



Máster en Astrofísica
TRABAJO DE FIN DE MÁSTER

Búsqueda de tránsitos planetarios alrededor de enanas ultrafrías.

Daniel San Julián Jacques.

Tutores:

Enric Pallé Bagó

Víctor Sánchez Béjar

Abstract

Questions about the existence of other worlds similar to ours begin in the Ancient Greece with Epicuro, reappeared in the 16th century with Giordano Bruno, and in the 18th century with Isaac Newton until the first evidence of an extrasolar planet in 20th century. But Exoplanets search starts to be very popular since the first discovery in 1995 OF 51Pegb, a hot Jupiter around a solar type star, by Michel Mayor y Didier Queloz. Since then, the field of exoplanets has had an important progress that has allowed the discovery of many exoplanets in our galaxy. In this work we will use one of the most popular methods to find a planet: the Transit Method. This method consists in the detection of the deep in the flux of the star produced when an exoplanet goes before the star covering up an area of it. We use it to study two M dwarfs, two stars classified as intermediate M dwarfs, that have a low temperature and they are named ultracool. Our data will consist in photometric values obtained using the instrument MuSCAT2 at the Telescopio Carlos Sánchez.

At the moment, there are more than four thousand of exoplanets discovered through different methods. These planets can be of different types, from planets smaller than Earth to more massive than Jupiter and they can be orbiting different stars. But one of the more interesting stars are the M dwarfs, where new studies seem to indicate that exoplanets around them are more likely to be rocky like the Earth. Furthermore, their low brightness and small size allow to detect planets smaller and with closer orbit to the star planets easier and it is possible to characterize the atmosphere of the exoplanet due to the good the relative higher signal to noise of the planet in in this type of star.

There are a lot of methods to detect new exoplanets. The most used are Transit, Radial Velocity, Gravitational Microlensing and Direct Image. These methods have produced the 99% of all the exoplanet discoveries, being the transit method the best with a 77% of them. Using transit technique we can calculate the radio of the exoplanet, directly related to transit depth, and if we know its mass (using the Radial Velocity method), we could calculate its density. Moreover, we can use the secondary transit to obtain the equilibrium temperature, and if we used spectroscopic instruments, we could analyze the atmospheric composition using the called Transit Transmission Spectroscopy.

The most successful application of this method is by space missions where the data is not affected by atmospheric disturbances. Space missions work with two principal methods, Transit and Radial Velocity, being the first the most common. Nowadays, there are only two missions whose main objective is the search of exoplanets, ASTERIA and TESS, both using the transits method. TESS is the most important and expected to find around twenty thousand new exoplanets . In the next decade, there are several new missions planned, most using transits too, where one of the most important will be the PLATO mission.

It is necessary to work in ground based projects that carried out a follow up of the exoplanet candidates from space missions. There are so much ground based projects, where the most used method is the Radial Velocity, but there are also many which use the transit method . Among them, projects ESPRESSO, TRAPPIST and CARMENES should be noted. Our instrument, MuSCAT2, belongs to the ground based projects that work with transits.

MuSCAT2 is a recent instrument that was installed in 2018 in the Observatorio del Teide. MuSCAT2 have a system of dichroics that allow simultaneous multi-color observations in the Sloan filters g, r, i and z. MuSCAT2 obtained data of our two targets: GJ 3396 and 1RXSJ1733, two variable stars classified like M dwarfs. We are working with 12 nights of GJ 3396 and 40 of 1RXSJ1733, having photometric data for both of them. We have worked with the pipeline of the instrument to get the light curve of each night, modelled the variable contribution of the star calculating its period, subtracted this contribution by a own method (smooth fits) or by a pipeline of MuSCAT2, and to carried out the search of the transit in the "flat curve". T

We have worked in the two targets following the same process: First, we have used the different versions of the pipeline that produce the light curve using the photometric data. Second, we had to use the Lomb-Scargle Periodogram, a tool that allowed us to create a periodogram of the data and obtain the period of the variability of the target. Then, we used a smooth fit that produced a model of this variability so we can subtract it and to produce flattened data where we could see a transit. There is a mathematical algorithm, the Box Least-Square, that helps us to analyze the results and model a transit if it exists. But the nature of the data, which is grouped together because MuSCAT2 observes from night to night, produces an error in the algorithm giving bad results. Finally, we will make a visual analysis of the data. After all this, we have not found a signal of a transit in either target, which indicates that there are no exoplanets around this M dwarfs, or that the exoplanets do not transit between us and the star, or that the exoplanet is small and we cannot detect it.

Finally, we do a fast study of the stellar activity of one of our targets, 1RXSJ1733, due to its high activity. This target presents a big number of flares, an explosive rise of the flux, that produces some effects in our data.

Índice general

1. Introducción	1
1.1. Exoplanetas y su búsqueda	1
1.2. Formación de los exoplanetas	1
1.2.1. Formación de los planetesimales y los protoplanetas	2
1.2.2. Migraciones	3
1.3. Exoplanetas en estrellas enanas tipo M	4
1.4. Estadística de los exoplanetas	5
1.4.1. Índice de Similitud con la Tierra	6
1.5. Métodos de detección	7
2. Motivaciones y objetivos	16
2.1. Proyectos de búsqueda de exoplanetas.....	16
2.2. Objetivos del trabajo	17
3. Metodologías	19
3.1. Instrumento MuSCAT2	19
3.2. Listado de objetos	21
3.3. Pipelines	22
3.4. Lomb-Scargle Periodogram (LSP)	23
3.5. Box least-square (BLS)	24
4. Datos y resultados	25
4.1. Target GJ 3396	26
4.1.1. Cálculo del periodo de actividad estelar	26
4.1.2. Aplanamiento de las curvas de luz	30
4.1.3. Búsqueda de tránsitos.	33
4.2. Target 1RXSJ1733	34
4.2.1. Cálculo del periodo de actividad estelar	34
4.2.2. Aplanamiento de las curvas de luz	37
4.2.3. Búsqueda de tránsitos	38
4.2.4. Actividad estelar	39
5. Conclusiones	41
Bibliografía	42
Apéndice A	43
Apéndice B	47

Capítulo 1

Introducción

Durante este capítulo vamos a hacer una introducción a los temas relacionados con este trabajo, analizando el estado del arte de los exoplanetas y su búsqueda, su formación, como se distribuyen y como se detectan, y el por qué de centrarnos en su estudio alrededor de estrellas enanas de tipo M. Tras hacer una breve explicación de los distintos métodos para detectar estos exoplanetas, explicaremos más profundamente como se trabaja con el método de tránsitos en el cual se basa este trabajo.

1.1. Exoplanetas y su búsqueda

Un exoplaneta o planeta extrasolar es un planeta que órbita una estrella diferente al Sol y que, por lo tanto, no pertenece al sistema solar. En este trabajo estudiaremos dos objetos, dos estrellas enanas variables de tipo M (las más frías) con datos obtenidos por el instrumento MuSCAT2 (Multi-color Simultaneous Camera for studying Atmospheres of Transiting planets 2) en el Telescopio Carlos Sánchez (TCS) donde buscaremos estos exoplanetas mediante el método de Tránsitos.

La idea de la existencia de otros planetas más allá del Sistema Solar surgió ya en el siglo V a.C. con los atomistas griegos como Demócrito, quien aseguraba que *“En algunos mundos no hay Sol ni Luna, en otros, son más grandes que en el nuestro, y en otros más numerosos. En algunas partes hay más mundos, en otras menos (...); en algunas partes están creciendo, en otras muriendo. Hay algunos mundos sin criaturas vivientes ni plantas...”* o Epicuro: *“Hay infinitos mundos, iguales y distintos al nuestro. Para los átomos infinitos en número, como ya fue probado, (...) no existe ningún obstáculo para crear un número infinito de mundos.”*. Esta idea continuó en el siglo XVI con el filósofo italiano Giordano Bruno, partidario de la teorías Copernicanas donde los planetas orbitaban alrededor del Sol, quien opinaba que las estrellas fijas en el cielo son como el Sol y, por tanto, deben estar acompañadas por otros planetas: *“Este espacio que declaramos infinito... y en el hay infinidad de mundos del mismo tipo que el nuestro”*. La idea resurgió en el siglo XVIII con Isaac Newton en *“General Scholium”* incluido en su *Principia*, haciendo una comparación con los planetas de nuestro sistema: *“Y si las estrellas fijas son los centros de sistemas similares, todas ellos contruidos con un diseño similar y sometidas al dominio de Uno”*.

Ya en el siglo XX, apareció el primer indicio de un exoplaneta en 1917 cuando se observó metales pesados en la fotosfera de la enana blanca llamada van Maanen que posteriormente se supo que eran de un asteroide o cometa el cual había sido desviado hacia la enana blanca por un planeta, pero en aquel momento no se reconoció como tal. La primera detección científica de un exoplaneta fue en 1988 (Campbell et al. 1988), pero este no fue confirmado hasta 2012, por lo que la primera detección y confirmación se considera que ocurrió en 1992 por los radioastrónomos Aleksander Wolszczan y Dale Frail con el descubrimiento de dos planetas orbitando el pulsar PSR 1257+12 (Wolszczan, A. & Frail, D. A. 1992), donde en 1994 se descubrió un tercer planeta. Se cree que estos exoplanetas se formaron con los restos del remanente de la supernova que formó el pulsar o quizás fueran los núcleos rocosos de gigantes gaseosos que habrían sobrevivido a la supernova y hubieran decaído hasta su órbita actual. Por otro lado, en 1995 el equipo suizo constituido por Michel Mayor y Didier Queloz descubrieron el primero exoplaneta orbitando alrededor de una estrella de la Secuencia Principal, la estrella de tipo G *51 Pegasi* cuyo planeta recibió el nombre de *51 Pegasi b* (Mayor, M. & Queloz, D. 1995). Aquí es donde se considera que comenzó la era de descubrimientos exoplanetarios la cual está en pleno auge gracias a las nuevas técnicas y las mejoras tecnológicas.

1.2. Formación de los exoplanetas

La formación de los planetas sigue siendo a día de hoy un tema de estudio. Para empezar, las condiciones iniciales de el Sistema Solar aun son desconocidas, donde solo se ha podido estimar algunas cota de referencia para comparar con los modelos de formación planetaria que se quieran estudiar. La primera de estas cotas es la masa inicial del disco del sistema solar, propuesta por Hayashi (1981) y Weidenschilling (1977b), asumiendo un núcleo rocoso para todos los planetas y teniendo la distribución de densidad superficial inicial, Σ , en función de la distancia como:

$$(1) \quad \Sigma(d) = \Sigma_0 \left(\frac{d}{1 \text{ AU}} \right)^{-3/2} \quad \text{con } \Sigma_0 = 1700 \text{ g/cm}^2$$

Esta distribución de densidad superficial inicial es conocida como Masa Mínima de la Nebulosa Solar (MMSN). La segunda propiedad crítica del disco circunestelar es la localización de la “línea de nieve” (“snowline”), distancia que marca el límite donde se empieza a formar hielo del agua, proporcionando el material sólido adicional requerido para hacer grandes núcleos y formar planetas jovianos. Hayashi (1981) proporcionó la segunda cota para el perfil de temperatura del Sistema Solar, $T(d)$:

$$(2) \quad T(d) = T_0 \left(\frac{d}{1 \text{ AU}} \right)^{-1/2} \quad \text{donde } T_0 = 280 \text{ K}$$

Con modelos (Sasselov & Lecar 2000), que incluyen la transferencia radiativa física y el calentamiento por acreción, dan un valor para la línea de nieve primordial de nuestro Sistema Solar de menos de 1AU.

Hasta hace poco, no se tenían observaciones que pudieran contribuir a estos estudios, pero con telescopios como el Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA; Partnership et al. 2015) se está empezando a conseguir observaciones de discos circunestelares alrededor de objetos estelares jóvenes, con un total de unos 80 de ellos (e.g. Choquet et al. 2016), revelando algunas características como fuertes asimetrías en el disco de escombros (Hines et al. 2007), anillos concéntricos esculpidos por posibles planetas de tamaño joviano (Tamayo et al. 2015) y trayectorias muy excéntricas en el disco de escombros que son difíciles de cuadrar con las teorías estándar de formación (Boccaletti et al. 2015).

1.2.1. Formación de los planetesimales y los protoplanetas.

Presentamos los dos modelos de formación de los planetesimales que luego formarán los protoplanetas:

1. Core-Accretion (o Coagulation)

Los planetas de baja masa se forman por la condensación de cuerpos sólidos muy pequeños (Pollack et al. 1996). Si antes de la disipación del disco protoplanetario se forma un núcleo de aproximadamente 5-10 M_\oplus , entonces puede sufrir una acumulación de gas y formar un planeta gigante. Las colisiones entre pares de partículas de polvo conducen a un crecimiento constante de hasta un metro de tamaño aproximadamente (Weidenschilling 1977a; Armitage 2010). Sin embargo, la velocidad de colisión está acoplada al tamaño y se producen colisiones destructivas entre los objetos del tamaño de un metro, dificultando el crecimiento del planetesimal (Weidenschilling 1977a; Blum & Wurm 2008), y además, los objetos de este tamaño en el disco protoplanetario están ligados fuertemente al gas y se desplazarán a la estrella central (en escalas de tiempo de 10^3 años; Weidenschilling 1977a). Por lo tanto, se necesita un mecanismo para hacer crecer rápidamente las partículas más allá de un metro para evitar estas destrucciones. Hay algunas propuestas para solucionar este problema, pero sin un consenso, por ejemplo, Boley (Boley et al. 2014) sugirió que estos objetos de aproximadamente un metro de tamaño se funden parcialmente al acercarse al centro, lo que provocaría que fuera más fácil la adhesión a otros cuerpos, aumentando el crecimiento por colisión.

Una vez formados los planetesimales de tamaños ya kilométricos, la formación de protoplanetas rocosos ocurre poco después. En las primeras etapas de la formación de planetas, los planetesimales más grandes crecen más rápidamente que los más pequeños, produciendo un crecimiento mayor en el planetesimal más grande. Debido a esto, los planetesimales de 1 a 10km de tamaño a una distancia de 1 AU pueden crecer hasta llegar formar protoplanetas de masas de entre 10^{22} y 10^{24} kg en 10^5 - 10^6 años (Wetherill & Stewart 1989). Este proceso es debido, además de que estos planetesimales atraen más gravitacionalmente, a que se mantienen dinámicamente fríos debido al gas circundante, aumentando la sección eficaz de colisión al máximo. Además, como el crecimiento protoplanetario está relacionado con la frecuencia orbital, las regiones más distantes tendrán escalas de tiempo de crecimiento más lentas.

Finalmente, este crecimiento rápido se transforma en un crecimiento oligárquico más lento. Según crecen, los planetesimales de alrededor se excitan por la agitación gravitacional, disminuyendo la sección eficaz de colisión y disminuyendo la velocidad de crecimiento (Kokubo & Ida 1998). Después de esto, los protoplanetas ya han consumido la mayoría de material circundante y han alcanzado su masa de aislamiento, siendo ésta aproximadamente la masa de Neptuno una vez se pasa la “snowline”, pero antes de ésta se alcanza una fracción de la masa de la Tierra (Schlichting 2014). Como se han encontrado exoplanetas que son mayores que la Tierra en esta región antes de la “snowline” podemos pensar que se producen impactos gigantes entre protoplanetas cercanos o entre pequeños cuerpos que han derivado hacia dentro y luego ha tenido que tener lugar alguna migración planetaria.

2. Gravitational Instability

A medida que la nebulosa solar se enfría, las partículas de polvo se depositan en el plano medio, donde pueden colapsar (Goldreich y Ward, 1973). Éstas se agrupan y eventualmente se vuelven gravitacionalmente inestables, formando partículas de unos 100m de tamaño (Goldreich y Ward, 1973). Este proceso se repite formando planetesimales cada vez mayores debido a esta inestabilidad gravitacional. Este modelo evita el problema anterior de las colisiones destructivas y puede formar planetesimales en la escala de tiempo de 10^3 años (Goldreich y Ward 1973; Armitage 2007). Sin embargo, es muy difícil recolectar partículas de polvo en densidades lo suficientemente altas para la inestabilidad gravitacional, y especialmente en discos turbulentos (Armitage 2007).

Estos modelos han sufrido un avance y modificaciones, donde las más recientes y avanzadas (ver e.g. Nayakshin 2016, Bitsch et al. 2015 o Levison et al. 2015) incluye fenómenos importantes como la acreción de cuerpo y/o las migraciones en el disco (e.g. Alibert et al. 2004). Mediante estos dos modelos se consiguen reproducir muchas de las propiedades que se encuentran en los exoplanetas observados.

Junto a todo esto, la eficiencia de la formación, la composición, la estructura e incluso la habitabilidad de los planetas tiene una dependencia con las condiciones químicas del entorno, tanto con la metalicidad estelar como con la evolución química galáctica, por lo que el proceso de formación de los planetas estará condicionada por el lugar y el momento en el que se sitúan en la galaxia (Adibekyan, V. 2017). Por eso mismo, la metalicidad es el centro de muchas teorías de formación planetaria.

1.2.2. Migraciones.

La forma más efectiva de atrapar planetas en estas órbitas MMR es mediante el proceso de la Migración planetaria, un proceso muy importante para la formación de planetas. Principalmente, hay dos maneras en las que los planetas migran:

1. Migraciones dirigidas por planetesimal

Los planetesimales que atraviesan la esfera de Hill de un planeta producen un intercambio de momento angular a través de la gravedad, donde si hay una asimetría en la masa del planetesimal que interactúa con el planeta en su parte más cercana y más lejana se producirá una fuerza neta que hará migrar al planeta. Para que se produzca una migración, las órbitas planetesimales deben desacoplarse del planeta.

Un planeta lo suficiente masivo (por ejemplo Júpiter) expulsará y desacoplará directamente los planetesimales del sistema pero, sin embargo, si el es más pequeño (por ejemplo Neptuno) los planetesimales deben desacoplarse por medios externos como un planeta vecino o una estrella que pasa. Además, para que se mantenga la migración, el planeta debe estar encontrándose constantemente con planetesimales dinámicamente fríos (Gomes et al. 2004).

En el Sistema Solar, se cree que el cinturón de Kuiper primordial alguna vez fue un disco planetesimal, provocando que Neptuno migrara hacia el cinturón de Kuiper y enviara algunos planetesimales a Júpiter, que más tarde los expulsó del Sistema Solar (Fernández & Ip 1984). Una de las evidencias que apoyan esto es la MMR de 3:2 entre Plutón y Neptuno.

2. Migraciones dirigidas por gas

Cuando un planeta completamente formado se incrusta en el disco protoplanetario, puede producirse un intercambio de momento angular entre el planeta y el disco (Goldreich & Tremaine 1980). Este intercambio produce la migración y se cree que es común a todos los sistemas planetarios jóvenes. Tenemos dos tipos dentro de estas migraciones:

- *Tipo 1*: Ocurre cuando los planetas de baja masa no perturban significativamente la estructura del disco. Existen lugares con una resonancia particular, conocida como *Resonancia de Linblad*, donde las ondas de densidad se excitan por la interacción gravitacional entre planeta y disco, y estas ondas son las que producen el intercambio de momento angular con el planeta. La migración se produce cuando el disco interno y externo interactúan asimétricamente con el planeta, empujando generalmente al planeta hacia adentro del sistema
- *Tipo 2*: Ocurre cuando los planetas jovianos de alta masa modifican significativamente la estructura del disco planetario produciendo una brecha, la cual bloquea el planeta en su lugar, acoplando su migración a la evolución del disco (Lin & Papaloizou 1986). La evolución del disco hace que el planeta migre hacia adentro, pero a velocidades de entre uno y dos ordenes de magnitud menos que las de Tipo 1 (Ward 1997).

La migración impulsada por gas aun no se comprende del todo bien y aun no se ha establecido un consenso para las migraciones, pero debe haber alguna forma de migración en el universo para explicar la gran cantidad de planetas que están en órbitas de Resonancia Medias del Movimiento (Mean-Motion Resonance; MMR), órbitas donde los cuerpos ejercen una influencia gravitacional periódica y regular entre si debido a periodos orbitales relacionados por una proporción de números enteros pequeños, o cerca a ellas (Lissauer et al. 2011; Fabrycky et al. 2014; Steffen & Hwang 2015).

Las teorías de formación son necesarias para explicar por qué se han detectado exoplanetas en órbitas mucho más cercanas que las predichas por los modelos de formación.

1.3. Exoplanetas en estrellas enanas tipo M

Las estrellas de tipo M son las más comunes en la galaxia, llegando a formar entorno al 76% (Henry et al. 2006), la mayoría son estrellas de la Secuencia Principal y enanas, pero también incluye a las gigantes, supergigantes e hipergigantes. Estas enanas rojas son muy poco brillantes, muy frías, de muy baja masa y con una metalicidad bastante alta. Espectralmente, en el rango del visible están dominadas por bandas de absorción de óxido de titanio (TiO), su principal característica, y óxido de vanadio (VO) en los tipos más tardíos. También contienen líneas de otros metales y pueden presentar bandas moleculares con energías decrecientes. En el rango infrarrojo presentan muchas líneas de metales y FeH, CO y H₂O. Este espectro es más complejo que el de estrellas tipo solar, lo que dificulta la caracterización de la estrella, y por consecuencia la medida de algunas propiedades de los exoplanetas como el radio, la masa o la temperatura equivalente.

Respecto a la búsqueda de exoplanetas, las enanas tipo M han incrementado su popularidad entre los investigadores en la última década debido en parte al interés en descubrir planetas pequeños y rocosos ya que entorno a este tipo de estrella suelen ser los más comunes, apareciendo pocas veces *Júpiter Calientes*. Esto se cree que es debido a que sus discos son menos masivos, por lo que será más difícil que se formen planetas de masas muy grandes. Además, el paso de estrellas binarias o las fuerzas de marea de fondo influyen en los discos circunestelares de manera más efectiva, afectando tanto a la formación como la migración de planetas y, por consiguiente, haciendo más difícil la aparición de Júpiter calientes (Adams, F. et al 2005).

Su bajo brillo estelar y su pequeña masa y radio son otras de las características que hacen tan interesante el estudio de estos objetos, ya que por un lado, es más fácil detectar sus planetas orbitando mediante los métodos de tránsito y velocidad radial, permitiendo también que se puedan descubrir planetas con menores radios (mediante tránsitos) o de menor masa (mediante velocidad radial) y planetas que estén más cerca de la estrella, pudiendo entrar incluso en la zona de habitabilidad, y por otro lado, son unos objetivos potenciales para la caracterización de atmósferas de planetas tipo Tierra en la zona de habitabilidad mediante la espectroscopia de tránsito, gracias a la favorable señal-ruido del espectro de transmisión planetaria alrededor de estrellas enanas (Tarter et al. 2007). Sin embargo, para detectar un planeta tipo Tierra con atmósfera sería necesario que esta enana sea de las más brillantes y pequeñas, además de necesitar cientos de horas de observación con telescopios como el James Webb Space Telescope (JWST; Deming et al. 2009; Kaltenegger & Traub 2009). Finalmente, en la misión espacial TESS, la próxima muestra de planetas alrededor de estas estrellas probablemente proporcionará muchos objetivos donde se buscarán marcas de vida (*biosignatures*).

Recientes estudios parecen indicar que la formación de planetas alrededor de este tipo de estrellas es más eficiente que en otros tipos, lo que aumenta el interés por estudiarlas. Para la misión Kepler, la población de planetas pequeños (con radios menor a $4R_{\oplus}$) es mucho más común en estos tipos tardíos que para las enanas tipo FGK (Howard et al. 2012; Mulders et al. 2015). Dressing & Charbonneau (2015) tomaron de la base de datos de Kepler un total de 2543 curvas de luz de enanas M con al menos 1000 días de observación para cada una de ellas, revelando 3215 posibles tránsitos planetarios, donde finalmente aceptaron 156 candidatos a planetas. En el mismo estudio se calculó que la razón de aparición de planetas tipo Tierra con periodos de menos de 50 días era de aproximadamente 0.56 por enana roja, mientras que para SuperTierras obtuvieron con el periodo anterior obtuvieron un valor de unos 0.46 por enana roja temprana, y para periodos orbitales de menos de 200 días y radios de entre 1 y 4 radios terrestres tenemos un valor de 2.5 ± 0.2 por enana. Para la misión espacial TESS se espera que el 75% de los planetas pequeños detectados orbiten alrededor de enanas M y, de hecho, es probable que cada pequeño planeta descubierto residiendo en la zona de habitabilidad orbite estas enanas (Sullivan et al. 2015).

1.4. Estadística de los exoplanetas

Desde 1995, con el descubrimiento del primer exoplaneta alrededor de una estrella por Mayor y Queloz, la búsqueda de este tipo de objetos se ha convertido en uno de los campos con mayor seguimiento por parte de la comunidad. Desde entonces, se han descubierto más de cuatro mil planetas extrasolares mediante los distintos, siendo el método de velocidad radial el que más descubrimientos realizaba hasta 2014, momento en que fue superado por el método de tránsitos, tal y como se puede ver ilustrado en la Figura 1. En este apartado vamos a ver cuales son las estadísticas de estos descubrimientos. Las dos fuentes más utilizadas en la literatura son *Exoplanet.eu catalog*¹ y *Nasa Exoplanet Archive*², aquí expondremos sólo la obtenida por la NASA.

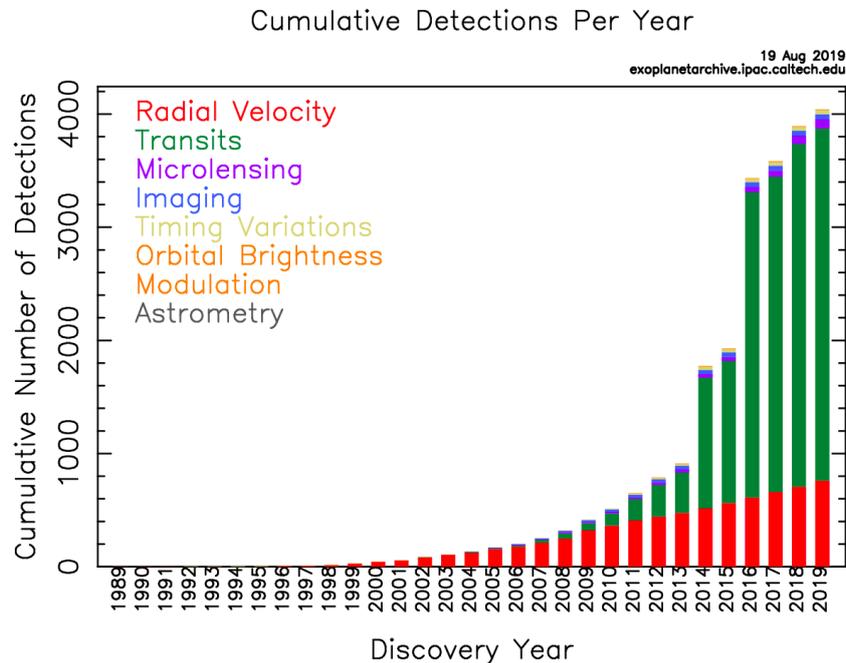


Figura 1. Histograma del número acumulado de detecciones de exoplanetas según el método de descubrimiento. Fuente: Nasa Exoplanet Archive.

A día 7 de Septiembre de 2019 existen 4044 exoplanetas confirmados y otros 4028 candidatos por la NASA, que se situarán en 3004 sistemas planetarios. Estos valores han sido mayormente proporcionados por dos misiones espaciales: Kepler y Kepler 2 (K2). Además, se espera que la misión TESS proporcione en un futuro un gran número de resultados. De los planetas confirmados, Kepler descubrió 2345 (58.0%) exoplanetas, K2 otros 389 (9.6%) exoplanetas y TESS, teniendo en cuenta solo los publicados en literatura arbitrada, 29 (0.7%), mientras que del número de candidatos 2420 (60.2%) son de Kepler, 531 (13.2%) de K2 y 737 (18.3%) por parte de TESS, que estos últimos incluye aquellos que no han sido confirmados o pueden ser falsos positivos. Claramente, la misión espacial Kepler ha sido la que más resultados ha obtenido hasta el momento, aunque la misión TESS fue lanzada en abril de 2018 y se espera que de un número mucho mayor de resultados que las misiones anteriores.

Según el método con el que se detecte el exoplaneta se podrá calcular algunas propiedades de él, como la masa y el radio. De todos los exoplanetas confirmados, no se han conseguido obtener algunas de las propiedades del planeta en todos ellos, se ha obtenido la masa (M_p) para 866 (21.4%) exoplanetas, un límite a la masa dado por la inclinación ($M_p \cdot \sin i$) para 770 (19.0%) y el radio (R_p) en 3137 (77.6%). Gracias a estas medidas del radio y la masa podemos clasificar los planetas confirmados según su tipo: Tierras ($0.5-5M_T$ o $0.8-1.5R_T$), Supertierra (tamaño de un mini-Nepuno, $5-10M_T$ o $1.5-2.5R_T$), Neptunos ($10-50M_T$ o $2.5-6R_T$) y Jovianos (tamaño de Júpiter, $>50M_T$ o $>6R_T$). Según esta clasificación, hay confirmadas 161 (3.9%) Tierras, 1267 (31.3%) Supertierras, 1361 (33.6%) Neptunos y 1248 (30.8%) jovianos, además de 6 de tipo desconocido. En esta clasificación podríamos diferenciar entre planetas menores a Tierras, como Minitierras (tamaño de Mercurio, $10^{-5}-0.1M_T$ o $0.03-0.4 R_T$) y Subtierras (tamaño de Marte, $0.1-0.5M_T$ o $0.4-0.8R_T$),

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

2. <https://exoplanets.nasa.gov/exoplanet-catalog/>

Por último, como hemos dicho al principio, estos planetas confirmados se distribuyen en 3004 sistemas planetarios. Hasta el momento, sólo se han encontrado sistemas con un máximo de ocho exoplanetas, que serían análogos a nuestro Sistema Solar, y analizando los datos, se observa como, hasta el momento, los sistema con menor número de exoplanetas orbitando alrededor son más comunes, o por lo menos de los confirmados. Se han encontrado 2329 (77.5%) sistemas con un único exoplaneta, 456 (15.1%) sistemas con dos exoplanetas, 143 (4.7%) con tres exoplanetas, 57 (1.9%) con cuatro exoplanetas, 21 (0.7%) con cinco exoplanetas, 6 (0.2%) con seis planetas , 1 (0.03%) sólo sistema que tenga siete y 1 (77.5%) que tenga ocho exoplanetas.

Otro de los parámetros que se observan cuando se descubre un exoplaneta es si está dentro de la zona de habitabilidad, zona alrededor de una estrella dentro de la cual podríamos encontrar agua líquida en la superficie de un planeta. Según el Planetary Habitability Laboratory (PHL³) de la Universidad de Puerto Rico en Arecibo, existen 52 exoplanetas confirmados que sean potencialmente habitables, siendo la mayoría de ellos Supertierras (33), aunque también hay 18 Tierras y 1 Subtierra.

1.4.1. Índice de Similitud con la Tierra

Relacionado con lo anterior, se define el *Índice de Similitud con la Tierra* (*Earth Similarity Index, ESI*), o también llamado “Escala fácil”, como una medida abierta multiparamétrica que indica la similitud del exoplaneta con la Tierra mediante un número entre 0 (sin similitud) y 1 (idéntico a la Tierra) (Schulze-Makuch et al. 2011).

Según la información que se conozca del sistema utilizaremos una expresión para calcular el ESI. Cuando tenemos pocos datos sobre el sistema, utilizaremos una expresión más simple la cual está en función del flujo estelar y el radio del planeta, cuya formulación es:

$$(3) \quad ESI(S, R) = 1 - \sqrt{\frac{1}{2} \left[\left(\frac{S - S_T}{S + S_T} \right)^2 + \left(\frac{R - R_T}{R + R_T} \right)^2 \right]}$$

donde S es el flujo estelar, R el radio del exoplaneta, S_T es el flujo solar en la Tierra y R_T es el radio de la Tierra. Esta expresión se suele utilizar para planetas detectados por el método de tránsito, donde se conoce sólo el radio del planeta. En caso de conocer la relación Masa-Radio del sistema, también podríamos aplicarla a planetas detectados por velocidad radial, donde se conoce la masa del planeta. Aplicando esta formulación, podemos representar los exoplanetas tal y como se muestra en la *Figura 2* con los datos del catalogo PHL.

