

Caracterización de la rotación en *surveys* fotométricos:

Preparación para TESS (NASA) y PLATO (ESA)

FACULTAD DE FÍSICA
MÁSTER EN ASTROFÍSICA
Trabajo de Fin de Máster



Autor:
Juan González Otero

Tutores:
Savita Mathur & Rafael A. García

Índice

Índice de figuras	2
1. Abstract	4
2. Introducción	5
3. Asterosismología de estrellas de tipo solar	9
3.1. Parámetros globales sísmicos	9
3.2. Relaciones de escala	10
3.3. Estimación de los parámetros globales en estrellas con oscilaciones de tipo solar	11
3.3.1. Frecuencia de potencia máxima, ν_{max}	13
3.3.2. Obtención de la gran separación, $\Delta\nu$	14
4. Misiones espaciales fotométricas: <i>Kepler</i>, TESS y PLATO	15
4.1. <i>Kepler</i>	15
4.2. TESS	16
4.3. PLATO	17
5. Metodología para medir la rotación de superficie	17
5.1. Función de Autocorrelación, ACF	18
5.2. Análisis en tiempo-frecuencia, <i>Wavelet Power Spectrum</i>	18
5.3. Combinación de métodos	19
6. Análisis de simulaciones de PLATO	21
6.1. Simulaciones	21
6.2. Análisis de la rotación	21
6.3. Resultados de las simulaciones de PLATO	23
7. Preparación del análisis de la rotación de los datos de TESS con <i>Kepler</i>	24
7.1. Datos de <i>Kepler</i>	24
7.2. Preparación de los datos y análisis de la rotación	25
7.3. Resultados de las simulaciones de TESS usando subseries de 27 días de <i>Kepler</i>	29
8. Conclusiones	34
9. Perspectivas	36
Bibliografía	37

Índice de figuras

1.	Diagrama HR: Gráfico de dispersión de estrellas en el que se indica la relación entre las magnitudes absolutas o luminosidad frente a su clasificación espectral, temperatura efectiva. Las líneas rosas delimitan las clasificaciones de estrellas según su fases evolutiva.	7
2.	<i>Power Spectrum Density</i> (PSD) de 16 Cygni A obtenido por <i>Kepler</i> . La línea azul es un ajuste Gaussiano para obtener la frecuencia a máxima potencia ν_{max} . El recuadro interior es un acercamiento a la frecuencia de mayor amplitud para mostrar la gran separación $\Delta\nu$ y la pequeña separación $\delta\nu$. (García & Ballot 2019)	10
3.	Curva de luz de KIC2969462 (gigante roja) tomada de la base de datos de <i>KEPSEISMIC</i>	12
4.	Espectro en densidad de potencia de KIC2969462, datos tomados de <i>KEPSEISMIC</i>	13
5.	Ajuste Gaussiano en los modos p de la PSD de KIC2969462 para la obtención de ν_{max}	14
6.	Espectro de densidad de potencia de KIC2969462.	15
7.	Función autocorrelación para KIC2969462.	15
8.	Simulación de PLATO: Curva de luz (a), PSD (b), <i>wavelet</i> (c), GWPS (d), ACF (e) con sus correspondientes periodos obtenidos (f) y <i>Composite Spectrum</i> (g). (García, R. A. et al. (2014), Ceillier et al. (2016), Santos et al. (2019)).	20
9.	Periodos obtenidos mediante la simulación de PLATO según ACF y GWPS para estrellas brillantes con el filtro de 20 días y con máscara con el filtro de 55 días. Las líneas amarillas representan el periodo fundamental y la verde el primer armónico.	22
10.	Periodos de rotación obtenidos visualmente ($P_{rot,v}$) frente a los periodos de rotación obtenidos mediante ACF (<i>izq</i>) y GWPS (<i>dch.</i>) para las estrellas brillantes con el filtro de 20 días.	22
11.	Periodos de rotación obtenidos visualmente ($P_{rot,v}$) frente a los periodos de rotación obtenidos mediante ACF (<i>izq</i>) y GWPS (<i>dch.</i>) para las estrellas con máscara con el filtro de 55 días.	23
12.	Diagrama HR de la muestra completa de estrellas observadas por <i>Kepler</i> (azul), submuestra representativa de estrellas de las que se conoce que son estrellas de tipo Solar en secuencia principal y subgigantes (rojo) y candidatas a binarias (amarillo). Los valores de $logg$ y T_{eff} provienen del catálogo de Propiedades estelares de <i>Kepler</i> DR25 (Mathur et al. 2017).	25
13.	Diagrama HR de las 55,196 estrellas con periodo conocido correcto (negro) junto con la submuestra respresentativa de 3,604 estrellas (rojo). Santos et al. submitted	27
14.	$P_{rot,GWPS}$ en función de $P_{rot,ACF}$ para las observaciones de las 3,604 estrellas sin periodo correcto conocido para todas las subseries de 27 días disponibles.	28
15.	Histograma comparativo entre los periodos de rotación conocidos (azul), los obtenidos mediante ACF (rojo) y los obtenidos mediante GWPS (naranja).	29

16.	Histograma de aciertos acumulado para los periodos $P_{rot,ACF}$ (naranja) y $P_{rot,GWPS}$ (azul).	30
17.	Relación entre periodos de rotación calculados con $P_{rot,GWPS}$ y $P_{rot,ACF}$ para la submuestra de periodos de observación de 27 días con $P_{rot,GWPS} < 11$ días. Periodo fundamental (naranja), primer armónico (verde) y todos los $P_{rot,GWPS}$ y $P_{rot,ACF}$ (azul.)	32
18.	Representación entre $P_{rot,ACF}$ y la cantidad de estrellas de la muestra según un intervalo de P_{rot} y en función de la amplitud del pico en la ACF (H_{ACF}).	34

1. Abstract

With this project we had two goals. The first one is to get familiarized with asteroseismology techniques to precisely determine masses and radii of stars. The second goal is to study the surface rotation of numerical simulations of the PLATO mission and of real degraded data obtained by the *Kepler* mission to simulate the observation conditions of the TESS and PLATO missions. By analyzing these data, we want to find the limits of the current methods used to determine surface rotation from light curves and evaluate the reliability and completeness of the results.

Stellar parameters such as mass and radius are more precisely determined with asteroseismology compared to other classical methods such as photometry and spectroscopy. The information necessary to carry this analysis out comes from the characterization of the p modes, in stars of the solar or subgiant type (approximately 0.8 to 2 solar masses). The repetitive structure of the p modes is determined by equispaced frequencies $\Delta\nu$, called the large separation obtained from an analysis in the power spectrum, as well as the frequency at higher power is ν_{max} , which is related to the stellar surface gravity ($\log g$). Thanks to these two parameters, the mass and radius of the star can be derived, where no model-independently is necessary.

The study of stellar surface rotation is a necessary tool to understand their environment and the possible exoplanets that surround them. For stars on the main sequence there is a relationship between their rotation period and their age, due to the braking effect produced by stellar winds. Rotation is studied through the modulation of the light curve due to the presence of starspots.

In this work we can be use two methods to obtain the surface rotation. The autocorrelation function or ACF, is applied to light curves providing the rotation period and its peak amplitude (H_{ACF}). A time-frequency analysis is done with the wavelets and allows us to discriminate whether the period obtained corresponds to a specific event such as an instrumental problem or is present in a large part of the light curve and corresponds to what is expected from phenomenon stellar. An agreement between the two methods usually means that the rotation period is reliable.

The PLATO simulations used in this work consist of 256 simulated light curves of bright stars of magnitude less than 11 and 256 stars with masks for magnitudes greater than 11. We applied the rotation pipeline that uses the two aforementioned methods to extract potential rotation periods for these simulations. A visual inspection has been carried out to classify the stars with the correct period, possible period and no rotation. These results have been sent to the PSM office (PLATO *Science Management*). The visually inspected periods have been compared with those obtained by the pipeline and we find an agreement between the visual periods and $P_{rot,ACF}$ (resp. $P_{rot,GWPS}$) for 76.47% (resp. 90.1%) of the bright stars.

For the PLATO simulations, the percentages obtained provide reliability despite having a very small number of light curves compared to the number of light curves that will be obtained throughout the 6 years of operation of the satellite, however this exercise provided me with a great understanding of the difficulty astronomers face on daily basis.

The adapted and prepared data from the *Kepler* space telescope are used to find the best way for obtaining the rotation period in 27-day long light curves, in preparation for the case of TESS. We start with the sample of stars with reliable rotation periods obtained from the analysis of the four years of observations by the *Kepler* mission. We divide the full light curves processed by the *Kepler* Asteroseismic Data Analysis and Calibration Software into subseries of 27 days to mimic TESS-like light curves. We apply the rotation pipeline on all the subseries available. In this work, 3,600 stars are taken as a representative sample of a total of 55,000 to analyze approximately 50 individual observation periods. The rotation period obtained for each individual observation is compared with known the rotation period to get an estimate of how good the results obtained by one method or another are. For a range of short rotation periods, from 0 to 5 days (6,610 observations), a percentage of correct P_{rot} of 86'29 % is obtained for the periods obtained through ACF and 76,56 % for those obtained through GWPS. If the values where the ACF and GWPS methods agree within $\pm 20\%$ are taken, for $P_{rot, GWPS} < 11$ days, as the wavelets periods have cut at 11 days due to the method, and these in turn are compared with the known periods, 93'10 % of the ACF rotation periods are correct compared to 92'64 % for the wavelet periods in a range of rotation periods from 0 to 5 days. If we only select the rotation periods obtained by the ACF according to the peak amplitude H_{ACF} and compare them with the number of stars according to the same parameter, we find a compromise range between the number of stars and hits of P_{rot} that corresponds to values of $H_{ACF} = (0'2 ; 0'4)$.

While the use of two methods increase the yield of correct rotation periods up to 11days, it is quite astonishing that the only use of the ACF and a criteria on the height of the ACF peak leads to an improvement in terms of completeness and reliability.

2. Introducción

El estudio de las propiedades de una estrella, ya sea la formación, vida o destrucción es fundamental en la comprensión de cómo se forman tanto los planetas que la rodean o la galaxia de la que proviene. Durante la fase más larga de su evolución, llamada la secuencia principal, las estrellas convierten hidrógeno en helio. Luego se producirán otros elementos químicos en el núcleo, dependiendo de la masa de la estrella. Las estrellas son los objetos astronómicos en los que se produce la mayor parte de los elementos químicos presentes en la galaxia. Por lo tanto se les podrían denominar como los ladrillos fundamentales en los que se construyen las galaxias.

El nacimiento de una estrella surge a partir de las inmensas nubes de polvo localizadas en diversos puntos de las galaxias. En el interior de estas nubes se dan lugar nudos de materia debidos a las turbulencias, los cuales comienzan a colapsar a causa de la gravedad dependiendo de cuanta masa haya alrededor. Una vez está colapsando la materia, esta comienza a calentarse, creando así una protoestrella con el núcleo denso y caliente que tiende a acumular más materia hasta quedar en equilibrio. El resto de material, como sería el polvo y gas, generará planetas, asteroides, cometas o simplemente quedará como polvo.

Las estrellas se pueden catalogar como enanas para las que se encuentran en la Secuencia principal o gigantes para las que están fuera de la misma. Una vez formada la estrella se denominará generalmente de una forma u otra dependiendo de su tamaño, luminosidad y temperatura. Esto es debido a que por su tamaño, el núcleo y las capas más externas tendrán un papel fundamental a la hora de creación de helio en el interior, con lo que la duración de su vida y la evolución de su temperatura y luminosidad serán diferentes.

La fusión de hidrógeno en helio hace que se emane una gran cantidad de energía en forma de radiación, la cual genera una presión hacia afuera de la estrella que evita que la materia colapse por su propia gravedad. Parte de esta energía será la que genere la luminosidad de la estrella.

Generalmente, una estrella termina su secuencia principal más tarde o más temprano dependiendo de su masa inicial. Una estrella con más masa inicial tendrá una vida más corta que otra de menor masa. Una vez que el hidrógeno del núcleo empieza a escasear, la radiación que se emite no es la suficiente como para seguir manteniendo estable el colapso gravitatorio de su propio peso, con lo que comenzará a colapsar y a calentar de nuevo el núcleo, dando pie a la quema de hidrógeno en una capa exterior al núcleo.

Hay una fase en la evolución de una estrella entre la fase de secuencia principal y la ascensión por la RGB en la que la estrella evoluciona casi horizontalmente en el diagrama Hertzsprung-Russell¹ (Figura 1) a luminosidad constante y disminuyendo su temperatura. Esto es que al quemarse el hidrógeno en una capa mas externa la presión de radiación que se ejerce en ese punto hará que las capas exteriores se expandan y se enfríen, dando pie a una estrella denominada subgigante².

