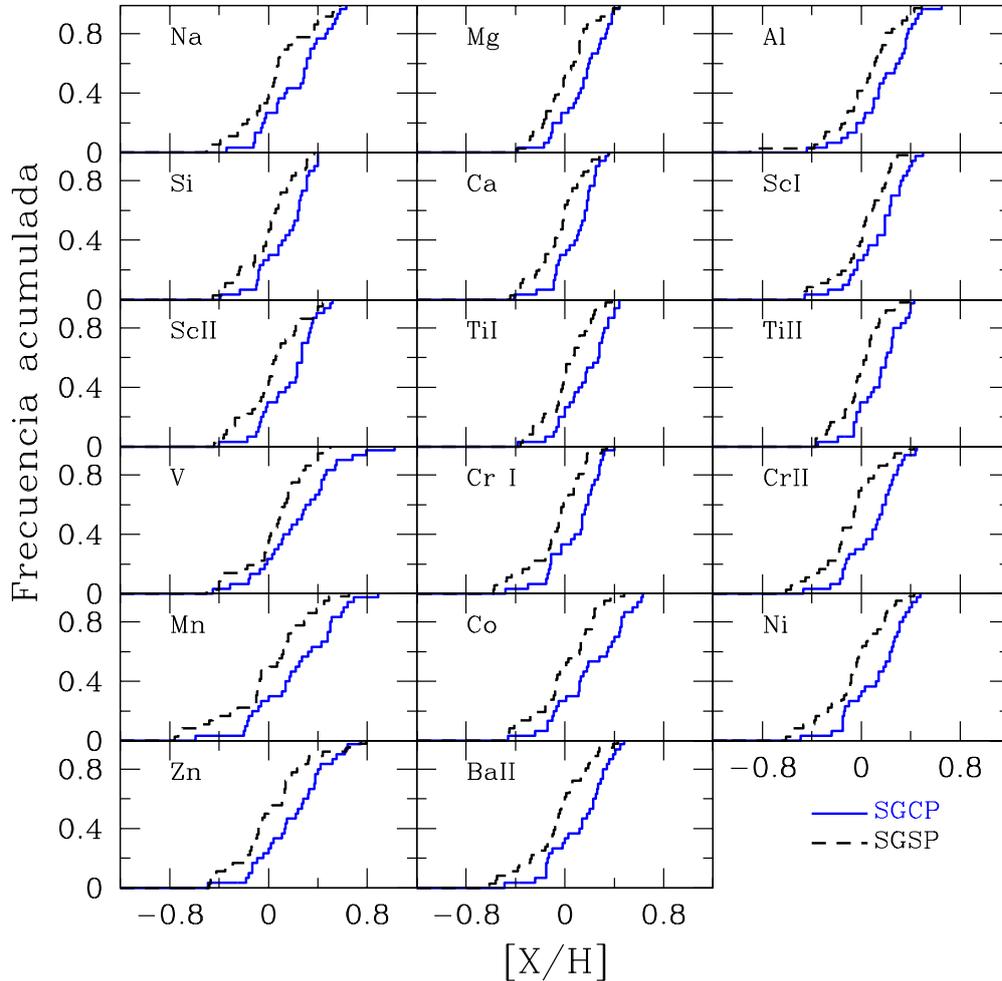


Figura 5.5: Histogramas de frecuencia acumulada de $[X/H]$ ($X = \text{Na}, \text{Mg}, \text{Al}, \text{Si}, \text{Ca}, \text{Sc I}, \text{Sc II}, \text{Ti I}, \text{Ti II}, \text{V}, \text{Cr I}, \text{Cr II}, \text{Mn}, \text{Co}, \text{Ni}, \text{Zn}, \text{Ba II}$) para la muestra de subgigantes con planetas (línea continua) y la muestra de subgigantes sin planetas (línea a trazos).

corte se encuentra en $[X/H] \sim 0.5$ dex. La interpretación sugerida para explicar este comportamiento establece que el corte podría representar la metalicidad límite de las estrellas del Vecindario Solar (Santos et al. 2001, 2003; Neves et al. 2009). Además de este corte, las distribuciones de las SGCP para el Al, Cr, Ni y Ba podrían ser bimodales.

En el caso de las estrellas gigantes, mostrado en las Figuras 5.6 y 5.7, las distribuciones de $[X/H]$ de las GCP se solapan completamente con las distribuciones de las GSP para la mayoría de los elementos, tal como fue el caso del $[\text{Fe}/\text{H}]$ en la Sección 4.2.1. Sólo la distribución del V, correspondiente a las GCP, muestra un ligero exceso (~ 0.10 dex), comparado con la distribución de las GSP. Por otro lado, las GCP son deficientes en Na y Ba, por ~ 0.14 dex y ~ 0.09 dex, respectivamente. Estas distribuciones parecen ser más simétricas que las correspondientes a las subgigantes y sólo elementos como el

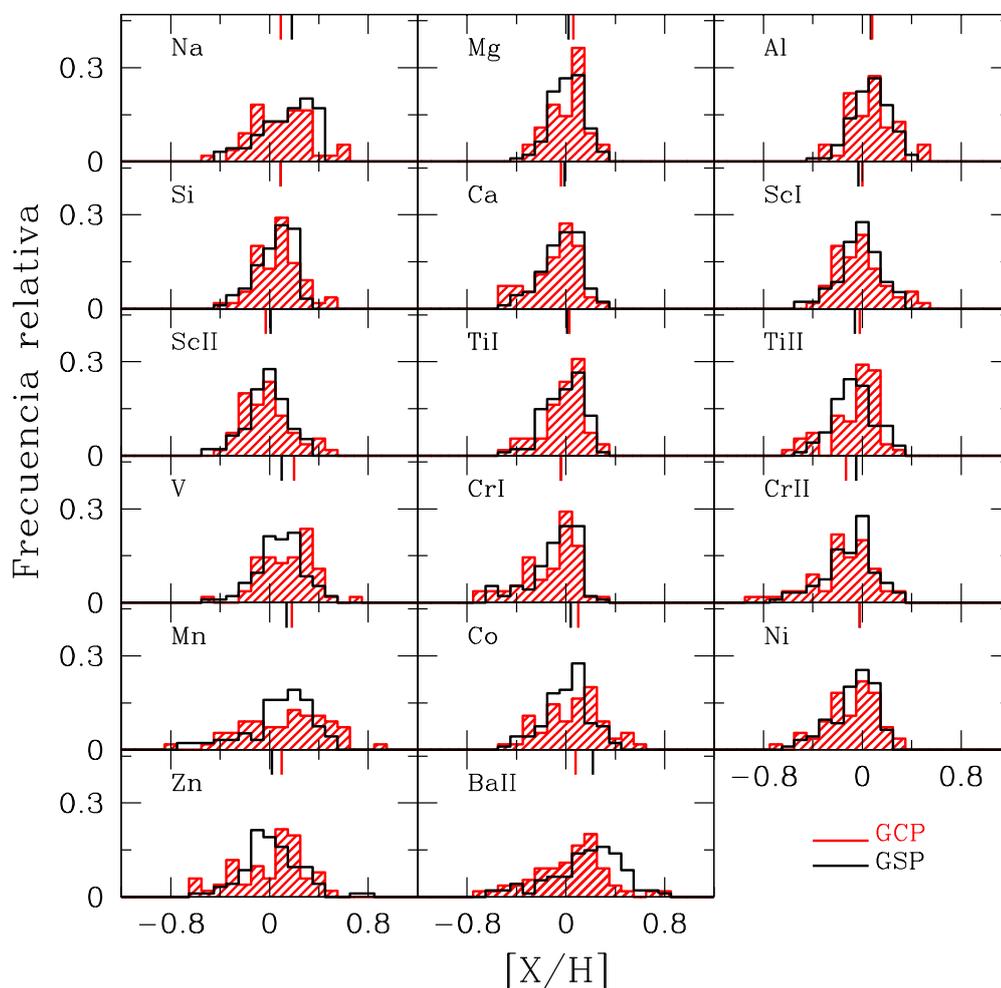


Figura 5.6: Distribuciones normalizadas de $[X/H]$ ($X = \text{Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc I, Sc II, Ti I, Ti II, V, Cr I, Cr II, Mn, Co, Ni, Zn, Ba II}$) para la muestra de gigantes con planetas (histograma rayado) y la muestra de gigantes sin planetas (histograma vacío). Los valores de las medianas de las distribuciones para cada elemento están indicadas con líneas verticales en la parte superior de cada panel.

Mg, Ti I, Ti II, Ni y Cr I muestran caídas abruptas alrededor de 0.25 dex.

5.4. Los cocientes $[X/Fe]$

En las Figuras 5.8 y 5.10 presentamos las distribuciones de $[X/Fe]$ para las subgigantes y gigantes respectivamente, mientras que los histogramas de frecuencias acumuladas están representados en las Figuras 5.9 y 5.11. Los colores y tipos de líneas son los mismos que en las figuras anteriores. Las Tablas 5.7 y 5.8 listan la estadística para cada grupo, incluyendo las diferencias de los promedios y medianas y las probabilidades de

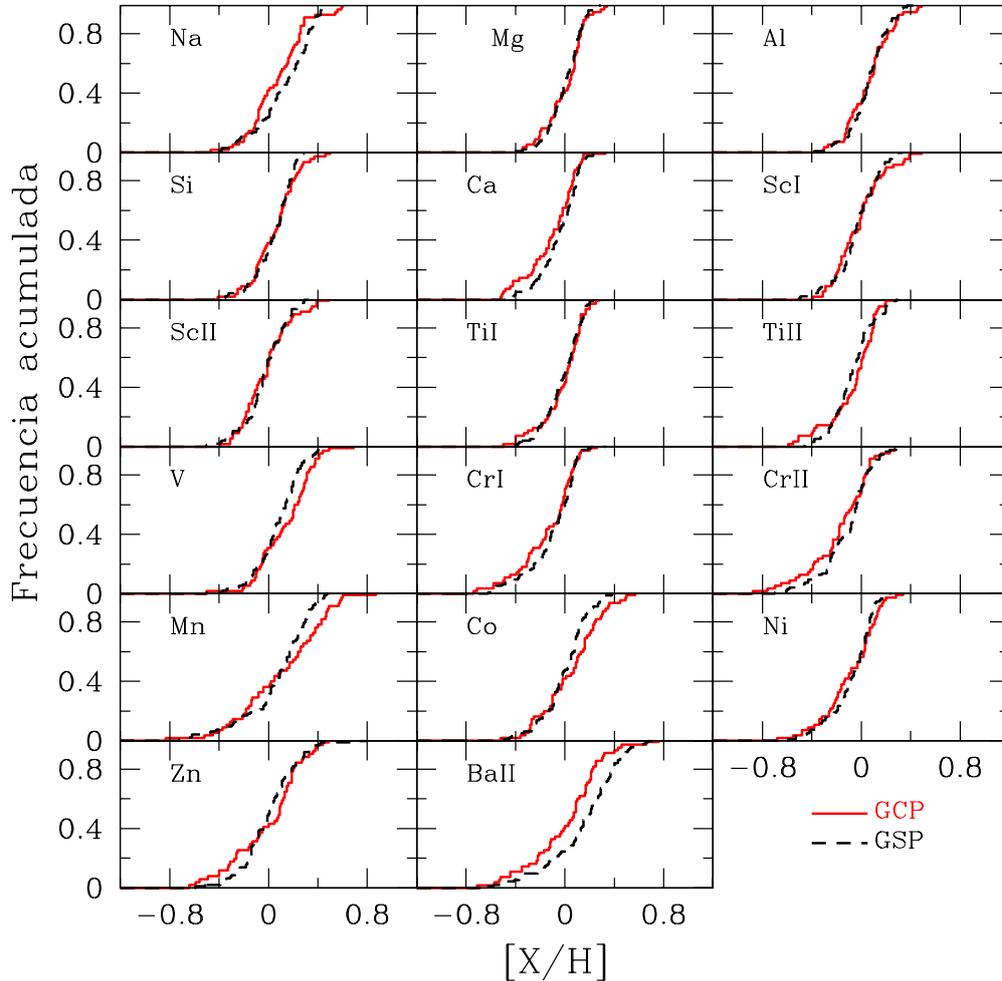


Figura 5.7: Histogramas de frecuencia acumulada de $[X/H]$ ($X = \text{Na}, \text{Mg}, \text{Al}, \text{Si}, \text{Ca}, \text{ScI}, \text{ScII}, \text{TiI}, \text{TiII}, \text{V}, \text{CrI}, \text{CrII}, \text{Mn}, \text{Co}, \text{Ni}, \text{Zn}, \text{BaII}$) para la muestra de gigantes con planetas (línea continua) y la muestra de gigantes sin planetas (línea a trazos).

que las muestras con y sin planetas deriven de la misma población, de acuerdo con la prueba KS.

En el caso de la muestra de subgigantes, puede verse que en general las distribuciones de las estrellas con y sin planetas tienen comportamientos muy similares. Las diferencias entre los valores promedio de $[X/\text{Fe}]$ de SGCP y SGSP son relativamente pequeñas, siendo el valor más grande el correspondiente al Mn (0.07 dex). Esta diferencia en el Mn ha sido reportada previamente por otros trabajos analizando estrellas de secuencia principal con planetas (Bodaghee et al. 2003; Kang et al. 2011; Adibekyan et al. 2012a). Sin embargo, en todos los casos, las probabilidades KS resultaron relativamente altas, desde 8 % para el Ni a 100 % para el V.

Para las estrellas gigantes, la mayoría de las especies químicas no muestra diferencias

Tabla 5.5.: Estadística de las distribuciones de $[X/H]$ correspondiente a la muestra de subgigantes

$[X/H]$	Prom	Med	σ	Prom	Med	σ	Dif. de prom (SGCP–SGSP)	Dif. de med (SGCP–SGSP)	p-KS
		SGCP			SGSP				
Na	0.23	0.30	0.25	0.06	0.06	0.28	0.17	0.22	0.03
Mg	0.15	0.18	0.20	0.01	0.00	0.20	0.13	0.15	0.02
Al	0.19	0.20	0.24	0.05	0.07	0.23	0.14	0.12	0.06
Si	0.15	0.22	0.20	0.01	0.03	0.22	0.14	0.18	0.02
Ca	0.10	0.15	0.17	-0.04	-0.01	0.19	0.14	0.15	0.01
Sc I	0.15	0.20	0.22	0.02	0.03	0.22	0.13	0.16	0.06
Sc II	0.18	0.24	0.22	0.03	0.04	0.24	0.15	0.20	0.02
Ti I	0.17	0.19	0.20	0.02	0.01	0.19	0.15	0.16	0.01
Ti II	0.15	0.17	0.19	0.00	0.01	0.18	0.15	0.16	0.00
V	0.25	0.26	0.32	0.07	0.09	0.25	0.18	0.14	0.05
Cr I	0.10	0.15	0.21	-0.07	-0.04	0.24	0.16	0.18	0.01
Cr II	0.11	0.15	0.22	-0.08	-0.06	0.25	0.19	0.20	0.00
Mn	0.24	0.25	0.33	0.00	0.05	0.35	0.24	0.18	0.05
Co	0.22	0.20	0.28	0.01	0.00	0.25	0.21	0.19	0.01
Ni	0.14	0.20	0.24	-0.05	-0.04	0.26	0.19	0.22	0.02
Zn	0.21	0.24	0.28	0.04	0.00	0.31	0.17	0.23	0.07
Ba II	0.14	0.17	0.17	-0.04	0.01	0.28	0.18	0.16	0.03

Tabla 5.6.: Estadística de las distribuciones de $[X/H]$ correspondiente a la muestra de gigantes

$[X/H]$	Prom	Med	σ	Prom	Med	σ	Dif. de prom (GCP–GSP)	Dif. de med (GCP–GSP)	p-KS
		GCP			GSP				
Na	0.09	0.09	0.23	0.14	0.18	0.22	-0.05	-0.09	0.064
Mg	0.02	0.06	0.16	0.02	0.02	0.14	0.00	0.03	0.894
Al	0.08	0.08	0.18	0.07	0.07	0.15	0.00	0.01	0.851
Si	0.07	0.09	0.18	0.05	0.09	0.15	0.01	0.00	0.737
Ca	-0.09	-0.04	0.20	-0.03	-0.01	0.16	-0.06	-0.03	0.460
Sc I	-0.01	0.00	0.20	-0.02	-0.03	0.17	0.01	0.03	0.828
Sc II	-0.05	-0.03	0.21	-0.02	0.01	0.16	-0.02	-0.04	0.765
Ti I	-0.01	0.03	0.17	-0.01	0.01	0.15	0.00	0.01	0.988
Ti II	-0.06	-0.02	0.20	-0.06	-0.06	0.17	0.00	0.04	0.236
V	0.15	0.20	0.22	0.09	0.10	0.19	0.06	0.10	0.055
Cr I	-0.13	-0.04	0.23	-0.09	-0.04	0.20	-0.04	0.00	0.485
Cr II	-0.16	-0.13	0.25	-0.10	-0.05	0.21	-0.06	-0.08	0.397
Mn	0.13	0.18	0.34	0.08	0.14	0.27	0.04	0.05	0.080
Co	0.06	0.10	0.24	0.01	0.04	0.19	0.05	0.06	0.061
Ni	-0.07	-0.02	0.22	-0.07	-0.02	0.18	-0.01	0.01	0.647
Zn	0.01	0.10	0.28	0.02	0.02	0.23	-0.01	0.08	0.283
Ba II	0.03	0.08	0.30	0.17	0.22	0.29	-0.13	-0.14	0.004

significativas entre las estrellas con y sin planetas. Sin embargo, para los elementos Ba,

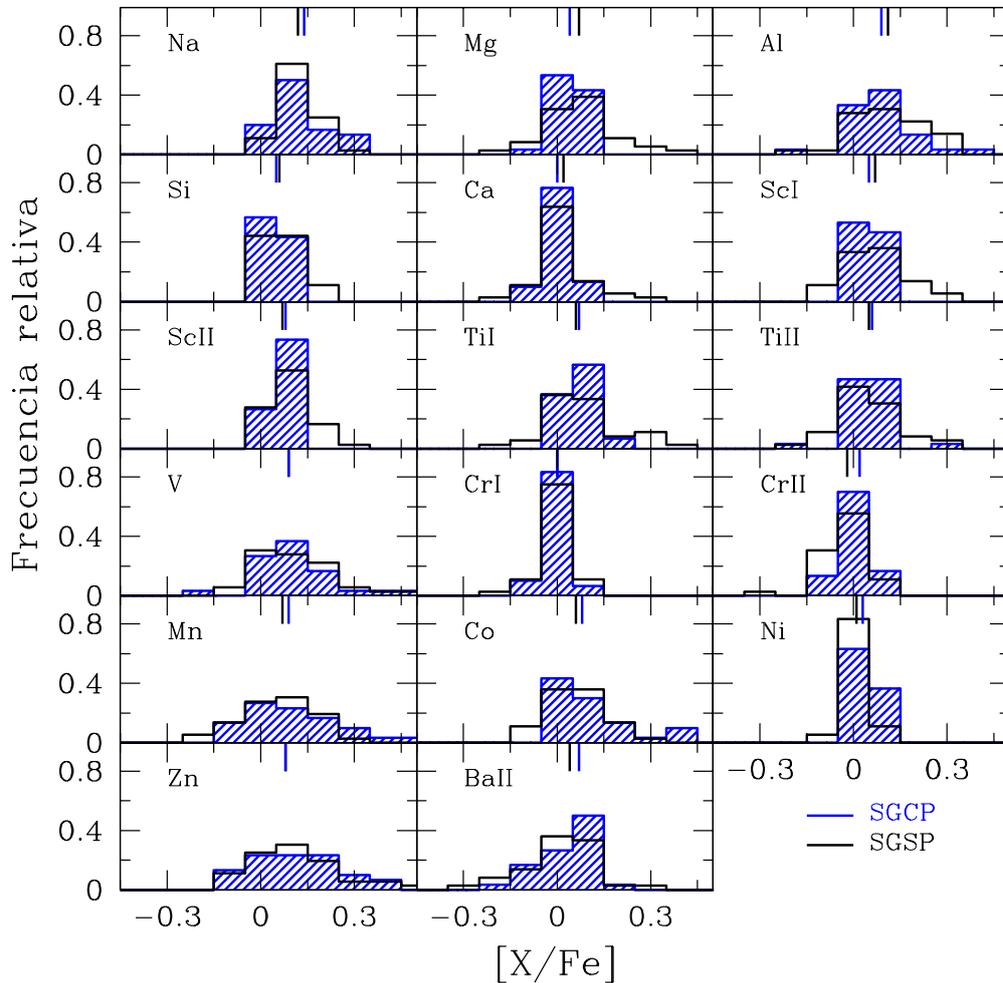


Figura 5.8: Distribuciones normalizadas de $[X/Fe]$ ($X = \text{Na}, \text{Mg}, \text{Al}, \text{Si}, \text{Ca}, \text{Sc I}, \text{Sc II}, \text{Ti I}, \text{Ti II}, \text{V}, \text{Cr I}, \text{Cr II}, \text{Mn}, \text{Co}, \text{Ni}, \text{Zn}, \text{Ba II}$) para la muestra de subgigantes con planetas (histograma rayado) y la muestra de subgigantes sin planetas (histograma vacío). Los valores de las medianas de las distribuciones para cada elemento están indicadas con líneas verticales en la parte superior de cada panel.

Na, Ca, V, Co y Mn observamos diferencias. Las GCP tienen, en promedio, menor abundancia de Ba en comparación con las muestras de control por ~ 0.11 dex y, de acuerdo con la prueba KS, tienen una probabilidad nula de pertenecer a la misma población. Aunque en menor grado, notamos un comportamiento similar para el Na y Ca. Para el V y Co observamos el comportamiento opuesto, donde las GCP tienen, en promedio, mayores valores de $[X/Fe]$ que las GSP por 0.09 y 0.08 dex, respectivamente. En ambos casos la prueba KS da una probabilidad nula de que ambas distribuciones sean idénticas. Recientemente Maldonado et al. (2013) reportaron posibles diferencias en Na y Co. Sin embargo, como mencionamos en la sección 5.2, debido al número

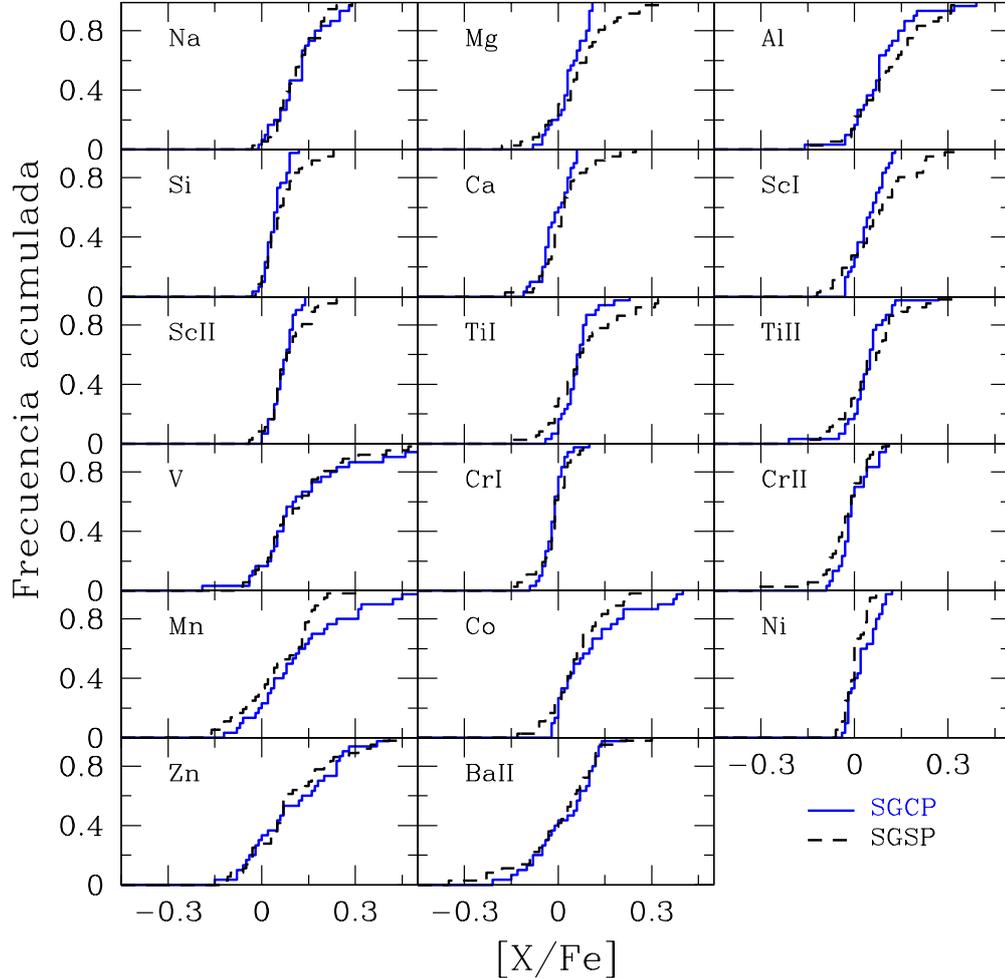


Figura 5.9: Histogramas de frecuencia acumulada de $[X/Fe]$ ($X = \text{Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc I, Sc II, Ti I, Ti II, V, Cr I, Cr II, Mn, Co, Ni, Zn, Ba II}$) para la muestra de subgigantes con planetas (línea continua) y la muestra de subgigantes sin planetas (línea a trazos).

limitado de líneas usadas en el cálculo de las abundancias de Na y Ba, las tendencias referidas a estos elementos deben tomarse con precaución.

5.4.1. Búsqueda de diferencias en el plano $[X/Fe]$ – $[Fe/H]$

Los gráficos de $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ se utilizan generalmente para el estudio de la evolución química de la Galaxia (Edvardsson et al. 1993; Bensby et al. 2003; Fuhrmann 2004), no obstante, recientemente han sido también utilizados para buscar diferencias químicas pequeñas entre las estrellas de secuencia principal con y sin planetas para la misma metalicidad (e.g., Bodaghee et al. 2003; Neves et al. 2009; Kang et al. 2011; Adibekyan et al. 2012a). En las Figuras 5.12 y 5.14 mostramos los gráficos de $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para las subgigantes y gigantes, respectivamente. Al igual que antes, estrellas

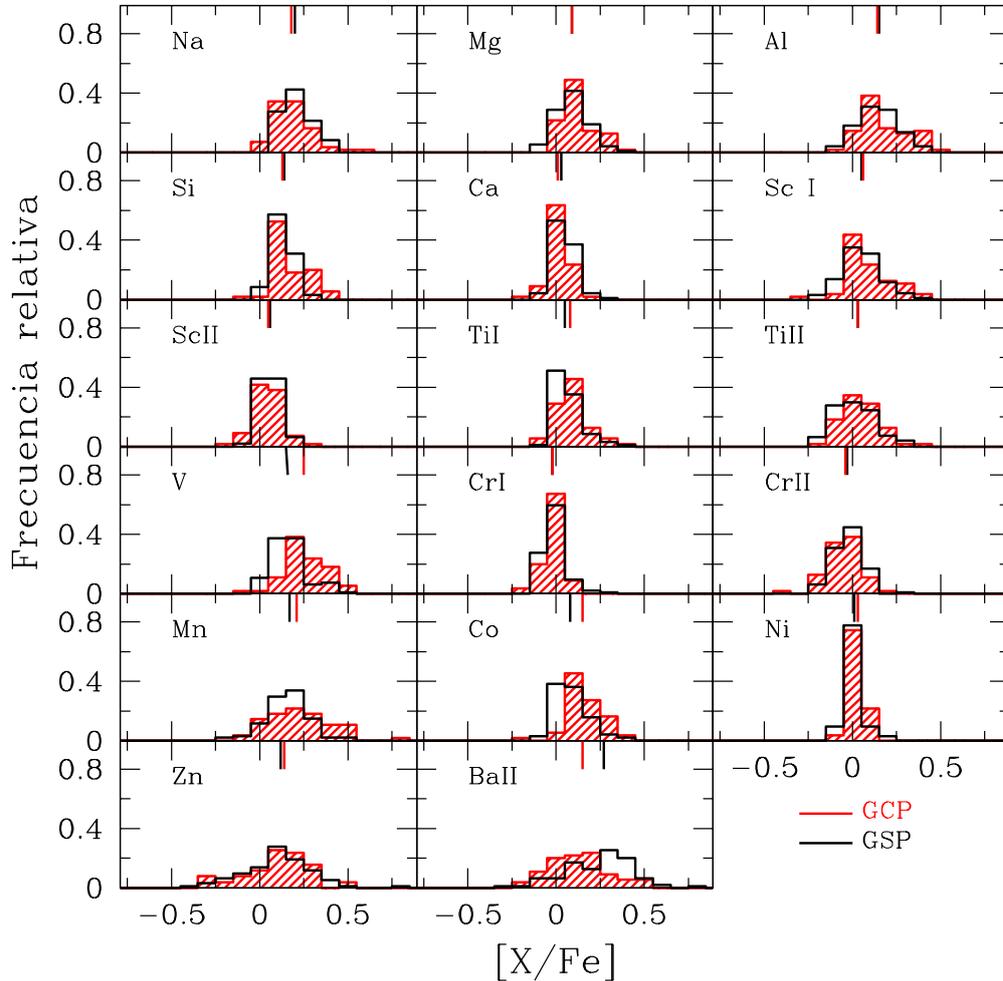


Figura 5.10: Distribuciones normalizadas de $[X/Fe]$ ($X = \text{Na}, \text{Mg}, \text{Al}, \text{Si}, \text{Ca}, \text{Sc I}, \text{Sc II}, \text{Ti I}, \text{Ti II}, \text{V}, \text{Cr I}, \text{Cr II}, \text{Mn}, \text{Co}, \text{Ni}, \text{Zn}, \text{Ba II}$) para la muestra de gigantes con planetas (histograma rayado) y la muestra de gigantes sin planetas (histograma vacío). Los valores de las medianas de las distribuciones para cada elemento están indicadas con líneas verticales en la parte superior de cada panel.

con planetas están marcadas con símbolos llenos (triángulos para las subgigantes y cuadrados para las gigantes), y las estrellas sin planetas están indicadas con cruces. Las líneas a trazos marcan los valores solares.

Para la muestra de subgigantes, en general, la mayoría de las especies no muestran diferencias significativas entre estrellas con y sin planetas. Ambas muestras se superponen en la mayoría de los intervalos de $[Fe/H]$. Sin embargo, para $[Fe/H] > 0$ notamos una ligera sobreabundancia en V, Co, Mn y menos evidente en Ti y Cr para las SGCP con respecto a las SGSP. No obstante, observamos que 4 de las estrellas con los valores de $[X/Fe]$ más altos (HD 158038, HD 73534, HD 27442, and HD 177830), corresponden

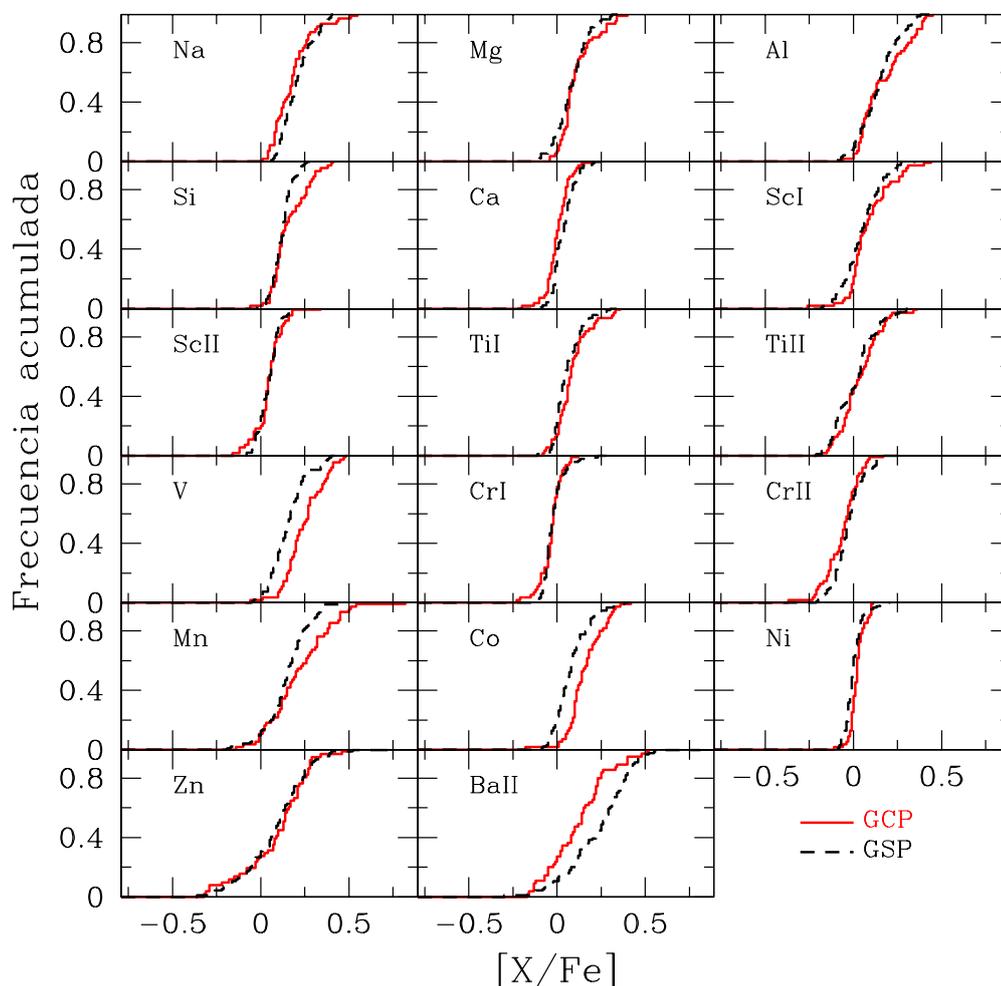


Figura 5.11: Histogramas de frecuencia acumulada de $[X/Fe]$ ($X = \text{Na}, \text{Mg}, \text{Al}, \text{Si}, \text{Ca}, \text{ScI}, \text{ScII}, \text{TiI}, \text{TiII}, \text{V}, \text{CrI}, \text{CrII}, \text{Mn}, \text{Co}, \text{Ni}, \text{Zn}, \text{BaII}$) para la muestra de gigantes con planetas (línea continua) y la muestra de gigantes sin planetas (línea a trazos).

a estrellas con $T_{\text{eff}} < 5000$ K. Una situación similar ocurre para $[\text{Fe}/\text{H}] < 0$, donde 3 estrellas de la muestra de control tienen $T_{\text{eff}} < 5000$ K. Gilli et al. (2006) y Neves et al. (2009) reportaron que la remoción de las estrellas más frías de la muestra analizada reduce la dispersión, en particular para el Ti, V, Co, Sc, and Al. Una sobreestimación de las abundancias químicas en las estrellas más frías puede estar relacionada con efectos de superposición o *blending* de las líneas espectrales, desviación de las condiciones de equilibrio de ionización y excitación (Neves et al. 2009) e incluso efectos NLTE (Bodaghee et al. 2003).

En la Figura 5.13 presentamos las tendencias $[X/Fe]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$, pero ahora usando valores promedios para cada intervalo y removiendo las estrellas “frías” ($T_{\text{eff}} < 5000$ K). Los intervalos de $[\text{Fe}/\text{H}]$ son de 0.2 dex de ancho y están centrados en $-0.6, -0.4,$

Tabla 5.7.: Estadística de los cocientes $[X/Fe]$ para la muestra de subgigantes

$[X/Fe]$	Prom	Med	σ	Prom	Med	σ	Dif. de prom (SGCP–SGSP)	Dif. de med (SGCP–SGSP)	p-KS
	SGCP			SGSP					
Na	0.13	0.14	0.08	0.12	0.12	0.07	0.01	0.02	0.93
Mg	0.05	0.04	0.05	0.08	0.07	0.11	–0.03	–0.03	0.13
Al	0.09	0.09	0.10	0.12	0.11	0.12	–0.02	–0.01	0.63
Si	0.05	0.05	0.04	0.07	0.06	0.06	–0.02	–0.01	0.54
Ca	0.00	0.00	0.05	0.03	0.02	0.08	–0.02	–0.02	0.43
Sc I	0.05	0.05	0.05	0.08	0.07	0.11	–0.03	–0.02	0.21
Sc II	0.08	0.08	0.04	0.09	0.07	0.07	–0.01	0.00	0.51
Ti I	0.07	0.07	0.06	0.08	0.06	0.11	–0.01	0.01	0.57
Ti II	0.06	0.06	0.08	0.06	0.05	0.10	0.00	0.01	0.53
V	0.15	0.09	0.20	0.13	0.09	0.14	0.02	–0.01	1.00
Cr I	0.00	0.00	0.04	0.00	0.00	0.05	0.00	0.00	0.80
Cr II	0.01	0.00	0.05	–0.02	–0.02	0.08	0.03	0.01	0.36
Mn	0.14	0.09	0.17	0.06	0.07	0.12	0.07	0.02	0.43
Co	0.12	0.08	0.12	0.07	0.06	0.09	0.05	0.02	0.65
Ni	0.04	0.03	0.05	0.01	0.01	0.04	0.02	0.02	0.08
Zn	0.11	0.08	0.14	0.10	0.08	0.14	0.01	0.00	0.95
Ba II	0.04	0.07	0.11	0.02	0.04	0.13	0.02	0.03	0.75

–0.2, 0.0, 0.2, and 0.4 dex. Las diferencias para los elementos discutidos arriba existe solamente en los intervalos más altos de metalicidad. En las SGCP, las abundancias de Ba II parecen ser sistemáticamente más altas que las de las SGSP para los intervalos de baja metalicidad. Sin embargo, notamos que en todos los casos las discrepancias están dentro de los niveles de dispersión. Más aún, los dos intervalos de menor metalicidad de las SGCP contienen sólo una estrella. En conclusión, aunque hay algunas diferencias en el plano $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$, son sutiles y diluídas por la alta dispersión.

En general, estos resultados concuerdan con los trabajos previos en estrellas de secuencia principal que no encuentran diferencias significativas entre estrellas con y sin planetas (ver por ej., Beirão et al. 2005; Bodaghee et al. 2003; Fischer & Valenti 2005; Gilli et al. 2006; Takeda et al. 2008; Neves et al. 2009). Sin embargo estos y otros trabajos reportaron posibles diferencias para algunos elementos como por ejemplo Sadakane et al. (2002) para el V y Co, Bodaghee et al. para el V, Mn, Ti y Co; y Gilli et al. para V, Co, Mg y Al. Otros autores han encontrado diferencias significativas en otros elementos en enanas de secuencia principal. Por ejemplo, Robinson et al. (2006) reportaron sobreabundancias de Ni y Si, mientras que Gonzalez & Laws (2007) encontraron diferencias principalmente para Al y Si. Recientemente Kang et al. (2011) reportaron sobreabundancias sistemáticas de Mn en enanas de secuencia principal con planetas, mientras que Adibekyan et al. (2012a) encontraron una sobreabundancia de elementos α en estrellas de tipo solar con planetas en el rango de metalicidades bajas.

En el caso de las estrellas gigantes (Figura 5.14), observamos las mismas tendencias generales que en el caso de las estrellas subgigantes. En general, no se distinguen

Tabla 5.8.: Estadística de los cocientes $[X/Fe]$ para la muestra de gigantes

$[X/Fe]$	Prom	Med GCP	σ	Prom	Med GSP	σ	Dif. de prom (GCP–GSP)	Dif. de med (GCP–GSP)	p-KS
Na	0.19	0.18	0.12	0.22	0.20	0.09	–0.03	–0.02	0.047
Mg	0.12	0.09	0.10	0.09	0.09	0.09	0.03	0.00	0.415
Al	0.18	0.14	0.13	0.15	0.15	0.11	0.03	–0.01	0.369
Si	0.17	0.13	0.10	0.13	0.14	0.06	0.04	–0.01	0.045
Ca	0.02	0.01	0.07	0.05	0.03	0.06	–0.03	–0.02	0.050
Sc I	0.10	0.06	0.13	0.06	0.05	0.11	0.04	0.01	0.150
Sc II	0.06	0.05	0.08	0.06	0.06	0.06	0.00	–0.01	0.852
Ti I	0.10	0.08	0.10	0.07	0.05	0.08	0.03	0.03	0.079
Ti II	0.05	0.03	0.12	0.02	0.03	0.12	0.02	0.00	0.268
V	0.26	0.25	0.11	0.17	0.16	0.11	0.09	0.09	0.000
Cr I	–0.02	–0.02	0.06	–0.01	–0.02	0.07	–0.02	0.00	0.510
Cr II	–0.05	–0.04	0.10	–0.02	–0.03	0.09	–0.03	–0.01	0.198
Mn	0.23	0.21	0.18	0.16	0.17	0.13	0.07	0.04	0.033
Co	0.17	0.15	0.10	0.09	0.08	0.10	0.08	0.07	0.000
Ni	0.03	0.03	0.04	0.01	0.01	0.05	0.02	0.02	0.013
Zn	0.11	0.14	0.19	0.10	0.12	0.19	0.00	0.03	0.884
Ba II	0.14	0.15	0.17	0.25	0.27	0.19	–0.11	–0.12	0.000

fácilmente diferencias entre las estrellas con y sin planetas. En comparación con las subgigantes, las gigantes muestran una dispersión más alta en especies como V, Mn, Zn y Ba. Más aún, algunos puntos anómalos u “outliers” con abundancias altas pueden identificarse fácilmente para el Na, Ti I, Ti II, V, Mn, Co, Zn y Ba. Estos puntos corresponden a una estrella con planetas (HD 1690) y a 7 estrellas de la muestra de control (HD 32887, HD 50778, HD 107446, HD 124882, HD 131109, HD 151249 y HD 152980), todas con gravedades superficiales por debajo de 2.0 dex.

En la Figura 5.15 presentamos el mismo gráfico que antes pero ahora con los valores bineados y los puntos anómalos eliminados. Notamos pequeñas diferencias entre las muestras de GCP y GSP para algunos elementos. Por ejemplo, el Na presenta un cambio de pendiente: las GCP, comparadas con las GSP, muestran abundancias mayores en el rango de metalicidades bajas, situación que se revierte a partir de ~ -0.10 dex para las GSP, que tienen abundancias relativamente altas. Una situación similar, aunque sin la inversión de pendiente, parece ocurrir para el Si en el rango de metalicidades subsolares, donde las GCP muestran un pequeño exceso en abundancia con respecto a las GSP. Por otro lado las estrellas con planetas presentan una sobreabundancia sistemática en V, Co y Mn para casi todo el rango de metalicidad, mientras que la tendencia opuesta parece ocurrir para el Ba, para el que las GCP muestran menores abundancias que la muestra de control. Al igual que antes, estos resultados deben ser tomados con cautela debido a que las diferencias son pequeñas y muy cercanas a los valores de la dispersión.

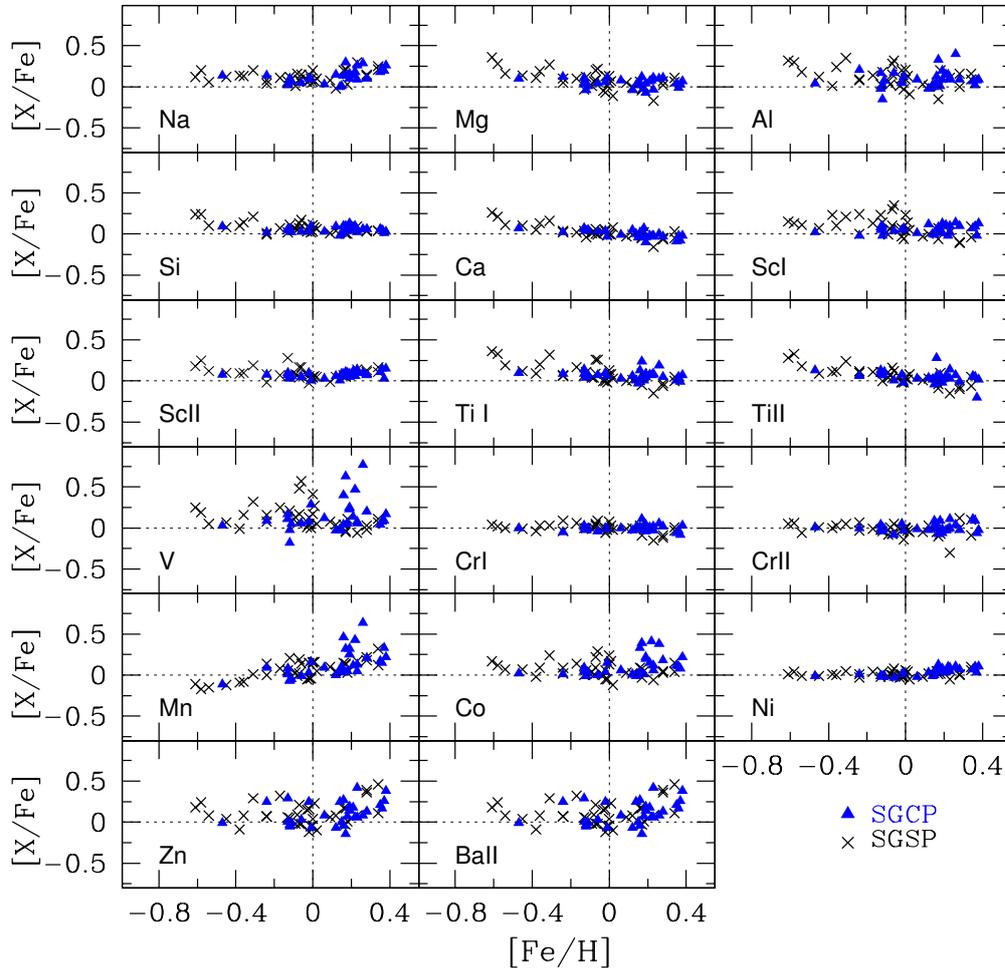


Figura 5.12: $[X/H]$ vs. $[Fe/H]$ para las estrellas subgigantes (triángulos llenos) y la muestra de control (cruces). Las líneas a trazos representan los valores solares.

5.5. Conclusiones

En este capítulo calculamos las abundancias químicas de 14 elementos (Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Zn y Ba), relativas a las abundancias solares, para la muestra completa de 86 estrellas con planetas (56 gigantes y 30 subgigantes) y 137 estrellas sin planetas (101 gigantes y 36 subgigantes), con el objetivo principal de buscar diferencias entre las muestras de estrellas con y sin planetas. Las abundancias se calcularon de manera homogénea en LTE, a partir de los EW de una lista de líneas no solapadas y los modelos de atmósferas y parámetros fundamentales calculados en el Capítulo 3. Encontramos un buen acuerdo con otras determinaciones de la literatura.

Analizando las distribuciones de los cocientes $[X/H]$, encontramos que, de manera similar al exceso en $[Fe/H]$, las subgigantes con planetas muestran una sobreabundancia clara en todos los elementos con respecto a las estrellas de control sin planetas, lo

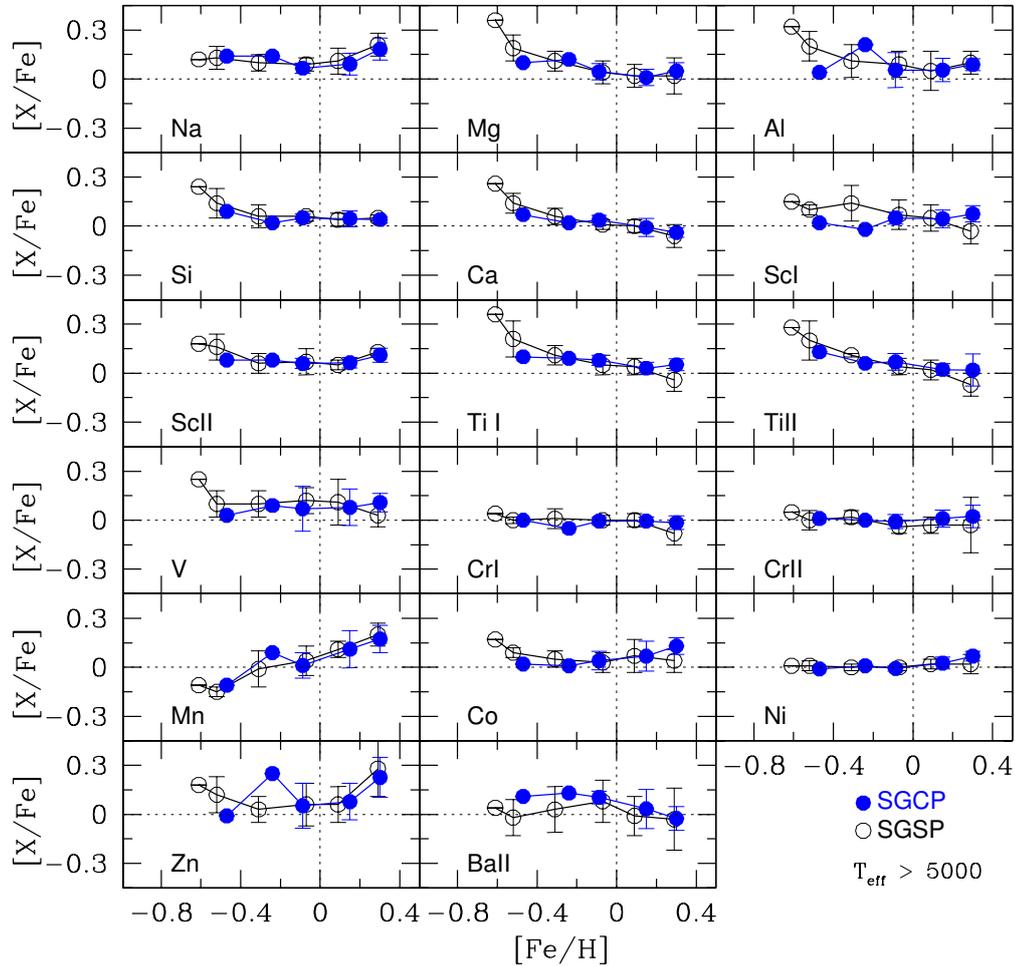


Figura 5.13: Misma figura que la anterior, excepto que los puntos corresponden a valores promedio en intervalos de $[\text{Fe}/\text{H}]$ de 0.2 dex, centrados en -0.6 , -0.4 , -0.2 , 0.0 , $+0.2$ y $+0.4$ dex. Las estrellas “frías” ($T_{\text{eff}} < 5000$ K) se han removido. Las barras de error representan la desviación estándar alrededor del valor promedio.

que concuerda con los resultados obtenidos en las estrellas de secuencia principal. Sin embargo, al igual que en el caso del hierro, no encontramos diferencias significativas entre las distribuciones de $[\text{X}/\text{H}]$ de las GCP y GSP, para la mayoría de los elementos. No obstante, GCP y GSP presentan posibles diferencias en algunos elementos: las GCP tienen una sobreabundancia de V, de ~ 0.10 dex, en comparación con la muestra de control, mientras que para el Ba y Na, las GCP muestran menores abundancias que las estrellas de control por al menos ~ 0.10 dex.