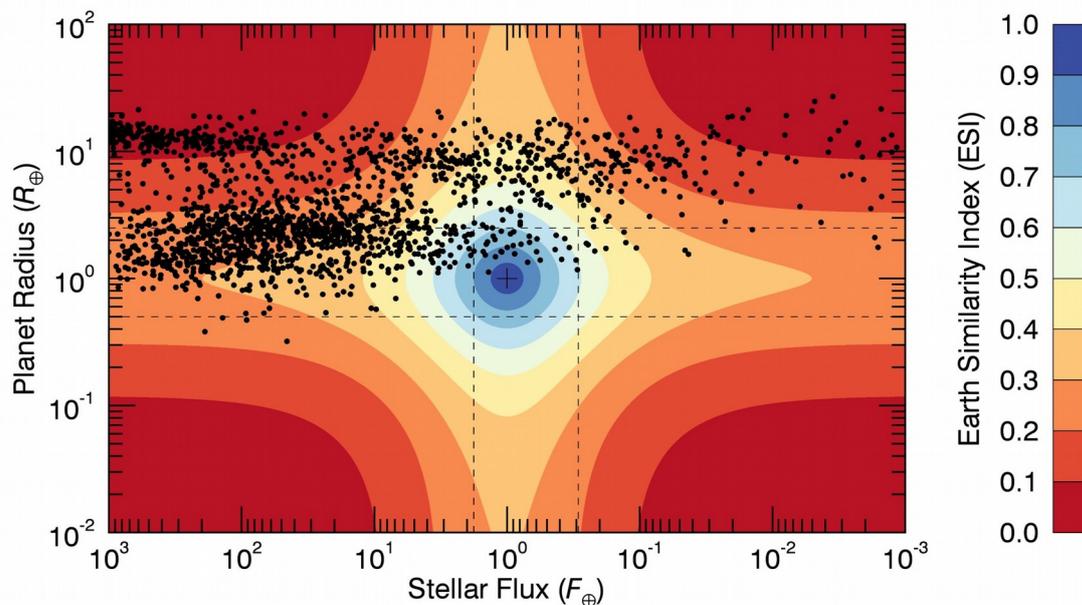


Figura 2. Representación de los exoplanetas según su ESI (S, R). Los puntos negros representan planetas conocidos. Las líneas discontinuas verticales encierran la HZ para estrellas similares al Sol. La línea discontinua horizontal encierra 0.5 a 2.5 radios terrestres.

3. <http://phl.upr.edu/projects/habitable-exoplanets-catalog>

Además, si conocemos más información del exoplaneta como su radio, densidad, velocidad de escape y temperatura superficial, podemos obtener expresión general con la combinación de diferentes parámetros (Schulze-Makuch et al. 2011). Esta expresión es:

$$(4) \quad ESI = \prod_{i=1}^n \left(1 - \left| \frac{x_i - x_{i0}}{x_i + x_{i0}} \right|^{w_i}\right)^n$$

donde x_i es la propiedad del planeta, x_{i0} esa misma propiedad con los valores de la Tierra, w_i un factor de peso de la propiedad y n el número de propiedades que se están teniendo en cuenta. Según esta expresión, un valor de $ESI > 0.8$ significa un planeta probablemente rocoso y que soporta una atmósfera templada, un valor de ESI entre 0.6 y 0.8 significaría que el planeta podría ser habitable, ya que la habitabilidad depende de muchos otros factores.

1.5. Métodos de detección

Como ya se ha ido adelantando anteriormente, existen multitud de métodos que permiten la detección de un exoplaneta. El bajo brillo que tienen los exoplanetas unido al alto brillo que produce la estrella anfitriona hacen que la observación directa del exoplaneta sea muy difícil, por lo que los métodos de detección son generalmente indirectos y en muy pocos casos podremos ver directamente el exoplaneta que hemos detectado.

El hecho de encontrar un exoplaneta por uno de estos métodos no implica que se considere como tal. Para considerar que tenemos un exoplaneta debemos “confirmarlo” y para ello el modo estándar es detectarlo por otra técnica diferente a la primera. También se puede ayudar a confirmar el descubrimiento de un exoplaneta usando otro telescopio, generalmente espacial. Con esto además es posible ayudar a caracterizarlo o encontrar otros planetas adicionales alrededor de la misma estrella. Entonces, si el planeta es detectado por el mismo método pero por dos telescopios diferentes y además las técnicas estadísticas le asignan probabilidades mayores del 99% de que se trate de un exoplaneta y no de otro tipo de objeto (como por ejemplo, una estrella compañera), entonces se dice que el planeta está “validado” en vez de “confirmado”.

1. Tránsitos

Este es el método en el que se basa este trabajo y además es el que mayor número de detecciones produce. Este método está basado en información fotométrica de la estrella: cuando un planeta pasa por delante de su estrella, estando ambos en nuestro plano de visión, atenúa la luz de ésta en una pequeña proporción (en el mejor de los casos de un 1 o 2%), produciendo una caída en el brillo de la estrella que puede ser observada en su curva de luz y que depende del tamaño relativo de la estrella y el planeta. Del mismo modo, cuando el planeta pasa por detrás de la estrella se produce lo que se denomina como *Tránsito secundario*, ya que perdemos la contribución del brillo del planeta, aunque ésta será mucho menor que la del tránsito principal. Podemos ver un esquema de este método en la *Figura 3*. Mediante este método se puede calcular el tamaño del exoplaneta siempre que sea conocido el de la estrella. Además, tras la detección de varios tránsitos y de la separación entre ellos se puede deducir el periodo orbital del planeta y de éste si está más o menos lejos de la estrella, ya que cuanto más lejos está el planeta, más tiempo tarda en orbitar y pasar por delante de la estrella. Finalmente, en el caso de sistemas con varios planetas, observaremos como se complica la curva de luz, ya que es posible que se combinen varios tránsitos al mismo tiempo.

Por otro lado, este método nos puede dar información para caracterizar la atmósfera del planeta o su temperatura, ya que cuando se produce el tránsito, parte de la luz de la estrella atraviesa la atmósfera, por lo que analizando sus colores y su espectro podemos averiguar datos sobre su composición.

Este método presenta dos desventajas principales: La primera es que es necesario que la órbita del planeta este alineada con la línea de visión del observador. Alrededor del 10% de los planetas con órbitas pequeñas tiene esta alineación, siendo menor este porcentaje para órbitas mayores. Esto implica que no podemos asegurar que no exista un sistema planetario entorno a una estrella sin tránsitos. Y la segunda desventaja es que la tasa de falsas detecciones es bastante alta, por ejemplo en la misión Kepler podría ser de entorno al 40% en los sistemas con un solo planeta. Estas falsas detecciones se producen en tres escenarios: sistemas múltiples, sistemas eclipsantes rasantes y tránsitos producidos por estrellas de tamaño planetario (enanas marrones o enanas M). Esto hace necesario que se utilice otro método para

confirmar el descubrimiento, que suele ser por lo general el método de velocidad radial. Otra desventaja, la cual nos afectará directamente en este trabajo, es que el tránsito puede ser afectado por la actividad de la estrella.

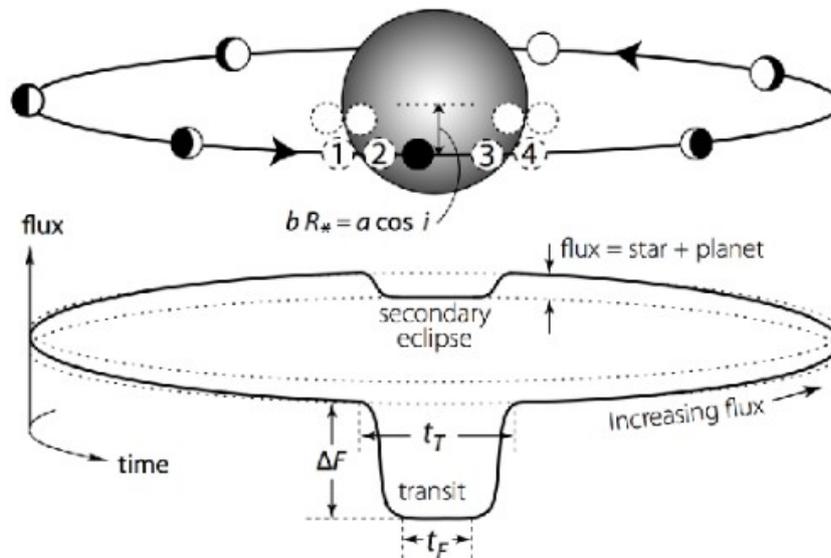


Figura 3 Esquema del método de tránsitos donde se representa tanto el tránsito principal como el secundario. Podemos ver también algunos de los parámetros que se obtienen de éste como la profundidad de tránsito (ΔF), su duración total (t_T) y la duración del tránsito cuando el exoplaneta está totalmente sobre la estrella (t_F).

Cuando trabajamos con datos obtenidos para el método de tránsitos estamos usando valores fotométricos de la estrella, valores de flujo en el tiempo, es decir, lo que se denomina como *Curva de luz*. En la Figura 3 del apartado anterior podemos ver una simplificación teórica de como es esta curva en caso de un tránsito principal y secundario, y tenemos los parámetros básicos que se pueden obtener directamente de él: la profundidad de tránsito (ΔF), su duración total (t_T) y la duración del tránsito cuando el exoplaneta está totalmente sobre la estrella (t_F). En la Figura 4 se muestra un tránsito real del exoplaneta HD 209458b, a la izquierda para datos obtenidos desde la Tierra con el telescopio STARE y a la derecha obtenidos con el telescopio espacial Hubble (HST). Puede verse claramente el efecto de la distorsión atmosférica en la curva de luz tomada desde tierra. Estas curvas de luz suelen tener muchos días de duración, que en el caso de los telescopios espaciales, lo normal es tener curvas de luz continuas (sin cortes por ser de día), mientras que los telescopios en tierra si tienen esta discontinuidad, ya que sólo pueden observar por las noches, y, dependiendo del objeto, sólo en algunas épocas del año. Este segundo caso es el nuestro, con el instrumento MuSCAT2 situado en tierra sólo tendremos datos de ciertas noches, que en su mayoría no tiene ni por que ser consecutivas. Cuando detectamos un tránsito al analizar la curva de luz, normalmente se necesita identificar al menos tres tránsitos en total para confirmar que existe el tránsito planetario.

Ahora vamos a trabajar con los parámetros obtenidos durante el tránsito para obtener alguna de las características del exoplaneta, todas en función de éstos: ΔF , t_T y t_F . Para los siguientes cálculos hemos requerido los siguientes supuestos (Seager & Mallén-Ornelas 2003):

1. La órbita del planeta es circular.
2. $M_p \ll M_s$ y el compañero es oscuro en comparación con la estrella central.
3. La relación masa-radio de la estrella es conocida.
4. La luz proviene de una sola estrella, en lugar de dos o más estrellas combinadas.

Y exige que la curva de luz cumpla ciertas condiciones:

-Los eclipses tienen fondos planos, lo que implica que el compañero está completamente superpuesto en el disco de la estrella central.

-El período puede derivarse de la curva de luz (por ejemplo, los dos eclipses observados son consecutivos).

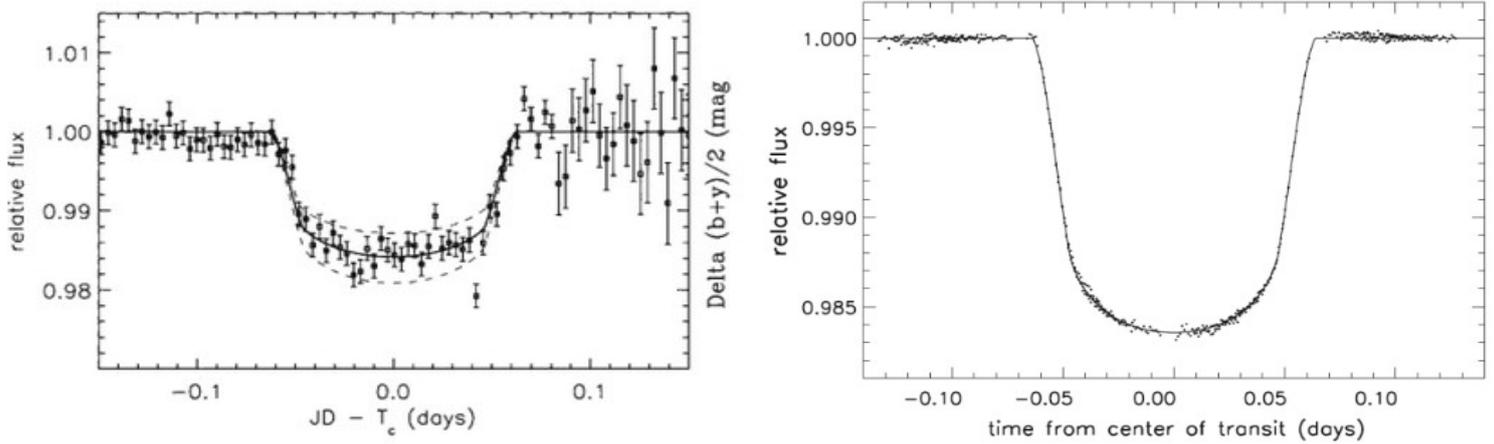


Figura 4. Curva de luz del tránsito para el exoplaneta HD 209458b. Izquierda: Tomada por el telescopio STARE, obtenida por Charbonneau et al (2000). La línea discontinua muestra como sería el tránsito para un planeta un 10% más pequeño o grande en radio. Derecha: Tomada por el HST, obtenida por Brown et al. (2001) con una precisión de $1.1 \cdot 10^{-4}$

Para describir completamente la curva de luz de un tránsito hacemos uso de cinco ecuaciones, tres de ellas (ecuaciones (7), (8) y (9)) describen la geometría del tránsito en función de los parámetros comentados anteriormente y del semieje mayor de la orbita, a , y el periodo del tránsito, P , y las otras dos (ecuaciones (10) y (11)) son relaciones físicas conocidas: la tercera ley de Kepler y la relación estelar masa-radio.

Empezamos con las ecuaciones geométricas. La primera de estas ecuaciones relaciona la profundidad del tránsito, ΔF , con la relación de radios planeta-estrella:

$$(7) \quad \Delta F \equiv \frac{F_{no\,transit} - F_{transit}}{F_{no\,transit}} = \left(\frac{R_p}{R_s}\right)^2$$

La forma del tránsito, descrita por la relación entre el tiempo de tránsito "lleno" (t_f) y el tiempo de tránsito total (t_T):

$$(8) \quad \frac{\sin(t_f \pi/P)}{\sin(t_T \pi/P)} = \frac{[1 - (R_p/R_s)]^2 - [(a/R_s) \cos i]^2}{[1 + (R_p/R_s)]^2 - [(a/R_s) \cos i]^2}^{1/2}$$

Y por último, la duración total del tránsito:

$$(9) \quad t_T = \frac{P}{\pi} \arcsin\left(\frac{R_s}{a} \left\{ \frac{[1 + (R_p/R_s)]^2 - [(a/R_s) \cos i]^2}{1 - \cos^2 i} \right\}^{1/2}\right)$$

Por otro lado, tenemos las ecuaciones que describen la física del tránsito, la tercera ley de Kepler:

$$(10) \quad P^2 = \frac{4\pi^2 a^3}{G(M_s + M_p)}$$

y la relación estelar masa-radio:

$$(11) \quad R_s = k M_s^x$$

donde k es un coeficiente constante para cada tipo de estrella (secuencia principal, gigante, enana, etc) y x describe la ley de potencia para cada tipo de estrella (por ejemplo, $x \approx 0.8$ para las estrellas FGK de la secuencia principal; Cox 2000).

Con todo esto, obtenemos las distintas características del sistema. Empezamos con la relación de radio planeta-estrella, que se deriva rápidamente de la ecuación (7):

$$(12) \quad \frac{R_p}{R_s} = \sqrt{\Delta F}$$

Obtenemos también el parámetro de impacto, b , definido como la distancia proyectada entre el planeta y la estrella centrada en la duración media del tránsito. Para ello, derivamos directamente de la ecuación (8) y la anterior:

$$(13) \quad b \equiv \frac{a}{R_s} \cos i = \left\{ \frac{(1 - \sqrt{\Delta F})^2 - [\sin^2(t_f \pi/P) / \sin^2(t_T \pi/P)] (1 + \sqrt{\Delta F})^2}{1 - [\sin^2(t_f \pi/P) / \sin^2(t_T \pi/P)]} \right\}^{1/2}$$

De la ecuación para la duración total del tránsito (9) podemos obtener directamente la “escala del sistema” definida como:

$$(14) \quad \frac{a}{R_s} = \left\{ \frac{(1 + \sqrt{\Delta F})^2 - b^2 [1 - \sin^2(t_T \pi / P)]}{\sin^2(t_T \pi / P)} \right\}^{1/2}$$

Y por último, podemos obtener la densidad de la estrella a partir de la ecuación anterior y la tercera ley de Kepler:

$$(15) \quad \rho_s \equiv \frac{M_s}{R_s^3} = \left(\frac{4 \pi^2}{P^2 G} \right) \left\{ \frac{(1 + \sqrt{\Delta F})^2 - b^2 [1 - \sin^2(t_T \pi / P)]}{\sin^2(t_T \pi / P)} \right\}^{3/2}$$

La relación estelar masa-radio se utilizará en caso de no conocer la masa de la estrella, sustituyendo en estas ecuaciones y obteniendo así modelos para los diferentes tipos de estrella o una aproximación a nuestro caso. Por último, se podría hacer una última suposición si consideramos que $R_s \ll a$, que es equivalente a decir que $t_T \pi / P \ll 1$ y que implicaría que $\cos i \ll 1$. Tener en cuenta esta suposición nos llevaría a hacer las aproximaciones de que $\sin(t_T \pi / P) / \sin(t_T \pi / P) \approx t_T / t_T$, que causa una variación entorno al 4% respecto a el valor exacto, y $1 - \sin^2(t_T \pi / P) \approx 1$, con una variación del 2.5%. Aplicando esto a las ecuaciones anteriores obtendríamos para (8):

$$(16) \quad \left(\frac{t_F}{t_T} \right)^2 = \frac{(1 - R_p / R_s)^2 - [(a / R_s) \cos i]^2}{(1 + R_p / R_s)^2 - [(a / R_s) \cos i]^2}$$

Y la ecuación (9) sería ahora:

$$(17) \quad t_T = \frac{P R_s}{\pi a} \sqrt{\left(1 + \frac{R_p}{R_s}\right)^2 - \left(\frac{a}{R_s} \cos i\right)^2}$$

Mientras que el resto de fórmulas quedarían igual que la formulación exacta anterior.

La probabilidad de que observemos un tránsito en un planeta con una órbita excéntrica viene dada por (Barnes 2007):

$$(18) \quad p = \left(\frac{R_s \pm R_p}{a} \right) \left(\frac{1}{1 - e^2} \right)$$

donde el \pm depende de si queremos contar tránsitos rasantes, que son más complicados de detectar. Probando algunos números para el caso de nuestro Sistema Solar obtenemos una probabilidad del 10% de encontrar un tránsito de Júpiter calientes, 0.09% de Júpiteres normales y un 0.5% de que pase con la Tierra. Esto significa, por ejemplo, que por cada Júpiter caliente con tránsito descubierto, hay al menos 10 que no producirán tránsito.

Por otro lado tendríamos los eclipses secundarios, los cuales nos dan información adicional del exoplaneta, ya que con él medimos una combinación de la luz reflejada junto con la emisión térmica de cuerpo negro del propio exoplaneta. Esta luz reflejada viene dada por:

$$(19) \quad \frac{f_p(\lambda)}{f_s(\lambda)} = p(\lambda) \left(\frac{R_p}{a} \right)^2 + \frac{B(\lambda, T_{\text{día},p})}{(\lambda, T_{\text{brillo},s})} \left(\frac{R_p}{R_s} \right)^2$$

El primer término es el componente de la luz reflejada, donde $p(\lambda)$ es el Albedo geométrico, y el segundo término es la contribución del cuerpo negro, donde $B(\lambda, T_{\text{día},p})$ es la emisión de cuerpo negro a la temperatura del lado diurno del planeta y $B(\lambda, T_{\text{brillo},s})$ a la temperatura de brillo de la estrella.

También podríamos calcular la temperatura de equilibrio si ignoramos posibles fuentes internas de energía del exoplaneta, mediante la expresión:

$$(20) \quad T_{eq} = T_s \left(\frac{R_s}{2a} \right)^{1/2} [f(1 - A_B)]^{1/4}$$

donde A_B es el Albedo de Bond, la fracción del flujo incidente, en todas las longitudes de onda, que es reflejado, que haremos que sea nulo para obtener límites superiores, y f es un factor para describir la eficiencia de la circulación atmosférica: Si el planeta reemite el flujo incidente de manera isotrópica (tanto el lado diurno como nocturno), $f=1$, y si reemite sólo desde el lado diurno, $f=2$.

Si medimos la profundidad del eclipse secundario en función de la longitud de onda estaríamos obteniendo “espectros” de baja resolución del lado diurno del planeta (e.g. Charbonneau et al. 2008). Con esto podríamos hacer un mapeado de la superficie de un exoplaneta (ver e.g. Majeau, Agol & Cowan, 2012). Además, midiendo cómo va incrementando el flujo entre el tránsito y el eclipse secundario podemos deducir la distribución de brillo en la superficie (o atmósfera) del exoplaneta.

Otro de los aspectos más interesantes es la Espectroscopia de transmisión, técnica por la cual se obtiene el espectro del exoplaneta mediante la luz de la estrella que atraviesa su atmósfera en el momento del tránsito, lo cual se compara con la luz emitida por la estrella y el planeta justo antes de que éste se oculte tras la estrella en el eclipse secundario. Mediante la combinación de estas dos medidas se intenta restringir los parámetros de los modelos atmosféricos. Esta técnica es ideal para estudiar las capas superiores de la atmósfera cuando estamos en el tránsito y las capas bajas cuando estudiamos el eclipse secundario. Se han encontrado evidencias de nubes, absorciones de elementos como el sodio y el potasio, algunas moléculas como agua, metano o CO, e, incluso, algunas neblinas que causan Dispersión Rayleigh.

Uno de los objetivos principales de esta técnica son los Júpiteres calientes ya que estos son más fáciles de obtener el espectro, mientras que los planetas de menor tamaño es un reto para el futuro. Algunos de los resultados obtenidos con esta técnica son, por ejemplo, la detección de nubes mediante 15 tránsitos en la estrella GJ1214 con el HST, o la determinación del contenido de agua atmosférico del Júpiter caliente WASP-43b, también mediante el HST, o la medida del doblete de sodio de la atmósfera del exoplaneta HD189733b gracias a la espectroscopia de alta resolución con HARPS (Wyttenbach et al. 2015).

Finalmente, mediante la técnica de tránsitos fotométricos se pueden detectar otros pequeños efectos que nos pueden caracterizar el exoplaneta: mediciones del achatamiento del planeta, la detección de alguna luna o anillos del planeta (e.g. Brown et al. 2001), obtención de medidas de la rotación del exoplaneta o variaciones elipsoidales (deformaciones de la estrella por efectos de marea)

2. Velocidad Radial

Este es el segundo método con más detecciones después del de tránsitos, siendo también el más utilizado para realizar confirmaciones de otros métodos, siendo el más productivo hasta el año 2012 con el lanzamiento de la misión Kepler y sus detecciones por tránsitos. Consiste en que cuando un planeta orbita sobre su estrella, produce que ésta se mueva ligeramente en su pequeña órbita debido a la gravedad del planeta, produciendo variaciones en la velocidad con la que la estrella se mueve respecto a la Tierra, es decir, se producen variaciones en la velocidad radial, la cual se puede deducir del desplazamiento en las líneas espectrales de la estrella por efecto Doppler no relativista. Es necesario espectrógrafos de muy alta resolución espectral (50000-100000) para aplicar este método. El método de velocidad radial mide estas variaciones para confirmar la presencia de un planeta.

Este método permite encontrar fácilmente planetas masivos cercanos a sus estrellas y planetas terrestres en órbitas muy pequeñas entorno a estrellas de baja masa. Es más fácil detectar planetas alrededor de estrellas de baja masa debido a que el tirón gravitatorio es relativamente mayor y a que para las estrellas de la secuencia principal giran relativamente más lento, por lo general. Para estrellas más masivas, es más fácil detectar un planeta si la estrella ha abandonado la secuencia principal, ya que después de esto se ralentiza la rotación de la estrella.

Este método también puede provocar falsas señales, sobretodo en sistemas con múltiples estrellas o múltiples planetas. También puede verse afectado por campos magnéticos y la actividad estelar, dando señales falsas. En estos casos, se pueden eliminar analizando la estabilidad de la señal del sistema planetario, la fotometría de la estrella y conociendo su periodo de rotación y de su ciclo de actividad estelar. Otro factor que afecta a la señal es la inclinación de la órbita planetaria, produciendo señales más difíciles de detectar cuando la órbita está muy inclinada respecto a la línea de visión. Sin embargo, una de las ventajas de este método es que podremos medir directamente la excentricidad de la órbita, aunque una de las mayores desventajas es que solo podremos estimar una masa mínima del planeta, ya que ésta dependerá de la inclinación de la órbita ($M_p \cdot \sin i$). Por eso, utilizándolo de manera conjunta con los tránsitos podemos calcular la masa verdadera del planeta. Existe el caso de que se pueda distinguir las líneas espectrales del planeta, por lo que podríamos calcular su velocidad radial (primera vez conseguido con CRILES en 2010 para la estrella HD 209458, aunque hay una detección tentativa anterior en Tau Bootis por Collie-Cameron et al. 1999), con esto la inclinación del planeta y así calcular finalmente

la masa del planeta, pero para ello la estrella tiene que ser relativamente brillante y el planeta reflejar o emitir mucha luz (Rodler, F. et al. 2012). Otra de las desventajas es que hay que observar las estrellas una por una, necesitando muchas medidas para poder medir la órbita de cada exoplaneta.

Como se ha dicho antes, este método se basa en el desplazamiento Doppler no relativista ($\Delta\lambda/\lambda = v/c$). Pero una única línea espectral no permite alcanzar las precisiones necesarias para detectar un exoplaneta, por lo que se combina la información de miles de líneas de absorción para formar la *Función de Correlación cruzada* (Griffin 1967; Baranne 1996), definida como:

$$(5) \quad CCF(v) = \sum_i A[\lambda(i)] \cdot M[\lambda(i)(1+v/c)]$$

donde $A[\lambda(i)]$ es la intensidad del espectro en la longitud λ y M es una máscara binaria, desplazada por el efecto Doppler de una velocidad v . Mediante el ajuste de una gaussiana a esta CCF podemos medir el desplazamiento Doppler. Para ello, primero hay que partir de un espectrógrafo muy estable y llevar a cabo una calibración precisa, que se hace mediante celdas de gases y lámparas de ThAr, y por último corregir algunas contribuciones externas: rotación y traslación de la Tierra, perturbaciones debidas a otros cuerpos del Sistema Solar, el enrojecimiento gravitacional, el movimiento de la estrella (efecto de proyección, Dravins et al. 1999) y otros efectos instrumentales no corregidos. Con todo esto se llega a alcanzar precisiones por debajo de 1 m/s. Una vez obtenida la medida de la velocidad radial, aplicamos la fórmula propia de este método, deducida de la tercera ley de Kepler para órbitas absolutas:

$$(6) \quad K = \frac{28.4 \text{ ms}^{-1}}{(1-e^2)^{1/2}} \left(\frac{P}{1 \text{ yr}}\right)^{-1/3} \left(\frac{M_p \sin i}{M_J}\right) \left(\frac{M_S}{M_\odot}\right)^{-2/3}$$

donde K es la semiamplitud de la velocidad radial, e la excentricidad, P el periodo y M_\odot la masa solar. Por tanto, conocidos los parámetros propios de la estrella, seremos capaces de calcular una cota inferior a la masa del planeta, tal y como habíamos comentado antes.

3. Microlentes gravitacionales

Éste es el tercer método con mayor número de detecciones. Consiste en aprovechar el efecto de lente gravitacional, por el cual el campo gravitacional de un cuerpo actúa como lente magnificando la luz de una estrella de fondo brillante. La lente sería el sistema de la estrella con su planeta respecto a otra estrella más alejada, que es la magnificada, y que estén alineadas. Si la estrella que hace de lente tiene un planeta, éste también contribuirá a la magnificación con su campo gravitacional ya que aunque sea mucho menor, sus efectos se pueden percibir. Podemos ver un esquema de esto en la *Figura 5*. Dado que este efecto requiere una alineación muy improbable, se monitorean gran cantidad de estrellas distantes. Se han observado más de mil eventos de este tipo en los últimos diez años. Alguno de los eventos observados son producidos por “planetas aislados”, que no orbitan una estrella, los cuales dejan causar un evento muy rápido de microlente, pero que puede ser detectado, dándonos una idea de cómo de comunes son estos planetas.

A diferencia de los otros métodos, los cuales tienen un sesgo de detección hacia planetas con órbitas más pequeñas (o más grandes en caso de la Imagen directa), este método es más sensible a la detección de planetas alrededor de 1 a 10 AU en estrellas similares al Sol, siendo de especial interés para el estudio de modelos de formación planetaria los encontrados más allá de la “snowline”. Además, es más fructífero para los planetas encontrados entre la Tierra y el centro de la galaxia, ya que en el centro galáctico tendremos gran cantidad de estrellas de fondo. Un evento de microlente activa una “alarma” que dura típicamente varias decenas de días, en los que se intenta observar desde diversos telescopios.

Como mayor desventaja tenemos que este efecto no suele volver a repetirse, ya que es casi imposible que pueda volver a producirse la misma alineación. Otras desventajas son, por ejemplo, que como los planetas detectados estarán más alejados de la estrella, será muy difícil confirmarlos mediante otros métodos. Otro factor en contra es que sólo podemos determinar la masa del planeta en relación con la masa de su estrella, la distancia de la lente y la separación estrella-planeta proyectada.

Como ventajas principales tiene que permite detectar planetas de baja masa (hasta masas como la de Marte en proyectos futuros como WFIRST), planetas en órbitas más grandes, planetas con periodos orbitales demasiado largos para los métodos de tránsito y velocidad radial, y planetas alrededor de estrellas muy distantes.

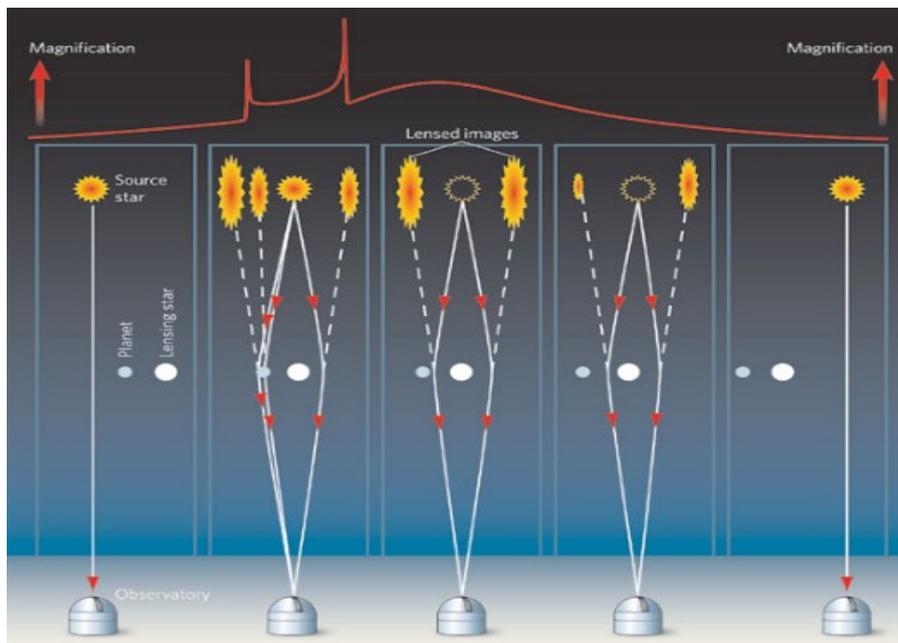


Figura 5. Esquema del método de microlentes gravitacionales. Se observa el efecto que tiene sobre la curva de magnificación la configuración del sistema planetario que funciona como lente.