¹https://es.wikipedia.org/wiki/Diagrama_de_Hertzsprung-Russell

²<https://science.nasa.gov/astrophysics/focus-areas/how-do-stars-form-and-evolve>

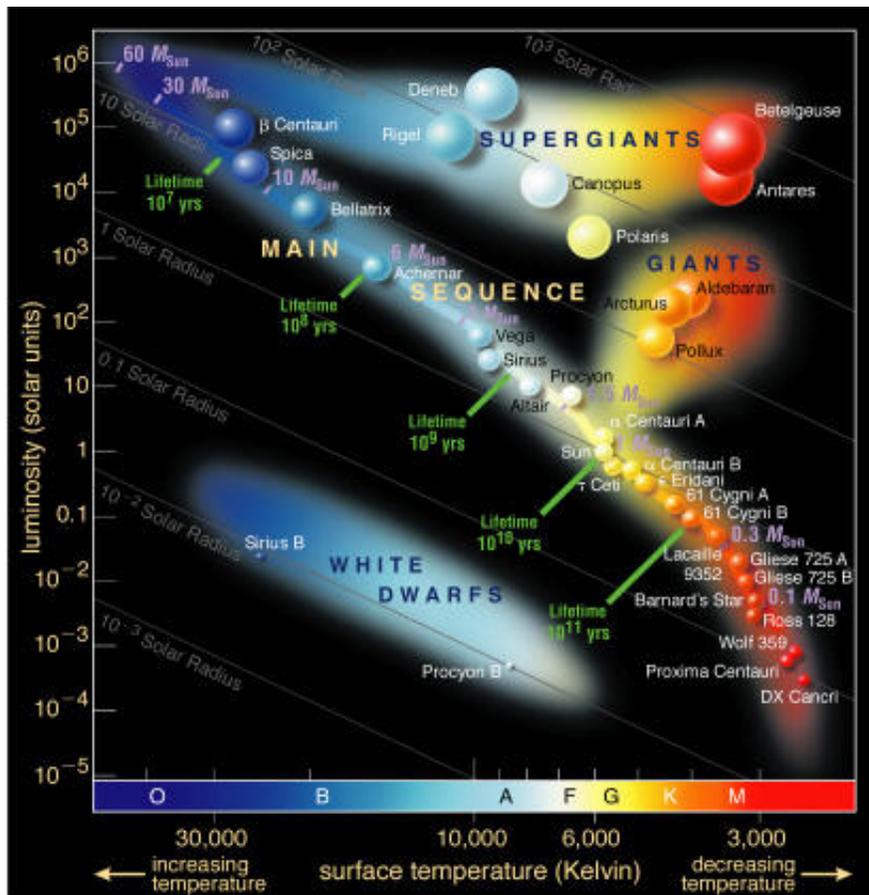


Figura 1: Diagrama HR: Gráfico de dispersión de estrellas en el que se indica la relación entre las magnitudes absolutas o luminosidad frente a su clasificación espectral, temperatura efectiva. Las líneas rosas delimitan las clasificaciones de estrellas según su fases evolutiva.

Gracias a que las estrellas se forman mediante el colapso de polvo, estas heredan parte de su momento angular de la nube original. Esta característica básica es usada para el estudio fundamental de diversos aspectos del Universo, como es la edad de la estrella. Las estrellas de masa inferior a $\approx 1.3M_{\odot}$ se frenan en un cierto momento de su evolución en la secuencia principal debido a la acción del viento estelar ya que este hace que la estrella pierda momento angular (Skumanich 1972). Para $M > 1.3M_{\odot}$ el viento estelar también frena la estrella, pero en menor medida que para estrellas menores porque tienen una zona convectiva más fina.

A su vez, también tienen rotación interna, que hace que cuanto mayor sea esta, se produce una mayor homogeneización de los elementos en su interior. Esto quiere decir que la rotación hace que llegue hidrógeno de nuevo al núcleo, con lo que la vida de la estrella se extiende en la secuencia principal. Además, las estrellas también presentan rotación diferencial en la superficie y en dirección radial en su interior.

Las estrellas también pueden tener un campo magnético generado por el movimiento del plasma conductivo en su interior, si se encuentra en la secuencia principal, debido a

la convección. Este campo magnético ejerce fuerza sobre el plasma haciendo que aumente la presión sin aumentar la densidad del medio, con lo que esa zona magnetizada se mueve del interior de la estrella hasta la superficie, creando así una mancha estelar. Las manchas estelares se podrán ver si están en el campo de visión y debido a su temperatura menor, por efecto de la magnetización, se verán más oscuras. Entonces al rotar una estrella con manchas estelares, estas se moverán prácticamente a la misma velocidad de rotación.

La heliosismología y la astrosismología permiten estudiar la estructura interna y la dinámica de las estrellas mediante sus oscilaciones resonantes propias, gracias a la interpretación de su espectro de frecuencias. Las secuencias repetidas en los movimientos turbulentos en las capas convectivas externas de las estrellas dan pie a un conjunto de modos resonantes propios. Los modos estocásticamente excitados son una característica física que comparten las estrellas de tipo solar (e.g. Chaplin et al. (2011), Serenelli et al. (2017)). Estas secuencias pueden ser detectadas mediante los movimientos de la fotosfera debidos a la fluctuación de la temperatura (García & Ballot 2019).

Existen tres tipos de ondas o modos en las estrellas de tipo solar. Los modos acústicos o de presión (modos p) son ondas acústicas en las que la presión de la estrella actúa como fuerza restauradora y su frecuencia viene dada por la variación de la velocidad del sonido en el interior. Los modos gravitatorios o modos g son modos propios de oscilación en los que la fuerza de restauración es la gravedad. Los modos f son ondas superficiales de gravedad, parecidas a los modos g pero en la superficie de la estrella.

Algunas estrellas pulsantes de tipo solar ofrecen la posibilidad de observar modos mixtos resultantes del acoplamiento entre los modos p y g. El estudio de estos modos permite conocer mejor la estructura y dinámica de los interiores radiativos profundos. Por desgracia los modos mixtos y los modos g puros no se han identificado individualmente en estrellas de tipo solar de secuencia principal hasta ahora debido a que se desvanecen en las regiones convectivas y sus amplitudes en la superficie son pequeñas en comparación con la señal de granulación. Entonces la información necesaria para poder hacer astrosismología en estrellas de tipo solar en secuencia principal proviene de la caracterización de los modos p (García & Ballot 2019). Además la astrosismología ofrece parámetros más precisos que otros métodos clásicos como son la fotometría y la espectroscopía.

Por otra parte, el estudio de las rotaciones superficiales de las estrellas es una herramienta necesaria para conocer su entorno y los posibles exoplanetas que las rodean. Una cualidad fundamental que tiene el estudio de la rotación de las estrellas es que determinar su edad es más fácil que estudiando los modos de la misma, ya que sólo hace falta la curva de luz para ello. Además se necesita una cadencia de observación muy rápida para la asterosismología, mientras que para la rotación se puede usar cadencias de observación del orden de una hora.

Es por esta razón que este trabajo consista en familiarizarse con las técnicas de astrosismología con el fin de determinar de forma precisa la masa y el radio de las estrellas, para posteriormente estudiar la rotación de superficie de simulaciones numéricas de la misión PLATO y de datos, degradados, reales de la misión *Kepler* para simular las condiciones

de observación de las misiones TESS y PLATO. Además este trabajo tiene como cometido usar un método de estudio de la rotación que sea robusto y proporcione una fiabilidad y completitud en sus resultados.

3. Asterosismología de estrellas de tipo solar

3.1. Parámetros globales sísmicos

Las oscilaciones de los modos p tienen amplitudes pequeñas, con lo que se pueden considerar como perturbaciones lineales del equilibrio. Entonces se pueden analizar como un problema de valores propios donde al ser resuelto se obtienen ciertas frecuencias propias y cada una de ellas está asociada con un modo. Gracias a la simetría esférica de las estrellas, se puede descomponer el problema en una parte radial y otra angular, donde los modos están relacionados con estas soluciones angulares, las cuales son armónicos esféricos. Entonces se pueden caracterizar por tres números enteros: el orden radial n , el grado angular l y el orden azimutal m (García & Ballot 2019).

Los modos acústicos se pueden caracterizar gracias a que tienen una estructura repetitiva que queda determinada mediante frecuencias equiespaciadas $\Delta\nu$, llamada gran separación (ver Figura 2), que se define como:

$$\Delta\nu = \Delta\nu_{l,n+1} - \Delta\nu_{l,n} \quad (1)$$

$\Delta\nu$ depende de la velocidad del sonido, por tanto depende de la densidad. El conjunto de los modos acústicos tiene forma de Gaussiana en el espectro de potencias (Figura 2), por lo tanto otro parámetro global en los modos acústicos es la frecuencia de potencia máxima ν_{max} , que está relacionado con la gravedad superficial de la estrella ($\log g$).

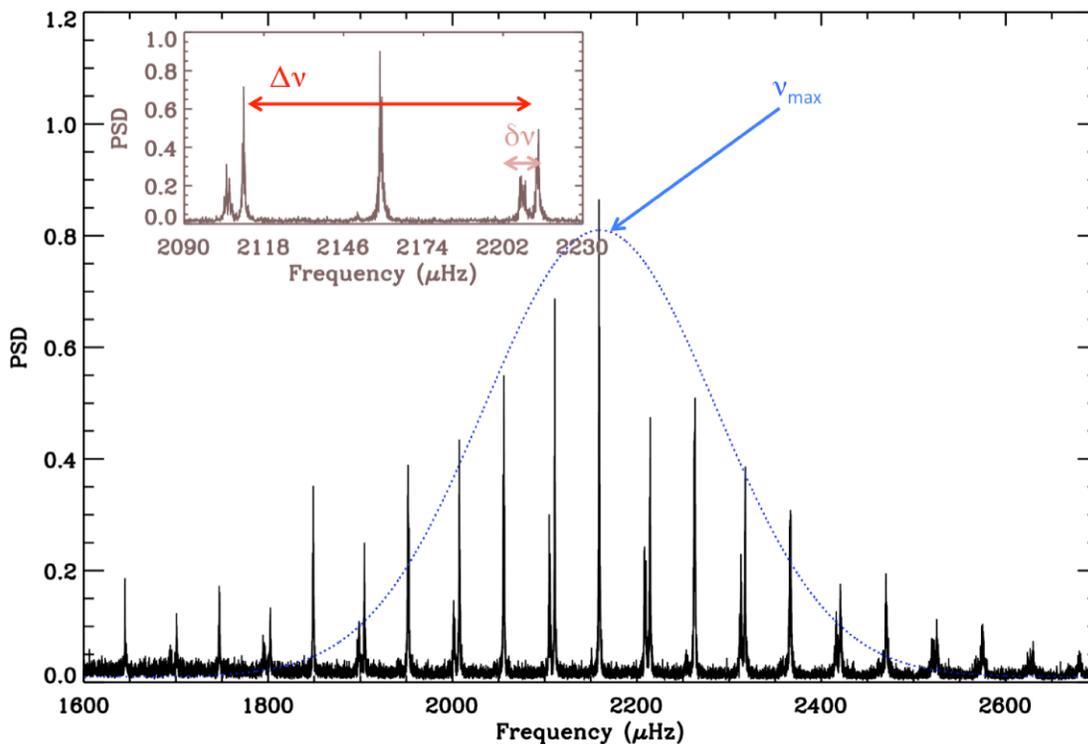


Figura 2: *Power Spectrum Density* (PSD) de 16 Cygni A obtenido por *Kepler*. La línea azul es un ajuste Gaussiano para obtener la frecuencia a máxima potencia ν_{max} . El recuadro interior es un acercamiento a la frecuencia de mayor amplitud para mostrar la gran separación $\Delta\nu$ y la pequeña separación $\delta\nu$. (García & Ballot 2019)

3.2. Relaciones de escala

A partir de la obtención de los modos de resonancias específicos de una estrella en secuencia principal de tipo solar con una zona convectiva, se pueden obtener las relaciones de escala entre la masa y el radio para una temperatura dada con respecto a la gran separación, $\Delta\nu$. Para usar estas relaciones es necesario la comparación de la estrella objetivo con una conocida (Kjeldsen & Bedding 1995), como podría ser el Sol:

$$\Delta\nu \approx \Delta\nu_{\odot} \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)^{1/2} \left(\frac{R}{R_{\odot}} \right)^{1/2} \quad (2)$$

Otra relación de escala es la ecuación (3). Esta relaciona la frecuencia a máxima potencia proveniente del modo p, la masa, temperatura efectiva y radio de la estrella comparada con una estrella cuyos valores se conozcan, como el Sol (Brown et al. 1991):

$$\nu_{max} \approx \nu_{max,\odot} \left(\frac{M}{M_\odot} \right) \left(\frac{R}{R_\odot} \right)^{-2} \left(\frac{T_{eff}}{T_{eff,\odot}} \right)^{-1/2} \quad (3)$$

Siendo $\Delta\nu_\odot = 135.1 \pm 0.1 \mu\text{Hz}$, $T_{eff,\odot} = 5,770\text{K}$ y $\nu_{max,\odot} = 3,090 \pm 30\mu\text{Hz}$ (Huber et al. 2011).

