

UNIVERSIDAD DE GUANAJUATO
CAMPUS GUANAJUATO
DIVISIÓN DE CIENCIAS NATURALES Y EXACTAS



*CARACTERIZACIÓN ESPECTROSCÓPICA DE
ESTRELLAS HUÉSPEDES DE EXOPLANETAS
CON EL TELESCOPIO TIGRE*

*El papel de los planetas en la determinación del momento
angular de las estrellas*

Tesis presentada al
DEPARTAMENTO DE ASTRONOMÍA

como requisito para la obtención del grado de
DOCTORA EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

por

M. en C. LAUREN MELISSA FLOR TORRES

asesorado por

Dr. ROGER COZIOL

Dr. KLAUS-PETER SCHRÖDER

Dr. DENNIS JACK

Guanajuato, Gto. - Febrero 2020

Al mejor mentor que he podido tener, Roger Coziol.
A mis padres, mis hermanas, mis abuelos,
y al resto de mi familia, en especial a mi prima Gabriela Torres Berrio
una pequeña gigante que me ha enseñado tanto.
A la lucha por la educación de calidad que se lleva en Colombia
y en muchos países latinos.

*“Si ustedes los jóvenes no asumen la dirección de su propio país, nadie va a
venir a salvarlo. ¡Nadie!”
- Jaime Garzón*

Agradecimientos

Institucionales

- Agradezco al Consejo Nacional de Ciencia y Tecnología (CONACyT) por haberme otorgado la beca con la que pude mantenerme durante el periodo de realización de mis estudios de doctorado.
- Agradezco a la Universidad de Guanajuato, en especial, al Departamento de Astronomía, a sus administrativos, investigadores y profesores, así como al Posgrado en Ciencias (Astrofísica) y a su coordinador por brindarme su apoyo y permitir realizar mi preparación profesional.
- Al consorcio del Telescopio TIGRE por el tiempo dado para la obtención de los espectros trabajados en esta tesis.
- A los proyectos bilaterales Conacyt-DFG 192334, 207772 y 278156 por el apoyo dado por la Universidad de Guanajuato (Dirección de Apoyo a la Investigación y al Posgrado, DAIP, División de Ciencias Naturales y Exactas, y Campus Guanajuato) para la participación a conferencias y colaboraciones internacionales.

Personales

- Un inmenso agradecimiento a mi mentor, asesor y amigo Dr. Roger Coziol. No me alcanzan las palabras para agradecer su apoyo incondicional. Estuvo en los mejores, buenos y malos momentos durante mi estancia en México. Es algo que nunca olvidaré.
- A Dr. Klaus Peter-Schröder y Dr. Dennis Jack por hacer parte de la investigación hecha en el doctorado.

-
- A mis sinodales, Dres. Juan Pablo Torres Papaqui, Erick Nagel Vega, Josep Maria Masqué Saumell, Oscar Barragán, Sergi Blanco-Cuaresma y Lucero Uscanga por aceptar ser los jurados en mi titulación, tomarse el tiempo de leer mi tesis y por presentar comentarios de esta.
 - A Sergi Blanco-Cuaresma por su tiempo en la solución de dudas sobre el código iSpec.
 - A mi amigo Oscar Barragán, gracias por tu apoyo personal y profesional.
 - A la familia Torres-Papaqui, Juan, Gabriela y Miguel, por la amistad, que espero no se rompa con la distancia sino por el contrario se haga más fuerte.
 - Agradezco al resto de mis amigos de Guanajuato, Perla, Fernando, Paulina, Alina, Collins, Edith, Armando, Chema, Alicia, Jesús, Paulina, Joaquín, Sol, por ser parte de esa familia mexicana que espero sea para siempre.
 - Agradezco a mis padres José Flor y Silvia Torres, y a mis hermanas, Luisa Flor y Daniela Flor, por ser incondicionales, por su amor, su apoyo, su paciencia y su unión.
 - Agradezco al resto de mi familia colombiana, abuelas, abuelo, tíos, tías, primos, primas, desde cualquier parte del mundo, por cada palabra brindada en el momento justo.
 - Agradezco a quién durante cuatro años fue mi compañero, Sebastián Morales, gracias por el apoyo brindado.

Agradezco a estas tierras mexicanas que me permitió cumplir el sueño de ser una doctora en Astrofísica. Agradezco a todas las personas que conocí durante estos 6 años de estancia en México, pues se aprendió tanto de los buenos, como de los malos momentos.

Es momento de seguir mi camino en tierras colombianas, pues para nadie es un secreto que Colombia es un país que necesita de nuevos conocimientos, ideas y fuerzas. Es mi momento de apostarle a la educación colombiana, pues sé que en la tierra del olvido hay mucho potencial humano, niños y jóvenes, que lo que necesitan es una guía para salir adelante, sea en Colombia o lejos del país, de su familia, sus amigos, de todo.

Resumen

Hasta la fecha, el número de exoplanetas confirmados supera los 4000. La mayoría fueron detectados por el método de tránsito o de la velocidad radial. Ambas técnicas introducen un sesgo observacional el cual favorece la detección de objetos masivos, los cuales orbitan a distancias muy cercanas de sus estrellas anfitrionas. Esto nos lleva a cuestionarnos como es que dichos objetos se formaron y además determinar, en particular, si su proceso de formación sigue el modelo estándar para la formación del Sistema Solar. Para resolver este problema se necesita información sobre las características físicas de sus estrellas, las cuales se pueden relacionar con el proceso de formación de los sistemas planetarios. Una de estas características es la velocidad de rotación de las estrellas, la cual se relaciona con el momento angular, que a su vez se relaciona con las propiedades del disco protoplanetario en donde se forman los planetas.

En esta tesis se desarrolló un método semi-automático de análisis espectral, usando el código iSpec, para determinar rápidamente y de manera confiable las características físicas más importantes de estrellas anfitrionas de exoplanetas: la temperatura efectiva, T_{eff} , la gravedad de superficial, $\log(g)$, dos índices de metalicidad, $[M/H]$ y $[Fe/H]$, así como la velocidad de rotación, $V \sin i$. Con el uso del telescopio TIGRE (Telescopio Internacional de Guanajuato Robótico Espectroscópico) de 1.2 m instalado en Guanajuato, se obtuvieron espectros de resolución media-alta ($R \sim 20000$) para 39 estrellas anfitrionas de exoplanetas, las cuales analizamos usando el método creado en esta tesis. Los resultados que se obtuvieron fueron usados para estudiar la relación entre el momento angular de las estrellas y de sus planetas, distinguiendo entre dos tipos: planetas de baja masas o LME ("Low Mass Exoplanet") y planetas más masivos o HME ("High Mass Exoplanet"), que por hipótesis se difieren de los planetas LME por tener envoltentes dominantes de Hidrógeno Metálico Líquido (LMH en inglés). Como nuestra muestra observada es pequeña, se compararon nuestros resultados con los resultados de una muestra más grande determinada a partir de datos de la literatura, y por medio de pruebas estadísticas se confirmó el nivel de confiabilidad de todos los resultados reportados en esta tesis.

Se encontró una relación entre $V \sin i$ y el conjunto $T_{\text{eff}} - \log(g)$, consistente con una variación del momento angular de las estrellas con sus masas: el momento angular crece con la masa de las estrellas. También se confirmó que los planetas más masivos, de tipo HME,

orbitan preferiblemente alrededor de estrellas de alta masa y alta velocidad de rotación, mientras los planetas LME siguen una tendencia inversa. Además determinamos que los planetas HME tienen momentos angulares más altos que los planetas LME. Basándonos en estos resultados determinamos que la componente principal que podría explicar nuestras observaciones es el disco protoplanetario (*ProtoPlanetary Disk*, PPD). A medida que la masa de las estrellas aumenta, también aumenta su velocidad de rotación. Por lo tanto, a medida que la masa de las estrellas aumenta, también aumenta la masa del PPD y de los exoplanetas que se forman alrededor de él, y así el momento angular de ambos. Consistente con esta explicación, se observa que los planetas HME pierden más momento angular por migración que los planetas LME, lo cual es consistente con lo encontrado. Adicionalmente, se encontró que los planetas HME son menos sensibles a los efectos de migración por marea (interacciones estrella-planeta) que los LME. Esto sugiere una diferencia de composición que hace las envolturas de los planetas HME más rígidas que las envolturas LME, lo cual es consistente con la hipótesis de la envoltura de Hidrógeno Metálico Líquido (ya que los HME no son comprensibles). En general concluimos que, tomando en cuenta la variación de masa del PPD se puede explicar la formación de los exoplanetas con el modelo estándar para el Sistema Solar.

En nuestro análisis se confirmó que el Sol tiene un momento angular comparable al momento angular de las estrellas anfitriones de planetas LME (pero no con estrellas huéspedes de planetas de tipo HME). Por otro lado, el momento angular del Sistema Solar (Sol + planetas) es único por su valor tan alto. Esto implica que la migración de los planetas en el disco fue poco importante en el PPD del Sol. Esta diferencia sugiere que un fenómeno adicional debe haber sido activado durante la formación del Sol. Dentro del modelo estándar consistente con los exoplanetas, las condiciones para el Sistema Solar podrían ser: 1- un PPD de masa mínima, y 2- la formación rápida de un sistema múltiple de planetas en equilibrio por el fenómeno de resonancia gravitacional. Por lo tanto, los sesgos observacionales en el descubrimiento de exoplanetas, no nos permite concluir todavía si la formación del Sistema Solar fue una formación típica o peculiar.

Abstract

To date, the number of exoplanets confirmed has surpassed 4000. The majority of these exoplanets were discovered either through the transit method or the radial velocity method. Both techniques introduce serious observational biases, favoring the discovery of massive gas giants that are found to be located very near their host stars. This raises one important question about their formation process: is the formation of exoplanets consistent with the standard model of formation of the solar system? To answer this question we need information about the physical characteristics of the stars that can be connected with the process of the formation of the planets. One such characteristic is the rotational velocity of a star, which through the angular momentum can yield some information about the protoplanetary disk where the planets formed.

In this thesis, a semi-automatic method was developed using the spectral analysis code *iSpec*, to measure quickly and reliably the most important physical characteristics of exoplanet host stars: the effective temperature, T_{eff} , the surface gravity, $\log g$, two indices of metallicities, global ($[M/H]$) and relative ($[Fe/H]$), and the rotational velocity, $V \sin i$. Using the Tigré 1.2 m telescope installed in Guanajuato, medium-high resolution spectra ($R \sim 20000$) were obtained for 39 stars with exoplanet systems, these were analysed using the method created in this thesis. The data obtained were used to study how the angular momentum of stars correlated with the angular momentum of two different types of exoplanets that rotates around them. We distinguished two types of exoplanets based on their masses, the low-mass exoplanets (LME) and the higher mass exoplanets (HME), where liquid metallic hydrogen envelopes are suspected to be dominant. We used these data to shed some light about their formation process. To verify the effect of our small sample, we compared our results with those of a larger sample based on the literature. Through the use of statistical tests we confirmed the confidence interval of all our results in this thesis.

We found one relation between $V \sin i$, and $T_{\text{eff}} - \log(g)$, consistent with a variation of angular momentum of star with its mass: stellar angular momentum seem to decrease with their mass, following an empirical relation consistent with $J_* \propto M_*^\alpha$. In this relation the HME are found to be preferentially associated with high-mass and fast-rotator stars, while the LME seem to orbit preferentially around low-mass, slow-rotator stars. We also found

that the angular momentum of the HME is higher on average than the angular momentum of the LME.

Based on this observation we conclude that the main component explaining these behaviors is the PPD: since high mass stars rotate faster than low mass stars, they most also have had more massive and faster rotating PPD than low mass stars, explaining why more massive and faster rotating planets form around them. More massive PPD seems also to be a condition favoring large disk migration of planets, and the bigger the mass of the exoplanet the bigger the loss of angular momentum due to migration. However, LME seem to be more sensitive to tidal migration than HME, which could be due to the stiffness of a massive LMH envelopes (LMH contrary to gas being incompressible).

For the solar system, the fact that there are no evidence of large disk migration favors the minimal mass model, where multiple planets form rapidly interacting through resonance to reach near equilibrium. However, it is not clear how the solar system reached such conditions. Therefore, although the standard model was found to be consistent with the formation of the exoplanets, due to the strong observational biases in their detection we cannot decide yet if the formation of the solar system is standard or peculiar.

Índice general

Resumen	ix
Abstract	xi
1 Introducción	1
1.1 Modelo estándar de formación de planetas en el Sistema Solar	3
1.2 Los problemas del flujo magnético y del momento angular	6
1.3 Origen de los Júpiter calientes	12
1.4 Relacionando el proceso de formación de los exoplanetas con la formación de sus estrellas	15
1.5 Objetivos de esta tesis	17
2 Muestra de estrellas huéspedes de exoplanetas	21
2.1 Lista general	21
2.2 Relación Masa-Radius de los exoplanetas y BDs	31
2.3 Muestra observacional	33
3 Observaciones, reducción y método de análisis	35
3.1 Observaciones	35
3.2 Reducción y análisis	36
3.3 Método óptimo para el análisis de espectros del TIGRE usando iSpec	39
3.4 Muestra de comparación y método estadístico	40
4 Resultados y Discusión	41
4.1 Parámetros físicos de la muestra observada	41
4.2 Relación entre $V \sin i$, T_{eff} y $\log g$ de las estrellas	43
4.2.1 Diferenciando entre el tipo de exoplaneta	46
4.3 Momento angular en sistemas planetarios	51

4.3.1	Momento angular de las estrellas huéspedes de exoplanetas	51
4.3.2	Momento angular de los sistemas planetarios	55
4.3.3	Momento angular de los planetas	59
5	Conclusiones	63
5.1	Trabajo a Futuro	66
	Apéndice	67
A	Muestra general seleccionada en Agosto 2015	69
A.1	Lista de estrellas de sistemas simples (un solo exoplaneta conocido)	69
A.2	Lista de las estrellas con sistema múltiples	77
B	Estrellas candidatas para ser observadas con el Tigre	79
B.1	Estrellas candidatas a observación	79
B.2	Tiempos de exposición y señal a ruido de la muestra observada	81
C	Guía de uso de iSpec	83
D	Lista de líneas y segmentos usados en iSpec	87
D.1	Lista de líneas usadas en iSpec	87
D.2	Lista de segmentos usados en iSpec	89
E	Tablas de exoplanet.org	93
E.1	LMH de “Exoplanet orbit Database”	93
E.2	HJ de “Exoplanet orbit Database”	96
F	Artículo	101
F.1	Proceeding of The 19th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, 2016	101

Índice de figuras

1.1	<i>Distribución masa-periodo de los exoplanetas, distinguiendo por método de detección. Tomado de https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu</i>	2
1.2	<i>Esquema de un disco de acreción que se forma después la difusión ambipolar. También se muestra la zona muerta (“dead zone”) donde la viscosidad es baja y cubre una región entre 0.1 AU hasta 15 AU donde se forman los planetas. Tomado de la tesis de Champion (2019)</i>	8
1.3	<i>Esquema de la interacción entre el campo magnético de la estrella y el PPD en el modelo “disk-locking”; tomado de Matt & Pudritz (2004)</i>	9
1.4	<i>Modelo de frenado magnético propuesto por Matt & Pudritz (2004). En la izquierda se muestra la variación del torque magnético, el torque de acreción y el torque del debido a la viscosidad del disco. En la derecha se muestra el radio, $R_{out} \approx 1.6R_{co}$, donde la estrella se desconecta magnéticamente del disco.</i>	10
1.5	<i>Momento angular de las estrellas huéspedes de la muestra de Irwin (2015). En esta figura hacen la diferencia en color por el tipo de técnica observacional usada para la detección. La línea gris continua es la relación obtenida por (McNally, 1965) para las estrellas de alta masa y la discontinua es para las estrellas de baja masa. . . .</i>	17
1.6	<i>Momento angular de los sistemas planetarios de la muestra de Irwin (2015). En esta figura hacen la diferencia en color por el tipo de técnica observacional usada para la detección. La línea gris continua es la relación obtenida por (McNally, 1965) para las estrellas de alta masa y la discontinua es para las estrellas de baja masa. . . .</i>	18
1.7	<i>Comparación entre la masa y el semieje mayor en la muestra de Irwin (2015). Se puede observar la diferencia entre los valores del semieje mayor, lo cuál es un resultado de las diferencias en las técnicas observacionales.</i>	18
2.1	<i>Distribución de los 314 exoplanetas en sistemas simples, en función del tipos espectrales de su estrellas anfitriones.</i>	22
2.2	<i>Distribución de los 87 exoplanetas en 32 sistemas múltiples, en función de tipos espectrales de su estrellas anfitriones.</i>	22

2.3	<i>Diagrama de diagnóstico para la clasificación de exoplanetas en sistemas simples. Los diferentes símbolos corresponden al tipos espectrales de la estrellas anfitrionas. Las distancias de los exoplanetas a sus estrellas huéspedes está dada relativamente a la distancia de Júpiter al Sol ($a_{\text{planeta}}/a_{\text{jup}}$, donde $a_{\text{jup}} = 5.2 \text{ AU}$). La línea vertical corresponde a la Línea de Hielo en el Sistema Solar (donde los elementos volátiles se condensan en el disco protoplanetario, Martin & Livio, 2012).</i>	24
2.4	<i>Similar a la Figura 2.3 para los exoplanetas en sistemas múltiples.</i>	25
2.5	<i>Densidad de probabilidad de la metalicidad de las estrellas anfitriones para los sistemas simples (panel superior) y sistemas múltiples (panel inferior). La Línea representa la densidad de probabilidad de la muestra.</i>	27
2.6	<i>Distribución de la metalicidad en función del tipo espectral de las estrellas anfitrionas para los sistemas simples (panel superior) y sistemas múltiples (panel inferior). El punto es el promedio. Los “box-and-whisker” muestran la mediana (Q_2), el primero (Q_1) y tercero (Q_3) cuartiles y los “whiskers” corresponden a $Q_1 - 1.5(IQR)$ y $Q_3 + 1.5(IQR)$ donde IQR es el interquartile ($IQR = Q_3 - Q_1$).</i>	28
2.7	<i>Distribución de la edad en función del tipo espectral de la estrellas anfitrionas para los sistemas simples (panel superior) y sistemas múltiples (panel inferior). La Línea representa la densidad de probabilidad de la muestra.</i>	29
2.8	<i>Relación entre la metalicidad y la edad para los sistemas simples. Los símbolos están descritos en la Figura 2.3.</i>	30
2.9	<i>Diagrama HR teórico de sistemas simples (paneles de arriba) y sistemas múltiples (paneles de abajo). En las gráficas de la izquierda se incluyen toda las estrellas con su tipo espectral determinado, mientras en la derecha se incluyen las estrellas sin tipo espectral.</i>	31
2.10	<i>Relación Masa-Radius para la lista de exoplanetas actualizada el 14 de Abril de 2018. Esta lista se divide en tres grupos: HJ (puntos rojos), LMH (puntos azules) y BDs (puntos púrpuras). Las líneas verticales indican los límites para los exoplanetas LMH ($1.2M_J$) y el límite inferior de las BDs ($13M_J$).</i>	33
4.1	<i>Relación entre la velocidad de rotación y la temperatura efectiva tomando en cuenta la gravedad superficial. La zona gris corresponde a los intervalos de confiabilidad y la zona delimitada por las líneas punteadas corresponde al máximo y mínimo de estos intervalos (intervalos de predicción). En esta figura se observa el comportamiento descrito en Tassoul (2000), pero diferente a lo que se pensaba en aquel entonces, porque la velocidad de rotación no disminuye de manera aleatoria. Cada estrella se ha identificado según el número que le corresponde en la Tabla 4.1. El Triángulo negro representa la posición del Sol en nuestra relación.</i>	44
4.2	<i>Comparación de la relación obtenida en la Figura 4.1 con la muestra de la literatura.</i>	45
4.3	<i>Relación entre la T_{eff} y $V \sin i$ para las estrellas de la Tabla 4.1, diferenciándolas por el tipo de planeta que las orbitan (ver Tabla 4.1): equis azules HME y triángulos rojos LME. El círculo con equis representa el planeta que podría ser BDs (el objeto más masivo de la muestra). Puntos negros identifican las estrellas con sistemas múltiples (algunos con ambos HME y LME).</i>	47
4.4	<i>Similar a la Figura 4.3 pero para la muestra de comparación</i>	48

4.5	<i>Comparación entre la luminosidad y la temperatura de las estrellas de nuestra muestra diferenciándolas por el tipo de planeta que las orbitan (ver Tabla 3.1): equis azules HME y triángulos rojos LME) y de la muestra comparativa usando los mismos símbolos de la clasificación mencionada.</i>	48
4.6	<i>Box-plots para (a) la temperatura, y (b) la velocidad de rotación de las estrellas en sistemas HME y LME en ambas muestras (observadas y de comparación).</i>	49
4.7	<i>Resultados del test max-T para (a) la temperatura, y (b) la velocidad de rotación de las estrellas en sistemas HME y LME en ambas muestras (observadas y de comparación).</i>	50
4.8	<i>Momento angular específico (a) de las estrellas huéspedes observadas por el Tigre (cruz azul para HME y triángulo invertido rojo para LME), (b) de las estrellas huéspedes con sistemas HME en la muestra comparativa (cruz), y (c) de las estrellas huéspedes con sistemas LME en la muestra comparativa (triángulo invertido). El Sol se representa por un triángulo negro. También se muestra la relación $j_{\star} - M_{\star}$ encontrada por McNally (1965) para estrellas de baja masa (A5 - G0), y una extensión de la relación para las estrellas más masivas (línea punteada).</i>	52
4.9	<i>Box-plots para (a) la masa, y (b) el momento angular específico de las estrellas en ambas muestras (observadas y de comparación).</i>	53
4.10	<i>Resultados del test max-T para (a) la masa, y (b) el momento angular específico de las estrellas en ambas muestras (observadas y de comparación).</i>	54
4.11	<i>Momento angular específico de los sistemas planetarios, (a)HME (cruz verde) y LME (triángulo invertido verde) en la muestra observada, (b) HME de la muestra comparativa (cruz) y (c) LME de la muestra comparativa (triángulo invertido). También se muestra el momento angular del Sol (triángulo negro) y del Sistema Solar (triángulo verde). Las líneas están descritas en la Figura 4.8.</i>	56
4.12	<i>Momento angular de los planetas en diferentes sistemas y diferentes muestras: cruz azul HME observada, triángulo invertido rojo LME observada, cruz gris HME comparación y triángulo invertido LME comparación. Cabe destacar que la escala de distancia es logarítmica.</i>	57
4.13	<i>Igual que en la Figura 4.11 pero teniendo en cuenta la pérdida de momento angular debido a la migración.</i>	58
4.14	<i>Momento angular de los planetas respecto a la velocidad de rotación de sus estrellas huéspedes (en el caso de sistemas múltiples sólo se tomó en cuenta el planeta dominante).</i>	60
4.15	<i>(a) Box-plots comparando la excentricidad e de los exoplanetas de diferentes tipos en las dos muestras. (b) Análisis max-t comparando la excentricidad de las dos muestras.</i>	61
C.1	<i>Formato de los archivos espectrales para trabajar con iSpec</i>	83
C.2	<i>Espectro de la Luna (Sol) en longitudes de onda en rojo observada por el Tigre</i>	84
C.3	<i>Determinación de la velocidad radial para la corrección de este parámetro</i>	84
C.4	<i>Parámetros para el ajuste del continuo</i>	85
C.5	<i>Parámetros para la creación del espectro sintético del Sol</i>	85
C.6	<i>Espectro observado (línea azul) y espectro sintético creado (línea roja)</i>	86
C.7	<i>Parámetros para la determinación de los parámetros del espectro que se está estudiando</i>	86



Índice de tablas

3.1	<i>Parámetros físicos de los exoplanetas asociados a las estrellas observadas. (1) número de identificación para las estrellas, el cuál será usado en los gráficos del Capítulo 4. (2) número de identificación del planeta (la letra b, c, d, etc. sólo da una idea del orden de detección y por lo tanto no hay significado físico), (3) nombre del planeta, (4) tipo de clasificación del planeta siguiendo nuestra definiciones, (5), (6), (7), (8), (9), (10) características publicadas en Schneider: masa (5), radio (6), periodo (7) semieje mayor (8), excentricidad (9) y distancia a la Tierra (10). Es importante mencionar que 28 de estos exoplanetas fueron detectados por el método de Tr, 21 por RV y 2 por Imaging.</i>	37
3.2	<i>Parámetros físicos del Sol calculados mediante el método establecido en esta sección.</i>	39
4.1	<i>Parámetros físicos de las estrellas huésped de la muestra observada por el TIGRE. Col. (1) número de identificación de las estrellas en los gráficos, Col. (2) nombre de la estrella, Col. (3) y Col. (4) temperatura efectiva y su incertidumbre determinada por iSpec, Col. (5) y Col. (6) logaritmo de la gravedad superficial y su incertidumbre determinada por iSpec, Col. (7) y Col. (8) metalicidad total y su incertidumbre determinada por iSpec, Col. (9) y Col. (10) metalicidad relativa al hierro determinada por iSpec y su incertidumbre, Col. (11) y Col. (12) velocidad de rotación y su incertidumbre determinada por iSpec, Col. (13) y Col. (14) micro- y macro-turbulencia las cuales son determinadas de manera empírica (ecuaciones 3.1 y 3.2), Col. (15) media cuadrática del ajuste del espectro sintético determinada por iSpec, y Col. (16) tipo de sistema planetario “S.T” o “System type”: simple (S) o múltiple (M) más de un planeta.</i>	42
A.1	<i>Estrellas acompañadas de exoplanetas en sistemas simples. La información encontrada en esta tabla es: (1) nombre de las estrellas huéspedes, (2) ascensión recta, (3) declinación (4) magnitud visual, (5) metalicidad relativa al hierro, (6) masa, (7) radio, (8) tipo espectral, (9) edad y (10) temperatura efectiva.</i>	76

A.2	<i>Estrellas acompañadas de exoplanetas en sistemas múltiples. La información encontrada en esta tabla es: (1) nombre de las estrellas huéspedes, (2) ascensión recta, (3) declinación (4) magnitud visual, (5) metalicidad relativa al hierro, (6) masa, (7) radio, (8) tipo espectral, (9) edad y (10) temperatura efectiva.</i>	77
B.1	<i>La información encontrada en esta tabla es: (1) nombre de la estrella, (2) ascensión recta, (3) declinación, (4) magnitud B y (5) magnitud V.</i>	80
B.2	<i>La información encontrada en esta tabla es: (1) nombre de la estrella, (2) tiempo de exposición en segundos y (3) señal a ruido del espectro.</i>	82
D.1	<i>La información encontrada en esta tabla es: (1) pico de la línea en longitud de onda, (2) longitud de onda mínima para la línea, (3) longitud de onda máxima para la línea, y (4) nombre de la línea.</i>	89
D.2	<i>La información encontrada en esta tabla es: (1) valor mínimo del segmento y (2) valor máximo del segmento.</i>	92
E.1	<i>Lista de LMH obtenidos de la base de datos “Exoplanet orbit Database” (http://exoplanets.org/)</i>	95
E.2	<i>Lista de HJ obtenidos de la base de datos “Exoplanet orbit Database” (http://exoplanets.org/)</i>	100

CAPÍTULO 1

Introducción

Hasta la fecha (Junio 2019) el número de exoplanetas confirmados llega a aproximadamente 4000 (ver <http://exoplanet.eu/>)¹. Una de las tareas más importantes, donde se ha dedicado muchos esfuerzos internacionalmente, es determinar a partir de sus características físicas medidas (masa, M_p , radio, R_p , semieje mayor a_p y excentricidad, e_p) que tipo de exoplanetas son (composición), y a partir de esto deducir como los planetas se forman de una manera general (e.g., [Flor Torres, 2015](#)). Esta tarea es algo complicada, puesto que las técnicas de observación utilizadas para su detección (siendo el tránsito, Tr, y la velocidad radial, RV, las dos más importantes) no permiten obtener información completa y precisa; por ejemplo, aunque el método RV da información sobre valor mínimo de la masa (debido a la falta de información sobre la inclinación de la órbita), se necesita el método Tr para deducir su radio y la masa de manera precisa ([Barragán et al., 2017](#)). Otro problema es que ambos métodos introducen incertidumbres y sesgos observacionales difíciles de tener en cuenta. En el caso del método RV, solo nos da el límite inferior de masa, $M_p \sin i$, donde i es el ángulo de inclinación de la órbita del planeta, mientras en el método Tr el semieje mayor a_p es deducido a partir de modelos aproximados, interpretando la curva de luz (por ejemplo, asumiendo órbitas circulares). De igual forma ambos métodos favorecen, en su mayoría, la detección de planetas muy masivos ($> 0.3M_J$. Ver Fig. 1.1) y cercanos a sus estrellas ([Perryman, 2011](#)). Además, en diversas ocasiones la información importante sobre las estrellas anfitrionas suele faltar. Esto es debido a la falta de estudios observacionales completos sobre las estrellas de baja masa, es decir poco luminosas, cercanas a las características del Sol (una situación que la misión Gaia está cambiando; <http://sci.esa.int/gaia/>). Estos límites complican determinar de una manera certera la composición física de los exoplanetas, para poder relacionarlos al proceso de formación de sus estrellas.

A pesar de las dificultades, la clasificación de los exoplanetas ha revelado cosas intrig-

¹La descripción de esta página se puede encontrar en [Schneider et al. \(2011\)](#)

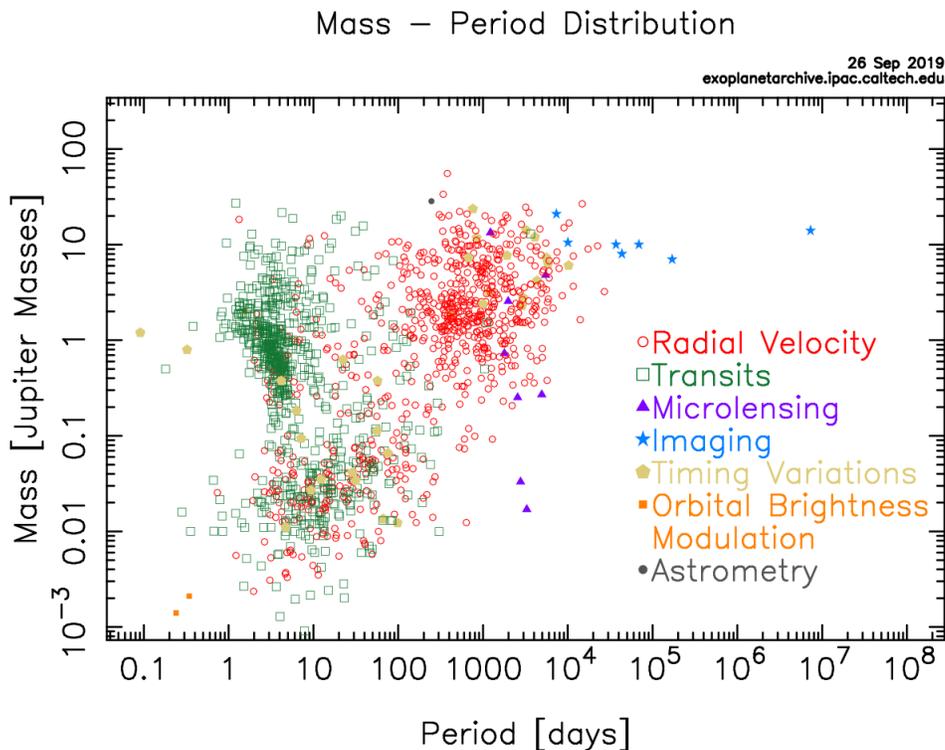


Figura 1.1: *Distribución masa-periodo de los exoplanetas, distinguiendo por método de detección.* Tomado de <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu>

antes que pone en duda el modelo estándar de formación de planetas (Gilmour & Sephton, 2004). En términos de composición, los exoplanetas parecen ser idénticos a lo que se encuentra en el Sistema Solar (Seager, 2010). En particular, hay una gran cantidad de planetas gaseosos gigantes, de tipo Júpiter o Saturno. Aunque la formación de estos tipos de planetas es favorecida por el modelo estándar de la formación del Sistema Solar este resultado podría ser sólo una consecuencia de los sesgos observacionales, favoreciendo la detección de planetas masivos. Por supuesto, al pasar el tiempo las técnicas observacionales y los análisis de detección han mejorado, lo cual permitió encontrar una gran cantidad de exoplanetas de masas más bajas y de radios más bajos que Saturno. En particular, se han encontrado muchos exoplanetas con masas y radios ligeramente más grandes que la Tierra. Con base a estudios relacionados con la composición de planetas, principalmente la relación Masa-Radio, han surgido nuevas clasificaciones como Súper-Tierra (“*Super-Earth*”; Leconte et al., 2009; Valencia et al., 2006; Martin & Livio, 2015; Chabrier et al., 2009), los cuales se asumen como exoplanetas con superficie sólida. De igual forma se han encontrado una gran cantidad de planetas menos masivos que Urano y Neptuno, los cuales fueron clasificados como mini-Neptunos, lo cual sugiere que estos planetas pueden tener características físicas y composición similar a Neptuno. Además se sugirió que los Súper-Tierra y los mini-Neptunos son planetas extremadamente comunes en nuestra galaxia (Gandolfi et al., 2017). Si esto es verdad, el Sistema Solar, el cual se encuentra compuesto por dos planetas gigantes (Júpiter y Saturno, los cuales dominan la dinámica del sistema) y planetas con superficie sólidas (donde la vida se puede desarrollar como en la Tierra) sería algo atípico. Del otro lado, la distinción entre

mini-Neptuno y Súper-Tierra es dudosa por el hecho que tienen masas y radios similares. En definitiva, todavía se tienen importantes sesgos observacionales que no permiten concluir formalmente sobre cuál es el tipo de sistema planetario más común.

Además, una característica destacable de la muestra de exoplanetas es que la mayoría orbitan a distancias muy cercanas de sus estrellas, incluso menores que la distancia entre Mercurio y el Sol ($a_p < 0.4$ AU). De hecho, el primero exoplaneta descubierto 51 Peg b (Mayor & Queloz, 1995) fue de este tipo: con una masa mínima del 83% de la masa de Saturno y un periodo de $P < 10$ días, que, asumiendo una órbita kepleriana circular, corresponde a un semieje mayor $a_p \sim (10/365)^{2/3} \sim 0.09$ AU. Por esta razón, se clasificó éste y los demás planetas encontrados con estas características como Júpiter Caliente (HJ; por su acrónimo en inglés). Esta clasificación “Hot” también se aplica a los mini-Neptuno y Súper-Tierras. El descubrimiento de los HJ muestra un límite importante en los métodos de detección, puesto que estos cuerpos no se pueden explicar usando el modelo estándar de formación planetaria en el Sistema Solar. Como no existe ninguno de estos planetas en el Sistema Solar (ni Súper-Tierra, ni mini-Neptuno) se sugiere que el Sistema Solar podría ser más una excepción que algo típico. Estas diferencias entre las características de los exoplanetas y de los planetas del Sistema Solar, nos lleva a preguntarnos si el modelo estándar para la formación planetaria, construido a partir del Sistema Solar, se aplica para la formación de los planetas en general.

1.1 Modelo estándar de formación de planetas en el Sistema Solar

El modelo estándar para la formación de planetas fue elaborado para explicar las características más importantes del Sistema Solar (Laplace, 1796; Safronov, 1972; Anand et al., 2004). Estas características son: 1- Todos los planetas orbitan alrededor del Sol en el mismo plano, 2- en la misma dirección y 3- con un espín en la misma dirección que la rotación en torno del Sol. También siguiendo Kepler, se descubrió que las órbitas de los planetas son elípticas, pero con muy bajas excentricidades, e_p , y que su periodo, P , aumenta con la distancia como $P^2 \propto a_p^3$ (tercera ley de Kepler), donde a_p es el semieje mayor del planeta. La segunda ley de Kepler, que dice que “el vector posición de cualquier planeta al respecto del Sol barre áreas iguales de la elipse en tiempos iguales”, también es importante porque resulta ser la consecuencia de la ley de conservación del momento angular de los planetas. Por lo tanto, en una órbita kepleriana, el potencial gravitacional depende sólo de su distancia al Sol,

$$V_g \sim GM_*/a_p \tag{1.1}$$

donde M_* es la masa de la estrella y G es la constante gravitacional², mientras que su momento angular es igual a (Berget & Durrance, 2010):

$$J_p = M_p \sqrt{GM_* a_p (1 - e_p^2)} \tag{1.2}$$

² $G = 6.67428 \times 10^{-11} m^3 kg^{-1} s^{-2}$ (Tomada de Prša et al., 2016)

Planetas con $e_p = 0$ (o muy cercano de cero como en el Sistema Solar), tienen, por lo tanto, un momento angular máximo para una energía dada de ligación gravitacional.

Aunque Kepler había propuesto que una fuerza “natural” podría ser responsable del movimiento de los planetas alrededor del Sol, fue Christiaan Huygens, en 1659, el primero que entendió que el equilibrio de las órbitas de los planetas necesita dos fuerzas, una fuerza central (la fuerza propuesta por Kepler) y la fuerza centrípeta $F_c \propto v^2/r$ donde v es la velocidad del planeta en su órbita y r es su distancia a la fuerza central. Asumiendo un modelo donde las órbitas de los planetas sean circulares ($e_p = 0$), Huygens, usando la segunda ley de Kepler, pudo demostrar que la fuerza que balancea la fuerza centrípeta varía como $F_g \propto 1/r^2$. En 1687 (en su libro “Philosophiae naturalis principia mathematica”) Newton presentó la fórmula matemática completa para la fuerza gravitacional (en nuestro caso usaremos la magnitud de dicha fuerza),

$$F_g = \frac{GM_\odot m_p}{r^2} \tag{1.3}$$

Fueron estas dos ideas, (1) un equilibrio entre la fuerza centrípeta (Huygens) y una fuerza de atracción central (Newton), y (2) la conservación del momento angular (Kepler y Newton) las que sugirieron a Karl Emmanuel Kant en 1755 (en su libro “Historia Natural Universal y Teoría de los Cielos”) la idea de un modelo en donde la formación del Sistema Solar habría sido la consecuencia del colapso gravitacional de una nebulosa de gas. Aplicando la ley de conservación del momento angular, la nebulosa girando desde el inicio lentamente gana momento angular durante el colapso, generando un disco en donde los planetas se formarían en equilibrio, rotando en torno del Sol. Posteriormente en 1796, Pierre-Simon de Laplace demostró que aunque el principio físico de formación de un disco en equilibrio de rotación es seguro, los cálculos son altamente complejos, porque el problema del equilibrio gravitacional es un problema de múltiples cuerpos que no es tratable analíticamente. Hoy en día se usan simulaciones numéricas usando computadoras potentes para estudiar el problema, que incluso no lo resuelve totalmente (Laskar, 1994; Laskar et al., 2004). Sin embargo, la hipótesis de Kant se aceptó como el modelo de base más probable para explicar el proceso de formación de los planetas. El exceso en infrarrojo (debido al polvo en discos) de estrellas fue la evidencia de la existencia de los discos circumestelares. Esto ha sido demostrado por recientes observaciones de varios discos protoplanetarios en torno de estrellas de baja masa con el telescopio ALMA, las cuales soportan este modelo (Nomura et al., 2015; van der Marel et al., 2018; Pérez et al., 2019).

El modelo de disco protoplanetario (PPD) tiene aún otra ventaja importante que es que puede explicar como la materia que forma el disco se aglomera para formar planetas (de Pater & Lissauer, 2015; Klahr & Brandner, 2006). En particular, el modelo explica porque planetas con superficies sólidas se forman en la parte interna del disco mientras los planetas gigantes gaseosos se forman en la parte exterior. Esto tiene que ver con la temperatura de condensación de los elementos que forman el PPD. Los más importantes son el agua H_2O , el metano CH_4 , el sulfuro de hierro, FeS , coridón, Al_2O_3 y piroxeno, $CaMgSi_2O_6$ (Plummer et al., 2005). A medida que el PPD se forma, la densidad aumenta en su parte interna (debido a la viscosidad) y una fracción de la energía cinética se transforma en energía térmica.

Esto da origen a un gradiente de temperatura en el PPD, que varía de 2000 K a 1 AU de la protoestrella (la estrella todavía no quema el hidrógeno en su centro) hasta 400 K a 4-5 AU. En consecuencia, a distancias muy cercanas de la protoestrella los elementos se desagregan en sus átomos, mientras en la parte exterior, los elementos se quedan en forma de gas simple molecular. A medida que el disco se enfría, los compuestos químicos se condensan, formando granos sólidos diferentes siguiendo su temperatura de condensación; en la parte interna donde la temperatura y la presión son más altas (pero la presión nunca es mayor a 10^2 Pa), sustancias iónicas como corindón y piroxeno se condensan a altas temperaturas, 1758 K y 1450 K respectivamente, mientras en la parte externa, donde la presión y temperatura son más bajas, el gas se sublima formando hielo, agua a 180 K y metano a 70 K (también el amoníaco y nitrógeno se subliman en hielo a 120 K y 70 K respectivamente). Para el PPD solar la frontera entre la parte interna y externa del disco es identificada con la Línea de Hielo, la cuál se ubica aproximadamente a 3 AU (Martin & Livio, 2012). Obviamente, la Línea de Hielo varía con la masa del PPD y se aleja a medida que la masa de la estrella aumenta.

Una vez que los granos se forman, se ligan más fácilmente aumentando de tamaño. Así empieza el proceso de formación de planetas. Simulaciones computacionales (Wurm & Blum, 1996; Poppe & Blum, 1997) han mostrado que en presencia de un campo magnético, estructuras vellosas (“fuzzy”) con cargas eléctricas residuales aumentan la probabilidad de coagulación (granos crecen pegándose unos a otros). El modelo de coagulación es útil porque fija la escala de tiempo de formación de planetesimales: en el plano del PPD se toma 2000 años para que se formen granos de 10 mm en diámetro a 1 AU, 5000 años para formar granos de 15 mm a 5 AU y 50000 años para formar granos de 0.3 mm a 30 AU. Este resultado sugiere que el tiempo de formación de los planetas en el Sistema Solar depende de manera crítica de lo que pasó después de la coagulación.

Para determinar cuál fue el escenario más probable de la formación de los planetas a partir de los planetesimales, se necesita tomar en cuenta algunas características observadas en el Sistema Solar. Por ejemplo, la presencia de dos planetas gaseosos gigantes dominando la dinámica del Sistema Solar sugiere que estos planetas debieron haberse formado muy rápidamente ($\sim 5 - 10 Myr$, Perryman, 2011). Por otro lado, esta condición es difícil de entender considerando las condiciones físicas en la parte externa del PPD: una baja densidad columnar que implica una tasa de condensación menos rápida que en la parte interna, y a su vez implica menos tasa de colisiones y tiempo mayor de migración de los granos en el plano del PPD. Estas condiciones explican porqué ningún planeta con superficie sólida se encuentra después de la Línea de Hielo, porque a medida que el núcleo sólido del planeta crece, más gas que materia sólida se acumula formando las envolturas masivas de los planetas gigantes. Otra condición importante es que los planetas gaseosos gigantes se deben formar antes de que el PPD se disipe. Esto sucede $10^5 - 10^6$ años después de la formación del PPD, en el momento en que la estrella pasa por la fase T-Tauri, con vientos estelares muy fuertes.

Como solución al problema de la formación rápida de planetas se propuso el modelo del enfoque gravitacional (“gravitational focusing”; Safronov, 1969; Wetherill & W., 1989; Hilke & Sari, 2011) en donde los núcleos sólidos de los planetas crecen fuera de control (“runaway growth”). Primero se forman en un tiempo corto ($10^2 - 10^3$ años) los planetesimales de 0.1

a 10 km de diámetro por coagulación o inestabilidad gravitacional. Cuando llegan a 10 km, sus masas perturban y atraen otras masas en su ambiente, acelerando su crecimiento. Este modelo permite la formación de núcleos de planetas de tipo de Tierra dentro de 10^5 años (Wetherill & W., 1989). Después el planeta continúa creciendo en masa (por colisión) llegando a su masa total después de algunos 10^6 años. Siguiendo este modelo, los núcleos más masivos, entre 5 y 10 veces la masa de la Tierra, debe formarse en un tiempo del orden de 5×10^5 años para explicar la formación de planetas gigantes gaseosos, es decir, el planeta atrayendo todo el gas a su alrededor antes del viento estelar.

Como consecuencia del modelo del enfoque gravitacional, la masa inicial del PPD es posiblemente un parámetro importante a considerar. En la teoría se propuso dos escenarios: el PPD mínimo, con 0.01 a $0.02 M_{\odot}$, y el PPD máximo, hasta $0.5 M_{\odot}$ (Armitage, 2010). Comparando la masa total de los planetas del Sistema Solar encontramos que sólo corresponde al 0.1% de la masa del Sol, el cuál se acerca al modelo PPD mínimo. Esto implica que el proceso de formación de los planetas en el Sistema Solar debería haber sido casi 100% eficiente. Esta conclusión parece difícil de entender considerando el problema de la formación de los planetas gigantes gaseosos por enfoque gravitacional. Siguiendo este modelo, mucho más material debería haber estado disponible, favoreciendo así el modelo PPD máximo.

A partir de esta diferencia entre el modelo de PPD mínimo y máximo para la formación de planetas se podría también esperar resultados diferentes para el momento angular de los sistemas planetarios (estrellas y planetas). Una alta eficiencia en el proceso de formación de planetas implicaría menos disipación de energía, sugiriendo que el momento angular del sistema se conserva. Considerando los problemas de los modelos de formación de estrellas esta condición parece difícil de defender.

1.2 Los problemas del flujo magnético y del momento angular

Uno de los éxitos más importantes de la astronomía moderna fue el descubrimiento de las nubes moleculares (“Molecular Clouds”, MCs) en nuestra galaxia. A partir de las características de estos sistemas se puede caracterizar las condiciones físicas en las cuales se forman estrellas. En nuestra galaxia se encuentran MCs que varían en tamaño de 25-100 pc hasta 0.02-0.4 pc, con densidad relativa $n_H \sim 10^7 - 10^8 m^{-3}$ hasta $10^{10} - 10^{12} m^{-3}$ y masa de $10^5 - 10^7 M_{\odot}$ hasta sólo $0.3 - 10^2 M_{\odot}$ (Draine, 2011). Estas condiciones implican opacidad variable, donde la extinción en el visible puede llegar de $2 - 10 A_V$ hasta $30 - 20 A_V$. Estas opacidades hacen que los MCs tengan ionizaciones diferentes por fuera y dentro: por fuera las estrellas masivas en regiones de formación estelar ionizan el gas molecular, mientras en su interior sólo alcanzan los rayos cósmicos más energéticos. La presencia de iones permite a los campos magnéticos de la galaxia permear las MCs, explicando la alta *masa crítica magnética* (valor máximo de masa para que la nube esté en equilibrio hidrostático, M_{ϕ}) de

estos sistemas (McKee & Ostriker, 2007):

$$M_\phi = c_\phi \frac{\phi}{G^{1/2}} \quad (1.4)$$

En la ecuación (1.4), ϕ es el flujo magnético, mientras $c_\phi \sim 0.16 - 0.18$ es un parámetro libre que depende de la distribución del campo magnético y de la densidad dentro del MC. Comparando la masa del MC, M_{MC} , con la masa crítica magnética se encuentra que:

$$\mu_\phi = \frac{M_{MC}}{M_\phi} \leq 1 \quad (1.5)$$

En el caso de un campo magnético aleatorio, el flujo puede ser parametrizado por:

$$\phi = \pi R^2 \langle B^2 \rangle^{1/2} \quad (1.6)$$

Esto muestra como los campos magnético se enlazan en la columna de materia para producir flujos magnéticos intensos. Aquí, entonces, encontramos un problema crítico para la formación de estrellas. Ya que a mayor flujo magnético, mayor la presión magnética que se opone al colapso gravitacional. De hecho, simulaciones computacionales muestran que en condiciones subcríticas, $\mu_\phi < 1$, la formación estelar no es posible, mientras que en condición súper-crítica $\mu_\phi > 1$ el flujo magnético tiene menos efectos. Como en las MCs el valor de μ_ϕ varia en torno de 1, esto sugiere que el efecto más obvio de los campos magnéticos en regiones de formación estelar sería en hacer la IMF (función de masa inicial) más plana, es decir favorecer la formación de estrellas masivas en lugar de estrellas de baja masa.

Pero tenemos un problema, el cuál es que en el caso de las estrellas se observa que sus flujos magnéticos son muy bajos. Se ha calculado ϕ del orden de $10^4 - 10^5$ en estrellas magnéticas, y mucho mayor, 10^8 , en estrellas no-magnética (como el Sol). Esto implica que el flujo magnético no es un parámetro que se conserva durante la formación de las estrellas. Debe haber, por lo tanto, un mecanismo físico suficientemente general en MCs que pueda explicar la disminución del flujo magnético antes y durante el proceso de formación de las estrellas. Hoy en día se piensa que este proceso es *la difusión ambipolar*.