4. Imagen directa

Este método consiste básicamente en obtener una imagen directa del exoplaneta, sin recurrir a medidas indirectas. Como se puede imaginar, este método tiene muchísima complejidad, ya que los planetas son fuentes de luz muy tenues en comparación con la de su estrella, por lo que su luz tiende a perderse entre la de la estrella. Lo más fácil es obtener imágenes de sistemas cercanos a nosotros, con un planeta especialmente grande (mayor que Júpiter), bastante separado de su estrella y que esté caliente para que emita en radiación infrarroja de forma más intensa. Por lo tanto se busca que haya un alto contraste entre estrella-planeta. Además, funciona mejor cuando el planeta orbita “de cara” a nosotros, al contrario que el resto de métodos, ya que en este tipo de órbitas el planeta es observable durante toda ella. Se suele enfocar a dos objetivos: Estrellas jóvenes cercanas, donde sus planetas son jóvenes y autoluminosos al estar contrayéndose, donde además si la estrella es tipo M tardío estos planetas emitirán en H α en el cual se produce un contraste mayor que en visible o infrarrojo (Close et al. 2014), y para estrellas con planetas conocidos y de muy largo periodo. También se pueden encontrar “planetas aislados” a través de imágenes directas.

Ante las dificultades, el método se apoya en algunas técnicas que ayudan a mejorar la señal recibida:

1. *Óptica activa*: El espejo primario se controla por un sistema de controladores que corrigen las deformaciones de éste inducidas por la gravedad.
2. *Óptica adaptativa*: Técnica que permite contrarrestar los efectos provocados por las turbulencias atmosféricas mediante un espejo deformable que corrige alguna perturbación del frente de onda.
3. *Coronografía*: Se utilizan máscaras estratégicamente situadas para eliminar la luz proveniente de la estrella. Hay distintos tipos: Interferométricos, de apodización de pupila o de Lyot con máscaras de amplitud o de fase. En la Figura 5 se muestra la imagen de cuatro exoplanetas junto a su estrella, oculta por coronografía.
4. *Interferometría de anulación*: Se crean interferencias destructivas entre las pupilas de dos telescopios o de dos sub-aperturas de un único telescopio, para la estrella “en eje”, mejorando así el contraste.

Con este método sólo se pueden dar restricciones de la masa del planeta, que se derivan de la edad de la estrella y de la temperatura del planeta, y en algunos casos se pueden dar límites al radio del planeta en función de la temperatura, su brillo aparente y su distancia a la Tierra. Se puede usar también para medir con precisión la órbita del planeta alrededor de su estrella. Y por otro lado, el espectro emitido por el planeta puede estar separado del de la estrella, facilitando así la determinación de su temperatura y su composición química del planeta.

5. Astrometría

Es el método más antiguo para la búsqueda de exoplanetas. Consiste en medir con gran precisión la posición de una estrella en el cielo y observar como cambia con el tiempo. La órbita de un planeta puede hacer que la estrella se tambalee en el espacio en relación con las estrellas cercanas. Se basa en el mismo principio que el método de velocidad radial, pero midiendo los cambios de posición aparentes de la estrella en el cielo. La estrella y su planeta orbitan alrededor del centro de masas mutuo, pero la órbita de la estrella es mucho menor, encontrándose dentro del radio de la misma. Por esto, es más fácil encontrar planetas alrededor de estrellas de baja masa. Para llevar a cabo este método se toman una serie de imágenes de una estrella junto con algunas de su alrededor y para cada imagen se comparan las distancias entre las distintas estrellas de referencia y la estrella que se está estudiando, analizando el movimiento y buscando signos de la existencia de un planeta. Desafortunadamente, estos cambios de posición son tan pequeños y las distorsiones, tanto atmosféricas como sistemáticas, son tan grandes que no se pueden obtener mediciones suficientemente precisas por lo que es mejor realizar estas mediciones con telescopios espaciales como la de Gaia.

Como ventaja de la astrometría tenemos que es más sensible a los planetas con órbitas grandes, por lo que es complementario a otros métodos sensibles a órbitas pequeñas. Sin embargo, se requieren tiempos de observación muy largos, de años e incluso décadas, ya que al ser planetas muy lejanos a su estrella, tardarán mucho en completar su órbita. Es más fácil detectar planetas que se encuentren en torno a sistemas binarios, ya que perturban las órbitas de ambas, pero necesitan observaciones de seguimiento para identificar alrededor de que estrella está orbitando.

Además de estos métodos, hay otros que se conocen con el nombre de Timing Methods o Métodos de Variación de Tiempo, que están relacionados generalmente con cambios temporales de alguna magnitud:

6. Variación del Tiempo de Tránsito (Transit Timing Variations, TTV)

La interacción dinámica del planeta que transita con otros planetas del sistema causa que los tránsitos no ocurran en el momento previsto, tal y como se muestra en la *Figura 6*. Podemos estudiar estas desviaciones para determinar los parámetros del planeta que perturba la órbita e incluso medir su masa. Si los planetas están en órbitas resonantes, este efecto será mucho mayor, permitiendo teóricamente medir la masa de planetas del tamaño de la Tierra. Es más útil en sistemas alejados del Sol, donde el método de velocidad radial no puede detectarlos debido a la baja señal/ruido. Sirve también para detectar planetas adicionales a los encontrados por el método de tránsito, pudiendo ser planetas que no producen ningún tránsito. Es más fácil de detectar estas variaciones en el tiempo de tránsito si los planetas tienen órbitas cercanas o uno de ellos es más masivo que el otro. Estas variaciones también pueden ser causadas por una exoluna del planeta o incluso por la propia relatividad general como en el caso de la precesión de planetas en órbitas elípticas como en el caso de Mercurio.

El principal inconveniente es que no se puede aprender mucho del planeta detectado, pudiendo determinar sólo una masa máxima o, como mucho, confirmar la masa del objeto.

La primera detección de un planeta que no estaba en tránsito mediante TTV se realizó con la misión Kepler: El tránsito del planeta Kepler-19b tenía una variación de unos cinco minutos en un periodo de unos 300 días, indicando así la presencia de un segundo planeta, Kepler-19c.

7. Modulación del brillo orbital (Orbital Brightness Modulation, OBM)

Basado en que cuando tenemos un planeta muy pesado que orbita cerca de una estrella, es posible que este distorsione la forma de la estrella de una manera regular. Cuando esto sucede, se modifica el área de la estrella vista desde la Tierra, provocando una variación del brillo de la estrella de forma regular, lo cual indica la presencia de un planeta.

Esto se ha medido para varios planetas conocidos, pero los primeros planetas descubiertos por este efecto son Kepler-70b y Kepler-70c. El primer descubrimiento de este tipo fue Kepler-76b por Faigler et al. (2013).

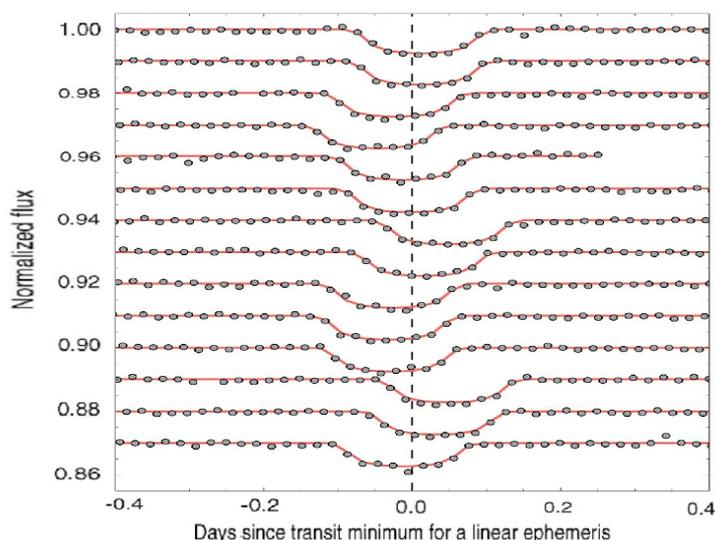


Figura 6. Representación de un tránsito afectado por otro planeta del sistema. La línea discontinua central señala donde debería estar el tránsito en condiciones normales, pudiendo verse como ninguno de ellos se ajusta a ella

8. Variación del Tiempo del Púlsar (Pulsar Timing, PT)

Este método se centra en el caso de púlsares, estrellas de neutrones que emiten señales de radio de forma extremadamente regular a medida que giran. Como esta señal por rotación es tan regular, puede notarse pequeñas anomalías en el tiempo en que se emiten estos pulsos de radio, ya que, al igual que cualquier otra estrella, la existencia de un planeta podría variar ligeramente su órbita. El análisis de las variaciones del tiempo del pulso pueden revelar parámetros de la órbita del planeta.

Hay dos desventajas principales: los púlsares son relativamente raros y se requiere circunstancias especiales para que un planeta se forme alrededor de él. Por esto, es poco probable que se encuentre un gran número de planetas de esta manera. Además, en los planetas que se encuentren sería muy poco probable que surgiera vida, debido a la alta intensidad de radiación ambiental producida por el púlsar.

Éste fue el método utilizado por Wolszczan y Frail para descubrir el primer planeta, que casualmente fue alrededor del púlsar PSR 1257+12, siendo la primera confirmación de un planeta fuera de nuestro Sistema Solar.

Como se ha dicho, han sido confirmados hasta el momento más de cuatro mil exoplanetas, además de haber otros casi cuatro mil candidatos a exoplaneta por parte de la NASA. En la Figura 7 se presenta un mapa de donde están representados estos exoplanetas según su localización en nuestra galaxia. De estos exoplanetas confirmados, tenemos que la mayoría de ellos se han descubierto por cuatro métodos principalmente: Tránsitos (3112 planetas, 77.0%), Velocidad radial (762 planetas, 18.9%), Microlentes (78 planetas, 1.9%) y Imagen directa (47 planetas, 1.2%). El resto de métodos tienen una contribución menor: TTV (18 planetas, 0.45%), OBM y PT (6 planetas, 0.15%) y Astrometría (1 planeta, 0.02%).

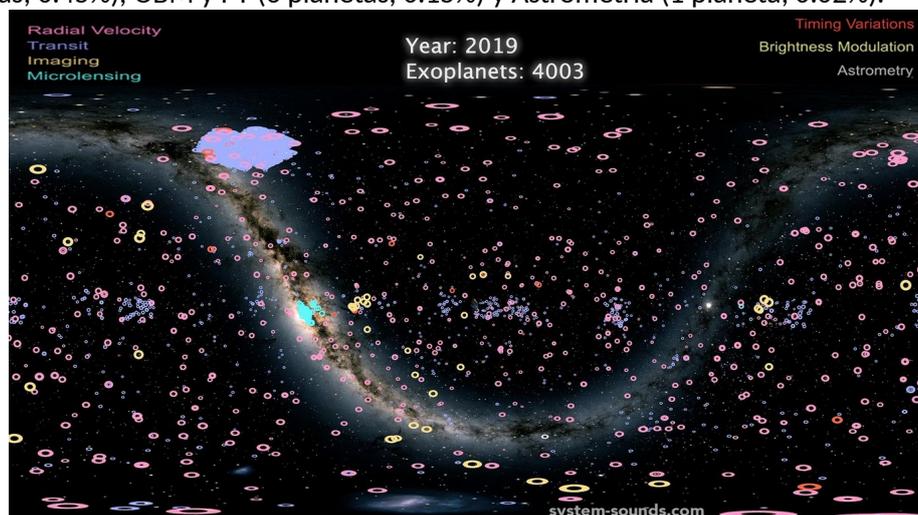


Figura 7. Las posiciones de todos los exoplanetas conocidos hasta el 13 de junio de 2019. Este es un mapa del cielo completo con el plano de la órbita de la Tierra alrededor del Sol a lo largo de la horizontal.

Capítulo 2.

Motivaciones y objetivos.

Este capítulo recoge los proyectos que han trabajado o están trabajando en el descubrimiento de nuevos exoplanetas, recalando los que se centran en el estudio de exoplanetas en enanas tipo M mediante tránsito, y se definen los objetivos buscados durante la realización de este trabajo.

2.1 Proyectos de exoplanetas.

El descubrimiento de nuevos exoplanetas es un campo que en los últimos años ha tenido un gran avance, con multitud de proyectos en tierra y misiones espaciales enfocados en él. Vamos a dar un rápido vistazo a todos estos proyectos y misiones que se han realizado hasta el momento.

- Proyectos en tierra:

La mayoría de los proyectos en tierra para la búsqueda de exoplanetas se hacen mediante el método de velocidad radial, un número alto para el método de tránsitos, una pequeña parte mediante imagen directa y muy pocos mediante métodos como polarimetría (*PlanetPol* o *ZIMPOL/CHEOPS*), TTV (*HEK*, enfocado en exolunas) y microlentes gravitacionales (*MicroFUN* o *MOA*). Además, hay un par de proyectos que están enfocados no en la búsqueda de exoplanetas, si no en la caracterización de sus atmósferas: *NESSI* (New Mexico Exoplanet Spectroscopic Survey Instrument) que trabaja con espectroscopia de tránsito y *CARMENES* (Calar Alto high-Resolution search for M dwarfs with Exoearths with Near-infrared and optical Echelle Spectrographs) cuyo objetivo principal es la búsqueda de planetas rocosos entorno a estrellas M mediante velocidad radial, pero se está utilizando muy intensamente para la caracterización de atmósferas debido a que trabaja con un espectrógrafo de alta resolución. Ambos proyectos están activos en la actualidad.

Proyectos que trabajen con el método de tránsito también hay un gran número, entre los que podríamos incluir el instrumento en el que se basa este trabajo, *MuSCAT2*, por lo que vamos a detenernos un poco más en estos. Alguno de los proyectos ya están fuera de uso, como es el caso del proyecto *TrES*, una red de tres telescopios de pequeña apertura, entre los que se encontraba *STARE* situado en el Observatorio del Teide, y que descubrió 5 exoplanetas. En la actualidad, aún siendo menos numerosos que los proyectos por velocidad radial, la mayoría de descubrimiento se han realizado mediante tránsito, siendo los proyectos que más descubrimientos han proporcionado *SuperWASP* (*WASP*) con 157 exoplanetas y *HATNet* con 109 exoplanetas. *WASP* (*Wide Angle Search for Planet*) es un conjunto de telescopios robóticos que tienen como objetivo examinar todo el cielo, monitorizando simultáneamente miles de estrellas con magnitud visual aparente entre 7 y 13, con dos observatorios robóticos, uno en España (*La Palma*) y el otro en Sudáfrica (*Sutherland*), y *HATNet* (*Hungarian Automated Telescope Network*) es una red de seis telescopios automatizados mantenida por el *Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics* que lleva en funcionamiento desde 2001. Alguno de los proyectos están enfocados en detectar determinado tipo de planeta, por ejemplo planetas rocosos o supertierras como en el caso de *APF* o *ESPRESSO* y otros se centran en observar un determinado tipo de estrella, como estrellas variables (e.g. *HATNet*) o estrellas tipo M. Estas últimas son el objeto de estudio de este trabajo también. Estas estrellas se han observado mediante el método de velocidad radial, con proyectos como *ELODIE* (ya desmantelado), *PARAS* o *CARMENES*, y con el método de tránsitos, que sería nuestro caso, con proyectos como *MEarth*, *NGTS* y *TRAPPIST*. De estos proyectos, *MEarth* se sitúa en Arizona (USA) y ha realizado dos descubrimientos, *NGTS* (*Next-Generation Transit Survey*) situado en Paranal (Chile) con tres descubrimientos y *TRAPPIST* (*Transiting Planets and Planetesimals Small Telescope*), un par de telescopios robóticos belgas situados uno en el Observatorio de La Silla (Chile) y otro en el Observatorio Oukaïmden en las montañas del Atlas de Marruecos con siete descubrimientos y que busca además pequeños objetos como cometas orbitando estos sistemas.

- Misiones espaciales:

En el caso de las misiones espaciales, el método más utilizado es el de tránsito, donde casi todos los satélites utilizan este método ya que las medidas fotométricas son mucho más precisas dando lugar a tránsitos mucho más claros, tal y como se vio en la sección anterior.

De estas misiones basadas en tránsito tenemos muchos ejemplos, la mayoría ya desmanteladas. Entre las misiones más importantes tenemos COROT (*Convection, Rotation et Transits planétaires*), que buscaba planetas tipo tierra con corto periodo orbital y además realizaba astrosismología, descubriendo 29 exoplanetas; y la misión Kepler, la cual ha sido la que mejores resultados ha dado con diferencia, descubriendo hasta 2345 exoplanetas en su primera misión y otros 389 exoplanetas durante la extensión de su misión (denominada como K2), misión que fue retirada en Octubre de 2018. Actualmente sólo se encuentran en funcionamiento dos misiones: ASTERIA (*Arcsecond Space Telescope Enabling Research in Astrophysics*), un CubeSat que está testeando nueva tecnología para este método con el fin de lograr un error un arcosegundo en las medidas en la línea de visión y un control de la temperatura de plano focal altamente estable para hacer geometría de gran precisión, y TESS (*Transiting Exoplanet Survey Satellite*), telescopio espacial de la NASA diseñado para abarcar un área 400 veces mayor que el cubierto por Kepler y que espera encontrar más de 20000 exoplanetas en tránsito, por lo que podríamos identificarlo como el sucesor de Kepler. TESS estará durante dos años buscando exoplanetas, donde se podrán estudiar su masa, tamaño, densidad y órbita para planetas pequeños, rocosos e, incluso, en la zona de habitabilidad, proporcionando una gran caracterización para el futuro telescopio espacial James Webb (JWST).

Los proyectos en tierra de seguimiento fotométrico tienen especial importancia en la validación de los planetas candidatos por misiones espaciales, y cobrarán más importancia ahora con la era TESS, gracias a la alta precisión de la fotometría de tránsito. Esta importancia se debe a cuatro razones: Primero, como la escala de píxeles de TESS es de 21 arcosegundo y el tamaño típico de una apertura es mayor a 1 arco minuto, existe una alta probabilidad de mezclar estrellas cercanas en la misma apertura, por lo que se necesitan estas observaciones de tránsito adicionales para identificar en qué estrella se está produciendo el fenómeno y obtener radios precisos de los planetas. Segundo, TESS monitoreará cada sector durante sólo 27 días, un tiempo mucho más corto que en las misiones Kepler (más de cuatro años) o K2 (unos 80 días), por lo que es importante mejorar los datos de tránsito de los objetivos. Esto es importante para seleccionar objetivos potenciales para la misión espacial James Webb, el cual tendrá un tiempo limitado de observación. En tercer lugar, en los sistemas planetarios en tránsito múltiple en MMR se podría determinar las masas de sus planetas a través del método de TTV, el cual se convertirá en un método alternativo para medir masas planetarias en MMR. Finalmente, la profundidad del tránsito en el óptico para planetas con atmósferas dominadas por hidrógeno tienen una dependencia con la longitud de onda (Fukui et al. 2013, Kawashima & Ikoma 2018), por lo que la fotometría multicolor de alta precisión será muy útil para probar la dependencia que tiene el tránsito y seleccionar buenos objetivos para un mayor seguimiento.

2.2. Objetivos del trabajo.

Como se ha visto, la búsqueda de exoplanetas orbitando estrellas enanas de tipo M es un estudio que se está realizando en varios proyectos en tierra, tanto por métodos de velocidad radial como por tránsitos, ya que son objetivos potenciales de poseer algún planeta en su entorno, esperándose al menos uno en cada una de ellas (según los cálculos de Dressing & Charbonneau (2015), debería haber ~2.5 exoplanetas con un tamaño de entre 1 y 4 radios terrestres en órbitas de menos de 200 días.

Para la realización de este trabajo se ha tenido como objetivo final determinar si existe o no un tránsito alrededor de dos objetos (que denominaremos como *targets*), dos estrellas variables enanas tipo M, a partir de los valores fotométricos obtenidos mediante el instrumento MuSCAT2 del Telescopio Carlos Sánchez (TCS).

Durante el desarrollo del trabajo se fueron planteando pequeños objetivos a cumplir para poder seguir avanzando:

1. Como objetivo inicial se propuso la obtención de la curva de luz de fotometría diferencial. Para ello se trabaja con la pipeline propia del instrumento la cual se encarga de la creación de curvas de luz a partir de los datos fotométricos obtenidos por el instrumento. Aquí transformamos los valores de flujo iniciales de nuestro *target* en una curva de luz normalizada con los efectos de cielo sustraídos gracias al resto de estrellas del campo, denominadas *estrellas de comparación*, las cuales es importante que no sean estrellas variables también.

2. Una vez tenemos las curvas de luz para cada una de las noches se procede a determinar los periodos de rotación. Para ello se realiza un análisis de ellas aplicando el algoritmo de *Lomb-Scargle Periodogram (LSP)*, por el cual construimos un periodograma y calculamos el periodo de rotación de la estrella.
3. Conocido el periodo, podemos crear una curva modelo para eliminar gran parte de la actividad mediante un suavizado de mínimos cuadrados, obteniendo así finalmente unas curvas de luz planas y normalizadas. Como residuos de la actividad estelar tendremos aún la contribución de las llamaradas estelares o *flares*, fácilmente identificables.
4. Durante la realización del trabajo se llevo acabo una actualización de la pipeline, por la cual se obtenía directamente la curva aplanada y normalizada a partir de los datos iniciales, ahorrando el proceso anterior. Se realizó una comparación entre las curvas obtenidas por los distintos métodos para ver la capacidad de la pipeline.
5. Finalmente se procede a la búsqueda de algún tránsito planetario en las curvas aplanadas. Se realiza un primer análisis mediante el algoritmo *Box Least Square (BLS)*, comúnmente utilizado en la búsqueda de tránsitos, pero no es posible obtener ningún resultado debido a un problema que comentaremos en la siguiente sección. Por consecuencia, este análisis se realiza de forma visual, estudiando individualmente cada una de las curvas planas obtenidas.

Finalmente se consigue cumplir todos los objetivos propuestos por el tutor para este trabajo, en los cuales se incluía el aprendizaje del manejo de la pipeline de obtención de curvas de luz, el manejo de herramientas de uso generalizado en el estudio de tránsitos, como son el LSP o el BLS, o la sustracción de efectos de actividad estelar, para realizar un análisis final de los resultados. Queda pendiente realizar un estudio más intensivo de la actividad estelar para caracterizar los flares e intentar eliminar su contribución de los datos para así poder obtener de valores con menor ruido, pero esto no entraba dentro de los objetivos iniciales planteados.

Capítulo 3.

Metodología

Durante este capítulo estudiaremos el instrumento con el cual se han obtenido los datos usados durante el trabajo, viendo que objetos suele observar y priorizar, y sobretodo veremos las distintas pipelines con las que se ha trabajado. Finalmente se explican también dos de las técnicas más utilizadas a la hora de hacer un estudio de tránsitos planetarios.

3.1. Instrumento MuSCAT2

El instrumento MuSCAT2 (Narita et al. 2019) es el instrumento con el cual se han obtenido los datos fotométricos necesarios para este trabajo, el cual está instalado en el TCS del Observatorio del Teide, un telescopio de 1.52 metros. Es la “segunda generación” de este instrumento, ya que existe el instrumento MuSCAT (Narita et al. 2015), instalado en el Observatorio Astrofísico Okayama en Japón. Ambos proyectos trabajan en la búsqueda de tránsito exoplanetarios mediante la medida simultánea multicolor, usando los filtros g' (400-550 nm), r' (550-700 nm), y z_s (820-920 nm) en el caso de MuSCAT y los mismos filtros más el i' (700-820 nm) en el caso de MuSCAT2. MuSCAT2 empezó su ciencia en 2018, con más de 250 noches de observación por año, y se espera que sea una herramienta de referencia para las observaciones de tránsitos y una gran contribución al seguimiento de las misiones TESS y PLATO.

MuSCAT2 ha sido desarrollado por el Centro de Astrobiología y la Universidad de Tokio, cuyo Investigador Principal (P.I.) es Norio Narita, en colaboración con el Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC), con P.I. Enric Pallé. La motivación para la construcción de este instrumento fue, por un lado, la necesidad de distinguir y excluir los falsos positivos causados por binarias eclipsantes que pueda dar la misión TESS, el cual se estima que la probabilidad de falso positivo es entre un 30 y un 70% (Sullivan et al. 2015), y a la misión PLATO en el futuro y, por otro lado, para mejorar la eficiencia de la validación de planetas en tránsito ya que así se dispone de dos instrumentos de seguimiento multicolor en dos zonas alejadas (Japón y Tenerife que están a 150° de longitud de diferencia). El hecho de que se trabaje con fotometría de tránsito multicolor se debe también a la intención de validar candidatos de TESS, ya que la atenuación causada por un tránsito planetario debería ser acromática mientras que la señal causada por binarias eclipsantes cambiará con la longitud de onda.

MuSCAT2 está instalado en el foco Cassegrain del TCS, el cual tiene el espejo primario fijo en una estructura ecuatorial y una distancia focal de $f/13.8$ en una configuración tipo Dall-Kirkham. El trazado de rayos que sigue el instrumento se muestra en la *Figura 8*. El sistema óptico de MuSCAT2 se compone de lentes de conversión (*Lens-1* y *Lens-2*) que amplían el campo de visión (FoV) y de tres espejos dicróicos (DM) que separan la luz en cuatro canales de longitud de onda. Las lentes se colocan antes (*Lens-1*) y después (*Lens-2*) de los DM para hacer más brillante la imagen focal y para corregir la aberración del coma fuera del eje característica de los telescopios tipo Dall-Kirkham. La *Lens-1* convierte la distancia focal a $f/8$ y la *Lens-2* corrige aún más al estar optimizado para cada banda, convirtiendo esta distancia focal a $f/4.2$. Todas estas lentes tienen un recubrimiento antirreflectante consiguiendo un valor menor del 1% de relación de reflectancia. Con esto se consigue que las imágenes sean casi circulares en todo el FoV y, por lo tanto, adecuadas para la fotometría de apertura. Los DM se encuentran insertados con un ángulo incidente de 30 grados y transmiten la luz que le llega casi por completo debido al recubrimiento antirreflectante de la cara posterior. Después de los DM para los canales 1, 2 y 3 se coloca un espejo simple con el fin de optimizar la estructura mecánica. Después de pasar por la *Lens-2* llegan a los filtros de banda, filtros Sloan en las bandas g' , r' , i' y z_s' (a partir de ahora, g , r , i y z_s para abreviar), pero como el filtro i tiene una superposición inevitable de longitud de onda con los filtros r y z_s , debe ser fabricado a medida, mientras que los otros tres son filtros comerciales. La reflectancia y transmitancia de los DM están optimizadas para estos cuatro filtros de banda, tal y como se muestra en la *Figura 10*. Finalmente se llega a las cámaras CCD, las cuales son idénticas a las de MuSCAT. Cada cámara puede controlarse independientemente desde un ordenador y tienen un tiempo de lectura de entre 1 y 4 segundos. Además de todo lo anterior, como el TCS no tiene un rotador de instrumentos en el foco Cassegrain, se instala uno entre el telescopio y el instrumento. Como resultado de todo este montaje, se obtiene una transmitancia total del instrumento tal y como se muestra en la *Figura 9*.

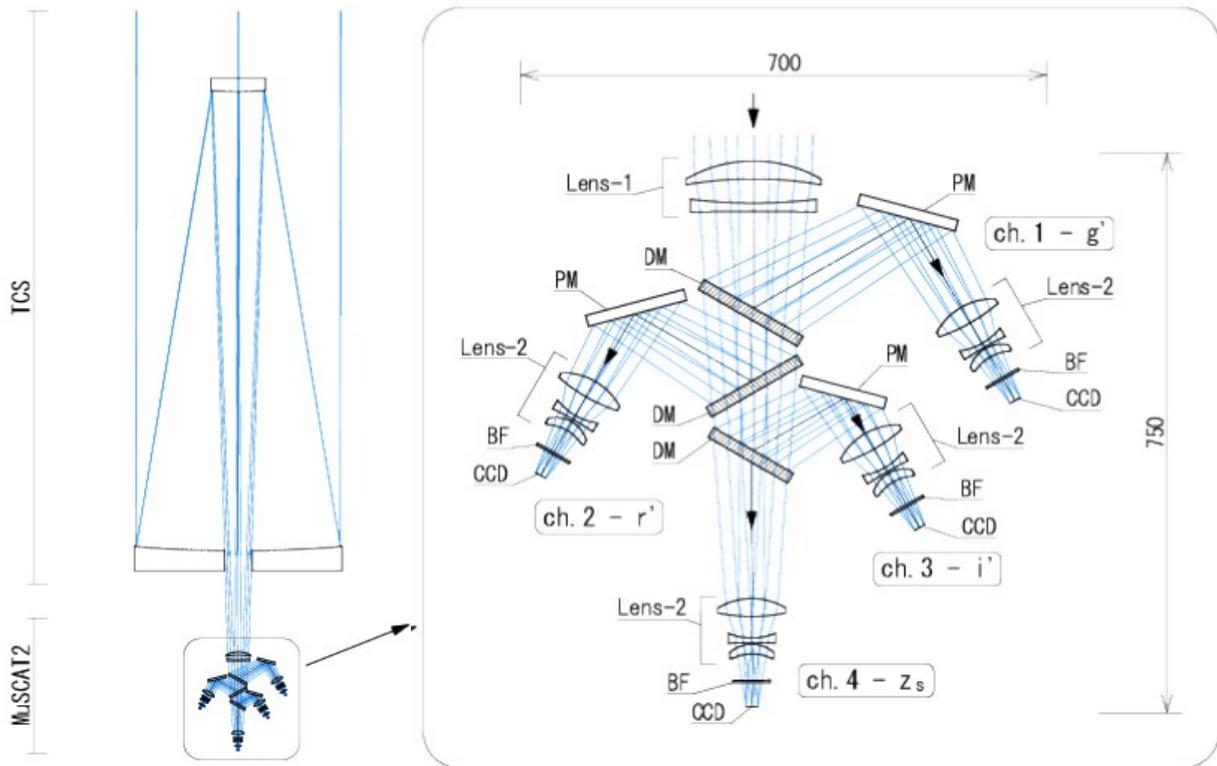


Figura 8. Trazado de rayos a través del instrumento

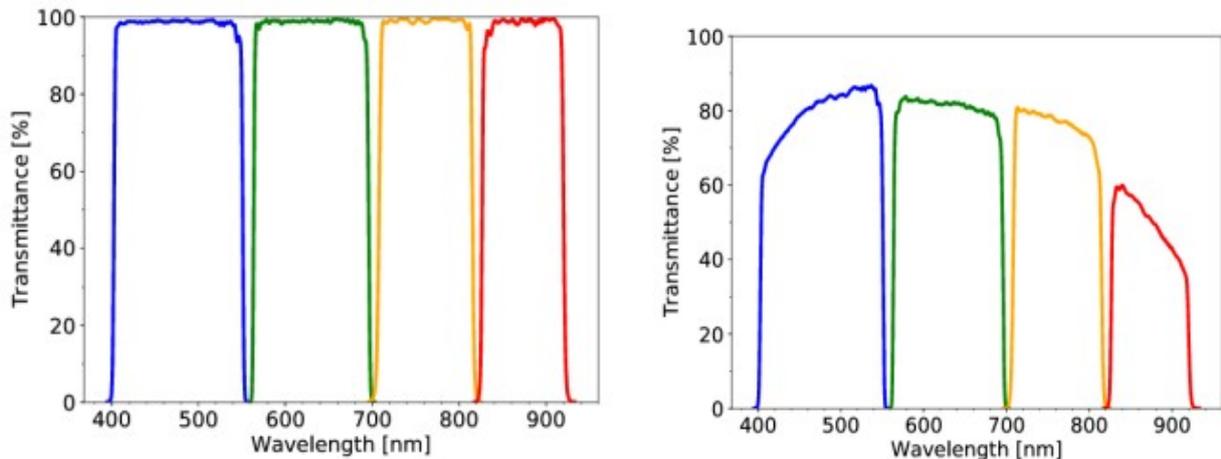


Figura 9. Izquierda: Transmitancia de los filtros de banda g (azul), r (verde), i (naranja) y z_s (rojo). Derecha: Transmitancia total final del instrumento con los mismos colores.