Por otro lado, analizando los cocientes $[\text{X}/\text{Fe}]$ encontramos que, en general, las distribuciones de $[\text{X}/\text{Fe}]$ de las subgigantes con y sin planetas no presentan diferencias claras. El mismo comportamiento ocurre para la muestra de las gigantes. Sin embar-

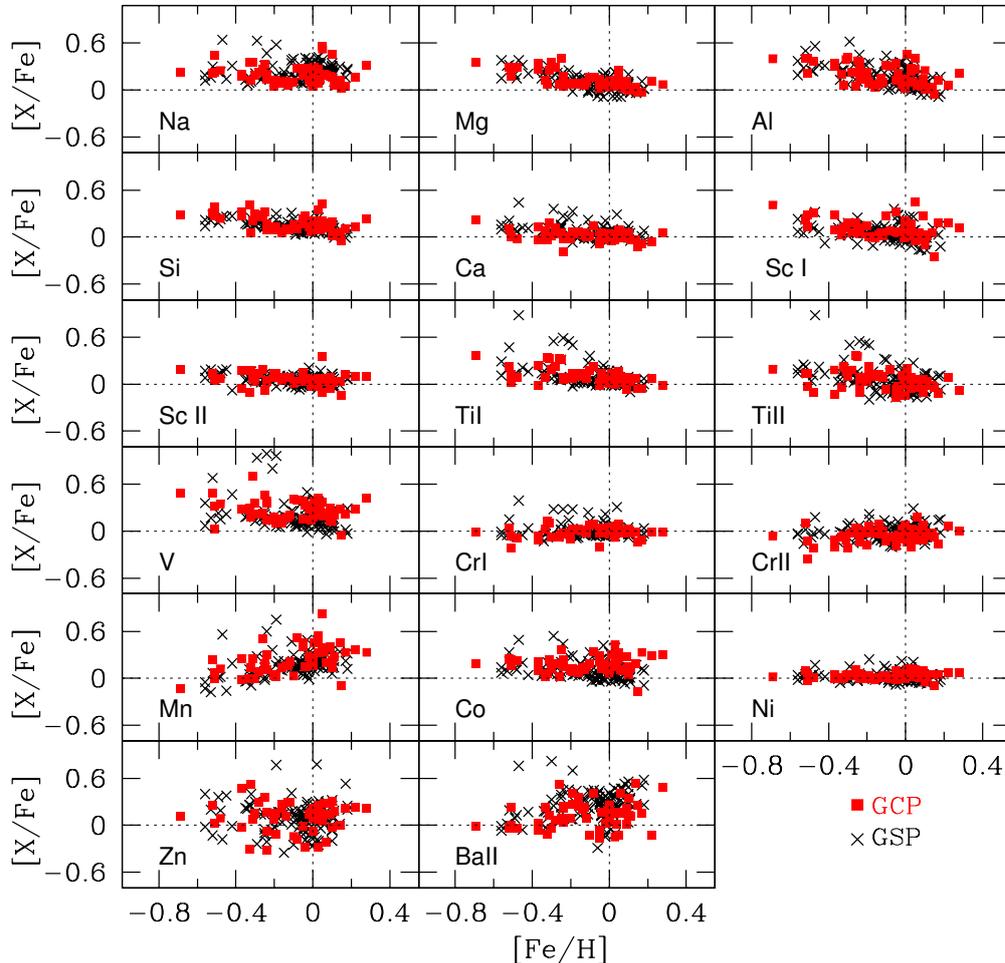


Figura 5.14: $[X/H]$ vs. $[Fe/H]$ para las estrellas gigantes (cuadrados llenos) y la muestra de control (cruces). Las líneas a trazos representan los valores solares.

go, observamos una diferencia significativa para el Ba, donde las GCP muestran, en promedio, menor abundancia que las GSP por ~ 0.11 dex. Encontramos un resultado similar para el Na y el Ca, aunque en menor grado. Para el V y Co observamos la tendencia opuesta, las GCP muestran un exceso promedio de ~ 0.09 dex, en comparación con las GSP. Para el Mn detectamos un comportamiento similar aunque mucho menos evidente. Recalcamos que las conclusiones para el Na y Ba deben ser tomadas como resultados preliminares debido al número reducido de líneas utilizadas en el cálculo de sus abundancias.

Finalmente, encontramos que las subgigantes con y sin planetas con la misma $[Fe/H]$ parecen tener un comportamiento similar en el plano $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para la mayoría de los elementos. Sin embargo, en los intervalos de mayor metalicidad, las SGCP podrían tener una sobreabundancia muy sutil con respecto a la muestra de control. La

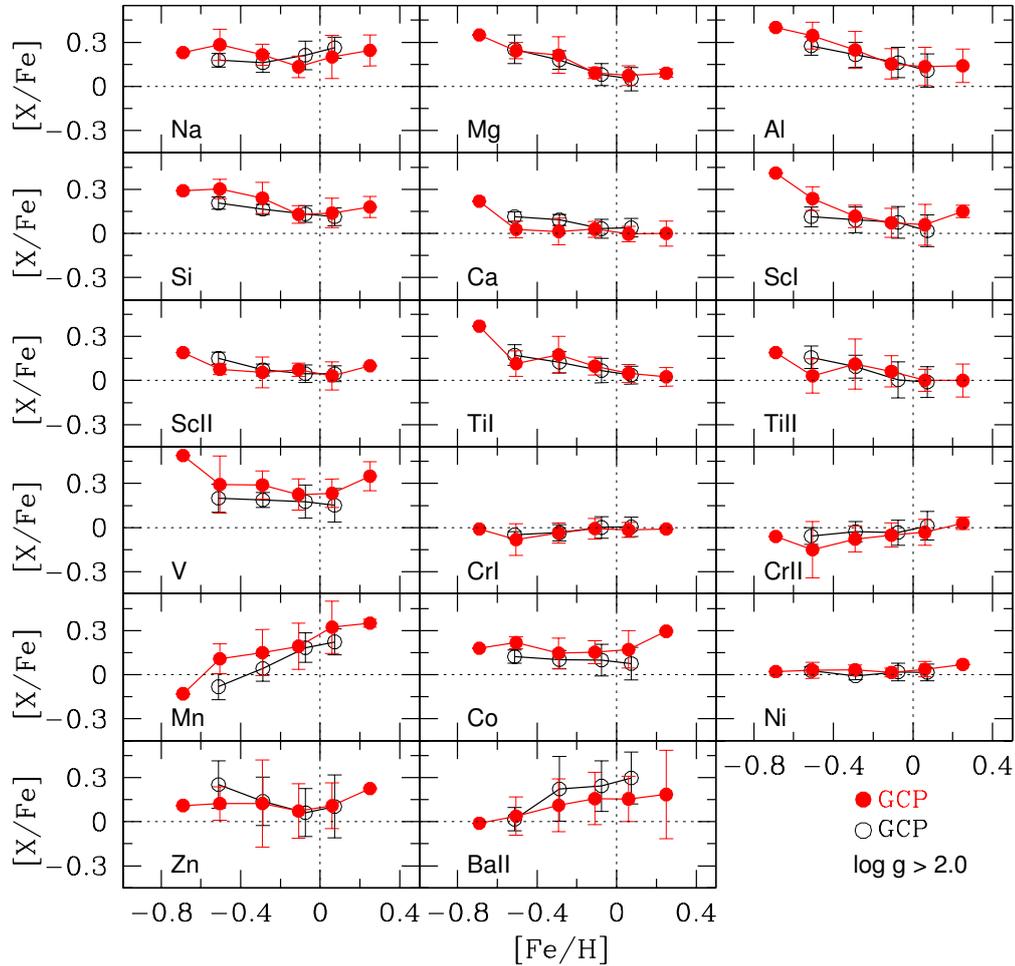


Figura 5.15: Misma figura que la anterior, excepto que los puntos corresponden a valores promedio en intervalos de $[\text{Fe}/\text{H}]$ de 0.2 dex, centrados en -0.6 , -0.4 , -0.2 , 0.0 , $+0.2$ y $+0.4$ dex. Las estrellas de baja gravedad ($\log g < 2.0$) se han removido. Las barras de error representan la desviación estándar alrededor del valor promedio.

tendencia opuesta parecería suceder en el caso del Ba, donde las abundancias de las estrellas con planetas son sistemáticamente mayores que las correspondientes a las estrellas sin planetas en los intervalos de metalicidad subsolar. En el caso de las gigantes, encontramos una sobreabundancia sistemática en V, Co y Mn para las estrellas con planetas, mientras que lo opuesto ocurre para el Ba. Al igual que antes, las diferencias son pequeñas y deben ser tomadas con precaución.

Capítulo 6

Propiedades planetarias y abundancias químicas¹

6.1. Introducción

Varios estudios han intentado buscar correlaciones entre los parámetros orbitales planetarios y la metalicidad de las estrellas huéspedes de secuencia principal con el objeto de identificar las principales señales observacionales de los procesos de formación y evolución de los sistemas planetarios. Por ejemplo, se ha sugerido que planetas de corto período podrían haber experimentado una migración “hacia adentro” significativa, lo que induciría una fuerte polución de la atmósfera estelar, y por lo tanto las estrellas huéspedes mostrarían un exceso de metalicidad (Lin et al. 1996; Murray et al. 1998). Por el contrario, planetas en órbitas más grandes habrían experimentado una menor migración orbital y por lo tanto habrían provocado menor acreción sobre la estrella huésped (Lin et al. 1996; Fischer & Valenti 2005).

Por otro lado, también sería posible que la migración fuese sensible a la metalicidad inicial de la nube (Gonzalez & Vanture 1998; Gonzalez 2006; Murray & Chaboyer 2002). Si bien algunos modelos indican que la migración no sería muy dependiente de la metalicidad del disco (Livio & Pringle 2003), una mayor metalicidad disminuiría el tiempo de formación de los planetas gigantes (ver Sección 1.6, Ida & Lin 2004; Benz et al. 2006). La rápida formación de los planetas les daría más tiempo para migrar, lo que podría explicar también una posible correlación entre la metalicidad y el período orbital (Udry & Santos 2007).

Varios autores han sugerido una ausencia de planetas de corto periodo ($P \leq 5$ días) alrededor de estrellas con $[\text{Fe}/\text{H}] < 0$ (Gonzalez & Vanture 1998; Queloz et al. 2000;

¹El contenido de este capítulo fue publicado en *Astronomy & Astrophysics*, Vol. 574, P. 50. (2015).

Sozzetti 2004; Adibekyan et al. 2013). Sin embargo, otros estudios no han reportado evidencia clara de una correlación entre la metalicidad estelar y el período orbital (Santos et al. 2001; Laws et al. 2003; Santos et al. 2003; Beirão et al. 2005). Además, Fischer & Valenti (2005) encontraron que tanto planetas de corto como de largo período tienden a orbitar estrellas de alta metalicidad. Según Fischer & Valenti (2005), estos resultados debilitan el escenario de acreción como responsable de la correlación planeta-metalicidad.

Además del período orbital, se han explorado relaciones entre la metalicidad estelar y otras propiedades planetarias, tales como la masa mínima, la excentricidad orbital, y la multiplicidad (Laws et al. 2003; Santos et al. 2003; Fischer & Valenti 2005; Wright et al. 2009; Mayor et al. 2011; Adibekyan et al. 2013). Aunque no se han encontrado correlaciones significativas, se han presentado varias tendencias iniciales. Por ejemplo, puesto que la frecuencia de planetas parece ser una función sensible a la metalicidad estelar, se ha explorado si la masa de los planetas formados también está correlacionada con la metalicidad estelar. Los resultados de Fischer & Valenti (2005) indican que la masa de los planetas detectados aumenta con la metalicidad, implicando que la masa total del disco que es finalmente empleada para formar planetas podría estar regulada por la metalicidad estelar. Sin embargo, debido a que el número de planetas detectados alrededor de estrellas pobres en metales es bajo, advierten que se trata de una tendencia emergente. Recientemente, Kang et al. (2011) encuentran que las estrellas con metalicidades bajas tienden a tener planetas de masa baja en lugar de un planeta gigante masivo. En el caso de la excentricidad orbital, planetas de alta y baja excentricidad orbital parecen orbitar estrellas ricas en metales (Santos et al. 2003; Fischer & Valenti 2005).

Además de correlaciones entre los parámetros planetarios y la metalicidad estelar, unos pocos estudios han buscado correlaciones con las abundancias de otros elementos, tal como Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co y Ni, pero no hallaron correlaciones evidentes (Beirão et al. 2005; Kang et al. 2011). No obstante, recientemente, Adibekyan et al. (2012a) encontraron que las estrellas con planetas de masa baja (Neptunos y súper-Tierras), aunque preferentemente son pobres en metales (ver Sección 1.4.1), muestran un exceso de elementos alfa en relación con las estrellas sin planetas detectados. Estos resultados indicarían que algunos metales, además del hierro, podrían tener un rol importante en la formación planetaria si la cantidad de este último es baja.

En el caso de las estrellas evolucionadas, la búsqueda de relaciones entre las propiedades planetarias y las abundancias químicas de sus estrellas huéspedes cuenta con un único antecedente: Maldonado et al. (2013) analizan la metalicidad, derivada de manera uniforme, de 67 gigantes con planetas y 16 subgigantes con planetas en función de la distancia orbital y la masa planetaria mínima. Estos autores sugieren una relación decreciente entre la metalicidad estelar y la masa de los planetas más masivos. En ese trabajo la inspección de relaciones entre las propiedades planetarias y las abundancias

químicas sólo se limitó al contenido del hierro.

6.1.1. Objetivos

En vista de la información relevante que pueden aportar a los modelos de formación y evolución planetaria las posibles relaciones entre las propiedades planetarias (masa mínima, distancia orbital, excentricidad y multiplicidad) y las abundancias químicas de sus estrellas huéspedes, en este capítulo buscamos tales relaciones analizando el número total de planetas que orbitan las estrellas evolucionadas de la muestra definida en el Capítulo 2. Una motivación adicional para esta búsqueda, es que los trabajos previos se han enfocado casi exclusivamente en estrellas de secuencia principal con planetas y en el caso de estrellas evolucionadas, el análisis sólo se ha limitado al estudio del hierro. Además, como segundo objetivo, investigamos potenciales diferencias entre las propiedades de los planetas alrededor de gigantes y subgigantes.

6.2. Parámetros planetarios y abundancias químicas estelares

Para llevar a cabo los objetivos de este trabajo utilizamos las abundancias químicas del Fe derivadas en el Capítulo 3 (Tabla 3.2), y de los otros 14 elementos (Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Zn y Ba) derivadas en el Capítulo 5 (Tablas 5.2 y 5.3), para la muestra de 86 estrellas evolucionadas con planetas (56 gigantes y 30 subgigantes). Por su parte, los parámetros planetarios tales como masa mínima ($M_{p, \text{sen } i}$), semieje mayor (a), período orbital (P) y excentricidad orbital (e) fueron compilados de la *Enciclopedia de Planetas Extrasolares* y la base de datos *Exoplanet Data Explorer*, y se encuentran listados en la Tabla 6.1.

Tabla 6.1.: Propiedades de los planetas que se encuentran alrededor de las estrellas evolucionadas analizadas en esta tesis

Planeta HD/Otro	$M_{p, \text{sen } i}$ (M_{Jup})	a (UA)	P (días)	e
Planetas alrededor de estrellas gigantes				
1502 b	2.91	1.27	431.8	0.10
1690 b	6.50	1.36	533.0	0.64
4313 b	2.17	1.13	356.0	0.04
4732 c	2.36	4.60	2732.0	0.23
4732 b	2.38	1.19	360.2	0.13
5891 b	5.23	0.64	177.1	0.06
11977 b	7.40	2.06	711.0	0.40

Tabla 6.1.: continuación

Planeta HD/Otro	$M_p \text{sen } i$ (M_{Jup})	a (UA)	P (días)	e
12929 b	1.72	1.13	380.0	0.25
15779 b	2.76	1.97	691.9	0.12
16400 b	4.31	2.28	952.7	0.21
18742 b	2.86	1.98	772.0	0.12
28305 b	7.68	1.94	594.9	0.15
28678 b	1.90	1.32	387.1	0.17
30856 b	1.86	2.04	912.0	0.12
33142 b	1.41	1.09	326.6	0.12
47205 b	2.43	1.80	763.0	0.14
47536 b	5.00	1.61	430.0	0.20
47536 c	7.00	3.72	2500.0	-
59686 b	5.25	0.91	303.0	0.07
62509 b	2.76	1.76	589.6	0.02
66141 b	6.00	1.20	480.5	0.07
73108 b	7.13	0.88	269.3	0.43
81688 b	2.69	0.81	184.0	0.00
89484 b	10.37	1.29	428.5	0.14
90043 b	1.84	1.41	455.2	0.18
90043 c	1.52	2.24	910.0	0.41
95089 b	1.13	1.39	507.0	0.16
96063 b	1.14	1.11	361.1	0.00
98219 b	2.12	1.32	436.9	0.00
107383 b	16.10	1.17	326.0	0.23
108863 b	2.77	1.45	443.4	0.00
110014 b	11.09	2.14	835.5	0.46
112410 b	9.18	0.57	124.6	0.23
120084 b	4.50	4.30	2082.0	0.66
122430 b	3.71	1.02	345.0	0.68
136512 b	1.48	0.83	187.8	0.19
137759 b	9.32	1.30	511.1	0.71
141680 b	1.70	1.08	277.0	0.11
142091 b	1.97	2.72	1300.0	0.13
148427 b	1.14	1.03	331.5	0.16
163917 b	24.00	1.90	530.0	0.13
163917 c	27.00	6.10	3186.0	0.18
170693 b	3.73	1.17	479.1	0.38
180902 b	1.56	1.38	479.0	0.09
181342 b	3.15	1.77	663.0	0.18
188310 b	1.78	0.54	136.8	0.00

Tabla 6.1.: continuación

Planeta HD/Otro	M_p sen i (M_{Jup})	a (UA)	P (días)	e
192699 b	2.29	1.12	345.5	0.13
199665 b	10.30	2.59	993.3	0.08
200964 b	1.95	1.64	613.8	0.04
200964 c	0.95	2.00	825.0	0.18
206610 b	1.97	1.54	610.0	0.23
210702 b	1.86	1.17	354.3	0.04
212771 b	2.70	1.17	373.3	0.11
219449 b	3.10	0.69	181.4	0.03
221345 b	4.68	0.82	185.8	0.00
222404 b	1.52	1.98	905.6	0.12
BD+48 738 b	1.27	1.11	392.6	0.20
NGC 2423-3 b	6.60	1.66	714.3	0.21
NGC 4349-127 b	9.90	1.68	677.8	0.19
Planetas alrededor de estrellas subgigantes				
10697 b	6.24	2.13	1075.0	0.10
11964 b	0.61	3.13	1945.0	0.04
11964 c	0.08	0.23	37.9	0.30
16141 b	0.25	0.36	75.5	0.25
16175 b	4.38	2.12	990.0	0.60
27442 b	1.37	1.19	428.0	0.06
33283 b	0.33	0.15	18.2	0.48
33473 b	7.20	23.40	2798.0	0.07
38529 b	0.80	0.13	14.3	0.24
38529 c	12.26	3.60	2146.0	0.35
38801 b	10.01	1.65	696.3	0.00
48265 b	1.21	1.59	762.0	0.24
60532 b	1.04	0.76	201.3	0.28
60532 c	2.46	1.58	604.0	0.02
73526 b	2.86	0.65	188.3	0.19
73526 c	2.42	1.02	377.8	0.14
73534 b	1.06	3.01	1770.0	0.07
88133 b	0.30	0.04	3.4	0.13
96167 b	0.69	1.35	498.9	0.71
117176 b	7.46	0.48	116.7	0.40
156411 b	0.73	1.87	842.0	0.22
156846 b	11.01	1.11	359.5	0.85
158038 b	1.79	1.49	521.0	0.29
159868 b	2.20	2.30	1178.4	0.01
159868 c	0.73	1.03	352.3	0.15

Tabla 6.1.: continuación

Planeta HD/Otro	$M_p \text{sen } i$ (M_{Jup})	a (UA)	P (días)	e
167042 b	1.63	1.29	420.8	0.09
171028 b	1.99	1.32	550.0	0.59
175541 b	0.53	0.96	297.3	0.33
177830 b	1.49	1.22	406.6	0.00
177830 c	0.15	0.51	110.9	0.35
179079 b	0.08	0.12	14.5	0.11
185269 b	0.95	0.07	6.8	0.30
190228 b	5.94	2.61	1136.1	0.53
190647 b	1.90	2.07	1038.1	0.18
219077 b	10.39	6.22	5501.0	0.77
219828 b	0.06	0.05	3.8	0.00

En las siguientes secciones analizamos posibles relaciones entre las propiedades de los planetas y las abundancias químicas de sus estrellas huéspedes. Además buscamos diferencias entre la población de planetas alrededor de gigantes y de subgigantes.

6.3. Sistemas multi-planeta y metalicidad estelar

Fischer & Valenti (2005) analizaron 14 sistemas multi-planeta (estrellas con más de un planeta detectado) y, aunque el número no es estadísticamente significativo, encontraron que la metalicidad promedio de las estrellas con más de un planeta es $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.18$ dex, mientras que la metalicidad promedio de las estrellas con un sólo planeta detectado es de $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.14$ dex. Posteriormente, con una muestra mayor, Wright et al. (2009) estudiaron 28 sistemas multi-planeta y encontraron que, en promedio, las estrellas con más de un planeta son más ricas en metales que las estrellas que albergan un único planeta por ~ 0.10 dex, sugiriendo que la metalicidad no sólo marca la ocurrencia planetaria sino también la multiplicidad entre las estrellas de secuencia principal con planetas.

Hasta la fecha se han detectado ~ 16 sistemas multi-planeta (con 2 planetas) alrededor de estrellas evolucionadas (exoplanet.eu), de los cuales 11 están incluidos en nuestra muestra (5 en estrellas gigantes y 6 en subgigantes). Estos números son muy pequeños como para hacer un análisis estadístico profundo. Sin embargo es notable que los 5 sistemas multi-planeta alrededor de subgigantes y 3 en gigantes orbiten estrellas con $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$. Además, para las subgigantes encontramos que sistemas multi-planetarios y de un único planeta detectado tienen metalicidades promedio de $+0.11$ dex y $+0.08$ dex, respectivamente, y medianas de $+0.08$ dex y $+0.16$ dex.

Tabla 6.2.: Medianas y promedios de $[\text{Fe}/\text{H}]$ de las estrellas con sistemas multi-planeta y estrellas con un único planeta detectado

Muestra	Sistema	$[\text{Fe}/\text{H}]$ (Mediana)	$[\text{Fe}/\text{H}]$ (Promedio)	N
Subgigantes	Multi-planeta	+0.11	+0.08	6
	1 planeta	+0.08	+0.16	24
Gigantes	Multi-planeta	0.00	-0.13	5
	Multi-planeta ^(a)	+0.01	+0.02	4
	1 planeta	-0.08	-0.12	51

^(a)Excluyendo la estrella HD 47536.

Para el caso de las gigantes, los sistemas multi-planetarios y los de un único planeta detectado tienen metalicidades promedio de -0.13 dex y -0.12 dex, respectivamente, sin embargo sus medianas son de 0.0 dex y -0.08 dex. En este caso notamos la inclusión de la gigante HD 47536, que tiene muy baja metalicidad ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.69$ dex). Esta gigante es un objeto peculiar puesto que sus parámetros estelares se desvían de los valores promedio tanto de la muestra de gigantes con planetas como de la muestra de control. Se trata de una estrella de masa baja ($0.91 M_{\odot}$) del disco fino, muy luminosa ($\sim 186 L_{\odot}$), con un gran radio ($22.4 R_{\odot}$) y una de las más viejas en la muestra de gigantes (10.15×10^{10} años). Si excluimos este objeto particular, el promedio y mediana para los sistemas multi-planeta alrededor de gigantes resultan de $+0.01$ dex y $+0.02$ dex, respectivamente. En este caso, los sistemas multi-planeta tienen, en promedio, un exceso de metalicidad de 0.14 dex con respecto a los sistemas de un único planeta detectado. En la Tabla 6.2 se resumen estos resultados.

De manera similar al caso de sistemas multi-planeta alrededor de estrellas de secuencia principal, estos números sugieren que las estrellas evolucionadas que albergan más de un planeta podrían tener un exceso de metalicidad con respecto a las estrellas en las que sólo se ha detectado un planeta. Sin embargo, debido a la estadística limitada, se trata de una tendencia inicial que debe ser puesta a prueba a medida que aumente el número de descubrimientos de sistemas multi-planeta alrededor de estrellas evolucionadas.

6.4. Distancia orbital

En la Figura 6.1 mostramos la metalicidad estelar en función del semieje mayor de los planetas alrededor de estrellas gigantes y subgigantes. La línea a trazos en $a \sim 0.5$ UA, en el panel (a), representa el límite a partir del cual no se han detectado planetas orbitando estrellas gigantes (ver por ej., Sato et al. 2008, 2010; Niedzielski et al. 2009). Como discutimos en la sección 1.5.3, es posible que la ocurrencia de

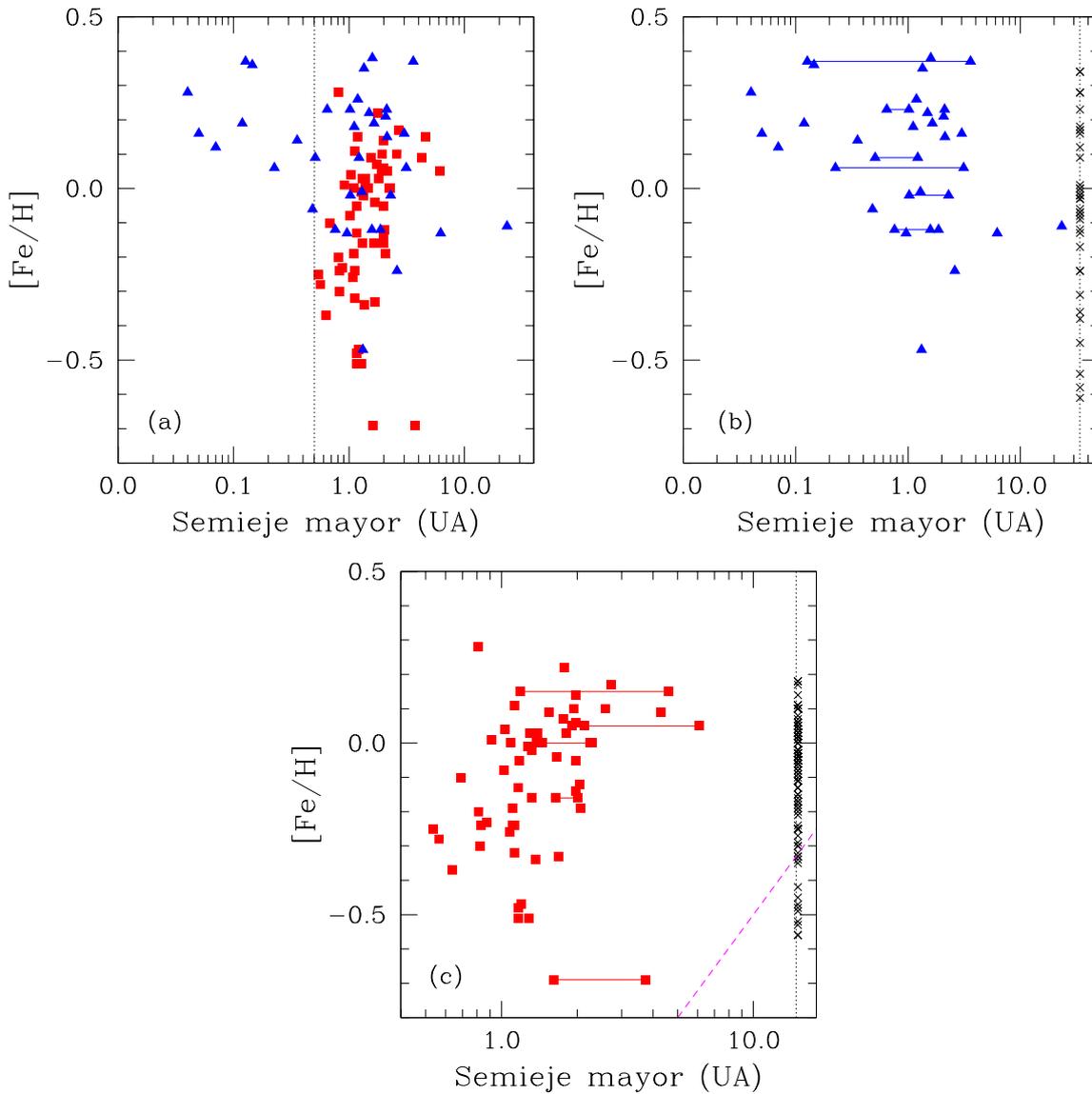


Figura 6.1: Metalicidad estelar en función del semieje mayor de los planetas alrededor de estrellas evolucionadas: (a) Planetas alrededor de subgigantes (triángulos) y gigantes (cuadrados). La línea a trazos en 0.5 UA indica el límite observacional para el que no se han detectado planetas alrededor de estrellas gigantes. (b) Planetas alrededor de subgigantes. (c) Planetas alrededor de gigantes. En este caso la línea a trazos representa la metalicidad crítica para la formación de planetas en el modelo de acreción de núcleo (ver Sección 1.6). En todos los casos las cruces indican las muestras de control sin planetas.

planetas alrededor de estrellas más masivas sea escasa o nula como consecuencia de un escenario diferente de formación planetaria, o que las variaciones intrínsecas de corto período de las estrellas gigantes (ver por ej., Hatzes & Cochran 1993, 1994; Hekker et al. 2006) oculten las señales de VR de los planetas de distancias orbitales pequeñas.

Sin embargo, también es posible que a medida que las estrellas evolucionan hacia la rama de las gigantes, los planetas de corto período sean acretaados por la estrellas en expansión como resultado de las fuerzas de marea (ver por ej., Siess & Livio 1999; Johnson et al. 2007b; Sato et al. 2008; Villaver & Livio 2009; Nordhaus et al. 2010).

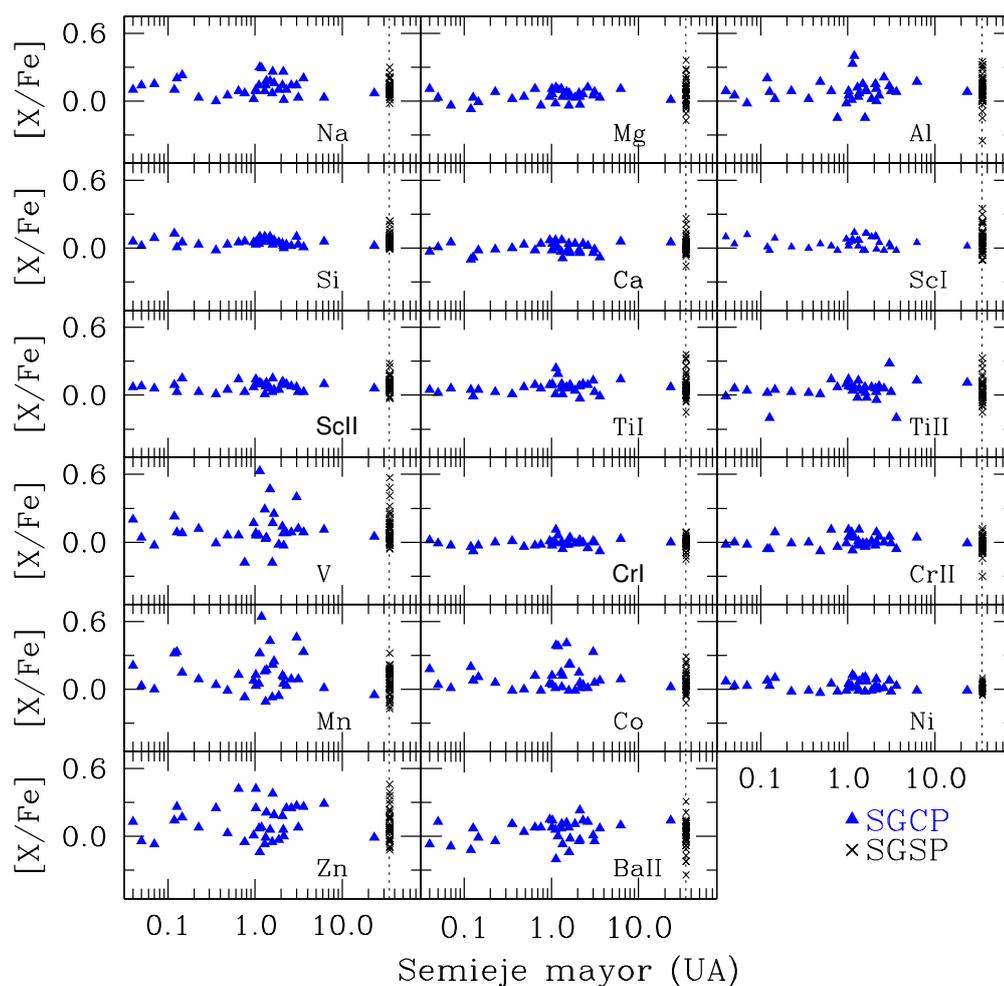


Figura 6.2: $[X/Fe]$ vs. semieje mayor de los planetas alrededor de subgigantes. Las estrellas sin planetas están indicadas con cruces.

A medida que las estrellas dejan la secuencia principal y evolucionan hacia la RGB se produce una caída significativa en la velocidad rotacional. Esta reducción es el resultado de la expansión de las capas superficiales como también de un proceso eficiente de frenado magnético (Gray 1989; do Nascimento et al. 2000). En consecuencia, las estrellas gigantes están caracterizadas por velocidades de rotación proyectada bajas, típicamente $v_{\text{sen } i} \lesssim 2\text{--}3 \text{ km s}^{-1}$ (Gray 1981, 1982; de Medeiros et al. 1996; Massarotti et al. 2008; Carlberg et al. 2011). Sin embargo, un porcentaje pequeño de las gigantes rojas se aparta de este comportamiento y muestra un exceso en $v_{\text{sen } i}$ de al menos \simeq

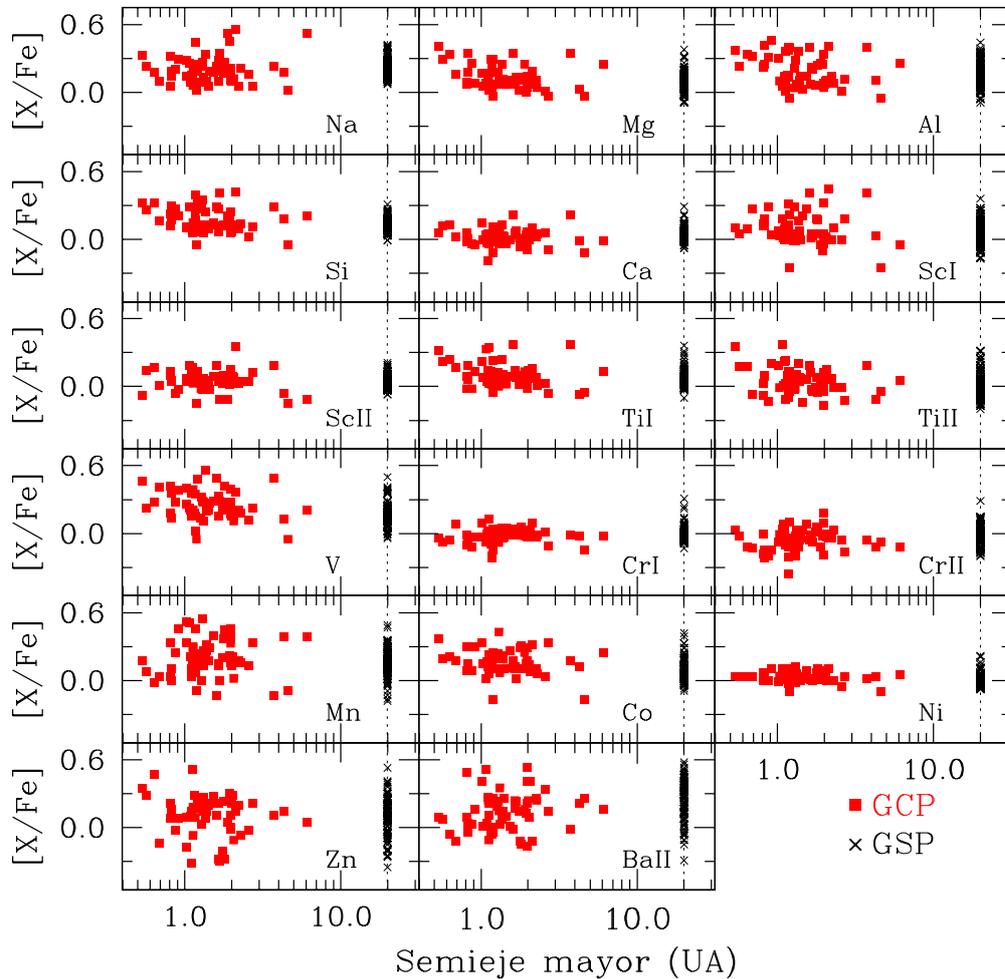


Figura 6.3: $[X/Fe]$ vs. semieje mayor de los planetas alrededor de gigantes. Las estrellas sin planetas están indicadas con cruces.

10 km s^{-1} (ver por ej., de Medeiros & Mayor 1999; Massarotti 2008; Carlberg et al. 2011). Varios estudios han sugerido que la acreción de una compañera subestelar podría transferir momento angular a la envoltura estelar y con ello producir un aumento sustancial en la velocidad rotacional de la estrella (Siess & Livio 1999; Carney et al. 2003; Massarotti 2008; Carlberg et al. 2011). Adoptando el valor de corte de $v_{\text{sen } i}$ de 8 km s^{-1} entre rotadores rápidos y lentos dado por Carlberg et al. (2012), no encontramos evidencia de rotación rápida en nuestra muestra de gigantes con y sin planetas. Todas las gigantes listadas en la Tabla 3.2 tienen $v_{\text{sen } i} \lesssim 4.67 \text{ km s}^{-1}$ y errores por debajo de los 1.5 km s^{-1} . En el Capítulo 7 analizamos otras posibles señales de acreción planetaria por parte de las gigantes rojas.

En el panel (b) de la Figura 6.1 mostramos $[Fe/H]$ vs. la distancia orbital de los planetas alrededor de estrellas subgigantes. Los sistemas multi-planeta están conectados

por líneas sólidas y las estrellas sin planetas están representadas por cruces. Como puede verse, los planetas con $a \gtrsim 0.5$ UA se encuentran alrededor de subgigantes con un amplio rango de metalicidades, incluyendo valores subsolares. Sin embargo, planetas que orbitan a distancias menores que ~ 0.5 UA se encuentran alrededor de subgigantes con $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$. Recientemente Adibekyan et al. (2013), analizando una gran muestra de enanas FGK, sugirieron que los planetas que orbitan estrellas pobres en metales tienen períodos orbitales más largos que aquéllos en sistemas de alta metalicidad. Por otro lado, para las estrellas gigantes (panel c, Figura 6.1), los planetas con $a \lesssim 1$ UA se encuentran orbitando estrellas de metalicidad subsolar, mientras que aquéllos con $a > 1$ UA se localizan también alrededor de gigantes con $[\text{Fe}/\text{H}] \gtrsim 0.0$ dex. Finalmente, en las Figuras 6.2 y 6.3 mostramos $[X/\text{Fe}]$ vs. a de los planetas orbitando subgigantes y gigantes, respectivamente. No se observa ninguna correlación evidente en estas figuras.

6.5. Masa Planetaria

La Figura 6.4 muestra la metalicidad estelar en función de la masa mínima de los planetas alrededor de subgigantes y gigantes. En el panel (a) se puede ver que la masa de los planetas alrededor de las subgigantes incluye aquéllos del tipo de Neptuno ($M_{\text{p,sen } i} \sim 0.05 M_{\text{Jup}} \simeq 17.15 M_{\oplus}$). No obstante sólo planetas con $M_{\text{p,sen } i} \gtrsim 0.95 M_{\text{Jup}}$ (línea punteada) han sido detectados alrededor de estrellas gigantes utilizando la técnica de VR. Esto probablemente representa un sesgo observacional de la técnica Doppler que, debido a la mayor variabilidad intrínseca de las gigantes, restringe la detección sólo a planetas gigantes. Sin embargo, al menos en las enanas de secuencia principal, la masa de los planetas detectados podría representar la cantidad principal de masa planetaria en las pocas UA interiores de las estrellas huéspedes (Fischer & Valenti 2005).

Además, como discutimos en la sección 1.5.3, varios estudios han mostrado que los planetas alrededor de las estrellas evolucionadas son, en promedio, más masivos que aquéllos alrededor de las estrellas de tipo solar (Lovis & Mayor 2007; Pasquini et al. 2007; Döllinger et al. 2009). Sin embargo, del panel (a) de la Figura 6.4, puede notarse que, despreciando los planetas alrededor de las subgigantes con masas menores a $0.95 M_{\text{Jup}}$, no parece haber diferencias significativas entre los planetas alrededor de gigantes y subgigantes. Si los planetas alrededor de subgigantes con $M_{\text{p,sen } i} \lesssim 0.95 M_{\text{Jup}}$ son excluidos, dado el posible sesgo observacional de la técnica Doppler para este tipo de planetas alrededor de las gigantes, encontramos que la distribución de la masa mínima de los planetas alrededor de subgigantes y gigantes tiene una mediana de $2.31 M_{\text{Jup}}$ y $2.76 M_{\text{Jup}}$, respectivamente. Más aún, 55 % y 43 % de los planetas alrededor de gigantes y subgigantes tienen $M_{\text{p,sen } i} > 2.5 M_{\text{Jup}}$. La probabilidad de que las distribuciones de masa de los planetas alrededor de subgigantes y gigantes deriven de la misma población es de ~ 90 % de acuerdo con la prueba KS.

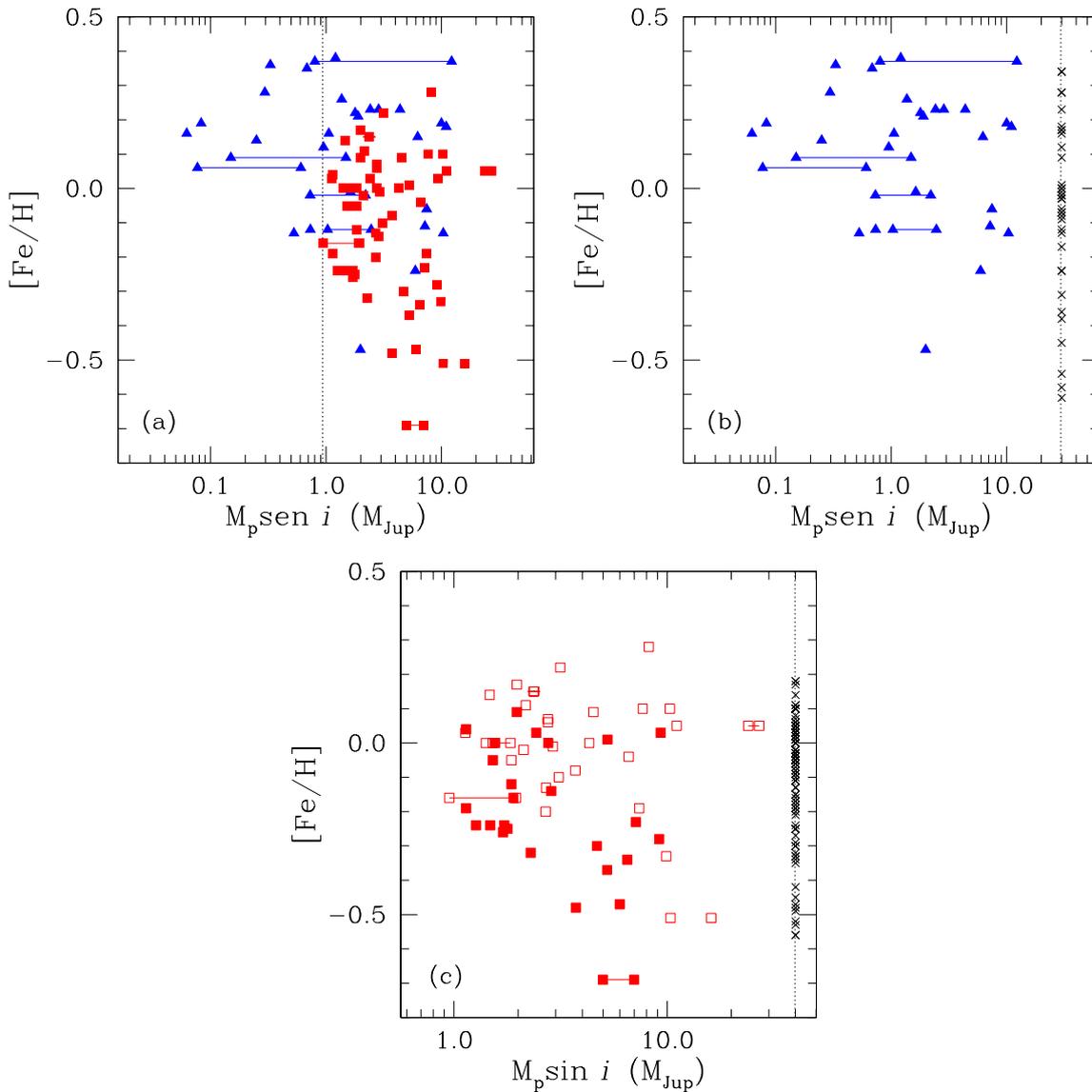


Figura 6.4: Metalicidad estelar en función de la masa mínima de los planetas alrededor de estrellas evolucionadas: (a) Planetas alrededor de subgigantes (triángulos) y gigantes (cuadrados). La línea punteada en $0.95 M_{Jup}$, representa el límite a partir del cual no se han detectado planetas alrededor de estrellas gigantes. (b) Planetas alrededor de subgigantes. (c) Planetas alrededor de gigantes. En este caso los cuadrados vacíos representan estrellas con $M_* > 1.5 M_\odot$ y los cuadrados llenos indican gigantes con $M_* \leq 1.5 M_\odot$. En todos los casos, las muestras de control están marcadas con cruces.

Recientemente, Jones et al. (2014) llegaron a una conclusión diferente, sugiriendo que las distribuciones de masa de planetas alrededor de gigantes y subgigantes son diferentes. Estos autores consideraron todos los planetas alrededor de subgigantes, incluyendo aquéllos con $M_p \sin i \lesssim 0.95 M_{Jup}$, que nosotros hemos excluido en este análisis. No obstante, Jones et al. aplicaron un corte en la masa estelar, considerando

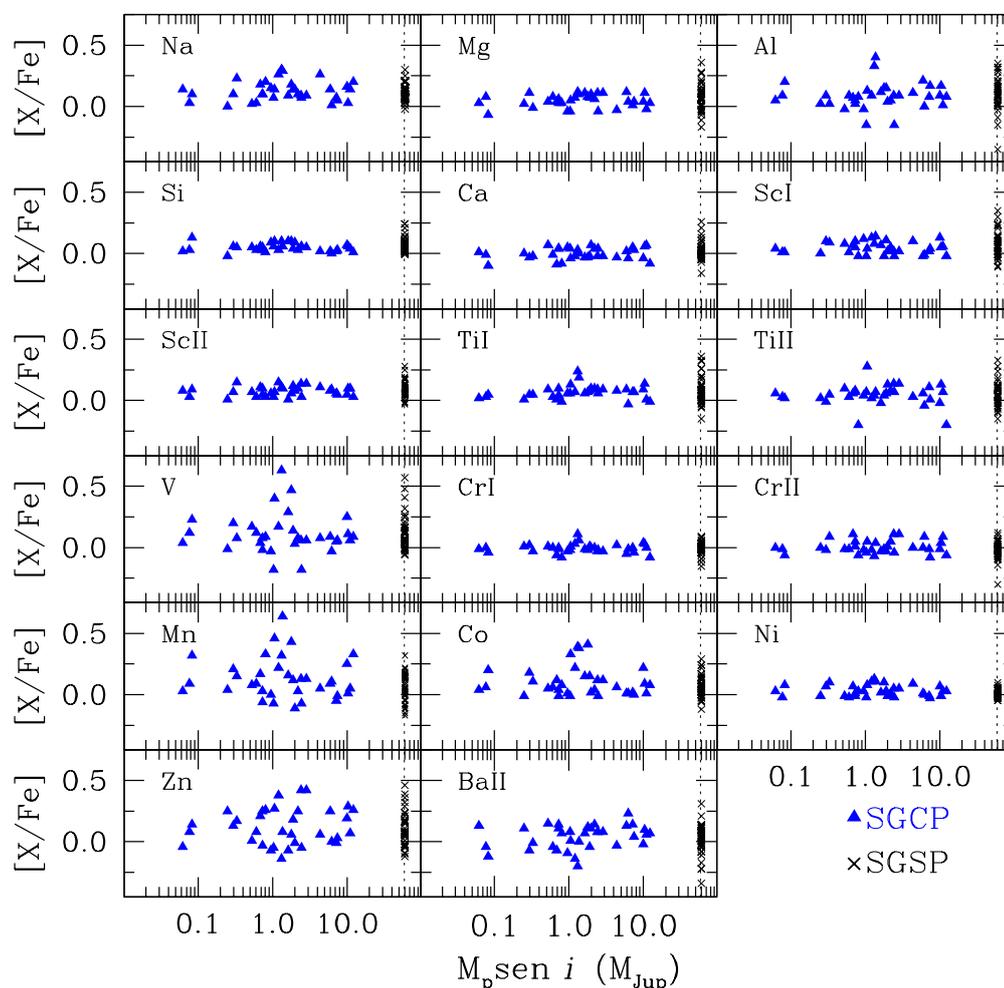


Figura 6.5: $[X/Fe]$ vs. $M_{p,sen i}$ de los planetas alrededor de gigantes. Las estrellas sin planetas están indicadas con cruces.

sólo aquellas estrellas con masas en el rango $0.9\text{--}2.0 M_{\odot}$. Más aún, estos autores no encontraron una correlación entre la masa planetaria y la masa estelar, lo que podría apoyar nuestros resultados.

