

Curso 2011/12
CIENCIAS Y TECNOLOGÍAS/44
I.S.B.N.: 978-84-15910-48-0

ELISA DELGADO MENA

**Abundancias químicas detalladas
en estrellas con exoplanetas**

Director
GARIK ISRAELIAN



SOPORTES AUDIOVISUALES E INFORMÁTICOS
Serie Tesis Doctorales

*A mi abuela Aurora:
Siempre te llevaré en el corazón.*

Resumen

El descubrimiento de más de 500 planetas extrasolares nos ha brindado la posibilidad de estudiar en detalle las estrellas que albergan dichos planetas. La determinación de abundancias químicas proporciona información valiosa no sólo de las atmósferas de las estrellas sino también de los procesos que ocurren en el interior de las mismas y de cómo se han formado dichas estrellas. La primera diferencia que se encontró entre las estrellas con y sin planetas detectados, es que las primeras son en promedio más metálicas. Esto parece tener un origen primordial, es decir, que las nubes protoplanetarias con un mayor contenido en metales tienen más probabilidades de formar planetas. También se han estudiado las abundancias de otros elementos aunque las diferencias encontradas no son tan significativas.

En esta tesis se presentan las abundancias de C, O, Mg y Si para las estrellas con y sin planetas de la muestra HARPS GTO que sirven para calcular los cocientes mineralógicos C/O y Mg/Si. Estos cocientes nos dan información sobre la distribución de los planetas terrestres que se podrían haber formado alrededor de estas estrellas. Se encuentran un gran número de estrellas con un alto cociente de C/O, cuyos planetas serían muy diferentes de la Tierra. Además, muchas de las estrellas con planetas muestran unos cocientes Mg/Si bajos, lo que podría dar lugar a planetas con un gran exceso de Si que afectaría a la composición atmosférica y a los procesos volcánicos y tectónicos.

También se han estudiado las abundancias de Li en un gran número de estrellas utilizando espectros de alta calidad y parámetros atmosféricos homogéneos. Se confirma que las estrellas de tipo solar con planetas muestran abundancias de Li mucho menores que las estrellas de comparación. Este hecho se hace más evidente para los objetos con $T_{\text{eff}} \pm 80$ K, ya que el 50% de las 60 estrellas de comparación presentan $\log \epsilon(\text{Li}) \geq 1.5$ pero sólo 2 de las 24 estrellas con planetas tienen Li detectable. Esta tendencia parece estar causada por el efecto que los discos protoplanetarios producen sobre la evolución del momento angular, resultando en una mayor mezcla de material en las envolturas convectivas de las estrellas con planetas.

Este efecto observado para el Li podría también ocurrir para el Be, pero en estrellas más frías cuyas capas convectivas sean lo suficientemente profundas como para destruirlo. Se han comparado espectros observados de estrellas frías con y sin planetas con parámetros atmosféricos muy similares de forma que una posible diferencia en la región de Be debería ser causada por una diferencia en la abundancia de este elemento. Se han encontrado dos estrellas con planetas con un contenido en Be bastante inferior al de varias estrellas de comparación aunque este resultado no se confirma cuando se amplía la muestra de estrellas frías. Además, las estrellas con $T_{\text{eff}} < 5500$ K muestran una fuerte disminución de las abundancias de Be que no se puede explicar con los modelos actuales de destrucción de Be.

Códigos UNESCO: 2101.10, 2101.12, 2104.07

Summary

The discovery of more than 500 extrasolar planets has given us the opportunity to thoroughly study their host stars. The determination of chemical abundances provide us with unique information not only about the stellar atmospheres but also about the processes that take place inside the stars and how they have been formed. The first difference we came across between stars with and without planets was that the former are on average more metallic. This trend seems to have a primordial origin, that is, high metallicity protoplanetary clouds are more probable to form planets. The abundances of other elements were also studied, although the differences found are not so significant.

In this thesis we present abundances of C, O, Mg and Si for the stars with and without planets of HARPS GTO sample, which allow us to calculate the mineralogical ratios C/O and Mg/Si. These ratios give us information about the distribution of terrestrial planets that could have been formed around those stars. We find an important number of stars with a high C/O ratio, whose planets would be very different from the Earth. Furthermore, many of the stars with planets have low Mg/Si ratios and this could cause planets to present a high Si excess which would affect planetary processes such as plate tectonics, atmospheric composition, or volcanism.

We study Li abundances in a broad sample of stars with and without planets using high quality spectra and homogeneous and unbiased atmospheric parameters. We confirm that solar-type stars with planets present very low Li abundances when compared to stars without detected planets. This result is more obvious for objects with $T_{\text{eff}} \pm 80$ K, since 50% of the 60 comparison stars have $\log \epsilon(\text{Li}) \geq 1.5$ but only 2 out of 24 planet hosts present detectable Li. This trend might be caused by the effect of protoplanetary disks on the angular momentum history of the stars, leading to an extra mixing on the convective envelopes of the stars with planets.

This effect observed for Li could also take place for Be, but in cooler stars with convective envelopes deep enough to burn it. We have directly compared observed spectra of stars with and without planets with very similar parameters, hence, a possible difference in the flux around Be lines should be caused by a difference in the abundance. We have found two stars with planets with a clear lower Be content than several comparison stars, though this result is not confirmed when extending the sample of cool stars. Moreover, stars with $T_{\text{eff}} < 5500$ K show an increasing Be depletion which cannot be explained through current models of Be depletion.

UNESCO codes: 2101.10, 2101.12, 2104.07

Índice

1	Introducción	1
1.1	Detección de planetas	1
1.2	Distribución y características de los sistemas planetarios descubiertos	5
1.2.1	Distribuciones de masa	6
1.2.2	Distribuciones de periodo	6
1.2.3	Relación entre masa y periodo	9
1.2.4	Relación entre excentricidad y periodo	10
1.2.5	Planetas con tránsitos	10
1.3	Caracterización química de las estrellas con planetas	12
1.3.1	Abundancias de elementos volátiles y refractarios	13
1.3.2	Abundancias de elementos ligeros	17
1.4	Evolución química a altas metalicidades	20
1.5	Objetivos y planificación general de la tesis	22
2	Observaciones y análisis	25
2.1	Observaciones	25
2.2	Análisis químico	26
2.2.1	Anchuras equivalentes	28
2.2.2	Síntesis espectral	30
3	Claves químicas en la formación de sistemas planetarios: C/O frente a Mg/Si para la muestra de HARPS GTO	33
4	Incremento de la destrucción de litio en estrellas de tipo solar orbitadas por planetas	45
5	Medidas de la destrucción de Be en estrellas frías con exoplanetas	51
6	Abundancias de Be en estrellas frías de secuencia principal con exoplanetas	59
7	Conclusiones	73
A	Discusión sobre el Li en estrellas con planetas	77
B	Cocientes C/O y Mg/Si para las estrellas de comparación de HARPS GTO	91
	Agradecimientos	102

Acrónimos

A&A	Astronomy and Astrophysics
A&AS	Astronomy and Astrophysics Supplement
AJ	Astronomical Journal
ApJ	Astrophysical Journal
ApJS	Astrophysical Journal Supplement
ARA&A	Annual Review of Astronomy and Astrophysics
ESO	European Southern Observatory
EW	Equivalent width (ancho equivalente)
FWHM	Full Width at Half Maximum (anchura a media altura)
HARPS	High Accuracy Radial Velocity Planet Searcher
HARPS GTO	HARPS Guaranteed Time Observation
IAU	International Astronomical Union
MNRAS	Monthly Notices of the Royal Astronomical Society
NOT	Nordic Optical Telescope
PASJ	Publications of the Astronomical Society of Japan
PASP	Publications of the Astronomical Society of the Pacific
S/N	Signal-to-noise ratio (señal a ruido)
T_{eff}	Temperatura efectiva
UV	Ultravioleta
UVES	Ultraviolet and visual echelle spectrograph
VLT	Very Large Telescope

1

Introducción

Durante los últimos 15 años el estudio de los planetas extrasolares se ha convertido en uno de los campos más fascinantes de la astrofísica. En 1992 se descubrieron los primeros exoplanetas girando alrededor del púlsar PSR B1257+12 (Wolszczan & Frail 1992). Pero no fue hasta 1995 cuando se observó por primera vez un planeta orbitando alrededor de una estrella de tipo solar (Mayor & Queloz 1995). Este descubrimiento fue el punto de partida para una larga lista de detecciones que hoy en día alcanza los 548 exoplanetas en 458 sistemas planetarios. La mayoría de los sistemas hallados son muy diferentes a nuestro Sistema Solar lo cual ha supuesto un reto para los actuales modelos de formación planetaria. Aparte de las propiedades de los planetas hallados, el estudio de las estrellas progenitoras nos puede ayudar a comprender los procesos que ocurren en la formación de sistemas planetarios.

1.1 Detección de planetas

Hasta el momento la técnica más fructífera para la detección de planetas ha sido la técnica de la velocidad radial, que ha permitido descubrir más de 500 planetas. Pero en los últimos años las detecciones por tránsitos han aumentado considerablemente, lo que nos permite obtener más información de los sistemas descubiertos. No obstante, en estos sistemas se suelen hacer medidas de velocidad radial para confirmar la existencia de dichos planetas. A continuación se explica varios métodos utilizados para la búsqueda de planetas:

- **Velocidad radial:**

Consiste en la detección de la ligera perturbación que ejerce un planeta sobre la velocidad de su estrella al girar alrededor del centro de masas del sistema (ver Figura 1.1). La amplitud (K) de la variación en velocidad radial de una estrella de masa M_* debida a un planeta de masa M_P sin i con periodo orbital P y excentricidad e , es según las leyes de Kepler (e.g. Cumming et al. 1999):

$$K = \left(\frac{2\pi G}{P}\right)^{1/3} \frac{M_P \sin i}{(M_P + M_*)^{2/3}} \frac{1}{\sqrt{(1 - e^2)}} \quad (1.1)$$

Si la órbita es circular ($e=0$), y teniendo en cuenta que $M_P \ll M_*$, la amplitud será:

$$K = 28.4 \left(\frac{P}{1\text{year}}\right)^{-1/3} \left(\frac{M_P \sin i}{M_J}\right) \left(\frac{M_\odot}{M_*}\right)^{2/3} \text{ms}^{-1} \quad (1.2)$$

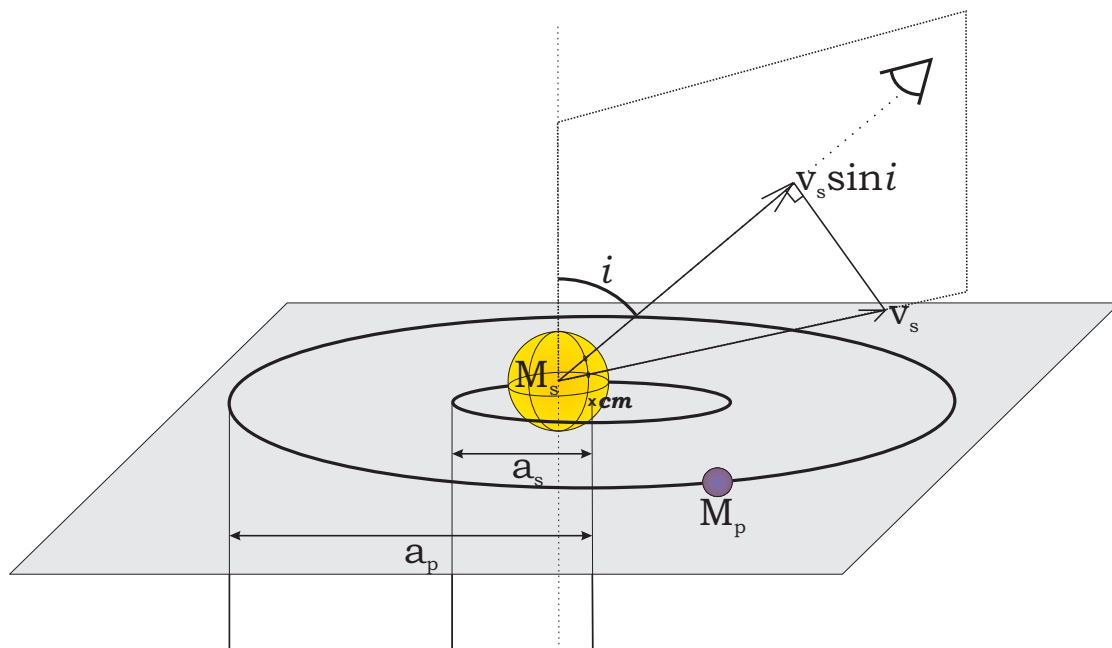


Figura 1.1: Vista esquemática de las componentes de un sistema planetario. v_S es la velocidad radial de la estrella, aunque un observador medirá la componente $v_S \sin i$. La estrella S y el planeta P giran alrededor del centro de masas, cm , en órbitas circulares de radios a_S y a_P , respectivamente. El plano orbital está sombreado y el ángulo i de inclinación del sistema es el formado por la normal a este plano y la línea de visión del observador (tomado de Alonso 2005).

siendo M_J y M_\odot las masas de Júpiter y el Sol. P y a_P (distancia orbital del planeta) están relacionados por la tercera ley de Kepler:

$$P = \left(\frac{a_P}{1AU} \right)^{3/2} \left(\frac{M_\odot}{M_*} \right)^{1/2} \text{ años} \quad (1.3)$$

El efecto de Júpiter sobre el Sol produce una amplitud K de 12 ms^{-1} , en cambio, la Tierra produce una perturbación de tan sólo 0.1 ms^{-1} , por lo que planetas como el nuestro son difíciles de detectar hoy en día. Además hay que seleccionar estrellas con una actividad baja para evitar que las pulsaciones de la misma oculten la débil señal causada por el planeta. La instrumentación actual ha mejorando mucho y ya se alcanza una precisión de 1 ms^{-1} en intervalos temporales de años, como con el espectrógrafo HARPS, que ha descubierto planetas de tipo Neptuno e incluso 'Súper-Tierras' en órbitas cercanas (ver Figura 1.2) y el planeta de menor masa mínima conocida hasta el momento, Gliese 581e con $1.9 M_\oplus$ (Mayor et al. 2009), donde M_\oplus es la masa de la Tierra. Aunque se han producido un gran número de detecciones con el método de velocidad radial, los planetas descubiertos tienden a ser de tipo Júpiter y de corto periodo, y sólo podemos estimar un límite inferior a la masa ya que no conocemos el ángulo i de inclinación del sistema.

- **Tránsitos:** Este método se basa en la detección de la disminución de la luz que nos llega de una estrella cuando un planeta pasa por delante de ella y oculta parte de su superficie. Para que se produzca un tránsito el ángulo de inclinación i entre la perpendicular al plano orbital y la línea de visión tiene que ser próximo a 90° . Sin embargo, si el planeta es grande y próximo a la estrella se podrá observar un tránsito a ángulos i mayores. Cuando el planeta pasa por

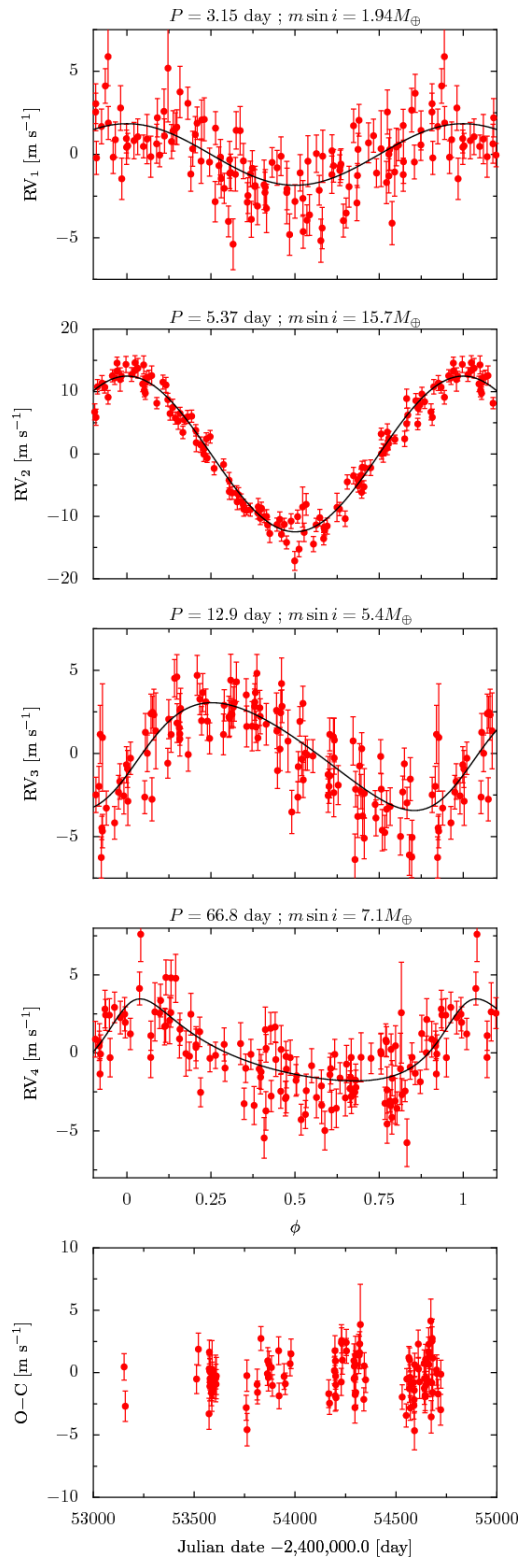


Figura 1.2: Curvas de velocidad radial para los planetas e, b, c y d (de arriba a abajo) del sistema GJ581. La última gráfica muestra los residuos del ajuste kepleriano de los 4 planetas. Tomado de Mayor et al. (2009).

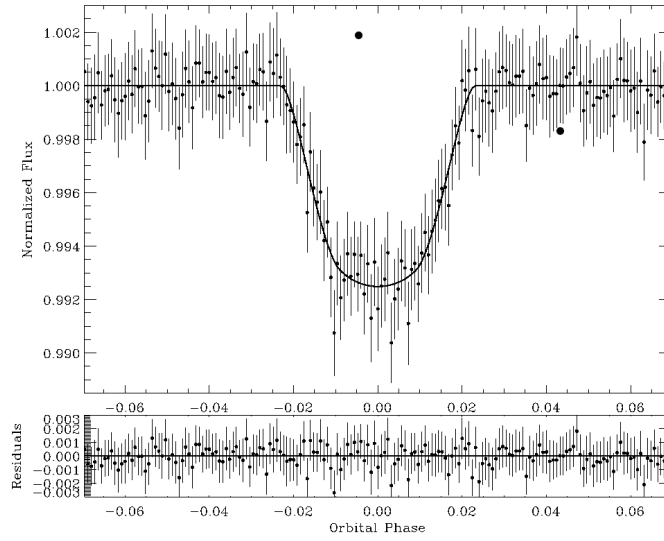


Figura 1.3: Curva de luz producida por el tránsito de Corot-14b. Tomado de Tingley et al. (2011).

delante de la estrella produce una disminución del brillo que se ve reflejado en la curva de luz (ver Figura 1.3). Esta curva de luz viene caracterizada por su forma, la profundidad del tránsito ΔF :

$$\frac{\Delta F}{F} = \left(\frac{R_P}{R_*} \right)^2 \quad (1.4)$$

y su duración:

$$D_T = \left(\frac{P}{\pi} \right) \left(\frac{R_*}{a_P} \right) \quad (1.5)$$

Cuanto mayor sea la disminución del brillo más fácil será de detectar, por lo tanto la mayoría de planetas que se encuentran son de gran tamaño y de corto periodo. En la actualidad hay varios programas de búsqueda con telescopios en Tierra, como HAT, WASP o TrEs, entre otros. Sin embargo, la técnica depende fundamentalmente de la precisión fotométrica que se alcance por lo que se espera que los programas de búsqueda lanzados fuera de la atmósfera terrestre descubran planetas de tipo terrestre. COROT fue lanzado en el 2006 y ha encontrado más de 15 planetas, uno de ellos, COROT-7b de $4.8 M_{\oplus}$ (Queloz et al. 2009) aunque otros autores le atribuyen masas de $2.8 M_{\oplus}$ (Pont et al. 2011) o $9 M_{\oplus}$ (Ferraz-Mello et al. 2010) en función del tratamiento de los datos debido a la actividad de la estrella madre. La otra misión espacial para la búsqueda de exoplanetas, KEPLER, lanzada en marzo de 2009 ya ha encontrado más de 15 planetas, varios de ellos en sistemas múltiples, como Kepler-11, con 6 planetas. Dos de estos planetas, Kepler-11f y Kepler-11b, tienen las menores masas detectadas hasta el momento en un tránsito, $2.3 M_{\oplus}$ y $4.6 M_{\oplus}$, respectivamente (Lissauer 2011).

- **Microlente gravitatoria:** En este caso el sistema estrella-planeta actúa como lente gravitatoria para una estrella de fondo. Cuando el planeta pasa por delante de su estrella central actúa a su vez como lente gravitatoria y produce un pico en el brillo amplificado de la estrella de fondo (ver Figura 1.4). La desventaja de este método es que no se pueden seleccionar sistemas específicos para el estudio y que el evento no suele repetirse, aunque es muy sensible para sistemas planetarios poco masivos y para largas distancias orbitales. Hasta ahora se han descubierto 11 sistemas planetarios, uno de ellos doble, usando esta técnica.

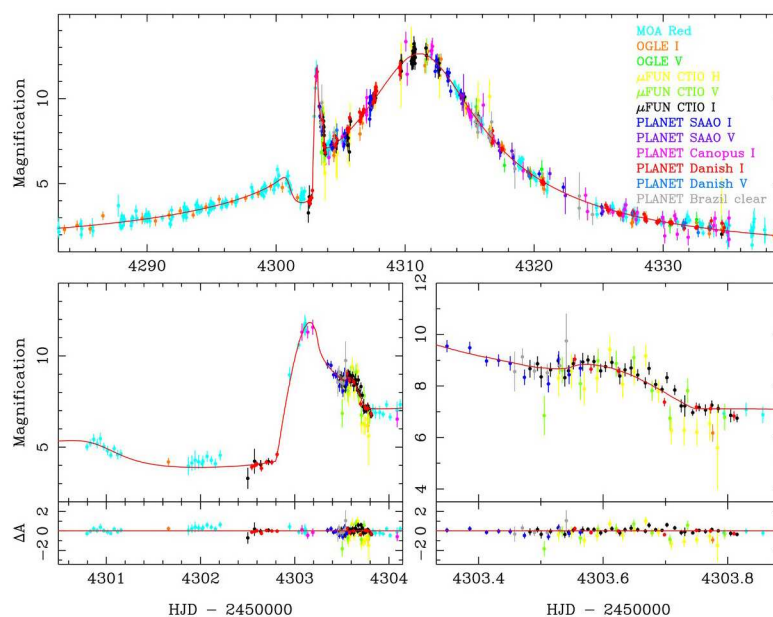


Figura 1.4: Curva de luz de OGLE-2007-BLG-368 a lo largo de todo el evento (panel superior), en la región de la desviación debida al planeta (panel inferior izquierdo) y el cruce secundario de la caústica (panel inferior derecho) con los residuos del mejor ajuste. Tomado de Sumi et al. (2010).

- **Timing:** Los púlsares emiten señales periódicas de radio muy estables, con una frecuencia que puede ir de segundos a milisegundos. Pero si el púlsar se mueve, por ejemplo si hay un planeta orbitando alrededor del mismo, se observará un cambio en la frecuencia de dichas señales. El púlsar se moverá ligeramente alrededor del centro de masas, alejándose y acercándose al observador, por lo que los pulsos que emite se retrasarán y adelantarán en función de la fase de la órbita del planeta. Los planetas detectados pueden ser de tamaño inferior a la Tierra, aunque este método no resulta muy atractivo ya que las radiaciones de alta energía de los púlsares destruirían la vida tal y como la conocemos. De esta forma se detectó el primer sistema planetario de la historia, en 1992, y actualmente ya hay 11 planetas en 7 sistemas planetarios descubiertos con este método.
- **Imagen directa:** La detección de exoplanetas por imagen directa es muy complicada debido a la diferencia de contraste entre las estrellas y sus planetas, ya que estos últimos reflejan una mínima parte de la luz total emitida por la estrella. En el 2008 se detectaron los primeros planetas ocultando la luz de la estrella central, con un coronógrafo para el caso de Formalhautb (Kalas et al. 2008) o mediante procesamiento de imágenes para el sistema múltiple HR 8733bcd (Marois et al. 2008). Hasta el momento se han detectado 24 planetas por imagen directa, la mayoría de ellos a largas distancias orbitales. Por lo tanto, este método nos sirve para encontrar planetas muy difíciles de detectar por tránsitos o velocidad radial actualmente.

1.2 Distribución y características de los sistemas planetarios descubiertos

Desde el principio, las propiedades de los planetas encontrados fueron sorprendentes, desde planetas del tamaño de Júpiter en órbitas muy cercanas hasta planetas con grandes excentricidades pasando por sistemas con varios planetas cuyos periodos están en resonancia o incluso planetas orbitando la

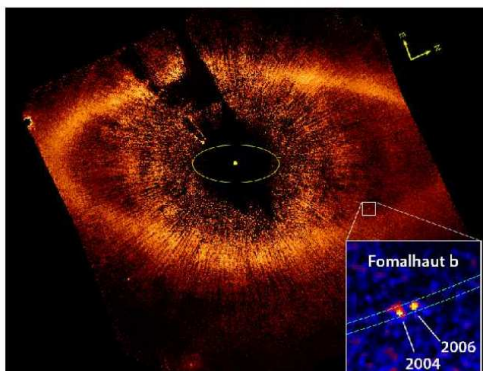


Figura 1.5: Imagen coronográfica de la estrella Fomalhaut tomada con el HST. La posición del planeta Fomalhaut b en dos años diferentes se indica con el recuadro, situado a $12.6''$ de la estrella, justo en el borde interior del disco de polvo. El punto amarillo se corresponde con la posición de la estrella y la elipse amarilla está situada a 30 AU, como la órbita de Neptuno. Tomado de Kalas et al. (2008).

componente de una estrella binaria. A continuación se discuten sus propiedades.

1.2.1 Distribuciones de masa

La masa mínima y la excentricidad del planeta son las dos propiedades obtenidas directamente de las medidas de velocidad radial. La distribución de masas de los sistemas descubiertos es un importante parámetro a tener en cuenta en los modelos de formación planetaria. En el panel izquierdo de la Figura 1.6 se muestra dicha distribución para todos los planetas descubiertos hasta la fecha. Desde las primeras detecciones se vio como la inmensa mayoría de los planetas presentan masas inferiores a $5 M_J$, mientras que la distribución muestra una larga cola hacia masas mayores de $10 M_J$ (Udry & Santos 2007). Este rango de masas entra en el “desierto de las enanas marrones”, entre $15 M_J$ y $60 M_J$, donde se han encontrado muy pocos objetos, por lo que probablemente haya un solapamiento de ambas poblaciones difícil de distinguir si sólo se conocen las masas mínimas.

Si miramos la distribución en escala logarítmica (panel derecho de la Figura 1.6) se empieza a apreciar la población de planetas ligeros aunque esta zona del diagrama está aún bastante vacía debido al sesgo inherente a la técnica de velocidad radial, es decir, los planetas más masivos son más fáciles de detectar. El máximo de la distribución está entorno a $1 M_J$. Sin embargo, en los últimos años el número de planetas ligeros ha aumentando pasando de los 12 planetas con masas en el rango de Neptuno-Urano ($M \leq 0.054 M_J \simeq 17 M_{\oplus}$) descubiertos hasta 2007 (ver Udry y Santos 2007 y referencias incluidas) a los 44 de la actualidad. Este número seguirá aumentando en los próximos años ya que se espera que el 10% de las estrellas tengan planetas de tipo terrestre (Marcy et al. 2004).

1.2.2 Distribuciones de periodo

En el panel izquierdo de la Figura 1.7 podemos que los periodos presentan una distribución bimodal, con un pico alrededor de los 3 días, una zona plana hasta los 100 días y un nuevo máximo alrededor de los 1000 días. Además se observa una disminución de planetas con periodos entre 10 y 100 días, más notable para los planetas más masivos. Esta tendencia no ha cambiado mucho a lo largo de los años (véase Udry & Santos 2007 y referencias incluidas). En el panel derecho de dicha figura vemos la distribución de periodos para distintos rangos de masa.

Se ve que los planetas menos masivos, $M \sin i < 0.75 M_J$, son la principal población del pico en 3

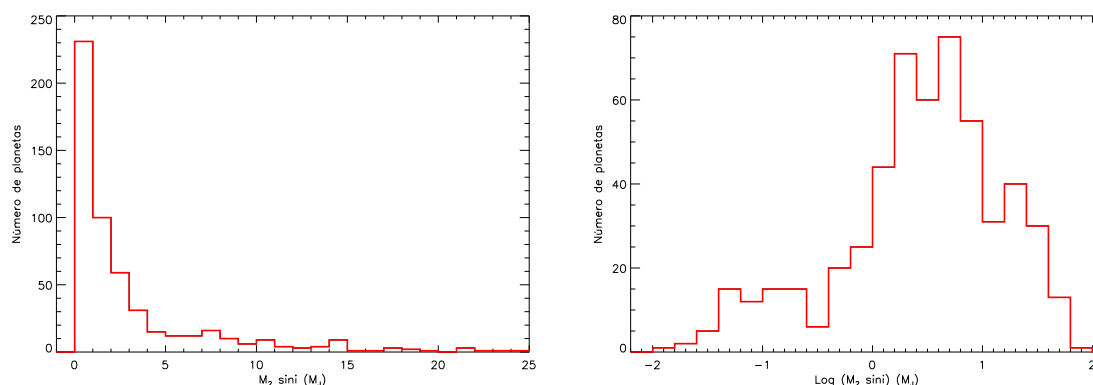


Figura 1.6: Distribución de las masas mínimas en escala lineal y logarítmica para todos los planetas descubiertos hasta mayo de 2011 (excluyendo los planetas descubiertos por timing). Datos tomados de la Enciclopedia de los Planetas, Jean Schneider, <http://exoplanet.eu/index.php>.

días, mientras que su número disminuye considerablemente para periodos mayores. En cambio, los planetas más masivos, $M \sin i > 2 M_J$ presentan una distribución opuesta. Son escasos a periodos cortos mientras que aumentan para periodos mayores, lo que indica que probablemente se forman a distancias mayores. La población de planetas de masa intermedia se encuentra repartida equitativamente en ambos picos. En los últimos años ha aumentado el número de planetas tipo Neptuno e incluso las llamadas 'Súper-Tierras'. La distribución de estos objetos esta representada con la línea morada en el panel derecho de la Figura 1.7. Se observa que dichos planetas presentan periodos similares a los de los gigantes de menor masa, con su máximo alrededor de los 3 días aunque su número tiende a desaparecer a partir de los 100 días. No obstante esto podría cambiar ya que las medidas actuales de velocidad radial no permiten encontrar planetas de ese tamaño a grandes distancias.

Según el modelo de formación planetaria de acreción en núcleo (e.g. Pollack et al. 1996), los planetas gigantes se forman en las zonas externas del disco a partir de núcleos helados donde las temperaturas son suficientemente bajas. Este núcleo sólido permite una acreción rápida de gas antes de que el disco se disipe. Por otro lado, el modelo de inestabilidad gravitacional (Boss 1997) propone la formación de planetas a partir de cúmulos de polvo y gas generados por inestabilidades gravitacionales. Dentro de estos cúmulos los granos de polvo coagulan y se sedimentan para dar lugar a un núcleo sólido. Se espera que este modelo sirva para explicar la formación de los planetas más masivos debido a que las escalas de tiempo necesarias son menores. Por otro lado, si el disco de gas se disipa pronto, según el primer modelo el núcleo no habría crecido lo suficiente para empezar la acreción de gas, dando lugar a un planeta rocoso de baja masa con una cierta cantidad de agua/hielo dependiendo del lugar donde empezó su formación (Alibert et al. 2006). Los planetas de menor masa y corto periodo también podrían ser el resultado de la evaporación de las capas gaseosas de un planeta gigante en las proximidades de su estrella central (e.g. Baraffe et al. 2004).

Para explicar la existencia de planetas en órbitas tan cercanas se recurrió al mecanismo de migración orbital, ya propuesto 11 años antes del descubrimiento del primer planeta (Papaloizou & Lin 1984). Este mecanismo es menos efectivo para planetas masivos respecto a los más ligeros (Trilling et al. 1998) lo cual explicaría la acumulación de éstos antes de detenerse en las proximidades de la estrella central (Udry et al. 2003). El rango de distancias donde se produciría esta detención no está bien definido aunque la escasez de planetas con periodos entre 10 y 100 días puede entenderse

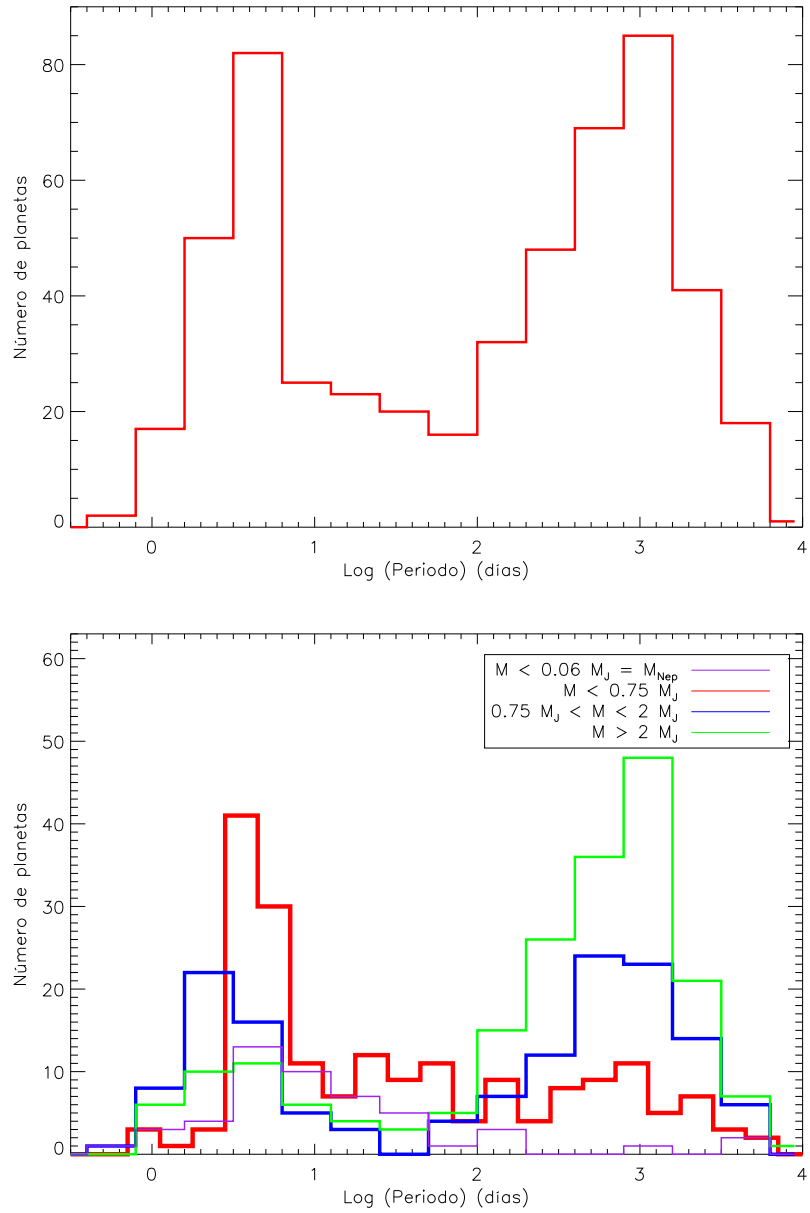


Figura 1.7: Distribución de los periodos para todos los planetas (panel izquierdo) y distribución de periodos por rango de masas (panel derecho).

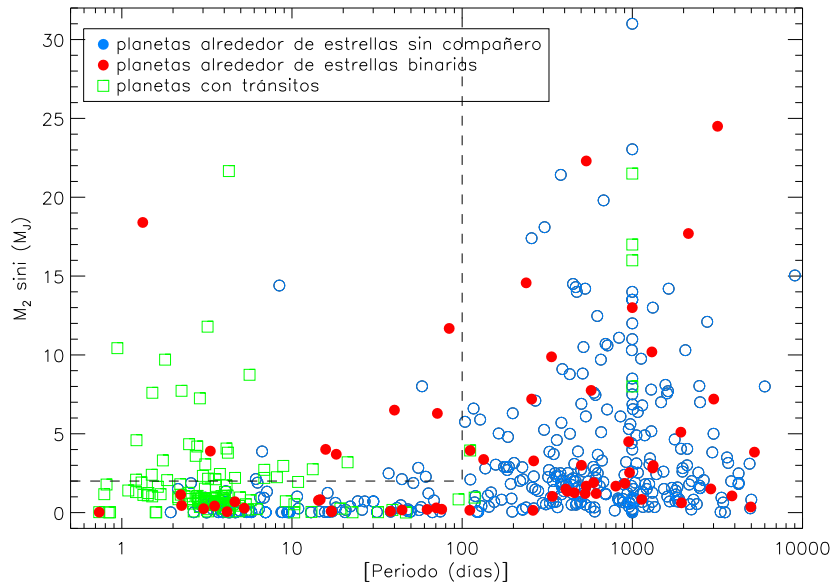


Figura 1.8: Masas mínimas en función del periodo para todos los planetas descubiertos hasta mayo de 2011 (excluyendo los planetas descubiertos por timing). Datos tomados de la Enciclopedia de los Planetas.

como la transición entre dos clases de planetas gobernados por diferentes tipos de migración.

1.2.3 Relación entre masa y periodo

En la Figura 1.8 se muestran las masas mínimas de los planetas descubiertos en la actualidad en función del periodo de sus órbitas. Una de las características que más llamó la atención desde el principio fue la escasez de planetas masivos para cortos periodos. Cuando se descartaban los planetas en sistemas estelares binarios desaparecían todos los planetas con $M \sin i > 2 M_J$ y periodo menor de 100 días (Zucker & Mazeh 2002; Udry et al. 2003). Esto no parecía deberse a un sesgo observacional puesto que estos planetas son los más fáciles de detectar. Como se dijo anteriormente, la migración es más efectiva para planetas menos masivos lo cual explicaría la inicial falta de planetas masivos en órbitas cercanas. Además, muchos de los planetas podrían perder masa al acercarse a la estrella o incluso caer en ella (Trilling et al. 1998). Sin embargo, en los últimos años, las detecciones por tránsitos han permitido la aparición de planetas en esta región del diagrama, aunque su número es todavía bajo.

También se observa en la figura que los planetas más masivos tienden a tener periodos mayores ya que se forman normalmente a mayores separaciones de la estrella donde tienen la posibilidad de acrecer más material. A estos planetas les costaría más migrar hacia el interior puesto que tendrían que perturbar una región más extensa del disco para poder moverse.

Hoy en día se conocen más de 50 planetas orbitando una o varias de las componentes de sistemas estelares múltiples (Desidera & Barbieri 2007; Bonavita et al. 2010; Eggenberger et al. 2007; Mugrauer et al. 2007; Mugrauer & Neuhäuser 2009) y se están llevando a cabo búsquedas de compañeros estelares en las estrellas con planetas conocidos. Estos planetas no presentan grandes diferencias en sus parámetros con respecto a aquellos en estrellas sin compañero estelar aunque los planetas de menor periodo tienden a tener también una baja excentricidad (Eggenberger et al. 2004) (ver Figura 1.9). Algunos modelos propusieron que la formación planetaria podría ser

inhibida en sistemas binarios de masa similar con separaciones menores de 50 UA (Nelson 2000) aunque actualmente se conocen varios sistemas con separaciones menores de 25 UA. Sin embargo, no se han encontrado planetas con masa menor que la de Júpiter en sistemas con separación ≤ 100 UA (Duchêne 2010), mientras que los sistemas con mayores separaciones no se distinguen de aquellos con una única estrella. El tiempo de vida de los discos en sistemas binarios de corta separación es menor, por lo que parece que la formación de planetas según el modelo de acreción (Pollack et al. 1996) sería más difícil y éstos se deberían formar a partir de inestabilidades gravitacionales (Boss 1997) más eficientes para planetas masivos (Duchêne 2010).

1.2.4 Relación entre excentricidad y periodo

En el panel izquierdo de la Figura 1.9 se observa que la excentricidad de los planetas aumenta con el periodo. Los planetas con tránsitos tienden a ser poco excéntricos y de corto periodo. Lo más llamativo es la variedad de excentricidades que presentan los planetas, al contrario de lo que ocurre en el Sistema Solar donde las excentricidades no llegan a 0.1. La excentricidad media de todos los planetas es de 0.19, y si descartamos aquellos con periodo menor de 6 días (ya que las fuerzas de marea han circularizado sus órbitas) esta media sube a 0.26, bastante mayor que la del Sistema Solar. La excentricidad de los planetas gigantes puede estar causada por interacciones gravitacionales entre múltiples planetas gigantes (Lin & Ida 1997) o con el disco de gas (Goldreich & Sari 2003), o por interacciones entre los planetas gigantes y los planetésimales (Murray et al. 1998).

Además, Udry y Santos (2007) observaron que las excentricidades de los planetas presentan una distribución similar a las excentricidades de estrellas en sistemas binarios, algo difícil de entender cuando estos dos tipos de sistemas se forman de manera diferente.

Para ver una posible influencia de las masas en esta relación, en el panel derecho se muestra la misma figura para diferentes rangos de masa. Los planetas de mayor masa presentan sistemáticamente excentricidades más altas que los de menor masa (Marcy et al. 2005) lo cual es difícil de explicar si estos planetas se forman en órbitas circulares, ya que sería más difícil perturbarles debido a su mayor inercia. Por otro lado, la mayoría de los planetas de tipo Neptuno tienen excentricidades bajas aunque algunos objetos presentan excentricidades altas incluso para cortos periodos.

1.2.5 Planetas con tránsitos

El primer tránsito observado correspondía al planeta HD 209458 (Charbonneau et al. 2000), que había sido descubierto previamente por medidas de velocidad radial. Uno de los primeros programas de búsqueda de tránsitos, OGLE (Optical Gravitational Lensing Experiment, Udalsky et al. 2002), encontró muchos candidatos aunque la mayoría fueron descartados tras ser medidas sus velocidades radiales. El principal problema de este programa es que estaba centrado en estrellas lejanas cuyo brillo no permitía obtener medidas de velocidad radial precisas. El primer exoplaneta descubierto en un programa de búsqueda desde Tierra fue TrEs-1, en el Observatorio del Teide (Alonso et al. 2004). Desde entonces, varios programas (HAT, WASP, Corot, Kepler) han descubiertos planetas cada vez más pequeños que transitan alrededor de su estrella. En la actualidad se han detectado unos 130 planetas con tránsitos aunque no todos están confirmados.

Como se mencionó anteriormente, la detección de tránsitos nos brinda la posibilidad de obtener mucha más información sobre los planetas que usando sólo la técnica de velocidad radial. Aparte de la obtención de su radio y masa (relativas a los de la estrella), ya que se puede calcular el ángulo de inclinación del sistema, se pueden inferir datos sobre su atmósfera o su temperatura superficial (Charbonneau et al. 2002; Tinetti et al. 2007; Swain et al. 2008). La primera característica sorprendente de estos planetas fue la corta duración de sus periodos, de forma que completaban la

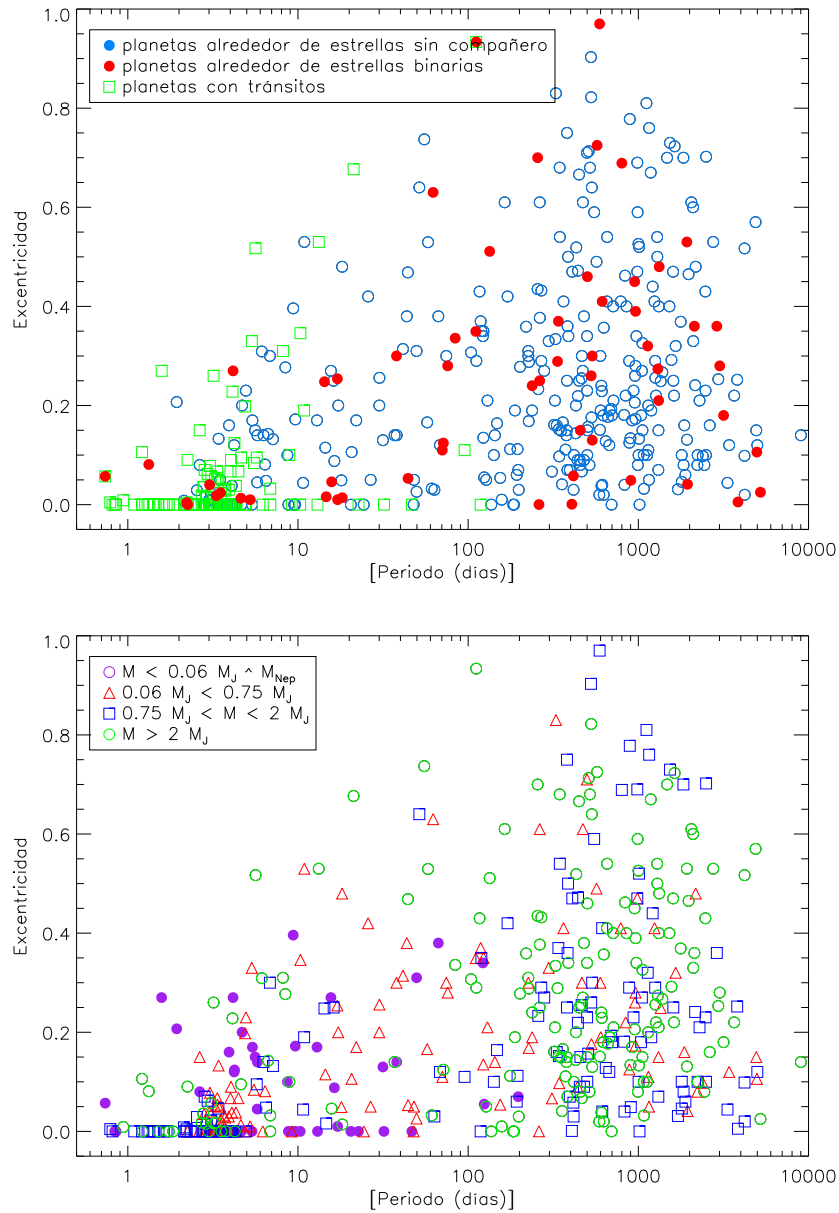


Figura 1.9: Panel izquierdo: Excentricidad en función del periodo para todos los planetas descubiertos hasta mayo de 2011 (excluyendo los planetas descubiertos por timing). Panel derecho: Excentricidad en función del periodo para diferentes rangos de masa. Datos tomados de la Enciclopedia de los Planetas.

región de baja masa y corto periodo del diagrama masa-periodo. Sin embargo se ha comprobado posteriormente que este método de detección está sesgado hacia cortos periodos (es posible que al estar cerca de la estrella, sus radios estén sobredimensionados debido al calentamiento estelar y por lo tanto sean más fáciles de detectar) y que estos planetas no son tan comunes, de hecho mucho de ellos son todavía jóvenes (Melo et al. 2006). Curiosamente, se han encontrado planetas de muy corto periodo con masas muy altas (Mazeh et al. 2005). Una posible explicación para esto es el mecanismo de evaporación para planetas gigantes propuesto por Baraffe et al. (2004) por el cual hay una masa crítica por debajo de la cual la escala de tiempo de evaporación se vuelve más corta que la escala térmica del planeta. Por lo tanto los planetas con masas mayores tendrían más probabilidades de sobrevivir a cortas distancias de la estrella, aunque cabe mencionar que también se han encontrado planetas de baja masa a cortas distancias, como 55 Cnc-e con un periodo de 0.7 días y una masa de $10 M_{\oplus}$ (Dawson & Fabrycky 2010). Algunos planetas gigantes presentan unas densidades muy bajas, difíciles de explicar con los modelos actuales de formación planetaria. Algunos ejemplos son WASP-31b (Anderson et al. 2010b) o Kepler-7b (Latham et al. 2010) con unas densidades 8 veces menor que la Júpiter, o como WASP-17 (Anderson et al. 2010a), cuya densidad es 16 veces menor que la de Júpiter y es el planeta menos denso conocido hoy en día.