La difusión ambipolar es un mecanismo que describe como los diferentes iones en un plasma se dispersa en el espacio y el tiempo, disminuyendo así el flujo magnético. Debido a la diferencia de carga y masa, los iones positivos siendo más masivos que electrones (los iones negativos), las fuerzas eléctricas y magnéticas alejan los iones en dos direcciones diferentes aumentando así la neutralidad de los MCs. Las simulaciones muestran que en una escala de 1000 AU la ionización disminuye lo suficiente en un tiempo corto para desconectar el campo magnético del gas, que empieza ahora a colapsarse para formar un disco de acreción en torno de la protoestrella (McKee & Ostriker, 2007). Es este flujo magnético muy diluido (por un factor comparable a su contracción $\sim 10^6$) el que es transmitido por el disco de acreción a la estrella (ver Figura 1.2).

Pero el flujo magnético no es el único problema. Asumiendo también que el momento angular es conservado, no se puede explicar porque las estrellas rotan lentamente. Esto es fácil

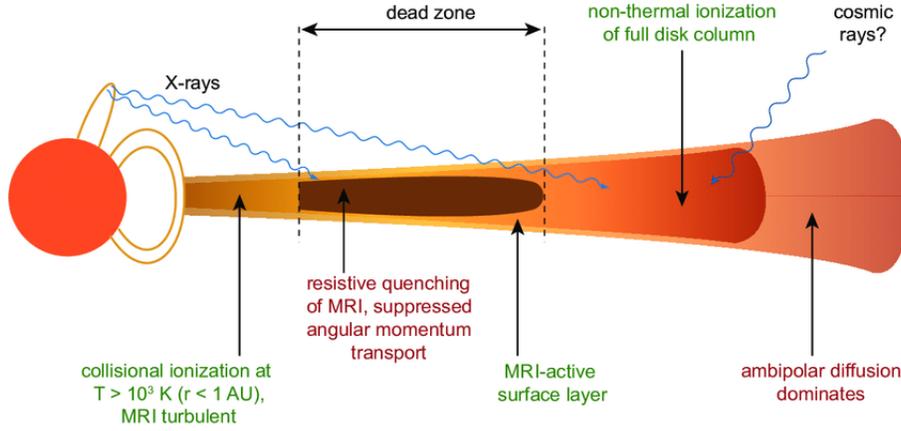


Figura 1.2: Esquema de un disco de acreción que se forma después la difusión ambipolar. También se muestra la zona muerta (“dead zone”) donde la viscosidad es baja y cubre una región entre 0.1 AU hasta 15 AU donde se forman los planetas. Tomado de la tesis de [Champion \(2019\)](#)

de demostrar. Siguiendo las notas del curso de [Alexander \(2017\)](#), los núcleos de formación estelar dentro de las MC presentan valores de velocidades angulares del orden de $\Omega_{MC} \sim 10^{14} - 10^{13} \text{ s}^{-1}$. Adicionalmente, una temperatura del orden de $T \sim 10 \text{ K}$ implica una velocidad del sonido típico $c_s \sim 0.2 \text{ km/s}$. Usando la ecuación de la masa de Jeans:

$$M_J = \frac{\pi}{6} \frac{c_s^3}{G^{3/2} \rho^{1/2}} \quad (1.7)$$

Se deduce que para una estrella de la masa del Sol, $M_J = M_\odot$, la densidad del núcleo colapsando debería haber sido $\rho \geq 10^{-17} \text{ kg/m}^3$. Esto nos da un tiempo de caída libre de:

$$t_{ff} = \frac{1}{\sqrt{G\rho}} \sim 10^6 \text{ yr} \quad (1.8)$$

Que corresponde al colapso de una región del tamaño:

$$R_J \sim \lambda_J = c_s \times t_{ff} \sim 0.1 \text{ pc} \quad (1.9)$$

O sea, un colapso por un factor $R_J/R_{sol} \sim 5 \times 10^6$. Asumiendo la conservación del momento angular, esperamos un momento angular específico del orden de:

$$j_* = \omega_{MC} \times R_J^2 \sim 10^{17} - 10^{18} \text{ m}^2/\text{s} \quad (1.10)$$

Esto es entre 10^6 y 10^7 veces más alto de lo que se observa para el Sol ($\Omega_{sol} \sim 2.972 \times 10^{-6} \text{ s}^{-1}$; <http://ssd.jpl.nasa.gov>). De hecho si calculamos la velocidad de ruptura del Sol (“break-up velocity”), quiere decir la velocidad donde la fuerza centrípeta debido a la rotación es mayor que la fuerza gravitacional, encontramos:

$$\Omega_b = \sqrt{GM_\odot/R_{sol}^3} \sim 6 \times 10^{-4} \text{ s}^{-1} \quad (1.11)$$

Esto corresponde a un momento angular específico de $j_b \sim 3 \times 10^{14} \text{ m}^2/\text{s}$, es decir, un factor $10^3 - 10^4$ menor que el momento angular del PPD esperado asumiendo la ley de conservación del momento angular. Este cálculo demuestra claramente que durante el proceso

de formación de las estrellas el momento angular es un parámetro físico que no puede ser conservado.

¿Cómo se soluciona el problema del momento angular? Siguiendo [Ray \(2012\)](#), hay posiblemente más de un proceso físico en acción. Primero, el momento angular inicial de cada estrella no se espera que sea tan alto en el caso de formación de sistemas múltiples ([Caselli et al., 2002](#)). Por ejemplo, si las estrellas se forman en pares o grupos de tres, quebrándose en sistemas binarios o una estrella sola ([Marks & Kroupa, 2011](#)), o si se forma en grupos donde las interacciones de marea eyectan la menos masiva ([Reipurth et al., 2007](#)), el momento angular de cada estrella será mucho más bajo que si se forma sola.

Otro mecanismo posible parece ser visible en la fase de estrellas T-Tauri. Hay dos tipos, la clásica con un disco de acreción y pérdida de masa al mismo tiempo por viento, y la débil (puesto que su emisión en H_α es débil) sin disco y sin viento. Se observó que la clásica rota menos rápido que la débil. Esto se puede explicar con el transporte de momento angular por el viento, o con el fenómeno de bloqueo de disco (“disk-locking”) y la formación de un chorro. En el disco de acreción, una brecha (“gap”) se forma entre la superficie de la estrella y el disco en el radio de corte R_t (ver [Figura 1.3](#)). En el modelo de bloqueo de disco, la materia acretada cayendo entre R_t y el radio de corotación, R_{co} (donde el campo magnético que conecta el disco con la estrella gira a la misma velocidad que la estrella) sigue las líneas de campo hasta los polos de la estrella creando un chorro. La región se vacía y R_t se desplaza hasta concordar con R_{co} ($R_t = R_{co}$). Es este chorro que, como el viento, transporta el momento angular por fuera impidiendo así que la estrella aumente su rotación. Por esto, este mecanismo se identifica también como el frenado magnético (“magnetic braking”).

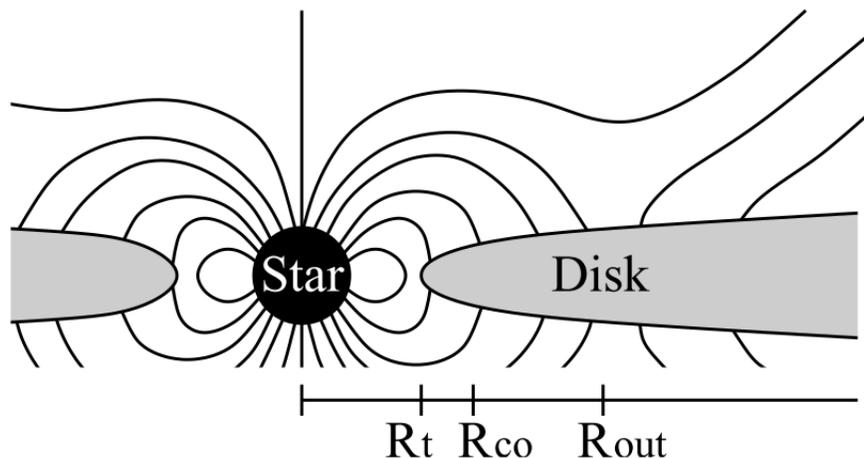


Figura 1.3: Esquema de la interacción entre el campo magnético de la estrella y el PPD en el modelo “disk-locking”; tomado de [Matt & Pudritz \(2004\)](#)

Pero lo que no está claro en este modelo, todavía, es que al mismo tiempo la materia se sigue acretando hacia la estrella, lo cuál implica que debe perder momento angular. La explicación estándar es que esto es debido a la viscosidad del disco: un torque se desarrolla y transfiere momento angular hacia las partes externas del disco. El problema con esta

explicación es que el estrés del torque de viscosidad es probablemente menor que la presión térmica (Larson, 2010), y por lo tanto, la transferencia de momento angular por viscosidad no es suficientemente rápida.

En 2004, Matt & Pudritz propusieron una alternativa al modelo de freno magnético donde el torque no es producido por la viscosidad sino por el campo magnético ligado al disco (ver Figura 1.4 izquierda). En este modelo el torque magnético, $\delta\tau_m$, es modulado por el torque debido a la viscosidad, $\delta\tau_i$, del PPD produciendo un torque constante de acreción,

$$\delta\tau_a = \delta\tau_i + \delta\tau_m \quad (1.12)$$

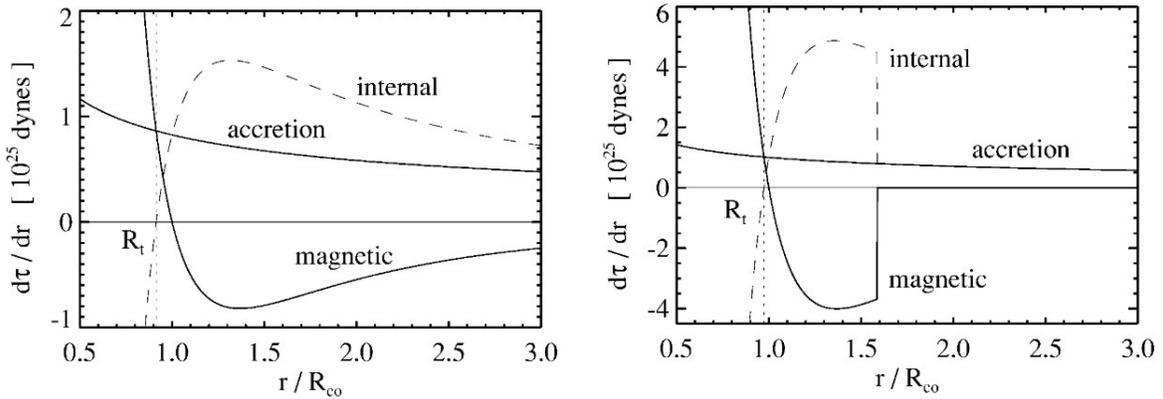


Figura 1.4: Modelo de frenado magnético propuesto por Matt & Pudritz (2004). En la izquierda se muestra la variación del torque magnético, el torque de acreción y el torque del debido a la viscosidad del disco. En la derecha se muestra el radio, $R_{out} \approx 1.6R_{co}$, donde la estrella se desconecta magnéticamente del disco.

En el radio de corotación R_{co} , el campo magnético que gira con el disco (más rápido) hace un trabajo en contra de la corotación y es este torque magnético es el que transporta el momento angular en el disco (de ancho δr):

$$\delta\tau_m = \gamma\mu^2r^{-4}\delta r \quad (1.13)$$

donde δr está integrado sobre el ancho vertical del disco (por lo tanto depende del espesor “thickness” del disco), μ es la intensidad del momento dipolar magnético y $\gamma = B_\phi/B_z$ (también depende del espesor del disco). $\delta\tau_m < 0$ implica transferencia de momento angular de la estrella al PPD. En el modelo estándar (por ejemplo, Uzdensky et al., 2002), la transferencia de momento angular se extiende hasta el infinito ($R_{out} \rightarrow \infty$), mientras Matt & Pudritz (2004) mostraron que sólo se puede extender a la distancia $R_{out} \sim 1.6R_{co}$, donde las líneas de campo magnético se abren, quebrando así la ligación con el disco. Después de R_{out} el disco es dominado por la gravedad, y por lo tanto, la rotación debería ser kepleriana.

Cabe notar que no es claro como el proceso de formación de los planetas afecta la transferencia de momento angular al disco. Esto depende de cuales son los valores de R_{co} y R_{out} . En particular es importante tomar en cuenta que pasa después de la formación de la T Tauri

clásica. Después de la fase T Tauri se toma todavía del orden de $10^6 - 10^7$ años para la estrella llegar a la secuencia principal, y durante este tiempo el transporte del momento angular hacia afuera se hace por el viento estelar que barre (o disipa) el disco.

Cuando empieza el viento $R_{out} \rightarrow R_{co}$, y podemos determinar R_{co} asumiendo que la presión magnética es igual a la presión del gas, $P_B = P_g$, sólo nos queda determinar P_B y P_g . Para la presión magnética asumimos que el campo magnético decrece con el inverso de la distancia al cubo, $B \sim B_s R^3 / r^3$, obteniendo:

$$P_B = \frac{B^2}{2\mu_0} = \frac{B_s^2 R^6}{2\mu_0 r^6} \quad (1.14)$$

Para la presión del gas utilizamos la ecuación del “Ram pressure”:

$$P_g = nmv^2 \quad (1.15)$$

donde nm representan la cantidad de materia en el viento y v su velocidad. Cambiando nm por:

$$nm = \frac{\dot{M}}{4\pi r^2 v} \quad (1.16)$$

donde \dot{M} es el flujo de materia en el viento y poniendo ahora las presiones iguales, $P_B = P_g$, encontramos que:

$$R_{co}^4 = \frac{2\pi B_s^2 R_*^6}{\mu_0 \dot{M} v} \quad (1.17)$$

Para un estrella como el Sol, $B_s \sim 10^{-4}$ T, $\dot{M} \sim 2.00 \times 10^{-14} M_\odot / \text{yr}$ y $v = 2.15 \times 10^{-3}$ m/s, se calcula que $R_{co} \sim 6.77 \times 10^9 \text{m} \sim 0.045$ AU. Este resultado es interesante en el caso de los HJ porque coincide con el pico de periodo de 3 días (asumiendo la ley de Kepler, $(3/365)^{2/3} \sim 0.04$ AU). Esto podría sugerir que existe una relación entre la formación de los planetas y el problema del momento angular de las estrellas.

La misma impresión surge cuando se considera el momento angular específico del sistema (Berget & Durrance, 2010):

$$j_{sys} = \frac{J_* + L_p}{M_* + m_p} \quad (1.18)$$

Para el Sistema Solar, por ejemplo, se encuentra que a pesar de que las masas de los planetas es despreciable, sólo 0.1 % de la masa del Sol, son ellos los que contribuyen al 99 % del momento angular específico del sistema (estrella y planetas). Para el Sistema Solar esto corresponde sólo a un factor 10 por abajo del j_b . Por lo tanto, es importante entender mejor cual es la parte del momento angular inicial de la estrella que puede transferir al disco durante la formación de los exoplanetas.

1.3 Origen de los Júpiter calientes

Siguiendo Ray (2012) se tienen otros mecanismos ligados a la física del disco de acreción que pueden contribuir a explicar la pérdida de momento angular de las estrellas. De hecho, cualquier inestabilidad gravitacional quebrando la simetría axial, como las estructuras de barras o las ondas de densidad, puede producir torques que redistribuyen el momento angular dentro del disco (Jappsen & Klessen, 2004; Lin et al., 2011). Estos mecanismos son importantes, en particular en discos de acreción masivos en torno de estrellas masivas, apareciendo frecuentemente durante la formación de sistemas binarios o múltiples. En discos menos masivos también pueden existir otros tipos de ondas, como ondas acústica o fenómenos magnetohidrodinámicos (como MRI, “magnetic rotational instability”) ligados a la turbulencia en el disco (Larson, 2010; Stone, 2010). Por otro lado, la formación de planetas en discos de acreción menos masivos, ahora disco protoplanetario (PPD), también puede ser interpretado como perturbaciones gravitacionales generando posiblemente una redistribución de momento angular dentro del disco. Esto, en particular, es importante para explicar la formación de los exoplanetas que están muy cercanos de sus estrellas, los exoplanetas calientes, como los “Hot Jupiter”, HJs, pero también los “hot” mini-Neptunos y los “hot” Súper Tierra.

Siguiendo Dawson & Johnson (2018), hay 3 modelos que pueden explicar los HJs: 1- *el modelo in situ* (Boss, 1997), donde los exoplanetas se forman cerca de sus estrellas, 2- *el modelo de migración en el disco*, donde la formación del planeta incluye una transferencia del momento angular del planeta al disco, y 3- *el modelo de migración por alta excentricidad* (“*High-eccentricity migration*”) y *migración por efecto de marea* (“*tidal migration*”), donde los sistemas de planetas múltiples se forman, las interacciones entre los planetas excita a una alta excentricidad, moviendolos a distancias muy cercanas de sus estrellas donde se circularizan.

Aunque no es claro si sólo un modelo puede explicar todos los casos de los exoplanetas calientes, hay dificultades en casi todos los modelos que son difíciles de ignorar. En el modelo in situ, por ejemplo, una condición indispensable para la formación de HJs cerca de sus estrellas es una densidad columnar de gas elevada en la parte interna del disco. Esto no concuerda con las altas temperaturas y presiones que existen en las regiones internas a la Línea de Hielo (en contradicción con el modelo estándar). Este modelo podría explicar mejor el caso de exoplanetas muy masivos, cerca del límite superior en masa entre exoplanetas y enanas marrón, tomando en cuenta que no hay límite inferior bien definido para este tipo de objetos. Esto podría también sugerir que estos objetos que se forman in situ no son exoplanetas sino estrellas de muy baja masa (Flor Torres et al., 2016). Ahora bien, para el caso de exoplanetas de baja masa, como los Súper Tierras y mini-Neptunos, se podría asumir que son los núcleos sólidos o “semi-desnudo” de planetas gigantes (Lundkvist et al., 2016). Esta hipótesis no parece concordar con las distribuciones observadas de los planetas en torno de sus estrellas, puesto que el número de estos tipos de exoplanetas caen rápidamente para un periodo de $P < 10$ días (~ 0.1 AU; Lee & Chiang, 2017). Este resultado sugiere que ambos planetas, los mini-Neptuno y los Súper Tierra, migraron desde afuera ($R > 0.1$ AU) hasta zonas internas donde una gran cantidad cayeron en sus estrellas (por los efectos de mareas producidos por las estrellas, el radio de circularización cayendo en la estrella o por el hecho

que el torque magnético entre $R_{co} = 0.045$ AU y $R_{out} = 0.072$ AU tiene menos efectos en exoplanetas de baja masa o sin un campo magnético fuerte).

La migración por alta excentricidad tampoco es clara (Dawson & Johnson, 2018). El proceso se divide en dos partes. Primero se excita la órbita del planeta por interacciones con un perturbador (el cuál debe ser masivo), disminuyendo el momento angular por el incremento en su excentricidad, $e \rightarrow 1$ (porque $J_p \propto a_{inicial}(1 - e^2)^{1/2}$), pero guardando el potencial gravitacional igual, porque el semiejemayor no cambia y $V_g \propto a_{inicial}^{-1}$. La alta excentricidad lleva al planeta a distancias muy cercanas de sus estrellas en donde pierde su momento angular por efectos de marea cada vez que pasa más cerca de su estrella (el periastro o “periapse”); esto pasa porque cada vez que el planeta intenta restablecer su forma original se tiene una disipación de energía (en principio el efecto de marea funciona mejor para planetas más masivos y con una gran envolvente de gas compresible). Ésta pérdida de energía hace decrecer el eje mayor del planeta aumentando su energía gravitacional ($V_g \propto 1/a_{final}$). El resultado de esta interacción con la estrella es la circularización de la órbita, $e \rightarrow 0$, muy cercano del planeta con $a_{final} < a_{inicial}$. Por ejemplo, si $a_{inicial} \sim 4$ AU, su excentricidad debería haber aumentado a $e_{excitada} \sim 0.995$ (consistente con planetas de alta excentricidad; Naef et al., 2001) para circularizarse a $a_{final} \sim 0.04$.

Lo que no es muy claro en este proceso es cual es la naturaleza del perturbador. Perturbaciones planeta-planeta, por efecto de dispersión (“scattering”) o por eyección (“ejection”), obviamente implica sistemas planetarios múltiples y/o muy densos. Los datos sobre sistemas múltiples de exoplanetas por ahora no son suficientes para determinar si estos sistemas son típicos o no. Se necesitan también muchas interacciones (~ 100 por la dispersión) en un tiempo largo (entre 10^6 hasta 10^9 años para el Sistema Solar; Laskar, 2008) para poder llegar a una alta excentricidad. Después, el tiempo de circularización depende, de manera crítica, de la distancia final del planeta (ver Figura 4 en Dawson & Johnson, 2018),

$$a/\dot{a} \propto a_{final}^8 \tag{1.19}$$

Un último punto oscuro es que, en teoría, durante las interacciones planeta-planeta la oblicuidad (el ángulo del órbita del planeta relativo al plano ecuatorial de la estrella) se espera que aumente. En principio, esta predicción podría ayudar a distinguir entre el modelo de migración por alta excentricidad y el modelo de migración en el disco, donde el momento angular del planeta se queda alineado con el momento angular de sus estrellas. Aunque la mayoría de los momentos angulares de HJs están alineados, se tienen suficientes casos donde no lo están, por lo tanto, no es posible concluir sobre un modo estándar de migración (Albrecht et al., 2012).

Una predicción importante del modelo de migración en el disco es que ambos, el momento angular del planeta, J_p , y la energía de gravitación, V_g , cambian al mismo tiempo. Por lo tanto, para un cambio por un factor 10 en el momento angular se espera un cambio por un factor 100 en la energía gravitacional (esto porque $J_p \propto \sqrt{a_p}$ mientras $V_g \propto 1/a_p$). En este modelo, la interacción del planeta en formación en el disco produce un torque que hace migrar el planeta a zonas internas o externas. La mayoría del tiempo el torque aumenta el momento angular del disco mientras disminuye el momento angular del planeta que migra

hacia adentro (Ward, 1997; Armitage, 2010).

Se consideran tres tipos de migración: el tipo I es para planetas de baja masa que no tienen envolturas de gas (podría ser de tipo Tierra o Súper-Tierra), el tipo II es para planetas más masivas, como los HJs, y el tipo III para planetas de masas extremas. En el tipo I, el torque migratorio viene de las resonancias de Lindblad y las ondas de densidad, y la migración hacia el interior del disco es rápida (del orden de algunos 10^5 años), siendo el torque proporcional a la masa del planeta (Seager, 2010). En el tipo II, el planeta crea una brecha atrayendo el gas a su alrededor, creando dos torques en direcciones inversas. Por lo tanto, la dirección a la cuál migra el planeta depende de la fuerza relativa de los torques. La migración a zonas internas sigue el movimiento de acreción del gas, y por lo tanto es menos rápida que en el caso de la migración de tipo I (Armitage, 2010). La migración de tipo III es conocida como la migración fuera de control (“runaway migration”) y es, por lo tanto, la migración más rápida. Esto sólo sucede cuando el disco es muy masivo y el planeta no puede vaciar completamente el gas a su alrededor (Seager, 2010).

El problema más importante de la migración por interacciones con el disco es, ¿cómo se para la migración? Si la migración es demasiada rápida, el planeta puede caer en su estrella. Muchos mecanismos fueron propuestos, pero todavía no hay evidencia clara para distinguir entre ellos (Dawson & Johnson, 2018): 1- la transferencia del momento angular del disco al planeta (esto podría ser el caso en el modelo de Matt & Pudritz (2004), donde entre R_{co} y R_{out} el torque del campo magnético hace un trabajo que aumenta el momento angular del disco en esa región; pero esto sucede solo si el planeta llega en esta región antes de la disipación del disco), 2- la sublimación del polvo en el disco (esto cambia la viscosidad, y por lo tanto el torque migratorio); la disipación del disco también para la migración, pero esto implica condiciones estrictas en los tiempos de migración de todos los tipos, 3- la pérdida de masa del planeta (aunque el efecto contrario es más probable para los HJs), 4- la resonancia 2:1 con R_t (el borde del disco, pero no es muy claro que sucede cuando $R_t = R_{co}$), 5- los efectos de marea cerca de las estrellas (pero esto también depende de la composición del planeta), y 6- la cavidad magnética (MRI) donde se forma un hueco en el disco en frente del planeta, eliminando el torque migratorio (pero esto afecta sólo el tipo II).

Dos predicciones del modelo de migración en el disco pueden ser importantes: 1- la excentricidad de los planetas no cambia con la migración, los planetas se forman con $e \sim 0$ (esto podría ser el caso en el modelo de Matt & Pudritz (2004), donde entre más lejos de $R_{out} \sim 0.072$ AU, el disco es dominado por la gravedad), y 2- el momento angular del sistema, estrella + planetas, no es necesariamente conservada. Mientras en el caso de migración por alta excentricidad se espera lo contrario, porque la distribución del momento angular se hace entre los diferentes planetas antes de la migración, J_p cambia antes de V_g porque e_p aumenta para luego decrecer por los efectos de marea.

1.4 Relacionando el proceso de formación de los exoplanetas con la formación de sus estrellas

¿Cuál es el papel de la formación de planetas en el problema del momento angular? En su tesis de PhD [Irwin \(2015\)](#) nos cuenta como el problema de la formación de los planetas entra en la discusión sobre el problema del momento angular de las estrellas. La historia empieza con un misterio no resuelto. En 1963, Peter Brosche publicó un artículo ([Brosche, 1963](#)), donde él demostró que todos los objetos para los cuales se pudo calcular su momento angular, sobre una escala de 10^{15} hasta 10^{47} kg (e.g. asteroides, planetas, estrellas, hasta galaxias), siguen una relación del tipo $J \propto M^2$. Hasta la fecha no hay ninguna explicación sobre este resultado (ver [Wesson, 1979](#); [Brosche, 1980](#); [Carrasco et al., 1982](#); [Liu et al., 1985](#); [Godłowski et al., 2003](#)). En sus estudios sobre estrellas de tipo temprano con alta y baja rotación [Carrasco et al. \(1982\)](#) propuso que la relación $J \propto M^\alpha$ (encontrando exponentes consistentes con $\alpha \sim 5/3$ y $\alpha \sim 7/4$) guarda la memoria del momento angular del sistema donde se formó. Como vimos antes, en el caso de las estrellas, el origen del momento angular parece ser el momento angular de las MCs donde se formaron, que a su vez se relaciona con el momento angular de la galaxia. Ahora bien, asumiendo la conservación del momento angular durante el colapso, vemos que la rotación esperada de las estrellas es demasiado alta, por un factor $10^3 - 10^4$ arriba de la velocidad de quiebre. Esto implica que cuando se forman las estrellas deben perder una gran parte del momento angular inicial. La pregunta es ¿por cuánto y cómo?

En 1965, McNally publicó un estudio corto sobre el momento angular de las estrellas de la secuencia principal. Dentro de este artículo se demostró que estrellas de tipo temprano, entre O5 hasta A5 siguen una relación para el momento angular específico $j \propto M^{0.8}$ o sea $J \propto M^{1.8}$ (donde $j = J/M$ es consistente con la relación de Brosche). También encontró un quiebre de la relación a partir de A5, donde las estrellas más tardías siguen una relación $j \propto M^{4.7}$. En 1970, Kraft confirmó la relación de McNally para las estrellas masivas (encontrando $j \propto M^{0.57}$) y en 1987, Kawaler confirmó el quiebre en la relación para estrellas de baja masa. También se observó dos coincidencias interesantes. La primera es que la relación para las estrellas masivas es exactamente un factor 10 a bajo del momento angular del quiebre para dichas estrellas. Esto sugiere que la relación $J - M$ se determinó antes que las estrellas llegarán a la secuencia principal. Kraft sugirió (en 1970) que el momento angular se pierde durante la fase de contracción en la trayectoria de Hayashi (“Hayashi track”). También sugirió que el quiebre en la relación $J - M$ podría ser debido a la convección en las estrellas: al contrario de las estrellas de alta masa, las estrellas de baja masa con envolventes convectivas pierden momento angular aún en la secuencia principal por vientos estelares.

La segunda coincidencia es que (como notamos antes), aunque el Sol tiene un momento angular abajo de la relación para estrellas de baja masa, el momento angular del sistema (Sol + planetas) es consistente con la relación $j - M$ para las estrellas de alta masa. Esto podría sugerir que el momento angular del sistema conservó la memoria del momento angular inicial (aunque aquí la palabra inicial cambia, describiendo ahora un escenario en donde ya hubo una pérdida de momento angular inicial en la trayectoria Hayashi). ¿Podría la transferencia del momento angular de la estrella a los planetas explicar el quiebre en la relación $j - M$? En

los años 70's, como sólo se tenía como ejemplo el Sistema Solar, la idea fue popular por un tiempo. Otras ideas alternativas también fueron propuestas, las cuales ganaron la preferencia. Por ejemplo, Skumanich (Skumanich, 1972) demostró que el momento angular disminuye con el tiempo como $j \propto t^{-1/2}$ donde t es la edad de las estrellas. De hecho se observó diferencias entre estrellas jóvenes en cúmulos abiertos y estrellas más viejas en el campo (Stauffer & Hartman, 1986). Esta diferencia es pequeña y se observa arriba del comportamiento general consistente con las diferentes relaciones $j - M$ para estrellas tempranas y tardías. Por lo tanto, esto no puede explicar el quiebre de la relación. Del otro lado, argumentos a favor de la diferencia en convección (Schatzman, 1962), de vientos de estrellas (Mestel, 1968) y del frenado magnético (e.g., Matt & Pudritz, 2004) ganaron suficiente soporte teórico y observacional, para que se considere estos mecanismos como las causas más probables para explicar este comportamiento (Wolff & Simon, 1997; Tassoul, 2000).

Esto sugiere que aunque la formación del planeta no tiene influencia sobre el momento angular de las estrellas, los mecanismos relacionados para bajar el momento angular de las estrellas pueden haber influenciado la formación de los planetas. Con el descubrimiento de exoplanetas tenemos ahora la oportunidad de explorar cuál podría ser esta influencia, haciendo un puente entre la formación de las estrellas y sus planetas. Es esto lo que Irwin empezó a hacer en su tesis. Ella usó una muestra larga de exoplanetas descubiertos por el método de velocidad radial (RV) y de tránsito (Tr) para comparar el momento angular de sus estrellas con el momento angular de sus sistemas. En su Fig. 4.5 (reproducida en la Figura 1.5) se puede ver que no hay diferencias entre el momento angular de las estrellas anfitriones de ambas muestras: las estrellas tienen momento angular específico más bajo que la relación encontrado por McNally. Esto es similar en el Sol.

Del otro lado en la Fig. 1.6 (Figura 4.7 de la tesis de Irwin) se ve una diferencia clara entre las muestras RV y Tr: los exoplanetas en la muestra RV tienen una contribución más importante en el momento angular del sistema que los exoplanetas de la muestra Tr. De hecho, aunque la distribución del momento angular del sistema en la muestra Tr podría ser consistente como la relación de McNally y la distribución en la muestra RV con la relación para estrellas de alta masa, la mayoría tienen valores mucho más altos que lo que estas dos relaciones predicen. Esto no fue la conclusión de Irwin, quién defendió en su tesis *“The results indicate that the primary power law [la relación $j - M$ para la estrellas de alta masa] describes angular momenta of stars of < 2 solar masses well, when planetary angular momentum is included”*. Ella llegó a esta conclusión asumiendo que las dos muestras son representativas de una sola muestra, poniendo la responsabilidad en la larga dispersión en los datos sobre las incertidumbres en la determinación de los parámetros, como $V \sin i$, M_p , a_p y e_p . Esta interpretación sugiere que el momento angular inicial de la estrellas es conservado en las órbitas de los planetas.

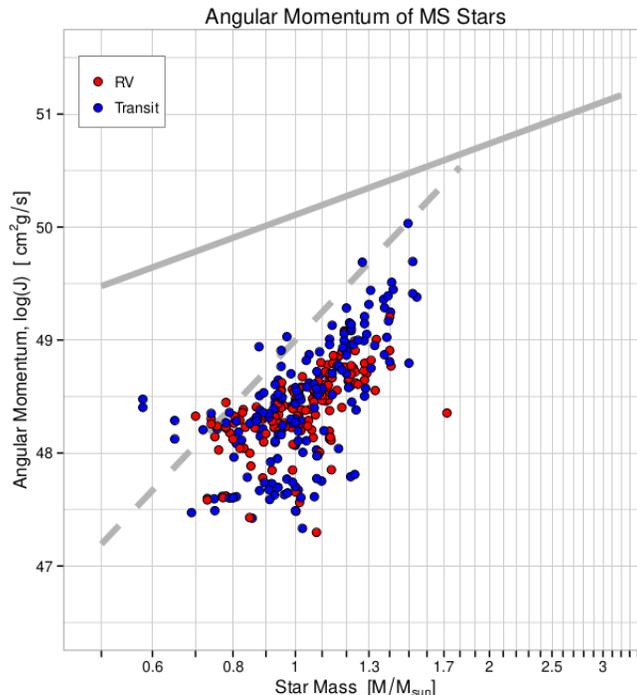


Figura 1.5: Momento angular de las estrellas huésped de la muestra de [Irwin \(2015\)](#). En esta figura hacen la diferencia en color por el tipo de técnica observacional usada para la detección. La línea gris continua es la relación obtenida por ([McNally, 1965](#)) para las estrellas de alta masa y la discontinua es para las estrellas de baja masa.

Pero esta conclusión de Irwin es difícil de aceptar tomando en cuenta la diferencia entre las dos muestras, RV y Tr. En la Figura 1.7 (Fig. 3.2 en la tesis de Irwin) vemos la relación entre la masa de los exoplanetas y su semi-eje mayor. Los exoplanetas en su muestra Tr son de tipo HJ muy cercanas a sus estrellas (la mayoría tiene masa más baja que Júpiter), mientras los exoplanetas en su muestra RV son más masivos que Júpiter y más lejos que los HJ en la muestra Tr (son consistentes con “warm Jupiter” (WJ); [Dawson & Johnson, 2018](#)). A pesar que esto puede deberse a la sensibilidad en los métodos de detección, se puede observar que no todos los exoplanetas presentan los mismos parámetros físicos, lo cuál nos lleva a pensar que en términos migración puede diferir también. Esta característica explica la diferencia del momento angular de estos dos sistemas, y por lo tanto no podemos aceptar la conclusión de Irwin sin estudiar el problema en más detalle.

1.5 Objetivos de esta tesis

Durante el curso de esta tesis mis metas cambiaron. Las metas iniciales eran desarrollar un método de análisis de los espectros del TIGRE de estrellas anfitriones de exoplanetas, para deducir sus características físicas de manera confiable y rápida, para después estudiar a partir de una muestra homogénea, si existe una relación entre la actividad de las estrellas y la formación de exoplanetas de diferentes tipos. En particular, estábamos muy interesados en hacer la comparación entre sistemas múltiples de exoplanetas y simples. Con el tiempo

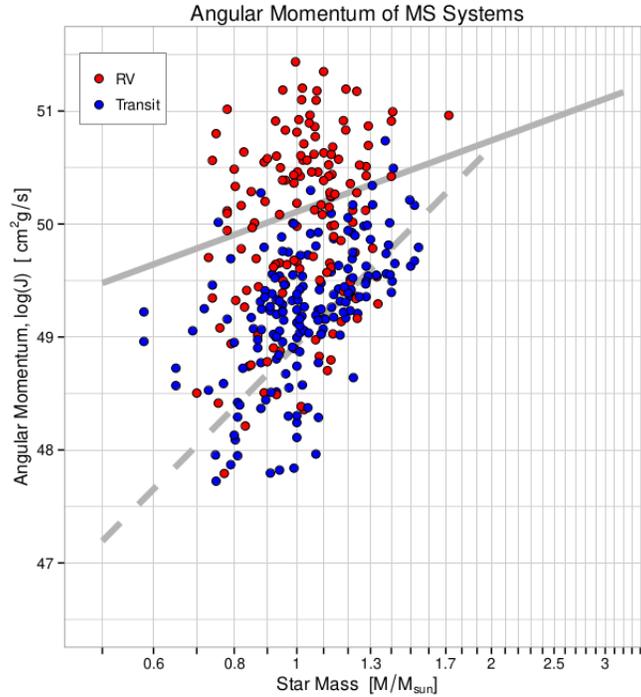


Figura 1.6: Momento angular de los sistemas planetarios de la muestra de *Irwin (2015)*. En esta figura hacen la diferencia en color por el tipo de técnica observacional usada para la detección. La línea gris continua es la relación obtenida por (*McNally, 1965*) para las estrellas de alta masa y la discontinua es para las estrellas de baja masa.

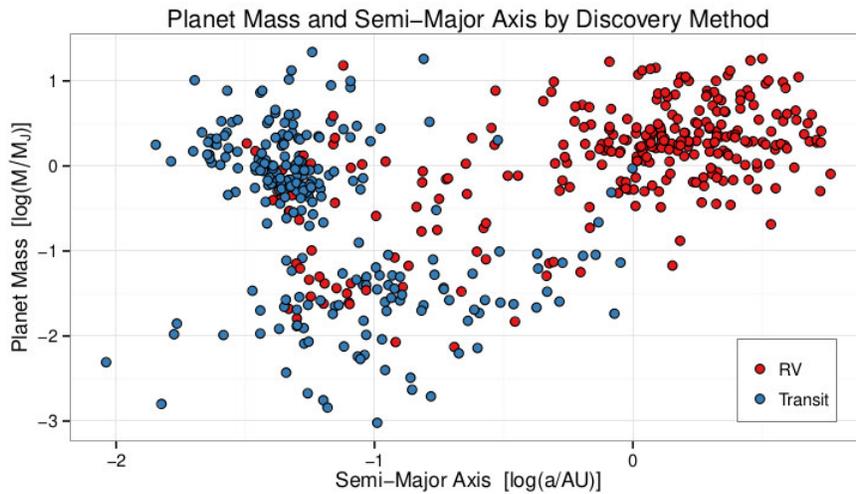


Figura 1.7: Comparación entre la masa y el semieje mayor en la muestra de *Irwin (2015)*. Se puede observar la diferencia entre los valores del semieje mayor, lo cuál es un resultado de las diferencias en las técnicas observacionales.

se determinó muy rápidamente que no podríamos alcanzar las observaciones necesarias para determinar la actividad de las estrellas (ya que esto necesita observar las mismas estrellas

más de una vez) y tampoco podríamos incluir suficientes sistemas múltiples debido a que sus estrellas son en promedio más débiles que la mayoría de las estrellas con sistemas simples de exoplanetas. Del otro lado, quedó claro que el método de análisis que estaba desarrollando daba información muy precisa sobre la velocidad de rotación de las estrellas. Por lo tanto, buscando en la literatura encontré artículos que trataban sobre el problema angular de las estrellas en relación con la formación de exoplanetas (Berget & Durrance, 2010, fue el primero). Esto nos convenció de que podríamos contribuir algo nuevo sobre este asunto.

Por lo tanto, la primera meta que consiste en desarrollar un método de análisis de los espectros del TIGRE se quedó como meta principal. De igual forma se determinó cambiar la muestra de estrellas con exoplanetas para optimizar nuestro nuevo tema de estudio. Se favoreció los exoplanetas por el cual tenemos toda la información necesaria para determinar el momento angular del planeta. Como el parámetro R se determina por la técnica de tránsito esto favoreció planetas en donde $i \sim 90$. Esto nos permite determinar mejor el momento angular de los planetas porque $J_* = V \sin i / \sin i$ donde $\sin i \approx 1$.

Una novedad de nuestro análisis consiste también en distinguir entre exoplanetas HJ masivos y menos masivos. Hicimos esta distinción (diferente a lo presentado hasta el momento) a partir de una hipótesis en donde la composición de los planetas gaseosos gigantes puede cambiar a medida que su masa aumenta, en particular, incluyendo envolventes más masivas de hidrógeno metálico líquido (LMH). En particular, una diferencia en composición puede cambiar el efecto de marea planeta-estrella que sufren los HJ en sus órbitas muy cercanos (de Wit et al., 2016; Dawson & Johnson, 2018).

En la sección 2 se discute como se determinó la muestra de exoplanetas que se estudió en esta tesis. En la sección 3 se introducen las observaciones que obtuvimos con el TIGRE y explicamos el método de análisis de estudio que usamos. En la sección 4 se presenta los resultados y se discute la interpretación que se puede hacer sobre la relación entre la formación de los planetas y la formación de sus estrellas. Y finalmente, en la sección 5 se presenta nuestras conclusiones.

CAPÍTULO 2

Muestra de estrellas huéspedes de exoplanetas

En este capítulo se hace un análisis estadístico básico de la muestra inicial del proyecto, la cuál nos da un contexto de los datos observacionales. Adicionalmente, se explica la clasificación planetaria que hemos usado basándonos en el estudio hecho en mi trabajo de maestría. Y finalmente, se explica algunos de los criterios de selección que se adoptó para formar la muestra observacional.

2.1 Lista general

Para el estudio de esta tesis, se construyeron diferentes muestras de estrellas con exoplanetas, basándonos en la compilación publicada en la página de Internet de Schneider (<http://exoplanet.eu/>) que se tenía hasta el 31 de Agosto de 2015 (fecha de inicio de este proyecto). Una descripción detallada de esta lista se puede encontrar en Schneider et al. (2011). De esta compilación se determinó una lista inicial donde se pudo identificar diferentes grupos de estrellas con diferentes tipos de exoplanetas. Se consideró solamente estrellas huéspedes de tipos espectrales F, G, K, M y aquellas que no tienen tipo espectral identificado, N. En total contamos con una muestra de 346 estrellas (ver Apéndice A). La mayoría de los exoplanetas (91 %) son sistemas planetarios simples (1 planeta - 1 estrella) mientras el resto (32 estrellas) son sistemas múltiples (más de un planeta). Con respecto a los sistemas múltiples tenemos 18 sistemas de 2 exoplanetas, 9 sistemas de 3, 2 sistemas de 4, 2 sistemas de 5 y 1 sistema de 6 exoplanetas.

En las Figuras 2.1 y 2.2 se muestra la distribución de los sistemas simples y múltiples en función del tipo espectral de su estrella anfitriona. Para los sistemas simples de exoplanetas (con masa, radio y semieje mayor bien determinado), la mayoría de las estrellas huéspedes son de tipo F y G (59%). Del otro lado, el 21 % de las estrellas no tiene tipo espectral determinado. En la Figura 2.2 se muestra la distribución de los exoplanetas en sistemas múltiples

CAPÍTULO 2 – MUESTRA DE ESTRELLAS HUÉSPEDES DE EXOP.

(87 exoplanetas en 32 sistemas). Los tipos espectrales predominantes son G y K, y el 73% de esta muestra no tiene determinado el tipo espectral de las estrellas.

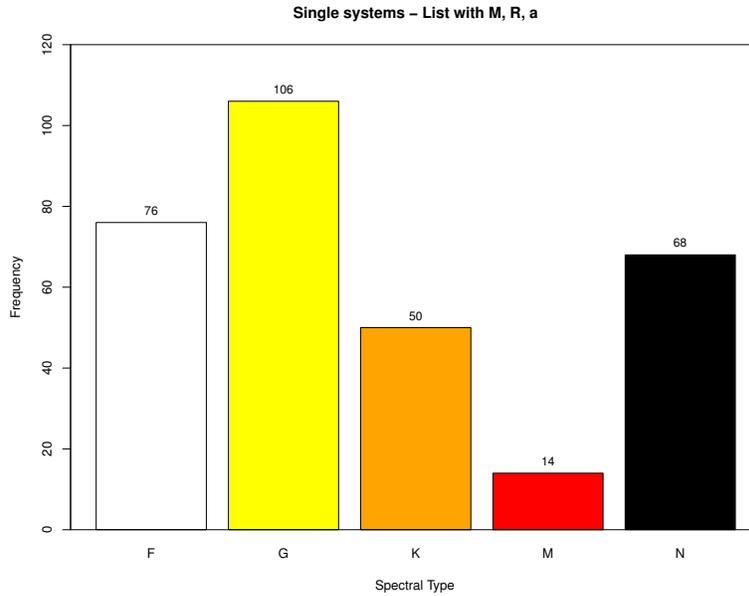


Figura 2.1: Distribución de los 314 exoplanetas en sistemas simples, en función del tipos espectrales de su estrellas anfitriones.

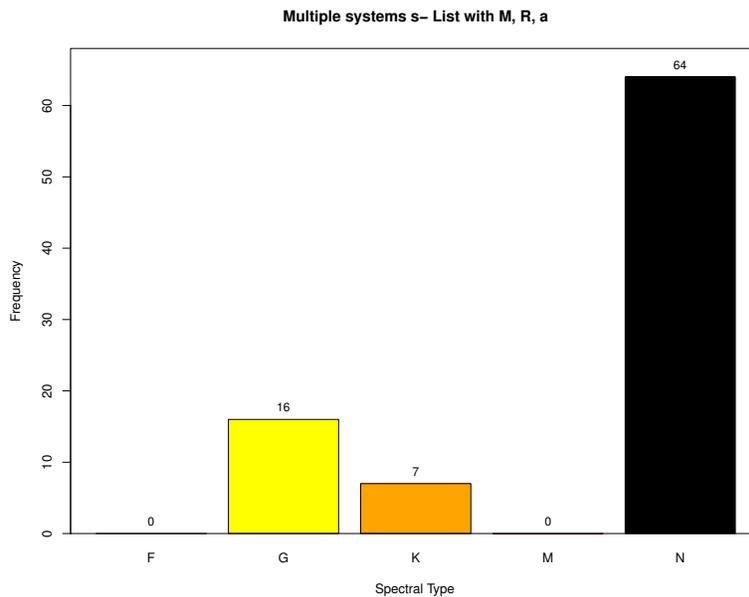


Figura 2.2: Distribución de los 87 exoplanetas en 32 sistemas múltiples, en función de tipos espectrales de su estrellas anfitriones.

Cabe destacar que desde Agosto 2015, se han encontrado más exoplanetas alrededor de

las estrellas de esta lista, transformando algunos sistemas simples en sistemas múltiples. Como la mayoría de estos nuevos exoplanetas son menos masivos, y por lo tanto tiene menor momento angular que el planeta dominante, esto no afecta el análisis que se hizo en esta tesis.

A partir de la lista inicial de 346 estrellas se hizo un trabajo de identificación del tipo de exoplanetas en estos sistemas, usando el método que se desarrolló en mi tesis de Maestría (Flor Torres, 2015). Este método está basado en un diagrama de diagnóstico donde se compara el potencial gravitacional barionico (BGP) de los planetas con su distancia hasta su estrella anfitriona (el semieje mayor final, a_f). El potencial gravitacional bariónico es definido como:

$$BGP = (Gm_p) \left(\frac{M}{R} \right) \quad (2.1)$$

donde R es el radio del planeta, M su masa, $M = M_p \sin i$, y m_p la masa de un protón (usando el hecho que $V_{BGP} = V_g/N = GMm_p/R$, donde $M = Nm_p$). El diagrama de diagnóstico se muestra en la Figura 2.3 para los sistemas simples y en la Figura 2.4 para los sistemas múltiples. En el diagrama diagnóstico se separan fácilmente los exoplanetas en dos tipos principales, vistos en el Sistema Solar: planetas sólidos (planetas enanos y planetas terrestres con baja masa y superficie sólida) y planetas gaseosos gigantes (de tipo Júpiter y Saturno arriba de la línea H(límite inferior), y de tipo Urano y Neptuno entre las líneas Ice-H-He). Adicionalmente, se incluyó un límite inferior para los “Super-Earth” (planetas más masivos que la Tierra pero con superficie sólida). Otro límite es el que se encuentra arriba de la línea Ice-H-He que caracteriza los planetas de tipo gaseosos de baja masa como Neptuno. Cabe notar que existen recientes clasificaciones de exoplanetas los cuales introducen un nuevo tipo de exoplaneta, los “mini-Neptuno” (Gandolfi et al., 2017).

Como límite superior para los exoplanetas se usó el BGP consistente con el límite en masa de $13M_{Jup}$ típico de enanas marrón (en inglés, “Brown Dwarfs” o BDs), y para el caso del radio de las BDs se usaron las dos opciones presentadas en Sorahana et al. (2013). También separamos el gran intervalo de BGP para planetas tipo Júpiter en dos partes utilizando el límite que hemos denominado “Self-Gravitating”, el cuál corresponde al momento donde la energía de gravitación es más importante que la energía de repulsión electromagnética, provocando un cambio en la estructura de planetas (Padmanabhan, 1993). El cálculo presentado en Flor Torres (2015) muestra que esto pasa para exoplanetas con masas $M \geq 1.2M_{Jup}$ y radios $R \geq 0.84R_{Jup}$.