Varios estudios en estrellas de tipo solar con planetas reportan que la correlación planeta-metalicidad podría no estar presente para planetas de masa baja, sugiriendo que las estrellas que albergan planetas del tipo de Neptuno o súper-Tierras tienen menor metalicidad que las estrellas que albergan planetas del tipo de Júpiter (Udry & Santos 2007; Sousa et al. 2008, 2011b; Johnson & Apps 2009; Bouchy et al. 2009; Ghezzi et al. 2010b; Mayor et al. 2011; Buchhave et al. 2012; Neves et al. 2013). En particular, Mayor et al. (2011) encontraron que la distribución de metalicidad de las enanas de secuencia principal que albergan planetas con masas menores a $30\text{--}40 M_{\oplus}$ (planetas tipo Neptuno y súper-Tierras) está claramente corrida hacia valores menores

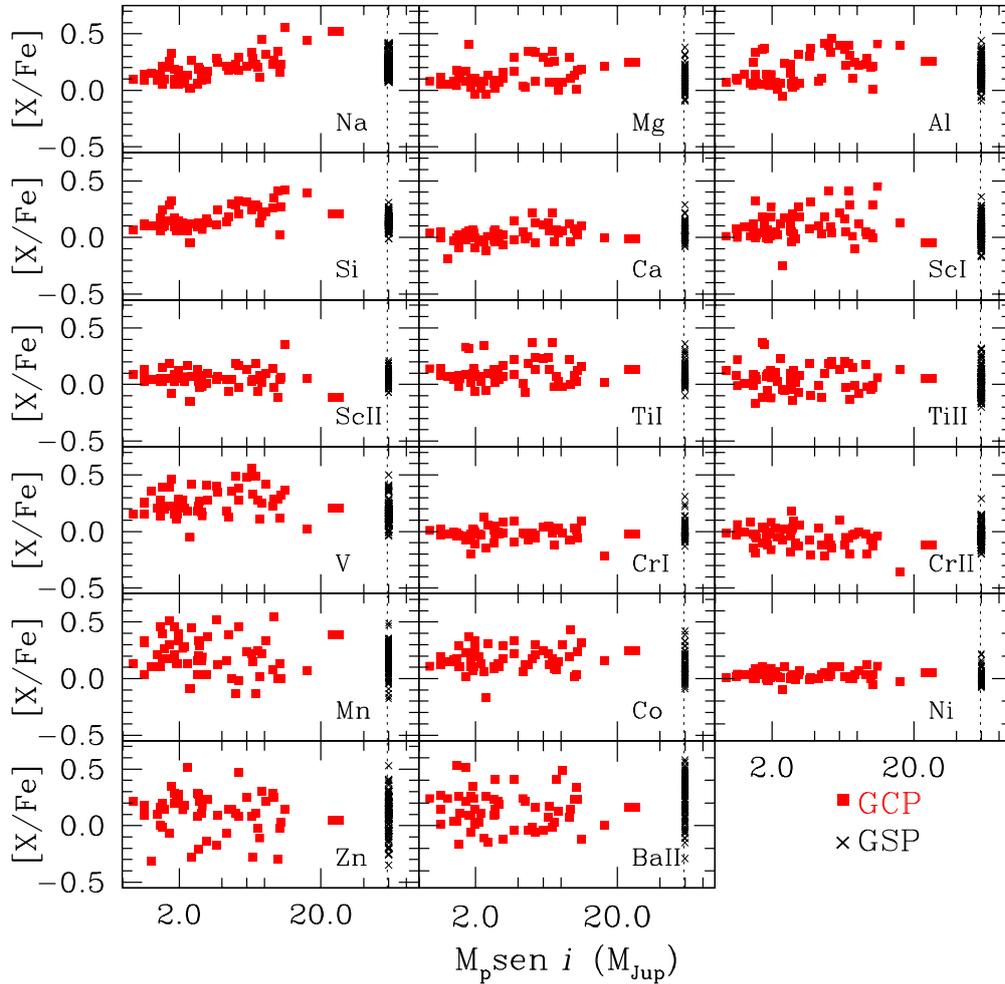


Figura 6.6: $[X/Fe]$ vs. $M_{p, \text{sen } i}$ de los planetas alrededor de gigantes. Las estrellas sin planetas están indicadas con cruces.

de $[Fe/H]$ comparado con las estrellas que albergan planetas gigantes con masas por arriba de $50 M_{\oplus}$.

Notablemente, para los planetas alrededor de subgigantes (panel b, Figura 6.4), puede verse un límite de masa planetaria similar al encontrado por Mayor et al. (2011, Fig.17): subgigantes con planetas menos masivos que $\sim 0.11 M_{\text{Jup}}$ ($35 M_{\oplus}$) tienen $[Fe/H] \lesssim +0.20$ dex, mientras que las subgigantes que albergan planetas más masivos tienen una mayor dispersión en metalicidades, incluyendo $[Fe/H] > +0.2$ dex. No obstante, debido a la diferencia entre el tamaño de nuestra muestra y la de Mayor et al., especialmente para las estrellas con planetas de masa baja, este resultado representa sólo una tendencia emergente y debe ser tomada con cautela.

Por otro lado, para planetas alrededor de gigantes (panel c, Figura 6.4), aunque no es claro, la metalicidad parecería disminuir con el incremento de la masa planetaria. Sin

embargo, como fue notado en primer lugar por Maldonado et al. (2013), esta tendencia ocurre principalmente para las estrellas con masas menores a $1.5 M_{\odot}$. Estos objetos están indicados con cuadrados llenos en el panel (c) de la Figura 6.4, mientras que las gigantes con masas superiores a $1.5 M_{\odot}$, representadas por cuadrados vacíos, parecen seguir la tendencia general de las subgigantes.

Como discutimos en el Capítulo 1, la falta de un exceso de metales en las estrellas de secuencia principal que albergan planetas de masa baja en comparación con aquéllas que albergan planetas gigantes gaseosos ha sido satisfactoriamente explicada dentro del marco de la teoría de acreción de núcleo para la formación planetaria (Mayor et al. 2011; Buchhave et al. 2012). Un ambiente de alta metalicidad (alto valor del cociente polvo-gas) permite la formación rápida de granos de polvo que se coagulan para dar lugar a los planetesimales. Estos planetesimales se fusionan para formar núcleos planetarios que cuando alcanzan las $\sim 10 M_{\oplus}$ comienzan a acretar gas del disco protoplanetario, y forman planetas gigantes gaseosos (Pollack et al. 1996). La acreción de gas continúa hasta la disipación del disco, usualmente en unos pocos millones de años. Sin embargo, en ambientes de baja metalicidad los núcleos planetarios no alcanzarían la masa crítica de $\sim 10 M_{\oplus}$ lo suficientemente rápido como para comenzar a acretar una cantidad abundante de gas antes de que el gas del disco se disipe.

La metalicidad subsolar encontrada para las estrellas gigantes con planetas, incluyendo 11 objetos con $[\text{Fe}/\text{H}] \lesssim -0.30$ dex, plantea el interrogante acerca de la formación de planetas gigantes dentro de un escenario con alta dependencia de la metalicidad tal como el modelo de acreción de núcleo (ver Sección 1.6). En el panel (c) de la Figura 6.1 hemos graficado, con una línea a trazos, la metalicidad mínima requerida para la formación planetaria dentro del modelo de acreción de núcleo de acuerdo con Johnson & Li (2012, ver Sección 1.6). Esta metalicidad crítica depende del semieje mayor como $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{critic}} \simeq -1.5 + \log(a/1AU)$. El objeto de nuestra muestra que más cerca se encuentra de la zona prohibida definida por este límite es HD 47536, pero no encontramos ningún sistema más allá de este límite. Como vimos en la sección 1.6, se ha sugerido que los discos protoplanetarios más masivos alrededor de las estrellas más masivas, tal como las gigantes, podrían compensar o contrarrestar los efectos de la baja metalicidad permitiendo la formación planetaria dentro del escenario de acreción de núcleo (Takeda et al. 2008; Ghezzi et al. 2010b; Alibert et al. 2011; Maldonado et al. 2013).

Otra posibilidad es que la formación planetaria se lleve a cabo por inestabilidad gravitacional de disco (Boss 1997, 1998b, 2010, ver Sección 1.6.). Puesto que este modelo no tendría una dependencia fuerte con la metalicidad de la nube protoplanetaria (Boss 2002), la formación planetaria alrededor de estrellas de baja metalicidad podría ocurrir naturalmente en este escenario. Sin embargo, Cai et al. (2006) y Meru & Bate (2010) sugieren que los ambientes de baja metalicidad podrían incrementar la formación planetaria, lo que explicaría la tendencia observada para los planetas alrededor de estrellas menos masivas que $1.5 M_{\odot}$, donde los planetas más masivos parecen orbitar las estrellas de menor metalicidad.

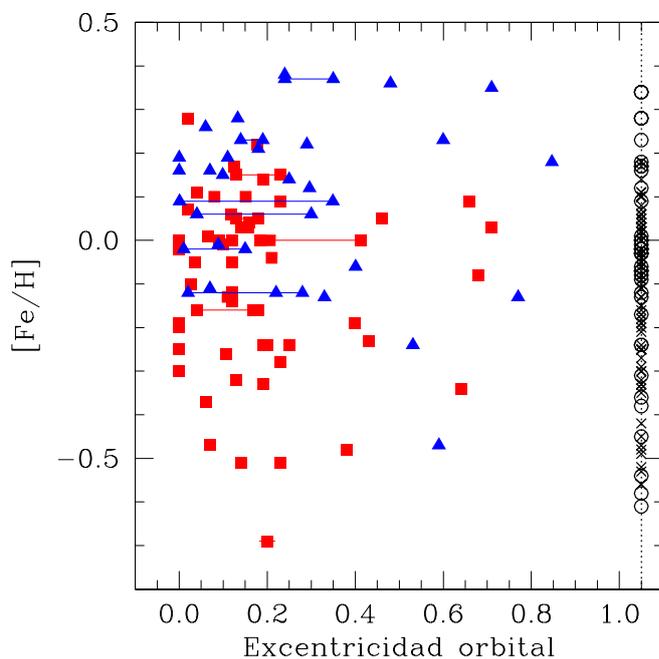


Figura 6.7: Metalicidad estelar vs. excentricidad orbital de los planetas alrededor de estrellas gigantes (cuadrados) y subgigantes (triángulos). Las gigantes sin planetas están indicadas con cruces, mientras que las subgigantes sin planetas están indicadas con círculos.

Finalmente, en las Figuras 6.5 y 6.6 mostramos $[X/Fe]$ vs. M_p en i para los planetas alrededor de subgigantes y gigantes. No encontramos ninguna correlación evidente entre las abundancias de las subgigantes y la masa planetaria. Este resultado es similar a los encontrados para estrellas de secuencia principal con planetas (Beirão et al. 2005; Kang et al. 2011). Sin embargo, para las estrellas gigantes parece haber una ligera relación entre las abundancias de Na y Si, y la masa planetaria mínima. Para estos dos elementos los cocientes $[Na/Fe]$ y $[Si/Fe]$ parecen aumentar con la masa planetaria. Lo mismo también podría suceder para el Mg, Al y Sc I, aunque la dispersión es más grande. No tenemos explicación para estas tendencias y, en este punto, vale la pena recordar que los resultados concernientes a elementos como Na, Al y Mg deben ser tomados con precaución debido al número limitado de líneas utilizadas en el cómputo de sus abundancias.

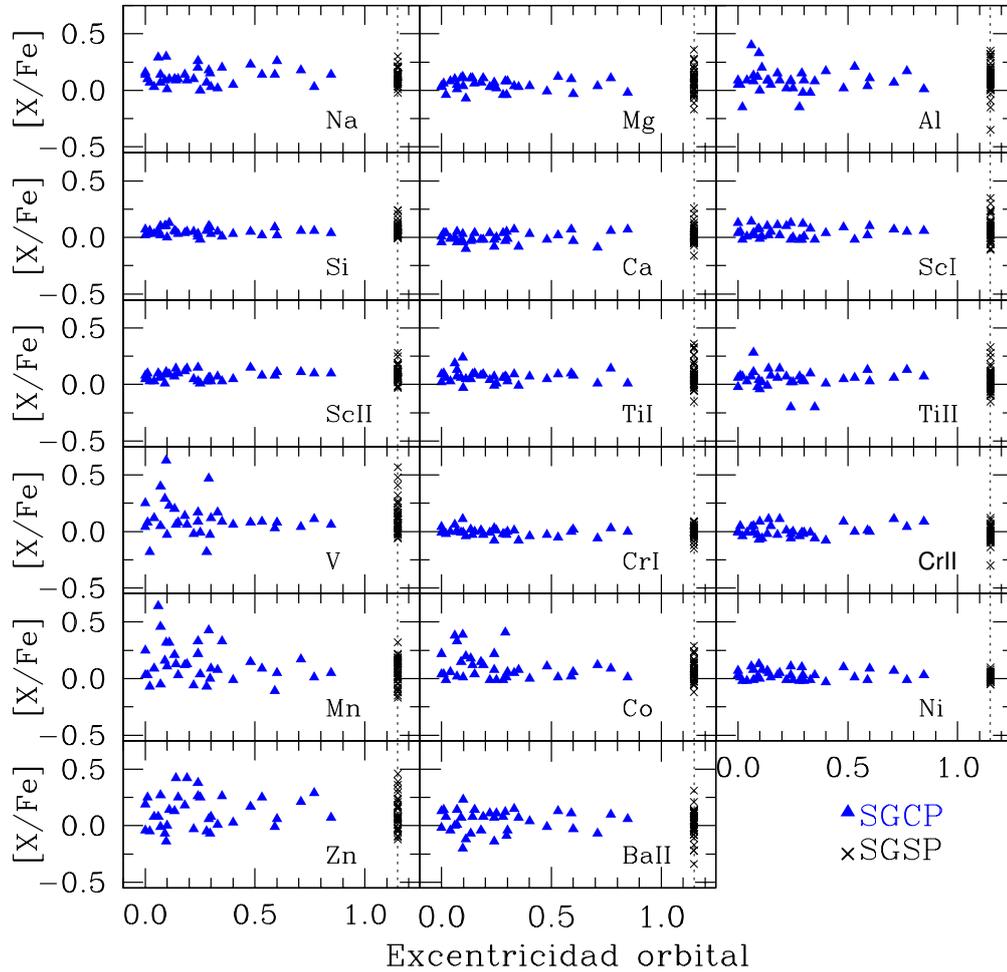


Figura 6.8: $[X/Fe]$ vs. excentricidad orbital de los planetas alrededor de estrellas subgigantes. La muestra de control está indicada con cruces.

6.6. Excentricidad orbital

En la Figura 6.7 hemos graficado la metalicidad estelar en función de la excentricidad orbital de los planetas alrededor de subgigantes y gigantes². Como se puede ver de esta figura, no hay ninguna relación evidente entre la metalicidad estelar y la excentricidad orbital planetaria, lo que parece concordar con la falta de correlaciones reportadas para estrellas de tipo solar con planetas (Fischer & Valenti 2005; Wright et al. 2009). Además, en las Figuras 6.8 y 6.9 hemos graficado $[X/Fe]$ vs. excentricidad orbital para los planetas alrededor de subgigantes y gigantes. En ninguno de los dos casos encontramos ninguna correlación evidente.

²El planeta HD 47536 c no está incluido en el análisis de esta subsección puesto que, hasta el momento, el valor de su excentricidad orbital no ha sido determinado.

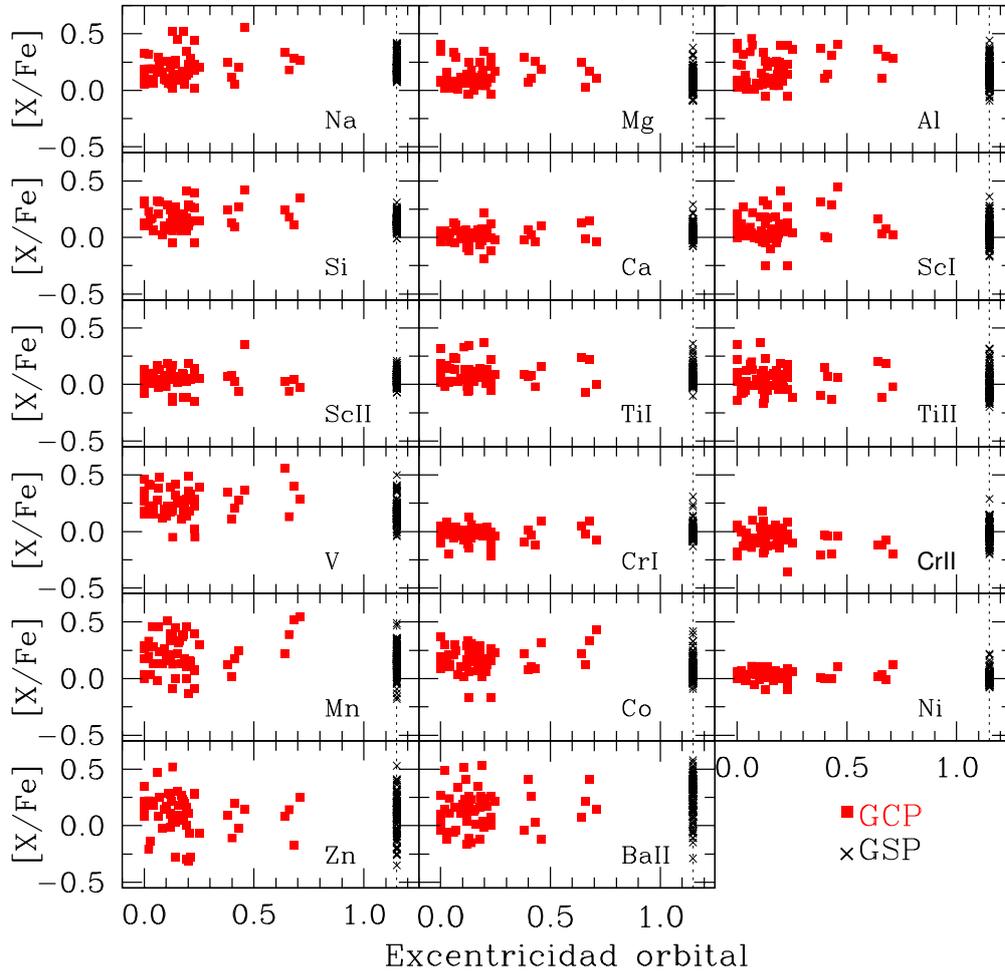


Figura 6.9: $[X/Fe]$ vs. excentricidad orbital de los planetas alrededor de estrellas gigantes. La muestra de control está indicada con cruces.

Por otro lado, varios estudios han sugerido que los planetas alrededor de estrellas evolucionadas muestran, en promedio, menores excentricidades que los planetas que orbitan estrellas de tipo solar (Maldonado et al. 2013; Jones et al. 2014). Nosotros confirmamos este resultado observacional comparando el valor de la mediana de la excentricidad de los planetas alrededor de estrellas de secuencia principal, que es ~ 0.25 (Maldonado et al. 2013), con el valor de la mediana correspondiente a los planetas que orbitan estrellas evolucionadas, que es de 0.15. Sin embargo, si las estrellas evolucionadas son divididas en gigantes y subgigantes obtenemos un valor de 0.14 para los planetas orbitando alrededor de las gigantes y de 0.23 para los planetas alrededor de las subgigantes (y 0.20 si sólo consideramos aquellos planetas con M_p en $i > 0.95 M_{Jup}$). Más aún, 74 % de los planetas alrededor de gigantes tienen excentricidades por debajo de 0.2, mientras que esta fracción es del 56 % para planetas orbitando subgigantes. En

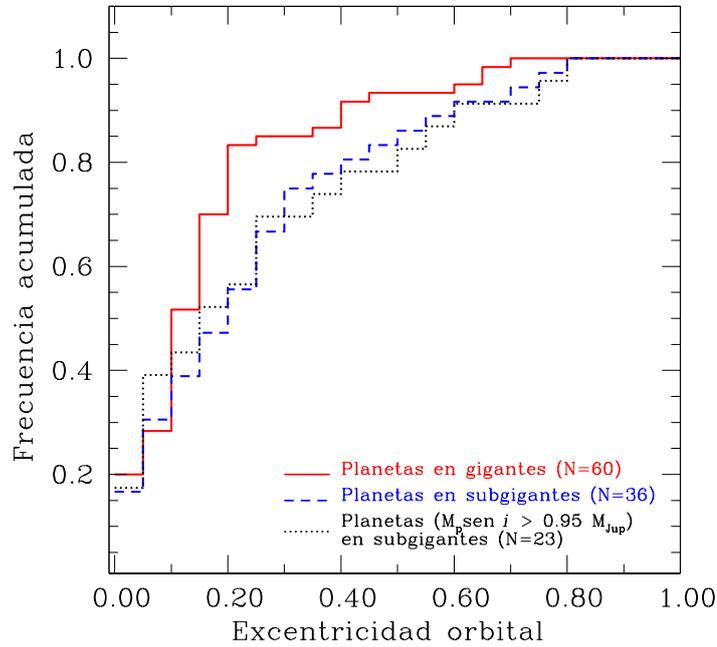


Figura 6.10: Histograma de frecuencias acumuladas de la excentricidad orbital de los planetas alrededor de gigantes (línea continua), subgigantes (línea a trazos) y subgigantes con M_p en $i > 0.95 M_{Jup}$ (línea punteada).

el panel derecho de la Figura 6.10 mostramos la distribución de frecuencias acumuladas de la excentricidad orbital para la muestra de planetas alrededor de gigantes (línea continua), subgigantes (línea a trazos) y planetas alrededor de las subgigantes con M_p en $i > 0.95 M_{Jup}$ (línea punteada). La prueba KS da una probabilidad de $\sim 1\%$ de que las excentricidades de los planetas alrededor de gigantes y subgigantes deriven de la misma distribución, y la misma es de $\sim 5\%$ si los planetas alrededor de subgigantes con M_p en $i > 0.95 M_{Jup}$ son excluidos. Este resultado podría sugerir una posible diferencia entre las distribuciones de excentricidad de los planetas alrededor de gigantes y subgigantes. Por lo tanto la distribución de excentricidad de los planetas alrededor de subgigantes podría ser muy similar a la de los planetas que orbitan estrellas de tipo solar.

Jones et al. (2014), como primera interpretación, sugirieron que las diferencias entre las distribuciones de excentricidad de los planetas alrededor de estrellas evolucionadas y alrededor de estrellas de tipo solar podría ser el resultado de la circularización tidal debido a los radios más grandes de las estrellas evolucionadas en comparación con los de las estrellas de tipo solar. De acuerdo con Jackson et al. (2008), la escala de tiempo de la circularización podría reducirse si las fuerzas de marea sobre la estrella, que dependen del radio estelar, se toman en cuenta. En otras palabras, los planetas alrededor de las gigantes de gran radio ($\langle R_\star \rangle \sim 9.9 R_\odot$, para nuestra muestra de gigantes) deberían mostrar menor excentricidad que aquellos planetas orbitando estrellas de menor radio, tal como las subgigantes ($\langle R_\star \rangle \sim 2.1 R_\odot$, para nuestra muestra de subgigantes). Los

valores de las medianas para las excentricidades de los planetas alrededor de gigantes y subgigantes, como también la probabilidad KS relativamente baja podrían apoyar este escenario. Sin embargo, vale la pena mencionar que Jones et al. (2014) no reportan diferencias entre las excentricidades de los planetas alrededor de gigantes y subgigantes. Puesto que en el trabajo de Jones et al. no se mencionan ni las estrellas utilizadas ni tampoco el criterio empleado para distinguir gigantes de subgigantes, no es posible identificar la causa del desacuerdo con nuestros resultados.

Otra alternativa para explicar la relativamente baja excentricidad de los planetas alrededor de las estrellas evolucionadas podría ser el resultado de un mecanismo diferente de formación y evolución como consecuencia de la mayor masa en comparación con las estrellas de tipo solar (Johnson et al. 2008, 2007b; Jones et al. 2014). Por otro lado, podría ser posible que la escasez de planetas alrededor de gigantes con excentricidades por arriba de 0.2, represente evidencia adicional de la acreción de planetas de corto período durante la evolución estelar. La presencia de varios planetas alrededor de estrellas de secuencia principal con excentricidades mayores que 0.2 en el rango $\sim 0.09\text{--}0.6$ UA (Jones et al. 2014), que curiosamente es el mismo intervalo donde no hay planetas observados alrededor de gigantes, sugiere que estos planetas podrían ser engullidos cuando las estrellas evolucionan hacia la RGB. Notablemente, los primeros resultados del relevamiento de búsqueda de planetas alrededor de estrellas tempranas A–F de secuencia principal (ver por ej., Galland et al. 2005b; Lagrange et al. 2009) han revelado planetas con excentricidades orbitales mayores a 0.2 (Galland et al. 2005a; Desort et al. 2008; Borgniet et al. 2014), por lo que sería interesante ver más resultados de ese monitoreo en curso.

6.7. Conclusiones

Teniendo en cuenta que la existencia de relaciones entre las propiedades planetarias y las abundancias químicas de sus estrellas huéspedes puede proveer información importante para los modelos de formación planetaria, en este capítulo buscamos tales relaciones en nuestra muestra completa de estrellas evolucionadas con planetas. Para ello utilizamos las abundancias químicas de los elementos derivados en los capítulos anteriores (Fe, Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Zn y Ba) y compilamos los parámetros planetarios (masa mínima, semieje mayor, excentricidad orbital y multiplicidad) de las bases de datos `exoplanet.eu` y `exoplanets.org`. Este tipo de estudios cuenta con un sólo antecedente en el caso de estrellas evolucionadas, pero se ha restringido al análisis del hierro (Maldonado et al. 2013), por lo que nuestro estudio cobra mayor relevancia. Por otro lado, exploramos diferencias entre los parámetros de los planetas alrededor de gigantes y subgigantes. A continuación resumimos los resultados iniciales más importantes:

- Los sistemas multi-planeta alrededor de estrellas evolucionadas, tanto gigantes

como subgigantes, muestran un ligero exceso de metalicidad comparado con los sistemas de un único planeta detectado, siguiendo las tendencias observadas en las estrellas de secuencia principal con planetas.

- Los planetas con $a \gtrsim 0.5$ UA orbitan subgigantes con un amplio rango de metalicidades, pero aquéllos con distancias orbitales menores sólo se encuentran alrededor de subgigantes con $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$. Por otro lado, las gigantes que albergan planetas con $a \lesssim 1$ UA, tienen metalicidades subsolares. Sin embargo, los planetas a distancias orbitales mayores se encuentran tanto alrededor de gigantes con metalicidad subsolar como alrededor de aquéllas con $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$.
- La distribución de masa mínima de los planetas alrededor de subgigantes incluye, además de planetas gigantes masivos, planetas del tipo Neptuno. No obstante, sólo planetas con $M_{\text{p}} \text{sen } i \gtrsim 0.95 M_{\text{Jup}}$ han sido descubiertos alrededor de estrellas gigantes. Puesto que esto puede ser un sesgo observacional de la técnica Doppler, si excluimos los planetas alrededor de subgigantes con $M_{\text{p}} \text{sen } i \gtrsim 0.95 M_{\text{Jup}}$, no encontramos una diferencia significativa entre la distribución de masa de los planetas alrededor de gigantes y subgigantes. Tanto los planetas alrededor de estrellas gigantes como aquéllos alrededor de subgigantes son, en promedio, más masivos que los que están orbitando estrellas de tipo solar.
- Las subgigantes que albergan planetas con $M_{\text{p}} \text{sen } i \lesssim 0.11 M_{\text{Jup}}$, tienen $[\text{Fe}/\text{H}] \lesssim +0.20$ dex, mientras que aquéllas con planetas más masivos tienen una mayor dispersión en metalicidades, incluyendo estrellas con $[\text{Fe}/\text{H}] > +0.20$ dex. Este resultado podría seguir los resultados reportados por Mayor et al. (2011) para estrellas de secuencia principal. Por otro lado, como fue notado previamente por Maldonado et al. (2013), la metalicidad estelar parece decrecer con la masa planetaria para las gigantes con $M_{\star} \leq 1.5 M_{\odot}$.
- Los cocientes $[\text{Na}/\text{Fe}]$ y $[\text{Si}/\text{Fe}]$ parecen aumentar con la masa mínima de los planetas alrededor de gigantes.
- Los planetas alrededor de gigantes muestran, en promedio, menor excentricidad orbital que aquéllos alrededor de subgigantes y estrellas de tipo solar.

Capítulo 7

Litio

7.1. Introducción

La determinación de la abundancia del litio, $A(\text{Li})^1$, en las fotosferas estelares representa una herramienta fundamental para el estudio de varios procesos tales como la nucleosíntesis del big bang (ver por ej., Spite & Spite 1982a,b; Lind et al. 2013), la formación y evolución de sistemas planetarios (ver por ej., Santos et al. 2010; Meléndez et al. 2010) y las interacciones estrella-planeta (Ghezzi et al. 2009; Carlberg et al. 2012; Adamów et al. 2014). Debido a la fragilidad de este elemento en las capas superficiales estelares, es posible obtener información crucial acerca de los procesos físicos de mezclado en la historia evolutiva de las estrellas. Sin embargo, la medición confiable de $A(\text{Li})$ requiere espectros de alta calidad y los resultados no son siempre fáciles de interpretar, puesto que la $A(\text{Li})$ depende de varios parámetros estelares, tales como la temperatura efectiva, la masa, la edad, la metalicidad y la velocidad de rotación.

Los dos isótopos estables de este elemento, ${}^6\text{Li}$ y ${}^7\text{Li}$, son fácilmente destruidos en los interiores estelares a temperaturas relativamente bajas ($T \gtrsim 2.0 \times 10^6$ K y $T \gtrsim 2.5 \times 10^6$ K, respectivamente), por reacciones de capturas de protones, debido a sus energías de ligadura baja (Caughlan & Fowler 1988). Por esta razón, su abundancia superficial cambia considerablemente a lo largo del tiempo de vida de las estrellas. Durante las etapas tempranas de la evolución (antes de entrar a la secuencia principal), las estrellas son completamente convectivas y la mayoría del litio primordial es transportado hacia las capas más profundas y calientes donde es rápidamente destruido en unos pocos millones de años. Para una dada metalicidad hay un rango de masas para el cual todo el ${}^6\text{Li}$ es destruido, mientras que una cantidad significativa de ${}^7\text{Li}$ es preservado (Forestini 1994; Montalbán & Rebolo 2002). Así, no es esperable la presencia de ${}^6\text{Li}$

¹La abundancia de Li se define como $A(\text{Li}) \equiv \log N_{\text{Li}} - \log N_{\text{H}} + 12.00$.

en las fotosferas de las estrellas de tipo solar y cualquier detección positiva sería un indicio de contaminación externa (ver Sección 1.4.1 Israelian et al. 2003; Ghezzi et al. 2009; Santos et al. 2010).

Durante la etapa de secuencia principal, el ${}^7\text{Li}$ (al que nos referiremos simplemente como Li de aquí en adelante) es preservado sólo en las regiones más frías y externas de las estrellas que comprenden un pequeño porcentaje de la masa total estelar (2–3%), lo cual corresponde a la llamada zona o envoltura convectiva (ZC), mientras que el interior estelar está básicamente desprovisto de Li. Existe una relación fuerte entre la abundancia de Li y el tamaño de la ZC que puede verse claramente cuando se grafica $A(\text{Li})$ en función de la temperatura efectiva o la masa estelar: estrellas más frías (o menos masivas) muestran, con respecto a estrellas más calientes (o más masivas), mayor agotamiento de Li debido a que tienen envolturas convectivas más gruesas donde este elemento es puesto en contacto con capas más calientes y es por lo tanto destruido más eficientemente (Lambert & Reddy 2004; Ghezzi et al. 2010c).

A medida que una estrella deja la secuencia principal y evoluciona hacia la rama de las gigantes, la envoltura convectiva se profundiza y lleva a la superficie material que ha sido expuesto a altas temperaturas en el interior estelar, causando una dilución total del Li en la atmósfera de una gigante roja. Esto ocurre en lo que se conoce como el primer dragado (ver Apéndice A). Así, suponiendo que la estrella deja la secuencia principal con una abundancia meteorítica² de Li (~ 3.3 dex, Grevesse & Sauval 1998), los modelos estelares predicen que la abundancia de Li cae a $A(\text{Li}) \sim 1.5$ dex, dependiendo de la masa estelar y la metalicidad (Iben 1967). Sin embargo, la mayoría de las observaciones de estrellas FGK revelan que las abundancias de Li están por debajo del valor meteorítico (ver por ej., Ghezzi et al. 2010c; Ramírez et al. 2012), lo cual indica la existencia de mecanismos de mezclado extra o no estándares que operan durante la etapa de secuencia principal. Es posible que estos mecanismos puedan explicar que la gran mayoría de las gigantes presente una abundancia de Li por debajo de 1.5 dex, valor predicho por la teoría estándar de evolución estelar. Se ha propuesto que el mezclado inducido por rotación y la pérdida de momento angular son los procesos más eficientes para destruir el Li en estrellas de secuencia principal (ver por ej., Zahn 1992; Pinsonneault et al. 1992; Deliyannis & Pinsonneault 1997). Las observaciones indican que los rotadores rápidos preservan mayor cantidad de Li que los rotadores lentos de la misma masa, tal como se observa en las Pleiades (Soderblom et al. 1993; Garcia Lopez et al. 1994) o en IC 2602 (Randich et al. 1997). Esto también se ha encontrado en estrellas de tipo solar (Takeda et al. 2010; Gonzalez et al. 2010). Además, se han propuesto otros procesos tales como ondas internas (Montalban & Schatzman 1996) o mezclado por *overshooting* como mecanismos principales de agotamiento (Xiong & Deng 2009; Zhang 2012).

Volviendo a las estrellas evolucionadas, las estrellas gigantes con $A(\text{Li})$ que exceden

²Composición química primordial del sistema solar.

los 1.5 dex, comúnmente llamadas gigantes ricas en litio, representan un desafío para los modelos estándar de evolución estelar. Cerca del 1–2 % de todas las gigantes observadas son ricas en Li (ver por ej., Adamów et al. 2014; Liu et al. 2014; Lebzelter et al. 2012; Brown et al. 1989). La causa real de las abundancias de Li anómalamente altas en las gigantes permanece desconocida. Se han sugerido, sin embargo, varios escenarios posibles, entre los que se pueden mencionar: dilución poco efectiva o preservación del Li inicial (Fekel & Balachandran 1993), procesos externos tales como la contaminación de las capas superficiales por la ingestión de una compañera subestelar, ya sea un planeta o enana marrón (Alexander 1967; Brown et al. 1989; Siess & Livio 1999), o por los desechos de la explosión de una supernova (Woosley & Weaver 1995) y finalmente procesos internos tales como la producción de Li “fresco” después del primer dragado (Sackmann & Boothroyd 1999).

La posibilidad de que las gigantes ricas en Li hayan evadido la dilución entra en conflicto con dos observaciones. Por un lado, los bajos cocientes de carbono isotópico, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ (da Silva et al. 1995; Carlberg et al. 2012), lo que sugiere que el mezclado, en efecto, ha tomado lugar en estas estrellas y, en segundo lugar, la existencia de estrellas con abundancias de Li que exceden el valor meteorítico (ver por ej., Balachandran et al. 2000), contradicen la idea de la preservación del Li primordial.

Alexander (1967) fue el primero en sugerir la acreción planetaria para explicar las gigantes ricas en Li. De acuerdo con las simulaciones de Siess & Livio (1999), la acreción de una compañera subestelar por parte de una gigante, además de aumentar la $A(\text{Li})$, debería incrementar el contenido de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ y de ^9Be , en cantidades detectables que dependen de la masa del objeto acretado. Además, estas simulaciones muestran que la ingestión de una enana marrón o planeta también produciría un incremento en la velocidad rotacional proyectada y eyecciones de masa que serían observables como excesos IR. Este escenario es apoyado por los resultados de Carlberg et al. (2012), quienes encontraron que las gigantes de alta rotación son, en promedio, más ricas en Li que las gigantes de baja rotación. Recientemente, Adamów et al. (2012) reportaron el descubrimiento de un planeta de alta excentricidad alrededor de una gigante con sobreabundancia de Li. Estos autores proponen que la acreción de un posible segundo planeta, originalmente en una órbita más interna, podría explicar tanto el alto contenido de Li superficial estelar como la elevada excentricidad orbital del planeta detectado.

Finalmente, Adamów et al. (2014) analizaron una muestra de 348 estrellas que forman parte de un programa de búsqueda de planetas por VR, y encontraron que las 4 gigantes con mayor $A(\text{Li})$ albergan planetas, sugiriendo que la presencia de compañeras subestelares es un factor importante en los procesos de enriquecimiento de Li en las gigantes. No obstante, Melo et al. (2005) no detectaron berilio en 7 gigantes ricas en Li, por lo que descartaron al proceso de acreción como única fuente de enriquecimiento de Li.

Por otro lado, Sackmann & Boothroyd (1999) sugieren que, bajo ciertas condiciones, se puede producir litio fresco en las estrellas gigantes a través del mecanismo

de *Cameron-Fowler* (CF, Cameron & Fowler 1971), que ha sido invocado por varios estudios para explicar las sobreabundancias de litio en las gigantes. En este mecanismo la síntesis de litio fresco requiere que en una primera etapa se transporte ${}^3\text{He}$ desde las capas más externas hacia regiones que sean lo suficientemente calientes para la quema de ${}^3\text{He}$ a través de la reacción ${}^3\text{He}(\alpha, \gamma){}^7\text{Be}$. Luego, el ${}^7\text{Be}$ producido debería circular hacia la superficie estelar, donde puede decaer a ${}^7\text{Li}$ por captura de electrones: ${}^7\text{Be}(e^-, \nu){}^7\text{Li}$. Se conoce que este mecanismo puede operar en gigantes luminosas ($M_{\text{bol}} = -6$ a -7) con masas entre 4 y 8 M_{\odot} (Charbonnel & Balachandran 2000) durante su evolución sobre la rama asintótica de las gigantes (AGB), donde la capa de quema nuclear de H entra en contacto con la envoltura convectiva y la quema de ${}^3\text{He}$ ocurre parcialmente en condiciones convectivas (*hot-bottom burning*).

En las estrellas de masa baja, la envoltura convectiva es demasiado superficial para entrar en contacto con la capa de quema de H y por lo tanto se tiene que postular un mecanismo de mezclado extra para conectar el material de estas dos zonas y producirse así el proceso CF. Entre los procesos de mezclado extra se incluye la *bump luminosity function* (LFB, Charbonnel & Balachandran 2000; Kumar et al. 2011), transferencia de momento angular (Sweigart & Mengel 1979; Fekel & Balachandran 1993), ingestión de planetas masivos o enanas marrones (Denissenkov & Weiss 2000), y convección termohalina (Charbonnel & Zahn 2007), entre otros.

Dada la complejidad del problema y la falta de consenso entre los varios escenarios propuestos, actualmente se están llevando a cabo grandes relevamientos de estrellas gigantes para ayudar a clarificar el marco observacional actual del tema (ver por ej., Monaco et al. 2011; Adamów et al. 2014).

7.1.1. Estudios previos de abundancias de litio en estrellas con planetas

La dependencia de la abundancia del Li con los parámetros estelares hace que la interpretación de los resultados no sea directa. Esto ha llevado a un fuerte debate entre distintos grupos de investigadores respecto a posibles diferencias en el contenido de Li de estrellas de secuencia principal con y sin planetas. Esta controversia se ha mantenido constante en los últimos 14 años, por lo que en esta introducción discutimos brevemente los resultados de los estudios previos que conciernen a la abundancia del Li en estrellas con planetas.

King et al. (1997) reportaron diferencias entre las componentes del sistema binario 16 Cyg sugiriendo que la presencia de un planeta podría ser la responsable de la menor $A(\text{Li})$ encontrada en la estrella huésped. Posteriormente, Gonzalez & Laws (2000) compararon las $A(\text{Li})$ de 8 estrellas con planetas con las de una muestra de estrellas de campo tomadas de la literatura, y llegaron a la conclusión de que las estrellas con planetas tienen menor $A(\text{Li})$ que aquéllas sin planetas. Sin embargo, Ryan (2000) comparó las abundancias de litio (de literatura) de estrellas con planetas con

respecto a las de estrellas de campo y cúmulos abiertos, seleccionadas cuidadosamente para cubrir los mismos intervalos de temperatura, edad y composición química, pero no encontró diferencias en $A(\text{Li})$.

Posteriormente, con un número mayor de estrellas con planetas, Israelian et al. (2004) obtuvieron $A(\text{Li})$ para 79 estrellas con planetas y 38 sin planetas y no encontraron diferencias en Li, pero notaron que había un número limitado de estrellas de control con detección de Li para ser usado como comparación. Por lo tanto, usaron una muestra de control de 157 estrellas de campo que extrajeron del trabajo de Chen et al. (2001) y concluyeron que las estrellas con planetas en el rango de T_{eff} entre 5600 y 5850 K exhiben un mayor agotamiento de Li. Estos resultados fueron posteriormente confirmados por Takeda & Kawanamoto (2005), quienes derivaron $A(\text{Li})$ para una muestra de 160 enanas FGK y subgigantes del disco Galáctico, de las cuales sólo 27 eran estrellas con planetas. Chen & Zhao (2006) reportaron también una mayor frecuencia de estrellas pobres en Li en su muestra de 16 estrellas con planetas comparado con 20 estrellas de control, pero en este caso en el rango 5600-5900 K.

Luck & Heiter (2006) derivaron $A(\text{Li})$ de manera homogénea para una muestra de 216 enanas de secuencia principal, de las cuales 55 albergaban planetas gigantes, y no encontraron diferencias entre estrellas con y sin planetas. Además, argumentaron que las diferencias reportadas por Israelian et al. (2004) fueron causadas por una diferencia sistemática entre las escalas de temperatura de su trabajo y el de Chen et al. (2001), del que obtuvieron la muestra de control. Para continuar con la controversia, el tema fue revisado por Gonzalez (2008) quien combinó muestras de la literatura (37 estrellas con planetas y 137 sin planetas) y encontró que las estrellas con planetas con $T_{\text{eff}} \sim 5800$ K tienden a tener menor $A(\text{Li})$ que las estrellas sin planetas.

Por otro lado, Meléndez et al. (2010), obtuvieron $A(\text{Li})$ para 4 estrellas con planetas y 6 sin planetas, con $T_{\text{eff}} \sim 5800$ K (el mismo rango donde se habían reportado diferencias). Basándose en este número pequeño de mediciones, aunque más homogéneas, Meléndez et al. argumentaron que las estrellas con planetas no muestran $A(\text{Li})$ anómalamente bajas. A partir de una muestra más grande observada con HARPS, Israelian et al. (2009) derivaron $A(\text{Li})$ para 480 estrellas, de las cuales 86 albergan planetas. En la Figura 7.1 se muestra el resultado más importante de ese trabajo: estrellas con planetas tienen menor abundancia de Li que las estrellas sin planetas en el rango de T_{eff} entre 5600 y 5900 K, y especialmente para análogas solares con $T_{\text{eff}} = 5777 \pm 80$ K. Sousa et al. (2010) descartaron que diferencias en masa y edad puedan ser las responsables del exceso de agotamiento y propusieron que la baja $A(\text{Li})$ está directamente relacionada con la presencia de planetas.

Gonzalez et al. (2010) realizaron un análisis homogéneo para medir $A(\text{Li})$ y usen i en una muestra de 90 estrellas con planetas y 60 sin planetas. Básicamente confirmaron los resultados de Gonzalez (2008), aunque encontraron una menor temperatura ($T_{\text{eff}} = 5850$ K) para la región de transición entre $A(\text{Li})$ baja y alta en las estrellas con planetas. Baumann et al. (2010) analizaron una muestra de 117 estrellas de tipo solar,

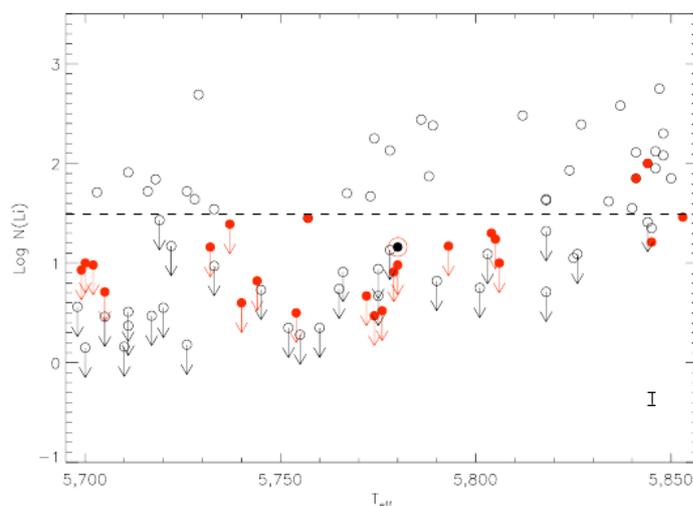


Figura 7.1: Abundancia de Li vs. T_{eff} en análogas solares con y sin planetas detectados. Los círculos llenos corresponden a estrellas con planetas y los círculos vacíos a estrellas sin planetas. Las estrellas con límites superiores en las abundancias de Li están indicadas con flechas. Extraído de Israelian et al. (2009).

incluyendo 14 con planetas, y no hallaron ninguna diferencia en el contenido de litio de estrellas con y sin planetas. Estos autores atribuyeron las diferencias previamente reportadas en la literatura a efectos sistemáticos que surgen de las muestras de control con diferentes propiedades estelares, tales como masa y edad.

Ghezzi et al. (2010c) realizaron una determinación homogénea de $A(\text{Li})$ en 117 estrellas con planetas y 145 estrellas sin planetas. Luego de verificar que ambas muestras tienen un solapamiento considerable en las propiedades físicas, incluyendo temperaturas efectivas, masas, metalicidades y edades, realizaron una comparación global entre ambas sin encontrar diferencias claras entre estrellas con y sin planetas, tal como se puede ver en el histograma de frecuencias acumuladas de la Figura 7.2.

Continuando con el intenso debate, Ramírez et al. (2012) derivaron parámetros fundamentales y $A(\text{Li})$ para 671 estrellas, incluyendo 165 que albergan planetas. Estos autores, si bien encontraron que existe una diferencia entre la abundancia de litio de estrellas con y sin planetas en un rango pequeño de temperaturas, establecieron que estas diferencias se explican totalmente por sesgos en edad y metalicidad y, por lo tanto, descartaron una conexión entre el contenido de litio y la presencia de planetas.

Recientemente, sin que la controversia parezca tener un final a la vista, Delgado Mena et al. (2014) presentaron nuevas determinaciones de $A(\text{Li})$ para una gran muestra de estrellas observadas con diferentes espectrógrafos de alta resolución. En el rango de 5600 a 5900 K la muestra contiene 235 estrellas de secuencia principal de las cuales 91 albergan planetas. Delgado Mena et al. encontraron que la $A(\text{Li})$ en estrellas con planetas es, en promedio, menor que la $A(\text{Li})$ de estrellas sin planetas, hallando las máximas diferencias en el caso de gemelas solares ($T_{\text{eff}} = T_{\odot} \pm 80 \text{ K}$; $\log g = \log g_{\odot} \pm 0.2$ y

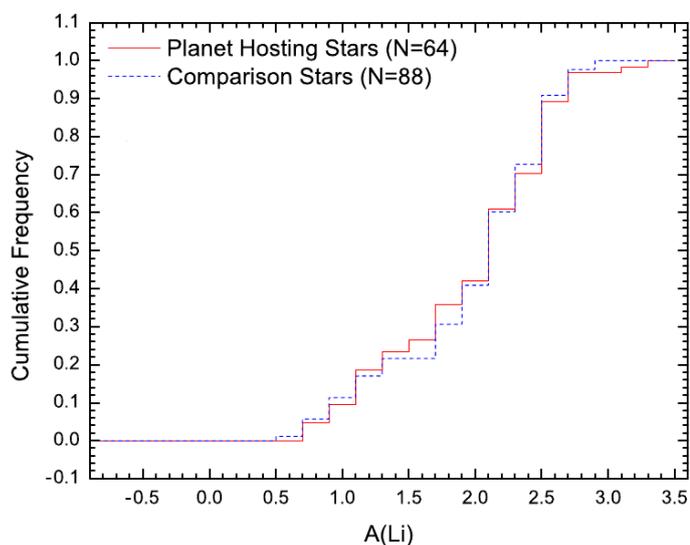


Figura 7.2: Histograma de frecuencias acumuladas de la abundancia de litio en estrellas con planetas (línea continua) y estrellas sin planetas (línea a trazos). Las abundancias de Li corresponden a estrellas con detecciones de litio solamente. Tomado de Ghezzi et al. (2010c).

$[\text{Fe}/\text{H}] = [\text{Fe}/\text{H}]_{\odot} \pm 0.2$). Estos autores descartaron que sesgos en masa, edad y metalicidad sean los únicos causantes del agotamiento de litio en estrellas con planetas y propusieron que la presencia de planetas es un factor determinante. Más aún, encontraron indicios de que la cantidad de agotamiento de Li en las estrellas de tipo solar es mayor cuando los planetas son más masivos que Júpiter.

Desde el punto de vista teórico se han propuesto algunos mecanismos que conectan directamente la presencia de planetas con el agotamiento de Li. Por un lado, se ha establecido que la migración planetaria afecta la evolución del momento angular de la estrella, lo cual produciría un mezclado efectivo (Israelian et al. 2004; Chen & Zhao 2006; Castro et al. 2009). Otro escenario plantea que también sería posible que la interacción entre el disco protoplanetario y la estrella produzca rotación diferencial entre el núcleo radiativo y la envoltura convectiva, lo cual a su vez dispararía inestabilidades hidrodinámicas que provocarían una mayor destrucción del Li en la evolución de pre-secuencia principal y secuencia principal (Bouvier 2008). También es posible que el disco protoplanetario encierre una gran cantidad de momento angular y, por lo tanto, produzca un poco de freno rotacional en la estrella huésped sobre la etapa de pre-secuencia, induciendo un aumento en el mezclado (Israelian et al. 2004). Finalmente, otro escenario propone que la caída de material de tipo planetario sobre la estrella (acreción) puede favorecer el agotamiento de Li por procesos de mezclado, ya sea por convección termohalina (Garaud 2011; Théado & Vauclair 2012), o por incremento de la temperatura en el fondo de la envoltura convectiva, produciendo así el agotamiento del Li (Baraffe & Chabrier 2010).