Si consideramos la transmitancia del cielo, la reflectividad de los espejos, la transmitancia del instrumento y la eficiencia cuántica (Q.E.) de los detectores con recubrimiento antirreflectante de banda ancha (BBAR) en la ventana de la cámara obtenemos los valores para el rendimiento que se muestran en la *Tabla 1*. Se puede ver como el rendimiento obtenido para los filtros g y r son más o menos los esperados, el filtro i un poco más bajo y en z es bastante peor que los estimados teóricamente. Aunque no se conoce una razón, se sospecha que pueda ser debido a la degradación de la reflectividad de los espejos primario y secundario por el polvo. Además, hay efectos de no-linealidad en los CCDs, pero ésta es menor a un 1% para menos de 62000 ADU. Todo esto permite conseguir una fotometría de muy alta precisión para la medida de los tránsitos, alcanzando una precisión mejor que un 0.1% para una estrella tipo GOV con magnitud V~11.6. Con este montaje se obtiene un rendimiento total (TP) de 26%, 33%, 22% y 15% para las bandas g, r, i y z_s respectivamente. En la *Figura 10* mostramos un ejemplo de estas medidas para el tránsito producido por WASP-12b, donde podemos ver esta precisión.

band	sky transmittance	M1	M2	MuSCAT2 (total)	expected TP	measured TP
<i>g</i>	81%	70%	70%	80%	32%	26%
<i>r</i>	89%	70%	70%	81%	35%	33%
<i>i</i>	92%	70%	70%	77%	35%	22%
<i>z_s</i>	95%	70%	70%	51%	24%	15%

M1 = primary mirror, M2 = secondary mirror, MuSCAT2 (total) = all optics including filters, CCD QE, and BBAR coating

Tabla 1. Resumen del rendimiento de MuSCAT2.

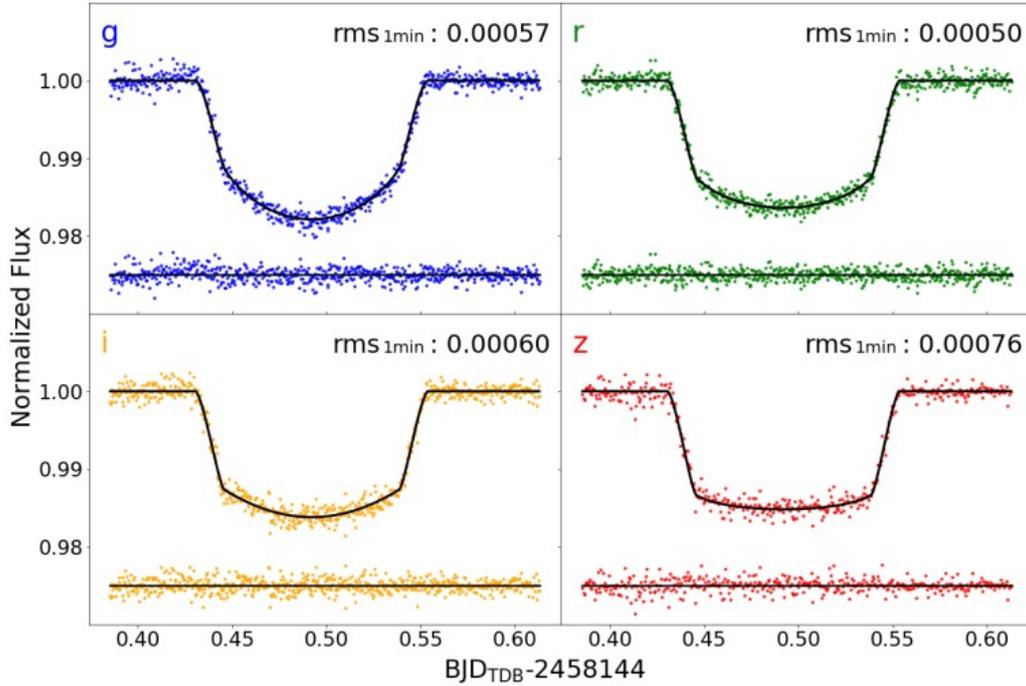


Figura 10. Curva de luz en tránsito del planeta WASP-12b. La línea negra representa el mejor modelo de ajuste y el residuo que deja se representa debajo de la curva de luz. En la esquina derecha de cada recuadro se muestra el valor de la Root-mean-square (rms) de los residuos con cada minuto

3.2. Listado de objetos

El instrumento MuSCAT2 dispone de una página oficial creada por el IAC en la cual se dispone de un listado de todos los objetos que se han observado, clasificando estos según una prioridad de mayor a menor con valores del 1 al 5. Para este trabajo se asignaron dos objetos con prioridad mínima y denominados como Stare, lo que significa que son objetos que se observan durante periodos de tiempo mayor que 2-3 horas cuando no hay tránsitos planetarios de mayor prioridad. Estos dos objetos, estrellas variables enanas tipo M, son:

- GJ 3396: Estrella de tipo espectral M5.0V con una magnitud visual de $V \sim 14.83$. Situada en las coordenadas RA (J2000) = 06:31:50.736 y DEC (J2000) = +41:29:45.50 y que está a una distancia de (90.81 ± 0.20) años luz (proporcionada por Gaia DR2). Esta estrella tiene una masa de $0.13 M_{\odot}$ (Newton, E. R., Irwin, J., Charbonneau, D., et al. 2016) y un periodo de rotación de 0.3 días (Reiners et al. 2018). Suponiendo que está en la Secuencia principal se puede estimar un radio mediante la expresión proporcionada por Schweitzer et al. (2019) obteniendo un radio de $(0.150 \pm 0.009) R_{\odot}$. Está clasificada como una estrella *Flare Star*, estrella variable que puede experimentar incrementos dramáticos impredecibles en el brillo durante unos minutos. Estos incrementos estarán presentes en nuestros datos.
- 1RXSJ1733: Estrella de tipo espectral M6.0V con una magnitud visual de $V \sim 14.38$. Situada en las coordenadas RA (J2000) = 17:33:53.149 y DEC (J2000) = +16:55:12.9 y se encuentra a una distancia de (52.27 ± 0.33) años luz (dada por Gaia DR2). Esta estrella tiene una masa de $0.21 M_{\odot}$ (Norton, A. J., Wheatley, P. J., West, R. G., et al. 2007,) y un periodo de rotación de 0.27 (Reiners et al. 2018). Suponiendo que está en la Secuencia principal se puede estimar un radio mediante la expresión

proporcionada por Schweitzer et al. (2019) obteniendo un radio de $(0.22 \pm 0.01) R_{\odot}$. Se clasifica como una *High proper-motion star*, estrella que tiene un movimiento muy significativo en comparación con las estrellas de fondo. Esta estrella presenta una alta actividad estelar, con un gran número de flares, los cuales pueden verse en un gran número de noches a lo largo de todos los datos disponibles,

Ambas estrellas son muy jóvenes por lo que posiblemente se encuentren situadas Pre-Secuencia Principal. Esto provoca que los radios obtenidos mediante la relación de Schweitzer et al. (2019) pueden que no sean buenos, pero nos servirá de aproximación. Además ambas estrellas rotan a una gran velocidad.

3.3. Pipelines

A la hora de trabajar con los datos colectados por MuSCAT2, es de gran utilidad trabajar con pipelines que realicen de forma semi-automática las reducciones y el trabajo que queramos. Una pipeline consiste en la transformación de un flujo de datos, en este caso el del campo de estrellas que este observando MuSCAT2, en un proceso comprendido por varias fases secuenciales, donde la entrada de cada una de ellas es la salida de la anterior, de ahí su nombre. Para los datos de MuSCAT2 se pasan por dos pipelines: La primera que realiza la fotometría y la segunda que obtiene las curvas de luz. A continuación se explica el trabajo realizada cada una:

- *Pipeline para la fotometría:*

En primer lugar se lleva a cabo la reducción básica de las imágenes: la corrección con los flats y la sustracción del bias. Después esta pipeline realiza primero la astrometría del campo de estrellas observado por MuSCAT2 mediante una versión offline llamada *astrometry.net* y después realiza un estudio del campo asignando un orden a cada estrella según su brillo, de mayor a menor, siendo la estrella 1 la más brillante. Una vez identificadas las estrellas, se les aplica un total de 10 aperturas a cada una de ellas. Con las estrellas identificadas y con sus aperturas fijas, se aplica fotometría de apertura a cada una de ellas, obteniendo así los valores de flujo en los distintos filtros. La pipeline está optimizada para la fotometría desenfocada ya que las imágenes se desenfocan para evitar la saturación de las estrellas de comparación más brillantes. Como resultado de aplicar esta pipeline obtenemos un archivo FITS con los valores de las coordenadas de ascensión recta y declinación y la posición X e Y en la imagen del CCD, y otros dos archivos por cada filtro, una imagen PNG con el campo de estrellas numerado y con sus aperturas y un archivo NC (*netCDF*) que contienen valores obtenidos por la fotometría como el flujo, la entropía de apertura (la FWHM de la PSF), el valor de la mediana de cielo, la masa de aire, la fecha juliana modificada (MJD) y algún parámetro más, todo esto para cada apertura de cada estrella identificada. En este trabajo se ha trabajado directamente con los datos obtenidos de esta pipeline, por lo que no se ha hecho uso de ella directamente.

- *Pipeline para las curvas de luz:*

Cuando se dispone de los ficheros producidos por la anterior pipeline ya podemos trabajar con la segunda para obtener las curvas de luz. En este caso podemos elegir dos opciones: Indicar que existe tránsito o que no. Para este trabajo, como no se conocía la existencia a priori de un tránsito en ninguno de los targets, indicamos que no existe. En caso de saber que hay algún tránsito le indicaremos que si y la pipeline intentara modelar mediante el paquete PyTransit (Parviainen, H. 2015) ajustando un modelo utilizando las curvas de luz de los cuatro filtros para minimizar la sensibilidad sistemática y se modela la curva de luz como la suma de la señal de tránsito y la sistemática representada como un proceso Gaussiano. Finalmente, se estiman los parámetros finales del modelo de tránsito mediante un muestreo Markov Chain Monte Carlo (MCMC) con el proceso Gaussiano como sistemática. Así se obtiene la curva de luz de tránsito normalizada, los modelos de curva de luz de mejor ajuste tras el muestreo MCMC y los residuos que aparecen en la *Figura 11*. En nuestro caso, indicamos que a priori que no hay un tránsito para que no nos modele la luz según unos parámetros de tránsito. La pipeline seleccionará un conjunto de aperturas óptimas, donde consigue minimizar la dispersión punto a punto de la curva de luz relativa, entre la estrella indicada como target y las estrellas de referencia que se quieran usar del campo. Mediante un ajuste por mínimos cuadrados con la mediana de las estrellas de referencia se consigue obtener la curva de luz normalizada, la cual no estará ajustada a ningún modelo de tránsito, al contrario que en el caso anterior. Entonces la pipeline produce un archivo FITS con los valores de flujo, tiempo (pero en Fecha Juliana Baricéntrica, BJD, en vez de MJD), la tendencia y un modelo para ajustar la curva de luz. Con esto ya podemos construir la curva de luz de cada noche para nuestros objetos.

MuSCAT2 es un instrumento prácticamente nuevo, por lo que la pipeline está en continuo proceso de actualización, lo que produjo que durante la duración de este trabajo hubiera varias actualizaciones con correcciones de las anteriores, las cuales incluían distintas mejoras. Explicamos brevemente en que consistieron las actualizaciones:

- 1ª versión: Ésta fue la primera versión que se instaló el grupo, que trabajaba tal y como se ha descrito anteriormente, normalizando siempre las curvas de luz a un valor central de 1 en cada noche.
- 2ª versión: Tras trabajar y obtener los resultados de la primera versión, se observa que las curvas de luz se normalizaban a uno teniendo en cuenta solo cada noche individualmente. Con esta actualización se paso a normalizar teniendo en cuenta el conjunto de todas las noches, para normalizar a valores superiores o inferiores a 1 teniendo en cuenta el flujo de todas las noches en ese objeto
- 3ª versión: Esta actualización fue con la que se obtuvieron finalmente la otra parte de los datos del trabajo. No se realiza ninguna corrección del método, si no que se mejora la capacidad de esta, modelando mediante la pipeline la contribución estelar y obteniendo como resultado la curva de luz ya aplanada. Además de los valores que se obtenían con las otras versiones, esta versión produce también valores del flujo propio del target, de las estrellas de referencia, el flujo relativo entre ellas y una línea base de la curva aplanada.

La tercera versión de la pipeline se terminó alrededor en Junio de este año, momento en que ya se había obtenido las curvas de luz mediante la segunda versión. El trabajo para corregir la señal estelar mediante métodos externos ya se había realizado para las curvas de luz obtenidas mediante esta segunda versión, con la obtención de las curvas aplanadas. Por lo tanto, la tercera versión se utiliza para comparar sus resultados con respecto al aplanamiento que hemos realizado nosotros por otros métodos.

3.4. Lomb-Scargle Periodogram (LSP)

El least-squares periodogram o Lomb-Scargle Periodogram (LSP; Lomb (1976) – Scargle (1982)) es un herramienta muy utilizada en muchas ramas de la astrofísica, usada para buscar periodicidades en los datos de observación. El LSP es especialmente utilizada en el campo de estrellas variables, donde se analizan los datos con un periodo desconocido, como es nuestro caso. Además, el LSP se creó para poder analizar los datos de una distribución no equiespaciada en el tiempo, datos típicos de los observatorios en tierra debido a la limitación del tiempo nocturno. El periodograma calcula el espectro de potencias de Fourier para los datos no espaciados uniformemente, para ello se basa en el ajuste de mínimos cuadrados a señales sinusoidales consiguiendo una aproximación razonablemente buena. En estos ajustes por mínimos cuadrados se ajusta un modelo a los datos en cada frecuencia candidata determinando una frecuencia para cada una de ellas y seleccionar la frecuencia que maximiza esta potencia. Para datos que tengan un espaciado uniforme se suele utilizar mejor otros métodos como el de Fourier con la Transformada Rápida de Fourier (FFT) o el Método de Máxima Entropía (MME). El LSP se puede considerar un método de Fourier para datos no uniformes, donde el espectro del LS (Barning 1963) proporciona la mejor medida de la potencia dada por las diferentes frecuencias a la varianza de los datos.

La base de los resultados es la teoría del valor extremo, donde se trata las desviaciones respecto al valor esperado de una distribución de probabilidad tras evaluar la probabilidad de eventos o valores más extremos que los observados previamente. Por ello se obtienen estimaciones analíticas de las probabilidades de falsa alarma (FAP; Baluev, R.V., 2007), produciendo un límite superior a ésta. Esta FAP debe ser comprobada en la practica. Desafortunadamente, la formulación para calcular el FAP solo es válida en el caso de que los datos no estén agrupados en su muestreo, el cual es nuestro caso, en el cual tenemos datos agrupados en noches, sin valores durante el día, por lo que no hay una serie de datos continua.

Otro de los aspectos referentes al periodograma es que cada pico verdadero puede dar lugar a una serie de picos de varias alturas (*alias*), distribuidos por todo el espectro. Como consecuencia de esto, no se puede determinar más de un periodo para cualquier cálculo del espectro debido a la posible confusión con la estructura de alias del pico principal, por lo que se deben encontrar periodos posteriores restando sucesivamente las periodicidades de los datos y recalculando su espectro. Estos alias son también denominados como "*fuga espectral*". Ésta clásicamente se suele tapar mediante la "ventana espectral", una

ventana de datos. El término “ventana espectral” se usa para describir la respuesta del sistema de análisis de datos a una onda sinusoidal perfecta. Por ejemplo, si se observa un objeto no variable cada noche a la misma hora, el análisis del periodograma devolverá un espectro de potencia con punto máximo en 1 día. Por tanto, el muestreo de los tiempos de observación definen una ventana. Esta ventana, convolucionada con la señal, es la que determina el periodograma (Deeming 1975). Las ventanas espectrales presentan ciertas características principales:

1. Hay un pico central centrado, con un ancho de $2\pi/N$, donde N es el número total de muestras. Esta N establece un límite en la precisión de la medición del periodo.
2. Aparecen lóbulos laterales más o menos espaciados, los cuales contienen la fuga espectral debido a componentes de alta frecuencia en la Transformada de Fourier de la señal original.
3. La potencia total en el pico de la función ventana es mayor que la del periodo del periodograma de los datos
4. Hay picos grandes a cada lado del lóbulo principal desplazados por un día en la representación en frecuencia. Ésto es debido a la periodicidad de un día en las observaciones.

La ventana puede causar problemas con la determinación del periodo cuando son muy cercanos al día o para periodos muy largos que pueden aparecer como señales nulas. En el siguiente capítulo se podrá ver estas características en la ventana obtenida para nuestros datos.

3.5. Box least-square (BLS)

Otra herramienta muy utilizada es el algoritmo Box Least Square (BLS; Kovacs et al. 2002), un algoritmo de búsqueda de tránsito mediante un ajuste con forma de caja a los valores del tránsito. Estudios confirman que este algoritmo funciona mejor que otros métodos que aparecen en la literatura, especialmente para bajas relaciones de señal a ruido. El BLS busca señales caracterizadas por una alternancia periódica entre dos niveles discretos, con mucho menos tiempo en el nivel inferior. Un parámetro crucial es la relación señal/ruido efectiva: la profundidad esperada del tránsito dividida por la desviación estándar del promedio fotométrico medido dentro del tránsito. Cuando este parámetro supera el valor de 6, podemos esperar una detección significativa del tránsito. Se puede caracterizar la Eficiencia de Detección de Señal (SDE), para la cual primero debemos calcular la cantidad de Residuo de Señal (SR) de la serie temporal en cualquier periodo de prueba dado, la cual sirve para definir el espectro de frecuencias de mínimos cuadrados para el ajuste de la caja. Podemos escribir esta SR como:

$$(21) \quad SR = \max \left\{ \left[\frac{s^2(i_1, i_2)}{r(i_1, i_2)[1 - r(i_1, i_2)]} \right]^{\frac{1}{2}} \right\}$$

donde i_1 e i_2 son los datos que marcan el inicio y el final del nivel inferior (el nivel del tránsito), (22)

$$s = \sum_{i=i_1}^{i_2} \tilde{\omega}_i \tilde{x}_i \quad \text{con } \tilde{x}_i \text{ y } \tilde{\omega}_i \text{ los valores de la señal y su peso para una permutación de la serie temporal inicial}$$

y (23) $r = \sum_{i=i_1}^{i_2} \tilde{\omega}_i$, la suma de los pesos de los datos en el nivel inferior. Con esto ya podemos definir la SDE:

$$(24) \quad SDE = \frac{SR_{peak} - \langle SR \rangle}{\sigma_{SR}}$$

donde SR_{peak} es la SR en el mayor pico, $\langle SR \rangle$ su media y σ_{SR} la desviación estándar de SE sobre la banda de frecuencias probada. Además, encontramos que los alias llevan a un valor menor de la eficiencia

La significancia de la detención depende principalmente de la relación señal a ruido efectiva del tránsito, donde la señal es el brillo estelar dentro del tránsito, relativa a el brillo fuera del tránsito, y el ruido es la dispersión esperada para la medida media de el brillo estelar dentro del tránsito. Esta dispersión se compone del ruido de la observación y de la variación estocástica de la intensidad estelar.

Otro factor importante al aplicar el algoritmo BLS es que los datos a los que se aplique deben contener tres o más tránsitos, ya que es lo que se necesita para confirmar que se trata de un tránsito planetario, y en caso de no haberlos producirá errores o no lo detectará bien. Además, cuando trabaja con datos agrupados no se obtendrá buenos resultados, aunque esto puede intentarse solucionarse creando una señal normalizada uniforme que una las agrupaciones.

Capítulo 4

En este capítulo vamos a analizar cuales son los datos con los que se ha trabajado y que resultados se han obtenido con ellos.

4. Datos y resultados

Para GJ 3396 tenemos un total de 13 noches de observación distribuidas en dos periodos: el primero en enero de 2018 y la segunda en febrero de 2019. De éstas, las noches del 2018 disponen de valores para los cuatro filtros, mientras que las del 2019 solo para r , i y z , ya que a finales del 2018 la parte correspondiente al filtro g dejó de funcionar, por lo que no se obtuvieron datos con ella, utilizándose el instrumento con los filtros restantes. De estas noches se debe eliminar una de ellas (noche del 20 de enero del 2018) debido a problemas con la fotometría y la pipeline para la obtención de las curvas de luz, por lo que finalmente trabajaremos con 8 noches en el filtro g y 12 noches en el resto de filtros. Sin embargo, al utilizar la tercera versión de la pipeline, con la que se obtienen curvas de luz aplanadas, no se produce ningún error, por lo que sí podremos obtener una curva aplanada de esa noche.

Para 1RXSJ1733 tenemos un total de 46 noches de observación distribuidas entre marzo y julio del 2018, con valores de los cuatro filtros para todas ellas. Tras un análisis de estas noches se eliminaron seis noches por errores como viñeteo por la cúpula, errores en el guiado del telescopio, o simplemente por nubes que ocultaban el target durante parte de la noche. También aparecen errores debidos a la aplicación de la pipeline de fotometría. Todos estos errores hace que los valores de flujo obtenidos sean nulos o casi nulos, lo que produce errores de bulto en la fotometría y en la obtención de las curvas de luz. Por lo tanto, obtendremos las curvas de luz para 40 noches mediante la segunda versión de la pipeline mientras que la tercera versión de la pipeline es capaz de obtener una curva de luz aplanada para 45 de ellas. Una de las noches tiene valores nulos de flujo durante toda ella y no se puede obtener ninguna información, así que esta noche será desechada en ambas pipelines.

A la hora de trabajar con estas pipelines se necesita conocer el identificador de nuestro target en el campo (tID) y el de las estrellas que usemos de comparación (cIDs), los cuales se obtendrán de la imagen PNG del campo. En la *Figura 11* se muestra como ejemplo una de estas imágenes para cada uno de los target. A la hora de elegir las estrellas de comparación debemos intentar seleccionar las mismas para todas las noches que vayamos a utilizar, las estrellas que escojamos no pueden estar saturadas ni tener ninguna aberración y debe estar bien alineado su centroide con el de las aperturas. Además se intenta elegir estrellas que no estén cerca del borde del detector para que aparezcan en todas las noches y que no sean no muy lejanas a nuestro target para que las características del entorno sean lo más parecidas posible y en algunas noches puede que presenten más ruido, por lo que en esas noches no las escogeremos como cID. Para GJ 3396 seleccionamos las estrellas identificadas como 0, 1, 8 y 14, siendo la 12 nuestro target, y para 1RXSJ1733 tomamos 3, 4, 9 y 13, siendo la 8 nuestro target. Hay que tener en cuenta que estas cIDs variarán para cada noche, por lo que deberemos ir comprobando cual es su identificador. También tenemos que comprobar que estas estrellas no son variables como el target, ya que esto afectará gravemente al resultado, por lo que para comprobarlo correremos la pipeline eligiendo la estrella de comparación como tID y una de las otras estrellas de comparación como cID. El resultado de esto debería ser una curva de luz plana, lo que indicaría que ninguna es variable, y en el caso de que alguna de las dos sea una variable, aparecerá la contribución de ésta en la curva de luz y no podremos seleccionarla como cID. Si ninguna es variable, comprobaremos igual con otra de las estrella como tID y las anteriores como cIDs. Cuando utilicemos la tercera versión de la pipeline también vamos a elegir las mismas estrellas de comparación y además podremos elegir las aperturas en las que queremos que busque la solución óptima y así reducir el tiempo de cálculo. En esta versión se trabajará diferente que en la anterior, en la cual se obtenía de forma directa la curva de luz tras introducir los parámetros de tID, cIDs y aperturas óptimas. Esto se debe a que para conseguir el mejor modelo posible para conseguir la curva de luz plana la pipeline realiza un gran número de iteraciones en la que prueba distintas combinaciones con las estrellas de comparación indicadas y en el rango de aperturas que hemos definido. Cuando encuentra una solución, te devuelve un dibujo con las curvas aplanadas y unos valores σ del ruido rms para cada filtro. La pipeline guarda esta información y vuelve a iterar probando combinaciones con la anterior solución, reduciendo así el ruido. Este proceso

tenemos que repetirlo hasta considerar que el valor obtenido es el menor valor posible para estas σ , teniendo en cuenta que no tiene por que converger, pudiendo dar error y provocando que se tenga que reiniciar este proceso. Cuando se obtiene la mejor solución, se “congela” esta fotometría, es decir, se fija las estrellas de referencia y las aperturas del target y estrellas de comparación, y se vuelve a iterar, ahora para hacer que el muestreo MCMC sea significativamente más eficiente. Tras obtener aquí la mejor solución podemos proceder a guardarla y obtener el archivo FITS con los valores de la curva de luz aplanada. En ambas pipelines se puede añadir dos parámetros de tiempo para indicar cuando debe empezar a leer los datos y cuando acabar. Esto es muy útil para evitar alguno de los errores que se han citado antes, sobretodo cuando estos se producen al inicio al final de la noche, eliminándolos así de los datos. En cambio, si el error se ha producido a mitad de la noche no se podrá hacer nada.

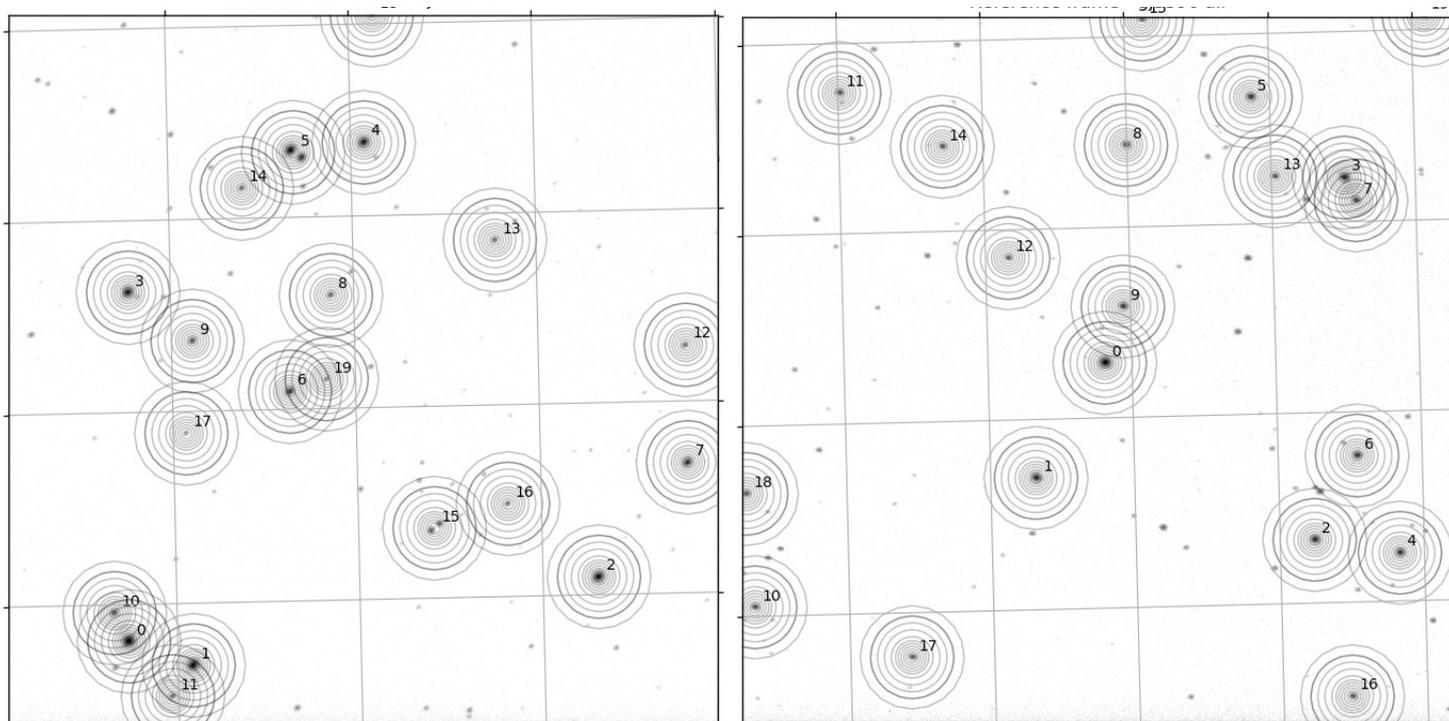


Figura 11. Izquierda: Campo de estrellas para 1RXSJ1733 en la noche del 13 de marzo del 2018. Derecha: Campo de estrellas para GJ 3396 en la noche del 4 de enero de 2018.

Conocidos ya los datos de los que disponemos, vamos a ver que resultados hemos obtenido para cada objeto.

4.1. Target GJ 3396

Tras aplicar la segunda versión de la pipeline se obtienen las curvas de luz de nuestro target para cada una de las noches de las que disponemos, un total de 12 curvas de luz. En la Figura 12 se muestra como ejemplo una de ellas para la noche del 4 de enero del 2018 y el resto de noches se presentan en el Apéndice A. En esta curva de luz se observará la variabilidad del target y como se puede ver, ésta presenta una amplitud menor cuanto más rojo sea el filtro. Esto se debe a que es un objeto rojo, una M5.0V, por lo que su flujo es mayor en los filtros rojos, por lo que la SNR es mayor, y por tanto aparecerá una rms mayor en los filtros azules. Esto es el caso general, pero debido a la toma de datos hay veces en que algún filtro puede aparecer un ruido rms mayor, como por ejemplo en la Figura 12, donde el filtro r tiene más ruido que el g. La variabilidad del target nos da una amplitud máxima de las variaciones estelares de 0.1 mag para los filtros g y r, y de 0.025 mag para los filtros i y z_s. La amplitud de las variaciones estelares es mayor en el azul debido a que el contraste entre las manchas (relativamente frías) y el resto de la superficie estelar es mayor en el azul.