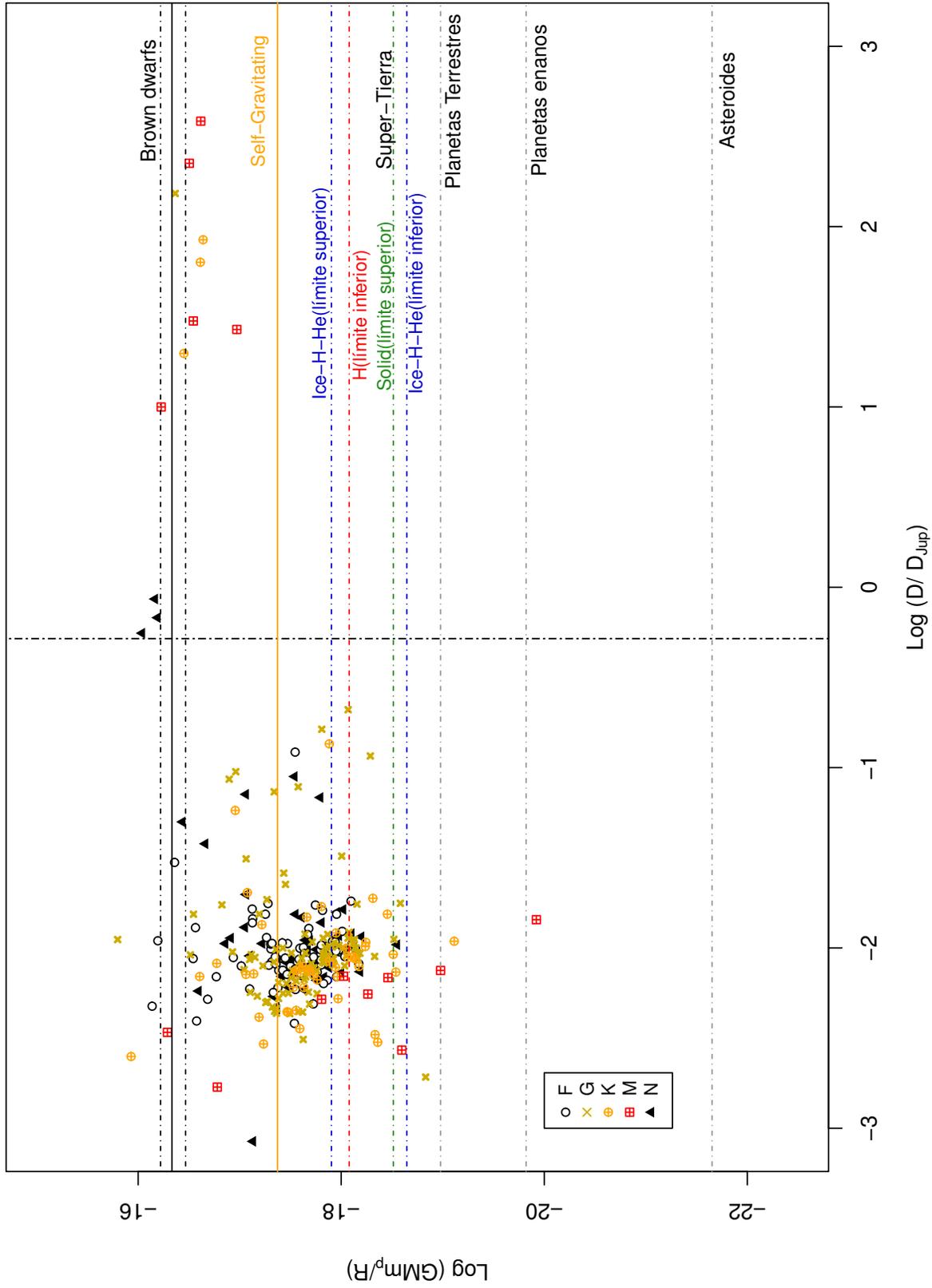


Figura 2.3: Diagrama de diagnóstico para la clasificación de exoplanetas en sistemas simples. Los diferentes símbolos corresponden al tipos espectrales de la estrellas anfitrionas. Las distancias de los exoplanetas a sus estrellas huéspedes está dada relativamente a la distancia de Júpiter al Sol ($a_{\text{planeta}}/a_{\text{jup}}$, donde $a_{\text{jup}} = 5.2 \text{ AU}$). La línea vertical corresponde a la Línea de Hielo en el Sistema Solar (donde los elementos volátiles se condensan en el disco protoplanetario, [Martin & Livio, 2012](#)).

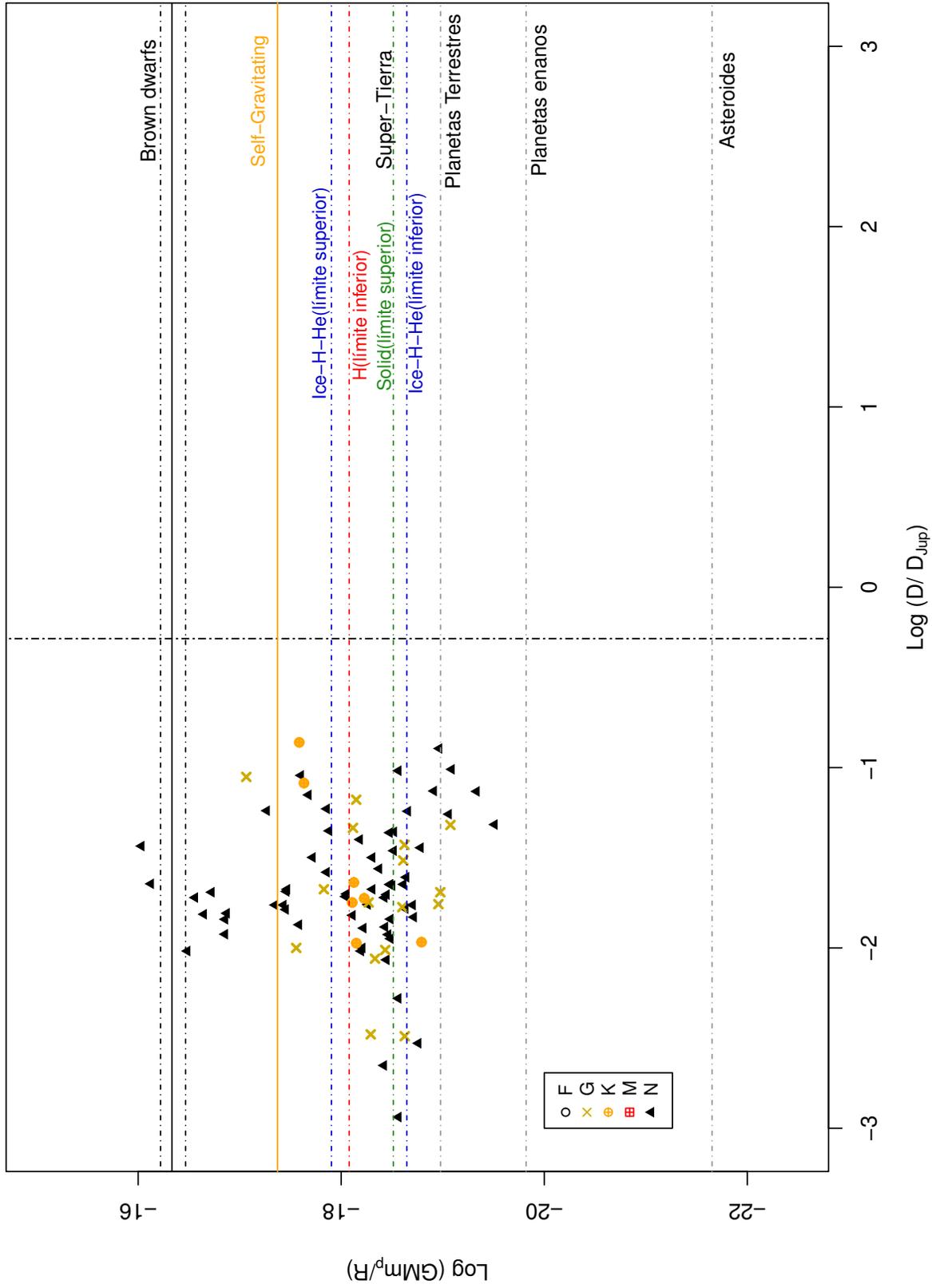


Figura 2.4: Similar a la Figura 2.3 para los exoplanetas en sistemas múltiples.

En la Figura 2.3 se puede ver que muy pocos exoplanetas en nuestra muestra se encuentran en órbitas exteriores a la Línea de Hielo. Cabe destacar el semieje mayor de los exoplanetas (eje horizontal) ha sido normalizado por el semieje mayor de Júpiter; de igual forma, se ha hecho esto para la línea de hielo (del sistema solar). Además todos tienen BGP casi igual o superior al límite para los BDs. Es importante destacar que estos exoplanetas se encuentran preferiblemente en torno de estrellas tardías, de tipo K o M. Esto sugiere que los exoplanetas son muy masivos en relación a la masa de sus estrellas y muy lejanos de ellas. Del otro lado, la mayoría de los exoplanetas en sistemas simples son extremadamente cercanos a sus estrellas anfitrionas. Por lo tanto se clasifican como “hot”. Pero son de diferentes tipos, desde planetas enanos (en torno de una estrella M) hasta BDs. La mayoría están arriba del límite H (inferior) y abajo del límite “Self-gravitating”. Por lo tanto, se clasifican como “hot Jupiter” (HJ). De igual forma tenemos planetas de tipo “Hot-Urano” y “Hot-Neptuno”, y muy pocos de tipo “Hot Super-Earth”. En la Figura 2.4 vemos el mismo comportamiento para exoplanetas en sistemas múltiples, pero con una tendencia a bajos valores de BGP. Esto es consistente con una gran cantidad de exoplanetas secundarios de menor masa que el exoplaneta dominante.

A partir de la clasificación de los exoplanetas y su gran diferencia en términos de BGP se concluye que la formación de estos exoplanetas no se puede explicar bien con el modelo in-situ que favorece la formación de planetas masivos (Dawson & Johnson, 2018). Por lo tanto, el modelo más probable parece incluir el proceso de migración (o por alta excentricidad o por migración en el disco).

En la Figura 2.5 se muestra ahora la distribución de la metalicidad de las estrellas anfitrionas en sistemas simples (panel superior) y múltiples (panel inferior), en donde no se ve ninguna diferencia. En los dos se puede ver una tendencia clara de metalicidades altas para las estrellas con exoplanetas (Gonzalez, 1997). En la Figura 2.6 se muestra que la distribución en metalicidad está distribuida en todos los tipos espectrales. En el caso de los sistemas múltiples, aunque se distingue una tendencia a bajas metalicidades, este resultado no es confiable debido al bajo número de estrellas en esa muestra.

En la Figura 2.7 se compara la edad de las estrellas. Como es esperado las estrellas de tipo F son ligeramente más jóvenes que las estrellas G. Aunque la mediana de las estrellas K es más baja que para las estrellas G, sus promedios son casi iguales. Lo más sorprendente son las estrellas M que parecen ser aún más jóvenes que las estrellas F. De nuevo, en los sistemas múltiples la muestra es muy incompleta, lo cuál nos impide deducir una tendencia significativa.

En la Figura 2.8 se compara la metalicidad en función de la edad para las estrellas en sistemas simples. En general las estrellas F son más jóvenes y sus metalicidades son ligeramente más bajas en comparación a las estrellas G. Las estrellas K son similares a las estrellas G, mientras las estrellas M de nuevo muestran distribuciones peculiares, debido probablemente a la falta de datos en la muestra. Cabe notar que por la escasez de datos para sistemas múltiples no hicimos un gráfico de metalicidad vs edad.

Es importante notar que muchas de las tendencias que observamos se pueden confirmar

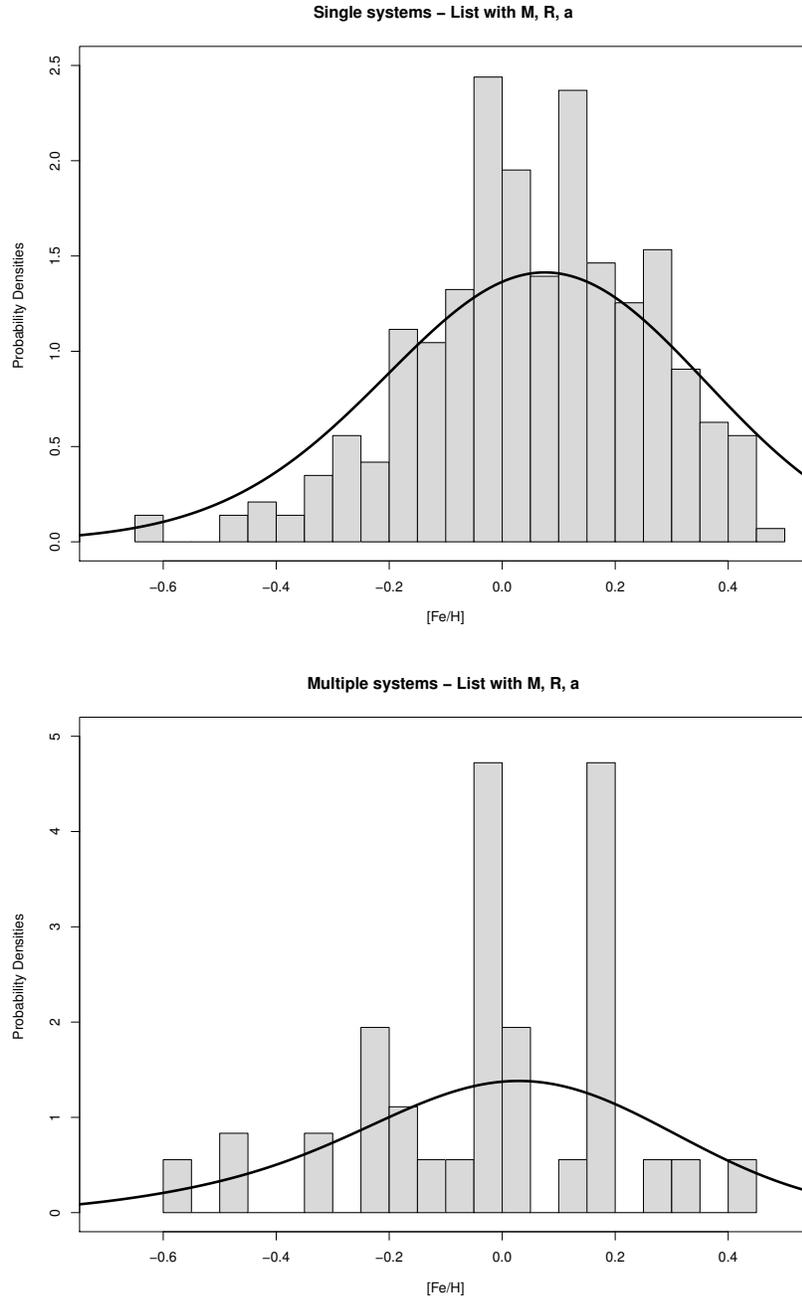


Figura 2.5: *Densidad de probabilidad de la metalicidad de las estrellas anfitriones para los sistemas simples (panel superior) y sistemas múltiples (panel inferior). La Línea representa la densidad de probabilidad de la muestra.*

sólo si se determinan los parámetros de manera homogénea. Esto justifica el desarrollo de métodos semi-automáticos para analizar largas muestras de exoplanetas observadas idealmente con un sólo telescopio.

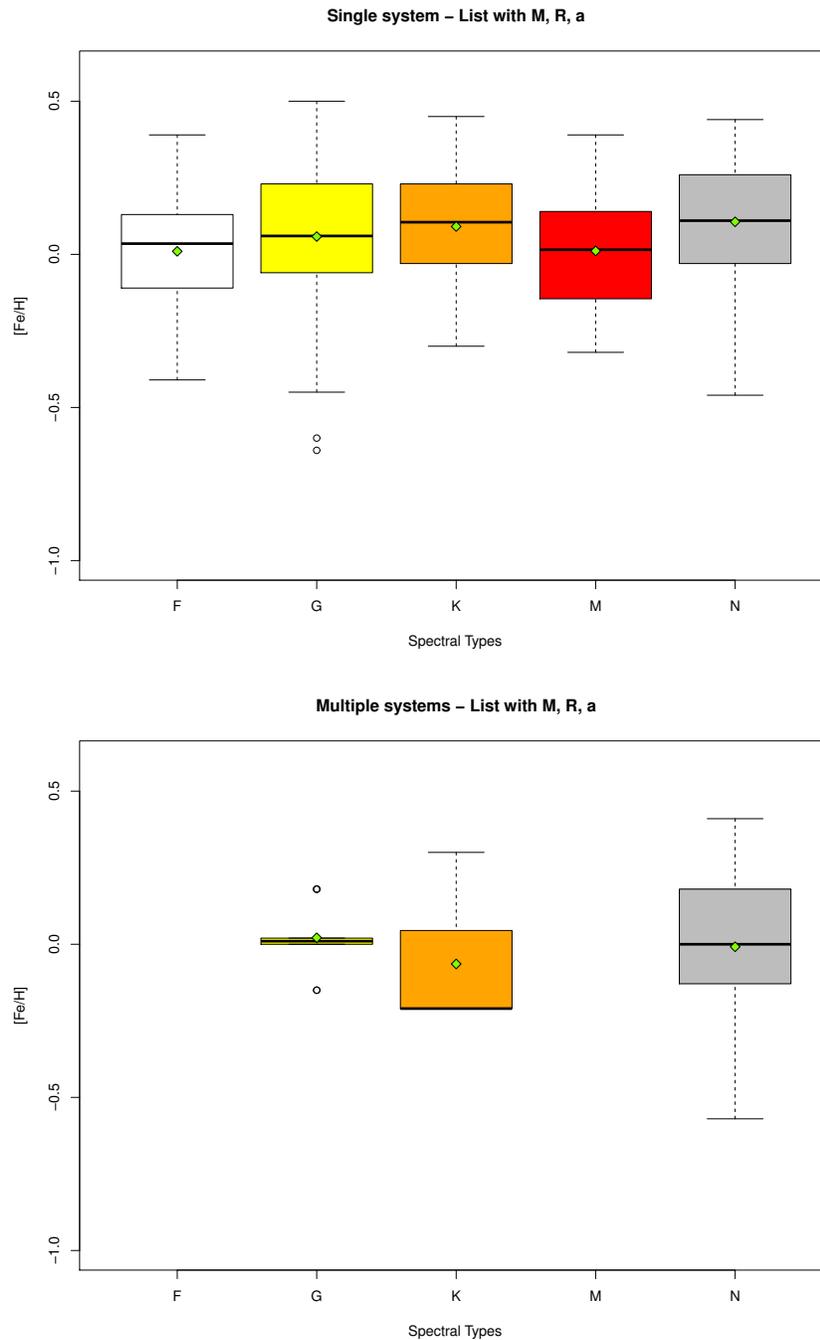


Figura 2.6: Distribución de la metalicidad en función del tipo espectral de las estrellas anfitrionas para los sistemas simples (panel superior) y sistemas múltiples (panel inferior). El punto es el promedio. Los “box-and-whisker” muestran la mediana ($Q2$), el primero ($Q1$) y tercero ($Q3$) cuartiles y los “whiskers” corresponden a $Q1 - 1.5(IQR)$ y $Q3 + 1.5(IQR)$ donde IRQ es el intercuartile ($IRQ = Q3 - Q1$).

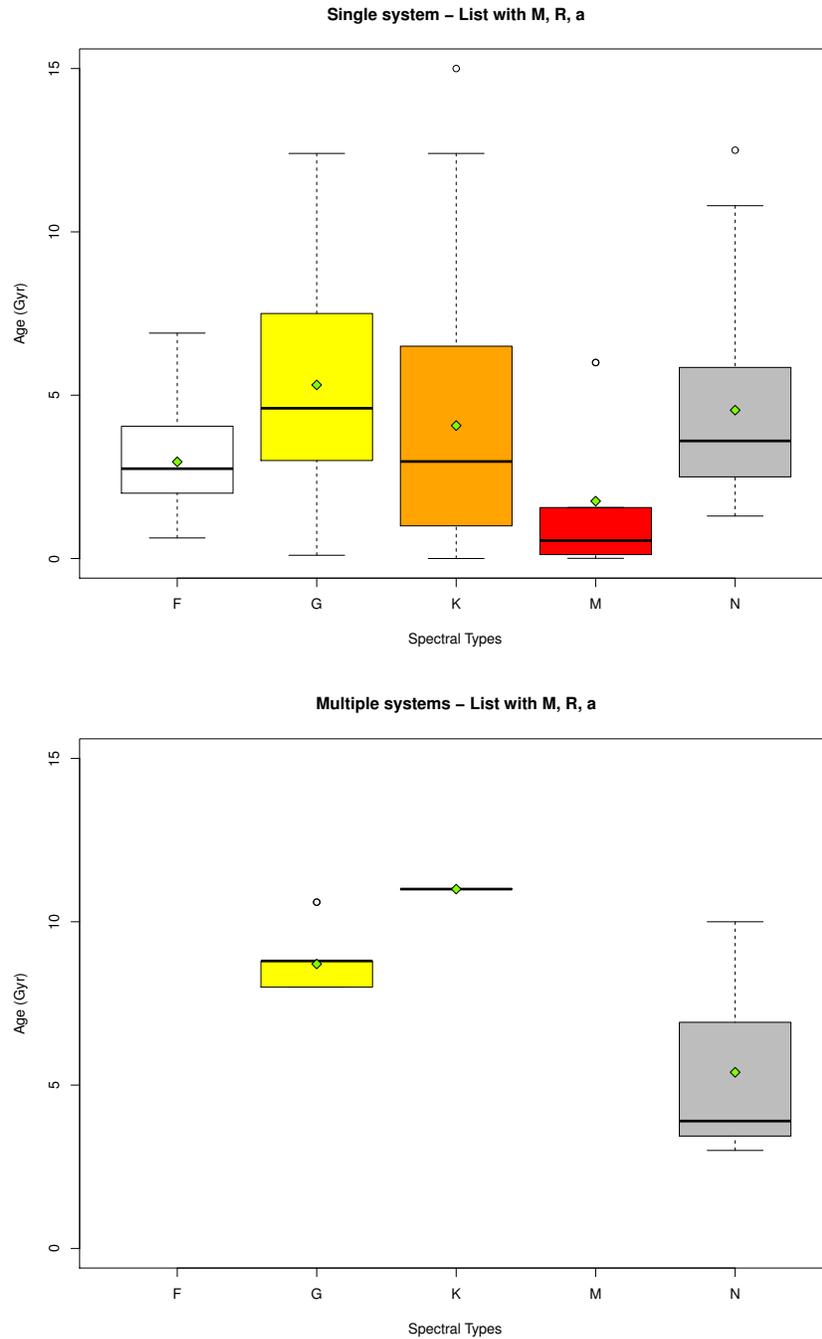


Figura 2.7: Distribución de la edad en función del tipo espectral de la estrellas anfitrionas para los sistemas simples (panel superior) y sistemas múltiples (panel inferior). La Línea representa la densidad de probabilidad de la muestra.

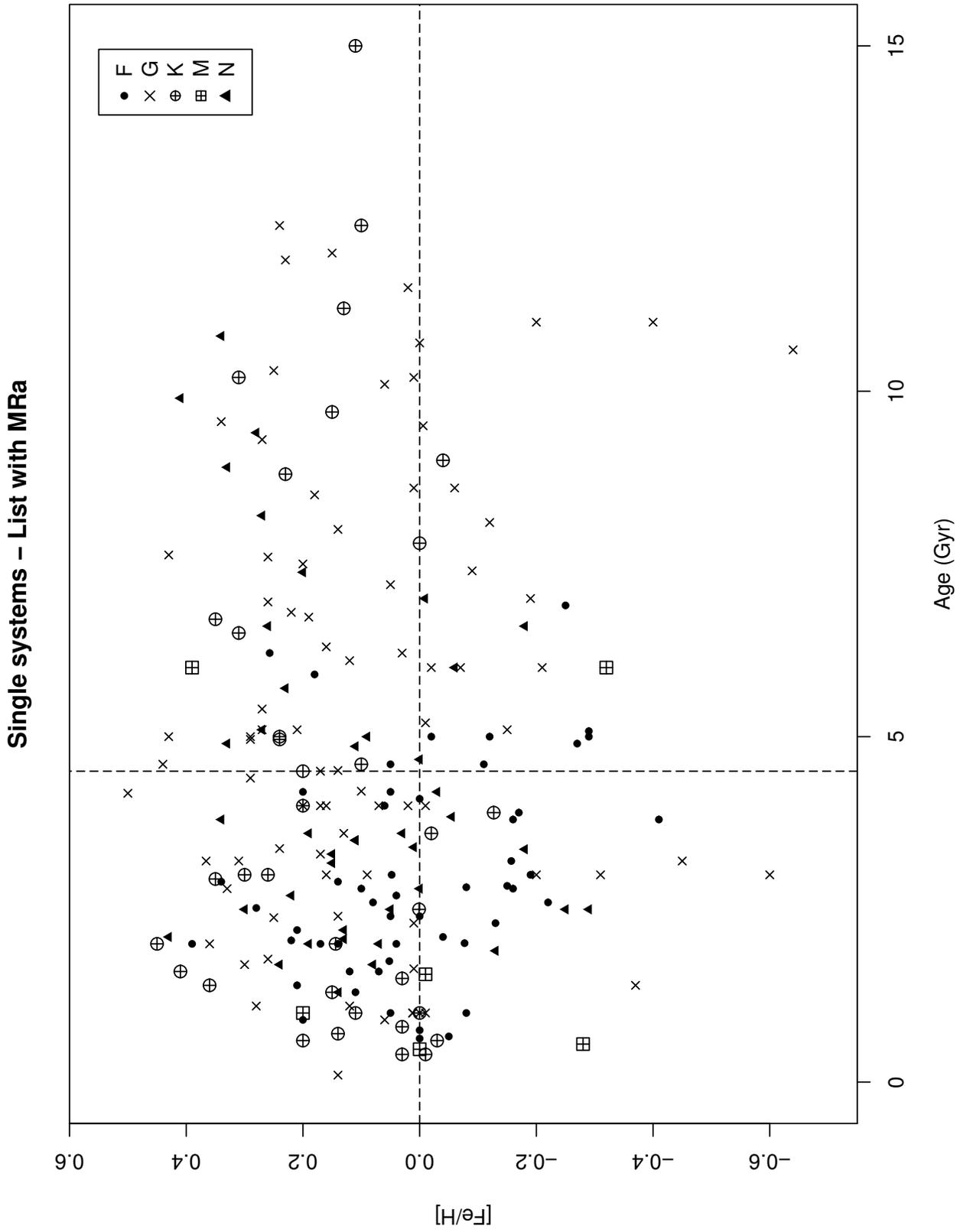


Figura 2.8: Relación entre la metalicidad y la edad para los sistemas simples. Los símbolos están descritos en la Figura 2.3.

En la Figura 2.9 se muestran los diagramas HR teóricos de las estrellas con sistemas simples y múltiples. En algunos casos se observa una mala clasificación, pero en general la posición de estas estrellas en el diagrama HR parece ser consistente con la clasificación de la tabla presentada en el Apéndice A. A partir de este diagrama se concluye también que la mayoría de las estrellas en nuestra muestra inicial son estrellas de la secuencia principal. No hay una gran diferencia entre las estrellas sin identificación espectral y las estrellas en sistemas múltiples. También se nota la escasez importante de la muestra en términos de clasificación. Esto parece estar relacionado a las magnitudes más débiles de estas estrellas.

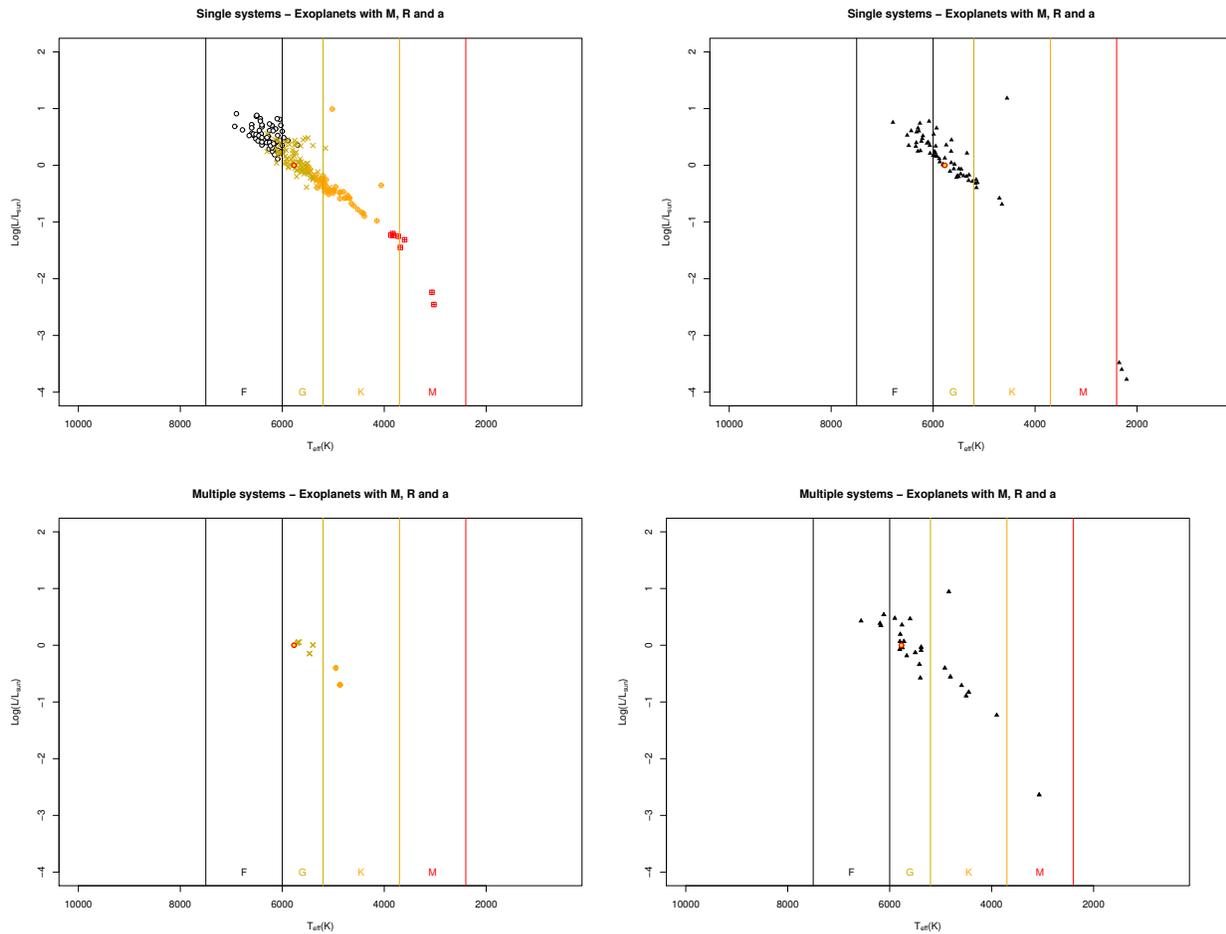


Figura 2.9: Diagrama HR teórico de sistemas simples (paneles de arriba) y sistemas múltiples (paneles de abajo). En las gráficas de la izquierda se incluyen toda las estrellas con su tipo espectral determinado, mientras en la derecha se incluyen las estrellas sin tipo espectral.

2.2 Relación Masa-Radio de los exoplanetas y BDs

Basándonos en el análisis hecho en la anterior sección, se decidió el criterio para clasificar la lista de exoplanetas, y así estudiar mejor como el proceso de formación de los exoplanetas

se puede relacionar con el proceso de formación de sus estrellas. Todos estos exoplanetas son de tipo “hot”, desde “Hot-Jupiter” hasta “Hot-Neptune” y “Hot Super-Earth”. Es claro que el proceso de migración parece ser el más apropiado en comparación con el proceso de origen in-situ, ya que se aplica mejor para exoplanetas masivos. De hecho, si hacemos un estudio de la masa de los exoplanetas en función de su radio (Figura 2.10) se puede observar que hasta el límite de masa igual a $1.2M_{Jup}$ (“Low-Mass Exoplanets”, LME) se aplica una relación logarítmica consistente con un aumento gradual del radio en función de la masa del tipo $R \propto M^{1/3}$ (Fortney et al., 2009). Haciendo uso del software R (Herberich et al., 2010), se ajustó la relación logarítmica 2.2, la cuál tiene un coeficiente de correlación $r^2 = 0.740$:

$$\ln R_{LME} = (0.466 \pm 0.018) \ln M_{LME} + (0.376 \pm 0.034) \quad (2.2)$$

De igual forma para los valores de masa después del límite de $1.2M_{Jup}$ (“High-Mass Exoplanets”, HME), los exoplanetas parecen presentar una relación en donde el radio es casi constante hasta el límite de $13M_{Jup}$, el cuál separa a los exoplanetas de los BDs. Esta relación está dada por la ecuación (2.3), la cuál presenta un índice de correlación muy pequeño $r^2 = 0.019$:

$$\ln R_{HME} = (-0.044 \pm 0.030) \ln M_{HME} + (0.229 \pm 0.031) \quad (2.3)$$

En mi tesis de maestría se demostró que un radio constante es una característica esperada de planetas gaseosos gigantes con envoltentes dominantes de Hidrógeno Metálico Líquido (*Liquid Metallic Hydrogen*, LMH), puesto que (como se observa en la Figura 2.10) en este grupo la masa incrementa, y por ende la presión incrementa también. Pero es esta presión la que genera la transformación del gas en líquido (LMH), pasando de tener un 80% del LMH a 100%. De esta forma el radio de estos cuerpos se resiste a la compresión, ya que el LMH es un material no compresible (Hubbard et al., 1997). Esta explicación del cambio de la relación MR es consistente con la hipótesis de que todos los exoplanetas gaseosos gigantes se forman siguiendo el mismo modelo, pero que su composición cambia con respecto a su masa.

En la Figura 2.10 el límite de $13M_{Jup}$ es basado sobre evidencia de la quema de deuterio en el centro de las BDs. Esto nos lleva a cuestionarnos, ¿es este límite de $13M_{Jup}$ lo suficientemente lejos para distinguir entre BD y exoplanetas? (ver Flor Torres et al., 2016, en apéndice F.1). De hecho, en la Figura 2.3 encontramos algunos de los exoplanetas con masa menor a $13M_{Jup}$ en la Figura 2.10 que tienen un BGP consistente con BDs. Esto es porque su radio es menor a $0.84 R_{Jup}$. Esto es una característica de la BDs donde vemos el radio decrecer a medida que la masa aumenta. La relación logarítmica 2.4 para los BDs muestra un exponente negativo con un coeficiente de correlación $r^2 = 0.182$ (más fuerte que los exoplanetas con LMH):

$$\ln R_{BD} = (-0.117 \pm 0.111) \ln M_{BD} + (0.455 \pm 0.404) \quad (2.4)$$

Esta relación es consistente con la relación encontrada por Fortney et al. (2009), $R \propto M^{-1/8}$. En las BDs a medida que la masa aumenta la presión y temperatura aumenta, eventualmente alcanza los límites físicos permitiendo la quema de deuterio en su centro. Esto no nos dice nada sobre el proceso de su formación, en particular no es muy claro si las BDs se forman de manera diferente a los exoplanetas o si es una extensión del mismo mecanismo a

alta masa. Del otro lado, esta ambigüedad no es tan rara considerando que, tomando en cuenta el momento angular de las estrellas, el modelo de formación en todas las estrellas implica la formación de un disco de acreción. Es a partir de este disco donde nace la diferencia, una diferencia que se observa con el momento angular de las estrellas masivas, favoreciendo más la formación de sistemas de estrellas múltiples que sistemas planetarios, y las estrellas de baja masa donde la tendencia es invertida (favorece la formación de planetas). Aunque no podemos resolver este asunto, nuestro análisis sugiere que los valores $1.2M_{Jup} \leq M < 13M_{Jup}$ son razonables para separar la muestra de exoplanetas entre planetas muy masivos, dominadas por envoltantes de LMH (HME), y los planetas menos masivos (LME), con composición similar a Júpiter.

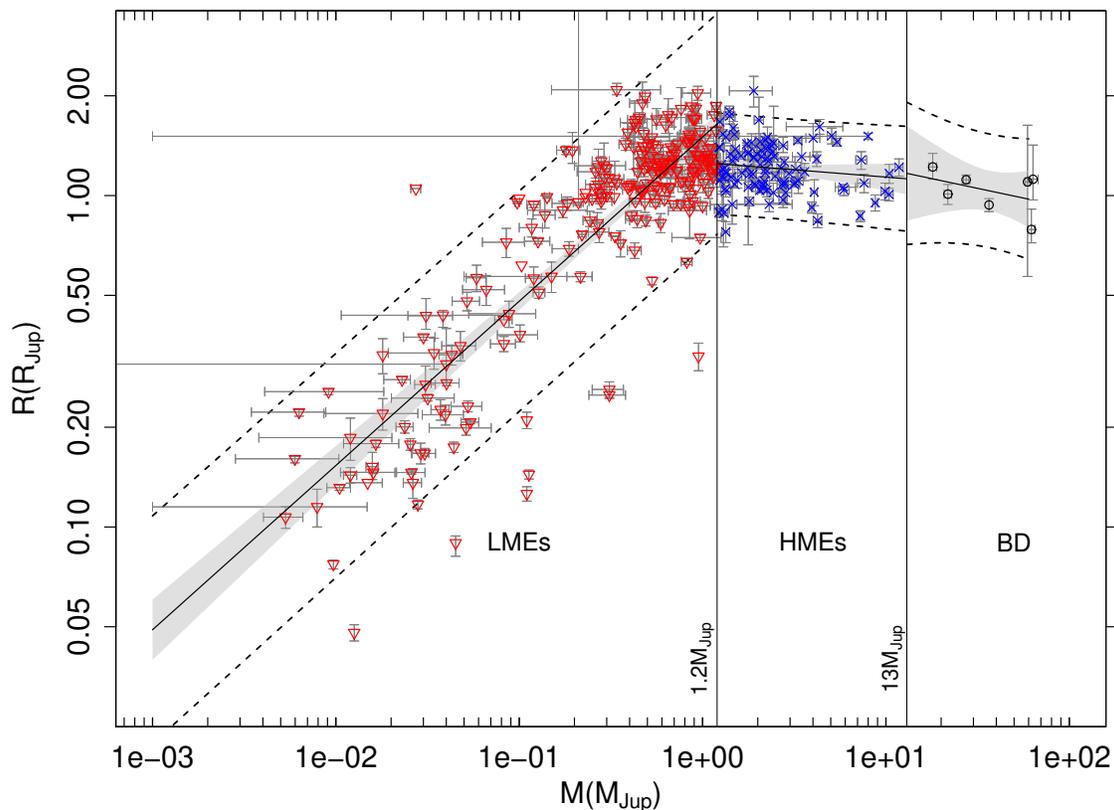


Figura 2.10: *Relación Masa-Radius para la lista de exoplanetas actualizada el 14 de Abril de 2018. Esta lista se divide en tres grupos: HJ (puntos rojos), LMH (puntos azules) y BDs (puntos púrpuras). Las líneas verticales indican los límites para los exoplanetas LMH ($1.2M_J$) y el límite inferior de las BDs ($13M_J$)*

2.3 Muestra observacional

A partir del análisis preliminar se determinó concentrarnos en el estudio de los Hot Jupiter (HJ), pero distinguiendo entre HJ de baja masa ($M < 1.2M_{Jup}$, LME) y HJ más masivos ($M \geq 1.2M_{Jup}$, HME). Es interesante destacar que dentro de los modelos de migración más importantes para la formación de HJ (migración de tipo II en el disco y migración por efectos

de marea a alta excentricidad, Dawson & Johnson, 2018) se podría esperar alguna diferencia notable basada en una diferencia de composición (en particular la presencia de LMH) de los exoplanetas, puesto que esto podría generar una variación la dinámica del sistema. Como nuestro objetivo es estudiar la relación entre exoplanetas y estrellas, a partir del momento angular, se determinó enfocarnos en los exoplanetas donde M , R , a_p y e_p estaban disponibles. Este criterio favorece a exoplanetas detectados por tránsito, donde $V \sin i \sim V$ y no hay problema de oblicuidad.

Un criterio adicional importante para la selección de la muestra observacional se relaciona con el telescopio que se propuso usar para este proyecto: el telescopio de 1.2 m TIGRE en Guanajuato. Tomando en cuenta el tamaño del telescopio y el hecho que nuestras observaciones son en espectroscopia de alta resolución, se propuso observar primero los candidatos más luminosos ($mag_v < 10$). Aunque habría sido muy interesante incluir varios sistemas múltiples con sistema simples, no se pudo hacer puesto que la mayoría de los sistemas múltiples están entorno de estrellas menos luminosas ($mag_v > 10$).

La lista de estrellas huéspedes candidatas para ser observada con el TIGRE se encuentra en la tabla B.1 en el apéndice B. A lo largo de los 4 años se intentó poner al día la lista, esto explica el porqué algunos candidatos no aparece en la lista inicial. Adicionalmente, por las observaciones hechas recientemente se encontraron más planetas en algunos de los sistemas simples, transformándolos en sistemas múltiples. Esto no afecta nuestro análisis, puesto que se concentra en estudiar el planeta dominante de cada sistema.

CAPÍTULO 3

Observaciones, reducción y método de análisis

Uno de los objetivos más importantes de esta tesis es obtener una muestra homogénea de estrellas huéspedes de exoplanetas. Aunque se puede estudiar estrellas usando datos de la literatura (por ejemplo [Irwin, 2015](#)), la falta de homogeneidad pueden introducir una variación en las características de las estrellas, lo cuál complica la interpretación de los resultados en términos físicos. En este capítulo se describen las observaciones, las etapas de reducción y el método de análisis que se aplicó para nuestros resultados. En la sección 3.1, describimos el telescopio y el instrumento que se usó para observar los candidatos de la tabla B.1 en el apéndice B. Después se describe las etapas necesarias que se necesitan para sacar los datos útiles para nuestro análisis. Una fase importante de esta etapa consiste en la calibración de nuestro método usando el Sol como base. Finalmente, para verificar los resultados que se obtuvieron, se describe la construcción de dos muestras de comparación basadas en datos de la literatura, que se usó para comparar estos datos con nuestros resultados usando un método de análisis estadístico.

3.1 Observaciones

En 2013, el observatorio de Hamburgo en Alemania instaló, en colaboración con el Departamento de Astronomía de la Universidad de Guanajuato y la Universidad de Liège, en Bélgica, el telescopio TIGRE en el observatorio La Luz, en las montañas (~ 2400 m sobre el nivel del mar) alrededor de la ciudad de Guanajuato¹. Este telescopio es de tipo Cassegrain-Nasmyth con una apertura de 1.2 m con una montura alt-azimutal. El funcionamiento del telescopio es completamente robotizado. Su desempeño sobrepasa las especificaciones: concentración 80 % dentro de 0.5", > 90 % dentro de 1", apuntaje ciego 5" de arco o menos, limitado por seeing, con guiado AGU mejor que 0.2/min. Esto hace de este telescopio una herramienta ideal para

¹https://www.hs.uni-hamburg.de/EN/Ins/HRT/hrt_main.html

hacer estudio en espectroscopia de alta resolución. En uno de los 2 focos Nasmyth (equipado de un rotador de campo), se instaló un sistema de fibra óptica conectado a un espectrógrafo de tipo echelle HEROS, que produce, con una resolución de $R = 20000$, dos espectros en dos rangos de longitudes de ondas: azul (350-560 nm) y rojo (580-880 nm). Los detectores son dos cámaras CCD ANDOR, enfriadas por una pareja termoeléctrica (Peltier cooling -100C): azul iKon-L DZ936N-BBB y rojo iKon-L DZ936N-BV.

A partir del primer semestre de 2016 hasta el final del año 2018 se obtuvieron observaciones de 39 estrellas incluidas en la lista de candidatas en la Tabla B.1 del apéndice B. Cabe destacar que las observaciones se buscaba que fueran de buena S/N (~ 60). En el mismo apéndice en la Tabla B.2 se incluyen los tiempos de exposición y señal a ruido de las estrellas observadas. En la Tabla 3.1 se muestra las características de los exoplanetas asociados a estas 39 estrellas. La primera columna de la tabla es un número que identifica las estrellas (o planetas en columna 2) en los gráficos de nuestro análisis presentado en el Capítulo 4. Se tiene 32 exoplanetas de tipo LME, 18 de tipo HME y uno clasificado como BD (No. 39, el exoplaneta más masivo de nuestra muestra).

3.2 Reducción y análisis

Con el TIGRE gran parte de la reducción de los datos se hace de manera automática. Por lo tanto, lo que el observador baja a partir del pipeline de la página del TIGRE son dos espectros (uno en el rango azul y el otro en el rojo) ya calibrados en flujo y longitud de onda. Teniendo esto, el siguiente paso del observador consiste en corregir los espectros para eliminar las líneas telúricas de la atmósfera. Para esto se usa el programa MOLECFIT (Kausch et al., 2015). Las correcciones se hace en tres etapas: primero se pone el espectro en un referencial heliocéntrico, segundo se usa MOLECFIT para rectificar los espectros en función de su continuo e identificar las moléculas de la atmósfera terrestre en el espectro observado, y por último el observador le da las indicaciones a MOLECFIT para excluir las zonas afectadas por las líneas telúricas en el espectro observado. Estos ajustes se verificaron a mano observando el cambio en el valor del “Reduced χ^2 ”.

Una vez los espectros estaban corregidos por las líneas telúricas, la siguiente etapa consistió en identificar y medir varias líneas de absorción que permitieran deducir las características importantes de las estrellas. El método estándar consiste en medir en los espectros el ancho equivalente de varias líneas espectrales (“Equivalent width”; EW). Este método es laborioso si uno decide proceder manualmente, puesto que esto implica aplicar un ajuste gaussiano sobre varias líneas de hierro neutro e ionizadas, sacando de esta manera el EW. Después se usa un código de transferencia radiativa para deducir las abundancias, para diferentes atmósferas (Blanco-Cuaresma, 2019).

Frente a la necesidad de mejorar y acelerar el proceso de análisis de espectros, muchos grupos trabajando en el campo han desarrollado varios códigos de análisis como SPECTRUM (Gray, 1999), SME (Valenti & Piskunov, 1996) o MOOG (Snedden, 2017), entre otros. Uno

CAPÍTULO 3 – OBSERVACIONES, RED. Y MÉTODO DE ANÁLISIS

Tabla 3.1: *Parámetros físicos de los exoplanetas asociados a las estrellas observadas. (1) número de identificación para las estrellas, el cuál será usado en los gráficos del Capítulo 4. (2) número de identificación del planeta (la letra b, c, d, etc. sólo da una idea del orden de detección y por lo tanto no hay significado físico), (3) nombre del planeta, (4) tipo de clasificación del planeta siguiendo nuestra definiciones, (5), (6), (7), (8), (9), (10) características publicadas en Schneider: masa (5), radio (6), periodo (7) semieje mayor (8), excentricidad (9) y distancia a la Tierra (10). Es importante mencionar que 28 de estos exoplanetas fueron detectados por el método de Tr, 21 por RV y 2 por Imaging.*

No. Star	No. Planet	Name of planet	Planet type	M_p M_{jup}	R_p R_{jup}	Period days	a AU	e	Distance pc
1	1b	KELT-6 b	LME	0.04	1.18	7.85	0.08	0.03	-
	1c	KELT-6 c	HME	3.71	2.68	1276.00	2.39	0.21	-
2	2b	HD 219134 b	LME	0.01	0.14	3.09	0.04	0.00	6.55
	2c	HD 219134 c	LME	0.01	0.18	6.76	0.06	0.00	6.55
	2d	HD 219134 d	LME	0.07	0.41	46.71	0.24	0.00	6.55
	2e	HD 219134 e	LME	0.20	0.69	1190.00	2.56	0.34	6.55
	2g	HD 219134 g	LME	0.03	0.30	94.20	0.38	0.00	6.55
	2h	HD 219134 h	LME	0.28	0.80	2198.00	3.06	0.37	6.55
3	3b	KEPLER-37 b	LME	0.01	0.03	13.37	0.10	0.00	66.00
	3c	KEPLER-37 c	LME	0.03	0.07	21.30	0.14	0.00	66.00
	3d	KEPLER-37 d	LME	0.04	0.17	39.79	0.21	0.00	66.00
4	4	HD 46375 b	LME	0.23	1.02	3.02	0.04	0.05	33.40
5	5	HD 75289 b	LME	0.47	1.03	3.51	0.05	0.02	28.94
6	6	HD 88133 b	LME	0.30	1.00	3.42	0.05	0.08	74.50
7	7	HD 149143 b	HME	1.33	1.05	4.07	0.05	0.01	63.00
8	8	HAT-P-30 b	LME	0.71	1.34	2.81	0.04	0.04	193.00
9	9	KELT-3 b	HME	1.42	1.33	2.70	0.04	0.00	178.00
10	10	KEPLER-21 b	LME	0.02	0.15	2.79	0.04	0.02	108.00
11	11	KELT-2A b	HME	1.49	1.31	4.11	0.05	0.19	128.90
12	12	HD86081 b	HME	1.50	1.08	2.00	0.04	0.06	91.00
13	13	WASP-74 b	LME	0.97	1.56	2.14	0.04	0.00	120.00
14	14	HD 149026 b	LME	0.36	0.72	2.88	0.04	0.00	78.90
15	15	HD 209458 b	LME	0.69	1.38	3.52	0.05	0.01	47.00
16	16	BD-10 3166 b	LME	0.46	1.03	3.49	0.05	0.01	66.00
17	17	HD189733 b	LME	1.14	1.14	2.22	0.03	0.00	19.30
18	18	HD 97658 b	LME	0.02	0.20	9.49	0.08	0.08	21.10
19	19	HAT-P-7 b	HME	1.74	1.43	2.20	0.04	0.00	320.00
20	20	KELT-7 b	HME	1.29	1.53	2.73	0.04	0.00	129.00
21	21	HAT-P-14 b	HME	2.20	1.20	4.63	0.06	0.10	205.00
22	22	WASP-14 b	HME	7.34	1.28	2.24	0.04	0.09	160.00
23	23	HAT-P-2 b	HME	8.74	0.95	5.63	0.07	0.52	118.00
24	24	WASP-38 b	HME	2.71	1.08	6.87	0.08	0.03	110.00
25	25	HD 118203 b	HME	2.14	1.05	6.13	0.07	0.29	88.60
26	26	HD 2638 b	LME	0.48	1.04	3.44	0.04	0.04	53.71
27	27	WASP-13 b	LME	0.49	1.37	4.35	0.05	0.00	156.00
28	28	WASP-34 b	LME	0.59	1.22	4.32	0.05	0.04	120.00
29	29	WASP-82 b	HME	1.24	1.67	2.71	0.04	0.00	200.00
30	30	HD17156 b	HME	3.20	1.10	21.22	0.16	0.68	78.24
31	31	XO-3 b	HME	11.79	1.22	3.19	0.05	0.26	260.00
32	32	HD33283 b	LME	0.33	0.99	18.18	0.17	0.46	86.00
33	33	HD 217014 b	LME	0.47	1.90	4.23	0.05	0.01	14.70
34	34	HD 115383 b	HME	4.00	0.96	-	43.50	0.00	17.56
35	35	HAT-P-6 b	LME	1.06	1.33	3.85	0.05	0.00	200.00
36	36b	HD 75732 b	LME	0.84	1.34	14.65	0.11	0.00	12.34
	36c	HD 75732 c	LME	0.18	0.65	44.37	0.24	0.07	12.34
	36d	HD 75732 d	HME	3.86	2.74	4867.00	5.45	0.03	12.34
	36e	HD 75732 e	LME	0.03	0.17	0.74	0.02	0.03	12.34
	36f	HD 75732 f	LME	0.15	0.60	260.91	0.77	0.08	12.34
37	37	HD 120136 b	HME	5.84	1.06	3.31	0.05	0.08	15.60
38	38	WASP-76 b	LME	0.92	1.83	1.81	0.03	0.00	120.00
39	39	Hn-Peg b	BD	16.00	1.10	-	795.00	0.00	18.40

de los más recientes y eficientes es el código iSpec (Blanco-Cuaresma et al., 2014; Blanco-Cuaresma, 2019). Lo interesante de iSpec es que usa otro método para deducir las características espectrales: el método del ajuste de un espectro sintético (“Synthetic Spectral fitting”). Este método consiste en producir espectros sintéticos o interpolar un espectro a partir de una librería espectral sintética que se ajuste a los espectros observados usando un algoritmo de minimización. Se tienen tres ventajas al usar este código, una es que acelera el proceso de análisis de cada estrella, la otra es que permite homogeneizar los resultados obtenidos, y finalmente que es un código libre. Por estas razones se decidió usar el programa iSpec versión 2016.11.18 para hacer todo nuestro estudio de las estrellas.

