

DEPARTAMENTO DE ASTROFISICA

Universidad de La Laguna

## **Astrosismología en estrellas binarias eclipsantes**

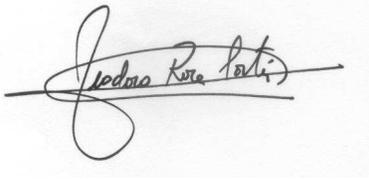
Memoria que presenta  
D. Rosa María Domínguez Quintero  
para optar al grado de  
Doctor en la Universidad de La Laguna.

INSTITUTO D ASTROFISICA D CANARIAS  
noviembre de 2015



El Prof. Dr. Teodoro Roca Cortés, Catedrático de Astronomía y Astrofísica de la Universidad de La Laguna y director del trabajo de tesis doctoral realizado por la Licenciada Doña Rosa María Domínguez Quintero titulado *Astrosismología en estrellas binarias eclipsantes* informa favorablemente su lectura y defensa.

La Laguna, 03 de Noviembre de 2015

A handwritten signature in black ink, reading "Teodoro Roca Cortés", written over a horizontal line. The signature is stylized and cursive.



## Resumen

El objetivo de esta tesis es el estudio sismológico de estrellas de tipo solar en sistemas binarios eclipsantes. Las estrellas binarias son los únicos sistemas en los que podemos conocer los parámetros globales de las estrellas que los componen, tales como masa y radio, con una buena precisión. Conocer estas propiedades es importante a la hora de reducir el número de parámetros libres y limitar los posibles escenarios en los modelos de estructura de las estrellas. El trabajo que se ha realizado ha consistido en evaluar las posibilidades observacionales de medir las oscilaciones estelares en este tipo de sistemas y ha tenido diferentes aspectos. Por un lado, se han llevado a cabo observaciones fotométricas en Tierra, con el fin de evaluar la dificultad real de la observación sismológica de sistemas binarios desde observatorios terrestres. Por otro lado, se han llevado a cabo estudios de varios sistemas binarios observados fotométricamente por el satélite CoRoT en su detector EXO. Nuestra intención es la obtención de la curva de luz y el análisis espectral de las binarias objeto de estudio. Lo que se persigue es la detección de pulsaciones estelares con un periodo del orden de minutos en estrellas de tipo tardío fundamentalmente. Las campañas de observación en Tierra se han llevado a cabo simultáneamente en los telescopios IAC80, con el fotómetro de lectura rápida TCP, situado en el Observatorio del Teide, y MERCATOR, con la cámara MEROPE, situado en el Observatorio del Roque de los Muchachos.

En cuanto al análisis de las observaciones fotométricas, se ha desarrollado una metodología de análisis sismológico de las series temporales fotométricas. Hemos construido un modelo para cada una de las series temporales obtenidas con el fin de restárselo a los datos y obtener así los residuos, a partir de los cuales vamos a obtener el espectro de potencias que posteriormente será analizado en busca de la signatura sus modos propios de oscilación. Las pruebas efectuadas de la bondad de la metodología nos convencen de que es posible detectarlas, incluso con relaciones señal a ruido bajas.

En el mejor de los casos de las observaciones terrestres, el del sistema binario X Tri (componentes de tipos A3 y G3), se han realizado observaciones en varios filtros y en diferentes telescopios simultáneamente. A pesar de haber conseguido niveles de ruido por debajo de una milimagnitud a frecuencias alrededor de  $400 \mu\text{Hz}$  no podemos asegurar haber detectado oscilaciones acústicas. A frecuencias de algunos miliHz, donde se espera encontrar las oscilaciones en estrellas de tipo solar, el ruido es de uno a dos órdenes de magnitud por encima de la señal buscada.

En el caso de las observaciones llevadas a cabo por CoRoT, de 62 sistemas binarios seleccionados correspondientes a la primera época de observación, hemos analizado 12 que tenían las mejores condiciones para el estudio sismológico. A pesar de obtener niveles de ruido bajos, en algunas de ellas cercanos a 1 ppm (partes por millón), en la mayoría de los sistemas estudiados no se ha obtenido ninguna señal claramente por encima del ruido, que pueda indicar una posible estimación de la separación grande en las frecuencias de las oscilaciones de alguna de las dos estrellas que forman parte del sistema binario. En los sistemas corot 01010989680 y corot 0101044194 parece haber la posibilidad de una detección positiva.

La conclusión principal de este estudio es que en la actualidad, utilizando técnicas fotométricas, tanto desde observatorios terrestres como espaciales no es posible una detección de oscilaciones estelares en sistemas binarios eclipsantes con componentes de tipo espectral tardío.

---

## Summary

The aim of this thesis is the seismological study of solar-like stars in eclipsing binary systems. Binary stars are the only stellar systems where we can determine with high accuracy way the parameters of the stars, such as their mass and radii. The knowledge of these properties is crucial to reduce both, the number of free parameters and the possible scenarios of stellar models. In our study we have evaluated the capabilities of different observational techniques to measure stellar oscillations in binary systems. On the one hand, we have carried out ground-based photometric observations in order to assess whether observations such as these can be used for seismological studies of binary systems. On the other hand, we have carried out several studies of binary systems observed with the EXO channel onboard the CoRoT satellite. Our main goals were to obtain the light curves and conduct the spectral analyses of the selected binary systems. We aimed to detect stellar pulsations with periods of the order of minutes on stars of late spectral types. The ground-based observations were carried out simultaneously with the telescope IAC80 at the Observatorio del Teide, with TCP fast readout photometry (Windowed system) based on CCD technology, and the Mercator telescope at the Roque de los Muchachos Observatory, with the MEROPE CCD camera.

We have developed a new methodology for the analysis of time series based on photometric observations. We built a model for each of the time series that we then subtracted from the observations to obtain the residuals. With the residuals we determined the power spectra that we used to search for oscillations in the stars. The tests carried out of the goodness of the methodology demonstrated that it is possible to detect oscillations, even with low signal-to-noise ratio data.

The binary system X Tri (component A3 and G3 types) has the highest quality observations that we have obtained from the ground. The observations have been taken in several filters and with different telescopes simultaneously. Despite having obtained noise levels below a millimagnitude at frequencies around  $400 \mu\text{Hz}$  we cannot confirm that we have detected acoustic oscillations. At frequencies of a few mHz, where we expected to detect oscillations in solar-like stars, the noise level was one to two orders of magnitude above the expected signal.

Regarding the observations carried out by CoRoT, out of the 62 binary systems we selected from the first period of observations, we analyzed the 12 best candidates for seismological studies. Despite having low noise levels, about 1 ppm (parts per million) in some cases, in most of the systems studied we have not detected any significant signal above the noise level, that we could use to estimate large separations in frequencies in either of the two components of the system. Only in the systems corot 0101044194 and corot 01010989680 we might have a positive detection.

The main conclusion of this study is that to date, using photometric techniques and data from either ground-based observatories or satellites, it is not possible to detect stellar oscillations in eclipsing binary systems with components of late spectral types.



# Índice

<b>1</b>	<b>Introducción</b>	<b>1</b>
1.1	Estrellas Variables . . . . .	1
1.1.1	Historia y Clasificación . . . . .	1
1.1.2	Binarias Eclipsantes . . . . .	7
1.2	Sismología . . . . .	10
1.2.1	¿Qué es la sismología? . . . . .	10
1.2.2	Sismología en estrellas . . . . .	10
1.2.3	Conceptos básicos de la teoría de oscilaciones . . . . .	16
1.3	Objetivos del trabajo . . . . .	22
<b>2</b>	<b>Instrumentación y Observaciones</b>	<b>23</b>
2.1	Instrumentación en Tierra . . . . .	23
2.1.1	Fotómetro TCP del telescopio IAC80 . . . . .	24
2.1.2	Cámara CCD (MEROPE) del telescopio MERCATOR . . . . .	25
2.1.3	Proceso de Reducción de los datos tomados desde tierra . . . . .	26
2.2	Instrumentación en el espacio . . . . .	29
2.2.1	El Telescopio CoRoT . . . . .	29
2.3	Objetos seleccionados para el estudio . . . . .	30
2.3.1	Sistemas binarios observados por CoRoT . . . . .	30
2.3.2	Sistemas binarios analizados en Tierra . . . . .	35
<b>3</b>	<b>Metodología y Análisis</b>	<b>37</b>
3.1	Metodología . . . . .	37
3.1.1	Cálculo del modelo de la binaria . . . . .	38
3.1.2	Análisis sismológico . . . . .	39
3.2	Aplicación a otros datos fotométricos observados . . . . .	41
3.2.1	El Sol . . . . .	41
3.2.2	HD 49933 . . . . .	43
3.2.3	HD181420 . . . . .	45
3.2.4	Análisis de un sistema binario simulado (HD 49933 + HD 181420) . . . . .	46
3.2.5	Análisis del sistema binario corot 0102773381 . . . . .	48

<b>4</b>	<b>X Tri</b>	<b>53</b>
4.1	X Tri . . . . .	53
4.2	Campañas de Observación . . . . .	55
4.2.1	Observaciones en el telescopio MERCATOR . . . . .	57
4.2.2	Observaciones en el telescopio IAC80 . . . . .	57
4.3	Análisis sismológico de los datos . . . . .	58
4.3.1	Datos en los diferentes filtros . . . . .	58
<b>5</b>	<b>Sistemas Binarios de COROT</b>	<b>67</b>
5.1	Sistemas Binarios Analizados . . . . .	67
5.1.1	LRc . . . . .	69
5.1.2	LRa . . . . .	81
5.1.3	Sistemas Binarios observados en tres colores . . . . .	89
<b>6</b>	<b>Conclusiones y sugerencias para el futuro</b>	<b>101</b>
6.1	Sugerencias para el futuro . . . . .	102

# 1

---

## Introducción

La finalidad de esta tesis es el estudio sismológico de las observaciones de sistemas binarios eclipsantes, en concreto los de periodo largo de tipo *Algol*. Se ha escogido el estudio de este tipo de objetos porque son los únicos sistemas en los que podemos conocer los parámetros globales de las estrellas con una precisión aceptable. En esta introducción damos un breve repaso a los tipos de estrellas de flujo variable que se han catalogado, centrándonos en las binarias de tipo Algol. También se van a introducir conceptos básicos sobre sismología estelar, especialmente aquellos que después se usan a lo largo del trabajo.

### 1.1 Estrellas Variables

#### 1.1.1 Historia y Clasificación

En la antigüedad las estrellas eran consideradas inmutables, sin cambios en su brillo. Sin embargo, con el paso del tiempo se iban observando cada vez más estrellas con brillo variable. La primera estrella variable descubierta allá por 1054 fue *novae*, (del latín nueva), perteneciente a la Nebulosa del Cangrejo, la cual con el tiempo se englobaría en la categoría de supernovas. Posteriormente, en 1572 el astrónomo danés Tycho Brahe descubrió variabilidad en el brillo de la estrella N1572, o también llamada "*Estrella de Tycho*". En 1596, fue descubierta como variable  $\alpha$  Ceti (Mira) por el astrónomo holandés David Fabricius y en 1667  $\beta$  Persei (Algol), por el italiano Geminiano Montanari, siendo ambas posteriormente prototipo de un gran número de estrellas de características similares.

El primer catálogo de estrellas variables fue creado por Pigott en 1786, el cual contenía 12 objetos, entre ellos 4 pertenecían a la categoría de *novae*, y además habría 39 estrellas candidatas a ser variables. Pero no fue hasta la construcción de los primeros grandes telescopios por W. Herschel, en el año 1780, cuando se produjo el mayor avance en la detección de este tipo de objetos. El propio astrónomo alemán desarrolló entre 1796 y 1799 cuatro catálogos de brillos relativos para 3000 estrellas.

Una fecha clave en la historia de la variabilidad estelar fue el año 1844, en la que el astrónomo alemán Friedrich W. Argelander incitó a los astrónomos aficionados a intensificar la búsqueda de estrellas variables, incrementándose así el número de descubrimientos. Esta llamada de F. W. Argelander contribuyó a la creación en 1890 de la British Astronomi-

cal Association (BAA) y en 1911 de la American Association of Variable Star Observers (AAVSO). Las búsquedas sistemáticas de estrellas variables se concentraron principalmente sobre regiones densas de la Vía Láctea y de las Nubes de Magallanes. Así, ya a principios del siglo XX, el número de estrellas variables conocidas sobrepasaba el millar. La rápida evolución en la detección de nuevas variables se ve claramente reflejada en su nomenclatura. El propio F. W. Argelander, iniciador también del catálogo BD (*Bonner Durchmusterung*), en un principio no creyó en la existencia de más de 9 variables por constelación, por lo que las nombró con mayúsculas a partir de la R, seguido del nombre de la constelación. Dado el creciente aumento de estrellas variables detectadas, pronto se tuvo que comenzar a emplear letras dobles (de RR a RZ, de SS a SZ, etc.) e incluso el uso de letras anteriores a la R (de AA a AZ hasta de QQ a QZ) para catalogarlas adecuadamente. Otra nomenclatura introducida por Nijland consistía en designar a cada estrella en cada constelación la letra V seguida de un número y del nombre de la constelación, por ejemplo V335 Per. Las nuevas tecnologías, como la aparición de las cámaras CCD más sensibles que las placas fotográficas, hicieron que el número de estrellas variables encontradas se disparara. Así, en 1982, se conocía la existencia de 28484 variables sólo en nuestra galaxia (*General Catalogue of Variable Stars*, Kholopov 1987). Hasta el año 2006, debido a la constante mejora de los detectores, así como al lanzamiento de satélites observando desde el espacio, se han llegado a catalogar más de 40000 estrellas variables.

El origen de la variabilidad es diverso, y tiene lugar en estrellas en distinto estado evolutivo y por tanto en distintas zonas del diagrama H-R (figura 1.1), dependiendo de esto podemos distinguir entre varios tipos de estrellas variables:

- **Variables Pulsantes**

Este tipo se caracteriza por tener variaciones periódicas en luminosidad y velocidad radial causadas por expansiones y contracciones de la estructura estelar consecuencia de algún tipo de mecanismo de excitación interno. También se las conoce por “variables intrínsecas”. Dentro de este tipo de variables podemos encontrar los siguientes grupos:

- **Cefeidas:** estrellas con períodos de variabilidad que van de 1 a 135 días y amplitudes entre centésimas y unidades de magnitud. El máximo de las estrellas se corresponde con tipo espectral F y en el mínimo entre G-K.
- $\beta$  **Cefeidas:** son pulsantes azules de tipo espectral entre B0 y B3 que se sitúan ligeramente por encima de la secuencia principal. Se caracterizan por sus débiles variaciones de brillo, generalmente de menos de 0.1 magnitudes y por variaciones de su velocidad radial que puede superar los 100 km/s. Su período de variabilidad típico se sitúa entre 4 y 7 horas, presentando frecuentemente varios períodos simultáneos, normalmente muy parecidos.
- **RR Lyrae:** son estrellas de tipo espectral A a F que sufren pulsaciones radiales con períodos de 5 horas a 1.2 días y amplitudes de 0.2 a 2 mag.
- **Mira Ceti (o Ceti):** son gigantes variables de largo período con tipos espectrales tardíos. Sus amplitudes de variación oscilan de 2.5 a 11 magnitudes y sus períodos están distribuidos dentro de una horquilla que van de 80 a 1000 días.

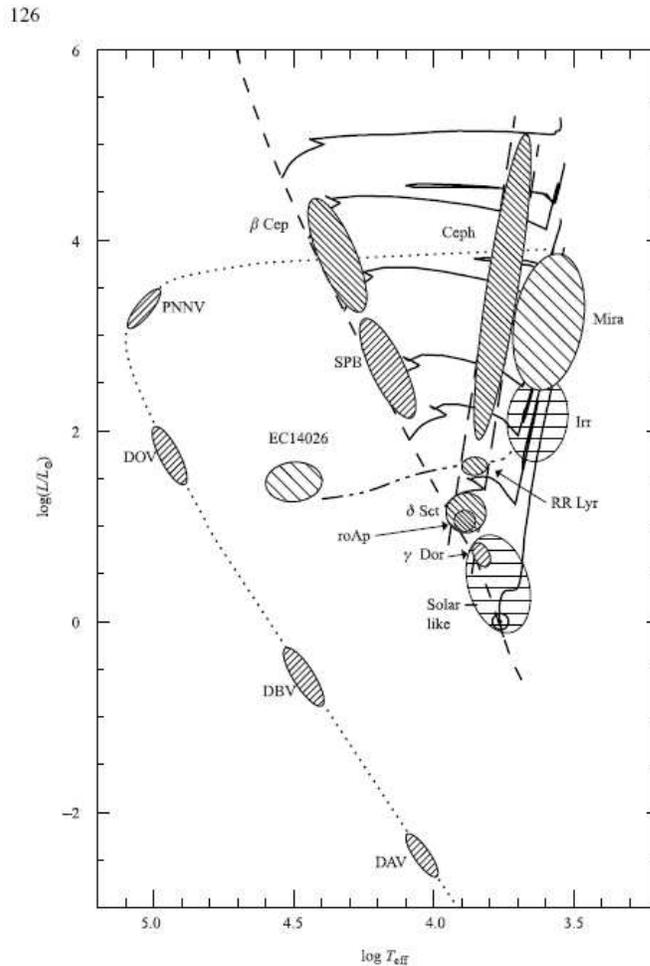


Figura 1.1: Digrama Hertzsprung-Russell. Posición de las estrellas variables y tipos. (Kurtz 2005)

- **RV Tauri:** son supergigantes de tipo espectral F y G en el máximo y K a M en el mínimo. Las curvas de luz se caracterizan por tener mínimos primarios y secundarios en alternancia. Los periodos entre dos mínimos primarios consecutivos se sitúan entre 30 y 150 días.
- **$\delta$  Scuti:** son estrellas pulsantes de tipo espectral A2 a F0 (IVs - V) con amplitudes de variación de 0.003 a 0.9 mag y períodos de 0.01 días a 0.3 días. La curva de luz es un calco casi exacto de la curva de velocidad radial.
- **ZZ Ceti:** son enanas blancas con pulsaciones no radiales, presentando cambios de brillo con un período de 30 segundos a 25 minutos y una amplitud de 0.001 a 0.2 mag. En ocasiones se observan "flares" de 1 mag los cuales pueden ser

explicados por la presencia de compañeros próximos del tipo UV Cet (estrellas fugurantes).