Entonces asumiendo una temperatura efectiva bien conocida mediante fotometría o espectroscopía, se pueden derivar la masa y el radio de la estrella en función de las variables sísmicas ν_{max} y $\Delta\nu$ combinando (2) y (3):

$$M \approx M_\odot \left(\frac{\Delta\nu_\odot}{\Delta\nu} \right)^4 \left(\frac{\nu_{max}}{\nu_{max,\odot}} \right)^3 \left(\frac{T_{eff}}{T_{eff,\odot}} \right)^{3/2} \quad (4)$$

$$R \approx R_\odot \left(\frac{\Delta\nu_\odot}{\Delta\nu} \right)^2 \left(\frac{\nu_{max}}{\nu_{max,\odot}} \right) \left(\frac{T_{eff}}{T_{eff,\odot}} \right)^{1/2} \quad (5)$$

Gracias a estas relaciones de escalas no es necesario el uso de ningún modelo para hallar una estimación de las magnitudes con una precisión de entre el 10% y el 20%. Se pueden obtener precisiones del 3% en radio y 9% en masa haciendo modelos y ajustando los datos espectroscópicos y las frecuencias individuales, como fue mostrado por ejemplo con la modelización de 22 estrellas de tipo solar observadas con *Kepler* (Mathur et al. 2012).

3.3. Estimación de los parámetros globales en estrellas con oscilaciones de tipo solar

Para buscar y caracterizar las oscilaciones de tipo solar en estrellas es necesario que estas tengan una zona convectiva. Esto ocurre en la secuencia principal hasta gigantes rojas con estrellas de masas entre 0.8 hasta 2 masas solares. Es necesario trabajar en el dominio de Fourier para obtener un análisis en potencias y frecuencias. Las curvas de luz deben tener una forma parecida a una suma de sinusoides, debido a que una estrella oscila con miles de modos. En el caso de la Figura 3 es una interferencia de las ondas correspondientes a los modos, a la señal de rotación de la estrella y al ruido convectivo e instrumental, con lo que es necesario realizar el análisis de la misma en el dominio de Fourier.

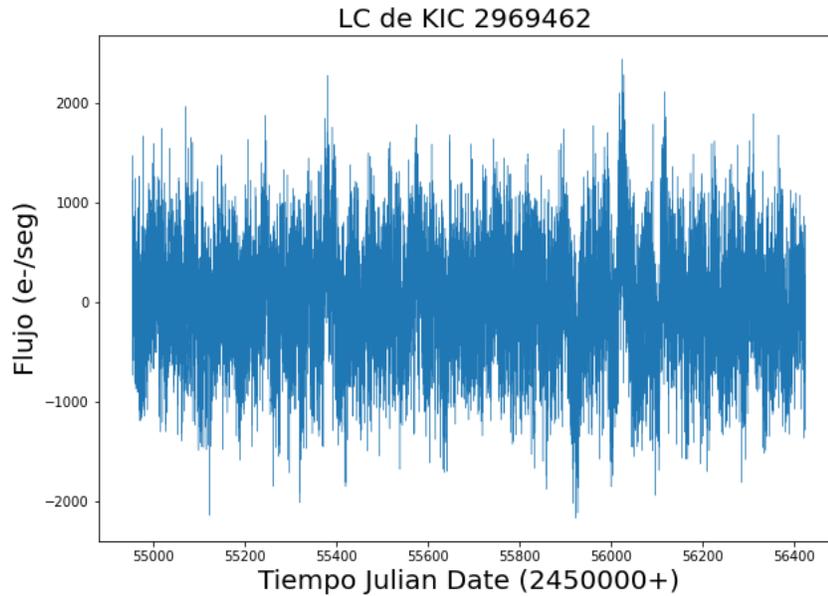


Figura 3: Curva de luz de KIC2969462 (gigante roja) tomada de la base de datos de *KEP-SEISMIC*.

Para frecuencias, entre 10 y $1,000\mu\text{Hz}$ el espectro está dominado por un continuo, resultado de las turbulencias en la superficie producidas por la convección, con lo que según lo mencionado en la sección 2, esa franja de frecuencias corresponderían con los modos p. En concreto para la Figura 4 se pueden observar los modos p en un rango de frecuencias entre 20 y $50\mu\text{Hz}$ (García & Ballot 2019).

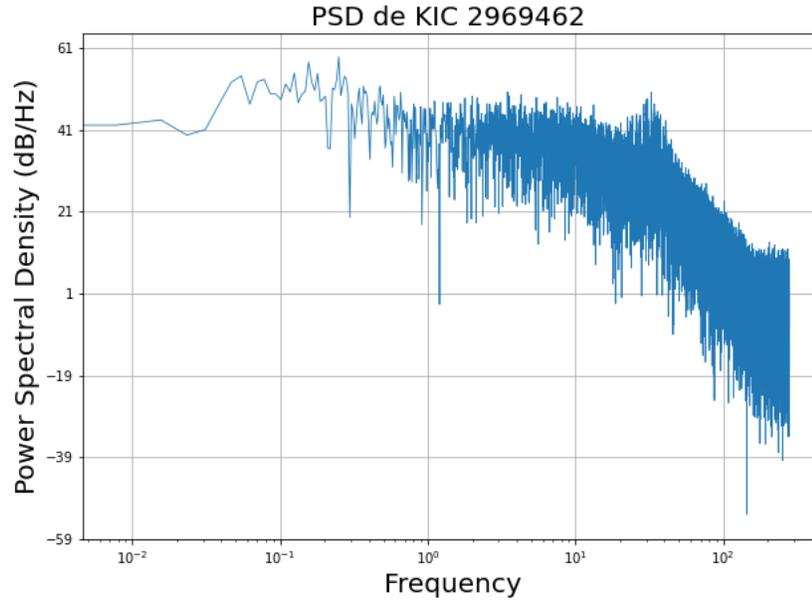


Figura 4: Espectro en densidad de potencia de KIC2969462, datos tomados de KEPSEISMIC.

3.3.1. Frecuencia de potencia máxima, ν_{max}

La distribución de los modos p en frecuencia-potencia se puede ajustar con una Gaussiana, en la que su máximo corresponde con la frecuencia a máxima potencia (ver Figura 5). De esta forma se obtiene un valor de ν_{max} con el que obtener las propiedades fundamentales de una estrella en secuencia principal, como son la masa y el radio, a partir de las relaciones de escala (3.2). Para la Figura 5 de la gigante roja KIC296946 se obtiene $\nu_{max} = 32'04 \pm 6'22 \mu\text{Hz}$.

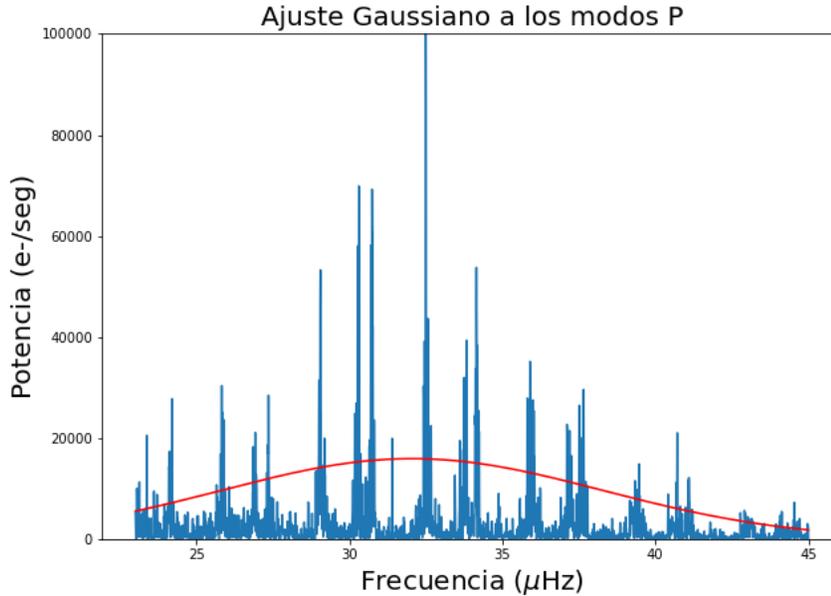
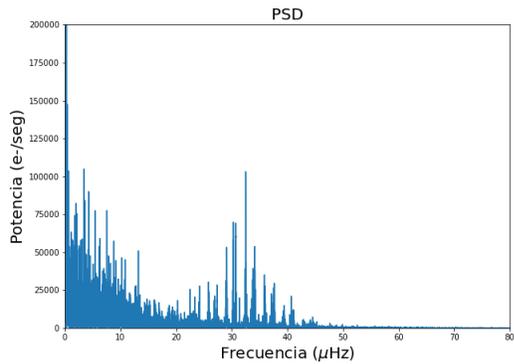


Figura 5: Ajuste Gaussiano en los modos p de la PSD de KIC2969462 para la obtención de ν_{max} .

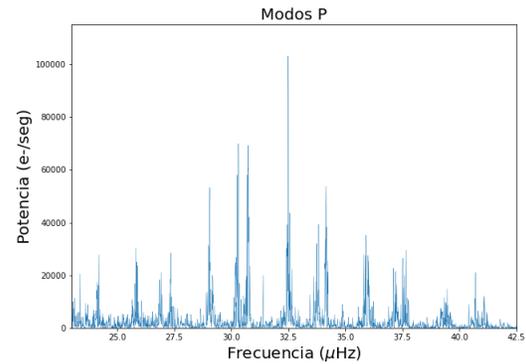
3.3.2. Obtención de la gran separación, $\Delta\nu$

Centrando la atención en la zona de los modos p, puede observarse un patrón entre los picos si se analiza la curva de luz en la relación frecuencia-potencia que resulta de la PSD, tal como se ve en la Figura 6(b). Este patrón repetitivo de picos que se caracteriza por la gran separación (ver 3.2). La separación entre los picos "dobles", $\delta\nu_{02}$, corresponde a la distancia en frecuencia entre los $l = 0$ y los $l = 2$.

Para obtener $\Delta\nu$ se puede usar la función de autocorrelación, o ACF (Fig. 7(a)), aplicada a la PSD (Fig. 6(a)) (frecuencia-potencia) de la curva de luz para la zona con exceso de potencia (Fig. 6(b)). Aquí se ven los patrones repetitivos de la señal con más claridad y se pueden identificar la frecuencia fundamental y las armónicas. De esta forma se ajusta una Gaussiana a lo que corresponda con la frecuencia principal (Figura 7(b)), obteniendo así la frecuencia a máxima amplitud en la ACF. Para esta gigante roja se obtiene $\Delta\nu = 3'43 \pm 0'16 \mu\text{Hz}$.

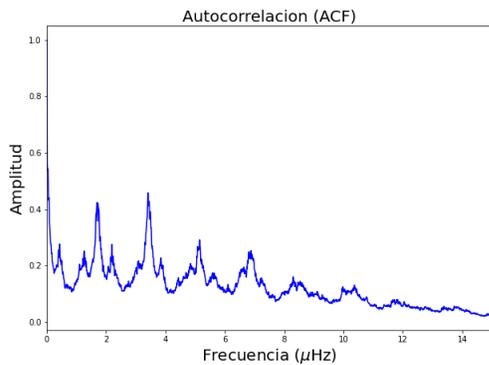


(a) Espectro de densidad de potencia completo.

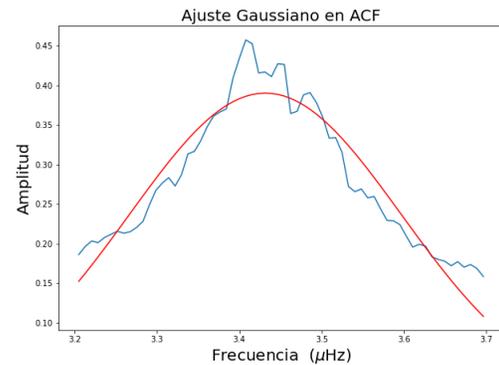


(b) Espectro reducido para resaltar el patrón de los modos p.

Figura 6: Espectro de densidad de potencia de KIC2969462.



(a) Representación de la función de autocorrelación (ACF) de los modos p para KIC2969462 sin suavizado.



(b) Ajuste Gaussiano de la frecuencia principal de la ACF para KIC2969462.

Figura 7: Función autocorrelación para KIC2969462.

4. Misiones espaciales fotométricas: *Kepler*, TESS y PLATO

4.1. *Kepler*

*Kepler*³ (Borucki et al. 2010) fue un laboratorio espacial cuyo fin era observar fotométricamente un grupo de estrellas en busca de exoplanetas mediante la técnica de tránsitos.

³https://www.nasa.gov/mission_pages/kepler/spacecraft/index.html

Kepler observó de forma continua más de 197,000 estrellas de las cuales más de 150,000 son estrellas en secuencia principal. Debido a estas capacidades, es inherente su uso para estudiar la rotación de estrellas, ya que *Kepler* observa las curvas de luz de las mismas (Mathur et al. 2017).

El telescopio tiene un diseño Schmidt, con una apertura de 0'95 metros y un campo de visión (FOV) de 12° de diámetro. Está compuesto por una matriz de 42 CCD de 50x25 milímetros (2,200 x 1,024 píxeles) que se lee cada tres segundos, evitando así saturación. El sistema está diseñado para estudiar estrellas mas brillantes que magnitud 16 en el filtro r y los datos se integran durante 30 minutos. Su paso de banda espectral está entre 400 nm y 850 nm.