La familiarización con iSpec la inicié en el segundo semestre del 2016. Primero se inició el análisis con 5 estrellas observadas por el TIGRE en donde pude identificar algunas condiciones preliminares de gran importancia para mi análisis con iSpec (ver guía de uso presentado en el apéndice C). La primera condición fue la de limitar mi análisis en la parte roja del espectro (de 585-875 nm) puesto que es donde la razón de señal a ruido es más alta. La segunda condición fue hacer una selección precisa de líneas para construir el espectro sintético, usando la herramienta “Synthetic spectrum generator” en iSpec. Para determinar estas líneas se decidió usar el Sol como calibrador. Para el Sol se buscó en la base de datos del TIGRE y se encontró un espectro observado de la Luna, el cuál nos da información sobre el Sol. Haciendo el análisis del Sol se pudo observar que uno de los parámetros más difíciles de obtener es la velocidad de rotación, $V \sin i$. La principal razón de esto es que, en estrellas de baja masa las velocidades de turbulencia v_{mic} y v_{mac} son comparables a la velocidad de rotación (Doyle et al., 2014; Tsantaki et al., 2013). Por lo tanto, la tercera condición fue fijar estos parámetros usando las relaciones empíricas calculadas por estos dos autores (ecuaciones 3.1 y 3.2):

$$v_{mic} = 6.932 \times 10^{-4} T_{\text{eff}} - 0.348 \log g - 1.437 \quad (3.1)$$

$$v_{mac} = 3.21 + 2.33 \times 10^{-3} (T_{\text{eff}} - 5777) + 2.00 \times 10^{-6} (T_{\text{eff}} - 5777)^2 - 2.00 (\log g - 4.44) \quad (3.2)$$

Usando los valores de la temperatura (5771 K) y de la gravedad superficial (4.44 dex) de la literatura para el Sol (basado en los valores recomendados del “Gaia Benchmark Stars”), se calculó los valores de la micro- y macro-turbulencia del Sol ($v_{mic} = 1.02$ y $v_{mac} = 3.19$). Con estos valores se pudo crear un espectro sintético del Sol. Teniendo este espectro sintético y nuestro espectro observado traslapados, me permitió determinar cuales eran las líneas que coincidían más. La coincidencia visual no fue la única utilizada, también se busco una coincidencia cuantitativa la cual era dada por el programa. Para hacer esto se usó la combinación del código SPECTRUM, con el modelo atmosférico ATLAS, las abundancias solares de Asplund et al. (2009) y la lista de líneas espectrales “the Vienna Atomic Line Data Base” VALD, en la herramienta llamada “Synthetic spectral fitting”. Esta herramienta ajusta un espectro en la zona que se selecciona, sea una línea, varias o en segmentos, usando la combinación que acabamos de mencionar y arroja los valores de los parámetros físico que debería tener un objeto para generar esa línea o líneas seleccionadas.

Una vez estaban las líneas identificadas, la última etapa consistió en determinar los segmentos óptimos para cada línea, para así obtener el mejor ajuste posible al espectro sintético. Esta etapa fue una de las más laboriosas, puesto que se tuvo que visualizar cada línea determinando a ojo cuál era el mejor segmento alrededor, permitiendo así hacer un ajuste óptimo del espectro sintético. Adicionalmente, se tuvo que correr el programa más de una vez para verificar que los segmentos eran los correctos. Después de mucha prueba y error, se determinó una lista de 122 líneas de Fe, Na, Ca y H_α (ver Tabla en el apéndice D.1), las cuales nos permitieron obtener los parámetros del Sol que se asemejan a los publicado, como se puede ver en la Tabla 3.2. De igual forma, en la Tabla D.2 se incluye la lista de segmentos usados para el análisis (Apéndice D).

Parámetros	iSpec
$T_{\text{eff}}(K)$	5771 ± 29.45
$\log g$	4.44 ± 0.04
$[M/H]$	0.00 ± 0.03
$[Fe/H]$	0.00 ± 0.03
$V \sin i(km/s)$	1.6 ± 1.45
$v_{\text{mic}}(km/s)$	1.02
$v_{\text{mac}}(km/s)$	3.19
rms	0.0289

Tabla 3.2: Parámetros físicos del Sol calculados mediante el método establecido en esta sección.

3.3 Método óptimo para el análisis de espectros del TIGRE usando iSpec

Una vez establecidas las condiciones del uso de iSpec se determinó un método óptimo para el análisis de los espectros del TIGRE usando iSpec. Este método se compone de 8 etapas:

1. Antes de iniciar un análisis se hace una limpieza de las líneas telúricas usando MOLECFIT(Kausch et al., 2015) en el rango de longitud de onda entre 585-876 nm.
2. Posteriormente, se hace una corrección de la velocidad radial haciendo uso de la lista de líneas *Atlas.Arcturus.372_926nm*.
3. Para deducir los parámetros físicos de estas estrellas, primero se fija el continuo (usando la resolución instrumental del TIGRE ~ 20000) y se hace la normalización del continuo.
4. A continuación se fijan las líneas establecidas mediante el espectro del Sol, y sus respectivos segmentos.
5. Para este análisis se usa la combinación del código SPECTRUM, con el modelo atmosférico ATLAS y usando las abundancias solares de (Asplund et al., 2009). De igual forma, se usa la lista de líneas espectrales “the Vienna Atomic Line Data Base” VALD.

6. Junto con esta combinación y dejando los valores de la turbulencia fijos en los valores del Sol, se hizo el primer ajuste del espectro.
7. Al tener los primeros valores de los parámetros físicos determinados por el espectro ajustado, se usa el valor de la T_{eff} y $\log g$ para re-calcular los valores de v_{mic} y v_{mac} .
8. Luego de determinar estos valores, de nuevo se dejan fijos y se re-determinan el resto de los parámetros.

En el caso de 5 estrellas observadas adicionales a las 39 mencionadas anteriormente (HD 49674, HD 126053, HAT-P-22, HD 80606, HD 7924) no se pudo determinar la velocidad de rotación con mi método. La razón más probable es que para estas estrellas (velocidades de rotación muy bajas y temperaturas bajas) no tenemos los espectros sintéticos suficientes para reproducir los parámetros v_{mic} y v_{mac} . La dificultad, como hemos dicho antes, es que en estrellas de tipo tardío de G, las velocidades de turbulencia v_{mic} y v_{mac} son comparables con $V \sin i$, por lo que el programa no puede distinguir bien entre estas velocidades. Una posible solución sería extender la librería espectral usando un código adicional, como PHOENIX (Hauschildt & Baron, 1999).

3.4 Muestra de comparación y método estadístico

Para comparar nuestros resultados con datos de la literatura, se construyó una muestra más larga de estrellas con exoplanetas a partir del “Exoplanet orbit Database” (<http://exoplanets.org/>) siguiendo los mismo criterios de selección usados para la muestra observada (ver la lista en el Apéndice E): estrellas de tipo FGK, con exoplanetas detectados mayoritariamente con el método de tránsito y velocidad radial, y con sistema simples de LME o HME. También se consideró sólo sistemas que tienen información completa sobre la estrella, masa, radio, velocidad de rotación, temperatura efectiva, gravedad superficial y metalicidad, así como información completa sobre el planeta: masa, radio, semieje mayor y excentricidad. Aunque los datos para las estrellas no son homogéneos, la comparación con nuestros resultados se usará para distinguir el efecto del sesgo observacional de nuestras observaciones y determinar el nivel de importancia de nuestros resultados e interpretaciones.

Para la comparación de las diferentes muestras, se aplicará la prueba estadística *max-t* presentada en Torres-Papaqui et al. (2012) (ver explicación en el apéndice de esta referencia). El *max-t* test es un test ANOVA paramétrico (Hothorn et al., 2008) desarrollado para R (Herberich et al., 2010). Este test hace una comparación simultánea en pares de las diferencias de los promedios de la muestras, tomando en cuenta las diferencias de tamaño. El test también calcula los intervalos de confianza en un nivel de significancia de 95%. Los intervalos de confianza que no pasan por cero indican diferencia significativa; intervalos que pasan por cero son menos significativos, pero entre más lejano de la diferencia del promedio de cero, más significativa la diferencia entre las pares de muestras.

CAPÍTULO 4

Resultados y Discusión

En este capítulo presentamos como primer resultado los parámetros físicos de las estrellas huéspedes de exoplanetas observadas por el TIGRE, obtenidos haciendo uso del método óptimo descrito en el capítulo anterior. Como segundo resultado se presenta un estudio de los parámetros con el fin de entender mejor el posible papel de los planetas en el proceso de formación de las estrellas. Para esto se hizo el análisis considerando: 1. la muestra total de estrellas huéspedes de exoplanetas observada por el TIGRE, y 2. dividiéndola en dos en función del tipo de exoplanetas HME y LME. En ambos casos comparamos los resultados con una muestra general tomada de la literatura (ver sección 3.4). En nuestro análisis nos concentramos en el comportamiento del momento angular de las estrellas y de sus sistemas planetarios, usando una prueba estadística para verificar relaciones entre los parámetros físicos (ver sección 3.4).

4.1 Parámetros físicos de la muestra observada

Luego de haber calibrado el método semi-empírico establecido en el sección 3.3, reproduciendo los parámetros físicos del Sol, se aplicó el método al resto de nuestra muestra de estrellas, obteniendo los parámetros T_{eff} , $\log g$, $[M/H]$, $[Fe/H]$ y $V \sin i$. Los resultados están presentados en la Tabla 4.1.

Tabla 4.1: Parámetros físicos de las estrellas huéspedes de la muestra observada por el TIGRE. Col. (1) número de identificación de las estrellas en los gráficos, Col. (2) nombre de la estrella, Col. (3) y Col. (4) temperatura efectiva y su incertidumbre determinada por *iSpec*, Col. (5) y Col. (6) logaritmo de la gravedad superficial y su incertidumbre determinada por *iSpec*, Col. (7) y Col. (8) metalicidad total y su incertidumbre determinada por *iSpec*, Col. (9) y Col. (10) metalicidad relativa al hierro determinada por *iSpec* y su incertidumbre, Col. (11) y Col. (12) velocidad de rotación y su incertidumbre determinada por *iSpec*, Col. (13) y Col. (14) micro- y macro-turbulencia las cuales son determinadas de manera empírica (ecuaciones 3.1 y 3.2), Col. (15) media cuadrática del ajuste del espectro sintético determinada por *iSpec*, y Col. (16) tipo de sistema planetario “S.T” o “System type”: simple (S) o múltiple (M) más de un planeta.

No.	Name star	T_{eff} (K)	ΔT_{eff}	$\log g$	$\Delta \log g$	[M/H]	Δ [M/H]	[Fe/H]	Δ [Fe/H]	$V \sin i$ (km/s)	$\Delta V \sin i$	V_{mic} (km/s)	V_{mac} (km/s)	rms	S.T.
1	KELT-6	6176.11	23.78	4.03	0.05	-0.20	0.02	-0.29	0.03	6.52	0.82	1.56	5.94	0.0292	M
2	HD 219134	5208.62	13.44	4.90	0.00	0.51	0.02	0.37	0.01	7.09	0.30	0.46	1.61	0.0318	M
3	KEPLER-37	5519.70	18.74	4.50	0.04	0.00	0.02	-0.14	0.02	6.62	0.50	0.87	2.51	0.0317	M
4	HD 46375	5344.98	22.04	4.47	0.04	0.41	0.01	0.36	0.01	2.01	0.73	0.80	2.83	0.0319	S
5	HD 75289	6195.91	23.22	4.16	0.06	0.34	0.02	0.26	0.02	4.11	0.56	1.37	4.84	0.0291	S
6	HD 88133	5582.49	15.98	4.05	0.03	0.53	0.01	0.44	0.01	1.98	0.76	0.99	3.38	0.0344	S
7	HD 149143	6072.55	15.16	4.45	0.03	0.32	0.02	0.36	0.02	3.41	0.62	1.18	3.87	0.0312	S
8	HAT-P-30	6176.75	29.84	3.81	0.08	0.24	0.04	0.00	0.03	8.88	0.60	1.51	5.68	0.0324	S
9	KELT-3	6403.50	25.99	4.20	0.05	0.14	0.03	0.04	0.02	8.51	0.57	1.52	5.73	0.0294	S
10	KEPLER-21	6256.49	31.46	4.02	0.06	0.09	0.03	-0.06	0.02	7.38	0.57	1.53	5.77	0.0317	S
11	KELT-2A	6164.33	21.73	3.74	0.05	0.15	0.02	0.04	0.02	7.28	0.51	1.49	5.57	0.0315	S
12	HD86081	6015.30	19.33	3.94	0.06	0.37	0.02	0.28	0.01	4.01	0.28	1.04	3.28	0.0314	S
13	WASP-74	5726.53	14.40	3.70	0.03	0.47	0.02	0.24	0.02	8.24	0.38	1.21	4.13	0.0341	S
14	HD 149026	6095.84	13.72	4.06	0.02	0.46	0.02	0.25	0.02	5.28	0.49	1.39	5.04	0.0302	S
15	HD 209458	5987.52	16.65	4.17	0.06	0.02	0.03	-0.10	0.02	2.96	0.86	1.30	4.53	0.0282	S
16	BD 10 31 66	5608.11	16.96	4.90	0.00	0.52	0.02	0.49	0.02	6.39	0.41	0.75	1.96	0.0333	S
17	HD189733	5374.46	18.43	4.89	0.04	0.41	0.01	0.32	0.01	2.75	0.60	0.59	1.68	0.0287	S
18	HD 97658	5468.32	19.64	4.68	0.04	0.03	0.01	0.00	0.01	1.87	0.85	0.77	2.52	0.0320	S
19	HAT-P-7	6354.54	36.42	4.07	0.07	0.28	0.04	0.25	0.03	7.76	0.77	1.52	5.73	0.0382	S
20	KELT-7	6558.10	39.23	4.16	0.14	-0.07	0.03	-0.07	0.04	45.89	1.47	1.58	6.30	0.0254	S
21	HAT-P-14	6417.65	24.40	4.34	0.05	0.02	0.04	-0.13	0.03	8.74	0.66	1.48	5.66	0.0278	S
22	WASP-14	6194.52	24.03	3.60	0.04	-0.15	0.03	-0.39	0.03	1.47	2.11	1.70	6.75	0.0298	S
23	HAT-P-2	6439.39	23.54	4.05	0.05	0.26	0.03	0.08	0.03	20.66	0.58	1.46	5.56	0.0254	S
24	WASP-38	6177.55	18.21	3.95	0.04	0.08	0.03	0.00	0.02	7.47	0.54	1.47	5.45	0.0301	S
25	HD 118203	5847.05	30.74	4.06	0.06	0.33	0.01	0.16	0.02	4.16	0.58	1.27	4.42	0.0321	S
26	HD 2638	5563.57	17.99	4.90	0.00	0.52	0.02	0.49	0.02	3.30	0.62	0.67	1.86	0.0355	S
27	WASP-13	6024.72	28.62	3.89	0.03	0.22	0.03	0.02	0.03	2.35	1.30	1.42	5.15	0.0344	S
28	WASP-34	5771.00	27.29	4.44	0.04	0.00	0.03	0.00	0.03	1.60	1.39	1.02	3.20	0.0326	S
29	WASP-82	6257.25	28.05	3.96	0.08	0.11	0.04	0.05	0.03	2.86	1.23	1.46	5.41	0.0331	S
30	HD17156	5985.40	21.51	4.10	0.05	0.18	0.01	0.00	0.02	1.29	0.78	1.29	4.46	0.0303	S
31	XO-3	6281.36	30.19	4.16	0.10	0.03	0.04	-0.37	0.03	20.29	0.73	1.60	6.18	0.0270	S
32	HD33283	6073.70	16.50	4.34	0.02	0.43	0.02	0.28	0.03	3.05	0.61	1.29	4.47	0.0323	S
33	HD 217014	5754.98	12.04	4.43	0.03	0.02	0.01	0.00	0.02	4.40	1.43	1.01	3.18	0.0312	S
34	HD 115383	6022.10	16.35	4.51	0.03	0.04	0.02	0.17	0.02	6.41	0.44	1.17	3.90	0.0274	S
35	HAT-P-6	6442.41	33.92	4.05	0.05	0.15	0.02	-0.31	0.03	11.72	0.71	1.56	5.97	0.0440	S
36	HD 75732	5547.96	17.02	4.89	0.03	0.58	0.01	0.50	0.01	0.17	1.61	0.76	2.51	0.0338	M
37	HD 120136	6209.84	17.48	3.79	0.04	0.37	0.02	0.04	0.02	15.14	0.36	1.56	6.05	0.0292	S
38	WASP-76	6132.51	21.04	3.90	0.04	0.30	0.02	0.26	0.02	2.24	1.00	1.42	5.14	0.0301	S
39	HN-PEG	5852.86	18.34	4.41	0.04	-0.08	0.02	0.00	0.02	10.02	0.41	1.08	3.43	0.0337	S

4.2 Relación entre la velocidad rotacional ($V \sin i$), la temperatura efectiva (T_{eff}) y la gravedad superficial ($\log g$) de las estrellas anfitrionas de exoplanetas

Ya se sabe desde los años 60s (Kraft, 1967) que para las estrellas de baja masa, la velocidad de rotación disminuye significativamente con su tipo espectral de F0 a G0 (Tassoul, 2000). Esto sugiere que la velocidad de rotación disminuye con la temperatura y/o con la masa de la estrella.

En primer lugar, se hizo una comparación entre tres de los parámetros medidos: $V \sin i$, T_{eff} , y $\log g$ (relacionada con la masa), tomando en cuenta las relaciones observadas en Tassoul (2000) y Doyle et al. (2014). En este caso no se tuvo en cuenta la diferencia por el tipo de planeta. Al inicio se buscó ajustar una relación lineal para la muestra total (39 estrellas), pero se encontró un índice de correlación demasiado bajo, es por esto que se decidió hacer un ajuste exponencial similar a lo observado en las referencias anteriores. Al estudiar minuciosamente las características de las estrellas de nuestra lista, se encontraron 8 estrellas con clasificación o actividad diferente a las demás, tal como “Flare star”, “Rotationally variable”, “High proper motion”, “Variable of BY DRa type” y “Double or Multiple star”, las cuales podrían aumentar la variabilidad de los datos. Se hizo un segundo intento de ajuste considerando estas estrellas como “outliers” (No. 2, 3, 13, 16, 17, 26, 33 y 37 de la tabla 4.1). Con esto se aumentó el valor del índice de correlación ($r^2 = 0.6$).

La relación obtenida (para las 31 estrellas restantes) se presenta en la ecuación (4.1).

$$\frac{V \sin i}{\text{km/s}} = e^{(2.59 \pm 0.51) \frac{T_{\text{eff}}}{1000\text{K}} + (0.03 \pm 0.54) \log g - (14.37 \pm 4.63)} \quad (4.1)$$

Esta relación se ve graficada en la Figura 4.1. En esta Figura se puede observar que el Sol también sigue la relación predicha para su tipo espectral. Se nota que a la excepción de las estrellas No. 17 y 37, todos los outliers caben dentro de los intervalos de predicción.

En la Figura 4.2 se pudo verificar como la muestra comparativa sigue relativamente bien la relación establecida en la Figura 4.1. Se nota la clara ausencia de estrellas que podrían ser considerada activas, en particular arriba de 5500 K. Esto posiblemente se debe al criterio de selección, donde las estrellas activas fueron sistemáticamente eliminadas de lista de las candidatas a la búsqueda de exoplanetas, para facilitar su detección. También se podría explicar la varianza abajo de 5500 K por la dificultad de distinguir entre $V \sin i$ y las velocidades de turbulencias. En general, esto sugiere que el momento angular de las estrellas anfitrionas de exoplanetas está disminuyendo de manera continua con la masa.

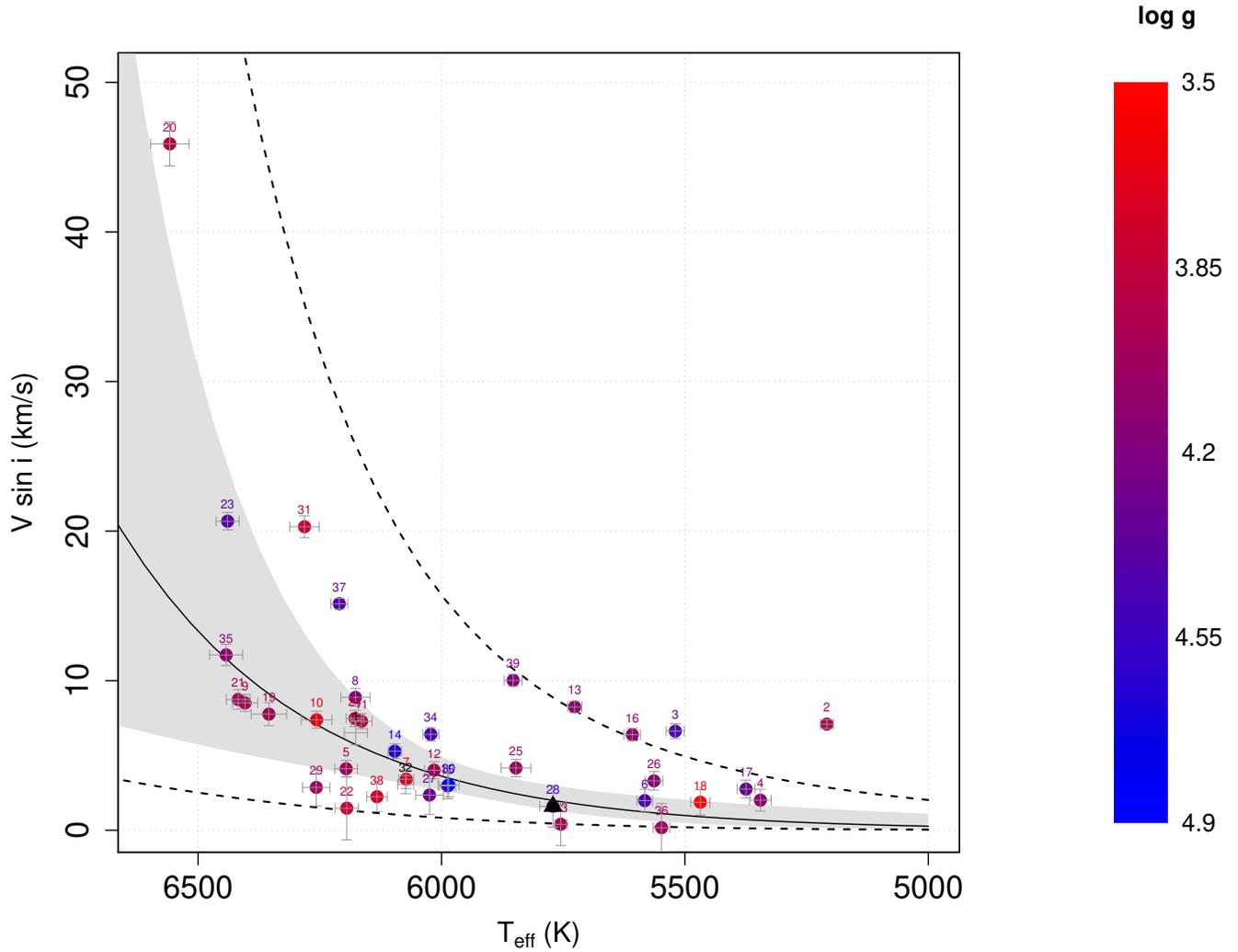


Figura 4.1: Relación entre la velocidad de rotación y la temperatura efectiva tomando en cuenta la gravedad superficial. La zona gris corresponde a los intervalos de confiabilidad y la zona delimitada por las líneas punteadas corresponde al máximo y mínimo de estos intervalos (intervalos de predicción). En esta figura se observa el comportamiento descrito en [Tassoul \(2000\)](#), pero diferente a lo que se pensaba en aquel entonces, porque la velocidad de rotación no disminuye de manera aleatoria. Cada estrella se ha identificado según el número que le corresponde en la [Tabla 4.1](#). El Triángulo negro representa la posición del Sol en nuestra relación.

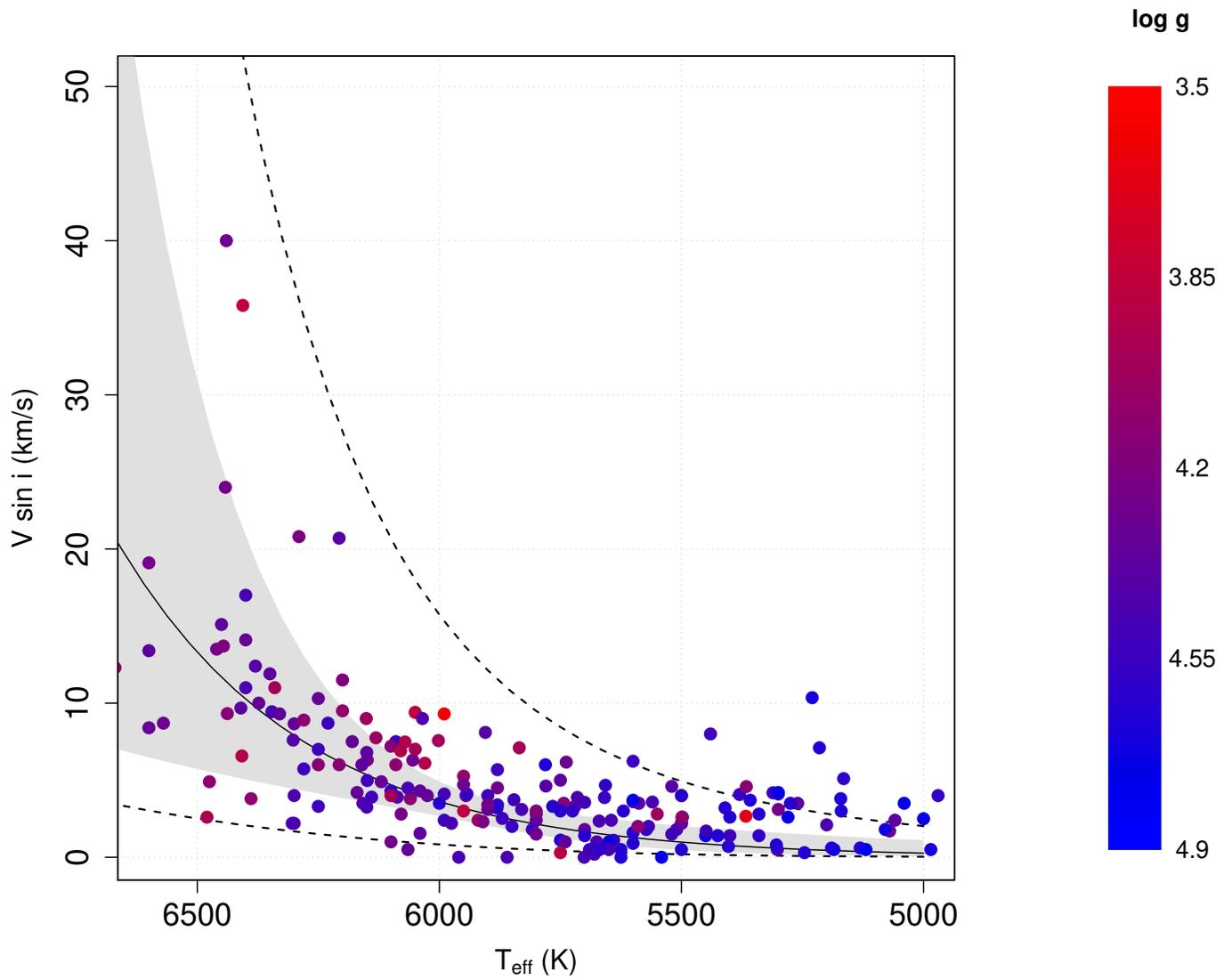


Figura 4.2: Comparación de la relación obtenida en la Figura 4.1 con la muestra de la literatura.

4.2.1 Diferenciando entre el tipo de exoplaneta

Ahora bien, en la Figura 4.3 se verificó el comportamiento dividiendo nuestra muestra por el tipo de exoplanetas (ver Tabla 3.1). Se observa como los planetas más masivos (HME) tienden a orbitar estrellas más calientes y con rotación mayor en comparación a las estrellas huéspedes de LME.

En la Figura 4.4 se hizo la misma distinción entre el tipo de exoplaneta pero para la muestra de comparación. No se observa diferencia clara entre la posición de los HME y los LME. Esto podría ser un efecto del criterio de selección de nuestra muestra, que consistió en observar las estrellas más luminosas con el TIGRE. Esto se puede ver en la Figura 4.5. Nuestro criterio de selección introduce un bias observacional favoreciendo estrellas masivas con velocidad de rotación alta.

Debido a la varianza de los datos en la Figura 4.4 no se puede distinguir si la diferencia entre los HME y los LME en nuestra muestra se observa en la muestra de comparación. Para determinar si existe una diferencia se hizo un análisis estadístico y se aplicó el test *max-t* (sección 3.4). En las Figuras 4.6a y 4.6b se presentan los *box-plots* de la temperatura y la velocidad de rotación de las estrellas de las dos muestras, observadas y de comparación. En ellas se observa la media por parámetro por muestra (línea intermedia de la caja), el valor promedio (círculo abierto) y su intervalo de confianza. De manera cualitativa podemos ver que la muestra de HME observada es más alta en temperatura que los HME de la muestra comparativa. Lo mismo se observa para la velocidad de rotación de las estrellas en los sistemas HME, pero con más varianza, consistente con la relación encontrada en la Figura 4.1. Aunque no se ve diferencia en temperatura para las dos muestras de LME se distingue una ligera más alta velocidad para la muestra observada. En general, comparando los HME y LME se observa que la temperatura y la velocidad de rotación son más altas en los HME que en LME.

Para verificar si las diferencias observadas en la Figura 4.6 son estadísticamente significantes, se usó el test *max-t* para la temperatura en la Figura 4.7a y para la velocidad de rotación en la Figura 4.7b. La interpretación del test *max-t* es sencilla. Entre más diferentes son las muestras, más lejos de cero es la diferencia del promedio y menor es el intervalo de confianza. Las primeras diferencias en el test de arriba hacia abajo, en ambos gráficos (4.7a y 4.7b), confirman que la muestra de sistemas LME observada es compatible con la muestra de comparación. Las siguientes 4 diferencias confirman que la temperatura y la velocidad rotacional de las estrellas son más altas en los sistemas HME que en los sistemas LME, tanto en la muestra observada como en la muestra de comparación. Finalmente, la última diferencia en temperatura (Figura 4.7a) confirman que las estrellas en sistemas HME observadas tienen más alta temperatura que los HME en la muestra de comparación (debido a nuestro bias observacional). Por otro lado, las velocidades de rotación son comparables (Figura 4.7b).

A partir de estos resultados, se observa que existe una tendencia en nuestro grupo de estrellas analizadas que tienen exoplanetas de tipo HME son más calientes (*early-type*) y rotan más rápidamente que las estrellas que tienen un tipo de planeta LME. Esto es consistente

con una posible relación entre el momento angular de las estrellas y su masa, y el momento angular de las estrellas con la masa del planeta que la orbita.

Esto sugiere un modelo sencillo, en donde entre más masiva la estrella, más masivo el PPD y entonces más masivo el planeta que se forma en torno de esta estrella. Ahora si parte del momento angular inicial de las estrellas pasa al PPD y al planeta que se forma, podríamos esperar que entre más masiva la estrella, más alto el momento angular del PPD y más alto el momento angular del planeta.

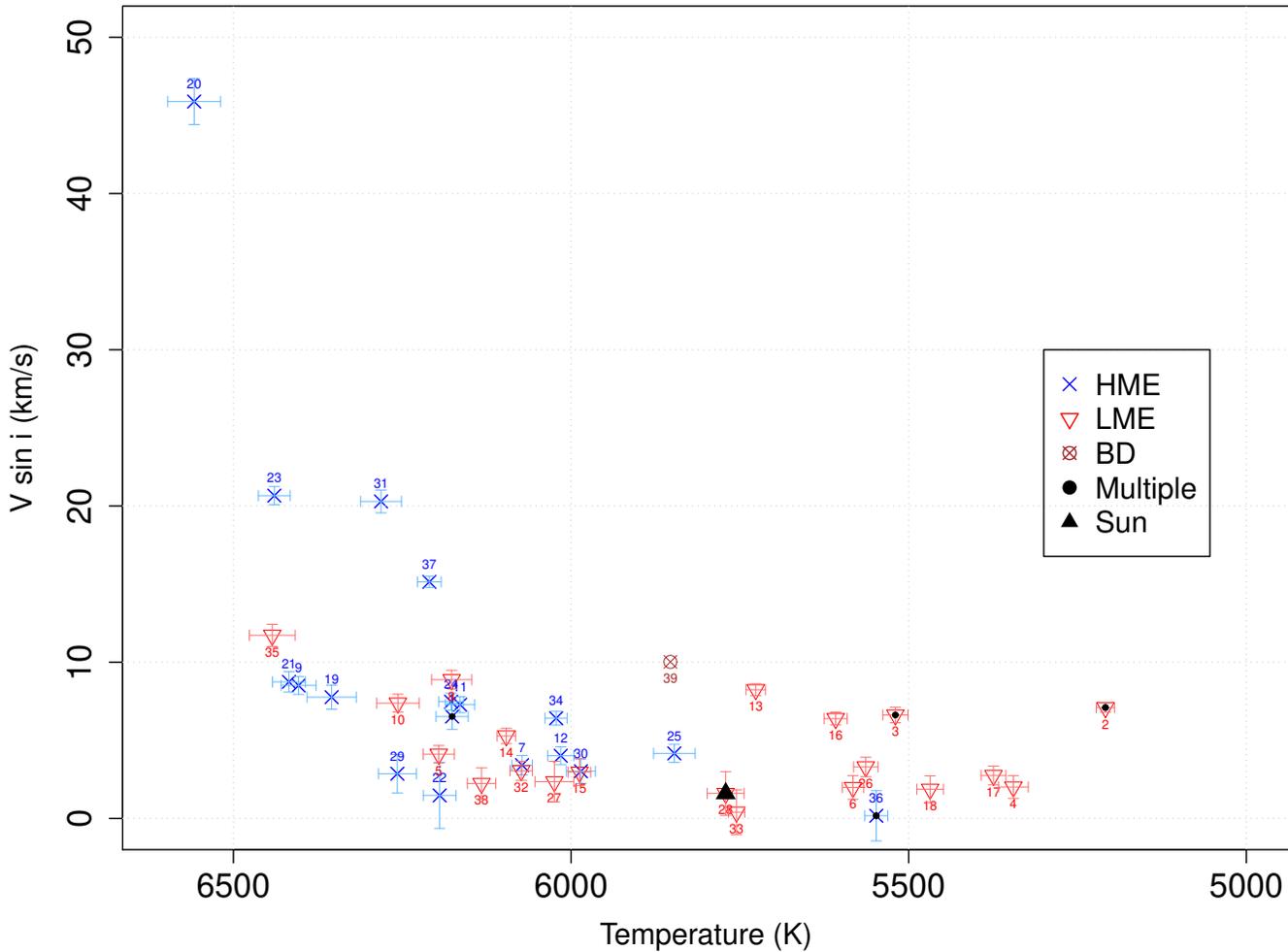


Figura 4.3: Relación entre la T_{eff} y $V \sin i$ para las estrellas de la Tabla 4.1, diferenciándolas por el tipo de planeta que las orbitan (ver Tabla 4.1): equis azules HME y triángulos rojos LME. El círculo con equis representa el planeta que podría ser BDs (el objeto más masivo de la muestra). Puntos negros identifican las estrellas con sistemas múltiples (algunos con ambos HME y LME).

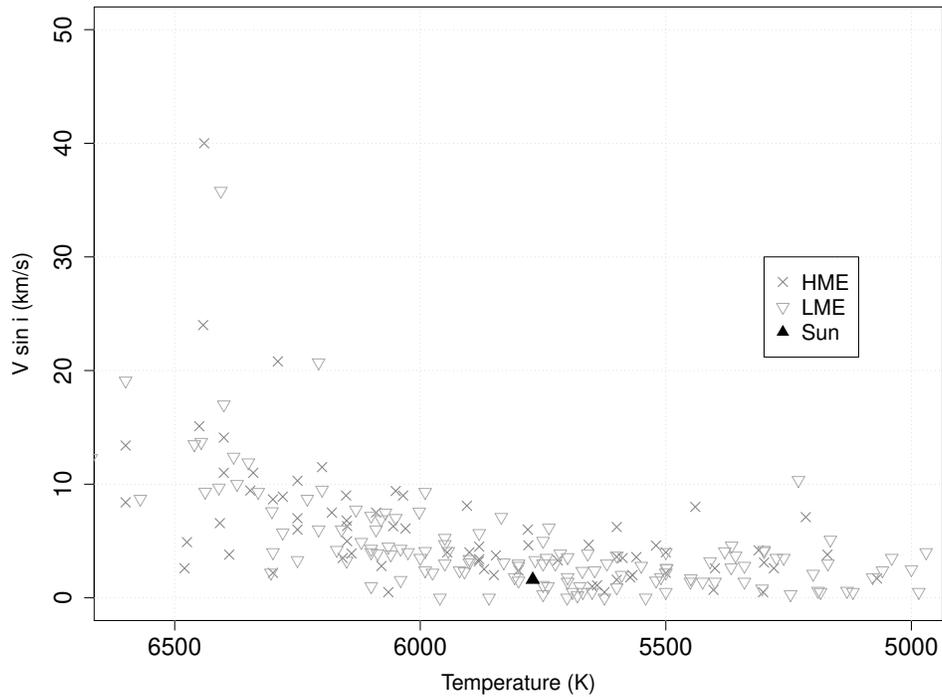


Figura 4.4: Similar a la Figura 4.3 pero para la muestra de comparación

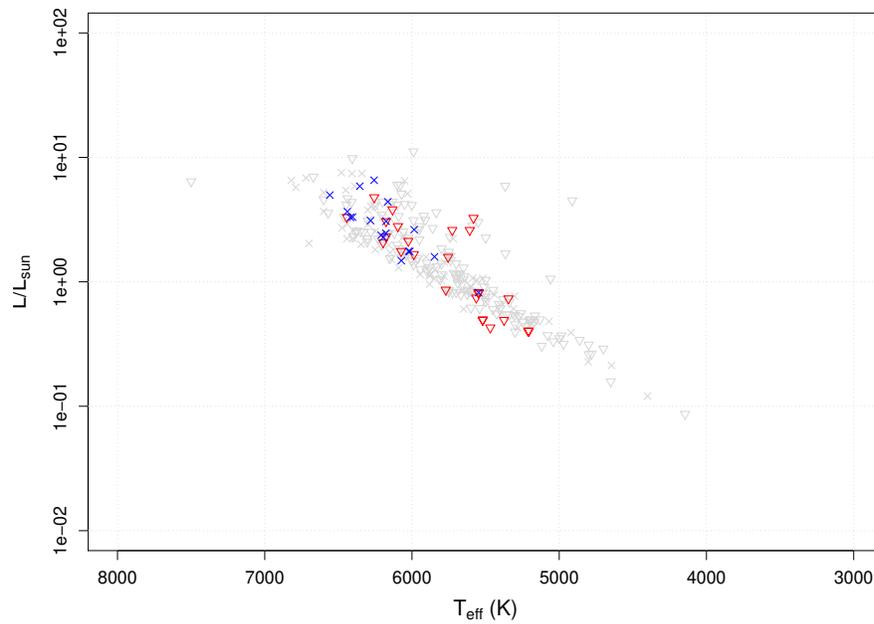
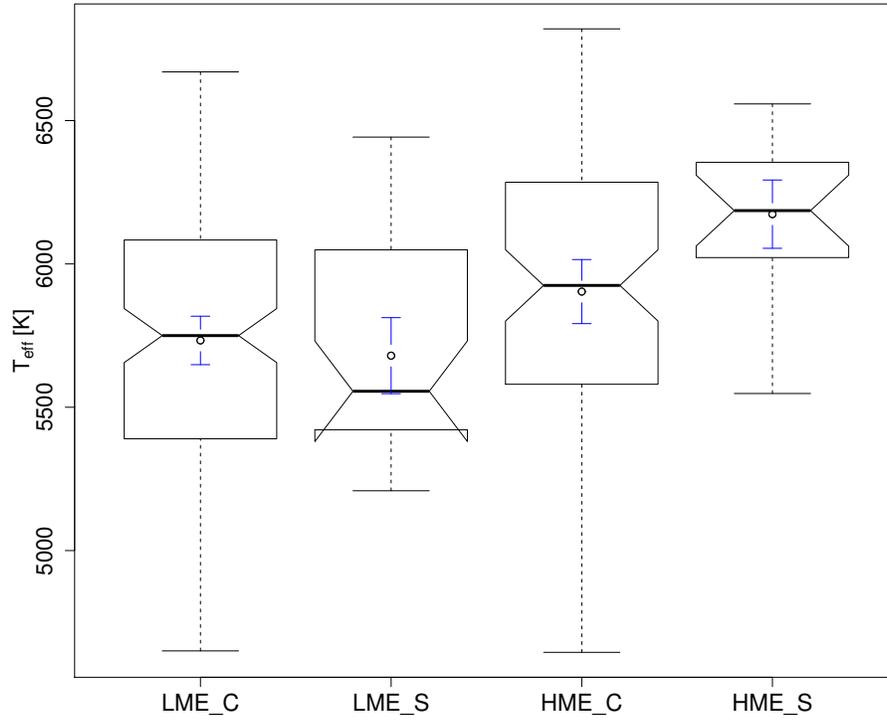
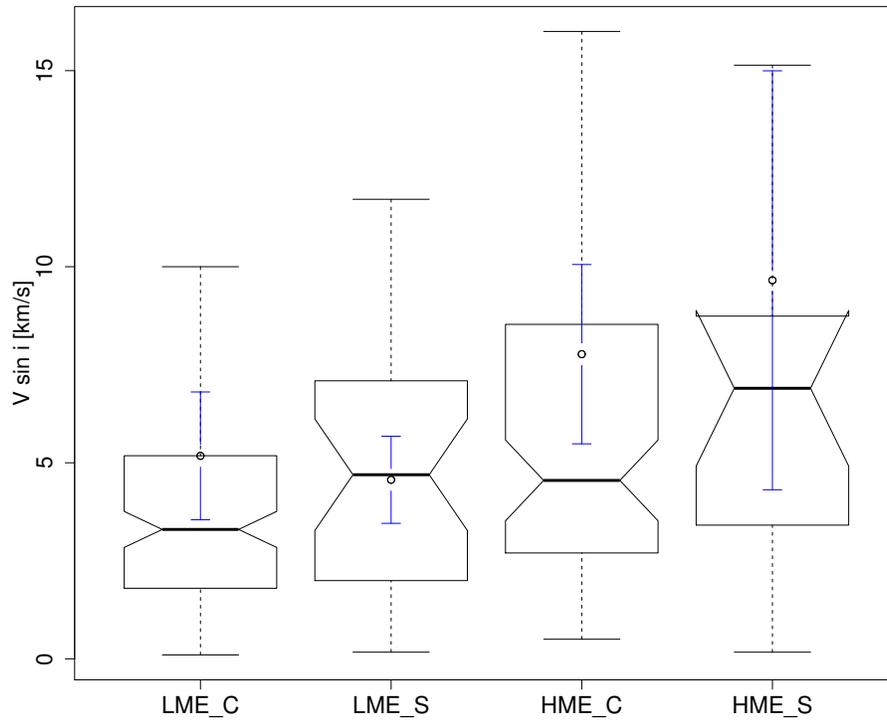


Figura 4.5: Comparación entre la luminosidad y la temperatura de las estrellas de nuestra muestra diferenciándolas por el tipo de planeta que las orbitan (ver Tabla 3.1): equis azules HME y triángulos rojos LME) y de la muestra comparativa usando los mismos símbolos de la clasificación mencionada.

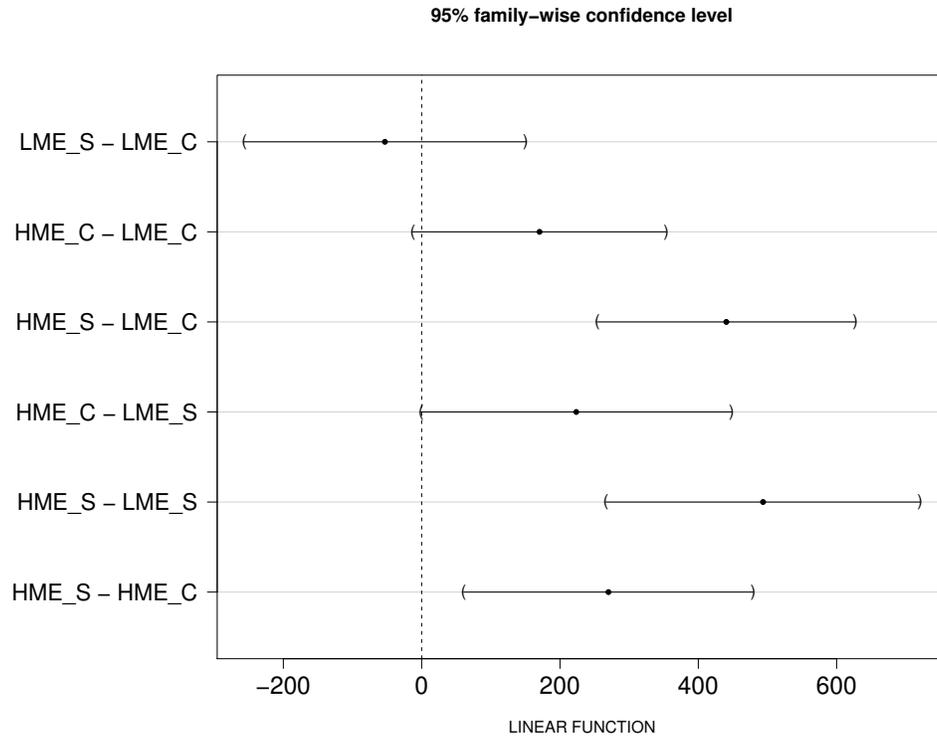


(a)

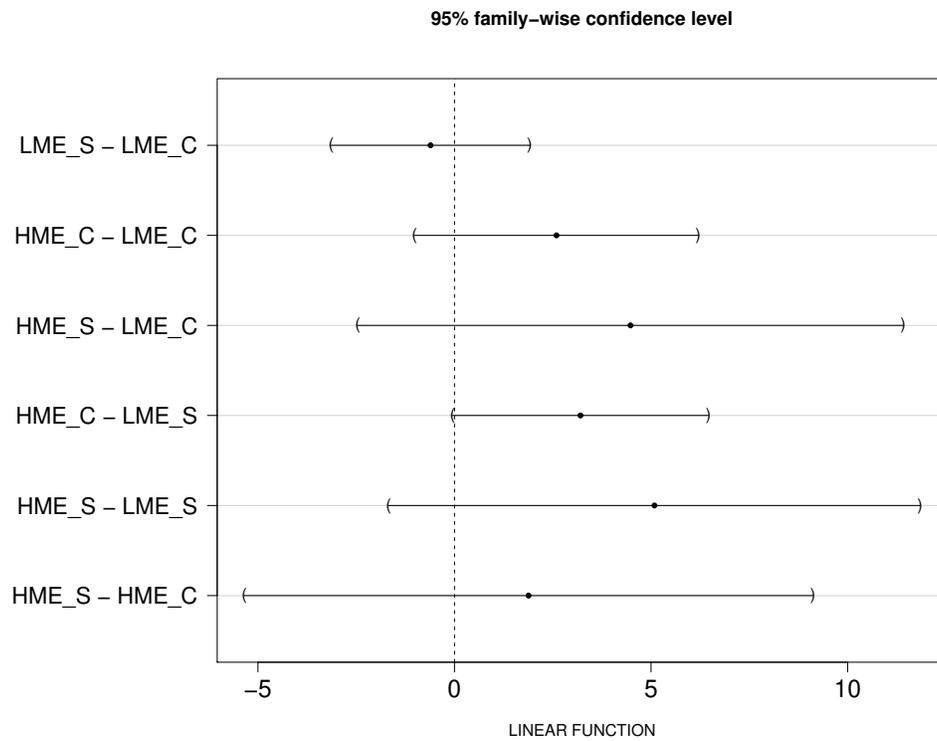


(b)

Figura 4.6: *Box-plots para (a) la temperatura, y (b) la velocidad de rotación de las estrellas en sistemas HME y LME en ambas muestras (observadas y de comparación).*



(a)



(b)

Figura 4.7: Resultados del test \max - T para (a) la temperatura, y (b) la velocidad de rotación de las estrellas en sistemas HME y LME en ambas muestras (observadas y de comparación).

