

Universidad Nacional de Córdoba

Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación

Trabajo Especial de Licenciatura

---

Planetas y Discos en Estrellas Binarias

---

**Matías Pablo Cerioni**

Directora: Dra. Mercedes Gómez

Diciembre de 2020

Esta obra está bajo una licencia [Creative Commons](https://creativecommons.org/licenses/by-nc-sa/4.0/) “Reconocimiento-  
NoCommercial-CompartirIgual 4.0 Internacional”.



## Resumen

Dado que el estudio de exoplanetas relativamente nuevo, análisis específicos sobre las propiedades globales de planetas en estrellas binarias no han tenido mucha relevancia. Principalmente porque las observaciones de tales planetas han sido históricamente escasas. Esto es debido a sesgos de selección y dificultades para discernir las componentes de dichos sistemas. Dado que más de la mitad de las estrellas de tipo solar se encuentran en sistemas estelares múltiples (principalmente binarios, Raghavan et al., 2010), es posible que este subconjunto de exoplanetas conforme una porción significativa de la población.

En este trabajo utilizamos una versión extendida de la base de datos del *Open Exoplanet Catalogue*<sup>1</sup> que cuenta con 3843 planetas, 207 de los cuales forman parte de estrellas dobles. Tomamos esta muestra para realizar un primer análisis global a partir de diagramas de dispersión, contrastando pares de parámetros planetarios, estelares y orbitales de las binarias. El resultado principal de esta sección es que observamos similitudes en las distribuciones de parámetros entre planetas en sistemas simples, y planetas circunestelares en sistemas binarios, abriendo la puerta a la interpretación de que exoplanetas en estrellas dobles no necesariamente sean ambientes extrañamente inhóspitos. La muestra de planetas circumbinarios continúa siendo estadísticamente pobre (38), pero detectamos indicios de diferencias en las distribuciones de sus parámetros con respecto a los dos tipos de planetas mencionados anteriormente.

A fin de arrojar luz sobre los procesos de formación planetaria en sistemas binarios, nos enfocamos, además, en discos de escombros. Estas son estructuras análogas al cinturón de Kuiper para el sistema solar, que permanecen luego de que se disipa el disco protoplanetario. Nuestro objetivo fue indagar las frecuencias de tales discos en las estrellas dobles con planetas. Para ello analizamos las distribuciones espectrales de energía observadas para 137 sistemas binarios con planetas, en busca de excesos IR que indiquen la presencia de discos. De esta forma obtuvimos una lista de sistemas binarios con planetas candidatos a tener discos de escombros, que podrían ser confirmados a partir de imágenes coronográficas o mediciones de excesos en numerosas longitudes de onda. De ser estos indicios confirmados, implicaría una frecuencia relativamente alta. Lo que encontramos fue que el 48% de tales sistemas presentan excesos IR, una cifra considerablemente mayor que la máxima encontrada en la literatura para estrellas binarias de campo (38%, Trilling et al., 2007), indicando que la presencia de planetas parecería potenciar la frecuencia de discos. Separando por tipo de binaria según si la órbita planetaria es circunestelar o circumbinaria, encontramos que los primeros poseen una frecuencia de discos de 42%, similar a la cifra derivada por Trilling et al., mientras que los segundos presentan una altísima frecuencia del 77%. Este resultado implicaría una diferencia importante para la evolución de discos entre ambos sistemas.

---

<sup>1</sup><http://openexoplanetcatalogue.com/>

## Abstract

Given that the study of exoplanets is relatively new, specific analyses on the global properties of planets in binary stars have not been very relevant. Mainly because observations of such planets have been historically scarce. This has been due to selection biases and difficulties in discerning the stellar components of such systems. Since more than half of the solar-type stars are found in multiple star systems (mainly binary, Raghavan et al., 2010), it is possible for this subset of exoplanets to make up a significant portion of the population.

In this work we use an extended version of the Open Exoplanet Catalogue's database which has 3843 planets, 207 of which are part of double stars. We took this sample to perform a first global analysis using dispersion diagrams, thus contrasting pairs of planetary, stellar and orbital parameters of the binaries. The main result of this section is that we observe similarities in the parameter distributions between planets in single stars, and circumstellar planets in binary systems, opening the door to the interpretation that exoplanets in double stars may not necessarily be strangely inhospitable environments. The sample of circumbinary planets continues to be statistically poor (38), but we detect indications of differences in the distributions of their parameters with respect to the two types of planets mentioned above.

In order to shed light on the processes of planetary formation in binary systems, we dedicate a part of our work to debris disks. These are structures analogous to the Kuiper Belt for the Solar System, which remain after the protoplanetary disk dissipates. Our goal was to investigate the frequencies of such disks in double stars with planets. To do this, we analyzed the spectral energy distributions observed for 137 binary systems with planets, looking for IR excesses that indicate the presence of disks. By doing so, we obtained a list of binary systems with planets that are candidates to have debris disks, which could be confirmed via choronographic images or measurements of excesses at numerous wavelengths. If these indications are confirmed, it would imply a relatively high frequency. What we found was that 48% of such systems have IR excesses, a number significantly higher than the highest one found in the literature for binary field stars (38%, Trilling et al., 2007), indicating that the presence of planets would seem to boost the disk frequency. Separating by type of binary according to whether the planetary orbit is circumstellar or circumbinary, we find that the former have a disk frequency of 42%, similar to the figure derived by Trilling et al., while the latter present a very high frequency of 77%. This result would imply an important difference for the evolution of discs between both systems.

# Índice general

<b>Unidades</b>	<b>1</b>
<b>Introducción</b>	<b>2</b>
<b>1 Planetas en estrellas binarias</b>	<b>5</b>
1.1 Métodos de detección . . . . .	5
1.2 Exoplanetas en sistemas estelares binarios . . . . .	7
1.3 Configuraciones planetarias en sistemas binarios . . . . .	9
1.4 Nomenclatura . . . . .	13
1.5 Sistemas múltiples no binarios . . . . .	14
<b>2 Catálogo y métodos de análisis</b>	<b>17</b>
2.1 Catálogo . . . . .	17
2.2 Análisis de datos . . . . .	21
<b>3 Estructuras y Distribuciones de parámetros planetarios, estelares y binarios</b>	<b>27</b>
3.1 Análisis de estructuras . . . . .	28
3.2 Análisis de distribuciones . . . . .	34
3.3 Síntesis y conclusiones . . . . .	41
<b>4 Discos de escombros en estrellas binarias con planetas</b>	<b>44</b>
4.1 Introducción . . . . .	44
4.2 Cómo observar discos . . . . .	45
4.3 Frecuencia de los discos . . . . .	50
4.4 Objetivos . . . . .	52
4.5 Análisis . . . . .	53
4.6 Resultados . . . . .	60
<b>Conclusiones</b>	<b>63</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>70</b>
<b>Apéndice A: diagramas de dispersión</b>	<b>71</b>
<b>Apéndice B: Distribuciones espectrales de energía</b>	<b>78</b>

# Unidades

Enunciamos los símbolos y definiciones para las unidades que mencionamos a lo largo del trabajo en la siguiente tabla.

Tabla 1: Unidades utilizadas a lo largo del trabajo.

Símbolo	Descripción	Definición
AU	Unidad astronómica	$1.496 \times 10^8$ km
$R_{\oplus}$	Radio de la Tierra	$6.378 \times 10^3$ km
$R_J$ o $R_{JUP}$	Radio de Júpiter	$69.911 \times 10^3$ km
$R_{\odot}$ o $R_{SOL}$	Radio del Sol	$696.340 \times 10^3$ km
$M_{\oplus}$	Masa de la Tierra	$5.972 \times 10^{24}$ kg
$M_J$ o $M_{JUP}$	Masa de Júpiter	$1.898 \times 10^{27}$ kg
$M_{\odot}$ o $M_{SOL}$	Masa del Sol	$1.988 \times 10^{30}$ kg
yr	Año	365.2425 días

# Introducción

El estudio de planetas externos al sistema solar (exoplanetas) es relativamente joven entre las distintas ramas que competen a la astronomía. Para poner en perspectiva, campos tan relevantes hoy en día como lo son la cosmología y la astronomía extragaláctica, deben (principalmente) sus orígenes a los trabajos revolucionarios de Friedmann (1922) y Hubble (1929) respectivamente, a inicios del siglo XX, mientras que la primera detección de un exoplaneta se corresponde a 1992, cuando Wolszczan & Frail (1992) estimaron la presencia de 2 planetas alrededor del púlsar PSR B1257+12 al medir las desviaciones en el período de su señal provocadas por interacciones gravitacionales con los planetas. Si bien estos fueron los primeros exoplanetas conocidos y deberían ser recordados como tales, no marcaron el hito que se suponía que fuese, debido a un simple factor: los planetas orbitan alrededor de un púlsar, y por lo tanto deben ser naturalmente distintos a lo que en verdad estaban buscando, las cuales eran réplicas del sistema solar, o en otras palabras, planetas orbitando estrellas de secuencia principal. En retrospectiva, es evidente que el método utilizado en dicho trabajo no se volvió la nueva norma que haría florecer el campo, de hecho, el número de exoplanetas detectados por variaciones en la periodicidad de las señales de púlsares es muy pequeño ( $\sim 0.5\%$ ). Por estas razones, el inicio de esta rama de la astronomía en realidad se atribuye al trabajo pionero de Mayor & Queloz (1995), marcando la primera detección de un exoplaneta en una estrella de secuencia principal, 51-Pegasi b. Estos autores utilizaron un método de detección que daría como fruto miles de detecciones en las décadas que le siguieron, y fue la relevancia de Mayor & Queloz (1995) que les valió el premio Nobel a fines del 2019.

La detección del primer exoplaneta en una estrella de secuencia principal desató una época en la que la frecuencia de detecciones crecería aceleradamente, como se ilustra en la Figura 1. La alta tasa de detecciones que se destacan en 2014 y 2016 corresponden a observaciones del telescopio espacial Kepler, específicamente a una serie de trabajos en donde se publicó el análisis de sus datos.

Veinticinco años después del trabajo de Mayor & Queloz, conocemos más de 4000 planetas que orbitan en otros sistemas, de los cuales cerca de la mitad son gracias a la misión Kepler, que fue lanzada en 2009, y los pronósticos para las décadas que se avecinan estiman que la curva seguirá creciendo. Por un lado, en este momento se encuentra en funcionamiento el telescopio espacial TESS (*Transiting Exoplanet Survey Satellite*), cuyo fin está especialmente orientado a exoplanetas, y se estima que detectará alrededor de 20.000, en estrellas relativamente brillantes y cercanas. Por otro lado, la lista de telescopios espaciales con fines exoplanetarios que vayan a ser lanzados en el futuro cercano es esperanzadora, con telescopios como el JWST (*James Webb Space Telescope*, 2021), RST (*Roman Space Telescope*, 2025), PLATO (*PLANetary Transits and Oscillations of stars*, 2026), entre otros. Por lo tanto, queda en evidencia que las últimas décadas han sido fructíferas, y el futuro se ve prometedor.

Una de las preguntas que esperamos resolver a medida que acumulamos más observaciones es: *¿Qué tan distintos al Sistema Solar pueden ser los diferentes entornos astrofísicos en los cuales puede formarse un sistema planetario?* En particular, notamos el caso de un planeta en un sistema con

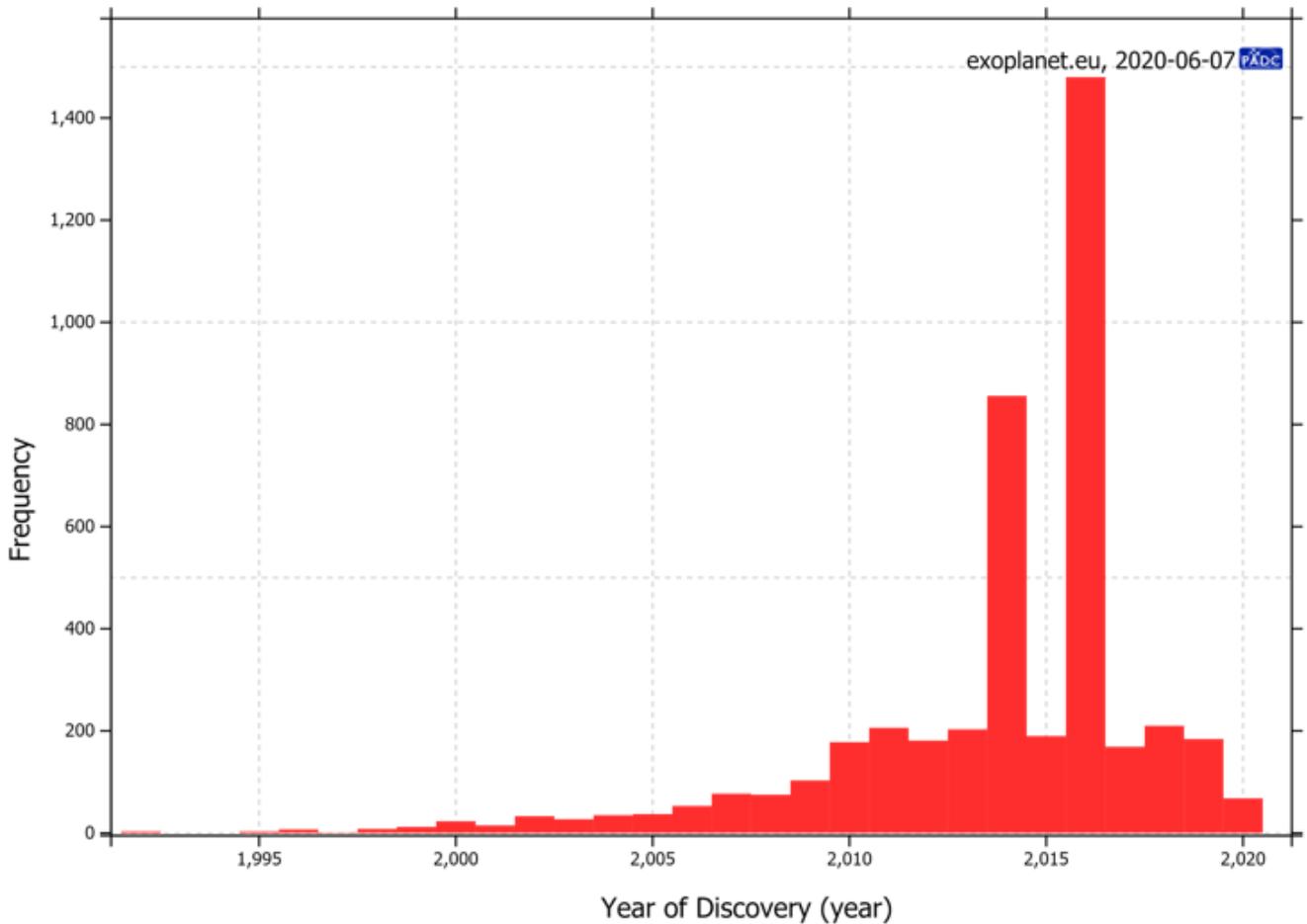


Figura 1: Detecciones de exoplanetas por año. Fuente: Enciclopedia de Planetas Extrasolares (<http://exoplanet.eu/>).

más de una estrella. Hoy en día, de los más de 4000 planetas conocidos, cerca de 200 corresponden a sistemas estelares múltiples, principalmente binarios. Sin embargo, a pesar de que hablamos de cientos de planetas, tenemos evidencia para creer que este número pueda ser mayor en proporción a los planetas en estrellas simples. Más aún que lo que las observaciones actuales indican. Y es que, en los últimos años hemos aprendido que tanto las estrellas binarias como los planetas son altamente frecuentes en la Vía Láctea (Raghavan et al., 2010; Cassan et al., 2012). Por ello, en este trabajo nos proponemos a comparar las distribuciones de parámetros físicos entre los sistemas binarios con planetas, y los sistemas simples con planetas. Parámetros tanto estelares como planetarios. Distinguiendo, además, entre las configuraciones que puede adoptar un planeta en un sistema binario, circunestelar o circumbinario.

Pero además de estudiar los parámetros de estrellas y planetas, decidimos que incluir un análisis sobre otra componente presente y observable tales sistemas, que son los discos de escombros. Los discos de escombros son estructuras abundantes en polvo y análogas al Cinturón de Kuiper en el Sistema Solar. Estos están vinculados con los planetas a través del disco protoplanetario, y son particularmente útiles para el estudio de formación planetaria. Estudiar formación planetaria presenta un desafío hoy en día debido a que la mayoría de los sistemas más cercanos para los cuales disponemos de la mayor sensibilidad son sistemas maduros, es decir, estrellas de secuencia principal de tipo solar.

---

Por lo tanto, tales procesos ya no están presentes en dichos sistemas, y entonces, para estudiar formación planetaria debemos hacerlo de manera indirecta. El polvo en dichos discos proviene de la formación de planetesimales, objetos que son una consecuencia natural de la formación de un sistema planetario. En este sentido, los discos proveen otra vía factible para estudiar tales procesos. Y debido al vínculo entre planetas y discos, su estudio podría ofrecer información sobre las características y frecuencias de un sistema planetarios en estrellas binarias.

La estructura de este trabajo es la siguiente: En el primer capítulo hacemos una revisión general sobre exoplanetas en binarias, describiendo los métodos de detección de más relevantes y las configuraciones orbitales correspondientes. En el segundo capítulo introducimos el catálogo y la muestra utilizada, además de otros métodos y herramientas que aplicamos en los capítulos subsecuentes. El tercer capítulo es dedicado al análisis de los datos, para lo cual exploramos diagramas de dispersión que confrontan pares de parámetros planetarios, estelares y/o binarios en busca de estructuras indicativas de correlaciones relevantes. Además comparamos la distribución de diversos parámetros para los distintos tipos de planetas, estrellas y sistemas binarios. En el cuarto capítulo incluimos, en nuestro estudio, a los discos de escombros, analizando las distribuciones espectrales de energía de los sistemas binarios con planetas en busca de indicios de discos, para así estimar su frecuencia y compararla con de las estrellas binarias de campo. Finalmente, en el capítulo Conclusiones realizamos un resumen general de nuestros resultados.

# Capítulo 1

## Planetas en estrellas binarias

### 1.1 Métodos de detección

Detectar un exoplaneta no es una tarea sencilla, debido a la diferencia de brillo y tamaño que poseen ante las estrellas que orbitan, tal que tomar una imagen directa no es siempre efectivo. Afortunadamente existen un conjunto de métodos para detectar indirectamente a estos objetos, con distintos sesgos y fortalezas. Vamos a describir los más importantes en orden de número de detecciones atribuidas a cada caso.

#### 1.1.1 Tránsitos planetarios

Por lejos el método más prolífico en detecciones planetarias, responsable del  $\sim 70\%$  de los exoplanetas conocidos al día de la fecha según la Enciclopedia de Planetas Extrasolares (3049 de 4274), y la mayoría de ellos se atribuyen al telescopio espacial Kepler que observó tránsitos en una región fija del cielo ( $100 \text{ deg}^2$  de campo de visión) durante 5 años, hasta averiarse y verse obligado a observar distintas regiones de la eclíptica por 3 años adicionales, en una misión póstuma conocida como K2. Hasta el momento, Kepler+K2 se mantienen como las misiones más productivas en número de detecciones.

Llamamos "tránsito" al fenómeno que ocurre cuando un planeta cruza en frente de una estrella para un observador desde la Tierra. Durante el tránsito, el planeta tapa una fracción del flujo estelar, y dicho efecto puede medirse como una caída de brillo, por lo tanto es un método fotométrico. Dicha caída es periódica debido al período orbital del planeta, y su profundidad está determinada por el tamaño relativo entre los radios planetarios y estelares, de modo que si el radio estelar es conocido, este método nos permite obtener el período/semieje mayor y radio del planeta. Notamos que para que este efecto pueda tener lugar, la visual tiene que estar sobre el plano de la órbita planetaria, por lo que dependemos de la orientación del sistema para ser detectable con este método.

Debido a que la duración del tránsito, en general, representa una pequeña fracción del período planetario, se requiere de un monitoreo constante de las estrellas por largos períodos de tiempo para detectar uno, por lo tanto este método es más eficiente para telescopios espaciales que terrestres, lo cual no es el caso para otros métodos de detección.

Por más barato y efectivo que sea este método, no está exento de desventajas. Una de ellas, es un sesgo hacia planetas con valores pequeños de semiejes mayores, ya que estos planetas pueden tener una mayor ventana de inclinaciones para los cuales el tránsito puede ser detectado, mientras que planetas con valores más grandes de semiejes mayores tienen condiciones más restrictivas para

---

la inclinación.

### 1.1.2 Velocidad Radial

El método de velocidad radial reinó como el método más efectivo hasta la llegada del telescopio espacial Kepler. Como se mencionó anteriormente, fue el método utilizado para detectar el primer exoplaneta en estrella de secuencia principal (Mayor & Queloz, 1995) y es responsable por el  $\sim 20\%$  de los exoplanetas conocidos hasta el momento, según la Enciclopedia de Planetas Extrasolares (885 de 4274).

El método consiste en que, dado un sistema de estrella + planeta, la estrella no tiene una posición fija, sino que ambos cuerpos orbitan alrededor del centro de masa común. Siempre y cuando la órbita estelar no sea paralela al plano del cielo, la estrella va a tener una componente de su movimiento en la dirección radial, la cual se manifiesta en un corrimiento de sus líneas espectrales al rojo o al azul para un observador en la Tierra, debido al efecto Doppler. Midiendo corrimientos periódicos en el espectro estelar podemos estimar parámetros planetarios tales como el período, la excentricidad, y una cota mínima para la masa del planeta. Se puede demostrar que,

$$m_p^3 \sin^3 i = K^3 (1 - e^2)^{3/2} \frac{Pm^2}{8\pi^3}, \quad (1.1)$$

donde  $K$  es la amplitud de la velocidad radial estelar. Del lado derecho de la ecuación tenemos parámetros observables, a partir de los cuales podemos determinar  $m_p \sin(i)$ , y como  $0 < \sin(i) < 1$ , solo obtenemos una cota mínima para la masa planetaria, a menos que podamos determinar la inclinación de alguna otra manera, lo cual no siempre es posible. Despejando  $K$  se hace evidente hacia qué tipo de planetas este método está sesgado. La amplitud de la velocidad radial estelar será mayor para planetas masivos y cercanos a su estrella. A diferencia del método de tránsitos, éste es ideal para telescopios terrestres, ya que las estrellas no necesitan ser monitoreadas continuamente.

### 1.1.3 Imagen directa

El único método de detección directa. Hoy en día es responsable del  $\sim 3\%$  de las detecciones totales, según la Enciclopedia de Planetas Extrasolares (139 de 4274). Como el nombre lo indica, el método consiste en tomar una imagen del planeta, cuyo flujo está formado en parte por la luz estelar reflejada, y en parte por la emisión térmica del mismo planeta. Detectar la emisión planetaria de forma fotométrica no es trivial debido a que la estrella tiene un brillo al menos 10 millones de veces mayor, y para ello lo que se hace es bloquear el flujo del disco estelar con un coronógrafo, y observar flujo IR, correspondientes al pico de emisión térmica planetaria. Teniendo imágenes del planeta podemos conocer su órbita, y utilizando espectroscopía de alta resolución podemos estimar la composición química de su atmósfera. Pero parámetros tales como la masa y el radio sólo pueden obtenerse con métodos indirectos. Al día de hoy, los planetas que se han observado son los más sencillos de detectar, es decir, planetas alejados de la estrella, gigantes, y muy jóvenes, en etapas donde sus luminosidades son muy altas.

### 1.1.4 Microlentes

El cuarto método de detección planetaria más prolífico, pero con una eficacia comparable con el de imagen directa. Al método microlensing corresponden  $\sim 3\%$  de las detecciones totales según la

---

Enciclopedia de Planetas Extrasolares (121 de 4274).

El método funciona debido al efecto relativista de la curvatura de la trayectoria de la luz en presencia de una masa. Al coincidir dos estrellas en la misma dirección de la visual para un dado observador, la más cercana al observador actúa como una lente gravitacional que aumenta el brillo recibido correspondiente a la estrella más lejana, y esta subida de brillo puede durar de días a meses, hasta que las estrellas se desalinean. Cuando la estrella más cercana posee un planeta, puede ocurrir que en algún instante durante el alineamiento, el mismo tenga la posición adecuada para actuar como una microlente (gravitacional) por intervalos cortos de tiempo, que se ve como un salto de brillo de menor duración sobre el incremento de flujo original. La intensidad y duración del salto de brillo provocado por el planeta nos permite determinar su distancia a la estrella, y su masa. Notemos que, a diferencia del método de velocidad radial, aquí podemos estimar la masa completa del planeta, y no solo una cota mínima. Este método requiere que dos estrellas se alineen en el cielo, y para ello es más efectivo observar en regiones de alta densidad estelar, lo cual corresponde al centro galáctico. Por este efecto, la mayoría de los planetas detectados por microlentes se encuentran en estrellas que están sobre la dirección que une al sistema solar con el centro galáctico. Un evento de microlentes puede durar, típicamente, entre 1 y 3 meses para lente estelar, y algunos días, o menos, para un planeta.

### 1.1.5 Otros métodos

Los cuatro métodos ya mencionados son los más comunes y efectivos, pero existen más métodos que, si bien no se comparan en términos de número de detecciones, vale la pena mencionar brevemente.

El primero es uno al cual ya hemos hecho referencia: Períodos de púlsar, y es que este método, como se dijo, es el responsable de la primera confirmación de un exoplaneta, y consiste en medir las desviaciones en la periodicidad de los pulsos de dicho objeto provocadas por interacciones gravitacionales con un planeta. Actualmente, cerca de 20 de las 4274 detecciones corresponden a este método, según la Enciclopedia de Planetas Extrasolares.

El siguiente es el método de variaciones de la sincronización de los tránsitos (o TTV, por *Transit Timing Variations*), el cual se aplica en sistemas con más de un planeta. En el ejemplo sencillo de un sistema de estrella + planeta, el tránsito planetario posee un período constante, pero la presencia de un tercer cuerpo (si agregamos un segundo planeta) provoca desviaciones en el período del tránsito del primer planeta, debido a interacciones gravitacionales. Diecinueve planetas han sido detectados por este método.

El último método de detección que vamos a mencionar es el astrométrico. Recordando que un planeta no orbita alrededor de una estrella fija, sino que la estrella también posee una pequeña órbita alrededor del centro de masa, este movimiento estelar puede medirse al observar los movimientos propios de la estrella, que deberán verse como una oscilación de corto período sumada a la trayectoria prácticamente rectilínea con respecto a las estrellas de fondo. Hoy en día se conocen 11 planetas que han sido detectados por el método astrométrico.

## 1.2 Exoplanetas en sistemas estelares binarios

Como ya mencionamos, una variedad de métodos de detección fueron utilizados para detectar los más de 4000 exoplanetas conocidos actualmente, de los cuales una subpoblación corresponde a los exoplanetas en sistemas estelares múltiples, que dan lugar a este trabajo. Al día de la fecha, el

---

catálogo de Schwarz et al., (2016) posee información sobre 186 de estos exoplanetas, lo cual conforma alrededor del  $\sim 5\%$  de la cantidad total de planetas confirmados. Lo más intuitivo es pensar que esta subpoblación es escasa en comparación con los exoplanetas en estrellas individuales, pero esta sería una conclusión apresurada e incompleta, ya que la realidad no es tan sencilla. De este subconjunto, la gran mayoría corresponde a sistemas estelares específicamente binarios, y debido a que es lo que compete al trabajo en cuestión, vamos a dar razones por las cuales sabemos que el bajo número de las observaciones de planetas en sistemas binarios no es representativo de su frecuencia natural.

### 1.2.1 Criterios de selección hacia estrellas individuales

Algunos argumentos que explican el déficit de estrellas binarias con planetas se relacionan con criterios de selección que favorecían a las estrellas **individuales**.

Por un lado, existía un sesgo debido a los pre-conceptos teóricos de formación estelar y planetaria. Un sistema estelar se forma a partir de una nube de gas y polvo, que comienza con una cantidad de momento angular que se debe conservar en la compresión de nube a estrella. Para estrellas individuales, los análisis dictan que la cantidad de momento inicial es demasiada y desgarraría a la estrella. Por esta cuestión se cree que hay una repartición del momento angular entre la estrella, un disco protoplanetario y los planetas, que también necesitan momento angular para formarse. En su momento la sospecha era que, en un sistema binario, el exceso de momento angular se repartía entre ambas estrellas y un disco circumbinario, sin dejar suficiente como para formar un planeta. Hoy en día sabemos que esta idea es errónea, y que ambas estrellas pueden, incluso, formarse de nubes distintas.

Por otra parte, la observación de sistemas estelares binarios conllevaba una complicación instrumental para el método de velocidad radial, debido a que no siempre pueden resolverse o separarse las líneas espectrales de las dos estrellas, por lo tanto, las líneas espectrales estarían superpuestas y no se podría determinar el corrimiento por la contribución planetaria.

Por estas razones, las estrellas binarias eran deliberadamente removidas de las listas de observación de las misiones con fines planetarios, lo cual subsecuentemente se traduce en un menor número de observaciones de exoplanetas en estos sistemas, sin embargo, ésta no es toda la historia.

### 1.2.2 Compañeras invisibles

Otra razón por la cual los exoplanetas en estrellas individuales dominan numéricamente en proporción, se debe a que observar una compañera estelar no es siempre trivial. De hecho, ha ocurrido en muchos casos que la binariedad del sistema no era conocida al momento de la detección planetaria, realizada midiendo velocidades radiales, y no fue hasta que campañas observacionales posteriores confirmaron una compañera estelar con imagen directa (por ejemplo), y el sistema fue elevado al de estatus binario.

Éste fue el caso de uno de los primeros sistemas exoplanetarios conocidos. A solo dos años de la detección de 51-Pegasi b, Butler et al., (1997) confirmaron 3 exoplanetas entre los sistemas de 55 Cancri, Tau Bootis y Upsilon Andromedae. Si bien la binariedad de los 2 primeros sistemas era conocida, Upsilon Andromedae era considerado un sistema estelar simple. Cinco años más tarde, Lowrance et al., (2002) tomaron imágenes del campo de la estrella Ups And en distintos instantes de tiempo y encontraron una estrella relativamente cercana que poseía el mismo vector de movimiento propio, como se puede ver en la Figura 1.1, por lo cual, lo más probable es que estuviese gravitacionalmente ligada. Así hallaron una compañera estelar comóvil, Ups And B, que elevó el estatus del sistema al de uno binario.

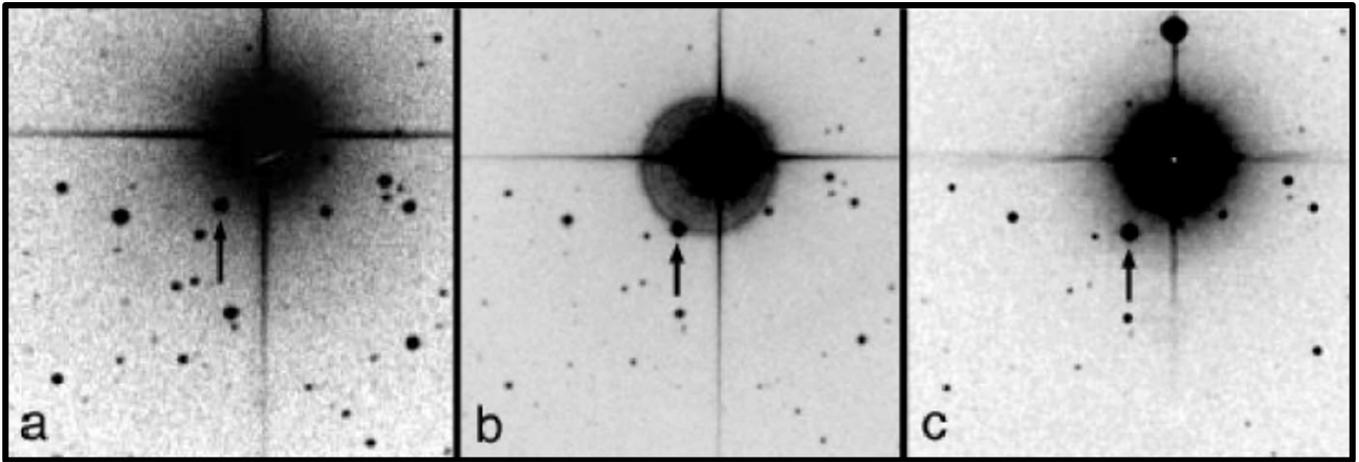


Figura 1.1: Imágenes del campo alrededor de Ups And A de  $\sim 5' \times 5'$ . Con una flecha se indica la posición de la compañera comóvil Ups And B. Las imágenes están orientadas con el N hacia arriba y el E hacia la izquierda, y han sido tomadas en las bandas (a) POSS-I (O), (b) POSS-II (N), y (c) 2MASS (J). El intervalo de tiempo entre los distintos paneles es de 15399 y 820 días, respectivamente. Figura tomada del trabajo de Lowrance et al., (2002).

Por lo tanto, tenemos razones para creer que una porción de lo que hoy se conocen como sistemas estelares simples con planetas, sean en realidad sistemas binarios, con una compañera estelar no detectada. Para aliviar este problema, existen numerosos relevamientos de óptica adaptativa, cuyo objetivo es observar los candidatos de la misión Kepler, en búsqueda de compañeras estelares escondidas. Relevamientos tales como el *Robo-AO KOI Survey*, responsable de trabajos tales como Law et al., (2014), Baranec et al., (2016) y Ziegler et al., (2018), que observando los sistemas planetarios del catálogo Kepler con óptica adaptativa encontraron 43, 141 y 134 nuevas compañeras estelares respectivamente.

## Evidencia para creer que son numerosos

Por las razones que ya mencionamos, sabemos que los exoplanetas en sistemas binarios deben ser más frecuentes de lo que las observaciones actuales permiten contabilizar. ¿Qué tan frecuentes? Se estima que cerca de la mitad de los sistemas estelares de tipo solar deben ser de orden binario o mayor, la mayoría siendo del primer tipo (Raghavan et al., 2010), y al mismo tiempo, otros autores indican que estadísticamente debería haber al menos un planeta por estrella (Cassan et al., 2012), por lo tanto, existen razones para creer que cerca de la mitad de los exoplanetas orbiten en sistemas estelares múltiples. Estos autores realizaron un análisis estadístico de observaciones de microlentes que revelaron la fracción de planetas con semiejes mayores entre 0.5 AU y 10 AU, y sus resultados sugieren que el número de detecciones actuales (alrededor de 4000 planetas) es extremadamente pequeño, dado que la Vía Láctea podría albergar cientos de miles de millones de planetas.

## 1.3 Configuraciones planetarias en sistemas binarios

En un sistema estelar binario, un planeta puede encontrarse en una de dos configuraciones: *Circumestelar*, donde orbita alrededor de una de las dos estrellas; o *circumbinario*, orbitando alrededor

---

del par estelar (Figura 1.2). En la nomenclatura de Dvorak (1982), denominamos estas órbitas como Tipo S (por *satellite*) y Tipo P (por *planetary*), respectivamente.

Entre los planetas de tipo S y P, los primeros son los más comunes. En el catálogo de Schwarz et al., (2016), que se actualiza regularmente, son 150 los exoplanetas en sistemas binarios, donde 127 corresponden a tipo S, alrededor del 25 %.

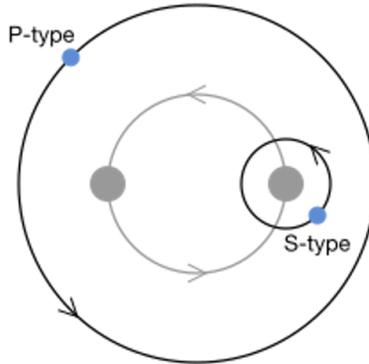


Figura 1.2: Tipos de configuraciones para sistemas planetarios con estrellas binarias. Fuente: Phillip D. Hall.

En una primera aproximación, las trayectorias planetarias pueden considerarse elípticas. Las mismas sufrirán perturbaciones debido a la influencia gravitatoria de la segunda componente estelar en el sistema. Así, en general, los elementos orbitales que caracterizan estas trayectorias variarán en el tiempo. Debido a la arquitectura de cada caso, la definición de los elementos orbitales variará para planetas circunestelares y circumbinarios. En particular, el semieje mayor de los primeros es definido a partir de la estrella huésped alrededor de la cual orbita. Debido a que la segunda estrella en estos sistemas se encuentra a separaciones mayores a 20 UA, el planeta describirá una trayectoria casi elíptica bajo la influencia de un perturbador externo. En planetas circumbinarios, los elementos orbitales son referidos en un sistema de coordenadas con origen en el centro de masa de las estrellas. En tales sistemas las separaciones estelares no son mayores a 1 AU, por lo cual, en una primera aproximación (para perturbaciones pequeñas), el planeta describirá una trayectoria elíptica alrededor del baricentro, equivalente a considerar en el origen de coordenadas una estrella huésped con una masa igual a la masa total de ambas estrellas.

Como mencionamos anteriormente, las perturbaciones pueden producir que los elementos orbitales variarán en el tiempo. Estos efectos perturbativos pueden generar acoples de la inclinación y excentricidad para planetas tipo S (Lidov, 1962), o acoples entre la inclinación y la longitud del nodo ascendente para planetas tipo P (Ziglin, 1975), entre otros. Aún así, las particularidades del problema de tres cuerpos datan sus estudios desde el siglo XVIII (Hill, 1878), y a pesar de que ya mucho está estudiado, avances recientes en dinámica no-lineal y la explosión de observaciones de objetos del sistema solar han encendido un resurgimiento moderno del tema (De Elía et al., 2019). Por lo tanto, la literatura e información acerca de la mecánica de estos sistemas es inmensa, y debido a que no es el enfoque de este trabajo (no estudiamos dinámica hamiltoniana ni analizamos perturbaciones), excede el marco de nuestro estudio. Dado que estudiamos distribuciones de parámetros instantáneos de planetas y estrellas, sólo nos compete que las órbitas son elípticas alrededor de una de las estrellas en sistemas S, y alrededor del centro de masa para sistemas P.