Kepler se encuentra en una órbita heliocéntrica de seguimiento terrestre con un período de 372'5 días, más lenta que la terrestre. Una ventaja de esta órbita es que tiene un torque o torsión muy bajo con lo que tiene un apuntado muy estable. Esto es debido a que al no encontrarse en la órbita terrestre no hay influencias de los gradientes de gravedad, momentos magnéticos o arrastres atmosféricos. En su caso, sólo se encontraría con alguna influencia de la presión de radiación solar.

El satélite da un giro de 90° a lo largo de su eje cada tres meses para que los paneles solares queden bien orientados hacia el Sol, con lo que aparecen discontinuidades en las observaciones, similares a las que se esperan de PLATO (ver 6.1). Esto quiere decir que las curvas de luz se dividen en *Quarters* (Qn), o sea, Q0 para el encendido, Q1 para el primer mes y de ahí en adelante Q3, Q4, Q5, etc. para cada trimestre del año (Mathur et al. 2011).

4.2. TESS

Transiting Exoplanet Survey Satellite o por sus siglas, TESS⁴ (Ricker et al. 2015), es una misión de la NASA dirigida por el Instituto Tecnológico de Massachusetts para el estudio de todo el cielo, con lo que monitorea el brillo de cientos de miles de estrellas en la búsqueda de exoplanetas. El uso de los datos sobre las observaciones recopiladas por TESS no tiene derechos exclusivo de uso, con lo que los datos están disponibles en *MAST*⁵ (Mikulski Archive for Space Telescopes), previamente procesados y validados.

Para llevar a cabo un estudio exhaustivo de planetas extrasolares en ambos hemisferios celestes, TESS necesita orbitar en un lugar altamente estable que maximice la cobertura del cielo sin obstrucciones, térmicamente óptimo para su diseño y con baja radiación. La órbita entre la Tierra y la Luna tiene un periodo de 13'7 días y está en resonancia, es decir, que las perturbaciones de la gravedad de la luna se promedian a cero.

La carga útil está compuesta por un instrumento, un conjunto de 4 cámaras ópticas y sus correspondientes monturas y protectores de radiación. Además también cuenta con una

⁴<https://tess.mit.edu/>

⁵<https://mast.stsci.edu/portal/Mashup/Clients/Mast/Portal.html>

unidad de manejo de datos o DHU. Son telescopios de tipo refractor con un FOV de $24^\circ \times 96^\circ$ y poseen un conjunto de detectores CCD con píxeles de 15×15 micrones y un conjunto de lentes. Los cuatro CCD de cada matriz están separados por 2 mm y crean un detector eficaz de $4,096 \times 4,096$ píxeles que funciona a -75°C para reducir la corriente oscura. Los telescopios están equipadas con lentes que en conjunto tienen una pupila de entrada de 10^5 cm de diámetro y una relación focal $f/1^4$ ⁶.

La unidad de manejo de datos consta del hardware, software y firmware dedicado al control de la cámara, procesamiento de datos a bordo, el almacenamiento de datos y las comunicaciones terrestres. La DHU realiza un procesamiento en tiempo real de estos datos para convertir imágenes CCD sin procesar en productos de datos para su posterior análisis en Tierra.

4.3. PLATO

PLANetary Transits and Oscillations of stars (PLATO ⁷) (Rauer et al. 2014) será un observatorio espacial que tiene como objetivo principal la detección y caracterización de exoplanetas terrestres alrededor de estrellas brillantes de tipo solar, con mayor focalización en planetas que orbitan en zonas habitables. Es una misión de la Agencia Espacial Europea, o ESA, programada para su lanzamiento en el año 2026. Monitoreará fotométricamente varios cientos de miles de estrellas en cada momento, para un total de varios millones. Estas observaciones van a ser complementadas con observaciones desde Tierra para obtener la velocidad radial y de este modo determinar directamente la masa de los exoplanetas. También hará astrosismología para la determinación de masas estelares, radios y edades en estrellas de la secuencia principal. Podrá identificar objetos brillantes para observaciones espectroscópicas con el fin de hacer un seguimiento de atmósferas planetarias gracias a la ayuda de instalaciones terrestres u otros telescopios espaciales.

Se prevé que la misión tenga una vida útil de 6 años, que se divide en tres fases diferentes. Las dos primeras fases se utilizan para observaciones de larga duración, cada observación se centra en una parte particular del cielo que se espera que contenga una alta densidad de enanas frías. La duración de cada una de estas observaciones es de varios años (2 o 3), con el fin de observar repetidamente tránsitos con períodos orbitales similares a la Tierra. La última fase será una fase de "paso y atención" (*Step and Stare*) en la que se supervisarán varios campos diferentes con objetivos científicos interesantes durante un período de varios meses cada uno.

5. Metodología para medir la rotación de superficie

En una curva de luz se puede ver la rotación de superficie de la estrella debida a la modulación inducida en la luminosidad estelar media por manchas oscuras que pasan por

⁶<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/tess/the-tess-space-telescope.html>

⁷<https://sci.esa.int/web/plato>

el campo de visión (García & Ballot 2019). Las manchas estelares tienen una temperatura menor que la de la superficie de la estrella, con lo que la luminosidad que se observa de ellas es menor. Es decir, si una mancha estelar se mueve con respecto al campo de visión con un ángulo θ , la luminosidad que se observa de la estrella disminuirá según se mueva la mancha.

5.1. Función de Autocorrelación, ACF

La *Auto-correlation Function*, o ACF, puede ser usada para la obtención en primera instancia del periodo de rotación de la estrella, si se aplica directamente a la curva de luz. Esto quiere decir que, como la curva de luz de la estrella tiene una modulación relacionada con la rotación sinusoidal debido a la presencia de manchas estelares (ver 2), al aplicarle la función de autocorrelación es posible obtener con mayor claridad los patrones repetitivos de la señal, obteniendo así el periodo de rotación principal y sus armónicos, siempre que la señal a ruido del periodo de rotación sea suficiente.

Puede darse el caso en que la estrella tenga dos regiones activas dominantes ubicadas en contraposición (180°) donde cada una causa una serie de disminuciones en la curva de luz en antifase entre sí, dando lugar a una correlación parcial a la mitad del periodo de rotación medio ($P_{rot}/2$) (McQuillan et al. (2013), McQuillan et al. (2014)). Esto es debido a que cuando una mancha solar pasa por el campo de visión, la otra está en una posición opuesta, con lo que al rotar la estrella se observan dos modulaciones de la curva de luz, las cuales se pueden traducir erróneamente como dos periodos. Si la amplitud del primer armónico es mayor que la del periodo fundamental, se selecciona como periodo de rotación el segundo. Este hecho hace que quepa la posibilidad de error en la obtención del periodo de rotación de la estrella, debido a que los picos con mayor amplitud calculados con la ACF en la curva de luz no siempre corresponden al periodo fundamental de rotación. Generalmente el periodo más largo es el periodo fundamental.

5.2. Análisis en tiempo-frecuencia, *Wavelet Power Spectrum*

Otro método para obtener el periodo de rotación superficial de una estrella consiste en aplicar un análisis tiempo-frecuencia utilizando los *Wavelet Power Spectrum* o WPS. Para obtenerla, en primer lugar se selecciona una región de baja frecuencia, donde usando la *wavelet* de Morlet, que no es más que una *wavelet* compuesta por una exponencial compleja (portadora) multiplicada por una ventana (envolvente) Gaussiana, se toma frente al tiempo y se obtiene el espectro de potencia (WPS). Esto es el resultado de la correlación entre la *wavelet* y los datos (Torrence & Compo (1998), Mathur et al. (2010)). El análisis en tiempo-frecuencia permite discriminar si el periodo seleccionado corresponde a un evento puntual como un problema instrumental o está presente en gran parte de la curva de luz y se corresponde con lo esperable de un fenómeno estelar. Puesto que con este método no se pueden medir periodos más largos de un tercio de la longitud de observación se pueden tomar únicamente un cuarto de la longitud de las observaciones para tener como margen de seguridad en el caso de *Kepler*, ya que las series de 4 años tienen observaciones muy largas.

5.3. Combinación de métodos

En la Figura 8 se puede ver un ejemplo de una simulación de la curva de luz de una estrella observada por PLATO, basada en observaciones de *Kepler*. En ella se encuentra la curva de luz (8(a)) junto con su Power Spectrum Density (8(b)) y la *wavelet* (8(c)) junto con el ajuste en Gaussianas de la misma GWPS, que ofrecerá el periodo de rotación. La función de autocorrelación de la curva de luz (8(e)) con su periodo de rotación y además el *Composite Spectrum* (8(g)), el cual no es más que una combinación de los dos métodos para derivar los periodos más fiables.

La Figura 8.e) muestra una clara tendencia de onda amortiguada hasta el valor aproximadamente de 70 días. Se puede afirmar que el primer pico de amplitud indica el periodo de rotación, $P_{rot,ACF} = 11'7$ días, y los demás picos corresponden a los armónicos. Un parámetro a tener en cuenta sería la amplitud del pico de la frecuencia fundamental (H_{ACF}), puesto que es un indicativo de la señal ruido de la señal que provoca la periodicidad. Un valor bajo indica que la medida corresponde a un ruido y no a la señal de rotación. Este se puede usar como sesgo a la hora de ver cómo de fiable es el resultado de la obtención del periodo, como se verá posteriormente. H_{ACF} se obtiene mediante la media de la diferencia en amplitud entre el máximo de la frecuencia principal con los mínimos, en frecuencia, adyacentes.

Poniendo la atención en el *Wavelet Power Spectrum* (8.c)) se observa cómo varía el periodo frente al tiempo dando lugar a un mapa de colores. En él, las zonas más oscuras (rojo y negro) son las de mayor potencia, mientras que las azules indican baja potencia. Visualmente ayuda a determinar si la señal está presente a lo largo de la serie de tiempo o si existe ruido instrumental en un momento en concreto.

La malla negra (llamada como de exclusión o de influencia) indica los valores del periodo de rotación prohibidos en este análisis y se excluyen del análisis ya que las observaciones son demasiado cortas como para poder sondear esos periodos. Se puede obtener el espectro de potencia global o GWPS, calculando la suma de la WPS a lo largo del tiempo para cada periodo de la *wavelet*. La obtención del periodo de rotación se consigue mediante un ajuste iterativo con funcioes Gaussianas que empieza por la de mayor amplitud hasta que no haya ningún pico por encima del nivel de ruido (8(d)). En este caso el valor del periodo obtenido por la WPS, el cual se puede visualizar abajo (8(f)) como $P_{GWPS} = 11'7 \pm 0'85$ días y se puede comparar con el obtenido para la ACF $P_{ACF} = 11'7$ días. Entonces se puede confirmar que el periodo de rotación para esa estrella es de $P_{rot} = 11'7$ días.

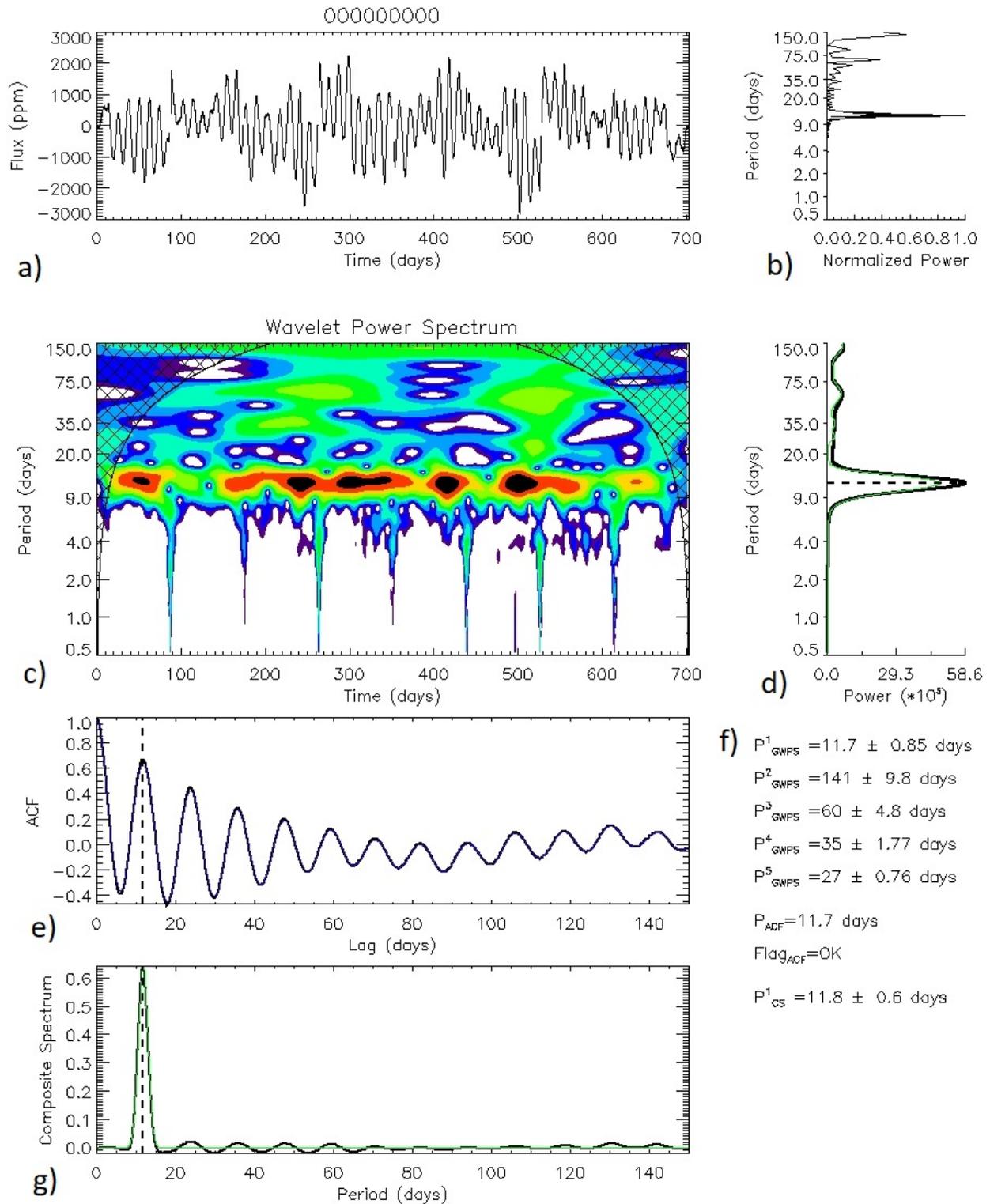


Figura 8: Simulación de PLATO: Curva de luz (a), PSD (b), *wavelet* (c), GWPS (d), ACF (e) con sus correspondientes periodos obtenidos (f) y *Composite Spectrum* (g). (García, R. A. et al. (2014), Ceillier et al. (2016), Santos et al. (2019)).