- **Semirregulares:** son gigantes y supergigantes de tipo espectral intermedio o tardíos (M,C o S). Los períodos van de 20 a 2000 días o más; las formas de las curvas de luz son diversas y variables, con amplitudes que van desde algunas centésimas a 1 ó 2 mag, por lo general.
- $\gamma$  **Doradus:** habitualmente son estrellas jóvenes con tipos espectrales F con luminosidad entre V y VI. Sus amplitudes visuales son del orden de 100 milimagnitudes y sus periodos varían entre 0.5 y 3 días.

### • Variables Eruptivas

Las variables eruptivas son estrellas cuyo brillo varía como consecuencia de procesos violentos y a "flares" en sus capas más externas (cromosfera y corona). Los cambios de brillo van habitualmente acompañados por eyecciones de envolturas o de materia bajo la forma de viento estelar de intensidad variable. La clase comprende los siguientes tipos:

- **Fulgurantes (UV Ceti):** estrellas enanas rojas, emiten "llamaradas" en periodos sumamente cortos que fluctúan entre 20, 60 o 110 minutos, alcanzando su máximo en sólo unos breves segundos, con una variación entre 1 y 6 magnitudes.
- **FU Ori:** estrellas con variaciones irregulares, entre los tipos espectrales A y G, con periodos que pueden abarcar varios años y variaciones entre 2 y 6 magnitudes. Asociadas a estrellas en nebulosas de reflexión, son un subtipo de las T Tauri.
- **G Cas:** estrellas caracterizadas por una rápida rotación, la cual hace que se expulse materia y origina las variaciones de luminosidad. Suelen tener periodos entre 0.4 y 3 días, a veces con periodos superpuestos, y una variación de entre 0.01 y 0.3 magnitudes.
- **T Tauri:** se encuentran frecuentemente en nebulosas con estrellas en formación, donde se piensa que la energía liberada al condensarse el núcleo producen los enormes destellos que pueden aumentar hasta miles de veces su luminosidad. Son irregulares tanto en el periodo como en su variación de magnitudes.
- **S Doradus:** estrellas también conocidas como variables luminosas azules, aluden a hipergigantes muy brillantes que cambian de brillo en periodos irregulares, con una variación entre 1 y 7 magnitudes.
- **R Coronae Borealis:** estrellas supergigantes que alcanzan su mayor luminosidad en un periodo de varios meses o años, con variación de entre 1 y 9 magnitudes. Suelen ser el tipo espectral R.
- **RS Canum Venaticorum:** estrellas en sistemas binarios con variaciones casi periódicas. Su variación la producen "manchas" mucho mayores que las del Sol. El periodo de variación se liga al periodo orbital, con variaciones entre 0.2 a 0.6 magnitudes.
- **Wolf Rayet:** estrellas muy masivas, luminosas y calientes con expulsiones regulares de mucho material causando variaciones de 0.1 magnitudes.

- **Cataclísmicas:** aquellas que sufren un cambio súbito, violento y cataclísmico en sus propiedades físicas mediante una explosión termonuclear, la cual puede ocurrir en sus regiones superficiales (como una nova) o en sus regiones internas (como una supernova). Suelen consistir en sistemas binarios donde una estrella enana y caliente le "roba" material a una estrella compañera gigante y fría. En esta categoría existen las siguientes divisiones:
  - \* **Novas:** Ocurren en enanas blancas de alta temperatura, caracterizadas por "robarle" material a una estrella compañera gigante y fría acumulando dicho material en un disco de acreción que, llegado el momento, ejecuta reacciones que originan una súbita explosión superficial, con un destello que puede ir entre 7 y 16 magnitudes.
  - \* **Supernovas:** Ocurren cuando una estrella supergigante roja explota destruyéndose prácticamente por completo mediante una violenta explosión mucho más brillante que una nova, con ascensos de brillo hasta 20 magnitudes. El descenso del brillo es gradual, del orden de algunos meses, tras lo cual lo único que queda es un remanente de gases mucho menos brillantes, además de una estrella de neutrones o agujero negro.

### • Binarias Eclipsantes

Como ya se ha dicho anteriormente estos sistemas van a ser el objeto de estudio de este trabajo. En la figura<sup>1</sup> 1.2 se pueden observar algunas de las representaciones de las curvas de luz de estos sistemas. Su variabilidad se debe a la geometría del sistema respecto de la línea de visión del observador. Se subdividen en los siguientes tipos:

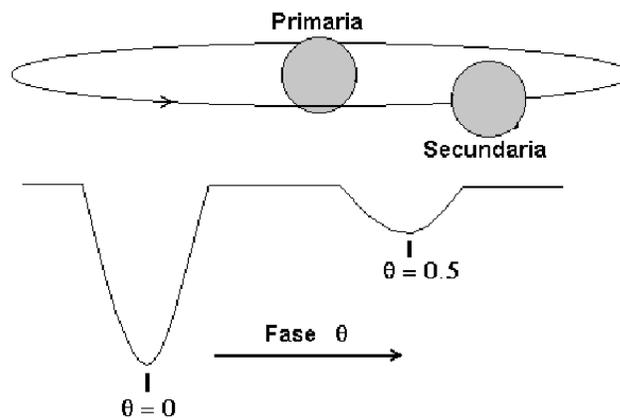


Figura 1.2: Esquema de formación de los eclipses en las variables eclipsantes.

### – Tipo Algol

Las variables eclipsantes tipo Algol (EA) presentan curvas de luz con eclipses claramente definidos. Fuera de los eclipses el brillo es prácticamente constante.

<sup>1</sup>[http://www.astrogea.org/var2/conceptos\\_eclipsantes.htm](http://www.astrogea.org/var2/conceptos_eclipsantes.htm)

Suelen tener periodos entre 2 y 8 días (figura<sup>2</sup> 1.3). Este es el tipo de variables que vamos a estudiar en este trabajo, por ello, más adelante nos centraremos en ellas con detalle.

– **Tipo  $\beta$  Lyrae**

Son variables eclipsantes del tipo  $\beta$  Lyrae sistemas cuyas componentes, debido a su proximidad, están deformadas, y cuyas curvas de luz no permiten precisar bien los instantes de inicio y final de los eclipses como consecuencia de una variación continua del brillo aparente combinado del sistema entre eclipses. Poseen períodos ligeramente superiores a 1 día en la mayor parte de los casos. Lo habitual es que las componentes sean de tipo espectral poco avanzado (B o A, aunque no son raras las F e incluso pueden ser de tipo M). La amplitud de las variaciones es en general inferior a 2 mag. Las formas redondeadas de sus curvas de luz se supone son debidas a que una o ambas componentes tienen formas marcadamente elipsoidales (figura 1.3).

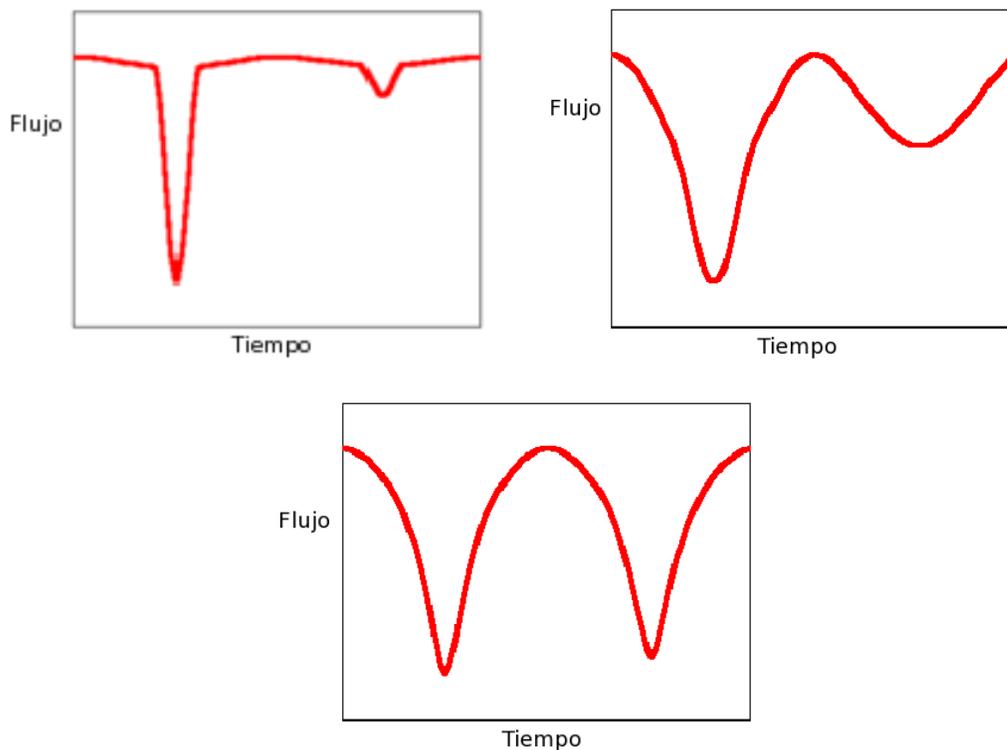


Figura 1.3: Ejemplos de las diferentes curvas de luz de las variables eclipsantes. La primera curva corresponde a una estrella tipo Algol, la segunda a una  $\beta$  Lyrae y la última a una W Ursae Majoris.

– **Tipo W Ursae Majoris**

Las variables eclipsantes de tipo W Ursae Majoris son binarias eclipsantes cuyas componentes tienen una forma elipsoidal y están en contacto, habiendo una

<sup>2</sup>[http://es.geocities.com/gas\\_astronomia/variables/analisis\\_binarias\\_eclipsantes.html](http://es.geocities.com/gas_astronomia/variables/analisis_binarias_eclipsantes.html)

transferencia de materia de una componente a otra. En las curvas de luz de estos sistemas es imposible especificar los instantes de inicio y final de los eclipses. Las profundidades de los mínimos primario y secundario son iguales o casi iguales. Las amplitudes luminosas son en general inferiores a 0.8 mag. Las estrellas que forman estos sistemas normalmente pertenecen a los tipos espectrales F y G o más avanzados de la secuencia principal, con períodos inferiores a 1 día. (figura 1.3).

### 1.1.2 Binarias Eclipsantes

Con el nombre de binarias eclipsantes se conoce a aquellos pares de estrellas no separables ópticamente y cuyas órbitas tienen una inclinación próxima a  $90^\circ$ , de modo que, con respecto a la visual, una pasa por delante de la otra en su órbita dando lugar a una variación periódica de la luz recibida. La representación de la magnitud aparente de la binaria con respecto a la fase orbital es lo que conocemos como *Curva de Luz* de la binaria (figura 1.4). En general la curva de luz de una binaria eclipsante muestra dos descensos bruscos de luminosidad llamados eclipses, el más profundo es el *eclipse primario* y el otro es el *eclipse secundario*.

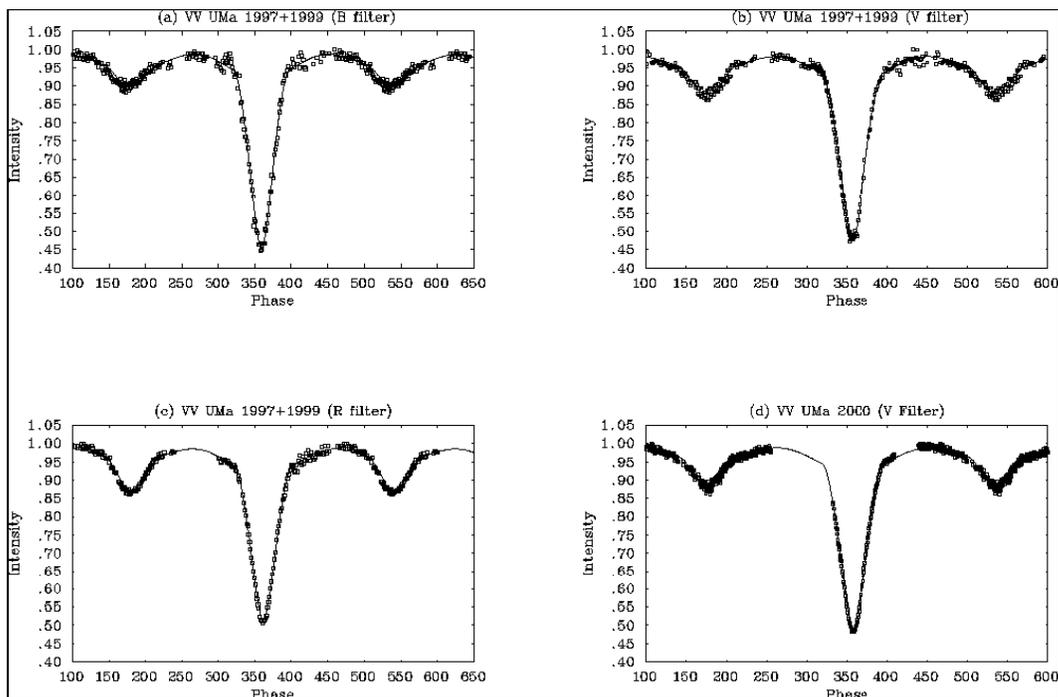


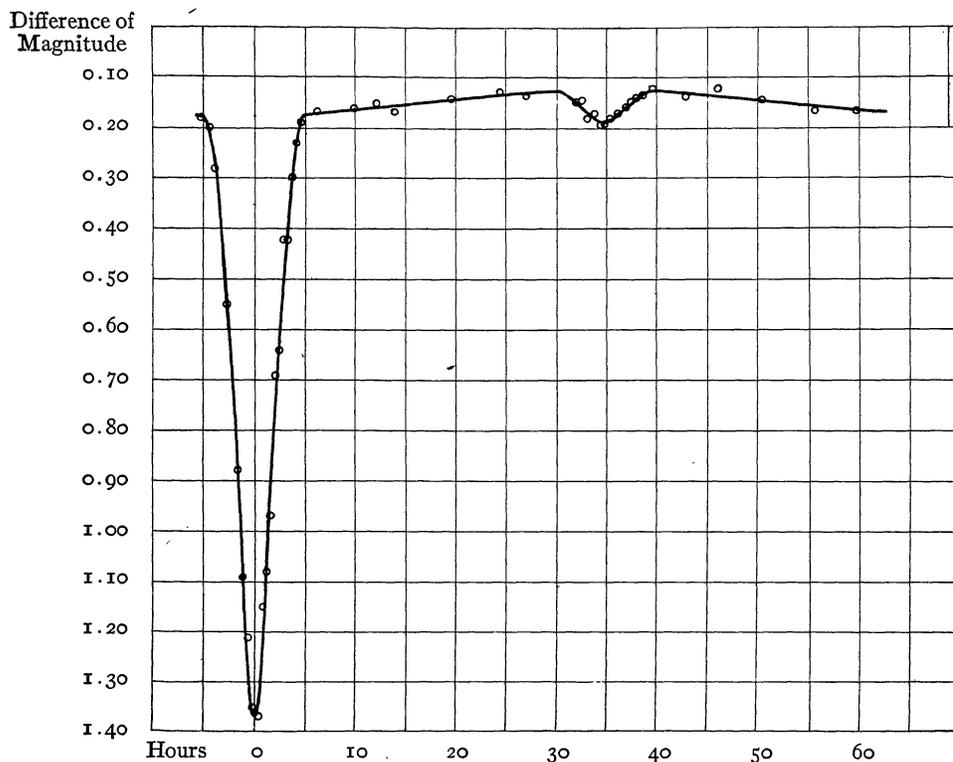
Figura 1.4: Ejemplo de curvas de luz en varios filtros de la binaria eclipsante VV Uma (Arevalo et al. 2001)

Las diferentes formas que presentan las curvas de luz van a depender de varios factores, como la separación entre las estrellas, la magnitud de sus componentes, tamaño de las estrellas, inclinación de la órbita, etc ..., y estas diferentes formas nos van a generar la clasificación que hemos visto en el apartado anterior. La importancia en el estudio de estas estrellas radica en que las estrellas binarias, en particular las eclipsantes, son los únicos

sistemas que nos van a permitir estimar la masa y el radio de cada estrella individualmente aplicando las leyes de la mecánica al análisis orbital del sistema. Esto va a ser de suma importancia en el estudio sismológico del sistema, ya que podemos determinar con gran precisión parámetros correspondientes a la estructura interna de las estrellas.

Las estrellas eclipsantes tipo *Algol*, o *Algólidas*, deben su nombre y características a la estrella  $\beta$  Persei, *Algol*. Dicha estrella ya era observada desde la antigüedad a simple vista. Su nombre, *Algol*, proviene del árabe *Ra's Al Ghul* y significa *Cabeza del Demonio*, este nombre era debido a los cambios de luminosidad que se observaban en dicha estrella y que en aquella época no se conocía su causa. Los griegos veían en la estrellas los *Ojos de la Medusa*, cuya cabeza permitió a Perseo derrotar a Cetus y salvar así a Andrómeda de sus garras. Los hebreos la bautizaron como *Rōsh-ha-Satan*, que significa *Cabeza de Satán*. Todas estos nombres hacen referencia a la variabilidad que se observaba a simple vista de la estrella y que en la antigüedad era asociada a algún tipo de evento demoníaco que siempre comportaba mala suerte. En nuestra era se atribuye su redescubrimiento al italiano Geminiano Montanari, aunque el primero que dio una explicación física de su comportamiento fue el inglés John Goodricke en 1782. Goodricke descubrió que las variaciones en el brillo de Algol siguen un patrón regular, exactamente cada 2 días y 21 horas (2 días 20 horas y 49 minutos para ser más precisos). El brillo de Algol disminuye en más de una magnitud (es decir que baja a menos de un tercio de su valor normal) y permanece así durante cuatro horas. Goodricke interpretó esta disminución de brillo como la presencia de un objeto oscuro en órbita alrededor de la estrella, obstruyendo su luz al pasar frente a ella, y de esta forma pasó a ser el primer ejemplo de lo que hoy conocemos como una binaria eclipsante. En 1890 Vogel y Schneider en Postdam, emplearon métodos de espectroscopía en el estudio de Algol y determinaron que la estrella tiene un movimiento cíclico que se repite cada 2 días y 21 horas, es decir, con el mismo período que las variaciones en brillo. Encontraron que la estrella se aleja antes del mínimo y empieza a acercarse después de él, como es de esperar si se encuentra en movimiento orbital común con una estrella más oscura que la eclipsa al pasar por detrás de su compañera. Quedaba abierta la cuestión de si la compañera de la estrella más brillante era un objeto oscuro, sin luz propia, obstruyendo parte de la luz de la estrella como originalmente propuso Goodricke. No fue hasta 1910 cuando Stebbins, haciendo una de las primeras mediciones con fotómetros fotoeléctricos de selenio, dispositivos electrónicos de detección de luz, demostró que durante el máximo hay una leve disminución de brillo, como del 6%, indicando el eclipse de la estrella compañera de Algol por la estrella más brillante (figura 1.5). Posteriormente han sido numerosos los estudios que se han hecho de la variable hasta nuestros días y en todos los rangos del espectro electromagnético. Actualmente se conoce que *Algol* es un sistema triple compuesto por dos estrellas eclipsándose entre ellas (AB) y una tercera componente orbitando entorno a ellas (C) con un periodo de 1.86 años. La estrella primaria, *Algol A*, es la más caliente del sistema y tiene tipo espectral B8 V, la estrella secundaria, *Algol B*, es una subgigante de tipo espectral K y la tercera componente es una estrella tipo A tardío o tipo F temprano. El sistema está situado a 28 pc de la Tierra y posee un periodo orbital de 2.87 días (Terrell & Murdin 2000).