De todos modos, no descartamos que puedan existir planetas en estrellas binarias con configuraciones distintas. Por ejemplo, existe otra configuración posible, aquella en la que el planeta orbita

en alguno de los puntos lagrangeanos L4 o L5 del sistema binario, denominada Tipo T, en alusión a los cuerpos *troyanos* del sistema solar, que orbitan en tales puntos correspondientes al Sol y Júpiter. Sin embargo, al día de la fecha no se conoce ningún planeta en esta u otra configuración, por lo que no la consideramos en este trabajo.

### 1.3.1 Tipo S

Como sabemos, un sistema planetario de tipo S consta de 3 componentes: Una estrella que alberga el planeta, otra estrella que no lo alberga, y el mismo planeta. Notemos que este último impone una jerarquía entre las estrellas, pudiendo distinguir entre la que hospeda al planeta y la que no. Para referirnos a estas componentes utilizamos los términos SA y SB, respectivamente, como se puede ver en la Figura 1.3.

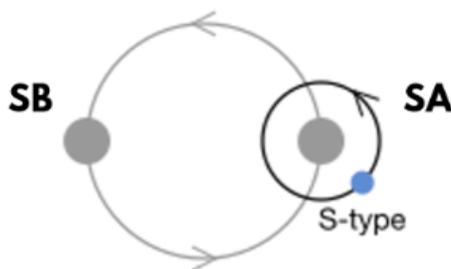


Figura 1.3: Sistema S con las denominaciones que utilizamos para distinguir cada estrella.

En la práctica, los sistemas de este tipo son frecuentemente identificados al detectar un planeta con el método de velocidades radiales, y luego buscar una compañera estelar con imagen directa, o contribuciones de largo período en la curva de velocidad radial<sup>1</sup> (ej.: Eggenberger et al., 2007, Mugrauer et al., 2014). Como mencionamos anteriormente, la técnica de Doppler es ineficiente para estrellas binarias cercanas (separación angular  $< 2''$ ) ya que la mayoría de los espectrógrafos en uso actualmente no poseen la resolución suficiente para separar la contribución (las líneas espectrales) de cada una de las componentes, por esta razón las binarias cercanas son frecuentemente omitidas de los catálogos de velocidad radial. En consecuencia, los efectos de selección hacia este tipo de sistemas son difíciles de modelar, y por lo tanto, compensar.

Varios investigadores han intentado discernir si la existencia de una segunda componente estelar presenta un efecto en las tasas de frecuencia planetaria. En síntesis, las conclusiones de estos trabajos indican que para sistemas con separaciones estelares  $a_B \gtrsim 20$  AU, cualquier tipo de diferencia es despreciable (Eggenberger et al., 2011). Cabe mencionar, que no se conocen planetas tipo S en sistemas con  $a_B$  menor a ese valor, lo cual se debe, al menos parcialmente, a criterios de selección. Sin embargo, hoy en día no es posible descartar que ésta sea una característica natural de estos sistemas. Otro resultado interesante es que ninguno de estos planetas detectados poseen semiejes cercanos al límite de estabilidad, más aún tampoco se han detectado planetas con semiejes dentro de

<sup>0</sup><https://www.univie.ac.at/adg/schwarz/multiple.html>

<sup>1</sup>De existir una compañera estelar a decenas de AU, ambas estrellas orbitarían el centro de masa, y observaciones de velocidad radial de la estrella tomadas a lo largo de años describirían una oscilación de largo período debida a esta órbita estelar.

un factor de 2 del mencionado límite. Existe también un indicio de que dado  $a_B \gtrsim 10^3$  AU, planetas gigantes tienden a ser ligeramente más excéntricos (Kaib et al., 2013); de hecho, 4 de los planetas más excéntricos conocidos corresponden a binarias tipo S (Tamuz et al., 2008).

Otro acercamiento para reconocer tales sistemas es el de buscar compañeras estelares en estrellas que alberguen planetas detectados por Kepler, con observaciones de velocidad radial e imagen directa. Esto permite encontrar planetas más pequeños de los que usualmente se encuentran en los catálogos de Doppler, pero se paga un precio en complejidad de los efectos de selección y sensibilidad, ya que las señales fotométricas de tránsito se diluyen con la luz de la segunda estrella.

Es natural pensar que una segunda componente estelar podría restringir la complejidad de arquitecturas planetarias, pero, a priori, esto no es lo que se observa. Además de sistemas sencillos compuestos simplemente por 2 estrellas y 1 planeta, encontramos sistemas más complejos, como podemos ver en la Figura 1.4. Entre ellos, HD 133131 (Teske et al., 2016), donde cada estrella alberga una cantidad distinta de planetas en configuración S, o sistemas planetarios numerosos en estrellas binarias, como es el caso para Kepler-296 (Barclay et al., 2015) e incluso 55 Cancri (Butler et al., 1997), con 5 planetas cada uno.

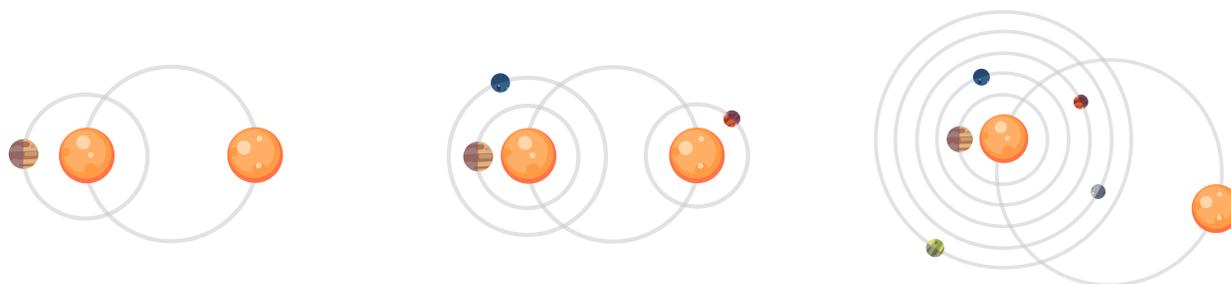


Figura 1.4: Esquema de la complejidad de arquitecturas que pueden darse para planetas en configuración S. Corresponden a los sistemas Gamma Cefeida (Cochran et al., 2002), HD 133131 y 55 Cancri, respectivamente.

### 1.3.2 Tipo P

Por otro lado, tenemos los planetas circumbinarios que parecen ser menos frecuentes que los circunestelares, o al menos más difíciles de observar. En el catálogo de Schwarz et al. (2016), hay solo 23 exoplanetas tipo P confirmados, poco más del 15 % del total de exoplanetas en sistemas binarios, de los cuales casi la mitad (11 de ellos) fueron observados por una sola misión, Kepler. Sus detecciones de tránsitos y los ajustes satisfactorios de modelos dinámicos simples a los tránsitos y tiempos de eclipse observados dejan poco margen de error en cuanto a la interpretación. De hecho, debido a efectos intrínsecos a sistemas de 3 cuerpos, los modelos dinámicos han provisto, en múltiples casos, mediciones de masas y radios inusualmente precisas tanto para el planeta como las estrellas (ej.: Doyle et al., 2011). No obstante, todos los planetas de este tipo, incluso aquellos no descubiertos por Kepler, han sido observados por el método de tránsito, lo cual trae consigo ciertos sesgos, y por lo tanto cualquier resultado general interpretado de las tendencias observadas es difícil de juzgar. Tendencias observadas tales como:

- Gigantes: Todos los planetas circumbinarios *Kepler* tienen radios  $> 3R_{\oplus}$  (Winn & Fabrycky, 2015). En este caso, no sólo el método de detección es menos efectivo para planetas menores, sino que además, a diferencia de los planetas que orbitan una sola estrella, no es posible en estos sistemas aumentar la S/N (relación señal-ruido) superponiendo distintos tránsitos sobre un período<sup>2</sup> ya que el movimiento orbital de las estrellas causa variaciones significativas en los tiempos y duraciones de los mismos.
- Cercanos: Los planetas parecen acumularse en el límite inferior de la zona de estabilidad (Winn & Fabrycky, 2015). Dicha acumulación ha sido predicha como consecuencia de la migración de planetas gigantes dentro de un disco circumbinario (Pierens & Nelson, 2008). No obstante, es posible que este resultado sea un efecto de selección, ya que los tránsitos favorecen la detección de planeta con semiejes pequeños.
- Coplanares: Las órbitas de los pares estelares coinciden con las órbitas planetarias dentro de una ventana de unos pocos grados (Winn & Fabrycky, 2015). Este también podría ser un efecto de selección: es más fácil reconocer planetas cuando se detectan tránsitos múltiples, lo que es más frecuente en sistemas coplanares que sistemas no-coplanares. Aseveraciones más concluyentes podrían ser obtenidas con detecciones de planetas P a partir de métodos que sean menos sensibles a la coplanaridad orbital, tales como variación de tiempos de eclipses (Borkovits et al, 2011) o tránsitos de binarias no eclipsantes (Martin & Triaud, 2014).
- Binarias cercanas: Todas las binarias P están separadas por  $a_B < 0.4$  AU, como ya veremos más adelante en este trabajo, mientras que todas las binarias S tienen separaciones estrictamente mayores a ese valor. Como siempre, los efectos de selección del método de tránsitos afectan los resultados, ya que un planeta en órbita circumbinaria alrededor de un par estelar separado por varias unidades astronómicas tendría un semieje mayor planetario suficientemente grande como para ser difícil de observar con el método de tránsitos.

A pesar de los sesgos, la muestra comienza a mostrar indicios de variedad. Si bien la mayoría de estos sistemas sólo se componen de los 3 cuerpos, ya hemos empezado a detectar estructuras más complejas, como sucede con Kepler-47, que posee 3 planetas en configuración P (Figura 1.5), de los cuales Kepler-47 c se ubica en la zona de habitabilidad, y Kepler-47 d en una región para la cual las condiciones de habitabilidad son más flexibles (Orosz et al., 2019). Estas zonas se conocen como las regiones de habitabilidad *conservativa* (condiciones restrictivas para la habitabilidad) y *optimista* (condiciones laxas para la habitabilidad), respectivamente, y están denotadas por verde oscuro y claro en la misma figura.

## 1.4 Nomenclatura

Resumimos la nomenclatura que utilizaremos a lo largo del trabajo en la Figura 1.6. Además de comparar sistemas binarios con planetas, como podrían ser S o P, vamos a realizar comparaciones con sistemas estelares simples con planetas, es decir, sistemas uni-estelares, que vamos a denominar con la letras U. Utilizaremos estos términos para referirnos/distinguir tanto planetas, como estrellas y sistemas. De esta forma, vamos a hablar de sistemas S, estrellas P, planetas U, etc.

Recordamos que también utilizamos las denominaciones SA y SB para distinguir las componentes estelares de un sistema S, entre la que alberga el planeta y la que no, respectivamente.

<sup>2</sup>Procedimiento mejor conocido en inglés como "period folding".

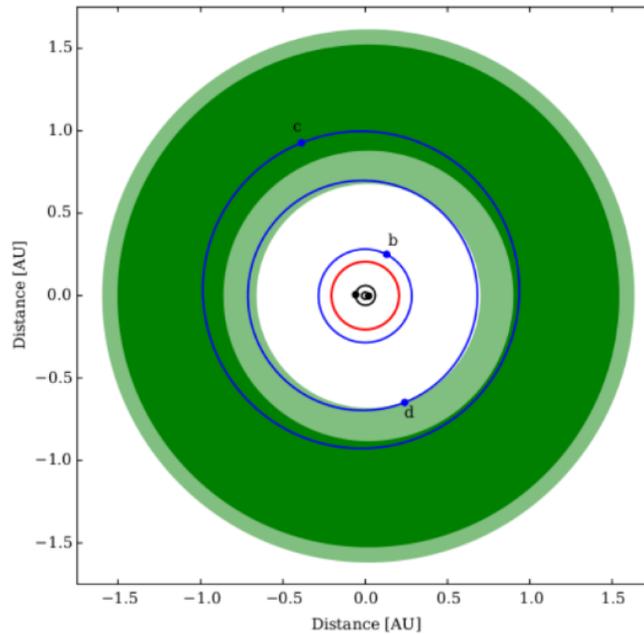


Figura 1.5: Sistema Kepler-47, con 3 planetas en configuración P. Las zonas verde oscuro y claro corresponden a las regiones de habitabilidad conservativa y optimística, respectivamente. Figura tomada del trabajo de Orosz et al., (2019).

## 1.5 Sistemas múltiples no binarios

Si bien este trabajo concierne a planetas en estrellas binarias, queremos mencionar que estos sistemas estelares no son la única alternativa a las estrellas individuales, de hecho, exoplanetas en sistemas múltiples no binarios (es decir, con 3 o más estrellas) ya existen en los catálogos. Según el catálogo previamente mencionado de Schwarz et al., (2016), son 36 los exoplanetas conocidos en sistemas estelares triples o cuádruples (aún no se conocen planetas en sistemas de multiplicidad mayor), una muestra casi 5 veces menor que aquellos en estrellas binarias.

En general, en sistemas con más de dos estrellas, existen pares de estrellas cercanas entre sí y alejadas del resto, tal que las arquitecturas de estos sistemas pueden ser descritas como composición de binarias (ver Figura 1.7). Los sistemas triples pueden considerarse un sistema binario en el cual las dos componentes son una estrella, por un lado, y una sub-binaria cercana, por el otro. En cambio los sistemas cuádruples pueden ser usualmente considerados como un sistema binario de dos sub-binarias. Alrededor de estas estrellas podemos encontrar planetas en órbitas circunestelares o circumbinarias, que podrían ser considerados como planetas S o P, bajo las condiciones adecuadas. Para ilustrar estas configuraciones vemos algunos ejemplos particulares.

### Sistema triple: HD 126614

El planeta en este sistema fue detectado con mediciones precisas de Doppler (Howard et al., 2010) alrededor de la estrella HD 126614 de  $1.145 M_{\odot}$ , hasta entonces identificada como una estrella individual en los catálogos Henry Draper e Hipparcos. En el trabajo de Howard, los autores utilizaron óptica adaptativa para detectar directamente una compañera estelar de tipo espectral M y  $0.324 M_{\odot}$ , separada 33 AU de la primaria. Adicionalmente, el par estelar es orbitado por una segunda enana

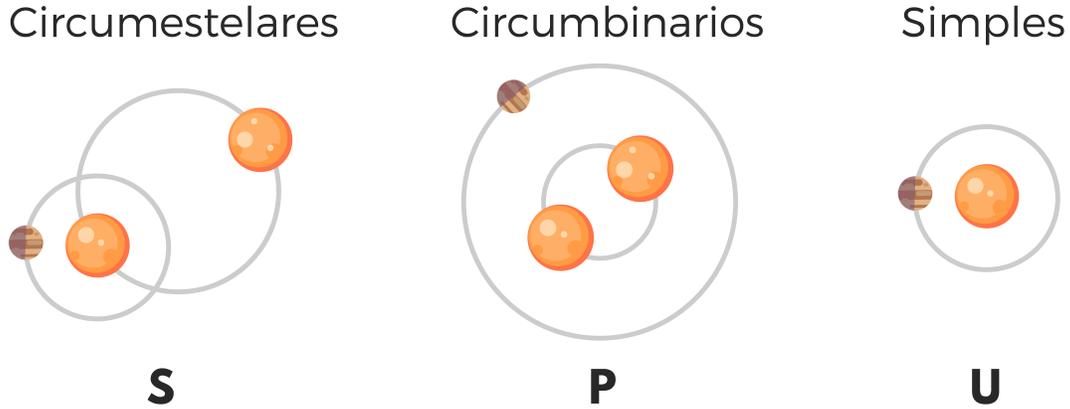


Figura 1.6: Resumen de la nomenclatura utilizada. Los términos S, P y U serán utilizados para referirse a estrellas, planetas y sistemas.

de tipo M y  $0.16 M_{\odot}$  (Gould & Chanamé 2004), en una orbita bastante mayor, de  $\sim 3000$  AU. El planeta, referido como HD 1236614 Ab, orbita la componente primaria que compone a la estructura sub-binaria del sistema en configuración circumestelar, con un semieje de 2.35 AU y masa mínima de  $0.38 M_J$ . Una ilustración esquemática de la arquitectura del sistema se puede ver en la Figura 1.7a.

### Sistema cuádruple: Kepler-64

El planeta de este sistema fue descubierto por voluntarios analizando datos públicos de la misión Kepler para el proyecto de ciencia ciudadana *Planet Hunters* (Fischer et al., 2012; Schwamb et al., 2012), proyecto público en el cual los participantes inspeccionan visualmente las curvas de luz de  $\sim 30$  días para reportar cualquier tránsito aparente. Este fue el primer planeta confirmado por el proyecto, y por esta razón es usualmente referido por sus iniciales: PH-1 b.

Actualmente, entendemos que el planeta posee una masa de  $0.53 M_J$ , un radio de  $0.553 R_J$ , y semieje mayor de 0.634 AU (Chavez et al., 2015), y este se encuentra en configuración circumbinaria alrededor de dos estrellas de masas  $1.384 M_{\odot}$  y  $0.386 M_{\odot}$  cuya separación es de 0.1744 AU. Al mismo tiempo, se ha detectado otra binaria visual ligada al sistema, a una distancia de  $\sim 1000$  AU, cuyas masas se estiman en  $0.99 M_{\odot}$  y  $0.51 M_{\odot}$  (Schwamb et al., 2013). En la Figura 1.7b se puede ver una ilustración esquemática del sistema.

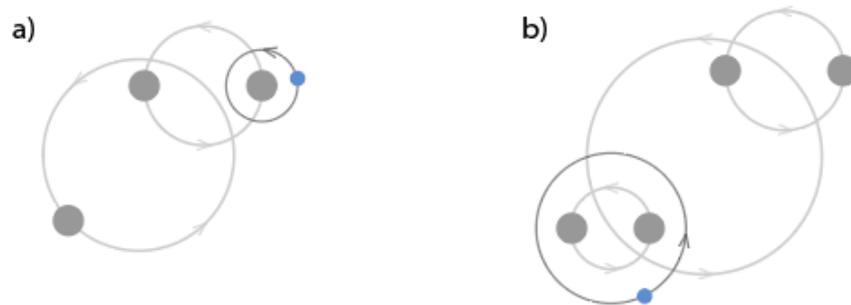


Figura 1.7: Ilustraciones esquemáticas de: a) Sistema triple HD 126614 y b) Sistema cuádruple Kepler-64.

# Capítulo 2

## Catálogo y métodos de análisis

### 2.1 Catálogo

Para analizar la muestra de exoplanetas conocidos existen distintos catálogos a los que uno puede recurrir, tales como La Enciclopedia de Planeta Extrasolares<sup>1</sup> (*The Extrasolar Planets Encyclopaedia*), el Archivo de Exoplanetas de la NASA<sup>2</sup> (*NASA Exoplanet Archive*), y hasta el Catálogo de Exoplanetas en Sistemas Estelares Binarios<sup>3</sup> (*Catalogue of Exoplanets in Binary Star Systems*), entre otros. Sin embargo, si bien todos ellos poseen datos básicos de cada exoplaneta, tales como su radio o masa, nuestro trabajo requería además de parámetros estelares (tales como temperatura y metalicidad), y parámetros orbitales de la binaria (tales como semieje mayor y excentricidad). Sorprendentemente, encontrar un catálogo que ofrezca estos 3 tipos de parámetros no fue trivial, de hecho, en una primera instancia nos dedicamos a confeccionar una tabla que recopilara tales parámetros de catálogos distintos, en pos de centralizar la información. En este proceso también aprendimos que una tabla bidimensional no constituye el formato más versátil para describir la arquitectura de un sistema que, en principio, puede poseer un número arbitrario de estrellas y planetas orbitando en distintas configuraciones. Para nuestra fortuna, logramos encontrar un catálogo que reúne todas estas condiciones, el *Open Exoplanet Catalogue*<sup>4</sup> (Rein, 2012), al cual nos referiremos como OEC de aquí en adelante.

#### 2.1.1 Open Exoplanet Catalogue (OEC)

El OEC es una base de datos de todos los planetas extrasolares descubiertos, creada por Hanno Rein en 2012, y como su nombre lo indica, es un catálogo abierto, y entonces tanto los datos de los sistemas como los códigos que mantienen el catálogo funcionando son públicos. Además, es un proyecto impulsado por la comunidad, tal que cualquiera puede proponer adiciones o correcciones para ser revisadas por los responsables. No obstante, la actualización de la base de datos no depende únicamente de la comunidad, sino que además se actualiza automáticamente acorde a nuevos datos del archivo de exoplanetas de la NASA.

A diferencia de los demás catálogos de hoy en día, el OEC posee la ventaja de que no sólo presenta información de exoplanetas, sino de sistemas exoplanetarios, lo cual incluye parámetros

---

<sup>1</sup><http://exoplanet.eu/>

<sup>2</sup><https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/>

<sup>3</sup><https://www.univie.ac.at/adg/schwarz/multiple.html>

<sup>4</sup><http://openexoplanetcatalogue.com/>

---

planetarios, estelares y orbitales entre estrellas de sistemas orden mayor, adecuados para nuestro estudio particular. Además, el autor comparte nuestros recaudos con respecto al formato de los datos en estos casos. En sus palabras:

*”Muchos sistemas planetarios son parte de sistemas estelares binarios. Las arquitecturas de estos sistemas son correctamente representadas en los archivos XML originales del Open Exoplanet Catalogue. De hecho, es hasta donde sé el único catálogo que hace eso. [...] Uno no puede sencillamente representar un sistema binario/triple/cuádruple arbitrario con una tabla simple.”*

- Hanno Rein, *OEC*

## 2.1.2 Formato del catálogo

Como mencionamos anteriormente, este catálogo no utiliza simples tablas bidimensionales, sino que almacena sus datos en archivos XML, uno por sistema. Los archivos XML pueden pensarse como un clásico archivo de texto con algunas funciones adicionales. Por ejemplo, los valores en el archivo pueden ocupar distintos eslabones que definen jerarquías y vinculan a ciertos elementos entre sí, lo cual en cierto aspecto nos permite trabajar con carpetas dentro del texto, y de esta forma podemos indicar si un planeta está vinculado a una estrella en particular, o incluso si 2 estrellas en un sistema estelar triple están íntimamente vinculadas.

En la Figura 2.1 podemos ver esquemáticamente cómo se vería el archivo de un sistema simple. Estos entornos son sencillamente navegables con Python, con el cual podemos acceder en `< sistema >` y guardar alguno de sus parámetros tales como la distancia de 150 pc. De la misma forma podemos repetir el proceso para guardar parámetros de la `< estrella >` y del `< planeta >`. El aspecto más importante es que a partir de la distribución de estos accesos, nosotros ya podemos conocer la arquitectura del sistema, que en este caso se compone por una estrella que alberga el planeta. A fines didácticos, si sólo prestamos atención a tales accesos, podemos describir sencillamente la arquitectura de sistemas con mayores grados de complejidad. En la Figura 2.2 podemos ver esquemas de los archivos de dos sistemas binarios, uno de tipo S y otro P, y notemos que en el primero, el `< planeta >` se encuentra dentro de una de las dos `< estrella >`, ya que estos planetas orbitan sólo una componente estelar, mientras que en el caso alterno, el planeta no orbita ninguna estrella en particular, pero sigue vinculado a la binaria, lo cual se traduce a la estructura del archivo. Esta versatilidad para representar arquitecturas es efectiva incluso en sistemas de multiplicidad mayor, y entonces clasificar una estrella o planeta se vuelve un proceso sencillamente automatizable si exploramos la disposición de los accesos en cada archivo XML.

Como mencionamos anteriormente, el OEC presenta en su base de datos parámetros planetarios, estelares, y orbitales de la binaria, pero explicitar qué parámetros hemos utilizado específicamente es necesario para la etapa del análisis. En la Tabla 2.1 podemos ver los parámetros de cada tipo que decidimos utilizar. Cabe recalcar que el catálogo ofrece aún más parámetros, pero que sin embargo decidimos no incluir.

Una vez avanzados con una parte del trabajo, nos comunicamos con el autor del catálogo debido a cuestiones técnicas del mismo, y fue en una de estas comunicaciones en las que Hanno nos advirtió que

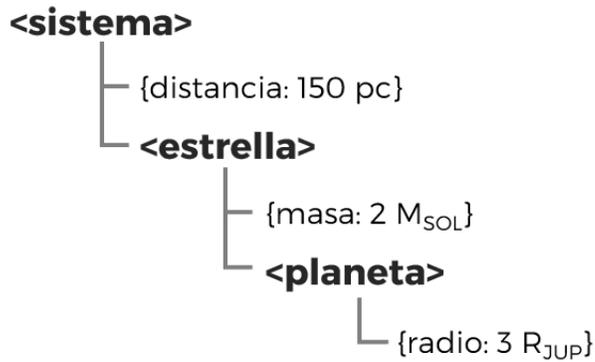


Figura 2.1: Esquema simplificado de un archivo XML que utiliza el catálogo OEC.

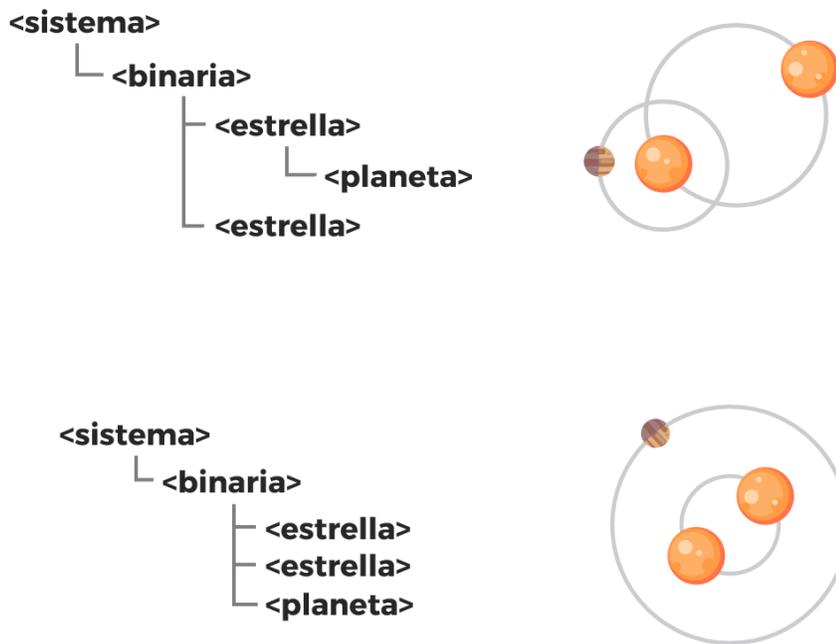


Figura 2.2: Esquema simplificado de los archivos XML que utiliza el catálogo OEC y la arquitectura que representan para un sistema S (arriba) y uno P (abajo).

desde 2018 no le presta particular atención al mismo, y que por lo tanto podría estar desactualizado. Afortunadamente, aprendimos que si bien él ya no trabaja exhaustivamente en el OEC, siguen existiendo algunos colaboradores activos trabajando en el catálogo.

De todos modos, ante la posibilidad de que el catálogo se encontrara significativamente desactualizado y en pos de trabajar con la muestra más completa posible, buscamos planetas extra-solares en sistemas binarios que no habían sido agregados al OEC hasta el mes de abril de 2020, agregando así 24 planetas a la muestra (21 de tipo S y 3 de tipo P), extrayendo para cada uno todos los parámetros de la Tabla 2.1 que han sido determinados hasta el momento. Dichos planetas pueden verse en la Tabla 2.2.

Finalmente, y teniendo en cuenta las observaciones que agregamos, podemos reportar el tamaño de la muestra utilizada. Trabajamos con un total de 3843 planetas, entre los cuales tenemos 207 planetas

Tabla 2.1: Parámetros utilizados del catálogo

Parámetros		
Planetarios	Estelares	Binarios
Masa	Masa	Semieje mayor
Radio	Radio	Excentricidad
Temperatura	Temperatura	Período
Semieje mayor	Edad	
Excentricidad	Metalicidad	
Período		

Tabla 2.2: Planetas agregados a la muestra del OEC.

Nombre	Tipo	Referencia
GJ 229 A c	S	Feng et al., (2020)
HATS 48 A b	S	Hartman et al., (2020)
Kepler-1661 b	P	Socia et al., (2020)
HD 85628 A b	S	Dorval et al., (2020)
HD 42936 A b	S	Barnes et al., (2019)
HD 222259 A b	S	Newton et al., (2019)
Gliese 49 b	S	Perger et al., (2019)
HD 202772 A b	S	Wang et al., (2019)
HR 5183 A b	S	Blunt et al., (2019)
K2-266 b	S	Rodriguez et al., (2018)
K2-266 c	S	Rodriguez et al., (2018)
K2-266 d	S	Rodriguez et al., (2018)
K2-266 e	S	Rodriguez et al., (2018)
EPIC 248435395 b	S	Rodriguez et al., (2018)
Kepler-47 AB d	P	Orosz et al., (2019)
NY Virginis AB c	P	Song et al., (2019)
EPIC 246851721 b	S	Yu et al., (2018)
Gliese 15 A c	S	Pinamonti et al., (2018)
HD 98736 A b c	S	Ment et al., (2018)
K2-148 b	S	Hirano et al., (2018)
K2-148 c	S	Hirano et al., (2018)
K2-148 d	S	Hirano et al., (2018)
K2-288 B b	S	Feinstein et al., (2019)
WASP-160 B b	S	Lendl et al., (2019)

en sistemas binarios (169 S y 38 P). Como era de esperar, los planetas U superan ampliamente a los planetas en sistemas binarios en número. Además contamos con 150 sistemas estelares binarios, lo cual implica información sobre un máximo de 300 estrellas binarias en cuyo sistema se alberga un planeta. Las cantidades de planetas y sistemas de cada tipo se resumen en la Tabla 2.3.

---

Tabla 2.3: Planetas incorporados a la muestra en este trabajo.

	Planetas	Sistemas
S	169	119
P	38	31
U	3636	2674
Total	3843	2824

## 2.2 Análisis de datos

Una vez definida la muestra, la pregunta era: ¿Cuánta y qué información podemos extraer de estos datos? Para responder a estos interrogantes recurrimos a distintas herramientas efectivas para el manejo y el análisis de datos, las que describiremos brevemente en las siguientes secciones.

### 2.2.1 Python

Esta es la herramienta más general y abarcativa, y por lo tanto aquella a la cual es más difícil asignar un rol. Los programas que desarrollamos en este lenguaje fueron los cimientos que hicieron posible el empleo del resto de las técnicas en nuestro análisis. Pero si medimos por cantidad de líneas de código, entonces su rol más meritorio fue el de organizar los datos. Lo que diferencia a este trabajo de otros análisis globales de exoplanetas es que distinguimos entre sistemas/estrellas/planetas de tipo U, S y P, y esta clasificación pudo llevarse a cabo con la construcción de programas que exploren sistemáticamente cada archivo de cada sistema de la muestra y clasifiquen automáticamente a sus componentes, después, y sólo después, pudimos aplicar las demás técnicas analíticas.

### 2.2.2 Histogramas

Para analizar parámetros singulares de ciertas subpoblaciones, utilizamos histogramas, frecuentemente acopladas con medidas de medias/medianas que permitan comparar histogramas entre sí. Además, esta herramienta jugó un rol fundamental en la aplicación del test KS, como explicaremos más adelante.

Explícitamente, los histogramas fueron generados con la función *distplot* del paquete *Seaborn*<sup>5</sup>, y debido al alto volumen de gráficos que proponíamos (entre 2 y 4 histogramas por parámetro) procuramos que la confección de cada uno fuese automática, lo cual no es tarea sencilla ya que el número de casilleros del histograma, o *bines*, que mejor represente la distribución varía caso por caso, y encontrar una regla que devuelva la cantidad óptima de *bines* y mantenga su efectividad para cualquier muestra arbitraria sigue siendo materia de discusión. Aún así, debido a que consideramos que la confección de los histogramas fuera automática, y en busca de un método sistemático, avalado y que desvincule nuestro criterio personal de la elección del número de *bines*, decidimos adoptar una regla que consideramos suficientemente robusta para la escala de este trabajo final: la regla de Freedman-Diaconis.

---

<sup>5</sup><https://seaborn.pydata.org/>

---

## Regla Freedman-Diaconis

En esencia, la regla Freedman-Diaconis para el número óptimo<sup>6</sup> de bins está diseñada para minimizar el error cuadrático medio entre las distribuciones de probabilidad empírica y teórica (Scott, 1979; Freedman & Diaconis, 1981). Para utilizarla, primero se define el ancho óptimo del bin como:

$$\Delta = \frac{IQR(datos)}{n^{1/3}}, \quad (2.1)$$

donde  $n$  es el número de observaciones y IQR es el *rango intercuartílico*, es decir, la diferencia entre el tercer ( $Q_3$ ) y primer cuartil ( $Q_1$ ):

$$IQR = Q_3 - Q_1. \quad (2.2)$$

Recordemos que los cuartiles  $Q_1$ ,  $Q_2$  y  $Q_3$  se definen de la siguiente manera:  $Q_2$  es la mediana de la distribución por definición y la divide en dos mitades;  $Q_1$  es la mediana de la primera mitad;  $Q_3$  es la mediana de la segunda mitad. En pocas palabras, dividen la distribución en 4, como se ilustra en la Figura 2.3.

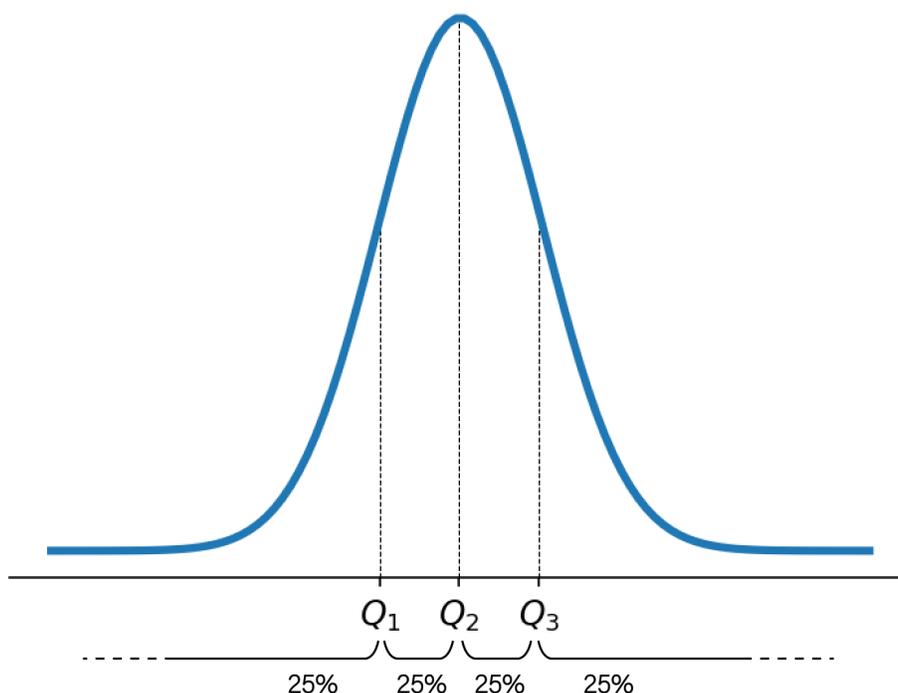


Figura 2.3: Ilustración de la definición de cuartiles para una distribución gaussiana.

Una vez obtenido el ancho de los bins, podemos calcular directamente la cantidad total utilizando el rango de nuestros datos:

---

<sup>6</sup>Recalamos que esta regla no deja de ser un criterio, e incluso utilizándola el tamaño de los bins sigue siendo, por consecuencia, arbitrario.

$$\#bines = \text{Parte entera} \left[ \frac{\text{Valor máximo de los datos} - \text{Valor mínimo de los datos}}{\Delta} \right]. \quad (2.3)$$

### 2.2.3 Diagramas de dispersión

Si bien utilizamos histogramas para estudiar cada parámetro por separado, optamos por diagramas de dispersión para estudiar pares de parámetros, y de esta forma buscar estructuras indicativas de correlaciones relevantes, siempre distinguiendo entre planetas/estrellas/sistemas U, S y P. Nuestro acercamiento consistió en partir de nuestra lista de parámetros (Tabla 2.1) y generar un gráfico por cada posible combinación entre 2 parámetros de dicha lista. Sin repeticiones ni permutaciones, llegamos a un total de 91 gráficos. Análogamente a la regla adoptada en los histogramas para el número de bins, consideramos que debido al alto número de gráficos que estábamos proponiendo, su corte y confección debía ser automático, evitando prestar especial atención a cada gráfico particular para corroborar que sus límites fuesen adecuados para representar posibles estructuras. De nuevo, esta tarea no es trivial; algo que aprendimos con una primera revisión de los gráficos fue que, sin un procedimiento revisado de límites automáticos, en la mayoría de ellos predominaba el espacio en blanco por pocos *outliers* (valores atípicos o marginales) que no eran de interés. Para nuestra fortuna, logramos desarrollar un método que parece funcionar sorprendentemente bien. En la Figura 2.4 podemos ver cómo cambia un gráfico luego de que aplicamos este procedimiento que será descrito a continuación.

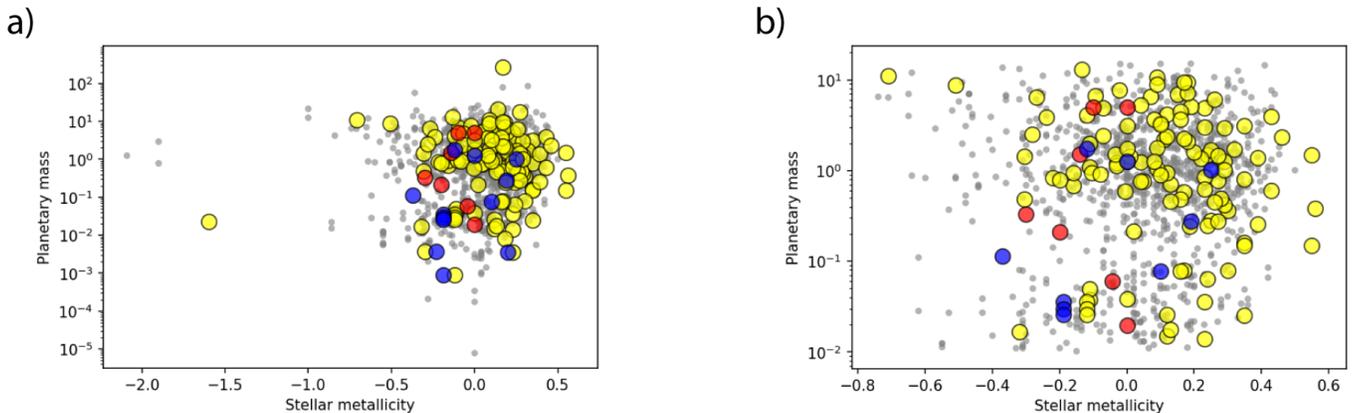


Figura 2.4: Uno de nuestros diagramas de dispersión. a) sin nuestro procedimiento de límites automáticos, b) luego de nuestro procedimiento de límites automáticos. Los colores no son relevantes ya que, por ahora, sólo queremos ilustrar la necesidad de implementar límites automáticos. Sin embargo, por completitud, cada punto corresponde a un parámetro estelar versus un parámetro planetario correspondiente a un planeta del mismo sistema. Los puntos amarillos son aquellos en que la estrella es SA, azul para las SB, rojo para P y gris para U.