4.3 Momento angular en sistemas planetarios

4.3.1 Momento angular de las estrellas huéspedes de exoplanetas

En el caso del momento angular de las estrellas de baja masa, un estudio hecho por McNally (1965) mostró que la relación entre el momento angular específico (j_\star) y la masa de la estrella es diferente para las estrellas masivas de tipo O5 - A5, que las estrellas de baja masa de tipo A5 - G0. La relación $j_\star - M_\star$ es caracterizada por un *break* a partir de las estrellas de tipo A5. Según McNally este *break* podría ser explicado por la transferencia de momento angular de la estrella a un disco protoplanetario (*ProtoPlanetary Disk*, PPD).

En Berget & Durrance (2010) hicieron un estudio comparando el momento angular específico y la masa de las estrellas anfitrionas de exoplanetas, para intentar verificar los resultados de McNally (1965). Observaron que el momento angular específico de las estrellas es significativamente más bajo que lo que McNally (1965) había determinado. Cabe destacar que cuando ellos tomaron en cuenta la contribución de los planetas al momento angular del sistema, encontraron algo consistente con la pérdida de momento angular sugerido por McNally (1965). Estas observaciones pueden ser interpretadas como una transferencia de momento angular de la estrella al PPD y del PPD al planeta.

Usando la ecuación (4.2)¹ donde $\gamma = 0.06$, R_\star es el radio estelar, V es la velocidad rotacional de la estrella, e i es el ángulo de inclinación del eje del espín estelar, calculamos el momento angular específico de las estrellas huéspedes de los sistemas planetarios de nuestra muestra. En la Figura 4.8a incluimos el estudio del $j_\star - M_\star$ presentada por McNally pero para las estrellas de baja masa (A5 - G0) y una extensión de la relación para las estrellas más masivas.

$$j_\star = \frac{J_\star}{M_\star} = \gamma R_\star \left(\frac{V \sin i}{\sin i} \right) \quad (4.2)$$

Mostramos también la distribución para la muestra observada. Como lo observó antes Berget & Durrance (2010), el momento angular específico de las estrellas con exoplanetas es sistemáticamente menor que la relación sugerida para las estrellas de la secuencia principal con masa comparable. Lo que es nuevo es una separación entre las estrellas con sistemas HME y sistemas LME, lo cuál es consistente con la diferencia en velocidad de rotación que encontramos entre las HME y las LME en las Figuras 4.6 y 4.7: las estrellas con exoplanetas HME tienen momento angular más alto que las estrellas con exoplanetas LME. En las Figuras 4.8b y 4.8c observamos el mismo tipo de diferencia de momento angular en las muestras de comparación. Es importante destacar que el momento angular del Sol corresponde mejor con la distribución de las estrellas con LME que de las estrellas con HME (comparando 4.8b y 4.8c).

En la Figura 4.9 comparamos en las 4 muestras (a) la masa de las estrellas y (b) el momento angular, y en la Figura 4.10 aplicamos el test *max-t* para (a) la masa de las estrellas y (b) el momento angular. Para M_\star y para j_\star se puede hacer exactamente el mismo tipo de análisis que se hizo antes para T_{eff} y $V \sin i$, los *box plots* y *max-t* tests muestran las mismas diferencias. Esto demuestra que existe una relación directa entre la temperatura y la masa,

¹Ecuación 2 de Berget & Durrance (2010)

y entre la velocidad de rotación y el momento angular. Esto sugiere que la relación entre la velocidad de rotación y la temperatura (ecuación 4.1), se puede interpretar como una relación entre el momento angular y la masa ($J_{\star} \propto M^{\alpha}$).

En la Figura 4.8 tomando la extensión de la relación para estrellas masivas como referencia del momento angular inicial de las estrellas, podemos deducir a partir de la relación de McNally que las estrellas menos masivas deben perder más momento angular que las estrellas de alta masa durante su formación.

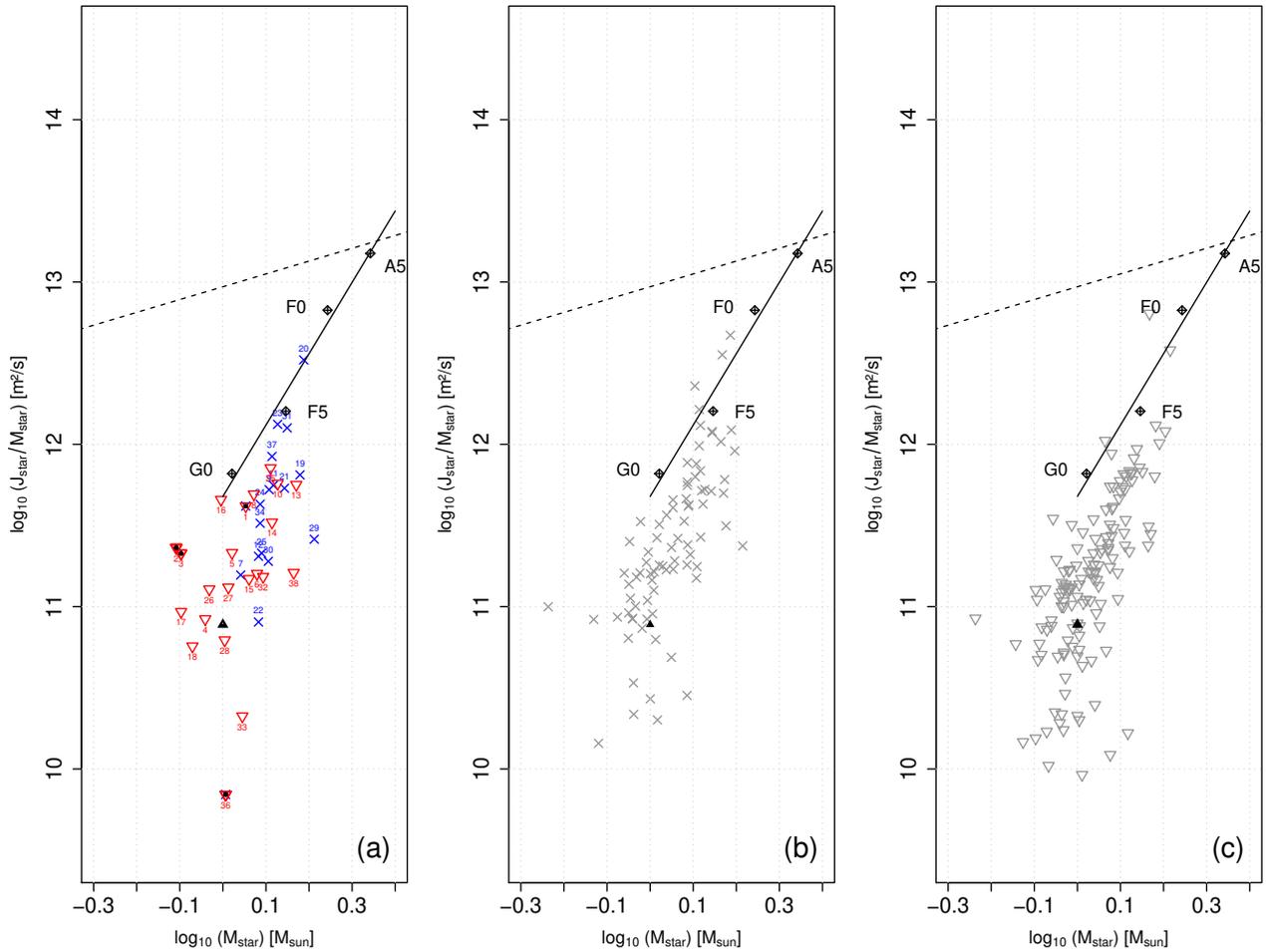
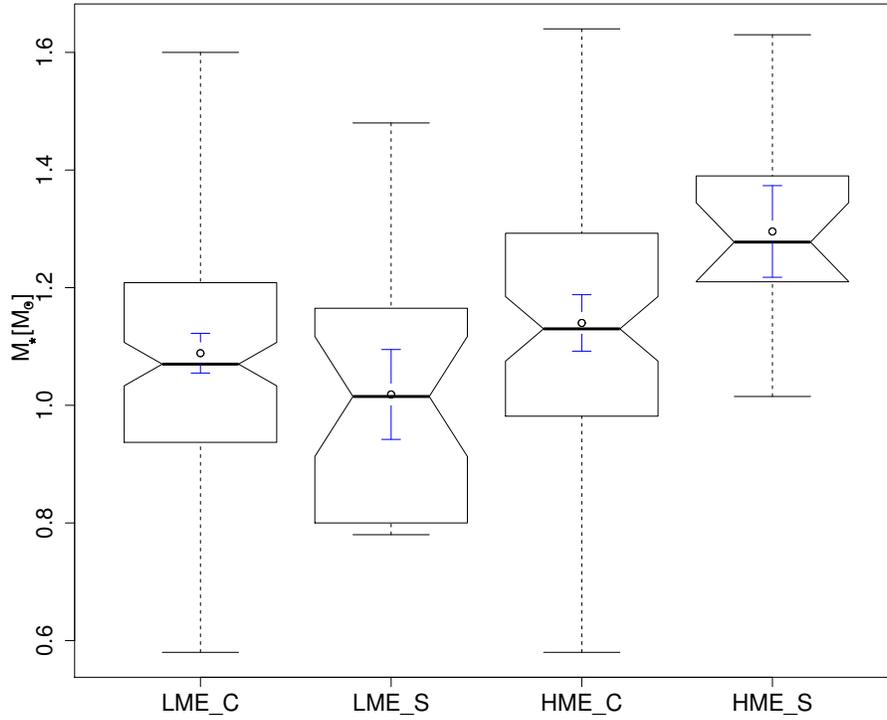
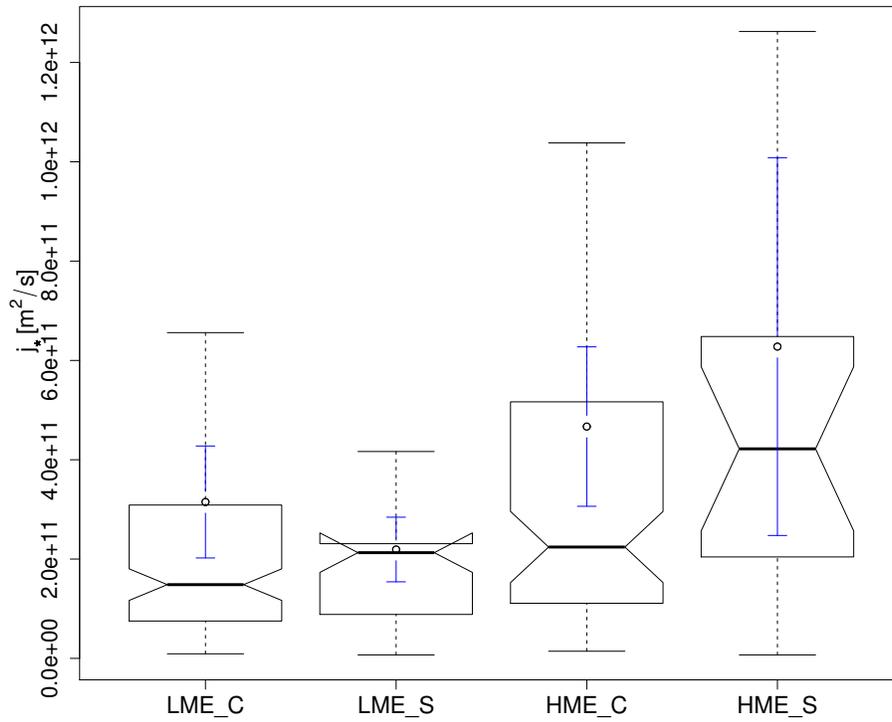


Figura 4.8: *Momento angular específico (a) de las estrellas huéspedes observadas por el Tigre (cruz azul para HME y triángulo invertido rojo para LME), (b) de las estrellas huéspedes con sistemas HME en la muestra comparativa (cruz), y (c) de las estrellas huéspedes con sistemas LME en la muestra comparativa (triángulo invertido). El Sol se representa por un triángulo negro. También se muestra la relación $j_{\star} - M_{\star}$ encontrada por McNally (1965) para estrellas de baja masa (A5 - G0), y una extensión de la relación para las estrellas más masivas (línea punteada).*

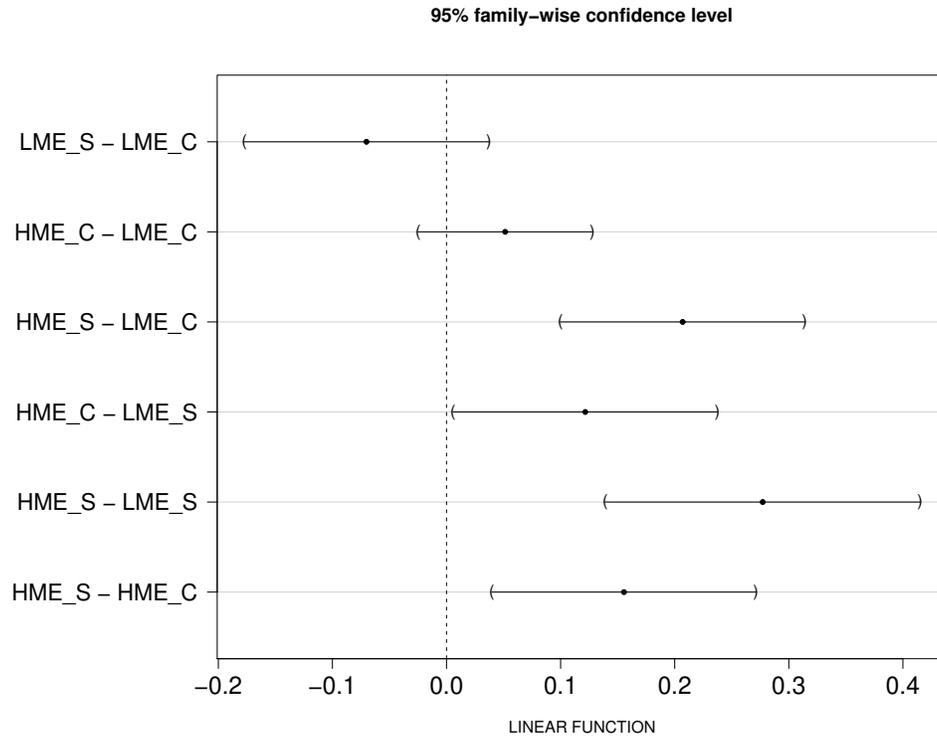


(a)

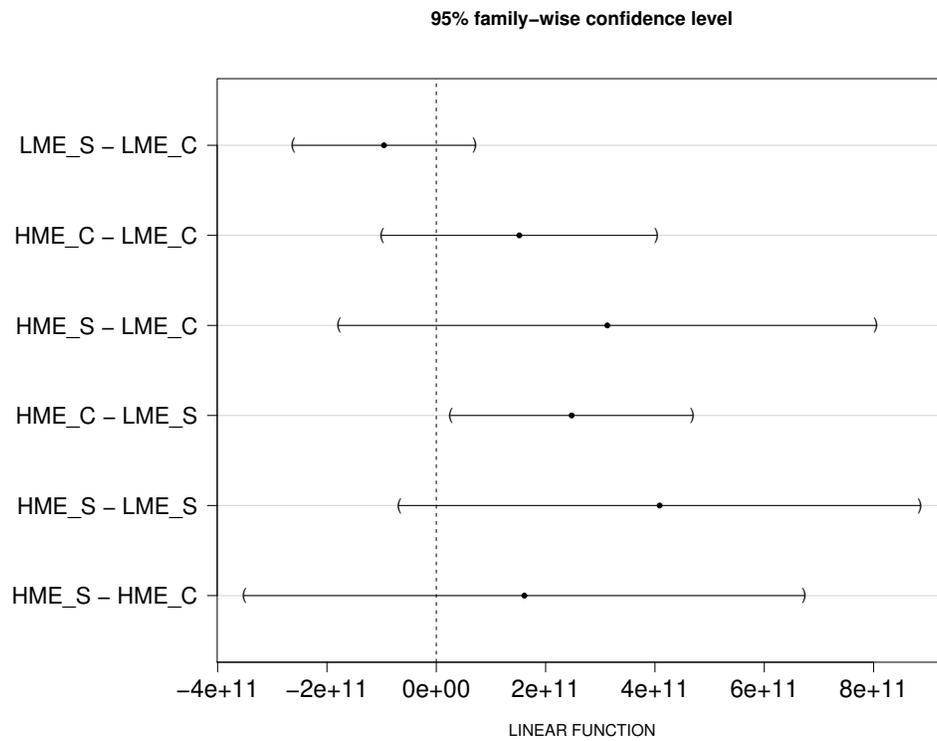


(b)

Figura 4.9: *Box-plots para (a) la masa, y (b) el momento angular específico de las estrellas en ambas muestras (observadas y de comparación).*



(a)



(b)

Figura 4.10: Resultados del test $max-T$ para (a) la masa, y (b) el momento angular específico de las estrellas en ambas muestras (observadas y de comparación).

4.3.2 Momento angular de los sistemas planetarios

En la sección previa vimos que en el momento angular de las estrellas con exoplanetas es más bajo que la relación sugerida por McNally (1965). Berget & Durrance (2010) sugirió que la diferencia podría ser interpretada como una transferencia del momento angular de las estrellas a los planetas a través del PPD. En la Figura 4.11a mostramos los resultados para el momento angular específico de los sistemas planetarios. En el caso de los sistemas múltiples sólo se toma en cuenta el planeta dominante (el cuál se distingue por ser el planeta con mayor contribución de momento angular específico en el sistema). Así como Berget & Durrance (2010) lo observaron, tomando en cuenta el planeta dominante, el momento angular específico del sistema concuerda muy bien con la relación de McNally (1965). En las Figuras 4.11b y 4.11c verificamos que esta característica es más típica de los sistemas LME que de los sistemas HME, donde el momento angular del sistemas es más alto (debido a la masa superior de los exoplanetas de tipo HME). Esto sugiere que para el mismo rango de masa de las estrellas los exoplanetas con HME no concuerda con la relación de McNally. Es importante destacar que esto no sucede en el Sistema Solar. La razón principal de esta diferencia es debido a la gran distancia entre Júpiter y el Sol en comparación a la distancia entre los LME y HME de sus estrellas huéspedes. Esta diferencia es debida al hecho de que en el Sistema Solar no hubo migración importante de los planetas (Levison et al., 2007).

Siguiendo el modelo estándar de formación de planetas, los planetas gigantes como Júpiter se forman a grandes distancias de sus estrellas anfitrionas, después de la Línea de Hielo. Por lo tanto, en el caso de los HME y los LME, es reconocido como imposible (poco creíble) que se puedan formar tan cercanos de sus estrellas anfitrionas como se observan (Dawson & Johnson, 2018). En la Figura 4.12 mostramos que independiente del tipo de exoplaneta, todos los planetas de nuestras muestras se encuentran muy cercanos de sus estrellas huéspedes. Esto implica que todos estos exoplanetas han sufrido una pérdida de momento angular importante durante su migración. Esta pérdida de momento angular debe ser tomada en cuenta cuando se considera la posibilidad de una transferencia de momento angular de la estrella al planeta.

Para tener una idea de cuál sería la pérdida de momento angular durante la migración, hicimos el cálculo del momento angular específico de los sistemas planetarios asumiendo una distancia de formación típica de 5 AU, consistente con el valor del semi-eje mayor de la órbita de Júpiter en el Sistema Solar. Se muestra en las Figuras 4.13a, 4.13b, 4.13c, los resultados obtenidos para los sistemas de nuestras 3 muestras. Observamos que el momento angular original de los sistemas LME y HME se aproximan a la extensión de la relación general para las estrellas masivas. Tomando en cuenta que la Línea de Hielo migra a una distancia más lejana para estrellas más masivas, esto sugiere que el momento angular específico cuando se formó el planeta pudo haber sido mucho más alto todavía. Por lo tanto, este resultado sugiere que durante la formación de las estrellas y la formación de los exoplanetas, tomando en cuenta migración importante, se perdió una cantidad significativa de momento angular. Esto hace el proceso de formación de estrellas de baja masa con sistemas planetarios un fenómeno muy disipativo. Este resultado no es consistente con la idea de una transferencia directa de momento angular de las estrellas a sus planetas.

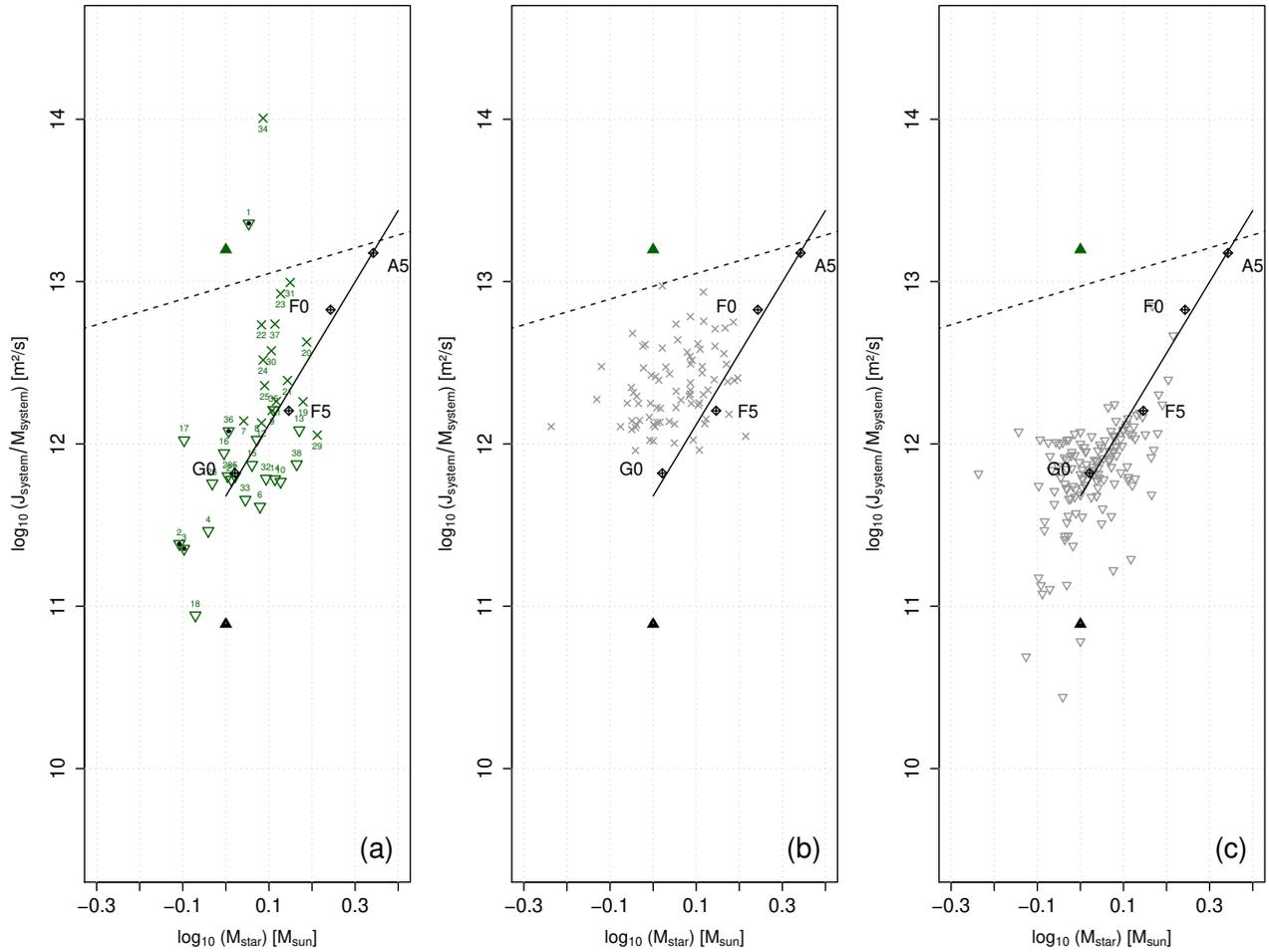


Figura 4.11: Momento angular específico de los sistemas planetarios, (a) HME (cruz verde) y LME (triángulo invertido verde) en la muestra observada, (b) HME de la muestra comparativa (cruz) y (c) LME de la muestra comparativa (triángulo invertido). También se muestra el momento angular del Sol (triángulo negro) y del Sistema Solar (triángulo verde). Las líneas están descritas en la Figura 4.8.

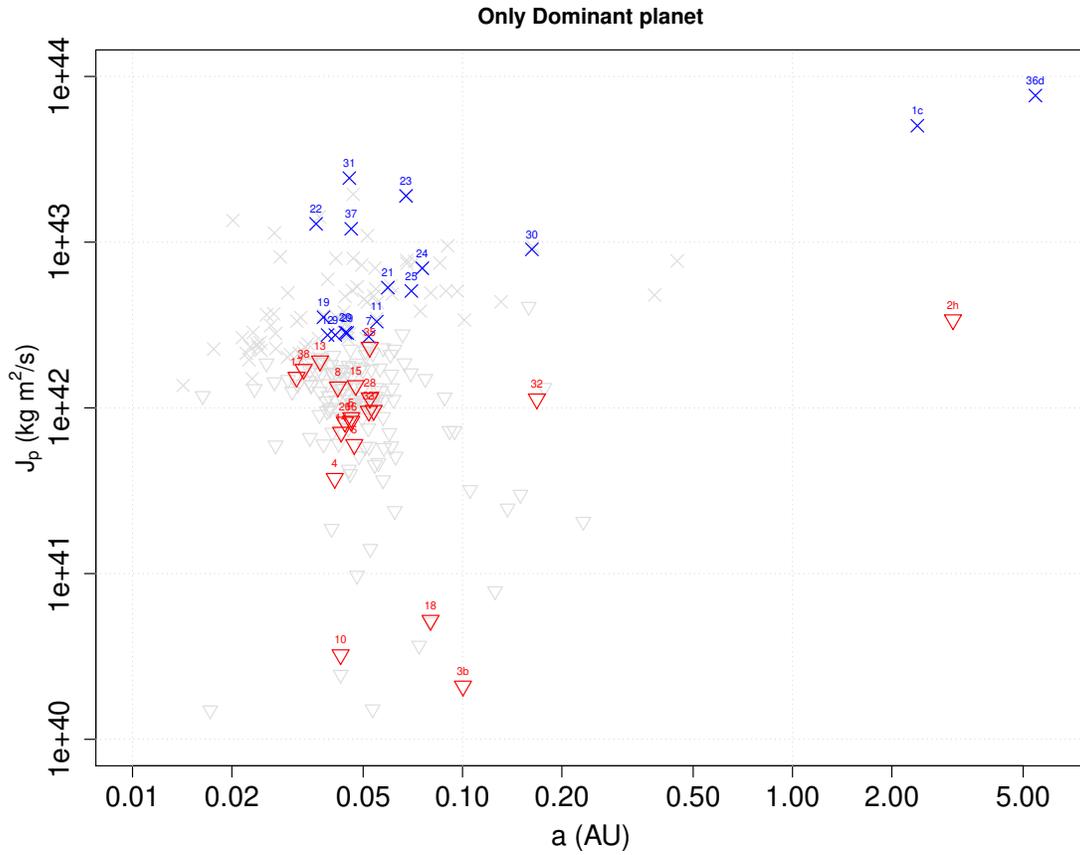


Figura 4.12: Momento angular de los planetas en diferentes sistemas y diferentes muestras: cruz azul HME observada, triángulo invertido rojo LME observada, cruz gris HME comparación y triángulo invertido LME comparación. Cabe destacar que la escala de distancia es logarítmica.

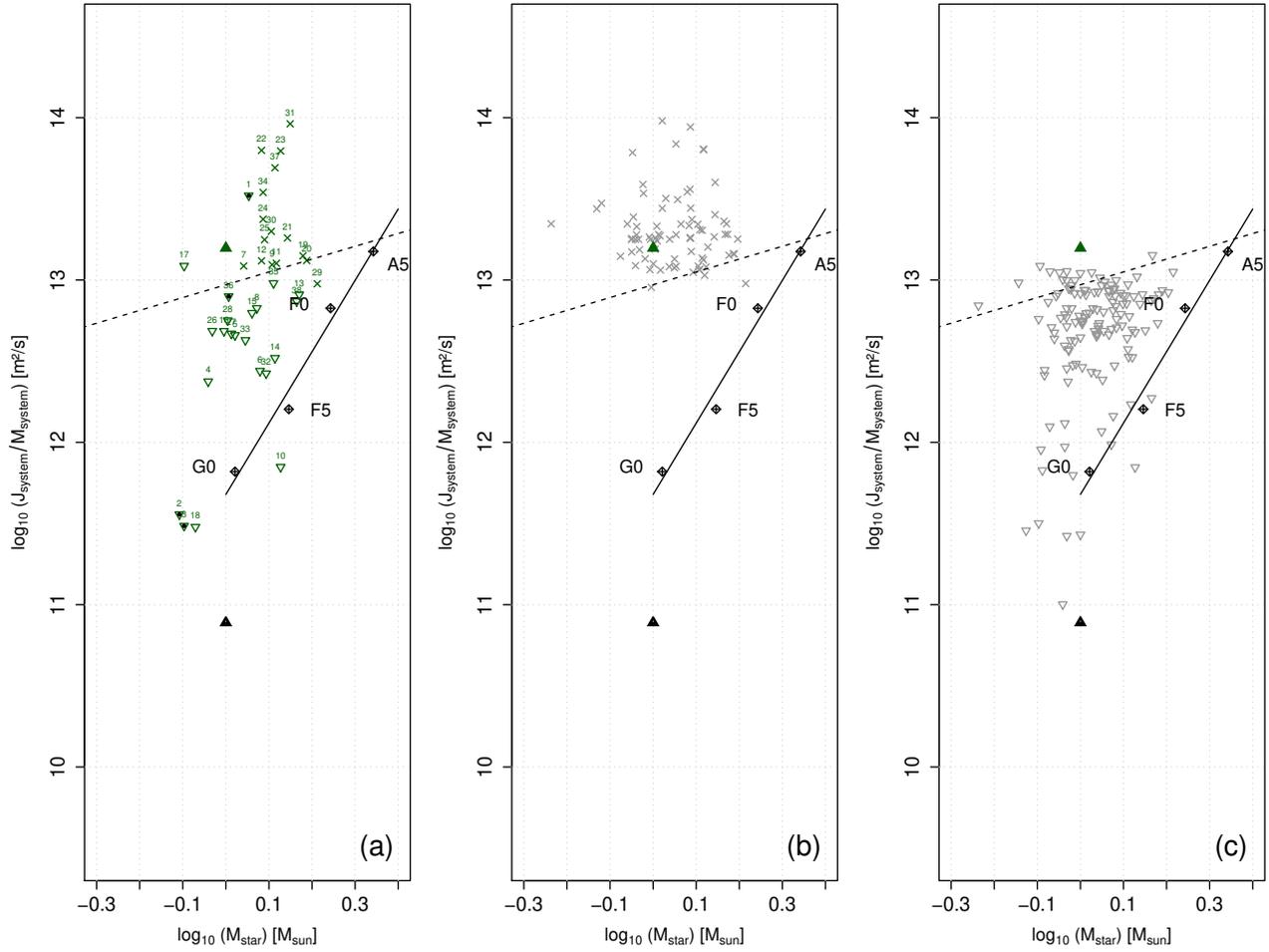


Figura 4.13: Igual que en la Figura 4.11 pero teniendo en cuenta la pérdida de momento angular debido a la migración.

4.3.3 Momento angular de los planetas

En la Figura 4.14 comparamos el momento angular de los planetas (J_p , ecuación 1.2) con respecto a la velocidad de rotación de las estrellas. Observamos que los planetas HME presentan una mayor contribución de momento angular en comparación con los LME. En particular, se ve muy bien por las diferencias entre las relaciones empíricas que se ajustaron a las dos muestras de comparación. Por otro lado, se observó también, a partir de estas dos relaciones, que el momento angular de ambos grupos planetarios parecen mantenerse constante a medida que la velocidad de rotación aumenta. Esto parece estar en contradicción con la relación entre el momento angular y la masa de las estrellas. En particular, podríamos haber esperado que el momento angular del planeta aumente con la velocidad de rotación de las estrellas. El hecho que no sea así sugiere que los planetas más masivos perdieron más momento angular que los menos masivos. Esto podría estar relacionado con el fenómeno de migración. Esto se puede confirmar comparando los momentos angulares de las Figuras 4.11 con la Figura 4.13. Para los HME encontramos que la razón promedio entre los valores de la Figura 4.13b y los valores de la Figura 4.11b es de 9.43 mientras que para los LME (Figura 4.13c y Figura 4.11c) encontramos una razón promedio de 7.53. Asumiendo que ambos tipos de planetas, LME y HME, siguen el mismo proceso de formación y migración, una pérdida de momento angular del planeta proporcional con su masa es consistente con la idea que planetas más masivos se forman dentro de PPD más masivos con un momento angular también más alto.

Pero, ¿porqué todos estos exoplanetas están parando su migración comparativamente a la misma distancia (Figura 4.12)? Una posibilidad sería considerar la interacción directa del exoplaneta con sus estrellas por el efecto de marea. La principal consecuencia de los efectos de marea entre estrellas y planetas es la circularización. Es decir, que la órbita del planeta se transforme de elíptica a circular. Para verificar esto trazamos en la Figura 4.15a los *box-plots* que permiten comparar la distribución de la excentricidad de los exoplanetas en nuestras muestras. Se puede ver una tendencia en promedio a la excentricidad de los HME de ser más alta que en los LME. Es importante destacar que no hay como explicar la diferencia de excentricidad para los HME en la muestra observada por un bias observacional (explicado por la luminosidad). Para verificar si esta tendencia es significativa, aplicamos la prueba estadística *max-t* en la Figura 4.15b. La segunda y la tercera diferencia (empezando desde arriba) están mostrando que los HME en ambas muestras (observadas y comparativas) son más excéntricas que las LME de la muestra de comparación. No se observan muchas diferencias comparando las dos muestras con la muestra observada. Tomando en cuenta el bias observacional de la muestra de LME observada, el test sugiere que las HME son más excéntricas que las LME.

En primera instancia, esta diferencia en excentricidad parece ser consistente con una diferencia en constitución entre los HME y los LME. Según nuestra clasificación, los HME son exoplanetas con envoltantes de Hidrógeno metálico líquido dominante en comparación con los exoplanetas de tipo LME. Como una envoltante de hidrógeno metálico líquido es más rígido (el LMH no es compresible), entonces los exoplanetas HME son menos sensible a efectos de marea. Eso podría ser consistente con las observaciones hechas en [de Wit et al. \(2016\)](#).

¿Podría esta diferencia ser un argumento en favor del modelo de migración por excitación

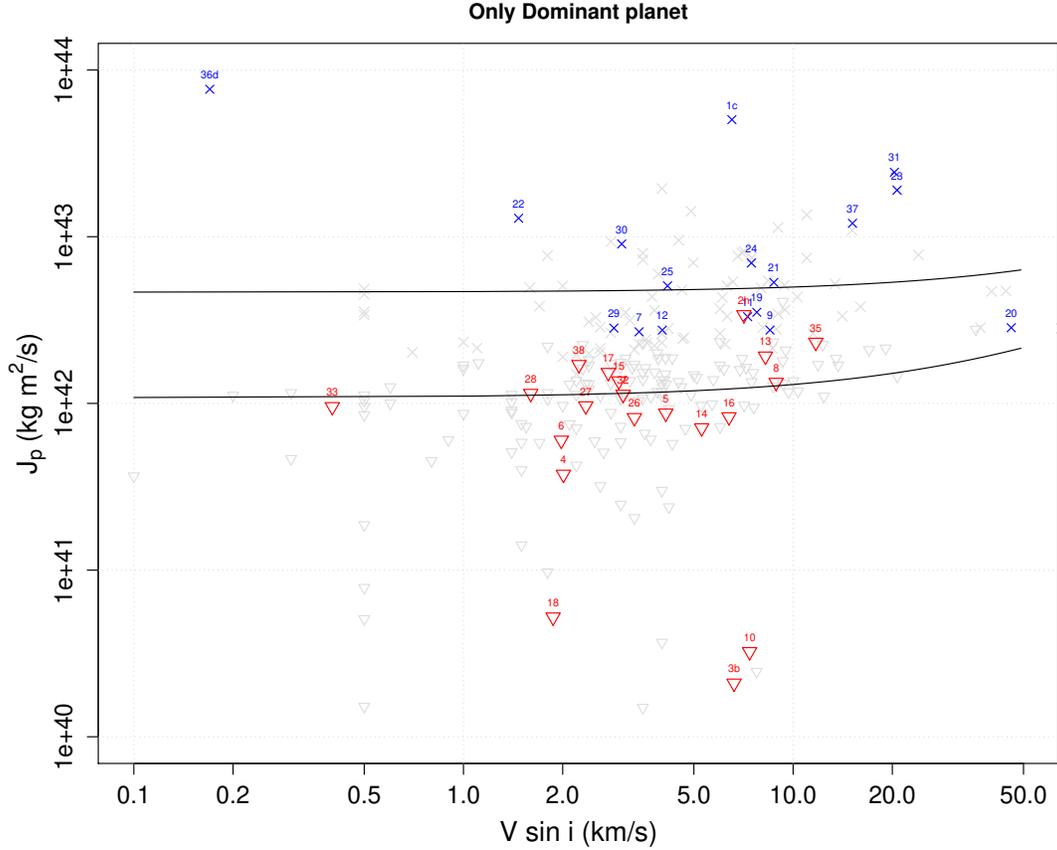
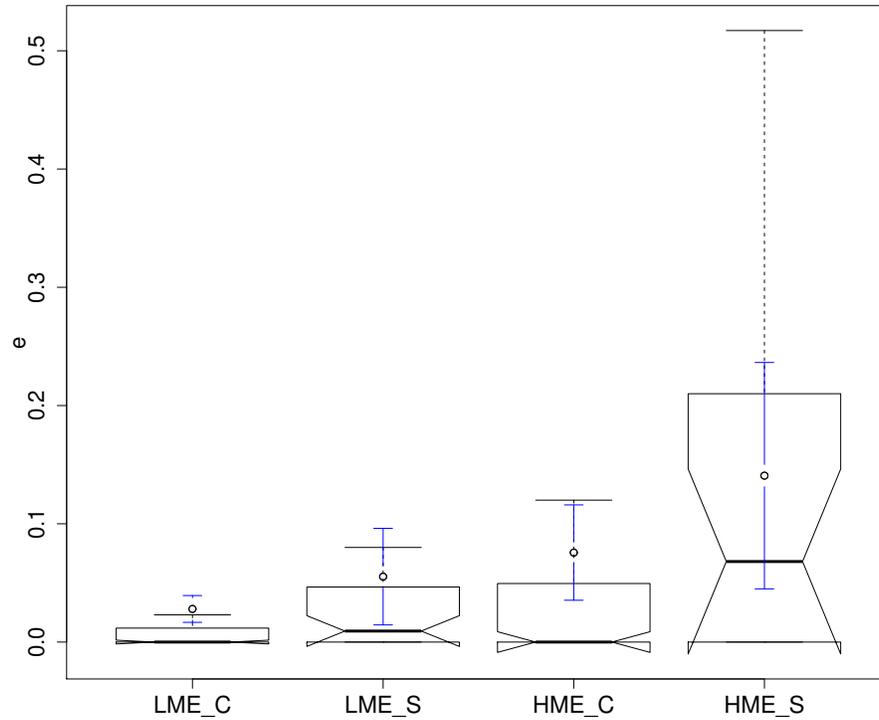


Figura 4.14: Momento angular de los planetas respecto a la velocidad de rotación de sus estrellas huéspedes (en el caso de sistemas múltiples sólo se tomó en cuenta el planeta dominante).

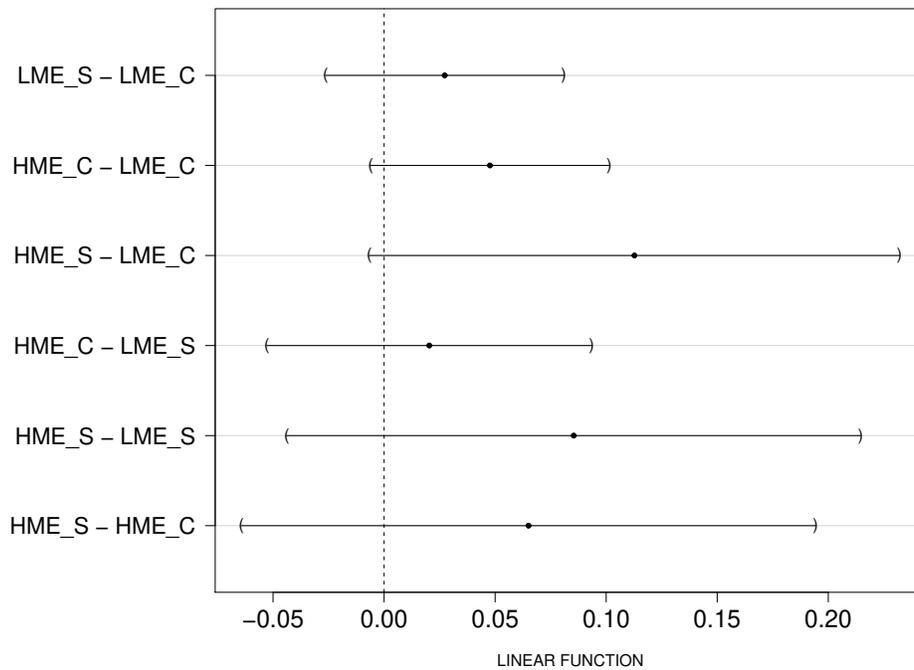
de excentricidad? Los planetas llegan cerca de sus estrellas con altas excentricidades y luego se circularizan por efecto de marea, por la interacción con las estrellas. Ahora bien, como los planetas HME son menos sensibles a los efectos de marea, ellos toman más tiempo para circularizarse. Del otro lado, el hecho que ambos exoplanetas, LME y HME, se encuentran a la misma distancia de sus estrellas ($a_{final} \sim 0.04$ AU) parece ser consistente con la predicción de $a/\dot{a} \sim a_{final}^8$ (Eggleton et al., 1998). Tal vez sucede lo contrario, los planetas HME llegan con baja excentricidad y la interacción con las estrellas excita su excentricidad. Esto podría ser un argumento a favor del modelo de migración en el disco.

Pero entonces, ¿por qué los exoplanetas LME y HME terminan su migración en el mismo lugar? El hecho que a_{final} es comparable con $R_{co} \sim 0.045$ AU, podría sugerir que la migración del planeta en el disco es parado por la misma estructura responsable del frenado magnético. Esto podría ser otro argumento en favor del modelo de migración en el disco.



(a)

95% family-wise confidence level



(b)

Figura 4.15: (a) *Box-plots* comparando la excentricidad e de los exoplanetas de diferentes tipos en las dos muestras. (b) *Análisis max-t* comparando la excentricidad de las dos muestras.

CAPÍTULO 5

Conclusiones

En esta tesis se desarrolló un método semi-automático de análisis espectral para poder determinar rápidamente las características físicas de estrellas de baja masa. Para probar el modelo, se usó una muestra de 39 estrellas huéspedes de exoplanetas observadas con espectroscopía usando el telescopio TIGRE ubicado en Guanajuato, México. Este telescopio es robotizado y equipado de un espectrógrafo Echelle con resolución media-alta ($R \sim 20000$).

Primero se limpió los espectros de las múltiples líneas telúricas con el software Molecfit. Después se desarrolló una rutina óptima usando el código iSpec, sobre la región del espectro con la mejor señal a ruido ($S/N \sim 60$) en el rango de longitud de onda de 585 a 875 nm. Este método consiste en el ajuste de un espectro sintético el cuál se asemeja al espectro observado mediante una combinación de un modelo atmosférico, abundancias solares y una lista de líneas espectrales ya seleccionados, para así determinar los parámetros físicos de cada estrella. Una característica nueva del método es la determinación de las velocidades debido a la micro- y macro-turbulencia, v_{mic} y v_{mac} , de manera empírica, usando las relaciones deducidas por diferentes autores. Otra característica importante es que se usó el Sol como calibrador del método.

Aplicando nuestro método a la muestra de 39 estrellas observadas, se pudo medir con precisión 5 parámetros físicos importantes: temperatura efectiva, T_{eff} , gravedad superficial, $\log g$, metalicidad general, $[M/H]$, y metalicidad relativa al Hierro, $[Fe/H]$, así como la velocidad de rotación de las estrellas, $V \sin i$. Los resultados están presentados en la Tabla 4.1. El método semi-automático usando iSpec tiene el potencial de determinar de manera inmediata y confiable las características de una muestra de estrellas de baja masa.

Después de haber determinado los parámetros físicos de nuestras estrellas, se procedió a su análisis. En particular, nos concentramos en la velocidad de rotación de las estrellas de

baja masa. La novedad de nuestro estudio es que para estrellas huéspedes de exoplanetas se puede estudiar cuál es el papel de la formación de planetas en la determinación de la velocidad de rotación. Hasta la fecha lo único que se sabe es que el momento angular de las estrellas de baja masa decrece rápidamente a medida que la masa baja. Aunque la explicación más probable es que este fenómeno es debido a los mecanismos de frenado magnético y vientos estelares en estrellas con envolventes convectivas, lo que se sospecha es que este efecto es debido a la formación de un disco protoplanetario (PPD) donde se forman los planetas.

Los resultados nuevos del análisis en esta tesis son:

1. Se encontró una relación entre la velocidad rotacional (momento angular), la temperatura y la gravedad superficial de las estrellas, relacionado con la masa (Figura 4.1). Se confirmaron las relaciones encontradas con una muestra más larga (220) tomada de la literatura (Figura 4.2). También se mostró que el Sol sigue muy bien la relación encontrada. Este resultado muestra que el decrecimiento de la velocidad rotacional de las estrellas de baja masa no es aleatoria. Por lo tanto, debe haber un mecanismo físico atrás de esta relación.
2. Se encontró que las estrellas en donde el exoplaneta dominante es un planeta masivo de tipo HME giran más rápidamente en torno de sus estrellas que las estrellas donde el exoplaneta es menos masivo de tipo LME (Figura 4.3). También se confirmó este resultado en una muestra más grande. Esto sugiere que existe una relación entre el momento angular de las estrellas y la masa de los exoplanetas (Figura 4.6 y Figura 4.7).
3. Estudiando los momentos angulares de las estrellas anfitrionas con su masa (medidas en la literatura) se determinó una relación estrecha entre la temperatura y la masa, y la velocidad de rotación y el momento angular. De nuevo esta relación se ve también en la muestra más larga de comparación. Esto confirma que la relación que encontramos entre la velocidad rotacional, la temperatura y la gravedad superficial de las estrellas, es consistente con una relación entre el momento angular y la masa de las estrellas, $J_* \propto M_*^\alpha$
4. Nuestros datos reproducen los resultados de [Berget & Durrance \(2010\)](#), mostrando que el momento angular específico de las estrellas con exoplanetas es menor que la relación esperada para las estrellas de la secuencia principal determinada por [McNally \(1965\)](#) (Figura 4.8). Esto confirma que hay una pérdida de momento angular importante de las estrellas durante su formación.
5. Al incluir la contribución de los planetas dominantes, el momento angular específico del sistema concuerda con la relación de [McNally \(1965\)](#), pero esto se observa solamente para los sistemas LME, mientras que los planetas HME tienen momento angular más alto (Figura 4.11). Por lo tanto, nuestros resultados no soportan la conclusión de [Berget & Durrance \(2010\)](#). En nuestros resultados no hay ninguna evidencia de una transferencia de momento angular directa de las estrellas a sus planetas.