4.1.1. Cálculo del periodo de actividad estelar

Conseguidas todas las curvas de luz del target pasamos a analizarlas, primero estudiando la contribución de la estrella, la cual debemos sustraer de nuestros datos. La curva de luz de la noche del 4 de enero de 2018 es un buen ejemplo para ver esta contribución. Se puede ver como esta contribución se aproxima mucho a una señal sinusoidal (esto no siempre tiene por que ser así, ya que hay otros tipos de estrellas

variables que presentan señales más complicadas de modelar). Para sustraer esta señal habrá que calcular primero su periodo, para lo que haremos uso del LSP. Para hacer uso de ésta, vamos a utilizar el paquete *Astropy* de Python, el cual incluye una función *LombScargle*. Entonces, definimos un conjunto de frecuencias

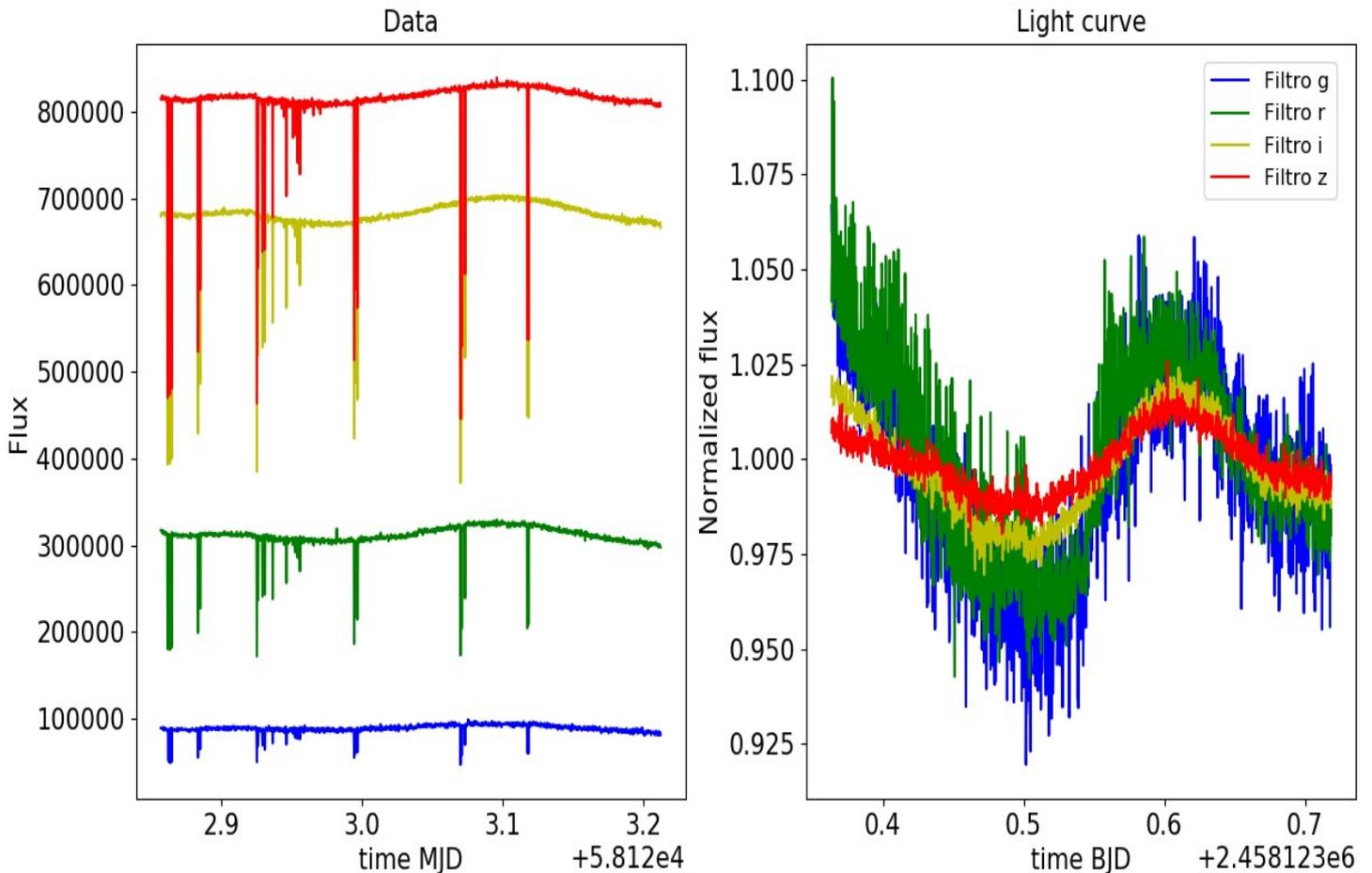


Figura 12. Curva de luz de GJ 3396 para la noche del 4 de enero del 2018, donde podemos observar la variabilidad de la estrella en un periodo casi completo. En azul se muestra la curva para el filtro g, en verde para r, en amarillo para i y en rojo para z.

para periodos entre 1 hora ya que es la duración de la noche más corta y 25 días que cubre el rango de todos los días observados en el mismo año. A este mado de frecuencias les aplicamos el LSP, obteniendo la potencia de cada una de ellas y, por tanto, el periodograma, tal y como se muestra en la *Figura 13*. Se observa claramente un pico mayor que el resto y coincide para los cuatro filtros, este es que nos dará nuestro periodo. Este pico se encuentra en la frecuencia para el filtro g de $4.35366 \text{ días}^{-1}$ y $4.35846 \text{ días}^{-1}$ para el resto de filtros, lo que corresponde con un periodo de 0.22969 y 0.22944 días, es decir, 13.7815 y 13.7663 horas respectivamente. Hay una pequeña diferencia de un 0.11% (0.912 segundos) producida por las noches del 2019 que el filtro g no dispone. El error en la frecuencia obtenida del periodograma vienen dados por el ancho del pico máximo, el cual es del orden de $1/\delta t$ donde δt es el intervalo de tiempo en el que se encuentran los datos. Contando el periodo en que se observan los datos seguidos, tenemos un intervalo de 20 días, por lo que el error será de 0.05 días^{-1} , lo que corresponde con un error en el periodo de 0.0026 días. Entonces la medida obtenida por periodograma la podemos expresar como (0.2297 ± 0.0026) días para el filtro g y (0.2294 ± 0.0026) días para el resto de filtros. Ambos valores solapan en el rango de su error, por lo que el resultado parece bueno.

Para ver la significancia del periodo debemos calcular el FAP de estos periodogramas, ya que ésta se define como $(1-FAP)$, el cual también está implementado en el mismo paquete con la función *false_alarm_level*, a la cual se le indica una FAP y te calcula un nivel a partir del cual, todos los picos que lo superen son significativos. Como ya habíamos adelantado en el capítulo anterior, el cálculo del FAP, y por tanto del nivel de significancia, tiene problemas cuando los datos se encuentran agrupados como ahora, y el resultado obtenido por el programa no tiene validez, ya que como se ve en la *Figura 14* el nivel de significancia a un 99.99% abarca todos los picos prácticamente, lo cual no tiene sentido. Por lo tanto, no

podremos ver mediante este método que significancia tiene nuestro periodo. Entonces, para comprobar que se ha obtenido correctamente el periodograma hacemos un análisis de las características que podemos extraer de él:

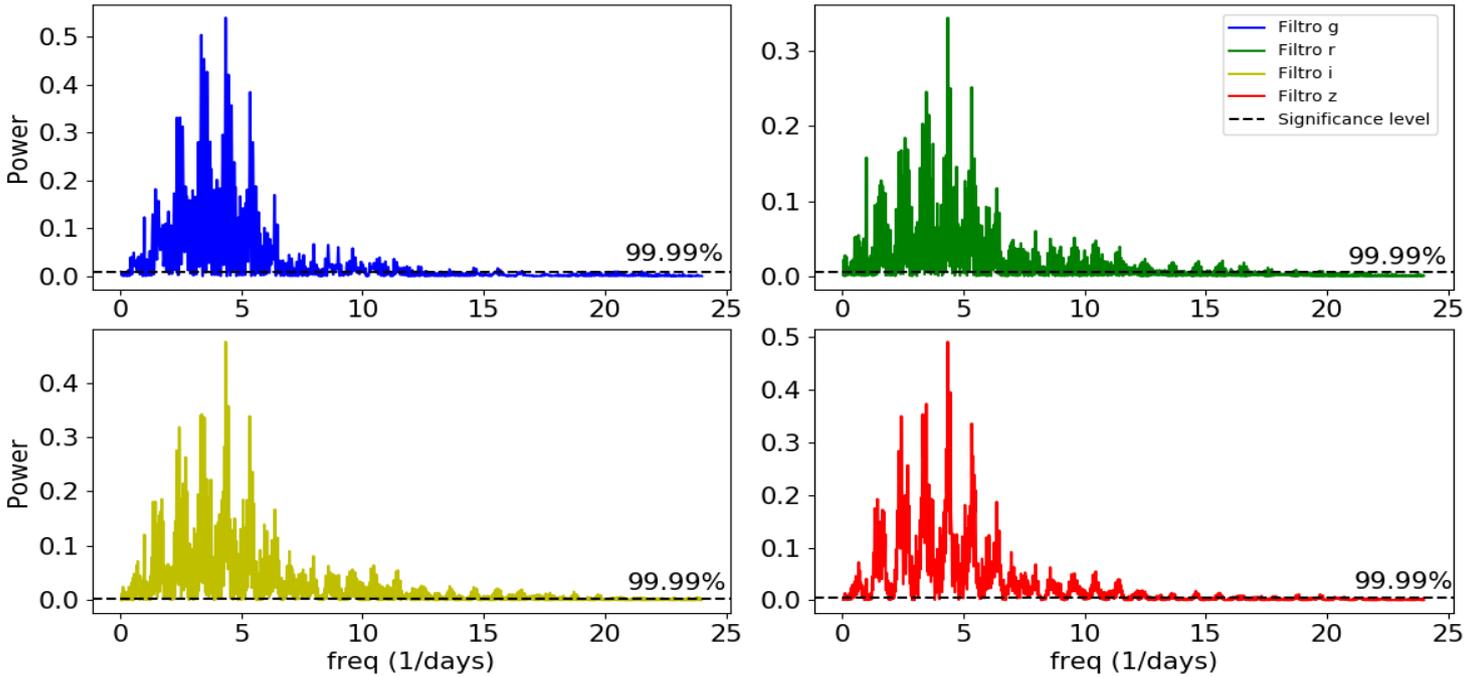


Figura 13. Periodogramas para los cuatro filtros g , r , i y z , junto con el nivel de significancia del 99.99% para cada uno de ellos.

1. La comprobación más básica y visual la realizamos observando los datos. Observamos una noche en la que se pueda ver el periodo prácticamente completo, por ejemplo, la noche mostrada antes del 4 de enero del 2018, en la que dio tiempo a que se completara un periodo. Tomamos el valor del máximo y del mínimo y calculamos la diferencia entre ellos, que es el semiperiodo. Obtenemos que este es de aproximadamente 0.11 días, coherente con el resultado del periodograma.
2. Para comprobar que nuestro pico no está producido por la ventana espectral representamos para ver donde que su pico principal no corresponde con nuestro pico. En la Figura 14 se muestra la ventana espectral en el mismo rango de frecuencias que se ha calculado el periodograma. Lo primero que observamos es el pico principal se da en la frecuencia de 1 día y los picos grandes al lado del principal aparecen en 2 días y 3 días, es decir, desplazados por un día. Para la frecuencia que nos da nuestro periodo no se observa ningún pico significativo. Estos alias aparecen representados en los picos secundarios de nuestro periodograma. El valor de estos picos se realiza mediante la función `find_peaks` del paquete Scipy, la que nos indica que estos aparecen para las frecuencias 2.44127225, 3.47175835, 4.35845569 (pico máximo), 5.34580516 y 6.38108422. Rápidamente se observa que estos picos están separados de la frecuencia por N días, siendo N un número entero. Por tanto tenemos que el pico principal no ha sido producido por la ventana espectral y los siguientes picos son producidos por este alias de la ventana espectral.
3. Por último hacemos un doblado en fase de todos estos datos, el cual se muestra en la Figura 15. Para ello, damos un valor de fase a cada punto y lo representamos frente a su valor de flujo normalizado. Para calcular la fase de cada punto debemos primero marcar un tiempo cero, es decir, el primer valor de tiempo con el que empieza la serie temporal. Este punto será la fase inicial que será cero y después para calcular la fase del resto de puntos hacemos uso de la expresión:

$$(25) \quad \phi = Dec\left(\frac{t - T_0}{P}\right)$$

donde t es el tiempo del punto, T_0 el tiempo inicial y P el periodo. El resultado obtenido es coherente con el periodo calculado ya que se puede apreciar bastante bien como se ajusta a una sinusoidal. Los puntos más alejados son debidos al ruido o a la actividad estelar no periódica, como es el caso de los

flares. Podemos distinguir una curva sinusoidal con el periodo calculado, que es la debida a la mancha principal que provoca la variabilidad, y curvas menores y fuera de fase (sobre todo observables en los filtros g y r) que deben ser producidas por manchas secundarias que aparecen y desaparecen o por cambios de amplitud de la mancha principal. En la representación de los filtros r, i y z, se puede apreciar perfectamente dos picos seguidos debidos a dos flares de los datos originales. Estos dos flares pertenecen a las noches de 2019, por lo que no aparece en el filtro g.

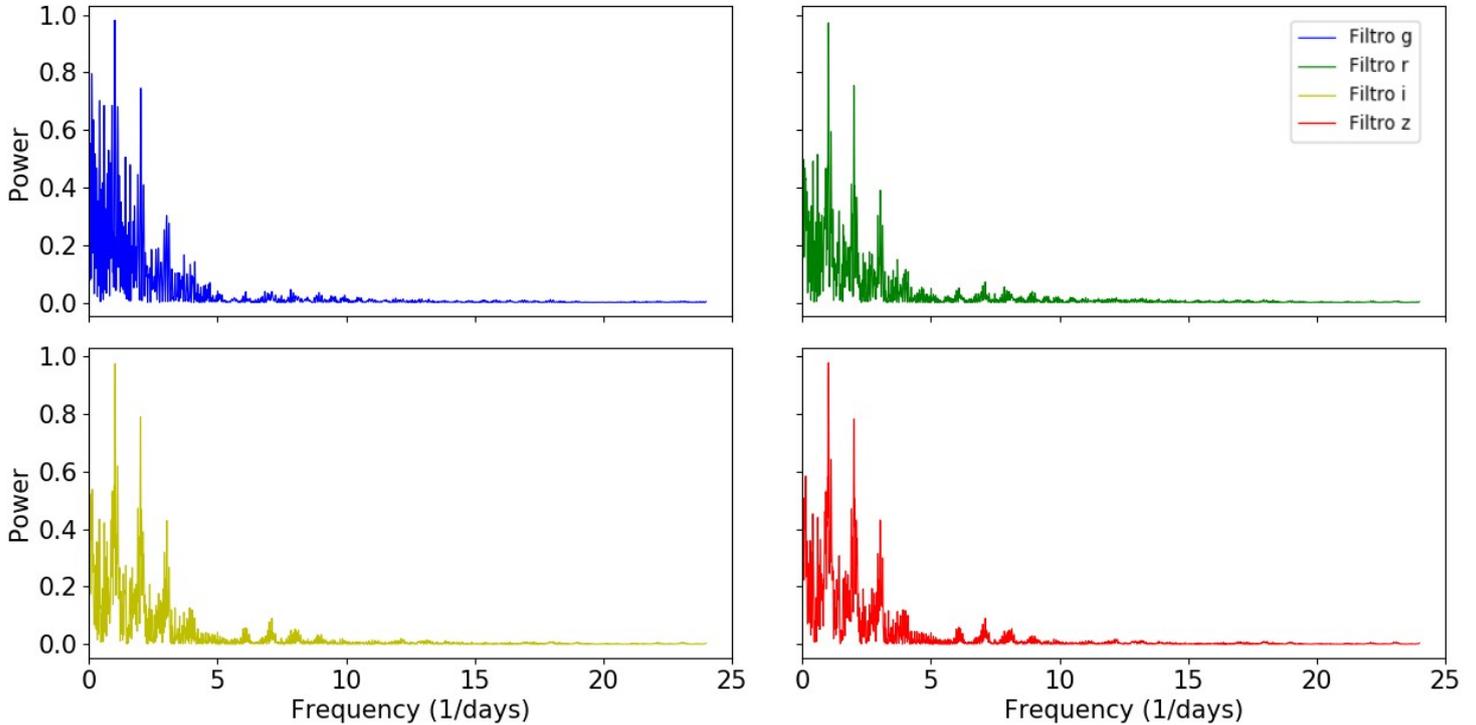


Figura 14. Ventanas espectrales de los periodogramas para cada uno de los filtros en sus colores típicos: g en azul, r en verde, i en amarillo y z_s en rojo.

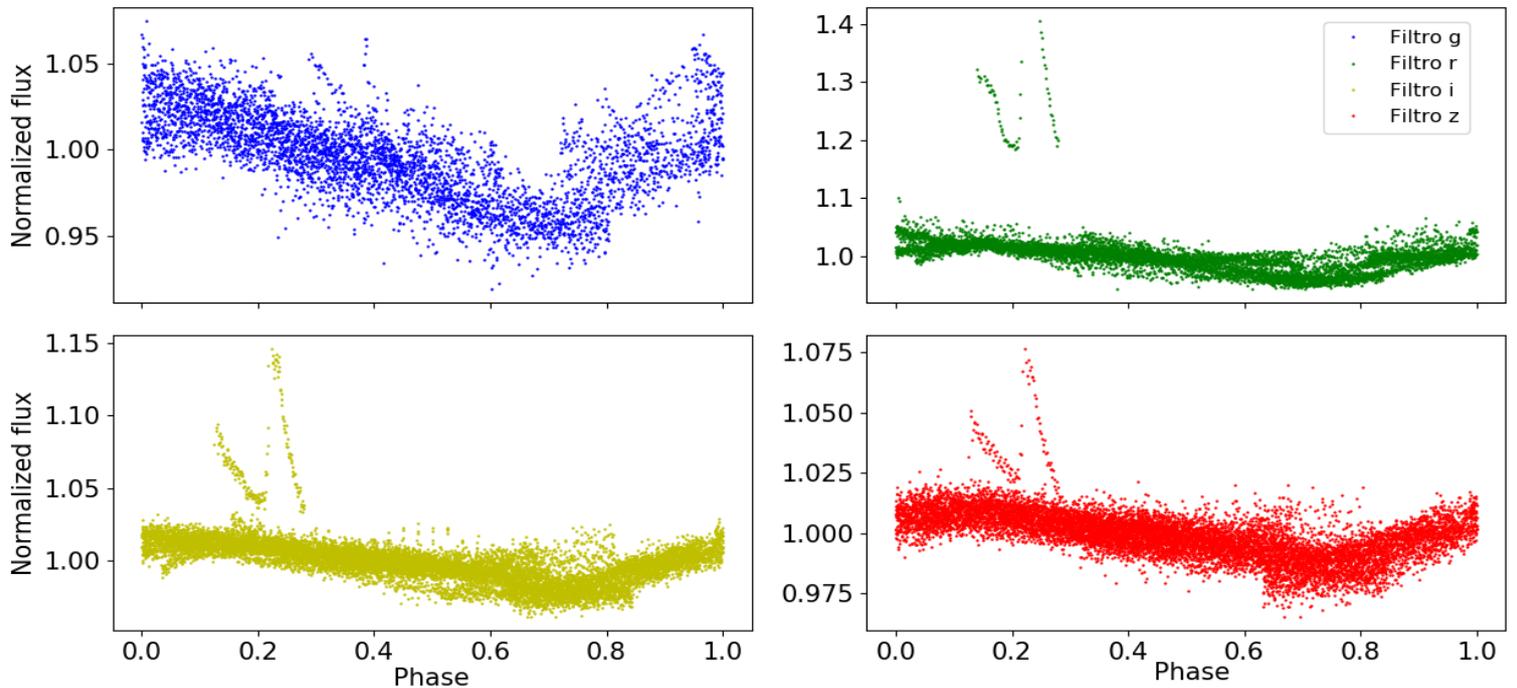


Figura 15. Representación del flujo doblado en fase de todas las curvas de luz para cada uno de los filtros.

El hecho de poder comprobar que estas propiedades se cumplen nos indicará que el periodograma que se ha obtenido mediante el LSP es correcto, y el error que se produce en la medida viene dado por la el

intervalo de tiempo en el que hemos observado. Por lo que fijamos el periodo con el valor de $P=(0.2294\pm 0.0026)$ días.

4.1.2. Aplanamiento de las curvas de luz

Calculado este periodo podemos proceder a sustraer la contribución variable de la estrella. Para ello intentamos ajustar una sinusoidal con el periodo calculado, optimizando los valores de la amplitud, la fase y el offset de altura mediante la función `curve_fit` del paquete `Scipy`. Se consigue ajustar los datos, y al mismo tiempo se compara con el modelo que se obtiene directamente de la pipeline para las curvas de luz. En la *Figura 16* se muestra ambos ajustes para la misma noche ejemplo. Dependiendo de la noche, los valores tendrán un mejor ajuste con nuestro método o con el modelo de aplanado de la pipeline, dependiendo sobre todo de en que fase este la sinusoidal o de si hay algún efecto de flare en la curva de luz. Viendo el resultado del ajuste no quedamos conformes, por lo que se representa en la *Figura 17* cuatro noches consecutivas en el filtro z_s sobre una sinusoidal para ver cual es el problema. Como se puede ver, la amplitud y el offset puede variar de noche a noche, por lo que no conseguimos un ajuste perfecto ni en el filtro con menor ruido debido a que las variaciones de la estrella no siguen una sinusoidal perfecta. Esto junto con la contribución de los flare hace que el ajuste no sea bueno en muchos de las noches de las que disponemos.

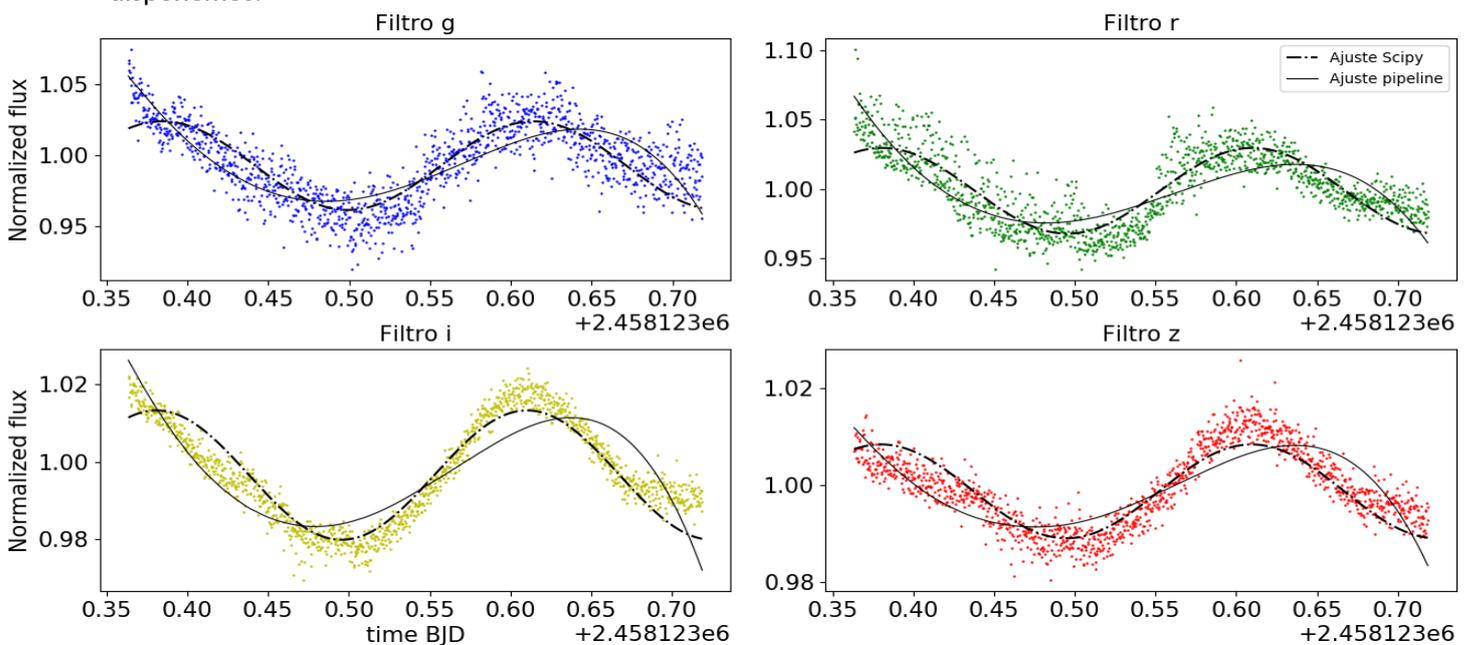


Figura 16. Representación del ajuste obtenido por el paquete Scipy y por la pipeline para cada filtro en la noche del 4 de enero del 2018.

Como este ajuste no nos vale para aplanar correctamente la curva de luz vamos a trabajar con un suavizado de frecuencias largas, mediante el método Savitzky-Golay (SG). Este método utiliza los mínimos cuadrados para una pequeña ventana de los datos, devolviendo un polinomio, el cual usa luego para estimar el punto en el centro de la ventana y entonces desplaza la ventana un punto adelante y repite el proceso hasta que cada punto de los datos se haya ajustado de manera óptima en relación a sus vecinos. Este filtrado funciona muy bien en muestras muy ruidosas e incluso en señales no periódicas y no lineales. El hecho de trabajar en frecuencias largas significa que la ventana que creará será grande para no suavizar el tránsito en caso de que exista. Se filtra con frecuencias que crean ventanas que abarquen los datos de la mitad de la noche en que se observa y se espera encontrar tránsitos de entre 1 y 4 horas de duración Este método también viene incorporado como la función `savgol_filter` del paquete `Scipy`. Aplicamos este suavizado a todas las noches, se muestra como ejemplo en la *Figura 18* la noche con la que hemos trabajado hasta ahora. Ahora si obtenemos un ajuste mucho mejor que los anteriores, tanto el ajuste realizado por una sinusoidal como el ajuste realizado con el modelo que proporciona la segunda versión de la pipeline y podemos proceder a quitárselo a nuestra curva de luz, produciendo así el aplanamiento de esta. Este proceso se repite para todas las noches. Finalmente ya disponemos de los datos listos para ser analizados y buscar tránsitos en ellos.

GJ 3396: 18/01/09-18/01/12

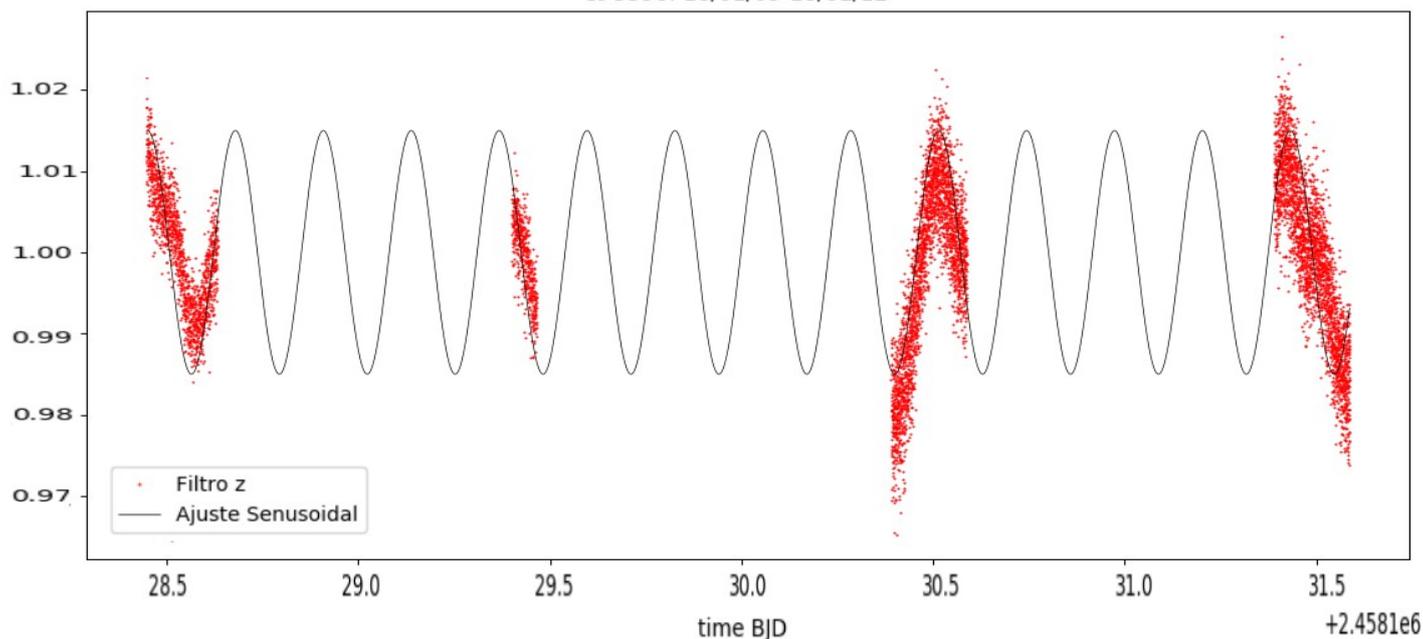


Figura 17. La línea continua representa una función sinusoidal con amplitud media de todas las noches y las curvas de luz las para cuatro noches consecutivas del 9 al 12 de enero del 2018.

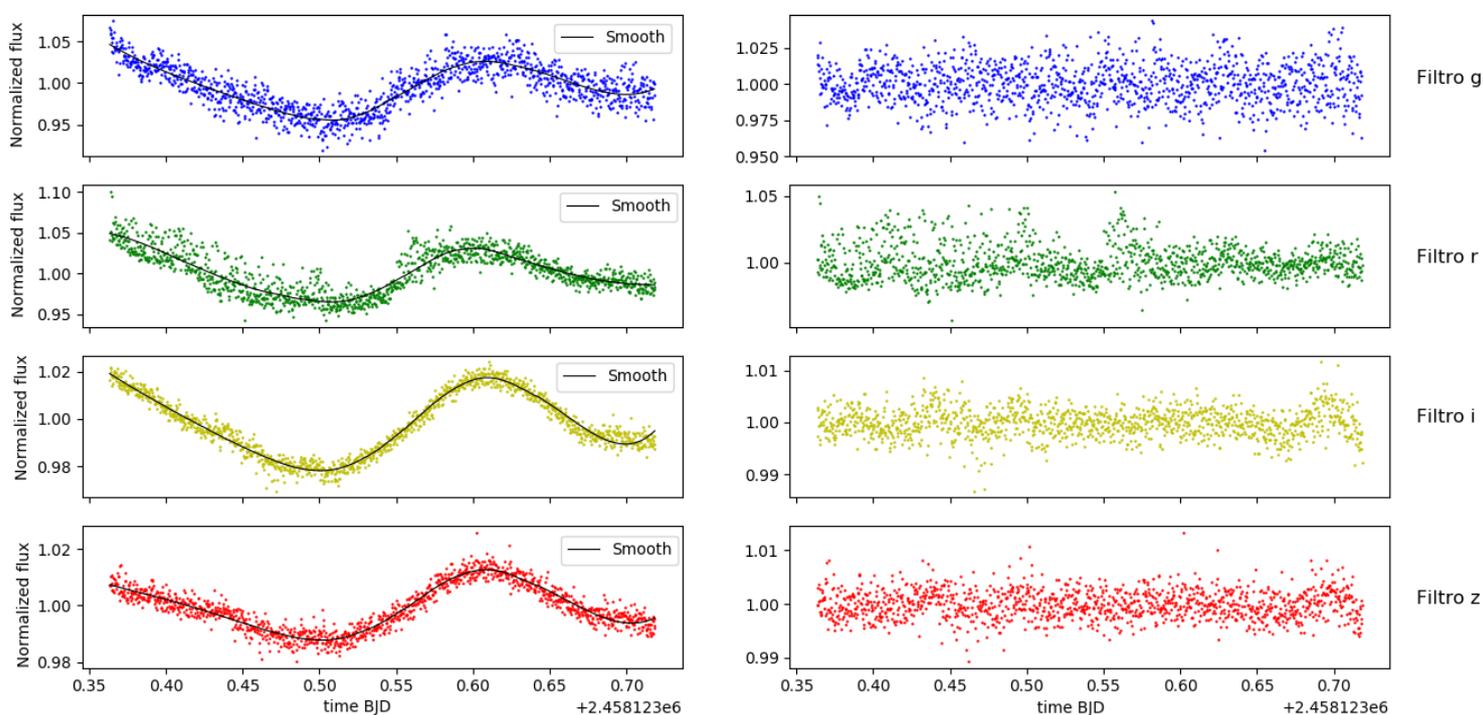


Figura 18. Izquierda: Curvas de luz para cada filtro de la noche del 4 de enero del 2018. La línea continua representa el modelo obtenido por el suavizado. Derecha: Curvas de luz aplanadas tras sustraerle la contribución variable del suavizado

Además, repetiremos la obtención de estas curvas de luz aplanadas mediante la utilización de la tercera versión de la pipeline, para así poder compararlas y ver cual de las dos sería más conveniente utilizar para la búsqueda de tránsitos. Tras iterar hasta conseguir el menor valor posible del ruido se obtienen todas las curvas de luz aplanadas. Los valores medios de ruido rms que proporciona el ajuste son de 11.96 ppt para el filtro g, 14.55 ppt para el filtro r, 5.24 ppt para el i y 5.21 ppt para el z, siendo mucho menor para los filtros i y z, tal y como se había dicho anteriormente. El filtro g presenta menos ruido que el r debido a que las noches del 2019, donde no existen datos del filtro g, son bastante más ruidosas que las del 2018. Por esta razón es por la que se trabaja con los filtros i y z, a la hora de buscar tránsitos, ya que tienen un ruido mucho más pequeño y el tránsito será mucho más claro. En la Figura 19 representamos las curvas de luz

aplanadas obtenidas ahora mediante esta pipeline para la noche del 4 de Enero de 2018. En la *Figura 20* se muestra estas curvas aplanadas junto con las que hemos obtenido aplanando manualmente mediante el suavizado de este mismo día.