#### Límites automáticos

Para lidiar con límites no adecuados producidos por pocos outliers que no eran de interés, desarrollamos un procedimiento completamente heurístico a modo de prueba y error que, como recién

mencionamos, mostró ser más que efectivo. Procederemos a describir el método paso por paso en un gráfico ficticio, y al mismo tiempo, cada paso va a corresponder a cada una de las imágenes de la Figura 2.5:

- Comenzamos con un gráfico con distintos grupos de puntos. En este gráfico esquemático los distintos colores podrían corresponder a planetas S y P, por ejemplo. Lo que hacemos es calcular la media  $\mu$  y la desviación  $\sigma$  para cada grupo de puntos tanto en el eje de abscisas (x) como el de ordenadas (y).
- Creamos cajas alrededor de las respectivas medias  $\{\mu_{x,azul}, \mu_{y,azul}\}$ ,  $\{\mu_{x,naranja}, \mu_{y,naranja}\}$ , alejándonos  $2$  respectivos  $\sigma$  de cada centro.
- Luego seleccionamos los puntos dentro de las cajas, y a estos subgrupos volvemos a calcularles la media ( $\mu^*$ ) y la desviación estándar ( $\sigma^*$ ) en cada eje, y volvemos a crear cajas alrededor de estas  $\mu^*$ , alejándonos  $4\sigma^*$  de cada centro.
- Teniendo en cuenta estas  $2$  nuevas cajas, tomamos las  $4$  paredes que crearían la caja de área máxima.
- Tomamos esta área como los nuevos límites.

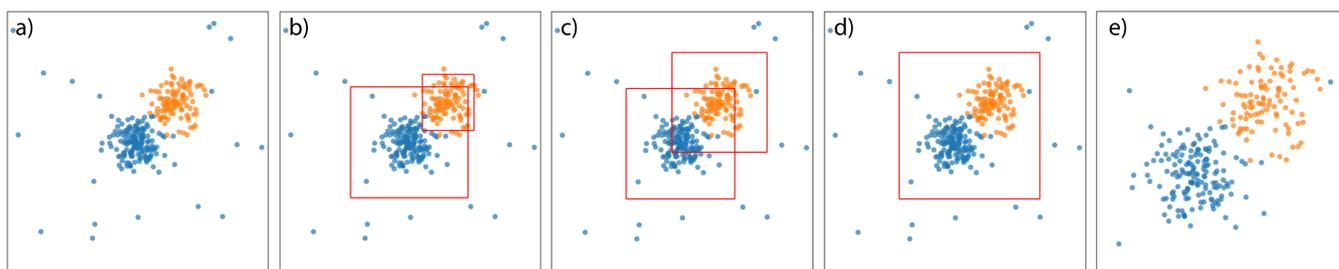


Figura 2.5: Procedimiento para generar límites automáticos adecuados.

¿Por qué en el segundo paso nos alejamos específicamente  $2\sigma$ ? ¿Y por qué en el paso 3 nos alejamos  $4\sigma$ ? Sencillamente porque jugamos con diversos valores y estos fueron los que funcionaban mejor, el método es completamente heurístico. Para los gráficos de escala logarítmica en donde los límites automáticos resultan ser menores a  $0$ , forzamos un límite mínimo de  $0.01$ , verificando con todos los parámetros de que no se requiera más precisión que esa.

## 2.2.4 Test KS

Si bien tanto los histogramas como los diagramas de dispersión nos proveen herramientas para comparar subpoblaciones de la muestra en función de sus parámetros, el test Kolmogorov-Smirnov (*test KS*) es aquella que utilizamos para cuantificar esa comparación, y determinar o refutar una semejanza<sup>7</sup> o una diferencia, pero para explicar en qué consiste esta prueba de hipótesis vamos a retroceder algunos pasos.

<sup>7</sup>Si bien este término trae consigo algunas ambigüedades, nos basamos en el principio frecuentemente adoptado al utilizar esta prueba de hipótesis: Si las distribuciones provienen de la misma función de distribución, entonces sus funciones cumulativas deben ser parecidas.

Dados dos conjuntos de datos, puede surgir la pregunta de si provienen de la misma distribución. Por ejemplo, un grupo de investigadores analiza si tomar gaseosa puede dañar tu rendimiento académico, y para probarlo toman un examen y analizan las notas de los alumnos, separándolas entre los que toman y los que no. Afirmar que existe una diferencia entre ambas distribuciones es afirmar que las notas provienen de distribuciones distintas. En lenguaje estadístico apropiado, la pregunta sería: *¿Podemos refutar, hasta un cierto nivel de significancia requerido, la hipótesis nula de que los dos conjuntos de datos provienen de la misma función distribución?* Y para realizar esta prueba de hipótesis existen distintas herramientas que analizan distintos aspectos de las distribuciones. En principio, uno podría pensar en cualquier número de estadísticos que midan la diferencia entre dos conjuntos de datos. El área entre las curvas de sus distribuciones podría ser uno de ellos, por ejemplo, o su diferencia cuadrática media. Sin embargo, el test KS define su estadístico de una forma distinta que trae consigo ciertas virtudes. En primer lugar<sup>8</sup>, trabaja con la función acumulativa  $S_N(x)$ , que recordemos se define de la siguiente manera: Si las  $N$  observaciones están ubicadas en los valores  $x_i$ ,  $i = 1, \dots, N$ , entonces

$$S_N(x) = \sum_{i=1}^j 1$$

para  $x_1 \leq x_j \leq x < x_{j+1}$ , y  $S_N(x) = 0$ ,  $\forall x < x_1$ . Es decir, es la función escalonada que da la fracción de observaciones a la izquierda de  $x$ . Si bien distintas distribuciones o conjuntos de datos generan distintas funciones acumulativas, todas ellas coinciden en el mínimo valor de  $x$  (donde son 0) y en el máximo (donde son 1). Luego, el estadístico  $D$  del test KS es una medida particularmente simple: se define como el máximo valor de la diferencia absoluta entre dos funciones de distribución acumulativas. Por lo tanto, al comparar 2 funciones acumulativas distintas  $S_{N_1}(x)$  y  $S_{N_2}(x)$ , el estadístico KS es:

$$D = \max_{-\infty < x < \infty} |S_{N_1}(x) - S_{N_2}(x)|. \quad (2.4)$$

La interpretación gráfica del estadístico  $D$  puede verse en la Figura 2.6. Con esta interpretación, es evidente que un  $D \ll 1$  implica distribuciones parecidas. Sin embargo, no contrastamos este parámetro contra nuestro nivel de significancia requerido para cuantificar la similitud o diferencia entre distribuciones, sino que para ello utilizamos el  $p$ -value, definida como la probabilidad de obtener resultados observacionales que sean, al menos tan extremos como los que en realidad se midieron, suponiendo que la hipótesis nula es verdadera (ambas distribuciones siendo comparadas son iguales). Un valor chico de  $p$ -value significaría que un resultado observado tan extremo sería muy poco probable bajo la hipótesis nula. Este parámetro se define como el nivel de significancia de un valor observado de  $D$ , y su fórmula aproximada está dada por:

$$p\text{-value} = \text{Probabilidad} (D > \text{observado}) = Q_{KS} \left( \left[ \sqrt{N_e} + 0.12 + 0.11/\sqrt{N_e} \right] D \right), \quad (2.5)$$

donde,

---

<sup>8</sup>Esta explicación está tomada del *Numerical Recipes in Fortran 77: The Art of Scientific Computing, Second Edition, Vol. 1, Press, Teukolsky, Vetterling, Flannery*.

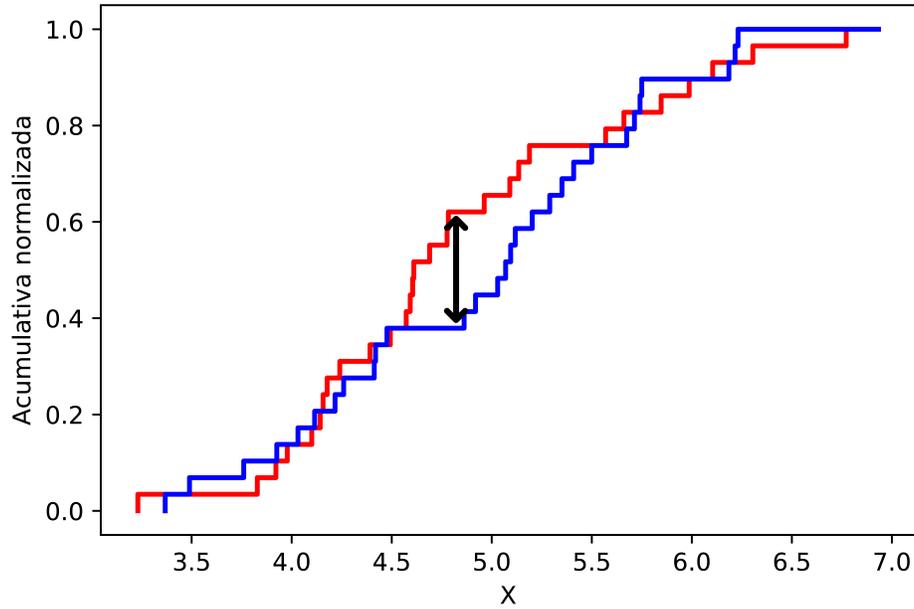


Figura 2.6: Ilustración del estadístico D (flecha negra) que utiliza el test KS para comparar distribuciones.

$$Q_{KS}(\lambda) = 2 \sum_{j=1}^{\infty} (-1)^{j-1} e^{-2j^2\lambda^2} \quad y \quad N_e = \frac{N_1 N_2}{N_1 + N_2}, \quad (2.6)$$

con  $N_1$  y  $N_2$  siendo los tamaños de ambas muestras. Entonces, una vez calculado el  $p$ -value podemos aplicar nuestro criterio para realizar la prueba de hipótesis y evaluar la comparación. Para ello adoptaremos una significancia frecuentemente utilizada de un  $0.05^9$ , lo cual se traduce a que:

- Si  $p\text{-value} < 0.05$  entonces rechazamos la hipótesis nula, y por lo tanto ambos conjuntos de datos provienen de distribuciones distintas.
- Si  $p\text{-value} > 0.05$  entonces fallamos en refutar la hipótesis nula, y por lo tanto ambos conjuntos de datos son consistentes con una única distribución.

<sup>9</sup>Equivalente a pedir que de veinte experimentos en los que las distribuciones son iguales, concluiremos incorrectamente en un caso (en promedio) que son distintas, es decir, rechazamos la hipótesis nula (un falso positivo).

# Capítulo 3

## Estructuras y Distribuciones de parámetros planetarios, estelares y binarios

Recordamos que nuestro objetivo era el de explorar el espacio bidimensional de parámetros planetarios, estelares y binarios en busca de relaciones, estructuras, o distribuciones particulares de los parámetros que asocien o distingan a los distintos tipos de planetas/estrellas/sistemas. Para ello, utilizamos los diagramas de dispersión que describimos en la sección 2.2.3. En resumen, tenemos 14 parámetros distintos (Tabla 2.1) y realizamos 1 gráfico por cada par de parámetros (sin contar permutaciones), lo cual equivale a un total de 91 gráficos (anexados en el Apéndice A), organizados en 6 categorías, según los tipos de parámetros que se estén utilizando:  $S$ - $P$ , para un gráfico de parámetro estelar vs. planetario;  $B$ - $B$  para un gráfico de parámetro binario vs. binario, y así para las 6 combinaciones de pares entre  $S$ ,  $P$  y  $B$  (Tabla 3.1).

Tabla 3.1: Tipos y cantidad de gráficos confeccionados

Tipo	Cantidad
S-P	30
B-S	15
B-P	18
P-P	15
S-S	10
B-B	3

Las formas en las cuales se puede abordar el problema de extraer información de nuestra base de datos son muchas, con diferentes herramientas, correcciones, y criterios que proveerían resultados específicos para cada abordaje. Al no poder atacar el problema desde todas sus aristas, optamos por dividir el análisis desde dos perspectivas: Primero vamos a describir estructuras indicativas de correlaciones relevantes, y luego vamos a realizar un análisis con herramientas más sofisticadas sobre las distribuciones de parámetros de los distintos sistemas/estrellas/planetas que se presentan en diferentes gráficos.

---

## 3.1 Análisis de estructuras

### 3.1.1 Estructura binaria (B-B): $a_B$ vs. $P_B$

El primer gráfico que decidimos exponer por sus estructuras que llaman inmediatamente la atención es uno bastante directo. Es un gráfico  $B$ - $B$  de semieje vs. período de las binarias, Figura 3.1. Si bien la relación lineal en escala logarítmica entre ambos parámetros era de esperar ( $a$  y  $P$  están vinculados por la tercera ley de Kepler) decidimos mostrarla como indicio evidente de que el procedimiento diseñado para realizar los gráficos funciona correctamente, pero además, expone una de las diferencias más importantes entre los sistemas S y P observados, y es que los primeros son sistemas extensos, con separaciones estelares mayores a 1 AU y que pueden alcanzar las miles de AU, mientras que los sistemas P son todos compactos, con separaciones estelares menores a 0.3 AU.

El primer resultado era de esperar, los sistemas S deben tener separaciones estelares extensas ya que, de otro modo, la perturbación gravitacional externa de la componente SB sobre el planeta circunestelar (orbitando SA) se vuelve significativa, a tal punto que el planeta no podría mantener una órbita elíptica estable. Además, sabemos que, por definición,  $a_B > a_P$  en los sistemas S, por lo cual  $a_B$  no puede ser arbitrariamente pequeño sin implicar un planeta en regiones peligrosamente cercanas a su estrella anfitriona. La interpretación de que los sistemas P observados son compactos es más compleja, ya que todos ellos han sido descubiertos por el método de tránsitos, que es más efectivo para planetas cercanos. Dado que por definición de este tipo de sistemas  $a_B < a_P$ , entonces un sistema P extenso implicaría un planeta cada vez más alejado, y por lo tanto, cada vez más difícil de detectar a partir de tránsitos. La pregunta es: ¿Puede un sistema binario, con un  $a_B$  en la escala de miles de AU (tal como ocurre para los sistemas S), sostener a un planeta en una órbita circumbinaria estable? Debido a que hablamos de un planeta circumbinario, el planeta orbita alrededor de ambas estrellas y por lo tanto  $a_P > a_B$ . Dado que  $a_B$  está en la escala miles de AU,  $a_P$  sería aún mayor, y por lo tanto la fuerza gravitacional sobre el planeta sería débil. Además el hecho de que las estrellas estén considerablemente separadas implicaría que ya no pueden ser consideradas como un sólo cuerpo (recordemos que las binarias P son muy compactas, y a medida que la separación estelar tiende a 0, el par estelar puede considerarse como una estrella). Las distancias entre cada estrella y el planeta varían significativamente y por lo tanto interacciones de 3 cuerpos ante las estrellas que se acercan y se alejan podrían dominar la dinámica del sistema. Incluso en el caso en que esta órbita planetaria fuese estable, la endeble ligadura gravitacional dejaría al planeta expuesto a ser arrancado por otras estrellas cercanas (misma razón por la cual se cree que no se observan binarias con separaciones arbitrariamente grandes, Heggie 1975). De todos modos, sabemos que las órbitas planetarias en sistemas de 3 cuerpos con perturbador interno (sistema P) son posibles y que sus efectos son conocidos desde hace tiempo (ej.: Ziglin, 1975).

Como podemos ver, este interrogante es materia de discusión y esperamos resultados ciertos de un estudio que analice la dinámica teórica y numéricamente de sistemas P con tales escalas. Detecciones con métodos de observación alternativos y efectivos para planetas lejanos en órbitas circumbinarias, tales como imagen directa, también podrían dar evidencia definitiva sobre la posibilidad de estas órbitas y por lo tanto la flexibilidad de las binarias P.

### 3.1.2 Estructura planetaria (P-P): $M_P$ vs. $R_P$

El siguiente gráfico que proponemos describir es el  $P$ - $P$  de masa vs. radio planetarios, dos parámetros que parecen estar fuertemente correlacionados, Figura 3.2. Al igual que en el gráfico anterior, los sesgos de observación vuelven a estar presentes, siendo uno de sus efectos la escasez de planetas de

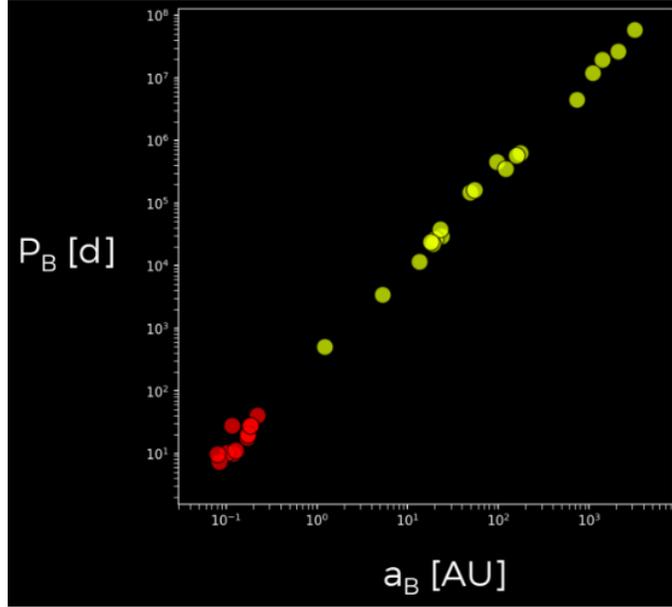


Figura 3.1: Gráfico B-B de semieje vs. período. Los puntos rojos corresponden a binarias P y los amarillos a S.

baja masa, y la abundancia de planetas de alta masa. Esto no implica que la mayoría de los planetas tengan masa jovianas, de hecho, la mayoría de los planetas encontrados por la misión Kepler están en la escala de super-tierras/mini-neptunos pero tales planetas fueron detectados por tránsitos, un método que no provee estimación de masa, y por lo tanto no aparecen en el gráfico. Las masas son usualmente estimadas por el método de velocidades radiales, método que es más eficiente para planetas masivos, y a esto se debe la sobrepoblación de tales planetas en el gráfico.

Al seguir la forma de la curva que los puntos aparentan describir, podemos ver cuál es el trayecto que recorre un planeta a medida que gana masa. Comenzando con los planetas de tipo terrestres (hasta  $\sim 0.01M_J$ ), que muestran una fuerte correlación lineal (en escala logarítmica). Cabe recalcar que siete de los puntos en esa sección corresponden al sistema TRAPPIST-1 el reconocido sistema de siete planetas con radios no mayores a  $1.15 R_{\oplus}$  (Gillon et al., 2017), de los cuales al menos 3 se encuentran en la zona de habitabilidad.

Siguiendo por la curva en dirección de masas crecientes llegamos a la región de super-tierras/mini-neptunos ( $\sim 0.01M_J < M < \sim 0.03M_J$ ), planetas con masas y atmósferas más variadas. La alta pendiente en esta región implica que un pequeño incremento en masa se traduce a un gran incremento en tamaño, y se cree que en esta etapa es la atmósfera la que crece rápidamente y podría causar la transición entre planetas rocosos y gaseosos. Si bien este punto crítico de transición es debatido, Fulton et al., (2017) afirman que los núcleos rocosos alcanzan un radio máximo de  $1.6 R_{\oplus}$ , y que planetas con mayores masas son en mayor parte de baja densidad, y requieren una capa gaseosa extendida para explicar simultáneamente sus masas y radios. Si seguimos con la curva, pasamos por masas de saturno ( $\sim 0.1M_J < M < \sim 1M_J$ ) hasta que llegamos a los júpiteres ( $M > 0.1M_J$ ), donde ocurre que un incremento de masa ya no implica incremento en tamaño.

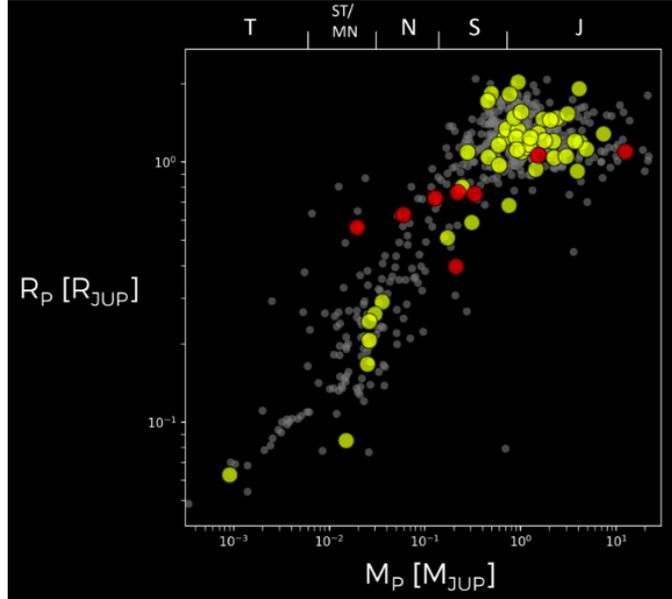


Figura 3.2: Gráfico P-P de masa vs. radio planetarios. Los puntos rojos corresponden a planetas P, los amarillos a S y los grises a U. En el eje superior tenemos los dominios de masa, que en orden corresponden a: "terrestres" ( $M < 0.02M_J$ ), "super-tierras/mini-neptunos" ( $0.01M_J < M < 0.03M_J$ ), "neptunos" ( $0.03M_J < M < 0.1M_J$ ), "saturnos" ( $0.1M_J < M < 1M_J$ ), "júpiteres" ( $M > 0.1M_J$ ).

### 3.1.3 Estructura planetaria (P-P): $a_P$ vs. $T_P$

La tercera estructura que aparentaba presentar una correlación relevante, fue el gráfico  $P$ - $P$  de temperatura de equilibrio<sup>1</sup> vs. semieje planetario, Figura 3.3. En este gráfico se corrobora nuestra intuición: Los planetas más cercanos tienen temperaturas de equilibrio mayores que los planetas más lejanos, lo cual se traduce en una aparente distribución lineal del punto superior izquierdo del diagrama, al inferior derecho. Los siete puntos que aparentan formar una recta en la esquina inferior izquierda del gráfico, paralela a la recién mencionada, corresponden otra vez a los siete planetas rocosos del sistema TRAPPIST-1, que muestran ser más fríos que un planeta con el mismo semieje mayor sobre la relación lineal principal. La diferencia se debe a que estos planetas orbitan una enana roja ultra fría ( $T_{eff} = 2511$  K, Delrez et al., 2017), mientras que la mayoría de los exoplanetas fueron detectados en estrellas de tipo solar.

Otro aspecto interesante del gráfico es la aparente acumulación de planetas cercanos y calientes. Sospechamos que este exceso se debía a los *júpiteres calientes* (hot jupiters), planetas gigantes muy cercanos a la estrella y por lo tanto con temperaturas superficiales altas. Para corroborar esta hipótesis de forma sencilla separamos los planetas en el gráfico según su radio, entre mayor y menor a  $1 R_J$ , Figura 3.4, y como podemos ver, los planetas más grandes (Fig. 3.4a) se concentran en el extremo más caliente de la relación lineal, mientras que los más chicos (Fig. 3.4b) parecen tener una distribución más bien uniforme sobre la misma pendiente. Si comparamos las Figuras 3.3 y 3.4 veremos que en la primera hay más objetos que en los últimos. Esto es un efecto de que no todos los planetas del gráfico original tienen radios medidos y por lo tanto no aparecen al realizar la separación. Por sí sólo, este resultado parecería indicar que los planetas gigantes son más propensos a estar cerca

<sup>1</sup>La temperatura correspondiente al equilibrio térmico, es decir, temperatura a la que debe estar un planeta para emitir la misma cantidad de energía que la que recibe de la estrella.

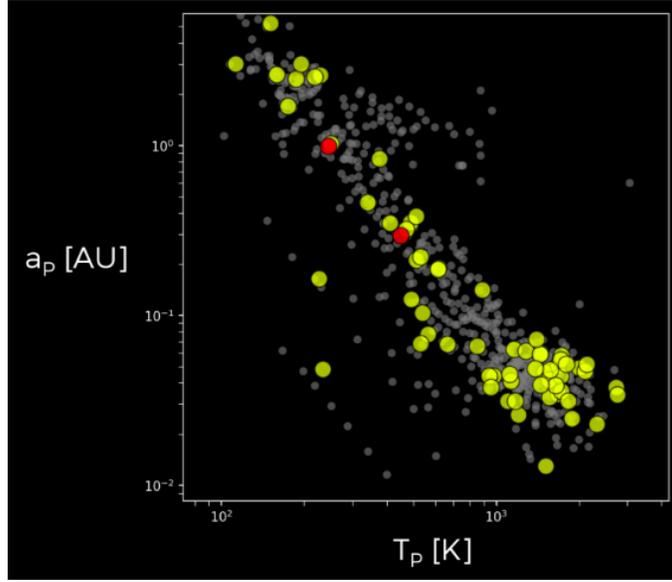


Figura 3.3: Gráfico P-P de semieje vs. temperatura de equilibrio. Los puntos rojos corresponden a planetas P, los amarillos a S y los grises a U.

de su estrella, pero de nuevo, la presencia de sesgos requiere correcciones apropiadas ya que dicha acumulación podría deberse a que el método de velocidades radiales es más efectivo para planetas cercanos (es decir, calientes) y gigantes (es decir masivos, como vimos en la Figura 3.2).

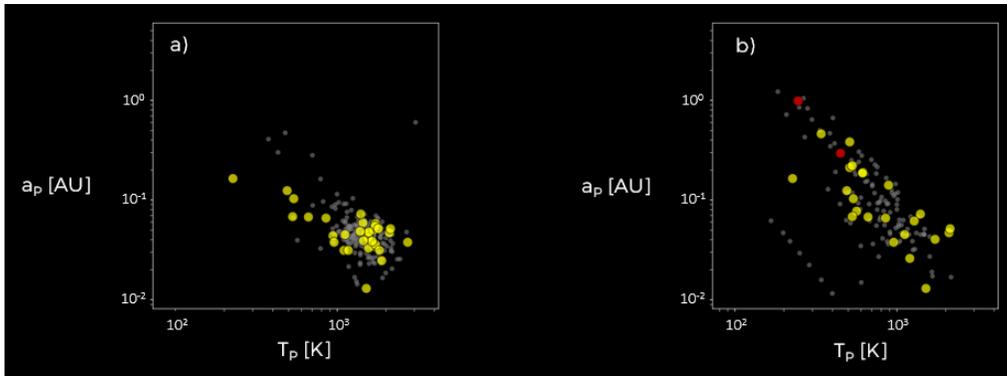


Figura 3.4: Gráfico P-P de semieje vs. temperatura de equilibrio separados por radio. Los puntos rojos corresponden a planetas P, los amarillos a S y los grises a U: a) Planetas con  $R > 1R_J$ , b) Planetas con  $R < 1R_J$ .

Otro aspecto curioso que notamos en la Figura 3.3 es que parecerían haber proporcionalmente más planetas S (puntos amarillos) que U (grises) en la zona de planetas cercanos y calientes. Como vimos en el párrafo anterior, tenemos razones para creer que la mayoría de estos planetas cercanos y calientes son además gigantes, por lo que proponemos que en los sistemas S predominan los Júpiteres calientes (a diferencia de los U), y para corroborarlo contamos cuál es la proporción de planetas en esa región para cada grupo. Para definir más precisamente este dominio, utilizamos el límite en  $a$  para los Júpiteres calientes de 0.1 AU adoptado por Bohn et al., (2020). Encontramos que estos planetas conforman un 66.7% de los planetas S en la Figura 3.3, y un 52.2% de los U. Vemos que si bien ambos porcentajes son altos (posible producto de sesgos hacia planetas cercanos, como mencionamos

anteriormente), se presenta una diferencia importante en la proporción de posibles Júpiteres calientes entre los U y S. En los primeros, estos planetas constituirían la mitad de la muestra, mientras que en los segundos constituyen dos de tres partes. Si los indicios acerca de estos planetas cercanos y calientes siendo gigantes son ciertos, entonces este resultado individual podría implicar que los sistemas binarios S son más propensos a generar Júpiteres calientes que los sistemas simples. Sin embargo, en las siguientes secciones proveemos ideas que indican que esta conclusión no es tan directa.

### 3.1.4 Estructura planetaria (P-P): $m_P$ vs. $a_P$

Por último, presentamos otro gráfico  $P$ - $P$  de masa vs. semieje mayor (Figura 3.5), que a simple vista nos llamó la atención ya que, a priori, parece exponer tres núcleos de objetos distintivos, los cuales se hacen más evidentes en gráficos de densidad como el mostrado en la Figura 3.6 (paneles central y derecho). En este gráfico la densidad de los sistemas U es mostrada en escala de grises en tanto que la de los sistemas S en escala de tonos amarillos.

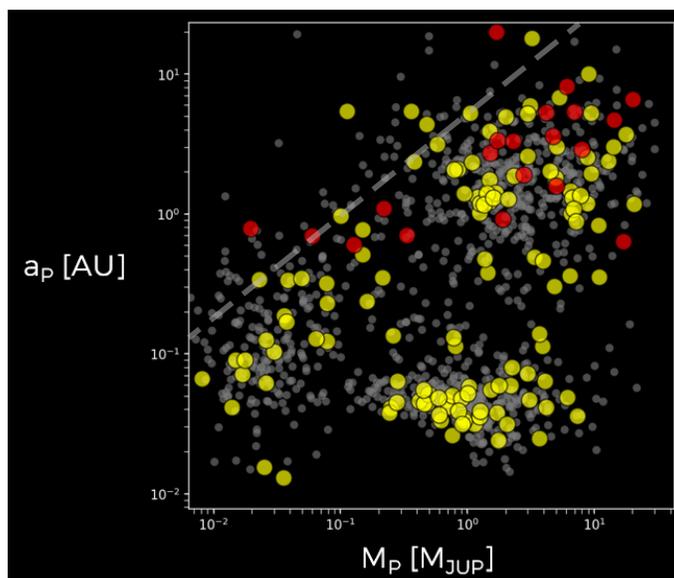


Figura 3.5: Gráfico  $P$ - $P$  de masa vs. semieje mayor. Los puntos rojos corresponden a planetas P, los amarillos a S y los grises a U. La línea punteada diagonal corresponde a una estimación de la eficiencia del método de velocidades radiales parametrizada por una precisión de  $\sim 1 \frac{m}{s}$ .

Este es un gráfico complejo para el cual no existe una causa/s que explique/n en forma simultánea y coherente la distribución tri-nodal mencionada, sino que hay muchos efectos diferentes responsables de la estructura trinodal, para lo cual hemos podido recopilar información suficiente para enumerar y discutir algunos de los efectos presentes, los cuales serán mencionados y analizados en forma separada. Para empezar, hemos mencionado que la mayoría de la muestra actual de exoplanetas ha sido detectada por la misión Kepler, que al observar con tránsitos está sesgada y fue más efectiva para planetas con semiejes pequeños<sup>2</sup>, lo cual da cuentas del exceso de planetas con semiejes bajos. Aún así, en este exceso de planetas de corto período podemos ver un déficit entre dos nodos, que si bien sigue siendo materia de discusión, autores tales como Batygin et al., (2016) proponen que

<sup>2</sup>Más información sobre sesgos de los métodos de detección en el Capítulo 1.

cuando un núcleo planetario alcanza las  $10 - 20M_{\oplus}$  ( $0.03 - 0.06M_J$ ) por acreción in situ, ocurre un proceso de acreción rápida de gas que lleva al planeta directamente a masas saturnianas/jovianas.

En semiejes mayores, el método de detección que comienza a dominar es el de velocidades radiales, cuya eficacia está determinada por una combinación de  $a_P$  y  $M_P$ . Esta eficacia se manifiesta en la aparente cota diagonal superior (indicada como una línea punteada), parametrizada por la precisión actual de  $\sim 1 \frac{m}{s}$ . La sensibilidad del método es entonces la misma para cualquier planeta sobre una dada recta paralela a la línea punteada. Sin embargo, no detectamos densidades uniformes sobre rectas diagonales paralelas a ésta. Por el contrario, lo que vemos es una gran acumulación en la esquina superior derecha, otra gran acumulación en la esquina inferior izquierda, y pocos en el medio, pero esta distribución no-uniforme se debe a un par de razones. Entre ellas, está el hecho de que es difícil medir densidades aparentes en un gráfico de escala logarítmica, ya que lo que sería una densidad uniforme en escala lineal, se acumula en valores altos en escala logarítmica. Por esta razón, la acumulación de puntos en semiejes y masas altas era de esperarse. Por el mismo efecto, podríamos argumentar que deberíamos ver pocos puntos en los valores bajos de ambos ejes. No obstante lo cual, vemos otra gran acumulación en esa región, pero con relación a este aspecto debemos recordar que ese nodo se debe a los numerosos planetas cercanos detectados por Kepler.

Por último, debemos mencionar el déficit prominente ubicado en masas altas y semiejes entre  $0.1 - 1$  AU, que también sigue siendo materia de discusión pero que se cree tiene que ver con migración planetaria, un mecanismo por el cual un planeta reduce considerablemente su semieje mayor, de varias AU a sólo centésimas (Kley & Nelson, 2012). Este fenómeno explicaría los Júpiteres calientes, planetas muy masivos en regiones muy cercanas a la estrella donde la acreción planetaria no sería posible debido a las altas temperaturas y tiempo de vida de esa región del disco protoplanetario, por lo que se cree que se formaron afuera y luego migraron hacia el interior (Dawson & Johnson, 2018). Los mecanismos que provocarían una migración planetaria podrían ser: interacciones del planeta con el disco protoplanetario, o por efectos tidales entre el planeta y la estrella, en términos generales.

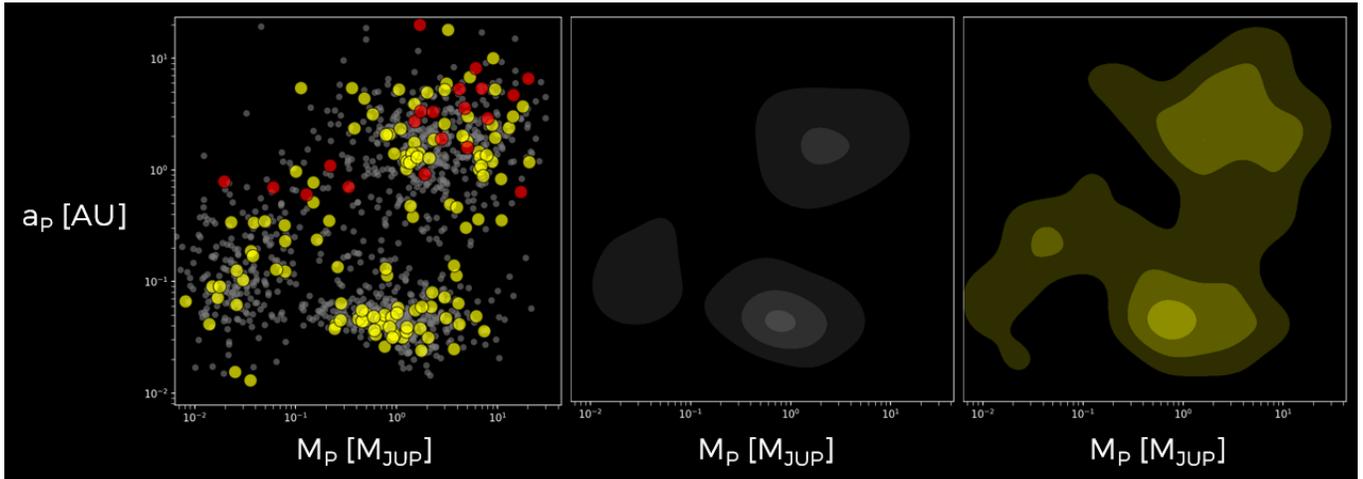


Figura 3.6: Gráficos de densidad que permiten ver la estructura trinodal de la Figura 3.5, para a) planetas U, y b) planetas S.

Este gráfico es muy relevante para las teorías de formación planetaria. Ida & Lin (2004), creen que provee restricciones importantes para llegar a un modelo determinístico de evolución planetaria, análogas a las implicancias del diagrama color-magnitud para las trayectorias evolutivas estelares. Por ello nos propusimos a realizar un conteo de cada tipo de planeta en cada uno de los nodos, para lo cual estimamos los límites de cada nodo de la siguiente manera: Llamamos *planetas menores* a

los que yacen en el nodo inferior izquierdo, y asignamos a este todos los planetas con  $M_P < 0.1M_J$ ; designamos *gigantes calientes* a los que yacen en el núcleo superior derecho, y asignamos a este todos los planetas con  $M_P > 0.1M_J$  y  $a_P > 0.2AU$ ; por último, designamos *gigantes fríos* a los que yacen en el nodo inferior derecho, y asignamos a este a todos los planetas con  $M_P > 0.1M_J$  y  $a_P < 0.2AU$ .

Comparamos la proporción de planetas S y U sobre cada nodo, y listamos los resultados en la Tabla 3.2. En cuanto a los planetas P (puntos rojos), optamos por no incluirlos en el cálculo ya que su muestra es evidentemente pobre, y por lo tanto la comparación no sería rigurosa. En la sección 4.1.3 vimos que en los sistemas S predominaban los posibles Júpiteres calientes, pero al revisar este nuevo diagrama vemos que el nodo de *gigantes calientes* no es el que más puntos posee. Lo que ocurre es que en el gráfico de  $T_P$  vs.  $a_P$  lo que vimos es que predominaban los planetas cercanos y calientes, y teníamos evidencia para creer que eran gigantes (Júpiteres calientes), pero ahora podemos ver que era un resultado apresurado, y que esos planetas cercanos y calientes se dividen en grandes y pequeños.