*Algol* ha jugado un papel importante en el conocimiento de la evolución de sistemas binarios. Se descubrió que la estrella secundaria, menos masiva, estaba más evolucionada que la estrella primaria, más masiva, cuando éste debería ser al contrario, en el momento

FIG. 3.—The Light-Curve of *Algol*Figura 1.5: Primera curva de luz de la variable *Algol* (Stebbins 1910)

este efecto observado se denominó *Paradoja Algol*. Esta paradoja fue resuelta gracias a los trabajos llevados a cabo por varios investigadores los cuales observaron que la estrella actualmente menos masiva fue la más masiva inicialmente. En su evolución, cuando su núcleo de hidrógeno se agotó y la estrella se expandió alcanzó el límite crítico interno, también llamado *Lóbulo de Roche*, lo cual creó una inestabilidad que dio lugar a una rápida transferencia de materia hacia la otra componente. Esta transferencia de materia fue tan intensa que invirtió la relación de masas del sistema, convirtiéndolo en un sistema de configuración *semi-separada*, esto es, sólo una de las estrellas está llenando su lóbulo de Roche (Terrell & Murdin 2000).

Las *estrellas tipo Algol* son sistemas binarios semi-separados, en los cuales una de las componentes ha llenado su *lóbulo de Roche* y está transfiriendo materia a su compañera. Estos sistemas consisten en una estrella fría de tipo espectral F-K, que es la que llena su lóbulo de Roche, y una compañera caliente y más masiva perteneciente a la secuencia principal, con tipo espectral B-A. Esta transferencia de materia la podemos detectar observacionalmente por varios efectos: genera variaciones de luz y color en la curva de luz; se producen distorsiones en la curva de velocidad radial de la primera componente; una emisión extra y absorción en líneas fuertes con  $H\alpha$  y  $H\beta$ ; la masas ganada por la componente más caliente hace que rote más rápido de lo esperado. En los sistemas de corto periodo la materia eyectada desde la primaria impacta en la fotosfera de la compañera contribuyendo

a una rápida asimilación de su mayor parte pero no se llega a crear un disco de acreción si no lo que se denomina *disco de acreción de transición*. En cambio, en las estrellas de largo periodo ( $P \geq 10$  días) se genera un disco de acreción ya que el tamaño de la estrella caliente es menor que la distancia entre ambas componentes. En las últimas décadas el número de *estrellas tipo Algol* descubiertas y estudiadas ha crecido considerablemente debido al avance de nuevas técnicas de observación y análisis de datos, como por ejemplo la espectroscopía de alta resolución que nos permite medir con gran precisión velocidades radiales, o el análisis fotométrico multibanda de las curvas de luz que ha permitido crear nuevos modelos de evolución (Soydugan et al. 2007).

## 1.2 Sismología

### 1.2.1 ¿Qué es la sismología?

La sismología es una rama de la física que estudia la propagación de ondas en un determinado medio, y nos permite obtener información física sobre el medio en el que se propaga. Este estudio llevado a cabo en estrellas se denomina *Astrosismología*, si la estrella en cuestión es el Sol se denomina *Heliosismología*. Entonces podemos definir la *Astrosismología* como el estudio de los modos propios de oscilación de las estrellas con el fin de obtener información sobre la estructura y dinámica interna de las mismas. Estos modos propios son ondas estacionarias confinadas en cavidades resonantes dentro de la estrella. La propagación de estas ondas provoca variaciones en la luminosidad y en la velocidad radial y son medibles en la superficie. Así pues, estudiando estas dos características estelares podremos detectar dichas variaciones. En los últimos años se han desarrollado técnicas para la observación de estas variaciones a través del análisis de la variación de la anchura equivalente de las líneas de Balmer (Kjeldsen et al. 1995) o de la evolución temporal del perfil de las líneas espectrales con la oscilación (Kennelly et al. 1998). Con la información obtenida de la observación de estas oscilaciones se confrontan las frecuencias de los modos observados con las frecuencias de los modos propios obtenidos teóricamente a partir de los modelos estelares propios para cada objeto.

### 1.2.2 Sismología en estrellas

La Astrosismología es una de las ramas más jóvenes y potentes de la astrofísica moderna ya que a través de ella podemos sondear directamente el interior estelar lo cual nos permite mejorar en gran medida el conocimiento de la estructura y evolución estelar que podemos aplicar a objetos en diferentes estadios evolutivos. La Astrosismología surge siguiendo los pasos de la Heliosismología, que consiste en el estudio de las frecuencias de oscilación en el Sol. Es por esto que para dar un repaso al nacimiento y evolución de la Astrosismología debemos empezar por hablar del nacimiento y evolución de la Heliosismología.

El Sol ha sido ampliamente estudiado a lo largo de la historia ya que, al estar tan cercanos a él constituye el mejor laboratorio para la investigación astrofísica. La observación del Sol estaba limitada a su superficie a partir de la cual se deducían los mecanismos que regían su interior ayudado por los modelos solares. En 1962 Leighton, Noyes y Simon (Leighton et al. 1962) descubren oscilaciones con período de cinco minutos al observar que la superficie solar estaba compuesta por elementos que oscilaban verticalmente, los cuales

interpretaron que eran causados por excitaciones locales en la base de la fotosfera debido a la sobrepenetración de los gránulos convectivos.

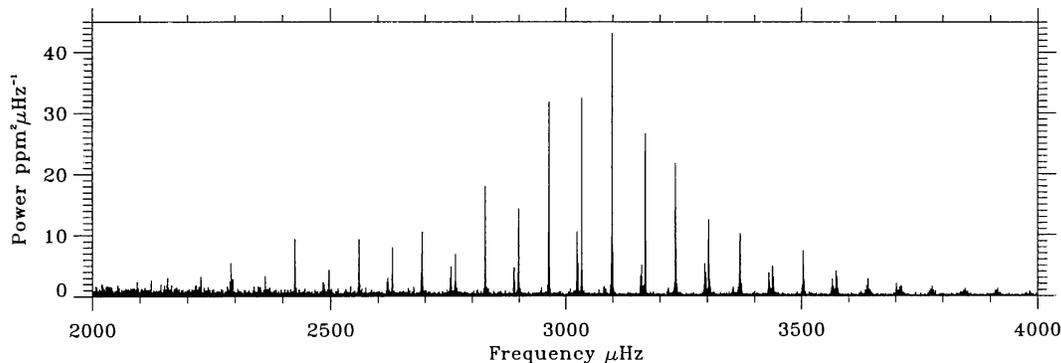


Figura 1.6: Espectro de potencias de las oscilaciones del Sol obtenidas a partir de las observaciones con el instrumento *VIRGO* a bordo del satélite *SOHO*. (Frohlich et al. 1997)

Ulrich (1970) al contrastar las observaciones realizadas hasta la fecha con las expectativas teóricas de oscilaciones sugirió la posibilidad de que estas oscilaciones de cinco minutos observadas fueran debidas a modos propios de oscilación. Pero no fue hasta años más tarde cuando los datos obtenidos por Deubner (1975) y posteriormente por Rhodes, Ulrich y Simon (1977) con una mayor resolución demostraron la semejanza existente entre los espectros teóricos realizados por Ando y Osaki (1975) y los observacionales, confirmando así la naturaleza de esa oscilación como procedente de pulsaciones a gran escala del Sol. El carácter global de estas oscilaciones fue confirmado definitivamente e independientemente por las observaciones espectrométricas de Claverie et al. (1979) y Grec et al. (1980). La fuerza recuperadora, en el caso de estas oscilaciones, es la presión, por lo que estos modos son también denominados *modos p* o *modos acústicos*. Como veremos más adelante cada uno de estos modos se caracteriza por una terna de valores  $(n, \ell, m)$  que determinan la configuración superficial del modo. Los modos *p* observados por Deubner (1975) correspondían a escalas espaciales pequeñas en comparación con el tamaño del disco solar, eran de grado  $\ell$  alto. Posteriormente con observaciones del disco solar integrado (Claverie et al. 1979), (Grec et al. 1980) se detectaron modos de  $\ell$  bajo y más tarde se obtuvieron los de  $\ell$  intermedio. Desde estos comienzos, hasta ahora, muchos han sido los avances realizados en este campo; en la actualidad se han observado unos  $10^7$  modos comprendidos en un rango de frecuencias entre 1000 y 5000  $\mu\text{Hz}$ , con amplitudes del orden de  $10 \text{ cm s}^{-1}$ . En la figura 1.6 se puede ver un ejemplo del espectro de potencias de las oscilaciones del Sol obtenidas a partir de las observaciones con el instrumento *VIRGO*, a bordo del satélite *SOHO*. Fruto de estos trabajos, algunos de los resultados obtenidos sobre el interior solar gracias a los avances sismológicos han sido: la determinación de la profundidad de la capa convectiva (Christensen-Dalsgaard et al. 1991), la velocidad del sonido en el interior solar por métodos de inversión (Christensen-Dalsgaard et al. 1985) o la medida el desdoblamiento rotacional de los modos y su aplicación a la determinación de la dependencia radial (Duvall et al. 1984) y latitudinal (Schou et al. 1992) de la rotación angular, etc. Estos resultados han

permitido mejorar los modelos actuales de estructura interna del Sol a niveles por debajo del 1% en la velocidad del sonido.

La experiencia adquirida en este campo sirvió como punto de partida para la Astrosismología. El estudio del interior estelar difiere bastante en el estudio del caso solar ya que la información que nos llega del Sol no es la misma que la que podemos obtener de las estrellas. Éstas están a una mayor distancia de nosotros, con lo cual la cantidad de luz que podemos recoger es bastante menor, además para nosotros son objetos puntuales por lo que en principio no vamos a poder obtener ninguna resolución espacial. Esto unido a que las amplitudes de las oscilaciones son bastante bajas nos restringe el estudio de los modos de oscilación a modos de grado bajo ( $\ell \leq 4$ ). Pero sin duda la mayor diferencia que encontramos entre Astrosismología y Heliosismología es que los parámetros estructurales globales del Sol están muy bien determinados, no siendo éste el caso en las estrellas. Luminosidad, temperatura efectiva, composición superficial y  $v_{\text{sin}}$  son parámetros que podemos obtener en las estrellas a partir del estudio de sus espectros, e incluso en algunas podemos llegar a conocer la edad y composición (estrellas en cúmulos) con poca incertidumbre; también, en estrellas binarias principalmente, podemos conocer las masas y radios de las componentes. Todas estas propiedades estelares pueden estar afectadas por mecanismos no muy bien conocidos como pueden ser acreción o difusión de materia, a parte de tener la atmósfera terrestre por medio dificultando su estudio. Todo esto hace que los modelos estelares no sean tan precisos como en el caso del Sol.

Históricamente las primeras estrellas pulsantes estudiadas fueron las *Cefeidas* y las *RR Lyr* con una variación de brillo a gran escala, lo cual sólo permite observar uno o dos modos de oscilación. Con estos observables el conocimiento de las propiedades intrínsecas de las estrellas es muy limitado, pudiendo sólo tener conocimiento de su densidad media y, en el mejor de los casos, estimaciones de la masa y el radio. Posteriormente se observaron estrellas en las cuales había más de un modo excitado. Estas estrellas se situaban en una amplia zona del diagrama H-R (figura 1.7) abarcando diferentes estados evolutivos desde la secuencia principal hasta la zona correspondiente a las enanas blancas (di Mauro 2004). De entre todas las estrellas en las cuales se han detectado oscilaciones podemos hacer dos grupos, el primero incluimos las estrellas con oscilaciones con amplitudes de milimagnitudes, y el segundo en el que estarían las estrellas con amplitudes de oscilación inferiores a 10  $\mu$ magnitudes, incluyendo aquí las denominadas estrellas de tipo solar, es decir, estrellas cuyo mecanismo de excitación es el mismo que en el Sol. Vamos a ver ambos casos.

- Estrellas con oscilaciones de amplitud en el rango de milimagnitudes. Dentro de este campo nos encontramos con:

- **$\delta$  Scuti**

Este grupo de estrellas deben su nombre a la estrella  $\delta$  *Scuti* cuya variabilidad fue descubierta en 1900 por Campbell y Wright. Son estrellas en un estado evolutivo temprano, están abandonando la Secuencia Principal quemando hidrógeno o empezando a quemarlo en capa antes de entrar plenamente en la fase de subgigante. Son estrellas de tipo espectral A2-F0 con clase de luminosidad variando entre IV y V. Poseen una masa entre 1.5 y 2.5  $M_{\odot}$ , temperatura efectiva entre 6500 y 8500 K y una luminosidad que varía entre 5 y 80  $L_{\odot}$ . Oscilan con un

periodo inferior a 0.3 días (típicamente entre 30 minutos y 5 horas), siendo la amplitud de la oscilación de hasta varias décimas de magnitud (por ejemplo, un valor típico de la amplitud de la oscilación en el filtro V es de  $\Delta V \sim 20$  mmag). Un estudio más detallado a cerca de este tipo de estrellas la podemos encontrar en Hernández Corujo (1998).

#### – Enanas Blancas

Desde hace tiempo en este tipo de estrellas se han observado variaciones periódicas de luz Hansen & van Horn (1979). Desde entonces hasta hace unos pocos años las enanas blancas son los objetos pulsantes en los que más frecuencias han sido detectadas, exceptuando el Sol, y en los cuales más resultados a cerca del interior estelar se han encontrado. Comparadas con otros tipos de estrellas, las enanas blancas son bastante simples en su física: no hay fusión nuclear desde hace tiempo, tampoco rotan ni poseen campos magnéticos activos (Metcalfe 2005). En este tipo de estrellas los modos de pulsación son modos gravitatorios o modos  $g$  no radiales, pulsando con grado  $\ell \leq 2$ . Los periodos varían entre 100 a 1200 segundos con una amplitud que puede llegar a alcanzar 0.3 magnitudes (Córscico et al. 2002). Dentro de las enanas blancas podemos distinguir tres tipos de objetos: DOV, DAV, DBV, cuya nomenclatura corresponde a D=*white dwarf*, V=*variable*, y AOB se refiere al tipo espectral de la estrella. Aproximadamente un 80% de las enanas blancas son del tipo DA, con una capa de helio por encima del núcleo y, por debajo, una fina capa de hidrógeno puro. Del 20% restante la mayoría no presenta restos de hidrógeno, en el caso de las DB poseen una superficie de helio puro y las DO poseen una mezcla entre helio, oxígeno y carbono.

#### – $\beta$ Cephei y estrellas SPB

Este tipo de estrellas es conocido desde el siglo pasado. Fue Frost en 1902 quien descubrió este tipo de variabilidad. En 1906 el mismo Frost obtuvo la primera curva de velocidad radial de la variable, y en 1913 Guthnick descubrió que la variación de luz tenía el mismo periodo que la curva de velocidad radial. En 1951 Ledoux sugirió la presencia de una pulsación no radial en una de las estrellas correspondientes a este tipo,  $\beta$  *Canis Majoris* (Stankov & Handler 2005). Este grupo de estrellas comprende un gran número de variables de tipo B. Hasta los años 80 este tipo de estrellas fue denominado  $\beta$  *Canis Majoris* o  $\beta$  *Cephei*, dando lugar actualmente a confusiones debidas a la nomenclatura de algunos catálogos. En 1977, Smith descubrió que algunas estrellas  $\beta$  *Canis Majoris* eran variables espectroscópicas y las renombró como *53 Per*. El término *SPB (estrellas tipo B con pulsaciones lentas)* fue introducido en 1991 por Waelkens. Ambos tipos de estrellas, *53 Pr* y *SPB*, pulsán con periodos mayores que el modo fundamental y tienen bastantes miembros en común, con lo cual las podemos agrupar en un sólo tipo, *SPB*. La separación entre los tipos  $\beta$  *Cep* y *SPB* es básicamente que el primer tipo pulsa, principalmente, con modos  $p$  de bajo orden radial, mientras que el segundo pulsa con modos  $g$  de alto orden radial (Stankov & Handler 2005). Como hemos dicho antes,  $\beta$  *Cephei* son estrellas con modos  $p$  de pulsación, tienen tipo espectral B0-B2, poseen núcleos convectivos. Aunque pulsán en varios modos, sólo se han detectado algunos pocos. Aerts en 2003

estudió la fotometría obtenida durante 21 años de la variable HD 129929 (V836 Cen), variable de tipo  $\beta$  Cephei, identificando en ella un triplete con  $\ell = 1$ , un doblete que atribuyeron al desdoblamiento del modo  $\ell = 2$  y el modo radial  $\ell = 0$ , todos ellos en el rango de frecuencias de  $6\text{-}7\text{ d}^{-1}$ . El modelo que mejor se ajustaba a dichas observaciones suponía un núcleo con *overshooting* de  $\alpha = 0.1$  y una rotación diferencial en la que el núcleo rota cuatro veces más rápido que la superficie. Es la primera vez que se encontraba rotación diferencial en una estrella que no fuera el Sol. Por su parte, las estrellas tipo SPB son más frías que las estrellas  $\beta$  Cephei, oscilan con modos  $g$ , aunque a veces pueden encontrarse ambos modos,  $p$  y  $g$ . Los tipos espectrales varían entre B3 y B8 y los periodos de pulsación de este tipo de estrellas van de 1 a 3 días (Niemczura 2003).

– **roAp**

Fueron descubiertas en 1982 por Kurtz, son estrellas de rotación rápida con tipos espectrales entre B y F. Poseen fuertes campos magnéticos, pulsán con un periodo entre 6 y 21 minutos en modos acústicos no radiales y tienen una amplitud inferior a 10 milimagnitudes en el filtro B de Jhonson (Kochukhov 2007). Los fuertes campos magnéticos juegan un papel muy importante en la estructura interna de este tipo de estrellas. Las amplitudes observadas en las oscilaciones están moduladas por la estructura del campo magnético, siendo también causantes de la excitación y formación de dichas pulsaciones. Tanto es así que las amplitudes de las oscilaciones en este tipo de estrellas varían de forma sincronizada con el campo magnético, coincidiendo el máximo de la amplitud con la fase máxima del campo magnético. Esta modulación de la amplitud fue interpretada por Kurtz (1982) a través de un modelo de campo magnético polar oblicuo, un dipolo asimétrico cuyo eje coincide con el eje del campo magnético, el cual por su parte es oblicuo al eje de rotación. El ángulo del eje de la pulsación varía cuando la estrella rota, esto hace que la amplitud aparente varíe con el periodo de rotación mostrando el espectro de frecuencias una estructura fina en forma de triplete (Shibahashi 2001).