1.3 Caracterización química de las estrellas con planetas

Desde el hallazgo del planeta 51 Pegb se han llevado a cabo estudios de las abundancias químicas de las estrellas con planetas, principalmente del hierro (Gonzalez 1997; Gonzalez 1998; Murray & Chaboyer 2002; Laws et al. 2003; Santos et al. 2001). La primera relación que llamó la atención fue la sobremetalicidad promedio que tenían las estrellas con planetas cuando se las comparaba con estrellas sin planetas conocidos. Esta relación fue primero establecida por Gonzalez (1997) y corroborada por Santos et al. (2001). Numerosos estudios posteriores han confirmado la naturaleza metálica de las estrellas con planetas (Santos et al. 2003; Santos et al. 2004b; Santos et al. 2005; Fischer & Valenti 2005). Para relacionar el exceso en metales con la presencia de planetas se han propuesto fundamentalmente dos explicaciones. La primera, la hipótesis del "autoenriquecimiento", atribuye el origen de la sobreabundancia de metales observada en estrellas con planetas a la acreción sobre la estrella madre de grandes cantidades de material planetario rocoso, rico en metales y pobre en elementos como H y He (Gonzalez 1997). La visión contraria, la hipótesis primordial, considera que el exceso de metalicidad es debido al alto contenido en metales de la nube protoplanetaria a partir de la cual se formó el sistema estrella-planeta (Santos et al. 2000; Santos et al. 2001). Este exceso en metales podría favorecer la formación de planetas.

A lo largo de estos años ha habido varios trabajos apoyando la hipótesis de auto enriquecimiento, por ejemplo Murray & Chaboyer (2002) propusieron que la acreción de $5 M_{\oplus}$ unido a una alta metalicidad intrínseca podría explicar la alta metalicidad de las estrellas con planetas. También se han encontrado evidencias de acreción de material planetario en algunas estrellas con planetas. Israelian et al. (2001, 2003) detectaron ${}^6\text{Li}$ en la fotosfera de HD 82943 y el exceso de hierro y litio encontrado en la componente principal de 16 Cyg podría haber sido causado por acreción de material planetario (Gonzalez 1998; Laws & Gonzalez 2001). También Ashwell et al (2005) encontraron una estrella de tipo F en el cúmulo NGC 6633 con una alta cantidad de Li, Be y elementos refractarios mientras que su C estaba por debajo de lo esperado. Sin embargo, la cantidad de material acretado en estos casos no parece suficiente para explicar la alta metalicidad observada en las estrellas de tipo solar y en algunas enanas de tipo K. De hecho, si la polución fuera la causa de esta metalicidad esperaríamos encontrar mayores metalicidades en estrellas con una capa convectiva menor pero esto no ocurre (Pinsonneault et al. 2001; Santos et al. 2001). También se ha mostrado que la masa de los elementos pesados en planetas con tránsitos es mayor si la metalicidad de su estrella es mayor (Guillot et al.

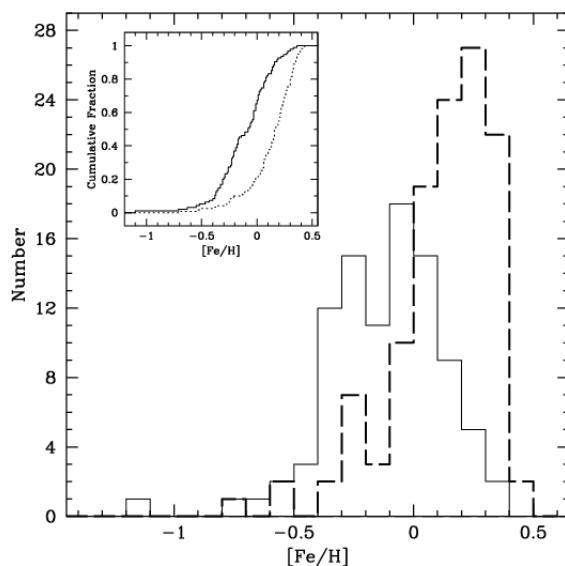


Figura 1.10: Distribución de metalicidades para una muestra de 119 estrellas con planetas (línea discontinua) y 94 estrellas sin planetas conocidos de una muestra limitada en volumen (línea continua). Tomado de Santos et al. (2005).

2006). Finalmente, en un trabajo de Mordasini et al. (2009) se muestra que las distribuciones de las propiedades planetarias se reproducen bien usando el modelo de acreción sobre un núcleo, el cual depende de la metalicidad del disco, y por lo tanto apoyando la hipótesis primordial. No obstante, no se puede descartar del todo a la polución como la causante de la alta metalicidad de algunas estrellas.

Por otro lado, parece que las estrellas con planetas de tipo Neptuno o más ligeros no siguen esta tendencia y muestran una distribución de metalicidades más plana desplazada hacia valores menores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ (Udry et al. 2006). Sousa et al. (2008) hizo una recopilación de las metalicidades en estrellas con planetas cuya masa era inferior a $25 M_{\oplus}$ (ver Figura 1.11). Mientras que la metalicidad media de las 66 estrellas con planetas de la muestra de HARPS GTO es 0.09 (-0.12 para las estrellas de comparación), si tiene en cuenta las estrellas con algún Neptuno orbitando (11 estrellas) este valor baja a -0.03, y es -0.21 si se tienen en cuenta las estrellas que sólo tienen Neptunos (6 estrellas). Este resultado avala los modelos de acreción sobre un núcleo que sugieren que los planetas de tipo Neptuno se pueden formar en sistema de diversa metalicidad, incluso ser más eficientes en estrellas más pobres en metales (Ida & Lin 2004; Benz et al. 2006). Esto podría ser debido a que en los discos con baja metalicidad se tardarían más en formar los núcleos de los planetas, de forma que el disco se disiparía antes de que estos núcleos pudieran acrecer el suficiente gas para convertirse en planetas gigantes, quedándose con un tamaño menor. No obstante hay que interpretar con cuidado estas metalicidades promedio ya que algunas de las estrellas que sólo albergan Neptunos son de tipo M, donde las incertidumbres en la determinación de la metalicidad son mayores.

1.3.1 Abundancias de elementos volátiles y refractarios

El comportamiento de las abundancias de diferentes elementos químicos puede proporcionar indicios que ayuden a entender las distribuciones de metalicidad observadas y cómo se forman los sistemas planetarios. Se prevé que la acreción de material es deficiente en elementos volátiles (con bajas temperaturas de condensación T_C) debido a que éstos condensan en granos sólidos a bajas tem-

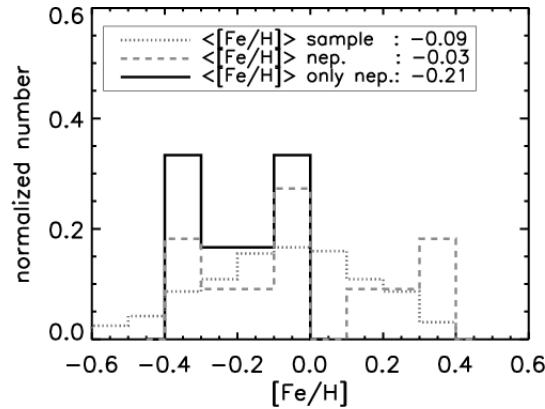


Figura 1.11: Distribución de metalicidades para todas las estrellas de HARPS GTO (línea a puntos), para las estrellas que albergan algún Neptuno (línea discontinua) y para las que sólo albergan Neptunos (línea continua). En el recuadro se muestran las metalicidades promedio de cada subconjunto. Tomado de Sousa et al. (2008).

peraturas y se evaporarían con las altas temperaturas de las cercanías de la estrella central. Por tanto, si el “autoenriquecimiento” fuera el principal responsable del exceso de metalicidad de las estrellas con planetas, eso implicaría una sobreabundancia relativa de elementos refractarios (Si, Mg, Ca, Ti, etc.) respecto a los volátiles (C, N, O, S y Zn). Esto implicaría también una tendencia de las abundancias $[X/H]$ a aumentar con T_C . Sin embargo, si se produjera un engullimiento de un planeta gigante, formado principalmente por elementos volátiles, al contrario que los planetas de tipo terrestre, no se observaría ninguna tendencia con T_C (Murray & Chaboyer 2002).

El primer trabajo en examinar esta posible dependencia (Smith et al. 2001) encontró 6 estrellas con planetas que mostraban una tendencia acentuada de $[X/H]$ ¹ a aumentar con la temperatura de condensación aunque en trabajos posteriores no se encontró ninguna diferencia (Gonzalez et al. 2001; Sadakane et al. 2002). Sin embargo, todos estos autores utilizaron estrellas de la literatura para comparar sus muestras de estrellas con planetas. Para poder comparar correctamente las abundancias de estos elementos es preferible utilizar una muestra de comparación limitada en volumen de estrellas sin planetas detectados y determinar los parámetros atmosféricos de forma homogénea para todas las estrellas. Los primeros trabajos de este tipo (Bodaghee et al. 2003; Gilli et al. 2006; Ecuivillon et al. 2006b) mostraron que las abundancias de las estrellas con planetas eran en promedio mayores que para las estrellas de comparación aunque no había grandes diferencias en los comportamientos de $[X/H]$ entre ambos grupos de estrellas. Es decir, la distribución de abundancias para las estrellas con planetas es una extensión a altas metalicidades de la distribución mostrada por las estrellas sin planetas. Sin embargo, se han encontrado ligeras diferencias en algunos elementos. Sadakane et al. (2002) notaron una ligera sobreabundancia de V y Co en las 12 estrellas con planetas que analizaron. En cambio Bodaghee et al. (2003) observaron una sobreabundancia de V y Mn, y en menor medida en Co y Ti, en las estrellas de comparación. Gilli et al. (2006) también encontraron una sobreabundancia de Co y V en la muestra de comparación. Además, para altas metalicidades las estrellas con planetas presentaban mayores abundancias de Mg y menores abundancias de Al. Robinson et al. (2006) aseguraron haber encontrado claras sobreabundancias de Si y Ti en las estrellas con planetas. En cambio, Gonzalez & Laws (2007) observaron deficiencias de Si y Al a altas metalicidades en una muestra de estrellas con planetas y una sobreabundancia

¹ $[X/H] = (\log A(X) + 12)_* - (\log A(X) + 12)_\odot$; donde $A(X) = N_X/N_H$ y N_X es el número de átomos del elemento X por unidad de volumen

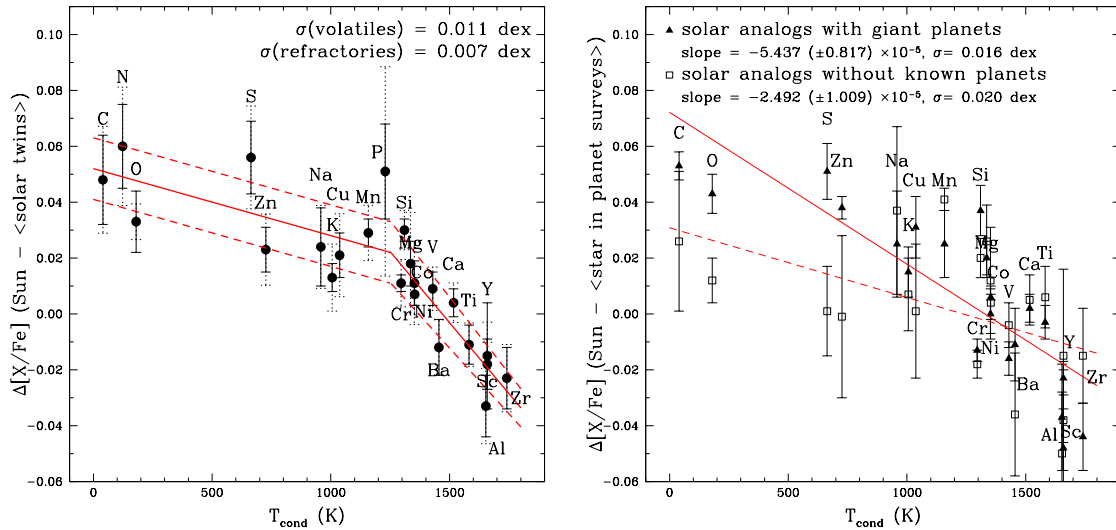


Figura 1.12: Panel izquierdo: Diferencias entre $[X/Fe]$ del Sol y la media de los gemelos solares en función de la T_C . Panel derecho: Lo mismo pero para análogos solares con y sin planetas. Tomado de Meléndez et al. (2009).

de Ti. Otros trabajos más recientes con elementos refractarios (Neves et al. 2009) y con elementos pesados (Bond et al. 2008) no han encontrado diferencias entre ambos grupos de estrellas. Tampoco se encontraron diferencias en las relaciones de $[X/H]$ con T_C (Ecuivillon et al. 2006b), lo que confirmaba la hipótesis primordial para el exceso de metalicidad. No obstante, el amplio rango de temperaturas efectivas utilizado en estos trabajos podría haber enmascarado una posible relación con T_C .

Recientemente se han publicado varios trabajos revisando las correlaciones entre abundancias y T_C para dar una nueva interpretación a los resultados obtenidos. Meléndez et al. (2009) presentaron una muestra de análogos solares y gemelos solares (estrellas con temperatura $\pm 75 T_{\odot}$, gravedad $\pm 0.10 \log g_{\odot}$ y metalicidad ± 0.07) con el objetivo de comparar sus abundancias con las del Sol. Encontraron que el Sol presentaba una sobreabundancia de elementos volátiles respecto a esas estrellas mientras que su contenido de elementos refractarios era menor (véase panel izquierdo de la Figura 1.12). Además encontraron que las abundancias de los análogos solares con planetas gigantes seguían una tendencia similar a la de los gemelos solares, mientras que el Sol se parecía más a los análogos sin planetas gigantes (véase panel derecho de la Figura 1.12). Esta tendencia fue confirmada por Gonzalez et al. (2010b). Una posible explicación para esta tendencia sería que el Sol es deficiente en elementos refractarios porque estos fueron utilizados para formar planetas terrestres, por lo que el gas acretado durante la vida del disco era rico en volátiles. Se desconoce si los gemelos solares que usaron como comparación tienen planetas y en el caso de que los tuvieran, justifican esa diferencia con el hecho de que esas estrellas acrecieron gas pobre en refractarios antes de que la capa convectiva se redujera a su tamaño actual, borrando de esa forma cualquier huella planetaria, mientras que la acreción en el Sol ocurrió más tarde (es decir, su disco tuvo una vida más larga) y por lo tanto su capa convectiva ya era lo suficientemente delgada como para mantener las abundancias observadas en la actualidad. No obstante, en este trabajo no se resalta que los elementos deficientes en el Sol son los más refractarios, Ca, Ti, Sc, Y, Al, Zr; mientras que los refractarios medios como Cr, Si, Mg, Co, Ni presentan abundancias iguales o mayores en el Sol respecto a los gemelos solares. Aunque

no se conoce con exactitud la composición del interior de la Tierra, se estima que los elementos más abundantes son Fe, O, Si, Mg, con cantidades menores de C, Ni, S, Ca y Al (e.g. Bond et al 2010b). Si éstos han sido los elementos empleados en la formación de planetas de tipo terrestre se podría esperar que el Sol fuera deficiente en ellos, aunque los resultados muestran precisamente una ligera sobreabundancia para la mayoría de ellos.

Por otro lado, González Hernández et al. (2010a) realizaron un estudio similar utilizando espectros con una señal a ruido ligeramente mayor que Meléndez et al. (2009), aunque su muestra de gemelos solares era menor. En el panel izquierdo de la Figura 1.13 se observa que sus pendientes son similares al trabajo antes mencionado pero no existe diferencia entre las pendientes obtenidas para estrellas con y sin planetas. Es decir, el Sol presenta una sobreabundancia de volátiles respecto a los gemelos solares sin planetas, pero también respecto a los gemelos solares con planetas. No obstante, el número de objetos con planetas es muy bajo. También hicieron una comparación con los análogos solares incluidos en programas de búsqueda de planetas (ver panel derecho de la Figura 1.13). En este caso las pendientes de las diferencias en abundancia en función de T_C eran similares para las estrellas con (ajuste rojo) y sin (ajuste azul) planetas detectados. Incluso dos de los análogos con los que compararon el Sol tienen planetas de tipo terrestre, aunque también presentaban unas pendientes negativas, es decir una sobreabundancia de refractarios respecto al Sol. De hecho, se espera que una gran cantidad de las estrellas analizadas tengan planetas terrestres por lo que la diferencia en abundancias encontrada respecto al Sol no parece estar causada por estos planetas.

A continuación se publicó otro trabajo (Ramírez et al. 2010) que usaba abundancias de 6 trabajos previos diferentes para confirmar los resultados de Meléndez et al. (2009). Estos autores encontraron que las diferencias en las abundancias eran más notables para los elementos más refractarios, aquellos con $T_C > 900$ K (ver también Ramírez et al. 2009). A su vez, mostraron que la sobreabundancia de refractarios respecto al Sol de las dos estrellas con planetas terrestres analizadas por González Hernández et al. (2010), se debía a que estas estrellas son ricas en metales y por lo tanto sus abundancias de C y O podrían ser inferiores debido a la evolución química de la Galaxia. Si se hacía un ajuste con sólo los elementos refractarios ($T_C > 900$ K), la pendiente observada era de signo contrario, es decir, estas estrellas eran deficientes en refractarios, de forma que sí confirmaban la teoría de que los planetas de tipo terrestre ‘quitan’ material refractario a sus estrellas madre. En un trabajo posterior, González Hernández et al. (2010b) reanalizaron estas dos estrellas sustrayendo los efectos de la evolución química (sobre todo en los elementos Mn, Na y Cu) debido a su alta metalicidad. En este caso no encontraron ninguna tendencia en las abundancias respecto a T_C .

Otro resultado interesante sugerido por Ramírez et al. (2009, 2010) es que las diferencias en abundancias se van haciendo menores, e incluso negativas (y por lo tanto las pendientes de $[X/Fe]$ respecto a T_C), según aumenta la metalicidad, ya que cada vez hay más estrellas con planetas en la muestra de análogos, y por lo tanto sus abundancias deberían ser más parecidas al Sol. Analizando las pendientes estrella por estrella encontraron dos grupos de estrellas a altas metalicidades con pendientes positivas y negativas, lo que podría ser indicativo de dos grupos de estrellas con y sin planetas terrestres. Esta conclusión no tiene en cuenta que las estrellas en las que sólo se han encontrado planetas terrestres tienen una metalicidad media menor que las estrellas con planetas gigantes, aunque el número de estrellas es aún pequeño (ver principio de esta sección). Según esta tendencia, se podría esperar que en el rango de bajas metalicidades hubiera alguna estrella con planetas terrestres y por lo tanto presentara una pendiente de $[X/Fe]$ vs T_C negativa, es decir una deficiencia de refractarios, aunque no se observa ninguna.

Como hemos visto, la búsqueda de diferencias en el comportamiento de elementos volátiles y refractarios en estrellas con y sin planetas puede ser clave para entender la formación de los sistemas

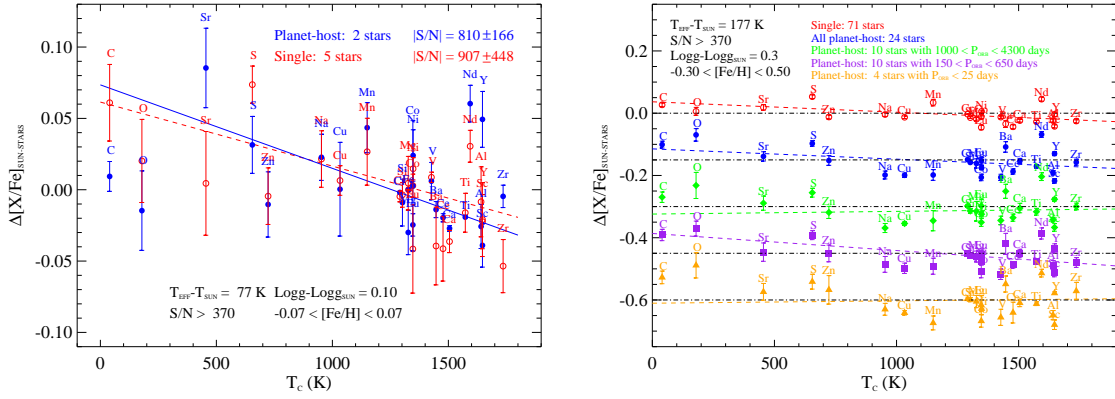


Figura 1.13: Diferencias entre $[X/Fe]$ del Sol y la media de los solar twins en función de la T_C . Lo mismo pero para análogos solares con y sin planetas, y para análogos solares con planetas por diferentes rangos del periodo de su planeta principal. Las líneas horizontales a puntos representan el nivel cero para cada grupo de puntos. Tomado de González Hernández et al. (2010).

planetarios. Los trabajos realizados hasta ahora difieren en las conclusiones halladas aunque en todos se encuentra que el Sol es deficiente en refractarios respecto a la mayoría de las estrellas. No obstante, las diferencias en las abundancias observadas son muy pequeñas. Aunque los estudios antes mencionados trabajan con datos de alta calidad y realizan análisis muy minuciosos, habrá que esperar a una ampliación de las muestras y al descubrimiento de más planetas de tipo terrestre para esclarecer el comportamiento de estos elementos.

1.3.2 Abundancias de elementos ligeros

Los elementos ligeros pueden proporcionar información valiosa sobre la mezcla y difusión de material y la evolución del momento angular en estrellas con planetas, así como sobre la actividad estelar causada por la interacción con exoplanetas (Santos et al. 2004a; Israelian et al. 2004). Como los procesos de formación planetaria alteran la historia rotacional de una estrella, pueden por lo tanto influir en las abundancias de elementos ligeros.

${}^6\text{Li}$: El isótopo ${}^6\text{Li}$ se produce en reacciones de astillamiento en el medio interestelar mientras que se destruye fácilmente en los interiores estelares a 2 millones de Kelvin (${}^6\text{Li} + \text{p} \rightarrow {}^4\text{He} + {}^3\text{He}$), una temperatura algo inferior de la necesaria para destruir el ${}^7\text{Li}$. Por lo tanto, para una cierta metalicidad habrá un rango de masas en el que se destruirá ${}^6\text{Li}$ pero no ${}^7\text{Li}$ (Forestini 1994; Montalbán & Rebolo 2002). Estos modelos predicen que el ${}^6\text{Li}$ no puede sobrevivir a la mezcla que ocurre en las estrellas más metálicas durante la pre-secuencia principal (PMS). Por esta razón si se observara ${}^6\text{Li}$ en una estrella de tipo solar y rica en metales deberíamos suponer un origen exterior para este elemento, como por ejemplo la acreción de material planetario (Sandquist et al. 2002). La primera detección de ${}^6\text{Li}$ fue publicada por Israelian et al. (2001, 2003) en la estrella HD 82943, la cual posee dos planetas orbitando a su alrededor. La razón isotópica de ${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li}$ medida fue de 0.05, la cual se podría explicar con la acreción de $1 M_J$. Sin embargo, otros autores no encontraron indicios de ${}^6\text{Li}$ en esta y otras estrellas (Reddy et al. 2002; Mandell et al. (2004); Ghezzi et al. 2009). La causa de esta discrepancia puede estar en las diferentes listas de líneas usadas en la síntesis espectral de estas estrellas. También el uso de modelos de atmósferas en 3D puede ayudar a resolver el problema. Por el momento, parece que serán necesarios más estudios sobre el ${}^6\text{Li}$ para ver si su presencia en las estrellas con planetas es algo común o sólo se da en algunos casos.

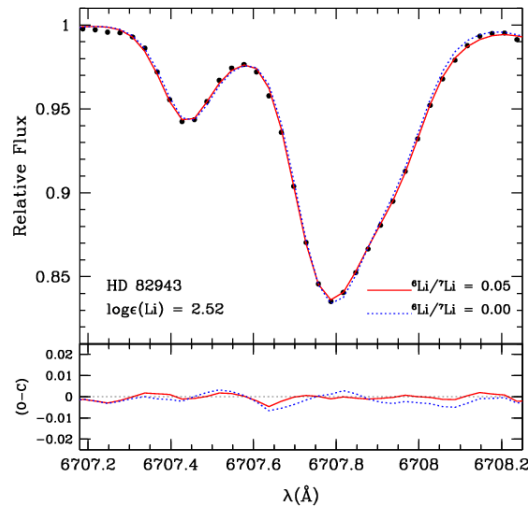


Figura 1.14: Comparación del espectro observado (puntos gruesos) y el sintético de la estrella HD82943 para los cocientes de ${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li} = 0.05$ (línea continua) y ${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li} = 0$ (línea a puntos). Tomado de Israelian et al. (2003).

${}^7\text{Li}$: Este isótopo del Li, mucho más común que el anterior, se produjo en el Big Bang y también puede ser producido en los interiores estelares durante la fase de AGB (Asymptotic Giant Branch). En esta fase, durante la etapa de combustión de H, la cadena p-p II puede producir Be de la fusión de He (${}^3\text{He} + {}^4\text{He} \rightarrow {}^7\text{Be} + \gamma$), que a su vez puede ser transportado a capas más frías donde decae para producir Li (${}^7\text{Be} + e^- \rightarrow {}^7\text{Li} + \nu_e + \gamma$). Se destruye a una temperatura de 2.5 millones de Kelvin (${}^7\text{Li} + p \rightarrow 2{}^4\text{He}$), fundamentalmente durante la PMS (Pre-Main Sequence) en las estrellas de tipo solar aunque también puede ser destruido en procesos de mezcla en las envolturas convectivas de las estrellas de secuencia principal. Al contrario que el ${}^6\text{Li}$ este isótopo es muy abundante y por lo tanto más fácil de medir incluso en estrellas metálicas, por lo que es el más ampliamente estudiado en la literatura. El primer estudio de las abundancias de Li en estrellas con y sin planetas fue realizado por King et al. (1997). En él se mostró que la estrella del sistema binario 16 CygA, sin planetas, tenía Li en su atmósfera, mientras que su compañera 16 CygB, con un planeta, tenía el Li destruido. En los años siguientes se publicaron más artículos en los que se defendía que las estrellas con planetas tenían abundancias distintas a las estrellas de comparación (Cochran et al. 1997; Gonzalez & Laws 2000). Utilizando una muestra más amplia, Israelian et al. (2004) encontraron que las estrellas con planetas tienen menos litio que las estrellas sin planetas pero sólo en el rango de T_{eff} 5600-5850 K. Estos resultados han sido confirmados por varios grupos (Chen & Zhao 2006; Gonzalez 2008; Takeda & Kawanomoto 2005; Takeda et al. 2007b) aunque otros autores no han obtenido los mismos resultados (Luck & Heiter 2006; Ryan 2000).

Se han encontrado otras correlaciones con la edad, rotación, binariedad y metalicidad pero las variaciones en la abundancia de Li se observan en estrellas con parámetros similares. Castro et al. (2009) descartaron que los efectos de la metalicidad en la acreción temprana fueran el origen de la mayor destrucción de Li en estrellas frías con planetas. Parece que la mezcla inducida por la rotación y la pérdida de momento angular son los mecanismos más eficientes para destruir Li. Las observaciones indican que las estrellas con mayor velocidad de rotación preservan más Li que las que rotan más lentamente. Además se ha propuesto una relación entre la destrucción de Li y la migración planetaria (Israelian et al. 2004; Chen & Zhao 2006). También es posible que los discos

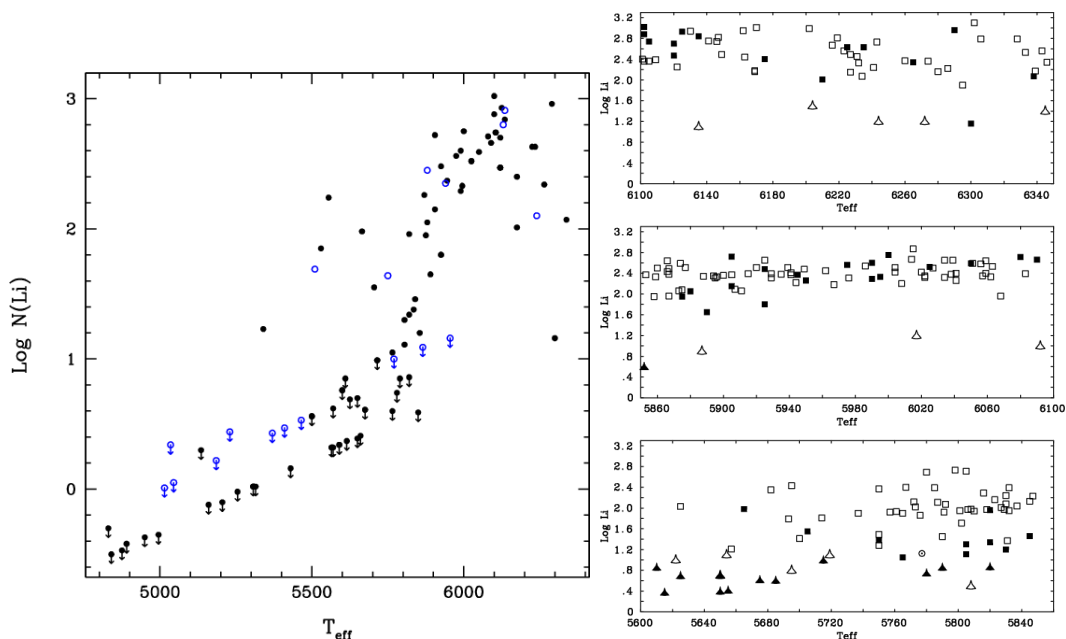


Figura 1.15: Panel izquierdo: Abundancias de litio en función de la temperatura efectiva para estrellas con (círculos rellenos) y sin (círculos vacíos) planetas. Panel derecho: Abundancias de litio en función de la temperatura efectiva para estrellas con planetas (cuadrados rellenos) y sin planetas (cuadrados vacíos) de la muestra de comparación de Chen et al. (2001). Los triángulos rellenos y vacíos son límites superiores a las abundancias de Li para las estrellas con y sin planetas, respectivamente. Tomado de Israelian et al. (2004).

protoplanetarios almacenen una gran cantidad de momento angular que al liberarse, produzca un cambio brusco en la rotación de las estrellas en la pre-secuencia principal, y por lo tanto se produzca un aumento de la mezcla (Israelian et al. 2004; Bouvier 2008). Para aclarar el origen de este comportamiento serán necesarias más observaciones y una muestra más amplia y homogénea para poder hacer una correcta comparación entre las estrellas con y sin planetas.

Be: El berilio se produce en reacciones de astillamiento en el medio interestelar mientras que se destruye en los interiores estelares a una temperatura de 3.5 millones de K (${}^9\text{Be} + 2\text{p} \rightarrow 2{}^4\text{He} + {}^3\text{He}$), mayor que para el Li. Por lo tanto habrá estrellas en las que se conserve el Be pero el Li haya sido destruido en parte o totalmente (tipo G tardío y K). Midiendo las abundancias de Li y Be en esas estrellas podremos obtener información importante sobre la mezcla, difusión y variación del momento angular (Santos et al. 2002). El problema de este elemento es que las únicas líneas disponibles desde Tierra están en el UV-cercano, una región con una gran densidad de líneas solapadas en los espectros de las estrellas ricas en metales.

Los primeros estudios de Be en estrellas con y sin planetas se centraron en la binaria 16Cyg, donde no se encontraron diferencias entre las abundancias de Be de ambas componentes (García López & Pérez de Taoro 1998; Deliyannis et al. 2000). Las muestras más grandes hasta el momento han sido estudiadas por el mismo grupo (Santos et al. 2002; Santos et al. 2004a; Santos et al. 2004c). En la Figura 1.16 se muestran las abundancias de Be en función de la temperatura efectiva para un amplio conjunto de estrellas con y sin planetas. Uno de los resultados más llamativos fue a que para las estrellas con $T_{\text{eff}} < 5600$ K la disminución de Be con la temperatura era mayor de lo esperado por los modelos (Pinsonneault et al. 1990; Montalbán & Schatzman 2000). Estos trabajos no encontraron grandes diferencias entre las estrellas con y sin planetas. Sin embargo, la

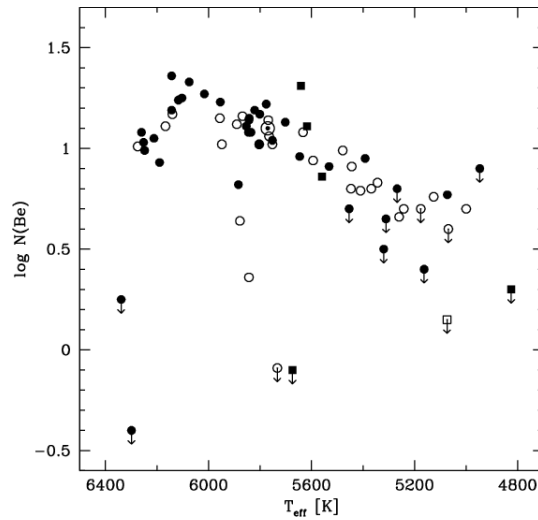


Figura 1.16: Abundancias de berilio en función de la temperatura efectiva para estrellas con (símbolos rellenos) y sin (símbolos vacíos) planetas. Los círculos representan estrellas enanas mientras que los cuadrados son sub-gigantes. Tomado de Santos et al. (2004a).

mayoría de las estrellas observadas tenían unas temperaturas mayores de 5400 K, por lo que sus capas convectivas no son lo suficientemente profundas para llevar el material a zonas más calientes donde el Be pueda ser quemado. Para solventar esta falta de estrellas frías son necesarias más observaciones que servirán para probar los modelos de destrucción de Be a menores temperaturas y para comprobar si la destrucción de Li observada en estrellas de tipo solar con planetas ocurre también para el Be.

1.4 Evolución química a altas metalicidades

La determinación de abundancias en estrellas de tipo solar con y sin planetas nos brinda también la posibilidad de estudiar las tendencias de los elementos a altas metalicidades y compararlas con los actuales modelos de evolución química de la Galaxia, normalmente centrados en estrellas con metalicidades inferiores a la solar. En los últimos años se han publicado muchos trabajos que estudian la evolución química a altas metalicidades, aunque no todos ellos obtienen los mismos resultados para todos los elementos.

Este es el caso de los elementos α , que son producidos mayoritariamente en las estrellas masivas y expulsados al medio interestelar en las explosiones de supernovas de tipo II (SNe II) mientras que la principal fuente de Fe proviene de las supernovas de tipo Ia (SNe Ia). Cuando la Galaxia era más joven (menor $[\text{Fe}/\text{H}]$), la tasa de SNeII era mayor que la de SNeIa por lo que los elementos α eran más abundantes que el hierro, de ahí las tendencias observadas a bajas metalicidades. Según evolucionó la Galaxia, las estrellas de tipo tardío empezaron a morir dando lugar a las SNeIa y equilibrando la producción de Fe. Para algunos elementos los resultados de diferentes autores suelen estar en acuerdo, pero hay otros elementos donde hay grandes discrepancias como el oxígeno y el litio. En el régimen supersolar también se encuentran diferencias entre varios trabajos.

Por ejemplo, para los elementos α Si, Sc, Ca, Mg y Ti se encontró una disminución de $[\text{X}/\text{Fe}]$ con la metalicidad hasta $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ (véase Figura 1.17) (Edvardsson et al. 1993; Bensby et al. 2003; Allende Prieto et al. 2004; Neves et al. 2009) pero para metalicidades supersolares Si, Mg y Ti se hacen constantes (Bensby et al. 2003; Neves et al. 2009) aunque Allende Prieto et al. (2004)

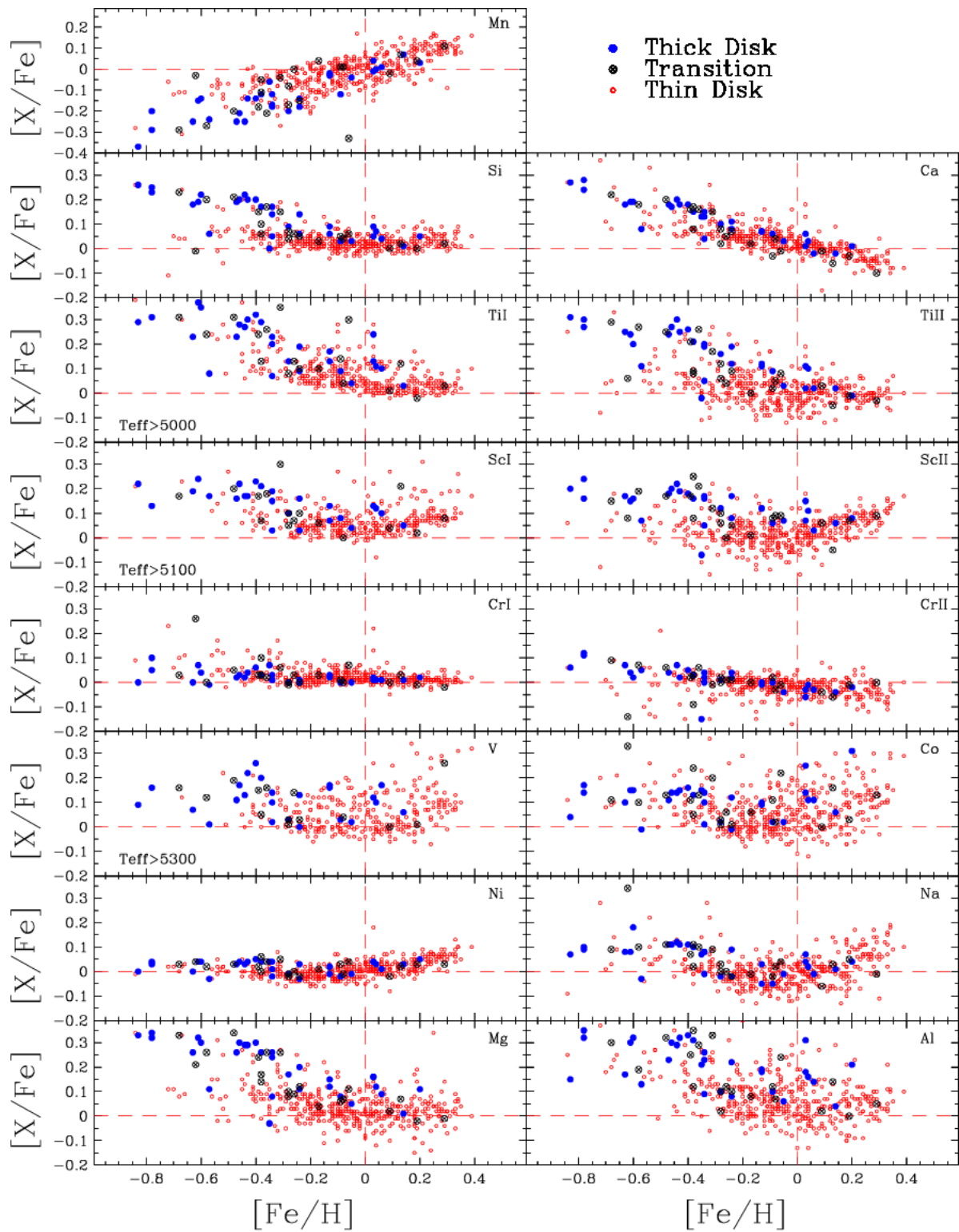


Figura 1.17: $[X/Fe]$ frente a $[Fe/H]$ para las estrellas de la muestra de HARPS GTO. Los círculos azules, cruces negras y círculos rojo representan las estrellas del disco grueso, zona de transición y disco fino. Tomado de Neves et al. (2009).

encuentran una subida en el Si y el Ti. El Sc vuelve a aumentar de forma importante a partir de $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ (Bensby et al. 2005; Neves et al. 2009; Allende Prieto et al. 2004), aunque otros trabajos no observaron esa subida tan intensa (Bodaghee et al. 2003; Gilli et al. 2006; Gonzalez & Laws 2007). Por otro lado el Ca decrece monótonamente en todo el rango de metalicidades (Bodaghee et al. 2003; Gilli et al. 2006; Takeda 2007a; Gonzalez & Laws 2007; Neves et al. 2009) pero en otros estudios hay un cambio en $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ (Sadakane et al. 2002; Allende Prieto et al. 2004; Bensby et al. 2005). Además se han encontrado separaciones entre estrellas del disco grueso y fino en las tendencias de $[\text{X}/\text{Fe}]$ frente a $[\text{Fe}/\text{H}]$ (Fuhrmann 1998; Bensby et al. 2003; Bensby et al. 2005). Esta tendencia fue también observada por Neves et al. (2009), en cuyo trabajo se mostraba una bifurcación en la región de $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.2$ para los elementos α Si, Ti, Ca, Sc y Mg de forma que las estrellas del disco grueso suelen tener mayores abundancias que las del disco fino, y la pendiente de las primeras es más abrupta (ver Figura 1.17).

También se han encontrado diferencias para algunos elementos volátiles. Por ejemplo Bensby & Feltzing (2006) encontraron $[\text{C}/\text{Fe}]$ plano para $-1 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0$ con un ligero descenso para metalicidades superiores, mientras que Allende Prieto et al. (2004) y Luck & Heiter (2006) registraron un comportamiento decreciente. Por otro lado, estos dos autores, Bensby et al. (2005) y Ecuivillon et al. (2006) encontraron $[\text{O}/\text{Fe}]$ decreciente para todo el rango de metalicidades pero en el trabajo de Bond et al. (2008) $[\text{O}/\text{Fe}]$ parece aplanarse a partir de $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$. Por el momento parece que la presencia de planetas no influye de manera general en las tendencias de $[\text{X}/\text{Fe}]$ aunque no todos los autores obtienen los mismos resultados. Serán necesarias más observaciones y estudios más detallados para averiguar el origen de estas discrepancias y determinar si existe algún efecto debido a los planetas.

1.5 Objetivos y planificación general de la tesis

Los objetivos principales de esta tesis son los siguientes:

1. Realizar por primera vez el estudio de las abundancias de Li en una muestra homogénea de 451 estrellas con y sin planetas perteneciente a la muestra de HARPS, empleando un conjunto homogéneo de parámetros atmosféricos derivados espectroscópicamente.
2. Completar la muestra de abundancias de Be para estrellas más frías, tanto en estrellas con planetas como de comparación, para poder ver el comportamiento de dicho elemento en un amplio rango de temperaturas efectivas.
3. Realizar por primera vez un análisis completo de los elementos C, O, Mg y Si utilizando la mencionada muestra de HARPS.

La presente tesis, que se presenta en modalidad de compendio de publicaciones, se compone de 3 artículos publicados, con uno más en proceso de arbitraje, los cuales corresponden a los capítulos 3, 4, 5 y 6, en los que se desarrollarán los objetivos antes expuestos.

En el capítulo 2 de esta tesis se describen los datos utilizados y el análisis de determinación de abundancias.

En el capítulo 3 de esta tesis, se presenta un estudio detallado de las abundancias de C, O, Mg y Si en las estrellas de la muestra de HARPS. Con las abundancias de estos elementos se determinan los cocientes C/O y Mg/Si que nos dan una estimación de la distribución y composición de los posibles planetas terrestres que se hayan podido formar en esos sistemas planetarios. Este trabajo fue publicado en la revista *The Astrophysical Journal* y presentado en una exposición oral en el

congreso de la IAU Symposium 276.

En el capítulo 4, se presenta un artículo en la modalidad de “Letter to the Editor” en el que se calculan las abundancias de Li para las estrellas con y sin planetas de la muestra de HARPS y una muestra adicional de estrellas con planetas. Este estudio homogéneo en una muestra tan amplia sirve para confirmar la destrucción extra de Li que sufren las estrellas de tipo solar con planetas en comparación a las estrellas del mismo tipo pero sin planetas detectados. Este trabajo fue publicado en la revista Nature y presentado en los Simposios 265 y 268 de la IAU.

En el capítulo 5 se continúa el trabajo con los elementos ligeros. En este caso se hace un estudio de abundancias de Be en estrellas con y sin planetas que sirve para completar las muestras previas analizadas por el grupo. Se propone un nuevo método para comparar el contenido en berilio entre diferentes estrellas y se encuentran indicios de que el efecto producido para el Li en las estrellas con planetas podría ocurrir también para el Be. Este trabajo fue publicado en la revista The Astrophysical Journal y presentado en el Simposio 268 de la IAU.

En el capítulo 6 se presenta la ampliación del anterior trabajo gracias a las nuevas observaciones de Be obtenidas durante el último año de tesis. Con ellas hemos obtenido una muestra completa de abundancias de Be para estrellas de secuencia principal con temperaturas entre 4700 K y 6500 K, que nos sirve para realizar un amplio estudio del Be y sus relaciones con el Li, la T_{eff} o la metalicidad. Este artículo va a ser enviado a la revista ApJ y será presentado en el Simposio 282 de la IAU.

Finalmente, en el capítulo 7 se presentan las conclusiones de la presente tesis.

2

Observaciones y análisis

En este capítulo se explica la procedencia de los datos utilizados para la tesis así como las técnicas usadas en el análisis de los mismos.

2.1 Observaciones

A lo largo de esta tesis se han usado fundamentalmente datos de los espectrógrafos HARPS y UVES de la ESO. También se tomaron espectros en el telescopio NOT con el espectrógrafo FIES durante 2 noches aunque los datos obtenidos van a ser utilizados en un trabajo en proceso de elaboración que no se presenta en esta tesis. En la Tabla 2.1 se muestran las estrellas observadas en *UVES*.

HARPS:

HARPS (High Accuracy Radial Velocity Planet Searcher) es un espectrógrafo de alta resolución situado en el telescopio ESO/3.6m del Observatorio de la Silla (Chile). Se trata de un espectrógrafo *échelle* de fibras con dispersión cruzada que cubre el rango espectral $\lambda\lambda$ 3600-6400 Å con una resolución máxima $R = 115,000$ (Mayor et al. 2003). Este instrumento de gran precisión es capaz de detectar oscilaciones del orden de 1 m/s en escalas de tiempo incluso de años, y con él se han descubierto más de 100 estrellas con planetas. Los espectros obtenidos son de gran calidad y con una alta S/N. Para esta tesis se han utilizado los espectros ya reducidos (por el equipo de HARPS con su propia *pipeline*) de la muestra HARPS GTO, siguiendo los pasos básicos de reducción: corrección de bias, cielo y flat, extracción de espectros y calibración en longitud de onda. Esta muestra está formada por 451 estrellas con y sin planetas, para las cuales se han utilizado los parámetros atmosféricos espectroscópicamente derivados a partir de la síntesis espectral de líneas de FeI y FeII por Sousa et al. (2008).

UVES:

El espectrográfico de alta resolución UVES (UV and Visual Echelle Spectrograph) está situado en el telescopio Kueyen (UT2) del conjunto de 4 telescopios de 8 m VLT (Very Large Telescope) en el Observatorio de Paranal (Chile). Es un espectrógrafo *échelle* con dispersión cruzada que opera en el rango espectral $\lambda\lambda$ 3000-11000 Å con dos brazos, el azul y el rojo,

cuyas resoluciones máximas son $R = 80,000$ y $R = 110,000$ y con coberturas espectrales $\lambda\lambda$ 3000-5000 Å y $\lambda\lambda$ 4200-11000 Å, respectivamente. Para nuestras observaciones utilizamos ambos brazos con la configuración *DIC1(346+580)* (ver *User Manual* en la página web del instrumento¹). De esta forma los espectros para el brazo azul cubren el rango $\lambda\lambda$ 3040-3870 Å y el rango $\lambda\lambda$ 4780-6810 Å para el brazo rojo. De esta forma podemos medir las líneas espectrales de la región del Be (3131 Å) y de la región del Li (6707 Å), además de otros muchos elementos. Los espectros fueron reducidos usando la *pipeline* propia del instrumento, cuya versión disponible actualmente es la 2.9.7, basada en el paquete de reducción de datos MIDAS. Esta *pipeline* contiene los pasos de reducción estándar de espectros: corrección de *bias* y *dark*, sustracción de fondo de cielo, filtrado de rayos cósmicos, corrección de *flatfield*, extracción, calibración en longitud de onda y combinación de órdenes.