Otro resultado de la sección 4.1.3 a verificar con este nuevo estudio es que los sistemas S aparentaban ser más propensos que los U a generar Júpiteres calientes, resultado que, de ser verídico, podría tener fuertes implicancias en los procesos de formación estelar y planetaria, pero en esta instancia podemos ver que la proporción de *gigantes calientes* S no supera a los U. Por lo tanto, nuestra hipótesis sobre esa diferencia intrínseca entre sistemas simples y binarios S se refuta. De hecho, con estos resultados vemos que ambos son más parecidos de lo que pensábamos, respetando el mismo orden entre los nodos (planetas menores siendo los menos presentes, y gigantes fríos siendo los más) e incluso teniendo proporciones afines en cada uno. Esta similitud entre ambos tipos de sistemas es un resultado sobre el cual brindaremos más detalles en la siguiente sub-sección.

Tabla 3.2: Distribución de planetas en los tres nodos del diagrama  $M_P$  vs.  $a_P$  (Fig. 3.5)

<b>Tipos de planetas</b>	<b>S</b>	<b>U</b>
<b>Planetas menores</b>	15.3 %	19.9 %
<b>Gigantes calientes</b>	36.3 %	38.4 %
<b>Gigantes fríos</b>	48.4 %	41.7 %
<b>N</b>	124	1082

Nota: Muestra de 124 planetas S y 1082 U, distribuidos como *planetas menores* ( $M_P < 0.1M_J$ ), *gigantes calientes* ( $M_P > 0.1M_J$  y  $a_P > 0.2 AU$ ), y *gigantes fríos* ( $M_P > 0.1M_J$  y  $a_P < 0.2 AU$ ).

## 3.2 Análisis de distribuciones

En la Sección 4.1. buscamos y describimos estructuras que resaltan a simple vista de nuestro conjunto de gráficos, eventualmente llevando a cabo análisis en algunos de ellos. En esta nueva sección el objetivo es ligeramente distinto: Lo que haremos será comparar distribuciones de parámetros de distintos sistemas en algunos gráficos cuyas estructuras no presentan, a priori, indicios de correlaciones relevantes. Para ello utilizaremos la rigurosidad del test KS (Sección 2.2.4) para establecer semejanzas o diferencias entre las estrellas/planetas U, S o P. La motivación para realizar este análisis nace

de que en muchos gráficos notábamos una tendencia de que los parámetros correspondientes a los planetas y estrellas S (SA para las estrellas) se superpongan con los U. Esta tendencia es evidente incluso en los diagramas de la sección 4.1., y la similitud entre sistemas S y U fue considerada en el gráfico de  $M_P$  vs.  $a_P$ , en la sección 4.1.4.. De ser cierta, esta semejanza podría implicar que todas las propiedades que distinguen a los sistemas simples de los binarios con planetas circunestelares son indistintos para los procesos de formación planetaria, lo cual podría condicionar los modelos.

Para ilustrar cómo vamos a aplicar el test KS, nos referimos a la Figura 3.7, un gráfico ficticio cuyos ejes no corresponden a ningún parámetro físico particular. Como podemos ver, además del gráfico de puntos tenemos histogramas marginales arriba y a la derecha del mismo, que describen las distribuciones en cada eje, con barras que indican la mediana de cada una. Entonces, en este gráfico volvemos a notar una tendencia (artificial) a que los puntos amarillos caigan sobre los grises, y para corroborarlo utilizamos el test KS, que como mencionamos anteriormente, toma dos listas de valores y devuelve un  $p$ -value a partir del cual podemos cuantificar la semejanza entre ambas. Por lo tanto, lo que hicimos fue aplicar el test KS entre ambas distribuciones del eje de las abscisas ( $x$ ), y ambas distribuciones del eje de las ordenadas ( $y$ ), obteniendo así dos  $p$ -value para evaluar. Recordemos que al analizar un test KS consideramos que ambas distribuciones son consistentes con una única distribución (es decir, no detectamos diferencia) si  $p$ -value  $> 0.05$ . En el caso de la Figura 3.7, la semejanza entre las distribuciones de puntos amarillos y grises es evidente, y efectivamente los  $p$ -value, expuestos en la Tabla 3.3 corroboran dicho resultado.

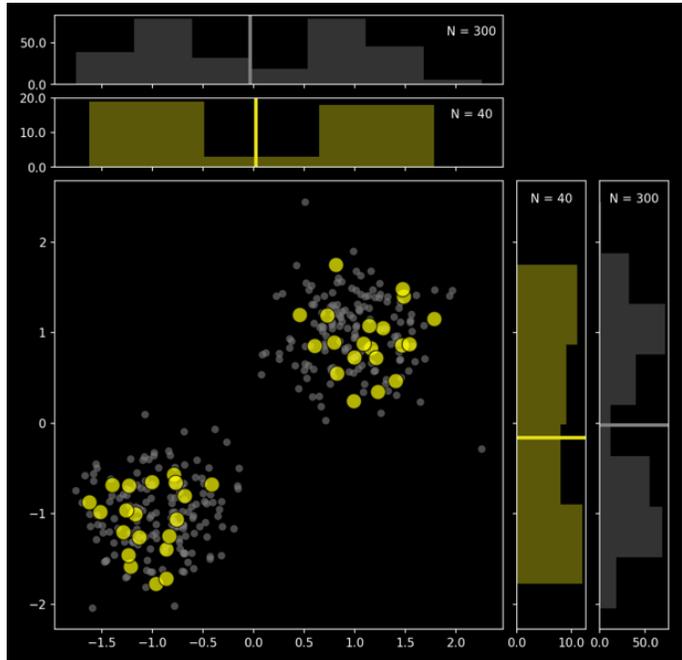


Figura 3.7: Diagrama de parámetros ficticios para ilustrar la aplicación del test KS. Las barras sobre los histogramas marginales corresponden a las medianas de cada distribución.

Tabla 3.3: Resultados del test KS aplicado en las distribuciones de la Figura 3.7

Muestra	$p$ -value $_x$	$p$ -value $_y$
S-U	0.49	0.93

Idealmente, deberíamos utilizar una versión bidimensional del test KS, es decir, una función que devuelva un sólo  $p$ -value teniendo en cuenta los cuatro histogramas. Técnicamente, dicha función existe, desarrollada por Fasano & Franceschini (1987), de hecho, el código está escrito para lenguaje  $C$  en el libro *Numerical Recipes*<sup>3</sup>, y hasta existe una implementación en *Python* escrita por el Dr. Zhaozhou Li<sup>4</sup>, la cual probamos en este diagrama, devolviendo un  $p$ -value = 0.46, acorde a lo que esperamos encontrar. Aún así, nos restringimos a ir más lejos con la aplicación de la versión bi-dimensional del test KS debido a que encontramos fuentes que afirman que el test KS no puede ser aplicado en dos o más dimensiones, como argumentan Feigelson & Babu en "El Portal de Astroestadística y Astroinformática"<sup>5</sup>. Recordando lo discutido en la Sección 3.4., el test KS define su parámetro estadístico como la distancia máxima entre dos funciones acumulativas para la misma variable aleatoria, y lo que ellos argumentan es que en dos o más dimensiones no existe una forma única de ordenar los puntos tal que la distancia pueda ser calculada. Perder este método fue un mal necesario, incluso cuando en muchos de nuestros gráficos nos devolvía el resultado que esperábamos encontrar. Alternativamente, y en son de poder cuantificar la comparación de distribuciones, consideramos prudente optar por el test KS unidimensional, como mencionamos en primer lugar.

### 3.2.1 Distribuciones planetarias (P-P): $R_P$ vs. $a_P$

Aplicamos el método descrito en la sección anterior a los parámetros del gráfico  $P - P$  de radio vs. semieje mayor, Figura 3.8. Tenemos planetas tipo S en amarillo, tipo P en rojo, y U en gris, y, de nuevo, las barras en los histogramas corresponden a las medianas. En la distribución de parámetros podemos distinguir una estructura semejante a la de tres núcleos (este gráfico es análogo a la Figura 3.5), en donde volvemos a notar una tendencia de que los planetas S se superpongan con los U. En la Tabla 3.4 enunciamos los resultados del test KS sobre cada eje de las ordenadas podemos ver que, efectivamente, los parámetros de planetas S y U no provienen de distribuciones distintas. Con respecto a los puntos rojos, o planetas P, no aplicamos el test KS porque consideramos que la muestra es pobre, pero podemos ver indicios de una diferencia incipiente ya que, en el gráfico de puntos, estos parecen acumularse en una región en donde no hay puntos amarillos, y hay una muy baja densidad de puntos grises. Esta diferencia vuelve a presentarse en los histogramas, donde las medianas, graficadas como barras, parecen caer precisamente sobre los mínimos de las demás distribuciones. En resumen, notamos la analogía entre los planetas S y U, y presentamos indicios de diferencias entre planetas P y los otros dos tipos.

Tabla 3.4: Resultados del test KS aplicado sobre las distribuciones de la Figura 3.8

Muestra	p-value <sub>x</sub>	p-value <sub>y</sub>
S-U	0.70	0.97

### 3.2.2 Distribuciones planetarias (P-P): $M_P$ vs. $R_P$

A continuación, analizamos el gráfico  $P - P$  de masa vs. radio planetario, Figura 3.9, del cual ya habíamos hablado en la sección 4.1.2., y así como en el último diagrama (Fig. 3.8), volvemos a notar

<sup>3</sup>*Numerical Recipes in Fortran 77: The Art of Scientific Computing, Second Edition, Vol. 1, Press, Teukolsky, Vetterling, Flannery.*

<sup>4</sup><https://github.com/syrte/ndtest>

<sup>5</sup><https://asaip.psu.edu/articles/beware-the-kolmogorov-smirnov-test/>

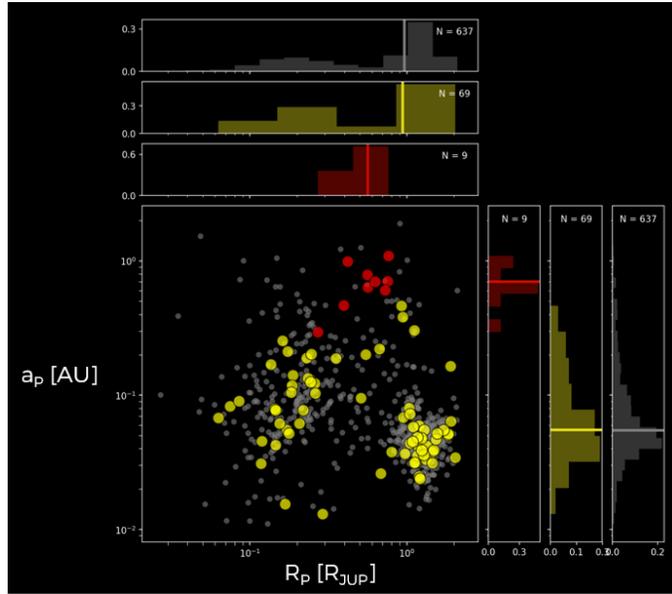


Figura 3.8: Gráfico  $P - P$  de radio vs. semieje mayor. Los puntos rojos corresponden a planetas P, los amarillos a S, y los grises a U.

una analogía entre los planetas S y U, e indicios de diferencias incipientes entre los planetas P y las otras dos, como se puede ver en los correspondientes puntos, que si bien son escasos, parecen acumularse en una región de baja densidad, con medianas que caen en o cerca de los mínimos de las otras dos distribuciones. Enunciamos los resultados del test KS en la Tabla 3.5.

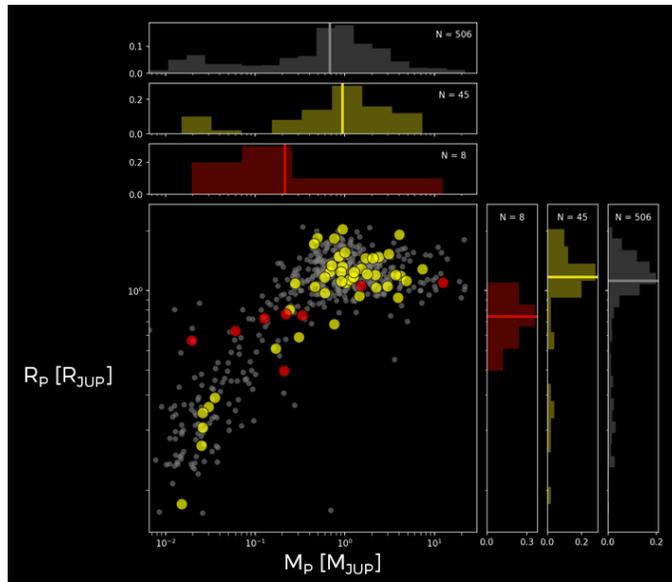


Figura 3.9: Gráfico  $P - P$  de masa vs. radio planetario. Los puntos rojos corresponden a planetas P, los amarillos a S, y los grises a U.

Tabla 3.5: Resultados del test KS aplicado sobre las distribuciones de la Figura 3.9

Muestra	p-value <sub>x</sub>	p-value <sub>y</sub>
S-U	0.17	0.63

### 3.2.3 Distribuciones estelares (S-S): $R_S$ vs. $T_S$

Pasando a gráficos  $S - S$ , analizamos el diagrama de radio vs. temperatura superficial estelar, Figura 3.10, en donde los puntos amarillos corresponden a estrellas SA, azul a SB, rojo a P y grises a U. Como podemos ver, la relación entre estos parámetros resulta en un análogo de la secuencia principal, y en concordancia con los resultados de los gráficos anteriores (Fig. 3.8 y 3.9), analizamos la semejanza de puntos grises con los amarillos, lo que correspondería a estrellas U con SA, respectivamente. Si bien las estrellas SB también forman parte de los sistemas S, la comparación que deseamos explorar es la de una estrella simple alrededor de la cual orbita un planeta, por un lado, y su contraparte binaria que correspondería a una estrella SA alrededor de la cual orbita un planeta S, por otro. Mostramos los resultados en la Tabla 3.6. Notamos que si bien los parámetros en el eje de las abscisas (radios estelares) coinciden, el  $p$ -value correspondiente al eje de las ordenadas (temperaturas superficiales) no lo hacen. Este resultado nos llamó la atención ya que, a priori, todo apuntaba a que los parámetros de las estrellas SA y U deberían ser afines, por lo tanto decidimos indagar aún más en la razón por la cual estos parámetros discrepan. Para ello, graficamos la función acumulativa<sup>6</sup> de temperaturas para ambos sistemas. En este caso las curvas están normalizadas y podemos verlas en la Figura 3.11. Analizando estas curvas, podemos rastrear de dónde proviene la discrepancia ya que las estrellas SA parecen tener, en proporción, un mayor número de estrellas con temperaturas sub solares, entre 3000 y 4000 K. Este rango de temperaturas corresponde a la última cola de la Figura 3.10. Al mismo tiempo, parece haber un déficit de estrellas con temperaturas ligeramente encima de los 6000 K, en comparación con las U.

Tabla 3.6: Resultados del test KS aplicado sobre las distribuciones de la Figura 3.10

Muestra	p-value <sub>x</sub>	p-value <sub>y</sub>
SA-U	0.052	0.015

Si bien encontramos esta discrepancia, tenemos evidencia para creer que pueda deberse a un resultado sesgado, quizás por el reducido número de estrellas SA observadas. En primer lugar, si bien la forma de las distribuciones tiene alguna diferencia, las medianas son casi iguales, como podemos ver de la Tabla 3.7, y como se hace visible en los histogramas marginales, con las barras amarillas y grises, que caen casi en el mismo lugar, a diferencia de las SB o P, que tienen sus medianas en valores visiblemente distintos. Además, a esta hipótesis se le suma que si nos fijamos en otros parámetros estelares tales como edad vs. metalicidad estelar (Figura 3.12), sí aparece una semejanza estadística entre estos tipos de estrellas (Tabla 3.8). Por último, ya vimos que los planetas U son análogos a los S, y entonces consideramos contradictorio si sus estrellas, cuyo rol es crítico en el proceso de formación planetaria, fuesen distintas. Por lo tanto, si bien consideramos que la evidencia estadística aún no es suficiente como para concluir una semejanza, reportamos indicios de una semejanza entre ambos

<sup>6</sup>Recordemos que la función acumulativa se define como aquella que a cierta temperatura nos dice cuántos objetos tenemos que sean menores a esa temperatura.

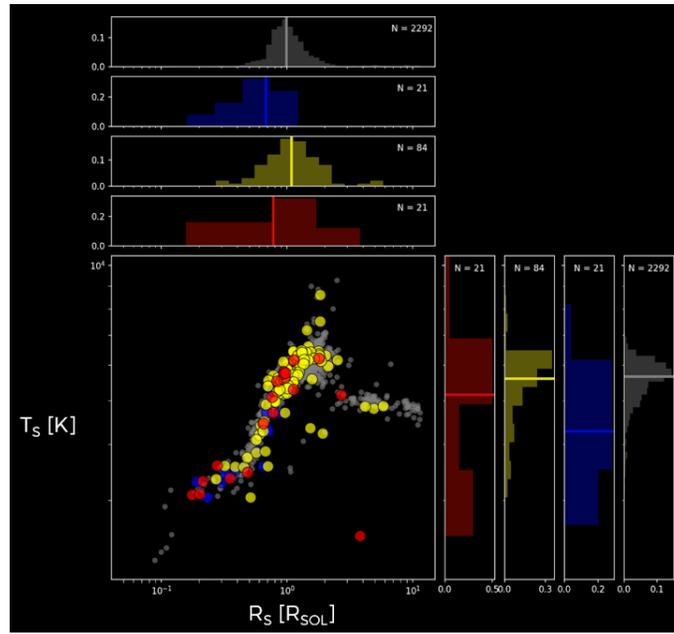


Figura 3.10: Gráfico  $S - S$  de radio vs. temperatura superficial estelar. Los puntos rojos corresponden a estrellas P, los amarillos a SA, los azules a SB, y los grises a U.

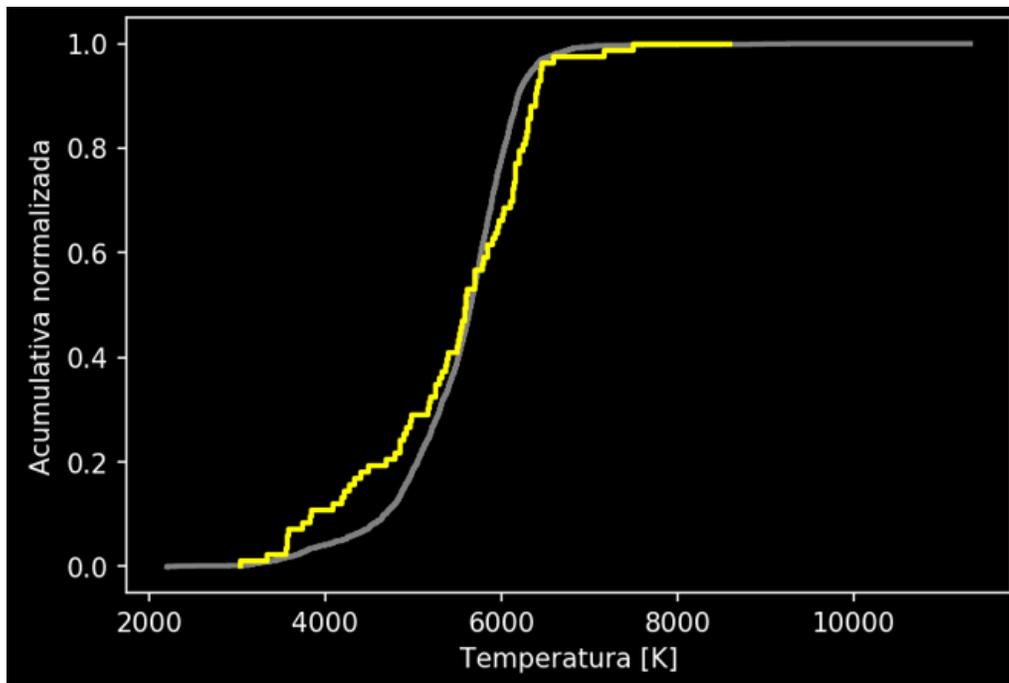


Figura 3.11: Función acumulativa de las temperaturas de estrellas SA y U correspondientes a los puntos de la Figura 3.10.

tipos estelares de la mano de los 3 parámetros que coinciden, semejanza que podría ser confirmada con un mayor número de estrellas SA.

Tabla 3.7: Medianas de parámetros correspondientes a la Figura 3.10

Muestra	Radio [ $R_{\odot}$ ]	Temperatura [ $K$ ]
<b>U</b>	0.99	5659
<b>SA</b>	1.09	5600
<b>SB</b>	0.68	4270
<b>P</b>	0.78	5150

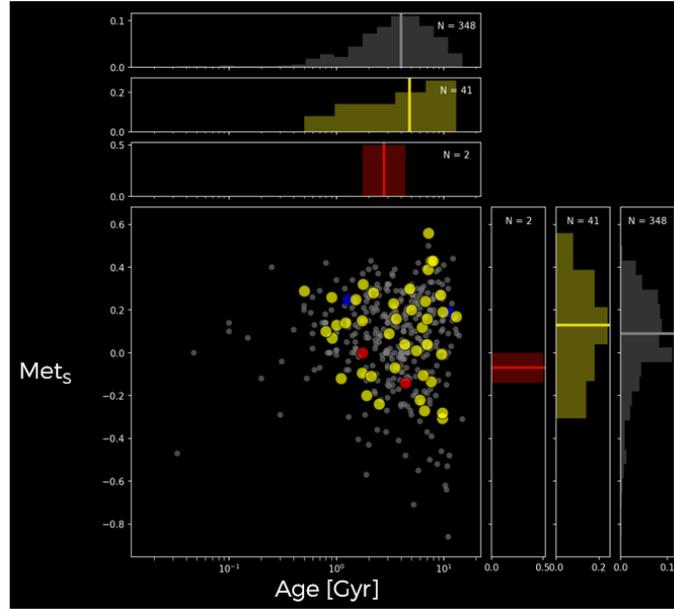


Figura 3.12: Gráfico  $S - S$  de edad vs. metalicidad estelar. Los puntos rojos corresponden a estrellas P, los amarillos a SA, los azules a SB, y los grises a U.

Tabla 3.8: Resultados del test KS aplicado sobre las distribuciones de la Figura 3.12

Muestra	p-value <sub>x</sub>	p-value <sub>y</sub>
<b>SA-U</b>	0.18	0.89

### 3.2.4 Distribuciones binarias (B-B): $a_B$ vs. $e_B$

Avanzando hacia gráficos  $B - B$ , analizamos los parámetros de semieje mayor y excentricidad de las binarias, Figura 3.13, donde los puntos amarillos corresponden a binarias S, y los rojos a binarias P, y donde notamos una evidente separación entre los grupos de puntos, lo cual habla sobre una diferencia importante entre los sistemas S, que son grandes y con excentricidades altas, y los sistemas P, que son aparentemente pequeños<sup>7</sup> y con una distribución casi uniforme de excentricidades. Para este caso extremo (y el siguiente) en donde la separación de puntos es irrefutable y evidente, consideramos redundante utilizar el test KS, pero aún así reportamos el resultado.

<sup>7</sup>Discusión más extensa sobre este punto en la sección 4.1.1.

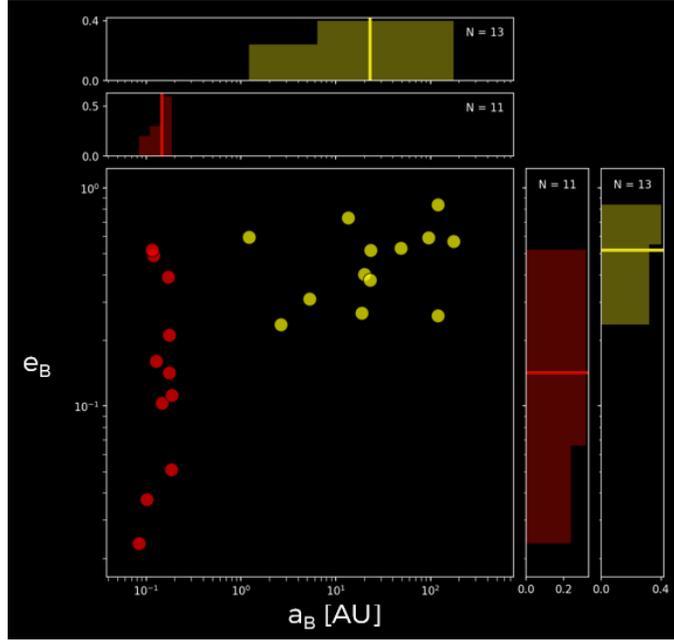


Figura 3.13: Gráfico  $B - B$  de semieje vs. excentricidad de las binarias. Los puntos rojos corresponden a binarias P, y los amarillos a binarias S.

### 3.2.5 Distribuciones binarias-planetarias (B-P): $a_B$ vs. $a_P$

Los resultados constatados por los diagramas anteriores (Figs. 3.8-3.13) se repiten incluso en los gráficos de parámetros mixtos, como sucede con el gráfico  $B - P$  en la Figura 3.14, en donde comparamos semieje del planeta vs. semieje mayor de la binaria del mismo planeta. Los puntos rojos corresponden a sistemas P, y los amarillos a S. En las distribuciones volvemos a notar separaciones claras entre los grupos de puntos, en donde los puntos rojos incluso parecen caer en el mínimo (en el eje de las ordenadas) de los puntos amarillos. Esta evidencia corrobora las amplias diferencias entre las naturalezas de los sistemas S y P. En este caso en que las separaciones entre los grupos de puntos es evidente, volvemos a considerar redundante la aplicación del test KS.

### 3.2.6 Distribuciones estelares-planetarias (S-P): $M_S$ vs. $M_P$

Por último, revisamos el gráfico mixto  $S - P$  de masa estelar vs. masa planetaria, Figura 3.15, donde los puntos amarillos corresponden a masa del planeta S vs. masa de la estrella SA de su sistema, los puntos grises corresponden a planetas y estrellas U, y los puntos rojos corresponden a masa del planeta P vs. masa de una de las estrellas P del sistema. Es decir, cada sistema P generará dos puntos rojos, uno correspondiente a *estrella<sub>1</sub> - planeta* y otro a *estrella<sub>2</sub> - planeta*. En este diagrama se vuelven a reproducir los mismos resultados que en los anteriores (Figs. 3.8-3.14): Las estrellas y planetas S son similares a los U, como se puede ver con los p-value mayores a 0.05, y los sistemas P podemos ver que son distintos al resto, Tabla 3.9.

## 3.3 Síntesis y conclusiones

Resumimos brevemente los resultados encontrados en esta sección, comenzando por las estructuras analizadas en la subsección 4.1. En primer lugar, analizamos el gráfico  $B - B$  de semieje mayor

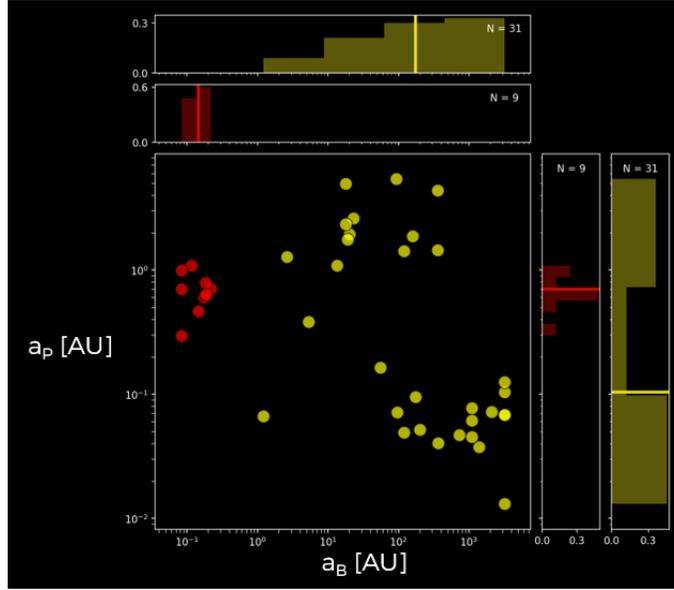


Figura 3.14: Gráfico  $B - P$  de semieje binario vs. semieje planetario. Los puntos rojos corresponden a sistemas P, y los amarillos a S.

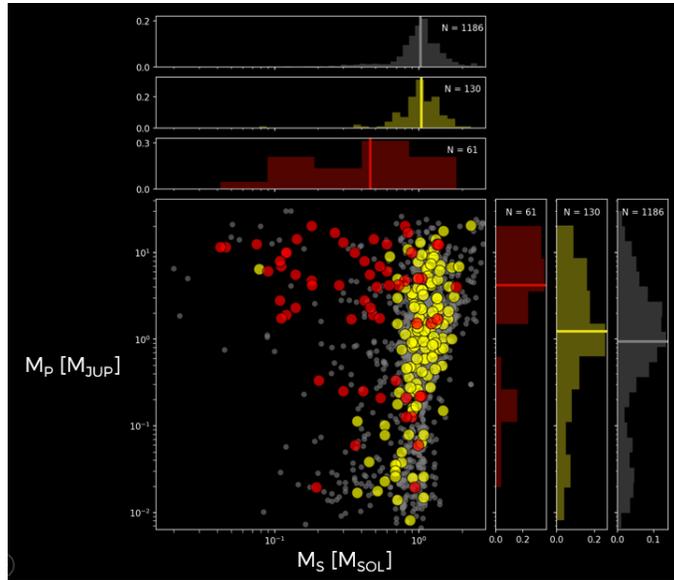


Figura 3.15: Gráfico  $S - P$  de masa estelar vs. masa planetaria. Los puntos rojos corresponden a sistemas P, los amarillos a S y los grises a U.

Tabla 3.9: Resultados del test KS aplicado sobre las distribuciones de la Figura 3.15

Muestra	$p\text{-value}_x$	$p\text{-value}_y$
SA-U	0.70	0.90
P-U	$2 \times 10^{-15}$	$1 \times 10^{-9}$
P-SA	$3 \times 10^{-14}$	$2 \times 10^{-5}$

---

vs. período de la binaria (Figura 3.1), y vimos que las observaciones indican que los sistemas S poseen valores más grandes de semiejes mayores que los sistemas P, que parecen ser más compactos. Aún así, las razones que presentamos en la sección 3.1 nos permite formular la hipótesis de que la compacticidad observada en los sistemas P pueda ser producto de un sesgo observacional del método de tránsitos, por lo cual no obtuvimos conclusiones concretas acerca de la naturaleza de estos sistemas, pero reportamos que esta es la tendencia que se observa actualmente.

Analizamos el diagrama  $P - P$  de temperatura de equilibrio planetaria vs. semieje mayor (Figura 3.3) de donde formulamos la hipótesis de que los sistemas binarios S son más propensos para generar Júpiteres calientes, hipótesis que fue refutada por el gráfico  $P - P$  de masa vs. semieje planetario (Figura 3.5), donde definimos 3 dominios planetarios dentro del espacio de parámetros: Planetas menores, gigantes calientes y gigantes fríos, y al determinar las proporciones de planetas S y U sobre cada nodo descubrimos que no sólo no detectábamos un exceso de gigantes calientes en los sistemas S, sino que las distribuciones entre ambos sistemas eran similares. Esta semejanza fue corroborada por el análisis de la sección 4.2., donde utilizamos el test KS para cuantificar la similitud entre ambas distribuciones, obteniendo resultados positivos en la Figuras 3.8, 3.9, 3.12 y 3.15.

En la Figura 3.10 obtuvimos una discrepancia entre las estrellas SA y U, proveniente del eje de las temperaturas. Al analizar más detalladamente, notamos que las estrellas SA parecen presentar un pequeño exceso de estrellas con temperaturas sub-solares (en comparación con las U), así como un leve déficit de estrellas con temperaturas algo mayores a la solar, como se puede ver en la Figura 3.11. De todos modos, consideramos que esta discrepancia pueda deberse a una muestra (para las SA) de pocos objetos (2292 vs. 84), ya que existe evidencia que apunta a que son similares: En primer lugar, la diferencia entre las medianas de las temperaturas es del  $\sim 1\%$ , como podemos ver de la Tabla 3.7, y como se reproduce en las barras de los histogramas marginales de la Figura 3.10, que caen en valores muy cercanos, especialmente al contrastar con las medianas de las estrellas P y SB, las cuales están visiblemente desplazadas de las medianas de los sistemas S y P. Además, otros diagramas, tales como la Figura 3.12 de edad vs. metalicidad sí confirma una semejanza entre ambas estrellas (Tabla 3.12). Por último, hemos visto abundante evidencia de que los planetas S son semejantes a los U, y entonces consideraríamos contradictorio si sus estrellas, cuyo rol es crítico en el proceso de formación planetaria, fuesen distintas. Por lo cual, si bien no concluimos una semejanza concreta entre estos tipos de estrellas, presentamos evidencia para creer que sí la haya, y que podría ser confirmada una vez que la muestra de estrellas SA sea más numerosa.

Entre los gráficos de la sección 4.2. también hemos notado tendencias. En particular, si bien la muestra de planetas P es demasiado pobre como para aplicar un test KS y compararlo con las demás distribuciones cuyo tamaño de muestra es significativo, aún así encontramos que los planetas detectados ocupan regiones de baja densidad de puntos S y U en el espacio de parámetros, lo cual se traduce a que sus medianas de los histogramas marginales caen precisamente en los mínimos de las demás distribuciones (Figuras 3.8 y 3.9).

Por último, analizando la Figura 3.13 corroboramos la amplia diferencia entre las binarias P, que son compactas (según observaciones) y con una distribución casi uniforme de excentricidades, y las S, que poseen semiejes relativamente grandes y con excentricidades altas. Creemos que la marcada diferencia entre los grupos de puntos de este diagrama es un resultado fuerte que teóricamente marca una diferencia fundamental entre las estructuras de ambos sistemas, y que prácticamente podría ser utilizado para predecir la órbita de un planeta no detectado (es decir, si es tipo S o P) a partir únicamente de los parámetros orbitales de la binaria. Estos resultados que indican una semejanza entre sistemas U y S, y diferencias entre los P con tanto S como U se repiten incluso en gráficos de parámetros mixtos ( $B - P$  o  $S - P$ ), como se volvió a ver en las Figuras 3.14 y 3.15.

# Capítulo 4

## Discos de escombros en estrellas binarias con planetas

Estudiar la formación de sistemas planetarios a partir de la observación de exoplanetas sigue presentando un desafío particularmente complicado al día de la fecha. Los sistemas planetarios más cercanos (para los cuales disponemos la mayor sensibilidad) son generalmente sistemas evolucionados, es decir, estrellas de secuencia principal de tipo solar, en donde los indicios de formación planetaria han sido reemplazados desde hace mucho tiempo por procesos propios de sistemas adultos. Entonces, para estudiar estos procesos debemos hacerlo de forma indirecta.

Se cree que la formación de planetesimales es una consecuencia natural de la formación (avanzada) de sistemas planetarios; el Cinturón de Asteroides y Cinturón de Kuiper de nuestro propio sistema solar son poblaciones remanentes de cuerpos pequeños (denominados *discos de escombros*<sup>1</sup>) que reflejan la época de formación planetaria. Estos cuerpos pequeños colisionan entre sí produciendo y repoblando los cinturones con polvo.

Dado a que produce excesos infrarrojos, el polvo es uno de los componentes de los sistemas planetarios más accesibles para la observación, y por lo tanto su estudio en discos de escombros extrasolares constituye una dirección factible para comprender los complejos procesos de formación en un sistema planetario. Por esta razón decidimos extender nuestro estudio de sistemas binarios con planetas para incluir además discos de escombros, con el fin de indagar con qué frecuencia aparecen en este tipo de sistemas (binarios con planetas), y entre los distintos tipos de sistemas binarios entre sí. El objetivo final es arrojar luz sobre el rol de la multiplicidad estelar en los procesos de formación planetaria.

### 4.1 Introducción

La formación planetaria ocurre alrededor de estrellas jóvenes, en discos ricos en gas y polvo, componentes que pueden ser utilizados para formar planetas de todo tamaño hasta de tipo Júpiter, de aquí el nombre de *disco protoplanetario*. Este proceso debe ocurrir rápidamente, debido a que el gas del disco generalmente se disipa en un período de unos pocos millones de años (Haisch, Lada & Lada 2001; Uzpen et al., 2009). Eventualmente, incluso el polvo será removido, ya sea por acreción sobre objetos mayores, vientos estelares, o procesos radiativos. De todos modos, si el sistema ha formado planetesimales (u objetos mayores), es posible que ocurran colisiones que produzcan una segunda

---

<sup>1</sup>Traducción directa de su terminología en inglés: *Debris disks*.

generación de polvo. Estos discos que proceden a los protoplanetarios, y que además son abundantes en polvo y pobres en gas se conocen como *discos de escombros* (Zuckerman 2001; Wyatt 2008).

Esas serían las definiciones básicas de ambos tipos de discos, pero deseamos profundizar en algunas cuestiones relevantes. Los discos de escombros pueden ser considerados descendientes de los discos protoplanetarios y por ello proveen información acerca de la evolución de discos y productos de la formación planetaria. De todos modos, no son sólo remanentes residuales del más antiguo, sino que deben estar continuamente abastecidos de polvo por procesos colisionales para ser observables a lo largo de la vida de la estrella (ej.: Backman & Paresce 1993). Dichos procesos son típicamente referidos como "cascada colisional" (*collisional cascade*), por el cual los planetesimales (cuyos tamaños van desde metros hasta tamaños planetarios) son gradualmente molidos hasta granos de polvo de tamaños sub-micrométricos observables en tanto luz dispersada como emisión térmica. La colisión de los objetos más masivos enciende la cascada al producir numerosos objetos más pequeños que luego colisionan y crean objetos aún más pequeños. Este proceso se repite hasta que los cuerpos más chicos son los predominantes, incluso cuando la mayor parte de la masa sigue retenida en los cuerpos mayores (Dohnanyi 1969; Pan & Schlichting 2012). Mientras tanto, fuerzas de radiación, vientos estelares, y fuerzas de arrastre de Poynting-Robertson<sup>2</sup> actúan para remover continuamente granos de polvo menores a un cierto tamaño (*blowout size*<sup>3</sup>). De este modo, la detección de discos de escombros indica que los procesos de formación planetaria en un dado sistema lograron crear cuerpos de al menos cientos a miles de kilómetros de extensión.