Finalmente, en el caso de las estrellas evolucionadas, hasta el momento existe un

solo trabajo que ha estudiado posibles diferencias entre estrellas con y sin planetas. Analizando 378 gigantes G/K, incluyendo 23 que albergan sistemas planetarios, Liu et al. (2014) reportaron que estas últimas presentan menor $A(\text{Li})$ que las estrellas sin planetas detectados, y explicaron este resultado simplemente sugiriendo que el Li es más fácil de agotar en las estrellas con planetas.

7.1.2. Objetivos del trabajo

En vista del interesante debate que continúa abierto acerca de la posible conexión entre la abundancia de Li y la presencia de planetas alrededor de estrellas de secuencia principal, y la escasez de este tipo de estudios en estrellas evolucionadas, en este capítulo determinamos de manera homogénea la abundancia de litio para las estrellas evolucionadas de nuestra muestra. El objetivo principal es analizar diferencias entre la abundancia de Li de las estrellas evolucionadas con y sin planetas. Para ello, tendremos en cuenta el comportamiento de la abundancia de Li en función de los parámetros estelares que fueron derivados en los capítulos previos, a fin de realizar una interpretación cuidadosa de los resultados. Al igual que hicimos en el caso de las abundancias químicas analizadas anteriormente, también exploraremos relaciones entre el contenido de litio y los parámetros planetarios.

7.2. Muestra

Si bien la muestra total de objetos analizada en los capítulos anteriores comprende 223 estrellas evolucionadas (66 subgigantes y 157 gigantes), para realizar una determinación confiable de Li decidimos restringir el análisis a aquellos objetos con espectros de $S/N \gtrsim 200$ en la región cercana a la línea de Li ($\sim 6707 \text{ \AA}$). A partir de esta condición en la S/N se excluyeron las 7 gigantes con planetas observadas desde CASLEO con el espectrógrafo EBASIM (HD 188310, HD 192699, HD 210702, HD 141680, HD 4732, HD 107383, HD 163917), 1 gigante con planetas observada con ELODIE (HD 108863), 1 subgigante sin planetas observada con ELODIE (HD 57006), 1 subgigante con planetas observada con HARPS (HD 60532) y 3 subgigantes sin planetas observadas con SOPHIE (HD 205420, HD 39156, HD 24365).

Luego de la remoción de estos objetos, la muestra total quedó reducida a 210 estrellas evolucionadas comprendiendo 29 subgigantes con planetas (SGCP), 32 subgigantes sin planetas (SGSP), 48 gigantes con planetas (GCP) y 101 gigantes sin planetas (GSP).

7.3. Análisis: Síntesis espectral

Para obtener las abundancias de Li realizamos ajustes de espectros sintéticos a los perfiles observados de la línea de ${}^7\text{Li I}$ en $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$. Para la síntesis espectral uti-

lizamos el programa SYNTHE (Kurucz & Avrett 1981). Este código requiere como entrada los parámetros fundamentales (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, ξ_t), que fueron calculados en la sección 3.1 mediante el programa FUNDPAR (Saffe 2011) y se listan en la Tabla 3.2. Resumidamente, estos parámetros verifican las condiciones de equilibrio de ionización, excitación, e independencia entre abundancias y anchos equivalentes, para un conjunto de líneas del Fe I y Fe II. Además, el código SYNTHE requiere los modelos de atmósferas correspondientes a estos parámetros, los que fueron calculados con el programa ATLAS9 (Kurucz 1993) y corresponden a modelos 1D de capas plano-paralelas, en LTE y con valores de abundancia independientes de la profundidad.

El rango espectral sintetizado, que incluye la línea de Li $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$, va desde $\sim 6706.5 \text{ \AA}$ hasta $\sim 6708.5 \text{ \AA}$. Este rango incluye varias líneas que incluso pueden solaparse a la línea del Li, tal como las de CN, Fe, V y Si, por lo que se justifica la realización de un procedimiento de síntesis espectral en lugar del cálculo de anchos equivalentes tal como el usado en el caso del Fe o los otros elementos analizados en el Capítulo 3. Así, el proceso de síntesis también requiere una lista de líneas de la región espectral a sintetizar junto con sus datos de laboratorio, tales como fuerza de oscilador ($\log gf$) y los potenciales de energía de los niveles (χ). Esta lista fue obtenida a partir de la compilación de Fiorella Castelli ³.

Además, en el procedimiento se supone que el ensanchamiento espectral de las líneas está representado por una función Gaussiana que combina los efectos de la rotación estelar ($v \text{ sen } i$), macroturbulencia (v_{macro}) y el perfil instrumental ($\text{FWHM}_{\text{instrument}}$). Estos parámetros de ensanchamiento fueron mantenidos fijos considerando los valores determinados en la Sección 3.4. Una vez que se fijan todas las variables, excepto la abundancia de Li que se modifica en pasos de 0.01 dex, el mejor ajuste entre el perfil sintético y el observado se obtiene a través de una minimización de la función χ^2 , que mide la diferencia entre el espectro observado y el sintético⁴.

Todos los ajustes fueron revisados visualmente y solamente se requirieron correcciones del continuo en muy pocos casos. Los ajustes de menor calidad generalmente corresponden a los espectros de menor S/N o a algunos casos donde el Li no es detectado y para los cuales sólo se derivaron límites superiores en la abundancia. Para las abundancia de CN, V y Si se consideraron los valores solares que se mantuvieron fijos durante el procedimiento. Sin embargo, para igualar apropiadamente la contribución de estos elementos y mejorar la calidad total de los ajustes, en algunos casos las abundancias de estos elementos se mantuvieron como parámetros libres. No obstante, ajustes a las abundancias de estos elementos no afectan la derivación de $A(\text{Li})$, ya que su contribución al rasgo global es distinguible de la línea de Li I.

En la Figura 7.3 se muestra como ejemplo el mejor ajuste entre el espectro observado

³<http://wwwuser.oats.inaf.it/castelli/linelists.html>

⁴La función χ^2 fue calculada de acuerdo con $\chi^2 = \sum (O_i - S_i)^2 / \sigma^2$, donde O_i y S_i denotan los flujos observados y sintéticos en el punto longitud de onda i , respectivamente, y $\sigma = (S/N)^{-1}$. Típicamente, se consideraron ~ 26 longitudes de onda a lo largo de la línea de Li para estimar χ^2 .

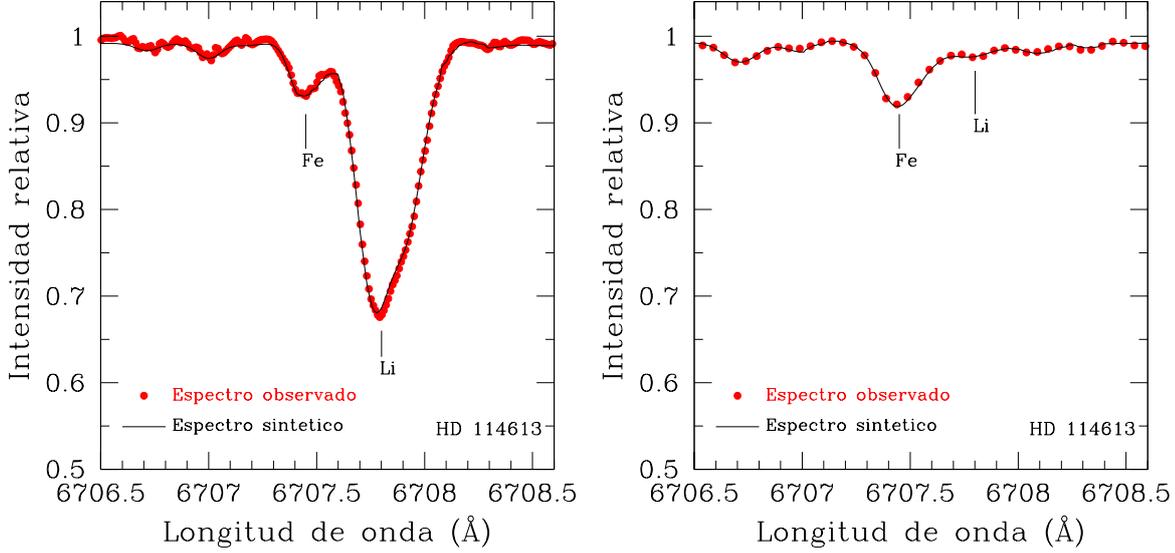


Figura 7.3: Ejemplos de los mejores ajustes obtenidos entre el espectro observado (puntos) y el espectro sintético (línea continua). El panel izquierdo corresponde al ajuste de HD 114613, donde la línea de litio puede verse claramente, mientras que el panel derecho corresponde a HD 196026, para el que sólo se pudo obtener un límite superior en su abundancia.

y sintético para HD 114613, con clara detección de Li (panel izquierdo) y para HD 196026 (panel derecho), donde la abundancia corresponde a un límite superior.

Tabla 7.1.: Abundancias de litio para las estrellas de nuestro programa

Estrella HD/otro	$A(\text{Li})_{\text{LTE}}$ (dex)	$A(\text{Li})_{\text{NLTE}}$ (dex)	ΔNLTE (dex)	χ^2	Instrumento
EStrelals gigantes con planetas (GCP)					
1502	1.30	1.45	0.15	0.0011	FEROS
1690	< -1.88	< -1.60	0.28	0.0133	HARPS
4313	< -1.35	< -1.18	0.17	0.0001	FEROS
5608	< -1.41	< -1.23	0.18	0.0004	FEROS
5891	< -1.07	< -0.89	0.18	0.0003	FEROS
11977	< -0.10	< 0.05	0.15	0.0036	HARPS
12929	< -0.53	< -0.31	0.22	0.0006	ELODIE
15779	< -0.39	< -0.19	0.20	0.0003	FEROS
16400	< -1.52	< -1.33	0.19	0.0016	HARPS
18742	< 0.11	< 0.25	0.14	0.0004	FEROS
28305	0.53	0.71	0.18	0.0013	HARPS
28678	< 0.26	< 0.39	0.13	0.0004	FEROS
30856	< 0.27	< 0.42	0.15	0.0005	FEROS
33142	1.33	1.47	0.14	0.0013	FEROS

Tabla 7.1.: continuación

Estrella HD/otro	A(Li) _{LTE} (dex)	A(Li) _{NLTE} (dex)	Δ NLTE (dex)	χ^2	Instrumento
47205	< -1.60	< -1.41	0.19	0.0047	HARPS
47536	< -0.07	< 0.17	0.24	0.0030	HARPS
59686	< -1.58	< -1.34	0.24	0.0001	ELODIE
62509	0.62	0.80	0.18	0.0021	HARPS
66141	< -0.11	< 0.15	0.26	0.0003	ELODIE
73108	0.78	1.04	0.26	0.0003	ELODIE
81688	< 0.09	< 0.25	0.16	0.0005	ELODIE
89484	< -0.94	< -0.69	0.25	0.0004	ELODIE
90043	1.30	1.44	0.14	0.0007	FEROS
95089	< -1.41	< -1.25	0.16	0.0003	FEROS
96063	1.39	1.50	0.11	0.0010	FEROS
98219	< 0.32	< 0.48	0.16	0.0006	FEROS
110014	< -1.94	< -1.65	0.29	0.0052	HARPS
112410	< -1.11	< -0.91	0.20	0.0005	FEROS
120084	< -1.49	< -1.29	0.20	0.0002	ELODIE
122430	0.47	0.77	0.30	0.0167	HARPS
136512	< 0.21	< 0.40	0.19	0.0003	ELODIE
137759	< -0.08	< 0.21	0.29	0.0002	ELODIE
142091	< -1.81	< -1.60	0.21	0.0003	ELODIE
148427	< -1.35	< -1.20	0.15	0.0007	FEROS
170693	0.25	0.51	0.26	0.0003	ELODIE
180902	< -1.35	< -1.20	0.15	0.0002	FEROS
181342	0.66	0.84	0.18	0.0002	FEROS
199665	< -0.83	< -0.67	0.16	0.0044	HARPS
200964	< 0.16	< 0.29	0.13	0.0003	FEROS
203949	< -0.54	< -0.30	0.24	0.0014	FEROS
206610	< -1.61	< -1.41	0.20	0.0004	FEROS
212771	< 0.54	< 0.67	0.13	0.0006	FEROS
219449	< -1.45	< -1.26	0.19	0.0029	HARPS
221345	< -1.18	< -0.98	0.20	0.0003	ELODIE
222404	< -0.46	< -0.27	0.19	0.0001	ELODIE
BD+48 738	< -0.21	< 0.04	0.25	0.0112	SOPHIE
NGC 2423-3	1.38	1.58	0.20	0.0109	HARPS
NGC 4349-127	1.59	1.82	0.23	0.0098	HARPS
Estrellas gigantes sin planetas (GSP)					
2114	< 0.57	< 0.69	0.12	0.0019	HARPS
3546	< 0.10	< 0.21	0.11	0.0001	ELODIE
5395	0.50	0.65	0.15	0.0001	ELODIE
5722	< 0.00	< 0.18	0.18	0.0012	FEROS
9408	< -1.06	< -0.87	0.19	0.0004	ELODIE

Tabla 7.1.: continuación

Estrella HD/otro	A(Li) _{LTE} (dex)	A(Li) _{NLTE} (dex)	Δ NLTE (dex)	χ^2	Instrumento
10761	< -1.04	< -0.85	0.19	0.0001	FEROS
10975	< -0.15	< 0.02	0.17	0.0004	ELODIE
11949	< 0.20	< 0.40	0.20	0.0004	ELODIE
12438	< -0.09	< 0.03	0.12	0.0014	HARPS
13468	< 0.26	< 0.44	0.18	0.0010	FEROS
17824	0.97	1.13	0.16	0.0054	HARPS
18322	0.63	0.84	0.21	0.0022	HARPS
18885	< -1.60	< -1.39	0.21	0.0029	HARPS
19845	< -1.22	< -1.06	0.16	0.0002	ELODIE
20791	< -1.33	< -1.15	0.18	0.0001	ELODIE
20894	< 0.46	< 0.62	0.16	0.0020	HARPS
22409	0.75	0.90	0.15	0.0023	HARPS
22663	1.10	1.31	0.21	0.0083	HARPS
22675	< 0.37	< 0.57	0.20	0.0005	FEROS
23319	0.42	0.69	0.27	0.0056	HARPS
23940	< -0.15	< 0.02	0.17	0.0029	HARPS
27256	1.41	1.54	0.13	0.0040	HARPS
27348	< -0.01	< 0.15	0.16	0.0000	ELODIE
27371	0.98	1.14	0.16	0.0019	HARPS
27697	0.79	0.96	0.17	0.0024	HARPS
28307	1.24	1.40	0.16	0.0005	ELODIE
30557	< -0.22	< -0.03	0.19	0.0007	ELODIE
32887	0.38	0.69	0.31	0.0574	HARPS
34538	0.78	0.92	0.14	0.0003	FEROS
34559	< 0.31	< 0.48	0.17	0.0002	ELODIE
34642	< -0.68	< -0.52	0.16	0.0022	HARPS
35369	< 0.27	< 0.42	0.15	0.0005	ELODIE
36189	< 0.33	< 0.48	0.15	0.0014	HARPS
36848	< -1.91	< -1.66	0.25	0.0102	HARPS
37160	< -0.01	< 0.13	0.14	0.0004	ELODIE
43023	< -1.26	< -1.10	0.16	0.0011	HARPS
45415	< 0.07	< 0.27	0.20	0.0004	ELODIE
48432	< 0.26	< 0.43	0.17	0.0002	ELODIE
50778	< -2.12	< -1.81	0.31	0.0345	HARPS
54810	< -1.25	< -1.04	0.21	0.0014	HARPS
60986	< -0.10	< 0.05	0.15	0.0003	ELODIE
61363	< -0.02	< 0.16	0.18	0.0008	ELODIE
61935	< -0.48	< -0.31	0.17	0.0010	HARPS
62902	< -2.08	< -1.80	0.28	0.0858	HARPS
65345	< -1.18	< -1.03	0.15	0.0001	ELODIE

Tabla 7.1.: continuación

Estrella HD/otro	A(Li) _{LTE} (dex)	A(Li) _{NLTE} (dex)	Δ NLTE (dex)	χ^2	Instrumento
65695	1.37	1.60	0.23	0.0069	HARPS
68375	< -0.63	< -0.50	0.13	0.0003	ELODIE
72650	< 0.04	< 0.34	0.30	0.0111	HARPS
73017	< -0.73	< -0.57	0.16	0.0001	ELODIE
76813	< -0.02	< 0.11	0.13	0.0001	ELODIE
78235	0.77	0.90	0.13	0.0002	ELODIE
81797	0.66	0.96	0.30	0.0089	FEROS
83441	< -1.66	< -1.45	0.21	0.0029	HARPS
85444	1.38	1.52	0.14	0.0027	HARPS
95808	< -0.29	< -0.14	0.15	0.0001	ELODIE
101484	< 0.13	< 0.31	0.18	0.0002	ELODIE
104979	< -0.70	< -0.58	0.12	0.0004	ELODIE
106714	< -0.12	< 0.03	0.15	0.0003	ELODIE
107446	< -1.55	< -1.24	0.31	0.0267	HARPS
109379	0.98	1.12	0.14	0.0030	HARPS
113226	< -0.25	< -0.11	0.14	0.0009	HARPS
115202	< 0.10	< 0.27	0.17	0.0024	HARPS
115659	1.38	1.54	0.16	0.0029	HARPS
116292	1.49	1.65	0.16	0.0010	ELODIE
119126	< -0.17	< 0.02	0.19	0.0003	ELODIE
120420	0.46	0.66	0.20	0.0011	ELODIE
124882	< -1.85	< -1.56	0.29	0.0096	HARPS
125560	0.69	0.96	0.27	0.0117	HARPS
130952	< -1.18	< -0.98	0.20	0.0013	HARPS
131109	1.20	1.46	0.26	0.0556	HARPS
133208	1.17	1.32	0.15	0.0003	ELODIE
136014	1.26	1.41	0.15	0.0028	HARPS
138716	< -0.36	< -0.17	0.19	0.0003	FEROS
138852	< 0.12	< 0.28	0.16	0.0003	ELODIE
138905	1.62	1.78	0.16	0.0012	FEROS
148760	< -1.67	< -1.47	0.20	0.0050	HARPS
150997	0.93	1.07	0.14	0.0002	ELODIE
151249	< -2.14	< -1.77	0.37	0.1009	HARPS
152334	< -2.40	< -2.10	0.30	0.0234	HARPS
152980	< -0.80	< -0.49	0.31	0.0121	FEROS
159353	0.62	0.81	0.19	0.0002	ELODIE
161178	< 0.01	< 0.20	0.19	0.0007	ELODIE
162076	1.22	1.36	0.14	0.0004	ELODIE
165760	< -1.26	< -1.10	0.16	0.0034	HARPS
168723	< -0.72	< -0.58	0.14	0.0013	HARPS

Tabla 7.1.: continuación

Estrella HD/otro	A(Li) _{LTE} (dex)	A(Li) _{NLTE} (dex)	Δ NLTE (dex)	χ^2	Instrumento
171391	1.20	1.35	0.15	0.0004	FEROS
174295	< -0.89	< -0.74	0.15	0.0041	HARPS
180711	0.62	0.80	0.18	0.0004	ELODIE
185351	0.74	0.88	0.14	0.0000	ELODIE
192787	< 0.58	< 0.72	0.14	0.0002	ELODIE
192879	< -0.04	< 0.15	0.19	0.0004	FEROS
198232	1.12	1.28	0.16	0.0035	HARPS
203387	< -0.36	< -0.22	0.14	0.0009	HARPS
204771	< 0.14	< 0.31	0.17	0.0001	ELODIE
205435	1.12	1.24	0.12	0.0001	ELODIE
212271	1.23	1.41	0.18	0.0010	FEROS
212496	< -1.15	< -0.96	0.19	0.0000	ELODIE
213986	< 0.12	< 0.32	0.20	0.0004	FEROS
215030	< -0.01	< 0.16	0.17	0.0001	ELODIE
216131	< -1.27	< -1.12	0.15	0.0001	ELODIE
224533	< -0.02	< 0.15	0.17	0.0005	FEROS
Estrellas subgigantes con planetas (SCP)					
10697	1.89	1.96	0.07	0.0041	SOPHIE
11964	1.30	1.40	0.10	0.0025	HARPS
16141	1.16	1.22	0.06	0.0007	HARPS
16175	2.64	2.65	0.01	0.0110	SOPHIE
27442	< -1.07	< -0.88	0.19	0.0037	HARPS
33283	1.98	2.02	0.04	0.0028	FEROS
33473	1.59	1.62	0.03	0.0016	HARPS
38529	< 0.38	< 0.48	0.10	0.0006	ELODIE
38801	0.83	0.96	0.13	0.0002	FEROS
48265	1.94	2.01	0.07	0.0085	HARPS
73526	< -0.73	< -0.64	0.09	0.0004	FEROS
73534	< 0.19	< 0.36	0.17	0.0005	FEROS
88133	1.26	1.37	0.11	0.0069	HARPS
96167	1.07	1.15	0.08	0.0009	FEROS
117176	1.83	1.88	0.05	0.0004	ELODIE
156411	< 0.44	< 0.46	0.02	0.0020	HARPS
156846	1.30	1.33	0.03	0.0007	HARPS
158038	< -1.51	< -1.31	0.20	0.0066	SOPHIE
159868	1.99	2.03	0.04	0.0010	FEROS
167042	< -1.36	< -1.21	0.15	0.0018	SOPHIE
171028	< 0.52	< 0.54	0.02	0.0009	HARPS
175541	< -0.02	< 0.11	0.13	0.0043	SOPHIE
177830	< -1.29	< -1.14	0.15	0.0064	SOPHIE

Tabla 7.1.: continuación

Estrella HD/otro	A(Li) _{LTE} (dex)	A(Li) _{NLTE} (dex)	Δ NLTE (dex)	χ^2	Instrumento
179079	1.87	1.94	0.07	0.0007	ELODIE
185269	2.53	2.53	0.00	0.0046	SOPHIE
190228	1.17	1.25	0.08	0.0005	ELODIE
190647	< -0.68	< -0.60	0.08	0.0035	HARPS
219077	1.38	1.46	0.08	0.0021	HARPS
219828	2.27	2.30	0.03	0.0059	HARPS
Estrellas subgigantes sin planetas (SGSP)					
2151	2.51	2.50	-0.01	0.0093	HARPS
3795	< -0.43	< -0.38	0.05	0.0003	FEROS
9562	2.46	2.49	0.03	0.0008	ELODIE
16548	2.42	2.46	0.04	0.0139	HARPS
18907	1.19	1.28	0.09	0.0061	HARPS
21019	1.77	1.81	0.04	0.0009	HARPS
22918	< 0.02	< 0.17	0.15	0.0012	FEROS
23249	1.24	1.36	0.12	0.0040	HARPS
24341	2.14	2.16	0.02	0.0028	SOPHIE
24892	1.80	1.86	0.06	0.0014	HARPS
30508	0.91	1.02	0.11	0.0072	SOPHIE
67767	< 0.37	< 0.46	0.09	0.0032	ELODIE
75782	2.71	2.71	0.00	0.0116	SOPHIE
92588	< -1.22	< -1.09	0.13	0.0021	HARPS
114613	2.57	2.60	0.03	0.0085	HARPS
121370	1.55	1.59	0.04	0.0002	ELODIE
140785	2.02	2.05	0.03	0.0200	HARPS
150474	1.55	1.62	0.07	0.0027	HARPS
156826	< -0.32	< -0.21	0.11	0.0102	SOPHIE
164507	< -0.70	< -0.63	0.07	0.0018	SOPHIE
170829	1.36	1.45	0.09	0.0038	SOPHIE
182572	< 0.48	< 0.58	0.10	0.0014	ELODIE
188512	< -0.08	< 0.02	0.10	0.0015	HARPS
191026	< 0.26	< 0.39	0.13	0.0001	ELODIE
196378	2.98	2.91	-0.07	0.0052	HARPS
198802	1.88	1.91	0.03	0.0019	SOPHIE
208801	< -1.41	< -1.26	0.15	0.0009	SOPHIE
211038	< 0.04	< 0.18	0.14	0.0008	HARPS
218101	1.10	1.20	0.10	0.0015	SOPHIE
221420	2.12	2.18	0.06	0.0168	HARPS
221585	0.99	1.09	0.10	0.0009	ELODIE
161797A	< 0.80	< 0.90	0.10	0.0004	ELODIE

Nota: Las abundancias de Li indicadas con “<” corresponden límites superiores.

7.3.1. Correcciones NLTE

Un tema importante a tener en cuenta en el cálculo de abundancias de Li a partir de la línea 6707.8 Å son los apartamientos del equilibrio termodinámico local (LTE) o procesos no-LTE (NLTE), tales como pérdida de fotones, sobreionización UV y sobrecombinación IR entre otros (Carlsson et al. 1994), que podrían ser particularmente importantes en las gigantes (Lind et al. 2009). Así, decidimos corregir nuestras $A(\text{Li})$ calculadas en LTE por los apartamientos NLTE utilizando la grilla de Lind et al. (2009) y su código de interpolación que corresponde a una base de datos NLTE interactiva para estrellas tardías⁵. Esta base de datos incluye cálculos NLTE, además del Li, para Na, Ti, Fe y Sr.

Las abundancias de Li en condiciones de NLTE, $A(\text{Li})_{\text{NLTE}}$, se calcularon a partir de los valores de T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, ξ_t y $A(\text{Li})$ en LTE para cada una de las estrellas de la muestra. Los puntos de la grilla abarcan $4000 \leq T_{\text{eff}} \leq 8000$ K, $1 \leq \log g \leq 5$, $-5.0 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.5$ dex, $1.0 \leq \xi_t \leq 5.0$ km s⁻¹ y $-0.3 \leq A(\text{Li}) \leq 5.4$ dex. Para aquellas estrellas cuya abundancia de Li tienen un límite superior muy pequeño, la corrección NLTE (ΔNLTE), no puede ser determinada por el código, puesto que los correspondientes anchos equivalentes están más allá de los límites de la grilla. Sin embargo, según se muestra en la grilla, las correcciones NLTE se vuelven independientes de $A(\text{Li})$ cuando este parámetro es menor que 0.6 dex, por lo que adoptamos el valor mínimo de la grilla y obtuvimos la correspondiente corrección. Para las pocas estrellas con $\xi_t < 1.0$ km s⁻¹, que están fuera del rango en microturbulencia de la grilla, adoptamos la corrección correspondiente a $\xi_t = 1.0$ km s⁻¹. En la Tabla 7.1 se listan las abundancias de Li en LTE, las corregidas por efectos NLTE y los valores de ΔNLTE . Aquellas abundancias indicadas con “<” corresponden límites superiores.

Para el caso de las estrellas subgigantes las correcciones abarcan desde -0.07 dex hasta los 0.20 dex, con un valor promedio de 0.08 dex, mientras que en el caso de las gigantes el rango de ΔNLTE es de 0.11 – 0.37, con un valor promedio de 0.19 dex. Así, puede verse que el efecto NLTE en la abundancia de Li no puede ignorarse, particularmente en el caso de las gigantes. Puesto que el cálculo de ΔNLTE está relacionado con la T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ y ξ_t , en la Figura 7.4 hemos graficado ΔNLTE en función de estos parámetros. En el panel (a) se evidencia una clara dependencia de ΔNLTE con la temperatura efectiva; mientras menor es la T_{eff} mayor es la corrección. Un comportamiento similar ocurre en el panel (b) con la gravedad superficial; a menor gravedad superficial mayor es el valor de ΔNLTE . En el caso de la metalicidad (panel c), no se observa ninguna tendencia evidente. Lo mismo parece suceder para la velocidad de microturbulencia (panel d) en el caso de las gigantes, aunque se registra un pico alrededor de 1.5 km s⁻¹. Sin embargo, en el caso de las subgigantes, los valores de ΔNLTE

⁵<http://inspect-stars.net/>

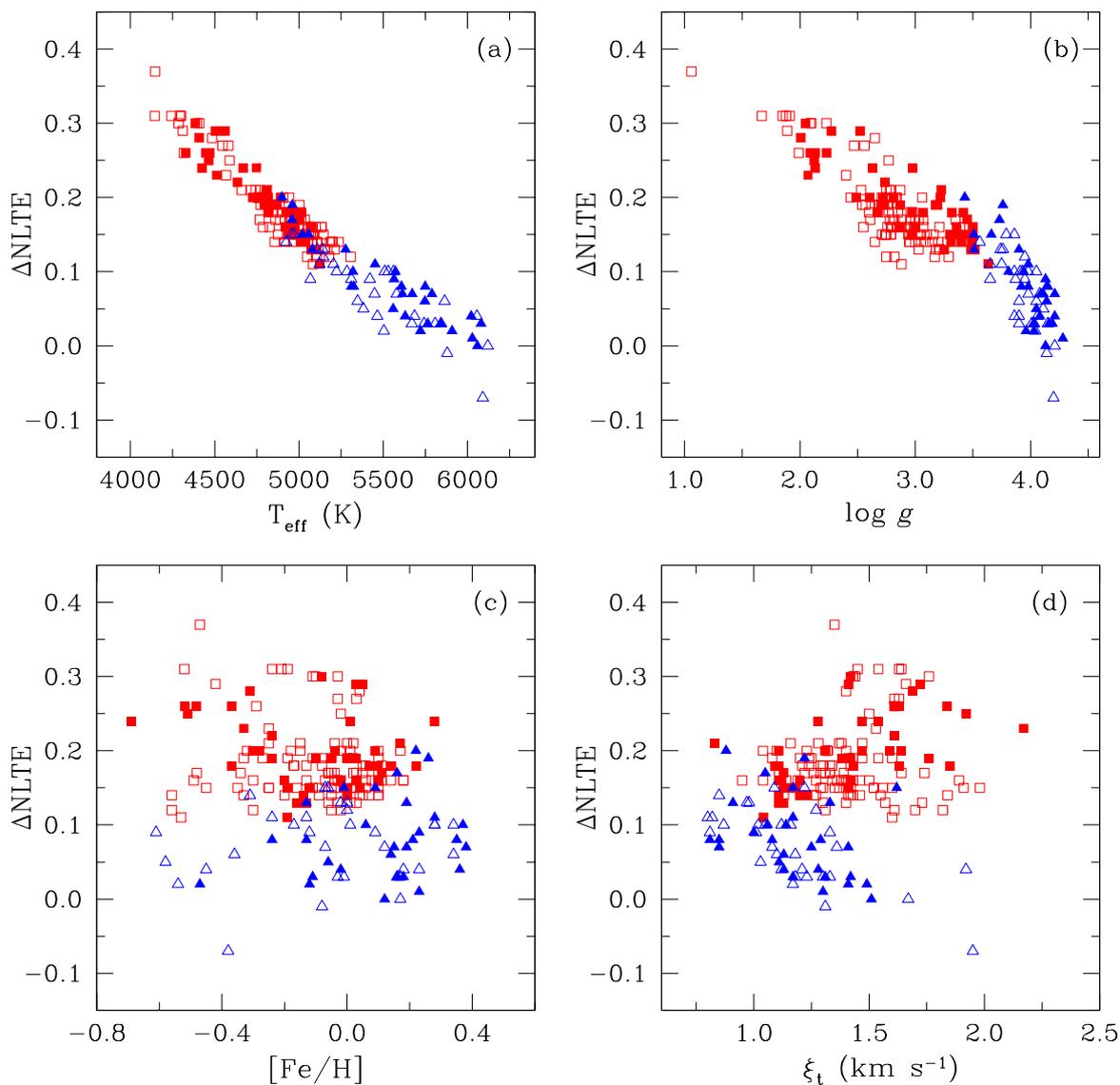


Figura 7.4: Correcciones NLTE para las abundancias de litio en función de la temperatura efectiva (a), metalicidad (b), gravedad superficial (c) y velocidad de microturbulencia (d). Con triángulos se indica a las estrellas subgigantes y con cuadrados a las estrellas gigantes. En ambos casos los símbolos llenos corresponden a las estrellas con planetas, mientras que los símbolos vacíos corresponden a las estrellas de control.

parecen disminuir hacia valores crecientes de ξ_t .

7.3.2. Análisis de errores

El error en la determinación de la abundancia de litio a través del método de síntesis espectral está relacionado con dos aspectos principales: los errores sistemáticos introducidos en los parámetros fundamentales (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, ξ_t) y la incertidumbre

en la determinación del continuo, que corresponde a un error aleatorio. Para determinar la sensibilidad de la abundancia de litio al primero de estos efectos, siguiendo un procedimiento similar al aplicado en la Sección 5.2.1, calculamos la variación de la abundancia de Li debida a cambios en $+100$ K en T_{eff} , $+0.2$ dex en $\log g$, $+0.20$ dex en $[\text{Fe}/\text{H}]$ y $+0.10$ km s $^{-1}$ en ξ_t para una subgigante promedio (HD 114613) y una gigante promedio (HD 219449). Como ya ha sido reportado previamente en la literatura (ver por ej., Ghezzi et al. 2010c; Liu et al. 2014), un cambio de $+100$ K en T_{eff} lleva a un cambio de $+0.10$ dex en la abundancia de Li calculada. Sin embargo, los cambios en el resto de los parámetros no modifican de manera perceptible la abundancia de Li. Por lo tanto, el error en $A(\text{Li})$ debido a errores en los parámetros fundamentales es del orden de 0.10 dex.

Respecto a la incerteza en la determinación del continuo, se ha estimado que para espectros con $S/N > 200$ el error en $A(\text{Li})$ es del 5% en el peor de los casos, resultando en un error máximo de ± 0.10 dex (Liu et al. 2014). Teniendo en cuenta que nuestros espectros tienen S/N de ese orden, hemos asignado conservadoramente ese error a la $A(\text{Li})$ debido al continuo estelar. Las incertidumbres para las correcciones NLTE no están disponibles en la grillas de Lind et al. (2009), por lo que los errores finales en $A(\text{Li})$ son los que resultan del análisis en LTE y son del orden de 0.14 dex en el peor de los casos.

7.4. Chequeos de consistencia

7.4.1. Mediciones realizadas con distintos espectrógrafos

A fin de analizar posibles diferencias sistemáticas en $A(\text{Li})$ introducidas por el uso de espectros obtenidos con distintos instrumentos y procedimientos de reducción, de la misma manera que se analizaron en la sección 3.1 las diferencias entre los parámetros fundamentales, calculamos la abundancia de Li del Sol a partir de espectros HARPS, FEROS, SOPHIE y ELODIE. Además, calculamos $A(\text{Li})$ para un grupo de estrellas observadas con más de un instrumento. En la Tabla 7.2 se resumen los resultados. Se ha incluido también la temperatura efectiva puesto que, como vimos anteriormente, la $A(\text{Li})$ es particularmente sensible a este parámetro. Como puede verse, las abundancias de Li obtenidas a partir de distintos instrumentos son muy similares y las diferencias son bastante menores a los errores discutidos en la sección anterior. Recientemente, Adamów et al. (2014) obtuvieron resultados similares realizando una comparación entre los espectrógrafos HARPS-N, FIES y HET/HRS. En el caso del Sol, nuestros valores de $A(\text{Li})$ muestran un muy buen acuerdo con los valores obtenidos recientemente por Asplund et al. (2009), quienes derivaron un valor de 1.05 dex a partir de modelos hidrodinámicos tridimensionales (3D).

En el caso de los objetos que cuentan con observaciones de más de un instrumento, al igual que antes, se han adoptado los valores de $A(\text{Li})$ derivados a partir de los espectros

Tabla 7.2.: Comparación de la abundancia de litio obtenida para un grupo de estrellas observadas con distintos instrumentos

Objeto	Instrumento	T_{eff}	$A(\text{Li})_{\text{LTE}}$
Sol	HARPS	5763 ± 24	0.94
	FEROS	5739 ± 32	0.98
	SOPHIE	5764 ± 49	0.95
	ELODIE	5748 ± 37	1.02
HD 16400	ELODIE	4814 ± 28	< -1.45
	HARPS	4867 ± 33	< -1.52
HD 28305	ELODIE	4948 ± 28	0.42
	HARPS	5016 ± 33	0.55
	FEROS	4995 ± 33	0.51
HD 62509	ELODIE	4895 ± 24	0.55
	HARPS	4946 ± 18	0.62
HD 18907	HARPS	5068 ± 39	1.19
	FEROS	5097 ± 40	1.17

de mayor resolución.

7.4.2. Comparación con valores obtenidos por otros autores

Como chequeo adicional, en el panel izquierdo de la Figura 7.5 se muestra la comparación de los valores de $A(\text{Li})$ derivados en este trabajo con los obtenidos por Luck & Heiter (2007, LH07, cruces), Liu et al. (2014, LI14, cuadrados), Gonzalez et al. (2010, GO10, triángulos), Ramírez et al. (2012, RA12, estrellas) y Lambert & Reddy (2004, LR04, círculos). Puesto que no todos estos estudios aplicaron correcciones por efectos NLTE, utilizamos las abundancias en LTE para hacer la comparación. Dado que la $A(\text{Li})$ es particularmente sensible a la T_{eff} , tal como se pudo ver en la Sección 7.3.2, en el panel derecho de la Figura 7.5 también se muestra la comparación de nuestros valores de T_{eff} con los de estos autores.

La Tabla 7.3 resume los resultados de la comparación. Aquí, las diferencias promedio (este trabajo – literatura) y las dispersiones alrededor de este valor están representadas por Δ y σ , respectivamente. Se puede ver que el acuerdo general con todos los trabajos previos es bastante bueno tanto para la $A(\text{Li})$ como para la T_{eff} . Sin embargo, se puede notar también que hay una mayor dispersión para valores de $A(\text{Li}) < 0$, que se corresponden esencialmente con límites superiores en las abundancias de Li (ver Figura 7.6). La comparación en este rango de abundancias corresponde a los resultados de LI14 y LH07, con los cuales las diferencias promedios en las $A(\text{Li}) < 0$ son de -0.50 dex y -0.47 dex, respectivamente y son de -0.11 dex y 0.01 dex si sólo se consideran los valores de $A(\text{Li})$ positivos. De acuerdo a estos números, nuestros valores de $A(\text{Li})$ son

Tabla 7.3.: Resultados de la comparación de nuestros valores de T_{eff} y $A(\text{Li})$ en LTE con los obtenidos por otros autores*

Comparación**	$T_{\text{eff}} \pm \sigma$ (K)	$A(\text{Li}) \pm \sigma$	$N_{\text{común}}$
$\Delta[\text{LI14}]$	50.6 ± 67.9	-0.23 ± 0.30	82
$\Delta[\text{LH07}]$	-28.5 ± 56.7	-0.24 ± 0.52	48
$\Delta[\text{RA12}]$	-3.52 ± 70.2	-0.18 ± 0.26	16
$\Delta[\text{GO10}]$	48.4 ± 55.1	0.01 ± 0.17	12
$\Delta[\text{LR04}]$	-124.3 ± 47.0	-0.05 ± 0.29	3

* Luck & Heiter (2007, LH07), Liu et al. (2014, LI14), Gonzalez et al. (2010, GO10), Ramírez et al. (2012, RA12) y Lambert & Reddy (2004, LR04).

** Todas las diferencias promedio corresponden a nuestros valores menos los de la literatura.

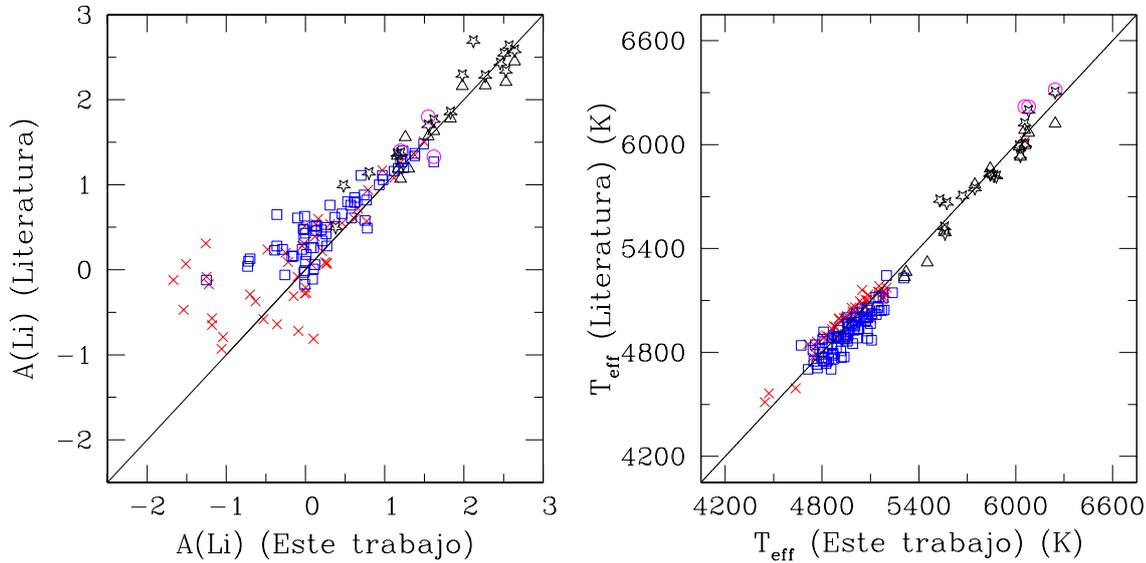


Figura 7.5: Comparación de las abundancias de Li (panel izquierdo) y las temperaturas efectivas (panel derecho) obtenidas en este trabajo con las calculadas por otros autores: Luck & Heiter (2007; cruces), Liu et al. (2014; cuadrados), Gonzalez et al. (2010; triángulos), Lambert (2004; círculos) y Ramírez et al. (2012; estrellas).

subestimados principalmente para los valores negativos de $A(\text{Li})$.

Puesto que no hay diferencias notables en T_{eff} con estos autores, las diferencias en las abundancias de Li para los valores negativos (que corresponden a límites superiores), no serían provocadas por diferencias en los parámetros fundamentales. Aunque no es claro, es posible que las diferencias se deban al uso de espectros de distinta calidad, lo cual sería esperable que afecte particularmente a los objetos con gran agotamiento de Li en los que sólo se puedan asignar límites superiores para las abundancias, como también se puede ver en los resultados de Liu et al. (2014).

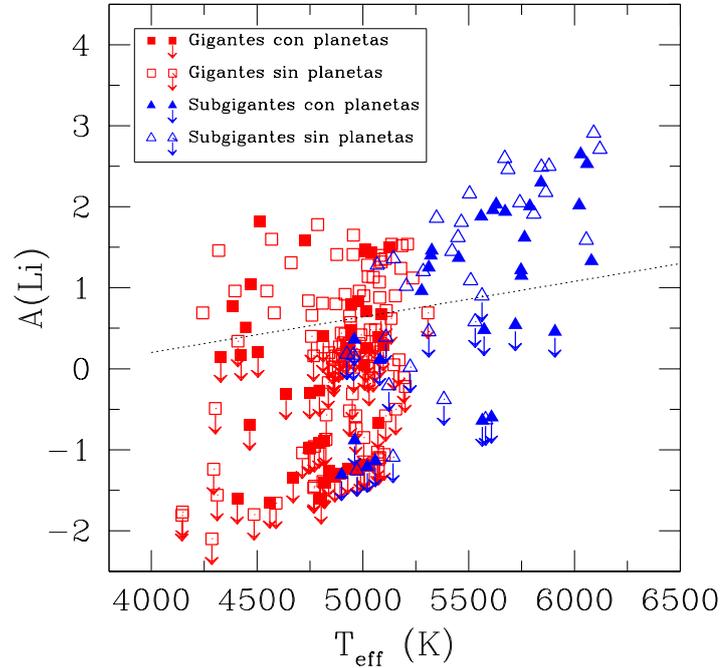


Figura 7.6: $A(\text{Li})$ vs. T_{eff} para todas las subgigantes (triángulos) y gigantes (cuadros) de la muestra. Las estrellas con planetas están indicadas con símbolos llenos. Las abundancias de Li correspondientes a límites superiores están indicadas con flechas. La línea punteada representa el límite de detección del método.

7.5. Resultados generales

En la Figura 7.6 presentamos el comportamiento de $A(\text{Li})$ (de aquí en adelante nos referiremos a las abundancias de litio corregidas por efectos NLTE) en función de la temperatura efectiva para las subgigantes (triángulos) y gigantes (cuadros) de la muestra. Las estrellas indicadas con flechas corresponden a estrellas para las que sólo se pudieron determinar límites superiores para la abundancia de Li. De las 210 estrellas analizadas, identificamos 84 con detecciones reales de Li (38 subgigantes y 46 gigantes), mientras que el resto corresponde a límites superiores en las $A(\text{Li})$. De esta figura se pueden apreciar dos características interesantes. Por un lado, se observa el bien conocido descenso de la abundancia de litio con la temperatura (ver por ej., Takeda et al. 2005; Luck & Heiter 2006; Adamów et al. 2014). Por otro lado, se puede ver que el límite de detección del método utilizado para obtener $A(\text{Li})$ varía con la T_{eff} aproximadamente 0.04 dex/100 K, aumentando desde ~ 0.2 dex a ~ 4000 K hasta ~ 1.0 dex a ~ 6000 K, lo que acuerda razonablemente bien con los métodos utilizados en trabajos recientes (Ghezzi et al. 2010c; Gonzalez et al. 2010; Ramírez et al. 2012).

En la Figura 7.7 se grafica la distribución de las estrellas de la muestra en el diagrama HR, con el comportamiento de la $A(\text{Li})$ en función de la luminosidad y la temperatura efectiva. Las estrellas clasificadas como subgigantes están marcadas con triángulos

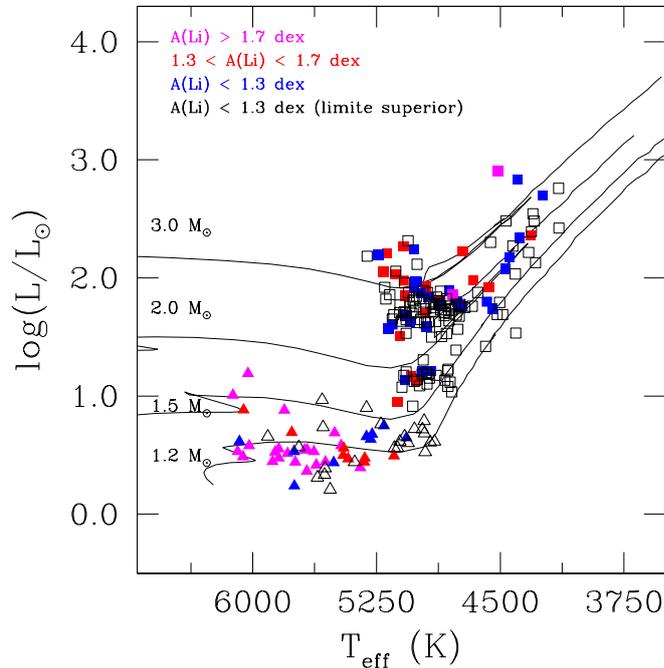


Figura 7.7: Ubicación en el diagrama HR de las 210 estrellas de la muestra para las cuales se calcularon abundancias de litio. Las estrellas gigantes se indican con cuadrados mientras que las estrellas subgigantes se indican con triángulos. Los colores de los símbolos señalan distintas abundancias de Li: en magenta se grafican aquellas estrellas con $A(\text{Li}) > 1.7$ dex, en rojo aquellas con $1.3 \leq A(\text{Li}) \leq 1.7$ dex y en azul las estrellas con $A(\text{Li}) < 1.3$ dex. Esta misma categoría corresponde a las estrellas marcadas con símbolos vacíos, pero en este caso las abundancias corresponden a límites superiores. Con líneas continuas están marcadas las trayectorias evolutivas de Girardi et al. (2000), para masas estelares entre 1.2 y $3 M_{\odot}$ con $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.0$ dex.

mientras que aquéllas clasificadas como gigantes están señaladas con cuadrados. En color magenta se indican aquellas estrellas con $A(\text{Li}) > 1.7$ dex, las cuales corresponden a estrellas ricas en Li, en rojo están representadas las estrellas con $1.3 \leq A(\text{Li}) \leq 1.7$ dex, que corresponden a las estrellas con abundancias normales de Li. En azul se indican las estrellas con $A(\text{Li}) < 1.3$ dex que corresponden a estrellas denominadas pobres en Li. Esta misma categoría corresponde a las estrellas marcadas con símbolos vacíos, pero en este caso las abundancias corresponden a límites superiores. Los valores que delimitan cada categoría son bastante estándar como ha sido sugerido en varios trabajos (ver por ej., Brown et al. 1989; Liu et al. 2014; Adamów et al. 2014).

De acuerdo con esta clasificación, el 34.4% ($N=21$) de las subgigantes son ricas en Li, el 13.1% ($N = 8$) tienen abundancia normal y el 52.4% ($N = 32$) son pobres en Li. Resulta interesante ver que existe una disminución en los valores de $A(\text{Li})$ a medida que desciende la temperatura: las estrellas con mayor abundancia de Li se concentran en las regiones de mayor temperatura del diagrama HR (~ 6000 – 5250 K) y a partir

de los ~ 5250 K se observa una repentina disminución de $A(\text{Li})$, encontrándose sólo estrellas con límites superiores. Evidencia de este comportamiento en las subgigantes fue encontrada por primera vez por do Nascimento et al. (2000) y confirmado posteriormente por do Nascimento et al. (2003). Estos autores sugieren que la caída en la $A(\text{Li})$ de las subgigantes es resultado del rápido incremento de la envoltura convectiva en la etapa evolutiva F tardía. Debido a los procesos del mezclado convectivo, el material de la superficie rico en Li es diluido hacia el interior estelar más caliente. De acuerdo a esto, es claro que aproximadamente la mitad de las subgigantes de nuestra muestra, que tienen un contenido de Li alto o normal, no presentaría una envoltura convectiva desarrollada, mientras que la otra mitad, pobre en Li, habría desarrollado su envoltura convectiva. De acuerdo a do Nascimento et al. (2003), el pico del desarrollo de la envoltura convectiva se produce alrededor de los 5150 K, valor que concuerda con lo observado en el comportamiento de las subgigantes mostrado en la Figura 7.7. Más aún, estos autores encuentran que mientras mayor es la masa de la estrella, más temprano comienza el incremento de la envoltura convectiva, característica que también puede observarse en el diagrama HR para las subgigantes. Por otro lado, también se ha sugerido que esta evolución temprana podría llevar litio a la fotosfera de las subgigantes desde un reservorio bajo la base de la envoltura convectiva (Deliyannis et al. 1990).