– **sdBV**

Este tipo de estrellas están situadas en un extremo de la rama horizontal, son estrellas que se han desprendido de su capa de hidrógeno, quedándose con una masa de  $0.5M_{\odot}$ . Están envueltas en una fina atmósfera rica en hidrógeno y suelen asociarse a sistemas binarios. Poseen una temperatura efectiva entre 22000 y 40000 K y una gavedad superficial entre  $5.0$  y  $6.2\text{ m/s}^2$  (Schuh et al. 2006). Son estrellas con varios modos de oscilación que se pueden dividir en dos grupos: el primero se conoce como estrellas **EC 14026**, descubiertas en 1997 por Kilkenny (Kilkenny et al. 1997), estas estrellas oscilan con periodos de pocos minutos,  $65\text{s} \leq P \leq 500\text{s}$ , y amplitudes desde 1 milimagnitud hasta 0.3 magnitudes, pueden tener entre 2 hasta 50 modos de oscilación: dichos modos son *modos-p* (Kurtz 2005). El segundo grupo de este tipo de estrellas, llamadas **PG 1716+426**, descubiertas en 2003 por Green (Green et al. 2003), se observan los *modos-g*; los modos excitados pueden ser de  $\ell = 3$  ó  $4$  (Kurtz 2005), pulsando con periodos entre 30 y 80 minutos y amplitudes de algunas milimagnitudes (Schuh et al.

2006).

–  $\gamma$  **Doradus**

Las estrellas  $\gamma$  Doradus corresponden a un reciente grupo de variables. Fueron propuestas por primera vez por Krisciunas, en 1993 (Krisciunas 1993), y oficialmente llamadas  $\gamma$  Doradus en el congreso de estrellas pulsantes llevado a cabo en Cape Town en 1995. Estas estrellas residen en la parte fría de la zona de inestabilidad, cercanas a las  $\delta$  Scutis. Suelen ser de tipo espectral F con luminosidad entre V y VI, tienen amplitudes visuales de entorno a 100 milimagnitudes y periodos que pueden variar entre 0.5 y 3.0 días. Kaye et al., en 1999 (Kaye et al. 1999), las clasificó como sistemas multiperiodicos con amplitudes de oscilacion pequeñas y periodos largos, lo cual dificulta en gran medida su estudio (Pereira et al. 2007). Los modos de pulsación en este tipo de estrellas son g de baja frecuencia (Moya et al. 2006).

• Estrellas de tipo solar.

Estas estrellas suelen tener tipos espetrales F tardíos, G y a veces K tempranos, son de secuencia principal o subgigantes. En este tipo de estrellas el mecanismo de excitación es por convección en la superficie generando un amplio espectro de modos de oscilaciones principalmente acústicos, pero también gravitatorias. Los modos de oscilación son modos  $p$  de grado  $\ell$  bajos, de los cuales sólo son observables los de  $\ell \leq 4$ , este es el mismo mecanismo que ocurre en el Sol, de ahí el nombre de estas estrellas. Los periodos de oscilación están, como en el Sol, en el entorno de 4 a 20 minutos, si se trata de estrellas de secuencia principal; si son estrellas subgigantes, estos periodos pueden llegar a ser de algún día, las amplitudes de la oscilaciones son muy bajas ( $\lesssim 10 \mu\text{mag}$ ), lo cual dificulta extraordinariamente su observación. En la figura 1.7 podemos ver la zona del diagrama H-R donde se sitúan este tipo de estrellas, así como algunas de las más estudiadas. En la actualidad se han observado un buen número de estas estrellas utilizando las observaciones fotométricas proporcionadas por los satélites *CoRoT* y *Kepler* (Bruntt 2009), (Miglio et al. 2013), (White et al. 2011), (Chaplin et al. 2014), (Metcalfe et al. 2014). Christensen-Dalsgaard (1983), estudiando como afecta la convección a la generación de modos acústicos en distintos estados evolutivos de la estrella, dedujo que las amplitudes de la velocidad radial y luminosidad aumentan con la edad y con la masa, así como disminuyen las frecuencias de sus modos a lo largo de la secuencia principal (Christensen-Dalsgaard & Frandsen 1983a). Desafortunadamente, el tratamiento de la convección en los modelos estelares tienen ciertas carencias a la hora de reproducir las observaciones; de hecho, ésta es una de las mayores dificultades que nos encontramos en el estudio sismológico de estas estrellas. Los modelos clásicos estelares no se ajustan demasiado bien a problemas como el transporte convectivo de energía, o como la rotación. Una característica de las frecuencias de los modos en estas estrellas es que, en el espectro de potencias, se indentifica con bastante claridad las llamadas “separación grande” y “separación pequeña”, definidas como:

$$\Delta\nu_{n,\ell} \equiv \nu_{n,\ell} - \nu_{n-1,\ell} \quad \text{y} \quad \delta\nu_{n,\ell} \equiv \nu_{n,\ell} - \nu_{n-1,\ell+2} \quad \text{respectivamente} \quad (1.1)$$

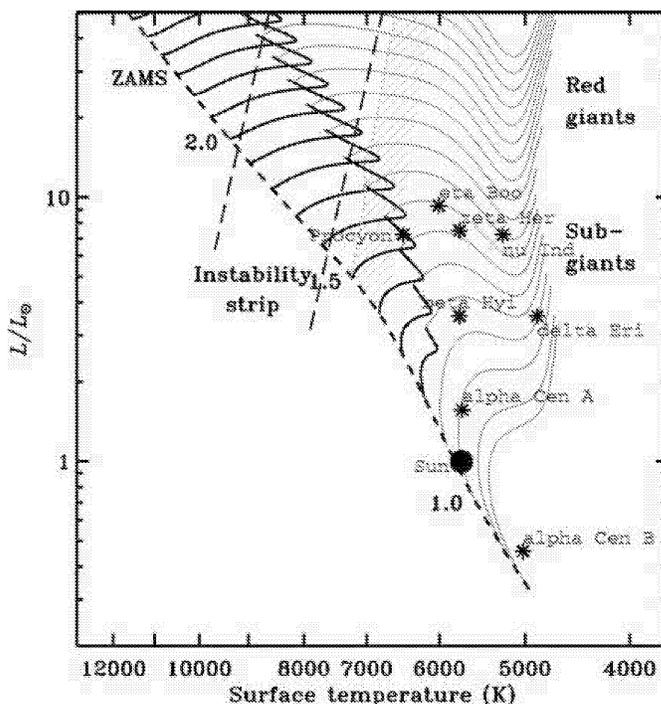


Figura 1.7: Diagrama H-R en cual podemos observar la zona donde se ubican las estrellas de tipo solar. Están señaladas algunas de estas estrellas que ya han sido estudiadas (di Mauro 2004).

donde  $\nu$  es la frecuencia del modo, el cual queda identificado por el orden radial,  $n$  y el grado  $\ell$ . Estas relaciones nos indican que los modos de grado angular  $\ell$  igual y orden  $n$  consecutivo tienen la misma separación, es decir, están a la misma distancia, y que los modos de grado angular par consecutivo tienen una separación constante entre ellos. Esto es consecuencia de que las soluciones asintóticas (para  $n \gg \ell$ ) de las ecuaciones de las oscilaciones presentan modos cuyas frecuencias están separadas de forma regular tal y como se indica anteriormente. Estas dos separaciones en frecuencia de los modos acústicos son importantes porque están directamente relacionadas con las propiedades del interior estelar, es decir, su conocimiento nos va a dar información sobre la constitución interna de las estrellas (Miglio & Antonello 2004).

### 1.2.3 Conceptos básicos de la teoría de oscilaciones

La amplitud de oscilación de una onda estacionaria unidimensional nos viene determinada por una función dependiente de la posición y del tiempo, en el caso lineal, y que tiene la siguiente forma:

$$A(x, t) = A_0 \sin(kx) \cos(\omega t - \phi) \quad (1.2)$$

en donde  $A_0$  es la amplitud de la onda,  $k$  es el número de onda,  $\omega$  es la frecuencia angular, y  $\phi$  es el desfase temporal de la onda. La extensión en términos matemáticos de la parte

espacial de esta onda, es un oscilador esférico tridimensional, en cuyo caso la amplitud de la onda viene dada por:

$$\xi(r, \theta, \phi, t) = \Re\left\{\left[\xi_{r,n\ell}(r), \xi_{h,n\ell}(r)\frac{\partial}{\partial\theta}, \xi_{h,n\ell}(r)\frac{\partial}{\sin\theta\partial\phi}\right]Y_\ell^m(\theta, \phi)\exp(i\omega t)\right\} \quad (1.3)$$

ecuación que nos va a definir la amplitud de oscilación de una onda estacionaria, es decir, de un modo normal de pulsación. En este caso tenemos que  $(r, \theta, \phi)$  son las coordenadas esféricas,  $\xi_r(r)$  y  $\xi_h(r)$  son las amplitudes locales vertical y horizontal respectivamente, del vector desplazamiento y  $Y_\ell^m(\theta, \phi)$  son los armónicos esféricos, es decir:

$$Y_\ell^m(\theta, \phi) = (-1)^m c_\ell^m P_\ell^m(\cos\theta)\exp(im\phi) \quad (1.4)$$

donde  $P_\ell^m$  son los polinomios asociados de Legendre y  $c_\ell^m$  es una constante de normalización. Los parámetros  $n$ ,  $\ell$  y  $m$  son tres series de números enteros y están relacionados con el número de nodos en las tres dimensiones, que definen cada modo de oscilación. El grado angular  $\ell$  indica el número de líneas nodales en la superficie; el orden azimutal  $m$  se corresponde con el número de líneas nodales que cruzan el ecuador, con  $|m| \leq \ell$ , mientras que el orden radial  $n$  indica, en los casos más sencillos, el número de nodos en la dirección radial. En la figura 1.8 se muestra un ejemplo del patrón superficial de varias funciones  $Y_\ell^m(\theta, \phi)$  en función de  $\ell$  y  $m$ .

Se denominan modos radiales a aquellos modos que no presentan líneas nodales en la superficie, es decir, aquellos con  $\ell = 0$ . Para los modos radiales la estrella se expande y contrae radialmente, preservándose la simetría esférica. En el resto de los casos ( $\ell > 0$ ), las oscilaciones se denominan no radiales. Para las oscilaciones no radiales, la superficie está dividida en distintas regiones, en función de  $\ell$  y  $m$ , como se puede apreciar en la figura 1.8. Debido a estas oscilaciones, parte de la superficie de la estrella se están desplazando hacia el interior estelar, mientras que otras lo hacen hacia el exterior. De esta forma, cuando se observan las estrellas se produce un efecto geométrico de cancelación que será tanto más importante cuantas más regiones haya, o lo que es equivalente, cuanto mayor sea el grado  $\ell$ . Por este motivo los modos con alto grado serán más difícilmente detectables que aquellos con menor  $\ell$ .

Las pulsaciones que se producen en el interior de una estrella se rigen por las perturbaciones en las magnitudes físicas que dan lugar a las ecuaciones de estructura. En el caso de estado de equilibrio, no hay las dependencias temporales, la velocidad del fluido es nula ( $\mathbf{v} = 0$ ) y, además, la simetría es esférica, con lo que la dependencia espacial se reduce a una función radial. En esta situación las ecuaciones de estructura son:

$$\frac{dM_r}{dr} = 4\pi r^2 \rho \quad (1.5)$$

$$\frac{dp}{dr} = -\rho g \quad (1.6)$$

$$\frac{dL_R}{dr} = 4\pi r^2 \rho \epsilon_N \quad (1.7)$$

$$\frac{dT}{dr} = -\frac{3\kappa\rho}{4ac_*} \frac{1}{T^3} \frac{L_R}{4\pi r^2}, \quad (1.8)$$

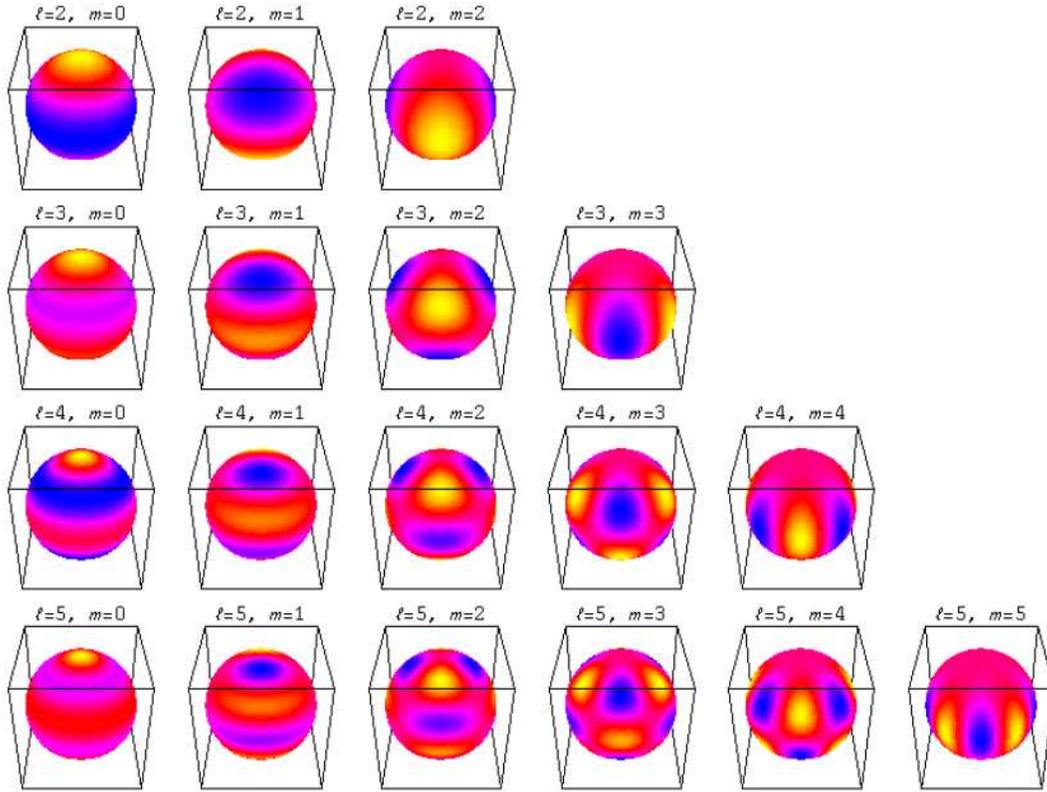


Figura 1.8: Armónicos esféricos, en función de los valores de  $\ell$  y  $m$  (Paul Cally 2007).

donde  $L_R = 4\pi r^2 F_R$ , suponiendo que el transporte de energía es realizado únicamente por radiación;  $\kappa$  es la opacidad media de Rosseland y  $c_*$  la velocidad de la luz;  $\rho$  es la densidad,  $p$  la presión,  $T$  la temperatura,  $\mathbf{v}$  la velocidad del fluido,  $S$  la entropía específica,  $\phi$  el potencial gravitatorio,  $\varepsilon_N$  la energía por unidad de tiempo y masa generada por las reacciones nucleares que ocurren en su interior y  $\mathbf{F}_R$  el flujo radiativo. Aplicando una perturbación,  $f(\mathbf{r}, t) = f_0(\mathbf{r}) + f'(\mathbf{r}, t)$  dependiente del tiempo y la posición a cualquier variable  $f_0(\mathbf{r})$  inicial, en las ecuaciones de equilibrio de la estrella, dicha perturbación se pueden expresar como expresar como:

$$f'(t, r, \theta, \phi) = f'(r) Y_\ell^m(\theta, \phi) \exp(i\omega t) \quad (1.9)$$

en donde la parte angular viene expresada por los armónicos esféricos  $Y_\ell^m(\theta, \phi)$ , y la parte radial por una cierta función  $f'(r)$ , y teniendo en cuenta las propiedades de los armónicos esféricos, realizamos varias manipulaciones matemáticas llegando a las ecuaciones que nos describen las oscilaciones estelares:

$$\frac{1}{\rho} \frac{dp'}{dr} + \frac{g}{\rho c^2} p' + (N^2 - \omega^2) \xi_r + \frac{d\phi'}{dr} = g \nabla_{ad} \frac{\rho T}{p} \delta S \quad (1.10)$$

$$\frac{1}{r^2} \frac{d}{dr} (r^2 \xi_r) + \frac{1}{\Gamma_1} \frac{d \ln p}{dr} \xi_r + \left(1 - \frac{S_\ell^2}{\omega^2}\right) \frac{p'}{\rho c^2} - \frac{\ell(\ell+1)}{\omega^2 r^2} \phi' = \nabla_{ad} \frac{\rho T}{p} \delta S \quad (1.11)$$

$$\frac{1}{r^2} \frac{d}{dr} (r^2 \frac{d\phi'}{dr}) - \frac{\ell(\ell+1)}{r^2} \phi' - 4\pi G \rho \left( \frac{p'}{\rho c^2} + \frac{N^2}{g} \xi_r \right) = -4\pi G \nabla_{ad} \frac{\rho^2 T}{p} \delta S \quad (1.12)$$

$$F'_R = -K \frac{dT'}{dr} - K' \frac{dT}{dr} \quad (1.13)$$

$$i\omega \rho T \delta S = (\rho \varepsilon_N)' - \frac{d(r^2 F'_R)}{r^2 dr} - \frac{\ell(\ell+1)}{r^2} K T' \quad (1.14)$$

con  $N$  la frecuencia de Brunt-Väisälä, o frecuencia de flotabilidad, y  $S_\ell$  la frecuencia acústica de Lamb, dadas por:

$$N^2 = g \left( \frac{1}{\Gamma_1} \frac{d \ln p}{dr} - \frac{d \ln \rho}{dr} \right) \quad (1.15)$$

$$S_\ell^2 = \frac{\ell(\ell+1)c^2}{r^2}, \quad (1.16)$$

en donde  $c$  es la velocidad adiabática del sonido:

$$c^2 = \Gamma_1 \frac{p}{\rho}. \quad (1.17)$$

La frecuencia de Brunt-Väisälä es la frecuencia natural de oscilación vertical de un elemento de fluido dejado libremente oscilar en el interior de la estrella alrededor de su posición de equilibrio bajo la acción de la gravedad, esta frecuencia va a caracterizar a los modos  $g$ ; mientras que la frecuencia de Lamb es la frecuencia de una onda horizontal y va a caracterizar a los modos  $p$  (el tiempo que tarda una onda acústica en recorrer una longitud de onda horizontalmente es igual a la inversa de la frecuencia de Lamb multiplicada por  $2\pi$ ). La solución a este sistema de ecuaciones 1.10-1.14, junto con las condiciones de contorno, es única para determinados valores de  $\omega$  o autovalores, siendo las perturbaciones sus autofunciones asociadas.