En lo que respecta a sistemas estelares múltiples, la formación de sistemas planetarios es necesariamente más complicada debido a interacciones dinámicas más complejas. Sin embargo, discos protoplanetarios han sido observados en estrellas binarias de pre-secuencia principal a partir de distribuciones espectrales de energía (Ghez et al., 1993; Prato et al., 2003; Monin et al., 2006) e imágenes (Koerner et al., 1993; Stapelfeldt et al., 1998; Guilloteau et al., 1999). También se han observado sistemas binarios de edades mayores que ofrecen evidencia de formación con detecciones de tanto planetas (Patience et al., 2002; Eggenberger et al., 2004; Konacki 2005; Bakos et al., 2006) como discos de escombros (Aumann 1985; Patten & Willson 1991; Koerner et al., 2000; Prato et al., 2001). Yendo aún más lejos, Trilling et al., (2007), al medir frecuencias de discos en sistemas simples y múltiples, concluyen que la multiplicidad estelar no inhibe la producción de planetesimales, y que ésta es al menos tan eficiente como la de los sistemas simples, aunque los autores resaltan que no afirman nada sobre la eficacia en producción de planetas.

## 4.2 Cómo observar discos

Ante la escasez de imágenes directas, la mayoría de la información sobre discos de escombros se deriva de la *distribución espectral de energía* (o SED, por sus siglas en inglés) de la estrella, lo que equivale a un diagrama de  $\lambda$  vs.  $\nu F(\nu)$  (Flujo, en unidades de  $\frac{W}{m^2}$ ) o  $\lambda$  vs.  $F(\nu)$  (Densidad de flujo, en unidades de  $Jy \sim \frac{W}{m^2 Hz}$ ), dos términos que suelen ser usados indistintamente. El polvo en estos discos, calentado por la radiación estelar, es detectable a partir de su emisión térmica, que provoca que la estrella parezca más brillante que lo esperado en longitudes de onda que dependen de la temperatura

<sup>2</sup>Una fuerza disipativa debido a que el movimiento orbital de los granos de polvo es contrarrestado por la componente de la presión de radiación tangente a dicho movimiento, causando que se muevan lentamente en espiral hacia el Sol.

<sup>3</sup>Las partículas con tamaños menores al *blowout size* son expulsadas por la presión de radiación hacia órbitas hiperbólicas fuera del disco que pasan a constituir el halo del sistema. Por lo tanto, esta frontera entre tamaños de partículas que podrán permanecer o no en el disco se define como el tamaño para el cual el cociente entre las fuerzas  $\beta_{\text{forces}} = \frac{F_{\text{rad}} + F_{\text{viento}}}{F_{\text{grav}}} \geq \frac{1}{2}$ .

del polvo. La emisión de polvo creado a decenas de AU tiene un máximo en el IR-lejano, y es allí donde la mayoría de los discos han sido detectados. Por lo tanto, la presencia de un disco se deriva típicamente de excesos fotométricos en una o más longitudes de onda, como se ilustra en el ejemplo de la Figura 4.1.

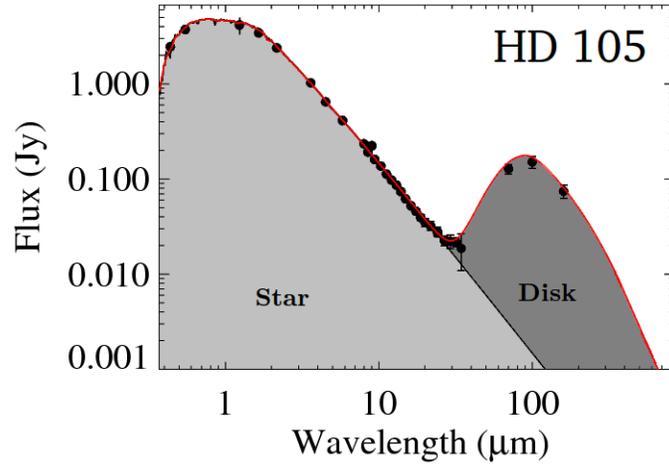


Figura 4.1: Ejemplo de SED de un sistema al cual se le ha detectado un disco por excesos IR. Gráfico tomado de Donaldson et al., (2012).

Debido a que las SEDs de discos de escombros conocidos pueden (hasta una aproximación razonable) ser descritos por un cuerpo negro parametrizado con una única (a diferencia de un gradiente) temperatura (Chen et al., 2006, Hillenbrand et al., 2008), y debido a que la escasa información disponible para la mayoría de las estrellas amerita usar un modelo con la menor cantidad de parámetros posibles, tales discos pueden simplificarse usando un modelo con sólo dos parámetros libres. Los dos parámetros observables fundamentales son la temperatura  $T$  y la luminosidad fraccional  $f$ , definida como el cociente de la luminosidad del disco sobre la de la estrella  $f = L_{ir}/L_*$ . Ambos parámetros determinarán la posición y la intensidad máxima de la curva de cuerpo negro del disco en la SED del sistema, como se puede ver en la Figura 4.2. Luego, si se asume una distribución uniforme de polvo sobre un toroide de radio  $r$  y ancho  $dr$ , con un ángulo de apertura vertical de  $2I^4$ , se pueden derivar parámetros tales como el radio, la densidad y la masa del disco a partir de los observables (Wyatt 2008).

Si bien la mayoría de los discos son detectados a partir de excesos en la SED, avances recientes en tecnologías para tomar imágenes directas a lo largo del espectro electromagnético han sido suficientes como para valer una mención en esta revisión, y aunque las imágenes directas no tengan ingerencia en este trabajo, optamos por tomar este paso extra en virtud de presentar un resumen más completo sobre el tema. Dichos avances han revelado detalles en las estructuras de discos que eran previamente indetectables, con imágenes en múltiples longitudes de onda que revelan las distintas componentes del disco, permitiendo así profundizar en la conexión entre la morfología y la física subyacente que moldea la estructura del disco. Un maravilloso ejemplo de tal obtención de imágenes en múltiples longitudes de ondas es el referido al disco de escombros de Fomalhaut, en la Figura 4.3. Además de Fomalhaut, hoy en día existen 151 otros sistemas con discos espacialmente resueltos a partir de imágenes<sup>5</sup>, que contribuyeron al conocimiento sobre la diversidad que pueden ofrecer los discos de

<sup>4</sup>Si tomamos el plano del disco,  $I$  es el ángulo medido desde el centro del disco entre el plano con el punto del disco que más se aparta del plano en la dirección perpendicular a éste.

<sup>5</sup><https://www.astro.uni-jena.de/index.php/theory/catalog-of-resolved-debris-disks.html>

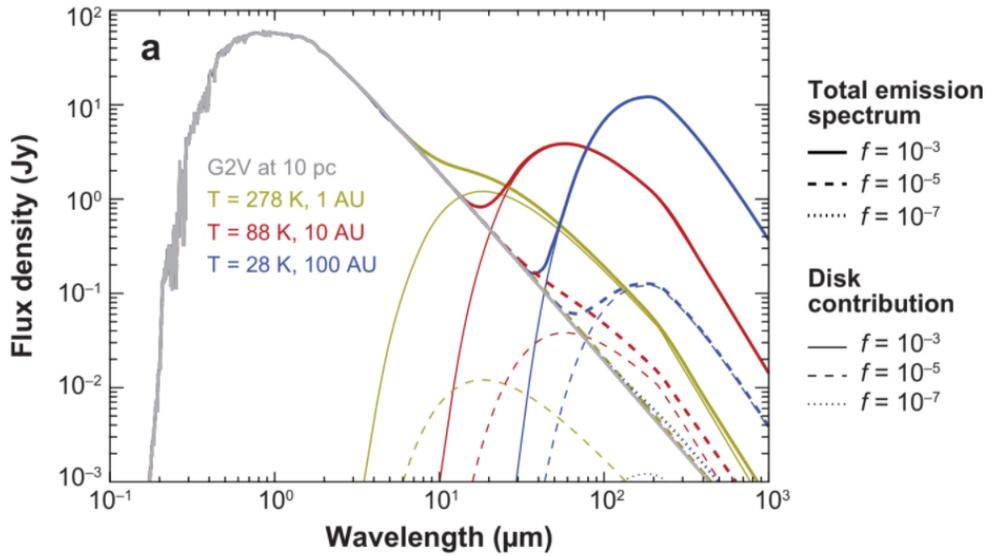


Figura 4.2: Modelo biparamétrico para discos de escombros sobre el espectro de emisión de una estrella G2V a 10 pc, con un disco de polvo a temperaturas de 278 K, 88 K, y 28 K, mostradas en amarillo, rojo y azul, que para granos que emiten como cuerpo negro corresponden a radios de 1 AU, 10 AU y 100 AU, respectivamente. El espectro del disco es mostrado en niveles de  $f = 10^{-3}$ ,  $10^{-5}$  y  $10^{-7}$ , en líneas sólidas, rayada y punteada, respectivamente. Las líneas en negrita muestran el espectro de emisión total, mientras que las líneas finas muestran la contribución del disco. Gráfico tomado de Wyatt (2008).

escombros en sus estructuras. Éstas son clasificables según características como las que se muestran en la Figura 4.4, y no sólo nos permiten profundizar en la morfología de los discos, sino que también pueden señalar la presencia de un planeta, como fue el caso para el sistema  $\beta$  Pic (Lagrange et al., 2009).

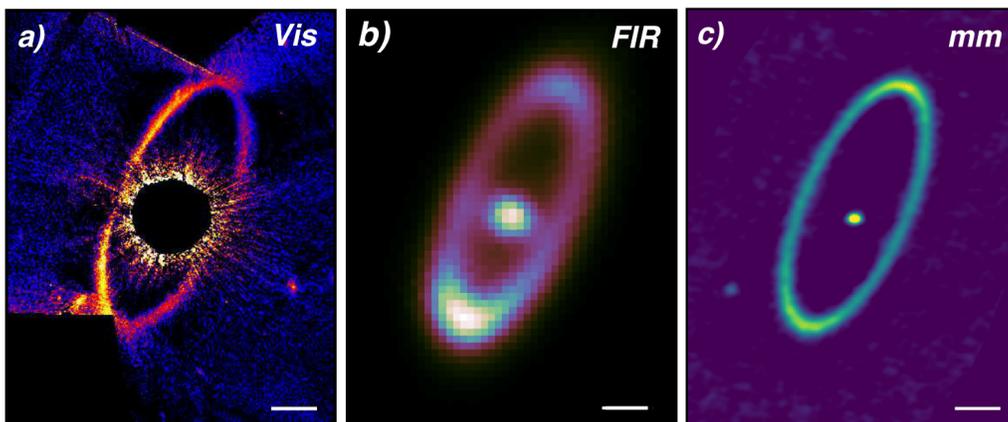


Figura 4.3: Imágenes del (a) anillo de Fomalhaut en luz dispersada del HST, (b) 70- $\mu$ m de Herschel, y (c) emisión térmica tomada por ALMA en 1.3-mm. Panel (a) adaptado de Kalas et al., (2013), panel (b) de Acke et al., (2012), y el panel (c) de MacGregor et al., (2017). Gráfico tomado del trabajo de Hughes et al., (2018).

## Structural Diversity in Debris Disks

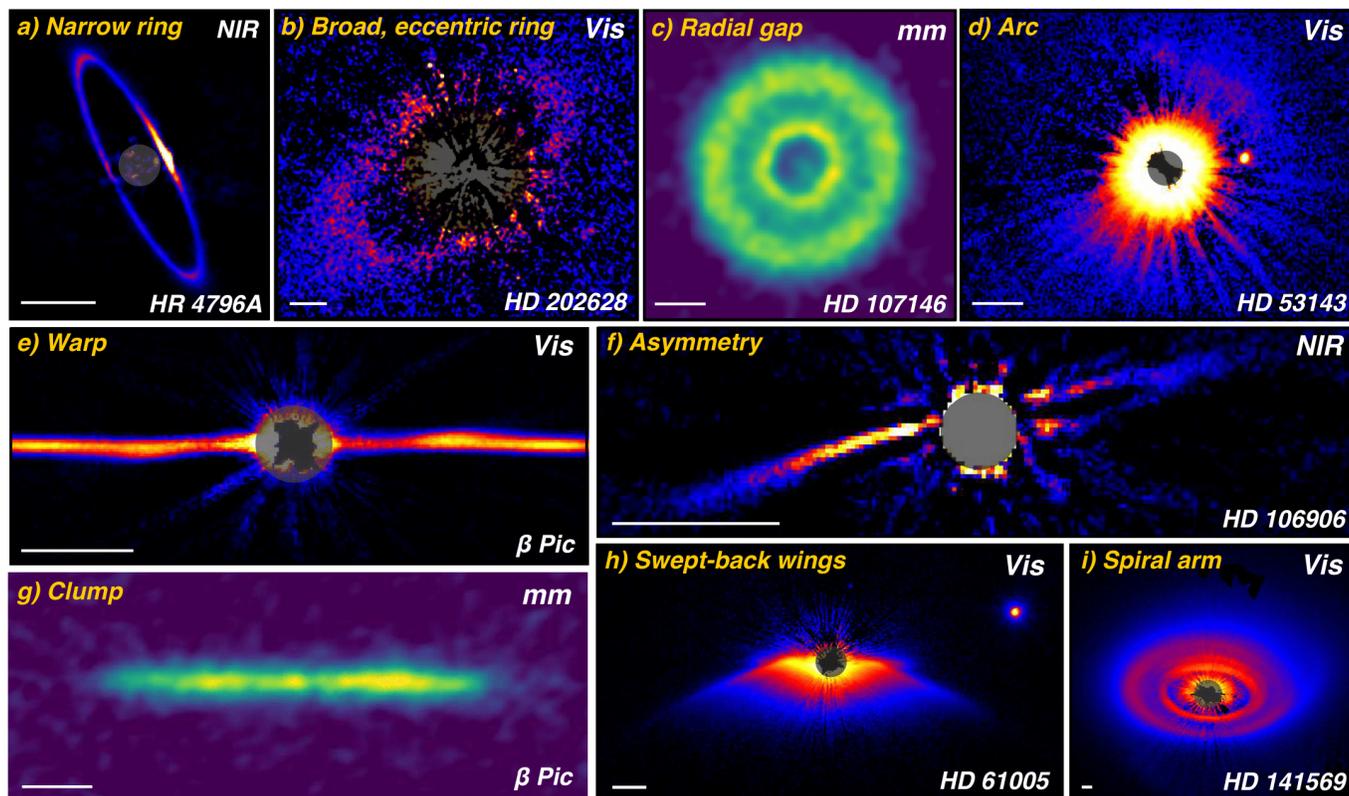


Figura 4.4: Mosaico de luz dispersada y emisión térmica milimétrica para 8 sistemas ilustrando el rango de asimetrías observadas en discos de escombros: (a) anillo angosto, (b) anillo ancho y excéntrico, (c) brecha radial, (d) arco, (e) distorsión, (f) asimetría, (g) abultamientos, (h) alas curvadas hacia atrás, y (i) brazo espiral. Datos tomados de Milli et al., (2017b, panel *a*), Schneider et al., (2016, panel *b*), Marino et al., (2018, panel *c*), Schneider et al., (2014, paneles *d* y *h*), Apai et al., (2015, panel *e*), Kalas et al., (2015, panel *f*), Dent et al., (2014, panel *g*), and Konishi et al., (2016, panel *i*). Gráfico tomado de Hughes et al., (2018).

### 4.2.1 Epsilon Eridani

Mencionamos que con suficientes flujos, es posible indagar en las propiedades físicas de un disco, tales como masa, radio y densidad. Pero este tipo de análisis rigurosos requieren de excesos medidos en numerosas longitudes de onda, lo cual no suele ser el caso. Tal como ocurre en nuestra muestra, la mayoría de nuestros sistemas que presentan excesos, lo hacen en una, dos o tres longitudes de onda. Si bien estos no son suficientes flujos como para realizar un estudio extensivo sobre las propiedades de cada disco, pueden servir para presentar un sistema candidato a tener disco, que podría ser subsecuentemente confirmado por imagen directa o mediciones de excesos en numerosas longitudes de onda.

Tal fue el caso del sistema Epsilon Eridani, cuyo exceso fue detectado en 1986 por Gillett (Figura 4.5), y 12 años más tarde tomaron las primeras imágenes de un disco de escombros en dicho sistema (Greaves et al., 1998), como podemos ver en la Figura 4.6. No obstante, hemos mencionado que tomar una imagen no es la única forma de confirmar un disco, sino que también podría confirmarse mediante la medición de excesos fotométricos en numerosas longitudes de onda. En la Figura 4.7 podemos ver una SED más reciente del sistema Epsilon Eridani (Backman et al., 2009), con numerosos excesos que

describen claramente la contribución del disco. Basándonos en este caso, consideramos la detección de excesos en 1 o más longitudes de onda como criterio suficiente para presentar una lista de sistemas candidatos a tener discos, a confirmar mediante imágenes coronográficas o mediciones de excesos en numerosas longitudes de onda.

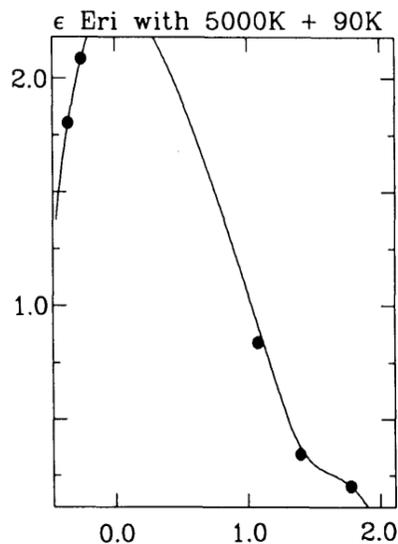


Figura 4.5: SED del sistema Epsilon Eridani, en el cual se puede ver el exceso que indicó la posible presencia de un disco que fue subsecuentemente confirmado 12 años más tarde a partir de imágenes directas. Los flujos fueron publicados por Gillett (1986), pero la figura está tomada de Walker & Wolstencroft (1988).

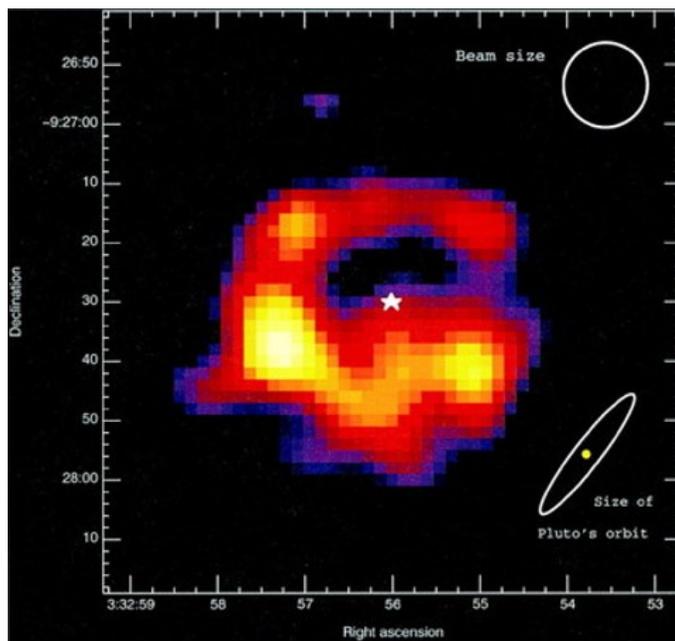


Figura 4.6: Imagen del disco en el sistema Epsilon Eridani, a partir del cual se pudo confirmar la presencia de un disco inicialmente propuesto por un exceso detectado en los flujos tomados por Gillett (1986). Figura tomada de Greaves et al., (1998).

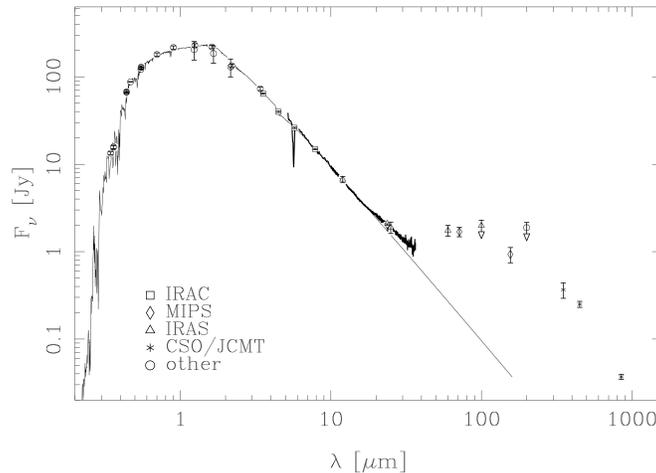


Figura 4.7: SED reciente del sistema Epsilon Eridani. Figura tomada de Backman et al., (2009).

### 4.3 Frecuencia de los discos

La fracción de sistemas estelares con discos, sin importar su naturaleza, ha sido estimada entre el 17-20 % por diversos autores (Rodríguez et al., 2015; Montesinos et al., 2016; Sibthorpe et al., 2018). La diferencia entre las proporciones de sistemas binarios y simples, por otro lado, ha pasado por distintas revisiones que valen la pena mencionar. Trilling et al., (2007) estimaron que un 38 % de los sistemas binarios poseen discos, cifra marginalmente superior a la frecuencia observada para estrellas individuales de tipo espectral A (25 %) y FGK (15 %). Rodríguez et al., (2015) y Yelverton et al., (2019) estiman la frecuencia de discos en binarias como 11 % y 9 % respectivamente, significativamente menor a la de sistemas individuales (21 %), a lo que argumentan que las interacciones dinámicas de la segunda estrella fraccionan el disco, acelerando su dispersión. Resumimos estos resultados en la Tabla 4.1.

Tabla 4.1: Frecuencia de discos de escombros en binarias según distintos autores.

Autores	Frecuencia
Trilling et al., (2007)	38 %
Rodríguez et al., (2015)	11 %
Yelverton et al., (2019)	9 %

Por otro lado, al separar la muestra por tipo espectral, las estrellas de tipo A presentan una frecuencia de discos significativamente mayor que aquellas de tipo FGK, como corroboran los últimos dos autores mencionados. De todos modos, este resultado podría deberse a un efecto de selección debido a sus edades, ya que sabemos que los discos se dispersan con el tiempo. Esta tendencia fue observada para discos protoplanetarios en estrellas de tipo solar, para las cuales la fracción de estrellas con emisión en el IR-cercano decrece de  $\sim 100\%$  a  $\sim 0\%$  en un período de 6 Myr (Haisch, Lada & Lada 2001; Hernández et al., 2007b) como se ilustra en la Figura 4.8. Lo mismo ocurre en discos de escombros, como concluyeron Greaves et al., (2004b) al derivar masas de discos en función de su edad, Figura 4.9 (aunque estas estimaciones de masas pueden corresponder a ambos tipos de discos).

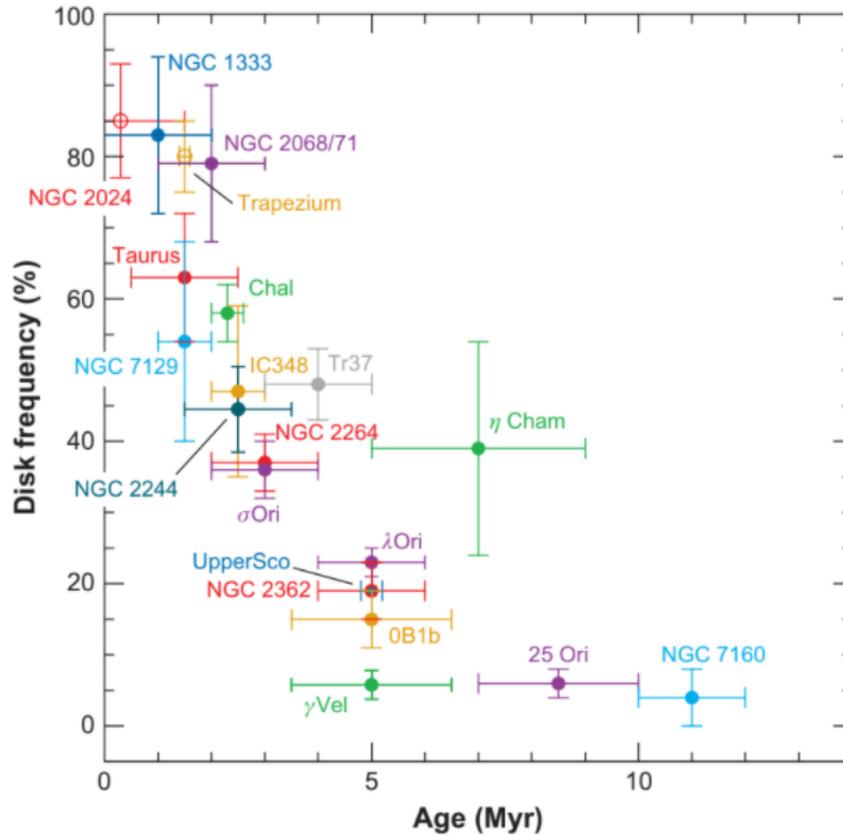


Figura 4.8: Evolución de discos protoplanetarios. Fracción de estrellas de tipo solar con emisiones detectables en el IR-cercano en función del tiempo. Gráfico tomado de Wyatt (2008).

En cuanto a sistemas binarios, un disco de escombros puede tener configuraciones análogas a las planetarias: circumbinario o circunestelar. Asumiendo discos circunestelares, Trilling et al., (2007) sólo encuentra discos en binarias compactas ( $<3$  AU), y separadas ( $>50$  AU), con frecuencias de 60 % y 45 %, respectivamente. Este resultado ofrece dos conclusiones: Primero, que las binarias separadas son una configuración altamente eficaz para la producción de discos, más aún que las binarias cercanas; y segundo, que existe un déficit importante en las binarias intermedias ( $3 \text{ AU} < a_B < 50 \text{ AU}$ ). Yelverton et al., (2019) encuentran frecuencias de 8 % y 19 % en binarias compactas y separadas, respectivamente, pero definen estos dominios de manera distinta ( $<25$  AU y  $>135$  AU), por lo que la analogía no es trivial.

Aunque hayan inconsistencias en las frecuencias encontradas por ambos trabajos, el déficit de discos en binarias intermedias es un resultado que ha sido encontrado repetidas veces. Ello ha sido estudiado tanto por Trilling et al., (2007) y Yelverton et al., (2019), quienes también afirman que no encuentran discos en sistemas binarios con tamaños entre 25 y 135 AU (rango ligeramente distinto que el tomado por Trilling et al., 2007), como por Thureau et al., (2014). Probablemente, este resultado se deba a binarias con separaciones comparables a los tamaños típicos de discos, que logran limpiar su material primordial circunestelar o circumbinario a través de perturbaciones dinámicas. Esta conclusión podría ser desesperanzadora en lo que respecta a la formación de planetas en binarias, debido a que la distribución de semiejes de binarias tiene un máximo en  $\sim 30$  AU (Duquennoy & Mayor, 1991), lo cual sugiere que la mayoría de binarias podrían ser incapaces de formar planetas con semiejes comparables a los de los gigantes gaseosos del sistema solar.

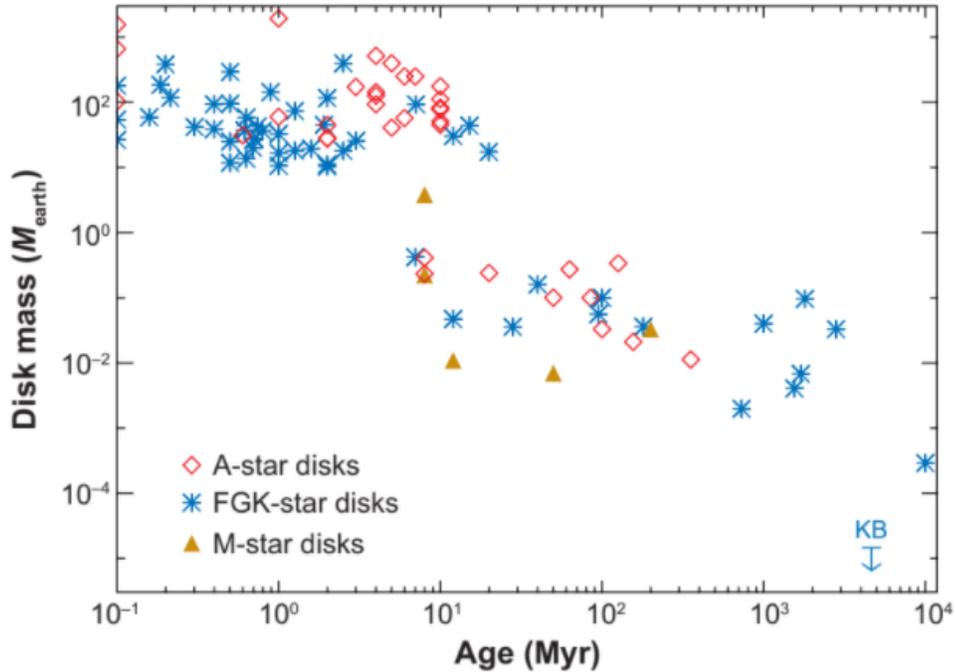


Figura 4.9: Evolución de discos de escombros y protoplanetarios derivada de observaciones sub-mm. El límite superior para la masa del cinturón de Kuiper obtenida con observaciones sub-mm (Greaves et al., 2004b) también está graficada. Gráfico tomado de Wyatt (2008).

## 4.4 Objetivos

Como mencionamos, los discos de escombros juegan un rol relevante para el estudio de formación planetaria, debido a que tanto estos como los planetas comparten un vínculo en el disco protoplanetario. Mientras que la relación entre ambos es materia de estudio latente (Kóspál et al., 2009), el vínculo (planeta-disco) continúa inexplorado para sistemas binarios con planetas. En tales sistemas, el disco puede estar en configuración circunestelar o circumbinaria, y la presencia de una segunda componente estelar podría afectar gravitacionalmente al mismo, teniendo posibles repercusiones en los planetas que allí se forman. Entre los efectos más generales de una segunda estrella podríamos mencionar los de inhibir, potenciar o, en su defecto, no afectar la formación de planetas.

Si bien existen estudios de discos en estrellas dobles (Trilling et al., 2007, Rodríguez et al., 2015, Yelverton et al., 2019), aún no existe un análisis específico sobre aquellas que poseen planetas, lo cual es indispensable para esclarecer el vínculo entre ambas componentes. Por ello, nuestro objetivo es determinar y analizar la frecuencia de discos de escombros en sistemas binarios con planetas, discerniendo entre sistemas S y P, y comparándolos con la frecuencia de discos en estrellas binarias sin planetas conocidos. Para ello, analizaremos las distribuciones espectrales de energía en busca de excesos infrarrojos en una o más longitudes de onda, que nos permitan derivar una lista de sistemas binarios con planetas candidatos a tener discos. El propósito de este análisis es cuantificar la correlación planeta-disco en estrellas binarias, es decir, indagar la presencia simultánea de discos y planetas, lo cual podría arrojar luz sobre el proceso de formación planetaria en sistemas estelares múltiples.

---

## 4.5 Análisis

Para abordar esta parte del trabajo, partimos de la lista de sistemas binarios con planetas tomada del catálogo descrito en el capítulo 2, actualmente constituida por 150 sistemas, de los cuales 119 son de tipo S, y 31 P. Nuestro plan es construir la SED de cada sistema, para así identificar excesos IR en una o más longitudes de onda, indicativos de un sistema candidato a albergar un disco de escombros. Para 13 de los 150 sistemas iniciales no fue posible construir una SED bien definida con suficientes flujos para permitir su estudio, motivo por el cual la muestra aquí analizada está constituida por 137 sistemas. La Tabla 4.2 lista estos sistemas binarios con planetas con SEDs razonablemente bien definidas.

Como mencionamos, lo que pretendimos fue confeccionar la SED de cada sistema, y para ello utilizamos la base de datos de *VizieR*<sup>6</sup>, una librería online de catálogos astronómicos de libre uso, entre cuyas herramientas se encuentra el *Photometry viewer*, que provee mediciones de flujos fotométricos en todo el rango espectral. De tal herramienta obtuvimos los flujos necesarios para confeccionar la SED de nuestros sistemas. Cabe recalcar que, si bien uno puede ingresar el nombre de un dado sistema a este buscador, la herramienta devuelve flujos dentro de una apertura de tamaño arbitrario alrededor de las coordenadas del objeto de interés, radio dentro del cual es posible encontrar otras fuentes contaminantes. En este aspecto debemos reducir suficientemente el radio de la apertura para eliminar contaminaciones, pero mantenerlo suficientemente grande con tal de no perder flujos propios de nuestro objeto. En la Figura 4.10 podemos ver un ejemplo de la determinación de la SED para el sistema EPIC 201403446.

Sin embargo, no fue posible para todos los casos definir un radio de apertura que eliminara toda contaminación. Un ejemplo de esta situación se muestra en la Figura 4.11, donde, al intentar desechar los tres flujos (puntos rojos) alrededor de los  $1 \times 10^{-14} \text{ W m}^{-2}$ , se eliminaban puntos que definían la SED del objeto de interés. En este caso se eliminaron "a mano" los puntos que definitivamente no correspondían. Cabe mencionar que este procedimiento es justificable si se tiene en cuenta el número de objetos a analizar (alrededor de 150). Corroborar que cada flujo provenga de una fuente dada implicaría un análisis minucioso de cada catálogo y las imágenes correspondientes, lo cual excede el marco de este trabajo. De todos modos, aplicando este procedimiento no fue posible construir SEDs coherentes<sup>7</sup> sólo en el caso de 11 de los 150 sistemas iniciales.

Una vez obtenidas las SEDs, procedimos a corregir los flujos observados por absorción interestelar. Recordemos que la extinción o absorción interestelar depende marcadamente de la longitud de onda de la radiación, dispersando principalmente de longitudes de onda cortas. El efecto neto es un enrojecimiento de los flujos observados. Por esta razón corregimos los flujos entre  $0.15$  y  $2.2 \mu\text{m}$  (banda K del infrarrojo cercano) para sistemas que se encuentran a distancias  $> 50 \text{ pc}$ . Cabe mencionar que la absorción en  $2.2 \mu\text{m}$  es aproximadamente sólo del orden del 10% de aquella en el visual (es decir,  $A_K = 0.1A_V$ , Rieke & Lebofsky 1985). Por otra parte la cantidad de material interestelar para distancias menores que  $50 \text{ pc}$  es despreciable y así también lo es la absorción o extinción interestelar.

Para corregir los flujos observados por extinción empleamos la expresión:

$$A_\lambda = -2.5 \cdot \log_{10}\left(\frac{F_{\lambda,obs}}{F_{\lambda,real}}\right), \quad (4.1)$$

---

<sup>6</sup><http://vizier.unistra.fr/vizier/sed/>

<sup>7</sup>Consideramos que una SED es coherente cuando en primera aproximación puede ser representada por una única curva de Planck correspondiente a la temperatura efectiva de la estrella analizada.

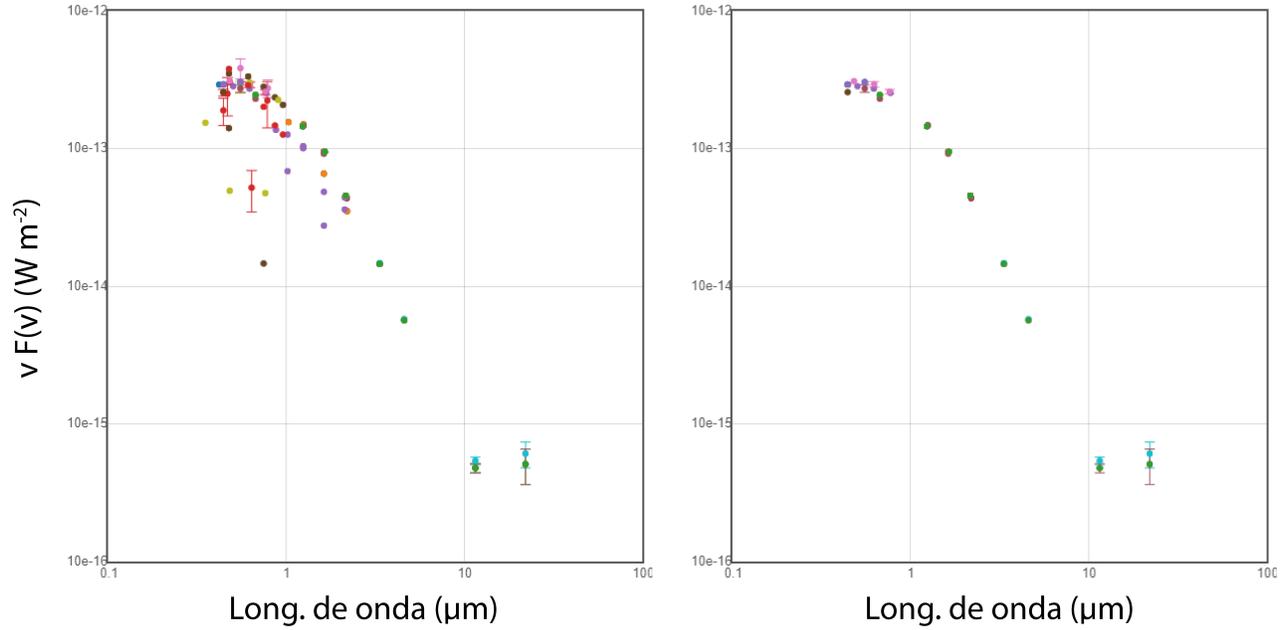


Figura 4.10: SEDs del sistema EPIC 201403446 con un radio de observación de (a) 5'' y (b) 0.1''.