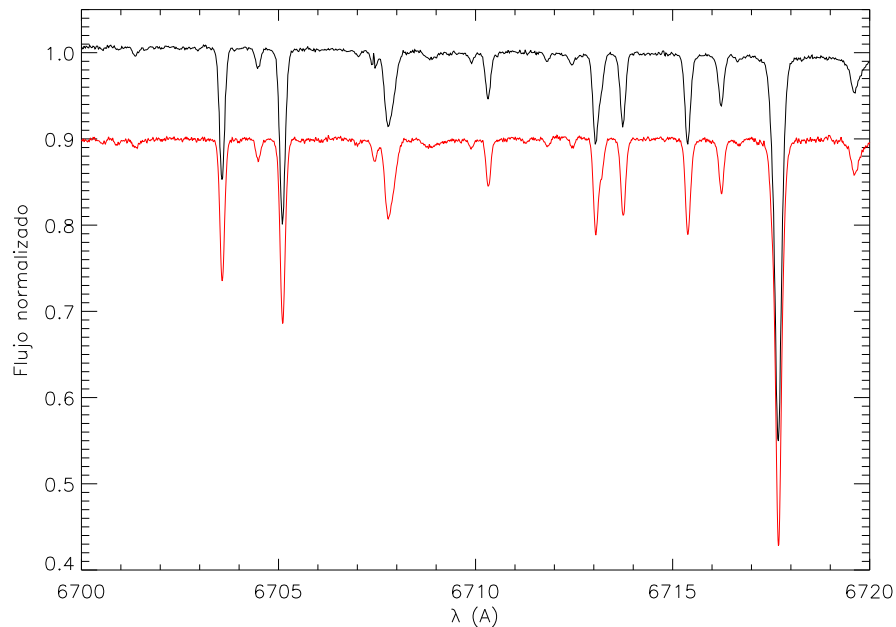


Figura 2.1: Espectros observados de la estrella HD23079 con UVES (línea negra) y HARPS (línea roja).

2.2 Análisis químico

Los espectros estelares contienen la huella química de las atmósferas de las estrellas. Mediante el análisis de los mismos podemos obtener las abundancias químicas de los elementos presentes en esas atmósferas. En esta tesis se hace un estudio de estrellas de tipo solar ricas en metales cuyos espectros están plagados de líneas. Este exceso de líneas sirve para determinar abundancias químicas más precisas, aunque en algunos casos el solapamiento de líneas complica el análisis de ciertos elementos, como el Be, donde es necesario realizar

¹<http://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/uves/inst>

Objeto	M_V	RA (h:min:seg)	DEC (deg:min:seg)	Fecha
HD 2039	9.00	00 24 20.19	-56 39 00.30	Ago 2005
HD 4203	8.68	00 44 41.12	+20 26 57.22	Jun 2005
HD 41004	8.65	05 59 49.68	-48 14 23.45	Mar 2005
HD 73526	9.00	08 37 16.53	-41 19 10.18	Mar 2005
HD 76700	8.13	08 53 55.93	-66 48 04.63	Mar 2005
HD 114386	8.73	13 10 39.92	-35 03 14.37	Mar 2005
HD 128311	7.44	14 36 00.43	+09 44 49.65	May 2005
HD 154857	7.24	17 11 15.62	-56 40 50.38	Abr 2005
HD 177830	7.17	19 05 20.79	+25 55 14.83	May 2005
HD 190228	7.30	20 03 00.70	+28 18 25.29	May 2005
HD 190360	5.71	20 03 36.94	+29 53 53.08	Jun 2005
HD 208487	7.47	21 57 19.77	-37 45 48.00	May 2005
HD 216770	8.10	22 55 53.56	-26 39 29.98	Jul 2005
HD 330075	9.36	15 49 37.90	-49 57 47.86	Abr 2005
HD 2638	9.44	00 29 59.93	-05 45 48.44	Nov 2010
HD 8326	8.70	01 22 07.65	-26 53 33.18	Nov 2010
HD 8389A	7.84	01 23 02.36	-12 57 57.62	Oct 2010
HD 9796	8.77	01 35 20.88	-21 12 03.29	Nov 2010
HD 11964A	6.42	01 57 09.82	-10 14 30.61	Dic 2010
HD 15337	9.10	02 27 28.42	-27 38 04.89	Nov 2010
HD 16270	8.32	02 36 00.72	-23 31 16.88	Nov 2010
HD 21019	6.20	03 23 17.69	-07 47 36.83	Dic 2010
HD 27894	9.42	04 20 46.83	-59 24 41.39	Nov 2010
HD 35854	7.71	05 26 14.56	-32 30 16.35	Oct 2010
HD 40105	6.52	05 54 10.72	-50 21 49.98	Nov 2010
HD 44573	8.46	06 21 33.11	-22 12 51.01	Mar 2010
HD 63454	9.37	07 39 21.91	-78 16 43.95	Dic 2010
HD 93083	8.33	10 44 20.97	-33 34 35.95	Dic 2010
HD 213042	7.64	22 29 15.08	-30 00 59.15	Oct 2010

Tabla 2.1: Lista de objetos observados con el espectrógrafo *UVES/VLT*.

una síntesis espectral de la región deseada. En cambio, cuando las líneas están aisladas, se pueden determinar las abundancias midiendo las anchuras equivalentes (W o EW) de las mismas.

Para utilizar cualquiera de estas dos técnicas es necesario tener un modelo de atmósfera que caracterice la radiación que nos llega de la estrella y las condiciones físicas de su atmósfera. Estos modelos estarán basados en una serie de simplificaciones como pueden ser: atmósfera estacionaria (no hay variaciones en el tiempo), atmósfera plano-paralela (a una misma altura z , todos los puntos se comportan de la misma forma), equilibrio termodinámico local (*LTE*, por sus siglas en inglés) (en cada capa de la atmósfera casi todas las absorciones de fotones son equilibradas por las mismas emisiones, y sólo una pequeña parte de la radiación se escapa, entonces esa capa se comportará como un cuerpo negro), etc...

En función de los átomos e iones que haya en cada capa se producirán procesos de absorción, emisión y dispersión (*scattering*) de fotones que modificarán la radiación que recibimos de la estrella y la procedencia de dicha radiación. Por ejemplo, las líneas de absorción se producirán debido a los gradientes de temperatura y a la propia estructura en niveles cuánticos de los átomos e iones, cuyos electrones pueden excitarse al absorber fotones con energías equivalentes a la diferencias de energía entre niveles.

A continuación se explican brevemente las dos técnicas utilizadas para determinar las abundancias.

2.2.1 Anchuras equivalentes

La anchura equivalente de una línea se define como:

$$W = \int_0^{\infty} \frac{(F_C - F_\nu)}{F_C} d\nu \quad (2.1)$$

donde F_C y F_ν son los flujos del continuo y la línea respectivamente. W corresponde a la anchura de flujo del continuo equivalente al flujo sustraído por la línea en un espectro normalizado. La relación entre la abundancia y la anchura equivalente (en escala logarítmica) viene dada por la curva de crecimiento (ver Figura 2.2). Esta curva se puede calcular de forma teórica (resolviendo la ecuación de transporte radiativo con el modelo de atmósfera) y a continuación obtener la abundancia a partir de la W medida en el espectro. Para medir la W en esta tesis se ha utilizado la tarea `plot` de IRAF², ajustando el perfil observado a una gaussiana o bien integrando el flujo de toda la línea.

La relación entre W y la abundancia A se puede aproximar por (veáse Gray 1992):

$$\log(W/\lambda) = \log \frac{\pi e^2}{mc^2 u(T)} \frac{N_j/N_X}{u(T)} N_H + \log A + \log gf\lambda - (5040/T)\chi - \log \kappa_\nu \quad (2.2)$$

donde N_j/N_X es la fracción del elemento X en el grado de ionización j , $u(T)$ la función de partición, N_H es el número de átomos de H por unidad de volumen, gf es el peso estadístico por la fuerza de oscilador del nivel inferior, χ es el potencial de excitación y κ_ν es

²IRAF está distribuido por National Optical Astronomy Observatories, operado por Association of Universities for Research in Astronomy, Inc, bajo contrato con National Science Foundation, EEUU

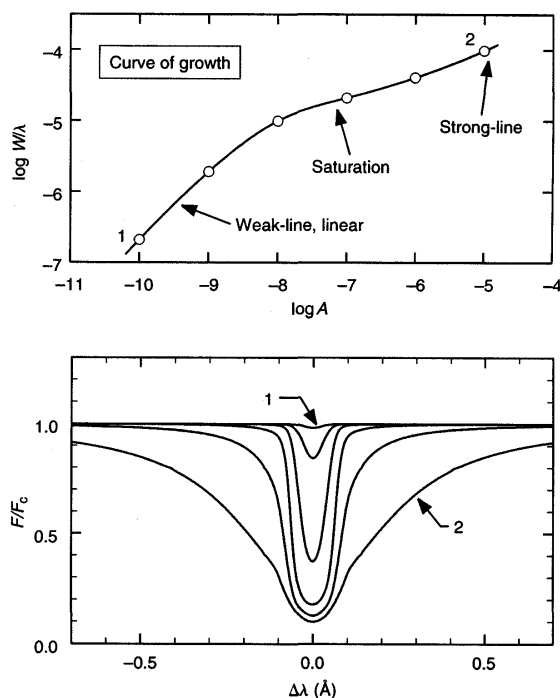


Figura 2.2: Curva de crecimiento (panel superior) y perfiles de absorción correspondientes (panel inferior). Tomado de Gray (1992).

el coeficiente de absorción del continuo. Para un ión dado, el primer término es constante, y para una cierta línea el tercero y cuarto también. La temperatura T y el coeficiente de absorción del continuo κ_ν están fijados en el modelo de atmósfera de la estrella. Por lo tanto podremos construir una curva teórica para cierta línea variando A . Para un análisis más detallado ver Gray (1992).

Cuando la línea es débil, el comportamiento de la curva de crecimiento es lineal y el ensanchamiento es térmico o Doppler (ver los dos primeros círculos en la Figura 2.2). En cambio, según la línea se va haciendo más fuerte la profundidad central se aproxima al máximo y la absorción empieza a saturar. En esta fase, las alas Doppler aumentan con el número de átomos (N_X) y W crece asintóticamente hacia un valor constante (tercer y cuarto punto de la Figura 2.2). Por último, en la fase de líneas fuertes, el ensanchamiento colisional domina al ensanchamiento Doppler y la curva de crecimiento tiene un comportamiento amortiguado. W es proporcional a la constante de amortiguación y aproximadamente proporcional a la raíz cuadrada de A (quinto y último puntos de la Figura 2.2).

Para obtener las abundancias que se presentan en esta tesis se ha utilizado el código MOOG³ (Snedden 1973) que calcula abundancias en LTE utilizando el modo `abfind`. Para ello debemos introducir las EW de las líneas medidas, los parámetros atómicos de estas líneas (λ, χ, gf) y el modelo de atmósfera de la estrella (que incluye $T(\tau_0)$, la presión

³MOOG está disponible en <http://www.as.utexas.edu/~chris/moog.html>

electrónica $P_e, \kappa_0(\tau_0)$ y la microturbulencia ξ). El código proporciona las abundancias de los elementos X en la forma $\log \epsilon(X) = \log A(X) + 12$.

2.2.2 Síntesis espectral

La síntesis espectral es el cálculo de todas las líneas incluidas en un cierto rango espectral completo. Este método se utiliza para calcular las abundancias de líneas solapadas con otras. Para calcular la abundancia de cierta línea se varían los parámetros de ensanchamiento de las líneas y las abundancias hasta que el espectro sintético reproduce el espectro observado. El ensanchamiento final de las líneas viene dado por una convolución de los diferentes ensanchamientos involucrados, que se listan a continuación:

- **Ensanchamiento instrumental:** en nuestros espectros tiene un perfil gaussiano de anchura a media altura (FWHM) $\Delta\lambda = \lambda/R$ determinado por la resolución del espectrógrafo R .
- **Ensanchamiento natural:** se produce debido a que los niveles de energía tienen un tiempo de vida limitado y por lo tanto hay una incertidumbre en su energía, haciendo que el nivel tenga cierta “anchura de energías”. Este ensanchamiento no es muy importante comparado con los demás.
- **Ensanchamiento colisional (*damping*):** Las colisiones entre los átomos que están produciendo las líneas y otras partículas hacen que los niveles de energía cambien y por lo tanto las líneas se ensanchen. Este ensanchamiento tiene un perfil lorentziano y afecta de forma distinta a los átomos de H, He y resto de elementos.
- **Ensanchamiento térmico o Doppler:** Los átomos e iones que producen las líneas pueden estar alejándose o acercándose a lo largo de nuestra línea de visión haciendo que los fotones varíen su longitud de onda. Tiene un perfil gaussiano y es dominante para líneas débiles.
- **Ensanchamiento rotacional:** La propia rotación de las estrellas, $v \sin i$, hace que unas partes de la atmósfera se acerquen a nosotros y otras se alejen, por lo que habrá un desplazamiento Doppler de la luz al rojo y al azul que provocará un ensanchamiento de las líneas.
- **Microturbulencia:** El interior estelar está compuesto por pequeñas celdas (tamaño pequeño comparado con el recorrido libre medio del fotón) que se mueven con una cierta velocidad y moldean la forma de las líneas espectrales. Las velocidades típicas suelen ser de 1-2 km/s, menores que otras velocidades, por lo que suele considerarse como una gaussiana que se convoluciona con el ensanchamiento térmico.
- **Macroturbulencia:** En este caso, las celdas son del tamaño suficiente como para que los fotones permanezcan en ellas durante todo su tiempo de vida, de forma que su velocidad varía la longitud de onda de los fotones por el efecto Doppler. Al integrar toda la luz de la estrella recibiremos fotones de una misma línea pero provenientes de diferentes celdas, por lo que la línea se ensanchará. En las estrellas frías, este

ensanchamiento es comparable al rotacional y ambos se pueden aproximar a una gaussiana.

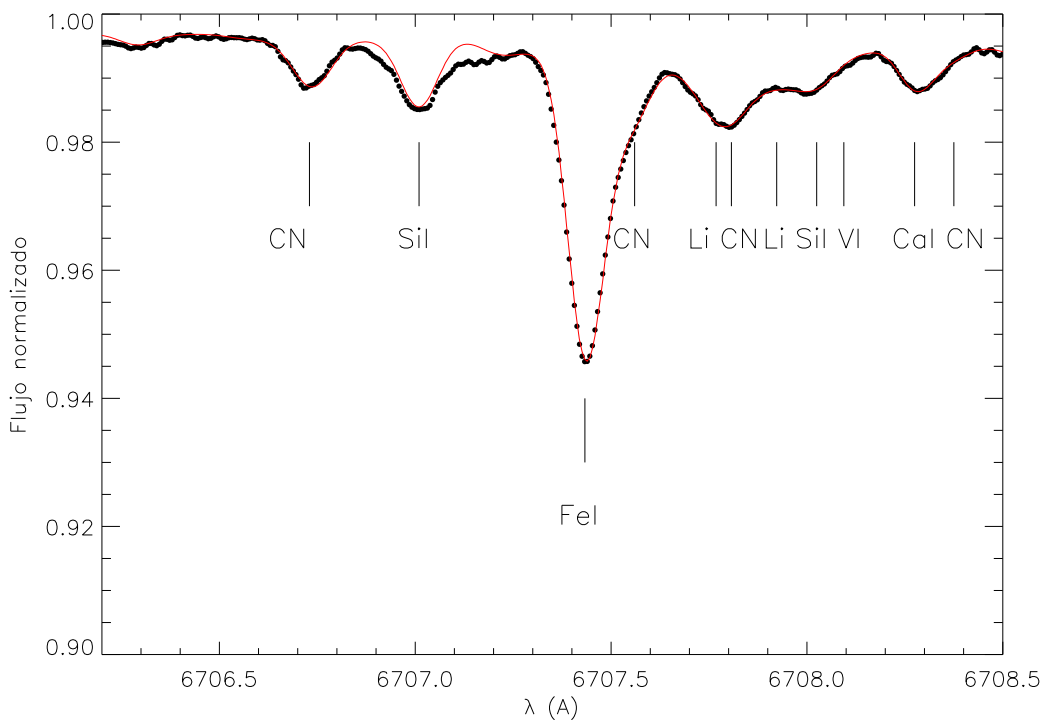


Figura 2.3: Síntesis espectral en el Sol en la región de Li donde se muestran las diferentes líneas. La líneas principales de LiI (del isótopo ${}^7\text{Li}$) están en $\lambda 6707.75 \text{ \AA}$ y $\lambda 6707.77 \text{ \AA}$, pero también hay contribuciones menores en $\lambda 6707.91 \text{ \AA}$ mezcladas con líneas de ${}^6\text{Li}$.

Para realizar una síntesis espectral, en esta tesis se utiliza la tarea `synth` del código MOOG donde se pueden escoger diferentes opciones de ensanchamiento (gaussiano, rotacional, lorentziano, macroturbulento) e incluso varias combinaciones de ellos. Además se pueden variar las abundancias de varios elementos a parte del que estamos interesados en medir hasta ajustar el espectro observado al sintético. Como ocurría con el método anterior se debe introducir una lista completa de todas las líneas que aparecen en el rango espectral, con todos sus parámetros, un modelo de atmósfera de la estrella y un espectro observado previamente normalizado. En la Figura 2.3 se muestra una síntesis en la región de Li para el Sol.

3

Claves químicas en la formación de sistemas planetarios: C/O frente a Mg/Si para la muestra de HARPS GTO

Como se ha visto en la introducción, el estudio de los elementos refractarios nos puede dar información sobre la formación de sistemas planetarios. Además, las estrellas llevan la huella química de los discos protoplanetarios a partir de los cuales se forman los planetas, por lo que su composición nos da una idea de los materiales que había disponibles para formar los planetas.

RESUMEN: En estudios teóricos previos se ha sugerido que los cocientes C/O y Mg/Si son los más importantes para la determinación de la mineralogía de los planetas de tipo terrestre. El cociente C/O controla la distribución de Si entre óxidos y carburos mientras que el cociente Mg/Si nos da información sobre la mineralogía de los silicatos.

En este capítulo presentamos un estudio detallado y uniforme de las abundancias de C, O, Mg y Si en 61 y 270 estrellas con y sin planetas conocidos, respectivamente, provenientes de la muestra homogénea y de alta calidad HARPS GTO. Además, hemos calculado las abundancias de estos mismos elementos en otras 39 estrellas con planetas de la muestra CORALIE. Una vez calculados esos cocientes a partir de las abundancias podemos investigar la naturaleza de los posibles planetas de tipo terrestre que se podrían haber formado en esos sistemas planetarios y que todavía no habrían sido observados. Hemos encontrado cocientes muy diferentes a los del Sol, lo cual nos indica que hay una gran variedad de sistemas planetarios que no son parecidos a nuestro Sistema Solar. Muchas de las estrellas presentan un valor de Mg/Si menor que 1, por lo que sus planetas tendrán una gran cantidad de Si disponible para formar especies como piroxenos. Este tipo de composición puede tener importantes implicaciones para ciertos procesos como la tectónica de placas, la composición atmosférica o el volcanismo. Además, conociendo estos cocientes podremos seleccionar estrellas en las que buscar planetas con vida similar a la que hay en la Tierra, como aquellas con valores de C/O y Mg/Si similares al Sol.

REFERENCIA: El artículo presentado en esta sección fue publicado con el título “Chemical clues on the formation of planetary systems: C/O versus Mg/Si for HARPS GTO sample”, en la revista *The Astrophysical Journal*, volumen 725, páginas 2349-2358, año 2010.

NOTA: Las abundancias de C, O, Mg y Si para las estrellas de comparación se muestra en el Apéndice 2.

CHEMICAL CLUES ON THE FORMATION OF PLANETARY SYSTEMS: C/O VERSUS Mg/Si FOR HARPS GTO SAMPLE

E. DELGADO MENA^{1,2}, G. ISRAELIAN^{1,2}, J. I. GONZÁLEZ HERNÁNDEZ^{1,2}, J. C. BOND³,
 N. C. SANTOS^{4,5,6}, S. UDRY⁶, AND M. MAYOR⁶

¹ Instituto de Astrofísica de Canarias, 38200 La Laguna, Tenerife, Spain; edm@iac.es

² Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, 38205 La Laguna, Tenerife, Spain

³ Planetary Science Institute, 1700 East Fort Lowell, Tucson, AZ 85719, USA

⁴ Centro de Astrofísica, Universidade do Porto, Rua das Estrelas, 4150-762 Porto, Portugal

⁵ Departamento de Física e Astronomia, Faculdade de Ciências, Universidade do Porto, Portugal

⁶ Observatoire de Genève, Université de Genève, 51 Ch. des Mailletes, 1290 Sauverny, Switzerland

Received 2010 July 1; accepted 2010 September 25; published 2010 December 7

ABSTRACT

Theoretical studies suggest that C/O and Mg/Si are the most important elemental ratios in determining the mineralogy of terrestrial planets. The C/O ratio controls the distribution of Si among carbide and oxide species, while Mg/Si gives information about the silicate mineralogy. We present a detailed and uniform study of C, O, Mg, and Si abundances for 61 stars with detected planets and 270 stars without detected planets from the homogeneous high-quality unbiased HARPS GTO sample, together with 39 more planet-host stars from other surveys. We determine these important mineralogical ratios and investigate the nature of the possible terrestrial planets that could have formed in those planetary systems. We find mineralogical ratios quite different from those of the Sun, showing that there is a wide variety of planetary systems which are not similar to our solar system. Many planetary host stars present an Mg/Si value lower than 1, so their planets will have a high Si content to form species such as MgSiO₃. This type of composition can have important implications for planetary processes such as plate tectonics, atmospheric composition, or volcanism.

Key words: planetary systems – planets and satellites: formation – stars: abundances – stars: atmospheres – stars: fundamental parameters

Online-only material: color figures, machine-readable table

1. INTRODUCTION

The study of extrasolar planets has been a new exciting field of astrophysics for 10 years now. More than 450 planets are known in 385 planetary systems. In addition, more than 80 planets out of these 450 transit their host stars and in the last few years more than 40 planets with minimum masses between 2 and 20 M_{\oplus} have been discovered. The study of the photospheric stellar abundances of their parent stars is the key to understanding how and which of the protoplanetary clouds form planets and which do not. These studies also help us to investigate the internal and atmospheric structure and composition of extrasolar planets.

One remarkable characteristic of planet-host stars is that they are considerably metal-rich when compared with single field dwarfs (Gonzalez 1998; Santos et al. 2000, 2001, 2004; Gonzalez et al. 2001; Fischer & Valenti 2005). Two main explanations have been suggested to clarify this difference. The first of these is that the origin of this metallicity excess is primordial, so the more metals you have in the proto-planetary disk, the higher the probability of forming a planet should be. On the other hand, this excess might be produced by accretion of rocky material by the star some time after it reached the main sequence. If pollution was responsible for the enhanced metallicity of planet hosts, we would expect to find higher metallicities as the convective envelope mass decreases, but no such trend has been found. In addition, transit detections have shown that the mass of heavy elements in the planets appears to be correlated with the metallicity of their parent stars (Guillot et al. 2006). A recent work by Mordasini et al.

(2009) finds that distributions of planetary systems are well reproduced using core-accretion models, which are dependent on the dust content of the disk, thus supporting the primordial origin of supersolar metallicity in stars with planets. Recent studies on chemical abundances in stars with and without planets showed no important differences in [X/Fe] versus [Fe/H] trends between both groups of stars (Takeda 2007; Bond et al. 2008; Neves et al. 2009; González Hernández et al. 2010). However, other works have reported less statistically significant enrichments in other species such as C, Na, Si, Ni, Ti, V, Co, Mg, and Al (Gonzalez et al. 2001; Santos et al. 2000; Sadakane et al. 2002; Bodaghee et al. 2003; Fischer & Valenti 2005; Beirão et al. 2005; Gilli et al. 2006; Bond et al. 2006; Gonzalez & Laws 2007) or even important enrichments in Si and Ni (Robinson et al. 2006).

These results have important implications for models of giant planet formation and evolution. There are two major planet formation models: the core-accretion model (Pollack et al. 1996), more likely to form planets in the inner disk, and the disk instability model (Boss 1997), which is in better agreement with the conditions in the extended disk. In the first model, planets are formed by the collisional accumulation of planetesimals by a growing solid core, followed by accretion of a gaseous envelope onto the core. In the second scenario, a gravitationally unstable region in a protoplanetary disk forms self-gravitating clumps of gas and dust, within which the dust grains coagulate and sediment to form a central core (Boss 1997). In the core-accretion model, planet formation is dependent on the dust content of the disk (Pollack et al. 1996) while in the disk instability model it is not (Boss 2002). Present observations are

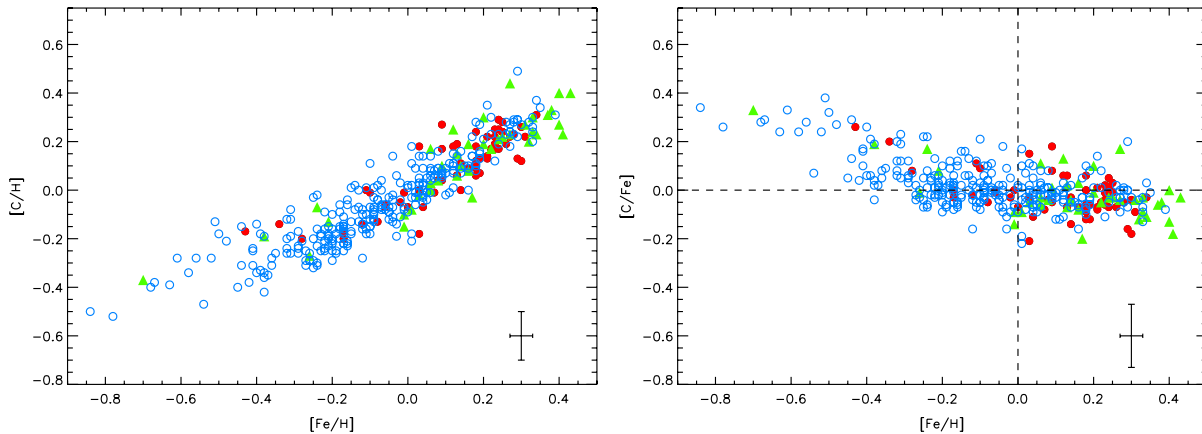


Figure 1. [C/H] vs. [Fe/H] and [C/Fe] vs. [Fe/H] for stars with (red filled circles) and without (blue open circles) detected planets from the HARPS GTO sample. Green triangles are stars with planets from other surveys.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

thus more compatible with the core-accretion model although they do not exclude disk instability.

Theoretical studies suggest that C/O and Mg/Si are the most important elemental ratios in determining the mineralogy of terrestrial planets and they can give us information about the composition of these planets. The C/O ratio controls the distribution of Si among carbide and oxide species, while Mg/Si gives information about the silicate mineralogy (Bond et al. 2010a, 2010b). Bond et al. (2010b) carried out simulations of planet formation where the chemical composition of the protoplanetary cloud was taken as an input parameter. Terrestrial planets were found to form in all the simulations with a wide variety of chemical compositions so these planets might be very different from the Earth. In this paper, we will present C/O and Mg/Si ratios in a sample of stars with and without detected planets using new high-quality spectra in order to investigate the mineralogical characteristics of those systems.

2. OBSERVATIONS

The HARPS GTO sample is composed of 451 FGK stars selected from a volume-limited stellar sample observed by the CORALIE spectrograph at La Silla observatory. These stars are slowly rotating, non-evolved, and low-activity stars that presented no obvious radial-velocity variations at the level of the CORALIE measurement precision. For more details we point the reader to a description of the sample by Mayor et al. (2003). This sample is composed of high resolution, high signal-to-noise spectra for 71 stars with planets and 380 with no known giant planets with effective temperatures from 4500 K to 6500 K. Precise stellar parameters were taken from Sousa et al. (2008), with uncertainties of the order of 30 K for T_{eff} , 0.06 dex for $\log g$, 0.08 km s^{-1} for ξ_r , and 0.03 dex for [Fe/H]. To improve the statistics we added high-quality spectroscopic observations for 42 stars hosting planets from the CORALIE survey, using the same spectral tools to determine their stellar parameters (Santos et al. 2004, 2005), and thus ensuring that the final sample is homogeneous.

3. ANALYSIS

For all the elements we performed a standard LTE analysis with the 2002 revised version of the spectral synthesis code

MOOG (Snedden 1973) and a grid of Kurucz ATLAS9 atmospheres with overshooting (Kurucz et al. 1993) by measuring the equivalent width (EW) of the different lines with the ARES program⁷ (Sousa et al. 2007). All the abundances are listed in Tables 1–3.

In Figures 1 and 3–5, the right-bottom corner of each panel displays the average error bars for the element abundances, [X/H], or abundance ratios [X/Fe].

The errors in the element abundances, [X/H], show their sensitivity to the uncertainties in the effective temperature (ΔT_{eff}), surface gravity ($\Delta \log g$), microturbulence ($\Delta \xi$), continuum placement, and the dispersion of the measurements from different spectral features ($\Delta \sigma$). The errors $\Delta \sigma$ were estimated as $\Delta \sigma = \sigma / \sqrt{N}$, where σ is the standard deviation of N measurements. We estimate the total error by adding in quadrature all these uncertainties.

The errors in the abundance ratios, [X/Fe], were determined taking into account the differences between the sensitivities of the resulting abundances to changes in assumed atmospheric parameters and the dispersion of the abundances from individual lines of each element.

3.1. Carbon

To obtain carbon abundances we used two unblended lines at $\lambda 5380.3$ and $\lambda 5052.2$. For the coolest stars, the 5052.2 Å line becomes very weak and the abundance is calculated using only the 5380.3 Å line, which is very high, so we removed from the samples all stars with $T_{\text{eff}} < 5100$ K. The wavelengths and excitation energies of the lower levels were taken from the VALD database (Kupka et al. 1999). The oscillator strengths, $\log gf$ values, were adjusted using the EWs obtained from the Kurucz Solar Atlas and a solar model with $T_{\text{eff}} = 5777$ K, $\log g = 4.44$, and $\xi_r = 1 \text{ km s}^{-1}$ to get $\log \epsilon(\text{C})_{\odot} = 8.56^8$ (Anders & Grevesse 1989), which is the solar value used for the differential analysis (see Table 4). We also calculated solar C abundance using a solar Harps spectrum⁹ (daytime sky spectrum) and the same model, obtaining $\log \epsilon(\text{C})_{\odot} = 8.52$. We note

⁷ The ARES code can be downloaded at <http://www.astro.up.pt/~sousasag/ares/>.

⁸ $\log \epsilon(X) = \log[(N(X)/N(H)] + 12$.

⁹ The HARPS solar spectra can be downloaded at <http://www.eso.org/sci/facilities/lasilla/instruments/harps/inst/monitoring/sun.html>.

Table 1
Stars with Planets from the HARPS GTO Survey

Star	T_{eff} (K)	$\log g$	ξ_t (km s^{-1})	[Fe/H]	[O/H]	[Ni/H]	[C/H]	[Mg/H]	[Si/H]	C/O	Mg/Si
HD142	6403	4.62	1.74	0.09	-0.02	0.01	0.17	-0.03	0.11	1.02	0.78
HD1237	5514	4.50	1.09	0.07	-0.18	0.06	-0.01	-0.01	0.06	0.98	0.91
HD2638	5198	4.43	0.74	0.12	-0.01	0.15	0.18	0.10	0.16	1.02	0.93
HD4308	5644	4.38	0.90	-0.34	-0.10	-0.30	-0.14	-0.12	-0.17	0.60	1.20
HD10647	6218	4.62	1.22	0.00	0.06	-0.05	-0.07	-0.09	-0.03	0.49	0.93
HD11964A	5332	3.90	0.99	0.08	0.06	0.07	0.04	0.10	0.08	0.63	1.12
HD16141	5806	4.19	1.11	0.16	0.08	0.15	0.09	0.13	0.13	0.68	1.07
HD16417	5841	4.16	1.18	0.13	0.09	0.15	0.06	0.14	0.13	0.62	1.10
HD17051	6227	4.53	1.29	0.19	0.07	0.18	0.07	0.06	0.19	0.66	0.79
HD19994	6289	4.48	1.72	0.24	0.30	0.27	0.29	0.09	0.25	0.65	0.74
HD20782	5774	4.37	1.00	-0.06	-0.12	-0.09	-0.07	-0.07	-0.06	0.74	1.05
HD22049	5153	4.53	0.90	-0.11	-0.12	-0.15	0.00	-0.17	-0.12	0.87	0.95
HD23079	5980	4.48	1.12	-0.12	-0.18	-0.15	-0.14	-0.13	-0.12	0.72	1.05
HD28185	5667	4.42	0.94	0.21	0.08	0.28	0.22	0.18	0.26	0.91	0.89
HD39091	6003	4.42	1.12	0.09	0.01	0.10	0.04	0.07	0.08	0.71	1.05
HD45364	5434	4.38	0.71	-0.17	-0.17	-0.16	-0.17	-0.12	-0.12	0.66	1.07
HD47186	5675	4.36	0.93	0.23	0.09	0.30	0.19	0.22	0.27	0.83	0.95
HD52265	6136	4.36	1.32	0.21	0.06	0.22	0.13	0.15	0.21	0.78	0.93
HD65216	5612	4.44	0.78	-0.17	-0.22	-0.21	-0.20	-0.14	-0.17	0.69	1.15
HD66428	5705	4.31	0.96	0.25	0.09	0.32	0.24	0.26	0.28	0.93	1.02
HD69830	5402	4.40	0.80	-0.06	-0.09	-0.05	-0.06	-0.05	-0.02	0.71	1.00
HD70642	5668	4.40	0.82	0.18	0.10	0.23	0.11	0.14	0.22	0.68	0.89
HD73256	5526	4.42	1.11	0.23	0.10	0.27	0.17	0.19	0.27	0.78	0.89
HD75289	6161	4.37	1.29	0.30	0.08	0.30	0.12	0.22	0.28	0.72	0.93
HD82943	5989	4.43	1.10	0.26	0.16	0.30	0.19	0.18	0.26	0.71	0.89
HD83443	5511	4.43	0.93	0.34	0.24	0.44	0.31	0.35	0.39	0.78	0.98
HD92788	5744	4.39	0.95	0.27	0.09	0.33	0.22	0.22	0.28	0.89	0.93
HD93083	5105	4.43	0.94	0.09	0.12	0.10	0.27	0.05	0.12	0.93	0.91
HD100777	5536	4.33	0.81	0.25	0.15	0.32	0.24	0.23	0.27	0.81	0.98
HD101930	5164	4.40	0.91	0.13	0.14	0.15	0.19	0.14	0.15	0.74	1.05
HD102117	5657	4.31	0.99	0.28	0.13	0.33	0.23	0.26	0.32	0.83	0.93
HD107148	5805	4.40	0.93	0.31	0.15	0.38	0.22	0.28	0.29	0.78	1.05
HD108147	6260	4.47	1.30	0.18	0.15	0.15	0.06	0.07	0.16	0.54	0.87
HD111232	5460	4.43	0.62	-0.43	-0.11	-0.39	-0.17	-0.18	-0.25	0.58	1.26
HD114729	5844	4.19	1.23	-0.28	-0.11	-0.29	-0.20	-0.18	-0.20	0.54	1.12
HD114783	5133	4.42	0.88	0.03	-0.08	0.07	0.18	0.06	0.06	1.20	1.07
HD117207	5667	4.32	1.01	0.22	0.13	0.24	0.17	0.18	0.21	0.72	1.00
HD117618	5990	4.41	1.13	0.03	-0.07	0.04	0.00	0.01	0.05	0.78	0.98
HD121504	6022	4.49	1.12	0.14	0.02	0.12	0.00	0.06	0.11	0.63	0.95
HD130322	5365	4.37	0.90	-0.02	-0.08	-0.02	-0.05	-0.05	0.00	0.71	0.95
HD134987	5740	4.30	1.08	0.25	0.18	0.32	0.28	0.25	0.31	0.83	0.93
HD141937	5893	4.45	1.00	0.13	0.00	0.12	0.06	0.06	0.12	0.76	0.93
HD142022A	5508	4.35	0.83	0.19	-0.01	0.20	0.13	0.20	0.18	0.91	1.12
HD147513	5858	4.50	1.03	0.03	0.25	0.09	-0.18	0.01	-0.01	0.25	1.12
HD159868	5558	3.96	1.02	-0.08	-0.08	-0.09	-0.13	-0.04	-0.05	0.59	1.10
HD160691	5780	4.27	1.09	0.30	0.22	0.35	0.26	0.28	0.32	0.72	0.98
HD168746	5568	4.33	0.81	-0.10	0.01	-0.08	-0.01	0.04	0.00	0.63	1.17
HD169830	6361	4.21	1.56	0.18	0.19	0.18	0.12	0.13	0.19	0.56	0.93
HD179949	6287	4.54	1.36	0.21	0.05	0.21	0.14	0.08	0.20	0.81	0.81
HD190647	5639	4.18	0.99	0.23	0.43	0.27	0.25	0.24	0.25	0.44	1.05
HD196050	5917	4.32	1.21	0.23	0.36	0.29	0.22	0.23	0.26	0.48	1.00
HD202206	5757	4.47	1.01	0.29	0.09	0.33	0.13	0.21	0.28	0.72	0.91
HD204313	5776	4.38	1.00	0.18	0.11	0.22	0.18	0.15	0.19	0.78	0.98
HD208487	6146	4.48	1.24	0.08	-0.14	0.06	0.04	0.04	0.07	1.00	1.00
HD210277	5505	4.30	0.86	0.18	0.14	0.21	0.24	0.21	0.21	0.83	1.07
HD212301	6271	4.55	1.29	0.18	0.18	0.19	0.09	0.09	0.17	0.54	0.89
HD213240	5982	4.27	1.25	0.14	0.07	0.16	0.11	0.13	0.16	0.72	1.00
HD216435	6008	4.20	1.34	0.24	-0.02	0.28	0.17	0.16	0.26	1.02	0.85
HD216770	5424	4.38	0.91	0.24	0.13	0.32	0.25	0.26	0.27	0.87	1.05
HD221287	6374	4.62	1.29	0.04	0.06	-0.02	-0.07	-0.09	0.00	0.49	0.87
HD222582	5779	4.37	1.00	-0.01	-0.01	0.00	-0.01	0.02	0.01	0.66	1.10

Table 2
Stars with Planets from Other Surveys

Star	T_{eff} (K)	$\log g$	ξ_t (km s^{-1})	[Fe/H]	[O/H]	[Ni/H]	[C/H]	[Mg/H]	[Si/H]	C/O	Mg/Si
HD2039	5976	4.45	1.26	0.32	0.11	0.35	0.20	0.22	0.32	0.81	0.85
HD3651	5173	4.37	0.74	0.12	0.06	0.15	0.25	0.11	0.18	1.02	0.91
HD4203	5636	4.23	1.12	0.40	0.25	0.42	0.40	0.32	0.39	0.93	0.91
HD8574	6151	4.51	1.45	0.06	0.16	0.04	0.00	0.02	0.05	0.46	1.00
HD9826	6212	4.26	1.69	0.13	-0.19	0.09	0.15	0.07	0.17	1.45	0.85
HD10697	5641	4.05	1.13	0.14	-0.05	0.13	0.10	0.13	0.14	0.93	1.05
HD13445	5163	4.52	0.72	-0.24	-0.34	-0.26	-0.07	-0.16	-0.15	1.23	1.05
HD20367	6138	4.53	1.22	0.17	0.21	0.07	-0.03	0.11	0.13	0.38	1.02
HD23596	6108	4.25	1.30	0.31	0.11	0.35	0.27	0.22	0.33	0.95	0.83
HD30177	5588	4.29	1.08	0.38	0.24	0.42	0.33	0.31	0.41	0.81	0.85
HD37124	5546	4.50	0.80	-0.38	-0.15	-0.39	-0.19	-0.12	-0.24	0.60	1.41
HD38529	5674	3.94	1.38	0.40	0.45	0.42	0.27	0.33	0.39	0.44	0.93
HD41004	5242	4.35	1.01	0.16	0.07	0.16	0.19	0.12	0.20	0.87	0.89
HD46375	5268	4.41	0.97	0.20	0.28	0.26	0.30	0.20	0.27	0.69	0.91
HD50554	6026	4.41	1.11	0.01	-0.14	-0.04	-0.08	-0.04	0.00	0.76	0.98
HD72659	5995	4.30	1.42	0.03	-0.01	0.01	-0.02	-0.01	0.03	0.65	0.98
HD73526	5699	4.27	1.26	0.27	0.24	0.27	0.23	0.25	0.31	0.65	0.93
HD74156	6112	4.34	1.38	0.16	0.01	0.15	0.08	0.06	0.15	0.78	0.87
HD75732	5279	4.37	0.98	0.33	0.07	0.39	0.30	0.30	0.39	1.12	0.87
HD76700	5737	4.25	1.18	0.41	0.20	0.40	0.23	0.36	0.39	0.71	1.00
HD89744	6234	3.98	1.62	0.22	0.00	0.17	0.17	0.16	0.26	0.98	0.85
HD95128	5954	4.44	1.30	0.06	0.05	0.07	0.03	0.07	0.05	0.63	1.12
HD106252	5899	4.34	1.08	-0.01	-0.16	-0.07	-0.10	-0.02	-0.05	0.76	1.15
HD114762	5884	4.22	1.31	-0.70	-0.45	-0.73	-0.37	-0.40	-0.51	0.79	1.38
HD143761	5853	4.41	1.35	-0.21	-0.10	-0.22	-0.13	-0.12	-0.12	0.62	1.07
HD145675	5311	4.42	0.92	0.43	0.37	0.45	0.40	0.36	0.42	0.71	0.93
HD150706	5961	4.50	1.11	-0.01	-0.19	-0.10	-0.15	-0.12	-0.05	0.72	0.91
HD168443	5617	4.22	1.21	0.06	0.14	0.08	0.17	0.12	0.11	0.71	1.10
HD178911B	5600	4.44	0.95	0.27	0.13	0.28	0.44	0.19	0.16	1.35	1.15
HD183263	5991	4.38	1.23	0.34	0.32	0.37	0.23	0.24	0.33	0.54	0.87
HD186427	5772	4.40	1.07	0.08	-0.02	0.08	0.04	0.07	0.06	0.76	1.10
HD187123	5845	4.42	1.10	0.13	0.16	0.13	0.06	0.09	0.13	0.52	0.98
HD190228	5327	3.90	1.11	-0.26	-0.24	-0.28	-0.27	-0.22	-0.19	0.62	1.00
HD190360A	5584	4.37	1.07	0.24	0.21	0.24	0.21	0.23	0.28	0.66	0.95
HD195019A	5842	4.32	1.27	0.09	-0.13	0.03	0.10	0.05	0.08	1.12	1.00
HD216437	5887	4.30	1.31	0.25	0.12	0.28	0.22	0.21	0.25	0.83	0.98
HD217014	5804	4.42	1.20	0.20	0.08	0.23	0.19	0.17	0.22	0.85	0.95
HD217107	5646	4.31	1.06	0.37	0.32	0.39	0.31	0.34	0.34	0.65	1.07
HD88133	5438	3.94	1.16	0.33	0.20	0.34	0.24	0.27	0.34	0.72	0.91

Table 3
Comparison Sample Stars from HARPS GTO Survey

Star	T_{eff} (K)	$\log g$	ξ_t (km s^{-1})	[Fe/H]	[O/H]	[Ni/H]	[C/H]	[Mg/H]	[Si/H]	C/O	Mg/Si
HD283	5157.	4.51	0.45	-0.54	-0.17	-0.55	-0.47	-0.43	-0.47	0.33	1.17
HD361	5913.	4.60	1.00	-0.12	-0.11	-0.16	-0.16	-0.16	-0.12	0.59	0.98
HD870	5381.	4.42	0.79	-0.10	-0.12	-0.14	-0.15	-0.09	-0.12	0.62	1.15
HD967	5564.	4.51	0.79	-0.68	-0.17	-0.65	-0.40	-0.40	-0.45	0.39	1.20
HD1320	5679.	4.49	0.85	-0.27	-0.24	-0.31	-0.25	-0.26	-0.26	0.65	1.07

(This table is available in its entirety in a machine-readable form in the online journal. A portion is shown here for guidance regarding its form and content.)

here that the spectral lines in solar spectra obtained on the daytime sky are known to exhibit EW and line depth changes (e.g., Gray et al. 2000). This may explain the different C abundances. Refer to the work by González Hernández et al. (2010) to see the differences in element abundances from slightly different solar HARPS spectra and those of the solar ATLAS spectrum. In this work, we will use ATLAS solar values as reference values. However, we will plot both solar values in the C/O versus Mg/Si figure (see Figures 6 and 7).

In Figure 1, we show the [C/H] and [C/Fe] ratios as a function of [Fe/H]. The samples of stars both with and without detected planets behave quite similarly, although there is an average overabundance of about 0.15 dex in the total planet-host stars with respect to the comparison sample ($\langle [C/H] \rangle_P = 0.10$, $\sigma = 0.16$, rms = 0.19 and $\langle [C/H] \rangle_C = -0.06$, $\sigma = 0.18$, rms = 0.19). Since targets with planets are on average more metal-rich than the stars of the comparison sample, their abundance distributions correspond to the

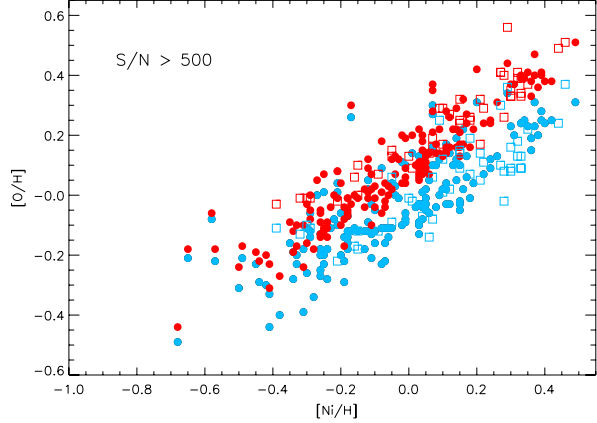


Figure 2. $[O/H]$ vs. $[Ni/H]$ for stars with (squares) and without (circles) detected planets from the HARPS GTO sample. Red and blue symbols correspond to O abundance with and without the contribution of Ni, respectively.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

extensions of the comparison sample trends at high metallicity (see Figure 8). Such a trend supports the primordial scenario as an explanation of the overmetallicity of planet-host stars. C abundances present a bimodality for metallicities lower than solar, due to the average overabundance of thick disk stars in comparison with thin disk stars (see Neves et al. 2009). $[C/Fe]$ clearly decreases with $[Fe/H]$ in the metallicity range $-0.8 < [Fe/H] < -0.2$, but for higher metallicities this ratio is more flattened. This flattening of the $[C/Fe]$ ratios was also found by other authors (e.g., Sadakane et al. 2002) but in other works a monotonic decrease of $[C/Fe]$ with metallicity was reported (e.g., Andersson & Edvardsson 1994; Ecuivillon et al. 2004). Since we do not observe differences between the samples with and without detected planets, this behavior must be evidence of the chemical evolution of the Galactic disk.