Cuando se produce una oscilación siempre hay una fuerza recuperadora que hace al sistema fluctuar a su punto de equilibrio. Dependiendo de cual sea esa fuerza podemos clasificar los modos de oscilación como *modos p*, *modos g* y *modos mixtos*.

En el caso de los *modos p* la fuerza recuperadora es la presión, al igual que ocurre con el sonido debido a lo cual también son llamados *modos acústicos*. Su principal característica es que su propagación es paralela a la dirección de la vibración. Los modos  $p$  se reflejan en la superficie estelar y al profundizar en la estrella se van refractando hasta llegar al ángulo límite en cuyo caso se reflejan y vuelven de nuevo a la superficie, un esquema de esto lo podemos ver en la figura 1.9. El punto de retorno de los modos se tiene cuando la frecuencia del modo se iguala con la frecuencia de Lamb, ecuación 1.16. Así obtenemos el radio de retorno como:

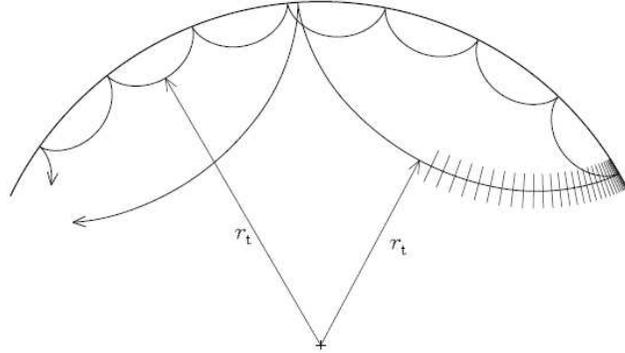


Figura 1.9: Propagación de las ondas acústicas. Las mas internas se corresponden con modos de  $\ell = 3, \nu = 3mHz$ , las menos profundas se corresponden con  $\ell = 100, \nu = 3mHz$  (Christensen-Dalsgaard 2003).

$$r_t^2 = \frac{\ell(\ell + 1)c_s^2}{\omega^2} \quad (1.18)$$

siendo  $\omega = 2\pi\nu$ ,  $\nu$  la frecuencia de la oscilación. Estas ondas, como vemos en el esquema de la figura 1.9, se están moviendo entre la superficie de la estrella y el radio de retorno, creando un patrón de interferencia en dicha zona. Como vemos, los modos de  $\ell$  bajo llegarán más profundos que los modos de  $\ell$  alto. Como quiera que en general para las estrellas sólo van a ser visibles los modos de grado bajo,  $\ell \leq 3$  estamos en condiciones de esperar que los modos sondearán casi toda la estrella, con distintas sensibilidades. Para modos  $p$  la frecuencia satisface una relación asintótica  $\nu_{n\ell} \simeq \Delta\nu(n + \ell/2 + \alpha) + \epsilon_{n\ell}$  (Tassoul 1980), en donde  $\Delta\nu = (2 \int dr/c)^{-1}$ , está directamente relacionada con la inversa del tiempo que el sonido tarda en recorrer el diámetro estelar. Este parámetro se puede medir observacionalmente a través de la *separación grande* (ecuación 1.1) que definimos anteriormente. La corrección  $\epsilon_{n\ell}$  está relacionada con la *separación pequeña*,  $\delta\nu_{n\ell}$  (ecuación 1.1) la cual esta determinada por el gradiente de la velocidad del sonido en el núcleo estelar, es por tanto un parámetro sensible a la estructura estelar y a su estado evolutivo (Christensen-Dalsgaard 1998). Estos modos estarán en primera aproximación equiespaciados en frecuencia,  $\Delta\nu_{n\ell}$ , lo que va a hacer más simple su identificación y análisis.

En el caso de los *modos g* la fuerza recuperadora es la gravedad. Su propagación es transversal a la dirección de vibración, al contrario de lo que ocurría con los modos  $p$ . El punto de retorno en estos modos se va a producir cuando  $N = \omega$ , en donde  $N$  es la frecuencia de Brunt-Väisälä, (ecuación 1.15).

En la figura 1.10 podemos ver para el caso del Sol y estrellas de tipo solar que a bajas frecuencias el punto de retorno de estos modos está situado muy cerca del núcleo estelar, mientras que para altas frecuencias está justo debajo de la base de la zona convectiva. Allí los modos son evanescentes. Los modos  $g$  de  $\ell$  bajo y  $n$  alto tienen un equiespaciamiento

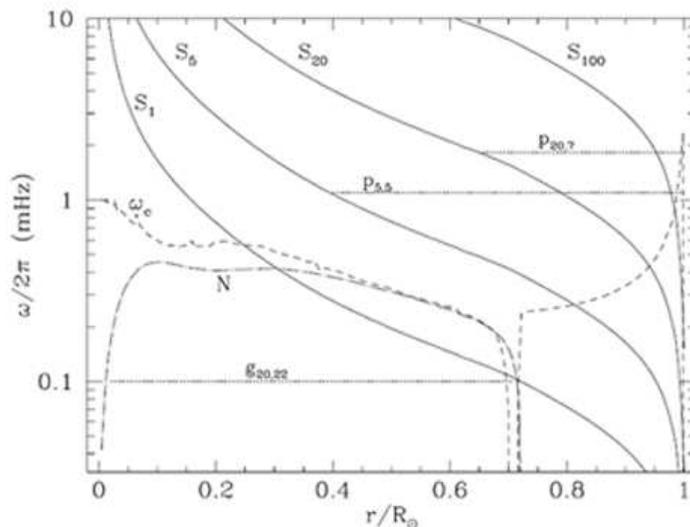


Figura 1.10: Diagrama de propagación para un modelo estándar solar, de las frecuencias  $N$ ,  $S_l$  y  $\omega_c$ , calculado para varios valores de  $\ell$  en función de  $r/R$ . La líneas horizontales indican las regiones donde están atrapados los modos  $g$  con  $\ell = 20, n = 22$  mHz, y dos modos  $p$  con  $\ell = 5, n = 5$  y  $\ell = 20, n = 7$  (Di Mauro 2003).

en períodos, siendo la relación asintóticas:

$$\omega_{n\ell} = \frac{L \int_{r_1}^{r_2} N \frac{dr}{r}}{\pi(n + \frac{\ell}{2} + \alpha_g)} \quad \Rightarrow \quad \Delta P_{n\ell} = P_{n,\ell} - P_{n+1,\ell} = \frac{P_0}{\sqrt{\ell(\ell+1)}}, \quad P_0 = 2\pi^2 \left( \int \frac{N}{r} dr \right)^{-1} \quad (1.19)$$

Por la naturaleza del movimiento de los modos gravitatorios, que parten de desplazamientos verticales de materia en el medio, sus períodos generalmente son mayores que los de las ondas de presión. Esto lleva a que su posición en el espectro coincida con una zona donde el ruido de baja frecuencia, tanto atmosférico como instrumental, dificultando así su detección.

En el caso de los *modos mixtos* son una mezcla entre los modos  $p$  y los modos  $g$ , teniendo porcentajes importantes de su energía de oscilación distribuidos tanto en el interior estelar como cerca de la superficie. Son producto del acoplamiento entre ambos tipos de oscilaciones, el cual se hace patente a lo largo de la evolución cuando sus frecuencias tienden a acercarse.

### 1.3 Objetivos del trabajo

El trabajo realizado en esta tesis inicialmente ha estado estado encaminado a la caracterización sismológica de estrellas de tipo solar en sistemas binarios. Como hemos indicado anteriormente la importancia de escoger las estrellas binarias para este estudio radica en que son los únicos sistemas en los que podemos conocer los parámetros globales de las estrellas, tales como masa y radio, con una precisión aceptable, aplicando las leyes de la mecánica al análisis orbital del sistema. Conocer estas propiedades va ser muy importante a la hora de reducir el número de parámetros libres y posibles escenarios en los modelos sismológicos de las estrellas en cuestión. Por lo tanto, el trabajo que se ha realizado ha tenido diferentes aspectos, cada una de ellos ha constituido un objetivo a corto plazo. Algunos de ellos han sido:

- Observaciones desde Tierra. Queríamos evaluar la dificultad real de la observación sismológica de sistemas binarios desde la superficie terrestre, por lo que buscamos una serie de objetos candidatos adecuados a nuestro estudio. Se buscaron estrellas binarias, visibles en diversas fechas a lo largo del año y que fueran observables en los telescopios que se iba a solicitar tiempo de observación. Generalmente se han seleccionado estrellas brillantes para poder recolectar la mayor cantidad de luz en el menor tiempo posible, disminuyendo de esta forma el tiempo de muestreo y también para poder tener acceso a una mayor cantidad de noches a la hora de pedir tiempo de observación ya que no precisaríamos de telescopios de gran tamaño.
- Campañas de observación realizadas: una vez seleccionadas las estrellas objetivo, se han llevado a cabo varias campañas de observación en los telescopios **IAC80** y **MERCATOR**.
- Estudio de varios sistemas binarios observados fotométricamente con el satélite *CoRoT*. Cálculo y análisis de la curva de luz y la obtención de los parámetros estelares.
- Estudio sismológico de los datos obtenidos. Análisis del espectro de frecuencias, obtención de los parámetros sismológicos y, en su caso, extracción de las frecuencias de los modos observados cuando sea posible.
- Interpretación de los resultados. A partir de las frecuencias de oscilación de la binaria obtenemos las características internas de las estrellas.

# 2

---

## Instrumentación y Observaciones

En este capítulo se va a describir la instrumentación que ha sido usada para la toma de los datos, tanto desde tierra como desde el espacio. También se explicará como se han obtenido los datos en cada caso ya que la observación sismológica requiere unas características específicas pues se quieren detectar variaciones del orden de pocas partes por millón (ppm). Se van a estar tomando datos del mismo objeto durante varias noches continuadas para así obtener una resolución espectral mejor (la resolución espectral es la inversa de la longitud de la serie temporal  $\Delta\nu = 1/T$ ). En el caso de la binaria X Tri se van a buscar oscilaciones en el rango de 300 y 600  $\mu Hz$  (periodos de 55 y 27 minutos respectivamente), en el resto de estrellas observadas por el satélite COROT las oscilaciones van a ser de tipo solar, es decir, entorno a 3000  $\mu Hz$ .

### 2.1 Instrumentación en Tierra

Nuestro objetivo es la obtención de la curva de luz y su posterior análisis espectral de las binarias que se detallan más adelante. Lo que se persigue es la detección de pulsaciones estelares con un periodo del orden de minutos, más concretamente queremos detectar pulsaciones de tipo solar con periodos en torno a 5 min. Para el caso de la binaria X Tri las pulsaciones van a estar entre 27 y 55 minutos (Kim et al. 2003). Para esta detección necesitamos una instrumentación que nos permita tener un muestreo rápido, estable y preciso. La máxima frecuencia que podemos determinar (frecuencia de Nyquist) viene dada en función del muestreo temporal,  $\Delta t$ , conforme a la ecuación 2.1

$$\nu_{max} = 1/(2\Delta t) \tag{2.1}$$

En nuestro caso vamos a tener un muestreo temporal mínimo de  $\approx 1$  minuto, para el caso de las oscilaciones solares, y de 10 minutos en el caso de la binaria X Tri, incluido el tiempo de lectura de la CCD. Además en nuestras observaciones vamos a tomar colores, es decir, mediremos en varios filtros, en todo el proceso desde la primera medida en un filtro, hasta la siguiente medida en el mismo (tiempo de exposición + cambio de filtro/s + lectura de la CCD) han de transcurrir el tiempo anteriormente mencionado.

Para conseguir tiempos de lectura rápidos, buena precisión fotométrica y tener una relación señal a ruido óptima se han observado estrellas brillantes, en torno a 9 magnitudes. Estas estrellas son bastante brillantes y el tiempo de exposición que se requiere es inferior a 60 segundos para telescopios con espejos del orden de 1 metro de diámetro. Para tener una mayor estabilidad durante las observaciones y precisión fotométrica se ha trabajado con la estrella fuera de foco. Son varias las ventajas que se obtienen con esta metodología, entre otras cabe destacar que hay un aumento de la relación señal a ruido al estar el flujo de la estrella repartido en un mayor número de píxeles, se pueden observar objetos más brillantes usando tiempos de integración más largos y se reduce el ruido asociado al seguimiento del telescopio así como el causado por los píxeles parcialmente iluminados. Teniendo esto en cuenta, la instrumentación que se ha usado se detalla a continuación.

### 2.1.1 Fotómetro TCP del telescopio IAC80

El telescopio IAC80 está situado en el Observatorio del Teide (OT), diseñado y construido completamente en España por el Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC). Tiene montura ecuatorial alemana invertida con una relación focal efectiva de  $f/11.3$ , una longitud focal efectiva de 9.02 m y un espejo primario de 82 cm de diámetro. La instrumentación va acoplada al foco Cassegrain del telescopio. Posee dos tipos de instrumentación: una cámara CCD y un fotómetro de lectura rápida (TCP).



Figura 2.1: Fotómetro **TCP** situado en el foco Cassegrain del telescopio IAC80

La instrumentación que se ha usado para las observaciones fue el fotómetro de lectura rápida TCP (Tromsø CCD Photometer) (figura 2.1). La cámara TCP es un instrumento optimizado para fotometría de lectura rápida para lo cual posee un sistema de observación en modo ventana (sistema Windowed) CCD (Østensen 2000). Fue construido en el Departamento de Física de la Universidad de Tromsø (Noruega) en colaboración con CUO (Copenhagen University Observatory). La cámara usa el chip CCD SiTe (Tektronik)  $1024 \times 1024$ , con un tamaño de píxel de  $24 \times 24$  micras con una escala de  $0.537$  arcmin/píxel cubriendo un campo de  $14$  arcmin<sup>2</sup>. El chip está iluminado por detrás y es más sensible en

el azul dado que fue diseñado fundamentalmente para la observación de estrellas calientes. Posee una rueda de filtros con 6 posiciones con los filtros de Johnson. El TCP también incorpora la posibilidad de análisis en tiempo real de los datos observacionales, es decir, la producción de curvas de luz conforme llegan las imágenes del telescopio y el cálculo de las transformadas de Fourier de los datos obtenidos hasta ese momento. La técnica de observación con la cámara TCP en el modo ventana es la siguiente:

1. Primeramente se toma y se lee una imagen completa de la CCD, la cual nos va a servir para reconocer el campo así como para marcar las posiciones de nuestros objetos, que en nuestro caso van a ser la estrella binaria objeto de estudio, la estrella de comparación y otra estrella más de comparación (si es posible). Aparte es necesario seleccionar una o varias regiones de cielo libre de estrellas.
2. Una vez seleccionadas estas regiones hay que introducir en la interfase de la cámara los parámetros de nuestra observación (tiempo de exposición, tiempo de muestreo, filtros, etc).
3. A partir de aquí la CCD sólo leerá las regiones anteriormente señaladas, disminuyendo así el tiempo de lectura.

### 2.1.2 Cámara CCD (MEROPE) del telescopio MERCATOR

El telescopio MERCATOR está situado en el Observatorio del Roque de Los Muchachos (ORM). Es un telescopio altacimutal semi-robótico con un espejo primario de 1.2 metros de diámetro y una longitud focal de 14.4 metros y una relación focal  $f/12$ . Posee dos focos Nasmyth y otro Cassegrain en los que se dispone su instrumentación: un fotómetro (p7) que se sitúa en el foco Nasmyth B, una cámara CCD (MEROPE) situada en el foco Cassegrain, una cámara CCD de tres canales (MAIA) que se sitúa en el foco Nasmyth B y un espectrógrafo (HERMES) situado en el foco Nasmyth A. Para el cambio de uno a otro dispone de un tercer espejo a  $45^\circ$  del eje óptico del telescopio.

La instrumentación usada por nosotros ha sido la cámara CCD: **MEROPE** (MERcator Optical Photometric ImagEr) (figura 2.2), como dijimos anteriormente, instalada en el foco Cassegrain del telescopio. El chip de la CCD es  $2k \times 2k$  EEV 42-40 con iluminación por detrás. Posee un sistema de autoguiado y está refrigerada con nitrógeno líquido a una temperatura de  $-130^\circ\text{C}$ . El tamaño de cada píxel es de  $13.5 \mu\text{m}$  con una escala de  $0.193 \text{ arcsec/píxel}$ , generando un campo de  $6.6 \times 6.6 \text{ arcmin}^2$ . También posee una rueda de filtros con 9 posiciones, dichos filtros no se corresponden con los estándares de Johnson, en nuestro caso hemos usado el filtro VG, centrado en  $548.26 \text{ nm}$ , con un ancho de banda de  $28.62 \text{ nm}$ , el más semejante al filtro V de Johnson. La técnica de observación en el telescopio MERCATOR es la siguiente:

1. Tomamos una primera imagen de la CCD la cual nos va a servir para reconocer el campo. Aquí, al contrario que en el caso anterior, la CCD va a ser leída entera en cada toma, ya que no dispone de un sistema de ventanas. Debido a que el campo es más pequeño que con la cámara TCP, hubo que rotar la cámara adecuadamente para poder tener en una misma imagen la estrella objeto de estudio y la estrella de comparación.



Figura 2.2: CCD **MEROPE** situada en el foco Cassegrain del telescopio **MERCATOR**

2. Una vez que tenemos en nuestro campo las estrellas introducimos en la interfase de la cámara los parámetros de nuestra observación (tiempo de exposición, tiempo de muestreo, filtros, etc).