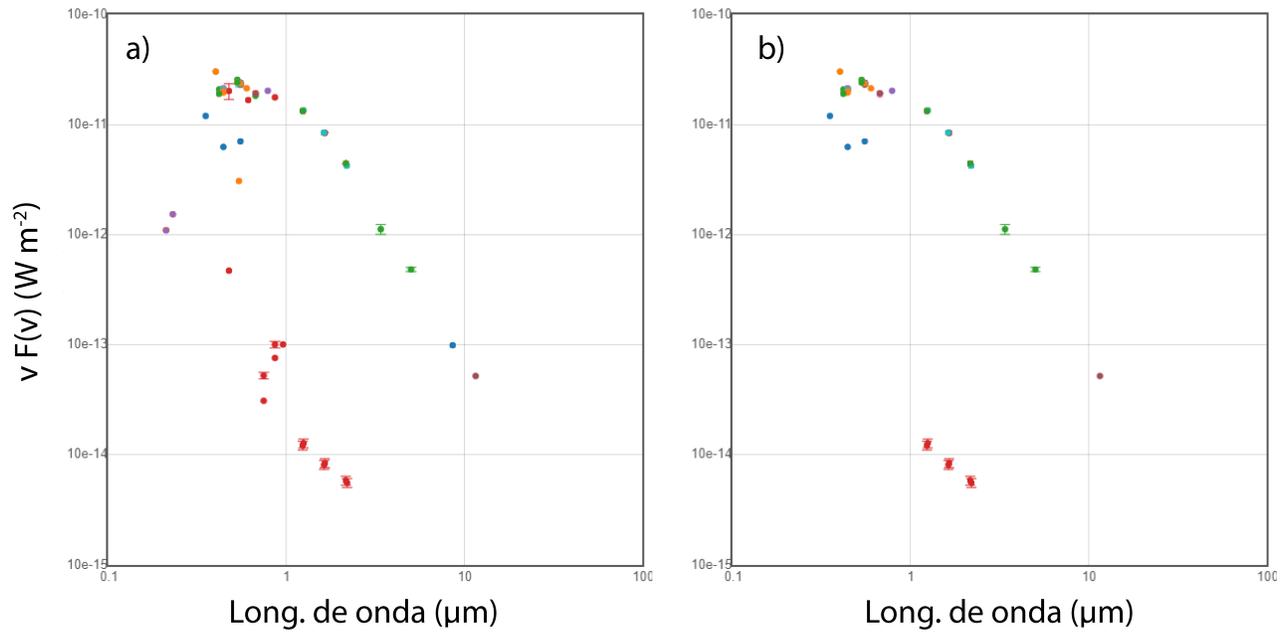


Figura 4.11: SEDs del sistema HD 114762 con un radio de observación de (a) 5'' y (b) 0.5''.

donde  $A_\lambda$  es la extinción en una dada longitud de onda,  $F_{\lambda,obs}$  el flujo observado y  $F_{\lambda,real}$  el flujo corregido. Los valores de  $A_\lambda$  fueron obtenidos de las curvas de extinción interestelar de Savage & Mathis (1979) y Rieke & Lebofsky (1985). En realidad estos autores proporcionan valores del cociente  $A_\lambda/A_V$  para 21 longitudes de onda entre 0.15 y 2.2  $\mu\text{m}$ . Entonces para obtener el valor de  $A_\lambda$  fue

necesario primero estimar el  $A_V$ . Para ello se empleó la relación  $A_V = 3.1 \cdot E(B - V)$ , con  $E(B - V)$  el exceso de color dado por  $E(B - V) = (B - V) - (B - V)_o$ , donde  $(B - V)$  es el índice de color observado y  $(B - V)_o$  el índice de color intrínseco. El índice de color  $(B - V)$  fue determinado a partir de las magnitudes  $B$  y  $V$  de la literatura. Para el índice  $(B - V)_o$  se empleó la calibración de Kenyon & Hartmann (1995) que proporciona este índice en función de la temperatura efectiva o el tipo espectral. Dado que trabajamos con sistemas dobles adoptamos la temperatura o el tipo espectral de la componente estelar de mayor temperatura, obtenidos también de la literatura. La Figura 4.12 muestra la corrección de las SEDs para tres de los sistemas analizados.

En síntesis, si un sistema se encontraba a una distancia  $> 50 pc$  y poseía magnitudes observadas  $B$  y  $V$ , y al menos una temperatura estelar y/o tipo espectral publicados fue posible desenrojecer sus flujos fotométricos en el rango entre  $0.15$  y  $2.50 \mu m$ . De esta manera se desenrojecieron los flujos correspondientes a 63 de 150 sistemas. Para aquellos sistemas para los cuales no encontramos los datos antes mencionados en la literatura, no aplicamos esta corrección. Como ejemplo de sistemas para los cuales no fue posible aplicar esta corrección mencionamos a OGLE-2013-BLG-0723L y OGLE-2016-BLG-0613L. Estos sistemas poseen planetas detectados mediante la técnica de microlentes gravitacionales en la dirección del centro galáctico. Dado que la presencia del polvo es muy significativa en esta dirección galáctica consideramos que no podíamos analizar sus respectivas SEDs, motivo por cual fueron excluidos de la muestra finalmente estudiada.

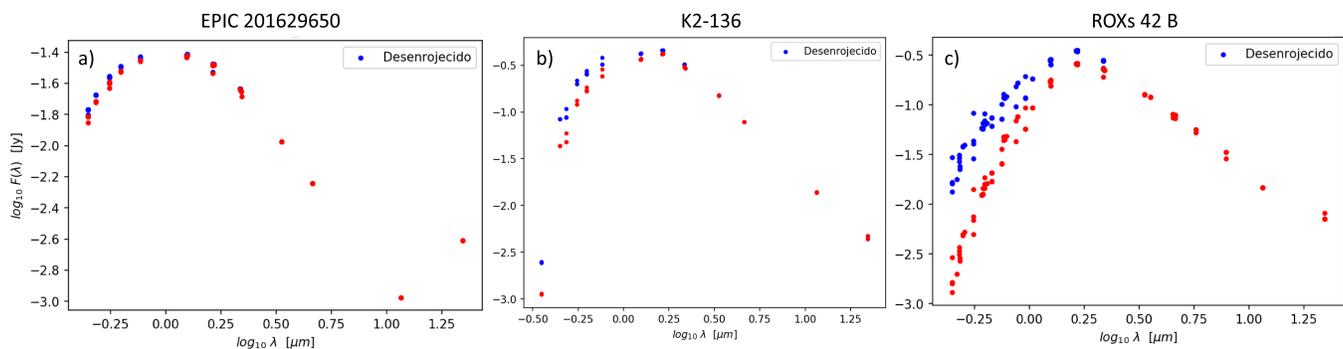


Figura 4.12: Ilustramos distintos grados de desenrojecimientos. Los puntos rojos corresponden a la SED original, mientras que los azules son los flujos corregidos para los sistemas (a) EPIC 201629650, (b) K2-136 y (c) ROXs 42 B.

Finalmente tenemos 137 SEDs corregidas por extinción interestelar. Nuestro objetivo es el detectar excesos IR que indiquen la presencia de discos, y para hacer ello necesitamos emplear una distribución teórica de Planck teórica que sirva como referencia de la emisión puramente estelar fotosférica. Dado que trabajamos con sistemas binarios consideramos la  $T_{eff}$  de la estrella más temprana y adoptamos entonces el cuerpo negro correspondiente para modelar la contribución estelar. A los fines de superponer la curva de Planck correspondiente con los flujos corregidos por extinción desplazamos la misma un valor arbitrario el cual está relacionado con el área emisora (el radio de la estrella considerada).

La Figura 4.13 muestra la curva de Planck adoptada y los flujos corregidos por extinción interestelar para tres de los sistemas analizados. El apéndice B contiene las SEDs de todos los objetos analizados. Consideramos que un modelo de cuerpo negro es apropiado para el presente análisis, sin perjuicio que puedan aplicarse modelos más elaborados, como por ejemplo los de Kurucz, para análisis más detallados.

Surge la pregunta natural de por qué no utilizamos 2 curva de Plancks para modelar la contri-

bucción fotosférica, cada curva correspondiente a la temperatura efectiva de cada estrella del sistema. Esto es así por un par de razones: En primer lugar, está la falta de datos. Desde el catálogo que estamos utilizando, un poco menos de la mitad de los sistemas para los cuales tenemos al menos 1 temperatura medida, poseen la temperatura de la segunda estrella. Asimismo, un análisis riguroso de las SEDs de ambas estrellas debería comprender la ingerencia de un factor correspondiente a la superficie emisora de cada componente. Dicho factor es proporcional al radio, otro parámetro usualmente carente para las compañeras frías de las binarias en nuestra muestra. En este sentido, estamos limitados por la falta de datos. En segundo lugar, consideramos que esta aproximación es válida dado que, revisando las SEDs de antemano, encontramos que todos los excesos (es decir, todos los “segundos picos”) ocurren entre 10 y 100  $\mu\text{m}$ , es decir, el IR lejano. Regiones del espectro correspondientes a temperaturas entre 300K y 30K, asociadas a la presencia de polvo frío. En comparación, la mayoría de las compañeras subsolares en nuestros sistemas tienen sus temperaturas entre 3000-4000K, por lo general acompañando otra estrella de 5000-6000K. Por otro lado, su área emisora (centésimas de AU) es demasiado chica como para generar los saltos en flujos que observamos, en comparación con la amplia superficie extendida de un disco de escombros, cuyos tamaños pueden ir de decenas a miles de UA.

Además, no obviamos del todo la presencia de la compañera más fría, sino que la forma en la que abordamos este procedimiento fue la siguiente. Lo que hacemos es partir de la distribución teórica de Planck asociada a la componente más caliente, y luego modificamos ligeramente la temperatura de la curva de Planck para aproximar los flujos entre 0.5 y 1  $\mu\text{m}$ , rango que “típicamente” abarcan los picos de las curva de Plancks de ambas estrellas (óptico/IR cercano). Este sutil ajuste de la curva comprende la contribución de la segunda componente. Por las razones mencionadas consideramos que este criterio es suficiente para presentar una lista de sistemas candidatos para confirmar la presencia de un disco. Si en trabajos posteriores se analizaran las SEDs para profundizar en parámetros físicos del discos, entonces se justificaría un modelado riguroso de los flujos. No obstante, dicho modelado está condicionado (como ya mencionamos) por la disponibilidad de parámetros estelares bien determinados, en particular radios para ambas estrellas y temperaturas fundamentalmente para la componente secundaria.

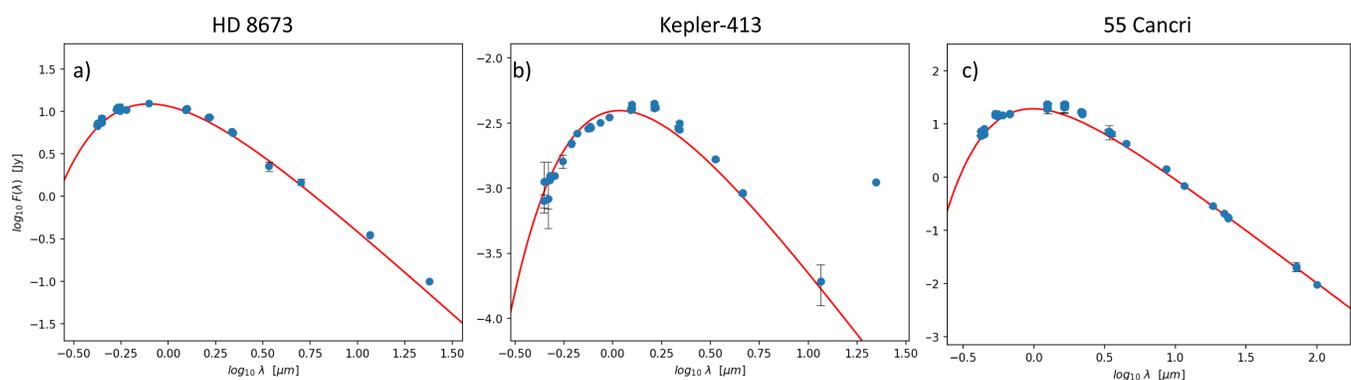


Figura 4.13: Tres de los 137 sistemas que analizamos, con flujos corregidos y sus respectivas curvas de Planck adoptadas. Los sistemas son (a) HD 8673, (b) Kepler-413, (c) eps Coronae Borealis. Estos sistemas también corresponden a cada uno de los 3 tipos de flujos que definimos en la Sección 4.6, es decir, PE, CE y SE, respectivamente.

Tabla 4.2: Parámetros de la muestra analizada.

<b>SISTEMA</b>	<b>Tipo</b>	<b><math>T_{max}[K]</math></b>	<b>d [pc]</b>	<b>B</b>	<b>V</b>
2M 1938+4603	P	29564	401	12.17	12.69
2MASS J02495639-0557352	P	3050	49	-	-
30 Ari	S	6484	45.2	-	-
55 Cancri	S	5196	12.34	-	-
83 Leonis	S	5509	18	-	-
alf Tau	S	4055	20.4	-	-
EPIC 201208431	S	4197	233	16.23	14.21
EPIC 201384232	S	5850	343	13.302	12.654
EPIC 201403446	S	6445	362	12.48	12.03
EPIC 201549860	S	4402.713379	249	15.56	14.37
EPIC 201629650	S	5698	290	13.61	12.9
EPIC 201637175	S	3830	225	17.04	15.6
EPIC 201702477	S	5618	673	15.27	14.57
EPIC 201828749	S	5552	143	12.95	11.68
EPIC 246851721	S	6189	376	12.07	11.24
eps Coronae Borealis	S	4406	67	5.36	4.16
FL Lyr	P	6152	130	9.91	9.36
Fomalhaut	S	8590	7.7	-	-
FW Tau	P	3270	145	17.94	16.94
gamma Cephei	S	4800	13.52	-	-
Gamma Leonis	S	4330	38.5	-	-
GJ 229	S	3564	5.75	-	-
GJ 725	S	3441	3.725	-	-
Gliese 15	S	3567	3.587	-	-
Gliese 3021	S	5540	17.62	-	-
Gliese 49	S	3805	9.856	-	-
Gliese 676	S	3850	16.5	-	-
Gliese 777	S	5588	15.89	-	-
Gliese 86	S	8180	10.78	-	-
HAT-P-14	S	6600	205	10.41	9.99
HAT-P-16	S	6158	235	11.38	10.91
HAT-P-24	S	6373	396	12.21	11.76
HAT-P-30	S	6250	193	10.95	10.35
HAT-P-32	S	6001	283	11.79	11.44
HAT-P-33	S	6401	387	11.66	11.03
HAT-P-7	S	6259	320	10.97	10.48
HATS-48	S	4546	322	15.58	14.35
HATS-58	S	7175	426	12.05	11.55
HD 106906	P	6516	92	8.95	8.89
HD 109749	S	5610	59	8.864	8.208
HD 114729	S	5662	35	-	-

Continúa en la página siguiente.

<b>SISTEMA</b>	<b>Tipo</b>	<b>T<sub>max</sub>[K]</b>	<b>d [pc]</b>	<b>B</b>	<b>V</b>
HD 114762	S	5934	39.5	-	-
HD 11964	S	5248	32.9	-	-
HD 126614	S	5585	73	-	-
HD 131399	P	9300	98	7.19	7.08
HD 133131	S	5805	47	-	-
HD 142	S	6180	20.6	-	-
HD 142022	S	5382	35.9	-	-
HD 147379	S	4090	10.73	-	-
HD 147513	S	5701	12.9	-	-
HD 156846	S	5969	49	-	-
HD 16141	S	5533	35.9	-	-
HD 176051	S	6115	14.87	-	-
HD 177830	S	4948	59	8.266	7.177
HD 180617	S	3557	5.912	-	-
HD 188015	S	5520	52.6	8.95	8.23
HD 189733	S	4980	19.3	-	-
HD 195019	S	5787	37.4	-	-
HD 196885	S	6340	33	-	-
HD 197037	S	6150	32.3	-	-
HD 19994	S	5984	22.4	-	-
HD 202772	S	6230	147.2	10.72	10.21
HD 20782	S	5798	35.5	-	-
HD 213240	S	5975	40.8	-	-
HD 217786	S	5966	55	8.36	7.779
HD 222259	S	5428	44.12	-	-
HD 222582	S	5662	42	-	-
HD 2638	S	5192	53.7	10.33	9.38
HD 27442	S	4749	59	5.52	4.44
HD 38529	S	5697	39.2	-	-
HD 4113	S	5688	41.7	-	-
HD 42936	S	5138	48.9	-	-
HD 46375	S	5199	33.4	-	-
HD 59686	S	4658	97	6.574	5.442
HD 7449	S	6024	38.9	-	-
HD 75289	S	6120	28.9	-	-
HD 80606	S	5645	58.4	9.78	9
HD 85628	S	7800	171.54	8.4	8.19
HD 8673	S	6472	36.1	-	-
HD 89744	S	6196	40	-	-
HD 98736	S	5371	31	-	-
HIP 70849	S	4105	24	-	-
HR 5183	S	5794	31.49	-	-
HW Vir	P	28488	181	10.46	10.594

Continúa en la página siguiente.

<b>SISTEMA</b>	<b>Tipo</b>	<b>T<sub>max</sub> [K]</b>	<b>d [pc]</b>	<b>B</b>	<b>V</b>
K2-136	S	4499	59	12.48	11.2
K2-148	S	4081	121	-	-
K2-266	S	4285	77.16	-	-
K2-288	S	3341	69.3	14.8	14.5
KELT-19	S	7500	278	10.21	9.86
KELT-2	S	6148	129	9.23	8.71
KELT-23	S	5899	126.7	10.9	10.31
Kepler-108	S	5854	313	-	-
Kepler-16	P	4450	60	12.1	12
Kepler-1661	P	5100	416	-	-
Kepler-21	S	6131	113	8.767	8.25
Kepler-296	S	4249	558	-	-
Kepler-34	P	5913	1500	-	-
Kepler-35	P	5606	1645	-	-
Kepler-38	P	5640	1216	-	-
Kepler-410	S	6375	132	9.95	9.5
Kepler-413	P	4700	-	-	-
Kepler-449	S	5588	-	-	-
Kepler-450	S	6152	-	-	-
Kepler-47	P	5636	1189	-	-
Kepler-68	S	5793	135	10.73	10.08
KIC 7177553	P	5800	406	11.85	11.25
KIC 9632895	P	5527	500	-	-
KOI-1257	S	5520	900	15.83	14.867
KOI-1299	S	5020	870	-	-
KOI-2939	P	6210	-	-	-
NGTS-3	S	5570	760	15.44	14.67
nu Oct	S	4860	22.1	-	-
PH-1	P	6440	1500	-	-
Ross 458	P	3780	114	-	-
ROXs 42 B	P	3850	120	16.3	14.27
SR 12 AB	P	5150	125	-	-
tau Boo	S	6399	15.62	-	-
tau Gem	S	4388	98	5.68	4.42
TrES-2	S	5850	213	11.85	11.25
TrES-4	S	6200	485	12.112	11.592
Upsilon Andromedae	S	6212	13.47	-	-
VHS 1256-1257	P	2620	12.7	-	-
WASP-1	S	6200	380	12.06	11.31
WASP-11	S	4980	125	12.58	11.57
WASP-14	S	6475	160	10.194	9.745
WASP-145	S	4900	-	-	-
WASP-160	S	5300	-	-	-

Continúa en la página siguiente.

SISTEMA	Tipo	$T_{max} [K]$	$d [pc]$	B	V
WASP-173	S	5700	230	12.56	11.15
WASP-180	S	6600	256	-	-
WASP-2	S	5150	166	13	11.98
WASP-3	S	6400	220	11.07	10.63
WASP-70	S	5763	245	11.75	10.79
WASP-77	S	5500	93	10.87	10.12
WASP-8	S	5600	89	10.49	9.87
WASP-85	S	6112	128	11.15	10.41
WASP-94	S	6170	180	10.74	10.05
XO-2	S	5340	143	12.002	11.138

## 4.6 Resultados

Comparando las SEDs observadas con las respectivas curvas de Planck, clasificamos los sistemas en 3 tipos: "Con excesos (CE)", para aquellos sistemas en los que definitivamente encontramos excesos, "sin excesos (SE)", y con "potencial exceso (PE)", para aquellos sistemas en los que encontramos flujos IR que se encuentran ligeramente encima de la curva estelar, pero no lo suficiente como para concluir fehacientemente que corresponden a excesos. Presentamos ejemplos de estos tipos de objetos en las Figuras 4.13, 4.14, 4.15 y 4.16. Notar que excesos pequeños pueden estar comprometidos por errores en los flujos observados y/o un modelo simple (de cuerpo negro) para la emisión fotosférica. Además, incluso para aquellos sistemas con excesos marcados (tales como el sistema Kepler-413 de la Figura 4.13), recordamos que el status de su disco es sólo el de candidato. Los flujos en longitudes de onda más largas tienden por lo general a ser más inciertos, a pesar de que las barras de error en el exceso puedan ser más pequeñas que el tamaño del símbolo empleado en los gráficos. Por lo tanto consideramos a estos sistemas sólo como candidatos a tener discos, para ser subsecuentemente confirmados mediante la medición de más flujos, o imágenes coronográficas. Teniendo esto en cuenta, la Tabla 4.3 muestra los resultados. La recopilación de gráficos finales se encuentra en el Apéndice B.

Tabla 4.3: Conteo de excesos en los sistemas binarios de nuestra muestra

Sub-muestra	S	P	Total
(CE)	44	17	61
(SE)	60	5	65
(PE)	11	0	11

Debido a que los sistemas con excesos corresponden a candidatos a tener discos, nuestras estimaciones significan límites superiores. Sin embargo, los resultados que encontramos son interesantes. Primero que nada, si nos restringimos a los sistemas CE y SE, cuyos excesos (o falta de) son más confiables, encontramos que la frecuencia de discos en sistemas binarios con planetas es del 48%, considerablemente superior a aquellas encontradas en la literatura para sistemas binarios, que, a diferencia de nuestro estudio, no consideran la presencia de planetas (Tabla 4.1). Dependiendo de si consideramos los sistemas PE como excesos o no, dicha cifra podría cambiar entre un 53% o 45%, siendo incluso en el peor de los casos una estimación más alta que la obtenida por Trilling et al.,

(2007). La multiplicidad estelar no sólo parecería no inhibir la presencia de discos sino que también la presencia de planeta/s parecería potenciarla.

Si indagamos más minuciosamente en las frecuencias por tipo de binaria nos encontramos con un resultado interesante, y es que, teniendo en cuenta los sistemas confiables (CE y SE), los sistemas S con discos conforman el 42 %, mientras que en los sistemas P predominan con un 77 %. Resumimos estas cifras en la Tabla 4.4. Este resultado implicaría una diferencia importante para la evolución de discos entre ambos sistemas. Por otro lado, notamos que la predominancia de sistemas P con discos podría estar vinculada con la alta frecuencia de binarias cercanas con discos estimada por Trilling et al., (2007). Esto es porque todos los sistemas binarios con planetas conocidos y separaciones menores a 1 AU son de tipo P<sup>8</sup>. Al mismo tiempo, la frecuencia de sistemas S con discos (42 %) es similar a aquella derivada por Trilling et al., (38 %) para sistemas binarios con discos.

Tabla 4.4: Frecuencia de sistemas binarios con discos

Sub-muestra	S	P	Total
Excluyendo PE	42 %	77 %	48 %
PE como CE	48 %	77 %	53 %
PE como SE	38 %	77 %	45 %

Nota: En la primera fila no consideramos los potenciales excesos, en la segunda los consideramos como excesos, y en la tercera los consideramos como no-excesos.

Este capítulo nos ha permitido establecer un vínculo entre discos de escombros y planetas en sistemas binarios, a partir de la frecuencia de uno en función de la presencia del segundo. Creemos que en el futuro este vínculo pueda ser explorado más profundamente al comparar no sólo frecuencias, sino características físicas de los discos con las de sus planetas. Por otro lado, el caso de los discos en sistemas binarios P sigue siendo un tópico que reclama más atención, debido a su alta y distintiva frecuencia. Afortunadamente, la próxima década presenta un panorama optimista de la mano de los instrumentos que promete lanzar. El telescopio espacial *TESS* observará tránsitos que podrán expandir la muestra de planetas/sistemas P, y el telescopio espacial *James Webb* posee instrumentos de observación IR entre cuyos planes ya se encuentra la disección precisa de discos (Gaspar et al., 2020). Por lo tanto, esperamos que este sea un primer paso en una sostenida comprensión de esta unión que componen los discos, planetas y binarias, y así progresar con nuestros modelos de formación planetaria.

---

<sup>8</sup>Sección 3.1.1.

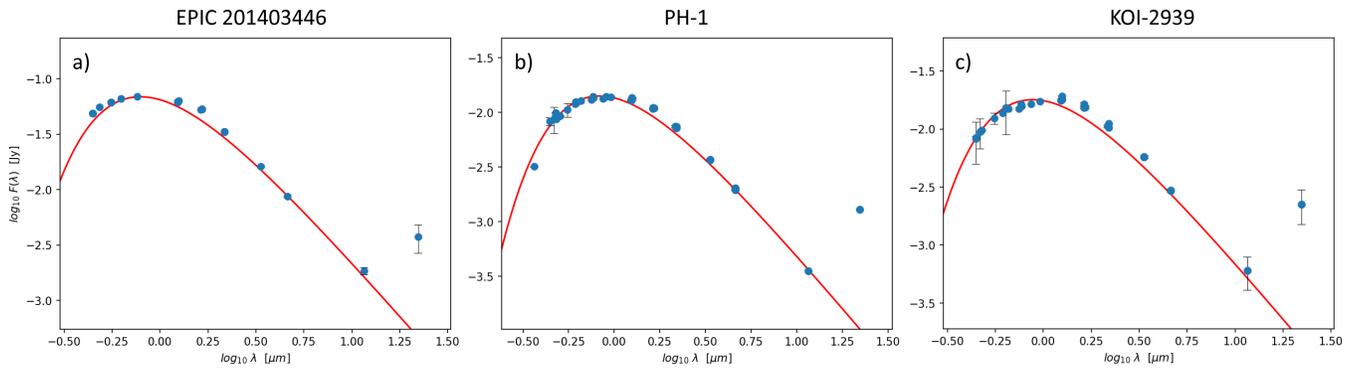


Figura 4.14: SEDs correspondientes a tres sistemas de tipo CE (con excesos): Los paneles corresponden a los sistemas (a) EPIC 201403446, (b) PH-1 y (c) KOI-2939.

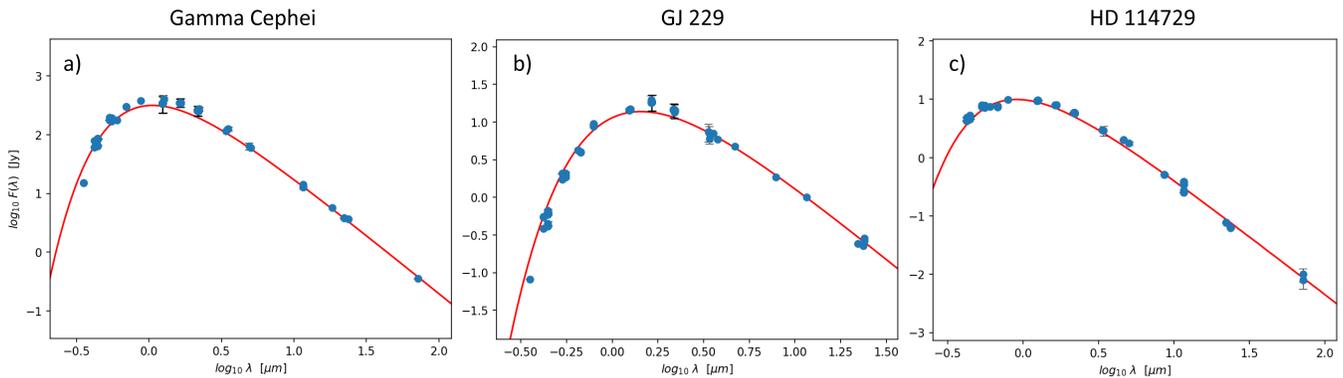


Figura 4.15: SEDs correspondientes a tres sistemas de tipo SE (sin excesos): Los paneles corresponden a los sistemas (a) Gamma Cephei, (b) GJ 229 y (c) HD 114729.

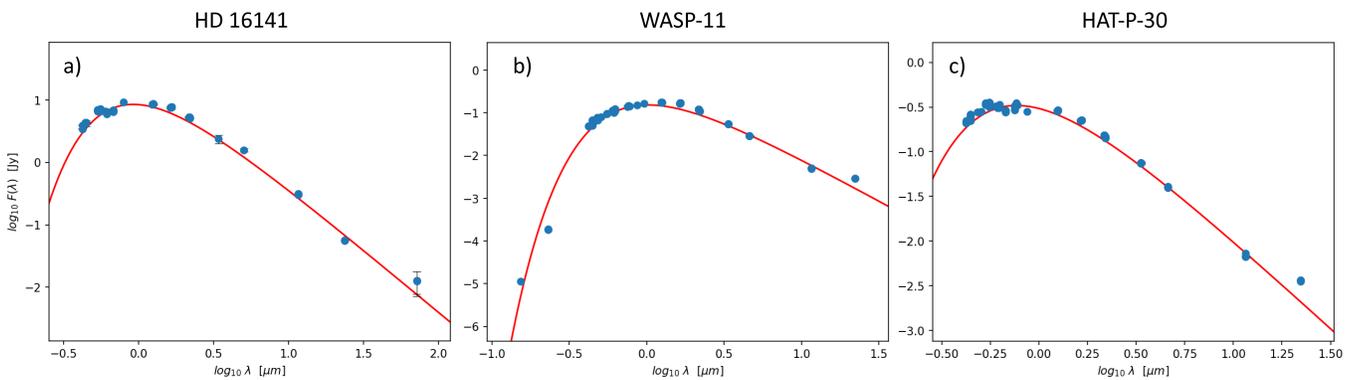


Figura 4.16: SEDs correspondientes a tres sistemas de tipo PE (potenciales excesos): Los paneles corresponden a los sistemas (a) HD 16141, (b) WASP-11 y (c) HAT-P-30.

# Conclusiones

En este trabajo, nos propusimos estudiar la muestra más actual de sistemas estelares múltiples con planetas. Para ello, utilizamos la base de datos del *Open Exoplanet Catalogue* (Rein, 2012), agregando 24 planetas que no habían sido incluidos al catálogo hasta abril de 2020. Uno de nuestros enfoques principales consistió en explorar el espacio bidimensional de parámetros planetarios, estelares y binarios a partir de diagramas de dispersión, en busca de relaciones, estructuras, o distribuciones particulares que asocien o distingan a los distintos tipos de planetas/estrellas/sistemas. Para ello confeccionamos 91 diagramas, correspondientes a todas las combinaciones posibles entre pares de los catorce parámetros con los que contábamos (Ver Tabla 2.1).

Para analizar dichos gráficos, optamos por dos métodos. En primer lugar, describimos estructuras indicativas de correlaciones relevantes. En la Figura 3.1 contrastamos  $a$  vs.  $P$  de las binarias, reproduciendo la tercera Ley de Kepler para estrellas dobles con planetas. Las observaciones indican que los sistemas S son más extendidos que los sistemas P. En particular, los primeros tienen separaciones  $>1$  AU, mientras que los semiejes de los segundos son  $<0.3$  AU. Aún así, esta marcada diferencia que se observa entre ambos sistemas podría ser producto de un sesgo observacional del método de tránsitos, por lo cual no afirmamos fehacientemente que se trate de una diferencia intrínseca entre las naturalezas de los sistemas.

Luego, analizamos el diagrama  $P$ - $P$  de masa vs. semieje planetario (Figura 3.5), donde definimos 3 dominios planetarios dentro del espacio de parámetros: Planetas menores, gigantes calientes y gigantes fríos, y al determinar las proporciones de planetas S y U sobre cada nodo descubrimos que las distribuciones entre ambos sistemas eran similares. No podemos hacer un comentario con respecto a qué tipo de planetas son más o menos frecuentes para estos sistemas ya que probablemente los sesgos de los métodos de detección afectan considerablemente este resultado<sup>9</sup>, pero el paralelismo entre ambos sistemas es, aún así, interesante.

Esta semejanza entre sistemas S y U fue puesta a prueba por el segundo método de análisis correspondiente a este capítulo (Ver Sección 3.2). Allí comparamos distribuciones de parámetros de distintos sistemas en ciertos gráficos utilizando la rigurosidad del test KS (Ver Sección 2.2.4) para cuantificar semejanzas o diferencias entre las estrellas/planetas U, S o P. Los resultados derivados de las Figuras 3.8, 3.9, 3.12 y 3.15 corroboran una similitud entre sistemas S y U.

En la Figura 3.10 obtuvimos una discrepancia entre las estrellas SA y U, proveniente del eje de la distribución de temperaturas. Al analizar más detalladamente logramos discernir que las estrellas SA parecen presentar un pequeño exceso de estrellas con temperaturas sub-solares (en comparación con las U), así como un leve déficit de estrellas con temperaturas algo mayores a la solar, como se puede ver en la Figura 3.11. De todos modos, consideramos que esta discrepancia pueda deberse a una muestra (para las SA) de pocos objetos (84 vs. 2292), ya que existe evidencia que apunta a que son similares: En primer lugar, la diferencia entre las medianas de las temperaturas es del  $\sim 1\%$ , como

---

<sup>9</sup>La masa se mide (principalmente) a través de velocidades radiales, método más efectivo para planetas masivos/gigantes.

podemos ver de la Tabla 3.7, y como se reproduce en las barras de las medianas de los histogramas marginales de la Figura 3.10, que se encuentran en valores muy cercanos, especialmente al contrastar con las medianas de las estrellas P y SB, las cuales están visiblemente desplazadas de los valores de las medianas SA y U. Además, otros diagramas tales como la Figura 3.12 de edad vs. metalicidad sí confirma una semejanza entre ambas estrellas (Tabla 3.12). Por último, hemos visto abundante evidencia de que los planetas S son semejantes a los U, y entonces consideraríamos contradictorio si sus estrellas, cuyo rol es crítico en el proceso de formación planetaria, fuesen distintas. Por lo cual, si bien no concluimos una semejanza concreta entre estos tipos de estrellas, presentamos evidencia que nos induce a creer que sí la haya, y que podría ser confirmada una vez que la muestra de estrellas SA sea más numerosa.

Entre los gráficos de la sección 3.2. también hemos notado tendencias. En particular, si bien la muestra de planetas P es demasiado pobre como para aplicar un test KS y compararlo con las demás distribuciones cuyo tamaño de muestra es significativo, aún así encontramos que los planetas detectados ocupan regiones de baja densidad de puntos S y U en el espacio de parámetros, lo cual se traduce a que sus medianas de los histogramas marginales caen precisamente en los mínimos de las demás distribuciones (Figuras 3.8 y 3.9).

Por último, analizando la Figura 3.13 corroboramos la amplia diferencia entre las binarias P, que son compactas (según observaciones) y con una distribución casi uniforme de excentricidades, y las S, que son extensas y con excentricidades altas. Creemos que la marcada diferencia entre los grupos de puntos de este diagrama es un resultado fuerte que teóricamente marca una diferencia fundamental entre las estructuras de ambos sistemas, y que prácticamente podría ser utilizado para predecir la órbita de un planeta no detectado (es decir, si es tipo S o P) a partir únicamente de los parámetros orbitales de la binaria. Estos resultados que indican una semejanza entre sistemas U y S, y diferencias entre los P y tanto S como U se repiten incluso en gráficos de parámetros mixtos (*B-P* binaria-planeta o *S-P* estrella-planeta), como se volvió a ver en las Figuras 3.14 y 3.15.

Avanzando con el estudio de sistemas binarios con planetas incluimos, además, discos de escombros, un actor importante en los procesos de formación planetaria. Nuestro objetivo fue arrojar luz sobre el rol de la multiplicidad estelar en dichos procesos. Así, analizamos las distribuciones espectrales de energía (SEDs) de 137 sistemas binarios en busca de excesos infrarrojos que indiquen la presencia de discos. Los excesos que encontramos corresponden a candidatos de discos, para ser subsecuentemente confirmados por imágenes coronográficas o mediciones de excesos en más flujos. Por lo tanto nuestros resultados significan límites superiores. De ser estos indicios confirmados, lo que encontramos fue interesante. Si nos restringimos a los sistemas cuyos excesos (o falta de) son más confiables encontramos que la frecuencia de discos en sistemas binarios con planetas es del 48 %, considerablemente superior a aquellas encontradas en la literatura para sistemas binarios, en general sin considerar la presencia de planetas (Tabla 4.1). Un subconjunto de la muestra (13 de 137) presenta flujos que catalogamos como "potenciales excesos" porque no se encuentran significativamente encima de la curva correspondiente a la emisión fotosférica estelar como para concluir fehacientemente que corresponden a excesos. Dependiendo de si consideramos que tales sistemas tienen excesos o no, la frecuencia de discos en binarias podría cambiar entre un 53 % o 45 %, siendo incluso en el peor de los casos una estimación más alta que la obtenida por Trilling et al., (2007). La multiplicidad estelar no sólo parecería no inhibir la presencia de discos sino que también la presencia de planeta/s parecería potenciarla.

Entre ambos tipos de configuraciones binarias (y si excluimos "potenciales excesos"), los sistemas S con discos conforman el 42 %, mientras que en los sistemas P predominan con un 77 %. Resumimos estas cifras en la Tabla 4.4. Este resultado implicaría una diferencia importante para la evolución de

---

discos entre ambos sistemas. Por otro lado, notamos que la predominancia de sistemas P con discos podría estar vinculada con la alta frecuencia de binarias cercanas con discos estimada por Trilling et al., (2007). Esto es porque todos los sistemas binarios con planetas conocidos y separaciones menores a 1 AU son de tipo P (Ver Sección 3.1.1). Al mismo tiempo, la frecuencia de sistemas S con discos (42 %) es similar a aquella derivada por Trilling et al., (39 %) para sistemas binarios con discos.