6. Respecto al anterior resultado es importante destacar dos puntos no considerados por [Berget & Durrance \(2010\)](#). El primero es que el sistema solar no muestra el mismo comportamiento que los exoplanetas, haciendo este sistema un caso particular. El segundo punto es que al distinguir entre sistemas HME y sistemas LME, se observa una diferencia significativa entre el momento angular de los sistemas: los HME contribuyen una fracción más importante al momento angular del sistema, que los LME.
7. Cuando se toma en cuenta el proceso de migración, podemos ver que aunque las estrellas con exoplanetas LME pierden más momento angular que las estrellas con exoplanetas HME, los exoplanetas HME pierden más momento angular por migración que los exoplanetas LME (Figura 4.13). Esto hace el fenómeno de formación de los planetas un proceso muy disipativo—no hay conservación de momento angular.
8. Un punto interesante en nuestro análisis es que independiente del tipo de planeta HME o LME, todos parecen terminar su migración en casi la misma distancia de sus estrellas anfitrionas (Figura 4.12). El hecho que $a_{final} \sim R_{co}$ sugiere que el proceso de migración podría haber sido parado por el torque magnético responsable del frenado magnético ([Fleck, 2008](#)). Con este fenómeno se podría frenar la migración de planetas en la región entre 0.04 – 0.07 AU antes que empiece el viento estelar.
9. Usando la excentricidad de los objetos (tomada de la literatura) buscamos evidencia de una diferencia en el proceso de circularización de los sistemas, el cuál es resultado de la interacción de marea entre el planeta y su estrella anfitriona. Se encontró que los exoplanetas de tipo HME tienen más alta excentricidad que los exoplanetas LME, soportando la idea que el efecto de marea es menos eficiente en los HME (Figura 4.15). Esto es consistente con la hipótesis desarrollada en mi tesis de maestría, en donde los exoplanetas HME tienen una envoltura predominante de Hidrógeno Líquido Metálico.

En base a nuestros resultados concluimos que la disminución de momento angular de estrellas de baja masa no es aleatoria. Esto soporta mecanismos externos relacionado con el frenado magnético y la pérdida de masa por viento estelar. Tampoco se puede balancear la pérdida de momento angular de las estrellas, con el momento angular del PPD y de los exoplanetas, por el hecho de la pérdida de momento angular por el fenómeno de migración. El proceso de formación de exoplaneta es un proceso altamente disipativo.

Se podría explicar nuestras observaciones siguiendo un modelo simple: estrellas más masivas tienen un PPD más masivo y forman exoplanetas más masivos. También un PPD más masivo tiene un momento angular más alto, y por lo tanto, exoplanetas más masivos tienen más alto momento angular.

Esto enfatiza la especificación del Sistema Solar. Como la velocidad de rotación del Sol es “normal” comparado con la relación $V \sin i$ vs T_{eff} , la diferencia debería verse en el hecho que no hay LME y HME en el Sistema Solar, y que la migración de los planetas fue mínima. Tal vez es debido a que las estrellas de baja masa forman PPD menos masivos y la formación de planetas múltiples favorece el fenómeno de resonancia que ayuda a estabilizar los sistemas redistribuyendo el momento angular de manera más uniforme.

5.1 Trabajo a Futuro

Como complemento de este trabajo se deberá realizar a futuro los siguientes estudios:

- Incrementar la muestra observacional observada por el TIGRE.
- Verificar mediante observaciones cuál es el efecto de la actividad estelar sobre la formación planetaria. Para esto es necesario observar la misma estrella más de una vez sobre un período largo.
- Obtener observaciones para estrellas huéspedes de sistemas planetario en donde la migración fue menor (planetas detectados por el método RV).
- Aumentar la muestra observacional para estrellas huéspedes de otros tipos de planetas, como “mini-Neptune” y “Super-Earth”, e incluir más estrellas huéspedes de sistemas múltiples. Como estas estrellas son de más baja luminosidad, será necesario el uso de telescopios con mayor apertura.
- Desde el punto teórico se deberían usar otros bancos de espectros sintéticos que permitan abarcar rangos físicos mayores. Incluir espectros sintéticos producidos por otros códigos, como por ejemplo PHOENIX.
- Verificar mediante simulaciones el comportamiento de los planetas HME.
- Recalcular los parámetros físicos planetarios de nuestra muestra, usando los parámetros físicos determinados en este trabajo para las estrellas, para cuantificar los cambios que estos parámetros implican en nuestro análisis.

APÉNDICE

A

Muestra general seleccionada en Agosto 2015

A.1 Lista de estrellas de sistemas simples (un solo exoplaneta conocido)

APÉNDICE A

NAME	RA(2000)	DEC(2000)	mag_v	$[Fe/H]$	MASS M_{sun}	RADIUS R_{sun}	SP. TYPE	AGE Gyr	T_{eff} K
HAT-P-14	260.1166667	38.2422222	9.98	0.11	1.386	1.468	F	1.3	6600
HAT-P-30-WASP-51	123.95	5.8366667	10.42	-0.08	1.18	1.33	F	1	6250
HAT-P-33	113.1833333	33.835	11.89	0.05	1.403	1.777	F	2.4	6401
HAT-P-4	229.9916667	36.2297222	11.2	0.2	1.26	1.59	F	4.2	5890
HAT-P-56	101.350000008	27.252222229	10.91	-0.077	1.296	1.428	F	2.01	6566
HAT-P-6	354.775	42.4661111	10.5	-0.13	1.29	1.46	F	2.3	6570
HAT-P-9	110.1666667	37.1405556	NODATA	0.12	1.28	1.32	F	1.6	6350
HATS-3	312.4583	-24.4289	11.44	-0.157	1.209	1.404	F	3.2	6351
KELT-3	148.6417	40.3881	9.8	0.048	1.282	1.482	F	3	6304
KELT-6	195.9833	30.64	10.38	-0.27	1.126	1.529	F	4.9	6272
OGLE-TR-132	162.6416667	-61.9569444	NODATA	0.37	1.26	1.34	F	NODATA	6210
TRES-4	268.3041667	37.2116667	11.592	0.14	1.388	1.798	F	2.9	6200
WASP-31	169.4375	-19.0547222	11.7	-0.19	1.16	1.24	F	NODATA	6200
HAT-P-32	31.0416667	46.6877778	11.29	-0.16	1.176	1.387	F/G	3.8	6001
KIC 4862625(AB)	298.2167	39.955	NODATA	NODATA	1.93	1.7	F+M	NODATA	NODATA
WASP-100	68.9583	-64.0269	10.8	-0.03	1.57	2	F2	NODATA	6900
OGLE2-TR-L9	166.9791667	-61.1461111	NODATA	-0.05	1.52	1.53	F3	0.66	6933
WASP-79	66.3708333	-30.6005556	10.1	0.03	1.56	1.64	F3	NODATA	6600
CoRoT-3	292.0541667	0.1219444	13.3	0.14	1.41	1.44	F3V	2	6558
WASP-109	232.054166671	-16.41083335	11.4	-0.22	1.203	1.346	F4	2.6	6520
WASP-17	239.9625	-28.0616667	11.6	-0.19	1.2	1.38	F4	3	6650
WASP-66	158.225	-34.9897222	11.6	-0.31	1.3	1.75	F4	NODATA	6600
KELT-1	0.358333342	39.383611119	10.7	0.052	1.335	1.471	F5	1.75	6516
WASP-111	328.766666668	-22.612500022	10.3	0.08	1.5	1.85	F5	2.6	6400
WASP-82	72.6625	1.8939	10.1	0.12	1.63	2.18	F5	NODATA	6500
WASP-87A	185.325000006	-52.840833356	10.7	-0.41	1.204	1.627	F5	3.8	6450
Kepler-40	296.8125	47.5266667	14.76	0.1	1.48	2.13	F5IV	2.8	6510
WASP-14	218.275	21.8947222	9.75	0	1.211	1.306	F5V	0.75	6475
WASP-7	311.0416667	-39.2252778	9.51	0	1.276	1.432	F5V	2.4	6400
XO-3	65.4708333	57.8169444	9.8	-0.08	1.41	1.49	F5V	2.82	6781
XO-4	110.3875	58.2680556	10.7	-0.04	1.32	1.55	F5V	2.1	5700
WASP-101	98.35	-23.4861	10.3	0.2	1.34	1.29	F6	0.9	6400
WASP-18	24.3541667	-45.6777778	9.3	0	1.24	1.23	F6	0.63	6400
WASP-88	309.512500001	-47.538055537	10.4	-0.008	1.45	2.08	F6	NODATA	6431
WASP-90	315.5333	7.0567	11.7	0.11	1.55	1.98	F6	NODATA	6430
Kepler-21	287.3625	38.7138889	8.27	-0.15	1.34	1.86	F6IV	2.84	6131
CoRoT-11	280.6875	5.9377778	12.94	0.04	1.56	1.36	F6V	2	6343
WASP-121	107.600000008	-39.097500013	10.4	0.13	1.353	1.458	F6V	NODATA	6460
WASP-15	208.9291667	-32.1597222	10.9	-0.17	1.18	1.477	F7	3.9	6300
WASP-61	75.3	-26.0541667	12.5	-0.1	1.22	1.36	F7	NODATA	6250
WASP-62	87.1416667	-63.9883333	10.3	0.04	1.25	1.28	F7	NODATA	6230
WASP-72	41.0417	-30.1692055556	9.6	-0.06	1.386	1.98	F7	NODATA	6250
WASP-76	26.6333	2.7006	9.5	0.23	1.46	1.73	F7	NODATA	6250
tau Boo	206.8208333	17.4561111	4.5	0.28	1.3	1.331	F7 V	2.52	6309
Kepler-39	296.9583333	46.0344444	14.3	-0.29	1.1	1.39	F7IV	5.08	6260
KELT-2A	92.6625	30.9572222	8.7	-0.015	1.31	1.842	F7V	NODATA	6148

Continúa en la siguiente página

APÉNDICE A

NAME	RA	DEC	mag_v	$[Fe/H]$	MASS M_{sun}	RADIUS R_{sun}	SP. TYPE	AGE Gyr	T_{eff} K
WASP-1	5.1666667	31.99	11.79	NODATA	1.24	1.382	F7V	NODATA	6200
WASP-3	278.6333333	35.6616667	10.64	0	1.24	1.31	F7V	NODATA	6400
HAT-P-16	9.575	42.4630556	10.8	0.17	1.218	1.237	F8	2	6158
HAT-P-2	245.15	41.0480556	8.71	0.04	1.34	1.54	F8	2.7	6414
HAT-P-24	108.825	14.2622222	11.82	-0.16	1.191	1.317	F8	2.8	6373
HAT-P-29	33.1291667	51.7788889	11.9	0.21	1.207	1.224	F8	2.2	6087
WASP-38	243.9583333	10.0325	9.42	-0.12	1.216	1.365	F8	5	6150
WASP-71	29.2625	0.7589	NODATA	0.15	1.572	2.32	F8	NODATA	6050
WASP-78	63.7583333	-22.1163889	12	-0.35	2.02	2.31	F8	NODATA	6100
WASP-94 A	313.783083336	-34.135527822	10.1	0.26	1.29	1.36	F8	NODATA	6170
WASP-99	39.8958	-50.0081	9.5	0.21	1.48	1.76	F8	1.4	6180
HD 179949	288.8875	-24.1791667	6.25	0.22	1.28	1.19	F8 V	2.05	6260
HD 212301	336.875	-77.7177778	7.77	0.18	1.05	NODATA	F8 V	5.9	5998
WASP-24	227.2166667	2.3433333	11.3	0.07	1.129	1.147	F8-9	1.6	6075
WASP-28	353.6166667	-1.58	12	-0.29	1.021	1.094	F8-G0	5	6150
CoRoT-21	101.05245	-0.29913	16	0	1.29	1.945	F8IV	4.1	6200
CoRoT-4	102.1958333	-0.6727778	13.7	0.05	1.1	1.15	F8V	1	6190
HD 86081	149.025	-3.8083333	8.73	0.257	1.21	1.22	F8V	6.21	6028
Kepler-74	293.0916667	41.3555556	14.23	0.34	1.4	1.51	F8V	2.9	6050
WASP-103	249.31666672	7.183333337	12	0.06	1.22	1.436	F8V	4	6110
WASP-106	166.429708348	-5.0794166782	11.21	-0.09	1.27	1.85	F9	NODATA	6000
WASP-108	195.829166673	-49.63972224	11.2	0.05	1.167	1.215	F9	4.6	6000
WASP-117	36.77500002	-50.284444451	10.15	-0.11	1.126	1.17	F9	4.6	6040
WASP-73	319.950000016	-57.851111096	10.5	0.14	1.34	2.07	F9	NODATA	6030
WASP-74	304.54166667	-1.075833342	9.7	0.39	1.48	1.64	F9	2	5970
WASP-75	342.3875	-10.6755	11.45	0.07	1.14	NODATA	F9	NODATA	6100
CoRoT-14	103.425	-5.5361111	16.03	0.05	1.13	1.21	F9V	4.2	6035
CoRoT-19	97.033333336	0.170555562	14.78	-0.02	1.21	1.65	F9V	5	6090
CoRoT-5	101.2791667	0.8152778	14	-0.25	1	1.186	F9V	6.9	6100
CoRoT-6	281.075	6.6633333	13.9	-0.2	1.055	1.025	F9V	NODATA	6090
HAT-P-38	0	0	12.56	0.06	0.886	0.923	G	10.1	5330
Kepler-34(AB)	296.4375	44.6416667	15	-0.07	2.0687	1.1	G	NODATA	5913
Kepler-35(AB)	294.4958333	46.69	16	-0.34	1.6971	1	G	NODATA	5606
Kepler-78	293.7417	44.4483	12	-0.14	0.81	0.74	G	NODATA	5089
OGLE-TR-56	269.1458333	-29.5391667	16.6	NODATA	1.17	1.32	G	2	NODATA
TrES-3	268.0291667	37.5461111	12.4	-0.19	0.924	0.813	G	NODATA	5720
WASP-32	3.9625	1.2005556	11.3	-0.13	1.1	1.11	G	NODATA	6100
OGLE-TR-10	267.8666667	-29.8761111	NODATA	0.28	1.18	1.16	G or K	1.1	6075
OGLE-TR-111	163.325	-61.4055556	NODATA	0.12	0.82	0.831	G or K	1.1	5070
HD 17156	42.4333333	71.7533333	8.17	0.24	1.275	1.508	G0	3.38	6079
Kepler-12	0	0	13.4	0.07	1.166	1.483	G0	4	5947
Kepler-4	285.6166667	50.1358333	12.7	0.17	1.223	1.487	G0	4.5	5857
WASP-12	97.6375	-29.6722222	11.69	0.3	1.35	1.599	G0	1.7	6300
WASP-26	4.6041667	-15.2672222	11.3	-0.02	1.12	1.34	G0	6	5950
HD 149026	247.6208333	38.3472222	8.15	0.36	1.3	1.497	G0 IV	2	6147
HD 149143	248.2125	2.0847222	7.9	0.26	1.1	NODATA	G0 IV	7.6	5730

Continúa en la siguiente página

APÉNDICE A

NAME	RA	DEC	mag_v	$[Fe/H]$	MASS M_{sun}	RADIUS R_{sun}	SP. TYPE	AGE Gyr	T_{eff} K
HD 209458	330.7916667	18.8844444	7.65	0.02	1.148	1.203	G0 V	4	6092
HD 75289	131.9166667	-41.7366667	6.35	0.29	1.05	1.25	G0 V	4.96	6120
CoRoT-22	280.6666667	6.225000011	11.93	0.17	1.099	1.136	G0IV	3.3	5939
CoRoT-1	102.0791667	-3.1022222	13.6	0.06	0.95	1.11	G0V	NODATA	6298
CoRoT-13	102.7208333	-5.0863889	15.04	0.01	1.09	1.01	G0V	1.64	5945
CoRoT-23	279.782615	4.3578	15.63	0.05	1.14	1.61	G0V	7.2	5900
CoRoT-25	280.6292	6.5139	15	-0.01	1.09	1.19	G0V	5.2	6040
HN Peg	326.1291667	14.7719444	6	NODATA	1	NODATA	G0V	0.2	NODATA
TrES-2	286.8083333	49.3163889	11.41	-0.15	0.98	1	G0V	5.1	5850
Kepler-43	285.2416667	46.6683333	14	0.33	1.32	1.42	G0V/G0IV	2.8	6041
WASP-55	203.758333334	-17.5036111	11.8	-0.2	1.013	1.011	G1	3	5900
KOI-195	289.433333348	49.473333348	15	-0.21	0.91	0.92	G1V	6	5725
WASP-13	140.1041667	33.8825	10.42	0	NODATA	NODATA	G1V	NODATA	5826
XO-1	240.55	28.1697222	11.3	NODATA	1	0.928	G1V	4.5	NODATA
CoRoT-27	278.4958	5.5386	15.54	0.1	1.05	1.08	G2	4.21	5900
WASP-36	131.579166673	-8.0269444	12.7	-0.31	1.02	0.943	G2	3	5881
WASP-37	221.9458333	1.065	12.7	-0.4	0.849	0.977	G2	11	5800
WASP-68	305.095763341	-19.3146925178	NODATA	NODATA	NODATA	NODATA	G2	NODATA	NODATA
WASP-95	337.4583	-48.0031	10.1	0.14	1.11	1.13	G2	2.4	5630
51 Peg	344.3625	20.7686111	5.49	0.2	1.11	1.266	G2 IV	4	5793
Kepler-44	300.1041667	45.7622222	15	0.26	1.19	1.52	G2IV	6.95	5757
CoRoT-12	100.7666667	-1.2963889	15.52	0.16	1.078	1.116	G2V	6.3	5675
CoRoT-17	278.6958333	-6.6122222	15.46	0	1.04	1.59	G2V	10.7	5740
CoRoT-20	97.730434	0.22692	14.66	0.14	1.14	0.92	G2V	0.1	5880
HATS-8	294.941666682	-25.74833336	14.03	0.21	1.056	1.086	G2V	5.1	5679
KELT-8	283.304166671	24.127500011	10.83	0.27	1.211	1.67	G2V	5.4	5754
Kepler-17	298.3958333	47.815	13	0.26	1.16	1.05	G2V	1.78	5781
Kepler-41	294.5125	45.9816667	14.5	-0.09	0.94	0.966	G2V	7.4	5660
KOI-192	288.254166667	43.705000018	14.5	-0.19	0.96	1.35	G2V	7	5800
KOI-372	299.12500001	41.866666684	13	-0.01	1.014	1.122	G2V	1	5820
WASP-58	274.7	45.1719	11.66	-0.45	0.94	1.17	G2V	3.2	5800
HAT-P-21	171.275	41.0280556	11.46	0.01	0.947	1.105	G3	10.2	5588
HAT-P-28	13	34.7283333	13.03	0.12	1.025	1.103	G3	6.1	5680
HD 109749	189.3166667	-40.8119444	8.1	0.25	1.2	NODATA	G3 IV	10.3	5610
CoRoT-9	280.7875	6.2041667	13.7	-0.01	0.99	0.94	G3V	4	5625
HD 33283	77.0041667	-26.7972222	8.05	0.366	1.24	1.2	G3V	3.2	5995
Kepler-412	286.108333342	43.680833358	13.73	0.27	1.167	1.287	G3V	5.1	5750
WASP-16	214.6833333	-20.2755556	11.3	0.01	1.022	0.946	G3V	2.3	5550
WASP-21	347.4916667	18.3961111	11.6	-0.4	1.01	1.06	G3V	NODATA	5800
HAT-P-13	129.8833333	47.3519444	10.62	0.43	1.22	1.56	G4	5	5638
WASP-25	195.3583333	-27.5222222	11.9	-0.05	1	0.95	G4	NODATA	5750
WASP-70A	315.475000018	-13.433333355	10.79	-0.006	1.106	1.215	G4	9.5	5763
BD-10 3166	164.6166667	-10.7702778	10.08	0.5	0.99	1.71	G4 V	4.18	5400
HAT-P-15	66.25	39.4605556	12.16	0.22	1.013	1.08	G5	6.8	5568
HAT-P-22	155.6833333	50.1283333	9.73	0.24	0.916	1.04	G5	12.4	5302
HAT-P-23	306.125	16.7622222	11.94	0.16	1.13	1.29	G5	4	5924

Continúa en la siguiente página

APÉNDICE A

NAME	RA	DEC	mag_v	$[Fe/H]$	M_{sun}	RADIUS R_{sun}	SP. TYPE	AGE Gyr	T_{eff} K
HAT-P-25	48.4375	25.1975	13.19	0.31	1.01	0.959	G5	3.2	5500
HD 2638	7.4958333	-5.7638889	9.44	0.16	0.93	NODATA	G5	3	5192
HD 330075	237.4041667	-49.9633333	9.36	0.03	0.95	NODATA	G5	6.21	6295
HD 80606	140.6541667	50.6036111	8.93	0.43	0.98	0.98	G5	7.63	5645
Kepler-22	289.2166667	47.8844444	12	-0.29	0.97	0.979	G5	NODATA	5518
WASP-34	165.4	-23.8605556	10.4	-0.02	1.01	0.93	G5	NODATA	5700
WASP-5	359.35	-41.2772222	12.26	0.09	1	1.084	G5	3	5700
WASP-97	24.6042	-55.77119	10.6	0.23	1.12	1.06	G5	11.9	5640
HD 88133	152.5291667	18.1866667	8.01	0.34	1.2	1.93	G5 IV	9.56	5494
HD 49674	102.875	40.8675	8.1	0.25	1.07	0.94	G5 V	2.38	5482
CoRoT-16	278.525	-6.0025	15.64	0.19	1.098	1.19	G5V	6.73	5650
Kepler-77	289.607971	44.345421	15	0.2	0.95	0.99	G5V	7.5	5520
KOI-1257 A	291.22500018	44.594166687	NODATA	0.27	0.99	1.13	G5V	9.3	5520
WASP-112	339.487500019	-35.153888895	13.3	-0.64	0.807	1.002	G6	10.6	5610
WASP-65	133.325	8.523	11.9	-0.07	0.93	NODATA	G6	NODATA	5600
WASP-8	359.9	-35.0313889	9.9	0.17	1.033	0.953	G6	4	5600
HD 76700	133.4791667	-66.8008333	8.13	0.14	1	1.33	G6 V	4.51	5726
WASP-46	318.7375	-55.8716667	12.9	-0.37	0.956	0.917	G6V	1.4	5620
WASP-98	58.425	-34.3283	13	-0.6	0.69	0.7	G7	3	5525
CoRoT-2	291.7791667	1.3838889	12.57	-0.04	0.97	0.902	G7V	NODATA	5575
HAT-P-27-WASP-40	222.7666667	5.9472222	12.21	0.29	0.945	0.898	G8	4.4	5300
WASP-104	160.602541675	7.4350833434	11.12	0.32	1.02	0.93	G8	NODATA	5450
WASP-39	217.325	-3.4444444	12.11	-0.12	0.93	0.895	G8	NODATA	5400
WASP-4	353.5625	-42.0613889	12.6	-0.03	0.93	1.15	G8	NODATA	5500
WASP-6	348.1583333	-22.6738889	12.4	-0.2	0.888	0.87	G8	11	5450
WASP-63	94.3375	-38.3233333	11.2	0.08	1.32	1.88	G8	NODATA	5550
WASP-83	190.154166679	-19.284166673	12.9	0.29	1.11	1.05	G8	5	5480
WASP-85	175.908333346	6.563611133	11.2	NODATA	1.09	0.935	G8	NODATA	6112
WASP-96	1.0458	-47.3606	12.2	0.14	1.06	1.05	G8	8	5540
CoRoT-28	278.6875	5.5739	13.49	0.15	1.01	1.78	G8/9IV	12	5150
CoRoT-26	279.75	6.97	15.76	0.01	1.09	1.79	G8IV	8.6	5590
Kepler-75	291.1375	36.5775	15	-0.07	0.88	0.88	G8V	6	5330
WASP-19	148.4166667	-45.6591667	12.3	0.02	0.904	1.004	G8V	11.5	5500
WASP-41	190.618737509	-30.6398750179	11.6	-0.08	0.95	1.01	G8V	NODATA	5450
WASP-44	3.9041667	-11.9380556	12.9	0.06	0.951	0.927	G8V	0.9	5410
WASP-77A	37.1542	-7.0606	11.29	0	1.002	0.955	G8V	1	5500
XO-5	116.7166667	39.0947222	12.13	0.18	0.88	1.06	G8V	8.5	5510
WASP-110	305.87500001	-44.058333341	12.3	-0.06	0.892	0.881	G9	8.6	5400
WASP-50	43.6875	-10.8980556	11.6	-0.12	0.861	0.855	G9	8.1	5400
CoRoT-18	98.170833347	0.031388901	14.99	-0.1	0.95	1	G9V	NODATA	5440
CoRoT-33	279.641666678	5.624722241	14.7	0.44	0.86	0.94	G9V	4.6	5225
Kepler-67	294.1542	46.1664	16.4	0.012	0.865	0.778	G9V	1	5331
HAT-P-1	344.4458333	38.675	10.4	0.13	1.151	1.174	GOV	3.6	5980
Kepler-66	293.9833	46.6878	15.3	0.012	1.038	0.966	GOV	1	5962
HAT-P-17	324.5375	30.4886111	10.54	0	0.857	0.837	K	7.8	5246
HAT-P-18	256.35	33.0125	12.76	0.1	0.77	0.717	K	12.4	4870

Continúa en la siguiente página

APÉNDICE A

NAME	RA	DEC	mag_v	$[Fe/H]$	M_{sun}	RADIUS R_{sun}	SP. TYPE	AGE Gyr	T_{eff} K
HAT-P-19	9.5166667	34.7116667	12.9	0.23	0.842	0.82	K	8.8	4990
HAT-P-3	206.0958333	48.0286111	11.86	0.41	0.917	0.799	K	1.6	5224
HAT-P-54	99.8980416785	25.4825277998	13.505	-0.127	0.645	0.617	K	3.9	4390
HATS-2	176.739094	-22.562992	13.562	0.15	0.882	0.898	K	9.7	5227
Kepler-16 (AB)	289.075	51.7575	12	-0.3	0.8499	0.65	K	NODATA	4450
OGLE-TR-113	163.1	-61.4466667	NODATA	0.14	0.78	0.765	K	0.7	4752
Qatar-1	303.3833333	65.1619444	12.84	0.2	0.85	0.823	K	4	4861
Qatar-2	207.6541667	-6.8038889	13.3	0	0.74	0.713	K	NODATA	4645
HD 118203	203.5083333	53.7283333	8.05	0.1	1.23	NODATA	K0	4.6	5600
WASP-84	131.1083	1.8433	NODATA	0	0.842	0.748	K0	1	5314
HD 83443	144.2958333	-43.2719444	8.23	0.35	0.9	1.04	K0 V	2.94	5460
55 Cnc	133.1541667	28.3338889	5.95	0.31	0.905	0.943	K0IV-V	10.2	5196
CoRoT-7	100.9541667	-1.0627778	11.7	0.03	0.93	0.87	K0V	1.5	5313
HD 7924	20.4958333	76.7102778	7.185	-0.15	0.832	0.78	K0V	NODATA	5177
TrES-1	286.0375	36.6325	11.79	0.001	0.88	0.85	K0V	2.5	NODATA
XO-2N	117.0291667	50.2258333	11.18	0.45	0.98	0.964	K0V	2	5340
HAT-P-26	213.156404179	4.0600361201	11.74	-0.04	0.816	0.788	K1	9	5079
HD 46375	98.3	5.4627778	7.94	0.24	0.91	1	K1 IV	4.96	5199
HD 189733	300.1791667	22.7108333	7.67	-0.03	0.8	0.805	K1-K2	0.6	4875
CoRoT-10	291.0625	0.7461111	15.22	0.26	0.89	0.79	K1V	3	5075
CoRoT-8	291.5875	1.4266667	14.8	0.3	0.88	0.77	K1V	3	5080
HD 97658	168.6375	25.7102778	6.27	-0.23	0.85	0.73	K1V	NODATA	5170
KOI-188	290.3583333342	40.56777779	15	0.24	0.93	0.86	K1V	5	5170
WASP-2	307.725	6.4294444	11.98	-0.08	0.84	0.834	K1V	NODATA	5150
WASP-23	101.1291667	-42.7619444	12.7	NODATA	0.78	0.765	K1V	NODATA	5150
HIP 116454	353.954166683	0.44555574	10.19	-0.16	0.775	0.716	K2	NODATA	5089
Kepler-432	293.283333336	48.285833341	13	-0.02	1.35	4.15	K2III	3.6	5020
WASP-45	5.2375	-35.9983333	12	0.36	0.909	0.945	K2V	1.4	5140
WASP-52	348.4958	8.7614	12	0.03	0.87	0.79	K2V	0.4	5000
WASP-89	313.900000012	-18.971111134	13.1	0.15	0.92	0.88	K3	1.3	4955
HD 219134	348.320833339	57.168333338	5.57	0.11	NODATA	0.778	K3V	NODATA	4699
WASP-11-HAT-P-10	47.3708333	30.6736111	11.89	0.13	0.82	0.81	K3V	11.2	4980
WTS-2	293.733333352	36.815555584	NODATA	0.2	0.82	0.761	K3V	0.6	5000
HAT-P-11	297.7083333	48.0808333	9.59	0.31	0.81	0.75	K4	6.5	4780
HD 63454	114.8375	-78.2788889	9.37	0.11	0.8	NODATA	K4 V	1	4841
KIC 12557548	290.9667	51.5047	16	-0.173	0.7	0.65	K4V	NODATA	4412
WASP-29	357.8791667	-39.9066667	11.3	0.11	0.825	0.846	K4V	15	4800
POTS-1	203.6083	-66.5811	17.94	-0.03	0.695	NODATA	K5	NODATA	4400
WASP-10	348.9916667	31.4627778	12.7	0.03	0.71	0.783	K5	0.8	4675
WASP-69	315.025000002	-5.094444455	9.87	0.144	0.826	0.813	K5	2	4715
CT Cha	166.0375	-76.4552778	12.36	NODATA	NODATA	NODATA	K7	0.002	NODATA
HAT-P-20	111.9166667	24.3363889	11.34	0.35	0.756	0.694	K7	6.7	4595
GQ Lup	237.3	-35.6508333	11.4	NODATA	0.7	NODATA	K7eV	0.001	NODATA
IRXS1609	242.375	-21.0827778	NODATA	NODATA	0.73	1.35	K7V	0.011	4060
WASP-43	154.9083333	-9.8063889	12.4	-0.01	0.717	0.667	K7V	0.4	4520
WASP-80	303.1667	-2.1456	11.881	-0.14	0.58	0.63	K7V	NODATA	4145

Continúa en la siguiente página

APÉNDICE A

NAME	RA	DEC	mag_v	$[Fe/H]$	M_{sun}	RADIUS R_{sun}	SP. TYPE	AGE Gyr	T_{eff} K
CoRoT-29	278.9042	6.4797	15.35	0.2	0.976	0.9	K0V	4.5	5260
WASP-67	295.7458333	-19.9494444	12.5	-0.07	0.87	0.87	Kov	NODATA	5200
GJ 1214	258.8291667	4.9638889	14.71	0.39	0.15	0.216	M	6	3026
Kepler-45	292.875	41.0641667	16.88	0.08	0.59	0.55	M	NODATA	3820
ROXs 42B	247.8125	-24.5456	14.27	NODATA	0.6	NODATA	M0 D	0.0068	2200
Ross 458(AB)	195.1958333	12.3758333	9.76	0	0.6	NODATA	M0.5	0.475	NODATA
EPIC 201637175	169.483333352	2.618611125	17	0.03	0.6	0.57	M0V	NODATA	3830
GJ 3470	119.775	15.3916667	12.27	0.2	0.539	0.568	M1.5	1	3600
HATS-6	88.1467500117	-19.031666679	15.2	NODATA	0.574	0.57	M1V	NODATA	3724
KOI-314	290.3833333344	43.293055569	13.5	NODATA	0.57	0.54	M1V	NODATA	3871
HD 41004 B	89.9583333	-48.2397222	12.33	-0.01	0.4	NODATA	M2	1.56	5035
GJ 436	175.5458333	26.7063889	10.68	-0.32	0.452	0.464	M2.5	6	3684
GJ 674	262.1666667	-46.8952778	9.38	-0.28	0.35	NODATA	M2.5	0.55	3600
GU Psc	18.145833345	17.065555569	13.55	NODATA	0.35	NODATA	M3	0.1	NODATA
2M 0122-2439	20.7125	-24.6142	NODATA	NODATA	0.4	NODATA	M3.5	0.12	NODATA
2M 0219-3925	34.841666674	-39.423055569	NODATA	NODATA	0.11	0.27	M6	NODATA	3064
2M 0746+20	116.6791667	20.0088889	NODATA	NODATA	0.12	0.089	NODATA	NODATA	2205
2M 2140+16	325.1208333	16.4216667	NODATA	NODATA	0.08	0.1	NODATA	NODATA	2300
2M 2206-20	331.5958333	-20.785	NODATA	NODATA	0.13	0.11	NODATA	NODATA	2350
EPIC 201505350	174.95833335	0.603611126	13.5	0.38	0.89	0.88	NODATA	NODATA	5230
HAT-P-12	209.3916667	43.4936111	12.84	-0.29	0.73	0.7	NODATA	2.5	4650
HAT-P-31	271.5375	26.4266667	11.66	0.15	1.218	1.36	NODATA	3.17	6065
HAT-P-34	303.1958333	18.105	10.16	0.08	1.36	1.45	NODATA	1.7	6509
HAT-P-35	123.25	4.7869444	12.46	0.11	1.236	1.435	NODATA	3.5	6096
HAT-P-36	188.2625	44.9152778	12.26	0.26	1.022	1.096	NODATA	6.6	5580
HAT-P-37	284.2958333	51.2691667	13.23	0.03	0.929	0.877	NODATA	3.6	5500
HAT-P-39	113.7583	17.83	11.422	0.19	1.404	1.625	NODATA	2	6430
HAT-P-40	335.5125	45.4575	11.699	0.22	1.512	2.206	NODATA	2.7	6080
HAT-P-41	297.3208	4.6725	11.087	0.13	1.28	1.19	NODATA	2.2	6479
HAT-P-42	135.3458	6.0972	12.168	0.27	1.179	1.528	NODATA	5.1	5743
HAT-P-43	128.925	10.2067	13.36	0.23	1.048	1.104	NODATA	5.7	5645
HAT-P-44	213.1458	47.0147	13.212	0.33	0.939	0.979	NODATA	8.9	5295
HAT-P-45	274.375	-3.3811	12.794	0.07	1.259	1.319	NODATA	2	6330
HAT-P-46	270.4458	-2.9708333	11.936	0.3	1.284	1.396	NODATA	2.5	6120
HAT-P-5	274.4041667	36.6216667	12	0.24	1.163	1.137	NODATA	1.7	5960
HAT-P-50	118.062500005	28.139444452	11.76	-0.18	1.273	1.698	NODATA	3.37	6280
HAT-P-51	21.066666672	32.810833358	13.44	0.27	0.976	1.041	NODATA	8.2	5449
HAT-P-52	42.720833351	29.022500005	14.07	0.28	0.887	0.893	NODATA	9.4	5131
HAT-P-53	21.870833343	38.968055576	13.73	0	1.093	1.209	NODATA	4.67	5956
HAT-P-55	264.273000002	25.7311944704	13.207	-0.03	1.013	1.011	NODATA	4.2	5808
HAT-P-7	292.2458333	47.9694444	10.5	0.13	1.51	2	NODATA	2.07	6259
HAT-P-8	343.0416667	35.4472222	10.17	0.01	1.28	1.58	NODATA	3.4	6200
HATS-1	175.525	-23.3547222	12.05	-0.06	0.986	1.038	NODATA	6	5870
HATS-10	294.308333338	-22.204444452	13.1	0.15	1.1	1.105	NODATA	3.3	5880
HATS-13	316.962500017	-26.096666679	13.89	0.05	0.962	1.087	NODATA	2.5	5523
HATS-14	313.216666684	-25.687222239	13.79	0.33	0.967	0.933	NODATA	4.9	5346

Continúa en la siguiente página

APÉNDICE A

NAME	RA	DEC	mag_v	$[Fe/H]$	MASS M_{sun}	RADIUS R_{sun}	SP. TYPE	AGE Gyr	T_{eff} K
HATS-4	94.11250009	-21.453055534	13.5	0.43	1.001	0.925	NODATA	2.1	5403
HATS-5	67.225000018	-20.518055534	12.63	0.19	0.936	0.871	NODATA	3.6	5304
HATS-9	290.808333338	-20.149722238	13.3	0.34	1.03	1.5	NODATA	10.8	5336
KELT-7	78.295833337	33.318055563	8.54	0.139	1.535	1.732	NODATA	1.3	6789
Kepler-15	296.200604183	49.1400944525	13.8	0.36	1.018	0.992	NODATA	NODATA	5595
Kepler-19	290.4208333	37.8516667	12	-0.13	0.936	0.85	NODATA	1.9	5541
Kepler-31	294.025	45.8530556	15.5	-0.08	1.21	1.22	NODATA	NODATA	6340
Kepler-38A	286.8292	42.2792	14.3	-0.158	0.949	1.757	NODATA	NODATA	5640
Kepler-413 (AB)	288.5125	51.1625	NODATA	NODATA	1.3623	0.7761	NODATA	NODATA	4700
Kepler-422	282.62962501	46.3233611228	13.642	0.23	1.15	1.24	NODATA	NODATA	5972
Kepler-423	292.855666675	46.391177917	14.499	0.26	1.07	0.99	NODATA	NODATA	5790
Kepler-424	298.624958343	48.57745002	14.497	0.44	1.01	0.94	NODATA	NODATA	5460
Kepler-447	285.266666668	48.560000019	12.5	0.07	1	1.03	NODATA	NODATA	5493
Kepler-46	289.2708333	42.6041667	15.3	0.41	0.902	0.94	NODATA	9.9	5155
Kepler-5	299.4083333	44.035	NODATA	0.04	1.374	1.793	NODATA	NODATA	6297
Kepler-6	296.8375	48.24	NODATA	0.34	1.209	1.391	NODATA	3.8	5647
Kepler-7	288.5833333	41.0897222	NODATA	0.11	1.36	2.02	NODATA	3.5	5933
Kepler-76	294.1917	39.6189	14	-0.1	1.2	1.12	NODATA	NODATA	6300
Kepler-8	281.2875	42.4511111	13.9	-0.055	1.213	1.486	NODATA	3.84	6213
Kepler-91	285.670833347	44.116666669	12.9	0.11	1.31	6.3	NODATA	4.86	4550
Kepler-93	291.420833347	38.672500018	NODATA	-0.18	0.911	0.919	NODATA	6.6	5669
KOI-1474	295.4166667	51.1847222	14	0	1.22	1.4	NODATA	2.8	6230
KOI-206	297.5916667	40.9772222	14.5	-0.13	NODATA	1.16	NODATA	NODATA	5771
KOI-680	292.2875	43.1972222	14	-0.46	NODATA	1.16	NODATA	NODATA	6060
KOI-830	290.58333334	40.57750002	15.5	0.09	0.87	0.8	NODATA	5	5150
OGLE-TR-182	167.3291667	-61.0952778	16.84	0.37	1.14	1.14	NODATA	NODATA	5924
OGLE-TR-211	160.0625	-62.4555556	NODATA	0.11	1.33	1.64	NODATA	NODATA	6325
PSR 1719-14	259.7916667	-14.6336111	NODATA	NODATA	1.4	NODATA	NODATA	12.5	NODATA
SWEEPS-04	269.725	-29.1891667	18.8	NODATA	1.24	1.18	NODATA	NODATA	NODATA
SWEEPS-11	269.7625	-29.1983333	19.83	NODATA	1.1	1.45	NODATA	NODATA	NODATA
TRES-5	305.2208333	59.4491667	13.72	0.2	0.893	0.866	NODATA	7.38	5171
WASP-20	0	0	10.68	-0.009	1.202	1.392	NODATA	7	5950
WASP-22	52.8166667	-23.8197222	12	-0.05	1.1	1.13	NODATA	NODATA	6000
WASP-35	76.0817733399	-6.2298230704	NODATA	NODATA	NODATA	NODATA	NODATA	NODATA	NODATA
WASP-42	192.981545852	-42.0736083402	NODATA	NODATA	NODATA	NODATA	NODATA	NODATA	NODATA
WASP-48	291.1625	55.4730556	11.06	-0.12	1.19	1.75	NODATA	NODATA	5990
WASP-49	91.0894250072	-16.9652944757	NODATA	NODATA	NODATA	NODATA	NODATA	NODATA	NODATA
WTS-1	293.9917	36.2903	16.3	-0.25	1.2	1.15	NODATA	2.5	6250

Tabla A.1: Estrellas acompañadas de exoplanetas en sistemas simples. La información encontrada en esta tabla es: (1) nombre de las estrellas huéspedes, (2) ascensión recta, (3) declinación (4) magnitud visual, (5) metalicidad relativa al hierro, (6) masa, (7) radio, (8) tipo espectral, (9) edad y (10) temperatura efectiva.

A.2 Lista de las estrellas con sistema múltiples

NAME	RA (2000)	DEC (2000)	mag_v	$[Fe/H]$	MASS M_{sun}	RADIUS R_{sun}	SP. TYPE	AGE Gyr	T_{eff} K
Kepler-10	285.6791667	50.2413889	11.16	-0.15	0.91	1.065	G	10.6	5708
Kepler-11	297.1166667	41.9091667	13.7	0	0.95	1.1	G	8	5680
Kepler-20	287.7	42.3386111	12.5	0.02	0.912	0.944	G8	8.8	5466
WASP-47	331.2041667	-12.0188889	11.9	0.18	1.084	1.15	G9V	NODATA	5400
CoRoT-24	101.925000014	-3.719444461	NODATA	0.3	0.91	0.86	K1V	11	4950
Kepler-62	283.2125	45.3499	14	-0.21	0.69	0.63	K2V	NODATA	4869
Kepler-114	294.1208	48.3494	13.7	-0.003	0.71	0.65	NODATA	NODATA	4450
Kepler-18	298.0791667	44.7463889	14	0.2	0.972	1.108	NODATA	10	5383
Kepler-23	294.2166667	49.4791667	14	NODATA	1.11	1.52	NODATA	NODATA	5760
Kepler-24	290.4125	38.3438889	15.5	NODATA	1.03	1.07	NODATA	NODATA	5800
Kepler-25	286.6375	39.4877778	11	0.01	1.22	1.36	NODATA	NODATA	6190
Kepler-26	284.9416667	46.5666667	16	-0.21	0.65	0.59	NODATA	NODATA	4500
Kepler-27	292.2375	41.0858333	NODATA	0.41	0.65	0.59	NODATA	NODATA	5400
Kepler-279	287.3917	42.195	13.7	-0.57	1.23	1.27	NODATA	NODATA	6562
Kepler-28	292.1375	42.4294444	15.5	0.34	0.75	0.7	NODATA	NODATA	4590
Kepler-29	298.35	47.4911111	15.5	0	1	0.96	NODATA	NODATA	5750
Kepler-30	285.2833333	38.9472222	15.5	0.18	0.99	0.95	NODATA	NODATA	5498
Kepler-305	299.225	40.3431	15.8	-0.071	0.83	0.87	NODATA	NODATA	4918
Kepler-32	297.8416667	46.5741667	16	0	0.58	0.53	NODATA	NODATA	3900
Kepler-36	291.25	49.2319444	12	NODATA	1.113	1.66	NODATA	6.923	5900
Kepler-37	284.59625	44.51817	10.3	-0.32	0.803	0.77	NODATA	6	5417
Kepler-396	296.1333	48.8106	NODATA	-0.129	0.81	1.04	NODATA	NODATA	5384
Kepler-42	292.2208333	44.6194444	16.12	-0.48	0.13	0.17	NODATA	NODATA	3068
Kepler-51	296.4792	49.9378	15	NODATA	1	0.91	NODATA	NODATA	5803
Kepler-56	293.7583	41.8719	13	0.2	1.32	4.23	NODATA	3.5	4840
Kepler-68	291.033333336	49.040277784	NODATA	0.12	1.079	1.243	NODATA	6.3	5793
Kepler-79	300.51712	44.38158	14.11	NODATA	1.165	1.302	NODATA	3.44	6174
Kepler-85	290.975	45.2903	15	NODATA	0.95	0.84	NODATA	NODATA	5666
Kepler-9	285.575	38.4008333	13.9	0.17	1	1.1	NODATA	3	5722
KOI-1574	297.9167	46.965	15	-0.17	1.1	1.82	NODATA	7.5	5600
KOI-82	281.482727	47.208031	12	0.18	0.81	0.76	NODATA	NODATA	4809
KOI-94	297.3333	41.8911	12.4	-0.01	1.25	1.656	NODATA	3.9	6116

Tabla A.2: Estrellas acompañadas de exoplanetas en sistemas múltiples. La información encontrada en esta tabla es: (1) nombre de las estrellas huéspedes, (2) ascensión recta, (3) declinación (4) magnitud visual, (5) metalicidad relativa al hierro, (6) masa, (7) radio, (8) tipo espectral, (9) edad y (10) temperatura efectiva.

B

Estrellas candidatas para ser observadas con el Tigre

B.1 Estrellas candidatas a observación

Star	RA	DEC	B	V
HD 46375	06h 33m 12.62s	+05° 27' 46.5"	8.7	7.8
HD 75289	08h 47m 40.39s	-41° 44' 12.5"	6.9	6.4
HD88133	10h 10m 07.68s	+18° 11' 12.7"	8.9	8.0
HD 149143	16h 32m 51.05s	+02° 05' 05.4"	8.6	7.9
HD179070	19h 09m 26.84s	+38° 42' 50.5"	8.8	8.3
55Cnc	8h 52m 35.81s	+28° 19' 50.95"	6.82	5.95
HD33283	5h 8m 1.01s	-26° 47' 50.90"	8.64	8.04
HD49674	6h 51m 30.51s	+40° 52' 3.92"	8.83	8.1
HD17156	2h 49m 44.49s	+71° 45' 11.63"	8.78	8.16
KELT-7	5h 13m 10.93s	+33° 19' 5.40"	8.97	8.54
HD86081	9h 56m 5.92s	+3° 48' 30.32"	9.34	8.7
KELT-2A	6h 10m 39.35s	+30° 57' 25.70"	9.33	8.77
HD80606	9h 22m 37.57s	+50° 36' 13.48"	9.78	9
WASP-76	1h 46m 31.86s	+2° 42' 2.07"	10.13	9.52
HAT-P-22	10h 22m 43.59s	+50° 7' 42.03"	10.62	9.76
KELT-3	9h 54m 34.39s	+40° 23' 16.98"	10.3	9.82
XO-3	4h 21m 52.70s	+57° 49' 1.89"	10.27	9.85
WASP-82	4h 50m 38.56s	+1° 53' 38.12"	10.49	10.07
WASP-101	6h 33m 24.27s	-23° 29' 10.27"	10.78	10.34

Continúa en la siguiente página

APÉNDICE B

Star	RA	DEC	B	V
HAT-P-30	8h 15m 47.98s	+5° 50' 12.39"	10.95	10.35
WASP-13	9h 20m 24.70s	+33° 52' 56.69"	11.21	10.42
HD97658	11h 14m 33.16s	+25° 42' 37.39"	8.569	7.714
BD-103166	10h 58m 28.78s	-10° 46' 13.39"	10.88	10.01
* tau Boo	13h 47m 15.74s	+17° 27' 24.86"	4.98	4.49
HD118203	13h 34m 2.54s	+53° 43' 42.71"	8.75	8.06
Ross 458	13h 0m 46.58s	+12° 22' 32.63"	11.233	9.75
WASP-34	11h 1m 35.89s	-23° 51' 38.39"	11.05	10.28
KELT-6	13h 3m 55.65s	+30° 38' 24.18"	10.837	10.337
HD149026	16h 30m 29.62s	+38° 20' 50.31"	8.75	8.14
HAT-P-2	16h 20m 36.36s	+41° 2' 53.11"	9.15	8.69
WASP-14	14h 33m 6.35s	+21° 53' 40.98"	10.194	9.745
WASP-38	16h 15m 50.36s	+10° 1' 57.33"	9.866	9.39
HAT-P-14	17h 20m 27.87s	+38° 14' 31.94"	10.41	9.99
HD189733	20h 0m 43.71s	+22° 42' 39.06"	8.578	7.648
Kepler-21	19h 9m 26.84s	+38° 42' 50.46"	8.767	8.25
HAT-P-11	19h 50m 50.25s	+48° 4' 51.09"	10.66	9.47
Kepler-37	18h 56m 14.31s	+44° 31' 5.36"	10.45	9.77
HAT-P-34	20h 12m 46.89s	+18° 6' 17.42"	10.81	10.4
HAT-P-7	19h 28m 59.36s	+47° 58' 10.26"	10.97	10.48
HN Peg	21h 44m 31.33s	+14° 46' 18.98"	6.53	5.95
HD179949	19h 15m 33.23s	-24° 10' 45.67"	6.757	6.254
HD209458	22h 3m 10.77s	+18° 53' 3.54"	8.21	7.63
WASP-74	20h 18m 9.32s	-1° 4' 32.62"	10.39	9.75
WASP-69	21h 0m 6.19s	-5° 5' 40.11"	10.93	9.87
51Peg	22h 57m 27.98s	+20° 46' 7.79"	6.16	5.46
HD219134	23h 13m 16.98s	+57° 10' 6.08"	6.56	5.57
HAT-P-1	22h 57m 46.84s	+38° 40' 30.33"	10.82	9.87
WASP-94A	20h 55m 7.95s	-34° 8' 8.00"	10.74	10.05
HIP116454	23h 35m 49.28s	+0° 26' 43.86"	11.1	10.19
WASP-111	21h 55m 4.24s	-22° 36' 45.25"	10.7	10.25
HAT-P-8	22h 52m 9.86s	+35° 26' 49.59"	10.77	10.36
HAT-P-6	23h 39m 5.81s	+42° 27' 57.51"	10.88	10.47
HD2638	0h 29m 59.87s	-5° 45' 50.40"	10.33	9.38
HD7924	1h 21m 59.11s	+76° 42' 37.03"	8.005	7.185
WASP-8	23h 59m 36.07s	-35° 1' 52.91"	10.69	9.87

Tabla B.1: *La información encontrada en esta tabla es: (1) nombre de la estrella, (2) ascensión recta, (3) declinación, (4) magnitud B y (5) magnitud V.*

B.2 Tiempos de exposición y señal a ruido de la muestra observada

Star name	Exposure time (s)	SN
KELT-6	5825.67	54
HD 219134	480.00	139
KEPLER-37	5594.32	75
HD 46375	6480.00	107
HD 75289	2268.00	99
HD 88133	6957.57	94
HD 149143	6480.00	93
HAT-P-30	6055.08	59
KELT-3	5547.99	68
KEPLER-21	1761.92	83
KELT-2A	3259.91	95
HD86081	3681.78	100
WASP-74	5790.76	73
HD 149026	2246.37	98
HD 209458	2400.14	98
BD 10 31 66	6046.68	72
HD189733	1987.08	102
HD189733	2518.21	125
HD 97658	2098.41	123
HAT-P-7	2608.87	32
HAT-P-7	7115.00	51
KELT-7	2833.98	93
HAT-P-14	5037.88	57
WASP-14	4474.18	66
HAT-P-2	4202.68	69
HAT-P-2	3274.45	91
HAT-P-2	3550.20	91
WASP-38	4546.44	82
HD 118203	2489.11	92
HD 2638	6273.39	82
WASP-13	7421.78	51
WASP-34	8209.37	62
WASP-82	5885.09	51
HD17156	2775.98	98
XO-3	4246.51	60
HD33283	3202.94	101
HD 217014	2400.00	254
HD 115383	239.31	105
HAT-P-6	7499.66	49

Continúa en la siguiente página

APÉNDICE B

Star name	Exposure time (s)	SN
HD 75732	1719.47	141
HD 120136	555.89	174
WASP-76	5465.94	73
HN-PEG	480.00	99

Tabla B.2: *La información encontrada en esta tabla es: (1) nombre de la estrella, (2) tiempo de exposición en segundos y (3) señal a ruido del espectro.*

C

Guía de uso de iSpec

A partir de varias conversaciones con compañeros, se observó la importancia de tener claro como se utiliza iSpec. Para poder aportar en esto explicaré cuales fueron los pasos que utilicé para el análisis de los espectros hechos en esta tesis (mediante la interfaz gráfica).