### 2.1.3 Proceso de Reducción de los datos tomados desde tierra

Las imágenes obtenidas con las cámaras CCD conllevan una serie de fuentes de ruido que producen que la imagen obtenida inicialmente no sea todo lo precisa que se desea. Algunos de estos errores producidos por el ruido son debidos al detector y otros al hecho de que estamos observando desde Tierra. A continuación se detallan los principales:

- **Ruido Fotónico.** Son fluctuaciones aleatorias de los fotones que llegan al detector procedentes del objeto observado. Tiene naturaleza poissoniana y, por lo tanto, varía con la raíz cuadrada del número de fotones que mide el detector.
- **Ruido Térmico.** Variaciones sistemáticas del número de electrones producidos en el detector debido, principalmente, a su temperatura. En las CCD que se han usado en la realización de esta tesis este tipo de ruido no es significativo ya que el criostato que enfría el detector utiliza nitrógeno líquido, manteniendo lo suficientemente baja

y estable la temperatura de la cámara y reduciendo estas fluctuaciones. La temperatura de refrigeración de las cámaras que vamos a usar es de  $-40^{\circ}\text{C}$  en el TCP y de  $-113.15^{\circ}\text{C}$  en la CCD MEROPE.

- **Ruido de Lectura.** Fluctuaciones aleatorias producidas en el proceso de lectura de la CCD. Está causado por el sistema de amplificación de la señal de la cámara CCD y por el convertidos A/D, depende de la velocidad de lectura. Se cuantifica por la desviación estándar de fotoelectrones por cada píxel debidos al proceso de lectura.
- **Extinción Atmosférica.** Está asociado a la transparencia del cielo y a sus variaciones. La radiación que nos llega del objeto interacciona con la atmósfera y la cantidad de luz recibida va a variar dependiendo de la columna atmosférica que tenga que atravesar. Este efecto se caracteriza por el cociente de extinción atmosférica el cual es dependiente de la longitud de onda ( $\lambda$ ) y tiene tres componentes principales: a) la dispersión de Rayleigh debida a los átomos y moléculas de la atmósfera, fenómeno que es proporcional a  $\lambda^{-4}$ ; b) la dispersión por parte de los aerosoles o partículas relativamente grandes como polvo, agua, contaminantes, etc.. y que aproximadamente afecta de la misma manera en todo el rango visible; c) la absorción por parte de los átomos y moléculas atmosféricas, principalmente en el infrarrojo y ultravioleta.
- **Centelleo.** Consiste en fluctuaciones rápidas del brillo aparente de los astros y son debidas a las refracciones que tienen lugar en la atmósfera al llegar la radiación del objeto a zonas donde existen variaciones de densidad de pequeña escala y donde el índice de refracción cambia. Este efecto se manifiesta en una fluctuación en el brillo de los objetos.

Las imágenes obtenidas por la CCD van a estar afectadas por los ruidos anteriormente mencionados, algunos de los cuales pueden ser minimizados. Para ello es necesario realizar un procesamiento de las mismas y así obtener un nivel final de ruido bajo en la fotometría. El procesamiento de las imágenes así como la fotometría se ha realizado con un código desarrollado en IDL (Interactive Data Language) por Vázquez Ramió (2009). La técnica utilizada es la fotometría diferencial de apertura (FDA), con lo que sólo es necesario analizar cuatro estrellas del campo inicialmente (estrella binaria objeto de estudio, estrella de comparación, y dos estrellas de campo que nos van a servir para corroborar que la estrella que vamos a usar de comparación no es variable). Una vez corroborado que nuestra estrella de comparación no es variable, la toma de datos se realizarán sólo de la estrella objeto de estudio y de la estrella de comparación, sin necesidad de realizar correcciones de extinción atmosférica. La FDA consiste en realizar una sustracción entre el valor obtenido para la estrella objeto de estudio y el de la estrella de comparación. En este proceso, se minimiza la contribución de la extinción atmosférica, con lo que no va a ser necesario usar estrellas estándares para dicha corrección. Hay que tener en cuenta, en la reducción y la fotometría, que se va a trabajar con estrellas fuera de foco y dado que el tiempo de exposición va a ser entorno a 1 minuto o inferior, se va a tener un gran volumen de datos. Con todo esto el código realiza las siguientes acciones:

⇒ Sustracción del ruido de lectura del sistema o *bias*. Para ello se han tomado previamente varias imágenes de *bias* (imágenes con el obturador cerrado y tiempo de

exposición cero). Estas imágenes son promediadas y se calcula la desviación estándar de las mismas.

- ⇒ El siguiente paso es sustraer el nivel de bias promedio que se ha calculado anteriormente de todas imágenes que se han tomado. Si el detector posee la región de *overscan* (una pequeña zona donde no recibe luz y que proporciona información del nivel de cuentas electrónico en cada imagen), entonces se toma el valor promedio de la región de *overscan* para cada imagen. Éste se compara con el valor análogo medido en la imagen de *bias* promedio obteniendo la diferencia de ambos. Es diferencia se emplea para corregir el nivel del patrón del *bias* promedio en cada imagen.
- ⇒ Corrección de la diferencia de sensibilidad píxel a píxel del detector (*flat field*). Al igual que en el caso anterior previamente se han tomado una amplia muestra de imágenes de *flat field* en cada uno de los filtros que se han usado. Posteriormente se calcula la media de estas imágenes una vez han sido corregidas de *bias* y se normaliza.
- ⇒ Las imágenes del objeto son corregidas de las variaciones de sensibilidad píxel a píxel usando la imagen de *flat field* normalizada del filtro correspondiente.
- ⇒ Dado que se necesita conocer la posición de los objetos que van a ser objeto de estudio, se deberá, en las primeras imágenes, marcar su posición almacenando las coordenadas señaladas. A lo largo del proceso se van calculando las posiciones de los mismos objetos en cada una de las imágenes disponibles. Como las estrellas están fuera de foco para realizar este paso se ha ajustado una Gaussiana de revolución.
- ⇒ El siguiente paso es decidir el radio de la apertura que se va a usar para la fotometría. Para ello el programa realiza un barrido de radios y a su vez de anillos de cielo. Al final de este proceso se representa el perfil de los valores de radio tomados y se selecciona cual es el más apropiado, teniendo en cuenta que el objeto no este contaminado por la presencia de otras estrellas cercanas, o por la presencia de rayos cósmicos y que el perfil obtenido sea lo más nítido posible. En este mismo proceso es seleccionado el anillo de cielo que se va a usar.
- ⇒ El paso final es el cálculo de la magnitud instrumental y su incertidumbre. La salida del programa es un fichero de datos para cada objeto e imagen, en el cual se especifica el tiempo calculado en días julianos, la magnitud instrumental de la estrella objeto de estudio, su correspondiente error, la magnitud instrumental de la estrella de comparación, su correspondiente error, el nombre de la imagen.
- ⇒ El tiempo asociado a cada medida proviene de una fuente externa estable y está calculado en días julianos.

Se puede encontrar información más detallada sobre cada uno de los pasos anteriormente señalados en la tesis de Vázquez Ramió (2009).

## 2.2 Instrumentación en el espacio

**CoRoT**, (COnvention, ROtation and Transits), es un proyecto espacial dedicado a fotometría con una precisión muy alta en observaciones de larga duración. El satélite tiene dos objetivos principales y realiza observaciones en dos campos: Astrosismología y detección de Planetas Extrasolares.

### 2.2.1 El Telescopio CoRoT

CoRoT es un telescopio de 30 cm de diámetro con una longitud focal de 1.1 metros. La instrumentación a bordo consiste en 4 detectores CCD con un campo de visión de  $2.8 \times 2.8$  grados. La cámara trabaja en el rango visible y como se puede observar en la figura 2.3 está dividida en dos partes: una reservada para astrosismología y otra para la detección de planetas extrasolares por el método de tránsitos.

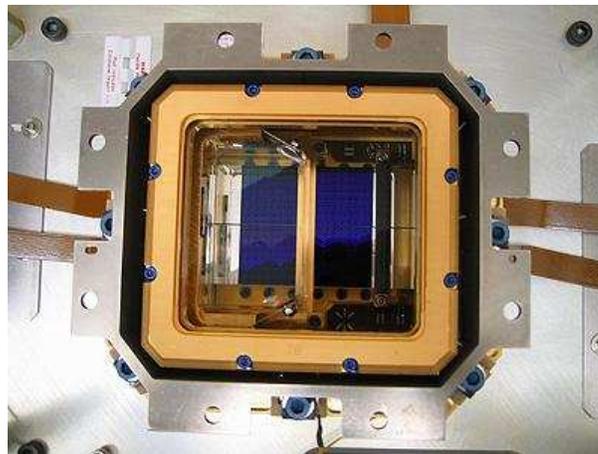


Figura 2.3: CCD de COROT

Para alcanzar ambos objetivos se necesitan detectar variaciones en el brillo de las estrellas con una precisión de  $10^{-3}$  y  $10^{-6}$  dependiendo del estudio. Para conseguir esto el satélite posee un *baffle* que actúa a modo de escudo evitando la posible contaminación lumínica. También posee un prisma situado en el canal relativo a exoplanetas. Este prisma permite descomponer la luz en tres colores, proporcionando así información espectral de los objetos. El satélite pesa unos 630 kg en el despegue, con 300 kg de carga útil, y mide 4100 mm de longitud y 1984 mm de diámetro. Obtiene la energía requerida para su funcionamiento de dos paneles solares. Fue lanzado el 27 de Diciembre de 2006 por un cohete ruso Soyuz, y tras tres horas de maniobra entró en una órbita circular polar (inclinación =  $90,01^\circ$ ) con una altitud de 896 km. Durante los tres años que duró la misión, realizó observaciones de manera perpendicular a su plano orbital, evitando interferencias de la Tierra. Cuando el satélite se aproximaba al Sol cambiaba su orientación  $180^\circ$ , esto sucedía dos veces al año (figura 2.4) dividiendo el año en periodos de observación de 6 meses. Las operaciones de vuelo de la misión estaban programadas para durar dos años, pero se extendieron hasta

junio de 2013, fecha en la que el satélite fue retirado bajándolo de órbita para permitir que se quemara en la atmósfera.

El programa de astrosismología realiza observaciones de larga duración de unas pocas estrellas individuales para medir sus oscilaciones. En el programa central se ha estudiado algunas estrellas de tipo solar con detalle al ser observadas durante 5 meses seguidos. Los objetos estudiados están muestreados cada 32 segundos (*SC*, “short cadence”), tiempo de exposición del satélite, y cada 512 segundos (*LC*, “long cadence”), correspondiente a la suma de 16 medidas consecutivas en modo *SC*. En el programa de *exoplanetas* se observan en foco varios miles de estrellas en el modo *LC* y sólo de unas pocas se guarda y reenvía a la Tierra la fotometría en *SC*. Precisamente de entre estas pocas los que sean sistemas binarios separados o semiseparados son los sistemas que vamos a estudiar en este trabajo. La serie temporal observada tiene huecos cortos y periódicos cada 1.7 horas, correspondientes al paso del satélite por la *anomalía del atlántico sur*. Esta Anomalía es una región situada a cientos de kilómetros de la superficie terrestre en donde la radiación electromagnética se intensifica. Cuando el satélite pasa por esta zona recibe una fuerte radiación extra por lo que interrumpe las observaciones. Las series temporales vienen dadas en flujo y en *CJD* (CoRoT Julian Day), cuyo origen temporal está en el 1 de enero de año 2000 a las 12:00:00.

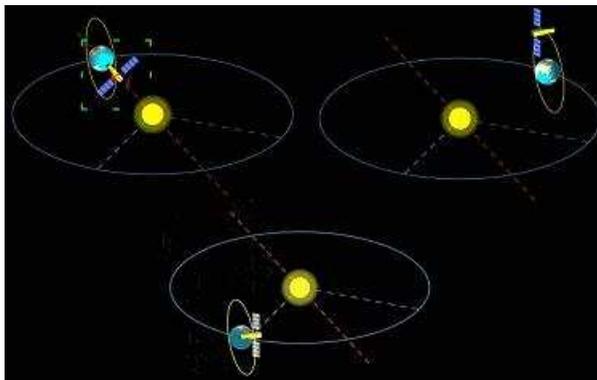


Figura 2.4: Órbita que sigue el satélite

## 2.3 Objetos seleccionados para el estudio

### 2.3.1 Sistemas binarios observados por CoRoT

Se han escogido 63 sistemas binarios observados por *CoRoT* en el programa de exoplanetas durante el periodo comprendido entre Mayo de 2007 hasta Octubre del mismo año por un lado, y entre Octubre de 2007 hasta Marzo de 2008 por otro. Se han inspeccionado todos los objetos y nos hemos quedado con los más apropiados para encontrar oscilaciones de tipo solar en sus componentes, esto es, de los que disponíamos de mínimos claros para poder analizar y un mayor número de puntos en el *SC*. Los demás se han dejado para una posterior evaluación ya que, muy probablemente, se necesitarían más observaciones. De las observaciones obtenidas en los dos primeros LR (campana larga) del satélite *CoRoT* el equipo de

la misión obtuvo dos listas de posibles sistemas binarios, después de ser descartados como posibles exoplanetas. De estas listas se seleccionaron todas las posibles binarias con un periodo superior a 4 días ya que buscamos sistemas binarios en los que las componentes no estén interactuando entre sí. En la tabla 2.1 podemos ver la lista de objetos seleccionados, así como su periodo estimado por el equipo de CoRoT, tipo espectral, intervalo de tiempo en el que hay datos obtenidos con muestreo de 32 segundo (*SC*, “short cadence”) con respecto al total de datos tomados.

CoRoT_ID	Periodo(d)	Tipo Espectral	SC/total (días)	Analizados
100652335	36.938	M0V	69.54/74.75	No. Motivo 1.
100758671	35.84	F0IV	48.60/74.75	No. Motivo 1.
100773735	4.974	G8V	48.60/74.75	No. Motivo 1.
100853452	51.071	K5V	69.54/74.75	No. Motivo 1.
100982006	16.675	K0V	83.67/152.02	No. Motivo 1.
101017242	17.881	K0IV	48.65/74.75	No. Motivo 4.
101031117	67.245	K0V	6.49/74.75	No. Motivos 1 y 2
101044194	8.810	M0V	136.86/142.07	Si.
101065348	4.861	G0IV	48.60/74.75	No. Motivos 3 y 4.
101086161	6.212	K5V	6.4/74.75	No. Motivos 1 y 2
101095286	7.579	K5III	48.63/74.75	No. Motivo 1.
101166793	6.296	G2II	48.60/74.75	No. Motivo 1.
101183660	7.098	K0IV	6.4/74.75	No. Motivos 1 y 2
101237431	6.062	K0V	125.9/151.9	No. Motivo 4.
101289231	22.897	K5V	69.54/74.75	No. Motivo 1.
101351899	10.990	G2V	48.63/74.75	No. Motivo 2.
101368192	4.256	G2V	6.4/74.75	No. Motivo 2
101434308	80.08	G2V	6.4/74.75	No. Motivos 1 y 2
101633581	8.994	M0V	69.54/74.75	No. Motivo 1.
100657980	21.93	M0V	115.84/142.07	No. Motivo 4.
100725706	13.24	K5V	73.72/142.07	No. Motivos 1 y 2.
100834293	11.299	G0IV	73.72/142.07	No. Motivos 3 y 4.
101030167	5.139	M0V	115.84/142.07	No. Motivos 3 y 4.
101041026	7.94	K5V	39.08/142.07	No. Motivos 1 y 2
101046635	7.87	G2V	73.72/142.07	No. Motivos 1 y 2.
101098968	13.231	K5V	48.63/74.75	Si.
101106246	11.302	M2V	6.4/74.75	No. Motivos 1 y 2.
101157705	19.825	K5V	48.63/74.75	No. Motivo 3.
101167963	4.494	K5V	6.4/74.75	No. Motivos 1 y 2.
101175376	5.281	G0V	6.4/74.75	No. Motivos 1 y 2.
101258066	4.291	K5V	125.9/151.95	Si
101265799	75.517	G5V	125.9/151.95	Si
101275189	7.275	K5V	125.9/151.95	Si

101393506	16.557	K0V	115.97/142.07	Si
101708400	4.219	K2V	83.6/151.95	Si
102900859	4.853	G3V	54.613/57.793	Si
102618261	4.03	M1V	129.95/130.9	No. Motivo 1.
102639561	8.074	K4III	102/132	No. Motivo 1.
102669801	65.339	G1III	23.9/130.9	No. Motivo 2.
102682686	4.039	M1V	130/130.9	No. Motivo 1.
102630623	55.153	G2V	23.9/130.9	No. Motivo 2.
102669560	31.184	G4V	23.9/130.9	No. Motivo 2.
102689472	39.16	M1V	129.9/130.9	No. Motivo 1.
102715122	35.009	A5IV	23.9/130.9	No. Motivo 2.
102768344	4.965	M1V	0.1/130.9	No. Motivo 2.
102679883	13.123	F7V	101.76/130.9	No. Motivos 3 y 4.
102578549	4.804	G4V	101.76/130.9	No. Motivo 1.
102580849	9.125	F8V	101.76/130.9	No. Motivo 1.
102590741	30.388	F5III	23.83/130.9	No. Motivos 1 y 2.
102595682	11.555	G7IV	101.76/130.9	No. Motivo 1.
102600548	20.784	F1III	23.83/130.9	No. Motivos 1 y 2.
102604360	9.696	F7V	101.76/130.9	No. Motivos 3 y 4.
102610389	12.241	G5IV	101.76/130.9	No. Motivos 3 y 4.
102614893	4.995	G7IV	101.76/130.9	No. Motivos 3 y 4.
102614969	6.468	M1V	129.96/130.9	No. Motivo 1.
102618931	4.858	M1V	23.83/130.9	No. Motivos 1 y 2.
102627177	7.134	G7V	101.76/130.9	No. Motivo 1.
102627709	16.057	G5III	101.76/130.9	No. Motivo 1.
102770690	9.181	K7V	101.76/130.9	Si.
102773381	4.379	G3V	101.76/130.9	Si.
102671472	8.751	G4V	101.76/130.9	Si.
102659695	13.405	F9V	101.76/130.9	Si.