En el caso de las gigantes, es interesante notar que la mayoría de las gigantes con $M_{\star} \lesssim 1.5 M_{\odot}$ tienen $A(\text{Li}) < 1.3$ dex y sólo pueden determinarse límites superiores, mientras que en el caso de estrellas de mayor masa se observa un mayor número de gigantes con detecciones reales de Li, incluyendo valores de abundancia normales. Una mayor abundancia de Li remanente de la fase de secuencia principal se espera en estrellas con $M_{\star} = 1.5\text{--}3 M_{\odot}$ y metalicidad solar, puesto que el Li no es fácilmente destruido durante el tiempo de vida de la secuencia principal de la estrella. En el caso de estrellas de menor masa, en cambio, el Li es fuertemente agotado durante la etapa de secuencia y se espera que dejen la secuencia con menor abundancia de Li (ver por ej., Adamów et al. 2014).

Gigantes ricas en litio

Teniendo en cuenta la clasificación establecida previamente, sólo el 1.3% ($N=2$, una de ellas es una GCP) corresponden a gigantes ricas en litio, 12.08% ($N = 18$; 5 GCP y 13 GSP) a gigantes con abundancia normal y el 86.5% ($N = 129$; 42 GCP y 87 GSP) a gigantes pobres en litio. Estos números acuerdan bastante bien con resultados previos que establecen que sólo un 1–2% de las gigantes son ricas en Li (Brown et al. 1989; Kumar et al. 2011; Lebzelter et al. 2012; Adamów et al. 2014; Liu et al. 2014).

Como dijimos, estas pocas gigantes con alto contenido de Li representan un desafío para la teoría de evolución estelar. Realizar un estudio exhaustivo de los distintos escenarios propuestos para dar cuenta de las gigantes ricas en Li, requiere de un análisis espectroscópico detallado, incluyendo la determinación de la razón isotópica de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$

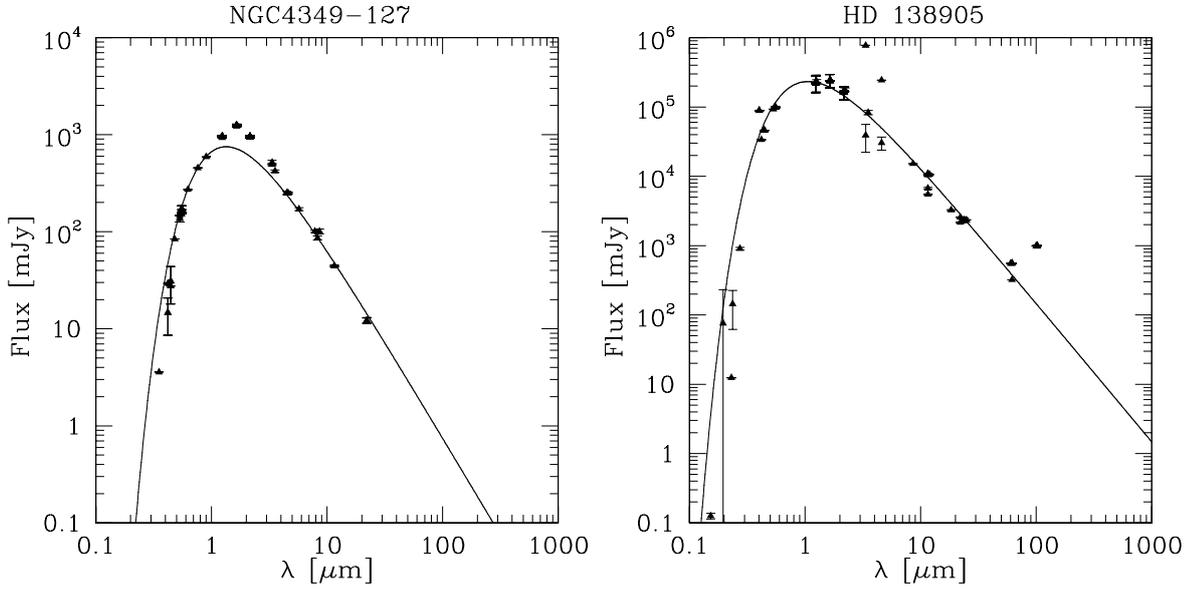


Figura 7.8: SEDs correspondientes a las dos gigantes que presentan $A(\text{Li}) > 1.5$ dex. NGC 4349 -127 se trata de una GCP mientras que HD 138905 es una GSP. Los puntos corresponden a flujos de WISE, IRAS, AKARI y MSX. La línea continua corresponde a la contribución fotosférica de la estrella.

para restringir confiablemente el estado evolutivo de los objetos, lo que va más allá del alcance de esta tesis. Más aún, para la medición de tal cociente se utiliza la región espectral entre 8001 y 8005 Å, porción que está fuera del rango espectral de nuestras observaciones. Sin embargo, es posible analizar brevemente algunas de las huellas predichas dentro del escenario de acreción de compañeras subestelares de acuerdo con los cálculos teóricos de Siess & Livio (1999). Entre las predicciones del escenario de acreción se incluyen excesos infrarojos (IR), abundancias anómalas de elementos refractarios y excesos en las velocidades de rotación.

En la Figura 7.8 se muestran las distribuciones espectrales de energía (SEDs) correspondientes a las dos gigantes ricas en Li NGC 4349-127 (GCP) y HD 138905 (GSP). Los puntos corresponden a los flujos de i) WISE (3.35, 4.6, 11.6 y 22.1 μm) extraídos del catálogo WISE (Cutri & IPAC/WISE Science Data Center Team 2012); ii) AKARI (8.61 y 18.4 μm) del catálogo AKARI/IRC (ISAS/JAXA, 2010); iii) IRAS (12, 25, 60 y 100 μm) del catálogo CIPRIS (Hindsley & Harrington 1994); y iv) MSX (12, 25, 60 y 100 μm) del catálogo MSX (Egan & Price 1996). La línea continua corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. En ninguno de los dos casos se pueden notar excesos IR evidentes. Se ha sugerido que los eventos de acreción estarían conectados con el aumento en la tasa de pérdida de masa durante el episodio de acreción, lo cual lleva a la formación de una cáscara o *shell* que se espera que emita en el IR (Siess & Livio 1999). Los valores de $v \sin i$ listados en la Tabla 3.2 para NGC 4349-127 y HD 138905 son de 2.54 km s^{-1} y 1.60 km s^{-1} , respectivamente, con lo cual se descarta un exceso de rotación de estos objetos, ya que el límite entre rotador rápido y lento se ha

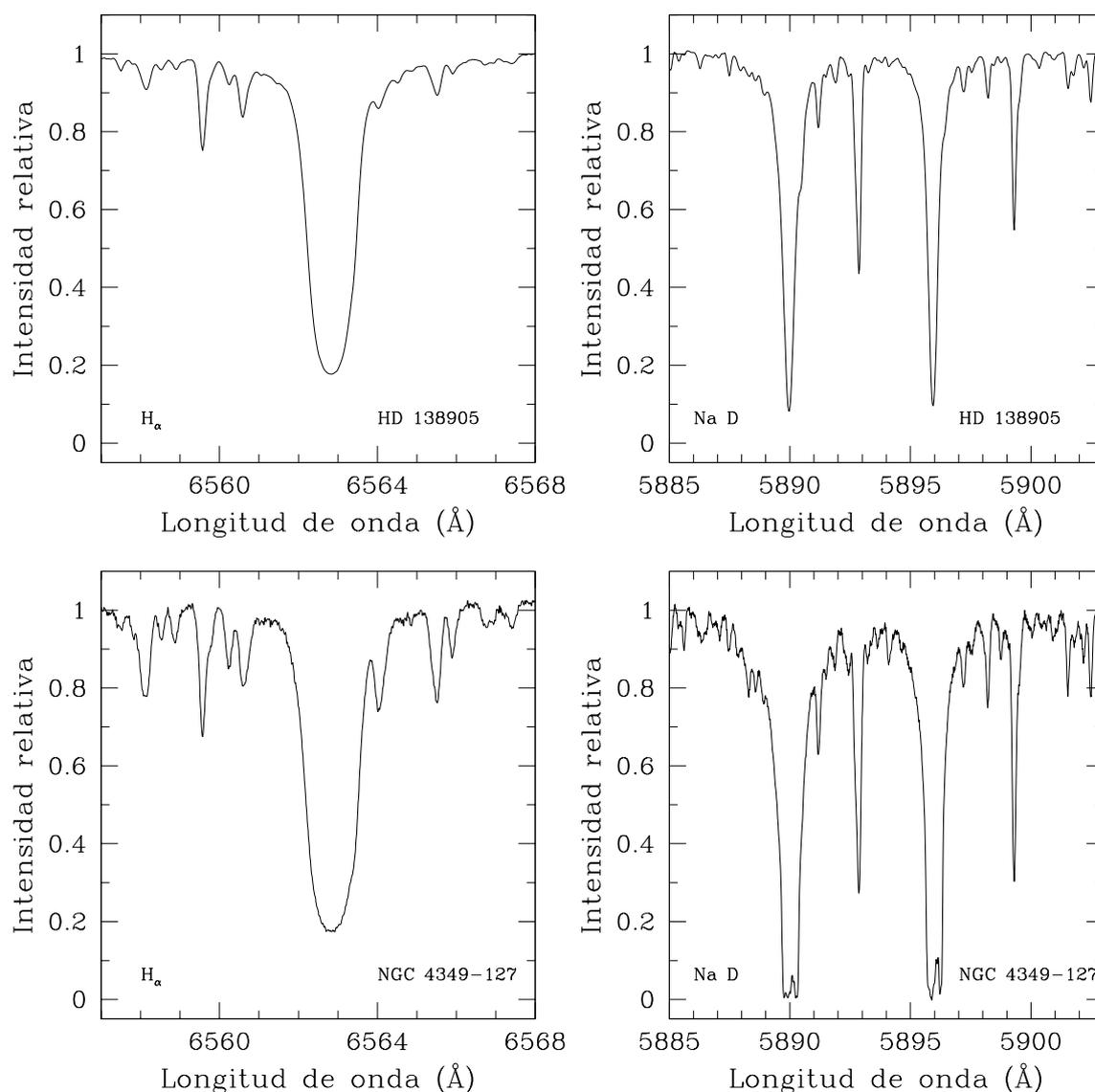


Figura 7.9: Espectros de NGC 4349-127 (paneles superiores) y HD 138905 (paneles inferiores) en las regiones de las líneas de H α y Na D.

establecido en $\simeq 6\text{--}8 \text{ km s}^{-1}$ (Massarotti 2008; Carlberg et al. 2012).

Las abundancias de elementos refractarios en estos objetos, listados en las Tablas 5.2 y 5.3, no muestran ningún exceso con respecto al resto de las gigantes con abundancia normal de Li o incluso pobres en Li, resultado que concuerda con el obtenido recientemente por Adamów et al. (2014). Sería interesante también determinar la abundancia de berilio de estos objetos, ya que de acuerdo con las predicciones de Siess & Livio (1999), la acreción de un planeta o enana marrón también producirían un exceso en la abundancia de este elemento. Lamentablemente, al igual que en el caso del $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, las líneas de Be ($\lambda 3131 \text{ \AA}$) caen por fuera del rango espectral cubierto por nuestros espectros.

Otra forma empírica de investigar el fenómeno de pérdida de masa es analizar los perfiles de las líneas del doblete de sodio (Na D) y de $H\alpha$. Los episodios de pérdida de masa pueden causar asimetrías corridas hacia el azul en el perfil de $H\alpha$ o producir componentes adicionales en el lado azul de las líneas del Na D y, además deberían estar separadas de las líneas estelares por hasta una docena de km s^{-1} (Balachandran et al. 2000; Reddy et al. 2002a; Drake et al. 2002; Reddy & Lambert 2005). En las Figura 7.9 se muestran las regiones espectrales de la línea de $H\alpha$ y las líneas del Na D correspondientes a HD 138905 (paneles superiores) y NGC 4349-127 (paneles inferiores). HD 138905 no muestra signos evidentes de asimetrías en el perfil de $H\alpha$ ni tampoco se observa la presencia de componentes adicionales corridas hacia el azul en los alrededores del doblete de sodio. En el caso de NGC 4349-124, no hay evidencias significativas de asimetrías en $H\alpha$, pero sí las hay en los núcleos de las líneas de Na D. Sin embargo, puesto que las componentes que están más hacia el azul coinciden con las posiciones en reposo de las líneas, la asimetría probablemente corresponda a una emisión en el centro de absorción, lo cual indicaría la presencia de una cromósfera y no sería un indicio de pérdida de masa.

7.6. Discusión: litio en estrellas con y sin planetas

Como se mencionó en la introducción, la interpretación de las abundancias de litio no es fácil puesto que éstas dependen de varios parámetros, tales como la temperatura, la metalicidad, la masa, la edad, rotación y la actividad estelar. Estudiar los efectos de la presencia de planetas en la abundancia de litio de sus estrellas huéspedes requiere de una comparación consistente entre estrellas con y sin planetas, lo que implica no sólo comparar muestras que tengan un mismo rango en los parámetros sino que, además, se deben tener en cuenta todas las dependencias de las $A(\text{Li})$ con todos estos parámetros estelares. En esta sección analizamos la relación entre $A(\text{Li})$ y los parámetros estelares para luego intentar hacer una comparación coherente entre estrellas con y sin planetas y establecer de esta manera si la presencia de planetas podría ser una variable que afecte el contenido del Li estelar.

7.6.1. Subgigantes

$A(\text{Li})$ en función de los parámetros estelares

En la Figura 7.10 presentamos $A(\text{Li})$ en función de los parámetros estelares de las subgigantes. El panel (a) muestra $A(\text{Li})$ vs. T_{eff} , en donde se puede apreciar claramente la conocida correlación: estrellas más calientes tienen altas abundancias de Li, mientras que las más frías sólo presentan límites superiores de $A(\text{Li})$, indicando así un incremento en el agotamiento debido al mezclado convectivo más eficiente. Además, se puede notar la presencia de dos brechas o “desiertos” en el plano $T_{\text{eff}}-A(\text{Li})$ en donde parece no

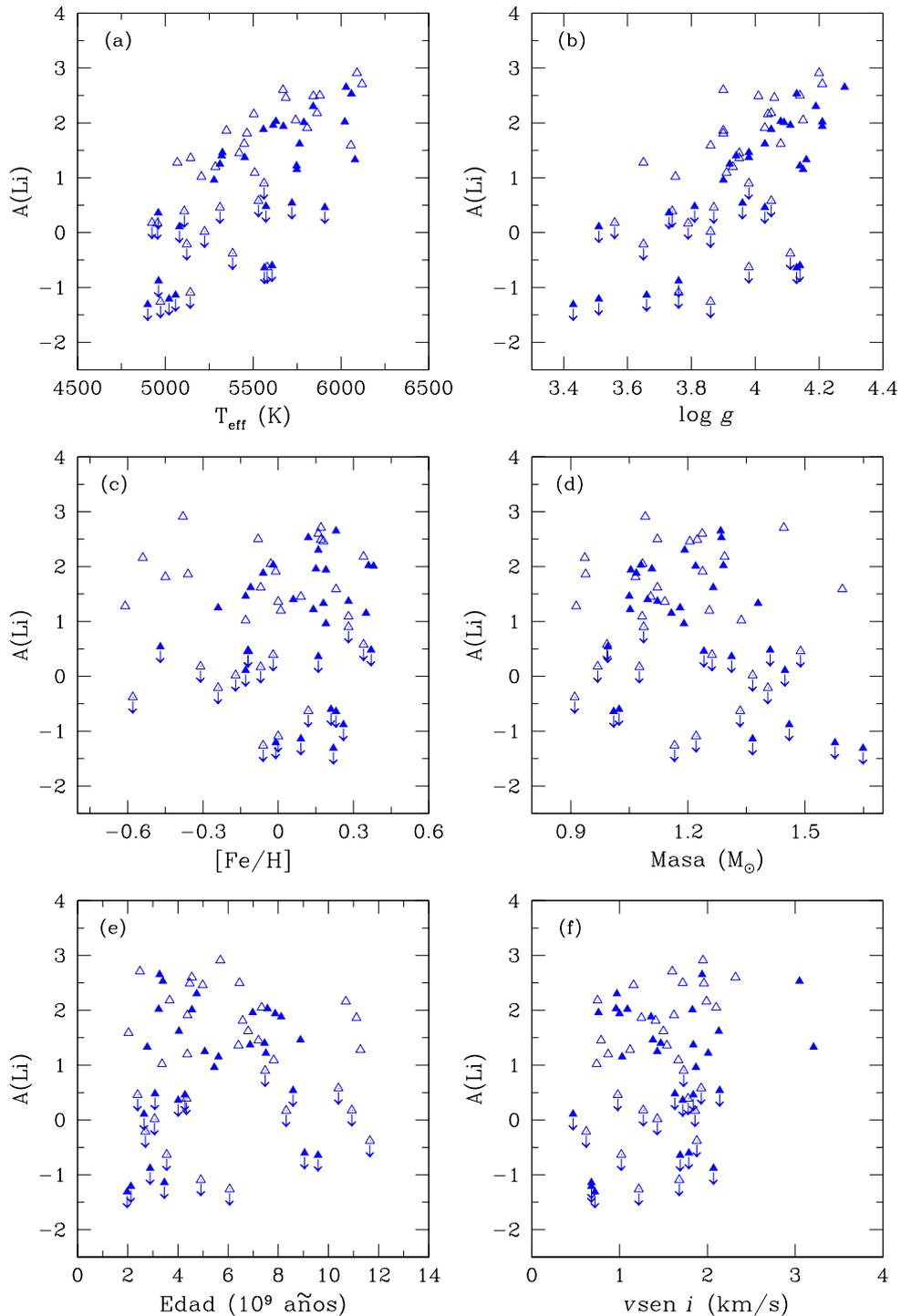


Figura 7.10: Abundancias de Li en función de los parámetros de las estrellas subgigantes. (a) $A(\text{Li})$ vs. T_{eff} . (b) $A(\text{Li})$ vs. $\log g$. (c) $A(\text{Li})$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$. (d) $A(\text{Li})$ vs. Masa. (e) $A(\text{Li})$ vs. Edad. (f) $A(\text{Li})$ vs. $v_{\text{sen } i}$. Los símbolos llenos corresponden a estrellas con planetas y los vacíos a estrellas de control. Las flechas denotan límites superiores en las abundancias de Li.

haber ninguna estrella aunque sí están rodeadas por ellas. La primera región está en las cercanías de $T_{\text{eff}} \sim 5600$ K y $A(\text{Li}) \simeq 1.4$ dex, mientras que la segunda está en $T_{\text{eff}} \sim 6000$ K y $A(\text{Li}) \simeq 1.6$ dex. Esta última región fue notada por primera vez por Chen et al. (2001) y recientemente estudiada por Ramírez et al. (2012), quienes especularon que las estrellas del lado de $A(\text{Li})$ baja han experimentado un período de fuerte destrucción superficial de litio en su etapa de secuencia principal o subgigante. La primera región no ha sido reportada previamente, por lo que debe ser tomada con precaución ya que podría deberse al bajo número de objetos en esa región.

En base a nuestro objetivo de buscar diferencias entre estrellas con y sin planetas, lo más importante a tener en cuenta del panel (a) de la Figura 7.10 es que las estrellas con y sin planetas abarcan el mismo rango de temperatura, el cual va desde ~ 5000 K hasta los ~ 6000 K. En una primera comparación general, resulta llamativo notar que la envolvente superior de la distribución de $A(\text{Li})$ de las estrellas sin planetas se mantiene por encima de aquélla correspondiente a estrellas con planetas a lo largo de todo el rango de T_{eff} .

El panel (b) de la Figura 7.10 revela una tendencia de abundancias de Li más bajas hacia menores gravedades superficiales, lo cual es probablemente un reflejo del comportamiento observado en el panel (a), puesto que las estrellas de menor T_{eff} se corresponden con las estrellas de menor gravedad superficial. Nuevamente, estrellas con y sin planetas muestran un comportamiento indistinguible abarcando los mismos límites en $\log g$.

El panel (c) de la Figura 7.10 muestra $A(\text{Li})$ en función de la metalicidad. Aquí se puede observar que la mayoría de las estrellas con planetas tienen metalicidad mayor que la solar. En la sección 4.2.2 obtuvimos que las SGCP presentan, en promedio, un exceso de 0.16 dex respecto a las SGSP. Sin embargo, puede notarse que hay varias SGCP por debajo del valor solar e incluso una de ellas con $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.47$. Estrellas con y sin planetas tienen un considerable solapamiento y no se observa ninguna tendencia de $A(\text{Li})$ con $[\text{Fe}/\text{H}]$ a lo largo del rango de metalicidad estudiado (1.0 dex aproximadamente). El incremento de las opacidades de metales en estrellas de tipo solar es responsable de la transición entre el transporte de energía radiativo y convectivo y por lo tanto se espera que estrellas de una dada masa con más metales tengan envolturas convectivas más profundas que favorecerían el agotamiento de Li. Si bien esto podría ser cierto para estrellas muy ricas en metales ($[\text{Fe}/\text{H}] \gtrsim 0.3$ dex), tal como encontraron recientemente Delgado Mena et al. (2014), no parece ser el caso de las estrellas de nuestra muestra, donde hay estrellas sin planetas con $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$ que no muestran agotamiento en Li. Más aún, como vimos en la Sección 7.3.2, un desplazamiento de +0.10 dex en $[\text{Fe}/\text{H}]$ tiene un efecto despreciable en las abundancias de litio.

En el panel (d) presentamos $A(\text{Li})$ en función de la masa estelar, en donde hay dos efectos a tener en cuenta. Por un lado, $A(\text{Li})$ disminuye hacia masas menores que $\sim 1.2 M_{\odot}$, lo cual es esperado ya que las estrellas de masa baja tienen envolturas convectivas

más gruesas donde el Li es destruido mas eficientemente (ver por ej., Lambert & Reddy 2004). Por otro lado, tal como discutimos en la Sección 7.5, mientras mayor sea la masa de la estrella más temprano comienza el desarrollo de su envoltura convectiva, lo cual explicaría la disminución de $A(\text{Li})$ para estrellas más masivas que $\sim 1.2 M_{\odot}$. Estrellas con y sin planetas abarcan el mismo rango de masas, por lo que no habría un sesgo observacional en este parámetro.

En el panel (e) se puede observar la esperada dependencia leve de $A(\text{Li})$ con la edad, donde el Li comienza a ser destruido a medida que la estrella se hace más vieja (ver por ej., Ghezzi et al. 2010c; Baumann et al. 2010), aunque es sabido que este agotamiento se lleva a cabo principalmente durante los primeros 1×10^9 años. El comportamiento de estrellas con y sin planetas es también muy similar en esta variable.

Finalmente, en el panel (f) se muestra $A(\text{Li})$ en función de $v_{\text{sen } i}$. Hay evidencia que sugiere que estrellas de alta rotación son más ricas en Li respecto de sus contrapartes de baja rotación (Rebolo & Beckman 1988; Soderblom et al. 1993; Takeda et al. 2010; Gonzalez et al. 2010; Somers & Pinsonneault 2014). Puesto que las estrellas de nuestra muestra fueron seleccionadas para la búsqueda de planetas, los rotadores rápidos fueron descartados para determinar de manera precisa las velocidades radiales. Por esta razón no se puede apreciar esta relación en nuestros datos. En esta muestra existe una sola subgigante de alta rotación ($v_{\text{sen } i} = 12.32 \text{ km s}^{-1}$), cuya abundancia de litio es 1.59 dex ⁶. Estrellas con y sin planetas abarcan aproximadamente el mismo rango de $v_{\text{sen } i}$.

De acuerdo con las comparaciones de los parámetros mostrados en los paneles de la Figura 7.10, no hay diferencias evidentes entre la muestra de SGCP y SGSP. Estas dos muestras tienen un comportamiento similar en T_{eff} , $\log g$, masa, edad y $v_{\text{sen } i}$. Si bien el comportamiento en metalicidad es de hecho diferente entre estrellas con y sin planetas, diferencias de ~ 0.15 dex en $[\text{Fe}/\text{H}]$ tienen un efecto despreciable en la $A(\text{Li})$, tal como evidencia la falta de una tendencia obvia entre $[\text{Fe}/\text{H}]$ y $A(\text{Li})$. Más aún esta muestra no alberga estrellas de muy alta metalicidad ($\text{Fe}/\text{H} > 0.3$ dex) donde tales efectos podrían ser importantes.

Distribución de $A(\text{Li})$ en las subgigantes con y sin planetas

El hecho de que los parámetros estelares de las muestras de subgigantes con y sin planetas de este trabajo se comporten de manera similar permite explorar posibles diferencias en el contenido de Li entre SGCP y SGSP, sin el riesgo de introducir sesgos provocados por T_{eff} , edad, masa, metalicidad, o $v_{\text{sen } i}$. En el panel izquierdo de la Figura 7.11 se muestran las distribuciones de frecuencias acumuladas de $A(\text{Li})$, incluyendo tanto detecciones reales de Li como límites superiores, para estrellas con y sin planetas. Tal como se puede ver no hay una diferencia demasiado grande entre SGCP y SGSP, siendo los valores promedios $\langle A(\text{Li}) \rangle = +0.93 \pm 1.18$ y $+1.16 \pm 1.15$

⁶Para una mejor visualización esta estrella no se ha incluido en el gráfico del panel (f).

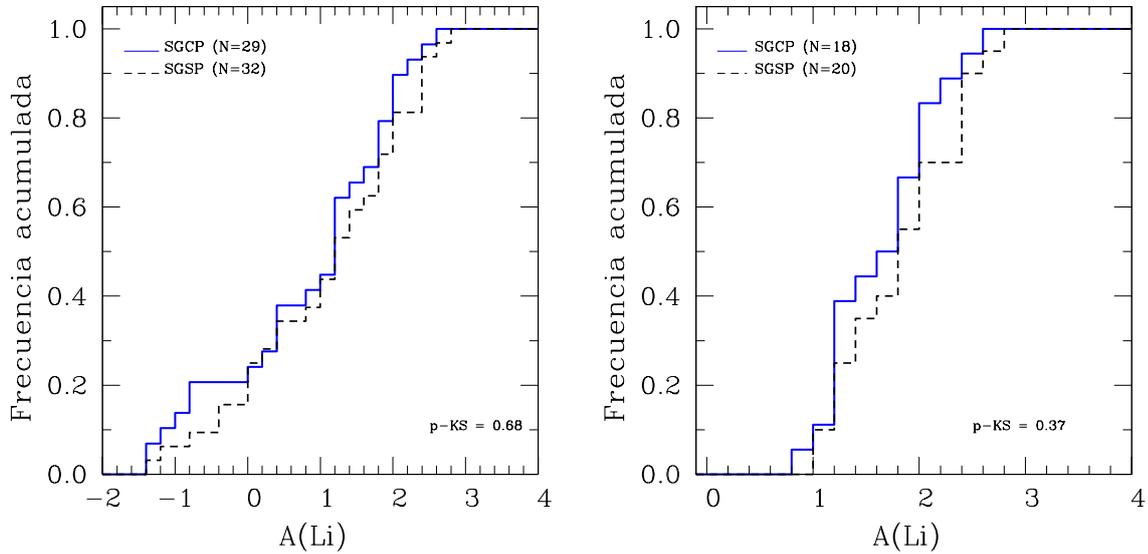


Figura 7.11: Distribuciones de frecuencias acumuladas de $A(\text{Li})$ para subgigantes con planetas (línea continua) y subgigantes sin planetas (línea a trazos). Las distribuciones del panel izquierdo comprenden tanto detecciones reales de litio como límites superiores, mientras que los del panel derecho comprenden solamente detecciones reales de Li.

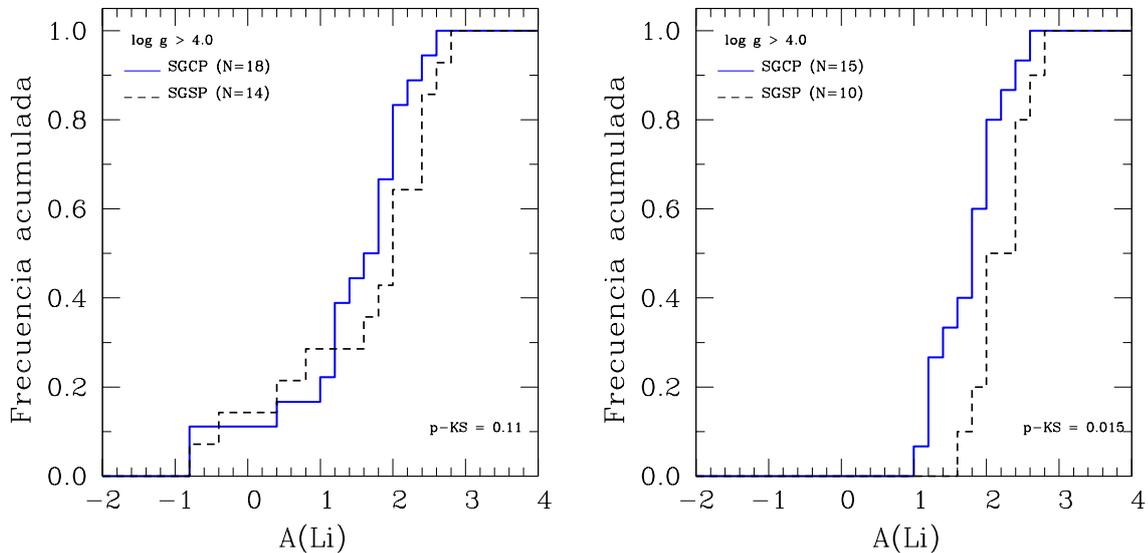


Figura 7.12: Mismo gráfico que el de la Fig. 7.11, excepto que los histogramas corresponden a las $A(\text{Li})$ de estrellas con $\log g \gtrsim 4.0$ dex ($T_{\text{eff}} \gtrsim 5300$ K).

dex, respectivamente. Sin embargo, es interesante notar que si sólo se consideran las detecciones reales de Li la diferencia promedio se mantiene (~ 0.20 dex), tal como se puede ver en el panel derecho de la Figura 7.11. En este caso, los valores promedio de $A(\text{Li})$ de SGCP y SGSP son $\langle A(\text{Li}) \rangle = +1.72 \pm 0.49$ y $+1.91 \pm 0.57$, respectivamente. De acuerdo con la prueba KS, la probabilidad de que las dos muestras pertenezcan a

Tabla 7.4.: Estadística de la distribución de $A(\text{Li})$ en las muestras de subgigantes

Rango de parámetros estelares y $A(\text{Li})$	Muestra	Promedio	Mediana	σ	N	Dif. prom	p-KS
Todo (Detección y límite superior de Li)	SGCP	+0.96	+1.25	1.18	29	-0.20	0.68
	SGSP	+1.16	+1.32	1.15	32		
Todo (Sólo detección de Li)	SGCP	+1.72	+1.75	0.49	18	-0.19	0.369
	SGSP	+1.91	+1.88	0.57	20		
$T_{\text{eff}} > 5300$ K (Detección y límite superior de Li)	SGCP	+1.48	+1.75	0.93	18	-0.19	0.11
	SGSP	+1.67	+2.10	1.13	14		
$T_{\text{eff}} > 5300$ K (Sólo detección de Li)	SGCP	+1.83	+1.94	0.46	15	-0.46	0.015
	SGSP	+2.29	+2.32	0.38	10		

la misma población disminuye a casi la mitad, alcanzando el 37 %.

Es importante destacar que la comparación anterior comprende todo el rango de temperatura efectiva ($\Delta T_{\text{eff}} \sim 1000$ K). Sin embargo, este rango en T_{eff} incluye subgigantes muy evolucionadas y de mayor proximidad a la rama de las gigantes, como se puede notar en el diagrama HR de la Figura 7.7, y por lo tanto con un grado muy distinto en el desarrollo de sus superficies convectivas. Esto también se puede notar en la extensión del rango de gravedades superficiales del panel (b) de la Figura 7.10, que abarca aproximadamente 1.0 dex en gravedades superficiales. A fin de analizar diferencias en $A(\text{Li})$ entre estrellas con y sin planetas que tengan un estado evolutivo más limitado y por lo tanto que ocupen regiones más acotadas en el diagrama HR, repetimos la comparación anterior pero incluyendo sólo aquellas estrellas con $\log g \gtrsim 4.0$ dex, que equivale a subgigantes con $T_{\text{eff}} \gtrsim 5300$ K. Tal como se puede ver de la Figura 7.10, este corte en T_{eff} no supone ninguna diferencia en los parámetros de estrellas con y sin planetas.

En la Figura 7.12 se muestran las distribuciones de frecuencia acumulada de la $A(\text{Li})$ de SGCP y SGSP con $\log g \gtrsim 4.0$ dex ($T_{\text{eff}} \gtrsim 5300$ K). En el panel izquierdo de esta figura se muestran las distribuciones incluyendo tanto detecciones reales como límites superiores en las abundancias de Li. En este caso la diferencia promedio es del mismo orden a la encontrada en la comparación correspondiente al rango completo de T_{eff} analizado anteriormente, siendo los valores promedio de $A(\text{Li})$ para SGCP y SGSP $\langle A(\text{Li}) \rangle = +1.48 \pm 0.93$ y $+1.67 \pm 1.13$ dex, respectivamente, mientras que la probabilidad de la prueba KS es de 11 %. Sin embargo, la diferencia entre estrellas con y sin planetas se vuelve máxima cuando se consideran sólo las detecciones reales de Li, tal como se puede ver en el panel derecho de la Figura 7.12. En este caso las estrellas con planetas muestran una deficiencia promedio en Li de 0.46 dex comparado con las estrellas sin planetas, siendo los valores promedio de $A(\text{Li})$ de SGCP y SGSP de $\langle A(\text{Li}) \rangle = +1.83 \pm 0.46$ y $+2.29 \pm 0.38$ dex, respectivamente. La probabilidad de que ambas muestras pertenezcan a la misma población, de acuerdo con la prueba KS, es de tan solo ~ 1 %.

En la Tabla 7.4 se resume la estadística para las subgigantes. De acuerdo a los valores de esta tabla y el comportamiento de las distribuciones de las Figuras 7.11 y 7.12 parece haber una diferencia entre estrellas con y sin planetas. Subgigantes con planetas parecen mostrar un mayor grado de agotamiento de Li comparado con subgigantes sin planetas con el mismo rango de parámetros estelares. Estos resultados estarían de acuerdo con las diferencias reportadas en estrellas de secuencia principal con planetas por varios autores (Israelian et al. 2009; Gonzalez et al. 2010; Delgado Mena et al. 2014).

7.6.2. Gigantes

A(Li) en función de los parámetros estelares

Al igual que en el caso de las subgigantes, con el fin de analizar el efecto de la presencia planetaria en el contenido de Li, es necesario analizar la dependencia de A(Li) con los parámetros estelares y constatar que estrellas con y sin planetas comprendan parámetros similares. En la Figura 7.13 se presentan las abundancias de Li en función de los parámetros estelares para las estrellas gigantes. El panel (a) muestra A(Li) vs. T_{eff} . Aquí se puede ver que las gigantes con detecciones reales de Li abarcan casi todo el rango de T_{eff} , aunque la mayor parte está concentrada por arriba de los 4750 K. Además, la caída de la abundancia de Li hacia menores temperaturas parece ser menos prominente. Estrellas con y sin planetas parecen cubrir el mismo rango de T_{eff} .

En el panel (b) se muestra A(Li) vs. $\log g$. Nuevamente, las gigantes con detección de Li están presentes en todos los valores de $\log g$ aunque la mayoría se concentra por arriba de 2.5, lo cual coincide con los resultados recientes de Adamów et al. (2014). Las estrellas con y sin planetas se comportan de manera indistinguible con respecto a la gravedad superficial. En el panel (c) se puede ver que no hay ninguna relación evidente entre A(Li) y [Fe/H]. Las detecciones de Li ocurren en todo el rango de metalicidades. En este caso tampoco se observa ninguna diferencia entre estrellas con y sin planetas.

En la Figura 7.13(d) se puede ver que las gigantes con detección de Li cubren casi todo el rango de masa estelar y, a diferencia de las subgigantes, no se observa ninguna correlación evidente del agotamiento del Li con la masa estelar. Es importante notar también que no hay estrellas con planetas con masas superiores a $\sim 2.8 M_{\odot}$, mientras que el rango de masa de las gigantes sin planetas detectados incluye hasta $\sim 3.5 M_{\odot}$, lo cual podría introducir un sesgo observacional a la hora de buscar diferencias entre estrellas con y sin planetas. En el panel (e) se muestra la edad de las estrellas vs. A(Li). Aquí podemos ver que las gigantes con detección de Li permanecen hasta los $\sim 6 \times 10^9$ años y a partir de esa edad sólo se observan gigantes con límites superiores en las abundancias de Li. Las estrellas con y sin planetas se comportan de manera similar.

Finalmente, en el panel (f) se muestra A(Li) en función de la velocidad rotacional proyectada derivada en la Sección 3.4. Las estrellas con detección de Li ocupan prácticamente todo el rango en $v \sin i$ y parece no haber ninguna tendencia de mayor A(Li) en las estrellas de mayor $v \sin i$, lo que acuerda con resultados recientes (Liu et al.

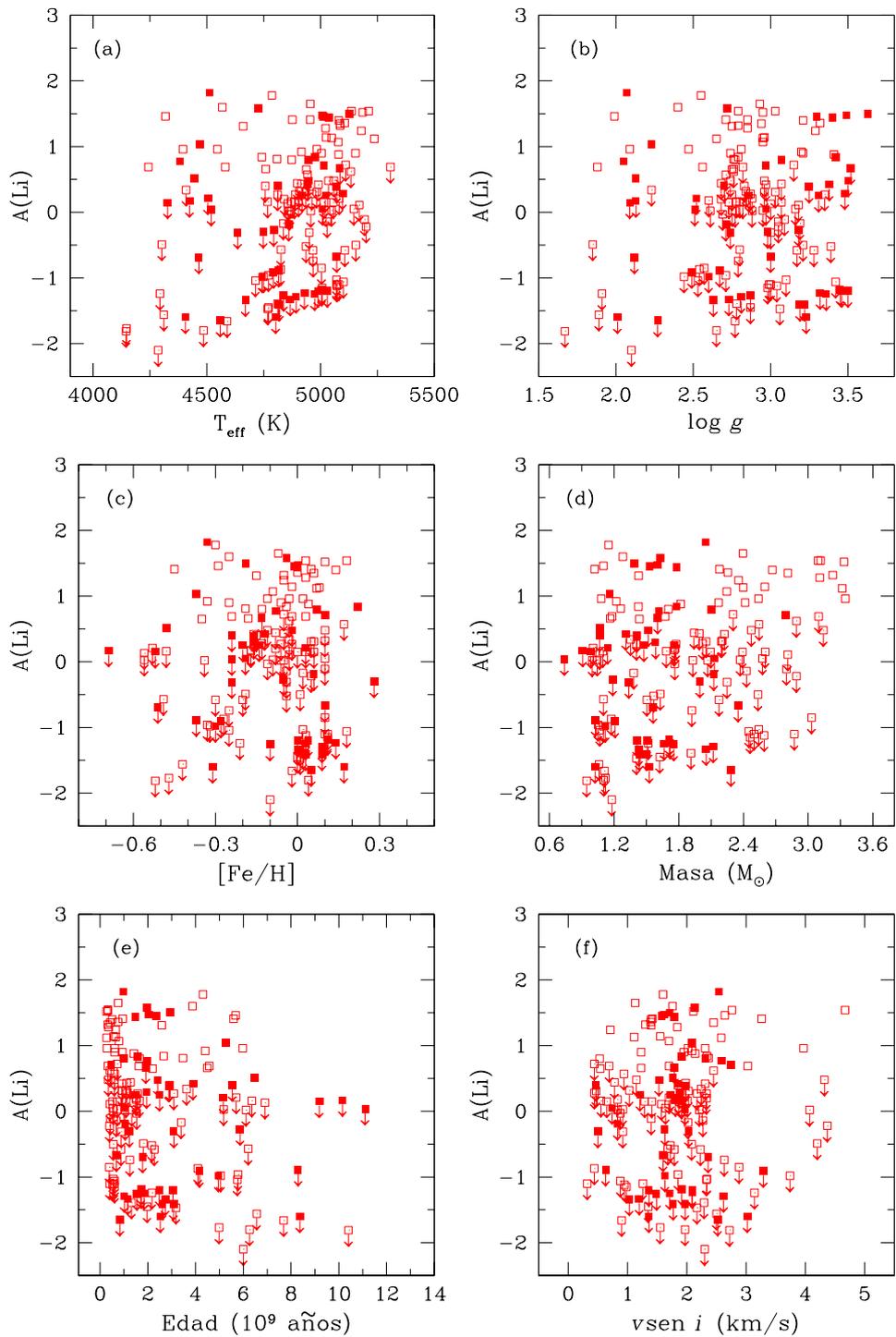


Figura 7.13: Abundancias de Li en función de los parámetros de las estrellas gigantes. (a) $A(\text{Li})$ vs. T_{eff} . (b) $A(\text{Li})$ vs. $\log g$. (c) $A(\text{Li})$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$. (d) $A(\text{Li})$ vs. Masa. (e) $A(\text{Li})$ vs. Edad. (f) $A(\text{Li})$ vs. $v_{\text{sen } i}$. Los símbolos llenos corresponden a estrellas con planetas y los vacíos a estrellas de control. Las flechas denotan límites superiores en las abundancias de Li.

2014; Adamów et al. 2014). Si bien Carlberg et al. (2012) encontraron una correlación positiva entre $A(\text{Li})$ y $v_{\text{sen } i}$, es importante destacar que tanto nuestra muestra como la de Liu et al. y la de Adamów et al. pertenecen a programas de búsqueda de planetas, los cuales por defecto no seleccionan rotadores rápidos ($v_{\text{sen } i} \gtrsim 8 \text{ km s}^{-1}$). Esta selección podría explicar la falta de correlación. Por otro lado, no parece haber diferencias significativas en el comportamiento de estrellas con y sin planetas.

Distribución de $A(\text{Li})$ en las gigantes con y sin planetas

Puesto que el rango de masa cubierto por las gigantes con planetas llega sólo hasta $\sim 2.8 M_{\odot}$ mientras que el correspondiente a aquéllas sin planetas llega hasta $\sim 3.5 M_{\odot}$ (Figura 7.13d), en el siguiente análisis vamos a considerar únicamente estrellas con y sin planetas con masas menores a $3.0 M_{\odot}$ a fin de hacer una comparación consistente. Además, no hemos tenido en cuenta las dos gigantes ricas en Li ($A(\text{Li}) > 1.7 \text{ dex}$), cuyas abundancias no se corresponden con los valores predichos por la teoría de evolución estelar.

En la Figura 7.14 se muestran las distribuciones de frecuencias acumuladas de $A(\text{Li})$ correspondientes a las gigantes con y sin planetas con $M_{\star} < 3.0 M_{\odot}$. En el panel izquierdo se incluyen tanto detecciones reales de Li (11 GCP y 27 GSP) como también límites superiores (36 GCP y 66 GSP). A primera vista puede notarse que las diferencias entre estrellas con y sin planetas son más notables en el rango de $A(\text{Li})$ bajas ($A(\text{Li}) \lesssim 0.0 \text{ dex}$), que se corresponden con límites superiores en $A(\text{Li})$. En este caso los valores promedio de $A(\text{Li})$ para estrellas con y sin planetas son $\langle A(\text{Li}) \rangle = -0.18 \pm 0.97 \text{ dex}$ y $+0.06 \pm 0.93 \text{ dex}$, respectivamente. A partir de estos valores la diferencia promedio entre las GCP y las GSP es de -0.24 dex , mientras que la probabilidad de que ambas muestras pertenezcan a la misma población dada por la prueba KS es de 19%, lo que no representa un valor concluyente. Más aún, si consideramos sólo las detecciones reales de Li (panel derecho), el número de estrellas con planetas se reduce bastante ($N = 11$) y los valores promedio de $A(\text{Li})$ para estrellas con y sin planetas son $\langle A(\text{Li}) \rangle = +1.10 \pm 0.39 \text{ dex}$ y $+1.10 \pm 0.31 \text{ dex}$, respectivamente, con lo que la diferencia promedio resulta nula. La prueba KS en este caso da una probabilidad de 38%.

De acuerdo con estos valores no es posible concluir que exista una diferencia en $A(\text{Li})$ entre gigantes con y sin planetas para aquellas estrellas en las que se detectó Li. Sin embargo, la diferencia entre aquéllas en las que sólo se determinaron límites superiores es intrigante. Pareciera que las estrellas con planetas mostraran en promedio un límite superior de Li más bajo que aquéllas sin planetas. Es claro que una comparación de muestras con límites superiores no es concluyente, razón por la cual se hace necesario aumentar el número de estrellas con planetas con detección de litio a fin de establecer si la diferencia mostrada por las estrellas con límites superiores se mantiene.

Estos resultados estarían de acuerdo con los reportados recientemente por Liu et al. (2014), quienes establecen que el Li es más fácil de agotar en estrellas con planetas.

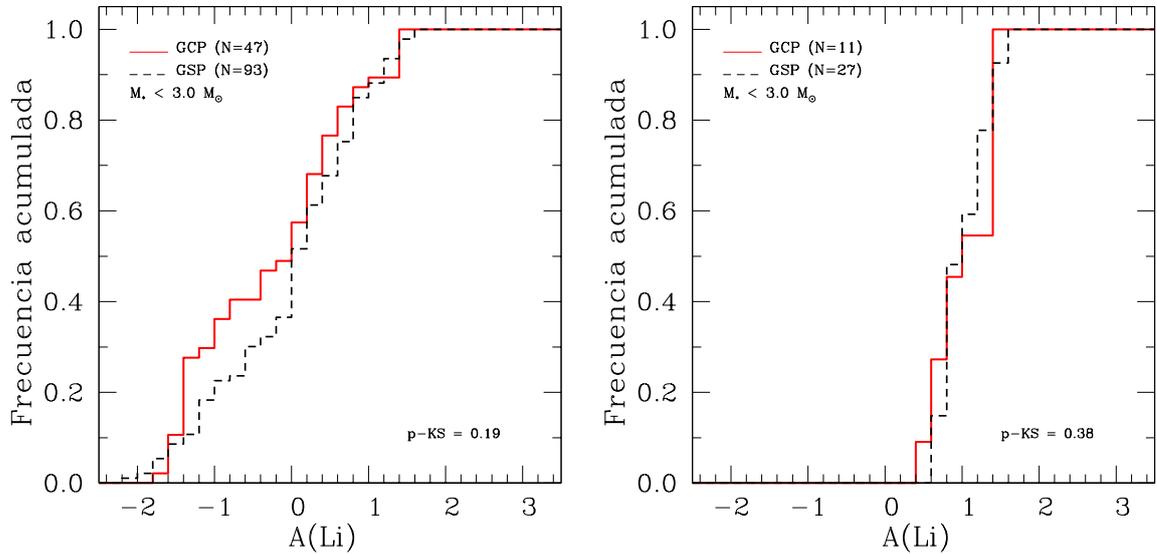


Figura 7.14: Distribuciones de frecuencias acumuladas de $A(\text{Li})$ para las gigantes con planetas (línea continua) y gigantes sin planetas (línea a trazos). Las distribuciones del panel izquierdo comprenden tanto detecciones reales de litio como límites superiores, mientras que las del panel derecho comprenden solamente detecciones reales de Li. En todos los casos las muestras comprenden estrellas con masas menores a $3.0 M_{\odot}$.

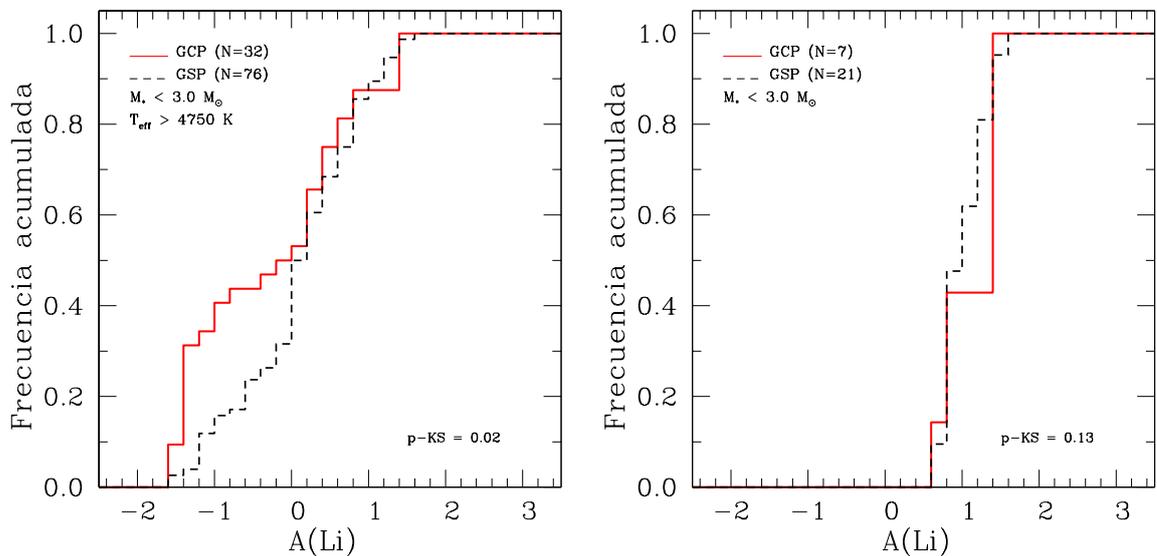


Figura 7.15: Mismo gráfico que el representado en la Fig. 7.14, excepto que las distribuciones corresponden a las $A(\text{Li})$ para estrellas con $T_{\text{eff}} \geq 4750 \text{ K}$.