3.2. Oxygen

There are several indicators for measuring oxygen abundances: the near-IR O I triplet at $\lambda 7771-7715$, the forbidden lines of $[O I]$ at $\lambda 6300$ and $\lambda 6363$ and the near-UV OH lines at $\lambda 3100$. Ecuivillon et al. (2006) made a comparative study of the three indicators in a sample of stars with and without detected

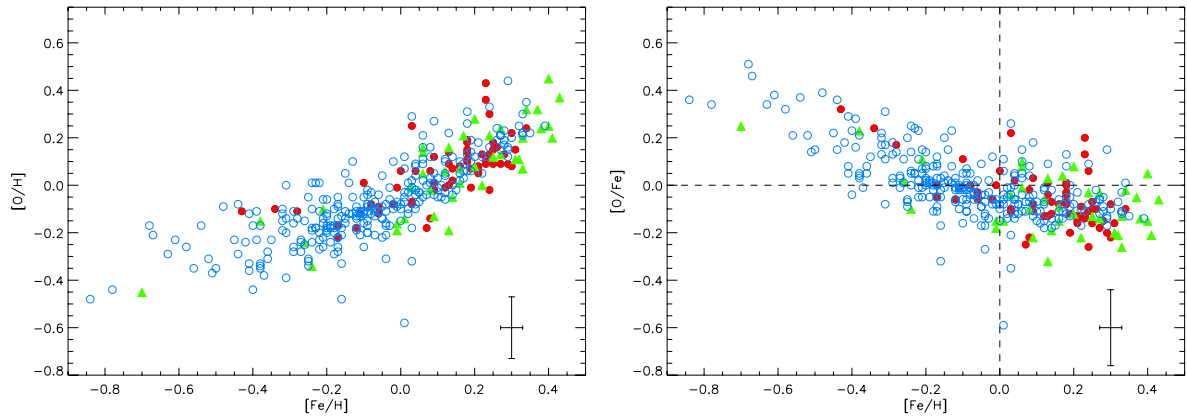


Figure 3. $[O/H]$ vs. $[Fe/H]$ and $[O/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ for stars with (red filled circles) and without (blue open circles) detected planets from the HARPS GTO sample. Green triangles are stars with planets from other surveys.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

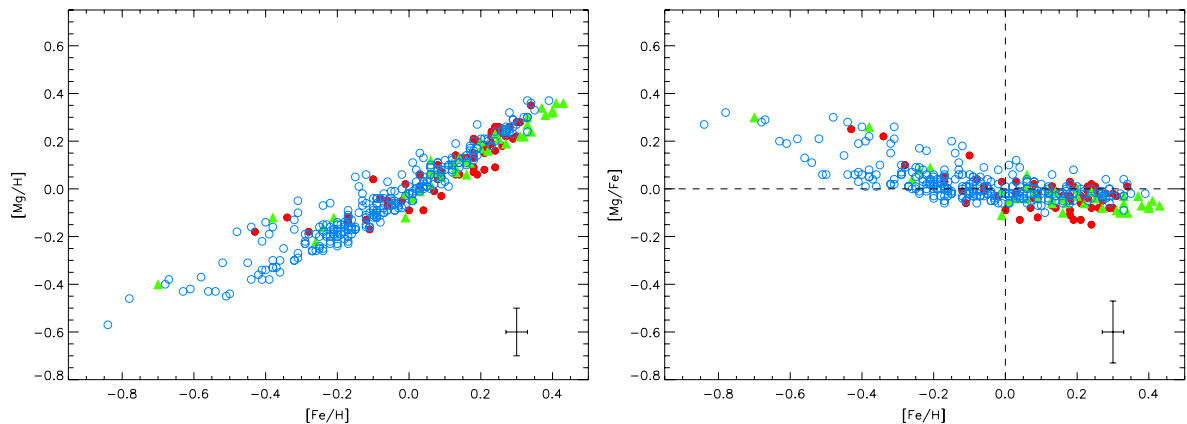


Figure 4. $[Mg/H]$ vs. $[Fe/H]$ and $[Mg/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ for stars with (red filled circles) and without (blue open circles) detected planets from the HARPS GTO sample. Green triangles are stars with planets from other surveys.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

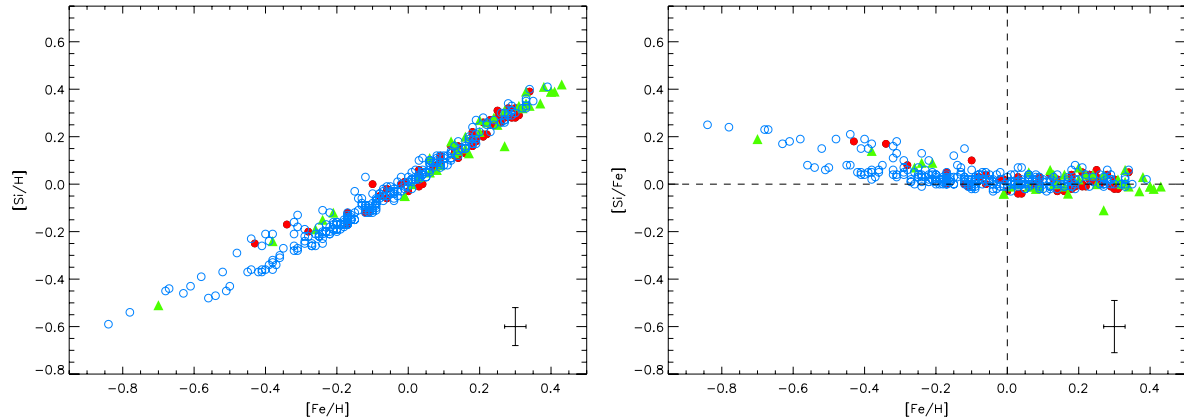


Figure 5. [Si/H] vs. [Fe/H] and [Si/Fe] vs. [Fe/H] for stars with (red filled circles) and without (blue open circles) detected planets from the HARPS GTO sample. Green triangles are stars with planets from other surveys.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

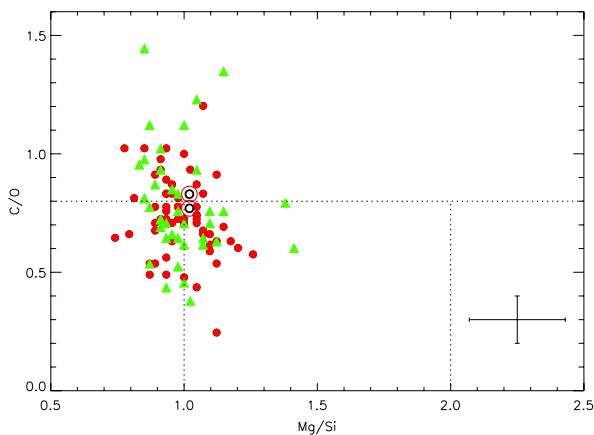


Figure 6. C/O vs. Mg/Si for stars with planets from the HARPS GTO sample (red filled circles). Green triangles are stars with planets from other surveys.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

planets and found good agreement between the [O/H] ratios from forbidden and OH lines, while the NLTE triplet shows a systematically lower abundance. Unfortunately, only the forbidden line is available in HARPS spectra, so we used this indicator to obtain oxygen LTE abundances, since it is well known that this indicator is not significantly affected by deviations from LTE (e.g., Kiselman 1991).

The spectral region around this feature has telluric lines which can be blended with the [O I] line in some stars. We made a detailed observation of the spectra to remove these objects from the sample in order to avoid wrong values of the O abundance. This, together with the limitation on T_{eff} , makes a final sample of 69 and 270 stars with and without detected planets from HARPS, and 31 stars with planets from other surveys. This line is also blended with an Ni I absorption at $\lambda 6300.399$ (Lambert 1978; Allende Prieto et al. 2001), so we estimated the EW of the Ni line using the `ewfind` driver of MOOG (Snedden 1973). Ni abundances for HARPS stars were taken from Neves et al. (2009). For the additional sample stars we calculate Ni abundances in the same way as in Neves et al. (2009). The oxygen contribution has been obtained by subtracting the Ni EW from the measured EW of whole 6300.23 Å feature.

Table 4

Atomic Parameters for Lines of C I, [O I], and Ni I

Element	λ (Å)	χ_l (eV)	$\log gf$
C I	5052.160	7.68	-1.420
C I	5380.340	7.68	-1.710
[O I]	6300.230	0.00	-9.689
Ni I	6300.399	4.27	-2.310

The wavelengths, excitation energies of the lower levels, and oscillator strengths of the Ni I absorption were taken from Allende Prieto et al. (2001), while the adopted atomic data for [O I] are from Lambert (1978). The $\log gf$ value of the [O I] line was slightly modified in order to obtain $\log \epsilon(\text{O})_{\odot} = 8.74$ (Nissen et al. 2002), which is the solar value used for the differential analysis (see Table 4). We also calculated solar O abundance using the solar Harp spectrum (daytime sky spectrum) and the same model we used in Section 3.1, obtaining $\log \epsilon(\text{O})_{\odot} = 8.60$, a quite lower value. In Figure 2, we can see the effect of Ni in oxygen abundances which becomes greater for higher Ni abundances, as we might expect.

In Figure 3, we show the [O/H] and [O/Fe] ratios as a function of [Fe/H]. There appear to be no clear differences between stars with and without detected planets. This result is in disagreement with Si enrichment in stars with planets with respect to stars without known planets found by Robinson et al. (2006), since they also expected to find an O enrichment in these stars. However, there is an average overabundance of about 0.13 dex in the planet hosts with respect to the comparison sample ($\langle [\text{O}/\text{H}] \rangle_P = 0.05$, $\sigma = 0.16$, $\text{rms} = 0.17$ and $\langle [\text{O}/\text{H}] \rangle_C = -0.08$, $\sigma = 0.17$, $\text{rms} = 0.19$). As mentioned in Section 3.1, the abundance distributions of stars with planets correspond to the extensions of the comparison sample trends at high [Fe/H] (see Figure 8). [O/Fe] clearly decreases with [Fe/H] in the metallicity range $-0.8 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.0$, although this fall is not so steep. This behavior has been also reported in previous works (Bensby et al. 2004; Ecuivillon et al. 2006), where [O/Fe] showed a monotonic decrease with metallicity, in agreement with galactic evolution models.

3.3. Magnesium and Silicon

Mg and Si abundances were calculated using the line list of Neves et al. (2009), adding an Mg line at $\lambda 6318.72$. Solar values

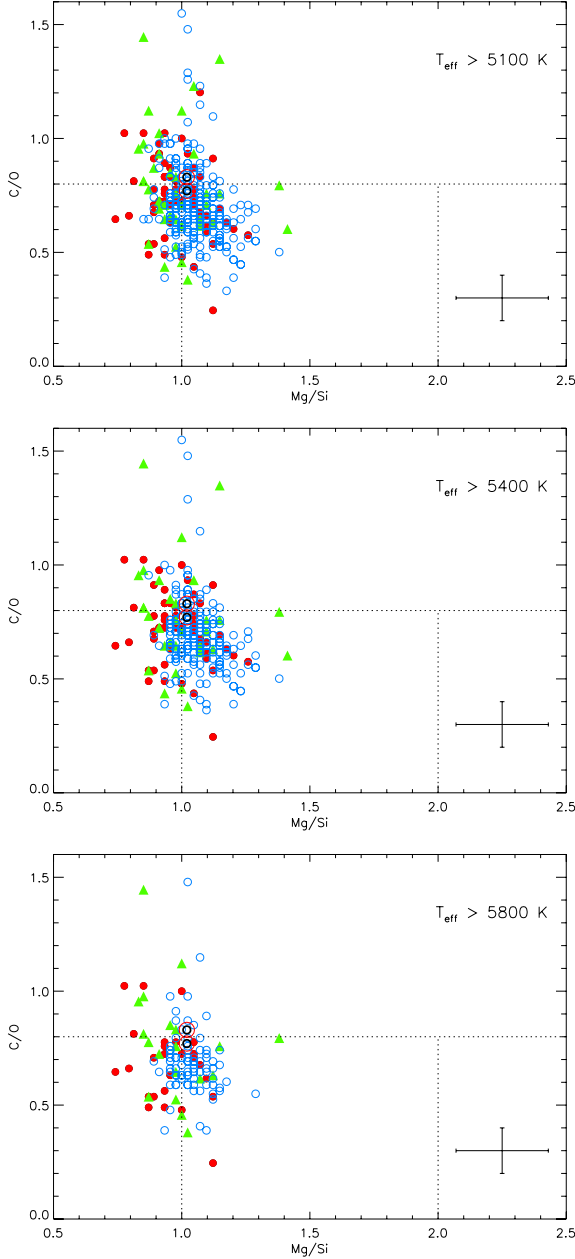


Figure 7. C/O vs. Mg/Si for stars with (red filled circles) and without (blue open circles) detected planets from the HARPS GTO sample. Green triangles are stars with planets from other surveys.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

that we used for the differential analysis of the two elements are $\log \epsilon(\text{Mg})_{\odot} = 7.58$ and $\log \epsilon(\text{Si})_{\odot} = 7.55$ (Anders & Grevesse 1989). The abundance values obtained from the Harps 1000 spectrum (daytime sky spectrum) are $\log \epsilon(\text{Mg})_{\odot} = 7.54$ and $\log \epsilon(\text{Si})_{\odot} = 7.52$, slightly lower than the reference values.

In Figure 5, we can see $[\text{Si}/\text{H}]$ and $[\text{Si}/\text{Fe}]$ as a function of $[\text{Fe}/\text{H}]$. Robinson et al. (2006) found clear and significant overabundances of Si in stars with planets with respect to comparison stars. On the other hand, Gonzalez & Laws (2007) reported systematically lower abundances of this element in the

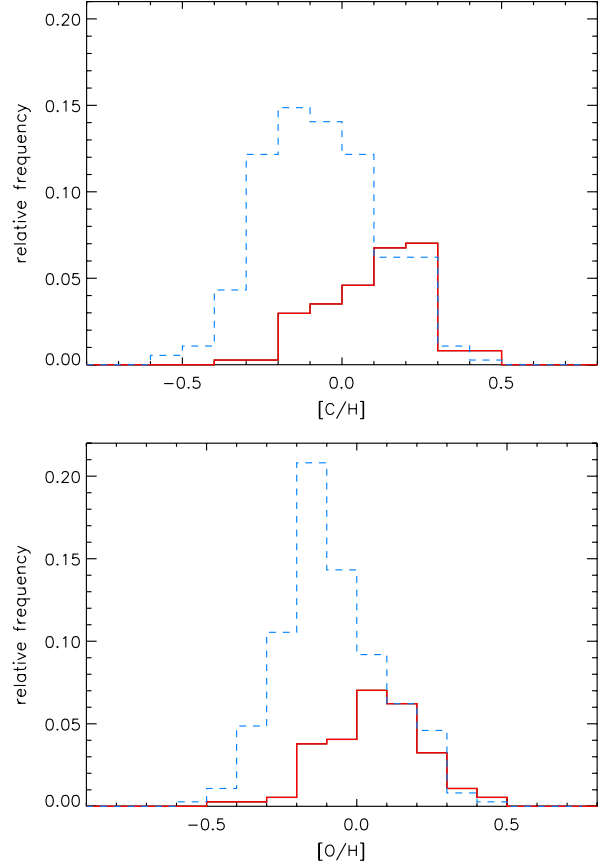


Figure 8. $[\text{C}/\text{H}]$ and $[\text{O}/\text{H}]$ distributions for stars with (red line) and without (blue dashed line) detected planets.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

higher metallicity range for stars with planets. However, and in agreement with recent works (Neves et al. 2009; González Hernández et al. 2010), we do not find significant differences between the stars with and without detected planets although the average values are 0.19 dex greater in stars hosting planets ($\langle [\text{Si}/\text{H}] \rangle_P = 0.14$, $\sigma = 0.17$, $\text{rms} = 0.22$ and $\langle [\text{Si}/\text{H}] \rangle_C = -0.05$, $\sigma = 0.19$, $\text{rms} = 0.20$), again due to the higher metallicity of the planet-host sample. For $[\text{Mg}/\text{H}]$ there is a similar effect, owing to the same reason ($\langle [\text{Mg}/\text{H}] \rangle_P = 0.10$, $\sigma = 0.15$, $\text{rms} = 0.18$ and $\langle [\text{Mg}/\text{H}] \rangle_C = -0.06$, $\sigma = 0.18$, $\text{rms} = 0.19$). At subsolar metallicities all stars present high Mg abundances irrespective of T_{eff} . However, this is not the case for $[\text{Fe}/\text{H}] \geq 0$, where stars without detected planets also have higher Mg abundances, $\langle [\text{Mg}/\text{Fe}] \rangle_P = -0.040$, $\sigma = 0.04$, $\text{rms} = 0.06$ and $\langle [\text{Mg}/\text{Fe}] \rangle_C = -0.014$, $\sigma = 0.04$, $\text{rms} = 0.04$ (see Figure 4), for different temperatures. Nevertheless, this effect disappears when we take into account only solar analogs, with $5600 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 5950 \text{ K}$, perhaps due to the low number of stars with planets in this group. Therefore, it might be an effect in Mg abundances due to the presence of planetary companions (see Figure 9). For both elements we observe the same bimodality we found for C abundances at lower metallicities, owing to the different populations from thin and thick disks (Neves et al. 2009). $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ and $[\text{Si}/\text{Fe}]$ ratios show a decrease for $[\text{Fe}/\text{H}] < 0$ but they flatten for higher metallicities as a consequence of the chemical evolution of the Galaxy.

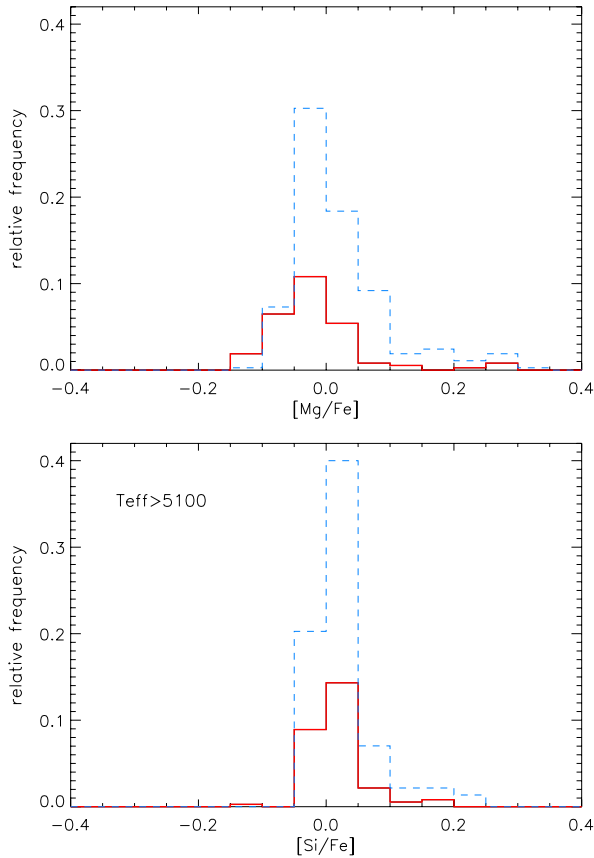


Figure 9. [Si/Fe] and [Mg/Fe] distributions for stars with (red line) and without (blue dashed line) detected planets.
(A color version of this figure is available in the online journal.)

4. C/O VERSUS MG/Si

In Figure 7, C/O ratios as a function of Mg/Si are presented for different temperature ranges. These ratios are calculated as

$$A/B = N_A/N_B = 10^{\log \epsilon(A) - \log \epsilon(B)}, \quad (1)$$

where $\log \epsilon(A)$ and $\log \epsilon(B)$ are the absolute abundances, so they are not dependent on solar reference abundances. In our sample, 34% of stars with known planets have C/O values greater than 0.8, which means that Si will exist primarily as SiC (see Section 4.1). On the other hand, 66% of stars with known planets have C/O values lower than 0.8 and Si will be present in rock-forming minerals as the SiO₂ structural unit. In these cases, silicate mineralogy will be controlled by Mg/Si ratio. Fifty-two percent of these stars (with C/O < 0.8) present Mg/Si ratios between 1 and 2, similar to the solar ratio, while 48% have ratios lower than 1. We do not find any star with Mg/Si > 2. If we take into account all stars, irrespective of their C/O value, these percentages are similar (see Table 5).

Comparison sample stars are shifted toward higher Mg/Si ratios (see Figure 7), since they present higher Mg abundances as mentioned in Section 3.3. We do not find any significant effect related to the effective temperature of the stars (see Figure 7). Both Atlas and Harps solar ratios are represented in the plots. Mg/Si ratios are equal for both spectra although C/O ratio is a

Table 5
C/O and Mg/Si Distributions for Stars with Planets

Ratio	Percentage	Principal Composition
C/O > 0.8	34%	Graphite, TiC and solid Si as SiC
C/O < 0.8	66%	Solid Si as SiO ₄ ⁴⁻ or SiO ₂
Mg/Si < 1	56%	Pyroxene, metallic Fe and excess Si as feldspars
1 < Mg/Si < 2	44%	Equal pyroxene and olivine
Mg/Si > 2	0%	Olivine and excess Mg as MgO

little greater for Harps spectrum. In any case, this value is in the lowest limit of C-rich systems.

The errors in the abundance ratios C/O and Mg/Si were estimated by evaluating an increase or a decrease in the $\log \epsilon(A) - \log \epsilon(B)$ abundance ratio, due to the relative error, using Equation (1).

4.1. Terrestrial Planet Compositions

The wide variety of host star compositions determined in this study will presumably result in a diverse range of compositions of solid material available for terrestrial planet formation. As previously discussed by Bond et al. (2010b), under the assumption of equilibrium those systems with a C/O value above 0.8 will contain carbide-rich phases (such as graphite, SiC, and TiC) in the innermost regions of the disk. Metallic Fe and Mg silicates such as olivine (Mg₂SiO₄) and pyroxene (MgSiO₃) are also present and are located further from the host star. Terrestrial planets forming in these planetary systems are expected to be C-rich, containing significant amounts of C in addition to Si, Fe, Mg, and O.

For systems with a C/O value below 0.8, Si will be present in the solid form primarily as SiO₄⁴⁻ or SiO₂, predominantly forming Mg silicates. The exact composition of the Mg silicates is controlled by the Mg/Si value. For systems with an Mg/Si value between 1 and 2, the silicates present are predominately olivine and pyroxene in a condensation sequence closely resembling solar. This is expected to result in the production of terrestrial planets similar in composition to that of Earth (in that their composition will be dominated by O, Fe, Mg, and Si, with small amounts of Ca and Al also present).

However, 56% of all planetary host stars in this study have an Mg/Si value less than 1. For such a composition, the solid component of the disk is dominated by approximately equal amounts of pyroxene and metallic Fe with minimal amounts of olivine present. Feldspars are also likely to be present as all available Mg is partitioned into pyroxene, leaving excess Si available to form other silicate species. This is expected to result in the production of terrestrial planets that can be best described as being Si-rich Earths. They will still be dominated by O, Fe, Mg, and Si and contain minor amounts of other elements such as Ca and Al. However, their bulk Si content is expected to be well above any value previously observed for a planetary body. Note that for this study, the high-Si planetary compositions are due to the fact that there is an excess of Si compared to Mg within the disk system and does not necessarily imply an elevated Si abundance. Such an elevated Si content is predicted to produce a quartz–feldspar-rich terrestrial planet with a composition more like that of Earth’s continental crust material than that of Earth’s olivine-dominated mantle. A composition such as this can have drastic implications for planetary processes such as plate tectonics and atmospheric composition. For example, volcanism on a Si-rich planet is expected to be intermediate to felsic in composition (i.e., >52%

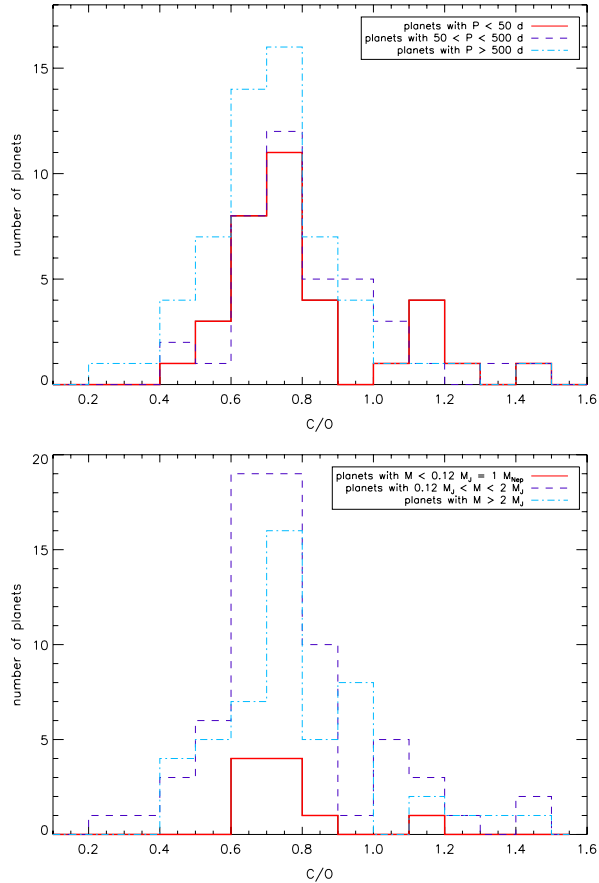


Figure 10. C/O distributions of planet-host stars for different period and mass ranges of their companions.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

silica by weight) due to the potentially high SiO_2 content of the planet itself, producing igneous species such as andesite, rhyolite, and granite. Eruptions may also be more explosive in nature due to the high viscosity of SiO_2 -rich magma trapping volatiles within the magma. On Earth, such eruptions are commonly observed at convergent tectonic plate margins (i.e., subduction zones) (for intermediate compositions) and above intra-plate hot spots (for felsic compositions). Mount Pinatubo is a well-known example of an intermediate composition volcano while the Long Valley Caldera in CA, USA, is an example of a felsic eruption. Although the full implications of the compositional variations described here still require detailed study, it is clear that a diverse range of terrestrial planets is likely to exist in extrasolar planetary systems.

4.2. Planet Formation

It has been previously suggested (e.g., Bond et al. 2010b) that planetary systems with C/O values above 0.8 may possess an alternative mass distribution profile for solid material, potentially making it easier either for giant planets to form closer to the host star than previously expected or for terrestrial planets to form in the inner regions of the disk. However, we find no evidence of any trends with C/O values for either planetary period, semi-major axis, or mass (see Figure 10). As such, it appears that

any effects of an alternative solid mass distribution due to high concentrations of refractory C-rich material are not preserved in the architecture of the system. This is believed to be due to the fact that Bond et al. (2010b) only considered equilibrium-driven condensation and did not include the effects of disequilibrium or the migration and radial mixing of material within the disk. Simulations addressing this issue are in progress. It should be noted, however, that we are still only able to detect giant planets. This conclusion may not hold for extrasolar terrestrial planets which require significantly smaller amounts of solid material.

5. CONCLUSIONS

We present a detailed study of C, O, Mg, and Si abundances for a sample of 100 and 270 stars with and without known giant planets with effective temperatures between 5100 K and 6500 K, with the aim of studying the mineralogical composition of terrestrial planets that could have formed in those systems.

We do not observe any special difference between abundances of stars with and without detected planets for C, O, and Si. However, we find higher Mg abundances for stars without detected planets making the Mg/Si ratio greater in those stars. This effect is not so clear for solar analogs but the number of stars is not large enough to discard a possible effect due to the presence of planets.

C/O and Mg/Si ratios were obtained to study the mineralogy the possible planets that could have formed around these stars. Thirty-four percent of stars with known planets have C/O values greater than 0.8, so there is a big fraction of C-rich systems, very different from our solar system. On the other hand, 56% of stars with known planets present Mg/Si values lower than 1, so these systems are more probably to host Si-rich earths, with an Si excess much greater than any value previously observed for a planetary body. This can have extreme implications for processes such as plate tectonics or volcanism. We also found stars very similar to our Sun but it is clear that a wide variety of planets will probably exist within extrasolar planetary systems.

E.D.M., J.I.G.H., and G.I. are grateful for financial support from the Spanish Ministry project MICINN AYA2008-04874. J.I.G.H. acknowledges financial support from the Spanish Ministry project MICINN AYA2008-00695 and also from the Spanish Ministry of Science and Innovation (MICINN) under the 2009 Juan de la Cierva Programme. N.C.S. is thankful for the support by the European Research Council/European Community under the FP7 through a Starting Grant, as well from Fundação para a Ciência e a Tecnologia (FCT), Portugal, through a Ciência 2007 contract funded by FCT/MCTES (Portugal) and POPH/FSE (EC), and in the form of grant reference PTDC/CTE-AST/098528/2008 from FCT/MCTES. This work has also made use of the IRAF facility, and the Encyclopaedia of extrasolar planets.

REFERENCES

- Allende Prieto, C., Lambert, D. L., & Asplund, M. 2001, *AJ*, 556, 63
 Anders, E., & Grevesse, N. 1989, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 53, 197
 Andersson, H., & Edvardsson, D. 1994, *A&A*, 290, 590
 Beirão, P., Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2005, *A&A*, 438, 251
 Bensby, T., Feltzing, S., & Lundström, I. 2004, *A&A*, 415, 155
 Bodaghee, A., Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2003, *A&A*, 404, 715
 Bond, J. C., Lauretta, D. S., & O'Brien, D. P. 2010a, *Icarus*, 205, 321
 Bond, J. C., O'Brien, D. P., & Lauretta, D. S. 2010b, *AJ*, 715, 1050
 Bond, J. C., Tinney, C. G., Butler, R. P., Jones, H. R. A., Marcy, G. W., Penny, A. J., & Carter, B. D. 2006, *MNRAS*, 370, 163
 Bond, J. C., et al. 2008, *AJ*, 682, 1234

- Boss, A. P. 1997, *Science*, **276**, 1836
- Boss, A. P. 2002, *ApJ*, **567**, 149
- Ecuivillon, A., Israelian, G., Santos, N. C., Mayor, M., Villar, V., & Bihain, G. 2004, *A&A*, **426**, 619
- Ecuivillon, A., Israelian, G., Santos, N. C., Shchukina, N. G., Mayor, M., & Rebolo, R. 2006, *A&A*, **445**, 633
- Fischer, D. A., & Valenti, J. 2005, *AJ*, **622**, 1102
- Gilli, G., Israelian, G., Ecuivillon, A., Santos, N. C., & Mayor, M. 2006, *A&A*, **449**, 723
- Gonzalez, G. 1998, *A&A*, **334**, 221
- Gonzalez, G., & Laws, C. 2007, *MNRAS*, **378**, 1141
- Gonzalez, G., Laws, C., Tyagi, S., & Reddy, B. E. 2001, *AJ*, **121**, 432
- González Hernández, J. I., Israelian, G., Santos, N. C., Sousa, S. G., Delgado Mena, E., Neves, V., & Udry, S. 2010, *ApJ*, **720**, 1592
- Gray, D. F., Tycner, C., & Brown, K. 2000, *PASP*, **112**, 328
- Guillot, T., Santos, N. C., Pont, F., Iro, N., Melo, C., & Ribas, I. 2006, *A&A*, **453**, L21
- Kiselman, D. 1991, *A&A*, **245**, L9
- Kupka, F., Piskunov, N., Ryabchikova, T. A., Stempels, H. C., & Weiss, W. W. 1999, *A&AS*, **138**, 119
- Kurucz, R. L. 1993, ATLAS9 Stellar Atmospheres Programs and 2 kms⁻¹ Grid (CD-ROM; Cambridge: Smithsonian Astrophysical Observatory)
- Lambert, D. L. 1978, *MNRAS*, **182**, 249
- Mayor, M., et al. 2003, *Messenger*, **114**, 20
- Mordasini, C., Alibert, Y., Benz, W., & Naef, D. 2009, *A&A*, **501**, 1161
- Nissen, P. E., Primas, F., Asplund, M., & Lambert, D. L. 2002, *A&A*, **390**, 235
- Neves, V., Santos, N. C., Sousa, S. G., Correia, A. C. M., & Israelian, G. 2009, *A&A*, **497**, 563
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., Lissauer, J. J., Podolak, M., & Greenzweig, Y. 1996, *Icarus*, **124**, 62
- Robinson, S. E., Laughlin, G., Bodenheimer, P., & Fischer, D. 2006, *ApJ*, **643**, 484
- Sadakane, K., Ohkubo, M., Takeda, Y., Sato, B., Kambe, E., & Aoki, W. 2002, *PASJ*, **54**, 911
- Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2000, *A&A*, **363**, 228
- 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., Bento, J. P., Almeida, P. C., Sousa, S. G., & Ecuivillon, A. 2005, *A&A*, **437**, 1127
- Snedden, C. 1973, PhD thesis, Univ. Texas
- Sousa, S. G., Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., & Monteiro, M. J. P. F. G. 2007, *A&A*, **469**, 783
- Sousa, S. G., et al. 2008, *A&A*, **487**, 373
- Takeda, Y. 2007, *PASJ*, **59**, 335

4

Incremento de la destrucción de litio en estrellas de tipo solar orbitadas por planetas

Las abundancias de Li han sido previamente estudiadas por varios autores en varias muestras de estrellas con planetas, aunque muchos de esos estudios utilizaban estrellas de campo como estrellas de comparación (donde no se conocía si existían planetas o no) o no disponían de muestras homogéneas de estrellas y/o de parámetros atmosféricos. La muestra de HARPS GTO, con 451 estrellas con y sin planetas, es ideal para un estudio de este tipo, donde nos aseguramos que las estrellas de comparación no tienen planetas gigantes y para la que disponemos de parámetros atmosféricos determinados de forma homogénea, asegurando una correcta comparación de los objetos.

RESUMEN: La abundancia actual de Li en la superficie del Sol es 140 veces menor que su valor original, aunque la temperatura en la base de la zona convectiva no es suficiente para quemar, y por tanto destruir por completo, el Li. En cambio, se encuentra un amplio rango de abundancias de Li para estrellas de tipo solar con la misma masa, metalicidad y edad que el Sol, algo difícil de explicar. En trabajos anteriores se sugirió que las estrellas con planetas presentaban una menor cantidad de Li, aunque este resultado no pudo ser confirmado por la falta de una adecuada muestra de estrellas de comparación sin planetas. En este trabajo presentamos abundancias de Li para una amplia muestra no sesgada de estrellas con y sin planetas. Encontramos que las estrellas que albergan planetas contienen menos del 1% de la abundancia primordial de Li, mientras que el 50% de los análogos solares sin planetas detectados tienen de media 10 veces más de Li. Proponemos que la presencia de planetas puede incrementar la intensidad de la mezcla y hacer que la capa convectiva sea más profunda de forma que el Li pueda ser destruido.

REFERENCIA: El artículo presentado en esta sección fue publicado como 'Letter to the Editor' con el título "Enhanced lithium depletion in Sun-like stars with orbiting planets" en la revista Nature, volumen 462, página 189.

46 Incremento de la destrucción de litio en estrellas de tipo solar orbitadas por planetas 4

NOTA: Las abundancias de Li para las estrellas de este trabajo se muestran en el Apéndice 2.

Enhanced lithium depletion in Sun-like stars with orbiting planets

Garik Israelian^{1,2}, Elisa Delgado Mena^{1,2}, Nuno C. Santos^{3,4}, Sergio G. Sousa^{1,3}, Michel Mayor⁴, Stephane Udry⁴, Carolina Domínguez Cerdeña^{1,2}, Rafael Rebolo^{1,2,5} & Sofia Randich⁶

The surface abundance of lithium on the Sun is 140 times less than the protosolar value¹, yet the temperature at the base of the surface convective zone is not hot enough to burn—and hence deplete—Li (refs 2, 3). A large range of Li abundances is observed^{4,5} in solar-type stars of the same age, mass and metallicity as the Sun, but such a range is theoretically difficult to understand^{3,6,7}. An earlier suggestion^{8–10} that Li is more depleted in stars with planets was weakened by the lack of a proper comparison sample of stars without detected planets. Here we report Li abundances for an unbiased sample of solar-analogue stars with and without detected planets. We find that the planet-bearing stars have less than one per cent of the primordial Li abundance, while about 50 per cent of the solar analogues without detected planets have on average ten times more Li. The presence of planets may increase the amount of mixing and deepen the convective zone to such an extent that the Li can be burned.

We obtained Li abundances from high-resolution, high signal-to-noise spectra for a sample of 451 stars in the HARPS high-precision (better than 1 m s^{-1}) radial velocity exoplanet survey¹¹ spanning the effective temperature range between 4,900 and 6,500 K. These are unevolved, slowly rotating non-active stars from a CORALIE catalogue¹¹. The stars have been monitored with high-precision spectroscopic observations for years to detect planetary systems. Of these 451 stars, 70 are reported to host planets and the rest, which we designate as a comparison sample (we often call them ‘single’ stars), have no detected planets so far. If there are planets around these single stars, their masses and orbital parameters will be different from those already known. We use this comparison sample to show that the reason for this extra Li depletion is not related to high metallicity (characteristic of planet-hosting stars) or to age (old stars are more Li-depleted).

Our abundance analysis, which followed standard prescriptions for stellar models, spectral synthesis code and stellar parameter determination¹², confirm the peculiar behaviour of Li in the effective temperature range 5,600–5,900 K for the 30 planet-bearing stars with respect to the 103 stars without planets in the comparison sample. To put this on a more solid statistical foundation, these two samples in the $T_{\text{eff}} = 5,600\text{--}5,900 \text{ K}$ window were extended by adding 16 planet-hosting and 13 comparison-sample stars, for which we have obtained new Li abundances from high-quality spectroscopic observations using the same spectral synthesis tools. We found that the immense majority of planet-hosting stars have severely depleted Li, whereas in the comparison sample a large fraction has only partially inhibited depletion. At higher and lower temperatures planet-hosting stars do not appear to show any peculiar behaviour in their Li abundance. The explanation of Li survival at $T_{\text{eff}} \gtrsim 5,850 \text{ K}$ is that the convective

layers of stars more massive than the Sun are shallow and too remote to reach the Li-burning layers. However, lower-mass stars with $T_{\text{eff}} \lesssim 5,700 \text{ K}$ have deeper convective layers that transport surface material to high-temperature regions in their interiors where Li can be destroyed more efficiently.

The Li abundance of some 20% of stars with exoplanets in the temperature range 5,600–5,900 K is $\log[N(\text{Li})] \geq 1.5$ (in standard notation, $\log[N(\text{Li})] = \log[n(\text{Li})/n(\text{H})] + 12$, where n is the number density of atoms), while for the 116 comparison stars the Li abundance shows a rather high dispersion, with some 43% of the stars displaying Li abundances of $\log[N(\text{Li})] \geq 1.5$. This result becomes more obvious in solar-analogue stars, for which some 50% of the 60 single stars in the narrow window of $T_{\text{Sun}} \pm 80 \text{ K}$ (for $T_{\text{Sun}} = 5,777 \text{ K}$) have $\log[N(\text{Li})] \geq 1.5$, while only two planet-hosting stars out of 24 have $\log[N(\text{Li})] \geq 1.5$ (Fig. 1). We performed different two-sample statistical tests using ASURV¹³ (version 1.2). All tests consistently confirm

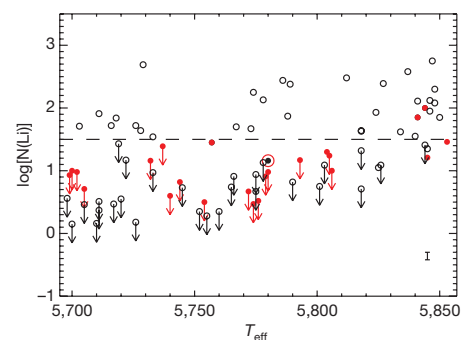


Figure 1 | Lithium abundance plotted against effective temperature in solar-analogue stars with and without detected planets. The planet-hosting and single stars are shown by filled red and empty black circles, respectively. The red circle with the black point at its centre indicates the Sun. The minimum detectable Li abundance varies among the stars used in this study because their spectra have different signal-to-noise ratios. The straight line at $\log[N(\text{Li})] = 1.5$ matches the upper envelope of the lower limits corresponding to a minimum signal-to-noise ratio of 200 in a typical solar twin. We use this line as a cut-off for selecting Li-depleted stars in our sample. We note that the two planet-hosting stars with the highest Li abundance also have nearly the highest effective temperatures and therefore thinner convective zones, which help to preserve Li. Other than in these stars, $\log[N(\text{Li})] = 1.5$ is the highest value found in a planet-hosting star. The mean statistical errors (1σ) for $\log[N(\text{Li})]$ and T_{eff} averaged over all stars are 0.06 dex and 30 K, respectively¹². Errors in $\log[N(\text{Li})]$ (bar in bottom right corner) include uncertainties in T_{eff} and equivalent width measurement.

¹Instituto de Astrofísica de Canarias, Vía Láctea s/n, E-38200 La Laguna, ²Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, E-38205 La Laguna, Tenerife, Spain. ³Centro de Astrofísica, Universidade de Porto, Rua das Estrelas, 4150-762 Porto, Portugal. ⁴Observatoire de Genève, Université de Genève, 51 ch des Maillettes, CH-1290 Versoix, Switzerland. ⁵Consejo Superior de Investigaciones Científicas, 28006 Madrid, Spain. ⁶Instituto Nazionale di Astrofisica, Osservatorio di Arcetri, Largo Fermi 5, I-50125 Firenze, Italy.

(at the 3σ level) that the planet-hosting and single star populations are not drawn from the same parent population. Subgiants were not included in this study because they undergo dramatic changes in their internal structure that alter the surface abundance of Li. The Li over-depletion in planet-bearing main-sequence stars is a generic feature over the T_{eff} -restricted range $T_{\text{Sun}} \pm 80$ K and is independent of T_{eff} (or mass). These stars have very similar masses and similar surface convective zone depth, so there should be additional reasons for the over-depletion of Li. We now discuss the impact of age and metallicity on the Li abundance of solar-analogue stars.

The Li abundance of solar-type stars is expected to decrease progressively with age^{14,15}. It is in principle possible that solar-analogue planet-hosting stars are on average older than the comparison sample and have depleted more Li. If that were the case, we should also expect a correlation between Li and stellar age indicators. Chromospheric activity is a reliable age indicator for solar-type stars from young ages up to about^{15,16} 1 Gyr, or perhaps even to the age of the Sun¹⁷. Abundances of Li versus chromospheric activity indices¹⁷, R_{HK} , are shown in Fig. 2a for the solar-analogue stars with and without detected planets. The comparison of the R_{HK} values for the stars in our sample and for stars in the 625-Myr-old¹⁵ Hyades cluster¹⁸ indicates a much older age for our stars. We find no correlation between Li and the activity index in both samples (Fig. 2a). This suggests that age is not the main parameter governing Li depletion in our targets. It is known¹⁹ that chromospheric activity correlates with stellar rotation ($v \sin i$). If the planet-hosting stars were older than the comparison-sample stars, their rotational velocities would be smaller than in the comparison sample. This is not observed either (Fig. 2b), adding support to our previous conclusion.

Most of the planet-hosting stars discovered so far are metal-rich²⁰. The metallicity excess could result from either the accretion of planets/planetesimals onto the star or the protostellar molecular cloud. This metallicity excess is also present in the solar-analogue planet-hosting stars (see Fig. 2c). Can high metallicity be responsible for enhanced Li depletion in these stars? The increase of metal opacities in solar-type stars is responsible for the transition between radiative and convective energy transport. The main contributors to the total opacity at the base of the convective zone are oxygen and iron²¹. Our data (Fig. 2c) show that the fraction of single stars with $\log[N(\text{Li})] > 1.5$ is 50% at both $[\text{Fe}/\text{H}] < 0$ and $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$. This suggests that the Li-depletion mechanism does not depend on the metallicity in the range $-0.5 < [\text{Fe}/\text{H}] < +0.5$. We have investigated the dependence of $\log[N(\text{Li})]$ on $[\text{O}/\text{Fe}]$ for planet-hosting stars, using oxygen data from the literature²², and again found no correlation.

Comparison with field stars then leads us to the conclusion that neither age nor metallicity is responsible for the excess Li depletion. This is reinforced by observations of Li in solar-type stars in old clusters, which indeed show a wide dispersion of Li abundances with values ranging from $\log[N(\text{Li})] = 2.5$ down to 1.0 and lower^{5,23}. This is the case for M67 (age 3.5–4.8 Gyr and $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.06$)²³ and NGC 6253 (age 3 Gyr and $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.35$)^{24,25}, as is clearly seen in Fig. 2d. These two clusters offer a homogeneous sample of solar analogues in terms of age and metallicity. Solar analogues with both high and low Li abundance are present in these two clusters. The high Li abundance in a large fraction of old metal-rich stars in NGC 6253 and M67 leads us to conclude that high metallicity and/or age may not be the main cause for the systematic low Li abundances in solar-analogue planet-hosting stars. Our observations do not suggest that

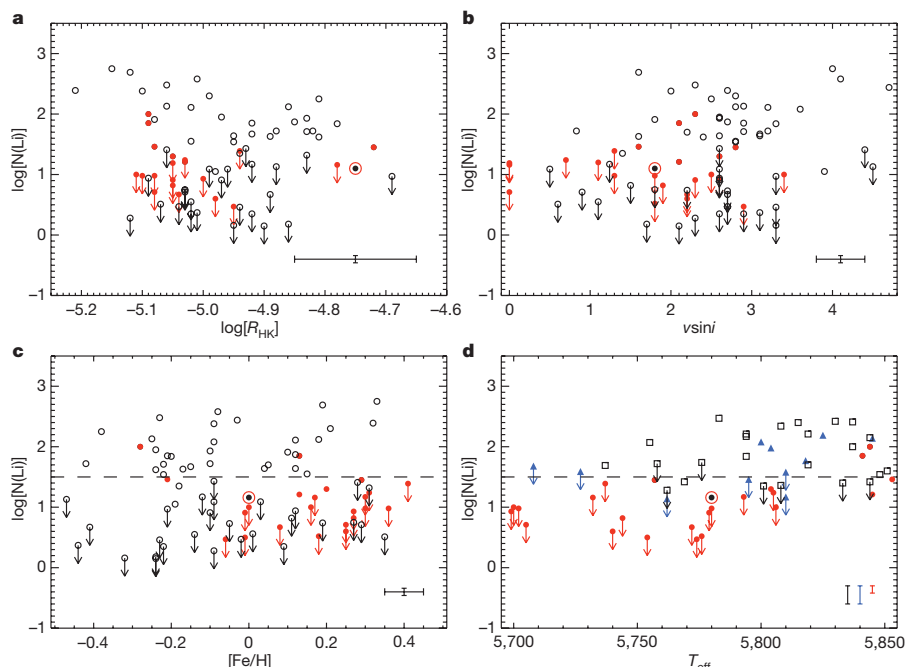


Figure 2 | Lithium and physical properties of planet-hosting solar-analogue and comparison stars. Chromospheric activity indices R_{HK} were taken from the literature^{17,27,28}, while rotational velocities of the comparison-sample stars and many planet-hosting stars were measured from CORALIE and HARPS spectra using a cross-correlation function²⁹. Typical 1σ uncertainties for $\log[R_{\text{HK}}]$ and $v \sin i$ (bars in bottom right corners of **a** and **b**) are 0.1 dex and 0.3 km s^{-1} , respectively^{17,29}. Rotational velocities of several planet-hosts were taken from the literature^{29,30}. The metallicities were measured¹² with a 1σ precision of 0.05 dex (bar in bottom right corner of **c**).

In **c** we plot Li abundances versus effective temperature in planet-hosting stars (filled red circles), and stars of the open clusters M67 (filled blue triangles) and NGC 6253 (empty black squares). The data for M67 were taken from the literature¹⁵. Li abundances in NGC 6253 have been derived from the Giraffe spectrograph attached to the Very Large Telescope using standard methods (S.R. *et al.*, manuscript in preparation). Typical 1σ error bars (bars in bottom right corner of **d**) are 0.15 dex and 100 K for $\log[N(\text{Li})]$ and T_{eff} , respectively.

Li is unaffected by metallicity and/or age. They only imply that these parameters are not important enough to produce the enhanced Li depletion that we observe in solar-analogue stars with exoplanets.

We propose that the low Li abundance of planet-hosting solar-analogue stars is directly associated with the presence of planets. The presence of a planetary system may affect the angular momentum evolution of the star and the surface convective mixing. Planet migration will probably increase the angular momentum of the star. Various theoretical studies^{3,6,7} show how magnetic braking scales with rotational velocity, leading to turbulent diffusion mixing and enhanced Li depletion. If that were the case we would expect severely Li-depleted stars to host planets with shorter orbital periods. There is no indication for such a correlation in the data, but we also note that in most cases we can only impose upper limits on the Li abundance, so that such correlations with orbital parameters could still be masked in the current data.

Alternatively, a long-lasting star–disk interaction during the pre-main sequence may cause planet-hosting stars to be slow rotators and develop a high degree of differential rotation between the radiative core and the convective envelope, also leading to enhanced Li depletion²⁶. Revealing the relationships between protoplanetary disks and stellar structure in the early phases of the evolution of solar-type stars is a challenge for evolutionary models and simulations. It is possible that the enhanced Li depletion already takes place in the pre-main-sequence stage of planet-hosting stars. Exoplanet searches in very young stars will be needed to elucidate this. Asteroseismological observations of solar twins with and without known planets may reveal peculiarities in the inner structure of planet-hosting stars that could be the key to ascertaining the impact of planetary systems on the structure and angular momentum history of these stars.

It is known that solar-type stars with high metallicity have a high probability of hosting planets. Those solar analogues with low Li content (which is extremely easy to detect with simple spectroscopy) have an even higher probability of hosting exoplanets. Understanding the long-lasting mystery of the low Li abundance in the Sun appears to require proper modelling of the impact of planetary systems on the early evolution of solar-analogue stars.

Received 9 June; accepted 3 September 2009.