# Bibliografía

- Acke, B., Min, M., Dominik, C., et al. 2012, *A&A*, 540, A125
- Apai, D., Schneider, G., Grady, C. A., et al. 2015, *ApJ*, 800, 136
- Aumann, H. H. 1985, *PASP*, 97, 885
- Backman, D., Marengo, M., Stapelfeldt, K., et al. 2009, *ApJ*, 690, 1522
- Backman, D. E. & Paresce, F. 1993, in *Protostars and Planets III*, ed. E. H. Levy & J. I. Lunine, 1253
- Bakos, G. Á., Knutson, H., Pont, F., et al. 2006, *ApJ*, 650, 1160
- Baranec, C., Ziegler, C., Law, N. M., et al. 2016, *AJ*, 152, 18
- Barclay, T., Quintana, E. V., Adams, F. C., et al. 2015, *ApJ*, 809, 7
- Barnes, J. R., Haswell, C. A., Staab, D., et al. 2020, *Nature Astronomy*, 4, 419
- Batygin, K., Bodenheimer, P. H., & Laughlin, G. P. 2016, *ApJ*, 829, 114
- Blunt, S., Endl, M., Weiss, L. M., et al. 2019, *AJ*, 158, 181
- Bohn, A. J., Southworth, J., Ginski, C., et al. 2020, *A&A*, 635, A73
- Borkovits, T., Csizmadia, S., Forgács-Dajka, E., & Hegedüs, T. 2011, *A&A*, 528, A53
- Butler, R. P., Marcy, G. W., Williams, E., Hauser, H., & Shirts, P. 1997, *ApJL*, 474, L115
- Cassan, A., Kubas, D., Beaulieu, J. P., et al. 2012, *Nature*, 481, 167
- Chavez, C. E., Georgakarakos, N., Prodan, S., et al. 2015, *MNRAS*, 446, 1283
- Chen, C. H., Sargent, B. A., Bohac, C., et al. 2006, *ApJS*, 166, 351
- Dawson, R. I. & Johnson, J. A. 2018, *ARA&A*, 56, 175
- Delrez, L., Triaud, A., Gillon, M., et al. 2017, Improved characterization of the TRAPPIST-1 planets, *Spitzer Proposal*
- Dent, W. R. F., Wyatt, M. C., Roberge, A., et al. 2014, *Science*, 343, 1490
- Dohnanyi, J. S. 1969, *JGR*, 74, 2531

- 
- Donaldson, J. K., Roberge, A., Chen, C. H., et al. 2012, *ApJ*, 753, 147
- Dorval, P., Talens, G. J. J., Otten, G. P. P. L., et al. 2020, *A&A*, 635, A60
- Doyle, L. R., Carter, J. A., Fabrycky, D. C., et al. 2011, *Science*, 333, 1602
- Duquennoy, A. & Mayor, M. 1991, *A&A*, 500, 337
- Dvorak, R. 1982, *Oesterreichische Akademie Wissenschaften Mathematisch naturwissenschaftliche Klasse Sitzungsberichte Abteilung*, 191, 423
- Eggenberger, A., Udry, S., Chauvin, G., et al. 2007, *A&A*, 474, 273
- Eggenberger, A., Udry, S., Chauvin, G., et al. 2011, in *The Astrophysics of Planetary Systems: Formation, Structure, and Dynamical Evolution*, ed. A. Sozzetti, M. G. Lattanzi, & A. P. Boss, Vol. 276, 409–410
- Eggenberger, A., Udry, S., & Mayor, M. 2004, *A&A*, 417, 353
- Fasano, G. & Franceschini, A. 1987, *MNRAS*, 225, 155
- Feinstein, A. D., Schlieder, J. E., Livingston, J. H., et al. 2019, *AJ*, 157, 40
- Feng, F., Butler, R. P., Shectman, S. A., et al. 2020, *ApJS*, 246, 11
- Fischer, D. A., Schwamb, M. E., Schawinski, K., et al. 2012, *MNRAS*, 419, 2900
- Freedman, D. & Diaconis, P. 1981, *Wahrscheinlichkeitstheorie verw Gebiete*, 57, 453
- Friedmann, A. 1922, *Zeitschrift fur Physik*, 10, 377
- Fulton, B. J., Petigura, E. A., Howard, A. W., et al. 2017, *AJ*, 154, 109
- Gaspar, A., Rieke, M., Rieke, G., et al. 2020, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 235, *American Astronomical Society Meeting Abstracts #235*, 120.04
- Ghez, A. 1993, PhD thesis, California Institute of Technology, Pasadena.
- Gillett, F. C. 1986, *Light on Dark Matter*, Vol. 124, 80
- Gillon, M., Triaud, A. H. M. J., Demory, B.-O., et al. 2017, *Nature*, 542, 456
- Gould, A. & Chanamé, J. 2004, *ApJS*, 150, 455
- Greaves, J. S., Holland, W. S., Jayawardhana, R., Wyatt, M. C., & Dent, W. R. F. 2004, *MNRAS*, 348, 1097
- Greaves, J. S., Holland, W. S., Moriarty-Schieven, G., et al. 1998, *ApJL*, 506, L133
- Guilloteau, S., Dutrey, A., & Simon, M. 1999, *A&A*, 348, 570
- Haisch, Karl E., J., Lada, E. A., & Lada, C. J. 2001, *ApJL*, 553, L153
- Hartman, J. D., Jordán, A., Bayliss, D., et al. 2020, *AJ*, 159, 173

---

Heggie, D. C. 1975, MNRAS, 173, 729

Hernández, J., Hartmann, L., Megeath, T., et al. 2007, ApJ, 662, 1067

Hillenbrand, L. A., Carpenter, J. M., Kim, J. S., et al. 2008, ApJ, 677, 630

Hirano, T., Dai, F., Gandolfi, D., et al. 2018, AJ, 155, 127

Howard, A. W., Johnson, J. A., Marcy, G. W., et al. 2010, ApJ, 721, 1467

Hubble, E. 1929, Proceedings of the National Academy of Science, 15, 168

Hughes, A. M., Duchêne, G., & Matthews, B. C. 2018, ARA&A, 56, 541

Ida, S. & Lin, D. N. C. 2004, ApJ, 604, 388

Kaib, N. A., Raymond, S. N., & Duncan, M. 2013, Nature, 493, 381

Kalas, P., Graham, J. R., Fitzgerald, M. P., & Clampin, M. 2013, ApJ, 775, 56

Kalas, P. G., Rajan, A., Wang, J. J., et al. 2015, ApJ, 814, 32

Kenyon, S. J. & Hartmann, L. 1995, ApJS, 101, 117

Kley, W. & Nelson, R. P. 2012, ARA&A, 50, 211

Koerner, D. W., Jensen, E. L. N., Cruz, K. L., Guild, T. B., & Gultekin, K. 2000, ApJL, 533, L37

Koerner, D. W., Sargent, A. I., & Beckwith, S. V. W. 1993, , 106, 2

Konacki, M. 2005, Nature, 436, 230

Konishi, M., Grady, C. A., Schneider, G., et al. 2016, ApJL, 818, L23

Kóspál, Á., Ardila, D. R., Moór, A., & Ábrahám, P. 2009, ApJL, 700, L73

Lagrange, A. M., Gratadour, D., Chauvin, G., et al. 2009, A&A, 493, L21

Law, N. M., Morton, T., Baranec, C., et al. 2014, ApJ, 791, 35

Lendl, M., Anderson, D. R., Bonfanti, A., et al. 2019, MNRAS, 482, 301

Lowrance, P. J., Kirkpatrick, J. D., & Beichman, C. A. 2002, ApJL, 572, L79

MacGregor, M. A., Matrà, L., Kalas, P., et al. 2017, ApJ, 842, 8

Marino, S., Carpenter, J., Wyatt, M. C., et al. 2018, MNRAS, 479, 5423

Martin, D. V. & Triaud, A. H. M. J. 2014, A&A, 570, A91

Mathis, J. S. 1979, ApJ, 232, 747

Mayor, M. & Queloz, D. 1995, Nature, 378, 355

Ment, K., Fischer, D. A., Bakos, G., Howard, A. W., & Isaacson, H. 2018, AJ, 156, 213

---

Milli, J., Vigan, A., Mouillet, D., et al. 2017, *A&A*, 599, A108

Monin, J. L., Ménard, F., & Peretto, N. 2006, *A&A*, 446, 201

Montesinos, B., Eiroa, C., Krivov, A. V., et al. 2016, *A&A*, 593, A51

Mugrauer, M., Ginski, C., & Seeliger, M. 2014, *MNRAS*, 439, 1063

Newton, E. R., Mann, A. W., Tofflemire, B. M., et al. 2019, *ApJL*, 880, L17

Orosz, J. A., Welsh, W. F., Haghighipour, N., et al. 2019, *AJ*, 157, 174

Pan, M. & Schlichting, H. E. 2012, *ApJ*, 747, 113

Patience, J., White, R. J., Ghez, A. M., et al. 2002, *ApJ*, 581, 654

Patten, B. M. & Willson, L. A. 1991, *AJ*, 102, 323

Perger, M., Scandariato, G., Ribas, I., et al. 2019, *A&A*, 624, A123

Pierens, A. & Nelson, R. P. 2008, *A&A*, 483, 633

Pinamonti, M., Damasso, M., Marzari, F., et al. 2018, *A&A*, 617, A104

Prato, L., Ghez, A. M., Piña, R. K., et al. 2001, *ApJ*, 549, 590

Prato, L., Greene, T. P., & Simon, M. 2003, *ApJ*, 584, 853

Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P. 1992, *Numerical recipes in FORTRAN – The art of scientific computing* (Cambridge: Cambridge University Press)

Raghavan, D., McAlister, H. A., Henry, T. J., et al. 2010, *ApJS*, 190, 1

Rein, H. 2012, arXiv e-prints, arXiv:1211.7121

Rieke, G. H. & Lebofsky, M. J. 1985, *ApJ*, 288, 618

Rodriguez, D. R., Duchêne, G., Tom, H., et al. 2015, *MNRAS*, 449, 3160

Rodriguez, J. E., Becker, J. C., Eastman, J. D., et al. 2018, *AJ*, 156, 245

Schneider, G., Grady, C. A., Hines, D. C., et al. 2014, *AJ*, 148, 59

Schneider, G., Grady, C. A., Stark, C. C., et al. 2016, *AJ*, 152, 64

Schwamb, M. E., Lintott, C. J., Fischer, D. A., et al. 2012, *ApJ*, 754, 129

Schwamb, M. E., Orosz, J. A., Carter, J. A., et al. 2013, *ApJ*, 768, 127

Scott, D. 1979, *Biometrika*, 66, 605

Sibthorpe, B., Kennedy, G. M., Wyatt, M. C., et al. 2018, *MNRAS*, 475, 3046

Socia, Q. J., Welsh, W. F., Orosz, J. A., et al. 2020, *AJ*, 159, 94

---

Song, S., Mai, X., Mutel, R. L., et al. 2019, AJ, 157, 184

Stapelfeldt, K. R., Krist, J. E., Ménard, F., et al. 1998, ApJL, 502, L65

Tamuz, O., Ségransan, D., Udry, S., et al. 2008, A&A, 480, L33

Teske, J. K., Shectman, S. A., Vogt, S. S., et al. 2016, AJ, 152, 167

Thureau, N. D., Greaves, J. S., Matthews, B. C., et al. 2014, MNRAS, 445, 2558

Trilling, D. E., Stansberry, J. A., Stapelfeldt, K. R., et al. 2007, ApJ, 658, 1289

Uzpen, B., Kobulnicky, H. A., & Kinemuchi, K. 2009, AJ, 137, 3329

Walker, H. J. & Wolstencroft, R. D. 1988, PASP, 100, 1509

Wang, S., Jones, M., Shporer, A., et al. 2019, AJ, 157, 51

Winn, J. N. & Fabrycky, D. C. 2015, ARA&A, 53, 409

Wolszczan, A. & Frail, D. A. 1992, Nature, 355, 145

Wyatt, M. C. 2008, ARA&A, 46, 339

Yelverton, B., Kennedy, G. M., Su, K. Y. L., & Wyatt, M. C. 2019, MNRAS, 488, 3588

Yu, L., Zhou, G., Rodriguez, J. E., et al. 2018, AJ, 156, 250

Ziegler, C., Law, N. M., Baranec, C., et al. 2018, AJ, 156, 259

Ziglin, S. L. 1975, Soviet Astronomy Letters, 1, 194

Zuckerman, B., Song, I., Bessell, M. S., & Webb, R. A. 2001, ApJL, 562, L87

# Apéndice A: Diagramas de dispersión

En este apéndice recopilamos todos los diagramas de dispersión descritos en el Capítulo 3 y categorizados en 6 clases según qué tipos de parámetros se contrastan, *B-B* (binaria-binaria), *B-S* (binaria-estrella), *B-P* (binaria-planeta), *S-S* (estrella-estrella), *S-P* (estrella-planeta) y *P-P* (planeta-planeta). Por cuestiones de orden y espacio, describimos en las tablas A.1., A.2. y A.3. las unidades utilizadas para cada parámetro.

Tabla A.1.: Unidades de los parámetros de las binarias.

<b>Parámetro</b>	<b>Unidades</b>
Semieje mayor	AU
Excentricidad	-
Período	<i>días</i>

Tabla A.2.: Unidades de los parámetros estelares.

<b>Parámetro</b>	<b>Unidades</b>
Masa	$M_{\odot}$
Radio	$R_{\odot}$
Temperatura	$K$
Edad	$Gyr$
Metalicidad	$dex$

Tabla A.3.: Unidades de los parámetros planetarios.

<b>Parámetro</b>	<b>Unidades</b>
Masa	$M_J$
Radio	$R_J$
Temperatura	$K$
Semieje mayor	AU
Excentricidad	-
Período	<i>días</i>

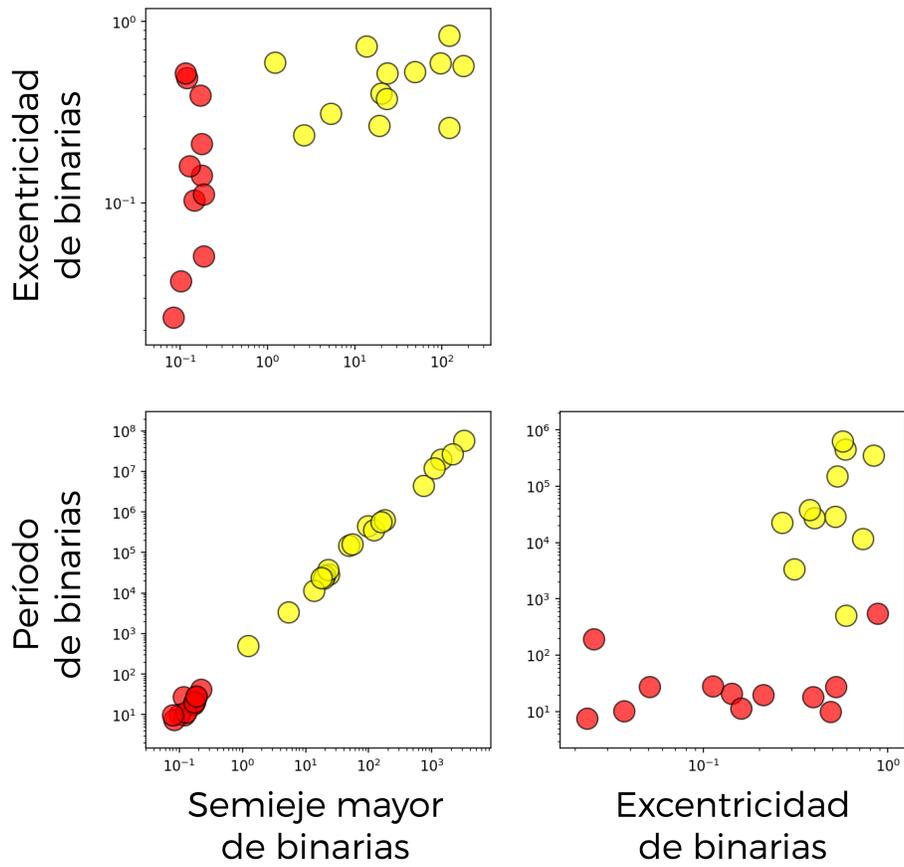


Figura A.1.: Gráficos *B-B*. Los puntos amarillos corresponden a sistemas S y los rojos a P.

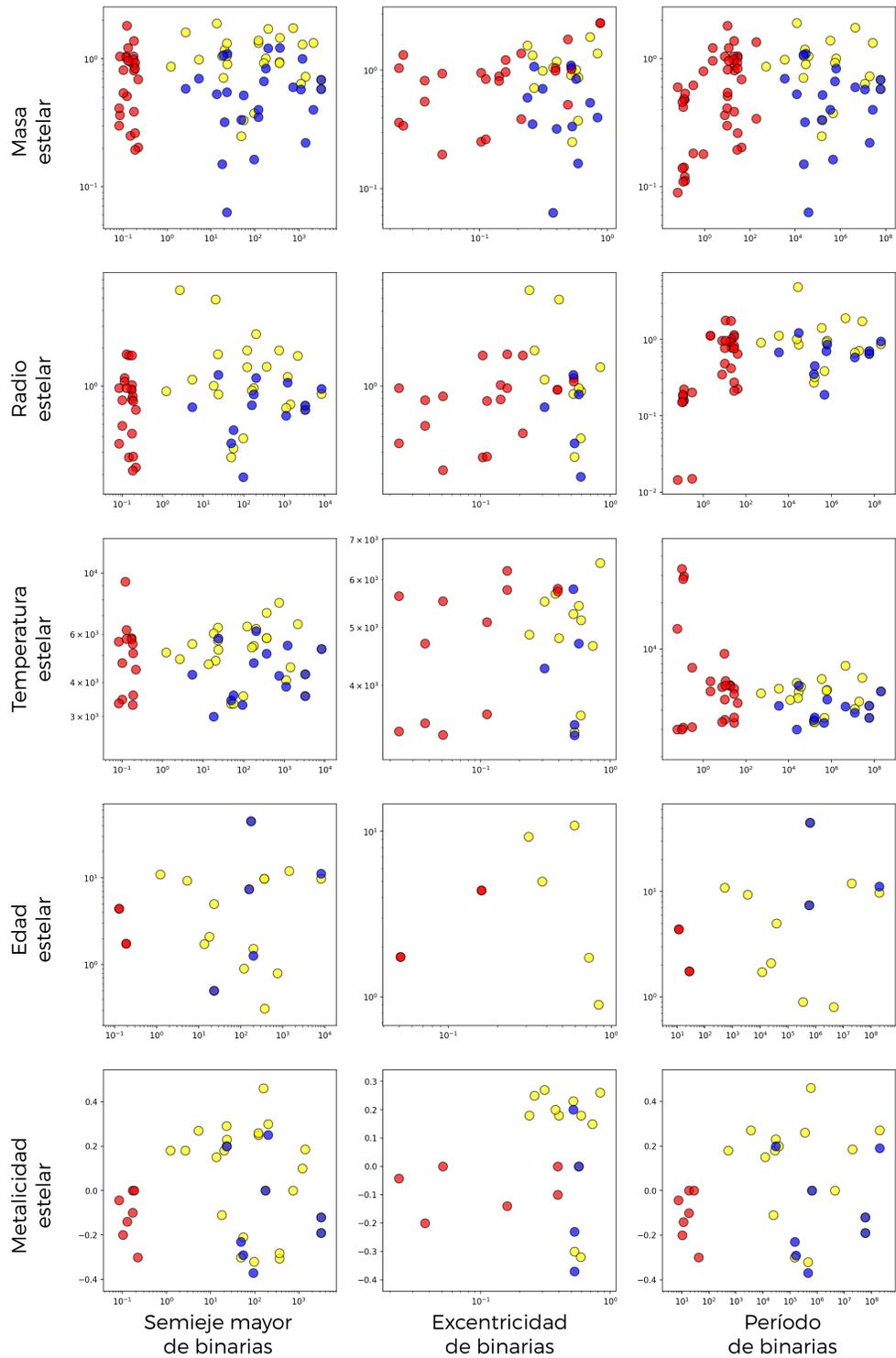


Figura A.2.: Gráficos *B-S*. Los puntos amarillos corresponden a un parámetro de una binaria S vs. un parámetro de su estrella SA, los azules son análogos pero para estrellas SB, y los rojos para P. Notamos que cada sistema P genera 2 puntos, uno por estrella en el sistema (siempre que los parámetros estén disponibles).

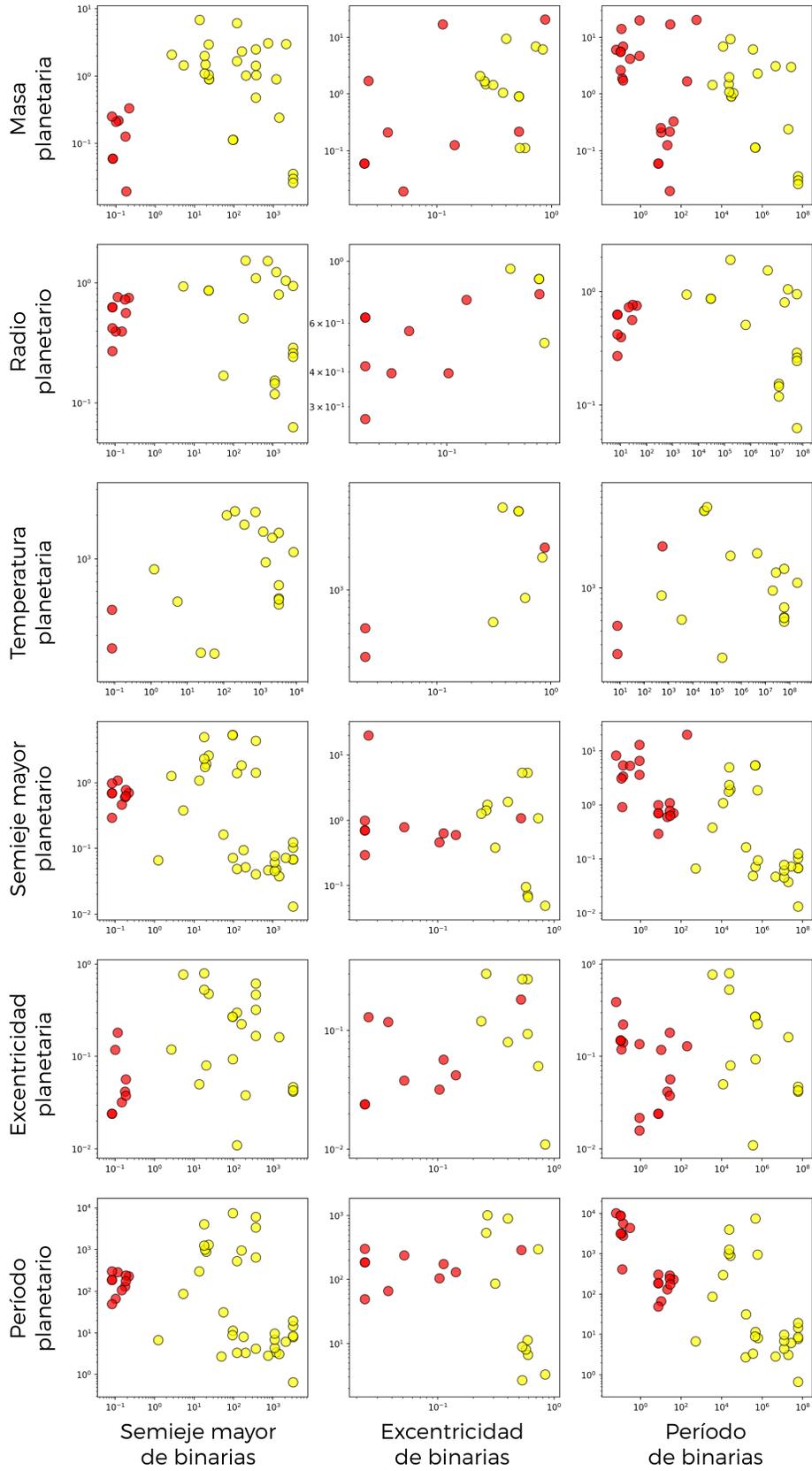


Figura A.3.: Gráficos *B-P*. Los puntos amarillos corresponden a sistemas S y los rojos a P.

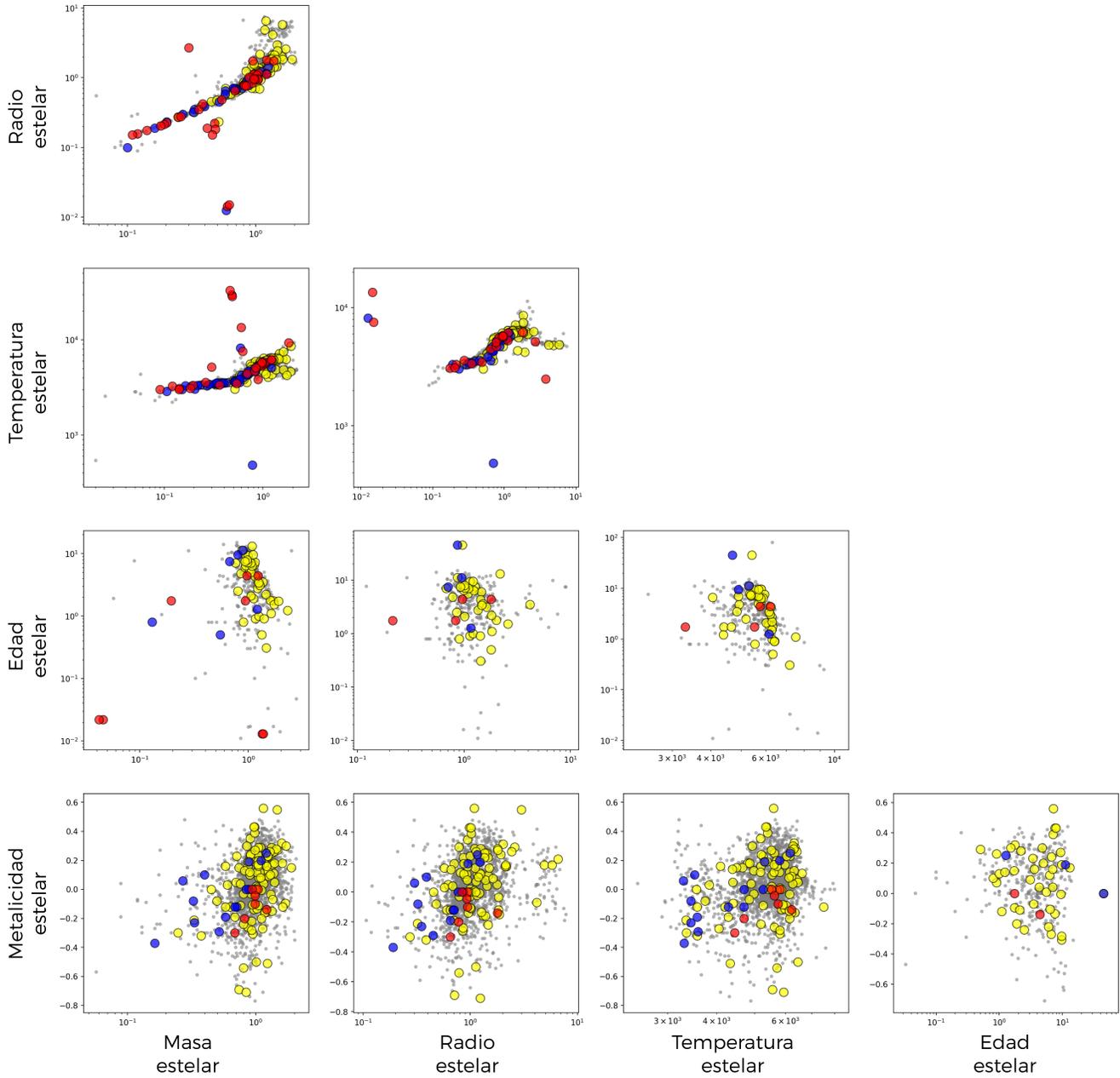


Figura A.4.: Gráficos *S-S*. Los puntos amarillos corresponden a estrellas SA, los azules a SB, los rojos a P, y los grises a U.

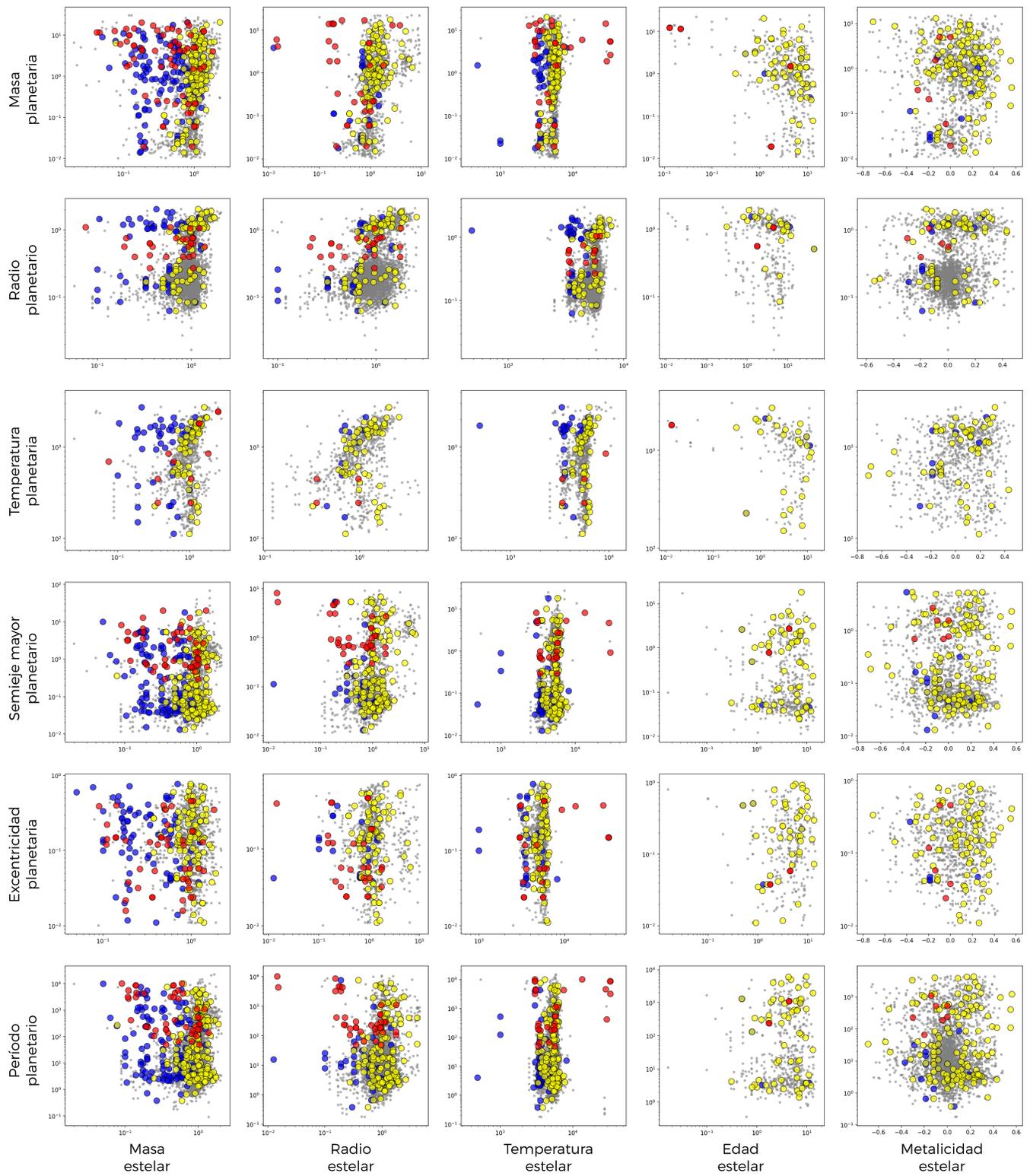


Figura A.5.: Gráficos *S-P*. Los puntos amarillos corresponden al parámetro de una estrella SA con el planeta del sistema, los azules son análogos para las estrellas SB, los rojos para los P, y los grises para los U.

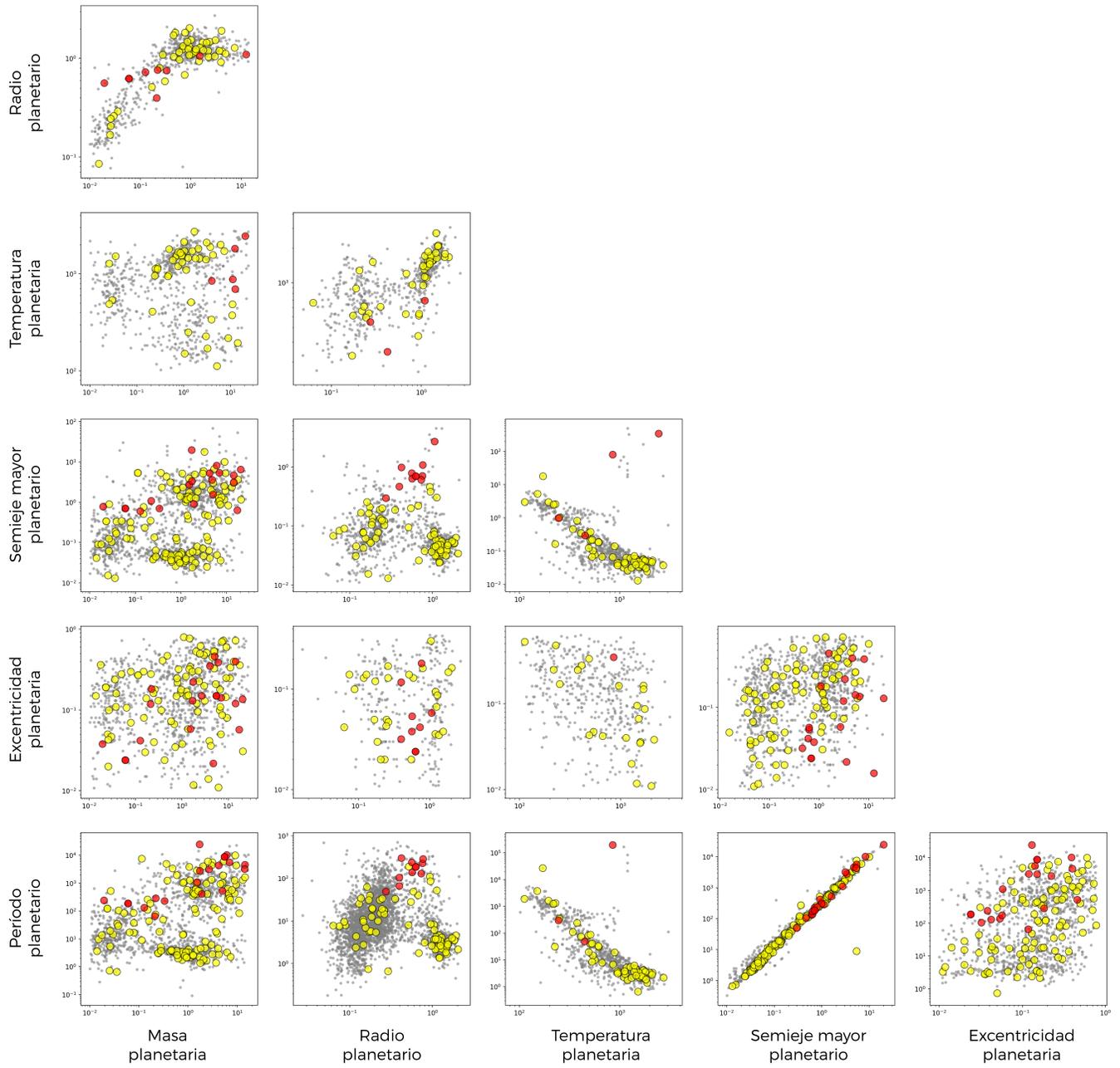


Figura A.6.: Gráficos  $P$ - $P$ . Los puntos amarillos corresponden a planetas S, los rojos a P, y los grises a U.

# Apéndice B: Distribuciones espectrales de energía

En este Apéndice recopilamos todos los gráficos de las distribuciones espectrales de energía (SEDs) descritas en el Capítulo 4, empezando por los PE, luego los CE y finalmente los SE.

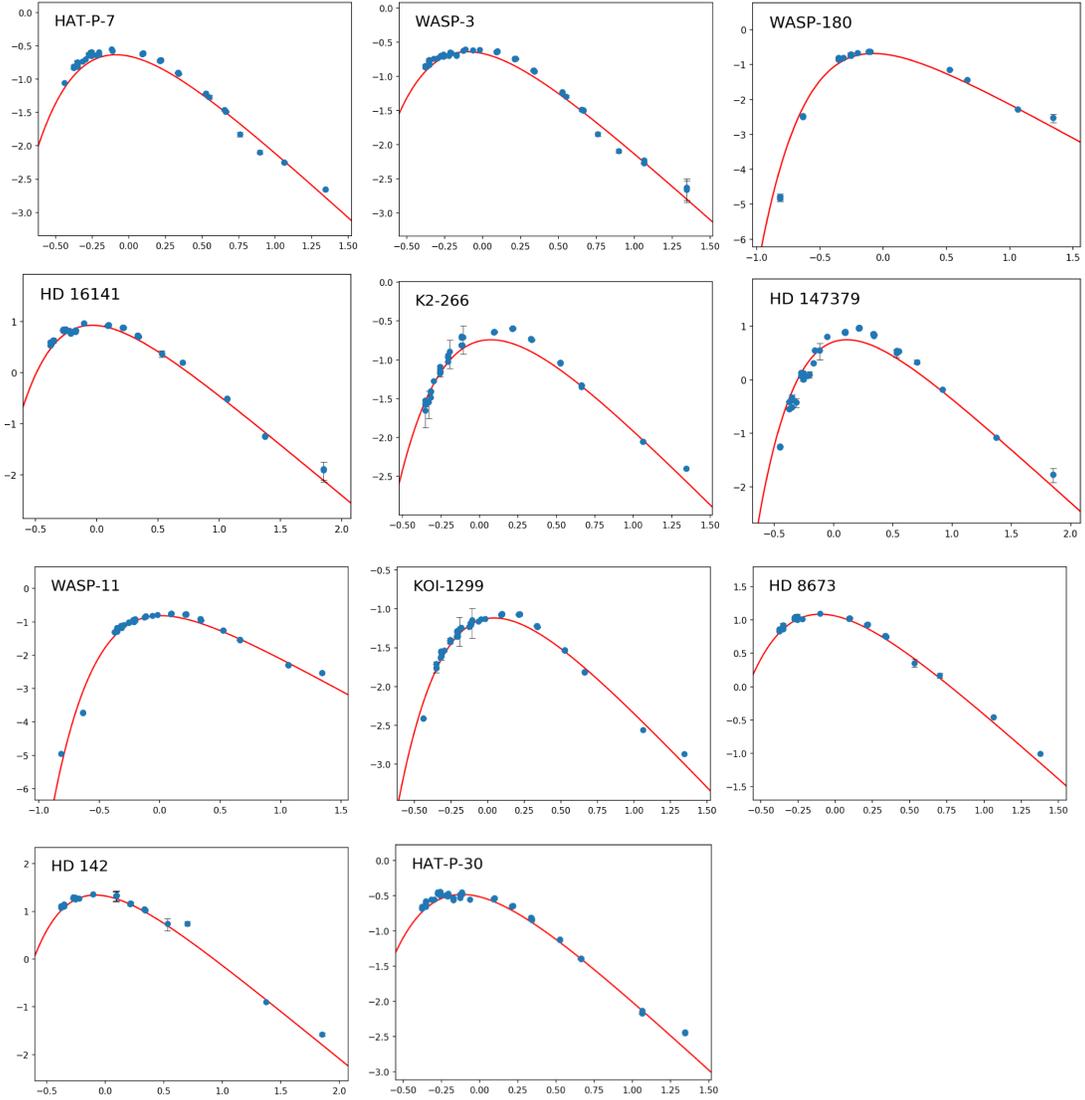


Figura B.1.: Sistemas con excesos (PE), parte 1 de 1. El eje de las abscisas corresponde al logaritmo de la longitud de onda  $\lambda$  en  $\mu m$ . El eje de las ordenadas corresponde al logaritmo de la densidad de flujo  $F(\nu)$  en  $Jy$ .