En su muestra de 23 gigantes con planetas sólo 8 (35%) muestran detecciones reales de Li, mientras que de las 355 estrellas sin planetas, 271 (76%) muestran detecciones reales de Li. Es importante aclarar, sin embargo, que Liu et al. no realizan ningún corte en masa como se ha realizado en este trabajo y que su muestra de gigantes con

Tabla 7.5.: Estadística de la distribución de $A(\text{Li})$ en las muestras de gigantes

Rango de parámetros estelares y $A(\text{Li})$	Muestra	Promedio	Mediana	σ	N	Dif. prom	p-KS
$M_\star > 3.0 M_\odot$ (Detección y límite superior de Li)	GCP	-0.18	+0.04	0.98	47	-0.24	0.19
	GSP	+0.06	+0.16	0.93	93		
$M_\star > 3.0 M_\odot$ (Sólo detección de Li)	GCP	+1.10	+1.04	0.39	11	0.00	0.38
	GSP	+1.10	+1.07	0.31	27		
$M_\star > 3.0 M_\odot$ y $T_{\text{eff}} > 4750$ K (Detección y límite superior de Li)	GCP	-0.18	-0.07	1.01	32	-0.35	0.024
	GSP	+0.17	+0.19	0.78	76		
$M_\star > 3.0 M_\odot$ y $T_{\text{eff}} > 4750$ K (Sólo detección de Li)	GCP	+1.17	+1.44	0.36	7	+0.07	0.13
	GSP	+1.10	+1.07	0.29	21		

planetas está principalmente en el rango de T_{eff} entre ~ 4750 K y ~ 5200 K, razón por la cual probablemente no coincidan los porcentajes de las estrellas con detección de Li en ambas muestras.

Con el propósito de estudiar el rango analizado por Liu et al. (2014) limitamos nuestra muestra de gigantes analizada previamente a aquellas gigantes con $T_{\text{eff}} > 4750$ K, puesto que nuestro límite superior en T_{eff} ya coincide con el de Liu et al. Este rango en T_{eff} tiene además la ventaja de limitar a las estrellas a una misma región del diagrama HR y con ello limitar también los efectos evolutivos. En la Figura 7.15 se muestran las distribuciones de frecuencias acumuladas de $A(\text{Li})$ de estrellas con y sin planetas con el corte en T_{eff} . En el panel izquierdo se muestran las distribuciones construidos para las muestras que incluyen tanto detecciones reales de Li (7 GCP y 21 GSP) como también límites superiores en la $A(\text{Li})$ (25 GCP y 55 GSP). Al igual que en el caso de la Figura 7.14 la diferencia entre estrellas con y sin planetas se hace más notable hacia abundancias de Li bajas. En este caso la diferencia promedio en $A(\text{Li})$ resultó un poco mayor (-0.35 dex), y la probabilidad KS de que ambas muestras pertenezcan a la misma población mucho más baja ($\sim 2\%$).

Por otro lado, en el panel derecho se muestran las distribuciones de frecuencias acumuladas correspondientes a aquellos objetos con detecciones reales de Li exclusivamente. Tal como sucedió anteriormente, la diferencia promedio en $A(\text{Li})$ es muy pequeña ($+0.07$ dex) y resulta despreciable dados los niveles estimados de muestras incertidumbres en $A(\text{Li})$. La probabilidad de la prueba KS para este caso resultó de 13% . En la Tabla 7.5 resumimos toda la estadística para las muestras de gigantes.

De acuerdo a los paneles izquierdos de las Figuras 7.14 y 7.15 y los valores de la Tabla 7.5 podría existir una diferencia en la $A(\text{Li})$ entre estrellas con y sin planetas en el dominio de $A(\text{Li}) < 0$ dex: las gigantes con planetas muestran un límite superior más bajo en $A(\text{Li})$ que aquellas estrellas sin planetas y esta diferencia se hace más evidente en el rango de $T_{\text{eff}} > 4750$ K. Sin embargo, esta diferencia no se mantiene cuando comparamos los valores correspondientes a detecciones reales de Li, lo que sería fundamental para confirmar las diferencias entre estrellas con y sin planetas. No

obstante, es posible también que la falta de diferencia entre estrellas con y sin planetas, considerando exclusivamente detecciones reales de Li, sea un reflejo del bajo número de estrellas con planetas, razón por la que sería muy interesante repetir el análisis en una muestra aumentada de gigantes con planetas.

7.7. Abundancias de litio en función de los parámetros planetarios

De la misma manera que en los capítulos anteriores exploramos posibles correlaciones entre los parámetros planetarios y las abundancias químicas de los elementos refractarios de las estrellas huéspedes, en esta oportunidad buscamos correlaciones entre los parámetros planetarios y la abundancia de Li. Este tipo de análisis tiene pocos antecedentes en el caso de planetas alrededor de estrellas de secuencia principal (Israelian et al. 2004; Delgado Mena et al. 2014), mientras que no tiene precedentes en estrellas evolucionadas con planetas.

En la Figura 7.16 mostramos $A(\text{Li})$ en función de los parámetros planetarios. Las líneas continuas conectan sistemas multiplanetarios, mientras que los círculos marcan estrellas con $T_{\text{eff}} < 5300$ K en el caso de las subgigantes y $T_{\text{eff}} < 4750$ K para las gigantes. Los colores indican distintos rangos de edad (en 10^9 años), mientras que el símbolo tipo estrella indica la gigante rica en Li ($A(\text{Li})=1.82$ dex), NGC 4349-127. Este objeto no ha sido tenido en cuenta en los análisis anteriores debido al exceso en su abundancia de Li.

En los paneles (a) y (b) mostramos $A(\text{Li})$ en función de la masa mínima planetaria para planetas alrededor de subgigantes y gigantes, respectivamente. En el caso de los planetas alrededor de subgigantes es interesante como la $A(\text{Li})$ parece disminuir a medida que aumenta la masa planetaria. Este resultado está en línea con los obtenidos recientemente por Delgado Mena et al. (2014), quienes sugieren que esta correlación tiene sentido en un escenario donde el disco protoplanetario afecta la evolución del momento angular y así los mecanismos de mezclado (Bouvier 2008). Se podría esperar un efecto mucho mayor si el disco es más masivo y tiene un mayor tiempo de vida lo cual es necesario para formar un planeta gigante. Por otro lado, se ha sugerido que los procesos de acreción serían más frecuentes y violentos cuando hay planetas gigantes en el disco. En este escenario, como consecuencia de la acreción, la destrucción del Li ocurre por un incremento de la temperatura en la base de la envoltura convectiva (Baraffe & Chabrier 2010) o por el mezclado extra disparado por la convección termohalina (Théado & Vauclair 2012). Es importante mencionar que en el caso de las subgigantes con $T_{\text{eff}} < 5300$ K, marcadas con círculos negros, los planetas no serían el único factor determinante en el agotamiento de Li, ya que seguramente la baja temperatura de estas estrellas juega un rol importante. Otro factor a tener en cuenta es la edad de las estrellas, puesto que como vimos en la Figura 7.10(e), el contenido de Li disminuye con

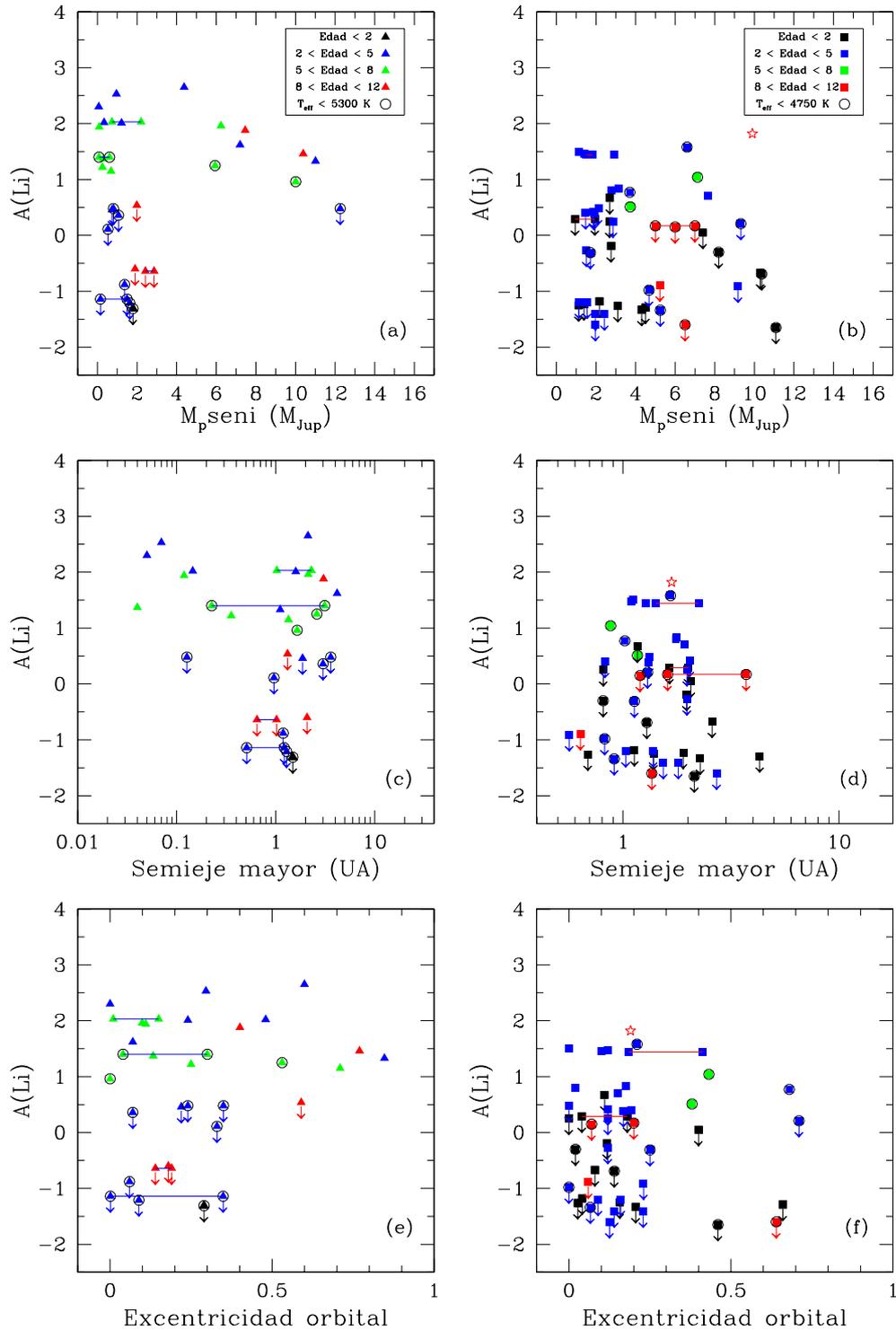


Figura 7.16: $A(\text{Li})$ vs. parámetros de los planetas alrededor de subgigantes (triángulos) y de gigantes (cuadrados). (a)-(b) $A(\text{Li})$ vs. $M_{\text{pseni}} (M_{\text{Jup}})$. (c)-(d) $A(\text{Li})$ vs. distancia orbital. (e)-(f) $A(\text{Li})$ vs. excentricidad. El símbolo tipo estrella indica la gigante rica en Li. Los distintos colores indican distintos rangos de edad (en 10^9 años).

el incremento de la edad. Sin embargo, tal como puede verse en la Figura 7.16(a), si no se tienen en cuenta los objetos en el rango de mayor edad la tendencia permanece aunque con un menor número de puntos. Teniendo en cuenta esto último, sería interesante repetir el análisis usando un mayor número de subgigantes con planetas.

En el caso de las gigantes, aunque es menos claro, también parecería haber una tendencia de mayor agotamiento de Li en sistemas que albergan planetas de mayor masa. Sin embargo, la tendencia desaparece si sólo se consideran las estrellas con $T_{\text{eff}} > 4750$ K para las cuales se obtuvo la mayor diferencia con las estrellas de control. No obstante, es interesante observar el escaso número de estrellas con detección de Li que tienen planetas masivos. Al igual que en el caso de las subgigantes, sólo la inclusión de un mayor número de gigantes con detecciones de Li podrá esclarecer si esta tendencia es real, o resultado de la baja estadística.

Con los mismos símbolos y colores, en los paneles (c) y (d) de la Figura 7.16 se muestra $A(\text{Li})$ vs. la distancia orbital de los planetas en subgigantes y gigantes, mientras que en los paneles (e) y (f) presentamos $A(\text{Li})$ vs. excentricidad orbital. En ninguno de estos casos encontramos ninguna relación evidente con la abundancia de lito.

7.8. Conclusiones

Continuando con el análisis químico de estrellas evolucionadas con y sin planetas, en este capítulo presentamos abundancias de Li para una muestra de 77 estrellas evolucionadas con planetas (29 subgigantes y 48 gigantes) y para una muestra de 133 estrellas de control sin planetas (32 subgigantes y 101 gigantes). Las abundancias de Li se derivaron de manera homogénea a través de un proceso de síntesis espectral de la línea de Li I en $\lambda 6707.8$ Å. Las abundancias de Li, obtenidas en LTE, fueron corregidas por efectos NLTE, obteniendo diferencias promedio de 0.08 dex para las subgigantes y 0.19 dex para las gigantes, por lo que se concluye que este efecto no se puede despreciar en las gigantes y menos aún en aquéllas de baja T_{eff} y $\log g$.

Como chequeos de consistencia medimos $A(\text{Li})$ en varias estrellas, incluyendo el Sol, a partir de espectros obtenidos con distintos instrumentos, y no encontramos diferencias significativas. Además, nuestros valores de $A(\text{Li})$ muestran buen acuerdo con los valores calculados por otros autores, incluyendo una abundancia NLTE de $A(\text{Li}) = 0.97$ dex obtenida para el Sol, resultado que tiene un excelente acuerdo con los cálculos NLTE 3D recientes de Asplund et al. (2009).

Entre la muestra de estrellas encontramos 2 gigantes ricas en Li ($A(\text{Li}) > 1.7$ dex), NGC 4349-124 (GCP) y HD 138905 (GSP). Este número representa un $\sim 1.3\%$ del total de las gigantes de la muestra, en buen acuerdo con el 1–2% de gigantes ricas en Li reportado en trabajos previos. Si bien se han esbozado varios escenarios para explicar el exceso de Li en gigantes, nosotros sólo analizamos de manera breve algunas de las predicciones dadas dentro del escenario de la acreción de compañeras subestelares,

incluyendo excesos IR, anomalías químicas en elementos pesados y excesos de velocidad rotacional. Sin embargo, no detectamos ninguna de estas señales observacionales. Para analizar más predicciones observacionales de este escenario o de otros se requiere un análisis espectroscópico detallado, incluyendo la medición de abundancia de berilio y razones isotópicas de carbono, que están fuera de los rangos espectrales cubiertos por nuestras observaciones y fuera del objetivo principal de este trabajo.

Desde hace varios años existe una fuerte controversia acerca de la posible relación entre un exceso de agotamiento de Li y la presencia de planetas alrededor de estrellas de secuencia principal. Recientemente, se ha sugerido por primera vez que una diferencia del mismo estilo a la reportada en estrellas de secuencia principal podría existir en estrellas gigantes y se ha indicado a la presencia de planetas como la causante principal (Liu et al. 2014). Siguiendo esta línea de investigación, intentamos buscar diferencias entre nuestras muestras de estrellas con y sin planetas. A fin de realizar una comparación consistente, primero exploramos si las muestras de estrellas con y sin planetas cubrían los mismos rangos en los parámetros estelares y la relación de estos parámetros con la abundancia de $A(\text{Li})$ en subgigantes y gigantes. En resumen, para las estrellas subgigantes encontramos lo siguiente:

- La abundancia de Li de estrellas con y sin planetas muestra una dependencia con T_{eff} y $\log g$. Estrellas calientes y de mayor gravedad superficial tienen mayor abundancia de Li que estrellas más frías y de menor gravedad superficial (Figura 7.10, paneles a y b). Estrellas con y sin planetas cubren el mismo rango de T_{eff} y $\log g$. Es posible notar que la envolvente de la distribución de $A(\text{Li})$ de las subgigantes sin planetas se mantiene por encima de la correspondiente a estrellas con planetas.
- En el plano $A(\text{Li})$ – T_{eff} pudimos notar la presencia de dos brechas o desiertos en donde parece no haber ninguna estrella aunque sí están rodeadas por ellas. La primera región está en las cercanías de $T_{\text{eff}} \sim 5600$ K y $A(\text{Li}) \simeq 1.4$ dex, y la segunda en $T_{\text{eff}} \sim 6000$ K y $A(\text{Li}) \simeq 1.6$ dex. Esta última región fue notada por primera vez por Chen et al. (2001) y recientemente estudiada por (Ramírez et al. 2012), mientras que la primera no ha sido reportada previamente.
- Si bien las SGCP muestran un exceso de metalicidad con respecto a las SGSP, esta diferencia no tiene impacto en las abundancias de Li y no se observa ninguna tendencia evidente con este parámetro.
- Estrellas con masas menores a $1.2 M_{\odot}$ muestran una disminución en $A(\text{Li})$ de acuerdo con el efecto esperado, puesto que las estrellas de masa baja tienen envolturas convectivas mayores que destruyen el Li más eficientemente. Por otro lado, para estrellas más masivas que $1.2 M_{\odot}$ también se observa una disminución del contenido de Li como resultado de un desarrollo más temprano de la envoltura

convectiva a medida que las estrellas dejan la secuencia principal. Estrellas con y sin planetas cubren el mismo rango de masas y presentan un comportamiento similar.

- Estrellas más viejas muestran una menor abundancia de Li que estrellas más jóvenes. Este es un efecto bien conocido relacionado con el crecimiento de la zona convectiva en función de la edad. Estrellas con y sin planetas cubren edades similares y muestran un comportamiento indistinguible.
- Estrellas con y sin planetas muestran ser rotadores lentos y no se observa ninguna relación evidente con la abundancia de Li.

Este análisis muestra que estrellas con y sin planetas se distribuyen de manera similar en todos los parámetros estelares estudiados, lo cual es fundamental para hacer una comparación amplia entre la abundancia de Li de subgigantes con y sin planetas sin introducir sesgos relacionados con los parámetros estelares. Esta comparación, que incluye todo el rango de T_{eff} , reveló que las estrellas con planetas son, en promedio, más pobres en Li que las estrellas sin planetas por 0.20 dex considerando tanto detecciones como límites superiores en las abundancias de Li, y por ~ 0.19 dex considerando sólo detecciones reales de Li.

Sin embargo, si se limita el rango de estrellas a comparar a aquéllas con $\log g > 4.0$ dex (o $T_{\text{eff}} > 5300$ K), lo que excluye a las subgigantes muy evolucionadas cerca de la base de la rama de gigantes, las diferencias entre estrellas con y sin planetas se hacen más pronunciadas. En este rango las estrellas con planetas son, en promedio, más pobres en $A(\text{Li})$ que las estrellas de control por 0.19 dex, considerando límites superiores y detecciones de Li, y de 0.46 dex si solamente tomamos las detecciones reales de Li. Más aún, en esta última comparación, la prueba KS revela que la probabilidad de que ambas muestras pertenezcan a la misma población es de tan solo el $\sim 1\%$, lo que refuerza la idea de diferencias en la abundancia de Li entre estrellas de secuencia principal con y sin planetas reportada por algunos autores (Israeli et al. 2009; Gonzalez et al. 2010; Delgado Mena et al. 2014). Estos resultados no tienen precedentes en el caso de estrellas subgigantes.

Por otro lado, las gigantes no exhiben correlaciones con la metalicidad, $v_{\text{sen } i}$ y la gravedad superficial. Se puede observar, sin embargo, un aumento leve del agotamiento de Li para estrellas más frías y de menor masa en comparación con aquéllas más calientes y masivas. Como en el caso de las subgigantes, la envolvente superior de la distribución de $A(\text{Li})$ muestra una disminución creciente con la edad. En todos los casos estrellas con y sin planetas muestran un comportamiento casi indistinguible. Notamos, sin embargo, que el rango de masa cubierto por las gigantes con planetas llega hasta aproximadamente las $2.8 M_{\odot}$, mientras que las sin planetas se extienden hasta casi las $3.6 M_{\odot}$. Para hacer una comparación consistente sólo consideramos las gigantes sin planetas con masas inferiores a $3 M_{\odot}$.

Contrariamente a lo que sucede con las subgigantes, aquí la diferencia entre el contenido de litio de estrellas con y sin planetas se evidencia, casi exclusivamente, en el rango de las abundancias bajas de litio ($A(\text{Li}) < 0$ dex). Es decir que estrellas con planetas muestran límites superiores de abundancia menores que aquéllas sin planetas, alcanzando una diferencia promedio de 0.24 dex, considerando tanto límites superiores como detecciones reales de las $A(\text{Li})$. Sin embargo, la diferencia promedio es nula cuando se consideran únicamente detecciones reales. Por otro lado, si se comparan solamente aquellas gigantes con $T_{\text{eff}} > 4750$ K, rango en el cual Liu et al. (2014) reportan que las gigantes con planetas muestran un menor porcentaje de detecciones de Li con respecto a las sin planetas, encontramos un comportamiento similar al anterior aunque con una diferencia promedio mayor (0.35 dex) y una probabilidad KS del 2%. Sin embargo, también en este caso la diferencia en estrellas con y sin planetas es casi nula cuando se consideran sólo detecciones reales de litio. En base a esta estadística no se puede establecer con seguridad que las estrellas gigantes con planetas muestren un mayor grado de agotamiento de Li comparado con aquéllas sin planetas, puesto que las diferencias ocurren principalmente en el dominio de los límites superiores de las abundancias de Li. Sin embargo, el comportamiento es lo suficientemente intrigante como para rehacer el análisis con un número mayor de estrellas con planetas en las cuales sea posible detectar la línea de Li. Sumado a esto también es interesante la ligera diferencia en el porcentaje de detección de Li en estrellas gigantes con planetas (23%) comparado con las detecciones de Li en estrellas sin planetas (30%).

Finalmente, en un análisis sin precedentes en las estrellas evolucionadas, realizado hasta ahora sólo en estrellas de secuencia principal, buscamos posibles correlaciones entre la $A(\text{Li})$ y los parámetros planetarios masa, semieje mayor y excentricidad. Encontramos sólo una posible dependencia con la masa planetaria. Aunque es más claro para planetas orbitando alrededor de subgigantes que gigantes, parece que la destrucción del Li es mayor cuando los planetas son de mayor masa. Esta relación podría ser explicada tanto en un escenario donde el disco protoplanetario afecte la evolución del momento angular estelar, y con ello los mecanismos de mezclados, como también por episodios de acreción de material de tipo planetario. Ambos escenarios producen efectos más notables cuando los discos protoplanetarios son más masivos.

Los resultados de las abundancias de litio presentados en este capítulo han hecho especial hincapié en comparar muestras cuyos parámetros estelares sean similares. Sin embargo, los análisis que se han realizado se basan en muestras relativamente pequeñas, razón por la que los resultados son preliminares y deben tomarse con precaución hasta que puedan confirmarse con una muestra más grande. A medida que aumente el número de estrellas evolucionadas con planetas será posible repetir esta clase de análisis y revelar si hay una verdadera conexión entre el litio y la presencia de planetas.

Conclusiones finales y perspectivas futuras

El objetivo central de esta tesis consistió en la búsqueda de diferencias químicas entre estrellas evolucionadas con y sin planetas, y con ello establecer si la correlación planeta-metalicidad, firmemente establecida para estrellas de secuencia principal con planetas gigantes, se mantiene efectivamente en las estrellas gigantes y subgigantes con planetas. La motivación principal que tuvimos para llevar a cabo este estudio en las estrellas evolucionadas, especialmente en las gigantes, fue que hasta el momento no hay consenso acerca de la metalicidad de las estrellas gigantes con planetas. Los primeros estudios, aunque basados en muestras pequeñas y/o inhomogéneas, indicaron que las gigantes con planetas son pobres en metales (Sadakane et al. 2005; Schuler et al. 2005; Pasquini et al. 2007). No obstante, Hekker & Meléndez (2007) sugirieron que las gigantes siguen la misma correlación que las estrellas de secuencia principal con planetas gigantes. Estudios recientes, con muestras más grandes y determinaciones de metalicidad uniforme, confirman los primeros resultados (Mortier et al. 2013; Maldonado et al. 2013). Sin embargo, Maldonado et al. (2013) encuentran que las gigantes más masivas con planetas tienen un exceso de metalicidad con respecto a la muestra de control sin planetas. Más aún, al momento de escribir estas conclusiones finales, se ha publicado un nuevo trabajo acerca de la metalicidad de las estrellas gigantes y su relación con la presencia de planetas: Reffert et al. (2014) afirman haber encontrado evidencia fuerte de una correlación planeta-metalicidad analizando 373 gigantes G y K, de las cuales 15 tienen planetas confirmados.

Para llevar a cabo el objetivo principal de esta tesis, hicimos especial hincapié en realizar una determinación espectroscópica homogénea de parámetros fundamentales y abundancias químicas, como también en construir una de las muestras más grandes de estrellas evolucionadas con planetas analizadas uniformemente hasta la fecha. Para ello compilamos una muestra total de 86 estrellas con planetas (56 gigantes y 30 subgigantes) y 137 estrellas sin planetas detectados (101 gigantes y 36 subgigantes). Las estrellas con planetas fueron seleccionadas del catálogo de planetas detectados por VR de la Enciclopedia de Planetas Extrasolares. Para evitar sesgos observacionales, con-

struimos las muestras de control a partir de estrellas que pertenecen a programas de búsqueda de planetas por VR alrededor de estrellas evolucionadas y, más aún, seleccionamos sólo aquellas estrellas que cuentan con un número de observaciones y cobertura temporal suficiente para descartar, con alto nivel de confianza, la presencia de planetas con propiedades similares a aquéllos reportados alrededor de estrellas evolucionadas. Para 216 objetos recolectamos espectros de alta resolución y relación S/N, disponibles públicamente, obtenidos con los instrumentos HARPS, SOPHIE, FEROS, y ELODIE, mientras que para 7 objetos realizamos observaciones con el espectrográfo EBASIM del CASLEO. En total procesamos más de 450 espectros.

Para toda la muestra derivamos los parámetros fotosféricos fundamentales T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, ξ_t , a partir de la medición de anchos equivalentes de líneas de hierro (Fe I y Fe II), requiriendo equilibrio de ionización y excitación, e independencia entre las abundancias y los anchos equivalentes. Para aplicar este método espectroscópico clásico utilizamos el programa FUNDPAR (Saffe 2011), que también realiza el cómputo de los modelos de atmósfera de Kurucz ATLAS9. Por su parte, los más de 18000 anchos equivalentes fueron medidos automáticamente con el código ARES (Sousa et al. 2007). Encontramos que los parámetros obtenidos a partir del análisis de espectros de diversos instrumentos no muestran diferencias significativas. Además, hallamos un buen acuerdo entre los parámetros derivados en este trabajo y aquéllos publicados por otros autores, como así también los determinados a partir de fotometría, lo que asegura la confiabilidad y consistencia de nuestras mediciones.

Además de los parámetros fundamentales, para la muestra total calculamos magnitudes visuales absolutas, magnitudes bolométricas y luminosidades a partir de las magnitudes visuales aparentes y las paralajes de los catálogos Hipparcos y Tycho, y las extinciones visuales calculadas con el método de Arenou et al. (1992). La obtención de las magnitudes bolométricas nos permitió clasificar a las estrellas evolucionadas como gigantes o subgigantes, siguiendo el criterio dado por Ghezzi et al. (2010a). Luego, calculamos también radios, masas y edades utilizando el código en línea PARAM (da Silva et al. 2006).

Por otro lado, desarrollamos un código automático en IRAF que calcula las componentes de velocidad espacial U, V, y W de una dada estrella (o lista de estrellas), siguiendo el procedimiento de Johnson & Soderblom (1987). Además, el programa clasifica a la estrella como perteneciente al disco fino, disco grueso, halo o como estrella de transición, de acuerdo con el criterio de Reddy et al. (2006). Este análisis nos permitió establecer que el 93 % de las estrellas de la muestra pertenece al disco fino, 2 % al disco grueso, y 4 % son estrellas de transición (disco grueso/fino), sin encontrar diferencia entre estrellas con y sin planetas. Finalmente, para obtener un conjunto completo de parámetros estelares, también desarrollamos un programa en IRAF para medir velocidades rotacionales proyectadas, a partir del FWHM de 13 líneas aisladas de hierro, utilizando el método de Fekel (1997).

Utilizando las metalicidades derivadas de manera homogénea para las 86 estrellas

evolucionadas con planetas y las 137 estrellas sin planetas detectados, construimos y analizamos las distribuciones de $[\text{Fe}/\text{H}]$ con el fin de buscar diferencias entre ellas. En el caso de las subgigantes, encontramos que la distribución de las SGCP está centrada en $[\text{Fe}/\text{H}] \sim +0.10$ dex y es, en promedio, más rica en metales que la distribución de las SGSP por ~ 0.16 dex. Además, de acuerdo con la prueba KS, la probabilidad de que las muestras de SGCP y SGSP pertenezcan a la misma población es de tan solo el 2%. De esta manera, confirmamos que las subgigantes siguen la correlación planeta-metalicidad observada en las estrellas de secuencia principal con planetas gigantes.

En contraste, en el caso de las estrellas gigantes encontramos que la distribución de metalicidad de las GCP está centrada en valores ligeramente subsolares ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.05$ dex) y no presenta un corrimiento significativo con respecto a la distribución de metalicidad de las GSP. De acuerdo con la prueba KS, ambas muestras tienen una probabilidad del 85% de pertenecer a la misma población. Más aún, no encontramos indicios de que las GCP evidencien excesos de $[\text{Fe}/\text{H}]$ con respecto a las GSP, en el rango de masas estelares $M_{\star} \leq 1.5 M_{\odot}$, tal como fue sugerido por Maldonado et al. (2013). Teniendo en cuenta estos resultados y los recientemente obtenidos por Reffert et al. (2014), el debate sobre la correlación planeta-metalicidad en las estrellas gigantes parece estar lejos de resolverse.

Aunque sin éxito, varios trabajos han buscado la presencia de un gradiente de metalicidad estelar en función de la temperatura efectiva en estrellas de secuencia principal con planetas, lo que podría indicar un efecto de dilución de material rico en metales acretaado sobre la superficie estelar. Sin embargo, se ha argumentado que si bien tal gradiente sería difícil de detectar en las estrellas de secuencia principal, resultaría más evidente en estrellas evolucionadas donde las zonas convectivas han aumentado fuertemente. Alentados por esta predicción y por los escasos trabajos previos en estrellas evolucionadas, analizamos $[\text{Fe}/\text{H}]$ vs. T_{eff} para las subgigantes y las gigantes en la base de la RGB. Encontramos que, si bien existe una ligera disminución de la envolvente superior de la distribución de metalicidad hacia temperaturas más frías, la caída es pequeña (~ 0.10 dex), por lo que estos resultados tienen que tomarse con precaución y la tendencia debe confirmarse a partir de una muestra más grande de subgigantes en las partes azul y roja de la rama de las subgigantes.

Puesto que la búsqueda de diferencias químicas entre estrellas con y sin planetas para elementos distintos al Fe se ha realizado casi exclusivamente en estrellas de tipo solar, otro de los objetivos de esta tesis fue extender esta investigación en estrellas evolucionadas. Para ello, derivamos las abundancias químicas de otros 14 elementos además del hierro (Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Zn y Ba), relativas a las abundancias solares. Para el cálculo utilizamos el código MOOG (Snedden 1973), usando como entrada los modelos de atmósferas y parámetros fundamentales calculados previamente, junto con los anchos equivalentes de una serie de líneas no solapadas. Para esto último empleamos el programa ARES para medir más de 41000 anchos equivalentes. Encontramos un buen acuerdo entre nuestros valores de abundancia y los

de trabajos previos.

Analizando las distribuciones de $[X/H]$ (con $X = \text{Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Zn}$ y Ba), encontramos que, de manera similar al exceso en $[\text{Fe}/\text{H}]$, las subgigantes con planetas muestran una sobreabundancia clara en todos los elementos con respecto a las abundancias de las SGSP, lo que concuerda con los resultados obtenidos en las estrellas de secuencia principal. Por el contrario, para la mayoría de los elementos, al igual que en el caso del hierro, no encontramos diferencias significativas entre las distribuciones de $[X/H]$ de las GCP y las GSP. No obstante, GCP y GSP presentan posibles diferencias en algunos elementos: las GCP tienen una sobreabundancia de V, de ~ 0.10 dex, en comparación con la muestra de control, mientras que para el Ba y Na, las GCP evidencian menores abundancias que las estrellas de control en al menos ~ 0.10 dex.

Por otro lado, analizando los cocientes $[X/\text{Fe}]$ encontramos que, en general, las distribuciones de $[X/\text{Fe}]$ de las subgigantes con y sin planetas no muestran diferencias significativas. En el caso de las gigantes hay una diferencia significativa en el Ba, donde las GCP muestran, en promedio, menor abundancia que las GSP por ~ 0.11 dex. Hallamos un resultado similar para el Na y el Ca, aunque con menor grado de significancia. Por otro lado, el V y Co evidencian la tendencia opuesta: GCP tienen un exceso promedio de ~ 0.09 dex, en comparación con las GSP. Finalmente, para el Mn detectamos un comportamiento similar aunque mucho menos evidente. Los resultados para elementos como el Na y Ba deben ser tomadas con precaución debido al número reducido de líneas utilizadas en el cálculo de sus abundancias ($\sim 2-3$).

Teniendo en cuenta que la existencia de relaciones entre las propiedades planetarias y las abundancias químicas de las estrellas huéspedes puede proveer información importante para los modelos de formación planetaria, exploramos tales relaciones en nuestra muestra total de estrellas evolucionadas con planetas. Este tipo de estudios se ha realizado extensivamente en las estrellas de tipo solar, pero únicamente cuenta con un antecedente en el caso de estrellas evolucionadas y, además, sólo se ha restringido al análisis del hierro (Maldonado et al. 2013).

En base a esto, y recordando que las estrellas evolucionadas relevadas en los monitoreos de VR son, en promedio, más masivas que las de tipo solar, nuestro trabajo cobra mayor relevancia. Para llevar a cabo este objetivo utilizamos las abundancias químicas de los elementos derivados previamente (Fe, Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Zn, y Ba) y compilamos los parámetros planetarios (masa mínima, semieje mayor, excentricidad orbital y multiplicidad) de las bases de datos de exoplanetas en línea. A partir de estos parámetros también investigamos diferencias entre la población de los planetas orbitando alrededor de gigantes y aquéllos alrededor de subgigantes. Encontramos algunas tendencias emergentes que pueden resumirse de la siguiente manera:

- Los sistemas multi-planeta alrededor de estrellas evolucionadas, tanto gigantes

como subgigantes, muestran un ligero exceso de metalicidad comparado con los sistemas de un único planeta detectado, siguiendo las tendencias observadas en las estrellas de secuencia principal con planetas.

- Los planetas con $a \gtrsim 0.5$ UA orbitan subgigantes con un amplio rango de metalicidades, pero aquéllos con distancias orbitales menores sólo se encuentran alrededor de subgigantes con $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$. Por otro lado, las gigantes que albergan planetas con $a \lesssim 1$ UA, tienen metalicidades subsolares. Sin embargo, los planetas a distancias orbitales mayores se encuentran tanto alrededor de gigantes con metalicidad subsolar como también alrededor de aquéllas con $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$.
- La distribución de masa mínima de los planetas alrededor de subgigantes incluye, además de planetas gigantes masivos, planetas del tipo Neptuno. No obstante, sólo planetas con $M_{\text{p}} \text{sen } i \gtrsim 0.95 M_{\text{Jup}}$ han sido descubiertos alrededor de estrellas gigantes. Puesto que esto puede ser un sesgo observacional de la técnica Doppler, si excluimos los planetas alrededor de subgigantes con $M_{\text{p}} \text{sen } i \gtrsim 0.95 M_{\text{Jup}}$, no encontramos una diferencia significativa entre la distribución de masa de los planetas alrededor de gigantes y subgigantes. Tanto los planetas alrededor de estrellas gigantes como aquéllos alrededor de subgigantes son, en promedio, más masivos que los detectados alrededor de estrellas de tipo solar.
- Las subgigantes que albergan planetas con $M_{\text{p}} \text{sen } i \lesssim 0.11 M_{\text{Jup}}$, tienen $[\text{Fe}/\text{H}] \lesssim +0.20$ dex, mientras que aquéllas con planetas más masivos tienen una mayor dispersión en metalicidades, incluyendo estrellas con $[\text{Fe}/\text{H}] > +0.20$ dex. Este resultado podría seguir la tendencia reportada por Mayor et al. (2011) para estrellas de secuencia principal. Por otro lado, como fue notado previamente por Maldonado et al. (2013), la metalicidad estelar parece decrecer con la masa planetaria para las gigantes con $M_{\star} \leq 1.5 M_{\odot}$.
- Los cocientes $[\text{Na}/\text{Fe}]$ y $[\text{Si}/\text{Fe}]$ parecen aumentar con la masa mínima de los planetas alrededor de gigantes.
- Los planetas alrededor de gigantes muestran, en promedio, menor excentricidad orbital que aquéllos alrededor de subgigantes y estrellas de tipo solar. Se ha sugerido que las órbitas de planetas alrededor de gigantes podrían experimentar una circularización más eficiente por interacciones con las estrellas como resultado del radio mayor Jones et al. (2014). Por otro lado, puesto que se observan planetas de corto período y excentricidades por arriba de 0.2 en estrellas de secuencia principal, la escasez de planetas de alta excentricidad alrededor de gigantes podría ser otro indicio de la acreción de planetas cercanos por las estrellas a medida que éstas ascienden por la rama de las gigantes.
- A pesar de las metalicidades subsolares (promedio) determinadas para las gigantes con planetas, no encontramos planetas orbitando estrellas con metalicida-

des por debajo de la metalicidad crítica para formar planetas dentro del modelo de acreción de núcleo (Johnson & Li 2012). Más aún, se ha sugerido que la fuerte dependencia de la metalicidad de este modelo podría ser compensada por un disco protoplanetario de mayor masa (Mordasini et al. 2012), tal como sería el caso de las estrellas gigantes, permitiendo así la formación planetaria dentro del marco del modelo de acreción de núcleo. Por otro lado, la correlación negativa entre la masa planetaria mínima y la metalicidad de las gigantes con $M_{\star} < 1.5 M_{\odot}$, podría sugerir que otro mecanismo de formación planetaria tenga un rol importante. De acuerdo con Cai et al. (2006) y Meru & Bate (2010), un ambiente de metalicidad baja favorecería la formación de planetas dentro del escenario de inestabilidad gravitacional de disco.

Por último, en vista del intenso debate abierto acerca de la conexión entre contenido de litio y la presencia de planetas alrededor de las estrellas de secuencia principal (ver por ej., Delgado Mena et al. 2014; Ramírez et al. 2012) y, nuevamente, el número reducido de este tipo de estudios en las estrellas evolucionadas con planetas, derivamos abundancias de Li para una gran muestra de estrellas evolucionadas, construída a partir de nuestra muestra inicial, seleccionado sólo aquellos objetos con espectros de $S/N \gtrsim 200$. El número total quedó limitado a 77 estrellas con planetas (29 subgigantes y 48 gigantes) y 133 estrellas sin planetas (32 subgigantes y 101 gigantes).

Las abundancias de Li se derivaron de manera homogénea a través de un proceso de síntesis espectral de la línea de Li I en $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ utilizando los parámetros fundamentales, modelos de atmósferas, y factores que controlan el ensanchamiento de las líneas espectrales derivados en los capítulos previos. Las abundancias de Li obtenidas en LTE fueron corregidas por efectos NLTE, obteniendo diferencias promedio de 0.08 dex para las subgigantes y 0.19 dex para el caso de las gigantes, con lo cual concluimos que este efecto no se puede despreciar en las gigantes y menos aún en aquellas de baja temperatura y gravedad superficial. Como chequeos de consistencia medimos $A(\text{Li})$ en varias estrellas, incluyendo el Sol, observadas con distintos instrumentos lo cual garantiza que no hay diferencias importantes que afecten la confiabilidad de las mediciones. Además, nuestros valores de $A(\text{Li})$ mostraron buen acuerdo con los valores calculados por otros autores, incluyendo la abundancia solar.

Encontramos 2 gigantes ricas en Li ($A(\text{Li}) > 1.7 \text{ dex}$), NGC 4349-124 (GCP) y HD 138905 (GSP). Este número representa un $\sim 1.3\%$ del total de las gigantes de la muestra, lo cual está en buen acuerdo con el 1–2% de gigantes ricas en Li dado por trabajos previos. Si bien se han esbozado varios escenarios para explicar el exceso de Li en gigantes, nosotros sólo analizamos de manera breve algunas de las predicciones dadas por modelos teóricos dentro del escenario de la acreción de compañeras subestelares. De acuerdo con este escenario serían esperables excesos IR, anomalías químicas en elementos pesados y excesos de velocidad rotacional. Sin embargo, no detectamos ninguno de estos efectos, ni anomalías en los perfiles de las líneas de H_{α} y Na D. Tam-

poco encontramos evidencia de rotadores rápidos en el resto de la muestra de estrellas gigantes con y sin planetas.

Desde hace años existe una fuerte controversia acerca de la posible relación entre un exceso de agotamiento de Li y la presencia de planetas alrededor de estrellas de secuencia principal. Sin embargo, la interpretación de los resultados de las abundancias de Li no es trivial, ya que $A(\text{Li})$ depende de varios parámetros estelares y es esto último lo que justamente ha llevado a la falta de consenso. Además, muy recientemente se ha sugerido por primera vez que una diferencia, del mismo estilo a la reportada en estrellas de secuencia principal, podría existir en estrellas gigantes y se ha indicado que los planetas serían la causante principal (Liu et al. 2014). Siguiendo esta línea de investigación, intentamos buscar diferencias entre nuestras estrellas con y sin planetas. A fin de realizar una comparación consistente, primero exploramos si tanto las muestras de estrellas con planetas como aquéllas sin planetas cubrían los mismos rangos en los parámetros estelares.

En el caso de las subgigantes, en resumen, hallamos que estrellas con y sin planetas se distribuyen de manera similar en todos los parámetros estelares estudiados, por lo que no habría sesgos relacionados con diferencias en estos parámetros. La comparación entre las subgigantes con y sin planetas, en todo el rango de T_{eff} , reveló que las SGCP son, en promedio, más pobres en Li que las SGSP por 0.20 dex, considerando tanto detecciones reales como límites superiores en las abundancias de Li. Por otra parte, si consideramos solamente las detecciones reales de Li, la diferencia es de 0.19. Sin embargo, si limitamos la comparación sólo a las subgigantes con $\log g > 4.0$ dex (o $T_{\text{eff}} > 5300$ K), lo que excluye a las subgigantes muy evolucionadas cerca de la base de la rama de gigantes, las diferencias entre estrellas con y sin planetas se hacen más pronunciadas. En este rango las estrellas con planetas son, en promedio, más pobres en $A(\text{Li})$ que las estrellas de control por 0.19 dex, considerando límites superiores y detecciones reales de Li, y de 0.46 dex si solamente tomamos las detecciones reales. Más aún, en esta última comparación la probabilidad de que ambas muestras pertenezcan a la misma población es de $\sim 1\%$, de acuerdo con la prueba KS. Estos resultados no tienen precedentes en el caso de estrellas subgigantes.

Por otro lado, las gigantes no exhiben correlaciones entre la $A(\text{Li})$ y la metalicidad, $v_{\text{sen } i}$ o la gravedad superficial y en todos los casos estrellas con y sin planetas muestran un comportamiento casi indistinguible. Notamos, sin embargo, que el rango de masas cubierto por las gigantes con planetas llega hasta aproximadamente las $2.8 M_{\odot}$, mientras que las sin planetas se extienden hasta casi las $3.6 M_{\odot}$. Por lo tanto, para hacer una comparación consistente, consideramos solamente aquellas gigantes sin planetas con masas inferiores a las $3 M_{\odot}$. Las GCP tienen una deficiencia de litio promedio de 0.24 dex en relación a las GSP, considerando tanto límites superiores como detecciones. Sin embargo, contrariamente al caso de las subgigantes, la diferencia entre el contenido de Li de estrellas con y sin planetas se evidencia casi exclusivamente en el rango de las abundancias de litio bajas ($A(\text{Li}) \lesssim 0$ dex), que está constituido principalmente

por límites superiores de $A(\text{Li})$. Cuando analizamos GCP y GSP considerando únicamente detecciones reales de Li, encontramos que la diferencia promedio en $A(\text{Li})$ es nula. Por otro lado, si comparamos únicamente aquellas gigantes con $T_{\text{eff}} > 4750$ K, rango en el que Liu et al. (2014) reportan que las gigantes con planetas muestran un menor porcentaje de detecciones de Li con respecto a las sin planetas, encontramos un comportamiento similar al anterior aunque con una diferencia promedio mayor (0.35 dex). Sin embargo, también en este caso, la diferencia entre GCP y GSP es casi nula cuando se consideran sólo las detecciones reales de litio. Si bien no se puede establecer con seguridad que las GCP muestren un mayor grado de agotamiento de Li comparado con las GSP, el comportamiento es lo suficientemente intrigante como para repetir el análisis considerando una muestra más grande de estrellas con planetas. Sumado a esto, también es interesante la ligera diferencia en el porcentaje de detección de Li en estrellas gigantes con planetas (23 %) comparado con las detecciones de Li en estrellas sin planetas (30 %).

Finalmente, de manera similar a lo que hicimos anteriormente para los otros 15 elementos, buscamos posibles correlaciones entre los parámetros planetarios (masa mínima, semieje mayor y excentricidad) y la abundancia del litio de las estrellas huéspedes. Este tipo de análisis se ha realizado sólo recientemente en estrellas de tipo solar. Observamos únicamente una posible dependencia con la masa planetaria: el agotamiento del Li parecería ser mayor cuando los planetas son de mayor masa, tendencia que resulta más clara para los planetas alrededor de subgigantes que en los planetas alrededor de gigantes. Esta relación podría ser explicada tanto en un escenario donde el disco protoplanetario afecte la evolución del momento angular estelar, y de aquí los mecanismos de mezclado, como también por episodios de acreción de material de tipo planetario. Ambos escenarios producen efectos más notables cuando los discos protoplanetarios son más masivos (Delgado Mena et al. 2014).

A modo de comentario final, notamos que si bien hemos intentado construir una de las muestras de estrellas evolucionadas con planetas, analizada de manera uniforme, más grandes hasta la fecha (~ 70 % de la muestra total de estrellas evolucionadas con planetas), muchos de los resultados interesantes obtenidos no tienen antecedentes previos, y algunos de ellos se han obtenido a partir de submuestras relativamente pequeñas. Por esta razón se vuelve esencial confirmar estos resultados a partir del análisis homogéneo de muestras de mayor tamaño. Para ello, hemos comenzado con la observación y recolección de espectros de bases de datos recientemente liberados de estrellas evolucionadas con planetas descubiertos en el último tiempo. De esta manera esperamos, en el futuro inmediato, poder confirmar o descartar varias de las tendencias emergentes reportadas en este trabajo de tesis, como así también establecer la verdadera conexión entre la metalicidad de las estrellas gigantes y la presencia de planetas.

Apéndice A

Evolución post-secuencia principal

Salida de la secuencia principal e ingreso a la rama de las subgigantes

Durante la secuencia principal (SP) una estrella convierte hidrógeno (H) en helio (He) en su núcleo en condiciones estables. Esta secuencia tiene, en realidad, un ancho finito (banda) debido a que la estructura de la estrella cambia lentamente, incluso cuando se encuentra quemando hidrógeno. Durante esta etapa de secuencia principal, a medida que el H es convertido en He, el núcleo estelar lentamente aumenta su peso molecular llevando a una contracción gradual y con ello a un aumento de la densidad y la temperatura. El incremento de estos valores induce un aumento en la tasa de producción de energía nuclear lo que a su vez provoca un aumento tanto del radio del núcleo como de la envoltura estelar y, por lo tanto, de la luminosidad estelar. Esta evolución corresponde al camino entre los puntos 1 y 2 de la Figura A.1 para una estrella de $1 M_{\odot}$, y ocurre en aproximadamente la mitad del tiempo de vida de la secuencia principal. De esta manera el punto 2 corresponde aproximadamente a la posición actual del Sol, en la que es $\sim 30\%$ más luminoso que cuando arribó a la secuencia principal de edad cero o *ZAMS* (punto 1).

Se cree que las estrellas con masas menores a $1.1 M_{\odot}$ no tienen núcleos convectivos, lo que significa que las regiones centrales de la estrellas no están siendo mezcladas y por lo tanto no hay transporte de H fresco desde capas exteriores hacia el centro. A una edad de aproximadamente 1×10^{10} años la mayoría de la quema de hidrógeno ha sido confinada a una cáscara gruesa que rodea al pequeño núcleo cuyo contenido de He aumenta. Así la tasa local de producción de energía nuclear decrece gradualmente a medida que continua la fusión nuclear en la cáscara externa, de modo que no se detiene abruptamente cuando se agota el H central (punto 3 de la Figura A.1 para la estrella de

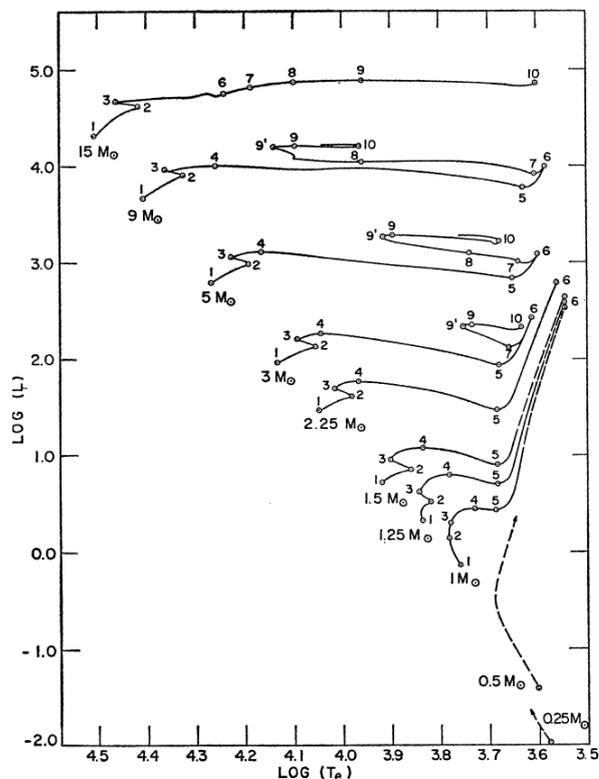


Figura A.1: Caminos evolutivos teóricos para estrellas de diferente masa calculados por Iben (1967).

1 M_⊙). El desarrollo de una estructura químicamente inhomogénea marca el comienzo del fin de la vida de secuencia principal de una estrella.