- Anders, E. & Grevesse, N. Abundances of the elements—meteoritic and solar. *Geochim. Cosmochim. Acta* **53**, 197–214 (1989).
- D'Antona, F. & Mazzitelli, I. New pre-main-sequence tracks for M less than or equal to 2.5 solar mass as tests of opacities and convection model. *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **90**, 467–500 (1994).
- Maeder, A. *Physics, Formation and Evolution of Rotating Stars* 215–351 (Astron. Astrophys. Library, Springer, 2009).
- Favata, F., Micela, G. & Sciortino, S. Lithium abundance in a volume-limited sample of nearby main sequence G and K stars. *Astron. Astrophys.* **311**, 951–960 (1996).
- Randich, S. Light element abundances in solar-type members of open clusters. *Mem. Soc. Astron. Ital.* **79**, 516–523 (2008).
- Pinsonneault, M. Mixing in stars. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **35**, 557–605 (1997).
- Pinsonneault, M., Kawaler, S. D., Sofia, S. & Demarque, P. Evolutionary models of the rotating sun. *Astrophys. J.* **338**, 424–452 (1989).
- Israelian, G., Santos, N., Mayor, M. & Rebolo, R. Lithium in stars with exoplanets. *Astron. Astrophys.* **414**, 601–611 (2004).
- Gonzalez, G. Parent stars of extrasolar planets. IX. Lithium abundances. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **386**, 928–934 (2008).
- Takeda, Y., Kawanomoto, S., Honda, S., Ando, H. & Sakurai, T. Behavior of Li abundances in solar-analog stars. Evidence for line-width dependence. *Astron. Astrophys.* **468**, 663–677 (2007).
- Mayor, M. *et al.* Setting new standards with HARPS. *The Messenger* **114**, 20–24 (2003).
- Sousa, S. *et al.* Spectroscopic parameters for 451 stars in the HARPS GTO planet search program. Stellar [Fe/H] and the frequency of exo-Neptunes. *Astron. Astrophys.* **487**, 373–381 (2008).
- Feigelson, E. D. & Nelson, P. I. Statistical methods for astronomical data with upper limits. I—Univariate distributions. *Astrophys. J.* **293**, 192–206 (1985).
- Zappala, R. R. Lithium abundances of stars in open clusters. *Astrophys. J.* **172**, 57–74 (1972).
- Sestito, P. & Randich, S. Time scales of Li evolution: a homogeneous analysis of open clusters from ZAMS to late-MS. *Astron. Astrophys.* **442**, 615–627 (2005).
- Pace, G. *et al.* An investigation of chromospheric activity spanning the Vaughan-Preston gap: impact on stellar ages. *Astron. Astrophys.* **499**, L9–L12 (2009).
- Wright, J., Marcy, G. W., Butler, R. P. & Vogt, S. S. Chromospheric Ca II emission in nearby F, G, K, and M stars. *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **152**, 261–295 (2004).
- Paulson, D. B., Saar, S. H., Cochran, W. D. & Hatzes, A. P. Searching for planets in the Hyades. II. Some implications of stellar magnetic activity. *Astron. J.* **124**, 572–582 (2002).
- Cutispoto, G. *et al.* Fast-rotating nearby solar-type stars sin i and X-ray luminosities relationships. II. Li abundances, v sin i and X-ray luminosities relationships. *Astron. Astrophys.* **397**, 987–995 (2003).
- Santos, N. C., Israelian, G. & Mayor, M. Spectroscopic [Fe/H] for 98 extra-solar planet-host stars. Exploring the probability of planet formation. *Astron. Astrophys.* **415**, 1153–1166 (2004).
- Piau, L. & Turck-Chièze, S. Lithium depletion in pre-main-sequence solar-like stars. *Astron. Astrophys.* **566**, 419–434 (2002).
- Ecuvillon, A. *et al.* Oxygen abundances in planet-harboring stars. Comparison of different abundance indicators. *Astron. Astrophys.* **445**, 633–645 (2006).
- Pasquini, L., Biazzo, K., Bonifacio, P., Randich, S. & Bedin, L. R. Solar twins in M 67. *Astron. Astrophys.* **489**, 677–684 (2008).
- Yadav, R. *et al.* Ground-based CCD astrometry with wide-field imagers. II. A star catalog for M 67: WFI@2.2 m MPG/ESO astrometry, FLAMES@VLT radial velocities. *Astron. Astrophys.* **484**, 609–620 (2008).
- Sestito, P., Randich, S. & Bragaglia, A. Element abundances in the metal-rich open cluster NGC 6253. *Astron. Astrophys.* **465**, 185–196 (2007).
- Bouvier, J. Lithium depletion and the rotational history of exoplanet host stars. *Astron. Astrophys.* **489**, L53–L86 (2008).
- Saffe, C., Gómez, M. & Chavero, C. On the ages of exoplanet host stars. *Astron. Astrophys.* **443**, 609–626 (2005).
- Gray, R. *et al.* Contributions to the nearby stars (NStars) project: spectroscopy of stars earlier than M0 within 40 pc—the southern sample. *Astron. J.* **132**, 161–170 (2006).
- Santos, N. C. *et al.* The CORALIE survey for southern extra-solar planets. IX. A 1.3-day period brown dwarf disguised as a planet. *Astron. Astrophys.* **392**, 215–229 (2002).
- Valenti, J. A. & Fischer, D. A. Spectroscopic properties of cool stars (SPOCS). I. 1040 F, G, and K dwarfs from Keck, Lick, and AAT planet search programs. *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **159**, 141–166 (2005).

Acknowledgements This research has been supported by The Spanish Ministry of Science and Innovation (MICINN). N.C.S. and S.G.S. acknowledge support from the Fundacao para a Ciencia e a Tecnologia, Portugal, through the programme 'Ciencia 2007'.

Author Contributions All authors participated in data collection, analysis, interpretation and commented on the manuscript. G.I. led the project and wrote the paper.

Author Information Reprints and permissions information is available at www.nature.com/reprints. Correspondence and requests for materials should be addressed to G.I. (gil@iac.es).

Medidas de la destrucción de Be en estrellas frías con exoplanetas

Tras la confirmación de que las estrellas de tipo solar con planetas presentan abundancias de Li mucho menores que aquellas que no tienen planetas, decidimos estudiar si este efecto ocurriría también para el Be. Como la fusión del Be se produce a una temperatura mayor que el Li, son necesarias capas convectivas más profundas para que el material llegue a zonas más interiores y por lo tanto más calientes. Las estrellas de tipo solar estudiadas previamente presentan unas capas convectivas demasiado finas como para producir una gran destrucción de Be, por eso decidimos medir el Be en estrellas más frías.

RESUMEN: En este trabajo presentamos nuevos espectros de UVES para 14 estrellas no evolucionadas con planetas, la mayoría de ellas frías, con el propósito de estudiar posibles diferencias en la abundancia de Be con respecto a estrellas sin planetas conocidos. Para ello llevamos a cabo un análisis diferencial de espectros de estrellas análogas con y sin planetas para establecer una posible diferencia en el contenido de Be.

Para las estrellas más calientes no encontramos ninguna diferencia apreciable en la abundancia de Be. En cambio, para la única estrella fría con planetas ($T_{\text{eff}} \sim 5000$ K) con varios análogos disponibles en la muestra, encontramos una destrucción extra de Be de aproximadamente 0.25 dex. Este resultado nos da una primera indicación de que la destrucción extra de Li que ocurre en las estrellas de tipo solar con planetas podría también ocurrir para el Be, aunque a temperaturas menores ($T_{\text{eff}} < 5500$ K) debido a la profundidad de las capas convectivas. Los procesos que tienen lugar en la formación de sistemas planetarios pueden afectar a la mezcla de material dentro de las estrellas progenitoras y por lo tanto a las abundancias de elementos ligeros.

REFERENCIA: El artículo presentado en esta sección fue publicado con el título “Measuring Be depletion in cool stars with exoplanets”, en la revista *The Astrophysical Journal*, volumen 728, páginas 148-153, año 2011.

MEASURING Be DEPLETION IN COOL STARS WITH EXOPLANETS*

E. DELGADO MENA^{1,2}, G. ISRAELIAN^{1,2}, J. I. GONZÁLEZ HERNÁNDEZ^{1,2}, N. C. SANTOS^{3,4}, AND R. REBOLO^{1,2,5}

¹ Instituto de Astrofísica de Canarias, 38200 La Laguna, Tenerife, Spain; edm@iac.es

² Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, 38206 La Laguna, Tenerife, Spain

³ Centro de Astrofísica, Universidade do Porto, Rua das Estrelas, 4150-762 Porto, Portugal

⁴ Departamento de Física e Astronomia, Faculdade de Ciências, Universidade do Porto, Portugal

⁵ Consejo Superior de Investigaciones Científicas, Spain

Received 2010 July 29; accepted 2010 December 16; published 2011 February 1

ABSTRACT

We present new UVES spectra of a sample of 14 mostly cool unevolved stars with planetary companions with the aim of studying possible differences in Be abundance with respect to stars without detected planets. We determine Be abundances for these stars that show an increase in Be depletion as we move to lower temperatures. We carry out a differential analysis of spectra of analog stars with and without planets to establish a possible difference in Be content. While for hot stars no measurable difference is found in Be, for the only cool ($T_{\text{eff}} \sim 5000$ K) planet-host star with several analogs in the sample we find enhanced Be depletion by 0.25 dex. This is a first indication that the extra-depletion of Li in solar-type stars with planets may also happen for Be, but shifted toward lower temperatures ($T_{\text{eff}} < 5500$ K) due to the depth of the convective envelopes. The processes that take place in the formation of planetary systems may affect the mixing of material inside their host stars and hence the abundances of light elements.

Key words: planetary systems – planets and satellites: formation – stars: abundances – stars: atmospheres – stars: fundamental parameters

Online-only material: color figures

1. INTRODUCTION

The discovery of more than 450 planets in the last 15 years has given rise to a very successful field in astrophysics. Apart from the study of those planets, the observation of their host stars can provide us with important information about the composition and formation of extrasolar planetary systems.

The first abundance analysis of those systems revealed that planet-host stars present considerably higher metallicities than single field stars (Gonzalez 1998; Gonzalez et al. 2001; Santos et al. 2000, 2001, 2004b; Fischer & Valenti 2005). Moreover, this is not the only difference between stars with and without detected planets. Israelian et al. (2004) suggested that Li was severely depleted in solar-type stars (stars with T_{eff} between 5600 K and 5850 K) with planets when compared with similar stars without detected planets. This result was later found by several groups (Chen & Zhao 2006; Gonzalez 2008; Gonzalez et al. 2010; Takeda et al. 2007). Israelian et al. (2009) confirmed this result using the homogeneous and high-quality HARPS GTO sample. Furthermore, stellar mass and age are not responsible for the observed correlation (Sousa et al. 2010). Indeed, several studies of Li abundances in old clusters like M67 have shown that solar-type stars present a wide dispersion of Li abundances though they have similar ages and metallicities (Sestito & Randich 2005; Pasquini et al. 2008). On the other hand, a recent paper by Baumann et al. (2010) claims that planet-host stars have not experienced an extra Li depletion due to the presence of planets, but due to the higher age of planet hosts. We note that uncertainties in the age determination of main-sequence solar-type stars are very large and it is a matter of concern that different methods lead to significant differences in age. More-

over, Figure 3 of Baumann et al. (2010) showing the influence of initial angular momentum on Li depletion is perfectly consistent with the conclusion of Israelian et al. (2009) and Sousa et al. (2010), since the presence of planets could be directly related to the different initial angular momentum (Bouvier 2008).

Several possibilities have been proposed to explain this difference in Li content between stars with and without planets. Pollution, for instance, should be ruled out because it would show, in principle, just the opposite effect, i.e., an increase of the Li abundance in planet-host stars. On the other hand, it seems that stars with planets might have a different evolution. Extra mixing due to planet–star interaction, like migration, could take place (Castro et al. 2009). The infall of planetary material might also affect the mixing processes of those stars (Théado et al. 2010) as well as the episodic accretion of planetary material (Baraffe & Chabrier 2010). Finally, a long-lasting star–disk interaction during pre-main-sequence (PMS) evolution may cause the planet hosts to be slow rotators and develop a high degree of differential rotation between the radiative core and the convective envelope, also leading to enhanced lithium depletion (Bouvier 2008), although the efficiency of rotational mixing is strongly reduced when the effects of magnetic fields are taken into account (Eggenberger et al. 2010).

Therefore, light elements are important tracers of stellar internal mixing and rotation. Since they are burned at relatively low temperatures we can obtain important information about the mixing and depletion processes that take place in the interior of these stars. At temperatures lower than 5600 K both stars with and without planets have their Li depleted because their convective envelopes are deep enough to reach the temperatures needed to burn Li. However, Be needs a greater temperature to be destroyed, so solar-type stars present shallow convective envelopes to reach the Be-burning layers. Therefore, if Be abundance is also affected by the presence of planets we would expect to see this effect in cooler stars.

* Based on observations made with UVES at VLT Kueyen 8.2 m telescope at the European Southern Observatory (Cerro Paranal, Chile) in program 75.D-0453A.

In the literature there are many studies about Li in planet-host stars, but this is not the case for the other light elements, beryllium and boron. B spectral lines are only visible from space so there are no studies of this element in stars with planets. On the other hand, measurements of Be abundances are difficult because the only available lines are in the near-UV, a very line-blended region in metal-rich stars. Several studies show a wide dispersion in F and G field and cluster dwarf stars. In a recent work, Boesgaard & Hollek (2009) found a wide range in Be abundances of more than a factor of 40 in spite of the similarity in the mass of the stars. Some of those stars, with very similar parameters, differed in Be abundance by a factor of two. This spread in Be abundances might be explained by the different initial rotation rates of the stars. During the spin-down, extra mixing occurs leading to depletion of Li and Be. The maximum of Be content is found in the effective temperature range 5900–6300 K while hotter stars (6300–6500 K) fall in the Li–Be dip region where the depletion of those elements is attributed to slow mixing and is dependent upon age and temperature (Boesgaard & King 2002; Boesgaard et al. 2004). Boesgaard et al. (2004) found that Li was depleted more than Be in both temperature regimes and there was no difference in the depletion patterns between the cluster and field stars. Randich et al. (2007) also showed that M67 members in the 5600–6100 T_{eff} range have not depleted any Be although they have depleted different amounts of Li.

Some of the first works on Be abundances in stars with planets (García López & Pérez de Taoro 1998; Deliyannis et al. 2000) had a very small number of objects, although García López & Pérez de Taoro (1998) already detected severe Be depletion in the planet-host star 55 Cnc ($T_{\text{eff}} \sim 5200$ K). Our group has performed an extensive study of Be over the last years (García López & Pérez de Taoro 1998; Santos et al. 2002, 2004a, 2004c; Gálvez-Ortiz et al. 2011), analyzing a total sample of 70 and 30 stars with and without detected planets, respectively. Unfortunately, the number of cool dwarf stars in those samples is very small so they did not find any clear difference between the two populations. In this work, we have measured Be abundances for 14 new stars, most of them with effective temperatures below 5600 K.

2. OBSERVATIONS AND ANALYSIS

In this study, we have obtained high-resolution spectra for 14 new stars with magnitudes V between 6 and 10 using the UVES spectrograph at the 8.2 m Kueyen Very Large Telescope (VLT; UT2) telescope (run ID 75.D-0453A) during the first semester of 2005. The dichroic mirror was also used to obtain red spectra and the slit width was 0".5. These new spectra have a spectral resolution $R \sim 70,000$ and signal-to-noise ratios (S/Ns) between 100 and 200. All the data were reduced using IRAF⁶ tools in the echelle package. Standard background correction, flat field, and extraction procedures were used. The wavelength calibration was made using a ThAr lamp spectrum taken during the same night. Finally, we normalized the spectra by fitting the observed spectra to a spline function of order three in the whole blue region (3040–3800 Å).

The stellar atmospheric parameters were taken from Santos et al. (2004b, 2005) and Sousa et al. (2008). The errors of the parameters from Santos et al. (2004b, 2005) are of the order of

⁶ IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

Table 1
Stars with Planets Analyzed in This Work

Star	T_{eff} (K)	$\log g$ (cm s^{-2})	ξ_t (km s^{-1})	[Fe/H]	$\log \epsilon(\text{Be})$	$\sigma(\text{Be})$	$\log \epsilon(\text{Li})$
HD 2039	5976	4.45	1.26	0.32	1.44	0.08	2.29 ^a
HD 4203	5636	4.23	1.12	0.40	1.18	0.10	< 0.70 ^a
HD 41004	5242	4.35	1.01	0.16	< 0.33	0.16	< 0.44 ^b
HD 73526	5699	4.27	1.26	0.27	1.24	0.09	< 0.93 ^b
HD 76700	5737	4.25	1.18	0.41	1.08	0.10	< 1.39 ^b
HD 114386 ^c	4910	4.39	0.19	-0.07	< -0.35	0.38	< -0.14 ^d
HD 128311	4835	4.44	0.89	0.03	< -0.05	0.15	< -0.37 ^a
HD 154857	5610	4.02	1.30	-0.23	0.54	0.09	1.74 ^b
HD 177830 ^c	4804	3.57	1.14	0.33	< -1.42	...	< -0.50 ^a
HD 190228 ^c	5327	3.90	1.11	-0.26	< -0.09	0.18	1.23 ^a
HD 190360	5584	4.37	1.07	0.24	1.11	0.10	< 0.34 ^a
HD 208487 ^c	6146	4.48	1.24	0.08	1.28	0.07	2.75 ^d
HD 216770 ^c	5424	4.38	0.91	0.24	0.66	0.15	< 0.48 ^d
HD 330075 ^c	5025	4.32	0.63	0.03	< -0.25	0.30	< 0.01 ^d

Notes.

^a Values from Israelian et al. (2004).

^b Values from this work.

^c Parameters taken from Sousa et al. (2008).

^d Values from Israelian et al. (2009).

^e Evolved stars.

44 K for T_{eff} , 0.11 dex for $\log g$, 0.08 km s^{-1} for ξ_t , 0.06 dex for metallicity, and $0.05 M_{\odot}$ for the masses. From Sousa et al. (2008) the parameter errors are 25 K for T_{eff} , 0.04 dex for $\log g$, 0.03 km s^{-1} for ξ_t , and 0.02 dex for metallicity. We refer to those works for further details in the parameters' origin and errors. The three sets of parameters were determined in the same way although the most recent are more precise because they are calculated with more Fe lines. Thus, we will use these parameters when available. We note here the uniformity of the adopted stellar parameters as discussed in Section 5 of Sousa et al. (2008).

Be abundances were derived by fitting the spectral region around the Be II lines at 3130.420 and 3131.065 Å, using the same line list as in García López & Pérez de Taoro (1998) although the bluest line was only used to check the consistency of the fit. These synthetic spectra were convolved with a rotational profile. We made a standard LTE analysis with the revised version of the spectral synthesis code MOOG2002 (Snedden 1973) and a grid of Kurucz ATLAS9 atmospheres with overshooting (Kurucz 1993). We give the total errors for Be abundances in Table 1. These errors are calculated adding quadratically the uncertainties due to the position of continuum and the errors in temperature, gravity, and metallicity. Examples of synthetic spectra are shown in Figure 1, though we note that the results of this paper are not based on the Be abundance values obtained from spectral synthesis. Li abundances were taken from previous works (see Table 1) or measured using the same spectra as for Be abundances and the same spectral tools as in those works (Israelian et al. 2004, 2009). Uncertainties for Li abundance determinations are between 0.05 and 0.1 dex.

3. DISCUSSION

In Figure 2, we plot the derived Be abundances as a function of effective temperature for the planet-host stars in our sample (see Table 1) together with the previous samples. In this plot, we have removed subgiants and giants to avoid evolutionary effects in the abundances. In this selection, we took the spectral types of the stars from Gálvez-Ortiz et al. (2011). Be abundances

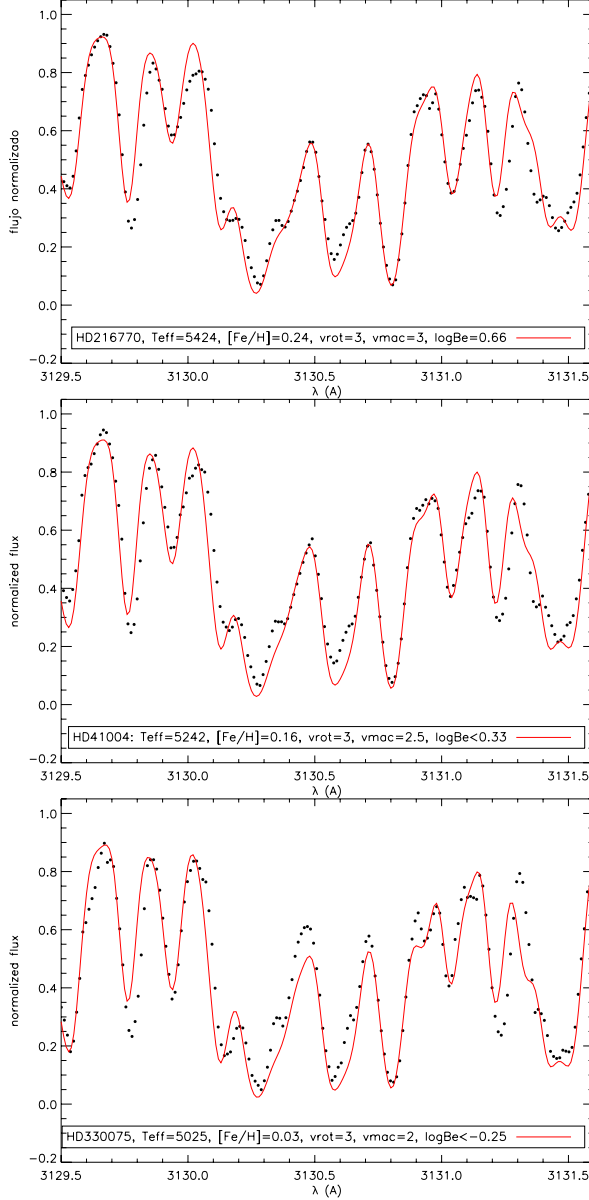


Figure 1. Spectral syntheses (red lines) and observed spectra (dots) for the planet-host stars HD 216770, HD 41004, and HD 330075.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

decrease from a maximum near $T_{\text{eff}} = 6100$ K toward higher and lower temperatures, in a similar way as Li abundances behave. In the high-temperature domain, the steep decrease with increasing temperature resembles the well-known Be gap for F stars (e.g., Boesgaard & King 2002). The decrease of the Be content toward lower temperatures is smoother and may show evidence for continuous Be burning during the main-sequence evolution of these stars. In the lowest temperature regime, around 5200 K, planet-host stars present lower abundances when compared with stars for which no planet has been discovered. Unfortunately, the number of comparison sample stars in that temperature regime is still small. We note, however, the fact that only dwarf

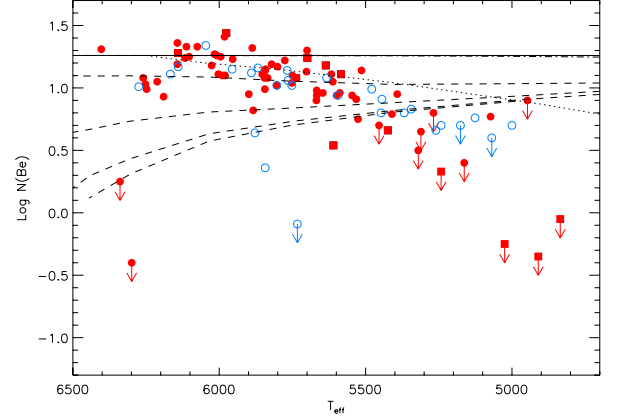


Figure 2. Be abundances as a function of effective temperature for stars with planets from this work (red filled squares) and stars with (red filled circles) and without planets (blue open circles) from previous studies (Santos et al. 2002, 2004a, 2004c; Gálvez-Ortiz et al. 2011). The dashed lines represent four Be depletion models of Pinsonneault et al. (1990) (Case A) with different initial angular momentum for solar metallicity and an age of 1.7 Gyr. The solid line represents the initial Be abundance of 1.26. The dotted line represents the Be depletion isochrone for 4.6 Gyr taken from the models including mixing by internal waves of Montalbán & Schatzman (2000).

(A color version of this figure is available in the online journal.)

Table 2

Uncertainties in Be Abundances due to the Variation in the Stellar Parameters Using four Stars with Different Effective Temperatures as Examples

Star	T_{eff}	$\Delta T_{\text{eff}} = \pm 50$ K	$\Delta \log g = \pm 0.10$	$\Delta [\text{Fe}/\text{H}] = 0.05$
HD 208487	6141	∓ 0.00	± 0.05	± 0.02
HD 76700	5737	∓ 0.02	± 0.07	± 0.02
HD 216770	5424	∓ 0.03	± 0.08	± 0.02
HD 330075	5025	∓ 0.04	± 0.08	± 0.02

stars with planets show very low Be abundances at the lowest temperatures.

In addition, in this temperature range, we find very low abundances of Be for both groups of stars in contradiction with models of Be depletion (Pinsonneault et al. 1990). As already noticed in Santos et al. (2004a, 2004c), these models agree with the observations above roughly 5600 K, but while the observed Be abundance decreases toward lower temperatures when $T_{\text{eff}} < 5600$ K, these models predict either constant or increasing Be abundances. Even taking into account mixing by internal waves (Montalbán & Schatzman 2000), Be depletion is still lower than observed. Although uncertainties in Be abundances for the coolest stars are large, Be content is still overestimated.

To minimize the large uncertainties involved in the determination of Be abundances for cool stars, we decided to make a direct comparison of pairs of spectra of similar stars and to carry out a differential Be abundance measurement. We searched for twin stars in the whole sample of 114 stars and found several pairs but only two cool planet-host stars, HD 330075 and HD 13445, had analogs which we could properly use for a differential analysis. In Figure 3, we show the observed spectra for three pairs of stars with very similar parameters (T_{eff} , $\log g$ and $[\text{Fe}/\text{H}]$) and Be abundances. At those temperatures ($T_{\text{eff}} \gtrsim 5700$ K) a difference in the stellar parameters does not produce an important difference in Be abundance (see Table 2), so if there are differences between the observed spectra, they cannot be due to effective temperature, gravity, or metallicity

THE ASTROPHYSICAL JOURNAL, 728:148 (6pp), 2011 February 20

DELGADO MENA ET AL.

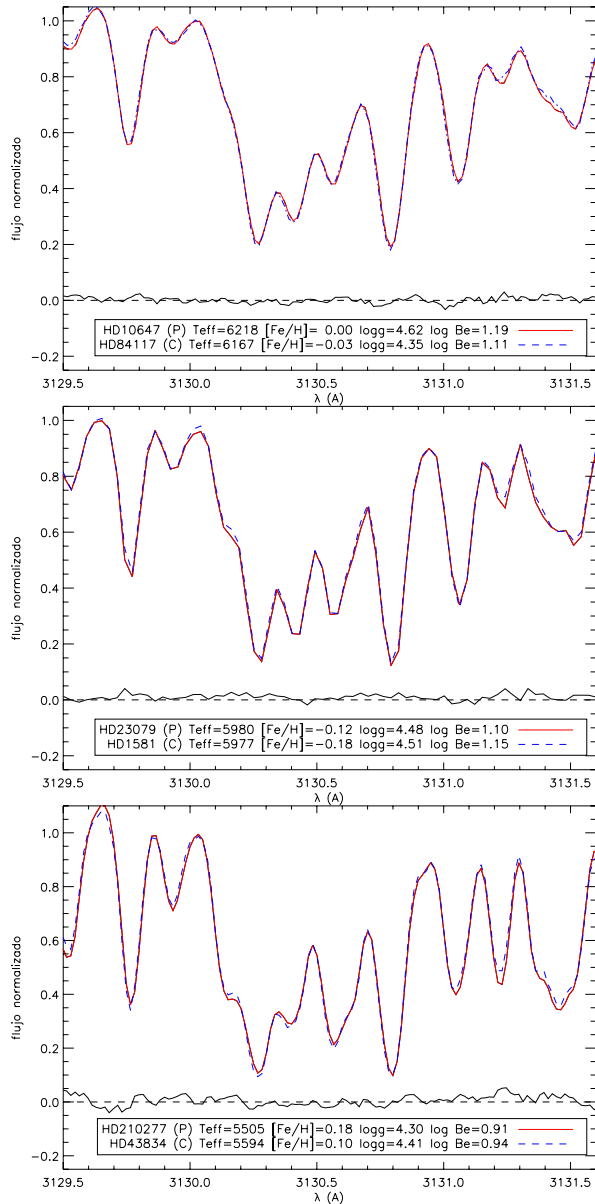


Figure 3. Observed spectra and difference in fluxes for the planet-host stars HD 10647, HD 23079, and 210277 (red lines) and the comparison sample stars HD 84117, HD 1581, and HD 43834 (blue dashed lines). Stellar parameters of HD 10647, HD 23079, HD 1581, and HD 210277 are from Sousa et al. (2008). (A color version of this figure is available in the online journal.)

effects. The difference in normalized flux between both stars of each pair ($\text{flux}_{\text{without planets}} - \text{flux}_{\text{planet host}}$) is also plotted and, as we can see, it is small and practically constant along this narrow range of wavelengths. We evaluate this difference by calculating the standard deviation in the wavelength ranges 3130–3130.3 Å and 3130.5–3130.85 Å to avoid Be lines at 3130.420 and 3131.065 Å. For these stars $\sigma = 0.008$ and the difference in fluxes at the position of Be lines is at the level of 1σ . Subsequently, the slight difference in the Be content of these stars is due to the uncertainties, or in the case of the first couple, probably owing to the difference in gravity.

It is worth mentioning that the second Be line is placed at the red wing of several Mn lines, the strongest one at 3131.037 Å. For three out of four pairs of cool stars shown here, stars with planetary companions always present a higher Mn abundance than comparison sample stars (Gilli et al. 2006; Neves et al. 2009), hence this difference in fluxes is not due to Mn abundances.

3.1. HD 330075

In Figure 4, we display three comparison stars, HD 192310, HD 23484, and HD 74576 with the same Be-depleted planet-host star, HD 330075. In the first pair (HD 330075 and HD 192310, top right panel), the standard deviation of the difference in fluxes has a value of $\sigma = 0.028$, while the largest differences in that region are 0.156 at 3130.42 Å and 0.155 at 3130.06 Å. These differences are found exactly at the position of the two Be lines. Both values are at a level of 5σ , which confirms a measurable difference in Be lines. Although Mn abundances are slightly larger in stars with planets, the values are similar, so we consider that all stars have the same Mn abundance. Therefore, the difference in fluxes will correspond only to a difference in Be lines. We evaluate the difference in abundance by making a Gaussian fit of the difference in fluxes. With this fit, centered at the position of Be lines, we estimate the equivalent width (EW) of the difference in fluxes and then the difference in abundance associated to this ΔEW using MOOG2002 (Snedden 1973). Since the two stars do not have exactly the same parameters, we calculate $\Delta\log(\text{Be})$ using the models of both stars to see the differences. In this case, HD 192310 has a greater gravity than HD 330075, which gives a greater abundance (see Table 2), but it also has a higher temperature which decreases the abundance, so the difference in abundance due to the stellar parameters is balanced and it is about 0.04 dex. The results are shown in Table 3. For this pair of analog stars, we find a final difference in Be abundances of about 0.21 dex.

For the second pair of stars, HD 330075 and HD 74576 (bottom right panel), the difference in fluxes has a standard deviation $\sigma = 0.037$, while the biggest difference in fluxes is 0.169 and corresponds to 3131.07 Å, at the position of the Be line. This difference in fluxes is again about 5σ . For these stars the difference in Be abundance found is about 0.32 dex. We note that for these two pairs of stars there is a good agreement between the difference in abundance yielded by the two lines. However, in this case, the comparison star has a similar temperature but a higher gravity, which produces a difference in abundance of 0.15 dex. Therefore, the initial difference in abundances (due to the difference in fluxes) is decreased by this quantity giving a final value of 0.17 dex.

The last comparison star for HD 330075, HD 23484 (bottom left panel), has higher T_{eff} and gravity, so a difference in Be abundance owing to the stellar parameters is balanced. In this case this difference is negligible, about 0.01 dex. We again find differences between the fluxes at the position of both Be lines of about 5σ . This gives an average final difference in abundance of 0.32 dex.

3.2. HD 13445

Finally, we study the pair HD 13445 and HD 222335 with similar parameters (see Figure 4, top left panel). In this case, the difference in fluxes is at a level 7σ . However, this difference is in part due to the fact that the comparison star has a higher Mn abundance than the star with planets, so we calculate the

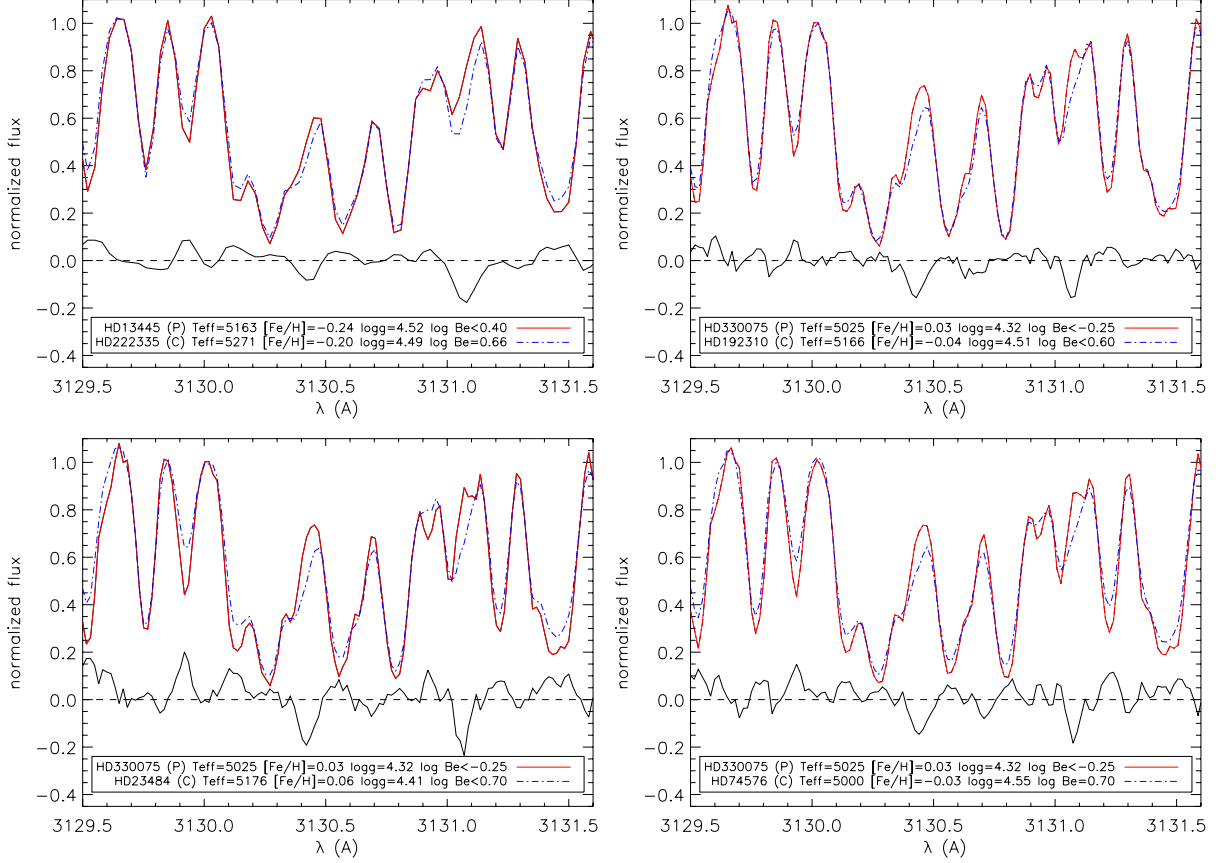


Figure 4. Observed spectra and difference in fluxes for the planet-host stars HD 13445 and HD 330075 (red lines) and the comparison sample stars HD 222335, HD 192310, HD 23484, and HD 74576 (blue dashed lines).

(A color version of this figure is available in the online journal.)

Table 3
Analog Stars Analyzed in This Work

Star	T_{eff}	$\log g$	[Fe/H]	$\Delta\text{EW}_1 \rightarrow \Delta\log(\text{Be})_1$	$\Delta\text{EW}_2 \rightarrow \Delta\log(\text{Be})_2$	$\Delta\log(\text{Be})$	$\Delta\log(\text{Be})_{\text{final}}$
HD 330075(P)	5025	4.32	0.03
HD 192310(C)	5166	4.51	-0.04	12.7 mÅ \rightarrow 0.21	9.0 mÅ \rightarrow 0.28	0.25 ± 0.05	0.21 ± 0.05
HD 74576(C)	5000	4.55	-0.03	13.4 mÅ \rightarrow 0.30	9.6 mÅ \rightarrow 0.33	0.32 ± 0.04	0.17 ± 0.04
HD 23484(C)	5176	4.41	0.06	16.3 mÅ \rightarrow 0.24	14.1 mÅ \rightarrow 0.42	0.33 ± 0.10	0.32 ± 0.10
HD 13445(P)	5163	4.52	-0.24
HD 222335(C)	5271	4.49	-0.20	8.5 mÅ \rightarrow 0.17	16.0 mÅ \rightarrow 0.42	0.29 ± 0.10	0.22 ± 0.10

Notes. The planet-host stars HD 330075 and HD 13445 are compared with three and one stars without detected planets, respectively. The difference in EW between the lines of each pair is shown together with the abundance variation for these ΔEW s. Line 1 is at 3130.42 Å and line 2 is at 3131.07 Å. The final value of variation in Be abundance takes into account the effect of the differences between stellar parameters of each couple.

difference in EW considering the Mn contribution. The variation of Mn abundance between both stars is 0.13 dex which is produced by a difference of 5 mÅ in the EW of the MnI line, so we subtract this value from the measured EW. We also estimate a variation of 0.07 dex in the abundance since the comparison star has a higher T_{eff} but a similar gravity. The final difference in abundances is about 0.22 dex. All these cool stars have depleted their Li (we only have upper limits for the abundances) so we cannot study the relation between Li and Be depletion.

Therefore, it seems that HD 330075 suffers an extra Be depletion when compared with analog stars without detected planets,

and HD 13445 points to the same direction. Although spectral synthesis is difficult and the results present large uncertainties it is possible to measure differences in Be abundances in rather cool stars ($T_{\text{eff}} \sim 5000$ K) with analog stars.

4. CONCLUSIONS

We present new high-resolution UVES/VLT near-UV spectra of 14 stars with planets in order to find possible differences in Be abundances between those stars and a comparison sample of stars without detected planets. Be needs higher temperatures

THE ASTROPHYSICAL JOURNAL, 728:148 (6pp), 2011 February 20

DELGADO MENA ET AL.

than Li to be destroyed so we have to search for these differences in cooler stars, which have deeper convective envelopes and are able to carry the material toward Be-burning layers. We find that stars with planets with $T_{\text{eff}} < 5500$ K have on average Be abundances lower than comparison sample stars. Since uncertainties in Be abundances for cool stars are considerable, we decided to make a direct comparison between the observed spectra of twin stars with and without planets. In our sample, we only find analogs for two stars with planets in the lowest temperature regime. We find that for hot stars, with $T_{\text{eff}} \gtrsim 5600$ K, both spectra are very similar but in the lowest temperature regime, the planet-host star HD 330075 presents significant weaker lines of Be than three comparison stars without planets indicating an enhanced Be depletion by 0.25 dex. We analyze another planet-host star, HD 13445, which suffers a similar depletion. Using this differential technique for twin cool stars, it would be possible to investigate systematic differences in the Be depletion of planet-host stars with respect to stars without planets in a temperature regime where systematic effects associated with the location of the continuum and poor knowledge of the atmospheric opacities may prevent an accurate absolute abundance analysis.

E.D.M., J.I.G.H., and G.I. thank the Spanish Ministry project MICINN AYA2008-04874 for financial support. J.I.G.H. acknowledges financial support from the Spanish Ministry project MICINN AYA2008-00695 and also from the Spanish Ministry of Science and Innovation (MICINN) under the 2009 Juan de la Cierva Programme.

N.C.S. is thankful for the support by the European Research Council/European Community under the FP7 through a Starting Grant, as well from Fundação para a Ciência e a Tecnologia (FCT), Portugal, through a Ciência 2007 contract funded by FCT/MCTES (Portugal) and POPH/FSE (EC), and in the form of grant reference PTDC/CTE-AST/098528/2008 from FCT/MCTES.

This research has made use of the SIMBAD database operated at CDS, Strasbourg, France. This work has also made use of the IRAF facility, and the Encyclopedia of Extrasolar Planets.

We thank the anonymous referee for useful comments that helped improve the paper.

REFERENCES

- Baraffe, I., & Chabrier, G. 2010, *A&A*, **521**, A44
- Baumann, P., Ramírez, I., Meléndez, J., Asplund, M., & Lind, K. 2010, *A&A*, **519**, A87
- Boesgaard, A. M., Armengaud, E., King, J. R., Deliyannis, C. P., & Stephens, A. 2004, *ApJ*, **613**, 1202
- Boesgaard, A. M., & Hollek, J. K. 2009, *AJ*, **691**, 1412
- Boesgaard, A. M., & King, J. R. 2002, *ApJ*, **565**, 587
- Bouvier, J. 2008, *A&A*, **489**, 53
- Castro, M., Vauclair, S., Richard, O., & Santos, N. C. 2009, *A&A*, **494**, 663
- Chen, Y. Q., & Zhao, G. 2006, *AJ*, **131**, 1816
- Deliyannis, C. P., Cunha, K., King, J. R., & Boesgaard, A. M. 2000, *AJ*, **119**, 2437
- Eggenberger, P., Maeder, A., & Meynet, G. 2010, *A&A*, **519**, L2
- Fischer, D. A., & Valenti, J. 2005, *AJ*, **622**, 1102
- Gálvez-Ortiz, M. C., Delgado Mena, E., González Hernández, J. I., Israelian, G., Santos, N. C., & Rebolo, R. 2011, *A&A*, submitted
- García López, R. J., & Pérez de Taoro, M. R. 1998, *A&A*, **334**, 599
- Gilli, G., Israelian, G., Ecuivillon, A., Santos, N. C., & Mayor, M. 2006, *A&A*, **449**, 723
- Gonzalez, G. 1998, *A&A*, **334**, 221
- Gonzalez, G. 2008, *MNRAS*, **386**, 928
- Gonzalez, G., Carlson, M. K., & Tobin, R. W. 2010, *MNRAS*, **403**, 1368
- Gonzalez, G., Laws, C., Tyagi, S., & Reddy, B. E. 2001, *AJ*, **121**, 432
- Israelian, G., Santos, N. C., Mayor, M., & Rebolo, R. 2004, *A&A*, **414**, 601
- Israelian, G., et al. 2009, *Nature*, **462**, 189
- Kurucz, R. L. 1993, ATLAS9 Stellar Atmospheres Programs and 2 kms⁻¹ Grid (CD-ROM; Cambridge: Smithsonian Astrophysical Observatory)
- Montalbán, J., & Schatzman, E. 2000, *A&A*, **354**, 943
- Neves, V., Santos, N. C., Sousa, S. G., Correia, A. C. M., & Israelian, G. 2009, *A&A*, **497**, 563
- Pasquini, L., Biazzo, K., Bonifacio, P., Randich, S., & Bedin, L. R. 2008, *A&A*, **489**, 677
- Pinsonneault, M. H., Kawaler, S. D., & Demarque, P. 1990, *ApJS*, **74**, 501
- Randich, S., Primas, F., Pasquini, L., Sestito, P., & Pallavicini, R. 2007, *A&A*, **469**, 163
- Santos, N. C., García López, R. J., Israelian, G., Mayor, M., Rebolo, R., García-Gil, A., Pérez de Taoro, M. R., & Randich, S. 2002, *A&A*, **386**, 1028
- Santos, N. C., Israelian, G., García López, R. J., Mayor, M., Rebolo, R., Randich, S., Ecuivillon, A., & Domínguez Cerdeña, C. 2004a, *A&A*, **427**, 1085
- Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2000, *A&A*, **363**, 228
- Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2001, *A&A*, **373**, 1019
- Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2004b, *A&A*, **415**, 1153
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., Bento, J. P., Almeida, P. C., Sousa, S. G., & Ecuivillon, A. 2005, *A&A*, **437**, 1127
- Santos, N. C., Israelian, G., Randich, S., García López, R. J., & Rebolo, R. 2004c, *A&A*, **425**, 1013
- Sestito, P., & Randich, S. 2005, *A&A*, **442**, 615
- Snedden, C. 1973, PhD thesis, Univ. Texas
- Sousa, S. G., Fernandes, J., Israelian, G., & Santos, N. C. 2010, *A&A*, **512**, L5
- Sousa, S. G., et al. 2008, *A&A*, **487**, 373
- Takeda, Y., Kawanomoto, S., Honda, S., Ando, H., & Sakurai, T. 2007, *A&A*, **468**, 663
- Théado, S., Bohuon, E., & Vauclair, S. 2010, in IAU Symp. 268, Light Elements in the Universe, ed. C. Charbonnel, et al. (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 427

6

Abundancias de Be en estrellas frías de secuencia principal con exoplanetas

Después de encontrar indicios sobre una posible destrucción extra de Be en algunas estrellas frías con planetas (ver Capítulo 4) decidimos obtener más observaciones para aumentar nuestra muestra de estrellas frías, sobre todo de objetos de comparación, para comprobar si este efecto observado en un par de objetos podría estar presente en más estrellas.

RESUMEN: En este trabajo presentamos nuevos espectros de UVES para 15 estrellas no evolucionadas con y sin planetas con el propósito de estudiar la destrucción de Be y las posibles diferencias en las abundancias de Be entre ambos grupos de estrellas utilizando otras estrellas previamente analizadas. Nuestra muestra final está compuesta de 89 y 58 estrellas con y sin planetas, respectivamente, cuyas temperaturas cubren un amplio rango, desde 4700 K a 6580 K, incluyendo una amplia muestra de estrellas enanas frías por primera vez.

Una vez determinadas las abundancias de estas estrellas encontramos que la mayoría de ellas (las más frías) presentan una línea de Be indetectable. Mientras que para las estrellas calientes, el contenido de Be es más o menos constante (con una pequeña caída según disminuye la T_{eff} y el Li-Be gap alrededor de los 6300 K), encontramos una brusca disminución del contenido de Be según baja la temperatura para $T_{\text{eff}} < 5500$ K. Por lo tanto, para esas estrellas existe algún tipo de mecanismo que destruye el Be y que no está siendo considerado en los actuales modelos de destrucción de Be.

Además, esta fuerte destrucción de Be en objetos fríos ocurre para todas las estrellas, independientemente de que estén o no orbitadas por planetas. Por lo tanto, el efecto de destrucción extra de Li observado en las estrellas de tipo solar con exoplanetas en comparación con aquellas que no los tienen, podría no estar presente en el Be, aunque si bien es cierto que el número de estrellas a esas temperaturas es todavía bajo para llegar a una conclusión final.

REFERENCIA: El artículo presentado en esta sección va a ser enviado a la revista the Astrophysical Journal y se encuentra en proceso de arbitraje.

Be abundances in cool main-sequence stars with exoplanets¹

E. Delgado Mena^{1,2}, G. Israelian^{1,2}, J. I. González Hernández^{1,2}, N. C. Santos^{3,4} and R. Rebolo^{1,2,5}

ABSTRACT

We present new UVES spectra of a sample of 15 cool unevolved stars with and without detected planetary companions with the aim of studying Be depletion and possible differences in Be abundances between both groups of stars, together with previous determinations. We obtain a final sample of 89 and 40 stars with and without planets, respectively, which covers a wide range of effective temperatures, from 4700 K to 6400 K, and includes several cool dwarf stars for the first time. We determine Be abundances for these stars and find that for most of them (the coolest ones) the BeII resonance lines are undetectable. While for hot stars Be abundances are approximately constant, with a slight fall as T_{eff} decreases and the Li-Be gap around 6300 K, we find a steep drop of Be content as T_{eff} decreases for $T_{\text{eff}} < 5500$ K, confirming the results of previous papers. Therefore, for these stars there is an unknown mechanism destroying Be that is not reflected in current models of Be depletion. Moreover, this strong Be depletion in cool objects takes place for all the stars regardless of the presence of planets, thus, the effect of extra Li depletion in solar-type stars with planets when compared with stars without detected planets does not seem to be present for Be, although the number of stars at those temperatures is still small to reach a final conclusion.

Subject headings: stars: abundances - stars: fundamental parameters - planetary systems - planets and satellites: formation - stars: atmospheres

1. Introduction

Light elements are important tracers of stellar internal mixing and rotation. Since they are burned at relatively low temperatures they give us an idea about how the material inside stars is mixed with the hotter interior. Rotation and angular momentum loss are among the leading processes to explain the depletion of light elements in

solar-type stars (e.g. Stephens et al. 1997; Bouvier 2008) although gravitational waves may also affect the abundances of those elements (Montalbán & Schatzman 2000).

In a recent work, Israelian et al. (2009) confirmed that Li was severely depleted in solar-type stars (with T_{eff} between 5600 K and 5850 K) with planets when compared with similar stars without detected planets although this result is controversial (Baumann et al. 2010; Sousa et al. 2010); for a complete discussion see Delgado Mena et al. (2011). This difference in Li abundance seems to be related to the different rotational history of both groups of stars due to the presence of protoplanetary disks. However, beryllium needs a greater temperature to be burned so we would expect to see this effect in cooler stars where convective envelopes are deep enough to reach those higher temperatures.