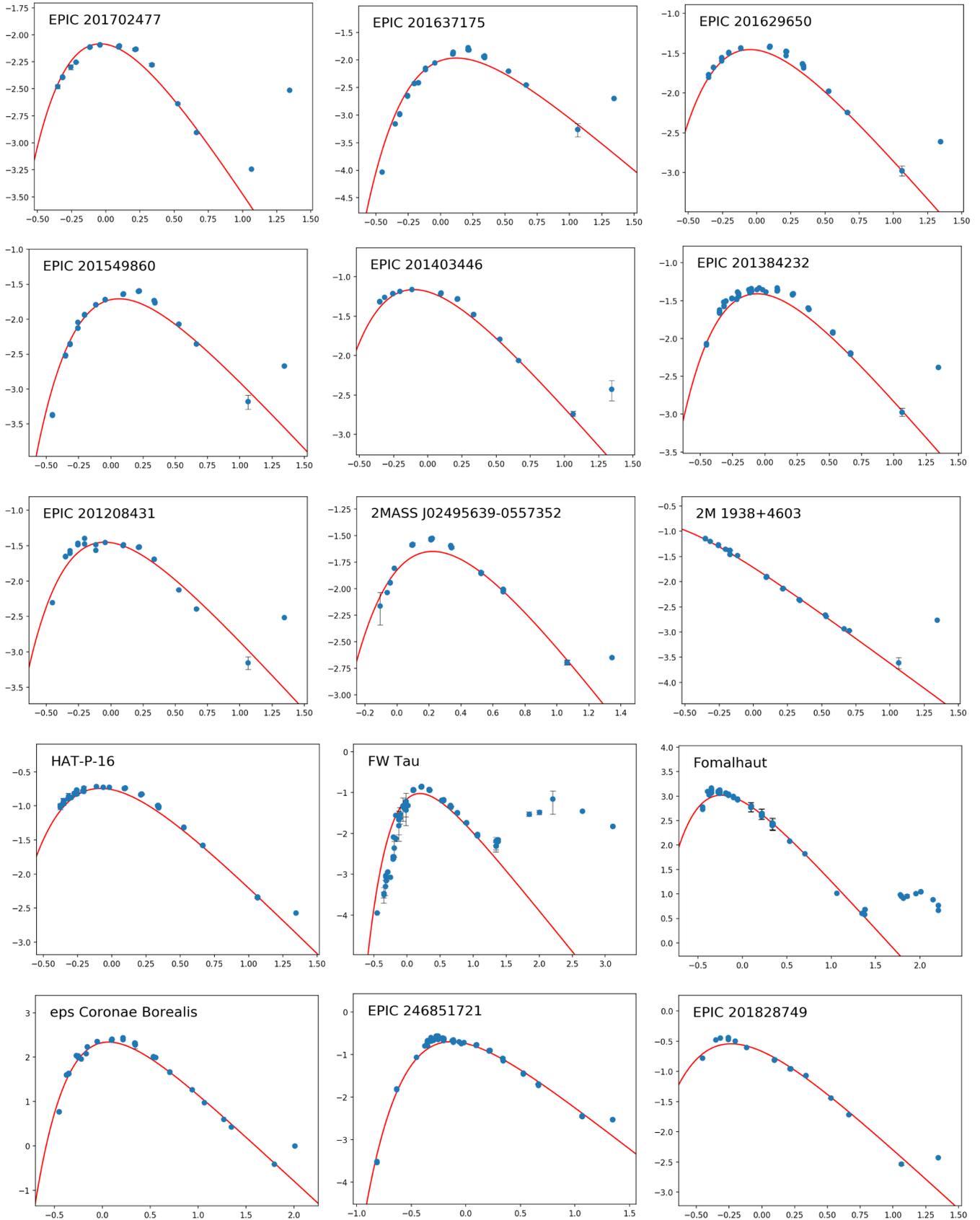


Figura B.2.: Sistemas con excesos (CE), parte 1 de 5. El eje de las abscisas corresponde al logaritmo de la longitud de onda  $\lambda$  en  $\mu m$ . El eje de las ordenadas corresponde al logaritmo de la densidad de flujo  $F(\nu)$  en  $Jy$ .

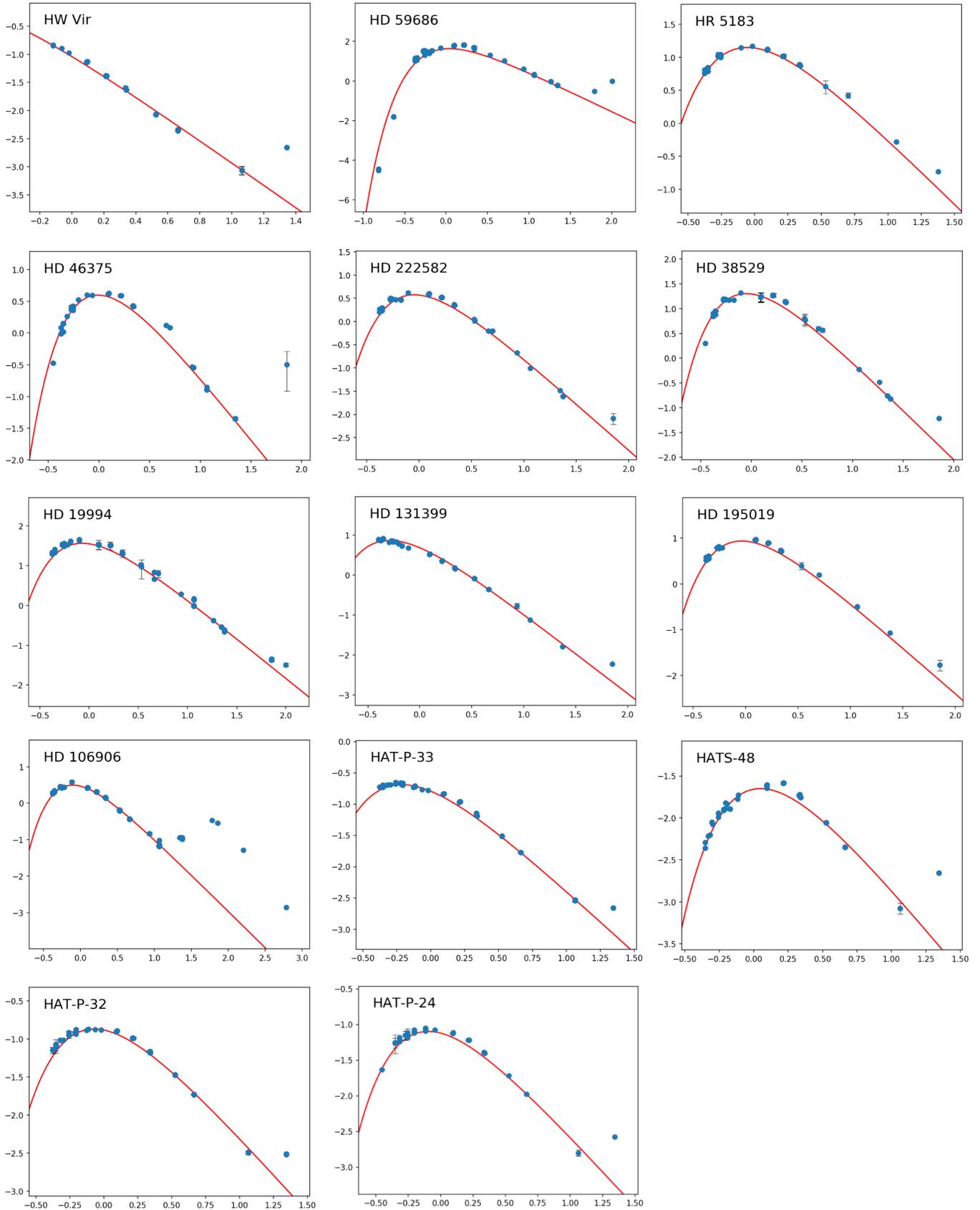


Figura B.3.: Sistemas con excesos (CE), parte 2 de 5. El eje de las abscisas corresponde al logaritmo de la longitud de onda  $\lambda$  en  $\mu m$ . El eje de las ordenadas corresponde al logaritmo de la densidad de flujo  $F(\nu)$  en  $Jy$ .

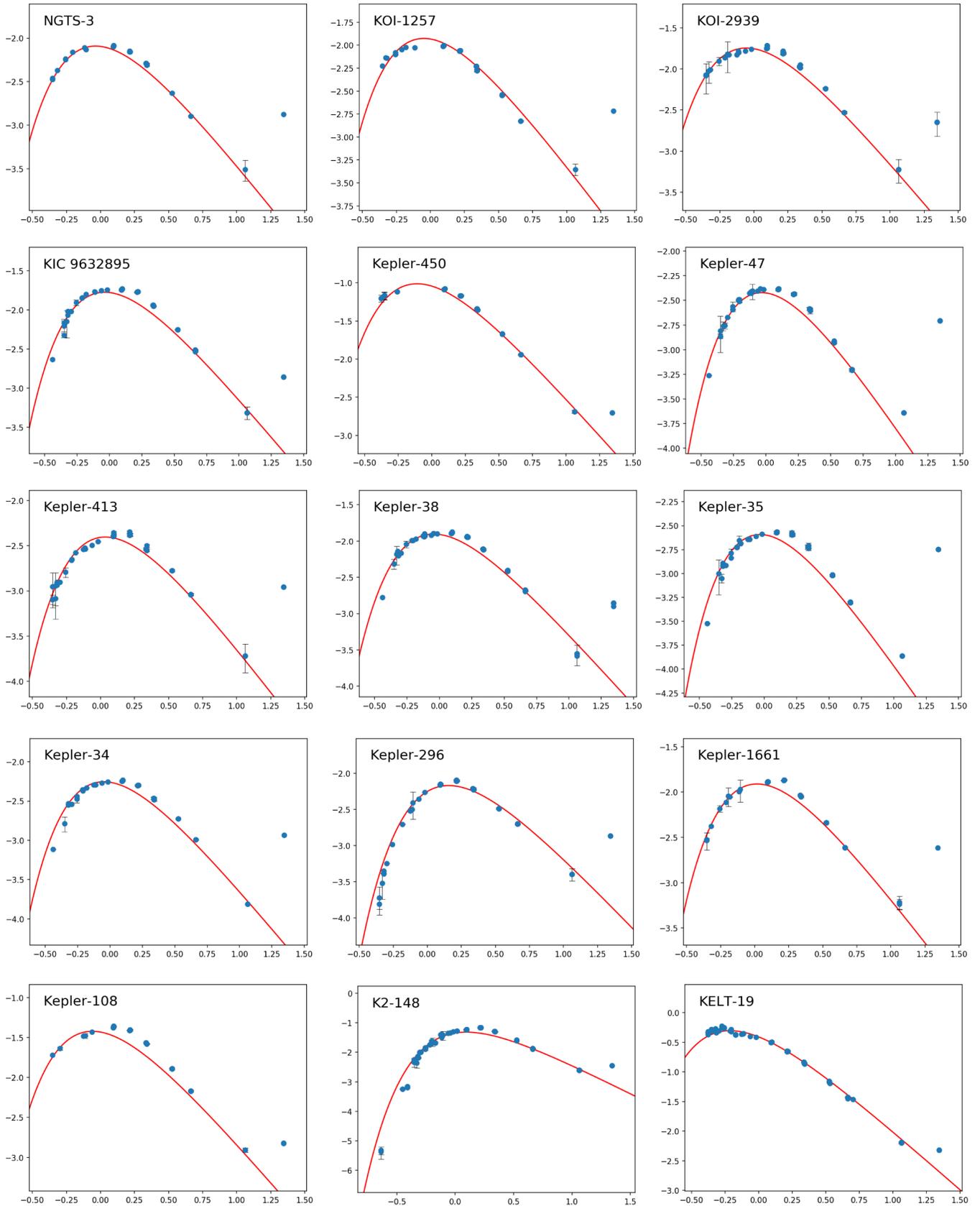


Figura B.4.: Sistemas con excesos (CE), parte 3 de 5. El eje de las abscisas corresponde al logaritmo de la longitud de onda  $\lambda$  en  $\mu m$ . El eje de las ordenadas corresponde al logaritmo de la densidad de flujo  $F(\nu)$  en  $Jy$ .

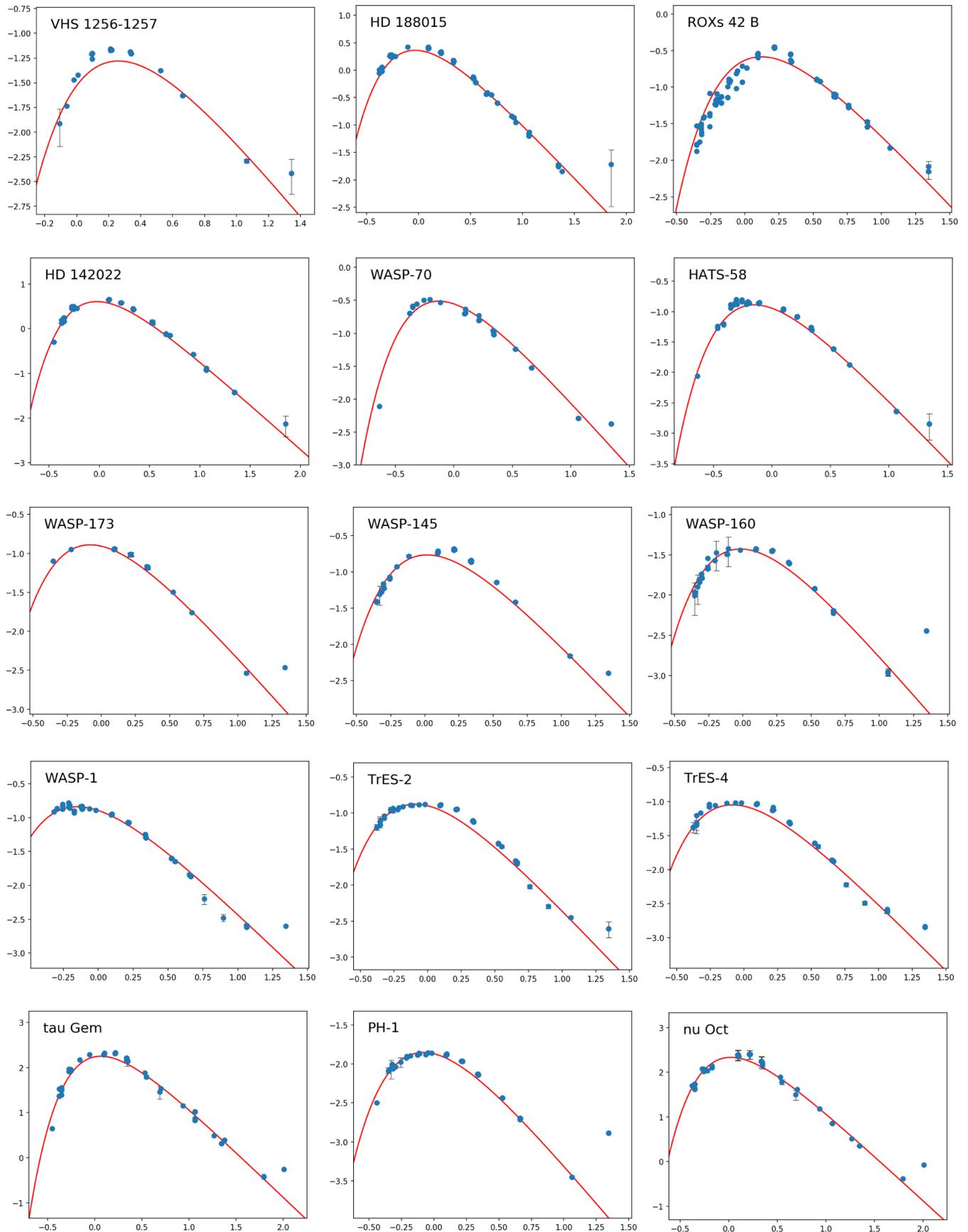


Figura B.5.: Sistemas con excesos (CE), parte 4 de 5. El eje de las abscisas corresponde al logaritmo de la longitud de onda  $\lambda$  en  $\mu m$ . El eje de las ordenadas corresponde al logaritmo de la densidad de flujo  $F(\nu)$  en  $Jy$ .

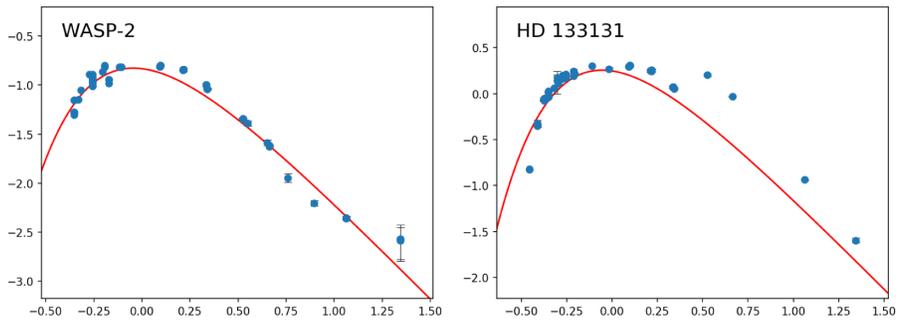


Figura B.6.: Sistemas con excesos (CE), parte 5 de 5. El eje de las abscisas corresponde al logaritmo de la longitud de onda  $\lambda$  en  $\mu m$ . El eje de las ordenadas corresponde al logaritmo de la densidad de flujo  $F(\nu)$  en  $Jy$ .

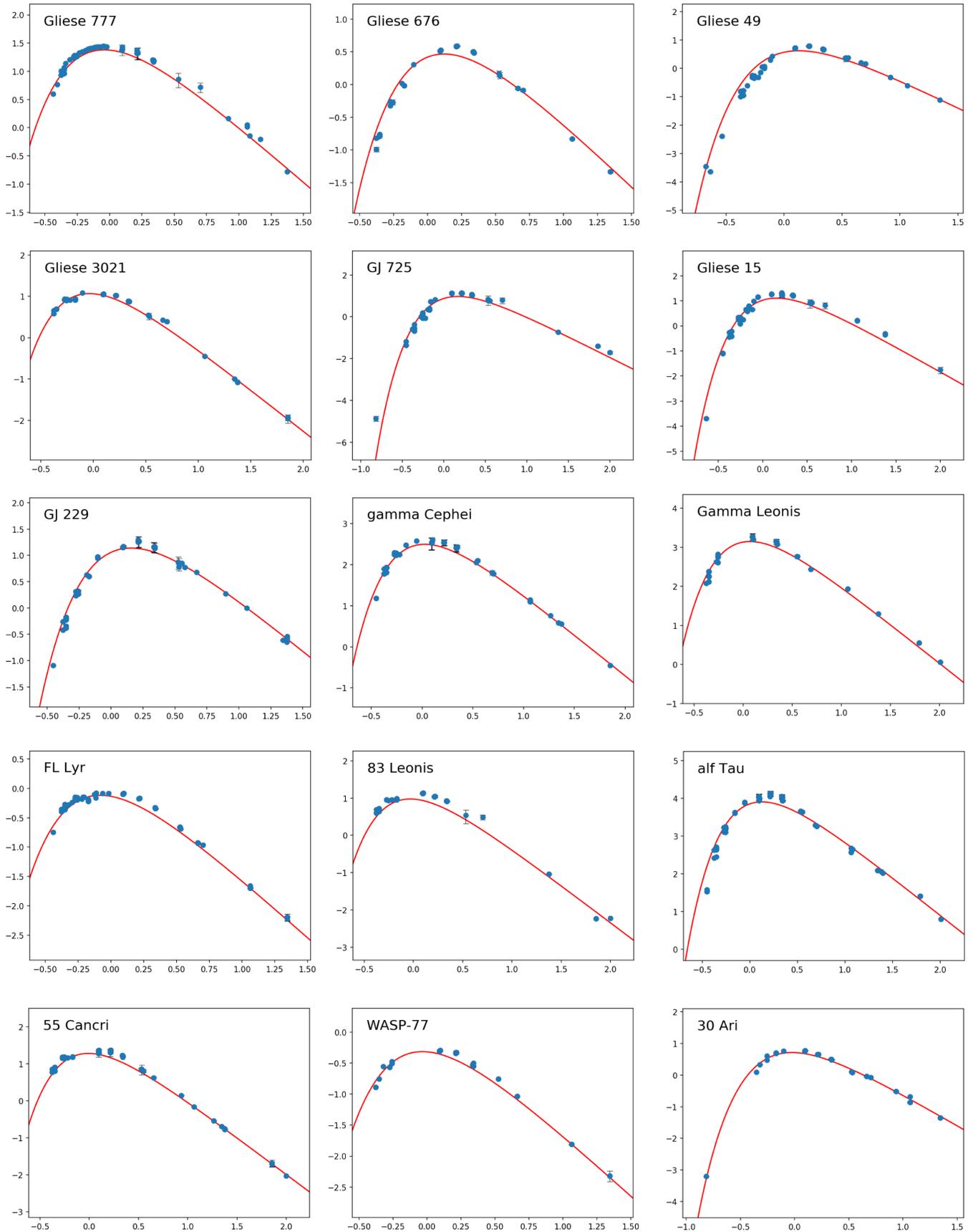


Figura B.7.: Sistemas con excesos (SE), parte 1 de 5. El eje de las abscisas corresponde al logaritmo de la longitud de onda  $\lambda$  en  $\mu m$ . El eje de las ordenadas corresponde al logaritmo de la densidad de flujo  $F(\nu)$  en  $Jy$ .

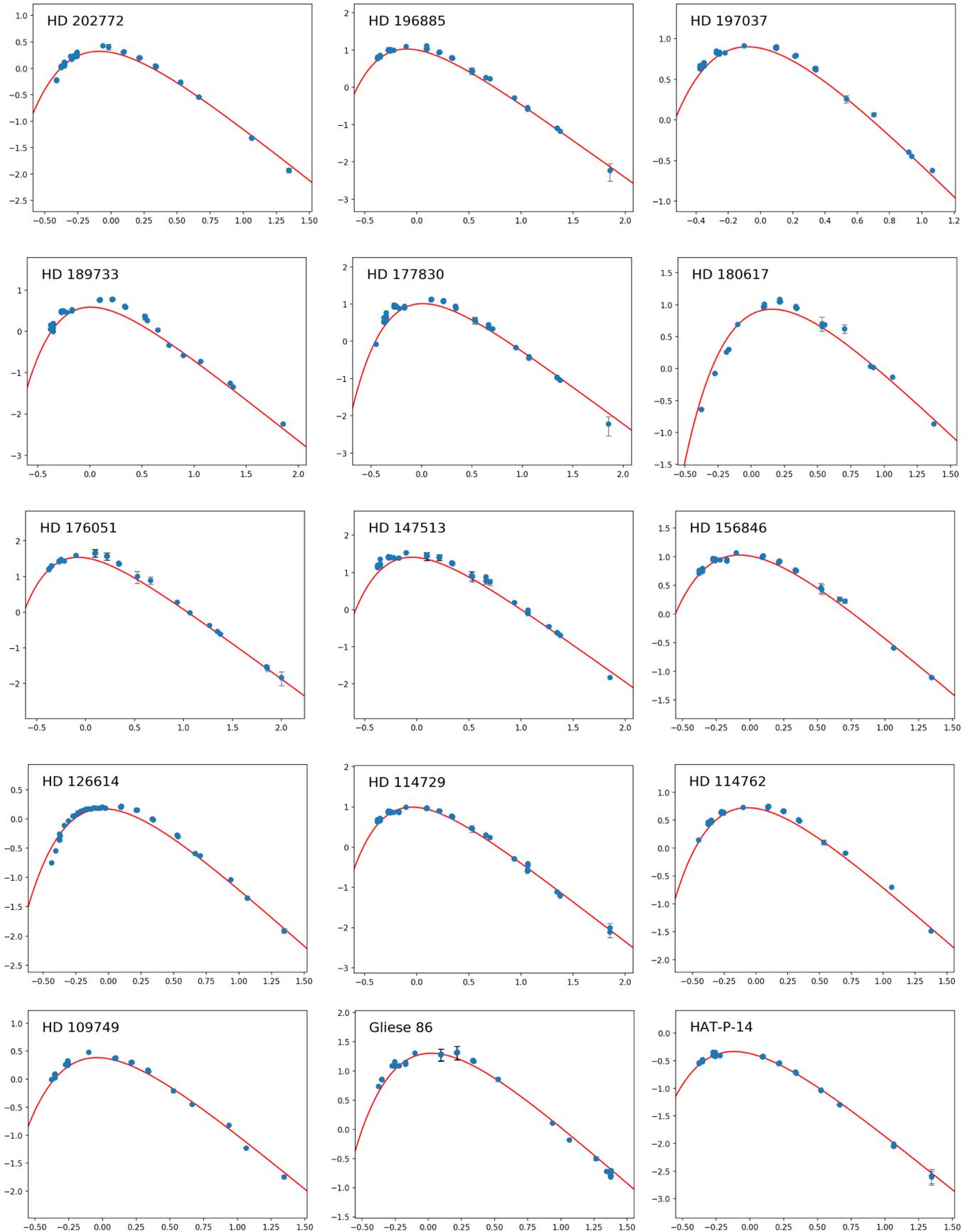


Figura B.8.: Sistemas con excesos (SE), parte 2 de 5. El eje de las abscisas corresponde al logaritmo de la longitud de onda  $\lambda$  en  $\mu m$ . El eje de las ordenadas corresponde al logaritmo de la densidad de flujo  $F(\nu)$  en  $Jy$ .

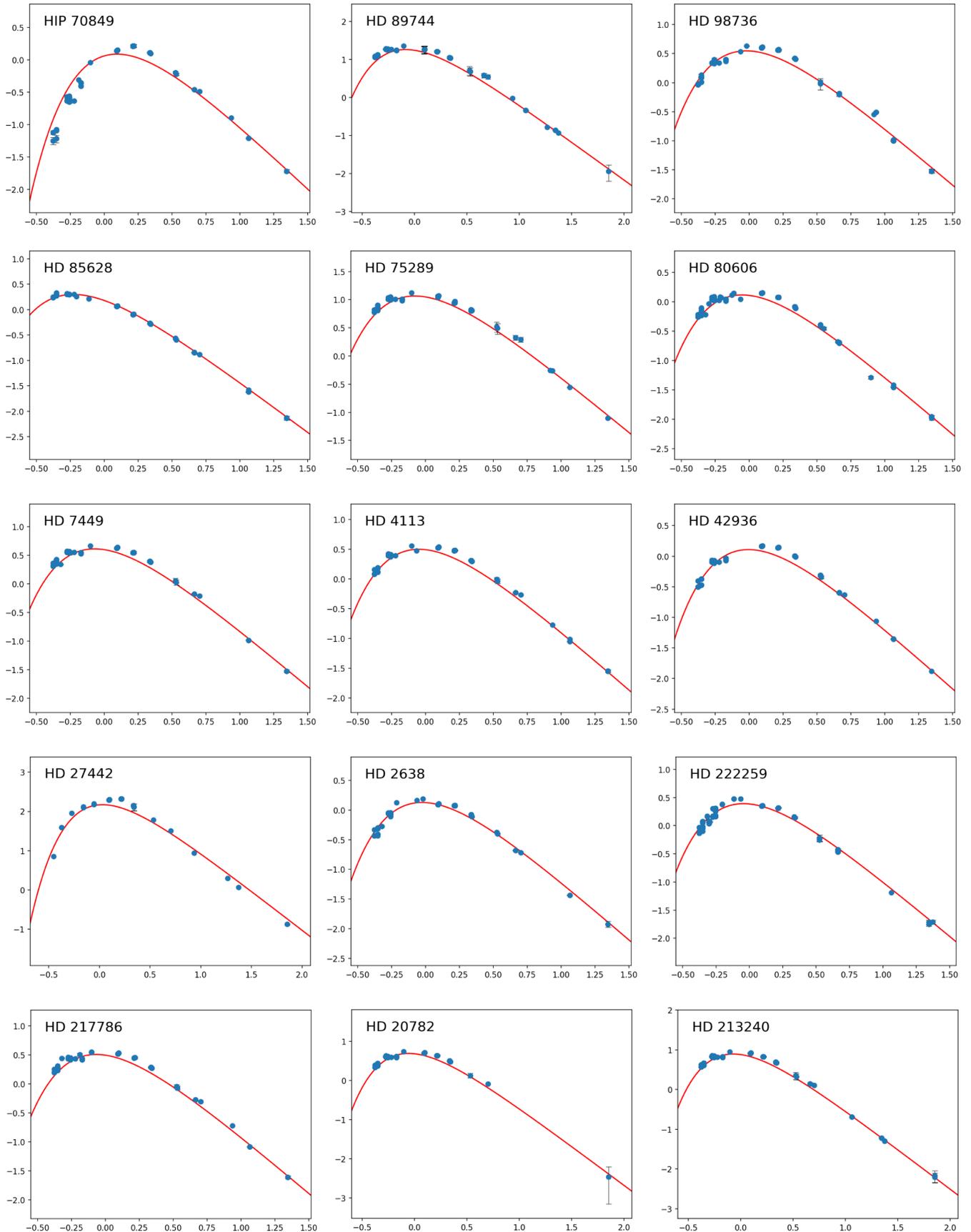


Figura B.9.: Sistemas con excesos (SE), parte 3 de 5. El eje de las abscisas corresponde al logaritmo de la longitud de onda  $\lambda$  en  $\mu m$ . El eje de las ordenadas corresponde al logaritmo de la densidad de flujo  $F(\nu)$  en  $Jy$ .

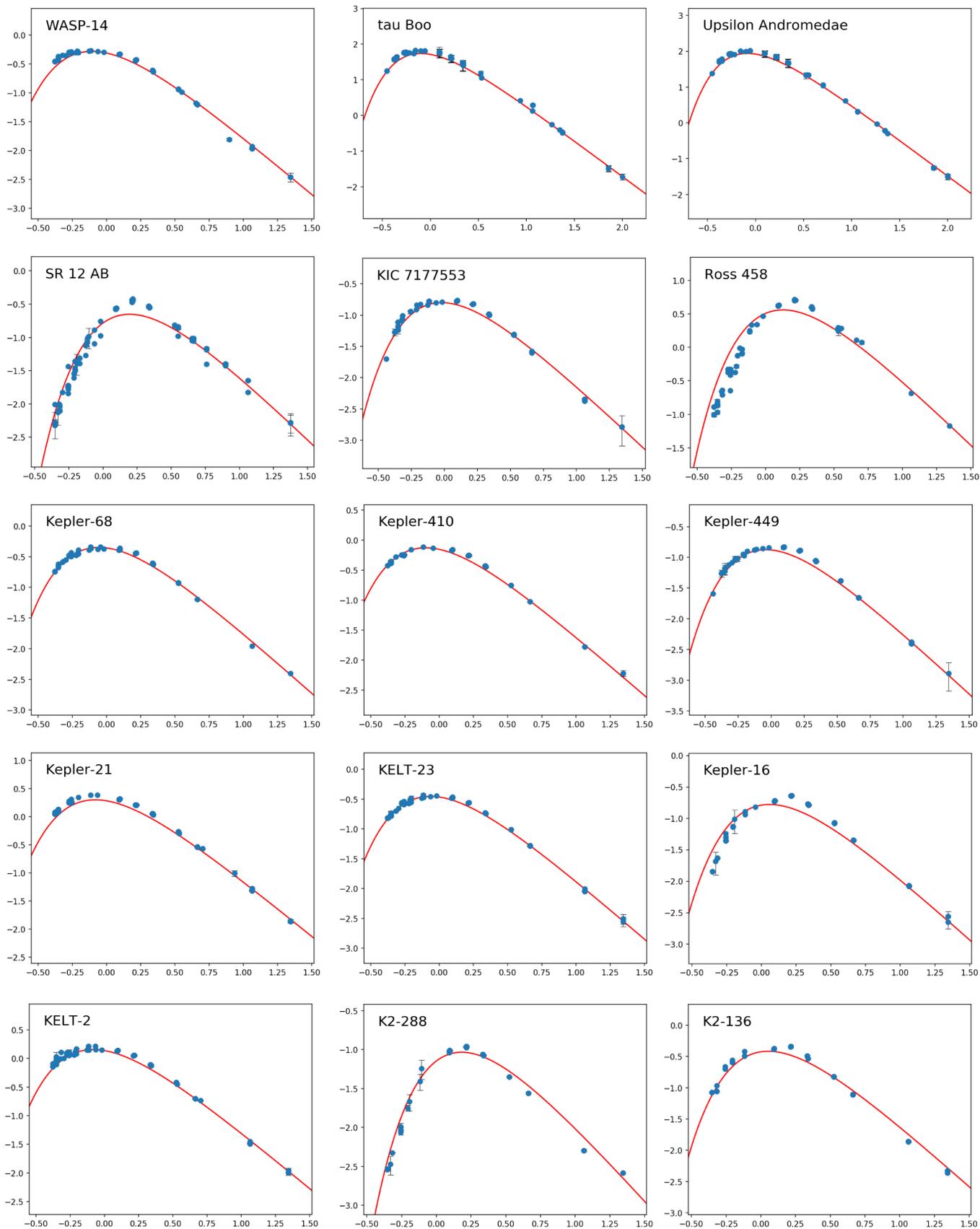


Figura B.10.: Sistemas con excesos (SE), parte 4 de 5. El eje de las abscisas corresponde al logaritmo de la longitud de onda  $\lambda$  en  $\mu m$ . El eje de las ordenadas corresponde al logaritmo de la densidad de flujo  $F(\nu)$  en  $Jy$ .

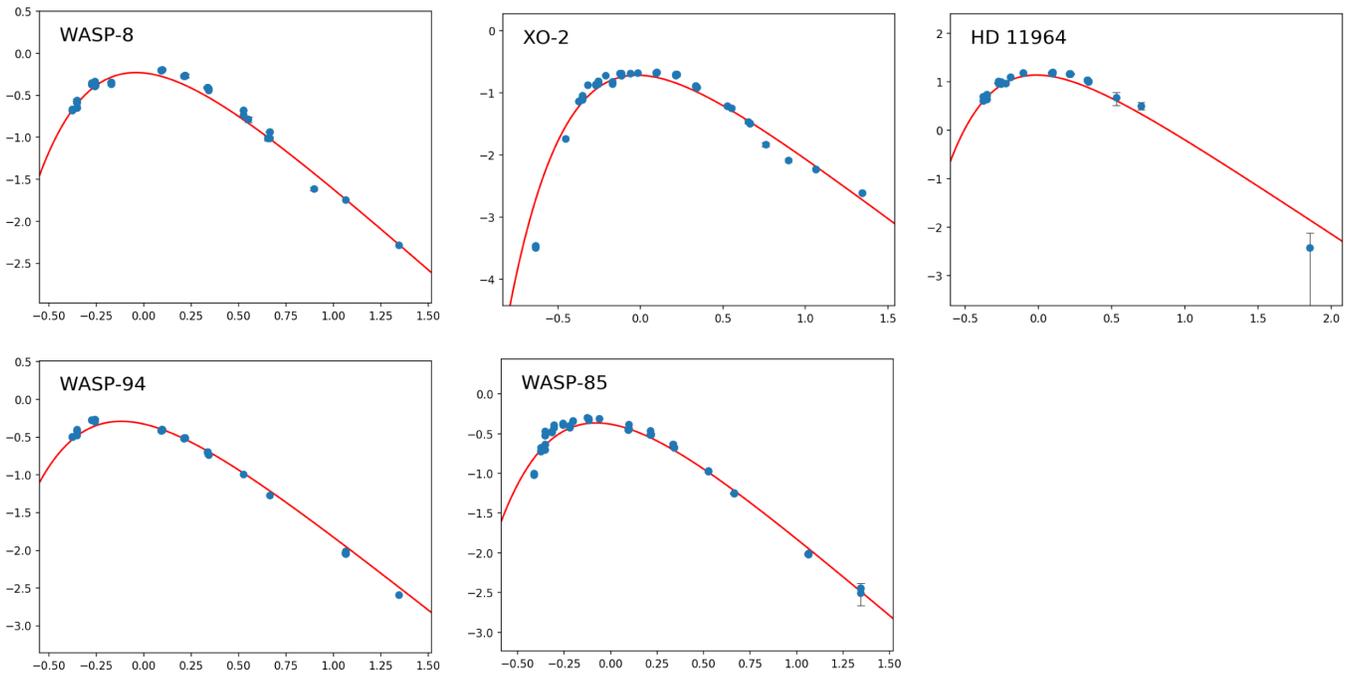


Figura B.11.: Sistemas con excesos (SE), parte 5 de 5. El eje de las abscisas corresponde al logaritmo de la longitud de onda  $\lambda$  en  $\mu m$ . El eje de las ordenadas corresponde al logaritmo de la densidad de flujo  $F(\nu)$  en  $Jy$ .