6. Análisis de simulaciones de PLATO

6.1. Simulaciones

PLATO se centrará en obtener curvas de luz de estrellas que tengan magnitud mayor de 11, aunque también observará estrellas menos brillantes, con cadencias largas y cortas de 10 minutos y 50 segundos respectivamente. En este trabajo se han usado simulaciones (como la Figura 8) de curvas de luz simuladas de estrellas brillantes ($V < 11$) con muestreo de 600 segundos con periodos de observación de 20 días, curvas de luz simulada con máscara para muestras de 600 segundos con $V > 11$ con periodos de observación de 55 días. El código de las simulaciones fue hecho por Oscar Barragán y cedidas por Suzanne Aigrain al grupo de trabajo de PLATO WP123500 para probar diferentes métodos para medir la rotación.

El ruido de cada curva de luz es aleatorio, con lo que cada estrella es independiente. Los saltos en la curva de luz simulados por motivos instrumentales fueron encajados con una constante por trimestre para que cada cuarto trimestre vuelva a coincidir, esto es que la estrella volvería a estar en el mismo lugar en el detector. Además la unión se suaviza mediante una exponencial al comienzo de cada trimestre y se toma un ajuste Gaussiano exponencial al cuadrado para tener en cuenta la variabilidad de la estrella.

6.2. Análisis de la rotación

En concreto para este trabajo se ha tomado en mano el *pipeline* de rotación desarrollado en el grupo (Mathur et al. (2010), García, R. A. et al. (2014)) que analiza las curvas de luz ofreciendo los valores de los ajustes, como los de la Figura 8, con sus respectivas gráficas. El análisis ha sido de 512 curvas de luz, 256 de ellas son de estrellas brillantes con un filtro de subseries de 20 días de periodos de observación y 256 de estrellas de magnitud mayor de 11 con máscara con un filtro de 55 días.

A partir de los bloques de gráficas obtenidos mediante el código se ha inspeccionado visualmente cada una de ellas para catalogar qué simulación tiene periodos de rotación bien definidos. Se han comprobado tanto las coincidencias entre la gráfica de *wavelet power spectrum* con su ajuste Gaussiano, como la forma y periodo de rotación de la autocorrelación de la curva de luz y corroborado a su vez que ambos periodos coincidan. Las clasificaciones se tomaron para estrellas con periodos bien determinados, periodos dudosos o nulos y fueron entregadas a PSM⁸ (PLATO *Science Management Office*) sin haberse hecho aún públicos los resultados.

Además el código proporciona los resultados numéricos de la simulación (Figura 9), con lo que se han podido usar en este trabajo para obtener conclusiones de la fiabilidad de las simulaciones con respecto a la inspección visual previamente hecha.

⁸<https://warwick.ac.uk/fac/sci/physics/research/astro/plato-science>

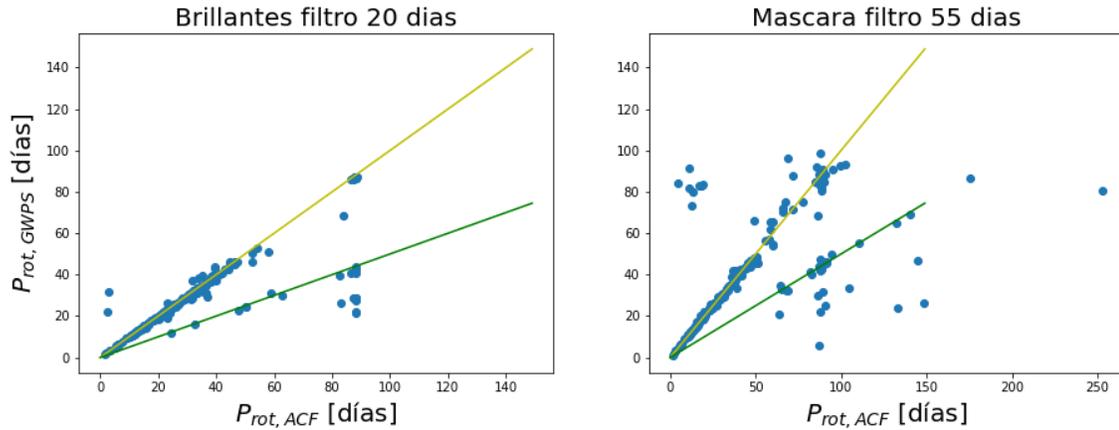


Figura 9: Periodos obtenidos mediante la simulación de PLATO según ACF y GWPS para estrellas brillantes con el filtro de 20 días y con máscara con el filtro de 55 días. Las líneas amarillas representan el periodo fundamental y la verde el primer armónico.

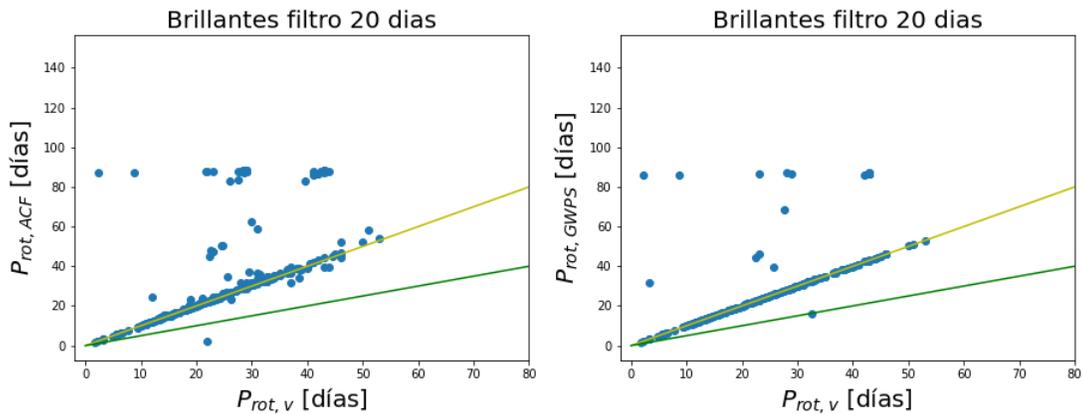


Figura 10: Periodos de rotación obtenidos visualmente ($P_{rot,v}$) frente a los periodos de rotación obtenidos mediante ACF (*izq.*) y GWPS (*dch.*) para las estrellas brillantes con el filtro de 20 días.

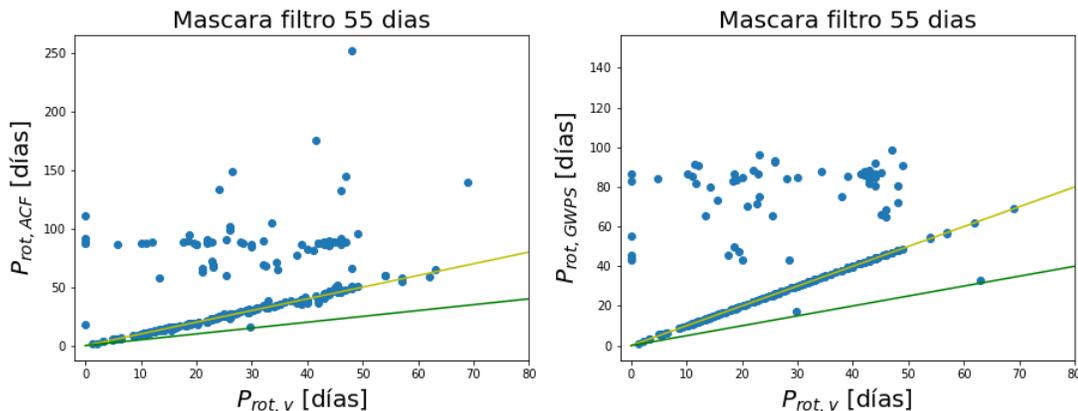


Figura 11: Periodos de rotación obtenidos visualmente ($P_{rot,v}$) frente a los periodos de rotación obtenidos mediante ACF (*izq*) y GWPS (*dch.*) para las estrellas con máscara con el filtro de 55 días.

Tal como se muestra en las Figuras 10 y 11 la correlación que hay entre los periodos de rotación obtenidos visualmente y los obtenidos mediante la simulación corrobora la cantidad de coincidencias entre unos y otros.

6.3. Resultados de las simulaciones de PLATO

A partir de la inspección visual se obtienen periodos de rotación fiables puesto que no solo se observan los valores obtenidos mediante los ajustes numéricos sino que visualmente se comparan con el periodo de la curva de luz. Además se pueden verificar con fiabilidad que los periodos obtenidos numéricamente por GWPS correspondan con las zonas de exclusión. También corroborar que la ACF esté bien definida y el periodo obtenido sea el que visualmente correspondería.

Comparando los valores obtenidos mediante la inspección visual y los obtenidos numéricamente se puede obtener la cantidad de veces que la simulación acierta correctamente los periodos de rotación. Para el caso de la simulación de estrellas brillantes para un filtro de 20 días se obtienen porcentajes de aciertos de 76'47% para $P_{rot,ACF}$ y 90'19% para $P_{rot,GWPS}$. Para las estrellas con máscara y un filtro de 55 días se obtienen en $P_{rot,ACF}$ un 65'49% de aciertos y en $P_{rot,GWPS}$ un 76'47%. Cada uno de los resultados han sido obtenidos para una muestra de 256 curvas de luz simuladas. Restringir el estudio a periodos de rotación cortos no tiene sentido, ya que como se muestra en la Figura 9 los datos corresponden aproximadamente al periodo fundamental y al primer armónico, a falta de algunas variaciones estadísticas que proporciona de forma realista la simulación.

7. Preparación del análisis de la rotación de los datos de TESS con *Kepler*

Los datos usados en este trabajo provienen del telescopio espacial *Kepler*, con el fin de adaptarlos y analizarlos para preparar y entender los resultados que se pueden obtener con curvas de luz más cortas de 27 días, como es en el caso de TESS o de un año tal como se planifica la misión PLATO. También sirven para poner límites sobre la detección de rotación en las estrellas observadas. Gracias a las posibles conclusiones de estudios similares a este se podrá acotar un límite y obtener una mejor metodología para obtener la rotación de las estrellas. Además ayudar a la inteligencia artificial o Machine Learning con el propósito de medir la rotación superficial de las estrellas de una manera más limpia y sin la ayuda intensiva de los ojos humanos que analicen cientos de miles de estrellas mediante los diferentes parámetros.

Existen otros trabajos que se focalizan en la predicción de los periodos de rotación usando observaciones cortas de los datos de *Kepler* junto con Machine Learning (Lu et al. 2020). En este trabajo no se harán predicciones, sino comparaciones entre medidas para obtener una conclusión sobre la mejor forma de obtener el periodo de rotación en observaciones cortas, así como también se busca cuál es el periodo de rotación más largo que se puede obtener de forma fiable en función de la longitud de las observaciones.

7.1. Datos de *Kepler*

Las estrellas que se han observado (Figura 12) se encuentran en la constelación de Cygnus y Lyra, mediante una cadencia larga o LC (29'42 min) y otra corta SC (58'84 s) (Gilliland et al. 2011) a lo largo de los 4 años de misión. En este trabajo no se necesita una cadencia corta, debido a que se buscan periodos de rotación superiores a 1 día, con lo que se puede usar la cadencia larga solamente.