En primera instancia es importante seguir los pasos de instalación de iSpec presentados en la página de Internet <https://www.blancocuaresma.com/s/iSpec/manual/installation>. Esto permite tener el código de tal forma que se puede manipular por los scripts o por la parte gráfica.

Ahora bien, en este caso, como se describió en la sección 3, se utilizó un espectro de la Luna (el cuál nos da información espectral del Sol) observada por el telescopio TIGRE. Esto se hizo con el fin de obtener las líneas que reprodujeran los parámetros físicos del Sol. El primer paso para el análisis de los espectros fue hacer la limpieza de las líneas telúricas mediante MOLECFIT (ver sección 3). A partir del archivo del espectro sin líneas telúricas, se creó un archivo en donde se tuvieron las tres únicas columnas que se necesita para trabajar iSpec (ver Figura C.1).

waveobs	flux	error
576.677	2.293846e-05	1.347795e-06
576.6853	2.094267e-05	1.318251e-06
576.6936	2.229117e-05	1.350381e-06
576.7019	2.51992e-05	1.434614e-06
576.7102	2.506302e-05	1.424571e-06
576.7185	2.075415e-05	1.295527e-06
576.7269	2.040798e-05	1.283587e-06
576.7352	2.622767e-05	1.452047e-06
576.7435	2.406312e-05	1.373623e-06
576.7518	2.102914e-05	1.287054e-06
576.7601	2.109987e-05	1.278584e-06
576.7684	1.677992e-05	1.138402e-06
576.7767	2.359737e-05	1.349532e-06
576.785	2.253433e-05	1.309855e-06
576.7933	2.442219e-05	1.362922e-06
576.8016	2.103351e-05	1.265961e-06
576.81	2.226696e-05	1.2952e-06
576.8183	2.398784e-05	1.342032e-06
576.8266	2.235179e-05	1.298142e-06
576.8349	2.140417e-05	1.259655e-06
---	---	---

Figura C.1: *Formato de los archivos espectrales para trabajar con iSpec*

APÉNDICE C

Al abrir el espectro del Sol (Figura C.2), el primer paso era seleccionar el rango en longitud de onda con el que se trabajaría (con mejor S/N). Para esto hice uso de la función RESAMPLE SPECTRUM de iSpec, la cuál está ubicada en (Operations-Resample spectrum). Aquí establezco el rango del espectro (“Base Wavelength” y “Top Wavelength”). En mi caso los valores establecidos fueron: “Base Wavelength” = 575nm, “Top Wavelength” = 875 nm, “Wavelength step” = 0.001, y “Method” = Linear.

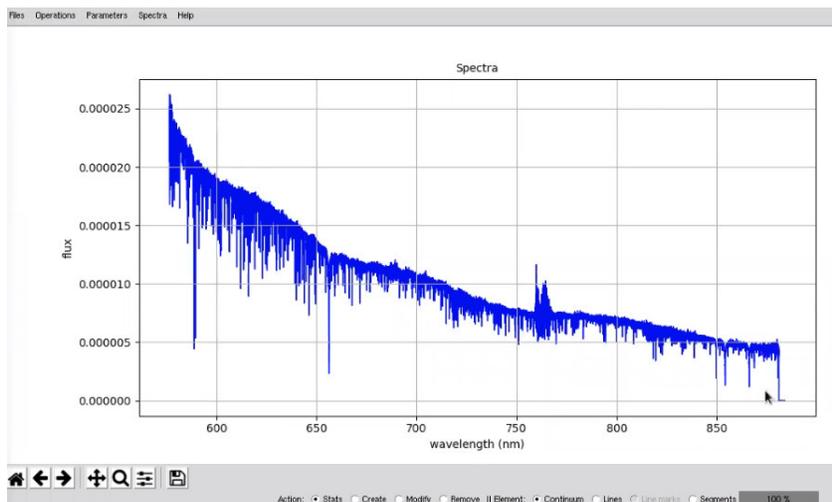


Figura C.2: Espectro de la Luna (Sol) en longitudes de onda en rojo observada por el Tigre

Al tener el rango establecido, el paso a seguir fue hacer la corrección de la velocidad radial. Para esto primero se determina el valor de la velocidad radial a través de Parameters - Determine velocity relative to - Atomic line mask (radial velocity). Como se puede ver en la Figura C.3 existen algunos límites que se pueden incluir manualmente. Para decidir cuales eran los valores favorables para mi análisis, en especial cuál era la *Mask linelist* que mejor se ajustaba a mi rango de longitud, se hizo varias iteraciones con diversas combinaciones y así poder decidir finalmente cuál era la mejor para mi estudio. En este caso la lista de líneas *Atlas.Arcturus.372-926nm* fue la que mejor calculó la velocidad radial de mi espectro. Al determinar el valor de la Velocidad Radial, se procedió a hacer la corrección a través de Operations - Correct velocity relative to - Atomic line mask (radial velocity) con el valor de la velocidad radial.

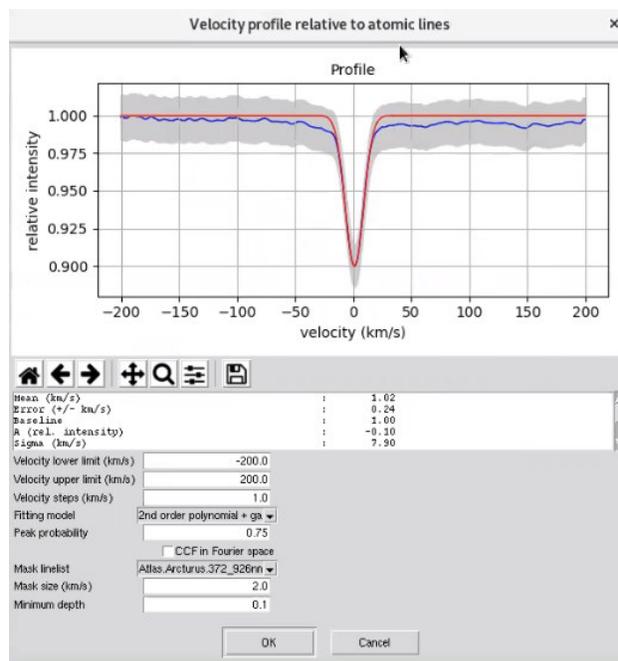


Figura C.3: Determinación de la velocidad radial para la corrección de este parámetro

Teniendo el espectro corregido por la velocidad radial, el siguiente paso era ajustar un continuo. Para hacer esto vamos a **Operations - Fit continuum - Splines**. Como sabemos la resolución del Tigre es de $R \sim 20000$, este valor se establece en los parámetros para el ajuste del continuo como se observa en la Figura C.4 (al igual que los otros parámetros que se observan en la figura).

Después se ajusta el continuo el paso a seguir es hacer la normalización de esto. Para hacer esto vamos a **Operations - Continuum Normalization** y así se normaliza el espectro.

En estos momentos el espectro está listo para trabajar. Como ya se dijo anteriormente, una ventaja de trabajar con el espectro del Sol es que ya tenemos los parámetros físicos establecidos en la literatura. Es por esto que el paso a seguir fue crear un espectro sintético del Sol con las características ya mencionadas. Para esto, en la parte gráfica vamos a **Spectra - Synthesize spectrum**. En la Figura C.5 se observan los parámetros utilizados (*limb darkening* = 0.6) para el espectro sintético que se va a crear. Para la combinación del código, modelo atmosférico, abundancias solares y la lista de líneas fue necesario probar varias combinaciones y así decidir cuál era la mejor para nuestros espectros. En el caso de v_{mic} y v_{mac} se decidió utilizar los valores de [Doyle et al. \(2014\)](#) y [Tsantaki et al. \(2013\)](#) (esto se explica en la sección 3). Esto genera un espectro sintético el cual se compara con el espectro observado (Figura C.6).

Teniendo esto se puede buscar cuales son las líneas observadas que se asemejan mejor a las líneas del espectro creado. Para la creación de las líneas vamos a la parte inferior del interfaz gráfico y seleccionamos **Create + Lines**, a continuación (con el puntero) seleccionamos una a una las líneas que se asemejen. Adicionalmente, es necesario la creación de segmentos alrededor de cada línea. Para hacer esto seleccionamos **Create + Segments** y creamos un seg-

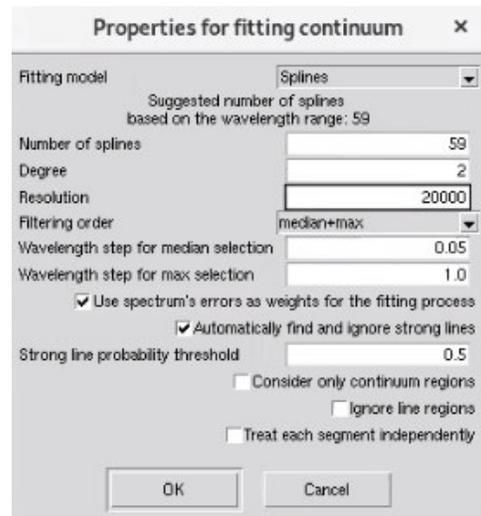


Figura C.4: Parámetros para el ajuste del continuo

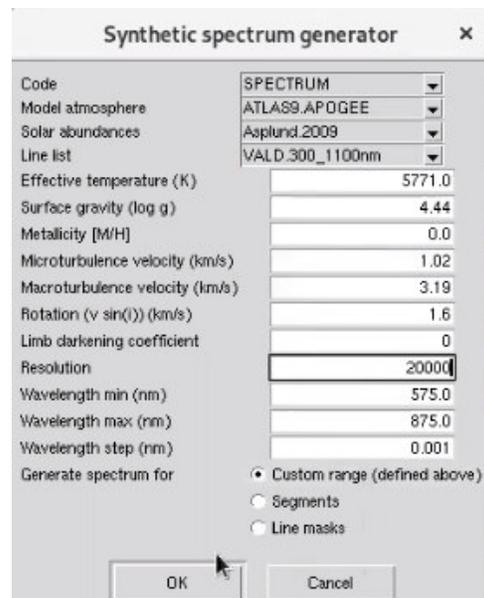


Figura C.5: Parámetros para la creación del espectro sintético del Sol

APÉNDICE C

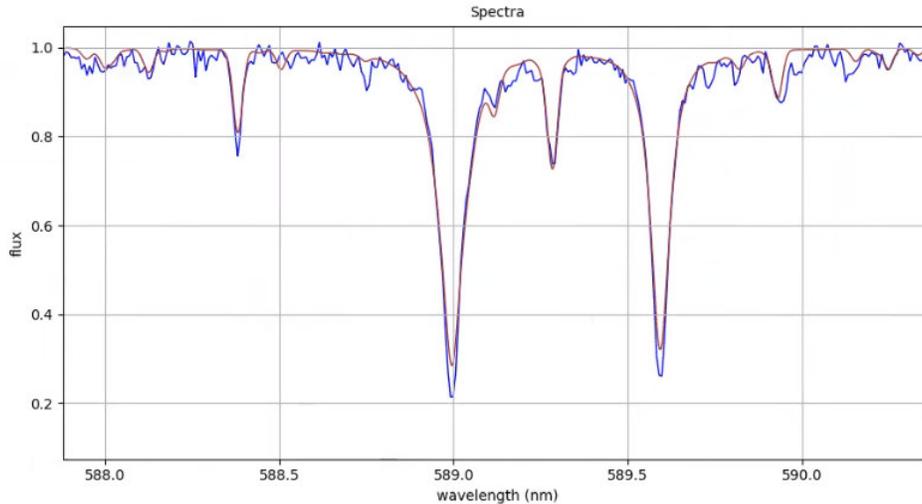


Figura C.6: Espectro observado (línea azul) y espectro sintético creado (línea roja)

mento alrededor de la línea.

Ahora bien, para establecer líneas efectivas calculé los parámetros línea por línea, de tal forma que no hubiera alguna que me cambiara abruptamente los resultados. Para esto vamos a **Parameters - Determine parameters**, usamos la combinación dicha anteriormente y establecemos que parámetros dejaremos libres, como vemos en la Figura C.7. En este caso sólo se fijó las turbulencias y se cambió el valor de *limb darkening* = 0.6. Este proceso se realizó para cada línea y al final lo que se hizo fue una combinación de todas las líneas, teniendo al final los parámetros del Sol y las líneas (y segmentos) necesarias para reproducirlos. Fueron estas líneas las usadas para el análisis del resto de mis espectros, ya que pertenecen a estrellas con características similares al Sol.

Figura C.7: Parámetros para la determinación de los parámetros del espectro que se está estudiando

D

Lista de líneas y segmentos usados en iSpec

D.1 Lista de líneas usadas en iSpec

Wave peak (nm)	Wave base (nm)	Wave top (nm)	Line
588.99588	588.94222	589.04222	Na 1
589.59163	589.54111	589.64111	Na 1
593.01860	592.98592	593.05392	Fe 1
593.46651	593.42892	593.50592	Fe 1
597.53414	597.48979	597.58979	Fe 1
597.67773	597.62991	597.72291	Fe 1
598.48312	598.43190	598.56890	Fe 1
598.70881	598.64490	598.75990	Fe 1
600.29858	600.25190	600.35090	Fe 1
600.85518	600.82490	600.89890	Fe 1
601.66277	601.61100	601.71100	Mn 1
602.01421	601.96367	602.06367	Fe 1
602.40660	602.35789	602.46389	Fe 1
605.60321	605.55988	605.68088	Fe 1
606.54944	606.50088	606.59188	Fe 1
607.84895	607.77287	607.87687	Fe 1
608.27566	608.21795	608.31795	Fe 1
608.52283	608.47749	608.57749	Fe 1
612.22247	612.17026	612.27026	Ca 1
616.21708	616.16895	616.26895	Ca 1
617.05025	617.00284	617.11684	Fe 1

Continúa en la siguiente página

APÉNDICE D

Wave peak (nm)	Wave base (nm)	Wave top (nm)	Line
617.33398	617.28284	617.38384	Fe 1
621.34207	621.29882	621.39582	Fe 1
621.92698	621.84182	621.96982	Fe 1
623.07220	623.02782	623.18682	Fe 1
623.26443	623.18682	623.30782	Fe 1
624.63262	624.58981	624.68681	Fe 1
625.25639	625.21081	625.31081	Fe 1
625.42401	625.32981	625.50981	Fe 1
625.63427	625.56281	625.67981	Fe 1
629.09511	629.04733	629.14733	Fe 1
629.78076	629.71379	629.85479	Fe 1
630.15083	630.08979	630.20279	Fe 1
630.25140	630.20279	630.30279	Fe 1
632.27100	632.22279	632.31279	Fe 1
633.53314	633.46578	633.58878	Fe 1
633.68271	633.63878	633.74778	Fe 1
635.50383	635.44677	635.57677	Fe 1
635.86712	635.81277	635.92577	Fe 1
638.07432	638.02640	638.12640	Fe 1
639.36116	639.29676	639.42776	Fe 1
640.80112	640.75776	640.91376	Fe 1
641.16457	641.08775	641.21975	Fe 1
641.69616	641.64490	641.74490	Fe 2
641.99489	641.94275	642.04075	Fe 1
642.13768	642.07575	642.20975	Fe 1
643.08506	643.01575	643.15275	Fe 1
643.26627	643.21813	643.31813	Fe 2
643.90634	643.85724	643.95724	Ca 1
645.64054	645.58656	645.68656	Fe 2
646.26064	646.20808	646.30808	Ca 1
646.92004	646.87107	646.97107	Fe 1
647.56567	647.51171	647.61171	Fe 1
648.18822	648.13618	648.23618	Fe 1
649.49893	649.41973	649.54373	Fe 1
651.60977	651.55867	651.65867	Fe 2
651.83846	651.78680	651.88680	Fe 1
654.62452	654.57571	654.69671	Fe 1
656.28080	655.54830	656.68319	H 1
657.50034	657.45074	657.55074	Fe 1
659.38873	659.34169	659.45369	Fe 1
659.75845	659.70725	659.80725	Fe 1
660.90667	660.86047	660.96047	Fe 1
664.36256	664.31386	664.41386	Ni 1

Continúa en la siguiente página

APÉNDICE D

Wave peak (nm)	Wave base (nm)	Wave top (nm)	Line
667.79827	667.72966	667.87066	Fe 1
670.51337	670.45702	670.55702	Fe 1
671.77007	671.71380	671.81380	Ca 1
672.66568	672.61776	672.71776	Fe 1
675.01822	674.96525	675.06525	Fe 1
680.68563	680.63577	680.73577	Fe 1
682.03588	681.98944	682.08944	Fe 1
682.86196	682.80851	682.90851	Fe 1
684.36577	684.31502	684.41502	Fe 1
691.66691	691.62181	691.72181	Fe 1
694.51960	694.47032	694.57032	Fe 1
695.12506	695.07212	695.17212	Fe 1
703.82089	703.77181	703.87181	Fe 1
706.84401	706.79183	706.89183	Fe 1
709.03777	708.98504	709.08504	Fe 1
713.09000	713.04510	713.14510	Fe 1
713.30011	713.24527	713.34527	Fe 1
714.52414	714.47678	714.57678	CN 1
714.81550	714.76661	714.86661	Ca 1
715.56700	715.51246	715.61246	Fe 1
717.59702	717.54031	717.64031	Fe 1

Tabla D.1: *La información encontrada en esta tabla es: (1) pico de la línea en longitud de onda, (2) longitud de onda mínima para la línea, (3) longitud de onda máxima para la línea, y (4) nombre de la línea.*

D.2 Lista de segmentos usados en iSpec

Wave base (nm)	Wave top (nm)
588.89222	589.09222
589.49111	589.69111
592.93592	593.10392
593.37892	593.55592
595.57061	595.77061
597.43979	597.77291
598.38190	598.80990
600.20190	600.40090
600.77490	600.94890
601.56100	601.76100
601.91367	602.11367

Continúa en la siguiente página

APÉNDICE D

Wave base (nm)	Wave top (nm)
602.30789	602.51389
605.50988	605.73088
606.45088	606.64188
607.72287	607.92687
608.16795	608.36795
608.42749	608.62749
612.12026	612.32026
615.06083	615.26083
616.11895	616.31895
616.95284	617.16684
617.23284	617.43384
621.24882	621.44582
621.79182	622.01982
622.97782	623.35782
624.53981	624.73681
625.16081	625.72981
628.99733	629.19733
629.66379	629.90479
630.03979	630.35279
632.17279	632.36279
633.41578	633.79778
635.39677	635.62677
635.76277	635.97577
637.97640	638.17640
639.24676	639.47776
640.70776	640.96376
641.03775	641.26975
641.59490	641.79490
641.89275	642.25975
642.96575	643.36813
643.80724	644.00724
645.53656	645.73656
646.15808	646.35808
646.82107	647.02107
647.46171	647.66171
648.08618	648.28618
649.36973	649.59373
651.50867	651.70867
651.73680	651.93680
654.52571	654.74671
657.40074	657.60074
659.29169	659.50369
659.65725	659.85725

Continúa en la siguiente página

APÉNDICE D

Wave base (nm)	Wave top (nm)
660.81047	661.01047
664.26386	664.46386
667.67966	667.92066
670.40702	670.60702
671.20728	671.40728
671.66380	671.86380
672.56776	672.76776
674.91525	675.11525
680.58577	680.78577
681.93944	682.13944
682.75851	682.95851
683.88106	684.08106
684.26502	684.46502
691.57181	691.77181
693.26353	693.46353
694.42032	694.62032
694.64098	694.84098
695.02212	695.22212
703.72181	703.92181
706.74183	706.94183
708.93504	709.13504
712.99510	713.19510
713.19527	713.39527
714.42678	714.62678
714.71661	714.91661
715.46246	715.66246
716.26849	716.55849
717.49031	717.69031
721.86340	722.21903
724.38117	724.58117
731.96783	732.16783
738.53181	738.73181
738.79541	739.04741
740.98940	741.22640
742.12695	742.32695
743.98772	744.18772
744.46739	744.71539
749.39838	749.62237
750.95237	751.23537
770.93274	771.13274
772.22244	772.42244
774.71529	774.91129
775.01252	775.21252

Continúa en la siguiente página

APÉNDICE D

Wave base (nm)	Wave top (nm)
777.91128	778.17627
783.09526	783.36826
793.56122	793.83022
794.46322	794.70022
799.76120	800.01220
804.47818	804.75018
808.39417	808.65117
820.67842	820.87842
832.58408	832.82108
838.65606	838.90206
846.73203	846.94303
851.27902	851.51502
868.72596	868.99296
870.93947	871.13947
655.19344	656.73399

Tabla D.2: *La información encontrada en esta tabla es: (1) valor mínimo del segmento y (2) valor máximo del segmento.*

E

Tablas de exoplanet.org

E.1 LMH de “*Exoplanet orbit Database*”

APÉNDICE E

NAME	MASS M_{Jup}	R R_{Jup}	PER days	A AU	ECC	STAR NAME	TEFF K	LOG G	[FE/H]	VSINI km/s	MSTAR M_{\odot}	RSTAR R_{\odot}	DETECTION
TrES-2 b	1.20	1.22	2.47	0.04	0.00	TrES-2	5850.00	4.43	-0.15	2.00	0.98	1.00	Transit
WASP-4 b	1.22	1.34	1.34	0.02	0.00	WASP-4	5500.00	4.45	0.00	2.20	0.91	0.91	Transit
HATS-35 b	1.23	1.50	1.82	0.03	0.00	HATS-35	6300.00	4.24	0.21	8.66	1.32	1.43	Transit
WASP-130 b	1.23	0.91	11.55	0.10	0.00	WASP-130	5625.00	4.49	0.26	0.50	1.04	0.96	Transit
WASP-82 b	1.25	1.67	2.71	0.04	0.00	WASP-82	6480.00	3.96	0.12	2.60	1.64	2.18	Transit
KELT-7 b	1.28	1.53	2.73	0.04	0.00	KELT-7	6789.00	4.15	0.14	65.00	1.54	1.73	Transit
KELT-14 b	1.28	1.78	1.71	0.03	0.00	KELT-14	5720.00	4.30	0.32	3.30	1.24	1.52	Transit
HAT-P-8 b	1.29	1.50	3.08	0.04	0.00	HAT-P-8	6200.00	4.15	0.01	11.50	1.28	1.58	Transit
CoRoT-13 b	1.31	0.89	4.04	0.05	0.00	CoRoT-13	5945.00	4.30	0.01	4.00	1.09	1.01	Transit
WASP-97 b	1.32	1.13	2.07	0.03	0.00	WASP-97	5640.00	4.45	0.23	1.10	1.12	1.06	Transit
HATS-4 b	1.32	1.02	2.16	0.03	0.01	HATS-4	5403.00	4.51	0.43	0.70	1.00	0.93	Transit
HATS-17 b	1.34	0.79	16.25	0.13	0.03	HATS-17	5846.00	4.42	0.30	3.73	1.13	1.09	Transit
WASP-91 b	1.34	1.05	2.80	0.04	0.00	WASP-91	4920.00	4.30	0.19	2.40	0.84	0.86	Transit
WASP-12 b	1.36	1.79	1.09	0.02	0.05	WASP-12	6300.00	4.38	0.30	2.20	1.28	1.63	Transit
HAT-P-50 b	1.37	1.32	3.12	0.05	0.00	HAT-P-50	6280.00	4.07	-0.18	8.90	1.27	1.70	Transit
WASP-72 b	1.41	1.01	2.22	0.04	0.00	WASP-72	6250.00	4.10	-0.06	6.00	1.33	1.71	Transit
WASP-93 b	1.44	1.10	2.73	0.04	0.00	WASP-93	6700.00	4.50	0.07	37.00	1.30	1.06	Transit
Kepler-420 b	1.45	0.94	86.65	0.38	0.77	Kepler-420	5520.00	4.32	0.27	4.60	0.99	1.13	Transit
WASP-50 b	1.47	1.15	1.96	0.03	0.01	WASP-50	5400.00	4.54	-0.12	2.60	0.89	0.84	Transit
HATS-23 b	1.48	1.90	2.16	0.03	0.00	HATS-23	5780.00	4.33	0.28	4.62	1.12	1.20	Transit
KELT-2 A b	1.52	1.29	4.11	0.05	0.00	KELT-2 A	6151.00	4.03	-0.02	9.00	1.31	1.83	Transit
WASP-65 b	1.55	1.14	2.31	0.03	0.00	WASP-65	5600.00	4.25	-0.07	3.60	0.93	1.01	Transit
WASP-5 b	1.62	1.14	1.63	0.03	0.00	WASP-5	5880.00	4.40	0.09	3.40	1.01	1.03	Transit
K2-34 b	1.70	1.41	3.00	0.04	0.00	K2-34	6149.00	4.20	0.00	6.31	1.23	1.58	Transit
HAT-P-49 b	1.73	1.41	2.69	0.04	0.00	HAT-P-49	6820.00	4.10	0.07	16.00	1.54	1.83	Transit
WASP-77 A b	1.76	1.21	1.36	0.02	0.00	WASP-77 A	5500.00	4.33	0.00	4.00	1.00	0.96	Transit
WASP-105 b	1.76	0.98	7.87	0.07	0.00	WASP-105	5070.00	4.20	0.28	1.70	0.89	0.90	Transit
WASP-43 b	1.78	0.93	0.81	0.01	0.00	WASP-43	4400.00	4.65	-0.05	4.00	0.58	0.60	Transit
TrES-5 b	1.78	1.21	1.48	0.02	0.00	TrES-5	5171.00	4.51	0.20	3.80	0.89	0.87	Transit
K2-31 b	1.78	1.05	1.26	0.02	0.00	K2-31	5280.00	4.60	0.08	2.60	0.91	0.78	Transit
HAT-P-7 b	1.79	1.36	2.20	0.04	0.00	HAT-P-7	6389.00	4.07	0.26	3.80	1.50	1.98	Transit
WASP-37 b	1.79	1.16	3.58	0.04	0.00	WASP-37	5800.00	4.25	-0.40	2.40	0.93	1.00	Transit
HAT-P-36 b	1.84	1.26	1.33	0.02	0.06	HAT-P-36	5560.00	4.37	0.26	3.58	1.02	1.10	Transit
HATS-1 b	1.87	1.30	3.45	0.04	0.12	HATS-1	5870.00	4.40	-0.06	2.52	1.04	1.04	Transit
WASP-73 b	1.88	1.16	4.09	0.06	0.00	WASP-73	6030.00	3.93	0.14	6.10	1.34	2.07	Transit
WASP-135 b	1.90	1.30	1.40	0.02	0.00	WASP-135	5657.00	4.47	0.02	4.67	0.98	0.96	Transit
TrES-3 b	1.91	1.34	1.31	0.02	0.00	TrES-3	5650.00	4.58	-0.19	1.00	0.92	0.81	Transit
WASP-106 b	1.93	1.09	9.29	0.09	0.00	WASP-106	6055.00	4.23	-0.09	6.30	1.09	1.39	Transit
HAT-P-15 b	1.95	1.07	10.86	0.10	0.19	HAT-P-15	5568.00	4.38	0.22	2.00	1.01	1.08	Transit
HATS-18 b	1.98	1.37	0.84	0.02	0.00	HATS-18	5600.00	4.44	0.28	6.23	1.04	1.02	Transit
XO-6 b	1.99	2.11	3.77	0.05	0.00	XO-6	6720.00	4.04	-0.07	44.20	1.47	1.93	Transit
WASP-3 b	2.01	1.29	1.85	0.03	0.00	WASP-3	6400.00	4.25	0.00	14.10	1.22	1.31	Transit
WASP-61 b	2.05	1.24	3.86	0.05	0.00	WASP-61	6250.00	4.26	-0.10	10.30	1.22	1.36	Transit
HAT-P-23 b	2.10	1.37	1.21	0.02	0.11	HAT-P-23	5905.00	4.33	0.15	8.10	1.13	1.20	Transit
WASP-8 b	2.14	1.04	8.16	0.08	0.31	WASP-8	5600.00	4.50	0.17	1.59	1.03	0.95	Transit
HAT-P-22 b	2.15	1.08	3.21	0.04	0.02	HAT-P-22	5302.00	4.36	0.24	0.50	0.92	1.04	Transit

Continúa en la siguiente página

APÉNDICE E

NAME	MASS M_{Jup}	R R_{Jup}	PER days	A AU	ECC	STAR NAME	TEFF K	LOG G	[FE/H]	VSINI km/s	MSTAR M_{\odot}	RSTAR R_{\odot}	DETECTION
HATS-15 b	2.16	1.13	1.75	0.03	0.00	HATS-15	5311.00	4.45	0.00	4.18	0.87	0.92	Transit
HAT-P-31 b	2.17	1.07	5.01	0.06	0.25	HAT-P-31	6065.00	4.26	0.15	0.50	1.22	1.36	Transit
HAT-P-14 b	2.24	1.15	4.63	0.06	0.11	HAT-P-14	6600.00	4.25	0.11	8.40	1.39	1.47	Transit
WASP-71 b	2.24	1.50	2.90	0.05	0.00	WASP-71	6050.00	3.91	0.15	9.40	1.57	2.32	Transit
WASP-36 b	2.27	1.27	1.54	0.03	0.00	WASP-36	5881.00	4.50	-0.31	3.20	1.02	0.94	Transit
WASP-66 b	2.31	1.39	4.09	0.05	0.00	WASP-66	6600.00	4.30	-0.31	13.40	1.30	1.75	Transit
CoRoT-11 b	2.35	1.43	2.99	0.04	0.00	CoRoT-11	6440.00	4.22	-0.03	40.00	1.27	1.37	Transit
HATS-12 b	2.38	1.39	3.14	0.05	0.00	HATS-12	6408.00	3.92	-0.10	6.57	1.49	2.21	Transit
WASP-140 b	2.44	1.24	2.24	0.03	0.05	WASP-140	5300.00	4.20	0.12	3.10	0.90	0.87	Transit
HATS-24 b	2.45	1.52	1.35	0.03	0.00	HATS-24	6346.00	4.38	0.00	9.44	1.21	1.17	Transit
Kepler-17 b	2.48	1.33	1.49	0.03	0.00	Kepler-17	5781.00	4.53	0.26	6.00	1.16	1.05	Transit
Qatar-2 b	2.48	1.14	1.34	0.02	0.00	Qatar-2	4645.00	4.60	0.00	2.80	0.74	0.71	Transit
WASP-38 b	2.71	1.09	6.87	0.08	0.03	WASP-38	6180.00	4.25	-0.02	7.50	1.23	1.35	Transit
HATS-22 b	2.74	0.98	4.72	0.05	0.08	HATS-22	4803.00	4.64	0.00	0.50	0.76	0.69	Transit
WASP-99 b	2.78	1.10	5.75	0.07	0.00	WASP-99	6150.00	4.30	0.21	6.80	1.48	1.76	Transit
Kepler-433 b	2.82	1.45	5.33	0.07	0.12	Kepler-433	6340.00	4.00	0.06	11.00	1.46	2.26	Transit
CoRoT-6 b	2.95	1.17	8.89	0.09	0.00	CoRoT-6	6090.00	4.44	-0.20	7.50	1.05	1.03	Transit
HATS-36 b	3.22	1.26	4.18	0.05	0.11	HATS-36	6149.00	4.40	0.28	4.98	1.22	1.16	Transit
HD 17156 b	3.30	1.02	21.22	0.16	0.68	HD 17156	6079.00	4.19	0.24	2.80	1.29	1.51	RV
HAT-P-34 b	3.33	1.20	5.45	0.07	0.44	HAT-P-34	6442.00	4.21	0.22	24.00	1.39	1.20	Transit
WASP-32 b	3.45	1.10	2.72	0.04	0.00	WASP-32	6140.00	4.40	-0.13	3.90	1.07	1.09	Transit
CoRoT-18 b	3.49	1.31	1.90	0.03	0.04	CoRoT-18	5440.00	4.40	-0.10	8.00	0.95	1.00	Transit
HD 80606 b	3.89	1.03	111.44	0.45	0.93	HD 80606	5572.51	4.44	0.34	1.80	0.96	0.98	RV
WTS-1 b	4.00	1.49	3.35	0.05	0.05	WTS-1	6250.00	4.40	-0.50	7.00	1.20	1.15	Transit
HAT-P-21 b	4.08	1.02	4.12	0.05	0.23	HAT-P-21	5588.00	4.33	0.01	3.50	0.95	1.11	Transit
HAT-P-16 b	4.20	1.29	2.78	0.04	0.04	HAT-P-16	6158.00	4.34	0.17	3.50	1.22	1.24	Transit
CoRoT-20 b	4.24	0.84	9.24	0.09	0.56	CoRoT-20	5880.00	4.20	0.14	4.50	1.14	1.02	Transit
WASP-120 b	4.84	1.51	3.61	0.05	0.06	WASP-120	6450.00	4.30	-0.05	15.10	1.39	1.87	Transit
Qatar-4 b	6.08	1.17	1.81	0.03	0.00	Qatar-4	5215.00	4.53	0.10	7.10	0.90	0.85	Transit
WASP-14 b	7.69	1.28	2.24	0.04	0.09	WASP-14	6475.00	4.07	0.00	4.90	1.31	1.31	Transit
CoRoT-14 b	7.69	1.09	1.51	0.03	0.00	CoRoT-14	6035.00	4.35	0.05	9.00	1.13	1.21	Transit
HAT-P-2 b	8.87	1.16	5.63	0.07	0.52	HAT-P-2	6290.00	4.16	0.14	20.80	1.31	1.51	Transit
WASP-18 b	10.20	1.27	0.94	0.02	0.01	WASP-18	6400.00	4.37	0.00	11.00	1.22	1.22	Transit
CoRoT-27 b	10.39	1.01	3.58	0.05	0.00	CoRoT-27	5900.00	4.40	0.10	4.00	1.05	1.08	Transit

Tabla E.1: Lista de LMH obtenidos de la base de datos “Exoplanet orbit Database” (<http://exoplanets.org/>)

E.2 HJ de “*Exoplanet orbit Database*”

APÉNDICE E

NAME	MASS M_{Jup}	R R_{Jup}	PER days	A AU	ECC	STAR NAME	TEFF K	LOG G	[FE/H]	VSINI km/s	MSTAR M_{\odot}	RSTAR R_{\odot}	DETECTION
HATS-33 b	1.19	1.26	2.55	0.04	0.00	HATS-33	5659.00	4.45	0.29	3.87	1.06	1.02	Transit
WASP-121 b	1.18	1.81	1.27	0.03	0.00	WASP-121	6460.00	4.20	0.13	13.50	1.35	1.46	Transit
XO-5 b	1.15	1.03	4.19	0.05	0.00	XO-5	5510.00	4.34	0.25	1.80	1.00	1.05	Transit
HD 189733 b	1.14	1.14	2.22	0.03	0.00	HD 189733	5040.00	4.59	-0.03	3.50	0.81	0.76	RV
WASP-19 b	1.13	1.39	0.79	0.02	0.00	WASP-19	5500.00	4.50	0.02	4.00	0.93	0.99	Transit
WASP-95 b	1.13	1.21	2.18	0.03	0.00	WASP-95	5830.00	4.36	0.14	3.10	1.11	1.13	Transit
CoRoT-19 b	1.11	1.29	3.90	0.05	0.05	CoRoT-19	6090.00	4.07	-0.02	6.00	1.21	1.65	Transit
Qatar-1 b	1.09	1.16	1.42	0.02	0.00	Qatar-1	4861.00	4.54	0.20	2.10	0.85	0.82	Transit
KPS-1 b	1.09	1.04	1.71	0.03	0.00	KPS-1	5165.00	4.47	0.22	5.10	0.89	0.91	Transit
WASP-75 b	1.07	1.27	2.48	0.04	0.00	WASP-75	6100.00	4.50	0.07	4.30	1.14	1.26	Transit
HAT-P-6 b	1.06	1.33	3.85	0.05	0.00	HAT-P-6	6570.00	4.22	-0.13	8.70	1.29	1.46	Transit
HAT-P-5 b	1.06	1.25	2.79	0.04	0.00	HAT-P-5	5960.00	4.37	0.24	0.00	1.16	1.17	Transit
HAT-P-42 b	1.04	1.31	4.64	0.06	0.00	HAT-P-42	5743.00	4.14	0.27	3.50	1.18	1.53	Transit
WASP-26 b	1.02	1.32	2.76	0.04	0.00	WASP-26	5059.00	4.30	-0.02	2.40	1.12	1.34	Transit
Kepler-425 b	1.00	0.98	3.80	0.05	0.00	Kepler-425	5170.00	4.53	0.24	3.00	0.93	0.86	Transit
Kepler-426 b	1.00	1.09	3.22	0.04	0.00	Kepler-426	5725.00	4.47	-0.21	3.00	0.91	0.92	Transit
HATS-16 b	1.00	1.32	2.69	0.04	0.00	HATS-16	5738.00	4.24	-0.10	6.17	0.97	1.24	Transit
HAT-P-57 b	1.00	1.41	2.47	0.04	0.00	HAT-P-57	7500.00	4.25	-0.25	102.10	1.47	1.50	Transit
KELT-18 b	1.00	1.67	2.87	0.05	0.06	KELT-18	6670.00	4.03	0.08	12.30	1.55	1.98	Transit
HAT-P-67 b	1.00	2.11	4.81	0.07	0.00	HAT-P-67	6406.00	3.85	-0.08	35.80	1.64	2.55	Transit
WASP-48 b	0.98	1.67	2.14	0.03	0.00	WASP-48	5920.00	4.03	-0.12	2.40	1.19	1.75	Transit
K2-99 b	0.98	1.30	18.25	0.16	0.19	K2-99	5990.00	3.67	0.20	9.30	1.60	3.10	Transit
WASP-68 b	0.96	1.24	5.08	0.06	0.00	WASP-68	5910.00	4.17	0.22	2.30	1.24	1.69	Transit
WASP-74 b	0.95	1.56	2.14	0.04	0.00	WASP-74	5990.00	4.39	0.39	4.10	1.48	1.64	Transit
Kepler-412 b	0.94	1.33	1.72	0.03	0.00	Kepler-412	5750.00	4.30	0.27	5.00	1.17	1.29	Transit
HATS-34 b	0.94	1.46	2.11	0.03	0.00	HATS-34	5380.00	4.44	0.25	4.07	0.96	0.98	Transit
TrES-4 b	0.93	1.78	3.55	0.05	0.00	TrES-4	6200.00	4.06	0.14	9.50	1.39	1.82	Transit
WASP-76 b	0.92	1.88	1.81	0.03	0.00	WASP-76	6250.00	4.40	0.23	3.30	1.46	1.73	Transit
WASP-7 b	0.92	0.92	4.95	0.06	0.00	WASP-7	6400.00	4.36	0.00	17.00	1.20	1.24	Transit
CoRoT-12 b	0.92	1.44	2.83	0.04	0.07	CoRoT-12	5675.00	4.38	0.16	1.00	1.08	1.12	Transit
HATS-32 b	0.92	1.28	2.81	0.04	0.00	HATS-32	5700.00	4.40	0.39	3.56	1.10	1.10	Transit
XO-1 b	0.92	1.21	3.94	0.05	0.00	XO-1	5750.00	4.51	0.02	1.11	1.03	0.93	Transit
WASP-28 b	0.91	1.21	3.41	0.04	0.00	WASP-28	6150.00	4.37	-0.29	3.25	1.02	1.09	Transit
WASP-123 b	0.90	1.35	2.98	0.04	0.00	WASP-123	5740.00	4.30	0.18	1.00	1.17	1.29	Transit
HAT-P-45 b	0.89	1.43	3.13	0.05	0.05	HAT-P-45	6330.00	4.30	0.07	9.30	1.26	1.32	Transit
WASP-58 b	0.89	1.37	5.02	0.06	0.00	WASP-58	5800.00	4.27	-0.45	2.80	0.94	1.17	Transit
WASP-44 b	0.89	1.14	2.42	0.03	0.00	WASP-44	5410.00	4.48	0.06	3.20	0.95	0.93	Transit
HATS-31 b	0.89	1.69	3.38	0.05	0.00	HATS-31	6050.00	4.00	0.00	7.01	1.28	1.87	Transit
WASP-79 b	0.89	1.70	3.66	0.05	0.00	WASP-79	6600.00	4.20	0.03	19.10	1.52	1.64	Transit
WASP-78 b	0.88	1.70	2.18	0.04	0.00	WASP-78	6100.00	4.10	-0.35	7.20	1.33	2.20	Transit
KELT-4 A b	0.88	1.74	2.99	0.04	0.03	KELT-4 A	6207.00	4.11	-0.12	6.00	1.20	1.61	Transit
HAT-P-32 b	0.86	1.79	2.15	0.03	0.00	HAT-P-32	6207.00	4.33	-0.04	20.70	1.16	1.22	Transit
WASP-59 b	0.86	0.78	7.92	0.07	0.10	WASP-59	4650.00	4.72	-0.15	2.30	0.72	0.61	Transit
CoRoT-29 b	0.85	0.90	2.85	0.04	0.08	CoRoT-29	5260.00	4.30	0.20	3.50	0.97	0.90	Transit
HATS-11 b	0.85	1.54	3.62	0.05	0.00	HATS-11	6060.00	4.12	-0.39	3.80	1.00	1.44	Transit
CoRoT-9 b	0.84	1.05	95.27	0.41	0.11	CoRoT-9	5625.00	4.54	-0.01	0.00	0.99	0.94	Transit

Continúa en la siguiente página

APÉNDICE E

NAME	MASS M_{Jup}	R R_{Jup}	PER days	A AU	ECC	STAR NAME	TEFF K	LOG G	[FE/H]	VSINI km/s	MSTAR M_{\odot}	RSTAR R_{\odot}	DETECTION
HATS-9 b	0.84	1.07	1.92	0.03	0.00	HATS-9	5366.00	4.10	0.34	4.58	1.03	1.50	Transit
HAT-P-52 b	0.82	1.03	2.75	0.04	0.00	HAT-P-52	5131.00	4.48	0.28	0.60	0.89	0.89	Transit
WASP-92 b	0.80	1.49	2.17	0.03	0.00	WASP-92	6280.00	4.40	0.00	5.73	1.19	1.34	Transit
HAT-P-29 b	0.78	1.11	5.72	0.07	0.10	HAT-P-29	6087.00	4.34	0.21	3.90	1.21	1.22	Transit
HAT-P-9 b	0.78	1.40	3.92	0.05	0.00	HAT-P-9	6350.00	4.29	0.12	11.90	1.28	1.32	Transit
HAT-P-66 b	0.77	1.63	2.97	0.04	0.00	HAT-P-66	6002.00	3.99	0.04	7.57	1.26	1.88	Transit
HAT-P-33 b	0.76	1.69	3.47	0.05	0.00	HAT-P-33	6446.00	4.15	0.05	13.70	1.38	1.64	Transit
TrES-1 b	0.75	1.07	3.03	0.04	0.00	TrES-1	5230.00	4.57	0.02	10.35	0.88	0.81	Transit
WASP-35 b	0.72	1.32	3.16	0.04	0.00	WASP-35	5990.00	4.40	-0.15	2.40	1.07	1.09	Transit
HAT-P-30 b	0.71	1.34	2.81	0.04	0.04	HAT-P-30	6304.00	4.36	0.13	2.20	1.24	1.22	Transit
HATS-30 b	0.71	1.20	3.17	0.04	0.00	HATS-30	5943.00	4.43	0.06	4.11	1.09	1.06	Transit
WASP-84 b	0.69	1.94	8.52	0.08	0.00	WASP-84	5300.00	4.40	0.00	4.10	0.84	0.75	Transit
HD 209458 b	0.69	1.36	3.52	0.05	0.00	HD 209458	6065.00	4.36	0.00	4.49	1.13	1.16	RV
HAT-P-24 b	0.69	1.24	3.36	0.05	0.07	HAT-P-24	6373.00	4.27	-0.16	10.00	1.19	1.32	Transit
WASP-57 b	0.68	0.92	2.84	0.04	0.00	WASP-57	5600.00	4.57	-0.25	3.70	0.95	0.84	Transit
HAT-P-4 b	0.67	1.27	3.06	0.04	0.00	HAT-P-4	5860.00	4.36	0.24	0.00	1.25	1.60	Transit
HATS-28 b	0.67	1.22	3.18	0.04	0.00	HATS-28	5498.00	4.48	0.01	2.60	0.93	0.92	Transit
HAT-P-43 b	0.67	1.31	3.33	0.04	0.00	HAT-P-43	5645.00	4.37	0.23	2.40	1.05	1.10	Transit
HATS-29 b	0.66	1.28	4.61	0.05	0.00	HATS-29	5670.00	4.39	0.16	2.35	1.03	1.07	Transit
HATS-26 b	0.64	1.78	3.30	0.05	0.00	HATS-26	6071.00	3.94	-0.02	7.48	1.30	2.04	Transit
WASP-54 b	0.63	1.65	3.69	0.05	0.07	WASP-54	6100.00	4.00	-0.27	4.00	1.21	1.83	Transit
HAT-P-28 b	0.63	1.21	3.26	0.04	0.05	HAT-P-28	5680.00	4.36	0.12	0.20	1.03	1.10	Transit
HAT-P-40 b	0.62	1.73	4.46	0.06	0.00	HAT-P-40	6080.00	3.93	0.22	6.90	1.51	2.21	Transit
HAT-P-27 b	0.62	1.02	3.04	0.04	0.00	HAT-P-27	5190.00	4.50	0.14	0.60	0.92	0.87	Transit
HATS-25 b	0.61	1.29	4.30	0.05	0.00	HATS-25	5715.00	4.35	0.02	3.88	0.99	1.11	Transit
HAT-P-3 b	0.60	0.90	2.90	0.04	0.00	HAT-P-3	5185.00	4.56	0.27	0.50	0.93	0.83	Transit
WASP-70 A b	0.59	1.16	3.71	0.05	0.00	WASP-70 A	5700.00	4.26	-0.01	1.80	1.11	1.22	Transit
WASP-34 b	0.58	1.22	4.32	0.05	0.04	WASP-34	5700.00	4.50	-0.02	1.40	1.01	0.93	Transit
HAT-P-55 b	0.58	1.21	3.59	0.05	0.00	HAT-P-55	5808.00	4.43	-0.03	1.80	1.01	1.01	Transit
K2-30 b	0.58	1.06	4.10	0.05	0.00	K2-30	5425.00	4.53	-0.15	1.40	0.90	0.84	Transit
WASP-25 b	0.58	1.22	3.76	0.05	0.00	WASP-25	5750.00	4.50	-0.05	3.00	1.00	0.92	Transit
WASP-55 b	0.57	1.30	4.47	0.05	0.00	WASP-55	5900.00	4.30	-0.20	3.10	1.01	1.06	Transit
HAT-P-25 b	0.57	1.19	3.65	0.05	0.03	HAT-P-25	5500.00	4.48	0.31	0.50	1.01	0.96	Transit
XO-2 b	0.57	0.98	2.62	0.04	0.00	XO-2	5340.00	4.45	0.45	1.40	0.97	0.97	Transit
WASP-62 b	0.56	1.39	4.41	0.06	0.00	WASP-62	6230.00	4.45	0.04	8.70	1.25	1.28	Transit
WASP-22 b	0.56	1.12	3.53	0.05	0.02	WASP-22	6000.00	4.50	-0.05	3.50	1.10	1.13	Transit
WASP-80 b	0.55	0.95	3.07	0.03	0.00	WASP-80	4145.00	4.60	-0.14	3.55	0.58	0.57	Transit
WASP-15 b	0.54	1.38	3.75	0.05	0.00	WASP-15	6300.00	4.35	-0.17	4.00	1.18	1.48	Transit
WASP-11 b	0.54	0.91	3.72	0.04	0.00	WASP-11	4800.00	4.45	0.00	0.50	0.80	0.74	Transit
CoRoT-16 b	0.54	1.17	5.35	0.06	0.33	CoRoT-16	5650.00	4.36	0.19	0.50	1.10	1.19	Transit
HAT-P-1 b	0.53	1.24	4.47	0.06	0.00	HAT-P-1	5975.00	4.38	0.13	2.20	1.13	1.14	Transit
HAT-P-17 b	0.53	1.01	10.34	0.09	0.35	HAT-P-17	5246.00	4.53	0.00	0.30	0.86	0.84	Transit
HATS-27 b	0.53	1.55	4.64	0.06	0.00	HATS-27	6438.00	4.11	0.09	9.32	1.42	1.74	Transit
HAT-P-65 b	0.53	1.93	2.61	0.04	0.00	HAT-P-65	5835.00	3.98	0.10	7.10	1.21	1.86	Transit
HATS-10 b	0.53	0.97	3.31	0.04	0.00	HATS-10	5880.00	4.39	0.15	5.68	1.10	1.11	Transit
WASP-6 b	0.52	1.22	3.36	0.04	0.05	WASP-6	5450.00	4.60	-0.20	1.40	0.93	0.87	Transit