Tabla 2.1: Tabla de datos analizados. Los motivos por los que los objetos son rechazados son los siguientes:

- 1.- No se aprecian los mínimos
- 2.- Pocos datos en el modo *SC*
- 3.- Datos irregulares
- 4.- Mínimos no resueltos y máximos irregulares

En la figura 2.5 se puede ver el aspecto que presentan algunas de las curvas de luz de estos datos que no han sido analizados. Estas curvas una vez limpiadas no presentaban aparentemente ningún eclipse con lo que no tenemos ninguna certeza de que sean sistemas binarios. Los datos proporcionados eran sin procesar con lo que previamente había que quitar los puntos espúreos. Como se puede apreciar en la figura 2.6, ha sido necesario realizar un exhaustivo proceso de limpieza de los datos, no sólo por la cantidad de puntos

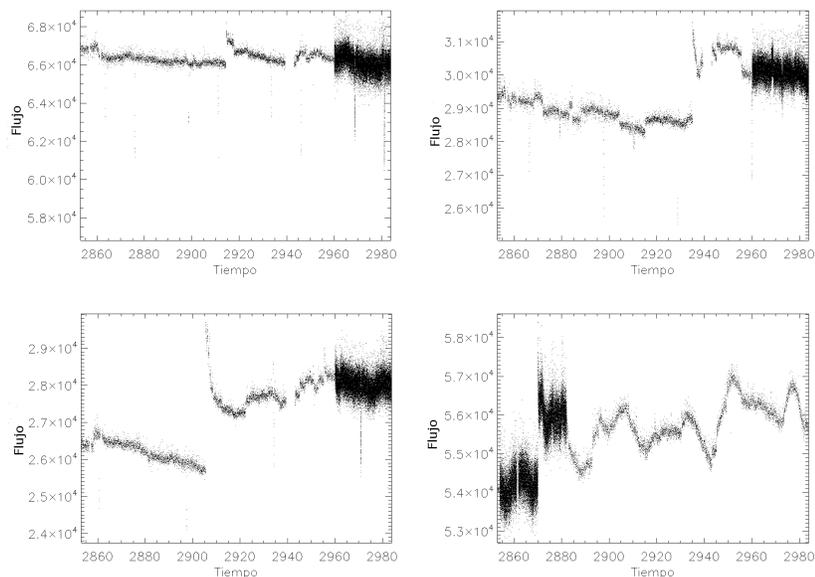


Figura 2.5: Algunos ejemplos de las curvas de luz iniciales de CoRoT. Nótese que hay diferente muestreo y los saltos que se observan en las curvas. Estos son algunos de los datos que no han sido analizados por no tener suficientes datos en el *SC* y por ser curvas completamente irregulares, sin mínimos asociados o con un solo mínimo sin posibilidad de ponerse en fase.

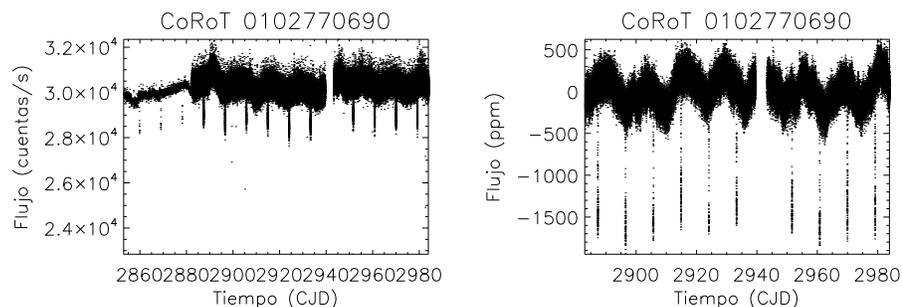


Figura 2.6: Curva de luz de la binaria *corot 0102770690* inicial y una vez limpios los datos de puntos malos y quitados los datos pertenecientes al *LC*.

malos que poseen sino porque la curva está con distintos intervalos de muestreo y distintos niveles fotométricos. Un claro ejemplo de esto lo tenemos en la figura 2.7 de la binaria cuyo identificador es *corot 0102770690* en la que podemos apreciar el proceso de nivelado de la curva de luz hasta obtener el resultado final. Este proceso de nivelado se he hechor trozo a trozo, tomando el promedio de cada parte que queríamos nivelas y ajustando los datos. Cada una de las imágenes anteriores representa un trozo nivelado de la curva de luz. Como se aprecia en este ejemplo ha habido que nivelar 10 trozos, este caso se da en la mayoría de las curvas que hemos analizando.

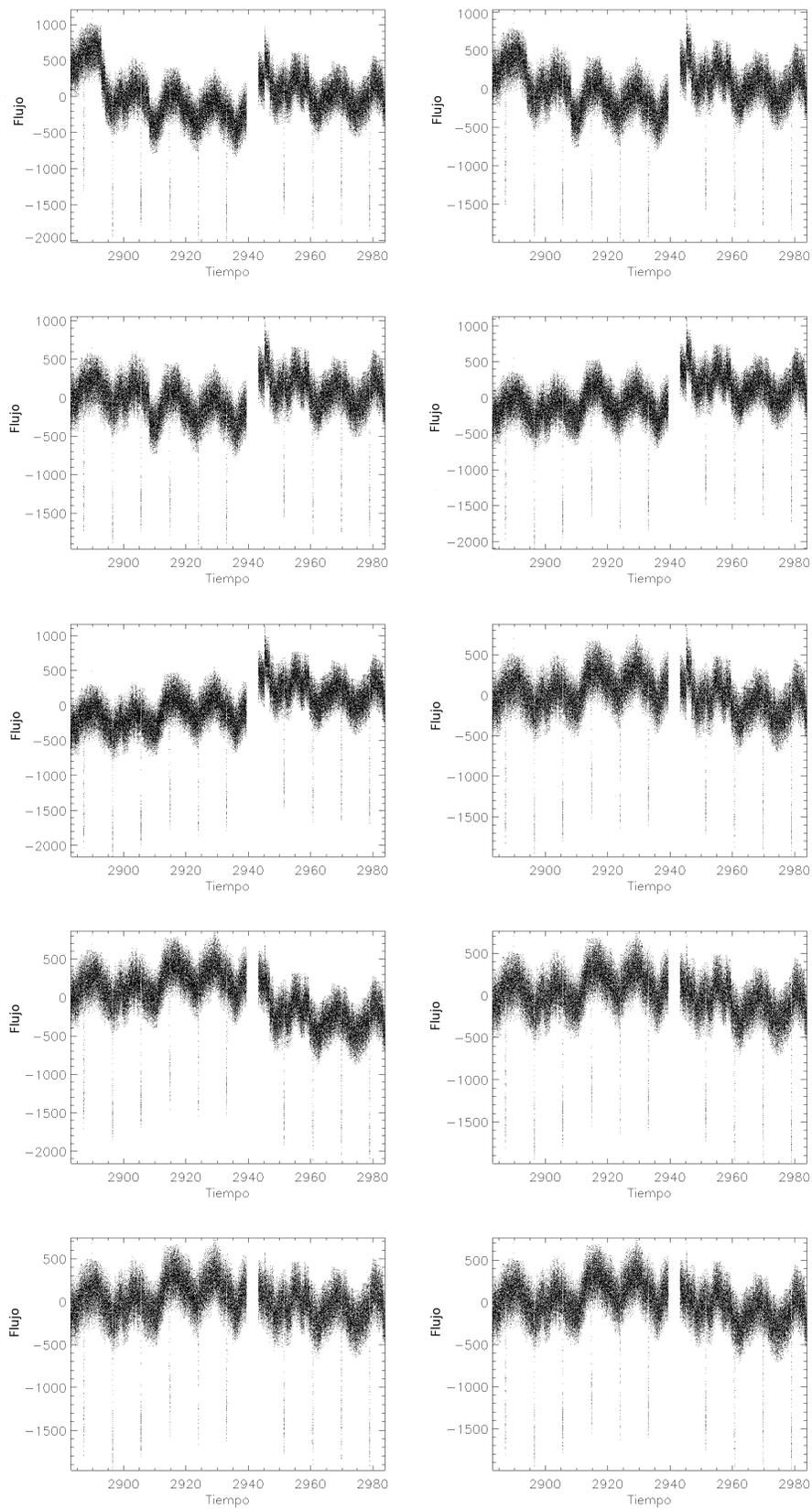


Figura 2.7: Ilustración del proceso interactivo de corrección de nivelado de los datos de la binaria *CoRoT* 0102770690.

### 2.3.2 Sistemas binarios analizados en Tierra

Además de los sistemas binarios de *CoRoT* se han analizado otras tres estrellas con la instrumentación en Tierra descrita anteriormente, estas son las binarias *X Tri*, *HY Vir* y *RZ Cas*. Todos ellos son sistemas binarios eclipsantes separados cuyas características las podemos ver en la tabla 2.2.

De todas ellas se hicieron varias campañas de observación de las cuales al final se decidió centrar el estudio sólo en la binaria *X Tri* ya que debido a mal tiempo e incidencias durante las observaciones, de los otros dos sistemas binarios apenas se obtienen datos. Los datos tomados de la binaria *X Tri* así como las conclusiones se presentan en el capítulo 4 del presente estudio.

Esrella	Periodo (d)	Tipo Espectral	Magnitud (V)
HY Vir	2.7323	F2	7.86
RZ Cas	1.1952	A3V	6.26
X Tri	0.9715	A3+G3	9.0

Tabla 2.2: Sistemas bianrios observados en Tierra



# 3

---

## Metodología y Análisis

En este capítulo se va a describir cual ha sido la metodología usada para el análisis de datos de las curvas fotométricas de binarias.

### 3.1 Metodología

Una vez limpiados los datos de los efectos instrumentales usamos una metodología algo diferente cuando se trata de los datos tomados desde Tierra, en nuestro caso para la binaria *X Tri*, que cuando tratamos los datos tomados desde el satélite *CoRoT*. Por ello describiremos con algo de detalle ambos procesos.

- a) Datos tomados desde Tierra. El procedimiento usado para el análisis de los datos en tierra es el siguiente:
  - Primeramente se contruyó un modelo para las curvas de luz fotométricas de los sistemas binarios observados en los diferentes filtros. Los modelos para la binaria los hemos hecho usando el código *BinaRoche* desarrollado por Lázaro et al. (2002). Este código tiene como parámetros de entrada los elementos estelares y orbitales del sistema binario, con los que genera la curva de luz, como parámetro de salida.
  - Tras obtener el modelo se sustrajo de los datos reales para así obtener la serie temporal de los residuos. Estas series temporales obtenidas son analizadas con el programa *Period04*, libres de la modulación debida a la binaridad. obteniendo su espectro de potencias y, además, se limpia de datos espúreos si los hay.
  - Por último se buscan trazas de las oscilaciones estelares en forma de equiespaciamientos entre las frecuencias de los picos en el espectro de potencias obtenido. Para ello se ha usado el código *Trufas* (Régulo et al. 2007).
- b) Datos tomados por el satélite CoRoT. Para analizar las curvas fotométricas que se disponen de *CoRoT* se han creado varios programas que realizan las siguientes acciones:
  - El primer programa lee los datos y elimina los puntos de la curva fotométrica que están fuera de  $3\sigma$ . También selecciona el primer periodo de los datos entre dos mínimos, calcula el muestreo y confecciona el modelo de la binaria.

- Después se ejecutan dos programas que sólo toman los mínimos, uno los primarios y otro los secundarios, con el fin de recalculer el periodo de la binaria con la máxima precisión posible y se obtienen, también, las efemérides de la binaria.
- En los datos tomado por *CoRoT* no se ha podido usar el código *BinaRoche* debido a que este código necesita tener bien definidos todos los parámetros estelares de los sistemas binarios para poder calcular las curvas de luz. En los datos del satélite sólo disponemos del periodo, y el tipo espectral.
- El siguiente programa que se ejecuta lo que hace es obtener un modelo temporal de la curva fotométrica de la binaria. A continuación se ajusta el modelo anteriormente calculado a los datos y se realiza la resta de ambos, generando un fichero de residuos que posteriormente serán analizados sismológicamente con el programa *Period04*.
- Por último se buscan trazas de las oscilaciones en forma de equiespaciamentos en frecuencia en los picos en el espectro de potencias obtenido con el programa *Trufas*.

### 3.1.1 Cálculo del modelo de la binaria

En esta sección se va a describir el proceso realizado para calcular el modelo fotométrico de la curva de la binaria. Vamos a mostrarlo con los datos de una de las binarias de CoRoT que se han analizado. En la figura 3.1 se puede observar el aspecto que tienen los datos una vez limpios, puestos al mismo nivel y con la variaciones definidas en partes por millón. El siguiente paso es recalculer el periodo del sistema. Se tiene un periodo aproximado, que suele ser aceptable, pero en todos los sistemas analizados se ha preferido recalcularlo para aumentar la precisión y ajustar mejor el modelo a la curva de luz.

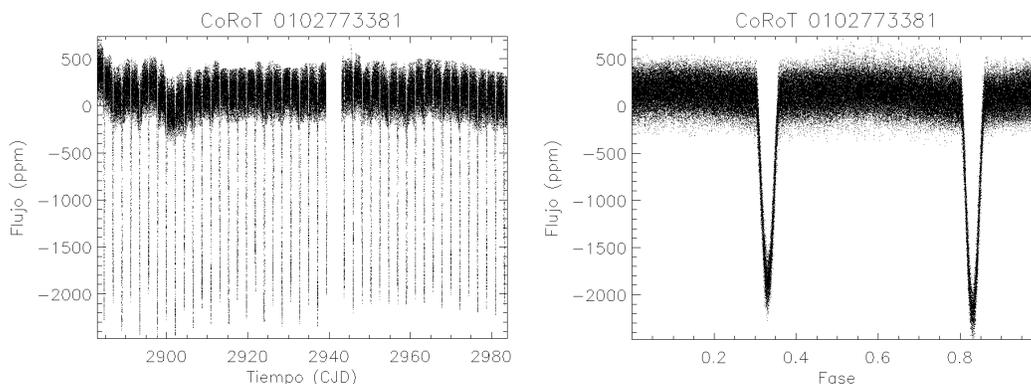


Figura 3.1: Curva fotométrica (variaciones relativas al continuo en partes por millón) y curva de luz en fase del sistema binario corot 0102773381

Para calcular este nuevo periodo lo que se hace es calcular por un lado todos los tiempos de los eclipses de los mínimos primarios y, por otro, los mínimos secundarios. A continuación se realiza un ajuste a una recta con estos datos (ver figura 3.2), obteniendo dos valores para el periodo. Estos dos valores se promedian (media pesada con la inversa del error al cuadrado) y este es el valor que se va a tomar en adelante como periodo de la binaria, que en el caso del sistema *corot 0102773381* es de  $4.37811 \pm 0.00021$  días.

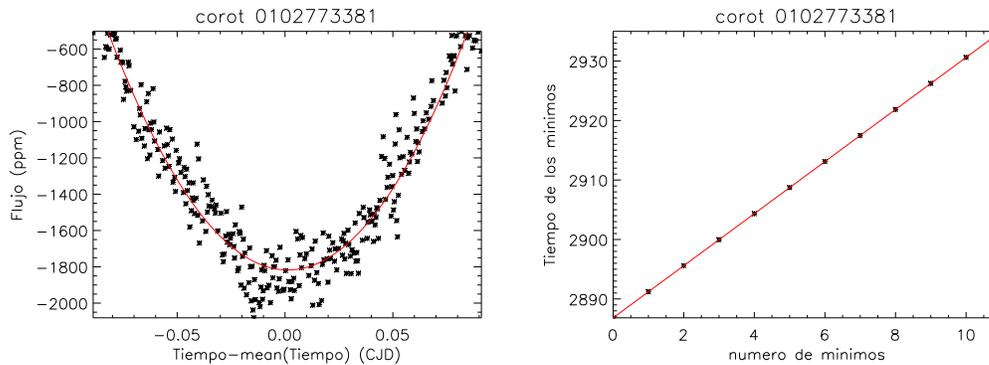


Figura 3.2: En la gráfica de la izquierda se puede observar uno de los ajustes, en este caso a uno de los mínimos primarios de la binaria. En la gráfica de la derecha podemos observar el ajuste de los tiempos de los mínimos primarios a una recta frente al número secuencial de los mismos.

Una vez obtenido el periodo del sistema se ponen los datos en fase y se realiza un suavizado de la curva de luz. Este proceso nos va a dar el modelo que posteriormente vamos a restar a los datos de la binaria, ver figura 3.3. En este caso el suavizado de la curva de luz de la estrella se ha realizado sobre 1000 puntos. Hay que prestar especial atención en este punto del análisis con el fin de no restar demasiada señal de la estrella en el proceso de suavizado para así no alterar la banda de frecuencias en que la estrella pudiera tener modos propios de oscilación. Una vez obtenido el modelo se repite tantas veces como órbitas de la binaria hayamos observado, para realizar la resta a los datos y obtener así los residuos, como se puede observar en la figura 3.4. Estos residuos son los datos que van a ser analizados con el programa *Period04* para el cálculo del espectro de potencias.

### 3.1.2 Análisis sismológico

#### 1. Programa *Period04*

Para el análisis sismológico de los datos hemos usado el programa *Period04*. Este programa es una versión avanzada del *Period98* realizado por Sperl (1998) y está diseñado para el análisis de series temporales largas con intervalos de muestreo constantes o no. El programa realiza la transformada de Fourier discreta de la serie temporal de los datos, devolviendo el espectro de potencias así como la frecuencia del pico de mayor amplitud del mismo, con su amplitud y fase. También se puede hacer un “blanqueado” del espectro, que consiste en ir eliminando sucesivamente las señales con las frecuencias dominantes. En la dirección <http://www.univie.ac.at/tops/period04/> se puede encontrar toda la información relativa al programa, así como la descarga del mismo para las plataformas de Windows, Linux y Mac OS X 10.4+.

#### 2. Programa *Trufas*

El código *trufas*, escrito en IDL, busca series de picos situados a intervalos de frecuencia regulares en el espectro de potencias de una señal dada, en nuestro caso el flujo

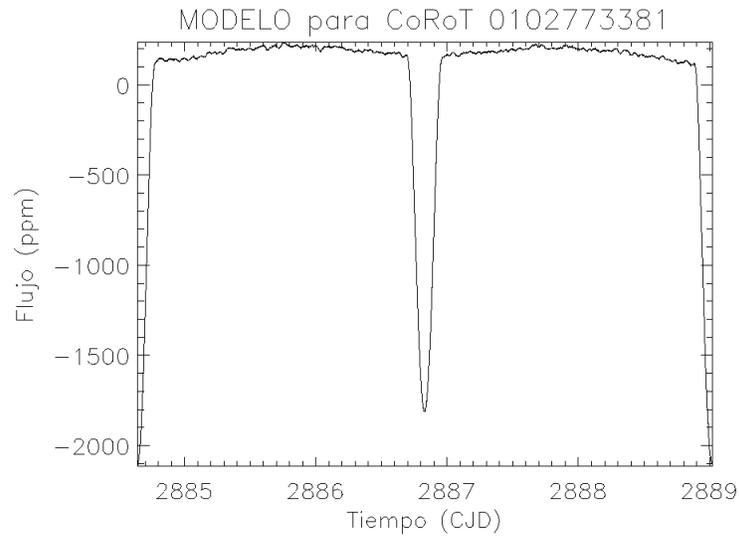


Figura 3.3: Modelo calculado.