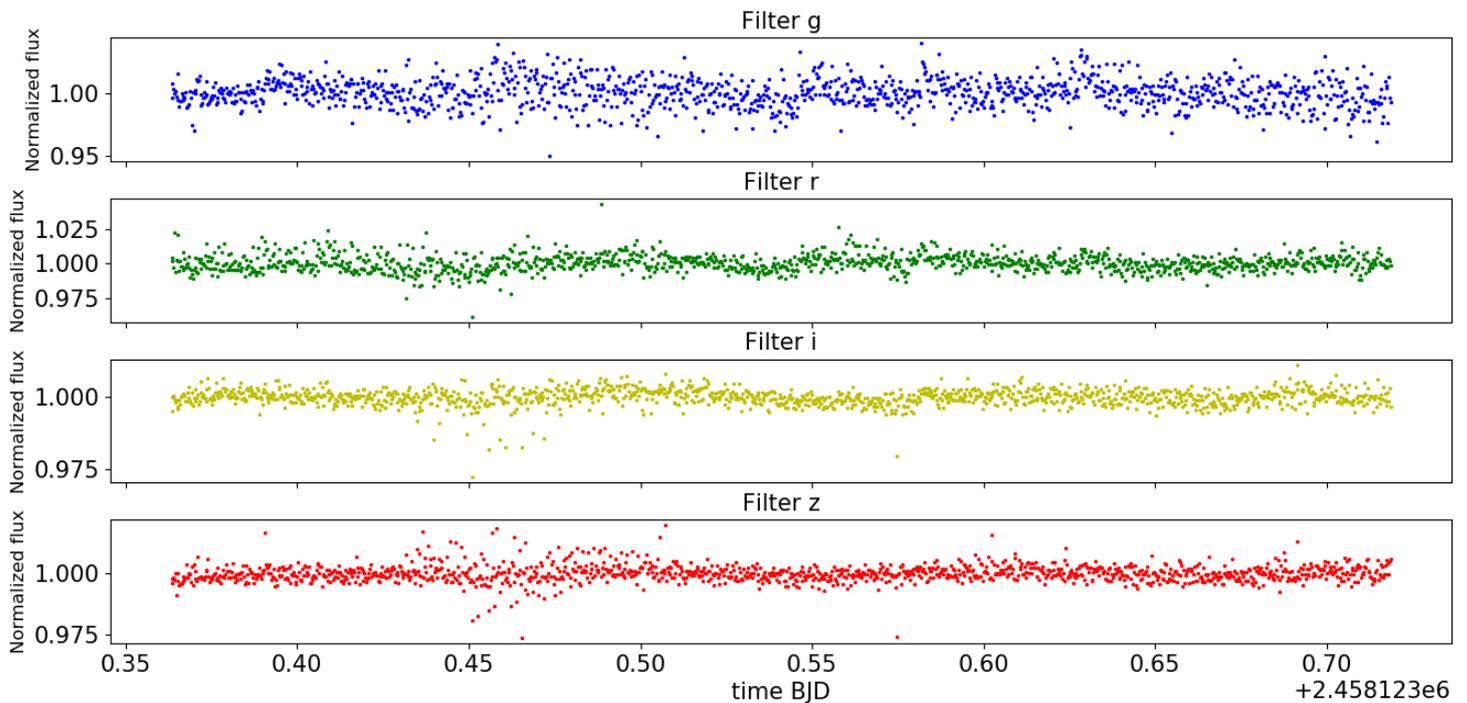


Figura 19. Curvas de luz aplanadas obtenidas mediante la tercera versión de la pipeline.

Analizando las curvas planas de la noche del 4 de Enero del 2018 en la *Figura 20* podemos ver que para el filtro g se obtiene un resultado similar, algo más ruidoso en el suavizado, en el filtro r es mejor el ajuste que realiza la pipeline y en los filtros i y z se obtiene una curva con menor ruido cuando ajustamos mediante el suavizado de frecuencias largas. Esto se repite para el resto de noches, por lo que como los filtros i y z son los que utilizaremos para buscar un tránsito, vamos a trabajar con las curvas aplanadas que hemos obtenido nosotros.

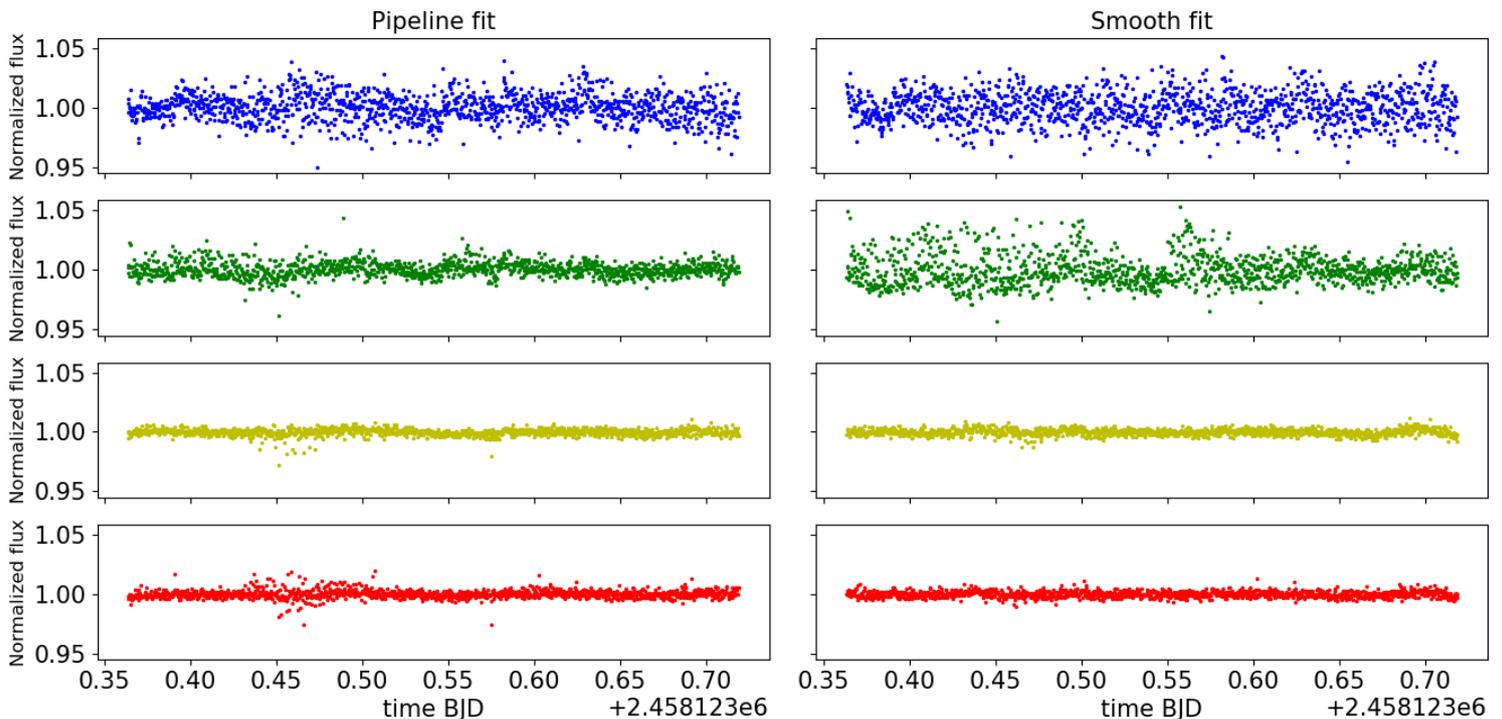


Figura 20. Imagen comparativa de las curvas aplanadas en todos los filtros para la noche del 4 de Enero de 2018. Los colores utilizados son los típicos de los filtros: rojo para el filtro g, verde para el r, amarillo para el i y rojo para el z

4.1.3. Búsqueda de tránsitos

Para este análisis de las curvas y la búsqueda del tránsito vamos a aplicar el algoritmo BLS en los filtros i y z_s de las curvas aplanadas que hemos obtenido manualmente, donde el ruido es mucho menor. Como ya se fue adelantando, se producen errores en el resultado cuando los datos están agrupados y en este caso, los datos no se agrupan de día en día, si no que algunos pueden presentar una separación de varios días, por lo que aún añadiendo una señal uniforme de valor unidad el BLS no es capaz de encontrar bien ninguna solución.

El análisis visual, se realiza mediante el análisis individual de cada noche en los filtros i y z_s . En el *Apéndice B* se muestran todas estas curvas de luz planas para estos filtros. Estas curvas abarcan un rango en el eje de flujo de entre 0.990 y 1.01 en el caso general, apareciendo muy pocos puntos por encima o debajo de este rango. Los puntos que superan este rango se corresponden con flares, como en la noche 190214 donde aparecen dos flares seguidos muy intensos. Estos dos flares son los que aparecen reflejados en la curva del flujo doblado en fase. En esta última, antes de los flares tenemos un bajón considerable que no se debe confundir con una señal de tránsito ya que como se puede comprobar, el bajón se reduce a la mitad en el filtro z_s . Las noches 180123, 180124 y 190212 la densidad de puntos que hemos obtenido es considerablemente menor que en el resto de noches debido a que se recortó parte de la noche en el caso de las dos primeras y en la tercera se observó durante menos tiempo. Tras examinar detenidamente todas estas imágenes se concluye que no existe ningún tránsito, lo que significa que o no existe ningún exoplaneta en el sistema o este no produce efecto de tránsito debido a su órbita o el pequeño tamaño del planeta impide detectarlo entre la señal.

Para el ruido rms que se obtiene de las curvas de luz aplanadas en los filtros i y z_s y haciendo uso de la fórmula (12) podemos estimar a partir de que tamaño dejaríamos de detectar un exoplaneta: necesitamos obtener valores de flujo normalizado menores de 0.99 para poder separarlo del ruido, es decir, necesitamos una diferencia del flujo mayor de 0.01, lo que implica una relación $R_p/R_s \geq 0.1$. Como hemos calculado anteriormente un radio de $(0.150 \pm 0.009) R_\odot$, no detectaremos un exoplaneta con radio un radio $R_p \leq (1.64 \pm 0.1) R_\oplus$. Podemos estimar un valor del periodo orbital mínimo que podríamos detectar en nuestros datos, ya que si en la representación de los datos doblados en fase para ciertos periodos orbitales y ver que rango cubre nuestros datos. Obtenemos que podríamos detectar un exoplaneta con un periodo orbital de 0.75 días con un nivel de confianza superior al 95%, mientras que uno de periodo orbital de 0.9 días ya tendríamos un nivel de confianza entorno al 75%. La representación de estos periodos se muestra en la Figura 21 y en la Figura 22 donde se puede ver el porcentaje de datos que no cubriríamos.

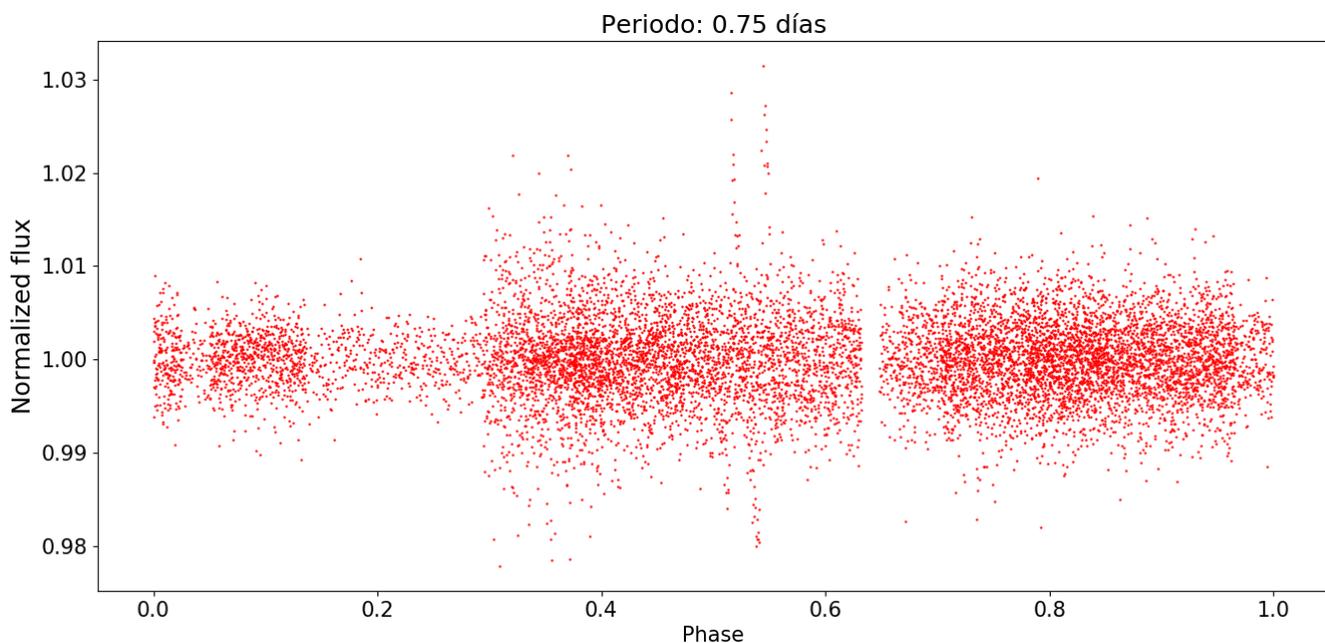


Figura 21. Datos del filtro z doblados en fase para un periodo de 0.75 días. Hay una pequeña porción de los datos que no se cubre

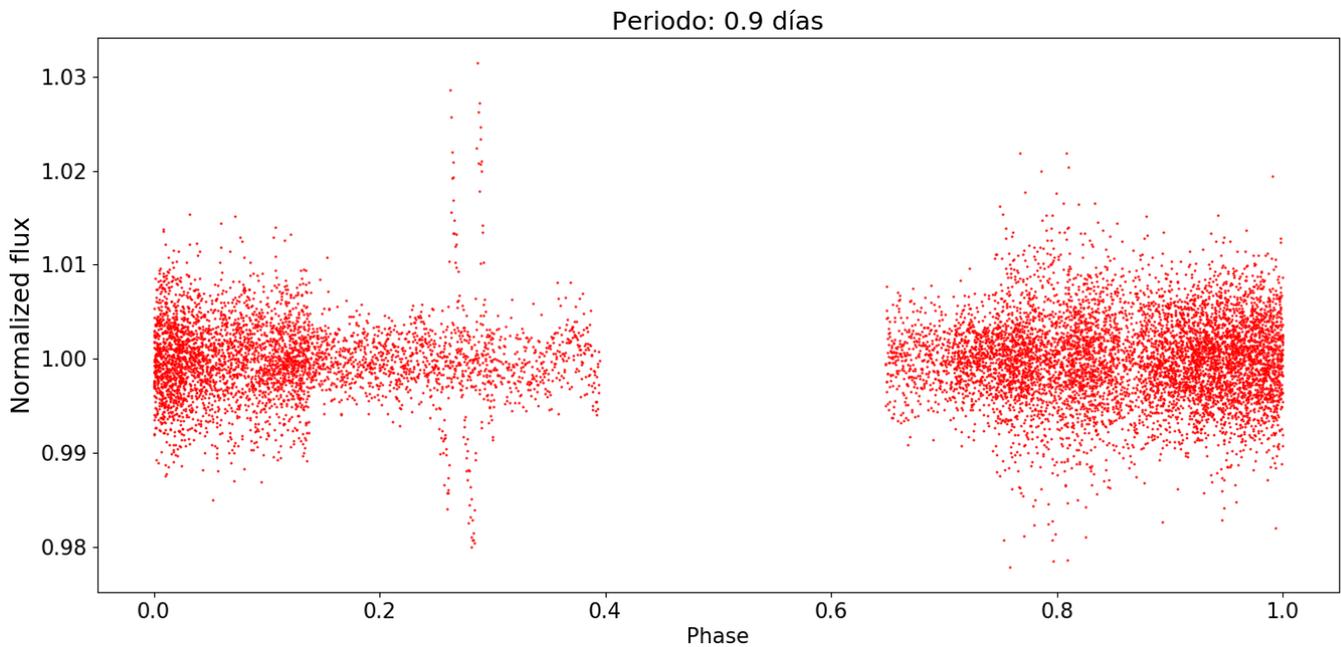


Figura 22. Datos del filtro z doblados en fase para un periodo de 0.9 días. Hay una porción de los datos que no se cubre

4.2. Target 1RXSJ1733

Para este objeto sólo debemos repetir todo el proceso que se ha llevado a cabo para el target anterior, teniendo en cuenta que en este se trabajaron con 40 noches manualmente y 45 de forma automática mediante la tercera versión de la pipeline. También se tiene en cuenta que este target tiene una actividad de flares mucho mayor que el anterior, los cuales aparecen en un prácticamente todas las noches, apareciendo incluso dos flares en la misma noche en algunos casos. Por esta razón haremos un pequeño análisis de los flares para este objeto ya que tienen bastante importancia en su actividad estelar.

Como en el caso anterior, aplicamos la segunda versión de la pipeline para así obtener las curvas de luz de las noches fotométricamente buenas, obteniendo un total de 40 curvas de luz. En la Figura 23 mostramos como ejemplo los datos y la curva de luz para la noche del 27 de julio del 2018 y en el Apéndice A se mostrarán el resto, además de el conjunto de todas estas en el tiempo. En este ejemplo ya podemos ver varias características. Por un lado, se observa que al final de la noche los datos del filtro z se van de golpe a 0 debido a algún tipo de error. Y por otro lado, en esta misma noche se pueden observar hasta 3 flares, uno (el central) mucho más intenso que los otros dos, a ambos lados de este. Se observa claramente en la curva de luz como se produce una gran subida del flujo normalizado, sobretodo en el filtro g y también en el r.

4.2.1. Cálculo del periodo de actividad estelar

Calculadas todas las curvas de luz, procedemos a calcular el periodo para substraer la contribución variable. En este caso, observando el conjunto de las curvas, podemos decir también que se aproxima bastante bien a una sinusoidal. Hacemos de nuevo uso del LSP del paquete *Astropy* con el mismo mallado de frecuencias y obtenemos el periodograma, que se muestra en la Figura 24. Volvemos a conseguir un pico mayor que el resto y que coincide en los cuatro filtros. Este se encuentra en situado en la misma frecuencia para todos los filtros, $3.75934 \text{ días}^{-1}$, que equivale a un periodo de 0.266004431 días , es decir, 6.384106 horas . El error lo obtendremos de nuevo por la anchura del pico principal que es del orden de $1/\delta t$ y el intervalo de tiempo en el que se ha observado este objeto es de 139 días. Obtenemos un error en la frecuencia de 0.0072 días^{-1} lo que se traduce en un error en el periodo de $5.1 \cdot 10^{-4} \text{ días}$, por lo que podemos expresar los valores del periodo como $(0.26600 \pm 0.00051) \text{ días}$.

Igual que antes, no podremos calcular correctamente el valor de la FAP y, por tanto, el nivel de significación, obteniendo siempre que todos los picos son significativos tal y como se puede ver en la Figura 23. Volvemos a comprobar si se cumplen las características típicas del periodograma:

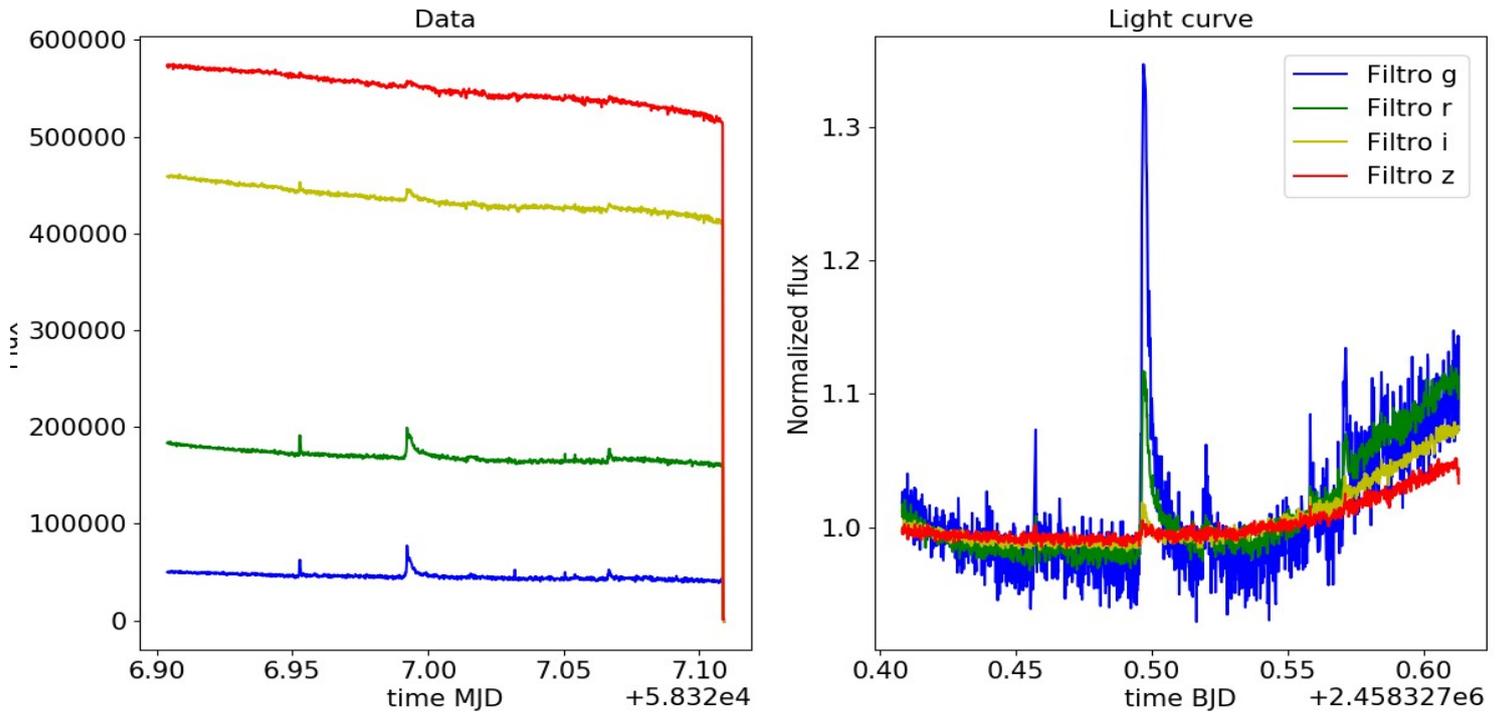


Figura 23. Curva de luz de 1RXSJ1733 para la noche del 27 de julio del 2018, donde podemos observar la variabilidad de la estrella en un periodo casi completo. Los colores de los filtros se muestran en la leyenda.

1. *Comprobación visual:* Tomamos la curva de luz de la noche del 30 de abril de 2018 (Ver Apéndice A), en la cual se observa medio periodo. Obtenemos que este es de aproximadamente 0.13 días y por lo tanto, nuestro resultado es coherente.
2. *Ventana espectral y picos secundarios:* Representamos la ventana espectral en la Figura 25 para comprobar que nuestro pico principal del periodo no corresponde con los picos de la ventana espectral. En la ventana espectral observamos que el pico principal se da en la frecuencia de 1 día^{-1} y sus picos secundarios aparecen para 0.5 y 2 días^{-1} , pero en la frecuencia de $3.75934 \text{ días}^{-1}$ no aparece ningún pico, por lo que este pico parece ser real. Los picos secundarios que se observan en las frecuencias 2.75760752, 3.75933587, 4.76106421 (pico máximo), 5.76279256 días^{-1} , los cuales están separados por una frecuencia de 1 día, es decir, han sido creados por los alias de la ventana espectral. Por tanto el pico que nos da nuestro periodo es real.

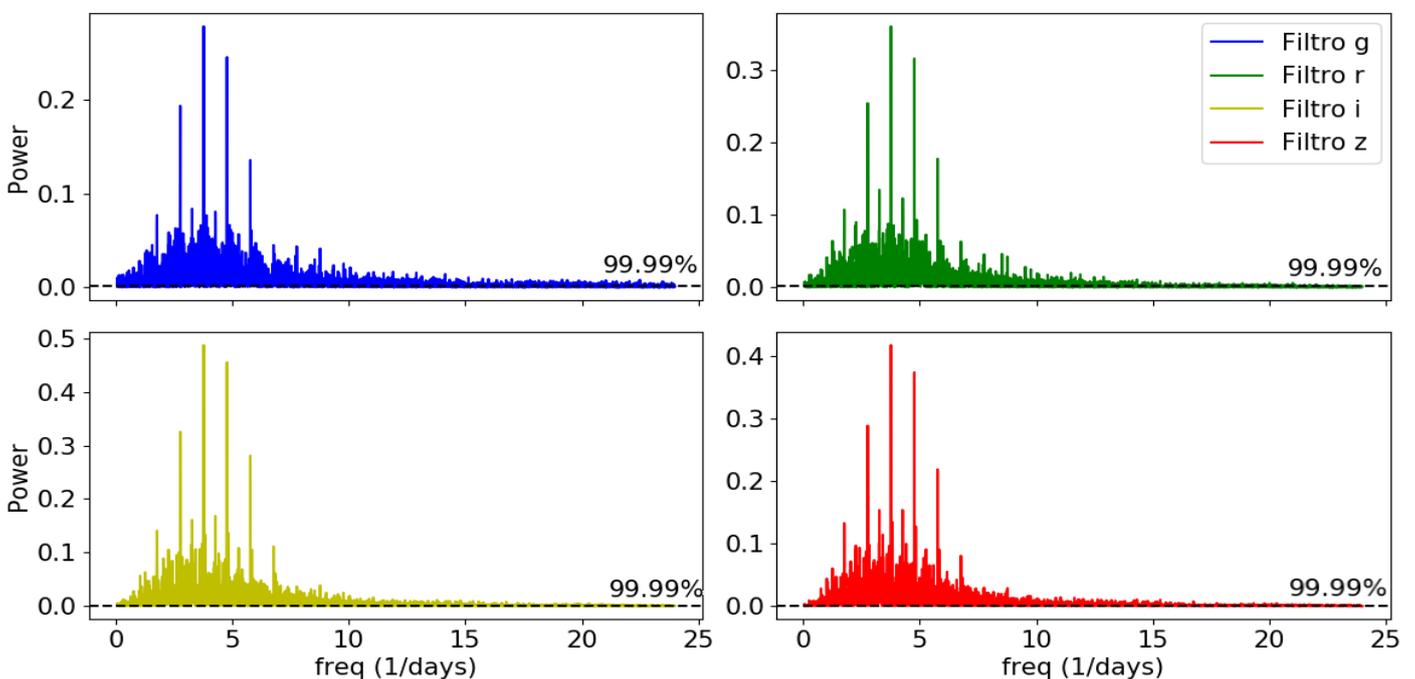


Figura 24. Periodogramas para cada filtro de 1RXSJ1733 junto con el nivel de significancia del 99% (línea discontinua)

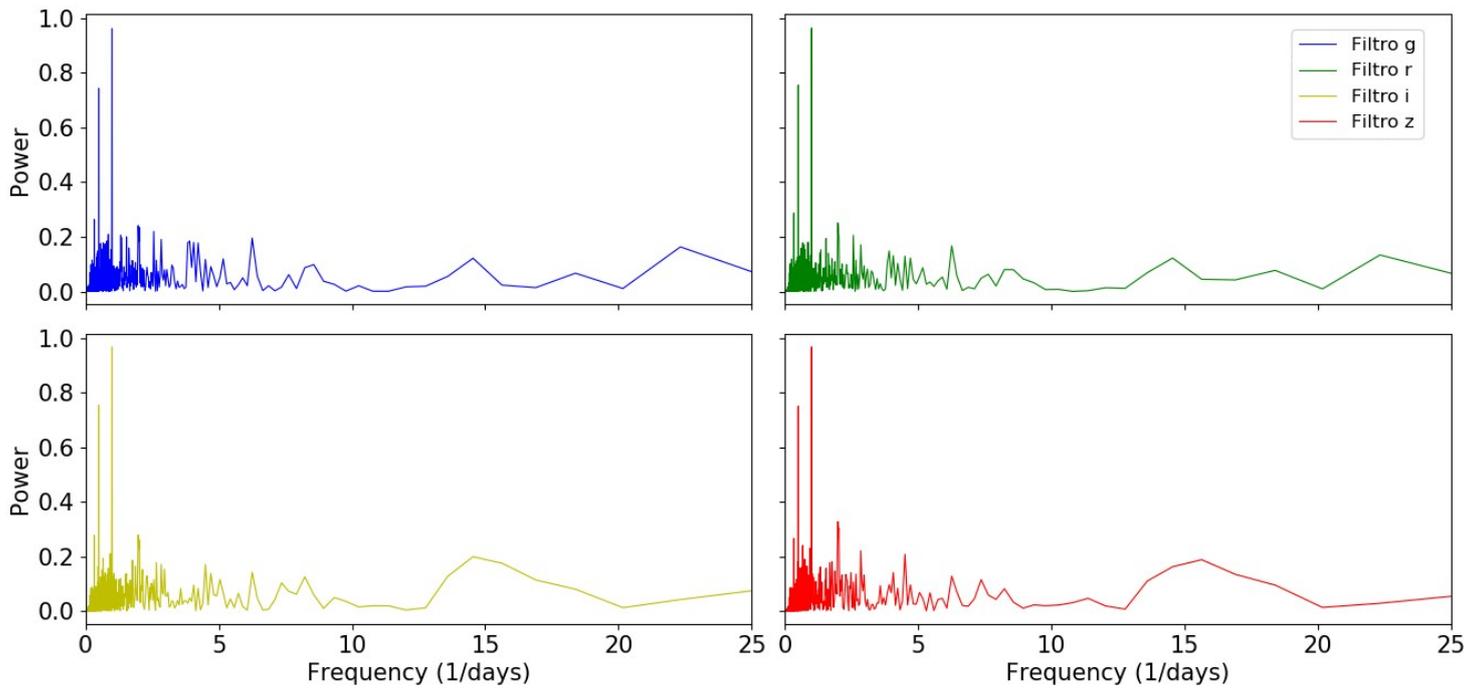


Figura 25. Ventanas espectrales de los periodogramas para cada uno de los filtros en sus colores típicos.