Las curvas de luz usadas en este trabajo han sido corregidas de perturbaciones instrumentales de baja frecuencia y con los saltos entre los *Quarters* correctamente concatenados. Estas curvas de luz se pueden encontrar en el archivo de datos MAST, y han sido tratadas usando el paquete KADACS, el cual es un software de calibración y análisis de datos asterosísmicos de *Kepler* (Garcia et al. 2011). Los datos de *Kepler* presentan inestabilidades en periodos de decenas de días hasta el periodo orbital, 327'5, aún estando ya corregidos. Entonces para minimizar los efectos KADACS produce tres curvas de luz filtradas con un filtro pasa alta con periodos de corte de 20, 55 y 80 días. La función de transmisión del filtro es 1 hasta el periodo de corte para luego disminuir gradualmente a cero de forma sinusoidal. Es por esta razón por la que para cada filtro se pueden medir periodos de rotación de hasta aproximadamente 1'7 veces el periodo de corte. Una vez tratados los datos de las curvas de luz se almacenan en MAST, refiriéndose a KEPSEISMIC (*Kepler Light Curves Optimized For Asteroseismology*)⁹.

⁹<https://archive.stsci.edu/prepds/kepseismic/>

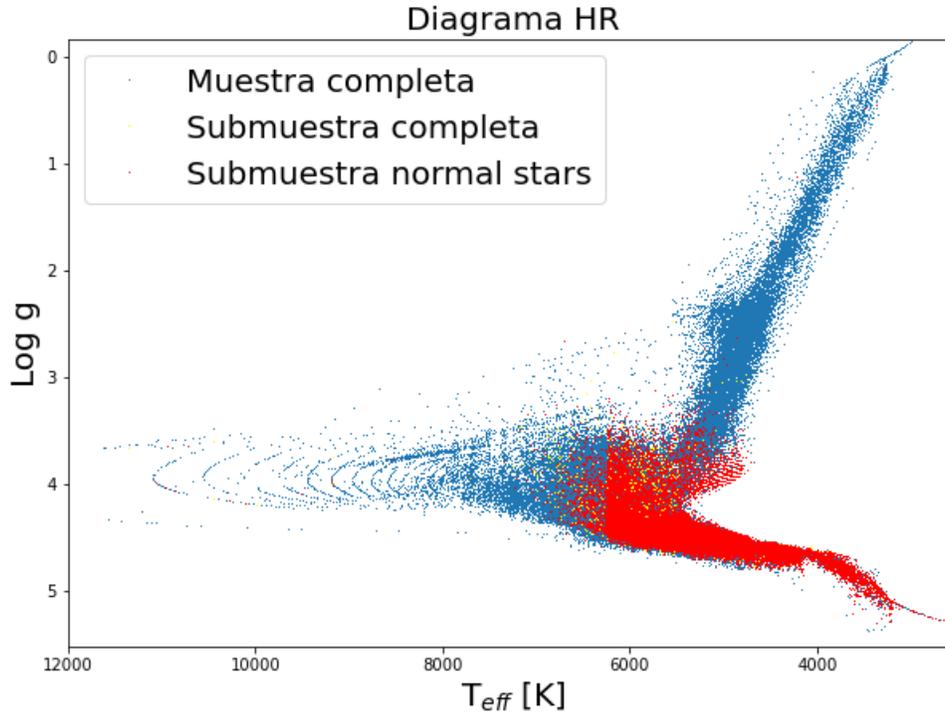


Figura 12: Diagrama HR de la muestra completa de estrellas observadas por *Kepler* (azul), submuestra representativa de estrellas de las que se conoce que son estrellas de tipo Solar en secuencia principal y subgigantes (rojo) y candidatas a binarias (amarillo). Los valores de $\log g$ y T_{eff} provienen del catálogo de Propiedades estelares de *Kepler* DR25 (Mathur et al. 2017).

A partir la combinación de las diferentes formas de preparar los datos usando tres filtros diferentes, el Machine Learning ROOSTER (Breton et al. 2021) y la comprobación visual de miles de estrellas, se tienen 55,196 estrellas de las que se conoce el periodo de rotación correctamente (Figura 13).

7.2. Preparación de los datos y análisis de la rotación

Este trabajo combina el análisis en tiempo-frecuencia con el de la ACF de la curva de luz. Esta metodología es usada para tener el mejor rendimiento en términos de integridad y fiabilidad en comparación con el análisis de *wavelet* solo, ACF solo o una combinación entre los dos, como se mostró con análisis de simulaciones en Aigrain et al. (2015). Con ello se busca los límites de aplicabilidad de la metodología y obtener las estadísticas de completitud y fiabilidad según rangos determinados de periodos de rotación. Los periodos de rotación más cortos son más sencillos de obtener, ya que requieren periodos de observación también más

cortos. A pesar del hecho de que las curvas de luz KEPSEISMIC se han corregido para efectos instrumentales, puede ser que las curvas de luz calibradas tengan errores instrumentales.

Con los datos de *Kepler* que se mencionan en 7.1 se seleccionan automáticamente los periodos de rotación según su correspondiente filtro. A pesar de tener el corte en 20, 55 u 80 días, es posible obtener periodos más largos, tal como se menciona al principio de la sección. Las curvas de luz que están filtradas en periodos de 80 días son poco estables, mostrando modulaciones instrumentales, con lo que en la selección automática solo se usa para rotaciones superiores a 60 días. Para los periodos inferiores a 23 días se usa el filtro de 20 días y para rotaciones entre 23 y 60 días se usa el filtro principal, que sería el de 55 días.

Los 4 años de datos de *Kepler* se dividen en subseries de 27 días, 90 días y 365 días para cada filtro. Esta muestra de 4 años de datos se puede usar para medir la rotación para misiones que tengan longitudes de observación más cortas. Entonces este trabajo se centra en series de 27 días, como TESS.

De las estrellas observadas por *Kepler* se seleccionaron aproximadamente 3.600 estrellas para analizar la rotación en ≈ 50 subseries de 27 días con sus correspondientes determinaciones de las rotaciones. Las 3,600 estrellas (puntos rojos en Fig. 13) son una muestra representativa del total de del total de 55,000 estrellas con un periodo de rotación medido (Santos et al. subm.), para usar como base para obtener resultados fiables, debido a que su distribución en la totalidad de los datos a analizar es homogénea. Específicamente se usan subseries de 27 días para conocer los resultados en este tipo de muestras y poder analizar los datos de TESS. Es por tanto que se busca una comparación entre los periodos de rotación obtenidos mediante ACF y GWPS con respecto a los correctos para obtener así un porcentaje de aciertos mediante el método de la autocorrelación, mediante la *wavelet* o una híbrido entre los dos.

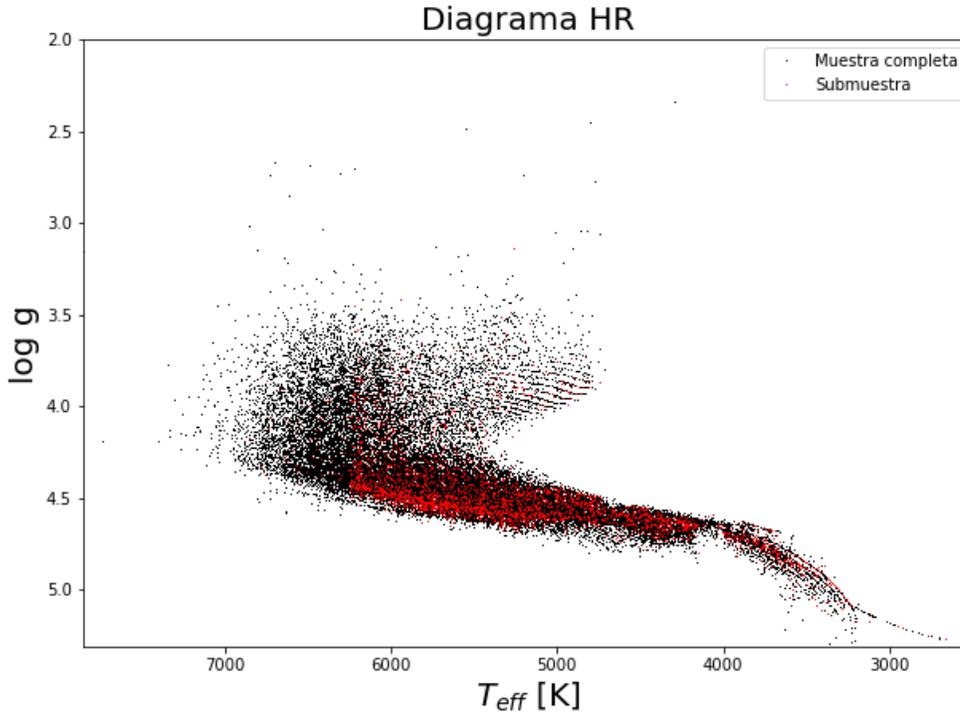


Figura 13: Diagrama HR de las 55,196 estrellas con periodo conocido correcto (negro) junto con la submuestra representativa de 3,604 estrellas (rojo). Santos et al. submitted

La Figura 14 representa $P_{rot,ACF}$ frente a $P_{rot,GWPS}$, donde se observa una correlación lineal (línea discontinua amarilla), en la que los periodos de rotación coinciden con un margen de error del $\pm 20\%$, acotados por las líneas discontinuas rojas. También se tiene una correlación uno a dos del $P_{rot,GWPS}$ con respecto a $P_{rot,ACF}$, donde el método GWPS encuentra el primer armónico y el de la ACF obtiene el periodo fundamental. El primer armónico se compara con la línea discontinua verde para asegurar que la relación es uno a dos. Los periodos de rotación para GWPS se ven bloqueados a un tercio de la serie tomada, ya que se necesitan 4 periodos observados para la *wavelet* entonces solamente devuelve el periodo de rotación a un tercio de la longitud de observación, en cambio para los de ACF no, se tienen valores hasta 27 días. Este bloqueo hace que se corte en aproximadamente 12 días la $P_{rot,GWPS}$, o sea, a un tercio del periodo de observación. Los periodos de 20 y 42 días son artefactos del algoritmo tiempo-frecuencia y no deben ser tenidos en cuenta. Para los valores de $P_{rot,ACF}$ se tiene un corte de estrellas que no se observan rotación, y a estas se les ha dado el valor de -1 días.

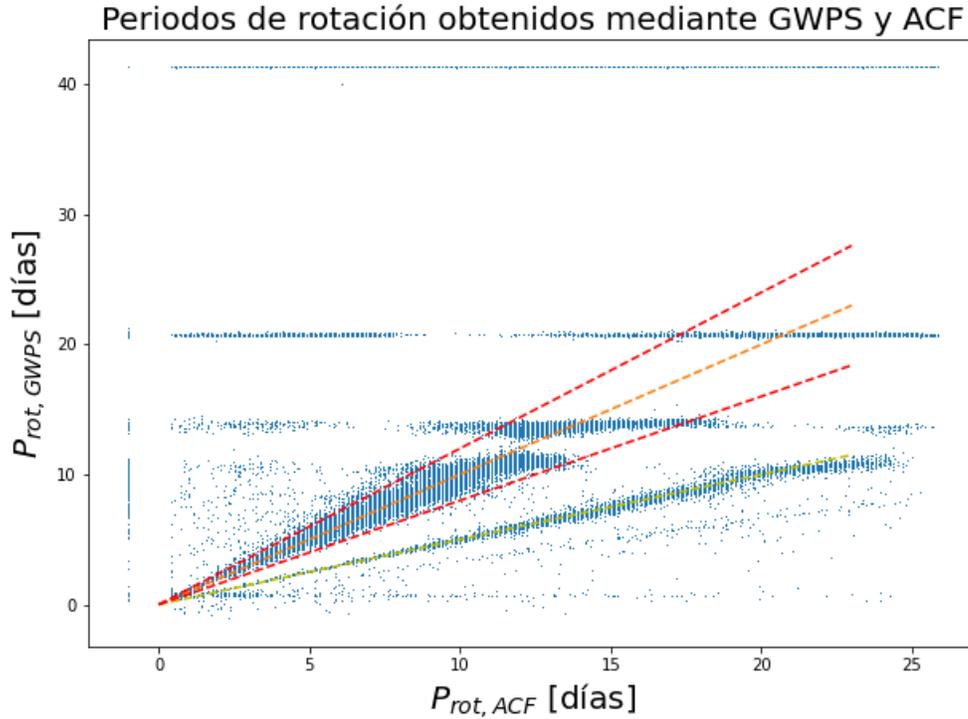


Figura 14: $P_{rot, GWPS}$ en función de $P_{rot, ACF}$ para las observaciones de las 3,604 estrellas sin periodo correcto conocido para todas las subseries de 27 días disponibles.

Otra forma de visualizar los datos es mediante un histograma, como la Figura 15. En esta se observa cómo se distribuyen los valores de los periodos de rotación conocidos para todas las subseries de 27 días junto con los obtenidos mediante ACF y mediante GWPS. Para evitar líneas innecesarias se han eliminado los valores erróneos de 20 y 42 días de $P_{rot, GWPS}$, con lo que la cantidad de valores que se tiene son menores que para los otros dos casos. Para los valores de $P_{rot, ACF}$ se tiene un corte en los valores de no rotación, motivo por el que también tiene menos cantidad de valores comparado con los P_{rot} conocidos. Se aprecia una distribución Gaussiana tanto en los P_{rot} conocidos como en $P_{rot, GWPS}$, en cambio hay una bimodalidad en $P_{rot, ACF}$. Para los P_{rot} conocidos el valor medio de la distribución está en aproximadamente 20 días, para $P_{rot, GWPS}$ está en 6 días y para $P_{rot, ACF}$ está en 10 días y 21 días.