¹Instituto de Astrofísica de Canarias, 38200 La Laguna, Tenerife, Spain: edm@iac.es

²Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, 38206 La Laguna, Tenerife, Spain

³Centro de Astrofísica, Universidade do Porto, Rua das Estrelas, 4150-762 Porto, Portugal

⁴Departamento de Física e Astronomia, Faculdade de Ciências, Universidade do Porto, Portugal

⁵Consejo Superior de Investigaciones Científicas, Spain

¹Based on observations made with UVES at VLT Kueyen 8.2 m telescope at the European Southern Observatory (Cerro Paranal, Chile) in program 86.D-0082A

In a previous paper, Delgado Mena et al. (2011) found two planets hosts stars with an extra depletion of Be when compared with analog stars without detected planets. This encourages us to try to investigate this process in cool stars. In this work we continue that analysis by extending the sample with 15 new cool stars. We refer the reader to that paper for further information and a more extensive introduction.

2. Observations and spectral synthesis

In this study we obtained high resolution spectra for 15 new stars with magnitudes V between 6 and 10 using the UVES spectrograph at the 8.2-m Kueyen VLT (UT2) telescope (run ID 86.D-0082A) between October 2010 and March 2011. The dichroic mirror was used to obtain also red spectra and the slit width was 0.5 arcsec. These new spectra have a spectral resolution $R \sim 70000$ and S/N ratios between 100 and 200. All the data were reduced with the pipeline of *UVES/VLT*. Standard background correction, flat-field and extraction procedures were used. The wavelength calibration was made using a ThAr lamp spectrum taken during the same night. Finally we normalized the spectra by fitting the observed spectra to a spline function of order 3 in the whole blue region (3040Å-3800Å).

The uniform stellar atmospheric parameters were taken from Sousa et al. (2008) with typical errors of 25 K for T_{eff} , 0.04 dex for $\log g$, 0.03 km s⁻¹ for ξ_t and 0.02 dex for metallicity. We refer to that work for further details in these parameters and their uncertainties.

Be abundances were derived by fitting the spectral region around the Be II resonance lines at 3130.42 and 3131.06 Å, using the same line list as in García López & Pérez de Taoro (1998) although the bluest line was only used to check the consistency of the fit. These synthetic spectra were convolved with a rotational profile. We made a standard LTE analysis with the revised version of the spectral synthesis code MOOG2002 (Sneden 1973) and a grid of Kurucz ATLAS9 atmospheres with overshooting (Kurucz et al. 1993). Examples of synthetic spectra and the parameters used in

the synthesis are shown in Figure 1.

The final sample is composed by 70 and 30 stars with and without planets, respectively, from Santos et al. (2002, 2004a,c); Gálvez-Ortiz et al. (2011), 14 stars with planets from Delgado Mena et al. (2011) and 5 and 10 stars with and without detected planets, respectively, from this work. This gives a total sample of 89 stars with planets and 40 comparison sample stars. All Be abundances for these 70+30 stars were analyzed by our team using the same methodology, making of this a very uniform sample.

3. Analysis

In general, Be abundances for stars cooler than 5200 K are probably not reliable since in this regime Be lines are barely sensitive to changes in the abundance. At those temperatures Mn I line at 3129.037 Å dominates the feature and the presence of Be is negligible (see also García López et al. 1995). In Figure 1, several spectral synthesis for stars with increasing T_{eff} are shown. The orange dashed line represents a fit without the Mn I line. It is clear that for the coolest objects this line is needed to fit the observed spectrum, while for hotter stars its contribution to the whole feature becomes smaller. In addition, for the cooler stars an unknown line begins to appear at the red side of Be 3131.065 Å feature although it does not seem to affect the synthesis (see also the different spectra for different T_{eff} in Figure 2). In Figure 1 we can see that the coolest star of our sample, HD 16270 has its Be depleted. Even if we remove the Be line from the synthesis (dark blue dashed line) it is impossible to fit the observed spectrum, and this synthetic spectrum is very similar to the one with $\log \epsilon(\text{Be})^2 = -0.32$ (red line). The feature is totally controlled by Mn feature although it is impossible to fit even decreasing Mn abundance.

However, in a hotter star (although still cool), HD 2638, there is a tiny measurable quantity of Be since the fit without Be line (dark blue dashed line) is slightly different from the fit with $\log \epsilon(\text{Be}) = 0.49$ dex (red line) and if we increase Mn abundance (without Be line, purple dashed line) the

² $\log \epsilon(X) = \log[(N(X)/N(H)] + 12$

TABLE 1
STARS ANALYZED IN THIS WORK.

Star	T_{eff} [K]	$\log g$ [cm s ⁻²]	ξ_t [km s ⁻¹]	[Fe/H]	V	planet	Spectral type ^a	$\log \epsilon(\text{Be})$	$\log \epsilon(\text{Li})$
HD2638	5198	4.43	0.74	0.12	9.44	yes	G5	0.49	<0.16
HD8326	4971	4.48	0.81	0.02	8.70	no	K2V	<-0.16	<0.09
HD8389A	5283	4.37	1.06	0.34	7.84	no	K0VCN+2	0.16	<0.73
HD9796	5179	4.38	0.66	-0.25	8.81	no	K0V	0.27	<0.17
HD11964A ^b	5332	3.90	0.99	0.08	6.42	yes	G9VCN+1	0.55	1.41
HD15337	5179	4.39	0.70	0.06	9.10	no	K1V	0.58	<0.42
HD16270	4786	4.39	0.84	0.06	8.37	no	K3.5Vk:	<-0.32	<0.03
HD21019 ^b	5468	3.93	1.05	-0.45	6.20	no	G2V	0.22	1.39
HD27894	4952	4.39	0.78	0.20	9.42	yes	K2V	<-0.38	<0.22
HD35854	4928	4.46	0.54	-0.13	7.74	no	K2V	<-0.31	<-0.22
HD40105 ^b	5137	3.85	0.97	0.06	6.52	no	K1IV-V	<-0.12	1.40
HD44573	5071	4.48	0.80	-0.07	8.46	no	K2.5Vk:	0.75	<-0.01
HD63454	4840	4.30	0.81	0.06	9.37	yes	K3Vk:	<-0.32	<-0.03
HD93083	5105	4.43	0.94	0.09	8.33	yes	K2IV-V	<-0.14	<0.16
HD213042	4831	4.38	0.82	0.08	7.66	no	K5V	<-0.40	<0.06

^aValues taken from Simbad

^bEvolved stars

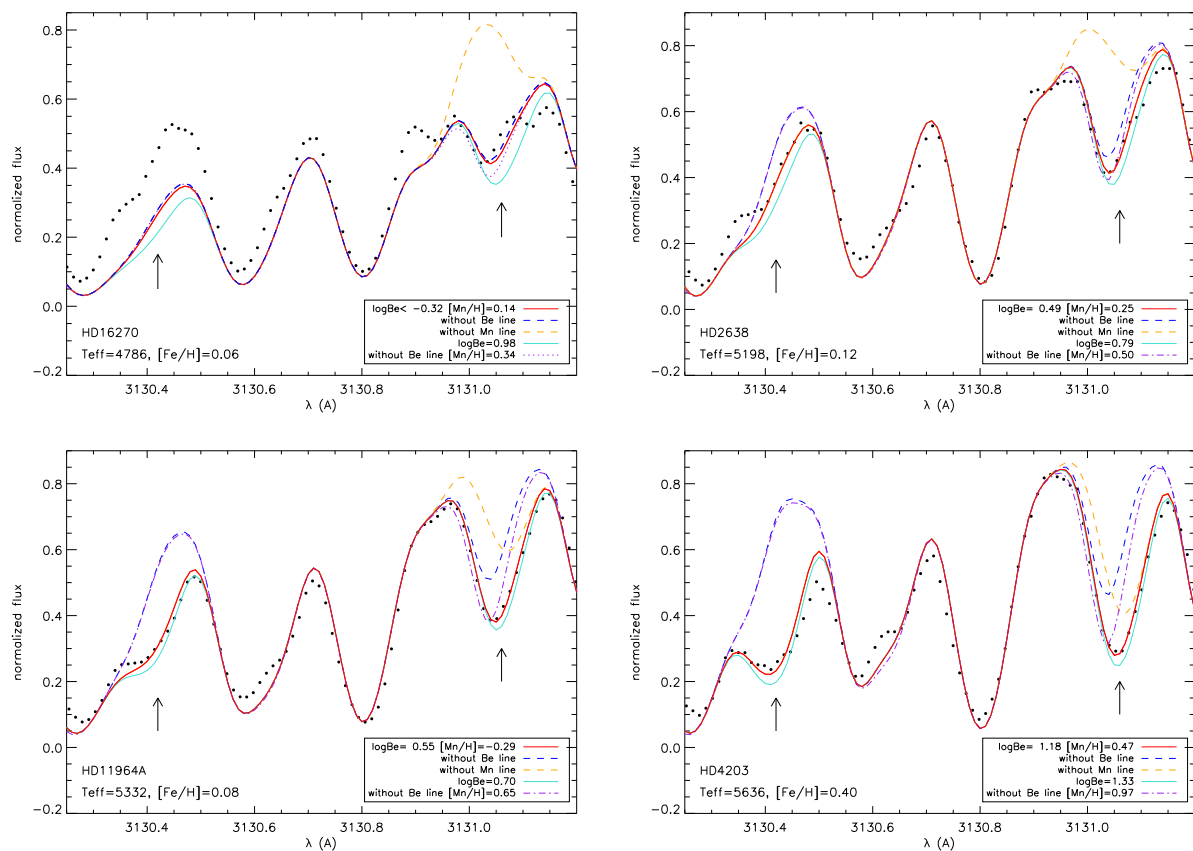


Fig. 1.— Spectral synthesis for the stars HD 16270, HD 74576, HD 11964A and HD4203 with different contributions of Mn and Be features.

feature cannot be completely filled. This Mn-Be feature is not yet very sensitive to variation in Be abundance since we need an increase of 0.3 dex to observe a clear difference in the fits (light blue dashed line).

As we move to higher effective temperatures, the Be line begins to be more important and we can trust Be abundance values given by the synthesis. This is the case of HD 11964A, with $T_{\text{eff}} = 5332$ K. We show in Figure 1 the best fit (red line), for $\log \epsilon(\text{Be}) = 0.55$. If we increase the Be abundance by 0.15 the difference is obvious (light blue dashed line) and we can see from the fit without Be line (dark blue line) that this feature is necessary to fit the observed spectrum. Although the Mn I line is still dominant, the Be line begins to be important.

Finally, in a solar-type star, HD 4203 (analyzed

in Delgado Mena et al. 2011), Be line has a major contribution than Mn in the whole feature. Moreover, this star has a high metallicity (thus, a high Mn abundance) so the Be line will be even more dominant in a solar-metallicity star.

4. Discussion

In this section we will discuss the different trends of Be abundances with the effective temperature, the metallicity and the oxygen abundance.

4.1. Is Be depleted in stars with planets?

In order to search for differences in Be abundances between stars with and without detected planets we proposed to compare directly their spectra in a previous paper (Delgado Mena et al. 2011). We selected pairs of stars with similar stel-

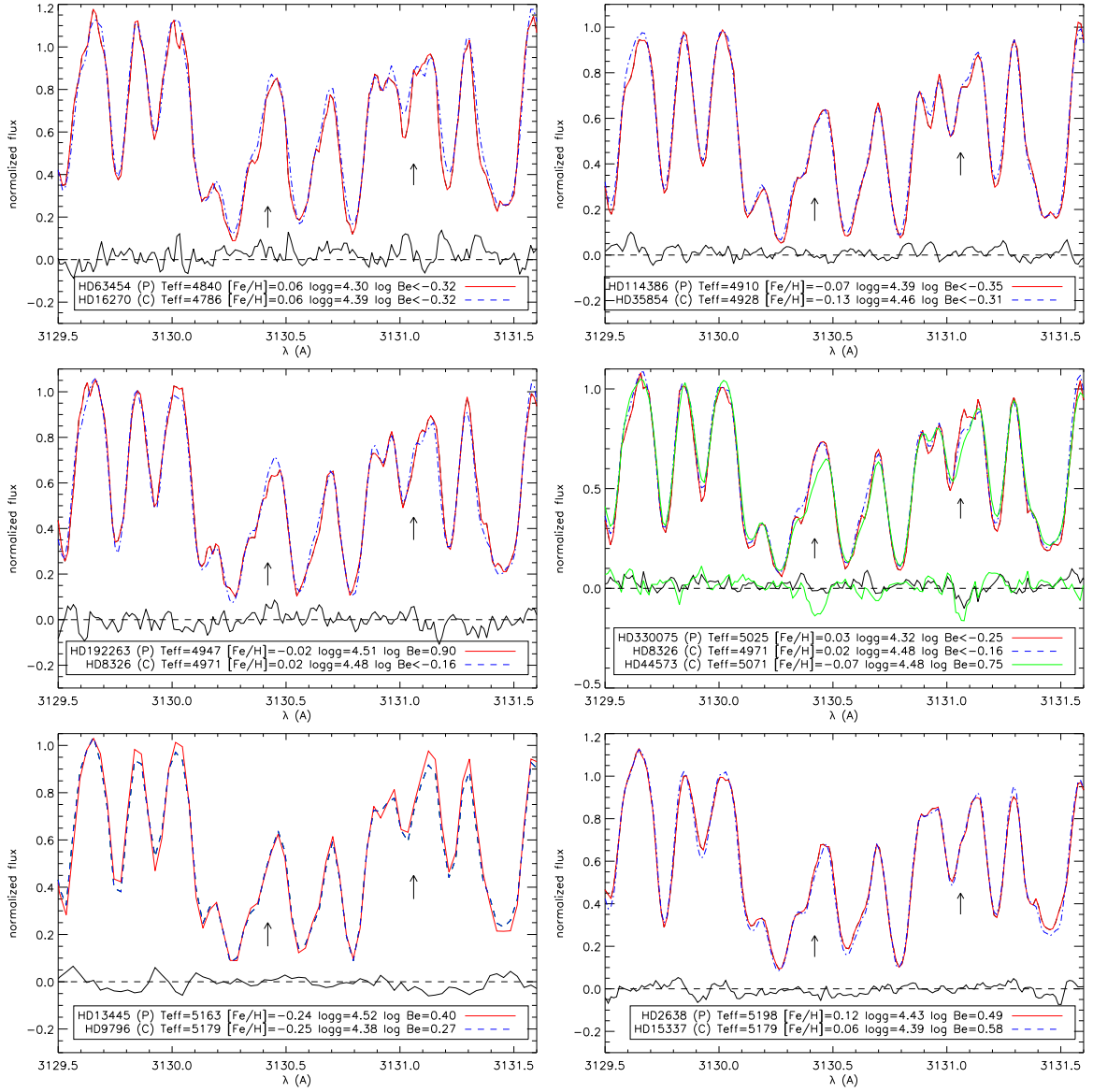


Fig. 2.— Observed spectra and difference in fluxes for six pairs of planet-host stars (red lines) and stars without detected planets (blue dashed lines). The position of Be lines are indicated by the arrows.

lar parameters so if there were a difference between their spectra in the Be region it should be due to a difference in Be abundance. In that paper we presented two planet-host stars, HD 330075 and HD 13445, with an extra Be depletion when compared to analog stars without detected planets, showing that the effect observed in Li abundances for solar-type stars might also occur for Be in cooler

stars.

In this work we present new spectra for 15 cool stars (see Table 1) with and without detected planets. Using these stars and others from previous works (Santos et al. 2004a,c; Gálvez-Ortiz et al. 2011; Delgado Mena et al. 2011) we made 13 new pairs of analog stars with differences in

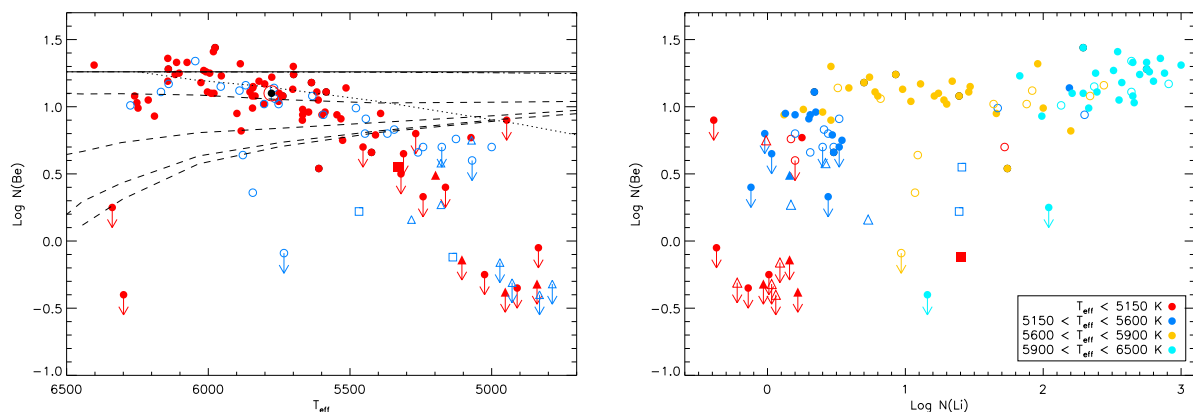


Fig. 3.— *Left panel:* Be abundances as a function of effective temperature for dwarf stars with and without detected planets from this work (red filled and blue open triangles, respectively) and dwarf stars with (red filled circles) and without planets (blue open circles) from previous studies (Santos et al. 2002, 2004a,c; Gálvez-Ortiz et al. 2011; Delgado Mena et al. 2011). The three evolved stars from this work are depicted with squares. The Sun is denoted by the usual symbol. The dashed lines represent 4 Be depletion models of Pinsonneault et al. (1990) (Case A) with different initial angular momentum for solar metallicity and an age of 1.7 Gyr. The solid line represents an assumed initial Be abundance of 1.26 Santos et al. (2004c). The dotted line represents the Be depletion isochrone for 4.6 Gyr taken from the models including mixing by internal waves of Montalbán & Schatzman (2000). *Right panel:* Be abundances as a function of Li abundances. Filled and open circles are stars with and without planets, respectively, from previous surveys. Filled and open triangles are stars with and without planets, respectively, from this work. Filled and open squares are evolved stars with and without detected planets, respectively, with measured Be abundance in this work. Colors denote different temperature ranges.

T_{eff} , $\log g$ and $[\text{Fe}/\text{H}]$ lower than 50K, 0.15 dex and 0.10 dex respectively. We also note that $v \sin i$ values of these stars are very similar. Some examples of these couples are shown in Figure 2. We can see in these plots, stars with and without planets present similar Be features and the differences in flux between spectra are very low around Be features. In the previous paper we found three stars from the comparison sample with clearly slighter Be abundance than the planet-host star HD 330075, whose abundance is $\log \epsilon(\text{Be}) < -0.25$. Now we have two more stars with very similar parameters. HD 44573 has a higher Be abundance (see Table 1) and the difference in fluxes between both stars is around 5σ in the position of the Be lines. However, HD 8326 has a spectrum very similar to HD 330075 and Be abundances are almost equal. Therefore, there are planet host stars with a high Be depletion but not necessarily stronger than in comparison sample stars. We note, however, that our sample of cool stars is small and

although unlikely, it might be possible that we are only observing the fraction of comparison stars with a strong Be depletion. A similar situation is seen for solar-type stars without detected planets, where 50% have high Li abundances while the other 50% do have its Li depleted like planet-hosts.

4.2. Be versus T_{eff}

In left panel of Figure 3 we plot the derived Be abundances as a function of effective temperature for planet-host stars in our sample (see Table 1) together with previous samples. In this plot we have removed subgiants and giants (except the three analyzed in this work) to avoid evolutionary effects in the abundances. In this selection we took the spectral types of the stars from Gálvez-Ortiz et al. (2011). With this new sample of stars we have completed the coolest part of the plot and now we can see the behaviour of Be abundances in a wide range of effective temperatures.

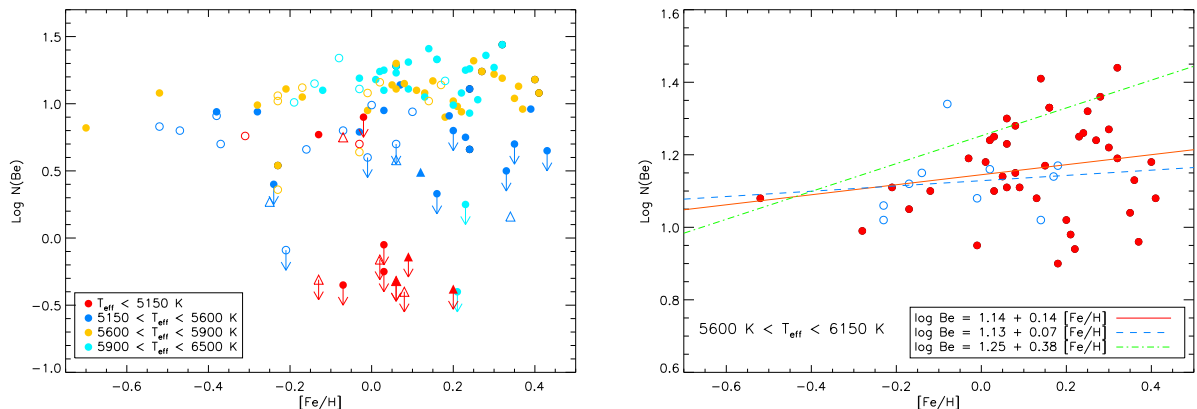


Fig. 4.— *Left panel:* Be abundances as a function of metallicity. Filled and open circles are dwarf stars with and without planets, respectively, from previous surveys. Filled and open triangles are dwarf stars with and without planets, respectively, from this work. Colors denote different temperature ranges. *Right panel:* Be abundances as a function of metallicity for dwarf stars with $5600 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 6150 \text{ K}$ and detections of Be. We have overplotted two linear least square fittings for planet-host stars (red filled circles, red line) and stars without detected planets (blue open circles, blue dashed line).

As mentioned in previous papers, the Be abundances decrease from a maximum near $T_{\text{eff}} = 6100 \text{ K}$ towards higher and lower temperatures, in a similar way as Li abundances behave. In the high temperature domain, the steep decrease with increasing temperatures resembles the well known Be gap for F stars (e.g. Boesgaard & King 2002). The decrease of the Be content towards lower temperatures is smoother and may show evidence for continuous Be burning during the main sequence evolution of these stars.

On the other hand, we have found several stars with undetectable or very weak Be lines. The steep decrease of Be abundances for $T_{\text{eff}} < 5500 \text{ K}$ is in contradiction with models of Be depletion (Pinsonneault et al. 1990), which predict either constant or increasing Be abundances as T_{eff} increases (see Figure 3). Even taking into account mixing by internal waves (Montalbán & Schatzman 2000), Be depletion is still lower than observed. Although uncertainties in Be abundances for the coolest stars are large and it might be some kind of systematic effect due to the Mn I $\lambda 3131.037 \text{ \AA}$ line, many of them seem to have their Be totally destroyed. Therefore, none of those models seems to fit the observed Be abundances, at least at these cool temperatures.

4.3. Be versus Li

A beryllium versus lithium diagram can give us information about the depletion rates in main-sequence stars. In right panel of Figure 3 this relation is shown for all the stars in our sample. In general Be abundances increase with increasing Li abundances and stars with and without planets (filled and open symbols, respectively) behave in a similar way. If we take into account the effective temperatures we can divide the sample in four groups. The first one, with the hottest stars (light blue points), present both high Be and Li abundances except for two stars with T_{eff} around 6300 K which fall in the Be-Li dip region, where the depletion of those elements is attributed to slow mixing and depends on age and temperature (Boesgaard & King 2002; Boesgaard et al. 2004a), though one of them, HD 120136 presents a normal Li abundance ($\log \epsilon(\text{Li}) = 2.04$). In the second group (orange points), with effective temperatures between 5600 and 5900 K , Be abundances remain high although Li abundances present different depletion rates. There are several objects with low Be abundances and solar temperatures (specially the comparison star HD 20766 $T_{\text{eff}} = 5733 \text{ K}$, $\log \epsilon(\text{Be}) < -0.09$), which could form some kind of

“Be-gap” where the depletion of Be may be related to different pre-main sequence rotational histories (Santos et al. 2004c). In a recent work, Takeda et al. (2011) found four stars with solar temperatures and Be line undetectable. Those stars are also depleted in Li and have low $v \sin i$ values indicating that slow rotation can be the cause for that strong Be depletion.

In the third group (blue points), composed by stars with $5150\text{K} < T_{\text{eff}} < 5600\text{K}$, Be abundances begin to decrease and Li is severely depleted except for two objects, HD 11964A and HD 21019, with particularly high Li abundances considering its temperature. These two objects are evolved stars, therefore a possible explanation for the high Li content is that they have just left the main sequence, where they were hotter than they are now, but there has not been time for their Li and Be to become strongly depleted. Other possible explanations are a dredge up effect from a “buffer” below the former main sequence convective envelope (Deliyannis et al. 1990) or accretion of planetary metal-rich material, although recent models indicate that accretion of planetary material might destroy Li instead of producing an enhancement (Baraffe & Chabrier 2010; Théado et al. 2010). Finally, the coolest objects of our sample (red symbols) are depleted in both Be and Li, although some stars have preserved some Be. There are two objects with anomalous high Li content. HD 74576 seems to be a young star, something that probably justifies its high Li content (see discussion in Santos et al. 2004c) while HD 40105 is an evolved star that might have suffered some of the processes proposed for HD 11964A and HD 21019. We note that we have removed from the plots all the evolved stars from previous works. Only the three subgiants observed for this work are analyzed here but there are similar cases in the whole sample (see Santos et al. 2004c; Gálvez-Ortiz et al. 2011).

This figure confirms what found in Santos et al. (2004a,c); Gálvez-Ortiz et al. (2011), Be and Li burning seems to follow the same trend. Both elements increase their content as the temperature rises, although Li depletion begins at 5900 K while strong Be depletion starts below 5500 K. Stars with and without planets behave in a similar way.

4.4. Be versus [Fe/H]

In the left panel of Figure 4 we show Be abundances as a function of metallicity for different temperature ranges. We can see that the stars are equally distributed regardless of their temperature and for higher metallicities the dispersion in Be abundances increases. It is well known that Be abundances increase with metallicity for $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$ with a steep slope near 1 (e.g. Rebolo et al. 1988; Boesgaard et al. 2009), but for higher metallicities this relation is not so well defined.

Boesgaard et al. (2004b) found a slope of 0.38 for stars with metallicity between -0.6 and 0.2, in agreement with Takeda et al. (2011) whose slope value is 0.49, although they take into account only solar analogs with $-0.3 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.3$. On the other hand, Boesgaard et al. (2009) argued that stars of one solar mass with solar metallicities (their most metallic star has $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.11$) match the slope of 0.86 for metal-poor stars.

In the right panel of Figure 4 all the dwarf stars of our sample with $5600\text{K} < T_{\text{eff}} < 6150\text{K}$ are plotted. We have chosen this limit in temperature in order to remove most of the upper limits in Be abundances and those stars from the Li-Be dip. We have also removed stars from the solar Be-gap. We find a slope of 0.13 for planet-host stars and 0.07 for comparison sample stars. These values are lower than previously found by other authors but this could be possibly due to the lack of stars with $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.2$ in our sample in comparison with the high number of metal-rich objects. It seems that stars with solar and supersolar metallicities do not follow the same trend as metal-poor stars, and Be has been produced at a lower rate as the Galaxy has evolved. However, we note that Be abundances present higher uncertainties in metal-rich stars that might be affecting these trends. If we have a look in the upper envelope, which might be more consistent with lower metallicity stars (around $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$), we obtain a fit with a slope of 0.38, more consistent with previous results.

4.5. Be versus [O/H]

Beryllium is produced by spallation reactions between galactic cosmic rays (GCRs) and the

TABLE 2
 OXYGEN ABUNDANCES FOR STARS WITH $T_{\text{eff}} > 5400$ K FROM DELGADO MENA ET AL. (2011).

Star	[O/H] ₁	[O/H] ₂	[O/H] ₃	[O/H] ₄	[O/H] _{final}	log $\epsilon(\text{Be})$
HD2039	0.17	0.12	0.17	0.29	0.18	1.44
HD4203	0.08	0.01	0.22	0.20	0.13	1.18
HD73526	-	-	0.20	0.25	0.22	1.24
HD76700	0.16	0.16	0.28	0.35	0.24	1.08
HD154857	-0.23	-0.20	-0.18	-0.18	-0.20	0.54
HD208847	0.13	0.08	0.05	0.10	0.09	1.28
HD216770	-0.01	0.04	0.06	0.06	0.04	0.66

CNO nuclei in the interstellar medium (see e.g. Tan et al. 2009, and references therein). Therefore, oxygen abundances can provide us with complementary information about the galactic evolution of Be. We compile oxygen abundances from Ecuivillon et al. (2006) (see the final lists in Gálvez-Ortiz et al. 2011), derived with the OH bands in the near-UV since this region is closed to Be lines. We use the same temperature ranges than in previous section, $5600 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 6150 \text{ K}$. Thus, none of the stars analyzed in this work are included in this plot because all of them are cooler than 5600 K. However, 6 planet-host stars from our previous work (Delgado Mena et al. 2011) are hotter and we have displayed them as green circles in Figure 5. Oxygen abundances for these stars have been obtained in the same way as Ecuivillon et al. (2006) and are presented in Table 2.

In the middle panel of Figure 5, Be abundances are plotted as a function of [O/H]. We can see that the slopes of planet hosts and stars without detected planets are slightly different, possibly due to the low number of comparison sample stars in this range. We have removed the star HD154857 since its O abundance is the lowest of this sample and its content in Be is considerable lower than other stars of similar oxygen abundance, hence it would increase the slope by 0.3. We make again a fit of the upper envelope for stars with planets to take into account the lack of stars with low [O/H] in our plot. These trends might be influenced by the effect of T_{eff} in Be abundances. To remove this effect, we have made a new Be vs. [O/H] plot (lower panel of Figure 5) with “cor-

rected” Be abundances, calculated as $\log \epsilon(\text{Be}) - \log \epsilon(\text{Be}(T_{\text{eff}}))$, where $\log \epsilon(\text{Be}(T_{\text{eff}}))$ is obtained from a linear fit of Be as a function of temperature in the same T_{eff} range (upper panel of Figure 5). However, the slope is still the same for stars with planets. It seems that there remains a correlation between Be and O abundances, which may indicate that the sensitivity of Be to the T_{eff} is not affecting at all this correlation. On the other hand, the comparison sample is so small at this temperature range, that no strong conclusion can be extracted from the different slopes obtained before and after the Be- T_{eff} linear correction. Nevertheless, these slopes are considerable lower than previously found for metal-poor stars, even the slope of the upper envelope in the middle panel. Boesgaard et al. (1999) obtained a slope of 1.45, using stars with $-3 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.05$, while Tan et al. (2009) reported a slope of 1.49, for stars with $-2.3 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.6$. Therefore, the slope for metal-rich stars is much flatter than for metal-poor stars as it seems to happen for Be versus [Fe/H]. A slope like this would not be in agreement with models of Be production that predict quadratic or linear relations (see e.g. Tan et al. 2009, and references therein). We note again that oxygen abundances present a high dispersion in metal-rich stars and even at low metallicities, the use of different O indicators change this trend.

5. Conclusions

We present new high-resolution UVES/VLT near-UV spectra of 15 stars with and without planets in order to find possible differences in Be abundances between them and confirm our previ-

ous results that suggested a greater depletion of Be in planet-host stars when compared with stars without detected planets. Be needs higher temperatures than Li to be destroyed so we have to search for these differences in cooler stars, which have deeper convective envelopes and are able to carry the material towards Be-burning layers. We find that stars with planets with T_{eff} around 5200 K have on average Be abundances lower than comparison sample stars but for the coolest stars there is no difference. We have made new couples of analog stars with and without planets with the purpose of comparing directly their spectra to see possible differences in Be abundances. Although in a previous work we found a pair of planet-host stars with their Be severely depleted, now we have not observed important differences in Be abundances between both groups of stars. Thus, the effect caused by protoplanetary disks and rotational history on extra Li depletion in solar-type stars with planets is not taking effect in Be abundances, apparently.

Furthermore, Be abundances in cool stars ($T_{\text{eff}} < 5200$ K) are much lower than predicted by the models. We have analyzed for the first time a considerable number of cool objects and found a strong destruction of Be in most of the stars. This gives a steep drop of Be abundances as T_{eff} diminishes in contradiction with current models of Be depletion.

Finally, the slopes of Be abundances as a function of $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\text{O}/\text{H}]$ are considerably lower than found for metal-poor stars, indicating that the production rate of Be may have diminished with the evolution of the Galaxy.

E.D.M, J.I.G.H. and G.I. would like to thank financial support from the Spanish Ministry project MICINN AYA2008-04874. J.I.G.H. acknowledges financial support from the Spanish Ministry of Science and Innovation (MICINN) under the 2009 Juan de la Cierva Programme.

N.C.S. would like to thank the support by the European Research Council/European Community under the FP7 through a Starting Grant, as well from Fundação para a Ciência e a Tecnologia (FCT), Portugal, through a Ciência2007 contract funded by FCT/MCTES (Portugal) and

POPH/FSE (EC), and in the form of grant reference PTDC/CTE-AST/098528/2008 from FCT/MCTES.

This research has made use of the SIMBAD database operated at CDS, Strasbourg, France. This work has also made use of the IRAF facility, and the Encyclopaedia of extrasolar planets.

REFERENCES

- Baraffe, I., & Chabrier, G. 2010, *A&A*, 521, A44
- Baumann, P., Ramírez, I., Meléndez, J., Asplund, M., & Lind, K. 2010, *A&A*, 519, A87
- Boesgaard, A. M., Armengaud, E., King, J. R., Deliyannis, C. P. & Stephens, A. 2004, *ApJ*, 613, 1202
- Boesgaard, A. M., Deliyannis, C. P., King, J. R., Ryan, S. G., Vogt, S. S. & Beers, T. C. 1999 *AJ*, 117, 1549
- Boesgaard, A. M., McGrath, E. J., Lambert, D. L. & Cunha, K. 2004, *ApJ*, 606, 306
- Boesgaard, A. M. & Hollek, J. K. 2009, *AJ*, 691, 1412

- Boesgaard, A. M. & King, J. R. 2002, ApJ, 565, 587
- Bouvier, J. 2008, A&A, 489, 53
- Castro, M., Vauclair, S., Richard, O. & Santos, N. C. 2009, A&A, 494, 663
- Chen, Y. Q., & Zhao, G. 2006, AJ, 131, 1816
- Delgado Mena, E., Israelian, G., González Hernández, J. I., Santos, N. C., & Rebolo, R. 2011, ApJ, 728, 148
- Deliyannis, C. P., Cunha, K., King, J. R. & Boesgaard, A. M. 2000, AJ, 119, 2437
- Deliyannis, C. P., Demarque, P. & Kawaler, S. 1990, ApJS, 73, 21
- Ecuivillon, A., Israelian, G., Santos, N. C., Shchukina, N. G., Mayor, M., & Rebolo, R. 2006, A&A, 445, 633
- Eggenberger, P., Maeder, A. & Meynet, G. 2010, A&A, 519, L2
- Gálvez-Ortiz, M.C., Delgado Mena, E., González Hernández, J.I., Israelian, G., Santos, N. C., & Rebolo, R. 2011, A&A, *accepted*
- García López, R. J. & Pérez de Taoro, M. R. 1998, A&A, 334, 599
- García López, R. J., Rebolo, R. & Pérez de Taoro, M. R. 1995, A&A, 302, 184
- Gilli, G., Israelian, G., Ecuivillon, A., Santos, N. C., & Mayor, M. 2006, A&A, 449, 723
- Gonzalez, G. 1998, A&A, 334, 221
- Gonzalez, G. 2008, MNRAS, 386, 928
- Gonzalez, G., Carlson, M. K., & Tobin, R. W. 2010, MNRAS, 403, 1368
- Gonzalez, G., Laws, C., Tyagi, S. & Reddy, B. E. 2001, AJ, 121, 432
- Fischer, D.A. & Valenti, J. 2005, AJ, 622, 1102
- Israelian, G., Santos, N. C., Mayor, M., & Rebolo, R. 2004, A&A, 414, 601
- Israelian, G., et al. 2009, Nature, 462, 189
- Kurucz, R. L. 1993, ATLAS9 Stellar Atmospheres Programs and 2 kms⁻¹ Grid (CD-ROM, Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge)
- Montalbán, J. & Schatzman, E. 2000, A&A, 354, 943
- Neves, V., Santos, N. C., Sousa, S. G., Correia, A. C. M. & Israelian, G. 2009, A&A, 497, 563
- Pasquini, L., Biazzo, K., Bonifacio, P., Randich, S. & Bedin, L. R. 2008, A&A, 489, 677
- Pinsonneault, M. H., Kawaler, S. D. & Demarque, P. 1990, ApJS, 74, 501
- Randich, S., Primas, F., Pasquini, L., Sestito, P., & Pallavicini, R. 2007, A&A, 469, 163
- Rebolo, R., Abia, C., Beckman, J. E., & Molaro, P. 1988, A&A, 193, 193
- Santos, N. C., García López, R. J., Israelian, G., Mayor, M., Rebolo, R., García-Gil, A., Pérez de Taoro, M. R., & Randich, S. 2002, A&A, 386, 1028
- Santos, N. C., Israelian, G., García López, R. J., Mayor, M., Rebolo, R., Randich, S., Ecuivillon, A., & Domínguez Cerdeña, C. 2004a, A&A, 427, 1085
- Santos, N. C., Israelian, G. & Mayor, M. 2000, A&A, 363, 228
- Santos, N. C., Israelian, G. & Mayor, M. 2001, A&A, 373, 1019
- Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2004b, A&A, 415, 1153
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., Bento, J. P., Almeida, P. C., Sousa, S. G., & Ecuivillon, A., 2005, A&A, 437, 1127
- Santos, N. C., Israelian, G., Randich, S., García López, R. J., & Rebolo, R. 2004c, A&A, 425, 1013
- Sestito, P. & Randich, S. 2005, A&A, 442, 615
- Sousa, S. G., Fernandes, J., Israelian, G., & Santos, N. C. 2010, A&A, 512, L5
- Sousa, S.G., Santos, N.C., Mayor, M., Udry, S., Casagrabde, L., Israelian, G., Pepe, F., Queloz, D. & Monteiro, F.G. 2008, A&A, 487, 373

Snedden, C. 1973 Ph.D Thesis, University of Texas.
 Stephens, A., Boesgaard, A. M., King, J. R., & Deliyannis, C. P. 1997, ApJ, 491, 339
 Tan, K. F., Shi, J. R., & Zhao, G. 2009, MNRAS, 392, 205
 Takeda, Y., Kawanomoto, S., Honda, S., Ando, H., & Sakurai, T. 2007, A&A, 468, 663
 Takeda, Y., Tajitsu, A., Honda, S., Kawanomoto, S., Ando, H., & Sakurai, T. 2011, arXiv:1103.5275
 Théado, S., Bohun, E., & Vauclair, S. 2010, IAU Symposium, 268, 427

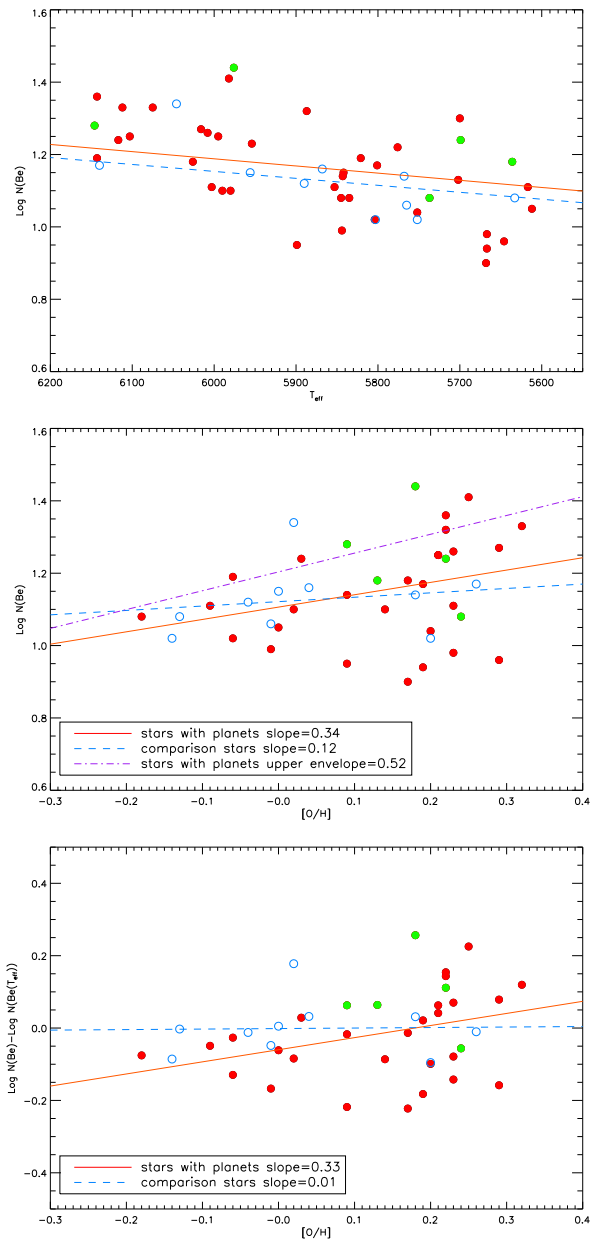


Fig. 5.— *Upper panel:* Be abundances as a function of temperature for dwarf stars with effective temperature between 5600 K and 6150 K with (red filled circles) and without planets (blue open circles). Green circles are stars with planets with oxygen abundances measured in this work. *Middle panel:* Be abundances as a function of $[\text{O}/\text{H}]$ using O abundances from OH (Ecuivillon et al. 2006) lines for stars with effective temperature between 5400 K and 6300K. Symbols like in top panel. *Lower panel:* Be abundances corrected of temperature effect for the same stars than middle panel.

This 2-column preprint was prepared with the AAS L^AT_EX macros v5.2.

Conclusiones

A lo largo de esta tesis doctoral se han medido las abundancias de los elementos volátiles C, O, y refractarios Mg y Si; y los elementos ligeros Li y Be en un gran número de estrellas con planetas y en una muestra de comparación limitada en volumen de estrellas sin planetas detectados. Estas abundancias nos han permitido encontrar diferencias entre las estrellas con y sin planetas y comprender mejor los mecanismos de formación planetaria. Además hemos podido investigar las tendencias galácticas de algunos elementos a altas metalicidades. A continuación se listan los resultados de la tesis.

- Se confirma que las estrellas con planetas presentan en promedio abundancias mayores de C, O, Mg y Si en comparación con las estrellas sin planetas conocidos. Las sobreabundancias promedio varían de un elemento a otro, siendo de 0.16 dex para C, 0.13 dex para O, 0.19 dex para Si y 0.16 dex para Mg. Los comportamientos de $[X/H]$ para estos elementos son iguales en las estrellas con y sin planetas por lo que la sobreabundancia que se observa en el grupo de estrellas con planetas es debida a que son más metálicas que las estrellas de comparación. Este resultado apoya la hipótesis primordial para explicar el exceso de metalicidad observado en las estrellas con planetas.
- En general, los comportamientos de los cocientes $[X/Fe]$ en función de $[Fe/H]$ son similares a los obtenidos por otros autores. $[C/Fe]$ y $[O/Fe]$ muestran una disminución constante con la metalicidad que a partir de $[Fe/H]=0$ no es tan acusada, aunque la dispersión en abundancias a altas metalicidades es bastante alta y no permite distinguir una tendencia clara. Las abundancias de Si y Mg no presentan tanta dispersión y se ve más claramente una disminución de $[X/Fe]$ con la metalicidad hasta $[Fe/H]=0$ donde $[X/Fe]$ se hace plano. Parece que estos elementos, con un mismo origen nucleosintético (elementos α), se comportan de forma parecida.
- Se observa por primera vez una mayor abundancia de Mg en las estrellas de comparación cuando se comparan con estrellas con planetas de la misma metalicidad para $[Fe/H] > 0$. Este efecto desaparece si se tienen en cuenta sólo los análogos solares pero el número de objetos para este rango es bastante reducido por lo que no descartamos un posible efecto debido a la presencia de planetas.

- Se obtiene una gran variedad de cocientes C/O y Mg/Si, muchos de ellos diferentes al del Sistema Solar. El 30% de las estrellas con planetas estudiadas presentan un cociente $C/O > 0.8$. Estos sistemas ricos en carbono podrían formar planetas muy diferentes a los encontrados en el Sistema Solar, siendo muy difícil el desarrollo de vida en los mismos. Esto se debe a que las especies ricas en carbono (principal material de 'construcción' de planetas en estos sistemas) son muy refractarias y por lo tanto condensan a distancias muy cercanas a la estrella donde la presencia de agua es poco probable debido a las altas temperaturas. Por otro lado se han observado un gran número de sistemas con bajo Mg/Si (causado por las bajas abundancias de Mg encontradas en las estrellas con planetas) en los que habrá un gran exceso de Si. Esta composición tendría importantes consecuencias en algunos procesos geológicos como las erupciones volcánicas que serían mucho más explosivas debido a la alta densidad del magma rico en Si.
- Tras analizar las abundancias de Li en la muestra HARPS GTO se encuentra que el 20% de las 46 estrellas con planetas ($5600 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 5900 \text{ K}$) tienen una abundancia $\log \epsilon(Li) \geq 1.5$ mientras que el 43% de las estrellas de comparación superan este valor de Li. La mayoría de las estrellas con temperaturas menores (independientemente de la presencia de planetas) tienen su Li destruido debido a la profundidad de sus capas convectivas mientras que las estrellas más calientes lo conservan porque sus envolturas convectivas son muy poco profundas como para llevar el material a zonas más interiores donde puede ser destruido el Li.
Si nos ceñimos al grupo de análogos solares, con $T_{\text{eff}} \pm 80 \text{ K}$, este resultado se hace más obvio ya que el 50% de las 60 estrellas de comparación presentan $\log \epsilon(Li) \geq 1.5$ pero sólo 2 de las 24 estrellas con planetas tienen Li detectable. Este efecto no está causado por la metalicidad ni por la edad (véase Sousa et al. 2010). Se propone que los causantes de esta destrucción de Li son los procesos asociados a la formación de planetas, que pueden alterar la evolución del momento angular y por lo tanto la mezcla en las envolturas convectivas.
- Se calculan las abundancias de Be en una nueva muestra de estrellas no evolucionadas con el objetivo de completar el diagrama de Be frente a T_{eff} en la región de bajas temperaturas. El comportamiento de Be encontrado en las estrellas más calientes analizadas está de acuerdo con los trabajos previos, donde se ve que este elemento disminuye ligeramente con la temperatura entre 6150 K y 5600 K. En cambio, para estrellas más frías se observa una brusca disminución de las abundancias. Este resultado no se puede explicar con los principales modelos teóricos de destrucción de Be.
- Como normal general no se aprecian grandes diferencias en el comportamiento del Be entre estrellas con y sin planetas. Sin embargo se encuentra una estrella con planetas, HD 330075, que al ser comparada con varias estrellas sin planetas con parámetros atmosféricos (T_{eff} , $\log g$ y metalicidad) muy parecidos, muestra una clara diferencia en el contenido de Be. Se propone que la razón de esta destrucción de Be es la presencia de planetas, de la misma forma que ocurría con el Li.

- Tras analizar una muestra mayor de estrellas frías con y sin planetas no se observan diferencias en las líneas de Be entre ambos grupos. Parece que el efecto observado para el Li podría no ocurrir en el caso del Be aunque el número de objetos a estas bajas temperaturas es todavía pequeño para descartar una posible influencia de los planetas.
- Se observa una tendencia del Be a aumentar con la metalicidad aunque la pendiente hallada, 0.14 dex, es mucho menor que para las estrellas de baja metalicidad cuyo valor es prácticamente 1. Para compensar la falta de estrellas poco metálicas en nuestra muestra, tomamos la envolvente superior de los puntos, cuya pendiente es de 0.38. Este resultado coincide con el de otros autores para estrellas metálicas. Por otro lado, el comportamiento del Be en función del oxígeno es muy diferente al encontrado a bajas metalicidades, donde otros autores observan un gran aumento del Be con el oxígeno. Nuestros resultados apuntan a que el Be se ha ido produciendo a un ritmo más bajo según la Galaxia ha evolucionado.