3. *Doblado en fase*: Repetimos el proceso anterior y obtenemos el flujo doblado en fase aplicando la ecuación (25) y lo representamos en la Figura 26. En los filtros i y z_s se distingue mejor la contribución sinusoidal de la mancha principal debido a que en ellos la actividad estelar de flares afecta menos. Se puede apreciar rápidamente que este target tiene una gran actividad, mostrando una gran cantidad de curvas menores fuera de fase debidas a manchas secundarias pasajeras o por a que la mancha principal se desfasa o debido a que la mancha principal se desplaza en latitud y cambia su periodo ligeramente en el caso de que haya rotación diferencial aunque esto se tendría que comprobar analizando como varía la curva día a día. Además, aparecen una gran cantidad de picos que representa los flare. Todo esto produce que los filtros más afectados, el g y el r, aparezcan con mucho ruido. Finalmente podemos concluir que este resultado es coherente con el periodo calculado ya que aparece bien definida la sinusoidal que produce este periodo.

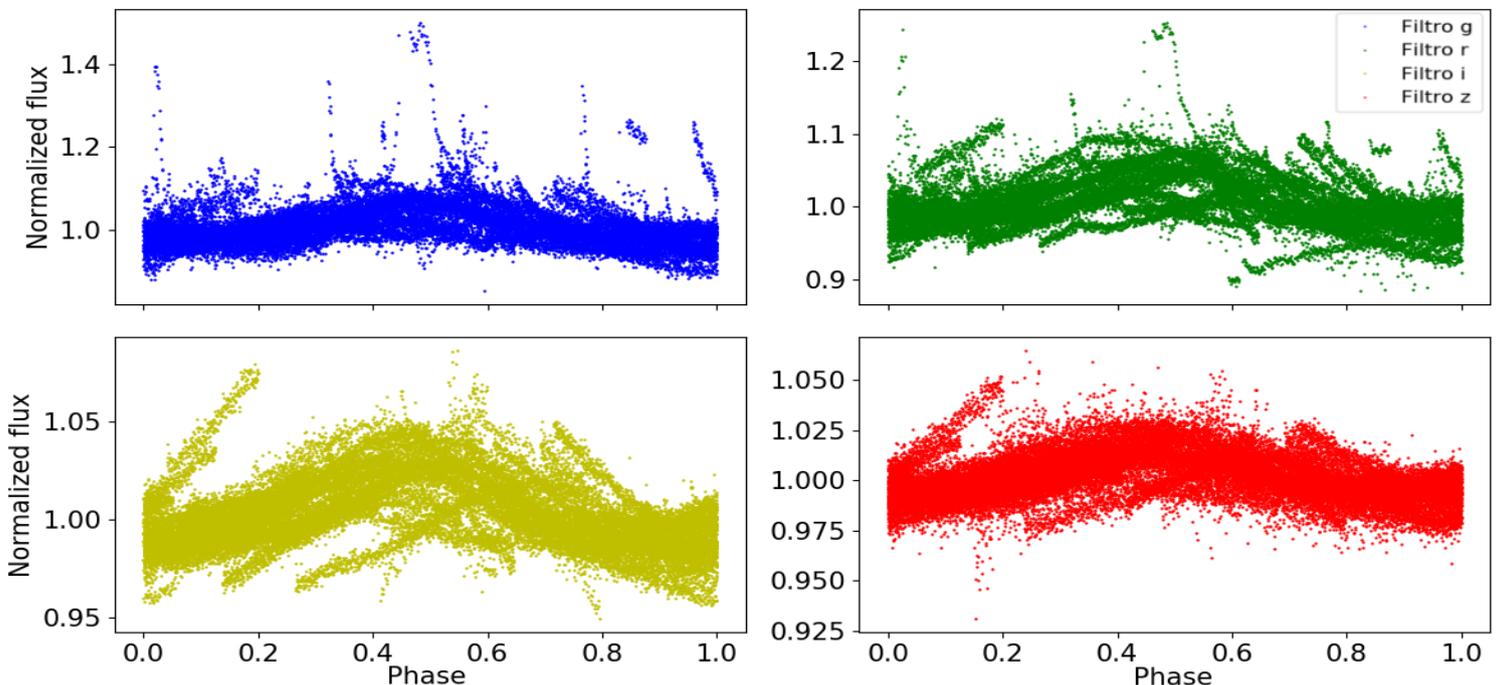


Figura 26. Representación del flujo doblado en fase de todas las curvas de luz para cada uno de los filtros.

Podemos decir entonces, que el periodograma no ha producido ningún error y este periodo será valido con un valor de $P=(0.26600\pm 0.00034)$ días.

4.2.2. Aplanamiento de las curvas de luz

Ya podemos crear el modelo para sustraer la contribución variable de la estrella ajustando una curva sinusoidal de periodo fijo. Al tener mucha más actividad estelar, estos modelos serán aún peor que para el caso anterior, igualmente se realiza para todas las noches y se comprueba ciertamente que no ajusta bien. En la *Figura 27* se muestra las curvas de luz para el 27 de Julio del 2018 con los ajustes producidos por la segunda versión de la pipeline y el realizado ajustando la sinusoidal. El ajuste de la sinusoidal no se ajusta para nada a los datos, debido a la alta actividad de la estrella lo que hace que se aproxime mucho menos a una senoide perfecta. El modelo que obtiene la pipeline ajusta mejor que para el target anterior, aunque sigue fallando para muchas de las noches.

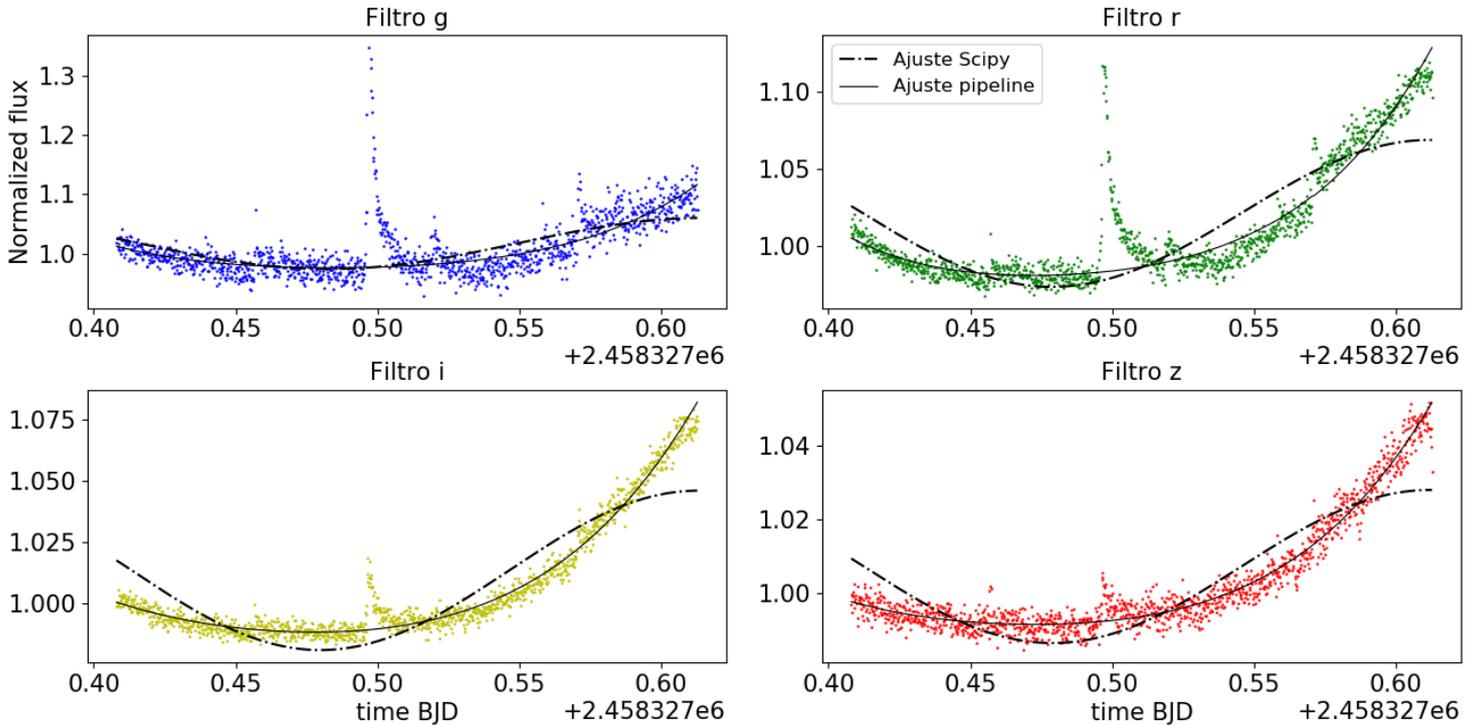


Figura 27. Representación del ajuste obtenido por el paquete Scipy y por la pipeline para cada filtro en la noche del 27 de Julio del 2018.

Por lo tanto, vamos a trabajar de nuevo con el suavizado de frecuencias largas con el método SG. En la *Figura 28* se muestra el resultado del ajuste y la curva aplanada para la noche de ejemplo. En este ejemplo podemos ver como claramente el flare de mayor intensidad afecta al ajuste en los puntos más cercanos, pero sin mucha repercusión en el resultado final. En la curva aplanada podemos ver los puntos de los tres flares que están por encima del resto

Volvemos a calcular mediante la tercera versión de la pipeline las curvas de luz aplanadas. Finalmente, obtenemos todas las curvas aplanadas, consiguiendo un valor medio de ruido rms de 19.05 ppt para el filtro g, 9.97 ppt para el r, 3.74 ppt para el i y 4.05 ppt para el z. De nuevo tenemos mucho menos ruido para los filtros i y z. En la *Figura 29* se compara estos resultados con las curvas aplanadas obtenidas anteriormente mediante el suavizado con frecuencias largas. En este caso, en el ajuste a los flares para los filtros g y r se obtiene un mejor ajuste trabajando con el suavizado, el cual no se ve tan afectado por los valores extremos. En cuanto a los filtros i y z, en este ejemplo no parece haber gran diferencia entre los ajustes, pero observando el resto de noches se vuelve a tener que se ajusta mejor en el ajuste realizado mediante el suavizado.

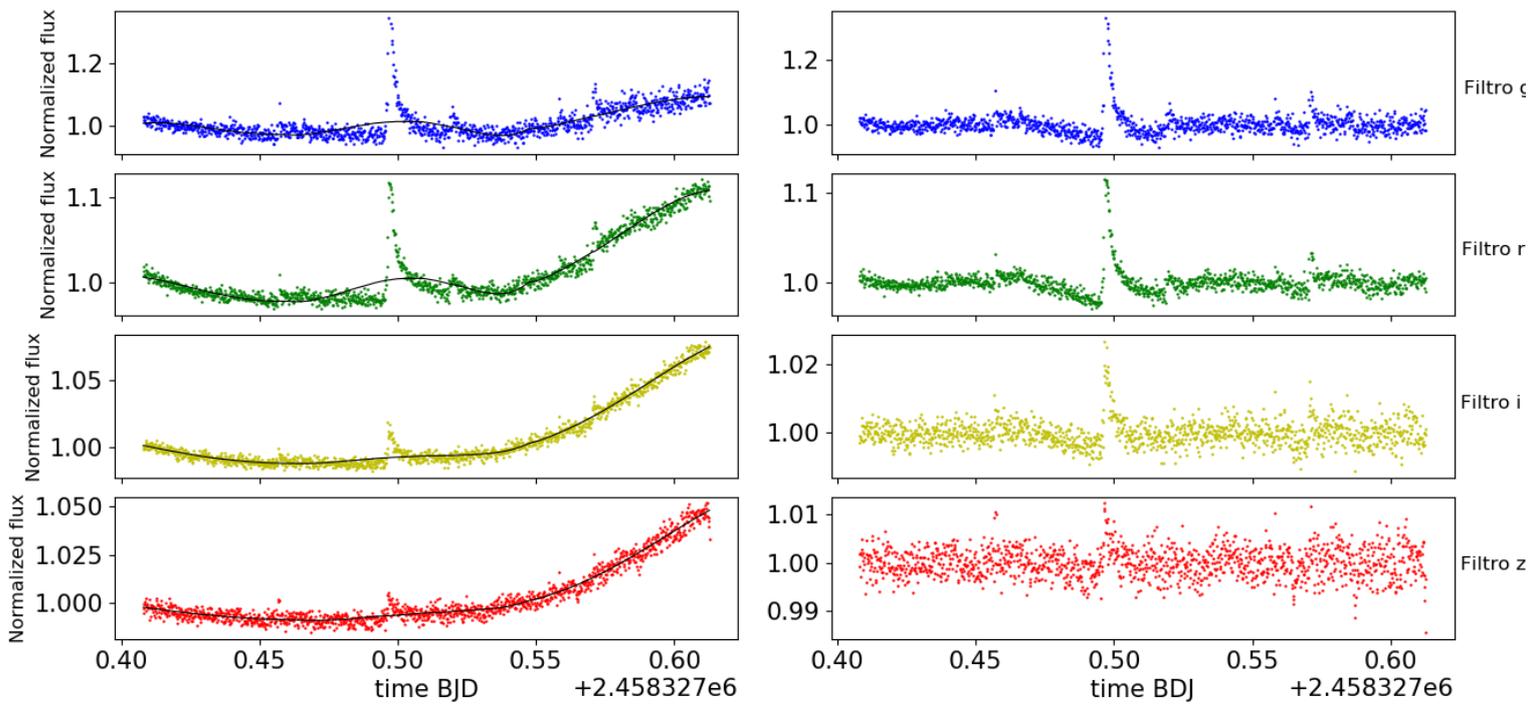


Figura 28. Izquierda: Curvas de luz para cada filtro de la noche del 27 de julio del 2018. La línea continua representa el modelo obtenido por el suavizado. Derecha: Curvas de luz aplanadas tras sustraerle la contribución variable del suavizado

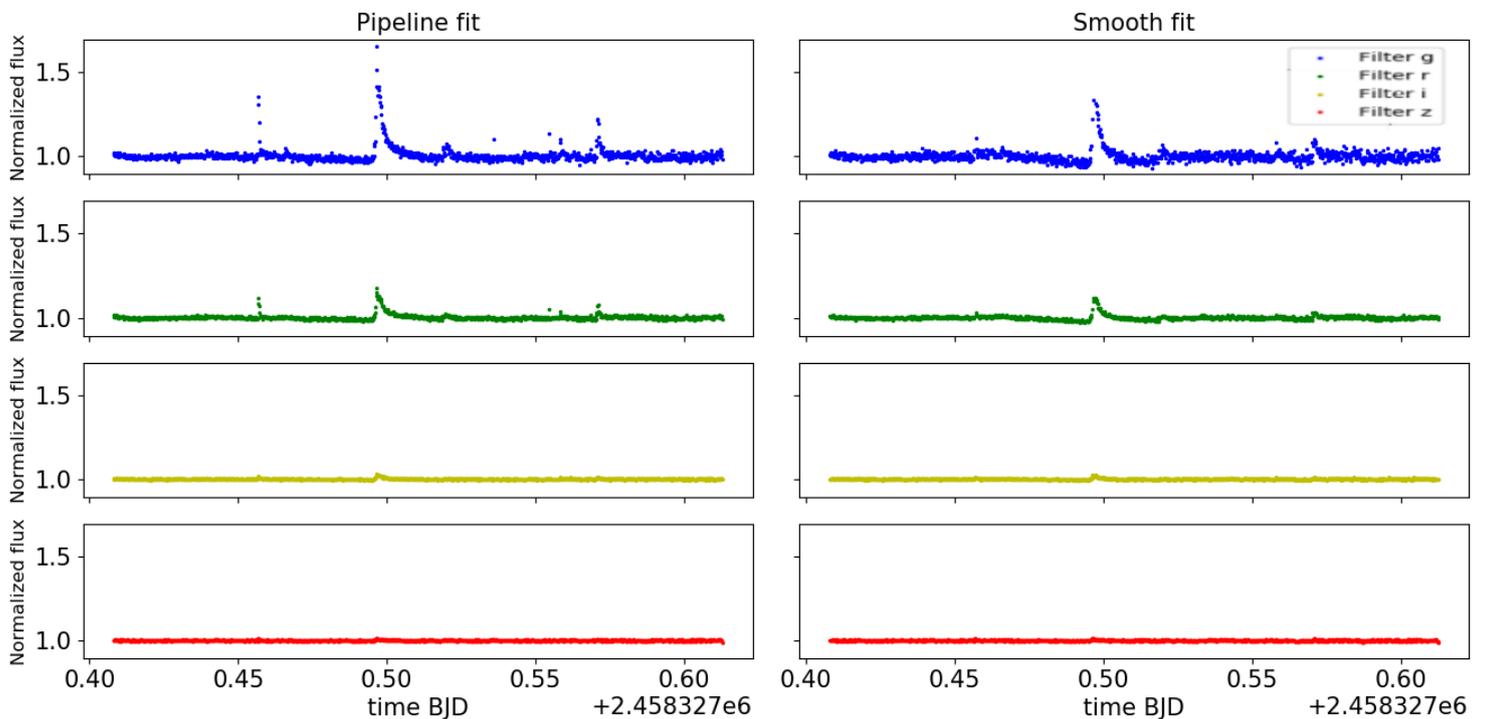


Figura 29. Comparativa entre las curvas aplanadas mediante la pipeline (izquierda) y realizando un suavizado (derecha)

4.2.3. Búsqueda de tránsitos.

Se vuelve a utilizar el algoritmo BLS, con el mismo resultado erróneo: No funciona bien para noches agrupadas ni para noches individuales, ya que no puede detectar tres tránsitos en una sola noche.

Por tanto, realizamos de nuevo una inspección visual de los resultados, los cuales se muestran en el Apéndice B. En este caso, debido a la intensa actividad estelar, este análisis se hace más complicado, ya que la pipeline puede producir algunos bajones similares a tránsitos cerca de los flares. El número de noches es mucho mayor que en el target anterior, lo que aumenta la posibilidad de que en caso de que haya un tránsito, lo hayamos detectado. Pero sin embargo, el ruido rms es algo mayor en este caso y es más difícil definir un “continuo” de ruido, ya que varía cada noche. Algunas noches la curva abarca valores entre 0.99 y

1.01 mientras que otras tienen una rms mayor, abarcando un rango de entre 0.985 y 1.015. Además, al haber detectado un gran número de flares en este objeto, aparecen muchos puntos por encima de este rango, siendo algunos de los más intensos los de las noches 180530, 180611, 180620 y 180727. También podemos ver alguna noche en que la observación fue corta o se ha recortado por errores en los datos iniciales por lo que la densidad de puntos es mucho menor, por lo que en estas noches es difícil identificar un tránsito en noches como las de 180314, 180330, 180412 y 180608. En algunos casos, como la noche del 20 de Mayo de 2018 aparece al principio de la noche un bajón que parece identificarse con un tránsito, por lo que se comprueba analizando los datos iniciales (por si se ve que es producido por un error en estos datos o se ve algo que pueda inducir un error en la pipeline que obtiene las curvas de luz) y viendo si aparece en los filtros g y r. En este caso, observamos que en los datos iniciales de los filtros i y z_s, que son bastante más ruidosos que los filtros g y r lo que no es lo normal, se producen un bajón muy intenso sobre todo en los filtros i y z_s, reduciéndose el flujo en un 40%, lo que es demasiado para ser un tránsito y además, este “tránsito” no aparece en las curvas de luz de los filtros g y r, por lo que podemos concluir que no es un tránsito. En el resto de noches tampoco parece haber ninguna evidencia de tránsito, por lo que podemos concluir que tampoco encontramos un tránsito en este target, ya sea por que no existen exoplanetas a su alrededor, su órbita no transita o el planeta es demasiado pequeño para verlo.

Para este objeto también podemos estimar una cota al radio que podríamos detectar según el ruido obtenido finalmente en las curvas de luz aplanadas. Tomando que necesitamos una diferencia de flujo de 0.015 para algunas noches, necesitaremos para detectar un tránsito una relación $R_p/R_s \geq 0.12$. Teniendo en cuenta el radio para la estrella de $(0.22 \pm 0.01) \cdot R_\odot$ calculado anteriormente, obtenemos que no detectaremos exoplanetas cuyo radio sea $R_p \leq (2.00 \pm 0.13) R_\oplus$. Además, volvemos a estimar un valor del periodo orbital mínimo que podríamos detectar en nuestros datos mediante la representación de los datos doblados en fase para ciertos periodos. Así obtenemos que podríamos detectar un exoplaneta con un periodo orbital de hasta 1.6 días con un nivel de confianza del 95% tal y como se ve en la *Figura 30*.

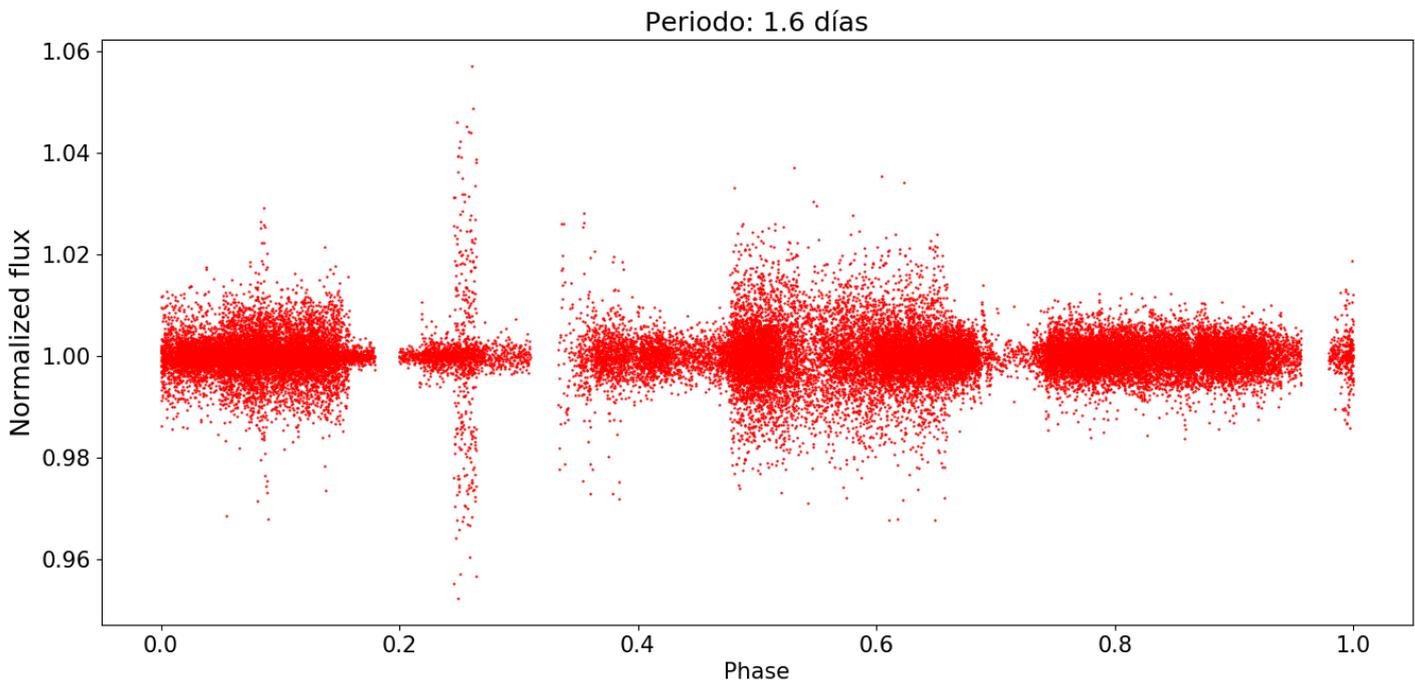


Figura 30. Datos del filtro z doblados en fase para un periodo de 1.6 días. Hay una pequeña porción de aproximadamente un 5% de los datos que no se cubre

4.2.4. Actividad estelar

Finalmente vamos a realizar un pequeño análisis de la actividad estelar debida a flares. La identificación de los flares se hace de forma visual, considerando como flare aquellos en que hay un incremento espontaneo del flujo y aparece en todos los filtros. Algunos flares son débiles y sólo aparecerán en los filtros g y r, pero no los tenemos en cuenta para este estudio, tan sólo los que son claros. Se contabilizan un total de 41 flares a lo largo de todas las noches con las que se ha trabajado (40 noches), donde se suma un total de 5.59 días, es decir, un total de 134,15 horas de tiempo real de observación, lo que estadísticamente corresponde a 7.335 flares al día o a que aparece un flare cada 3.27 horas. Pero estos flares no están

distribuidos uniformemente: aparecen 15 noches sin presencia de flares, otras 15 en las que sólo hay un flare, 6 noches con dos flares, 3 con tres flares y 1 noche con hasta cuatro flares. En la *Figura 31* se muestra varias noches con flares. Estudiando los datos observamos que ha habido dos periodos con mayor actividad que el resto: la primera quincena del mes de junio del 2018, con 12 flares, y la última quincena de julio del 2018, donde en tan solo 3 noches con datos tenemos 9 flares. La intensidad de estos flares no tiene por que siempre la misma, habiendo algunos muy intensos, y otros más suaves. Se aprecia como cuanto más flares contenga la noche, la pipeline para la curva de luz tendrá más dificultades para obtener un resultado bueno.

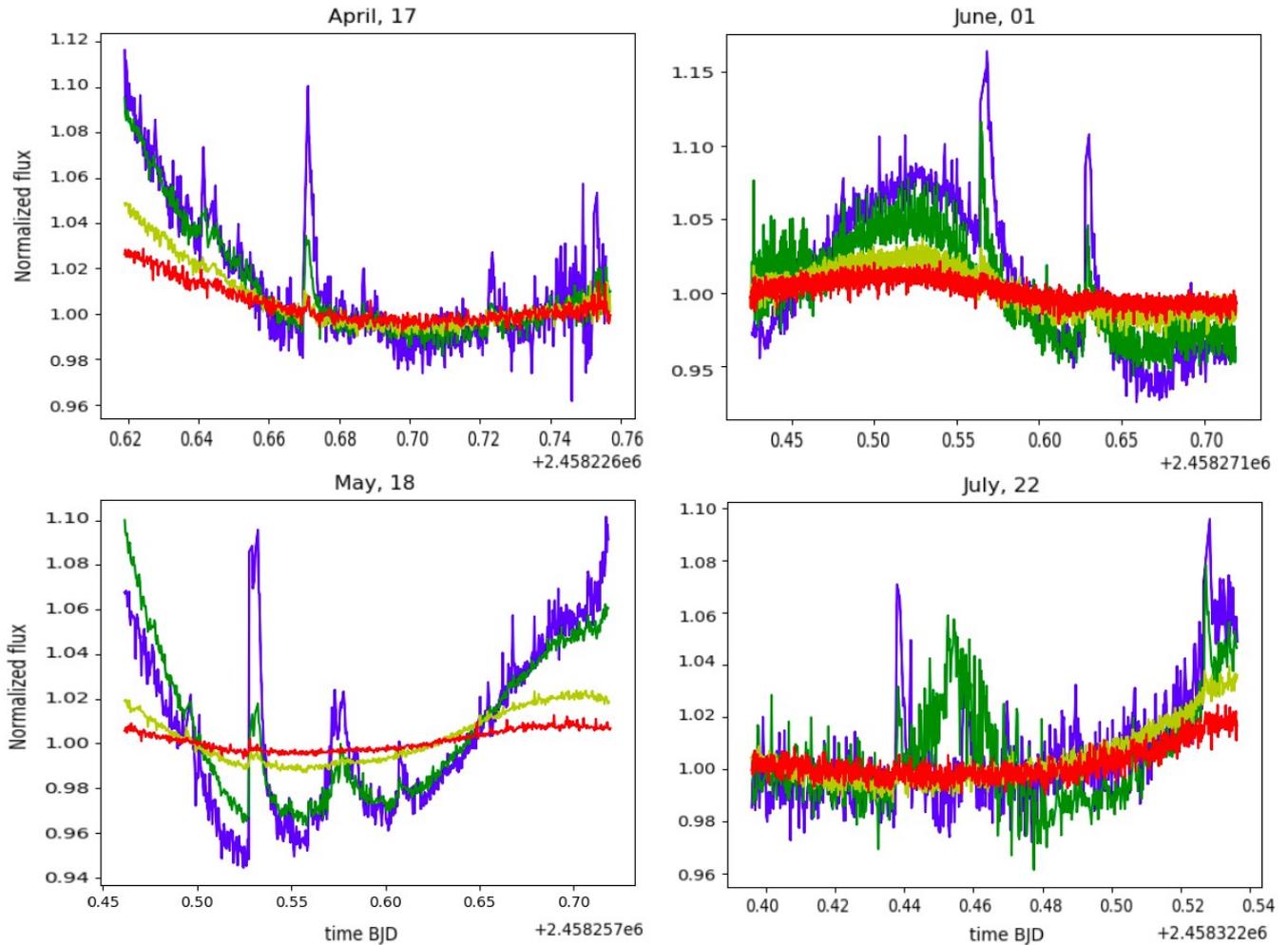


Figura 31. Curvas de luz para distintas noches en todos los filtros para 1rxsj1733. Arriba izquierda: 17 de abril, 1 flare. Arriba derecha: 1 de junio, 2 flares. Abajo izquierda: 18 de mayo, 3 flares. Abajo derecha: 22 de julio, 4 flares.

Capítulo 5

Conclusiones

Se ha estudiado dos estrellas enanas variables de tipo M, es decir, dos enanas ultrafías variables mediante los datos fotométricos multicolor proporcionados por el instrumento MuSCAT2 instalado en el TCS. Este estudio se ha realizado siguiendo el mismo procedimiento para ambos objetos, aplicando las mismas técnicas y herramientas como la pipeline del instrumento para la obtención de curvas, el LSP y el BLS. La aplicación de estas herramientas permite la obtención de las curvas de luz originales de estos objetos, el cálculo del periodo de su actividad estelar con su consiguiente sustracción y el análisis y búsqueda de tránsitos en las curvas de luz aplanadas finales.

Se ha trabajado con un total de 12 noches para el objeto GJ 3396 y 40 para el objeto 1RXSJ1733. El número inicial de noches era algo mayor, pero se tuvo que desechar algunas noches en cada objeto debido a diversos problemas meteorológicos e instrumentales. Para futuros estudios convendría corregir estos errores tanto en la toma de datos como en la obtención de la fotometría inicial del campo de estrellas observado.

Con este estudio se ha conseguido mejorar y aportar algunos datos sobre los objetos. Se mejora el valor del periodo del objeto para ambos casos, con la obtención de un valor más preciso: El periodo de GJ 3396 estaba establecido en la literatura como 0.3 días y se mejora a un valor de $P=(0.2294\pm 0.0026)$ días y el de 1RXSJ1733 como 0.27 días y nosotros obtenemos un valor de $P=(0.26600\pm 0.00034)$ días. El periodo en GJ 3396 varía levemente entre el filtro g y el resto debido a que para el filtro g no se dispone de datos en 2019.

Se consigue un ajuste mejor a la periodicidad de la curva de luz inducida por la variabilidad de la estrella mediante un suavizado de largas frecuencias por el método SG que por el modelo obtenido con la segunda versión de la pipeline, en prácticamente todos los casos, obteniendo así unas curvas de luz mejor aplanadas, sin errores sistemáticos tan grandes y sin picos por debajo del 1. La tercera versión de la pipeline ofrece un ajuste considerablemente mejor que la versión anterior, pero se sigue observando un ruido mayor en los filtros i y z_s, filtros que se utilizan para realizar la búsqueda de tránsitos, por lo que nuestro modelo sigue siendo de mayor utilidad en la búsqueda de tránsitos.

Para el objeto GJ 3396 se deduce de los resultados que no se ha detectado ningún tránsito planetario. Esto implicaría que o no existe un exoplaneta a su alrededor o no transita o su tamaño es pequeño y no es posible diferenciarlo del ruido. Nuestros resultados son sensibles a detectar exoplanetas con un radio superior a $(1.636\pm 0.096)R_T$ y un periodo orbital menor que 0.75 días con un nivel de confianza superior al 95% o exoplanetas de periodo orbital de 0.9 días con un nivel de confianza entorno al 75%.