En este punto la temperatura del núcleo de He es insuficiente para comenzar su fusión. La quema del H continúa en una cáscara relativamente gruesa de modo que no resulta necesaria una contracción total de la estrella. Sin embargo, ésta tiene que reajustar su estructura interna de manera tal que el flujo de energía nuclear saliente sea igual a la luminosidad superficial estelar. Sólo el núcleo central, donde no hay más producción de energía nuclear, sufre una contracción gradual liberando energía gravitacional, parte de la cual va hacia un ligero calentamiento de las regiones centrales y parte se usa para permitir una expansión lenta de las capas superficiales causando una disminución de la temperatura efectiva (recordando que la luminosidad de cuerpo negro está dada por $L=4\pi R^2\sigma T^4$). De esta forma el camino evolutivo se dobla hacia la derecha en el diagrama HR y la estrella ingresa en la *rama de las subgigantes* (SGB), entre los puntos 3 y 4 de la Figura A.1. Esta etapa puede durar $\sim 2 \times 10^9$ años para una estrella de 1 M_⊙. En el punto 4 el núcleo se vuelve degenerado.

Estrellas de masa intermedia: núcleos convectivos

En las estrellas con masa superiores a $\sim 1.1 M_{\odot}$, el transporte de energía en el núcleo es por convección más que por radiación, como ocurre en las estrellas de menor masa. El mezclado convectivo resultante tiene un efecto importante sobre la producción de energía puesto que el H fresco está siendo inyectado constantemente hacia el centro y el He recién producido es rápidamente esparcido a través del núcleo manteniendo la composición química uniforme. De esta forma, cuando las reacciones nucleares han agotado el H en el centro no queda más H en ninguna parte de la región mezclada convectivamente y así la producción de energía cesa en todo el núcleo. Justo afuera del núcleo, todavía hay H para quemar pero la temperatura es demasiado baja para que ocurra la fusión.

En este momento la estrella no tiene fuentes de energía nuclear y, por lo tanto, es forzada a una contracción total lenta lo que proporciona una liberación de energía gravitacional. Parte de esta energía se emplea para equilibrar la radiación que continuamente escapa de su superficie y casi la mitad se usa para calentar el núcleo a medida que la densidad central y presión se incrementan por la contracción. Eventualmente, el núcleo es lo suficientemente caliente como para comenzar a quemar H en una cáscara delgada justo afuera del límite del núcleo de He. Ahora la estrella tiene una estructura similar a la de una de masa baja que quema H en una cáscara, pero en este caso la cáscara es mucho más delgada. La contracción total se detiene y la energía de la contracción del núcleo ahora alimenta la expansión de la envoltura tal como en el caso de una estrella de menor masa. La principal diferencia para una estrella de masa intermedia en el camino evolutivo en el diagrama HR es que la fase de contracción total provoca un “gancho” hacia la izquierda antes de reanudar la quema de H en la cáscara alrededor del núcleo y avanzar hacia la *rama de las subgigantes*, tal como se puede ver en la Figura A.1 para los caminos evolutivos correspondientes a estrellas con $M_{\star} > 1.1 M_{\odot}$.

Transición hacia la rama de las gigantes: cruce de la laguna de Hertzsprung

De acuerdo con Smith (1995), tanto en estrellas de masa baja como en estrellas de masa intermedia el núcleo agotado consiste casi puramente de He. Aunque no hay fuente de energía nuclear en funcionamiento, el centro de la estrella es inicialmente más caliente que los bordes del núcleo y el calor fluye hacia afuera enfriando el centro y calentado el exterior. De esta manera, para masas menores que $6 M_{\odot}$, el gradiente de temperatura disminuye hasta que el núcleo se hace isotérmico: $T_{\text{núcleo}} = \text{constante}$, lo que tiene un efecto importante en la evolución posterior.

Una vez formado el núcleo isotérmico, éste continúa creciendo lentamente en masa

como resultado de las “cenizas” de He que va dejando la quema de H en la cáscara exterior. Puesto que el radio del núcleo todavía está en contracción su densidad aumenta continuamente. En un gas isotérmico, un incremento en la densidad provoca un aumento en la presión interna ($P \propto \rho$) y de esta manera se puede equilibrar el crecimiento de la presión externa. Sin embargo, puesto que el gas en el núcleo estelar es también autogravitante un incremento en la densidad también aumenta el campo gravitatorio, lo que contrarresta el incremento en la presión térmica y es equivalente a introducir una “presión gravitatoria” negativa (Smith 1995). Existe una densidad máxima para un gas isotérmico a partir de la cual los efectos gravitacionales dominan y la presión central efectiva en realidad disminuye a medida que la densidad aumenta. El núcleo estelar tiene que soportar la presión externa que surge del peso de las capas superiores de la estrella. Una vez que el núcleo alcanza la densidad crítica no puede sostenerlas más, puesto que una mayor compresión disminuye la presión interna del núcleo. Un núcleo estrictamente isotérmico comienza el colapso básicamente en una escala de tiempo de caída libre como resultado de la pérdida de presión de soporte. La energía liberada por este colapso rápido calienta inmediatamente el centro restaurando el gradiente de temperatura. Éste a su vez puede equilibrar la gravedad nuevamente. Así, el colapso disminuye rápidamente a una contracción en una escala de tiempo térmico. En una estrella real, el núcleo desarrolla un pequeño gradiente de temperatura antes de que se alcance la densidad crítica y la contracción ocurre siempre en una escala de tiempo térmica (Smith 1995). Esto corresponde al punto 4 de la Figura A.1.

El efecto de esta contracción repentina del núcleo provee suficiente energía a la envoltura para provocar una rápida expansión de toda la estrella y la transición a la base de la *rama de las gigantes rojas* (RGB, por sus siglas en inglés), lo que corresponde al punto 5 de la Figura A.1. Ésta transición transcurre en $\sim 1-10 \times 10^6$ años, lo cual es muy rápido comparada con la escala de tiempo nuclear de $\sim 1 \times 10^9$ años y por lo tanto muy pocas estrellas son observadas entre la banda de la secuencia principal y la región de las gigantes, lo que se conoce como la *laguna de Hertzsprung* en el diagrama HR de los cúmulos abiertos.

Esta inestabilidad ocurre cuando la masa del núcleo alcanza una fracción crítica de la masa total estelar, conocida como fracción crítica de Chandrasekhar, que es del 10% para composiciones químicas típicas. Todas las estrellas con masas entre 2 y 6 M_{\odot} y núcleos isotérmicos pueden experimentar esta inestabilidad. Para estrellas de menor masa, el núcleo de He se vuelve *degenerado* y origina una fuente adicional de presión. Esta presión es el resultado efectos cuánticos y tiene consecuencias profundas en la evolución posterior de las estrellas. Esto ocurre entre los puntos 3 y 4 en la Figura A.1 para una estrella de 1 M_{\odot} con núcleo isotérmico.

Ascenso a la rama de las gigantes rojas: La quema central de He

Cuando las temperaturas de las capas superficiales caen por debajo de los ~ 5000 K, durante la evolución de la estrella en la RGB, éstas se vuelven completamente convectivas. Esto permite que una luminosidad mayor sea transportada por las capas exteriores forzando a los caminos evolutivos a doblar abruptamente y comenzar a moverse hacia luminosidades crecientes con poco cambio en temperatura, ascendiendo por la RGB.

Luego de la ignición del H en la cáscara, el núcleo central de la estrella continúa contrayéndose ya sea sufriendo o no un colapso repentino. Eventualmente, el centro de la estrella alcanza una temperatura de $\sim 10^8$ K, suficiente como para comenzar la quema del He. Esto ocurre cuando las estrellas llegan al punto 6 de la Figura A.1, lo que se conoce como la *cima* o *extremo* de la RGB. La llegada a este punto desde la base de la RGB puede demorar $\sim 0.5 \times 10^9$ años para una estrella de $1 M_{\odot}$. La quema del He se realiza a través de la reacción conocida como *triple-alfa* que involucra la fusión casi simultánea de tres núcleos de He (partículas alfa) para producir un núcleo de ^{12}C . Esta reacción es extremadamente sensible a la temperatura, con una tasa de producción de energía $\varepsilon \propto \rho^2 T^{40}$. A diferencia de la quema del H, las reacciones que implican la quema del He son las mismas para todo el rango de masas estelares.

En estrellas de masa baja ($M_{\star} < 2 M_{\odot}$), el comienzo de la quema de He involucra una explosión violenta debido que el núcleo se hace degenerado antes de alcanzar la temperatura necesaria para que pueda comenzar la fusión de He, y cuando finalmente comienza la fusión de He la temperatura aumenta rápidamente. Si se tratara de un gas ideal el aumento en la temperatura causaría un aumento en la presión causando que el núcleo se expanda y enfríe manteniendo la temperatura sólo lo suficientemente alta para continuar con la fusión del He y por lo tanto la quema comenzaría de manera estable, tal como sucede en estrellas con masas superiores a $2 M_{\odot}$ donde la fusión comienza sin mayores sobresaltos. Sin embargo, en una estrella de masa baja con un núcleo degenerado el aumento de la temperatura no tiene efecto sobre la presión y, por lo tanto, el núcleo no se expande para contrarrestar el aumento en temperatura. En su lugar, el aumento de la temperatura causa que las reacciones nucleares de quema de He, como se dijo, muy sensibles a la temperatura, ocurran más rápido e incrementando la temperatura aún más y así sucesivamente. Este proceso causa que el comienzo de la fusión de He ocurra explosivamente en lo que se conoce como *fogonazo de helio*. La explosión se detiene solamente cuando la temperatura ha subido tanto que la presión de los iones se hace significativa y es capaz de expandir y enfriar el núcleo. Este proceso también baja la densidad y rompe la degeneración así que la estrella se establece en un proceso calmo de fusión de He en un núcleo no degenerado en el punto 7 de la Figura A.1. La duración corta del *fogonazo de helio* y la presencia de envolturas convectivas muy extendidas que absorben la energía liberada por la explosión ($\sim 10^{10} L_{\odot}$) impiden que el *fogonazo de helio* sea observado directamente en la superficie estelar.

La rama horizontal

El comienzo de la fusión de He, ya sea violenta o no, mueve a las gigantes fuera de la RGB hacia temperaturas superficiales más altas. La evolución se reanuda en el punto 7 en el esquema mostrado en la Figura A.2, cuando la estrella se asienta en su nueva configuración de equilibrio con un núcleo (no degenerado) quemando He. La estrella tiene ahora dos fuentes de generación de energía: fusión de He en la región central y fusión de H en una cáscara alrededor del núcleo central. Sin embargo, la cáscara en la que se quema el H también se ha expandido y ahora tiene menor densidad y temperatura por lo que genera menor cantidad de energía que cuando la estrella estaba cerca de la cima de la RGB. De esta forma la luminosidad total menor es insuficiente para tener a la estrella en su estado de gigante roja extendida, por lo que la estrella se contrae en tamaño, disminuye su brillo y se ubica en lo que se conoce como *rama horizontal* (HB) observada en los cúmulos globulares. En este punto la luminosidad y radio de la estrella han disminuído por más de un orden de magnitud respecto a sus valores justo antes de comenzar a quemar He. A metalicidad solar todas las estrellas que están quemando He en sus núcleos ocupando una región muy similar en el diagrama HR, conocida como *red clump*. Esta región del diagrama HR se restringe a $0.8 \lesssim B-V \lesssim 1.2$ y $-0.5 \lesssim M_V \lesssim 2.0$. Una estrella de $1 M_{\odot}$ pasa $\sim 120 \times 10^6$ años en esta fase lo que equivale a $\sim 1\%$ de su vida en la secuencia principal debido a que la luminosidad es mucho más alta en esta fase de quema de He.

La rama asintótica de las gigantes

La estrella agota rápidamente su combustible de He central dejando un núcleo inerte de C y O, mientras todavía quema H en una cáscara delgada, y se ubica en el punto 8 de la Figura A.2. Nuevamente el núcleo comienza a contraerse de manera similar al período de contracción en la fase de agotamiento de H central. No obstante, estrellas con $M_{\star} < 8 M_{\odot}$ no alcanzan las temperaturas necesarias para comenzar con la quema de C y O, por lo que no hay más fusión nuclear en estas estrellas. Sin embargo, la contracción del núcleo provoca un aumento de la temperatura suficiente como para comenzar con la fusión de He en una cáscara envolvente alrededor del núcleo de C y O.

La siguiente fase es muy similar a la evolución que describimos para la etapa de agotamiento del H central. La contracción del núcleo lleva a una gran expansión de las capas superficiales causando que su temperatura superficial disminuya y la estrella se mueva hacia la derecha y hacia arriba en el diagrama HR a lo largo de lo que se conoce como la *rama asintótica de las gigantes* (AGB), puesto que los caminos evolutivos calculados se aproximan a la línea de la RGB asintóticamente desde la izquierda. Una estrella de $1 M_{\odot}$ puede alcanzar una luminosidad de $\sim 10^5 L_{\odot}$. A metalicidades solares la AGB se encuentra cerca de la RGB pero en cúmulos globulares pobres en metales la

AGB y la RGB aparecen más separadas. Las estrellas permanecen tiempos muy cortos en la etapa AGB ($\sim 5 \times 10^6$ años para $1 M_{\odot}$).

En este punto la estrella consiste de un núcleo degenerado de C+O; una cáscara quemando He; una cáscara inerte de He; una cáscara quemando H; y una envoltura convectiva exterior rica en H (ver Figura A.3). La evolución durante esta etapa es compleja porque existen grandes diferencias entre las dos reacciones nucleares lo que impide un estado estable. Estas estrellas pierden gran fracción de su envoltura por fuertes vientos estelares. De hecho, la pérdida de masa puede volverse tan grande sobre la AGB que toda la envoltura rica en H puede ser removida antes de que el núcleo haya tenido tiempo de crecer significativamente.

En los paneles superior e inferior de la Figura A.2 se resumen esquemáticamente todas las etapas evolutivas discutidas para una estrella de $1 M_{\odot}$ y $3 M_{\odot}$, respectivamente. Además, en la Tabla A.1, proporcionamos las escalas de tiempo típicas de las diferentes fases evolutivas para estrellas de $1 M_{\odot}$, $1.5 M_{\odot}$ y $3 M_{\odot}$.

Tabla A.1.: Escalas de tiempo de las diferentes fases evolutivas para estrellas de $1 M_{\odot}$, $1.5 M_{\odot}$, y $3 M_{\odot}$

Fase	τ (Años)	Puntos en las Figuras A.1 y A.2
$M_{\star} = 1 M_{\odot}$		
SP	1×10^{10}	1–3
SGB	2×10^9	3–5
RGB	5×10^8	5–6
HB	1×10^8	7–8
AGB	5×10^6	8–9
$M_{\star} = 1.5 M_{\odot}$		
SP	3×10^9	1–3
SGB	4×10^7	3–5
RGB	1.5×10^8	5–6
HB	1×10^8	7–8
AGB	1×10^7	8–9
$M_{\star} = 3 M_{\odot}$		
SP	3.8×10^8	1–3
SGB	2×10^6	3–5
RGB	2.3×10^6	5–6
HB	8.5×10^7	7–8
AGB	6.5×10^6	8–9

Cambios en las abundancias superficiales: dragados

La evolución estelar afecta fuertemente la abundancia superficial de las estrellas. Después de la secuencia principal, las estrellas desarrollan envolturas convectivas profundas, las que permiten que el material de la superficie y del interior se mezclen. Durante la evolución de post-secuencia principal, hay tres episodios de mezcla conocidos como *dragados*. El primer dragado ocurre a medida que la estrella asciende por la RGB, cuando su ZC crece hasta alcanzar regiones del interior estelar donde la composición química ha sido modificada por los procesos nucleares y así el material procesado de interior profundo es transportado a la superficie estelar. La abundancia fotosférica del He se incrementa, mientras que las del H y $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ disminuyen a medida que la estrella asciende en la RGB. Además, el litio superficial es agotado puesto que es completamente destruido al ser puesto en contacto con las capas interiores con $T > 2.7 \times 10^6$ K. Para estrellas con $M_{\star} \sim 5 M_{\odot}$ la envoltura convectiva trae material procesado por el ciclo CNO tal como N.

Durante la etapa AGB ocurre un segundo dragado que incrementa el contenido de He y N en la envoltura, mientras que la cantidad de ^{12}C , ^{13}C y O disminuyen. En estrellas más masivas que $\sim 2 M_{\odot}$ hay un tercer dragado hacia la cima de la etapa AGB (ver Figura A.2), en el que material rico en carbono y elementos producidos por reacciones lentas de capturas de neutrones (Zr, Y, Sr, Tc, Ba, La y Pb) son llevados hacia la superficie. En estrellas más masivas que $\sim 3 M_{\odot}$ la base de la envoltura convectiva se vuelve lo suficientemente caliente como para que el ciclo CNO comience a operar y el carbono dragado es convertido a N en un proceso conocido como *Hot bottom burning*.

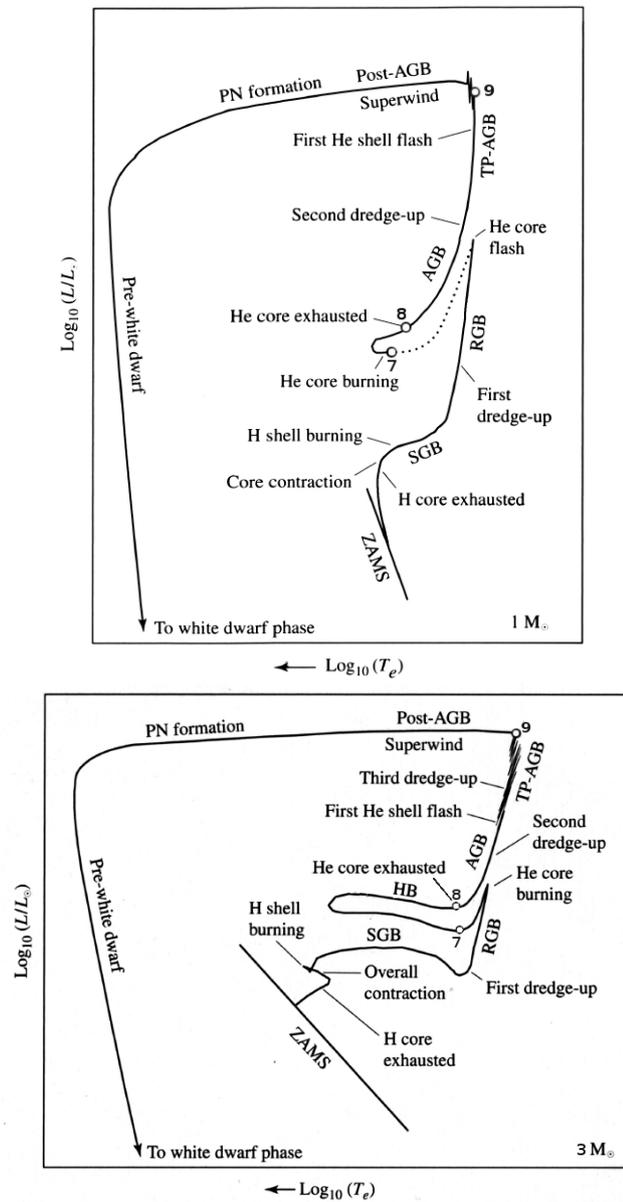


Figura A.2: Diagramas esquemáticos de la evolución de una estrella de $1 M_{\odot}$ (panel superior) y una estrella de $3 M_{\odot}$ (panel inferior), ambas con metalicidad solar, desde la ZAMS hasta la AGB. Adaptado de <http://www.ast.cam.ac.uk/~pettini/STARS/>.

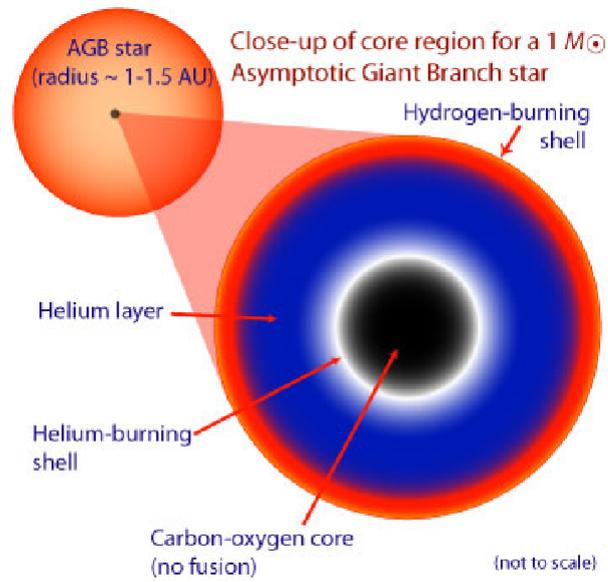


Figura A.3: Esquema de la estructura de una estrella de masa solar en la fase de AGB. Adaptada de <http://www.ast.cam.ac.uk/~pettini/STARS/>.

Bibliografía

- Adamów, M., Niedzielski, A., Villaver, E., Nowak, G., & Wolszczan, A. 2012, *ApJL*, 754, L15
- Adamów, M., Niedzielski, A., Villaver, E., Wolszczan, A., & Nowak, G. 2014, *A&A*, 569, A55
- Adibekyan, V. Z., Figueira, P., Santos, N. C., et al. 2013, *A&A*, 560, A51
- Adibekyan, V. Z., Santos, N. C., Sousa, S. G., et al. 2012a, *A&A*, 543, A89
- Adibekyan, V. Z., Sousa, S. G., Santos, N. C., et al. 2012b, *A&A*, 545, A32
- Alexander, J. B. 1967, *The Observatory*, 87, 238
- Alibert, Y., Mordasini, C., & Benz, W. 2004, *A&A*, 417, L25
- Alibert, Y., Mordasini, C., & Benz, W. 2011, *A&A*, 526, A63
- Alonso, A., Arribas, S., & Martínez-Roger, C. 1999, *A&AS*, 140, 261
- Anders, E. & Grevesse, N. 1989, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 53, 197
- Andrews, S. M., Rosenfeld, K. A., Kraus, A. L., & Wilner, D. J. 2013, *ApJ*, 771, 129
- Arenou, F., Grenon, M., & Gomez, A. 1992, *A&A*, 258, 104
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, *ARA&A*, 47, 481
- Assef, R. J., Gaudi, B. S., & Stanek, K. Z. 2009, *ApJ*, 701, 1616
- Bakos, G. Á., Lázár, J., Papp, I., Sári, P., & Green, E. M. 2002, *PASP*, 114, 974
- Balachandran, S. C., Fekel, F. C., Henry, G. W., & Uitenbroek, H. 2000, *ApJ*, 542, 978
- Baraffe, I. & Chabrier, G. 2010, *A&A*, 521, A44
- Baraffe, I., Chabrier, G., & Barman, T. 2008, *A&A*, 482, 315
- Baraffe, I., Chabrier, G., & Barman, T. 2010, *Reports on Progress in Physics*, 73, 016901

- Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, *A&AS*, 119, 373
- Baruteau, C., Meru, F., & Paardekooper, S.-J. 2011, *MNRAS*, 416, 1971
- Batalha, N. M., Rowe, J. F., Bryson, S. T., et al. 2013, *ApJS*, 204, 24
- Baumann, P., Ramírez, I., Meléndez, J., Asplund, M., & Lind, K. 2010, *A&A*, 519, A87
- Bazot, M., Vauclair, S., Bouchy, F., & Santos, N. C. 2005, *A&A*, 440, 615
- Beaulieu, J.-P., Bennett, D. P., Fouqué, P., et al. 2006, *Nature*, 439, 437
- Beirão, P., Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2005, *A&A*, 438, 251
- Benedict, G. F., McArthur, B. E., Forveille, T., et al. 2002, *ApJL*, 581, L115
- Bensby, T., Feltzing, S., & Lundström, I. 2003, *A&A*, 410, 527
- Benz, W., Mordasini, C., Alibert, Y., & Naef, D. 2006, in *Tenth Anniversary of 51 Peg-b: Status of and prospects for hot Jupiter studies*, ed. L. Arnold, F. Bouchy, & C. Moutou, 24–34
- Bodaghee, A., Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2003, *A&A*, 404, 715
- Bodenheimer, P., Hubickyj, O., & Lissauer, J. J. 2000, *Icarus*, 143, 2
- Boisse, I., Hartman, J. D., Bakos, G. Á., et al. 2013, *A&A*, 558, A86
- Bond, J. C., Laretta, D. S., Tinney, C. G., et al. 2008, *ApJ*, 682, 1234
- Bonfils, X., Delfosse, X., Udry, S., et al. 2013a, *A&A*, 549, A109
- Bonfils, X., Delfosse, X., Udry, S., et al. 2005a, *A&A*, 442, 635
- Bonfils, X., Forveille, T., Delfosse, X., et al. 2005b, *A&A*, 443, L15
- Bonfils, X., Lo Curto, G., Correia, A. C. M., et al. 2013b, *A&A*, 556, A110
- Borgniet, S., Boisse, I., Lagrange, A.-M., et al. 2014, *A&A*, 561, A65
- Borucki, W. J., Koch, D., Basri, G., et al. 2010, *Science*, 327, 977
- Boss, A. 1998a, *Looking for earths : the race to find new solar systems*
- Boss, A. P. 1997, *Science*, 276, 1836
- Boss, A. P. 1998b, *ApJ*, 503, 923
- Boss, A. P. 2002, *ApJL*, 567, L149

- Boss, A. P. 2003, *ApJ*, 599, 577
- Boss, A. P. 2006, *ApJL*, 637, L137
- Boss, A. P. 2010, in *IAU Symposium*, Vol. 265, *IAU Symposium*, ed. K. Cunha, M. Spite, & B. Barbuy, 391–398
- Bouchy, F., Mayor, M., Lovis, C., et al. 2009, *A&A*, 496, 527
- Bouvier, J. 2008, *A&A*, 489, L53
- Bowler, B. P., Johnson, J. A., Marcy, G. W., et al. 2010, *ApJ*, 709, 396
- Brown, J. A., Sneden, C., Lambert, D. L., & Dutchover, Jr., E. 1989, *ApJS*, 71, 293
- Brucalassi, A., Pasquini, L., Saglia, R., et al. 2014, *A&A*, 561, L9
- Buchhave, L. A., Latham, D. W., Johansen, A., et al. 2012, *Nature*, 486, 375
- Burkert, A. & Ida, S. 2007, *ApJ*, 660, 845
- Butler, R. P. & Marcy, G. W. 1996, *ApJL*, 464, L153
- Butler, R. P., Marcy, G. W., Fischer, D. A., et al. 1999, *ApJ*, 526, 916
- Cai, K., Durisen, R. H., Michael, S., et al. 2006, *ApJL*, 636, L149
- Cameron, A. G. W. 1978, *Moon and Planets*, 18, 5
- Cameron, A. G. W. & Fowler, W. A. 1971, *ApJ*, 164, 111
- Carlberg, J. K., Cunha, K., Smith, V. V., & Majewski, S. R. 2012, *ApJ*, 757, 109
- Carlberg, J. K., Majewski, S. R., Patterson, R. J., et al. 2011, *ApJ*, 732, 39
- Carlsson, M., Rutten, R. J., Bruls, J. H. M. J., & Shchukina, N. G. 1994, *A&A*, 288, 860
- Carney, B. W., Latham, D. W., Stefanik, R. P., Laird, J. B., & Morse, J. A. 2003, *AJ*, 125, 293
- Cassen, P. M., Smith, B. F., Miller, R. H., & Reynolds, R. T. 1981, *Icarus*, 48, 377
- Castelli, F. & Kurucz, R. L. 2003, in *IAU Symposium*, Vol. 210, *Modelling of Stellar Atmospheres*, ed. N. Piskunov, W. W. Weiss, & D. F. Gray, 20P
- Castro, M., Vauclair, S., Richard, O., & Santos, N. C. 2009, *A&A*, 494, 663
- Caughlan, G. R. & Fowler, W. A. 1988, *Atomic Data and Nuclear Data Tables*, 40, 283

- Charbonneau, D., Brown, T. M., Latham, D. W., & Mayor, M. 2000, *ApJL*, 529, L45
- Charbonnel, C. & Balachandran, S. C. 2000, *A&A*, 359, 563
- Charbonnel, C. & Zahn, J.-P. 2007, *A&A*, 467, L15
- Chavero, C., de La Reza, R., Domingos, R. C., et al. 2010, *A&A*, 517, A40
- Chen, Y. Q., Nissen, P. E., Benoni, T., & Zhao, G. 2001, *A&A*, 371, 943
- Chen, Y. Q. & Zhao, G. 2006, *AJ*, 131, 1816
- Chiang, E. I. & Murray, N. 2002, *ApJ*, 576, 473
- Chilcote, J., Barman, T., Fitzgerald, M. P., et al. 2015, *ApJL*, 798, L3
- Ciceri, S., Lillo-Box, J., Southworth, J., et al. 2014, *ArXiv e-prints*
- Cochran, W. D., Endl, M., Wittenmyer, R. A., & Bean, J. L. 2007, *ApJ*, 665, 1407
- Collado, A. E., López-García, Z., Levato, H., & Malaroda, S. 2009, in *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, vol. 27, Vol. 35, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, 299
- Cumming, A., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2008, *PASP*, 120, 531
- Cumming, A., Marcy, G. W., & Butler, R. P. 1999, *ApJ*, 526, 890
- Currie, T. 2009, *ApJL*, 694, L171
- Cutri, R. M. & IPAC/WISE Science Data Center Team. 2012, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 219, *American Astronomical Society Meeting Abstracts 219*, 401.06
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, *2MASS All Sky Catalog of point sources*.
- da Silva, L. 1986, *AJ*, 92, 451
- da Silva, L., de La Reza, R., & Barbuy, B. 1995, *ApJL*, 448, L41
- da Silva, L., Girardi, L., Pasquini, L., et al. 2006, *A&A*, 458, 609
- da Silva, R., Milone, A. C., & Reddy, B. E. 2011, *A&A*, 526, A71
- Danchi, W. C. & Lopez, B. 2013, *ApJ*, 769, 27
- de La Reza, R., da Silva, L., Almeida, R., et al. 2004, in *IAU Symposium*, Vol. 219, *Stars as Suns : Activity, Evolution and Planets*, ed. A. K. Dupree & A. O. Benz, 783

- de Medeiros, J. R., Da Rocha, C., & Mayor, M. 1996, *A&A*, 314, 499
- de Medeiros, J. R. & Mayor, M. 1999, *A&AS*, 139, 433
- Dehnen, W. & Binney, J. J. 1998, *MNRAS*, 298, 387
- Delgado Mena, E., Israelian, G., González Hernández, J. I., et al. 2014, *A&A*, 562, A92
- Deliyannis, C. P., Demarque, P., & Kawaler, S. D. 1990, *ApJS*, 73, 21
- Deliyannis, C. P. & Pinsonneault, M. H. 1997, *ApJ*, 488, 836
- Denissenkov, P. A. & Weiss, A. 2000, *A&A*, 358, L49
- Desidera, S., Gratton, R. G., Lucatello, S., & Claudi, R. U. 2006, *A&A*, 454, 581
- Desidera, S., Gratton, R. G., Scuderi, S., et al. 2004, *A&A*, 420, 683
- Desort, M., Lagrange, A.-M., Galland, F., et al. 2008, *A&A*, 491, 883
- Díaz, R. F., Almenara, J. M., Santerne, A., et al. 2014a, *MNRAS*, 441, 983
- Díaz, R. F., Damiani, C., Deleuil, M., et al. 2013, *A&A*, 551, L9
- Díaz, R. F., Montagnier, G., Leconte, J., et al. 2014b, *A&A*, 572, A109
- do Nascimento, Jr., J. D., Canto Martins, B. L., Melo, C. H. F., Porto de Mello, G., & De Medeiros, J. R. 2003, *A&A*, 405, 723
- do Nascimento, Jr., J. D., Charbonnel, C., Lèbre, A., de Laverny, P., & De Medeiros, J. R. 2000, *A&A*, 357, 931
- Döllinger, M. P., Hatzes, A. P., Pasquini, L., Guenther, E. W., & Hartmann, M. 2009, *A&A*, 505, 1311
- Döllinger, M. P., Hatzes, A. P., Pasquini, L., et al. 2007, *A&A*, 472, 649
- D’Orazi, V., Biazzo, K., & Randich, S. 2011, *A&A*, 526, A103
- Drake, N. A., de la Reza, R., da Silva, L., & Lambert, D. L. 2002, *AJ*, 123, 2703
- Durisen, R. H., Boss, A. P., Mayer, L., et al. 2007, *Protostars and Planets V*, 607
- Ecuillon, A., Israelian, G., Santos, N. C., Mayor, M., & Gilli, G. 2006, *A&A*, 449, 809
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., et al. 1993, *A&A*, 275, 101
- Egan, M. P. & Price, S. D. 1996, *AJ*, 112, 2862
- Faedi, F., Pollacco, D., Barros, S. C. C., et al. 2013, *A&A*, 551, A73

- Fekel, F. C. 1997, *PASP*, 109, 514
- Fekel, F. C. & Balachandran, S. 1993, *ApJ*, 403, 708
- Fischer, D. A. & Valenti, J. 2005, *ApJ*, 622, 1102
- Ford, E. B., Rasio, F. A., & Sills, A. 1999, *ApJ*, 514, 411
- Forestini, M. 1994, *A&A*, 285, 473
- Forveille, T., Bonfils, X., Delfosse, X., et al. 2011, *ArXiv e-prints*
- Frandsen, S., Carrier, F., Aerts, C., et al. 2002, *A&A*, 394, L5
- Frink, S., Mitchell, D. S., Quirrenbach, A., et al. 2002, *ApJ*, 576, 478
- Frink, S., Quirrenbach, A., Fischer, D., Röser, S., & Schilbach, E. 2001, *PASP*, 113, 173
- Fuhrmann, K. 2004, *Astronomische Nachrichten*, 325, 3
- Galland, F., Lagrange, A.-M., Udry, S., et al. 2006, *A&A*, 452, 709
- Galland, F., Lagrange, A.-M., Udry, S., et al. 2005a, *A&A*, 444, L21
- Galland, F., Lagrange, A.-M., Udry, S., et al. 2005b, *A&A*, 443, 337
- Garaud, P. 2011, *ApJL*, 728, L30
- Garcia Lopez, R. J., Rebolo, R., & Martin, E. L. 1994, *A&A*, 282, 518
- Ge, J., Lee, B., Mahadevan, S., et al. 2009, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 41, American Astronomical Society Meeting Abstracts 213, 336.02
- Gehren, T., Butler, K., Mashonkina, L., Reetz, J., & Shi, J. 2001, *A&A*, 366, 981
- Gettel, S., Wolszczan, A., Niedzielski, A., et al. 2012, *ApJ*, 745, 28
- Ghezzi, L., Cunha, K., Schuler, S. C., & Smith, V. V. 2010a, *ApJ*, 725, 721
- Ghezzi, L., Cunha, K., Smith, V. V., et al. 2010b, *ApJ*, 720, 1290
- Ghezzi, L., Cunha, K., Smith, V. V., & de la Reza, R. 2010c, *ApJ*, 724, 154
- Ghezzi, L., Cunha, K., Smith, V. V., et al. 2009, *ApJ*, 698, 451
- Gilli, G., Israelian, G., Ecuivillon, A., Santos, N. C., & Mayor, M. 2006, *A&A*, 449, 723
- Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, A., et al. 2002, *A&A*, 391, 195

- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 2000, *A&AS*, 141, 371
- Goldreich, P. & Sari, R. 2003, *ApJ*, 585, 1024
- Gonzalez, G. 1997, *MNRAS*, 285, 403
- Gonzalez, G. 2006, *PASP*, 118, 1494
- Gonzalez, G. 2008, *MNRAS*, 386, 928
- Gonzalez, G., Carlson, M. K., & Tobin, R. W. 2010, *MNRAS*, 403, 1368
- Gonzalez, G. & Laws, C. 2000, *AJ*, 119, 390
- Gonzalez, G. & Laws, C. 2007, *MNRAS*, 378, 1141
- Gonzalez, G., Laws, C., Tyagi, S., & Reddy, B. E. 2001, *AJ*, 121, 432
- Gonzalez, G. & Vanture, A. D. 1998, *A&A*, 339, L29
- González, J. F. 2000, PhD thesis, UNIVERSIDAD NACIONAL DE CORDOBA
- González Hernández, J. I. & Bonifacio, P. 2009, *A&A*, 497, 497
- Gramajo, L. V., Rodón, J. A., & Gómez, M. 2014, *AJ*, 147, 140
- Gratton, R. G., Carretta, E., Eriksson, K., & Gustafsson, B. 1999, *A&A*, 350, 955
- Gray, D. F. 1981, *ApJ*, 251, 155
- Gray, D. F. 1982, *ApJ*, 262, 682
- Gray, D. F. 1989, *ApJ*, 347, 1021
- Grevesse, N. & Sauval, A. J. 1998, *Space Sci. Rev.*, 85, 161
- Haghighipour, N., Vogt, S. S., Butler, R. P., et al. 2010, *ApJ*, 715, 271
- Haisch, Jr., K. E., Lada, E. A., & Lada, C. J. 2001, *ApJL*, 553, L153
- Han, I., Lee, B. C., Kim, K. M., et al. 2010, *A&A*, 509, A24
- Harakawa, H., Sato, B., Fischer, D. A., et al. 2010, *ApJ*, 715, 550
- Hartmann, L. & Kenyon, S. J. 1996, *ARA&A*, 34, 207
- Hatzes, A. P. & Cochran, W. D. 1993, *ApJ*, 413, 339
- Hatzes, A. P. & Cochran, W. D. 1994, *ApJ*, 422, 366
- Hatzes, A. P. & Cochran, W. D. 1996, *ApJ*, 468, 391

- Hatzes, A. P. & Cochran, W. D. 1999, *MNRAS*, 304, 109
- Hatzes, A. P., Cochran, W. D., Endl, M., et al. 2003, *ApJ*, 599, 1383
- Hatzes, A. P., Guenther, E. W., Endl, M., et al. 2005, *A&A*, 437, 743
- Hekker, S. & Meléndez, J. 2007, *A&A*, 475, 1003
- Hekker, S., Reffert, S., Quirrenbach, A., et al. 2006, *A&A*, 454, 943
- Heng, K. & Vogt, S. S. 2011, *MNRAS*, 415, 2145
- Henry, G. W., Fekel, F. C., Henry, S. M., & Hall, D. S. 2000, *ApJS*, 130, 201
- Hindsley, R. B. & Harrington, R. S. 1994, *AJ*, 107, 280
- Holman, M. J. & Murray, N. W. 2005, *Science*, 307, 1288
- Horner, S. 1996, *ApJ*, 460, 449
- Hoyer, S., Rojo, P., & López-Morales, M. 2012, *ApJ*, 748, 22
- Huber, D., Carter, J. A., Barbieri, M., et al. 2013, *Science*, 342, 331
- Iben, Jr., I. 1967, *ApJ*, 147, 624
- Ida, S. & Lin, D. N. C. 2004, *ApJ*, 616, 567
- Ida, S. & Lin, D. N. C. 2005, *ApJ*, 626, 1045
- Israelian, G., Delgado Mena, E., Santos, N. C., et al. 2009, *Nature*, 462, 189
- Israelian, G., Santos, N. C., Mayor, M., & Rebolo, R. 2001, *Nature*, 411, 163
- Israelian, G., Santos, N. C., Mayor, M., & Rebolo, R. 2003, *A&A*, 405, 753
- Israelian, G., Santos, N. C., Mayor, M., & Rebolo, R. 2004, *A&A*, 414, 601
- Jackson, B., Greenberg, R., & Barnes, R. 2008, *ApJ*, 678, 1396
- James, D. J., Melo, C., Santos, N. C., & Bouvier, J. 2006, *A&A*, 446, 971
- Janson, M., Bergfors, C., Goto, M., Brandner, W., & Lafrenière, D. 2010, *ApJL*, 710, L35
- Janson, M., Brandt, T. D., Kuzuhara, M., et al. 2013, *ApJL*, 778, L4
- Jenkins, J. S., Jones, H. R. A., Tuomi, M., et al. 2013, *ApJ*, 766, 67
- Jofré, E., Gómez, M., & Saffe, C. 2012, in *Second Conference on Stellar Astrophysics*, ed. J. A. Ahumada, M. C. Parisi, & O. I. Pintado, 136–140

- Jofré, E. & González, J. F. 2009, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 52, 281
- Jofré, E., Petrucci, R., Saffe, C., et al. 2015, *A&A*, 574, A50
- Jofré, E. & Saffe, C. 2010, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 53, 277
- Jofré, E., Saffe, C., & Petrucci, R. 2010, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 53, 273
- Johnson, D. R. H. & Soderblom, D. R. 1987, *AJ*, 93, 864
- Johnson, J. A., Aller, K. M., Howard, A. W., & Crepp, J. R. 2010a, *PASP*, 122, 905
- Johnson, J. A. & Apps, K. 2009, *ApJ*, 699, 933
- Johnson, J. A., Bowler, B. P., Howard, A. W., et al. 2010b, *ApJL*, 721, L153
- Johnson, J. A., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2007a, *ApJ*, 670, 833
- Johnson, J. A., Fischer, D. A., Marcy, G. W., et al. 2007b, *ApJ*, 665, 785
- Johnson, J. A., Howard, A. W., Bowler, B. P., et al. 2010c, *PASP*, 122, 701
- Johnson, J. A., Marcy, G. W., Fischer, D. A., et al. 2006, *ApJ*, 652, 1724
- Johnson, J. A., Marcy, G. W., Fischer, D. A., et al. 2008, *ApJ*, 675, 784
- Johnson, J. L. & Li, H. 2012, *ApJ*, 751, 81
- Jones, M. I. 2013, PhD thesis, UNIVERSIDAD DE CHILE.
- Jones, M. I., Jenkins, J. S., Bluhm, P., Rojo, P., & Melo, C. H. F. 2014, *A&A*, 566, A113
- Jones, M. I., Jenkins, J. S., Rojo, P., & Melo, C. H. F. 2011, *A&A*, 536, A71
- Kalas, P., Graham, J. R., Chiang, E., et al. 2008, *Science*, 322, 1345
- Kang, W., Lee, S.-G., & Kim, K.-M. 2011, *ApJ*, 736, 87
- Kaufer, A., Stahl, O., Tubbesing, S., et al. 1999, *The Messenger*, 95, 8
- Kennedy, G. M. & Kenyon, S. J. 2008, *ApJ*, 673, 502
- King, J. R., Deliyannis, C. P., Hiltgen, D. D., et al. 1997, *AJ*, 113, 1871
- Kitamura, Y., Momose, M., Yokogawa, S., et al. 2002, *ApJ*, 581, 357

- Korzennik, S. G., Brown, T. M., Fischer, D. A., Nisenson, P., & Noyes, R. W. 2000, *ApJL*, 533, L147
- Kretke, K. A., Lin, D. N. C., Garaud, P., & Turner, N. J. 2009, *ApJ*, 690, 407
- Kuiper, G. P. 1951, *Proceedings of the National Academy of Science*, 37, 1
- Kumar, Y. B., Reddy, B. E., & Lambert, D. L. 2011, *ApJL*, 730, L12
- Kunitomo, M., Ikoma, M., Sato, B., Katsuta, Y., & Ida, S. 2011, *ApJ*, 737, 66
- Kurucz, R. 1993, *ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid*. Kurucz CD-ROM No. 13. Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophysical Observatory, 1993., 13
- Kurucz, R. L. & Avrett, E. H. 1981, *SAO Special Report*, 391
- Lagrange, A.-M., Desort, M., Galland, F., Udry, S., & Mayor, M. 2009, *A&A*, 495, 335
- Lambert, D. L. & Reddy, B. E. 2004, *MNRAS*, 349, 757
- Laughlin, G. & Adams, F. C. 1997, *ApJL*, 491, L51
- Laughlin, G. & Bodenheimer, P. 1994, *ApJ*, 436, 335
- Laughlin, G., Bodenheimer, P., & Adams, F. C. 2004, *ApJL*, 612, L73
- Laws, C. & Gonzalez, G. 2001, *ApJ*, 553, 405
- Laws, C., Gonzalez, G., Walker, K. M., et al. 2003, *AJ*, 125, 2664
- Lebzelter, T., Uttenthaler, S., Busso, M., Schultheis, M., & Aringer, B. 2012, *A&A*, 538, A36
- Lee, B.-C., Han, I., & Park, M.-G. 2013, *A&A*, 549, A2
- Lillo-Box, J., Barrado, D., Henning, T., et al. 2014a, *A&A*, 568, L1
- Lillo-Box, J., Barrado, D., Moya, A., et al. 2014b, *A&A*, 562, A109
- Lin, D. N. C., Bodenheimer, P., & Richardson, D. C. 1996, *Nature*, 380, 606
- Lind, K., Asplund, M., & Barklem, P. S. 2009, *A&A*, 503, 541
- Lind, K., Bergemann, M., & Asplund, M. 2012, *MNRAS*, 427, 50
- Lind, K., Melendez, J., Asplund, M., Collet, R., & Magic, Z. 2013, *A&A*, 554, A96
- Lissauer, J. J. 1987, *Icarus*, 69, 249

- Lissauer, J. J., Dawson, R. I., & Tremaine, S. 2014, *Nature*, 513, 336
- Liu, Y.-J., Sato, B., Zhao, G., et al. 2008, *ApJ*, 672, 553
- Liu, Y. J., Tan, K. F., Wang, L., et al. 2014, *ApJ*, 785, 94
- Livio, M. & Pringle, J. E. 2003, *MNRAS*, 346, L42
- Lloyd, J. P., Martinache, F., Ireland, M. J., et al. 2006, *ApJL*, 650, L131
- Lopez, B., Schneider, J., & Danchi, W. C. 2005, *ApJ*, 627, 974
- Lovis, C. & Mayor, M. 2007, *A&A*, 472, 657
- Luck, R. E. & Heiter, U. 2006, *AJ*, 131, 3069
- Luck, R. E. & Heiter, U. 2007, *AJ*, 133, 2464
- Luck, R. E. & Wepfer, G. G. 1995, *AJ*, 110, 2425
- Maciejewski, G., Neuhäuser, R., Raetz, S., et al. 2011, in *European Physical Journal Web of Conferences*, Vol. 11, *European Physical Journal Web of Conferences*, 5009
- Maldonado, J., Villaver, E., & Eiroa, C. 2013, *A&A*, 554, A84
- Marcy, G., Butler, R. P., Fischer, D., et al. 2005, *Progress of Theoretical Physics Supplement*, 158, 24
- Marcy, G. W. & Butler, R. P. 1992, *PASP*, 104, 270
- Marcy, G. W. & Butler, R. P. 1996a, *ApJL*, 464, L147
- Marcy, G. W. & Butler, R. P. 1996b, *ApJL*, 464, L147
- Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S. S., et al. 2008, *Physica Scripta Volume T*, 130, 014001
- Marois, C., Correia, C., Galicher, R., et al. 2014, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 9148, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, 0
- Marois, C., Macintosh, B., Barman, T., et al. 2008, *Science*, 322, 1348
- Marois, C., Zuckerman, B., Konopacky, Q. M., Macintosh, B., & Barman, T. 2010, *Nature*, 468, 1080
- Martínez, C. F., Jofré, E., Petrucci, R., Chavero, C., & Gómez, M. 2013, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 56, 291

- Mashonkina, L., Christlieb, N., Barklem, P. S., et al. 2010, *A&A*, 516, A46
- Massarotti, A. 2008, *AJ*, 135, 2287
- Massarotti, A., Latham, D. W., Stefanik, R. P., & Fogel, J. 2008, *AJ*, 135, 209
- Mayer, L., Lufkin, G., Quinn, T., & Wadsley, J. 2007, *ApJL*, 661, L77
- Mayor, M., Bonfils, X., Forveille, T., et al. 2009a, *A&A*, 507, 487
- Mayor, M., Marmier, M., Lovis, C., et al. 2011, *ArXiv e-prints*
- Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, *The Messenger*, 114, 20
- Mayor, M. & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355
- Mayor, M., Udry, S., Lovis, C., et al. 2009b, *A&A*, 493, 639
- McArthur, B. E., Benedict, G. F., Barnes, R., et al. 2010, *ApJ*, 715, 1203
- Meléndez, J., Asplund, M., Gustafsson, B., & Yong, D. 2009, *ApJL*, 704, L66
- Meléndez, J., Ramírez, I., Casagrande, L., et al. 2010, *ApSS*, 328, 193
- Melo, C. H. F., de Laverny, P., Santos, N. C., et al. 2005, *A&A*, 439, 227
- Meru, F. & Bate, M. R. 2010, *MNRAS*, 406, 2279
- Mojzsis, S. J. & Arrhenius, G. 1997, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 3111, *Instruments, Methods, and Missions for the Investigation of Extraterrestrial Microorganisms*, ed. R. B. Hoover, 162–163
- Monaco, L., Villanova, S., Moni Bidin, C., et al. 2011, *A&A*, 529, A90
- Montalbán, J. & Rebolo, R. 2002, *A&A*, 386, 1039
- Montalban, J. & Schatzman, E. 1996, *A&A*, 305, 513
- Mordasini, C., Alibert, Y., Benz, W., Klahr, H., & Henning, T. 2012, *A&A*, 541, A97
- Mordasini, C., Alibert, Y., Benz, W., & Naef, D. 2008, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 398, *Extreme Solar Systems*, ed. D. Fischer, F. A. Rasio, S. E. Thorsett, & A. Wolszczan, 235
- Mordasini, C., Alibert, Y., Benz, W., & Naef, D. 2009, *A&A*, 501, 1161
- Mortier, A., Santos, N. C., Sousa, S. G., et al. 2013, *A&A*, 557, A70
- Muraki, Y., Sumi, T., Abe, F., et al. 1999, *Progress of Theoretical Physics Supplement*, 133, 233