Continúa en la siguiente página

APÉNDICE E

NAME	MASS M_{Jup}	R R_{Jup}	PER days	A AU	ECC	STAR NAME	TEFF K	LOG G	[FE/H]	VSINI km/s	MSTAR M_{\odot}	RSTAR R_{\odot}	DETECTION
WASP-118 b	0.52	1.47	4.05	0.05	0.00	WASP-118	6410.00	4.30	0.16	9.68	1.32	1.70	Transit
WASP-60 b	0.51	0.86	4.31	0.05	0.00	WASP-60	5900.00	4.20	-0.04	3.40	1.08	1.14	Transit
WASP-101 b	0.50	1.41	3.59	0.05	0.00	WASP-101	6380.00	4.31	0.20	12.40	1.34	1.29	Transit
HAT-P-46 b	0.49	1.28	4.46	0.06	0.12	HAT-P-46	6120.00	4.25	0.30	4.90	1.28	1.40	Transit
CoRoT-26 b	0.48	1.26	4.20	0.05	0.00	CoRoT-26	5590.00	4.10	0.01	2.60	1.09	1.79	Transit
WASP-31 b	0.48	1.54	3.41	0.05	0.00	WASP-31	6302.00	4.31	-0.20	7.00	1.17	1.25	Transit
WASP-13 b	0.47	1.41	4.35	0.05	0.00	WASP-13	5950.00	4.06	0.00	5.26	1.09	1.57	Transit
CoRoT-5 b	0.46	1.39	4.04	0.05	0.09	CoRoT-5	6100.00	4.19	-0.20	1.00	1.00	1.19	Transit
WASP-52 b	0.46	1.27	1.75	0.03	0.00	WASP-52	5000.00	4.58	0.03	2.50	0.87	0.79	Transit
Kepler-77 b	0.43	0.96	3.58	0.05	0.00	Kepler-77	5520.00	4.42	0.20	1.50	0.95	0.99	Transit
K2-60 b	0.42	0.70	3.00	0.04	0.00	K2-60	5500.00	4.33	0.01	2.20	0.97	1.12	Transit
WASP-67 b	0.42	1.40	4.61	0.05	0.00	WASP-67	5200.00	4.35	-0.07	2.10	0.87	0.87	Transit
WASP-94 A b	0.42	1.72	3.95	0.05	0.00	WASP-94 A	6170.00	4.27	0.26	4.20	1.29	1.36	Transit
K2-139 b	0.39	0.82	28.38	0.18	0.12	K2-139	5340.00	4.50	0.22	2.80	0.92	0.86	Transit
WASP-49 b	0.38	1.12	2.78	0.04	0.00	WASP-49	5600.00	4.50	-0.23	0.90	0.94	0.98	Transit
WASP-63 b	0.38	1.43	4.38	0.06	0.00	WASP-63	5550.00	4.01	0.08	2.80	1.32	1.88	Transit
K2-29 b	0.36	1.21	3.26	0.04	0.07	K2-29	5358.00	4.54	0.16	3.70	0.94	0.86	Transit
HD 149026 b	0.36	0.65	2.88	0.04	0.00	HD 149026	6160.00	4.28	0.36	6.00	1.29	1.37	RV
WASP-20 b	0.31	1.46	4.90	0.06	0.00	WASP-20	5950.00	4.23	-0.01	4.71	1.20	1.39	Transit
HAT-P-51 b	0.31	1.32	4.22	0.05	0.00	HAT-P-51	5449.00	4.39	0.27	1.70	0.98	1.04	Transit
WASP-21 b	0.30	1.07	4.32	0.05	0.00	WASP-21	5800.00	4.20	-0.46	1.50	1.01	1.06	Transit
Kepler-427 b	0.29	1.23	10.29	0.09	0.00	Kepler-427	5800.00	4.14	-0.19	3.00	0.96	1.35	Transit
WASP-39 b	0.28	1.27	4.06	0.05	0.00	WASP-39	5400.00	4.40	-0.12	1.40	0.93	0.90	Transit
WASP-117 b	0.28	1.02	10.02	0.09	0.30	WASP-117	6040.00	4.28	-0.11	1.55	1.13	1.17	Transit
WASP-131 b	0.27	1.24	5.32	0.06	0.00	WASP-131	5950.00	3.90	-0.18	3.00	1.06	1.53	Transit
CoRoT-25 b	0.27	1.08	4.86	0.06	0.00	CoRoT-25	6040.00	4.28	0.00	4.30	1.09	1.19	Transit
WASP-69 b	0.26	1.06	3.87	0.05	0.00	WASP-69	4700.00	4.50	0.15	2.20	0.83	0.81	Transit
WASP-29 b	0.24	0.79	3.92	0.05	0.03	WASP-29	4800.00	4.50	0.11	1.50	0.83	0.81	Transit
HATS-5 b	0.24	0.91	4.76	0.05	0.02	HATS-5	5304.00	4.53	0.19	0.80	0.94	0.87	Transit
WASP-127 b	0.20	1.35	4.18	0.06	0.00	WASP-127	5750.00	3.90	-0.18	0.30	1.31	1.33	Transit
KELT-11 b	0.20	1.44	4.74	0.06	0.07	KELT-11	5367.00	3.71	0.17	2.66	1.46	2.81	Transit
K2-39 b	0.17	0.52	4.60	0.06	0.15	K2-39	4912.00	3.58	0.43	0.10	1.19	2.93	Transit
HATS-7 b	0.12	0.58	3.19	0.04	0.00	HATS-7	4985.00	4.55	0.25	0.50	0.85	0.82	Transit
WASP-139 b	0.12	0.82	5.92	0.06	0.00	WASP-139	5300.00	4.59	0.20	4.20	0.92	0.80	Transit
HD 89345 b	0.11	0.62	11.81	0.11	0.20	HD 89345	5499.00	4.04	0.45	2.60	1.12	1.66	Transit
K2-10 b	0.09	0.35	19.30	0.14	0.31	K2-10	5620.00	4.50	-0.07	3.00	0.92	0.98	Transit
EPIC 211945201 b	0.08	0.56	19.49	0.15	0.00	EPIC 211945201	6025.00	4.25	0.10	4.00	1.18	1.38	Transit
HAT-P-11 b	0.08	0.42	4.89	0.05	0.20	HAT-P-11	4780.00	4.59	0.31	1.50	0.81	0.75	Transit
HAT-P-26 b	0.06	0.57	4.23	0.05	0.12	HAT-P-26	5079.00	4.56	-0.04	1.80	0.82	0.79	Transit
BD +20 594 b	0.05	0.20	41.69	0.23	0.00	BD +20 594	5766.00	4.50	-0.15	3.30	0.96	0.93	Transit
Kepler-96 b	0.03	0.24	16.24	0.13	0.00	Kepler-96	5690.00	4.42	0.04	0.50	1.00	1.02	Transit
HD 97658 b	0.02	0.21	9.49	0.08	0.06	HD 97658	5119.00	4.62	-0.30	0.50	0.75	0.70	RV
Kepler-454 b	0.02	0.21	10.57	0.10	0.00	Kepler-454	5701.00	4.37	0.27	0.00	1.03	1.07	Transit
K2-77 b	0.02	0.21	8.20	0.07	0.14	K2-77	4970.00	4.47	0.29	4.00	0.80	0.76	Transit
Kepler-19 b	0.02	0.20	9.29	0.08	0.00	Kepler-19	5541.00	4.59	-0.13	0.00	0.94	0.85	Transit
CoRoT-7 b	0.01	0.14	0.85	0.02	0.00	CoRoT-7	5275.00	4.50	0.05	3.50	0.93	0.87	Transit

Continúa en la siguiente página

NAME	MASS M_{Jup}	R R_{Jup}	PER <i>days</i>	A <i>AU</i>	ECC	STAR <i>NAME</i>	TEFF <i>K</i>	LOG G	[FE/H]	VSINI <i>km/s</i>	MSTAR M_{\odot}	RSTAR R_{\odot}	DETECTION
Kepler-21 b	0.01	0.15	2.79	0.04	0.00	Kepler-21	6131.00	4.02	-0.15	7.75	1.34	1.86	Transit
Kepler-93 b	0.01	0.13	4.73	0.05	0.00	Kepler-93	5669.00	4.47	-0.18	0.50	0.91	0.92	Transit

Tabla E.2: Lista de HJ obtenidos de la base de datos “Exoplanet orbit Database” (<http://exoplanets.org/>)

F

Artículo

F.1 Proceeding of The 19th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, 2016

Relation between Brown Dwarfs and Exoplanets

Lauren Melissa Flor Torres¹, Roger Coziol¹, Klaus-Peter Schröder¹, César A. Caretta¹ and Dennis Jack¹

¹ Departamento de Astronomía, Universidad de Guanajuato, Guanajuato, México

Abstract

One of the most debated subjects in Astronomy since the discovery of exoplanets is how can we distinguish the most massive of such objects from very-low mass stars like Brown Dwarfs (BDs)? We have been looking for evidences of a difference in physical characteristics that could be related to different formation processes. Using a new diagnostic diagram that compares the baryonic gravitational potential (BGP) with the distances from their host stars, we have classified a sample of 355 well-studied exoplanets according to their possible structures. We have then compared the exoplanets to a sample of 87 confirmed BDs, identifying a range in BGP that could be common to both objects. By analyzing the mass-radius relations (MRR) of the exoplanets and BDs in those different BGP ranges, we were able to distinguish different characteristic behaviors. By comparing with models in the literature, our results suggest that BDs and massive exoplanets might have similar structures dominated by liquid metallic hydrogen (LMH).

1 Introduction

The most accepted interpretation of Brown Dwarfs (BDs) is that they are failed stars (Cushing, 2014), because, although it is assumed they formed like stars, their masses are too small to permit the fusion of hydrogen in their nucleus. This characteristic allows to separate BDs from main sequence stars based on their masses: because a star must reach a critical mass to be able to burn its hydrogen, which varies from $0.07 M_{\odot}$ for solar metallicity to $0.09 M_{\odot}$ for lower metallicities (Burrows *et al.*, 2001), any star with a mass $< 70 M_J$ (where M_J is the mass of Jupiter) is a BD (Bate, 2006).

However, determining a lower mass limit for a BD is more difficult. In practice, the consensus to adopt the critical mass for the fusion of deuterium, which is around $13 M_J$ (Bate, 2006), is arbitrary, because theoretically the lowest mass a BD could have may be just a few M_J (Larson, 1969; Rees, 1976; Silk, 1977a,b; Boss, 1988). Interestingly, this mass is also typical of massive exoplanets, and, since there is no obvious upper-mass limit for an exoplanet, hence, persists the problem of distinguishing between two objects.

In this poster, using a large sample of “well-studied” exoplanets, and comparing with a large sample of “confirmed” BDs available in the literature, we probe a mass range common to both classes of objects, looking for evidence of a difference between their respective physical structures, as reflected by their mass-radius relations (hereafter MRRs).

Our study concentrates on two questions: 1) At what mass boundary should we expect to see a variation in the MRR that would be consistent with a difference of structure between exoplanets and BDs? 2) Is there a special intermediate mass range where these two classes of objects are likely to overlap in mass? In particular, we propose a lower-mass limit for BDs based on the Self-Gravitating (SG) limit, which marks the moment the self-gravity of matter begins to affect significantly the structure of a body (Padmanabhan, 1993).

In addition to the MRR, the distance of a planet from its host star could also reveal something about its formation pro-

cess (Lissauer, 1993). For the exoplanets, this last parameter is fundamental to identify Hot Jupiters (Johnson, 2009), while for the BDs, this parameter can be used to test the “BD’s desert” hypothesis, which according to some authors (e.g., Grether & Lineweaver, 2006) might be related to different formation processes for exoplanets and BDs.

2 Samples

Our sample of exoplanets consists of 355 entries in the latest issue of the transiting planets catalog available at TEP-Cat¹, and can be considered as an upgraded version of the sample of well-studied exoplanets used previously in the study of Hatzes & Rauer (2015). Note that because these exoplanets are detected by the transit method, their uncertainties on the inclination of their orbits, i , are relatively low (Winn, 2010; Koch *et al.*, 2010; Batalha, 2014), which reduces significantly the uncertainties on their masses, $M = M_{planet} \sin i$. In our sample, the median uncertainties are 6% for the masses and 5% for the radius.

Our sample of BDs is composed of 87 objects selected from the upgraded compilation produced by Johnston (2015), which is based on published data. For all the BDs in our sample, we double-check their classification as BDs using SIMBAD. Although all these BDs have a mass and radius determined, only 37 have a distance estimate from a companion star. Of the remaining 50 BDs that do not have a distance reported in our list, 14 are part of a binary system with another BD in our list (for which we have the distance), whereas 36 are genuine isolated objects, which already makes them different from exoplanets.

¹<http://www.astro.keele.ac.uk/jkt/tepcat.html>

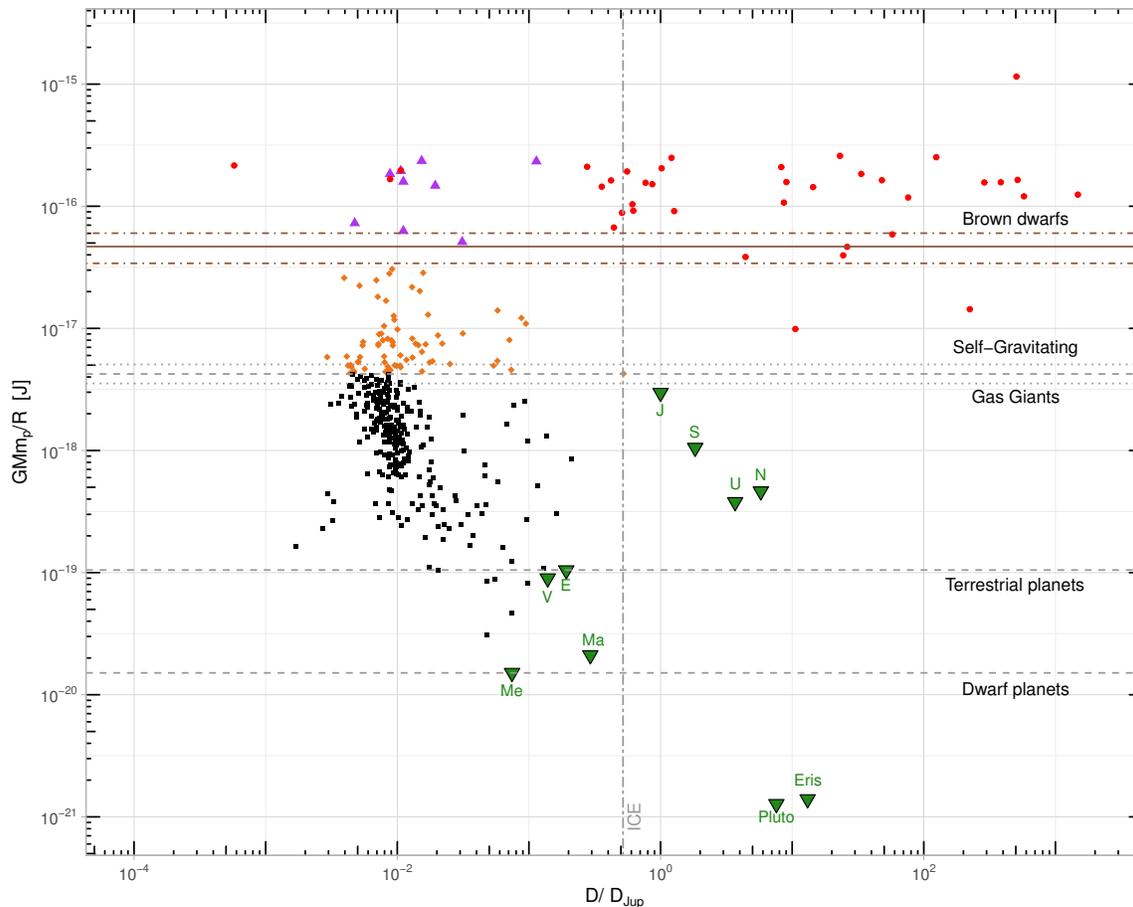


Figure 1: The BGP diagram for exoplanets and BDs: nSGEs (black squares), SGEs (orange diamonds), and BDs (red solid dots); the SGEs falling in BD region are identified by purple triangles. The inverted green triangles correspond to the positions occupied by the different kinds of planets in the solar system. The position of the ice line (or water "snowline") in the solar system (vertical dot-dash line) is also indicated.

3 The baryonic gravitational potential (BGP) diagram and the Self-Gravitating (SG) limit

To compare the exoplanets with the BDs, we combine the mass and radius into one physical parameter: the baryonic gravitational potential (BGP), which is defined as the gravitational potential energy of a body, divided by the number of its nucleons, N . Assuming the mass is $M = Nm_p$, where m_p is the mass of a proton, the BGP is thus equal to:

$$\text{BGP} = \frac{V_G}{N} = \frac{GMm_p}{R} \propto \frac{M}{R} \quad (1)$$

Note that since the $\text{BGP} \propto M/R$, this parameter can be taken as a first order approximation for the MRR.

In Figure 1 (hereafter, the BGP diagram) we compare for the exoplanets (black squares and orange diamonds) and BDs (red solid dots) the BGP and distances from their companion stars, as normalized by the distance of Jupiter from the Sun (D/D_{Jup}). The BGP diagram is separated in four zones, synonymous with different physical structures. The upper zone is defined by the lower mass limit of $13 M_J$ for the burning

of deuterium in BDs.

Most of the exoplanets in our sample are Hot Jupiters, which is consistent with the well-known observational biases related to the detection methods. A few exoplanets are located above the deuterium-burning limit, while a few BDs are below this limit, suggesting that the deuterium-burning criterion does not allow a clear distinction between these two objects. Also, as observed by Santerne *et al.* (2016), many BDs in our sample are found at a distance nearer than Jupiter from the Sun, contradicting the BD's desert hypothesis.

Therefore, although the majority of the exoplanets and BDs occupy different regions in the BGP diagram, their separation in terms of physical structures is still somewhat ambiguous.

Based on the SG limit, we separated the gas-giant exoplanets in Self-Gravitating (SGE; orange diamonds) and non Self-Gravitating (nSGE; black squares). The BGP for the SG limit is defined by a critical mass, M_c , and critical radius, R_c (Padmanabhan, 1993). At the SG limit, the maximum number of baryons that an object can contain, N_{max} , is equal to:

$$N_{max} = (\alpha/\alpha_g)^{3/2} \sim 1.38 \times 10^{54} \quad (2)$$

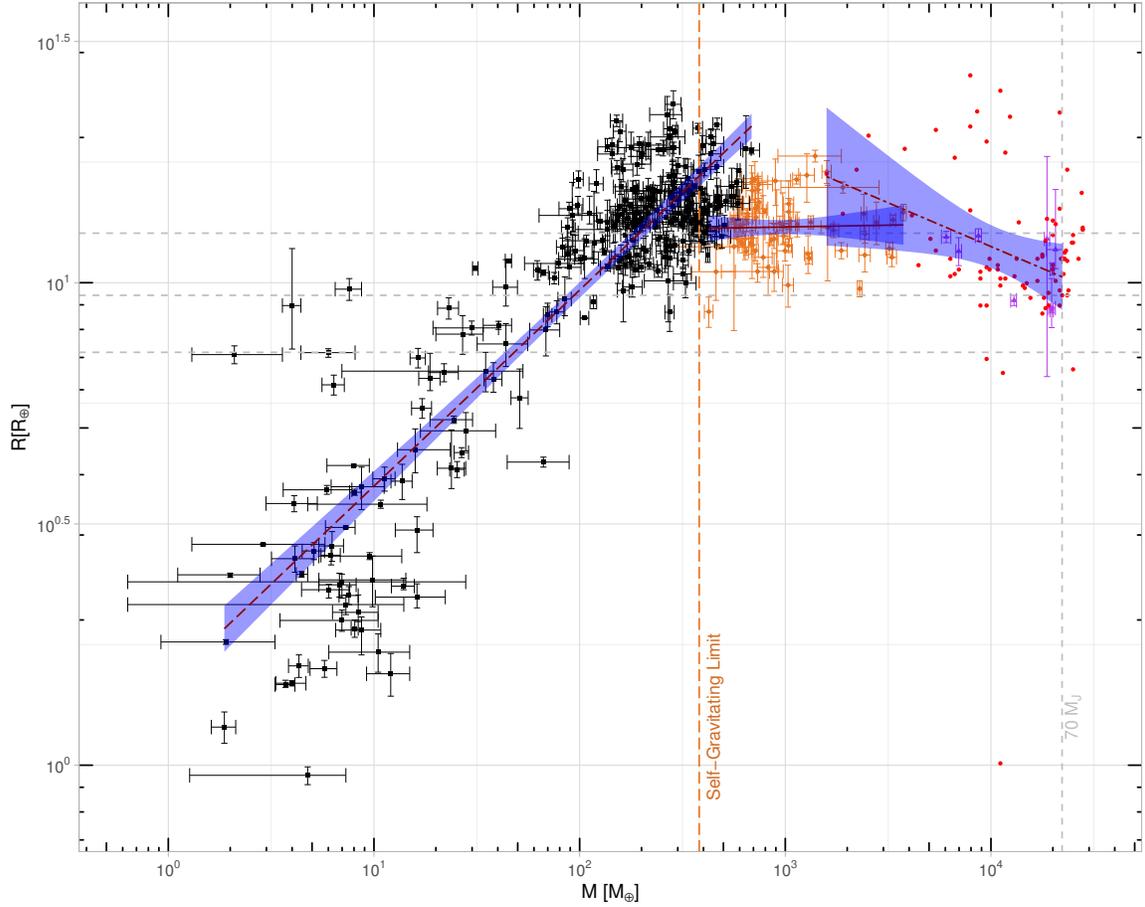


Figure 2: Comparing the MRRs of exoplanets and BDs. The MRRs are traced with their corresponding 95% confidence intervals. The symbols are the same as in Fig. 1. Also shown are the critical mass at the SG limit and the upper mass limit $70M_J$ for BDs.

where α is the fine-structure constant and α_g the equivalent constant for gravity. This corresponds to the critical mass:

$$M_c = N_{max} m_p \sim 2.31 \times 10^{27} \text{ kg} \sim 1.2M_J \quad (3)$$

Then, assuming the radius of such object is $R = N_{max}^{1/3} a_0$, where a_0 is the radius of Bohr, we obtain the critical radius:

$$R_c = 6 \times 10^7 \text{ m} \sim 0.84R_J \quad (4)$$

Note that although both $M_c = 1.2M_J$ and $R_c = 0.84R_J$ are typical values for massive exoplanets, the critical mass is also comparable with the theoretical lowest mass expected for a BD, while the critical radius is consistent with their observed mean radius (Burgasser, 2008; Basri & Brown, 2006; Sorahana *et al.*, 2013).

4 Mass-Radius Relation (MRR)

According to Padmanabhan (1993), the MRRs of bodies with different structures would be expected to change abruptly at the SG limit, from a positive MRR below the SG limit, to a negative one above it, which may help distinguishing between exoplanets and BDs. Indeed, this is what we observe in Figure 2, where we compare the MRRs for the exoplanets and BDs: the nSGEs show a positive MRR while the

Table 1: Linear regression in log, $(R/R_{\oplus}) = 10^b \times (M/M_{\oplus})^a$, and their coefficients of correlation r^2

Sub-samples	a	b	r^2
nSGE	$+0.41 \pm 0.01$	0.17 ± 0.03	0.785
SGE	$+0.01 \pm 0.03$	1.09 ± 0.10	0.001
BD	-0.18 ± 0.08	1.60 ± 0.33	0.069

BDs show a negative one (see Table 1). On the other hand, the SGEs show a relation where the radius does not increase with the mass. Note that this characteristics was also observed by Hatzes & Rauer (2015), although these authors did not offered any physical explanation for this behavior.

For the SGEs, we interpret the radius that shows NO significant change as the mass increases as evidence for the presence of a dominant liquid metallic hydrogen (LMH) envelop (Wigner & Huntington, 1935; Hubbard *et al.*, 1997; Dalladay-Simpson *et al.*, 2016): this is due to the very low compressibility of LMH (Hubbard *et al.*, 1997).

That gas-giant planets, like Jupiter and Saturn in the solar system, have a LMH envelope was suspected by many au-

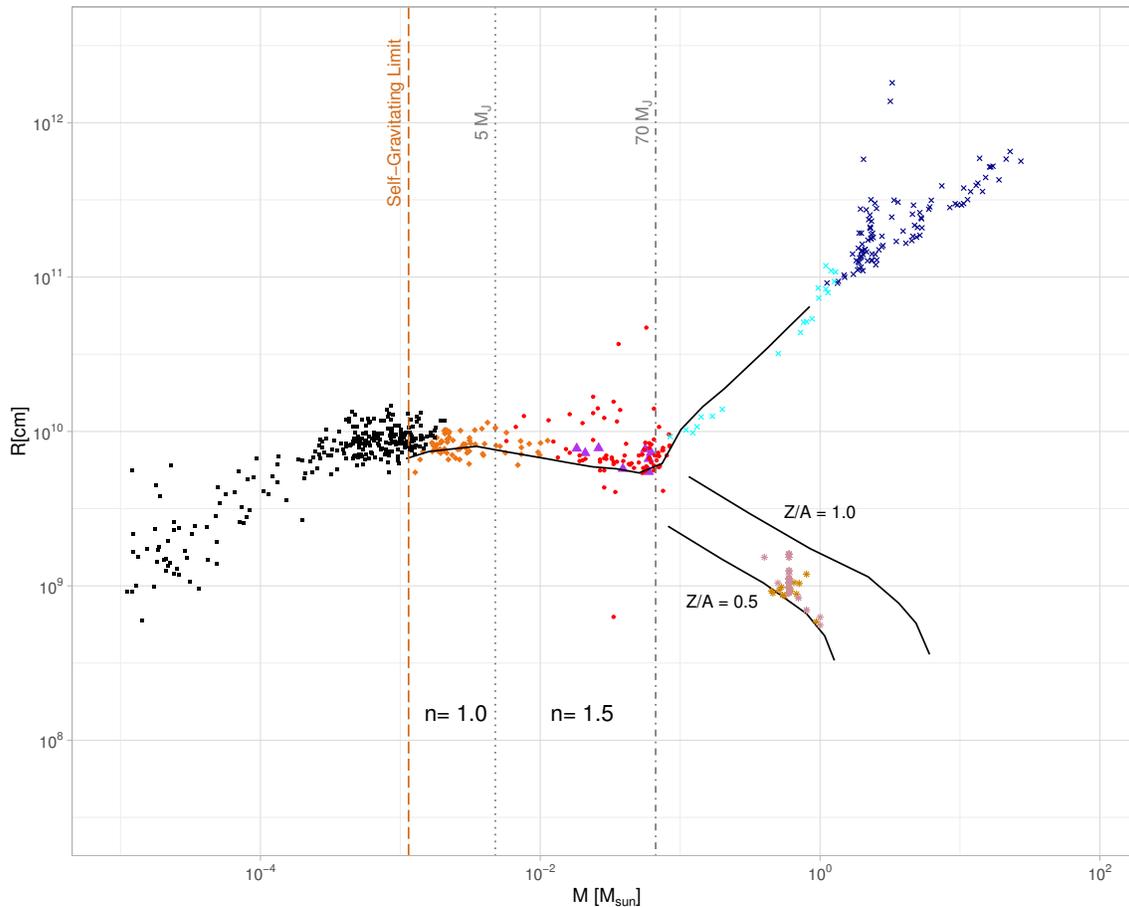


Figure 3: Model of BDs formed of LMH. The insignificant change of radius of the SGEs is due to a change of the polytropic index, n , below $M = 5 M_J$ from 1.5 to 1.0. Just at the point where the main sequence thermonuclear burning starts, around $70 M_J$, there is a bifurcation: the MRR for the very low-mass stars (VLM, in light blue) becoming positive as they evolve towards the main sequence (dark blue x), while the MRR for WDs (white dwarfs, brown squares) is still negative. Two MRR for WDs, with different hydrogen richness ($Z/A = 1.0$ and $Z/A = 1.5$), are also represented.

thors since a very long time (see Burrows & Liebert, 1993, and reference therein). But, one would not expect to observe evidence for such envelopes. This is because, although the LMH layer could constitute 50% to 85% of the mass of a gas-giant planet, this layer would generally be hidden below a rich envelope of hydrogen gas. What we think could have happened, therefore, is the following. As the mass of a gas-giant exoplanet increased above the critical mass, M_c , the self-gravity of matter became more important, the pressure increased and most of the hydrogen in the outer gas envelope changed phase, transforming into LMH. Alternatively, since most of these exoplanets are Hot Jupiters with high eccentricities, they might have lost their outer envelop of gas when passing near their stars, revealing their underlying LMH envelopes.

However, based on the LMH interpretation there is still another alternative, which is that above the SG limit, objects are really BDs. In Figure 3 we compare our data with the predictions made by such a model, as developed by Burrows & Liebert (1993). In this model BDs are formed at 99.9% of LMH, this percentage decreasing as the mass of the star de-

creases, down to the SG limit. Below $5 M_J$, the Coulomb correction competes with the degeneracy component, and the polytropic index, n , changes from 1.5 to 1.0, making the radius independent from the mass. Note that, according to this model, even above $5 M_J$, when $n = 1.5$ and $R \propto M^{-1/3}$, the dependence of the radius on the mass would be weak, consistent with the low coefficients of correlation we observed.

5 Conclusions

- We conclude that the insignificant change of radius of exoplanets above the SG limit is the characteristic signature of objects formed by LMH.
- As for the nature of these objects we propose that they could be either giant gas planets with a dominant layer of LMH, more massive than what is assumed to exist in Jupiter and Saturn, or genuine very low-mass BDs.

Acknowledgments

L.M.F.T. acknowledges the “Dirección del Campus Guanajuato” (Folio 10040) of the University of Guanajuato, for spe-

cial support and travel grants. L.M.F.T. and K.-P.S. both acknowledge travel support by the bilateral Conacyt-DAAD PROALMEX programme (No. 207772). C.A.C. thanks financial support from DAIP's "Convocatoria Institucional" project #627/15. Our study made use of the Johnston's Archive, which is copyrighted by Wm. Robert Johnston. This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France.

References

- Basri, G. & Brown, M. E. 2006, p. 23. ISSN 0084-6597.
- Batalha, N. M. 2014, Proceedings of the National Academy of Sciences, 111, 12647. ISSN 0027-8424.
- Bate, M. R. 2006, In *Planet Formation*, pp. 236–249.
- Boss, A. P. 1988, *The Astrophysical Journal*, 331, 370. ISSN 0004-637X.
- Burgasser, A. J. 2008, *Physics Today*, 61, 70. ISSN 0031-9228.
- Burrows, A., Hubbard, W. B., Lunine, J. I., & Liebert, J. 2001, *Reviews of Modern Physics*, 73, 719. ISSN 0034-6861.
- Burrows, A. & Liebert, J. 1993, *Reviews of Modern Physics*, 65, 301. ISSN 0034-6861.
- Cushing, M. C. 2014, *50 Years of Brown Dwarfs, Astrophysics and Space Science Library*, vol. 401 (Springer International Publishing). ISBN 978-3-319-01161-5.
- Dalladay-Simpson, P., Howie, R. T., & Gregoryanz, E. 2016, *Nature*, 529, 63. ISSN 0028-0836.
- Grether, D. & Lineweaver, C. H. 2006, *The Astrophysical Journal*, 640, 1051. ISSN 0004-637X.
- Hatzes, A. P. & Rauer, H. 2015, *The Astrophysical Journal*, 810, L25. ISSN 2041-8213.
- Hubbard, W. B., Guillot, T., Lunine, J. I., Burrows, a., Saumon, D., *et al.* 1997, *Physics of Plasmas*, 4. ISSN 1070664X.
- Johnson, J. A. 2009, pp. 1–6.
- Johnston, W. R. 2015, *Johnston's Archive of BDs*.
- Koch, D. G., Borucki, W. J., Basri, G., Batalha, N. M., Brown, T. M., *et al.* 2010, *The Astrophysical Journal*, 713, L79. ISSN 2041-8205.
- Larson, R. B. 1969, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 145, 271. ISSN 0035-8711.
- Lissauer, J. J. 1993, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 31, 129. ISSN 0066-4146.
- Padmanabhan, T. 1993, *Structure Formation in the Universe*. ISBN 0521424860,9780521424868.
- Rees, M. J. 1976, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 176, 483. ISSN 0035-8711.
- Santerne, A., Moutou, C., Tsantaki, M., Bouchy, F., Hébrard, G., *et al.* 2016, *Astronomy & Astrophysics*, 587, A64. ISSN 0004-6361.
- Silk, J. 1977a, *The Astrophysical Journal*, 214, 152. ISSN 0004-637X.
- Silk, J. 1977b, *The Astrophysical Journal*, 214, 718. ISSN 0004-637X.
- Sorahana, S., Yamamura, I., & Murakami, H. 2013, *The Astrophysical Journal*, 767, 77. ISSN 0004-637X.
- Wigner, E. & Huntington, H. B. 1935, *The Journal of Chemical Physics*, 3, 764. ISSN 00219606.
- Winn, J. N. 2010, *Exoplanets*, edited by S. Seager. Tucson, AZ: University of Arizona Press, 2010, 526 pp. ISBN 978-0-8165-2945-2., p.55-77, pp. 55–77.

Bibliografía

- Albrecht, S., Winn, J. N., Johnson, J. A., Howard, A. W., Marcy, G. W., Butler, R. P., Arriagada, P., Crane, J. D., Shectman, S. A., Thompson, I. B., Hirano, T., Bakos, G., & Hartman, J. D. 2012, *Astrophysical Journal*, 757
- Alexander, R. 2017, Lecture 2 : Protoplanetary discs [\[LINK\]](#)
- Anand, M., Bland, P., McBride, N., Moore, E. A., Rothery, D. A., Schwenzer, S. P., Widowson, M., & Wright, I. 2004, *An Introduction to the Solar System* [\[LINK\]](#)
- Armitage, P. J. 2010, *Astrophysics of planet formation* (Cambridge University Press), 284
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, *Astrophysics and Space Science*, 328, 179 [\[LINK\]](#)
- Barragán, O., Gandolfi, D., Smith, A. M. S., Deeg, H. J., Fridlund, M. C. V., Persson, C. M., Donati, P., Endl, M., Csizmadia, S., Grziwa, S., Nespral, D., Hatzes, A. P., Cochran, W. D., Fossati, L., Brems, S. S., Cabrera, J., Cusano, F., Eigmüller, P., Eiroa, C., Erikson, A., Guenther, E., Korth, J., Mancini, L., Pätzold, M., Rauer, H., Rebollido, I., & Saario, J. 2017, 10, 1
- Berget, D. J. & Durrance, S. T. 2010, *Journal of the Southeastern Association for Research in Astronomy*, 3, 32 [\[LINK\]](#)
- Blanco-Cuaresma, S. 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 486, 2075 [\[LINK\]](#)
- Blanco-Cuaresma, S., Soubiran, C., Heiter, U., & Jofré, P. 2014, *Astronomy & Astrophysics*, 569, A111 [\[LINK\]](#)
- Boss, A. P. 1997, *Science*, 276, 1836
- Brosche, P. 1963, 57, 143

BIBLIOGRAFÍA

- . 1980, in *Cosmology and Gravitation* (Boston, MA: Springer US), 375–382 [\[LINK\]](#)
- Carrasco, L., Roth, M., & Serrano, A. 1982, *Astronomy and Astrophysics*, 106, 89 [\[LINK\]](#)
- Caselli, P., Benson, P. J., Myers, P. C., & Tafalla, M. 2002, *The Astrophysical Journal*, 572, 238
- Chabrier, G., Baraffe, I., Leconte, J., Gallardo, J., & Barman, T. 2009, *AIP Conference Proceedings*, 1094, 102
- Champion, J. 2019, PhD thesis
- Dawson, R. I. & Johnson, J. A. 2018 [\[LINK\]](#)
- de Pater, I. & Lissauer, J. J. 2015, *Planetary Sciences Updated Second Edition* (Cambridge University Press), 647 [\[LINK\]](#)
- de Wit, J., Lewis, N. K., Langton, J., Laughlin, G., Deming, D., Batygin, K., & Fortney, J. J. 2016, *The Astrophysical Journal*, 820, L33 [\[LINK\]](#)
- Doyle, A. P., Davies, G. R., Smalley, B., Chaplin, W. J., & Elsworth, Y. 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 444, 3592
- Draine, B. 2011, *Physics of the interstellar and intergalactic medium*, 540
- Eggleton, P. P., Kiseleva, L. G., & Hut, P. 1998, *Astrophysical Journal*, 499, 853 [\[LINK\]](#)
- Fleck, R. C. 2008, *Astrophysics and Space Science*, 313, 351
- Flor Torres, L. 2015, *Un nuevo diagrama de diagnóstico para la clasificación de Exoplanetas* (Tesis de maestría), 117
- Flor Torres, L., Coziol, R., Schröder, K.-P., Caretta, C. A., & Jack, D. 2016, 1–5 [\[LINK\]](#)
- Fortney, J. J., Baraffe, I., & Militzer, B. 2009, in *Exoplanets*, 397–418 [\[LINK\]](#)
- Gandolfi, D., Barragán, O., Hatzes, A. P., Fridlund, M., Fossati, L., Donati, P., Johnson, M. C., Nowak, G., Prieto-Arranz, J., Albrecht, S., Dai, F., Deeg, H., Endl, M., Grziwa, S., Hjorth, M., Korth, J., Nespral, D., Saario, J., Smith, A. M. S., Antoniciello, G., Alarcon, J., Bedell, M., Blay, P., Brems, S. S., Cabrera, J., Csizmadia, S., Cusano, F., Cochran, W. D., Eigmüller, P., Erikson, A., González Hernández, J. I., Guenther, E. W., Hirano, T., Suárez Mascareño, A., Narita, N., Palle, E., Parviainen, H., Pätzold, M., Persson, C. M., Rauer, H., Saviane, I., Schmidtbreick, L., Van Eylen, V., Winn, J. N., & Zakhochay, O. V. 2017, *The Astronomical Journal*, 154, 123 [\[LINK\]](#)
- Gilmour, I. & Sephton, M. A. 2004, *An Introduction to Astrobiology* [\[LINK\]](#)
- Godłowski, W., Szydlowski, M., Flin, P., & Biernacka, M. 2003, *General Relativity and Gravitation*, 35, 907
- Gonzalez, G. 1997, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 285, 403

BIBLIOGRAFÍA

- Gray, R. O. 1999, SPECTRUM: A stellar spectral synthesis program - NASA/ADS [\[LINK\]](#)
- Hauschildt, P. H. & Baron, E. 1999, Journal of Computational and Applied Mathematics, 109, 41 [\[LINK\]](#)
- Herberich, E., Sikorski, J., & Hothorn, T. 2010, PLoS ONE, 5
- Hilke, E. S. & Sari, R. 2011, Astrophysical Journal, 728
- Hothorn, T., Bretz, F., & Westfall, P. 2008, Biometrical Journal, 50, 346
- Hubbard, W. B., Guillot, T., Lunine, J. I., Burrows, A., Saumon, D., Marley, M. S., & Freedman, R. S. 1997, Physics of Plasmas, 4, 2011
- Irwin, S. A. 2015
- Jappsen, A. K. & Klessen, R. S. 2004, Baltic Astronomy, 13, 373
- Kausch, W., Noll, S., Smette, A., Kimeswenger, S., Barden, M., Szyszka, C., Jones, A. M., Sana, H., Horst, H., & Kerber, F. 2015, Astronomy & Astrophysics, 576, A78 [\[LINK\]](#)
- Klahr, H. & Brandner, W. 2006, Planet Formation [\[LINK\]](#)
- Kraft, R. P. 1967, The Astrophysical Journal, 150, 551
- Laplace, P.-S. d. -. A. 1796 [\[LINK\]](#)
- Larson, R. B. 2010, 73
- Laskar, J. 1994, Astronomy and Astrophysics, 284, 9
- . 2008, Icarus, 196, 1
- Laskar, J., Robutel, P., Joutel, F., Gastineau, M., Correia, A. C. M., & Levrard, B. 2004, Astronomy & Astrophysics, 428, 261
- Leconte, J., Baraffe, I., Chabrier, G., Barman, T. S., & Levrard. 2009, Astronomy and Astrophysics, 506, 385 [\[LINK\]](#)
- Lee, E. J. & Chiang, E. 2017, The Astrophysical Journal, 842, 40 [\[LINK\]](#)
- Levison, H. F., Morbidelli, A., Van Laerhoven, C., Gomes, R., & Tsiganis, K. 2007, Icarus, 196, 258 [\[LINK\]](#)
- Lin, M. K., Krumholz, M. R., & Kratter, K. M. 2011, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 416, 580
- Liu, Y.-Z., Z.-G., D., & Cao, S.-L. 1985, Characteristic actions $h(s)$ in the structure of the universe

BIBLIOGRAFÍA

- Lundkvist, M. S., Kjeldsen, H., Albrecht, S., Davies, G. R., Basu, S., Huber, D., Justesen, A. B., Karoff, C., Silva Aguirre, V., Van Eylen, V., Vang, C., Arentoft, T., Barclay, T., Bedding, T. R., Campante, T. L., Chaplin, W. J., Christensen-Dalsgaard, J., Elsworth, Y. P., Gilliland, R. L., Handberg, R., Hekker, S., Kawaler, S. D., Lund, M. N., Metcalfe, T. S., Miglio, A., Rowe, J. F., Stello, D., Tingley, B., & White, T. R. 2016, *Nature Communications*, 7, 1 [\[LINK\]](#)
- Marks, M. & Kroupa, P. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 417, 1702
- Martin, R. G. & Livio, M. 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, 425, L6 [\[LINK\]](#)
- . 2015, *The Astrophysical Journal*, 810, 105 [\[LINK\]](#)
- Matt, S. & Pudritz, R. E. 2004, *The Astrophysical Journal*, 607, L43
- Mayor, M. & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355 [\[LINK\]](#)
- McKee, C. F. & Ostriker, E. C. 2007, 565 [\[LINK\]](#)
- McNally, D. 1965, *The Observatory*, 85, 166 [\[LINK\]](#)
- Mestel, L. 1968, *Mon. Not. R. Astron. Soc*, 138, 359
- Naef, D., Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., Santos, N. C., Udry, S., & Burnet, M. 2001, *Astronomy & Astrophysics*, 375, 205 [\[LINK\]](#)
- Nomura, H., Tsukagoshi, T., Kawabe, R., Ishimoto, D., Okuzumi, S., Muto, T., Kanagawa, K. D., Ida, S., Walsh, C., Millar, T. J., & Bai, X.-N. 2015, *The Astrophysical Journal Letters*, 819, 0 [\[LINK\]](#)
- Padmanabhan, T. 1993, *Structure Formation in the Universe* [\[LINK\]](#)
- Pérez, S., Casassus, S., Baruteau, C., Dong, R., Hales, A., & Cieza, L. 2019, *The Astronomical Journal*, 158, 15 [\[LINK\]](#)
- Perryman, M. A. C. 2011, *The exoplanet handbook* (Cambridge University Press), 410 [\[LINK\]](#)
- Plummer, C. C., Carlson, D. H., & Hammersley, L. 2005, *Physical geology*.
- Poppe, T. & Blum, J. 1997, *Advances in Space Research*, 20, 1595
- Prša, A., Harmanec, P., Torres, G., Mamajek, E., Asplund, M., Capitaine, N., Christensen-Dalsgaard, J., Depagne, É., Haberleiter, M., Hekker, S., Hilton, J., Kopp, G., Kostov, V., Kurtz, D. W., Laskar, J., Mason, B. D., Milone, E. F., Montgomery, M., Richards, M., Schmutz, W., Schou, J., & Stewart, S. G. 2016, *The Astronomical Journal*, 152, 41
- Ray, T. 2012, *Astronomy and Geophysics*, 53, 19
- Reipurth, B., Jewitt, D. D., & Keil, K. 2007, *Protostars and planets V* (University of Arizona Press), 951

BIBLIOGRAFÍA

- Safronov, V. S. 1969, 1969. [\[LINK\]](#)
- . 1972, Evolution of the protoplanetary cloud and the formation of the Earth and planets, 225–228 [\[LINK\]](#)
- Schatzman, E. 1962, *Annales d’Astrophysique*, 25
- Schneider, J., Dedieu, C., Le Sidaner, P., Savalle, R., & Zolotukhin, I. 2011, *Astronomy & Astrophysics*, 532, A79 [\[LINK\]](#)
- Seager, S. 2010, *Exoplanets* [\[LINK\]](#)
- Skumanich, A. 1972, *The Astrophysical Journal*, 171, 565 [\[LINK\]](#)
- Snedden, C. 2017, *MOOG* [\[LINK\]](#)
- Sorahana, S., Yamamura, I., & Murakami, H. 2013, *The Astrophysical Journal*, 767, 77 [\[LINK\]](#)
- Stauffer, J. R. & Hartman, L. W. 1986, *Astronomical society of the pacific*, 98, 1233
- Stone, J. M. 2010, *Proceedings of the International Astronomical Union*, 6, 422 [\[LINK\]](#)
- Tassoul, J.-L. 2000, *Stellar Rotation* (Cambridge: Cambridge University Press) [\[LINK\]](#)
- Torres-Papaqui, J. P., Coziol, R., Andernach, H., Ortega-Minakata, R. A., Neri-Larios, D. M., & Plauchu-Frayn, I. 2012, 291, 275 [\[LINK\]](#)
- Tsantaki, M., Sousa, S. G., Adibekyan, V. Z., Santos, N. C., Mortier, A., & Israelian, G. 2013, *Astronomy & Astrophysics*, 555, A150 [\[LINK\]](#)
- Uzdensky, D. A., Konigl, A., & Litwin, C. 2002, *The Astrophysical Journal*, 565, 1191
- Valencia, D., O’Connell, R. J., & Sasselov, D. 2006, *Icarus*, 181, 545
- Valenti, J. a. & Piskunov, N. 1996, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 118, 595 [\[LINK\]](#)
- van der Marel, N., Williams, J., & Bruderer, S. 2018, *The Astrophysical Journal Letters*, 867, L14 [\[LINK\]](#)
- Ward, W. R. 1997, *Icarus*, 126, 261
- Wesson, P. S. 1979, *Astronomy and Astrophysics*, 80, 296 [\[LINK\]](#)
- Wetherill, G. W. & W., G. 1989, *Proceedings of the Meeting, Baltimore, MD, May 9-11, 1988* (A90-31251 12-90). Cambridge and New York, Cambridge University Press, 1989, p. 1-24; Discussion, p. 24-30., 1 [\[LINK\]](#)
- Wolff, S. & Simon, T. 1997, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 109, 759
- Wurm, G. & Blum, J. 1996, *AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts #28*, 11.02 [\[LINK\]](#)