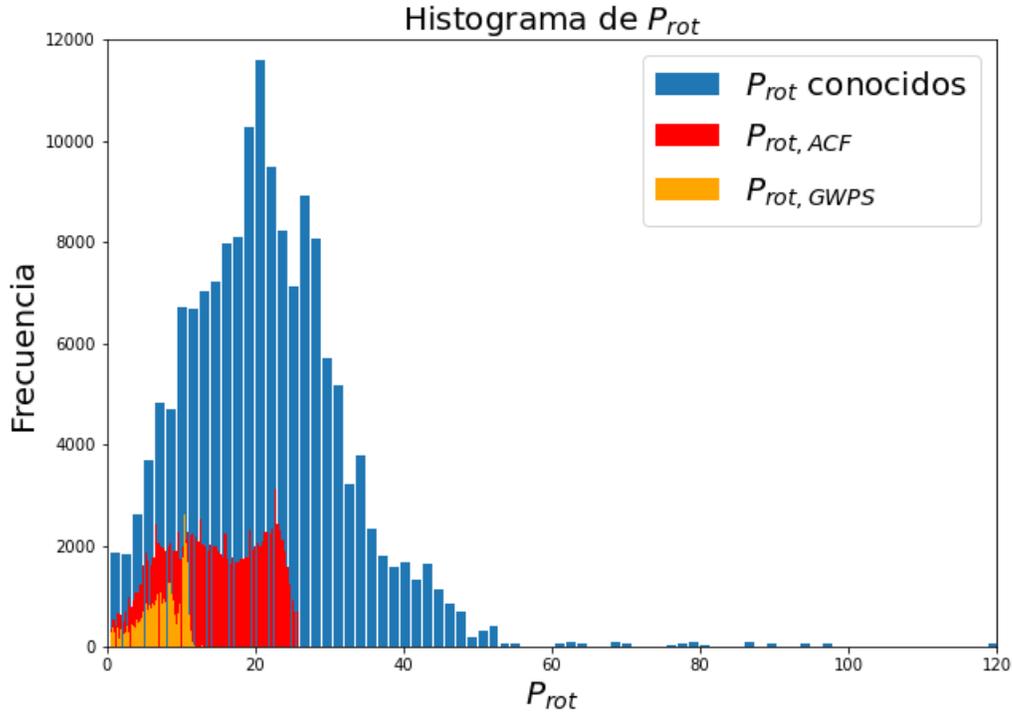


Figura 15: Histograma comparativo entre los periodos de rotación conocidos (azul), los obtenidos mediante ACF (rojo) y los obtenidos mediante GWPS (naranja).

7.3. Resultados de las simulaciones de TESS usando subseries de 27 días de *Kepler*

La comparación entre métodos de obtención de periodos de rotación es esencial para conseguir un método lo más completo y fiable posible para futuras misiones. En este trabajo se han comparado los periodos de rotación de estrellas con periodos de observación distintos en subseries de 27 días con respecto a esas mismas estrellas con periodos conocidos para ambos métodos, analizándolos mediante un código propio hecho en *Python*¹⁰.

En primer lugar, se puede conocer cómo de correctos son los periodos de rotación de los datos de cada estrella individualmente. Es decir, para cada estrella se tiene aproximadamente 50 medidas. De esas medidas se puede hallar el porcentaje de acierto individual en la obtención de los periodos de rotación para cada una de las 3,604 estrellas. Haciendo un histograma acumulado (o de frecuencia acumulada) de los aciertos individuales se puede hacer una idea del porcentaje de veces que se da que coincidan (en un $\pm 10\%$) los periodos de rotación obtenidos de uno u otro método con respecto a los que se conocen correctos. La Figura 16 demuestra como a partir del 80% de aciertos tanto para $P_{rot, GWPS}$ como para

¹⁰<https://www.python.org/>

$P_{rot,ACF}$ la cantidad de veces que se da el caso de que la frecuencia es más baja del 0'1 %, mientras que a medida que se disminuye el porcentaje de aciertos individual, la tendencia es exponencial para $P_{rot,ACF}$, en cambio para $P_{rot,GWPS}$ no está tan acentuada. Esto significa que cuando $P_{rot,GWPS}$ se mide correctamente, o sea, que coincide con el periodo conocido en este caso, la rotación se mide bien en más subseries.

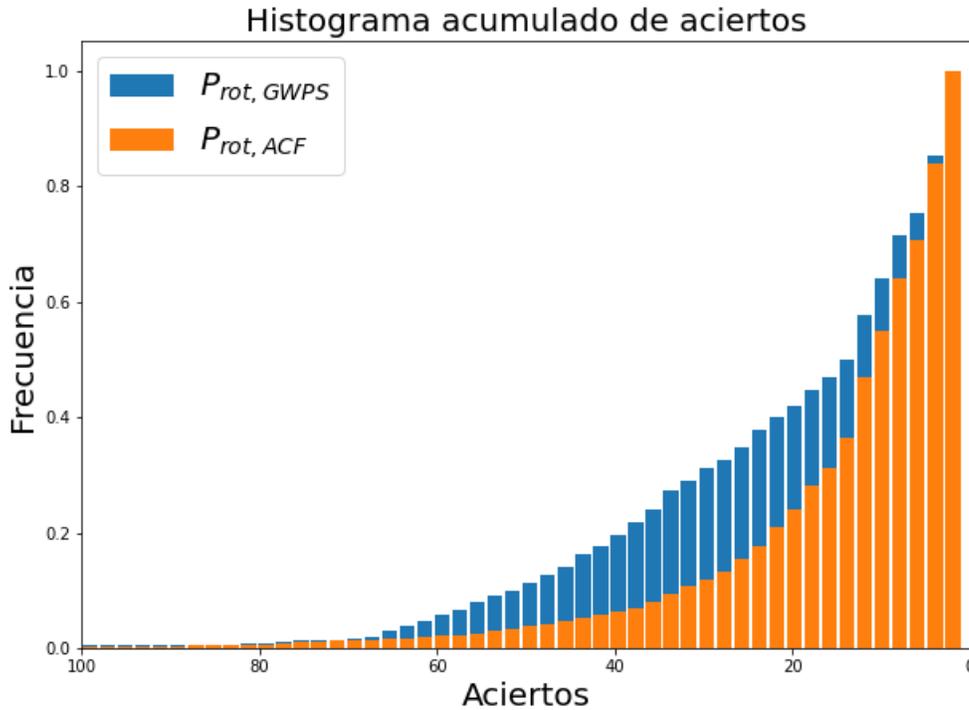


Figura 16: Histograma de aciertos acumulado para los periodos $P_{rot,ACF}$ (naranja) y $P_{rot,GWPS}$ (azul).

Para diferentes rangos de periodos de rotación correctos, se seleccionan los periodos obtenidos con las subseries que coinciden con el periodo correcto a $\pm 10\%$, con lo que se obtiene un porcentaje de acierto para cada método y rango elegido (Tabla 1).

Rango de P_{rot}	Porcentaje de aciertos				
	0-5 d	5-10 d	10-15 d	15-27 d	0-27 d
ACF	86'29 %	73'77 %	55'20 %	29.84 %	43.79 %
GWPS	76'56 %	64'21 %	44'23 %	19'49 %	33'45 %
n ^o de P_{rot}	6,610	14,825	23,690	71,378	116,503

Tabla 1. Porcentajes de aciertos entre los periodos de rotación correctos y los obtenidos por ACF y GWPS para las subseries de 27 días con aproximadamente 50 observaciones junto con el número de periodos conocidos para los rangos seleccionados.

Para periodos cortos de entre 0 y 5 días se tiene un acierto global del 86'29% en relación a las coincidencias entre los periodos correctos y los obtenidos mediante la ACF, sin embargo para los obtenidos a partir de los ajustes en las Gaussianas de la *wavelet* solo se tiene un 76'56%. Este porcentaje es global, con lo que simplemente indica la totalidad de coincidencias, así que solo es una estimación de cómo de válido es cada uno de los métodos. Obviamente los periodos obtenidos mediante la GWPS tienen un porcentaje de aciertos menor debido al corte en un tercio del periodo de observación.

Para sesgar el resultado y obtener una mayor fiabilidad y completitud se puede tomar únicamente los valores que coinciden entre $P_{rot,ACF}$ y $P_{rot,GWPS}$, o sea, los valores que están en la relación uno a uno ($\pm 20\%$), o fundamental y los de la relación uno a dos ($\pm 10\%$), o primer armónico. Además debido al bloqueo en los periodos de GWPS, el cual no evita que el periodo de rotación obtenido con la ACF esté capado, se toman únicamente valores $P_{rot,GWPS} < 11$ días, obteniendo así la Figura 17. La muestra de estrellas tomadas queda en 46,044.

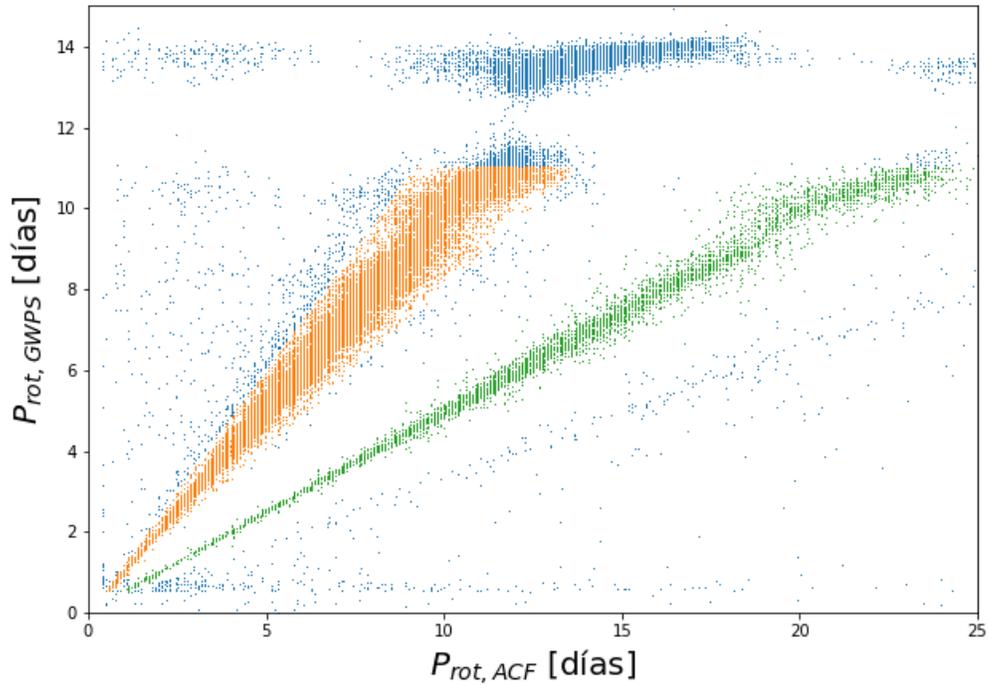


Figura 17: Relación entre periodos de rotación calculados con $P_{rot,GWPS}$ y $P_{rot,ACF}$ para la submuestra de periodos de observación de 27 días con $P_{rot,GWPS} < 11$ días. Periodo fundamental (naranja), primer armónico (verde) y todos los $P_{rot,GWPS}$ y $P_{rot,ACF}$ (azul.)

Para periodos de rotación cortos de entre 0 días y 5 días en periodos de observación cortos de 27 días se tiene que si el periodo de rotación calculado entre la ACF y la GWPS coinciden, estos a su vez coinciden con el periodo de rotación correcto en un 93'10% y 92'64% respectivamente con una muestra total de 5,411 para estas restricciones. En periodos de rotación entre 5 días y 10 días, $P_{rot,ACF}$ tiene un porcentaje de acierto del 82'81% y $P_{rot,GWPS}$ del 80'05%. Además para el primer armónico se tiene que en un rango de periodos de rotación entre 0 y 5 días se tiene un porcentaje de coincidencias del 85'61% para el método de la ACF para una muestra total de 327 observaciones.

Rango de P_{rot}	Porcentaje de aciertos			
	0-5 d	5-10 d	0-11 d	0-27 d
ACF _{fund}	93'10 %	82'81 %	83'93 %	52'83 %
GWPS _{fund}	92'64 %	80'05 %	82'10 %	50'85 %
n ^o de $P_{rot, fund}$	5,411	11,669	20,982	36,538
ACF _{1^oarm}	85'62 %	81'84 %	81'11 %	67'13 %
GWPS _{1^oarm}	6'11 %	8'33 %	9'03 %	3'44 %
n ^o de $P_{rot, 1oarm}$	327	1,008	1,446	1,705

Tabla 2. Porcentaje de aciertos de los periodos de rotación obtenidos mediante ACF y GWPS cuando se seleccionan los valores del fundamental y del primer armónico junto con el número de valores totales según el rango de periodos de rotación conocidos escogido.