- Murray, N. & Chaboyer, B. 2002, *ApJ*, 566, 442
- Murray, N., Chaboyer, B., Arras, P., Hansen, B., & Noyes, R. W. 2001, *ApJ*, 555, 801
- Murray, N., Hansen, B., Holman, M., & Tremaine, S. 1998, *Science*, 279, 69
- Muterspaugh, M. W., Lane, B. F., Kulkarni, S. R., et al. 2010, *AJ*, 140, 1657
- Naef, D., Latham, D. W., Mayor, M., et al. 2001, *A&A*, 375, L27
- Nascimbeni, V., Piotto, G., Bedin, L. R., et al. 2011, *A&A*, 532, A24
- Natta, A., Grinin, V., & Mannings, V. 2000, *Protostars and Planets IV*, 559
- Nayakshin, S. 2010, *MNRAS*, 408, L36
- Nelson, R. P. & Papaloizou, J. C. B. 2004, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 321, *Extrasolar Planets: Today and Tomorrow*, ed. J. Beaulieu, A. Lecavelier Des Etangs, & C. Terquem, 367
- Nesvorný, D., Kipping, D. M., Buchhave, L. A., et al. 2012, *Science*, 336, 1133
- Neves, V., Bonfils, X., Santos, N. C., et al. 2013, *A&A*, 551, A36
- Neves, V., Santos, N. C., Sousa, S. G., Correia, A. C. M., & Israelian, G. 2009, *A&A*, 497, 563
- Nidever, D. L., Marcy, G. W., Butler, R. P., Fischer, D. A., & Vogt, S. S. 2002, *ApJS*, 141, 503
- Niedzielski, A., Konacki, M., Wolszczan, A., et al. 2007, *ApJ*, 669, 1354
- Niedzielski, A., Nowak, G., Adamów, M., & Wolszczan, A. 2009, *ApJ*, 707, 768
- Nordhaus, J., Spiegel, D. S., Ibgui, L., Goodman, J., & Burrows, A. 2010, *MNRAS*, 408, 631
- Nutzman, P. & Charbonneau, D. 2008, *PASP*, 120, 317
- Osorio, M., D'Alessio, P., Muzerolle, J., Calvet, N., & Hartmann, L. 2003, *ApJ*, 586, 1148
- Paczynski, B. 1986, *ApJ*, 301, 503
- Padgett, D. L. 1996, *ApJ*, 471, 847
- Pasquini, L., Döllinger, M. P., Hatzes, A., et al. 2008, in *IAU Symposium*, Vol. 249, *IAU Symposium*, ed. Y.-S. Sun, S. Ferraz-Mello, & J.-L. Zhou, 209–222

- Pasquini, L., Döllinger, M. P., Weiss, A., et al. 2007, *A&A*, 473, 979
- Pätzold, M. & Rauer, H. 2002, *ApJL*, 568, L117
- Paunzen, E., Heiter, U., Fraga, L., & Pintado, O. 2012, *MNRAS*, 419, 3604
- Perruchot, S., Kohler, D., Bouchy, F., et al. 2008, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7014, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 0
- Perryman, M. 2011, *The Exoplanet Handbook*
- Perryman, M. 2014, *American Journal of Physics*, 82, 552
- Perryman, M., Hartman, J., Bakos, G. Á., & Lindegren, L. 2014, *ApJ*, 797, 14
- Perryman, M. A. C. 2000, *Reports on Progress in Physics*, 63, 1209
- Perryman, M. A. C. & ESA, eds. 1997, *ESA Special Publication*, Vol. 1200, *The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA HIPPARCOS Space Astrometry Mission*
- Petrucci, R., Jofré, E., Melita, M., Gómez, M., & Mauas, P. 2015, *MNRAS*, 446, 1389
- Petrucci, R., Jofré, E., Schwartz, M., et al. 2013, *ApJL*, 779, L23
- Pinsonneault, M. H., Deliyannis, C. P., & Demarque, P. 1992, *ApJS*, 78, 179
- Pinsonneault, M. H., DePoy, D. L., & Coffee, M. 2001, *ApJL*, 556, L59
- Pintado, O. & Adelman, S. 2009, in *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, vol. 27, Vol. 35, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, 303
- Pintado, O. I. & Adelman, S. J. 2003, *A&A*, 406, 987
- Pollacco, D. L., Skillen, I., Collier Cameron, A., et al. 2006, *PASP*, 118, 1407
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, *Icarus*, 124, 62
- Pravdo, S. H., Shaklan, S. B., & Lloyd, J. 2005, *ApJ*, 630, 528
- Queloz, D., Mayor, M., Weber, L., et al. 2000, *A&A*, 354, 99
- Quintana, E. V., Barclay, T., Raymond, S. N., et al. 2014, *Science*, 344, 277
- Quirrenbach, A. 2006, in *Saas-Fee Advanced Course 31: Extrasolar planets*, ed. D. Queloz, S. Udry, M. Mayor, W. Benz, P. Cassen, T. Guillot, & A. Quirrenbach, 1–242

- Ramírez, I., Fish, J. R., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2012, *ApJ*, 756, 46
- Ramírez, I., Meléndez, J., & Asplund, M. 2009, *A&A*, 508, L17
- Randich, S., Aharpour, N., Pallavicini, R., Prosser, C. F., & Stauffer, J. R. 1997, *A&A*, 323, 86
- Rebolo, R. & Beckman, J. E. 1988, *A&A*, 201, 267
- Reddy, B. E. & Lambert, D. L. 2005, *AJ*, 129, 2831
- Reddy, B. E., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2006, *MNRAS*, 367, 1329
- Reddy, B. E., Lambert, D. L., Hrivnak, B. J., & Bakker, E. J. 2002a, *AJ*, 123, 1993
- Reddy, B. E., Lambert, D. L., Laws, C., Gonzalez, G., & Covey, K. 2002b, *MNRAS*, 335, 1005
- Reffert, S., Bergmann, C., Quirrenbach, A., Trifonov, T., & Künstler, A. 2014, *ArXiv e-prints*
- Rice, W. K. M. & Armitage, P. J. 2003, *ApJL*, 598, L55
- Robertson, P., Mahadevan, S., Endl, M., & Roy, A. 2014, *Science*, 345, 440
- Robinson, S. E., Laughlin, G., Bodenheimer, P., & Fischer, D. 2006, *ApJ*, 643, 484
- Rojas-Ayala, B., Covey, K. R., Muirhead, P. S., & Lloyd, J. P. 2010, *ApJL*, 720, L113
- Rojas-Ayala, B., Covey, K. R., Muirhead, P. S., & Lloyd, J. P. 2012, *ApJ*, 748, 93
- Ryan, S. G. 2000, *MNRAS*, 316, L35
- Saar, S. H., Butler, R. P., & Marcy, G. W. 1998, *ApJL*, 498, L153
- Saar, S. H. & Donahue, R. A. 1997, *ApJ*, 485, 319
- Sackmann, I.-J. & Boothroyd, A. I. 1999, *ApJ*, 510, 217
- Sadakane, K., Ohkubo, M., Takeda, Y., et al. 2002, *PASJ*, 54, 911
- Sadakane, K., Ohnishi, T., Ohkubo, M., & Takeda, Y. 2005, *PASJ*, 57, 127
- Saffe, C. 2011, *RMxAA*, 47, 3
- Sahlmann, J., Lazorenko, P. F., Ségransan, D., et al. 2013, *A&A*, 556, A133
- Sandquist, E., Taam, R. E., Lin, D. N. C., & Burkert, A. 1998, *ApJL*, 506, L65
- Sandquist, E. L., Dokter, J. J., Lin, D. N. C., & Mardling, R. A. 2002, *ApJ*, 572, 1012

- Santos, N. C., Delgado Mena, E., Israelian, G., et al. 2010, in IAU Symposium, Vol. 268, IAU Symposium, ed. C. Charbonnel, M. Tosi, F. Primas, & C. Chiappini, 291–299
- Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2001, *A&A*, 373, 1019
- Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2004, *A&A*, 415, 1153
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., et al. 2005, *A&A*, 437, 1127
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., Rebolo, R., & Udry, S. 2003, *A&A*, 398, 363
- Santos, N. C., Mayor, M., Bouchy, F., et al. 2007, *A&A*, 474, 647
- Santos, N. C., Melo, C., James, D. J., et al. 2008, *A&A*, 480, 889
- Sartoretti, P. & Schneider, J. 1999, *A&AS*, 134, 553
- Sato, B., Ando, H., Kambe, E., et al. 2003, *ApJL*, 597, L157
- Sato, B., Kambe, E., Takeda, Y., et al. 2005, *PASJ*, 57, 97
- Sato, B., Omiya, M., Liu, Y., et al. 2010, *PASJ*, 62, 1063
- Sato, B., Toyota, E., Omiya, M., et al. 2008, *PASJ*, 60, 1317
- Saumon, D. & Guillot, T. 2004, *ApJ*, 609, 1170
- Schlaufman, K. C. & Laughlin, G. 2010, *A&A*, 519, A105
- Schneider, J., Dedieu, C., Le Sidaner, P., Savalle, R., & Zolotukhin, I. 2011, *A&A*, 532, A79
- Schuler, S. C., Flateau, D., Cunha, K., et al. 2011, *ApJ*, 732, 55
- Schuler, S. C., Kim, J. H., Tinker, Jr., M. C., et al. 2005, *ApJL*, 632, L131
- Seager, S. 2008, *Space Sci. Rev.*, 135, 345
- Seager, S. & Deming, D. 2010, *ARA&A*, 48, 631
- Selsis, F., Kasting, J. F., Levrard, B., et al. 2007, *A&A*, 476, 1373
- Setiawan, J., Pasquini, L., da Silva, L., et al. 2004, *A&A*, 421, 241
- Setiawan, J., Pasquini, L., da Silva, L., von der Lühne, O., & Hatzes, A. 2003, *A&A*, 397, 1151
- Setiawan, J., Rodmann, J., da Silva, L., et al. 2005, *A&A*, 437, L31
- Siess, L. & Livio, M. 1999, *MNRAS*, 308, 1133

- Sigurdsson, S., Richer, H. B., Hansen, B. M., Stairs, I. H., & Thorsett, S. E. 2003, *Science*, 301, 193
- Simmons, J. & Levato, H. 1996, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 40, 44
- Smith, P. H., McMillan, R. S., & Merline, W. J. 1987, *ApJL*, 317, L79
- Smith, R. C. 1995, *Observational astrophysics*
- Smith, V. V., Cunha, K., & Lazzaro, D. 2001, *AJ*, 121, 3207
- Snedden, C. A. 1973, PhD thesis, THE UNIVERSITY OF TEXAS AT AUSTIN.
- Soderblom, D. R., Jones, B. F., Balachandran, S., et al. 1993, *AJ*, 106, 1059
- Somers, G. & Pinsonneault, M. H. 2014, *ArXiv e-prints*
- Sousa, S. G., Fernandes, J., Israelian, G., & Santos, N. C. 2010, *A&A*, 512, L5
- Sousa, S. G., Santos, N. C., Israelian, G., et al. 2011a, *A&A*, 526, A99
- Sousa, S. G., Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., & Monteiro, M. J. P. F. G. 2007, *A&A*, 469, 783
- Sousa, S. G., Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., & Udry, S. 2011b, *A&A*, 533, A141
- Sousa, S. G., Santos, N. C., Mayor, M., et al. 2008, *A&A*, 487, 373
- Sozzetti, A. 2004, *MNRAS*, 354, 1194
- Spiegel, D. S., Burrows, A., & Milsom, J. A. 2011, *ApJ*, 727, 57
- Spite, F. & Spite, M. 1982a, *A&A*, 115, 357
- Spite, M. & Spite, F. 1982b, *Nature*, 297, 483
- Swain, M. R., Tinetti, G., Vasisht, G., et al. 2009, *ApJ*, 704, 1616
- Sweigart, A. V. & Mengel, J. G. 1979, *ApJ*, 229, 624
- Takeda, Y., Honda, S., Kawanomoto, S., Ando, H., & Sakurai, T. 2010, *A&A*, 515, A93
- Takeda, Y. & Kawanomoto, S. 2005, *PASJ*, 57, 45
- Takeda, Y., Sato, B., Kambe, E., et al. 2005, *PASJ*, 57, 109
- Takeda, Y., Sato, B., & Murata, D. 2008, *PASJ*, 60, 781

- Taylor, B. J. 2002, MNRAS, 329, 839
- Taylor, B. J. & Croxall, K. 2005, MNRAS, 357, 967
- Terrien, R. C., Mahadevan, S., Bender, C. F., et al. 2012, ApJL, 747, L38
- Théado, S. & Vauclair, S. 2012, ApJ, 744, 123
- Thévenin, F. & Idiart, T. P. 1999, ApJ, 521, 753
- Tonry, J. & Davis, M. 1979, AJ, 84, 1511
- Torres, G., Fressin, F., Batalha, N. M., et al. 2011, ApJ, 727, 24
- Trilling, D. E., Benz, W., Guillot, T., et al. 1998, ApJ, 500, 428
- Trilling, D. E., Lunine, J. I., & Benz, W. 2002, A&A, 394, 241
- Udalski, A., Szymanski, M., Kaluzny, J., et al. 1993, Acta Astron., 43, 289
- Udry, S., Bonfils, X., Delfosse, X., et al. 2007, A&A, 469, L43
- Udry, S., Mayor, M., Naef, D., et al. 2002, A&A, 390, 267
- Udry, S., Mayor, M., & Santos, N. C. 2003, A&A, 407, 369
- Udry, S. & Santos, N. C. 2007, ARA&A, 45, 397
- Valenti, J. A. & Fischer, D. A. 2005, ApJS, 159, 141
- van Leeuwen, F. 2007, A&A, 474, 653
- Vauclair, S. 2004, ApJ, 605, 874
- Veramendi, M. E. & González, J. F. 2006, in Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, vol. 27, Vol. 26, Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series, 178
- Veramendi, M. E. & González, J. F. 2015, Na I, 34, 266
- Villaver, E. & Livio, M. 2009, ApJL, 705, L81
- Vogt, S. S., Allen, S. L., Bigelow, B. C., et al. 1994, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 2198, Instrumentation in Astronomy VIII, ed. D. L. Crawford & E. R. Craine, 362
- Vogt, S. S., Butler, R. P., Rivera, E. J., et al. 2010, ApJ, 723, 954
- von Bloh, W., Cuntz, M., Franck, S., & Bounama, C. 2011, A&A, 528, A133

- von Paris, P., Gebauer, S., Godolt, M., Rauer, H., & Stracke, B. 2011, *A&A*, 532, A58
- Vorobyov, E. I. & Basu, S. 2008, *ApJL*, 676, L139
- Walker, G. A. H., Yang, S., Campbell, B., & Irwin, A. W. 1989, *ApJL*, 343, L21
- Winn, J. N. & Fabrycky, D. C. 2014, *ArXiv e-prints*
- Winter, O. C., de La Reza, R., Domingos, R. C., Boldrin, L. A. G., & Chavero, C. 2007, *MNRAS*, 378, 1418
- Wolszczan, A. 1997, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 119, *Planets Beyond the Solar System and the Next Generation of Space Missions*, ed. D. Soderblom, 135
- Wolszczan, A. & Frail, D. A. 1992, *Nature*, 355, 145
- Woosley, S. E. & Weaver, T. A. 1995, *ApJS*, 101, 181
- Wordsworth, R. D., Forget, F., Selsis, F., et al. 2011, *ApJL*, 733, L48
- Wright, J. T. 2005, *PASP*, 117, 657
- Wright, J. T., Upadhyay, S., Marcy, G. W., et al. 2009, *ApJ*, 693, 1084
- Wu, Y. & Murray, N. 2003, *ApJ*, 589, 605
- Xiong, D. R. & Deng, L. 2009, *MNRAS*, 395, 2013
- Zahn, J.-P. 1992, *A&A*, 265, 115
- Zakamska, N. L. & Tremaine, S. 2004, *AJ*, 128, 869
- Zhang, Q. S. 2012, *MNRAS*, 427, 1441

Índice de figuras

- 1.1. Planetas extrasolares conocidos hasta fines de 2013 vs. fecha de descubrimiento. En el eje y se muestra el semieje mayor en UA. Los distintos símbolos indican el método de detección y el tamaño es proporcional a la masa del planeta. Los más grandes corresponden a $\sim 10 M_{\text{Jup}}$ y los más pequeños a $1 \sim M_{\oplus}$. Tomado de Perryman (2014). 12
- 1.2. *Panel superior*: Representación esquemática del movimiento estelar alrededor del centro de masa causado por la presencia de un planeta. De acuerdo con el efecto Doppler, cuando la estrella se aleja del observador las líneas espectrales se mueven hacia el rojo, mientras que cuando la estrella se acerca al observador las líneas espectrales se mueven hacia el azul. El seguimiento espectroscópico de las estrellas permite construir sus curvas de velocidad radial y buscar variaciones periódicas que indiquen la presencia de compañeras subestelares. Adaptado de ESO Press Photo 22e/07. *Panel inferior*: curva de velocidad radial correspondiente al planeta HD 40307 b de $M_p \text{sen } i = 4.2 M_{\oplus}$. Tomado de Mayor et al. (2009b). 14
- 1.3. Representación esquemática del camino seguido por una estrella sobre el plano del cielo debido a los efectos combinados del movimiento propio, paralaje y la presencia de un planeta. Tomado de Perryman (2014). . . 17
- 1.4. *Panel superior*: Imagen en la banda L obtenida con el telescopio Keck II de los cuatro planetas descubiertos alrededor de HR 8799 (Marois et al. 2010). *Panel inferior*: Imagen en el óptico obtenida con el telescopio espacial Hubble del planeta y disco de polvo alrededor de la estrella Fomalhaut. Tomada de http://www.nasa.gov/mission_pages/hubble/science/fomalhaut.html. 20
- 1.5. Representación esquemática de un tránsito planetario. Tomado de <http://www.ifa.hawaii.edu/info/press-releases/JohnsonDec08/>. . . . 22
- 1.6. Representación esquemática de las variaciones en los tiempos de mínimo de un tránsito planetario. Tomado de Nesvorný et al. (2012). 23

- 1.7. Representación esquemática de una lente gravitacional. *Panel superior:* esquema de la alineación entre la estrella de lejana de fondo (fuente), la estrella que alberga el planeta (lente) y el observador. *Panel inferior:* mientras la estrella de fondo se desplaza por “detrás” de la estrella lente, el observador recibe una imagen magnificada de la estrella de fondo. Debido a la presencia del planeta se produce una anomalía o pico en la curva de magnificación. Adaptado de <http://wfirst.gsfc.nasa.gov/>. 25
- 1.8. *Panel superior:* Distribución observada de la masa mínima (en escala logarítmica) de todas las compañeras secundarias (incluyendo planetas, enanas marrones y estrellas) a las estrellas de tipo solar. Tomado de Udry et al. (2002). *Panel inferior:* Distribución de la masa mínima de los planetas detectados por VR hasta la diciembre de 2014. Extraído de exoplanets.org. 27
- 1.9. Distribución de los períodos orbitales para todos los planetas detectados por VR hasta diciembre de 2014. Datos para 439 planetas de exoplanets.org. 28
- 1.10. Diagrama masa-período para los planetas extrasolares conocidos orbitando estrellas de secuencia principal hasta diciembre de 2014. Extraído de exoplanets.org. 30
- 1.11. Diagrama período-excentricidad para los planetas extrasolares detectados por VR hasta 2007 (pentágonos) en comparación con las binarias estelares (círculos llenos) y los planetas del sistema solar. Tomado de (Udry & Santos 2007). 31
- 1.12. *Panel izquierdo:* Distribución de [Fe/H] para 119 estrellas con planetas (línea punteada, histograma sombreado) y para una muestra de control de 94 estrellas (línea continua, histograma vacío). La diferencia promedio de metalicidad entre las dos muestras es de 0.24 dex. En la figura interna se grafican los histogramas de frecuencias acumuladas para estas dos muestras. Tomado de Santos et al. (2005). *Panel derecho:* Porcentaje de estrellas con planetas detectados entre la muestra de 850 estrellas del relevamiento de VR de los observatorios Keck+Lick+AAT en función de la metalicidad estelar. Tomado de Fischer & Valenti (2005). 33
- 1.13. Porción del espectro de una estrella de secuencia principal de tipo F5 (panel superior) y de una gigante de tipo G5 (panel inferior). Ambas estrellas tienen masas similares. Adaptado de Jones (2013). 39
- 1.14. Diagrama HR que ilustra algunos de los relevamientos de búsqueda de planetas mediante VR alrededor de estrellas evolucionadas. Los puntos corresponden a las subgigantes del programa de Johnson et al. (2006). Ver texto para más detalles. Adaptado de Johnson et al. (2006). 40
- 1.15. Fracción de planetas ($f \equiv N_{\text{planetas}}/N_{\text{estrellas}}$) en función de la masa de estelar para la muestra analizada por Johnson et al. (2010a). 41

1.16. <i>Panel izquierdo:</i> masa estelar vs. distancia orbital de los planetas que orbitan alrededor de estrellas de secuencia principal (círculos vacíos), subgigantes (triángulos) y gigantes (cuadrados). La línea punteada corresponde a una distancia orbital de ~ 0.5 UA. <i>Panel derecho:</i> masa planetaria mínima vs. masa estelar. Todos los parámetros fueron tomados de <code>exoplanets.org</code>	46
2.1. Ubicación de las 223 estrellas de la muestra en el diagrama HR. Las estrellas gigantes están indicadas con cuadrados y las subgigantes con triángulos. Los símbolos llenos corresponden a estrellas con planetas y aquellos vacíos representan estrellas sin planetas. Las líneas a trazos y continuas indican las trayectorias evolutivas de Girardi et al. (2000) calculadas para $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ dex y $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.0$, respectivamente. .	54
3.1. Comparación entre los EW medidos con ARES y aquéllos medidos con la tarea <code>splot</code> de IRAF. Las mediciones corresponden a HD 50778 (cruces), HD 205420 (cuadrados) y el Sol (círculos). La línea continua representa la función identidad.	66
3.2. Comparación entre los parámetros fundamentales (T_{eff} , $\log g$ y $[\text{Fe}/\text{H}]$) obtenidos en este trabajo y los reportados por otros autores para las estrellas en común. Los diferentes símbolos representan comparaciones con diferentes trabajos: Maldonado et al. (2013, círculos magenta), Mortier et al. (2013, cuadrados azules), da Silva et al. (2006, 2011, curces rojas), Takeda et al. (2008, triángulos negros), Luck & Heiter (2007, asteriscos verdes) y Valenti & Fischer (2005, estrellas negras).	77
3.3. Comparación entre las temperaturas efectivas espectroscópicas y aquéllas calculadas a partir de las calibraciones fotométricas de González Hernández & Bonifacio (2009) y Alonso et al. (1999) a partir de los colores B–V (panel inferior) y V–K (panel superior).	79
3.4. Comparación entre las gravedades espectroscópicas y las gravedades obtenidas a partir de paralajes trigonométricas dadas por el código PARAM.	80
3.5. Diagrama de Toomre para la muestra estelar total. Las estrellas gigantes están indicadas con cuadrados y las subgigantes con triángulos. En ambos casos los símbolos llenos corresponden a estrellas con planetas. Las líneas punteadas indican velocidades totales constantes, $V_{\text{tot}} = (U_{\text{LSR}}^2 + V_{\text{LSR}}^2 + W_{\text{LSR}}^2)^{1/2}$, en pasos de 50 km s^{-1} . Las estrellas del disco fino están marcadas en color negro, las del disco grueso en rojo y las estrellas de transición en azul.	86

- 3.6. Comparación entre las $v_{sen\ i}$ derivadas en este trabajo y los valores de la literatura. Las cruces indican 89 estrellas en común con Takeda et al. (2008) y los cuadrados representan las 74 estrellas con valores de $v_{sen\ i}$ obtenidos de las bases de datos `exoplanets.org` y `exoplanet.eu`. 93
- 4.1. Distribución normalizada de metalicidad (*panel izquierdo*) e histograma de frecuencias acumuladas (*panel derecho*) para la muestra de GCP (línea continua) en comparación con la muestra de GSP (línea a trazos). Los valores de las medianas están indicados con líneas verticales en el panel izquierdo. La prueba de Kolmogorov-Smirnov establece que la probabilidad de que estas muestras deriven de la misma población es de $\sim 85\%$ 99
- 4.2. Distribuciones normalizadas de metalicidad de las estrellas gigantes con $M_{\star} > 1.5 M_{\odot}$ (panel superior) y $M_{\star} \leq 1.5 M_{\odot}$ (panel inferior). En todos los casos la línea sólida corresponde a la muestra de gigantes con planetas y la línea a trazos corresponde a las gigantes sin planetas. Las medianas de ambas distribuciones están indicadas con líneas verticales. 100
- 4.3. Mismas distribuciones que las de la Figura 4.2 pero ahora las muestras de control sin planetas incluyen aquéllas de la muestra de Maldonado et al. (2013). En todos los casos la línea sólida corresponde a las gigantes con planetas y la línea a trazos corresponde a las gigantes sin planetas. Las medianas de ambas distribuciones están indicadas con líneas verticales. 101
- 4.4. Distribución normalizada de metalicidad (*panel izquierdo*) e histograma de frecuencias acumuladas (*panel derecho*) para la muestra de SGCP (línea continua) en comparación con la muestra de SGSP (línea a trazos). Los valores de las medianas están indicados con líneas verticales en el panel izquierdo. La prueba KS establece que la probabilidad de que estas muestras deriven de la misma población es de $\sim 2\%$ 103
- 4.5. *Paneles superiores*: distribución normalizada (izquierda) e histograma de frecuencias acumuladas (derecha) de la metalicidad de la muestra de GCP (línea continua) y la muestra de SGCP (línea a trazos). *Paneles inferiores*: mismos gráficos que en los paneles superiores, pero ahora la muestra de SGCP contiene solamente estrellas con $[Fe/H] < 0.2$ dex. 104
- 4.6. Distribución de metalicidad de la muestra completa de gigantes (GCP+GSP; línea continua), y de la muestra completa de subgigantes (SGCP+SGSP; línea a trazos). 105

4.7.	<i>Panel superior</i> : $[\text{Fe}/\text{H}]$ vs. T_{eff} . Los triángulos corresponden a las estrellas subgigantes, mientras que los cuadrados representan a las gigantes en la base de la RGB. Los símbolos llenos corresponden a las estrellas con planetas, mientras que los vacíos indican aquéllas sin planetas. <i>Panel inferior</i> : misma figura que la del panel superior pero con los datos promediados en intervalos de T_{eff} de 300 K.	106
5.1.	Anchos equivalentes de las líneas de la Tabla 5.1 para el Sol derivados en este trabajo versus los valores de Neves et al. (2009).	116
5.2.	Error total en la abundancia de cada elemento. Los cuadrados vacíos indican los errores para una estrella gigante típica, mientras que los triángulos representan los errores para una subgigante típica.	131
5.3.	Comparación entre las abundancias químicas obtenidas en este trabajo y aquéllas medidas por otros autores: Maldonado et al. (2013, cuadrados), Gilli et al. (2006, triángulos), Takeda et al. (2008, círculos) y Luck & Heiter (2007, cruces).	132
5.4.	Distribuciones normalizadas de $[\text{X}/\text{H}]$ ($\text{X} = \text{Na}, \text{Mg}, \text{Al}, \text{Si}, \text{Ca}, \text{Sc I}, \text{Sc II}, \text{Ti I}, \text{Ti II}, \text{V}, \text{Cr I}, \text{Cr II}, \text{Mn}, \text{Co}, \text{Ni}, \text{Zn}, \text{Ba II}$) para la muestra de subgigantes con planetas (histograma rayado) y la muestra de subgigantes sin planetas (histograma vacío). Los valores de las medianas de las distribuciones para cada elemento están indicadas con líneas verticales en la parte superior de cada panel.	133
5.5.	Histogramas de frecuencia acumulada de $[\text{X}/\text{H}]$ ($\text{X} = \text{Na}, \text{Mg}, \text{Al}, \text{Si}, \text{Ca}, \text{Sc I}, \text{Sc II}, \text{Ti I}, \text{Ti II}, \text{V}, \text{Cr I}, \text{Cr II}, \text{Mn}, \text{Co}, \text{Ni}, \text{Zn}, \text{Ba II}$) para la muestra de subgigantes con planetas (línea continua) y la muestra de subgigantes sin planetas (línea a trazos).	134
5.6.	Distribuciones normalizadas de $[\text{X}/\text{H}]$ ($\text{X} = \text{Na}, \text{Mg}, \text{Al}, \text{Si}, \text{Ca}, \text{Sc I}, \text{Sc II}, \text{Ti I}, \text{Ti II}, \text{V}, \text{Cr I}, \text{Cr II}, \text{Mn}, \text{Co}, \text{Ni}, \text{Zn}, \text{Ba II}$) para la muestra de gigantes con planetas (histograma rayado) y la muestra de gigantes sin planetas (histograma vacío). Los valores de las medianas de las distribuciones para cada elemento están indicadas con líneas verticales en la parte superior de cada panel.	135
5.7.	Histogramas de frecuencia acumulada de $[\text{X}/\text{H}]$ ($\text{X} = \text{Na}, \text{Mg}, \text{Al}, \text{Si}, \text{Ca}, \text{Sc I}, \text{Sc II}, \text{Ti I}, \text{Ti II}, \text{V}, \text{Cr I}, \text{Cr II}, \text{Mn}, \text{Co}, \text{Ni}, \text{Zn}, \text{Ba II}$) para la muestra de gigantes con planetas (línea continua) y la muestra de gigantes sin planetas (línea a trazos).	136

- 5.8. Distribuciones normalizadas de $[X/Fe]$ ($X = Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc\ I, Sc\ II, Ti\ I, Ti\ II, V, Cr\ I, Cr\ II, Mn, Co, Ni, Zn, Ba\ II$) para la muestra de subgigantes con planetas (histograma rayado) y la muestra de subgigantes sin planetas (histograma vacío). Los valores de las medianas de las distribuciones para cada elemento están indicadas con líneas verticales en la parte superior de cada panel. 138
- 5.9. Histogramas de frecuencia acumulada de $[X/Fe]$ ($X = Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc\ I, Sc\ II, Ti\ I, Ti\ II, V, Cr\ I, Cr\ II, Mn, Co, Ni, Zn, Ba\ II$) para la muestra de subgigantes con planetas (línea continua) y la muestra de subgigantes sin planetas (línea a trazos). 139
- 5.10. Distribuciones normalizadas de $[X/Fe]$ ($X = Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc\ I, Sc\ II, Ti\ I, Ti\ II, V, Cr\ I, Cr\ II, Mn, Co, Ni, Zn, Ba\ II$) para la muestra de gigantes con planetas (histograma rayado) y la muestra de gigantes sin planetas (histograma vacío). Los valores de las medianas de las distribuciones para cada elemento están indicadas con líneas verticales en la parte superior de cada panel. 140
- 5.11. Histogramas de frecuencia acumulada de $[X/Fe]$ ($X = Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc\ I, Sc\ II, Ti\ I, Ti\ II, V, Cr\ I, Cr\ II, Mn, Co, Ni, Zn, Ba\ II$) para la muestra de gigantes con planetas (línea continua) y la muestra de gigantes sin planetas (línea a trazos). 141
- 5.12. $[X/H]$ vs. $[Fe/H]$ para las estrellas subgigantes (triángulos llenos) y la muestra de control (cruces). Las líneas a trazos representan los valores solares. 144
- 5.13. Misma figura que la anterior, excepto que los puntos corresponden a valores promedio en intervalos de $[Fe/H]$ de 0.2 dex, centrados en $-0.6, -0.4, -0.2, 0.0, +0.2$ y $+0.4$ dex. Las estrellas “frías” ($T_{\text{eff}} < 5000$ K) se han removido. Las barras de error representan la desviación estándar alrededor del valor promedio. 145
- 5.14. $[X/H]$ vs. $[Fe/H]$ para las estrellas gigantes (cuadrados llenos) y la muestra de control (cruces). Las líneas a trazos representan los valores solares. 146
- 5.15. Misma figura que la anterior, excepto que los puntos corresponden a valores promedio en intervalos de $[Fe/H]$ de 0.2 dex, centrados en $-0.6, -0.4, -0.2, 0.0, +0.2$ y $+0.4$ dex. Las estrellas de baja gravedad ($\log g < 2.0$) se han removido. Las barras de error representan la desviación estándar alrededor del valor promedio. 147

6.1.	Metalicidad estelar en función del semieje mayor de los planetas alrededor de estrellas evolucionadas: (a) Planetas alrededor de subgigantes (triángulos) y gigantes (cuadrados). La línea a trazos en 0.5 UA indica el límite observacional para el que no se han detectado planetas alrededor de estrellas gigantes. (b) Planetas alrededor de subgigantes. (c) Planetas alrededor de gigantes. En este caso la línea a trazos representa la metalicidad crítica para la formación de planetas en el modelo de acreción de núcleo (ver Sección 1.6). En todos los casos las cruces indican las muestras de control sin planetas.	156
6.2.	[X/Fe] vs. semieje mayor de los planetas alrededor de subgigantes. Las estrellas sin planetas están indicadas con cruces.	157
6.3.	[X/Fe] vs. semieje mayor de los planetas alrededor de gigantes. Las estrellas sin planetas están indicadas con cruces.	158
6.4.	Metalicidad estelar en función de la masa mínima de los planetas alrededor de estrellas evolucionadas: (a) Planetas alrededor de subgigantes (triángulos) y gigantes (cuadrados). La línea punteada en $0.95 M_{\text{Jup}}$, representa el límite a partir del cual no se han detectado planetas alrededor de estrellas gigantes. (b) Planetas alrededor de subgigantes. (c) Planetas alrededor de gigantes. En este caso los cuadrados vacíos representan estrellas con $M_{\star} > 1.5 M_{\odot}$ y los cuadrados llenos indican gigantes con $M_{\star} \leq 1.5 M_{\odot}$. En todos los casos, las muestras de control están marcadas con cruces.	160
6.5.	[X/Fe] vs. $M_{\text{p}} \text{sen } i$ de los planetas alrededor de gigantes. Las estrellas sin planetas están indicadas con cruces.	161
6.6.	[X/Fe] vs. $M_{\text{p}} \text{sen } i$ de los planetas alrededor de gigantes. Las estrellas sin planetas están indicadas con cruces.	162
6.7.	Metalicidad estelar vs. excentricidad orbital de los planetas alrededor de estrellas gigantes (cuadrados) y subgigantes (triángulos). Las gigantes sin planetas están indicadas con cruces, mientras que las subgigantes sin planetas están indicadas con círculos.	164
6.8.	[X/Fe] vs. excentricidad orbital de los planetas alrededor de estrellas subgigantes. La muestra de control está indicada con cruces.	165
6.9.	[X/Fe] vs. excentricidad orbital de los planetas alrededor de estrellas gigantes. La muestra de control está indicada con cruces.	166
6.10.	Histograma de frecuencias acumuladas de la excentricidad orbital de los planetas alrededor de gigantes (línea continua), subgigantes (línea a trazos) y subgigantes con $M_{\text{p}} \text{sen } i > 0.95 M_{\text{Jup}}$ (línea punteada).	167

- 7.1. Abundancia de Li vs. T_{eff} en análogas solares con y sin planetas detectados. Los círculos llenos corresponden a estrellas con planetas y los círculos vacíos a estrellas sin planetas. Las estrellas con límites superiores en las abundancias de Li están indicadas con flechas. Extraído de Israelian et al. (2009). 176
- 7.2. Histograma de frecuencias acumuladas de la abundancia de litio en estrellas con planetas (línea continua) y estrellas sin planetas (línea a trazos). Las abundancias de Li corresponden a estrellas con detecciones de litio solamente. Tomado de Ghezzi et al. (2010c). 177
- 7.3. Ejemplos de los mejores ajustes obtenidos entre el espectro observado (puntos) y el espectro sintético (línea continua). El panel izquierdo corresponde al ajuste de HD 114613, donde la línea de litio puede verse claramente, mientras que el panel derecho corresponde a HD 196026, para el que sólo se pudo obtener un límite superior en su abundancia. . 180
- 7.4. Correcciones NLTE para las abundancias de litio en función de la temperatura efectiva (a), metalicidad (b), gravedad superficial (c) y velocidad de microturbulencia (d). Con triángulos se indica a las estrellas subgigantes y con cuadrados a las estrellas gigantes. En ambos casos los símbolos llenos corresponden a las estrellas con planetas, mientras que los símbolos vacíos corresponden a las estrellas de control. 187
- 7.5. Comparación de las abundancias de Li (panel izquierdo) y las temperaturas efectivas (panel derecho) obtenidas en este trabajo con las calculadas por otros autores: Luck & Heiter (2007; cruces), Liu et al. (2014; cuadrados), Gonzalez et al. (2010; triángulos), Lambert (2004; círculos) y Ramirez et al. (2012; estrellas). 190
- 7.6. $A(\text{Li})$ vs. T_{eff} para todas las subgigantes (triángulos) y gigantes (cuadrados) de la muestra. Las estrellas con planetas están indicadas con símbolos llenos. Las abundancias de Li correspondientes a límites superiores están indicadas con flechas. La línea punteada representa el límite de detección del método. 191
- 7.7. Ubicación en el diagrama HR de las 210 estrellas de la muestra para las cuales se calcularon abundancias de litio. Las estrellas gigantes se indican con cuadrados mientras que las estrellas subgigantes se indican con triángulos. Los colores de los símbolos señalan distintas abundancias de Li: en magenta se grafican aquellas estrellas con $A(\text{Li}) > 1.7$ dex, en rojo aquellas con $1.3 \leq A(\text{Li}) \leq 1.7$ dex y en azul las estrellas con $A(\text{Li}) < 1.3$ dex. Esta misma categoría corresponde a las estrellas marcadas con símbolos vacíos, pero en este caso las abundancias corresponden a límites superiores. Con líneas continuas están marcadas las trayectorias evolutivas de Girardi et al. (2000), para masas estelares entre 1.2 y 3 M_{\odot} con $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.0$ dex. 192

7.8. SEDs correspondientes a las dos gigantes que presentan $A(\text{Li}) > 1.5$ dex. NGC 4349 -127 se trata de una GCP mientras que HD 138905 es una GSP. Los puntos corresponden a flujos de WISE, IRAS, AKARI y MSX. La línea continua corresponde a la contribución fotosférica de la estrella.	194
7.9. Espectros de NGC 4349-127 (paneles superiores) y HD 138905 (paneles inferiores) en las regiones de las líneas de $H\alpha$ y Na D.	195
7.10. Abundancias de Li en función de los parámetros de las estrellas subgigantes. (a) $A(\text{Li})$ vs. T_{eff} . (b) $A(\text{Li})$ vs. $\log g$. (c) $A(\text{Li})$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$. (d) $A(\text{Li})$ vs. Masa. (e) $A(\text{Li})$ vs. Edad. (f) $A(\text{Li})$ vs. $v_{\text{sen } i}$. Los símbolos llenos corresponden a estrellas con planetas y los vacíos a estrellas de control. Las flechas denotan límites superiores en las abundancias de Li.	197
7.11. Distribuciones de frecuencias acumuladas de $A(\text{Li})$ para subgigantes con planetas (línea continua) y subgigantes sin planetas (línea a trazos). Las distribuciones del panel izquierdo comprenden tanto detecciones reales de litio como límites superiores, mientras que los del panel derecho comprenden solamente detecciones reales de Li.	200
7.12. Mismo gráfico que el de la Fig. 7.11, excepto que los histogramas corresponden a las $A(\text{Li})$ de estrellas con $\log g \gtrsim 4.0$ dex ($T_{\text{eff}} \gtrsim 5300$ K).	200
7.13. Abundancias de Li en función de los parámetros de las estrellas gigantes. (a) $A(\text{Li})$ vs. T_{eff} . (b) $A(\text{Li})$ vs. $\log g$. (c) $A(\text{Li})$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$. (d) $A(\text{Li})$ vs. Masa. (e) $A(\text{Li})$ vs. Edad. (f) $A(\text{Li})$ vs. $v_{\text{sen } i}$. Los símbolos llenos corresponden a estrellas con planetas y los vacíos a estrellas de control. Las flechas denotan límites superiores en las abundancias de Li.	203
7.14. Distribuciones de frecuencias acumuladas de $A(\text{Li})$ para las gigantes con planetas (línea continua) y gigantes sin planetas (línea a trazos). Las distribuciones del panel izquierdo comprenden tanto detecciones reales de litio como límites superiores, mientras que las del panel derecho comprenden solamente detecciones reales de Li. En todos los casos las muestras comprenden estrellas con masas menores a $3.0 M_{\odot}$.	205
7.15. Mismo gráfico que el representado en la Fig. 7.14, excepto que las distribuciones corresponden a las $A(\text{Li})$ para estrellas con $T_{\text{eff}} \geq 4750$ K.	205
7.16. $A(\text{Li})$ vs. parámetros de los planetas alrededor de subgigantes (triángulos) y de gigantes (cuadrados). (a)-(b) $A(\text{Li})$ vs. $M_{\text{p, sen } i}$. (c)-(d) $A(\text{Li})$ vs. distancia orbital. (e)-(f) $A(\text{Li})$ vs. excentricidad. El símbolo tipo estrella indica la gigante rica en Li. Los distintos colores indican distintos rangos de edad (en 10^9 años).	208
A.1. Caminos evolutivos teóricos para estrellas de diferente masa calculados por Iben (1967).	222

- A.2. Diagramas esquemáticos de la evolución de una estrella de $1 M_{\odot}$ (panel superior) y una estrella de $5 M_{\odot}$ (panel inferior), ambas con metalicidad solar, desde la ZAMS hasta la AGB. Adaptado de <http://www.ast.cam.ac.uk/~protect/unhbox/voidb@x\penalty\@M\{}pettini/STARS/.229>
- A.3. Esquema de la estructura de una estrella de masa solar en la fase de AGB. Adaptada de <http://www.ast.cam.ac.uk/~protect/unhbox/voidb@x\penalty\@M\{}pettini/STARS/>. 230

Índice de tablas

1.1. Estadística de descubrimientos confirmados por los distintos métodos de detección hasta diciembre de 2014 según la Enciclopedia de Planetas Extrasolares	13
1.2. Relevamientos de búsqueda de planetas alrededor de estrellas evolucionadas por VR	43
2.1. Características principales del instrumental utilizado y número de objetos observado con cada instrumento	55
3.1. Líneas de Fe I y Fe II utilizadas para determinar los parámetros fundamentales	67
3.2. Parámetros estelares fundamentales y velocidades de rotación	69
3.2. continuación	70
3.2. continuación	71
3.2. continuación	72
3.2. continuación	73
3.2. continuación	74
3.2. continuación	75
3.2. continuación	76
3.3. Comparación entre los parámetros fundamentales de las mismas estrellas obtenidas con diferentes espectrógrafos	78
3.4. Resultados de la comparación de nuestros parámetros fundamentales con los de Maldonado et al. (2013); Mortier et al. (2013); da Silva et al. (2006, 2011); Takeda et al. (2008); Luck & Heiter (2007); y Valenti & Fischer (2005)	78
3.5. Parámetros fotométricos y físicos	80
3.5. continuación	81
3.5. continuación	82
3.5. continuación	83
3.5. continuación	84
3.5. continuación	85

3.6. Población galáctica, velocidades radiales y componentes de velocidad espacial	87
3.6. continuación	88
3.6. continuación	89
3.6. continuación	90
3.6. continuación	91
3.6. continuación	92
3.7. Contribución instrumental al ensanchamiento de las líneas espectrales	95
4.1. Estadística de las distribuciones de metalicidad de las gigantes	102
4.2. Estadística de las distribuciones de metalicidad de las subgigantes	102
5.1. Lista de líneas y parámetros atómicos usados en el cómputo de abundancias químicas	113
5.1. continuación	114
5.1. continuación	115
5.2. Abundancias químicas de Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc I, Sc II, Ti I y Ti II	117
5.2. continuación	118
5.2. continuación	119
5.2. continuación	120
5.2. continuación	121
5.2. continuación	122
5.3. Abundancias químicas de V, Cr I, Cr II, Mn, Co, Ni, Zn y Ba II	123
5.3. continuación	124
5.3. continuación	125
5.3. continuación	126
5.3. continuación	127
5.3. continuación	128
5.4. Sensibilidad de las abundancias químicas a cambios de 100 K en T_{eff} , 0.2 dex en $\log g$, 0.2 dex en $[\text{Fe}/\text{H}]$ y 0.1 km s^{-1} en ξ_t	130
5.5. Estadística de las distribuciones de $[\text{X}/\text{H}]$ correspondiente a la muestra de subgigantes	137
5.6. Estadística de las distribuciones de $[\text{X}/\text{H}]$ correspondiente a la muestra de gigantes	137
5.7. Estadística de los cocientes $[\text{X}/\text{Fe}]$ para la muestra de subgigantes	142
5.8. Estadística de los cocientes $[\text{X}/\text{Fe}]$ para la muestra de gigantes	143
6.1. Propiedades de los planetas que se encuentran alrededor de las estrellas evolucionadas analizadas en esta tesis	151
6.1. continuación	152
6.1. continuación	153
6.1. continuación	154

6.2. Medianas y promedios de $[\text{Fe}/\text{H}]$ de las estrellas con sistemas multi-planeta y estrellas con un único planeta detectado	155
7.1. Abundancias de litio para las estrellas de nuestro programa	180
7.1. continuación	181
7.1. continuación	182
7.1. continuación	183
7.1. continuación	184
7.1. continuación	185
7.2. Comparación de la abundancia de litio obtenida para un grupo de estrellas observadas con distintos instrumentos	189
7.3. Resultados de la comparación de nuestros valores de T_{eff} y $A(\text{Li})$ en LTE con los obtenidos por otros autores*	190
7.4. Estadística de la distribución de $A(\text{Li})$ en las muestras de subgigantes .	201
7.5. Estadística de la distribución de $A(\text{Li})$ en las muestras de gigantes . . .	206
A.1. Escalas de tiempo de las diferentes fases evolutivas para estrellas de $1 M_{\odot}$, $1.5 M_{\odot}$, y $3 M_{\odot}$	227

Agradecimientos

Al igual que muchos argentinos, no hubiera podido tener una formación universitaria sin la existencia de la universidad pública y gratuita. Sumado a esto, dadas las políticas de Estado de los últimos años, me fue posible realizar este doctorado sin necesidad de abandonar el país gracias al apoyo financiero de CONICET, a través de las becas de doctorado tipo I y tipo II.

En primer lugar, deseo expresar mi agradecimiento a Mercedes Gómez no sólo por posibilitar mi arribo a Córdoba y darme los recursos necesarios para trabajar, sino también por su interés y preocupación constante a lo largo de todos estos años de trabajo. Además, agradezco todas sus correcciones y sugerencias que mejoraron significativamente no sólo el escrito de esta tesis sino también el artículo publicado y los pedidos de turno de observación. Por otra parte, agradezco a Pablo Mauas por recibirme en su grupo de trabajo y revisar de manera exhaustiva este manuscrito, lo que me permitió mejorar enormemente la primera versión.

Quiero agradecer al Comité Científico del CASLEO por el tiempo asignado para llevar a cabo las observaciones de esta tesis. Así también, deseo expresar mi reconocimiento al Observatorio Europeo Austral y al Observatorio de Haute Provence por mantener bases de datos con espectros públicos de gran calidad. Sin todo este material observacional esta investigación no hubiera sido posible. También agradezco a Olga Pintado por obtener y proporcionarme los espectros EBASIM de HD 4732 y HD 141680.

Deseo expresar mi gratitud a Rodrigo Díaz, no sólo por proveerme las lámparas de calibración de SOPHIE sino también por su preocupada mediación para que pudiera obtener las lámparas de ELODIE a través del *ELODIE database team*. Agradezco además todos sus comentarios y sugerencias que me permitieron mejorar la confiabilidad de las muestras control. De la misma manera agradezco a Guillermo Torres por sus valiosos comentarios acerca de la detectabilidad de planetas gigantes usando velocidades radiales, lo que también me posibilitó limpiar la muestra de control original.

La medición de miles de anchos equivalentes, aún con códigos automáticos, fue una tarea monumental que fue posible gracias a la colaboración de Leila Saker y Elizabeth Artur de la Villarmois, así que para ellas va mi reconocimiento. Así también deseo agradecer a Carolina Chavero por guiarme con los primeros pasos en el uso del código MOOG y por las discusiones acerca de los resultados obtenidos en la primera parte de esta tesis. Por otra parte, quiero darle las gracias a Luciano García no sólo por el

cálculo de las dos SEDs que aparecen en este trabajo, sino también por la confección de todas aquéllas que finalmente no se incluyeron en esta tesis.

En esta investigación he obtenido información vital a partir del uso de programas de acceso libre, razón por la cual quiero reconocer el gran trabajo realizado por sus desarrolladores incluyendo a S. Sousa, L. Girardi, R. L. Kurucz, C. Sneden, L., F. Arenou, K. Lind, Sbordone, P. Bonifacio y F. Castelli. Hablando de programas, no quiero olvidarme de agradecer a Pablo Perna del IAFE por su amabilidad en revisar y corregir algunos de mis códigos en BASH.

Deseo expresar un profundo agradecimiento a Carlos Saffe por su gran aporte a la realización de este trabajo. Particularmente, agradezco su tiempo y ayuda con el cálculo de abundancias de litio y por brindarme soporte técnico en la instalación de su código FUNDPAR, sin el que no hubiera sido posible determinar parámetros fundamentales para cientos de estrellas de una manera eficiente y confiable. También agradezco su tiempo en la discusión de varios de los resultados obtenidos en la primera parte esta tesis.

Por otra parte, agradezco a Ximena Abrevaya por sus palabras de motivación y ánimo durante estos últimos años.

Mi gratitud a Mónica Sobrile, Daniel y Lidia Petrucci, y José Montanari por sus constantes palabras de aliento y deseos de bienestar a lo largo de todos estos años.

Finalmente, quiero agradecer a mi familia por el apoyo constante brindado durante todos estos largos años de estudio. Sin el sacrificio, trabajo, dedicación, cariño, incentivo y apoyo total y permanente de mis padres, María del Carmen y Jorge, nada de esto hubiera sido posible, así que mi mayor agradecimiento y admiración va para ellos. También agradezco muy especialmente a mi hermana Gimena por el interés demostrado en mi trabajo, por su simpatía, presencia y apoyo total durante todo este tiempo. Tampoco puedo dejar de dar las gracias a mi abuela Carmen, mis tías (Yoya, Peti y Lili), mi hermano Sebastián y mi tío Pedro Jofré por su apoyo y presencia a lo largo de estos años.

Por último, quiero agradecer especial e inmensamente a mi compañera de tantos años y tantas luchas, Romina Petrucci, por su invaluable contribución a la realización de este trabajo. Sin su presencia y ayuda en varios puntos fundamentales, entre los que puedo mencionar la medición de abundancias de decenas de estrellas, el desarrollo de scripts, la discusión crítica de cada uno de los resultados obtenidos y la revisión detallada del manuscrito, esta tesis definitivamente no hubiera sido la misma. Más importante aún, su amistad, aliento, paciencia, compañía y apoyo permanente a lo largo de todos estos años fueron esenciales para superar los momentos en que las cosas no parecían ir a ninguna parte.