Trabajo futuro

- Los resultados de esta tesis podrán ser mejorados en un futuro con la ayuda de más observaciones. Ya tenemos disponibles dos nuevas muestras de HARPS, una de ellas con estrellas de baja metalicidad, que sin duda ayudarán a comprender mejor los efectos que los planetas tienen en sus estrellas. Más concretamente, planeamos extender el estudio del Li a estas estrellas junto con un cálculo homogéneo de edades para todas las muestras de forma que podremos tener un conjunto total de más de 130 estrellas con planetas y más de 800 estrellas de comparación sin planetas detectados que nos servirá para tener una visión más global de este elemento.
- Así mismo, estas nuevas muestras se utilizarán para calcular abundancias de elementos refractarios y volátiles que como hemos visto pueden servir para comprender mejor la formación de sistemas planetarios. También planeamos determinar las abundancias de elementos r y s , que por el momento no han sido estudiados en todas las muestras. Esto también nos servirá para continuar un trabajo empezado en esta tesis de cálculo de edades a partir de elementos radiactivos como Th y Eu.
- Otro problema a tener en cuenta son los posibles efectos NLTE (*non-local thermodynamic equilibrium*) en alguno de los elementos estudiados. En trabajos futuros será necesario obtener abundancias NLTE usando nuevos parámetros atmosféricos que consideren este problema.
- Por último, se continuará con el análisis de la razón isotópica ${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li}$ en estrellas con alto contenido en Li con y sin planetas, ya iniciado en esta tesis. El mayor problema de este análisis radica en las diferentes listas de líneas existentes y en la conveniencia de usar modelos 3D. Actualmente disponemos de una gran cantidad de espectros de alta calidad ($S/N > 600$) que nos servirán para abordar este problema.

A

Discusión sobre el Li en estrellas con planetas

Tras la publicación del artículo sobre la destrucción de Li en estrellas con planetas se publicó un estudio donde se analizaba la dependencia del Li con la edad. En este trabajo, Sousa et al. (2010) calcularon las masas y edades de una parte de las estrellas analizadas en Israelian et al. (2009), sólo aquellas que pertenecían a la muestra HARPS GTO y que tenían temperaturas entre 5600 K y 5850 K. Para ello realizaron comparaciones entre la T_{eff} y la luminosidad observadas y obtenidas por modelos de evolución estelar generados con el código CESAM. El resultado que obtuvieron es que las abundancias de Li no dependían de la edad, excepto para estrellas con edades menores de 2 Ga, que no habían destruido su Li. La muestra de HARPS fue elegida para evitar estrellas jóvenes y activas donde es difícil detectar planetas, por lo que el número de objetos de este tipo es muy reducido. Como la muestra tenía estrellas con una gran variedad de metalicidades, edades y masas que podrían esconder algún efecto, en este trabajo también se seleccionó una muestra reducida de estrellas con $0.1 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.3$, $1.05 M_{\odot} < M < 1.15 M_{\odot}$ y edad entre 2 y 6 Ga, donde tampoco se observaba ninguna correlación entre el Li y la masa o la edad.

En un artículo posterior, Baumann et al. (2010) pusieron en duda los resultados previamente discutidos y justificaron el efecto observado en estrellas con planetas a una errónea elección en la muestra de comparación. En un primer análisis mostraron las edades (calculadas principalmente a partir de isocronas) en función del Li para todas las estrellas de su muestra. En su Figura 2 se ve claramente que las estrellas más jóvenes no han destruido su Li mientras que según aumenta la edad se va destruyendo más Li, aunque para edades mayores de 2-3 Ga hay una gran dispersión en las edades. En Sousa et al. (2010) también se encuentra que las estrellas muy jóvenes conservan el Li. Si se tienen en cuenta sólo los gemelos solares (ver Figura 3 de Baumann et al. 2010) la correlación parece ser más clara, aunque sigue habiendo estrellas con la misma edad y una diferencia en Li de hasta 1.0 dex. Esto es probablemente debido a que las diferentes velocidades de rotación iniciales de las estrellas producen diferentes tasas de destrucción de Li. Pero este resultado es perfecta-

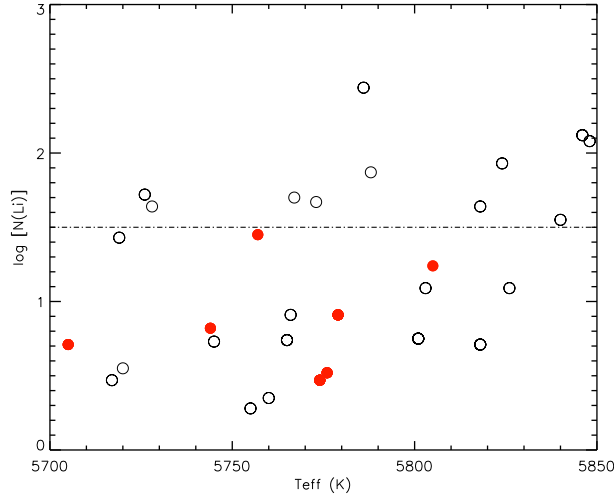


Figura A.1: Abundancias de Li para las estrellas con (círculos rojos) y sin (círculos vacíos) planetas de la muestra de HARPS GTO con $\log g > 4.3$. Las estrellas de comparación tienen valores de $T_{\text{eff}} \pm 50$ K y $[\text{Fe}/\text{H}] \pm 0.05$ respecto a al menos una de las estrellas con planetas. Tomado de Sousa et al. (2011b).

mente compatible con el nuestro, ya que nuestra explicación para la destrucción de Li es que los planetas podrían afectar a la evolución del momento angular de la estrella cuando los sistemas planetarios se están formando.

En este mismo trabajo también se muestra una gráfica (ver Figura 8 de Baumann et al. 2010) en la que las estrellas con planetas muestran una abundancia de Li normal al compararlas con las estrellas sin planetas conocidos. Para hacer esta gráfica, que usa las estrellas de Israelian et al. (2009), se escogen sólo aquellas estrellas de comparación que tienen valores de T_{eff} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ y $\log g$ dentro de un rango de 2σ respecto a las estrellas con planetas, donde σ son los errores medios en los parámetros dados por Sousa et al. (2008). Es interesante hacer esta restricción ya que el rango de temperaturas y metalicidades es bastante amplio y podría estar escondiendo algún efecto. Además en este trabajo se mostró que las estrellas con $\log g \sim 4.1$ presentan altas abundancias de Li. Después de hacer esta restricción en los parámetros desaparecían casi todas las estrellas de comparación con $\text{Li} > 1.5$. Hay que tener en cuenta que los valores medios de los errores de Sousa et al. (2010) para estas estrellas son muy pequeños, 20 K para T_{eff} , 0.03 para $\log g$ y 0.015 para $[\text{Fe}/\text{H}]$ y hacen que se reduzca significativamente la muestra de comparación. Estos valores son errores de precisión intrínsecos al método utilizado mientras que los errores sistemáticos son ~ 60 K para T_{eff} , ~ 0.1 dex para $\log g$ y ~ 0.04 dex para $[\text{Fe}/\text{H}]$ (véase Sousa et al. 2011a). En un trabajo posterior (Sousa et al. 2011b) realizaron esta misma gráfica (ver Figura A.1) pero con unos errores medios más realistas, de 50 K y 0.05 dex, para T_{eff} y $[\text{Fe}/\text{H}]$, respectivamente, y escogiendo sólo aquellas estrellas con $\log g > 4.3$. En este caso la muestra de comparación es mayor y se ve el mismo efecto observado en Israelian et al. (2009), es decir, las estrellas con planetas muestran una abundancia media de Li menor que las estrellas sin planetas conocidos. Parece que en función de los límites que se impongan

para definir una muestra de comparación pueden desaparecer las estrellas con alto contenido en Li, pero una cosa está clara, la inmensa mayoría de las estrellas con alto contenido en Li no tienen planetas gigantes detectados y han sido observadas durante mucho tiempo en el programa de búsqueda de HARPS. Si los planetas no afectan a la abundancia en Li, ¿por qué no se han encontrado estrellas con planetas que tengan un alto contenido en Li?

Tabla A.1: Abundancias de Li para las estrellas con planetas de la muestra HARPS GTO.

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	$\log \epsilon(\text{Li})$
HD 142	6403	4.62	1.74	0.09	3.00
HD 1237	5514	4.50	1.09	0.07	2.19
HD 2638	5198	4.43	0.74	0.12	< 0.16
HD 4208	5599	4.44	0.78	-0.28	< 0.20
HD 4308	5644	4.38	0.90	-0.34	1.01
HD 10647	6218	4.62	1.22	0.00	2.84
HD 11964A	5332	3.90	0.99	0.08	1.41
HD 16141	5806	4.19	1.11	0.16	< 1.00
HD 16417	5841	4.16	1.18	0.13	1.85
HD 17051	6227	4.53	1.29	0.19	2.58
HD 19994	6289	4.48	1.72	0.24	2.14
HD 20782	5774	4.37	1.00	-0.06	< 0.47
HD 22049	5153	4.53	0.90	-0.11	< 0.22
HD 23079	5980	4.48	1.12	-0.12	2.21
HD 27894	4952	4.39	0.78	0.20	< 0.22
HD 28185	5667	4.42	0.94	0.21	< 0.26
HD 39091	6003	4.42	1.12	0.09	2.39
HD 40307	4977	4.47	0.53	-0.31	< -0.38
HD 45364	5434	4.38	0.71	-0.17	< -0.11
HD 47186	5675	4.36	0.93	0.23	< 0.63
HD 52265	6136	4.36	1.32	0.21	2.88
HD 63454	4840	4.30	0.81	0.06	< -0.03
HD 65216	5612	4.44	0.78	-0.17	1.28
HD 66428	5705	4.31	0.96	0.25	< 0.71
HD 69830	5402	4.40	0.80	-0.06	< 0.70
HD 70642	5668	4.40	0.82	0.18	< 0.46
HD 73256	5526	4.42	1.11	0.23	< 0.54
HD 75289	6161	4.37	1.29	0.30	2.91
HD 82943	5989	4.43	1.10	0.26	2.52
HD 83443	5511	4.43	0.93	0.34	< 0.78
HD 92788	5744	4.39	0.95	0.27	< 0.82
HD 93083	5105	4.43	0.94	0.09	< 0.16
HD 100777	5536	4.33	0.81	0.25	< 0.20
HD 101930	5164	4.40	0.91	0.13	< 0.15
HD 102117	5657	4.31	0.99	0.28	< 0.62
HD 107148	5805	4.40	0.93	0.31	< 1.24
HD 108147	6260	4.47	1.30	0.18	2.33
HD 111232	5460	4.43	0.62	-0.43	< -0.18
HD 114386	4910	4.39	0.19	-0.07	< -0.14
HD 114729	5844	4.19	1.23	-0.28	2.00
HD 114783	5133	4.42	0.88	0.03	< -0.03
HD 117207	5667	4.32	1.01	0.22	< 0.12
HD 117618	5990	4.41	1.13	0.03	2.29
HD 121504	6022	4.49	1.12	0.14	2.58
HD 130322	5365	4.37	0.90	-0.02	< 0.02
HD 134987	5740	4.30	1.08	0.25	< 0.60
HD 141937	5893	4.45	1.00	0.13	2.40
HD 142022A	5508	4.35	0.83	0.19	< 0.61
HD 147513	5858	4.50	1.03	0.03	2.10

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	$\log \epsilon(Li)$
HD 159868	5558	3.96	1.02	-0.08	2.01
HD 160691	5780	4.27	1.09	0.30	< 0.98
HD 162020	4861	4.48	0.79	-0.10	< -0.10
HD 168746	5568	4.33	0.81	-0.10	< 0.73
HD 169830	6361	4.21	1.56	0.18	< 0.86
HD 179949	6287	4.54	1.36	0.21	2.59
HD 181433	4962	4.37	0.65	0.33	0.98
HD 190647	5639	4.18	0.99	0.23	< 0.51
HD 196050	5917	4.32	1.21	0.23	2.23
HD 202206	5757	4.47	1.01	0.29	1.45
HD 204313	5776	4.38	1.00	0.18	< 0.52
HD 208487	6146	4.48	1.24	0.08	2.75
HD 209458	6118	4.50	1.21	0.03	2.81
HD 210277	5505	4.30	0.86	0.18	< 0.26
HD 212301	6271	4.55	1.29	0.18	2.79
HD 213240	5982	4.27	1.25	0.14	2.54
HD 216435	6008	4.20	1.34	0.24	2.77
HD 216770	5424	4.38	0.91	0.24	< 0.48
HD 221287	6374	4.62	1.29	0.04	3.02
HD 222582	5779	4.37	1.00	-0.01	< 0.91
HD 330075	5025	4.32	0.63	0.03	< 0.01

Tabla A.2: Abundancias de Li para las estrellas de comparación de la muestra HARPS GTO.

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	$\log \epsilon(\text{Li})$
HD 55	4679	4.51	0.05	-0.66	< -0.32
HD 283	5157	4.51	0.45	-0.54	< 0.07
HD 361	5913	4.60	1.00	-0.12	2.32
HD 750	5060	4.39	0.59	-0.29	< 0.39
HD 870	5381	4.42	0.79	-0.10	< 0.13
HD 967	5564	4.51	0.79	-0.68	< 0.42
HD 1320	5679	4.49	0.85	-0.27	< 1.34
HD 1388	5954	4.41	1.13	-0.01	2.18
HD 1461	5765	4.38	0.97	0.19	< 0.74
HD 1581	5977	4.51	1.12	-0.18	2.35
HD 2025	4939	4.58	0.61	-0.35	< -0.23
HD 2071	5719	4.47	0.95	-0.09	< 1.43
HD 3569	5155	4.54	0.60	-0.32	< 0.03
HD 3823	6022	4.31	1.39	-0.28	2.46
HD 4307	5812	4.10	1.22	-0.23	2.48
HD 4915	5658	4.52	0.90	-0.21	1.43
HD 6348	5107	4.51	0.07	-0.56	< -0.69
HD 6673	4960	4.49	0.58	-0.26	< -0.21
HD 6735	6082	4.49	1.15	-0.06	2.69
HD 7134	5940	4.41	1.17	-0.29	2.02
HD 7199	5386	4.34	1.01	0.28	< 0.63
HD 7449	6024	4.51	1.11	-0.11	2.57
HD 8326	4971	4.48	0.81	0.02	< 0.09
HD 8389A	5283	4.37	1.06	0.34	< 0.73
HD 8406	5726	4.50	0.87	-0.10	1.72
HD 8638	5507	4.43	0.74	-0.38	< 0.05
HD 8828	5403	4.46	0.72	-0.16	< 0.20
HD 8859	5502	4.41	0.77	-0.09	< 0.66
HD 8912	5211	4.43	0.70	-0.07	< 0.18
HD 9246	4999	4.49	0.13	-0.53	< 0.30
HD 9782	6023	4.42	1.09	0.09	2.49
HD 9796	5179	4.38	0.66	-0.25	< 0.17
HD 10002	5313	4.40	0.82	0.17	< 0.49
HD 10166	5221	4.48	0.74	-0.39	< 0.29
HD 10180	5911	4.39	1.11	0.08	1.85
HD 10700	5310	4.44	0.55	-0.52	< -0.46
HD 11226	6098	4.35	1.28	0.04	2.55
HD 11505	5752	4.38	0.99	-0.22	< 0.35
HD 11683	5007	4.42	0.60	-0.21	1.37
HD 12345	5395	4.44	0.69	-0.21	< 0.05
HD 12387	5700	4.39	0.93	-0.24	< 0.15
HD 12617	4890	4.46	0.75	0.10	< 0.02
HD 13060	5255	4.34	0.82	0.02	< -0.31
HD 13724	5868	4.52	1.02	0.23	1.67
HD 13789	4740	4.33	0.79	-0.06	< -0.30
HD 13808	5087	4.40	0.77	-0.20	< -0.29
HD 14374	5425	4.48	0.81	-0.04	< 0.75
HD 14635	4806	4.45	0.78	-0.03	< 0.10
HD 14680	5011	4.46	0.69	-0.17	< 0.35

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	$\log \epsilon(Li)$
HD 14744	4923	4.45	0.44	-0.13	< -0.06
HD 14747	5516	4.43	0.72	-0.39	< 0.32
HD 15337	5179	4.39	0.70	0.06	< 0.42
HD 16270	4786	4.39	0.84	0.06	< 0.03
HD 16297	5422	4.47	0.80	-0.01	< 0.21
HD 16714	5518	4.42	0.76	-0.20	< 0.23
HD 17970	5040	4.39	0.29	-0.45	< -0.29
HD 18386	5457	4.39	0.92	0.14	< 0.42
HD 18719	5241	4.41	0.92	-0.08	< 0.21
HD 19034	5477	4.40	0.69	-0.48	< -0.06
HD 19467	5720	4.31	0.96	-0.14	< 0.55
HD 20003	5494	4.41	0.83	0.04	< -0.15
HD 20407	5866	4.50	1.09	-0.44	1.90
HD 20619	5703	4.51	0.92	-0.22	1.71
HD 20781	5256	4.37	0.78	-0.11	< 0.32
HD 20794	5401	4.40	0.67	-0.40	< 0.00
HD 20807	5866	4.52	1.04	-0.23	< 0.21
HD 21019	5468	3.93	1.05	-0.45	1.39
HD 21209A	4671	4.31	0.54	-0.41	< -0.56
HD 21411	5473	4.51	0.81	-0.26	< 0.78
HD 21693	5430	4.37	0.76	0.00	< 0.22
HD 21749	4723	4.40	0.53	-0.02	< -0.09
HD 21938	5778	4.38	0.99	-0.47	< 1.13
HD 22610	5043	4.44	0.88	-0.22	< -0.21
HD 22879	5857	4.46	1.23	-0.83	1.66
HD 23249	5150	3.89	1.01	0.13	1.43
HD 23356	5004	4.50	0.87	-0.17	< -0.09
HD 23456	6178	4.56	1.38	-0.32	2.64
HD 24331	4965	4.51	0.53	-0.31	< -0.04
HD 24892	5363	3.99	0.88	-0.32	1.39
HD 25105	5316	4.47	0.77	-0.15	< -0.04
HD 25120	5134	4.47	0.87	-0.18	< 0.61
HD 25565	5212	4.47	0.80	0.03	< 0.38
HD 25673	5136	4.47	0.56	-0.50	< 0.04
HD 26965A	5153	4.39	0.36	-0.31	< -0.34
HD 27063	5767	4.44	0.94	0.05	1.70
HD 28471	5745	4.37	0.95	-0.05	< 0.73
HD 28701	5710	4.41	0.95	-0.32	< 0.16
HD 28821	5660	4.38	0.88	-0.12	< 0.11
HD 30278	5394	4.39	0.72	-0.17	< 0.23
HD 30306	5529	4.32	0.89	0.17	< 0.52
HD 31527	5898	4.45	1.09	-0.17	1.94
HD 31560	4751	4.33	0.64	-0.07	< -0.13
HD 31822	6042	4.57	1.15	-0.19	2.61
HD 32724	5818	4.26	1.14	-0.17	1.63
HD 33725	5274	4.41	0.71	-0.17	< 0.16
HD 34449	5848	4.50	0.92	-0.09	2.08
HD 34688	5169	4.44	0.70	-0.20	< 0.22
HD 35854	4928	4.46	0.54	-0.13	< -0.22
HD 36003	4647	4.31	0.42	-0.20	< -0.32
HD 36108	5916	4.33	1.21	-0.21	2.01

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	$\log \epsilon(\text{Li})$
HD 36379	6030	4.30	1.29	-0.17	2.49
HD 37962	5718	4.48	0.84	-0.20	1.84
HD 37986	5507	4.29	0.92	0.26	< 0.65
HD 38277	5871	4.34	1.10	-0.07	1.63
HD 38382	6082	4.45	1.18	0.03	2.74
HD 38858	5733	4.51	0.94	-0.22	1.54
HD 38973	6016	4.42	1.14	0.05	2.33
HD 39194	5205	4.53	0.37	-0.61	< -0.27
HD 40105	5137	3.85	0.97	0.06	1.40
HD 40397	5527	4.39	0.83	-0.13	< 0.52
HD 44120	6052	4.25	1.31	0.12	2.62
HD 44420	5818	4.37	1.06	0.29	< 0.71
HD 44447	5999	4.37	1.26	-0.22	2.26
HD 44573	5071	4.48	0.80	-0.07	< -0.01
HD 44594	5840	4.38	1.06	0.15	1.55
HD 45184	5869	4.47	1.03	0.04	2.13
HD 45289	5717	4.32	0.99	-0.02	< 0.47
HD 48611	5337	4.51	0.69	-0.36	< 0.24
HD 50590	4870	4.39	0.35	-0.22	< -0.21
HD 50806	5633	4.11	1.03	0.03	< 0.60
HD 51608	5358	4.36	0.73	-0.07	1.14
HD 52919	4698	4.37	0.67	-0.17	< -0.28
HD 55693	5914	4.43	1.07	0.29	< 1.1
HD 59468	5618	4.39	0.88	0.03	< 0.27
HD 59711A	5722	4.46	0.86	-0.12	< 1.17
HD 63765	5432	4.42	0.82	-0.16	< 0.33
HD 65277	4802	4.43	0.55	-0.31	< -0.14
HD 65562	5076	4.39	0.45	-0.10	< -0.17
HD 65907A	5945	4.52	1.05	-0.31	< 0.15
HD 66221	5635	4.40	0.92	0.17	< 0.50
HD 67458	5891	4.53	1.04	-0.16	2.20
HD 68607	5215	4.41	0.82	0.07	< 0.03
HD 68978A	5965	4.48	1.09	0.04	2.37
HD 69655	5961	4.44	1.15	-0.18	2.20
HD 70889	6051	4.49	1.13	0.11	2.67
HD 71334	5694	4.37	0.95	-0.09	< 0.65
HD 71479	6026	4.42	1.19	0.24	2.52
HD 71835	5438	4.39	0.79	-0.04	< 0.63
HD 72579	5449	4.27	0.84	0.20	< 0.61
HD 72673	5243	4.46	0.60	-0.41	< -0.17
HD 72769	5640	4.35	0.98	0.30	< 0.51
HD 73121	6091	4.30	1.34	0.09	< 1.53
HD 73524	6017	4.43	1.14	0.16	2.56
HD 74014	5561	4.33	0.90	0.22	< 0.32
HD 76151	5788	4.48	0.96	0.12	1.87
HD 78429	5760	4.33	1.01	0.09	< 0.35
HD 78538	5786	4.50	0.98	-0.03	2.44
HD 78558	5711	4.36	0.99	-0.44	< 0.37
HD 78612	5834	4.27	1.14	-0.24	1.62
HD 78747	5778	4.46	1.03	-0.67	< 0.74
HD 80883	5233	4.44	0.80	-0.25	< 0.28

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	$\log \epsilon(Li)$
HD 81639	5522	4.40	0.79	-0.17	< 0.60
HD 82342	4820	4.41	0.30	-0.54	< -0.45
HD 82516	5104	4.46	0.71	0.01	< 0.02
HD 83529	5902	4.35	1.11	-0.22	2.04
HD 85119	5425	4.52	0.93	-0.20	1.38
HD 85390	5186	4.41	0.75	-0.07	< 0.06
HD 85512	4715	4.39	0.23	-0.32	< -0.02
HD 86065	5026	4.50	0.91	-0.06	< 0.07
HD 86140	4903	4.55	0.31	-0.25	< -0.22
HD 86171	5400	4.47	0.81	-0.25	< 0.98
HD 87521	4854	4.37	0.76	-0.04	< 0.07
HD 88084	5766	4.42	0.96	-0.10	< 0.91
HD 88218	5878	4.16	1.23	-0.14	2.47
HD 88656	5150	4.44	0.81	-0.11	< 0.24
HD 88742	5981	4.52	1.07	-0.02	2.33
HD 89454	5728	4.47	0.96	0.12	1.64
HD 90156	5599	4.48	0.86	-0.24	< 0.61
HD 90711	5444	4.40	0.92	0.24	< 0.58
HD 90812	5164	4.48	0.64	-0.36	< -0.06
HD 92588	5199	3.79	1.01	0.04	< 0.12
HD 92719	5824	4.51	0.96	-0.10	1.93
HD 93380	4649	4.35	0.21	-0.72	< -0.15
HD 93385	5977	4.42	1.14	0.02	2.23
HD 94151	5583	4.38	0.83	0.04	< 0.42
HD 95456	6276	4.35	1.40	0.16	2.70
HD 95521	5773	4.49	0.96	-0.15	1.67
HD 96423	5711	4.35	0.98	0.10	1.91
HD 96700	5845	4.39	1.04	-0.18	1.35
HD 97037	5883	4.34	1.13	-0.07	1.68
HD 97343	5410	4.39	0.82	-0.06	< 0.12
HD 97998	5716	4.57	0.85	-0.42	1.72
HD 98281	5381	4.42	0.64	-0.26	< 0.04
HD 98356	5322	4.41	0.84	0.10	< 0.53
HD 100508	5449	4.42	0.86	0.39	< 0.59
HD 101581	4738	4.46	0.66	-0.52	< -0.29
HD 102365	5629	4.44	0.91	-0.29	< 0.08
HD 102438	5560	4.41	0.84	-0.29	< -0.08
HD 103949	4881	4.48	0.49	-0.07	< -0.17
HD 104006	5023	4.56	0.15	-0.78	< -0.48
HD 104067	4969	4.47	0.98	-0.06	< -0.11
HD 104263	5477	4.34	0.81	0.02	< 0.08
HD 104982	5692	4.44	0.91	-0.19	< 0.14
HD 105671	4748	4.42	0.90	-0.02	< -0.08
HD 105837	5907	4.54	1.14	-0.51	2.17
HD 106116	5680	4.39	0.91	0.14	< 0.13
HD 106275	5059	4.47	0.67	-0.09	< -0.03
HD 108309	5775	4.23	1.08	0.12	< 0.94
HD 109200	5134	4.51	0.68	-0.31	< -0.14
HD 109409	5886	4.16	1.24	0.33	2.60
HD 109423	5074	4.44	0.87	-0.07	< -0.31
HD 110619	5613	4.51	0.83	-0.41	< 1.21

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	$\log \epsilon(\text{Li})$
HD 111031	5801	4.39	1.05	0.27	< 0.75
HD 112540	5523	4.52	0.74	-0.17	< 0.28
HD 114613	5729	3.97	1.18	0.19	2.69
HD 114747	5172	4.44	0.98	0.21	< 0.32
HD 114853	5705	4.44	0.92	-0.23	< 0.46
HD 115585	5711	4.27	1.14	0.35	< 0.51
HD 115617	5558	4.36	0.81	-0.02	< 0.09
HD 115674	5649	4.48	0.85	-0.17	< 0.40
HD 116858	4990	4.52	0.77	-0.21	< -0.24
HD 116920	5015	4.46	0.68	-0.23	< -0.17
HD 117105	5889	4.41	1.13	-0.29	1.98
HD 119638	6069	4.42	1.22	-0.15	2.53
HD 119782	5160	4.44	0.79	-0.07	< -0.42
HD 122862	5982	4.23	1.29	-0.12	2.49
HD 123265	5338	4.29	0.85	0.19	< 0.37
HD 124106	5106	4.49	0.80	-0.17	< -0.88
HD 124292	5443	4.37	0.77	-0.13	< -0.50
HD 124364	5584	4.48	0.83	-0.27	1.23
HD 125072	5007	4.56	1.04	0.18	< 0.36
HD 125184	5680	4.10	1.13	0.27	< 0.39
HD 125455	5162	4.52	0.70	-0.18	< -0.64
HD 125881	6036	4.49	1.10	0.06	2.58
HD 126525	5638	4.37	0.90	-0.10	< -0.01
HD 128674	5551	4.50	0.71	-0.38	< 0.86
HD 129642	5026	4.49	0.69	-0.06	< -0.13
HD 130930	5027	4.45	0.50	0.01	< 0.01
HD 130992	4898	4.54	0.71	-0.13	< -0.20
HD 132648	5418	4.49	0.69	-0.37	< 0.52
HD 134060	5966	4.43	1.10	0.14	2.11
HD 134606	5633	4.38	1.00	0.27	< 0.39
HD 134664	5865	4.52	0.99	0.10	2.15
HD 134985	5090	4.44	0.10	-0.60	< -0.40
HD 136352	5664	4.39	0.90	-0.34	< -0.10
HD 136713	4994	4.45	0.94	0.07	< 0.10
HD 136894	5412	4.36	0.75	-0.10	< -0.36
HD 137303	4756	4.51	0.40	-0.35	< -0.41
HD 137388	5240	4.42	0.93	0.18	< 0.47
HD 138549	5582	4.44	0.87	0.00	< 0.29
HD 140901	5610	4.46	0.90	0.09	< 0.48
HD 142709	4728	4.44	0.84	-0.35	< -0.22
HD 143114	5775	4.39	0.92	-0.41	< 0.67
HD 143295	4987	4.43	0.89	-0.03	1.24
HD 144411	4852	4.39	0.05	-0.32	< -0.28
HD 144497	5022	4.50	0.82	-0.12	-0.28
HD 144585	5914	4.35	1.15	0.33	1.78
HD 144628	5085	4.51	0.55	-0.41	< -0.29
HD 145598	5417	4.48	0.59	-0.78	< -0.20
HD 145666	5958	4.53	1.04	-0.04	2.43
HD 145809	5778	4.15	1.14	-0.25	2.13
HD 146233	5818	4.45	1.00	0.04	1.64
HD 147512	5530	4.40	0.81	-0.08	< 0.40

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	$\log \epsilon(Li)$
HD 148303	4958	4.55	0.84	-0.03	< 0.86
HD 150433	5665	4.43	0.88	-0.36	< 0.27
HD 151504	5457	4.36	0.87	0.06	< 0.47
HD 153851	5052	4.50	0.91	-0.25	< 0.06
HD 154088	5374	4.37	0.85	0.28	< 0.45
HD 154363	4723	4.41	0.52	-0.62	< -0.05
HD 154577	4900	4.52	0.42	-0.70	< -0.51
HD 154962	5827	4.17	1.22	0.32	2.39
HD 157172	5451	4.39	0.77	0.11	< 0.29
HD 157338	6027	4.44	1.17	-0.08	2.38
HD 157347	5676	4.38	0.91	0.02	< 0.38
HD 157830	5540	4.49	0.76	-0.25	< 0.08
HD 161098	5560	4.46	0.79	-0.27	< 0.47
HD 161612	5616	4.45	0.88	0.16	< 0.45
HD 162236	5343	4.43	0.82	-0.12	< 0.09
HD 162396	6090	4.27	1.43	-0.35	2.52
HD 165920	5339	4.39	0.79	0.29	< 0.43
HD 166724	5127	4.43	0.79	-0.09	< -0.15
HD 167359	5348	4.46	0.67	-0.19	< 0.05
HD 168159	4783	4.42	0.99	-0.15	0.91
HD 168871	5983	4.42	1.17	-0.09	2.23
HD 170493	4751	4.24	0.59	0.14	< -0.04
HD 171665	5655	4.41	0.89	-0.05	1.69
HD 171990	6045	4.14	1.40	0.06	2.85
HD 172513	5500	4.41	0.79	-0.05	< 0.46
HD 174545	5216	4.40	0.88	0.22	< 0.35
HD 176157	5181	4.41	0.92	-0.16	< 0.19
HD 176986	5018	4.45	0.82	0.00	< 0.13
HD 177409	5898	4.49	0.99	-0.04	2.36
HD 177565	5627	4.39	0.91	0.08	< 0.49
HD 177758	5862	4.41	1.11	-0.58	< 1.78
HD 180409	6013	4.52	1.16	-0.17	2.41
HD 183658	5803	4.40	1.00	0.03	< 1.09
HD 183783	4595	4.29	0.05	-0.20	< -0.39
HD 183870	5029	4.49	0.78	-0.07	< -0.23
HD 185615	5570	4.34	0.84	0.08	< 0.33
HD 186061	5016	4.51	0.62	-0.02	< 0.19
HD 187456	4832	4.33	0.56	0.02	< -0.15
HD 188559	4786	4.33	0.65	-0.11	< -0.27
HD 188748	5623	4.43	0.83	-0.12	< 0.33
HD 189242	4913	4.46	0.56	-0.38	< -0.26
HD 189567	5726	4.41	0.95	-0.24	< 0.18
HD 189625	5846	4.43	1.03	0.18	2.12
HD 190248	5604	4.26	0.99	0.33	< 0.59
HD 190954	5430	4.46	0.63	-0.41	< 0.19
HD 191847	5066	4.45	0.48	-0.12	< -0.14
HD 192031	5215	4.39	0.04	-0.84	< 0.02
HD 192117	5479	4.48	0.75	-0.04	< 0.78
HD 192310	5166	4.51	0.97	-0.04	< 0.04
HD 192961	4624	4.31	0.58	-0.35	< -0.11
HD 193193	5979	4.40	1.15	-0.05	2.12

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	$\log \epsilon(\text{Li})$
HD 193844	5007	4.44	0.48	-0.30	< -0.18
HD 195302	5063	4.44	0.64	0.02	< -0.12
HD 195564	5676	4.03	1.11	0.06	2.02
HD 196761	5415	4.43	0.76	-0.31	< 0.13
HD 196800	6010	4.37	1.17	0.19	2.40
HD 197210	5577	4.42	0.86	-0.03	< 0.51
HD 197823	5396	4.41	0.82	0.12	< 0.29
HD 198075	5846	4.56	0.95	-0.24	1.95
HD 199190	5926	4.26	1.14	0.15	2.24
HD 199288	5765	4.50	1.00	-0.63	< 1.22
HD 199933	4730	4.32	0.64	-0.15	< -0.09
HD 199960	5973	4.39	1.13	0.28	2.50
HD 200505	5052	4.47	0.73	-0.45	< 0.18
HD 202605	5658	4.49	1.02	0.18	< 1.31
HD 203384	5586	4.40	0.90	0.26	< 0.57
HD 203413	4812	4.39	0.74	0.01	< -0.13
HD 203432	5645	4.39	0.98	0.29	< 0.60
HD 203850	4879	4.51	0.36	-0.68	< -0.60
HD 204385	6033	4.44	1.15	0.07	2.44
HD 204941	5056	4.48	0.71	-0.19	< -0.24
HD 205536	5442	4.38	0.77	-0.05	< 0.10
HD 206163	5519	4.43	0.94	0.01	< 0.58
HD 206172	5608	4.49	0.77	-0.24	< 1.32
HD 207129	5937	4.49	1.06	0.00	2.35
HD 207583	5534	4.46	0.99	0.01	< 1.35
HD 207700	5666	4.29	0.98	0.04	< 0.42
HD 207970	5556	4.38	0.80	0.07	< 0.39
HD 208272	5199	4.42	0.99	-0.08	< -0.23
HD 208573	4910	4.41	0.86	0.00	< -0.16
HD 208704	5826	4.38	1.04	-0.09	< 1.09
HD 209100	4754	4.45	0.68	-0.20	< -0.39
HD 209742	5137	4.49	0.79	-0.16	< -0.14
HD 210752	5923	4.47	1.04	-0.57	2.29
HD 210918	5755	4.35	0.99	-0.09	< 0.28
HD 210975	4749	4.37	0.05	-0.43	< -0.54
HD 211038	4989	3.68	0.79	-0.25	< -0.26
HD 211369	4984	4.44	0.67	0.04	< 0.12
HD 211415	5850	4.39	0.99	-0.21	1.85
HD 212563	5018	4.52	0.89	-0.02	1.56
HD 212580	5155	4.44	0.85	-0.11	< -0.01
HD 212708	5681	4.35	0.99	0.27	< 0.55
HD 213042	4831	4.38	0.82	0.08	< 0.06
HD 213575	5671	4.18	1.02	-0.15	< 0.38
HD 213628	5555	4.44	0.82	0.01	< 0.73
HD 213941	5532	4.41	0.72	-0.46	< 0.38
HD 214385	5654	4.43	0.81	-0.34	< 0.01
HD 214759	5461	4.37	0.85	0.18	< 0.54
HD 215152	4935	4.40	0.68	-0.10	< -0.08
HD 215456	5789	4.10	1.19	-0.09	2.38
HD 216777	5623	4.51	0.81	-0.38	1.68
HD 218249	5009	4.52	0.46	-0.40	< 0.09

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	$\log \epsilon(Li)$
HD 218511	4556	4.31	0.41	-0.10	< -0.14
HD 218572	4785	4.54	0.50	-0.56	< 0.16
HD 219077	5362	4.00	0.92	-0.13	1.49
HD 219249	5482	4.50	0.74	-0.40	< 0.55
HD 220256	5144	4.41	0.47	-0.10	< -0.09
HD 220339	5029	4.55	0.76	-0.35	< -0.31
HD 220367	6128	4.37	1.34	-0.21	< 0.91
HD 220507	5698	4.29	1.01	0.01	< 0.56
HD 221146	5876	4.27	1.09	0.08	< 0.98
HD 221356	6112	4.53	1.12	-0.20	2.66
HD 221420	5847	4.03	1.28	0.33	2.75
HD 222237	4780	4.37	0.05	-0.38	< -0.40
HD 222335	5271	4.49	0.83	-0.20	< 0.16
HD 222422	5475	4.46	0.73	-0.12	< 0.91
HD 222595	5648	4.46	0.88	0.01	< 0.58
HD 222669	5894	4.46	1.01	0.05	2.05
HD 223121	5077	4.34	0.74	0.05	< 0.49
HD 223171	5841	4.20	1.12	0.12	2.11
HD 223282	5328	4.49	0.60	-0.41	< 0.48
HD 224393	5774	4.54	0.84	-0.38	2.25
HD 224619	5436	4.39	0.79	-0.20	< 0.19
HD 224789	5185	4.44	1.05	-0.03	< 0.06
HIP 21539	4578	4.33	0.25	-0.33	< -0.19
HIP 22059	4741	4.40	0.79	-0.32	< -0.13
HIP 26542	4750	4.48	0.65	-0.54	< -0.17
HIP 98764	4912	4.44	0.38	-0.28	< 0.16

B

Cocientes C/O y Mg/Si para las estrellas de comparación de HARPS GTO

A continuación se muestra una tabla con las abundancias de O, C, Mg y Si, y cocientes C/O y Mg/Si para las estrellas de comparación de la muestra HARPS GTO con $T_{\text{eff}} > 5100$ K. Las tablas para las estrellas con planetas están incluidas en el artículo del Capítulo 3.

Tabla B.1: Abundancias de O, C, Mg y Si, y cocientes C/O y Mg/Si para las estrellas de comparación de la muestra HARPS GTO con $T_{\text{eff}} > 5100$.

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	[O/H]	[Ni/H]	[C/H]	[Mg/H]	[Si/H]	C/O	Mg/Si
HD 283	5157.	4.51	0.45	-0.54	-0.17	-0.55	-0.47	-0.43	-0.47	0.33	1.17
HD 361	5913.	4.60	1.00	-0.12	-0.11	-0.16	-0.16	-0.16	-0.12	0.59	0.98
HD 870	5381.	4.42	0.79	-0.10	-0.12	-0.14	-0.15	-0.09	-0.12	0.62	1.15
HD 967	5564.	4.51	0.79	-0.68	-0.17	-0.65	-0.40	-0.40	-0.45	0.39	1.20
HD 1320	5679.	4.49	0.85	-0.27	-0.24	-0.31	-0.25	-0.26	-0.26	0.65	1.07
HD 1388	5954.	4.41	1.13	-0.01	-0.09	-0.01	-0.07	-0.03	-0.01	0.69	1.02
HD 1461	5765.	4.38	0.97	0.19	0.06	0.24	0.15	0.17	0.19	0.81	1.02
HD 1581	5977.	4.51	1.12	-0.18	-0.20	-0.20	-0.20	-0.14	-0.15	0.66	1.10
HD 2071	5719.	4.47	0.95	-0.09	-0.17	-0.11	-0.12	-0.11	-0.09	0.74	1.02
HD 3569	5155.	4.54	0.60	-0.32	-0.15	-0.33	-0.26	-0.30	-0.28	0.51	1.02
HD 3823	6022.	4.31	1.39	-0.28	-0.14	-0.29	-0.21	-0.19	-0.22	0.56	1.15
HD 4307	5812.	4.10	1.22	-0.23	-0.18	-0.24	-0.18	-0.15	-0.17	0.66	1.12
HD 4915	5658.	4.52	0.90	-0.21	-0.26	-0.24	-0.23	-0.19	-0.19	0.71	1.07
HD 6348	5107.	4.51	0.07	-0.56	-0.35	-0.59	-0.28	-0.43	-0.48	0.78	1.20
HD 6735	6082.	4.49	1.15	-0.06	-0.11	-0.10	-0.08	-0.09	-0.05	0.71	0.98
HD 7134	5940.	4.41	1.17	-0.29	-0.16	-0.31	-0.26	-0.23	-0.25	0.52	1.12
HD 7199	5386.	4.34	1.01	0.28	0.17	0.37	0.28	0.32	0.34	0.85	1.02
HD 7449	6024.	4.51	1.11	-0.11	-0.11	-0.15	-0.16	-0.16	-0.11	0.59	0.95
HD 8389A	5283.	4.37	1.06	0.34	0.35	0.44	0.37	0.36	0.40	0.69	0.98
HD 8406	5726.	4.50	0.87	-0.10	-0.26	-0.14	-0.15	-0.11	-0.11	0.85	1.07
HD 8638	5507.	4.43	0.74	-0.38	-0.17	-0.34	-0.19	-0.16	-0.21	0.63	1.20
HD 8828	5403.	4.46	0.72	-0.16	-0.13	-0.16	-0.23	-0.16	-0.14	0.52	1.02
HD 8859	5502.	4.41	0.77	-0.09	-0.09	-0.08	-0.10	-0.10	-0.08	0.65	1.02
HD 8912	5211.	4.43	0.70	-0.07	-0.21	-0.08	-0.07	-0.10	-0.05	0.91	0.95
HD 9782	6023.	4.42	1.09	0.09	0.05	0.10	0.07	0.02	0.07	0.69	0.95
HD 9796	5179.	4.38	0.66	-0.25	-0.31	-0.25	-0.03	-0.20	-0.18	1.26	1.02
HD 10002	5313.	4.40	0.82	0.17	0.09	0.20	0.22	0.16	0.20	0.89	0.98
HD 10166	5221.	4.48	0.74	-0.39	-0.23	-0.41	-0.33	-0.38	-0.34	0.52	0.98
HD 10180	5911.	4.39	1.11	0.08	0.03	0.11	0.09	0.08	0.10	0.76	1.02
HD 10700	5310.	4.44	0.55	-0.52	-0.31	-0.50	-0.28	-0.31	-0.37	0.71	1.23
HD 11226	6098.	4.35	1.28	0.04	0.04	0.06	0.09	0.01	0.06	0.74	0.95

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	[O/H]	[Ni/H]	[C/H]	[Mg/H]	[Si/H]	C/O	Mg/Si
HD 11505	5752.	4.38	0.99	-0.22	0.01	-0.20	-0.09	-0.06	-0.12	0.52	1.23
HD 12345	5395.	4.44	0.69	-0.21	-0.06	-0.21	-0.15	-0.18	-0.17	0.54	1.05
HD 12387	5700.	4.39	0.93	-0.24	0.01	-0.21	-0.02	-0.07	-0.11	0.62	1.17
HD 13060	5255.	4.34	0.82	0.02	-0.12	0.03	-0.06	0.03	0.03	0.76	1.07
HD 13724	5868.	4.52	1.02	0.23	0.12	0.26	0.12	0.18	0.22	0.66	0.98
HD 14374	5425.	4.48	0.81	-0.04	-0.11	-0.06	-0.07	-0.06	-0.03	0.72	1.00
HD 14747	5516.	4.43	0.72	-0.39	-0.11	-0.37	-0.18	-0.19	-0.24	0.56	1.20
HD 15337	5179.	4.39	0.70	0.06	0.21	0.09	0.09	0.06	0.09	0.50	1.00
HD 16297	5422.	4.47	0.80	-0.01	-0.07	-0.03	-0.08	-0.07	-0.02	0.65	0.95
HD 16714	5518.	4.42	0.76	-0.20	-0.13	-0.20	-0.16	-0.15	-0.16	0.62	1.10
HD 18386	5457.	4.39	0.92	0.14	0.00	0.19	0.16	0.09	0.18	0.95	0.87
HD 18719	5241.	4.41	0.92	-0.08	-0.03	-0.10	-0.04	-0.14	-0.04	0.65	0.85
HD 19034	5477.	4.40	0.69	-0.48	-0.09	-0.45	-0.21	-0.18	-0.29	0.50	1.38
HD 19467	5720.	4.31	0.96	-0.14	0.01	-0.12	0.02	0.01	-0.06	0.68	1.26
HD 20003	5494.	4.41	0.83	0.04	-0.02	0.05	0.02	0.01	0.04	0.72	1.00
HD 20407	5866.	4.50	1.09	-0.44	-0.29	-0.44	-0.31	-0.38	-0.36	0.63	1.02
HD 20619	5703.	4.51	0.92	-0.22	-0.27	-0.26	-0.25	-0.22	-0.21	0.69	1.05
HD 20781	5256.	4.37	0.78	-0.11	-0.12	-0.13	-0.10	-0.10	-0.09	0.69	1.05
HD 20794	5401.	4.40	0.67	-0.40	-0.17	-0.35	-0.14	-0.14	-0.21	0.71	1.26
HD 20807	5866.	4.52	1.04	-0.23	-0.18	-0.24	-0.19	-0.20	-0.20	0.65	1.07
HD 21019	5468.	3.93	1.05	-0.45	-0.23	-0.45	-0.40	-0.31	-0.37	0.45	1.23
HD 21411	5473.	4.51	0.81	-0.26	-0.15	-0.30	-0.29	-0.26	-0.26	0.48	1.07
HD 21693	5430.	4.37	0.76	0.00	-0.15	0.03	0.01	0.01	0.03	0.95	1.02
HD 23249	5150.	3.89	1.01	0.13	0.22	0.16	0.14	0.19	0.16	0.55	1.15
HD 23456	6178.	4.56	1.38	-0.32	-0.19	-0.34	-0.24	-0.30	-0.26	0.59	0.98
HD 24892	5363.	3.99	0.88	-0.32	-0.10	-0.31	-0.20	-0.17	-0.21	0.52	1.17
HD 25105	5316.	4.47	0.77	-0.15	-0.14	-0.17	-0.18	-0.17	-0.15	0.60	1.02
HD 25120	5134.	4.47	0.87	-0.18	-0.17	-0.24	-0.09	-0.21	-0.18	0.79	1.00
HD 25565	5212.	4.47	0.80	0.03	0.02	0.03	0.02	-0.01	0.04	0.66	0.95
HD 25673	5136.	4.47	0.56	-0.50	-0.35	-0.50	-0.18	-0.44	-0.43	0.98	1.05
HD 26965A	5153.	4.39	0.36	-0.31	-0.14	-0.26	-0.12	-0.10	-0.18	0.69	1.29
HD 27063	5767.	4.44	0.94	0.05	-0.03	0.04	-0.04	0.01	0.03	0.65	1.02
HD 28471	5745.	4.37	0.95	-0.05	-0.14	-0.06	-0.07	-0.04	-0.04	0.78	1.07
HD 28701	5710.	4.41	0.95	-0.32	-0.12	-0.29	-0.12	-0.13	-0.16	0.66	1.15
HD 28821	5660.	4.38	0.88	-0.12	-0.19	-0.15	-0.10	-0.06	-0.09	0.81	1.15