Debido a que el método tomado por GWPS no se puede aplicar para periodos de rotación superiores a 11, se va a tomar como parámetro de sesgo el valor del pico de la amplitud de la ACF (5.1) se puede obtener un compromiso entre el número de estrellas y los periodos de rotación obtenidos por la ACF que cumplen la condición en función de un intervalo de periodos de rotación conocidos como comparación.

Esto se puede observar mejor con las Figura 18. La línea roja representa el porcentaje de estrellas normalizado de la muestra total en función de la amplitud del periodo de rotación de la ACF, la cual disminuye su valor a medida que la amplitud aumenta. El porcentaje de aciertos de $P_{rot, ACF}$ con respecto a P_{rot} conocidos, según el intervalo del periodo de rotación tomado, está representada por las líneas azul, naranja, verde y marrón, las cuales tienden al 100 % a medida que se toman menos estrellas en la muestra y se aumenta la amplitud del sesgo. Independientemente de los valores de P_{rot} tomados, todas las líneas cortan a la roja entorno a valores de la amplitud de $H_{ACF} = (0'2; 0'4)$. La línea roja es la misma para todos los rangos de periodos, ya que solo depende de la cantidad total de periodos ($\approx 150,000$) y de la amplitud que estos tienen. Además está normalizada, con lo que cuando $H_{ACF} > 0$ significa que tenemos el 100 % de periodos, porque se toman todos los valores de amplitud mayor de cero.

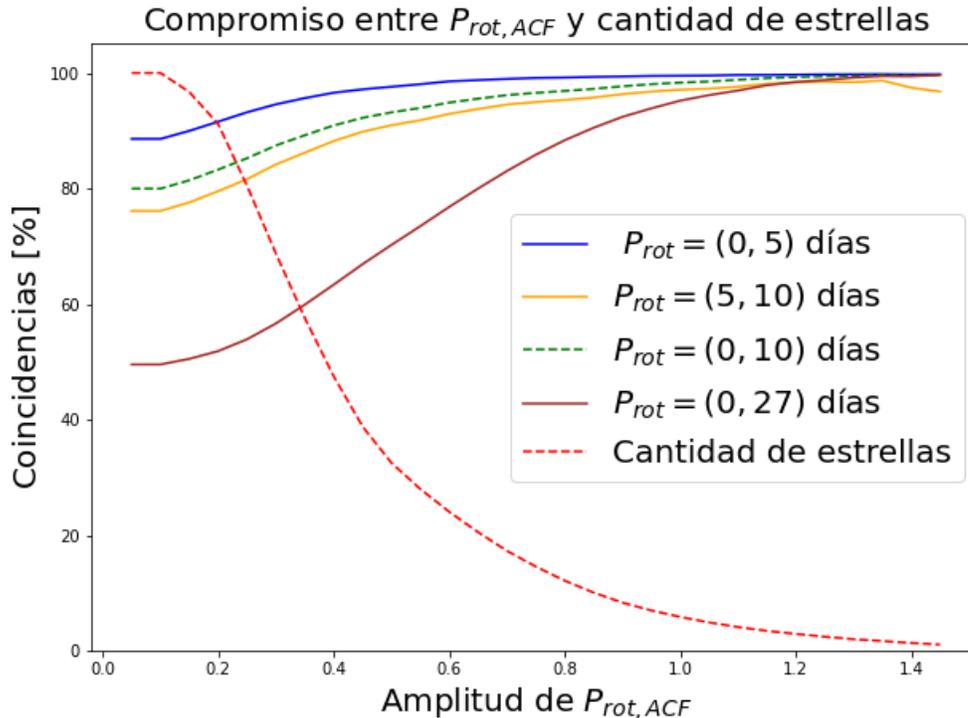


Figura 18: Representación entre $P_{rot,ACF}$ y la cantidad de estrellas de la muestra según un intervalo de P_{rot} y en función de la amplitud del pico en la ACF (H_{ACF}).

8. Conclusiones

El estudio de las propiedades de las estrellas, en concreto las de tipo solar en secuencia principal y subgigantes es un mundo profundo y fascinante. Gracias al avance tanto en ciencia como en ingeniería cada vez es más posible dar una explicación de los hechos que nos rodean y mostrar a la Humanidad la inmensidad de los que nos quedan por descubrir en manos de proyectos como TESS y PLATO. La astrosismología demuestra ser una ciencia muy competente y con gran cantidad de futuro ya que se enfoca en el estudio de parámetros deducibles con precisión, aunque aún no se disponga de resolución espacial como en la Heliosismología. La cantidad de datos obtenidos por *Kepler* durante 4 años y su posterior análisis hace que sea posible el estudio de cientos de miles de estrellas, como es en este caso, para encontrar un método de obtención del periodo de rotación más fiable.

Las simulaciones de PLATO estudiadas en este trabajo han servido de gran ayuda en el aprendizaje crítico de la visualización de diversos parámetros con los que obtener una conclusión lógica del problema en cuestión. Los porcentajes de aciertos entre estrellas brillantes de 20 días son de un 70 a un 80 %. Para los otros dos casos proporciona porcentajes fiables de más de un 70 % para el método de la ACF y más de un 80 % para la GWPS, aunque solo se

ofrecen 256 curvas de luz, lo que puede ser una muestra demasiado pequeña comparado con las que ofrecerá PLATO. Es por esta razón que es necesario realizar de nuevo las simulaciones pero con ordenadores con gran capacidad de procesamiento y más tiempo para analizar las mismas del que se disponía para este.

El uso completo de las 55,196 estrellas de *Kepler* disponibles para este trabajo en vez de la muestra representativa de 3,604 hubiera sido excesivo, debido al tiempo disponible para realizarlo así como de los medios usados que la situación social y sanitaria actual ha permitido.

Era de esperar que no se midiera el periodo de rotación en todas las subseries, debido a que la rotación diferencial para estrellas frías combinado con un tiempo de vida largo de las regiones activas hace que hayan interferencias, de las cuales algunas serán destructivas con lo que no se podrá medir la señal de rotación. Para estrellas más calientes, que existan ciclos de actividad hace que durante bastantes meses no haya señal de manchas en la curva de luz, con lo que no se podrá medir la rotación.

La metodología para medir la rotación en la superficie de las estrellas de tipo solar en secuencia principal mediante la comparación de varios métodos como son la autocorrelación y la *wavelet* de Morlet dan un porcentaje de aciertos del 86'29 % y de 76'56 % respectivamente para una muestra de estrellas representativa de 3,604 del total estrellas, de las cuales, entre periodos de rotación de 0 a 5 días, se tienen 5,411 observaciones. Estos porcentajes dan una idea de cómo de fiable son los métodos por separado, y además la ACF es mejor y puede ir a periodos de rotación mayores de 5 días.

Para ganar fiabilidad, se analizan los periodos de rotación con un método mixto, en el que la premisa principal sea que tanto el método de la ACF como el de la *wavelet* deben coincidir y comprobar si se corresponden con otro conocido. Esta metodología sobrepasa con creces las expectativas que se tenía sobre la completitud y fiabilidad que pudiera tener el método conjunto, ya que se obtienen unos porcentajes de aciertos por encima del 90 % para el fundamental y en concreto para el de la ACF en el primer armónico por encima del 85 %, para periodos de rotación cortos, de entre 0 y 5 días. No obstante para periodos de rotación medios, de entre 5 y 10 días se obtienen porcentajes de aciertos por encima del 80 % para el fundamental, con lo que se puede hacer una idea que para ese rango de periodos, será fiable el periodo de rotación de 3 de cada 4 estrellas.

Analizando los periodos de rotación en función de la amplitud del pico de la ACF se puede acotar un compromiso entre el número de estrellas que se involucran en el estudio y el porcentaje de coincidencias entre los periodos de rotación obtenidos mediante la ACF y los conocidos. Este hecho pone de manifiesto que, para periodos de rotación cortos de entre 0 y 5 días se tiene un porcentaje de acierto de 91'4 % para una H_{ACF} de 0'19. Debido a que los periodos de rotación cortos pueden no ser del todo interesantes, se puede llegar a un compromiso en el que para periodos de 0 a 10 días se tiene un porcentaje de acierto de 84'5 % y una amplitud de 0'23. Estos resultados sí son más fiables, tanto como para tenerlos en cuenta en futuros estudios similares a éste, ya que se puede establecer como parámetro

indicativo de la fiabilidad del periodo de rotación obtenido, tomando un valor medio de la cota de amplitud entre 0'2 y 0'4. Este resultado es muy interesante porque $H_{ACF} \geq 0'3$ se toman en la selección automática de periodos fiables en Ceillier et al. (2017), Santos et al. (2019) y Santos et al (subm).

Entonces se ha comprobado que el método de sesgar los periodos de rotación obtenidos mediante la ACF a una amplitud en concreto, como podría ser 0'3, proporciona resultados muy fiables, pudiendo usar solamente este método. Otra ventaja es que el cálculo de la ACF es mucho más rápido que el de la Wavelet y, por tanto, puede suponer una gran ventaja para el análisis de PLATO en el que se estudiará cientos de miles de estrellas cada tres meses. Usar el método mixto en que los periodos de rotación obtenidos mediante GWPS y ACF coincidan es un método muy robusto que se debe usar para periodos inferiores a un tercio de la longitud de las observaciones, que ofrece una completitud en los resultados de gran importancia.

9. Perspectivas

Este trabajo consiste en el comienzo de los análisis que se deben hacer para extraer el máximo de las series cortas representativas de TESS o de la fase de observaciones cortas de PLATO, no obstante el futuro que queda por recorrer en esta línea de investigación involucra:

- Extender el análisis a las 55,000 estrellas.
- Extender el análisis a las series de 90 y 365 días
- Combinar los análisis basados únicamente en la ACF (usando como criterio discriminatorio la amplitud de la ACF, H_{ACF}) con aquellos en los que se compara la ACF y el GWPS.
- Extender el análisis para incluir el estudio de la "completitud" o "integridad" y determinar el mejor compromiso entre este parámetro y la fiabilidad.
- Vistos los problemas del análisis del tiempo-frecuencia con wavelets, probar a usar directamente un ajuste sobre la PSD para eliminar la limitación de aproximadamente un tercio de la longitud de las observaciones.
- Estudiar la mejor manera de entrenar el algoritmo de Machine Learning con las nuevas variables para mejorar los resultados.
- Una vez obtenida la mejor metodología, aplicarlo a K2 ($\approx 300,000$ estrellas de tipo solar observadas durante ≈ 80 días) y TESS (más de 2,5 millones de estrellas con 27 días de datos).

Bibliografía

- Aigrain, S., Llama, J., Ceillier, T., et al. 2015, *MNRAS*, 450, 3211
- Borucki, W. J., Koch, D., Basri, G., et al. 2010, *Science*, 327, 977
- Breton, S. N., Santos, A. R. G., Bugnet, L., et al. 2021, *A&A*, in press
- Brown, T. M., Gilliland, R. L., Noyes, R. W., & Ramsey, L. W. 1991, *ApJ*, 368, 599
- Ceillier, T., Tayar, J., Mathur, S., et al. 2017, *A&A*, 605, A111
- Ceillier, T., van Saders, J., García, R. A., et al. 2016, *MNRAS*, 456, 119
- Chaplin, W. J., Kjeldsen, H., Christensen-Dalsgaard, J., et al. 2011, *Science*, 332, 213
- García, R. A. & Ballot, J. 2019, *Living Reviews in Solar Physics*, 16, 4
- García, R. A., Hekker, S., Stello, D., et al. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, 414, L6
- García, R. A., Ceillier, T., Salabert, D., et al. 2014, *A&A*, 572, A34
- Gilliland, R. L., Chaplin, W. J., Dunham, E. W., et al. 2011, *ApJS*, 197, 6
- Huber, D., Bedding, T. R., Stello, D., et al. 2011, *ApJ*, 743, 143
- Kjeldsen, H. & Bedding, T. R. 1995, *A&A*, 293, 87
- Lu, Y., Angus, R., Agüeros, M. A., et al. 2020, *AJ*, 160, 168
- Mathur, S., García, R. A., Régulo, C., et al. 2010, *A&A*, 511, A46
- Mathur, S., Handberg, R., Campante, T. L., et al. 2011, *The Astrophysical Journal*, 733, 95
- Mathur, S., Huber, D., Batalha, N. M., et al. 2017, *ApJS*, 229, 30
- Mathur, S., Metcalfe, T. S., Woitaszek, M., et al. 2012, *ApJ*, 749, 152
- McQuillan, A., Aigrain, S., & Mazeh, T. 2013, *MNRAS*, 432, 1203
- McQuillan, A., Mazeh, T., & Aigrain, S. 2014, *ApJS*, 211, 24
- Rauer, H., Catala, C., Aerts, C., et al. 2014, *Experimental Astronomy*, 38, 249
- Ricker, G. R., Winn, J. N., Vanderspek, R., et al. 2015, *Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems*, 1, 014003
- Santos, A. R. G., García, R. A., Mathur, S., et al. 2019, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 244, 21
- Serenelli, A., Weiss, A., Cassisi, S., Salaris, M., & Pietrinferni, A. 2017, *A&A*, 606, A33

Skumanich, A. 1972, ApJ, 171, 565

Torrence, C. & Compo, G. P. 1998, Bulletin of the American Meteorological Society, 79, 61