Para el objeto 1RXSJ1733 también se deduce que no se detecta ningún tránsito. En este objeto la actividad es mucho mayor que en el caso anterior, con la presencia de manchas secundarias que desaparecen y aparecen, dejando en alguna noche una contribución variable fuera de fase respecto a la mancha principal, y con la presencia de un gran número de flares, los cuales parecen tener periodos de mayor intensidad. La presencia de estos flares complica la obtención de las curvas de luz y además suele aumentar su ruido. También podemos estimar una cota al radio que podríamos detectar según el ruido obtenido finalmente en las curvas de luz aplanadas. Con los datos de los que disponemos tendremos capacidad de detectar exoplanetas con radios superiores a $(2.00\pm 0.13)R_T$ y con periodos orbitales menores de 1.6 días con un 95% de confianza

Aunque los resultados obtenidos no conlleven la detección de un tránsito y, por lo tanto, de un posible planeta, se ha conseguido mejorar algunos procedimientos y valores anteriores, además de la propia información de la no existencia de tránsito. Estos resultados no implican que con toda seguridad no exista ningún exoplaneta en los objetos estudiados, si no que se requiere un mayor seguimiento y mejora de los datos, tanto en su obtención con el instrumento como en la fotometría obtenida con la pipeline. El instrumento MuSCAT2 podrá proporcionar grandes resultados gracias a la precisión de sus medidas fotométricas multicolor que ayudarán en el seguimiento de los candidatos de TESS y en un futuro de PLATO.

Bibliografía

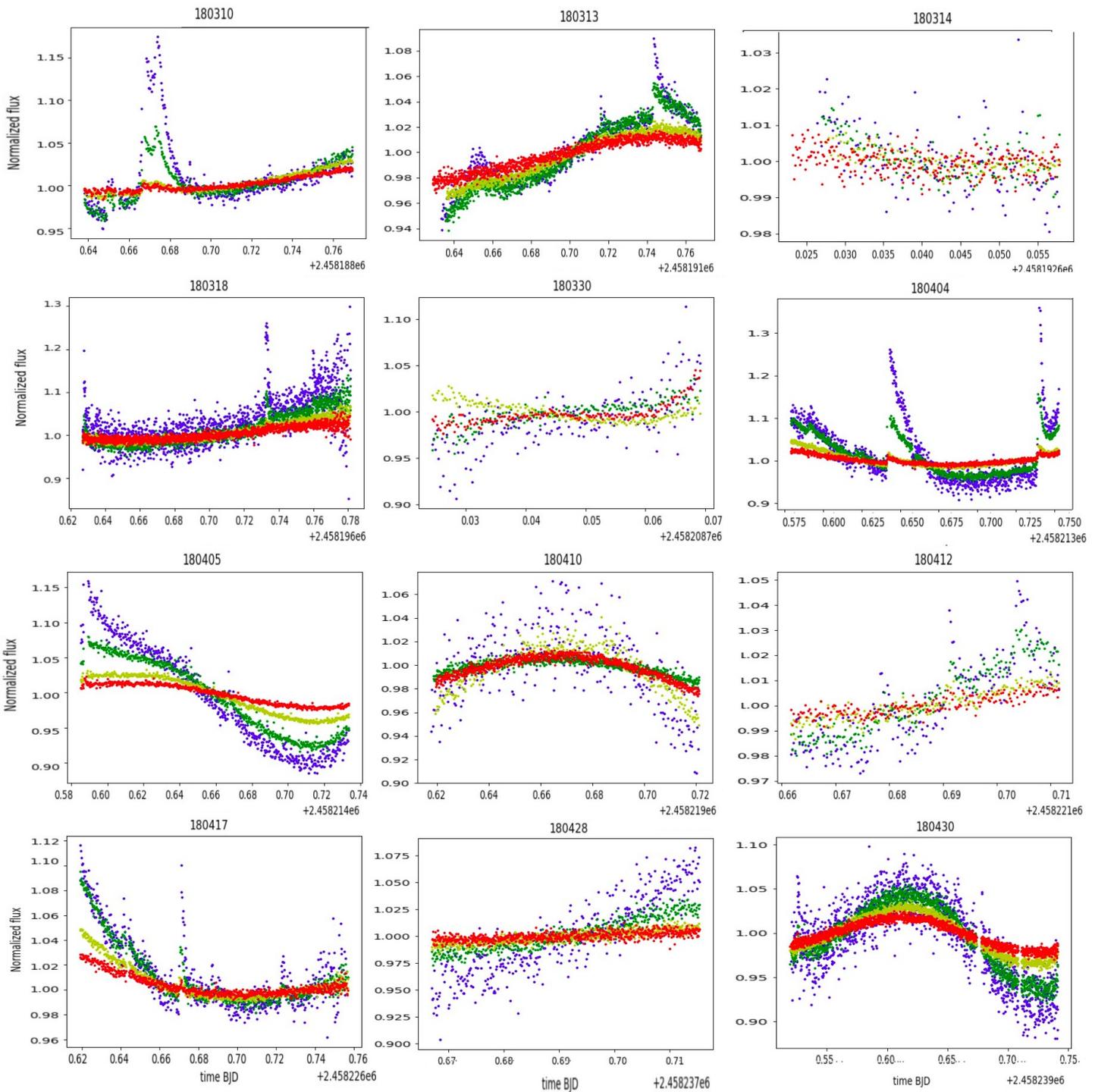
- Adams et al 2005; AN, Vol.326, Issue 10, p.913
Adibekyan, V. 2017; ASP Conference Series, Vol. 511.
Alibert et al. 2004; A&A v.417, p.L25.
Armitage 2007; ApJ, Volume 665, Issue 2, p. 1381.
Armitage 2010; AAS Meeting #216, id.108.01;
Ballard, S., & Johnson, J. A. 2016, ApJ; Volume 816, p. 66.
Baluev, R. V. 2008; MNRAS, Vol. 385, Issue 3, pp. 1279.
Baranne 1996; A&AS, v.119, p.373.
Barnes 2007; AAS Meeting #211, Bulletin of the AAS, Vol. 39, p.1001
Barning, F.J. M. 1963; BAN Volume 17, p. 22.
Bitsch et al. 2015; AAS, ESS meeting #3, BAAS, Volume 47 #6.
Blum & Wurm 2008; ARA&A., Vol. 46, p. 21.
Boccaletti et al. 2015; Nature, Volume 526, Issue 7572, p. 230.
Boley et al. 2014; ApJ, Volume 792, Issue 2, p. L27.
Brown et al. 2001; ApJ, Volume 552, Issue 2, p. 699.
Cha, S.-H. 2007; International Journal of Mathematical Models and Methods in applied sciences; Issue 4, Volume 1, p. 200
Charbonneau et al 2000; ApJ, Volume 529, Issue 1, p. L45
Charbonneau et al. 2008; AAS, DPS meeting #40, Bulletin of the AAS, Vol. 40, p.463
Campbell et al. 1988; ApJ, Volume 331, p. 902
Choquet et al. 2016; ApJ Letters, Volume 817, Issue 1, p. 6.
Close et al. 2014; ApJ Letters, Volume 781, Issue 2, p. 5.
Collie-Cameron et al. 1999; Nature, Volume 402, Issue 6763, p. 751
Cox 2000; Allen's astrophysical quantities, 4th ed. Edited by Arthur N. Cox. ISBN: 0-387-98746-0. Publisher: New York: AIP Press; Springe r, p.1
Deeming 1975;Ap&SS, Volume 36, Issue 1, p.137.
Deeming et al. 2009; PASP, Volume 121, Issue 883, p. 952.
Dravins et al. 1999; A&A, Volume 348, p.1040.
Dressing & Charbonneau 2015, ApJ, Volume 807, Issue 45.
Faigler et al. 2013; ApJ, Volume 771, Issue 1, p. 10.
Fernández & Ip 1984; Icar, Volume 58, Issue 1.
Goldreich & Tremaine 1980; ApJ, Vol. 241, p. 425.
Goldreich & Ward, 1973; ApJ, Vol. 183, pp. 1051.
Gomes et al. 2004; Icar, Volume 170, Issue 2, p. 492.
Griffin 1967; ApJ, Volume 148, p.465
Henry, Subasavage et al.2006; AJ, Volume 132, p. 2360
Hines et al. 2007; ApJ, Volume 671, Issue 2, pp. L165.
Howard et al. 2012; Keck Observatory Archive HIRES, id.N116Hr
Jackson et al 2019; The First Billion Years: Bombardment, proceedings of the conference held, LPI Contribution No. 2107, id.2019
Kaltenegger & Traub 2009; ApJ, Volume 698, Issue 1, p. 519
Kasper et al 2011; Second International Conference on Adaptive Optics for Extremely Large Telescopes.
Kokubo e Ida 1998; Icarus, Volume 131, Issue 1, p. 171.
Kovacs et al. 2002; A&A, Volume 391, p.369
Levison et al. 2015; PNAS , Volume 112, no. 4, p. 14180
Lin & Papaloizou 1986; ApJ Volume 309, p.846
Lissauer et al. 2011; AAS Meeting #217; Bulletin of AAS, Vol. 43.
Fabrycky et al. 2014; Formation, Detection, and Characterization of Extrasolar Habitable Planets, IAU Symposium, Volume 293, p. 100.
Steffen & Hwang 2015; MRAS, Volume 448, Issue 2, p.1956.
Lomb N. R., 1976, Ap&SS, Volume 39, p. 447
Majeau, Agol & Cowan, 2012; ApJ Letters, Volume 747, Issue 2, p. 5.
Mayor, Michael & Queloz, Didier 1995. Nature 378 (6555): 355
Mulders et al. 2015; IAU General Assembly, Meeting #29, id.2256025
Murray & Dermott 1999; Solar system dynamics, ISBN 0-521-57295-9 (hc.), ISBN 0-521-57297-4 (pbk.).
Narita et al. 2015; JATIS 1(4), 045001
Narita et al. 2019; JATIS, Volume 5, id. 015001
Nayakshin 2016; MNRAS, Volume 461, Issue 3, p.3194.
Newton, E. R., Irwin, J., Charbonneau, D., et al. 2016; ApJ, 821, 93
Norton, A. J., Wheatley, P. J., West, R. G., et al. 2007, A&A, 467, 785
Partnership et al. 2015; ApJ Letters, Volume 808, Issue 1, p. 10.
Parviainen, H. 2015; MNRAS, Volume 450, p.3233
Pollack et al. 1996; Icar, Volume 124, Issue 1, pp. 62
Reiners et al. 2018; A&A, Volume 612, p. 63
Rodler, F. et al. 2012; ApJ Letters, Volume 753, Issue 1, pp. L25.
Rojas-Ayala, B. 2013; AN, Vol.334, Issue 1-2, p.155.
Sasselov & Lecar 2000; ApJ, Volume 528, Issue 2, pp. 995.
Scargle J. D., 1982, ApJ, Volume 263, Issue 835
Schlichting 2014; ApJ Letters, Volume 795, Issue 1, L15, pp.
Schulze-Makuchet al. 2011; AsBio, vol. 11, issue 10, pp. 1041
Seager & Mallén-Ornelas 2003; ApJ, Volume 585, Issue 2, p. 1038.
Silburt, Ari 2018; Dissertation Abstracts International, Volume: 79-05(E), Section: B.; 113 p.
Silvotti et al. 2007; Nature, Volume 449, Issue 7159, p. 189.
Sullivan et al. 2015; The ApJ, Volume 809, Issue 1, p. 29.
Schweitzer et al. 2019; A&A, Volume 625, p. 16
Tamayo et al. 2015; Dissertation Abstracts International, Volume: 76-07(E), Section: B.; p. 274.
Tarter et al. 2007; AsBio, Volume 7, Issue 1, p. 30.
Wang, J. & Fischer, D. A. 2015; AJ, Volume 149, Issue 1, p. 7.
Ward 1997; Icar, Volume 126, Issue 2, p. 261.
Weidenschilling 1977; MNRAS, vol. 180, p. 57.
Wetherill & Stewart 1989; Icar, Volume 77, Issue 2, p. 330.
Wolszczan, A. & D. A. Frail 1992. Nature, Volume 355, Issue 6356, p. 145
Wytttenbach et al. 2015; A&A, Volume 577, id.A62, p.13
Yann Alibert & Willy Benz 2017; A&A, Volume 598, id.L5, p. 4.

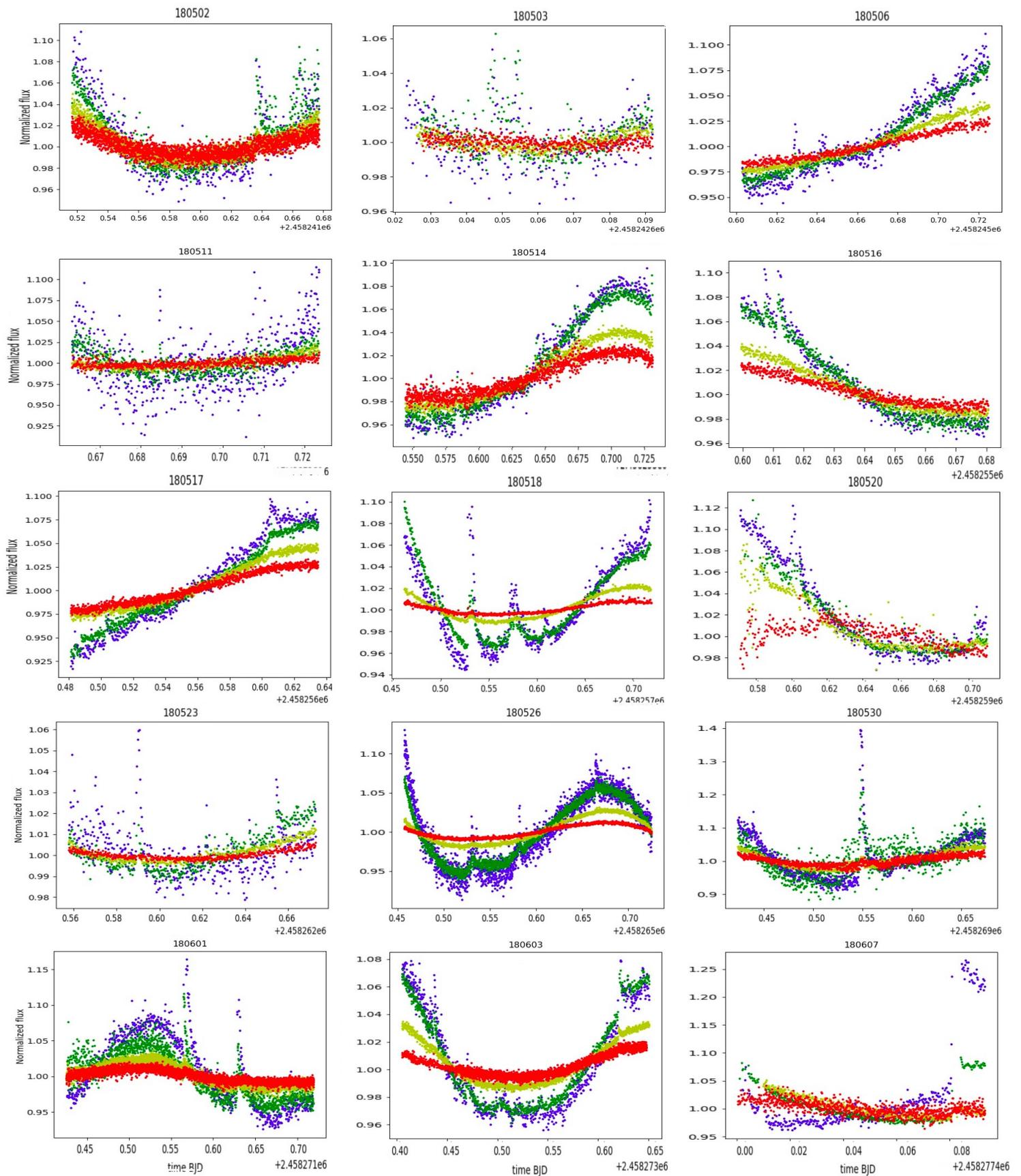
APÉNDICE A: Curvas de luz

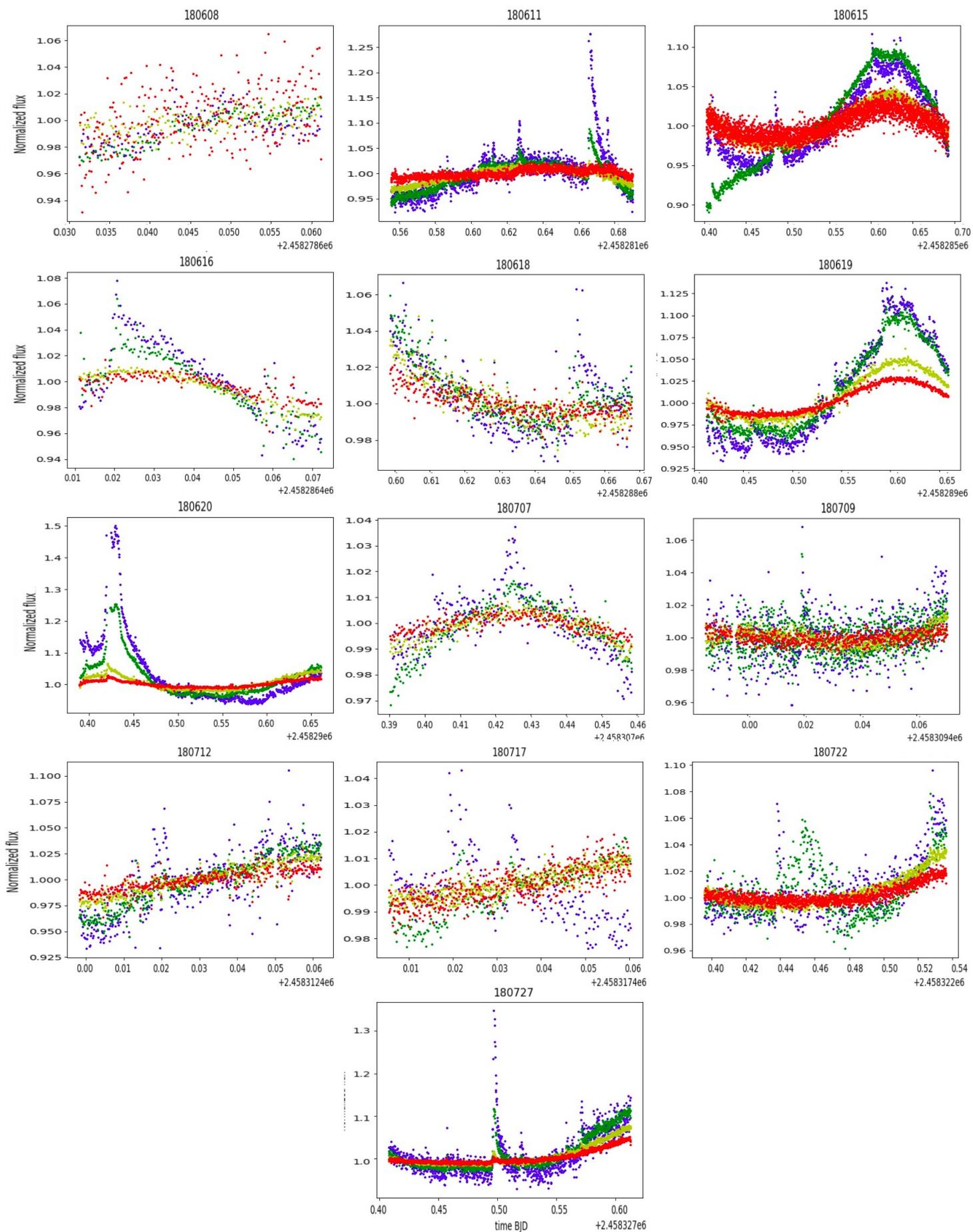
En este apéndice se añaden las imágenes de las curvas de luz por noche de ambos objetos. Los colores de los filtros son los mismos que se han utilizado hasta ahora: rojo para el z_s , amarillo para el i , verde para el r y azul para el g

- 1RXSJ1733:

Mostramos también el resultado de las curvas de luz en todos los filtros obtenidas inicialmente mediante la utilización de la segunda versión de la pipeline:

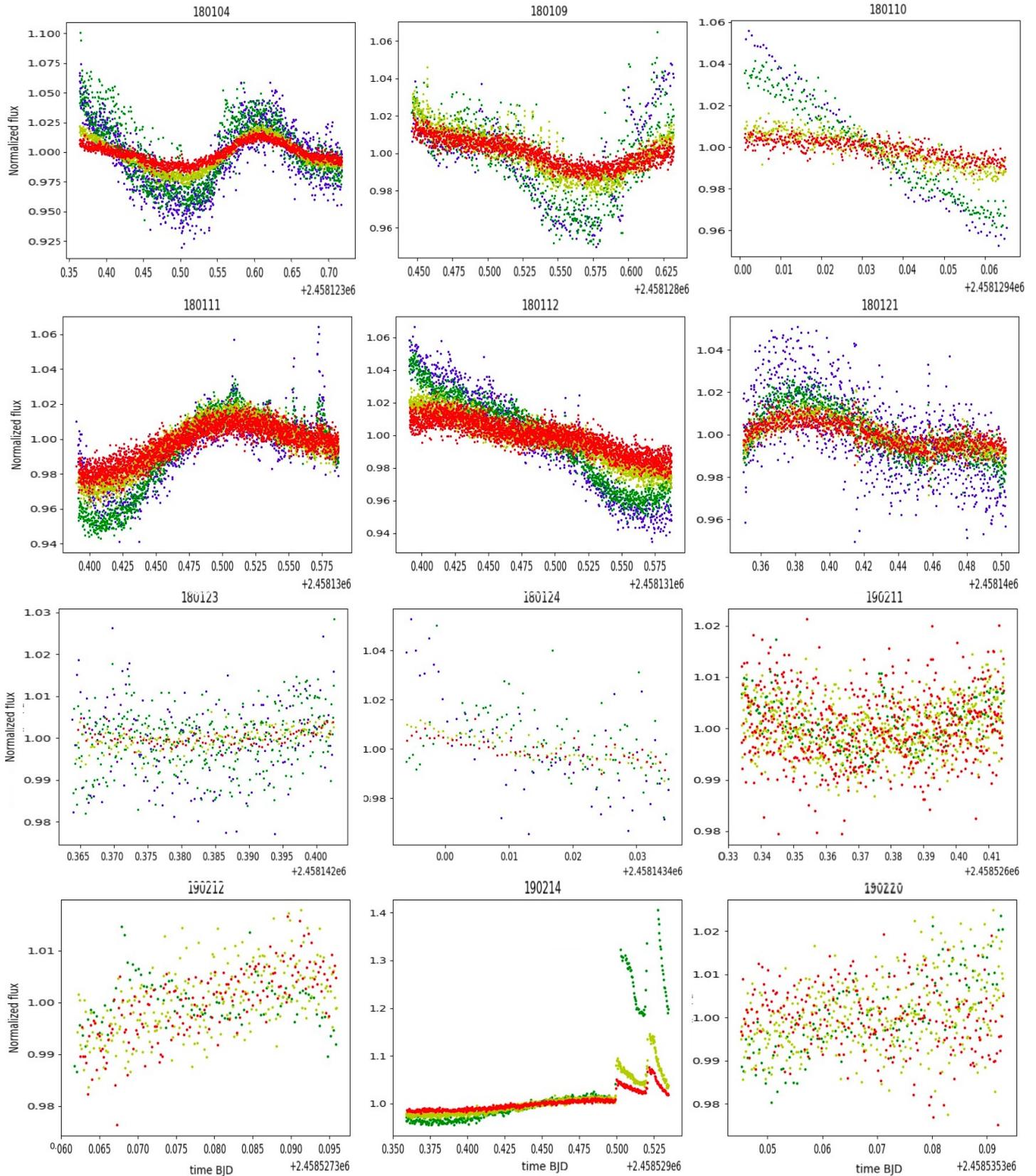






- GJ 3396:

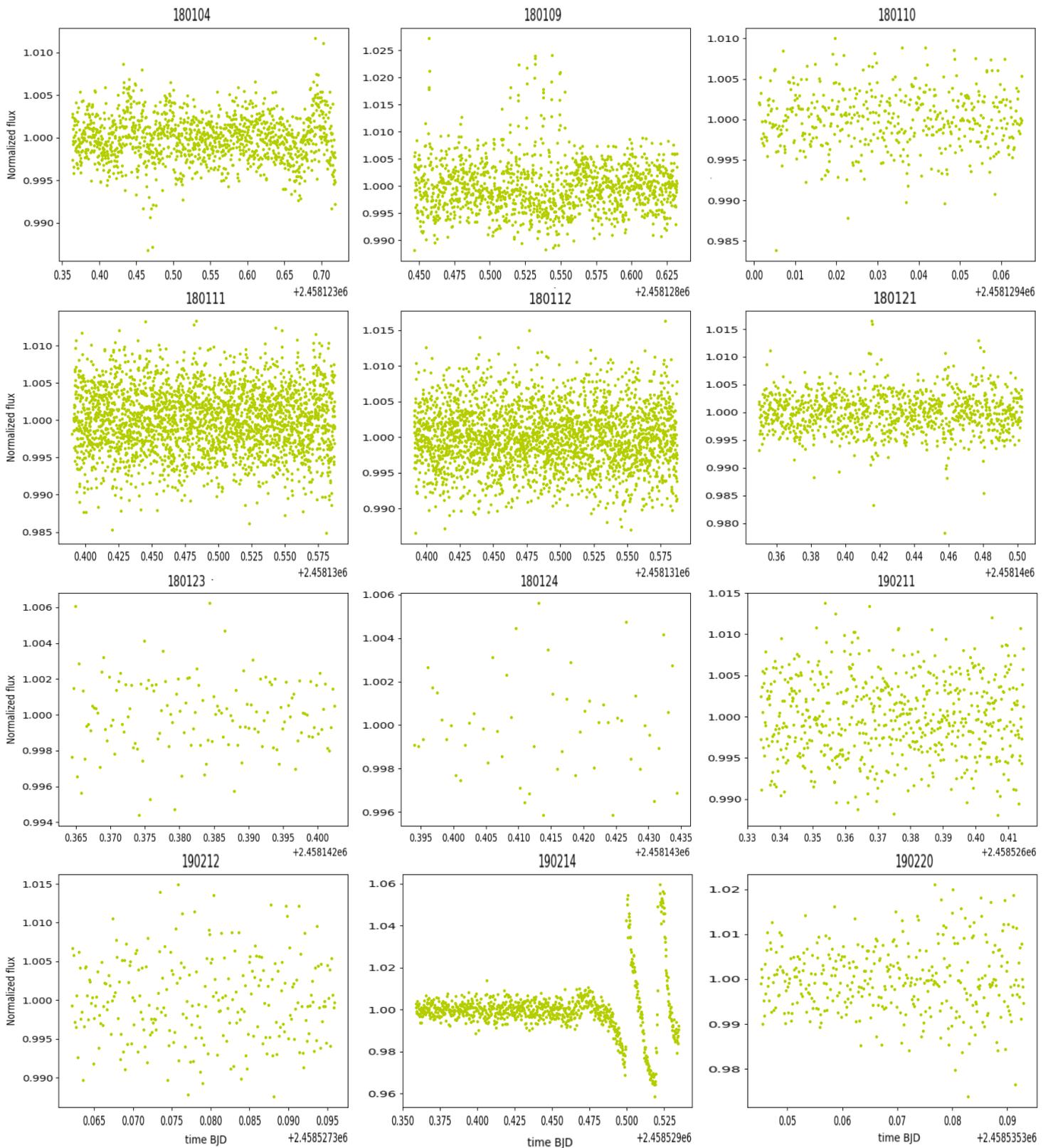
Se muestra a continuación todas las curvas de luz con las que se ha trabajado en este objeto. Los puntos azules son los valores del filtro g, los verdes los del r, los amarillos los del i y los rojos los del z_s.

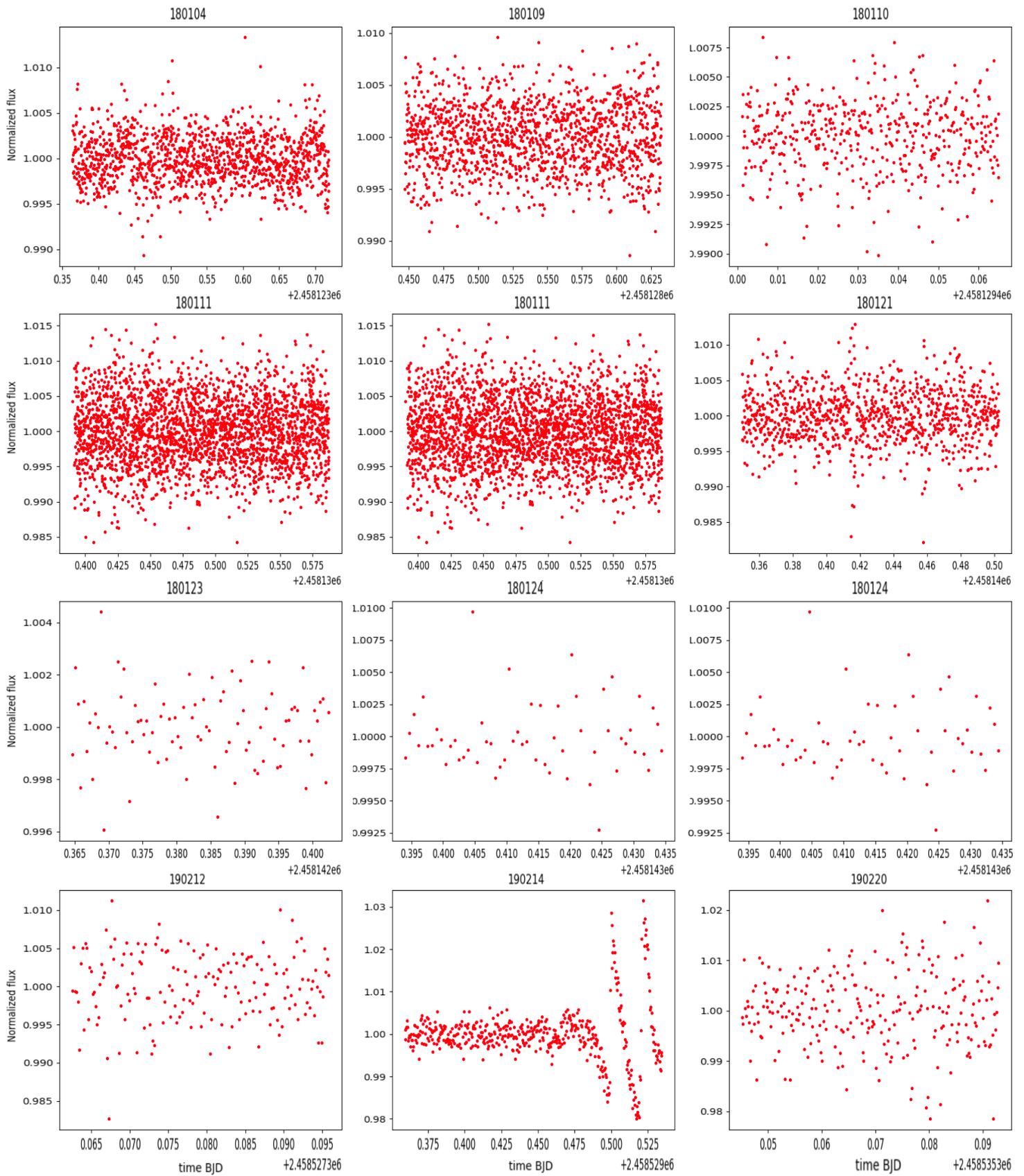


APÉNDICE B: Curvas de luz planas

- GJ 3396:

Se muestra a continuación las curvas de luz aplanadas para los filtros i (amarillo) y z_s (rojo) de todas las noches en las cuales se ha realizado la búsqueda de los tránsitos del target GJ 3396:





- 1RXSJ1733

Se muestra a continuación las curvas de luz aplanadas para los filtros *i* (amarillo) y *z_s* (rojo) de todas las noches en las cuales se ha realizado la búsqueda de los tránsitos del target 1RXSJ1733