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	[O/H]	[Ni/H]	[C/H]	[Mg/H]	[Si/H]	C/O	Mg/Si
HD 30278	5394.	4.39	0.72	-0.17	-0.05	-0.20	-0.15	-0.12	-0.15	0.52	1.15
HD 30306	5529.	4.32	0.89	0.17	0.06	0.18	0.14	0.18	0.19	0.79	1.05
HD 31527	5898.	4.45	1.09	-0.17	-0.22	-0.18	-0.17	-0.16	-0.16	0.74	1.07
HD 31822	6042.	4.57	1.15	-0.19	-0.18	-0.24	-0.25	-0.19	-0.19	0.56	1.07
HD 32724	5818.	4.26	1.14	-0.17	-0.08	-0.19	-0.14	-0.09	-0.12	0.58	1.15
HD 33725	5274.	4.41	0.71	-0.17	-0.09	-0.16	-0.16	-0.16	-0.15	0.56	1.05
HD 34449	5848.	4.50	0.92	-0.09	-0.08	-0.13	-0.13	-0.12	-0.11	0.59	1.05
HD 34688	5169.	4.44	0.70	-0.20	-0.20	-0.20	-0.10	-0.19	-0.19	0.83	1.07
HD 36108	5916.	4.33	1.21	-0.21	-0.14	-0.25	-0.19	-0.17	-0.19	0.59	1.12
HD 36379	6030.	4.30	1.29	-0.17	-0.14	-0.18	-0.11	-0.12	-0.13	0.71	1.10
HD 37962	5718.	4.48	0.84	-0.20	-0.12	-0.25	-0.25	-0.23	-0.19	0.49	0.98
HD 37986	5507.	4.29	0.92	0.26	0.24	0.32	0.28	0.25	0.30	0.72	0.95
HD 38277	5871.	4.34	1.10	-0.07	-0.07	-0.09	-0.06	-0.04	-0.07	0.68	1.15
HD 38382	6082.	4.45	1.18	0.03	-0.18	0.00	-0.01	0.00	0.02	0.98	1.02
HD 38858	5733.	4.51	0.94	-0.22	-0.23	-0.25	-0.21	-0.23	-0.21	0.69	1.02
HD 38973	6016.	4.42	1.14	0.05	-0.07	0.06	0.05	0.01	0.05	0.87	0.98
HD 39194	5205.	4.53	0.37	-0.61	-0.23	-0.57	-0.28	-0.42	-0.43	0.59	1.10
HD 40105	5137.	3.85	0.97	0.06	0.11	0.09	0.06	0.09	0.10	0.59	1.05
HD 40397	5527.	4.39	0.83	-0.13	0.10	-0.11	0.00	-0.02	-0.06	0.52	1.17
HD 44120	6052.	4.25	1.31	0.12	0.05	0.14	0.08	0.10	0.13	0.71	1.00
HD 44420	5818.	4.37	1.06	0.29	0.15	0.38	0.29	0.29	0.33	0.91	0.98
HD 44447	5999.	4.37	1.26	-0.22	-0.11	-0.23	-0.16	-0.20	-0.18	0.59	1.02
HD 44594	5840.	4.38	1.06	0.15	-0.02	0.18	0.10	0.13	0.15	0.87	1.02
HD 45184	5869.	4.47	1.03	0.04	-0.02	0.03	-0.02	0.03	0.04	0.66	1.05
HD 45289	5717.	4.32	0.99	-0.02	0.10	-0.01	0.03	0.06	0.03	0.56	1.15
HD 48611	5337.	4.51	0.69	-0.36	-0.31	-0.37	-0.31	-0.35	-0.31	0.66	0.98
HD 50806	5633.	4.11	1.03	0.03	0.29	0.07	0.14	0.15	0.10	0.47	1.20
HD 51608	5358.	4.36	0.73	-0.07	-0.11	-0.07	-0.07	-0.02	-0.02	0.72	1.07
HD 55693	5914.	4.43	1.07	0.29	0.12	0.36	0.29	0.26	0.31	0.98	0.95
HD 59468	5618.	4.39	0.88	0.03	-0.01	0.05	0.05	0.06	0.03	0.76	1.15
HD 59711A	5722.	4.46	0.86	-0.12	-0.14	-0.13	-0.14	0.06	0.03	0.66	1.15
HD 63765	5432.	4.42	0.82	-0.16	-0.21	-0.19	-0.22	-0.17	-0.15	0.65	1.02
HD 65907A	5945.	4.52	1.05	-0.31	0.00	-0.27	-0.08	-0.05	-0.13	0.55	1.29
HD 66221	5635.	4.40	0.92	0.17	0.03	0.22	0.14	0.17	0.18	0.85	1.05
HD 67458	5891.	4.53	1.04	-0.16	-0.18	-0.18	-0.21	-0.16	-0.15	0.62	1.05

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	[O/H]	[Ni/H]	[C/H]	[Mg/H]	[Si/H]	C/O	Mg/Si
HD 68607	5215.	4.41	0.82	0.07	-0.04	0.08	0.08	0.02	0.09	0.87	0.91
HD 68978A	5965.	4.48	1.09	0.04	-0.08	0.04	0.00	0.00	0.04	0.79	0.98
HD 69655	5961.	4.44	1.15	-0.18	-0.29	-0.19	-0.16	-0.16	-0.17	0.89	1.10
HD 70889	6051.	4.49	1.13	0.11	0.00	0.09	-0.01	0.01	0.08	0.65	0.91
HD 71334	5694.	4.37	0.95	-0.09	-0.11	-0.10	-0.12	-0.04	-0.08	0.65	1.17
HD 71479	6026.	4.42	1.19	0.24	0.33	0.29	0.19	0.20	0.25	0.48	0.95
HD 71835	5438.	4.39	0.79	-0.04	-0.17	-0.03	-0.04	-0.06	-0.02	0.89	0.98
HD 72579	5449.	4.27	0.84	0.20	0.12	0.22	0.21	0.21	0.22	0.81	1.05
HD 72673	5243.	4.46	0.60	-0.41	-0.33	-0.41	-0.25	-0.34	-0.36	0.79	1.12
HD 72769	5640.	4.35	0.98	0.30	0.20	0.36	0.27	0.27	0.30	0.78	1.00
HD 73121	6091.	4.30	1.34	0.09	0.01	0.10	0.06	0.07	0.12	0.74	0.95
HD 73524	6017.	4.43	1.14	0.16	0.02	0.16	0.00	0.11	0.15	0.63	0.98
HD 74014	5561.	4.33	0.90	0.22	0.05	0.27	0.23	0.20	0.26	1.00	0.93
HD 76151	5788.	4.48	0.96	0.12	0.04	0.14	0.07	0.10	0.11	0.71	1.05
HD 78429	5760.	4.33	1.01	0.09	0.27	0.07	0.08	0.08	0.09	0.43	1.05
HD 78538	5786.	4.50	0.98	-0.03	-0.06	-0.08	-0.19	-0.08	-0.05	0.49	1.00
HD 78558	5711.	4.36	0.99	-0.44	-0.08	-0.41	-0.15	-0.16	-0.23	0.56	1.26
HD 78747	5778.	4.46	1.03	-0.67	-0.21	-0.65	-0.38	-0.38	-0.44	0.45	1.23
HD 80883	5233.	4.44	0.80	-0.25	-0.32	-0.28	-0.29	-0.25	-0.22	0.71	1.00
HD 81639	5522.	4.40	0.79	-0.17	-0.22	-0.16	-0.25	-0.11	-0.14	0.62	1.15
HD 82516	5104.	4.46	0.71	0.01	0.07	0.04	0.18	-0.02	0.02	0.85	0.98
HD 83529	5902.	4.35	1.11	-0.22	-0.20	-0.25	-0.24	-0.16	-0.20	0.60	1.17
HD 85119	5425.	4.52	0.93	-0.20	-0.17	-0.26	-0.21	-0.24	-0.20	0.60	0.98
HD 85390	5186.	4.41	0.75	-0.07	-0.13	-0.06	0.04	-0.08	-0.03	0.98	0.95
HD 86171	5400.	4.47	0.81	-0.25	-0.34	-0.29	-0.32	-0.24	-0.22	0.69	1.02
HD 88218	5878.	4.16	1.23	-0.14	-0.12	-0.15	-0.08	-0.10	-0.11	0.72	1.10
HD 88656	5150.	4.44	0.81	-0.11	-0.21	-0.14	-0.18	-0.16	-0.10	0.71	0.93
HD 88742	5981.	4.52	1.07	-0.02	-0.10	-0.05	-0.04	-0.08	-0.03	0.76	0.95
HD 89454	5728.	4.47	0.96	0.12	-0.03	0.12	0.01	0.07	0.10	0.72	1.00
HD 90156	5599.	4.48	0.86	-0.24	-0.24	-0.25	-0.30	-0.18	-0.21	0.58	1.15
HD 90711	5444.	4.40	0.92	0.24	0.16	0.31	0.23	0.24	0.27	0.78	1.00
HD 90812	5164.	4.48	0.64	-0.36	-0.28	-0.35	-0.28	-0.30	-0.30	0.66	1.07
HD 92588	5199.	3.79	1.01	0.04	0.08	0.04	-0.05	0.05	0.05	0.49	1.07
HD 92719	5824.	4.51	0.96	-0.10	-0.16	-0.13	-0.18	-0.12	-0.10	0.63	1.02
HD 93385	5977.	4.42	1.14	0.02	-0.03	0.03	-0.01	0.00	0.02	0.69	1.02

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	[O/H]	[Ni/H]	[C/H]	[Mg/H]	[Si/H]	C/O	Mg/Si
HD 94151	5583.	4.38	0.83	0.04	-0.10	0.06	0.03	0.03	0.05	0.89	1.02
HD 95456	6276.	4.35	1.40	0.16	0.10	0.15	0.09	0.10	0.15	0.65	0.95
HD 95521	5773.	4.49	0.96	-0.15	-0.16	-0.18	-0.17	-0.17	-0.15	0.65	1.02
HD 96423	5711.	4.35	0.98	0.10	-0.01	0.13	0.07	0.12	0.11	0.79	1.10
HD 96700	5845.	4.39	1.04	-0.18	-0.10	-0.21	-0.15	-0.15	-0.16	0.59	1.10
HD 97037	5883.	4.34	1.13	-0.07	-0.10	-0.09	-0.08	-0.06	-0.05	0.69	1.05
HD 97343	5410.	4.39	0.82	-0.06	-0.04	-0.06	-0.06	0.03	-0.01	0.63	1.17
HD 97998	5716.	4.57	0.85	-0.42	-0.24	-0.44	-0.38	-0.36	-0.37	0.48	1.10
HD 98281	5381.	4.42	0.64	-0.26	-0.25	-0.26	-0.26	-0.19	-0.21	0.65	1.12
HD 98356	5322.	4.41	0.84	0.10	0.03	0.13	0.09	0.08	0.12	0.76	0.98
HD 100508	5449.	4.42	0.86	0.39	0.25	0.49	0.31	0.37	0.41	0.76	0.98
HD 102365	5629.	4.44	0.91	-0.29	-0.11	-0.30	-0.17	-0.23	-0.19	0.58	0.98
HD 102438	5560.	4.41	0.84	-0.29	-0.26	-0.30	-0.24	-0.22	-0.24	0.69	1.12
HD 104263	5477.	4.34	0.81	0.02	0.01	0.04	0.09	0.08	0.06	0.79	1.12
HD 104982	5692.	4.44	0.91	-0.19	-0.24	-0.20	-0.18	-0.15	-0.17	0.76	1.12
HD 105837	5907.	4.54	1.14	-0.51	-0.37	-0.51	-0.13	-0.45	-0.45	1.15	1.07
HD 106116	5680.	4.39	0.91	0.14	0.12	0.17	0.09	0.11	0.14	0.62	1.00
HD 108309	5775.	4.23	1.08	0.12	0.10	0.13	0.15	0.13	0.13	0.74	1.07
HD 109200	5134.	4.51	0.68	-0.31	-0.20	-0.33	-0.19	-0.27	-0.28	0.68	1.10
HD 109409	5886.	4.16	1.24	0.33	0.22	0.40	0.24	0.24	0.32	0.69	0.89
HD 111031	5801.	4.39	1.05	0.27	0.21	0.34	0.24	0.23	0.27	0.71	0.98
HD 112540	5523.	4.52	0.74	-0.17	-0.26	-0.20	-0.22	-0.20	-0.17	0.72	1.00
HD 114613	5729.	3.97	1.18	0.19	0.10	0.24	0.13	0.17	0.21	0.71	0.98
HD 114747	5172.	4.44	0.98	0.21	0.18	0.30	0.35	0.21	0.28	0.98	0.91
HD 114853	5705.	4.44	0.92	-0.23	0.01	-0.25	-0.25	-0.19	-0.20	0.36	1.10
HD 115585	5711.	4.27	1.14	0.35	0.22	0.40	0.34	0.33	0.35	0.87	1.02
HD 115617	5558.	4.36	0.81	-0.02	-0.08	-0.01	-0.11	0.00	0.00	0.62	1.07
HD 115674	5649.	4.48	0.85	-0.17	-0.28	-0.20	-0.22	-0.22	-0.17	0.76	0.95
HD 117105	5889.	4.41	1.13	-0.29	-0.28	-0.32	-0.23	-0.19	-0.22	0.74	1.15
HD 119638	6069.	4.42	1.22	-0.15	-0.11	-0.17	-0.13	-0.16	-0.12	0.63	0.98
HD 119782	5160.	4.44	0.79	-0.07	-0.10	-0.07	0.00	-0.10	-0.05	0.83	0.95
HD 122862	5982.	4.23	1.29	-0.12	-0.09	-0.12	-0.08	-0.12	-0.09	0.68	1.00
HD 123265	5338.	4.29	0.85	0.19	0.14	0.22	0.27	0.27	0.27	0.89	1.07
HD 124106	5106.	4.49	0.80	-0.17	-0.17	-0.20	-0.18	-0.23	-0.14	0.65	0.87
HD 124292	5443.	4.37	0.77	-0.13	-0.12	-0.12	-0.07	-0.07	-0.09	0.74	1.12

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	[O/H]	[Ni/H]	[C/H]	[Mg/H]	[Si/H]	C/O	Mg/Si
HD 124364	5584.	4.48	0.83	-0.27	-0.28	-0.31	-0.31	-0.26	-0.26	0.62	1.07
HD 125184	5680.	4.10	1.13	0.27	0.15	0.28	0.18	0.25	0.27	0.71	1.02
HD 125455	5162.	4.52	0.70	-0.18	-0.18	-0.18	-0.06	-0.18	-0.17	0.87	1.05
HD 125881	6036.	4.49	1.10	0.06	-0.05	0.05	-0.01	0.00	0.05	0.72	0.95
HD 126525	5638.	4.37	0.90	-0.10	-0.11	-0.08	-0.07	-0.08	-0.08	0.72	1.07
HD 128674	5551.	4.50	0.71	-0.38	-0.35	-0.38	-0.34	-0.33	-0.32	0.68	1.05
HD 132648	5418.	4.49	0.69	-0.37	-0.38	-0.38	-0.35	-0.33	-0.34	0.71	1.10
HD 134060	5966.	4.43	1.10	0.14	-0.04	0.15	0.07	0.11	0.12	0.85	1.05
HD 134606	5633.	4.38	1.00	0.27	0.21	0.33	0.27	0.26	0.30	0.76	0.98
HD 134664	5865.	4.52	0.99	0.10	-0.05	0.09	-0.02	0.03	0.08	0.71	0.95
HD 136894	5412.	4.36	0.75	-0.10	-0.11	-0.13	-0.12	-0.11	-0.11	0.65	1.07
HD 137388	5240.	4.42	0.93	0.18	0.26	0.25	0.28	0.20	0.24	0.69	0.98
HD 138549	5582.	4.44	0.87	0.00	-0.10	0.03	0.02	-0.02	0.01	0.87	1.00
HD 140901	5610.	4.46	0.90	0.09	-0.04	0.11	0.05	0.05	0.08	0.81	1.00
HD 143114	5775.	4.39	0.92	-0.41	-0.12	-0.39	-0.24	-0.22	-0.26	0.50	1.17
HD 144585	5914.	4.35	1.15	0.33	0.22	0.39	0.20	0.30	0.33	0.63	1.00
HD 145598	5417.	4.48	0.59	-0.78	-0.44	-0.75	-0.52	-0.46	-0.54	0.55	1.29
HD 145666	5958.	4.53	1.04	-0.04	-0.21	-0.08	-0.11	-0.09	-0.06	0.83	1.00
HD 145809	5778.	4.15	1.14	-0.25	-0.05	-0.29	-0.20	-0.16	-0.21	0.47	1.20
HD 146233	5818.	4.45	1.00	0.04	-0.04	0.04	-0.03	0.03	0.04	0.68	1.05
HD 147512	5530.	4.40	0.81	-0.08	-0.09	-0.06	-0.04	-0.04	-0.06	0.74	1.12
HD 151504	5457.	4.36	0.87	0.06	0.16	0.07	0.14	0.10	0.10	0.63	1.07
HD 154088	5374.	4.37	0.85	0.28	0.19	0.35	0.29	0.25	0.30	0.83	0.95
HD 154962	5827.	4.17	1.22	0.32	0.25	0.39	0.28	0.30	0.32	0.71	1.02
HD 157172	5451.	4.39	0.77	0.11	-0.05	0.15	0.11	0.10	0.12	0.95	1.02
HD 157347	5676.	4.38	0.91	0.02	-0.10	0.03	-0.03	0.00	0.02	0.78	1.02
HD 161098	5560.	4.46	0.79	-0.27	-0.23	-0.29	-0.29	-0.26	-0.25	0.58	1.05
HD 161612	5616.	4.45	0.88	0.16	0.05	0.17	0.10	0.14	0.16	0.74	1.02
HD 162236	5343.	4.43	0.82	-0.12	-0.13	-0.13	-0.14	-0.15	-0.10	0.65	0.95
HD 162396	6090.	4.27	1.43	-0.35	-0.23	-0.33	-0.26	-0.25	-0.27	0.62	1.12
HD 165920	5339.	4.39	0.79	0.29	0.44	0.32	0.49	0.23	0.31	0.74	0.89
HD 166724	5127.	4.43	0.79	-0.09	-0.20	-0.10	0.01	-0.12	-0.10	1.07	1.02
HD 167359	5348.	4.46	0.67	-0.19	-0.17	-0.22	-0.26	-0.19	-0.17	0.54	1.02
HD 168871	5983.	4.42	1.17	-0.09	-0.15	-0.10	-0.07	-0.09	-0.07	0.79	1.02
HD 171665	5655.	4.41	0.89	-0.05	-0.14	-0.05	-0.09	-0.07	-0.03	0.74	0.98

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	[O/H]	[Ni/H]	[C/H]	[Mg/H]	[Si/H]	C/O	Mg/Si
HD 171990	6045.	4.14	1.40	0.06	0.09	0.08	0.08	0.06	0.08	0.65	1.02
HD 172513	5500.	4.41	0.79	-0.05	-0.22	-0.07	-0.12	-0.07	-0.04	0.83	1.00
HD 174545	5216.	4.40	0.88	0.22	0.12	0.28	0.30	0.21	0.25	1.00	0.98
HD 176157	5181.	4.41	0.92	-0.16	-0.33	-0.16	-0.06	-0.13	-0.13	1.23	1.07
HD 177409	5898.	4.49	0.99	-0.04	-0.16	-0.07	-0.13	-0.05	-0.04	0.71	1.05
HD 177565	5627.	4.39	0.91	0.08	0.16	0.11	0.06	0.06	0.09	0.52	1.00
HD 177758	5862.	4.41	1.11	-0.58	-0.26	-0.56	-0.34	-0.37	-0.39	0.55	1.12
HD 180409	6013.	4.52	1.16	-0.17	-0.17	-0.19	-0.15	-0.17	-0.16	0.69	1.05
HD 183658	5803.	4.40	1.00	0.03	-0.32	0.05	0.03	0.01	0.03	1.48	1.02
HD 185615	5570.	4.34	0.84	0.08	0.12	0.12	0.16	0.11	0.12	0.72	1.05
HD 189567	5726.	4.41	0.95	-0.24	-0.18	-0.26	-0.16	-0.15	-0.20	0.69	1.20
HD 189625	5846.	4.43	1.03	0.18	0.31	0.20	0.08	0.13	0.19	0.39	0.93
HD 190248	5604.	4.26	0.99	0.33	0.30	0.37	0.30	0.30	0.35	0.66	0.95
HD 192031	5215.	4.39	0.04	-0.84	-0.48	-0.85	-0.50	-0.57	-0.59	0.63	1.12
HD 192117	5479.	4.48	0.75	-0.04	-0.31	-0.07	-0.02	-0.09	-0.07	1.29	1.02
HD 192310	5166.	4.51	0.97	-0.04	-0.08	-0.01	0.14	-0.01	-0.03	1.10	1.12
HD 193193	5979.	4.40	1.15	-0.05	0.04	-0.05	-0.03	-0.05	-0.04	0.56	1.05
HD 195564	5676.	4.03	1.11	0.06	0.02	0.05	0.04	0.09	0.06	0.69	1.15
HD 196761	5415.	4.43	0.76	-0.31	-0.39	-0.31	-0.26	-0.29	-0.27	0.89	1.02
HD 196800	6010.	4.37	1.17	0.19	0.19	0.22	0.16	0.14	0.17	0.62	1.00
HD 197210	5577.	4.42	0.86	-0.03	-0.17	-0.05	-0.14	-0.06	-0.03	0.71	1.00
HD 197823	5396.	4.41	0.82	0.12	-0.06	0.15	0.11	0.08	0.14	0.98	0.93
HD 198075	5846.	4.56	0.95	-0.24	-0.10	-0.28	-0.31	-0.25	-0.25	0.41	1.07
HD 199288	5765.	4.50	1.00	-0.63	-0.29	-0.63	-0.39	-0.43	-0.46	0.52	1.15
HD 199960	5973.	4.39	1.13	0.28	0.23	0.34	0.23	0.24	0.29	0.66	0.95
HD 202605	5658.	4.49	1.02	0.18	0.13	0.19	0.11	0.12	0.17	0.63	0.95
HD 203384	5586.	4.40	0.90	0.26	0.19	0.31	0.23	0.24	0.26	0.72	1.02
HD 203432	5645.	4.39	0.98	0.29	0.16	0.36	0.22	0.29	0.29	0.76	1.07
HD 204385	6033.	4.44	1.15	0.07	0.00	0.08	0.05	0.05	0.07	0.74	1.02
HD 205536	5442.	4.38	0.77	-0.05	-0.09	-0.03	-0.09	-0.01	-0.01	0.66	1.07
HD 206163	5519.	4.43	0.94	0.01	-0.07	-0.03	-0.18	-0.05	0.01	0.51	0.93
HD 206172	5608.	4.49	0.77	-0.24	-0.19	-0.28	-0.23	-0.26	-0.23	0.60	1.00
HD 207129	5937.	4.49	1.06	0.00	-0.08	-0.02	-0.09	-0.02	-0.01	0.65	1.05
HD 207583	5534.	4.46	0.99	0.01	-0.58	-0.03	-0.21	-0.05	-0.02	1.55	1.00
HD 207700	5666.	4.29	0.98	0.04	0.09	0.07	0.14	0.13	0.11	0.74	1.12

Estrella	T_{eff} K	$\log g$ cm/s ²	ξ km/s	[Fe/H]	[O/H]	[Ni/H]	[C/H]	[Mg/H]	[Si/H]	C/O	Mg/Si
HD 208272	5199.	4.42	0.99	-0.08	-0.12	-0.11	0.02	-0.11	-0.04	0.91	0.91
HD 208704	5826.	4.38	1.04	-0.09	-0.04	-0.11	-0.09	-0.10	-0.08	0.59	1.02
HD 209742	5137.	4.49	0.79	-0.16	-0.48	-0.16	-0.04	-0.19	-0.15	1.82	0.98
HD 210918	5755.	4.35	0.99	-0.09	-0.02	-0.11	-0.03	-0.04	-0.07	0.65	1.15
HD 211415	5850.	4.39	0.99	-0.21	-0.22	-0.23	-0.20	-0.17	-0.19	0.69	1.12
HD 212580	5155.	4.44	0.85	-0.11	-0.13	-0.14	0.01	-0.16	-0.12	0.91	0.98
HD 212708	5681.	4.35	0.99	0.27	0.21	0.33	0.24	0.24	0.26	0.71	1.02
HD 213575	5671.	4.18	1.02	-0.15	0.05	-0.12	0.01	0.05	-0.03	0.60	1.29
HD 213628	5555.	4.44	0.82	0.01	-0.03	0.03	0.02	-0.02	0.02	0.74	0.98
HD 214759	5461.	4.37	0.85	0.18	0.06	0.23	0.10	0.16	0.17	0.72	1.05
HD 215456	5789.	4.10	1.19	-0.09	-0.20	-0.11	-0.08	-0.06	-0.06	0.87	1.07
HD 216777	5623.	4.51	0.81	-0.38	-0.33	-0.39	-0.36	-0.30	-0.33	0.62	1.15
HD 219077	5362.	4.00	0.92	-0.13	-0.05	-0.14	-0.13	-0.05	-0.08	0.55	1.15
HD 219249	5482.	4.50	0.74	-0.40	-0.44	-0.41	-0.34	-0.34	-0.36	0.83	1.12
HD 220256	5144.	4.41	0.47	-0.10	-0.05	-0.07	0.11	-0.04	-0.04	0.95	1.07
HD 220367	6128.	4.37	1.34	-0.21	-0.16	-0.23	-0.18	-0.19	-0.16	0.63	1.00
HD 220507	5698.	4.29	1.01	0.01	0.12	0.03	0.11	0.11	0.05	0.65	1.23
HD 221146	5876.	4.27	1.09	0.08	0.01	0.11	0.09	0.11	0.11	0.79	1.07
HD 221356	6112.	4.53	1.12	-0.20	-0.06	-0.22	-0.29	-0.18	-0.19	0.39	1.10
HD 221420	5847.	4.03	1.28	0.33	0.21	0.42	0.26	0.37	0.36	0.74	1.10
HD 222335	5271.	4.49	0.83	-0.20	-0.19	-0.22	-0.22	-0.20	-0.17	0.62	1.00
HD 222422	5475.	4.46	0.73	-0.12	-0.18	-0.15	-0.28	-0.11	-0.11	0.52	1.07
HD 222595	5648.	4.46	0.88	0.01	-0.05	0.02	-0.03	-0.01	0.02	0.69	1.00
HD 222669	5894.	4.46	1.01	0.05	-0.03	0.05	-0.01	0.03	0.03	0.69	1.07
HD 223171	5841.	4.20	1.12	0.12	0.11	0.14	0.10	0.12	0.11	0.65	1.10
HD 223282	5328.	4.49	0.60	-0.41	-0.36	-0.44	-0.31	-0.38	-0.37	0.74	1.05
HD 224393	5774.	4.54	0.84	-0.38	-0.34	-0.41	-0.42	-0.33	-0.36	0.55	1.15
HD 224619	5436.	4.39	0.79	-0.20	-0.18	-0.20	-0.20	-0.14	-0.16	0.63	1.12
HD 224789	5185.	4.44	1.05	-0.03	-0.01	-0.03	0.06	-0.07	0.01	0.78	0.89

Agradecimientos

Ya han pasado 6 años desde que llegué a Tenerife, me acuerdo perfectamente de esos primeros días tan difíciles, pero entre todos los recién llegados formamos una gran familia en la que apoyarnos constantemente. Gracias a Sara, Jorge, Ángel, *George*, Rut, María y Mamen por esos buenos momentos, incluidos todos los días (¡y alguna que otra noche!) que pasamos en el CCA y esas noches tan especiales en el IAC-80 y el MONS, ¿os acordáis? Aunque todo esto habría sido muy difícil sin el amor y la compañía de Miguel, gracias por venir a Tenerife y compartir conmigo esta experiencia. Y por supuesto gracias al resto de amigos que he hecho durante todo este tiempo, Juan Antonio, Gaby, Jeza, Dan y Javi, al final habéis conseguido que me vuelva medio *friki*; y en especial a Chris y Ari, por darme ánimos cuando más lo necesitaba y por esos descansitos de media mañana que tanto nos ayudaban a continuar con nuestro trabajo.

Gracias a mis padres y a mi hermana, por apoyarme desde el principio y por el interés que han mostrado siempre en mi trabajo, a pesar de que algunas veces no entendían lo que les explicaba. Y a mis amigos de Palencia, que siempre estaban dispuestos a hacerme una visita para que la espera de volver a casa no me resultara tan larga.

Gracias a mi director, Garik, por descubrirme el mundo de la investigación y transmittirme la ilusión que tan necesaria es en este trabajo, además del buen ambiente de trabajo que hemos tenido estos cuatro años.

A Jonay, mi 'pseudodirector' de tesis, gracias por tu apoyo continuo, tu paciencia y tu ayuda siempre que lo necesitaba. Gracias a Rafa por sus buenos consejos y esas interesantes discusiones de cafetería. A Nuno y a Sérgio por la ayuda recibida en todo este tiempo. Y también a Carlos Allende, el arbitro interno de esta tesis, por su eficiencia en la corrección y las buenas sugerencias recibidas.

A mis compañeros de *corralín* y de otros despachos, siempre disponibles para ayudarme con los problemas 'técnicos' y para desahogarse y quejarse de todos los papeleos que teníamos que hacer para la tesis. También me gustaría dar las gracias al IAC y a todo su personal que con su trabajo nos ha facilitado nuestro día a día.

En definitiva, gracias a todos por estos maravillosos años que he pasado en la isla, siempre me acordaré de esta etapa como una de las mejores de mi vida.

Referencias

- Alibert, Y., et al. 2006, *A&A*, 455, L25
- Allende Prieto, C., Lambert, D. L. & Asplund, M. 2001, *ApJ*, 556, 63
- Allende Prieto, C., Barklem, P. S., Lambert, D. L., & Cunha, K. 2004, *A&A*, 420, 183
- Alonso, R., et al. 2004, *ApJ*, 613, L153
- Alonso, R. 2005, Tesis Doctoral, Universidad de La Laguna
- Anders, E. & Grevesse, N. 1989, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 53, 197
- Anderson, D. R., et al. 2010, *ApJ*, 709, 159
- Anderson, D. R., et al. 2010, arXiv:1011.5882
- Andersson, H. & Edvardsson, D. 1994, *A&A*, 290, 590
- Ashwell, J. F., Jeffries, R. D., Smalley, B., Deliyannis, C. P., Steinhauer, A., & King, J. R. 2005, *MNRAS*, 363, L81
- Bakos, G. Á., et al. 2007, *ApJ*, 656, 552
- Baraffe, I., & Chabrier, G. 2010, *A&A*, 521, A44
- Baraffe, I., Selsis, F., Chabrier, G., Barman, T. S., Allard, F., Hauschildt, P. H., & Lammer, H. 2004, *A&A*, 419, L13
- Baumann, P., Ramírez, I., Meléndez, J., Asplund, M., & Lind, K. 2010, *A&A*, 519, A87
- Beirão, P., Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2005, *A&A*, 438, 251
- Bensby, T., & Feltzing, S. 2006, *MNRAS*, 367, 1181
- Bensby, T., Feltzing, S., & Lundström, I. 2003, *A&A*, 410, 527
- Bensby, T., Feltzing, S. & Lundström, I. 2004, *A&A*, 415, 155
- Bensby, T., Feltzing, S., Lundström, I., & Ilyin, I. 2005, *A&A*, 433, 185
- Benz, W., Mordasini, C., Alibert, Y., & Naef, D. 2006, Tenth Anniversary of 51 Peg-b: Status of and prospects for hot Jupiter studies, 24
- Bodaghee, A., Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2003, *A&A*, 404, 715
- Boesgaard, A. M., Armengaud, E., King, J. R., Deliyannis, C. P. & Stephens, A. 2004, *ApJ*, 613, 1202

- Boesgaard, A. M., Deliyannis, C. P., King, J. R., Ryan, S. G., Vogt, S. S. & Beers, T. C. 1999 *AJ*, 117, 1549
- Boesgaard, A. M. & Hollek, J. K. 2009, *AJ*, 691, 1412
- Boesgaard, A. M. & King, J. R. 2002, *ApJ*, 565, 587
- Boesgaard, A. M., McGrath, E. J., Lambert, D. L. & Kunha, K. 2004, *ApJ*, 606, 306
- Bonavita, M., Desidera, S., & Gratton, R. 2010, *EAS Publications Series*, 42, 105
- Bond, J. C., Lairetta, D. S. & O'Brien, D. P. 2010a, *Icarus*, 205, 321
- Bond, J. C., O'Brien, D. P. & Lairetta, D. S. 2010b, *ApJ*, 715, 1050
- Bond, J. C., Tinney, C. G., Butler, R. P., Jones, H. R. A., Marcy, G. W., Penny, A. J., & Carter, B. D. 2006, *MNRAS*, 370, 163
- Bond, J. C., et al. 2008, *ApJ*, 682, 1234
- Boss, A. P. 1997, *Science*, 276, 1836
- Boss, A. P. 2002, *ApJ*, 567, 149
- Bouvier, J. 2008, *A&A*, 489, 53
- Cai, K., Durisen, R. H., Michael, S., Boley, A. C., Mejía, A. C., Pickett, M. K., & D'Alessio, P. 2006, *ApJ*, 636, L149
- Castro, M., Vauclair, S., Richard, O. & Santos, N. C. 2009, *A&A*, 494, 663
- Charbonneau, D., Brown, T. M., Latham, D. W., & Mayor, M. 2000, *ApJ*, 529, L45
- Charbonneau, D., Brown, T. M., Noyes, R. W., & Gilliland, R. L. 2002, *ApJ*, 568, 377
- Chen, Y. Q., Nissen, P. E., Benoni, T., & Zhao, G. 2001, *A&A*, 371, 943
- Chen, Y. Q., & Zhao, G. 2006, *AJ*, 131, 1816
- Cochran, W. D., Hatzes, A. P., Butler, R. P., & Marcy, G. W. 1997, *ApJ*, 483, 457
- Cumming, A., Marcy, G. W., & Butler, R. P. 1999, *ApJ*, 526, 890
- Cutispoto, G., Tagliaferri, G., de Medeiros, J. R., Pastori, L., Pasquini, L., & Andersen, J. 2003, *A&A*, 397, 987
- D'Antona, F., & Mazzitelli, I. 1994, *ApJS*, 90, 467
- Dawson, R. I., & Fabrycky, D. C. 2010, *ApJ*, 722, 937
- Delgado Mena, E., Israelian, G., González Hernández, J. I., Bond, J. C., Santos, N. C., Udry, S., & Mayor, M. 2010, *ApJ*, 725, 2349
- Delgado Mena, E., Israelian, G., González Hernández, J. I., Santos, N. C., & Rebolo, R. 2011, *ApJ*, 728, 148
- Deliyannis, C. P., Cunha, K., King, J. R. & Boesgaard, A. M. 2000, *AJ*, 119, 2437
- Deliyannis, C. P., Demarque, P. & Kawaler, S. 1990, *ApJS*, 73, 21
- Desidera, S., Barbieri, M. 2007, *A&A*, 462, 645
- Duchêne, G. 2010, *ApJ*, 709, L114
- Ecuivillon, A. 2006, Tesis Doctoral, Universidad de La Laguna

- Ecuivillon, A., Israelian, G., Santos, N. C., Mayor, M. & Gilli, G. 2006b, *A&A*, 449, 809
- Ecuivillon, A., Israelian, G., Santos, N. C., Mayor, M., Villar, V. & Bihain, G. 2004, *A&A*, 426, 619
- Ecuivillon, A., Israelian, G., Santos, N. C., Shchukina, N. G., Mayor, M. & Rebolo, R. 2006a, *A&A*, 445, 633
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B. et al. 1993, *A&A*, 275, 101
- Eggenberger, A., Udry, S., Chauvin, G., Beuzit, J.-L., Lagrange, A.-M., Ségransan, D., & Mayor, M. 2007, *A&A*, 474, 273
- Eggenberger, A., Udry, S., & Mayor, M. 2004, *A&A*, 417, 353
- Eggenberger, P., Maeder, A. & Meynet, G. 2010, *A&A*, 519, L2
- Favata, F., Micela, G., & Sciortino, S. 1996, *A&A*, 311, 951
- Feigelson, E. D., & Nelson, P. I. 1985, *ApJ*, 293, 192
- Ferraz-Mello, S., Tadeu dos Santos, M., Beauge, C., Michtchenko, T. A., & Rodriguez, A. 2010, arXiv:1011.2144
- Fischer, D.A. & Valenti, J. 2005, *AJ*, 622, 1102
- Forestini, M. 1994, *A&A*, 285, 473
- Fuhrmann, K. 1998, *A&A*, 338, 161
- Gálvez-Ortiz, M.C., Delgado Mena, E., González Hernández, J.I., Israelian, G., Santos, N. C., & Rebolo, R. 2011, *A&A*, *accepted*
- García López, R. J. & Pérez de Taoro, M. R. 1998, *A&A*, 334, 599
- García López, R. J., Rebolo, R. & Pérez de Taoro, M. R. 1995, *A&A*, 302, 184
- Ghezzi, L., Cunha, K., Smith, V. V., Margheim, S., Schuler, S., de Araújo, F. X., & de la Reza, R. 2009, *ApJ*, 698, 451
- Gilli, G., Israelian, G., Ecuivillon, A., Santos, N. C., & Mayor, M. 2006, *A&A*, 449, 723
- Goldreich, P., & Sari, R. 2003, *ApJ*, 585, 1024
- Gonzalez, G. 1997, *MNRAS*, 285, 403
- Gonzalez, G. 1998, *A&A*, 334, 221
- Gonzalez, G. 2008, *MNRAS*, 386, 928
- Gonzalez, G., Carlson, M. K., & Tobin, R. W. 2010a, *MNRAS*, 403, 1368
- Gonzalez, G., Carlson, M. K., & Tobin, R. W. 2010b, *MNRAS*, 407, 314
- Gonzalez, G., Laws, C., Tyagi, S. & Reddy, B. E. 2001, *AJ*, 121, 432
- Gonzalez, G. & Laws, C. 2000, *AJ*, 119, 390
- Gonzalez, G. & Laws, C. 2007, *MNRAS*, 378, 1141
- González Hernández, J.I., Israelian, G., Santos, N. C., Sousa, S. G., Delgado Mena, E., Neves, V. & Udry, S. 2010, *ApJ*, 720, 1592

- Gonzalez Hernandez, J. I., Israelian, G., Santos, N. C., Sousa, S., Delgado Mena, E., Neves, V., & Udry, S. 2010, arXiv:1011.6125
- Gray, D. F. 1992, *The Observations and Analysis of Stellar Photospheres*, Cambridge University Press
- Gray, R. O., Corbally, C. J., Garrison, R. F., McFadden, M. T., Bubar, E. J., McGahee, C. E., O'Donoghue, A. A., & Knox, E. R. 2006, *AJ*, 132, 161
- Gray, D. F., Tycner, C., & Brown, K. 2000, *PASP*, 112, 328
- Guillot, T., Santos, N. C., Pont, F., Iro, N., Melo, C. & Ribas, I. 2006, *A&A*, 453, L21
- Ida, S., & Lin, D. N. C. 2004, *ApJ*, 616, 567
- Israelian, G., Delgado Mena, E., Santos, N. C., et al. 2009, *Nature*, 462, 189
- Israelian, G., Santos, N. C., Mayor, M., & Rebolo, R. 2004, *A&A*, 414, 601
- 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
- Kalas, P., et al. 2008, *Science*, 322, 1345
- Kiselman, d. 1991, *A&A*, 245, L9
- Kupka, F., Piskunov, N., Ryabchikova, T. A., Stempels, H. C. & Weiss, W. W. 1999 *A&AS*, 138, 119
- Kurucz, R. L. 1993, *ATLAS9 Stellar Atmospheres Programs and 2 kms⁻¹ Grid CD-ROM*, Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge
- Lambert, D. L. 1978, *MNRAS*, 182, 249
- Latham, D. W., et al. 2010, *ApJ*, 713, L140
- Laws, C., & Gonzalez, G. 2001, *ApJ*, 553, 405
- Laws, C., Gonzalez, G., Walker, K. M., Tyagi, S., Dodsworth, J., Snider, K., & Suntzeff, N. B. 2003, *AJ*, 125, 2664
- Lin, D. N. C., & Ida, S. 1997, *ApJ*, 477, 781
- Lissauer, J. J. et al. 2011, *Nature*, 470, 53
- Luck, R. E. & Heiter, U. 2006, *AJ*, 131, 3069
- Mandell, A. M., Ge, J., & Murray, N. 2004, *AJ*, 127, 1147
- Marcy, G. W., Butler, R. P., Fischer, D., Vogt, S., Tinney, J. T., et al. 2005. *Prog. Theor. Phys. Suppl.*, 158, 24
- Marois, C., Macintosh, B., Barman, T., Zuckerman, B., Song, I., Patience, J., Lafrenière, D., & Doyon, R. 2008, *Science*, 322, 1348
- Mayor, M. & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355
- Mayor, M., Queloz, D. et al. 2003, *The Messenger*, 114,20
- Mayor, M., et al. 2009, *A&A*, 507, 487
- Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S. S., & Fischer, D. A. 2004, *Bioastronomy 2002: Life Among the Stars*, 213, 11

- Mazeh, T., Zucker, S., & Pont, F. 2005, MNRAS, 356, 955
- Meléndez, J., Asplund, M., Gustafsson, B., & Yong, D. 2009, ApJ, 704, L66
- Melo, C., Santos, N. C., Pont, F., Guillot, T., Israelian, G., Mayor, M., Queloz, D., & Udry, S. 2006, A&A, 460, 251
- Montalbán, J., & Rebolo, R. 2002, A&A, 386, 1039
- Montalbán, J. & Schatzman, E. 2000, A&A, 354, 943
- Mordasini, C., Alibert, Y., Benz, W., & Naef, D. 2009, A&A, 501, 1161
- Mugrauer, M., & Neuhäuser, R. 2009, A&A, 494, 373
- Mugrauer, M., Seifahrt, A., & Neuhäuser, R. 2007, MNRAS, 378, 1328
- Murray, N., Hansen, B., Holman, M., & Tremaine, S. 1998, Science, 279, 69
- Murray, N., & Chaboyer, B. 2002, ApJ, 566, 442
- Nelson, A. F. 2000, ApJ, 537, L65
- Neves, V., Santos, N. C., Sousa, S. G., Correia, A. C. M. & Israelian, G. 2009, A&A, 497, 563
- Nissen, P. E. & Edvardsson, B. 1992, A&A, 261, 255
- Nissen, P. E., Gustafsson, B., Edvardsson, B. & Gilmore, G. 1994, A&A, 285, 440
- Nissen, P. E., Primas, F., Asplund, M. & Lambert, D. L. 2002, A&A, 390, 235
- Neves, V., Santos, N. C., Sousa, S. G., Correia, A. C. M. & Israelian, G. 2009, A&A, 497, 563
- Pace, G., Melendez, J., Pasquini, L., Carraro, G., Danziger, J., François, P., Matteucci, F., & Santos, N. C. 2009, A&A, 499, L9
- Papaloizou, J., & Lin, D. N. C. 1984, ApJ, 285, 818
- Pasquini, L., Biazzo, K., Bonifacio, P., Randich, S. & Bedin, L. R. 2008, A&A, 489, 677
- Paulson, D. B., Saar, S. H., Cochran, W. D., & Hatzes, A. P. 2002, AJ, 124, 572
- Piau, L., & Turck-Chièze, S. 2002, ApJ, 566, 419
- Pinsonneault, M. 1997, ARA&A, 35, 557
- Pinsonneault, M. H., DePoy, D. L., & Coffee, M. 2001, ApJ, 556, L59
- Pinsonneault, M. H., Kawaler, S. D. & Demarque, P. 1990, ApJS, 74, 501
- Pinsonneault, M. H., Kawaler, S. D., Sofia, S., & Demarque, P. 1989, ApJ, 338, 424
- Pont, F., Aigrain, S., & Zucker, S. 2011, MNRAS, 411, 1953
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., Lissauer, J. J., Podolak, M. & Greenzweig, Y. 1996, Icarus, 124, 62
- Queloz, D., et al. 2009, A&A, 506, 303
- Rabus, M. 2009, Tesis Doctoral, Universidad de La Laguna
- Ramírez, I., Asplund, M., Baumann, P., Meléndez, J., & Bensby, T. 2010, A&A, 521, A33

- Ramírez, I., Meléndez, J., & Asplund, M. 2009, *A&A*, 508, L17
- Randich, S. 2008, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 79, 516
- Randich, S., Primas, F., Pasquini, L., Sestito, P., & Pallavicini, R. 2007, *A&A*, 469, 163
- Rebolo, R., Abia, C., Beckman, J. E., & Molaro, P. 1988, *A&A*, 193, 193
- Reddy, B. E., Lambert, D. L., Laws, C., Gonzalez, G., & Covey, K. 2002, *MNRAS*, 335, 1005
- Robinson, S. E., Laughlin, G., Bodenheimer, P., & Fischer, D. 2006, *ApJ*, 643, 484
- Ryan, S. G. 2000, *MNRAS*, 316, 35
- Sadakane, K., Ohkubo, M., Takeda, Y., Sato, B. Kambe, E. & Aoki, W. 2002, *PASJ*, 54, 911
- Saffe, C., Gómez, M., & Chavero, C. 2005, *A&A*, 443, 609
- Sandquist, E. L., Dokter, J. J., Lin, D. N. C., & Mardling, R. A. 2002, *ApJ*, 572, 1012
- Santos, N. C., García López, R. J., Israelian, G., Mayor, M., Rebolo, R., García-Gil, A., Pérez de Taoro, M. R., & Randich, S. 2002, *A&A*, 386, 1028
- Santos, N. C., Israelian, G., García López, R. J., Mayor, M., Rebolo, R., Randich, S., Ecuivillon, A., & Domínguez Cerdeña, C. 2004a, *A&A*, 427, 1085
- Santos, N. C., Israelian, G. & Mayor, M. 2000, *A&A*, 363, 228
- Santos, N. C., Israelian, G. & Mayor, M. 2001, *A&A*, 373, 1019
- Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2004b, *A&A*, 415, 1153
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., Bento, J. P., Almeida, P. C., Sousa, S. G., & Ecuivillon, A., 2005, *A&A*, 437, 1127
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., Rebolo, R., & Udry, S. 2003, *A&A*, 398, 363
- Santos, N. C., Israelian, G., Randich, S., García López, R. J., & Rebolo, R. 2004c, *A&A*, 425, 1013
- Sestito, P. & Randich, S. 2005, *A&A*, 442, 615
- Sestito, P., Randich, S., & Bragaglia, A. 2007, *A&A*, 465, 185
- Sousa, S. G., Fernandes, J., Israelian, G., & Santos, N. C. 2010, *A&A*, 512, L5
- 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., Delgado Mena, E., Fernandes, J, Mayor, M., Udry, S., Domínguez Cerdeña, C, Rebolo R. & Randich, S. 2011b, *Proceedings of Cool Stars 16*, *in press*
- Sousa, S. G., Santos, N. C., Israelian, G., Lovis, C., Mayor, M., Silva, P. B., & Udry, S. 2011a, *A&A*, 526, A99
- Sousa, S. G., Santos, N.C., Mayor, M., Udry, S., Casagrande, L., Israelian, G., Pepe, F., Queloz, D. & Monteiro, F.G. 2008, *A&A*, 487, 373
- Smith, V. V., Cunha, K., & Lazzaro, D. 2001, *AJ*, 121, 3207

- Snedden, C. 1973 Ph.D Thesis, University of Texas.
- Stephens, A., Boesgaard, A. M., King, J. R., & Deliyannis, C. P. 1997, *ApJ*, 491, 339
- Sumi, T., et al. 2010, *ApJ*, 710, 1641
- Swain, M. R., Vasisht, G., & Tinetti, G. 2008, *Nature*, 452, 329
- Tan, K. F., Shi, J. R., & Zhao, G. 2009, *MNRAS*, 392, 205
- Takeda, Y., & Kawanomoto, S. 2005, *PASJ*, 57, 45
- Takeda, Y. 2007a, *PASJ*, 59, 335
- Takeda, Y., Kawanomoto, S., Honda, S., Ando, H., & Sakurai, T. 2007b, *A&A*, 468, 663
- Takeda, Y., Tajitsu, A., Honda, S., Kawanomoto, S., Ando, H., & Sakurai, T. 2011, [arXiv:1103.5275](https://arxiv.org/abs/1103.5275)
- Théado, S., Bohuon, E., & Vauclair, S. 2010, *IAU Symposium*, 268, 427
- Tingley, B., et al. 2011, *A&A*, 528, A97
- Tinetti, G., et al. 2007, *Nature*, 448, 169
- Trilling, D. E., Benz, W., Guillot, T., Lunine, J. I., Hubbard, W. B., & Burrows, A. 1998, *ApJ*, 500, 428
- Udalski, A., et al. 2002, *Acta Astron.*, 52, 1
- Udry, S., & Santos, N. C. 2007, *ARA&A*, 45, 397
- Udry, S., Mayor, M. & Santos, N. C. 2003, *A&A*, 407, 369
- Udry, S., et al. 2006, *A&A*, 447, 361
- Valenti, J. A., & Fischer, D. A. 2005, *ApJS*, 159, 141
- Wolszczan, A., & Frail, D. A. 1992, *Nature*, 355, 145
- Wright, J. T., Marcy, G. W., Butler, R. P., & Vogt, S. S. 2004, *ApJS*, 152, 261
- Yadav, R. K. S., et al. 2008, *A&A*, 484, 609
- Zappala, R. R. 1972, *ApJ*, 172, 57
- Zucker, S., & Mazeh, T. 2002, *ApJ*, 568, L113