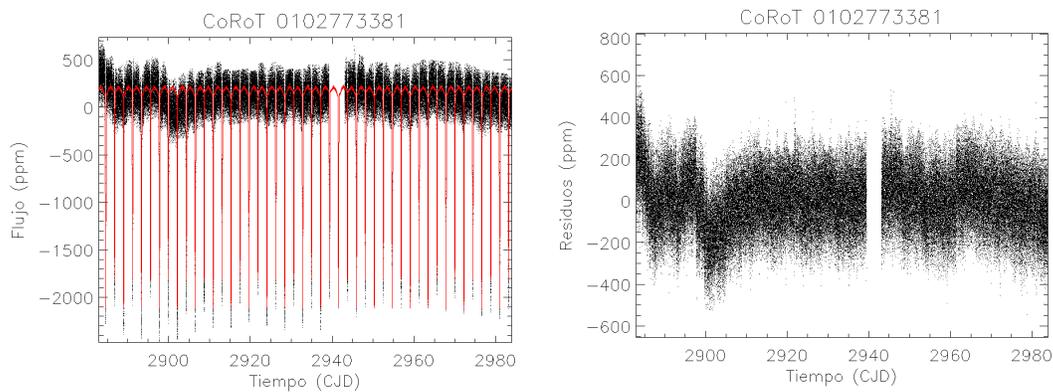


Figura 3.4: A la izquierda se puede ver el ajuste del modelo para todos los datos disponibles de la binaria. A la derecha están los residuos generados al restar el modelo a los datos en partes por millón.

fotométrico observado. El procedimiento está descrito con detalle en (Régulo & Roca Cortés 2002). Brevemente, el programa busca posibles separaciones regulares en las frecuencias de los picos presentes en el espectro de potencias, lo hace en el espectro de potencias de un subespectro cualquiera. De esta forma, cualquier regularidad en el espectro se manifiesta como un máximo en el espectro del subespectro.

Con el fin de probar la metodología, sobre todo el programa *trufas*, se hicieron varias pruebas con datos del satélite *CoRoT*, con buena relación señal a ruido, pertenecientes a estrellas con frecuencias de oscilación y equiespaciamentos conocidos. A continuación se muestran los resultados obtenidos con la metodología propuesta aquí para varios ejemplos.

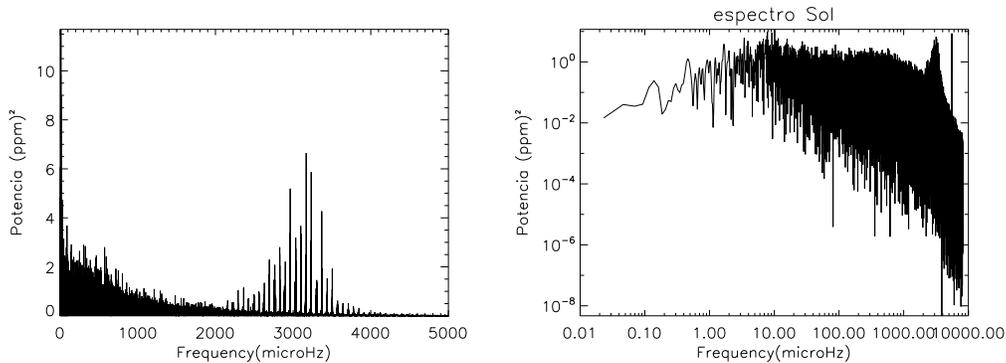


Figura 3.5: Espectro de potencias de las oscilaciones del Sol. Los datos fotométricos han sido obtenidos por el fotómetro *SPM* de *VIRGO* a bordo del satélite *SOHO*, y han sido facilitados por A. Jiménez, del centro de datos de *VIRGO*.

## 3.2 Aplicación a otros datos fotométricos observados

### 3.2.1 El Sol

Queremos comprobar la metodología descrita con una estrella de la que conocemos bien el espectro de modos acústicos y los datos que se tienen son de alta calidad (relación  $S/N$  muy alta). Utilizamos datos del Sol obtenidos con el satélite *SOHO* (*Solar and Heliospheric Observatory*), con una longitud temporal de 150 días, parecida a la longitud de las observaciones de *CoRoT*. *SOHO* fue diseñado para el estudio del Sol con el fin de responder a varias cuestiones fundamentales como el estudio de la estructura y dinámica del interior solar, el estudio de la corona solar, y del viento solar. Para este trabajo el satélite lleva varios experimentos a bordo; uno de ellos es *VIRGO* (*Variability of Solar Irradiance and Gravity Oscillations*), el cual se encarga del estudio de la constante solar y de caracterizar el espectro de las oscilaciones solares medido en irradiancia (3 colores). En la figura 3.5 podemos observar el espectro de frecuencias del Sol obtenido a partir de los datos anteriormente mencionados. En este espectro se pueden apreciar de forma muy clara las oscilaciones solares en torno a 5 minutos, lo que se corresponde con  $3000 \mu\text{Hz}$ .

Al ejecutar el programa *trufas* en el rango de 2000 a  $4000 \mu\text{Hz}$  obtenemos que las separaciones en frecuencia (equiespaciamientos) de los picos encontrados son: 33.7, 67.5, 45.0, 33.8 y  $135.0 \mu\text{Hz}$ . La separación grande del Sol,  $\Delta\nu$ , para este intervalo es de  $135 \mu\text{Hz}$  (Lazrek et al. 1997). Como podemos apreciar en los resultados todas las coincidencias encontradas coinciden con  $\Delta\nu$  ó son submúltiplos de ésta cantidad. Si hacemos un doblado del espectro a intervalos de  $\Delta\nu$  se pueden apreciar los modos de oscilación  $\ell = 0$  y  $\ell = 2$  y los modos  $\ell = 1$  y  $\ell = 3$ . Si el doblado del espectro se realiza a  $\Delta\nu/2$ , aquí se puede observar que los modos de oscilación se encuentran más “pegados” como consecuencia del hecho de que los pares  $\ell = 0$  y  $\ell = 2$  están situados en mitad del intervalo de separación de los  $\ell = 1$  y  $\ell = 3$ , ver figura 3.6.

Para ver como se comporta el programa *trufas* frente al ruido, y hasta qué nivel de  $S/R$  podemos obtener resultados viables, a los datos observados por *VIRGO* les hemos ido añadiendo ruido en forma de una función aleatoria. Los resultados los podemos ver en

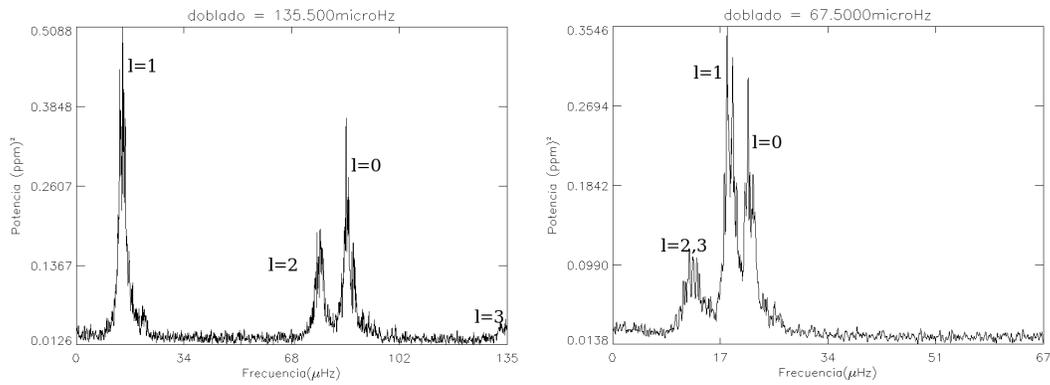


Figura 3.6: En la imagen de la izquierda se observa el doblado del espectro del *Sol* a  $\Delta\nu$ , ahí se pueden observar de forma inequívoca los modos de oscilación  $l = 0, l = 2$  y  $l = 1, l = 3$ . En la figura de la derecha se ha hecho el doblado del espectro a  $\Delta\nu/2$ , en este caso los modos se observan superpuestos.

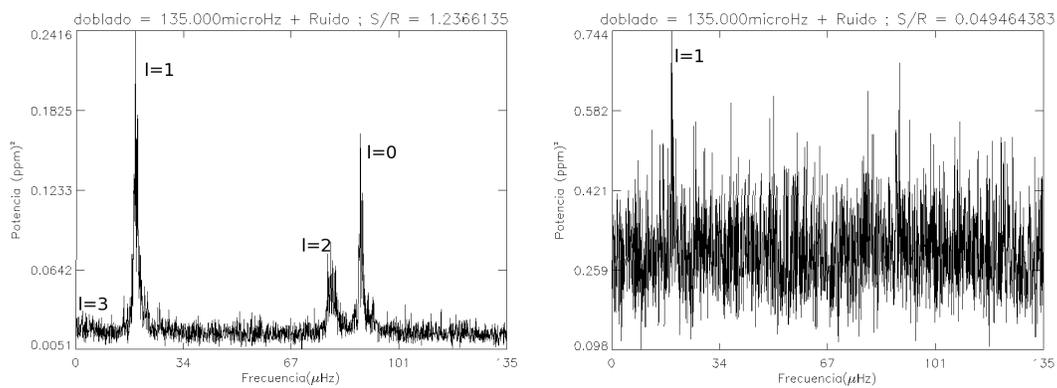


Figura 3.7: Espectros del Sol doblados a  $135 \mu\text{Hz}$  con distintos niveles de ruido (en la imagen de la derecha se tiene 5 veces más ruido que en la de la izquierda).

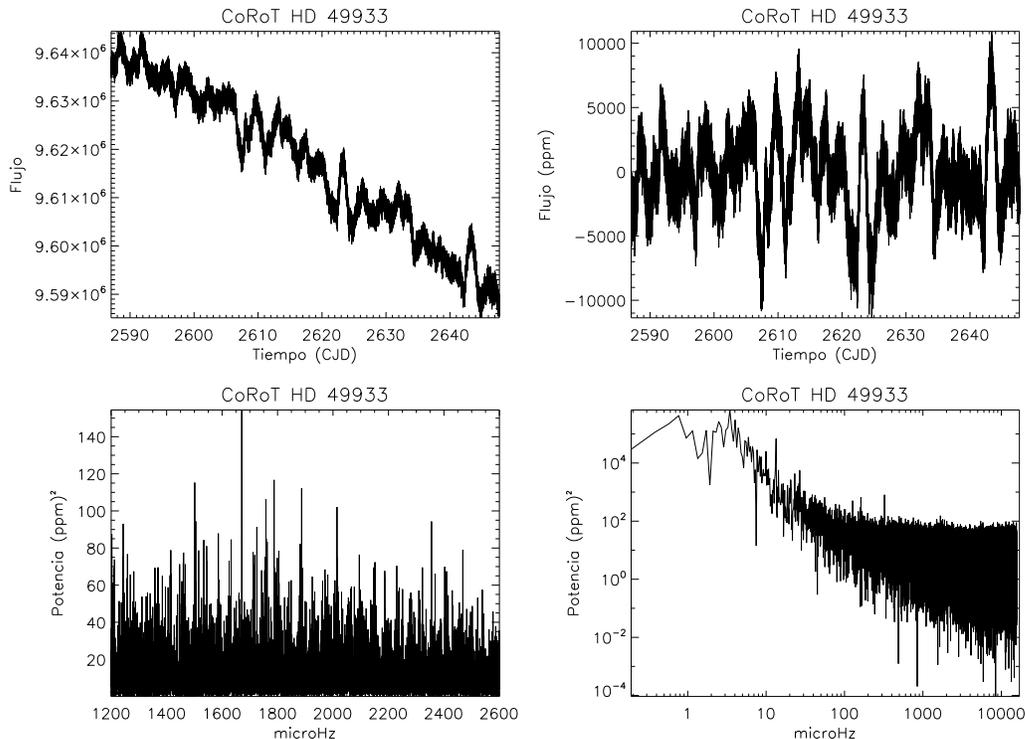


Figura 3.8: En la parte superior se ven las curvas fotométricas de la estrella HD 49933 obtenida de la serie temporal de 60 días de COROT. A la izquierda esta la curva inicial, y a la derecha ajustada a un polinomio de grado 2 para quitar la variación lenta descendente. En las imágenes inferiores se ve el espectro de potencias de los datos. A la izquierda un zoom del espectro y a la derecha se muestra el espectro en escala logarítmica.

la figura 3.7. En la gráfica se muestra como han ido variando con el ruido los espectros doblados a  $135 \mu\text{Hz}$ , hasta llegar prácticamente a desaparecer los modos cuando la cantidad de ruido añadido hace que la  $S/R = 0.04$ , medida como el cociente de las varianzas de la señal observada ( $S$ ) y del ruido añadido ( $R$ ).

### 3.2.2 HD 49933

Se trata una estrella de secuencia principal, observada por *CoRoT*, con magnitud visual de  $m_v = 5.77$  y tipo espectral F5. Tiene una masa estimada de  $1.2M_{\odot}$  y un radio de  $\sim 1.34 \pm 0.06 R_{\odot}$  (Benomar et al. 2009), siendo su  $T_{eff}$  de 6500 K (Bruntt 2009), (Ryabchikova et al. 2009). En cuanto a sus modos propios Benomar et al. (2009) nos muestra oscilaciones de la estrella en el rango comprendido entre 1200 y 2600  $\mu\text{Hz}$ , llegando a identificar modos de  $\ell = 0$ ,  $\ell = 1$  y  $\ell = 2$ , siendo el equiespaciamento entre los modos de  $\ell = 0$  ( $\Delta\nu$ ) de 85  $\mu\text{Hz}$  (Appourchaux et al. (2008)).

Para analizar los datos de esta estrella se ha usado una serie temporal de 60 días, ver figura 3.8. Lo primero que hacemos es ajustar un polinomio de segundo orden a estos datos con el fin de eliminar variaciones de baja frecuencia. Realizado este paso hacemos la transformada de Fourier de los datos para obtener el espectro de potencias, (ver figura

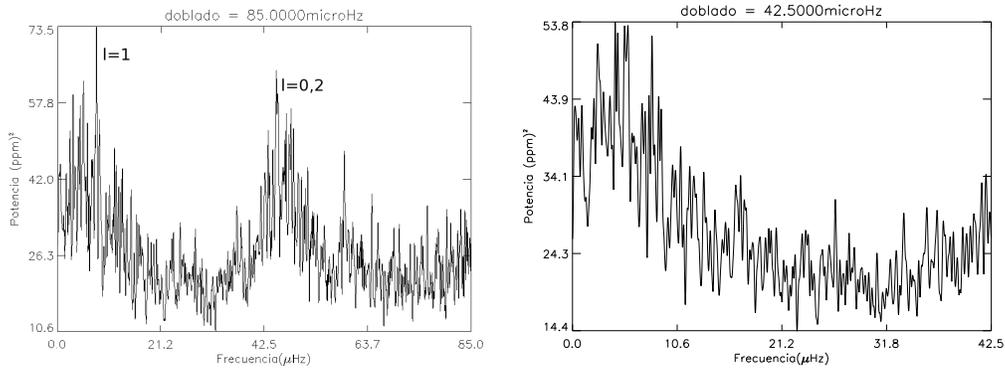


Figura 3.9: En la imagen de la izquierda se puede ver un doblado de la estrella HD 49933 en  $\Delta\nu$ , 85  $\mu\text{Hz}$ . En la imagen de la derecha tenemos el doblado del espectro en  $\Delta\nu/2$ , 42.5  $\mu\text{Hz}$

3.8). A estos datos les pasamos el programa *trufas* y centramos nuestro estudio en la región de 1200 a 2600  $\mu\text{Hz}$  que es donde sabemos que están localizados los modos (Benomar et al. 2009). La salida del programa es un fichero conteniendo los equiespaciamentos encontrados. Se puede apreciar que el programa encuentra un equiespaciamento de 42.8  $\mu\text{Hz}$ , que es aproximadamente la mitad de la separación  $\Delta\nu$  encontrado por Benomar et al. (2009). Esto tiene lógica ya que los picos de  $\ell = 0$  y  $\ell = 1$  son los de mayor energía y están alternados casi en la mitad del intervalo  $\Delta\nu$  entre modos del mismo grado  $l$  tal y como sucede en el caso del Sol. Este resultado se puede ver en la figura 3.9, donde se pueden observar los espectros doblados del espectro a  $\Delta\nu$  y  $\Delta\nu/2$ .

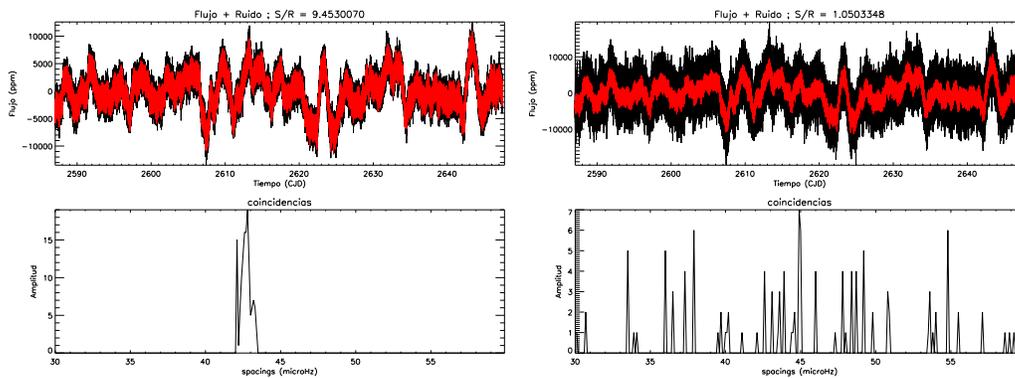


Figura 3.10: Datos de la estrella HD 49933 con distintos niveles de ruido. El color rojo nos representa los datos originales superpuestos a los datos con ruido (color negro). Debajo de cada representación podemos ver las coincidencias encontradas por el programa *trufas*.

Al igual que se hizo con el Sol, para ver como se comporta el programa *trufas* frente al ruido, y hasta que nivel de  $S/R$  podemos obtener resultados fiables, a estos datos les hemos ido añadiendo ruido aleatorio. Los resultados los podemos ver en la figura 3.10. Los datos con ruido están representados en color negro, siendo el rojo los datos originales sin ruido. La relación  $S/R$  la calculamos haciendo el cociente de las varianzas de la señal fotométrica (que ya contiene buena parte de ruido) y de la señal aleatoria introducida. Debajo de cada

curva tenemos el resultado obtenido al ejecutar el programa *trufas*. Podemos apreciar que a medida que aumentamos el ruido las separaciones o equiespaciamentos que va encontrando son muy diversas y pierden significancia. En el caso de la estrella que estamos estudiando esto ocurre cuando tenemos una señal a ruido en torno a 1.

### 3.2.3 HD181420

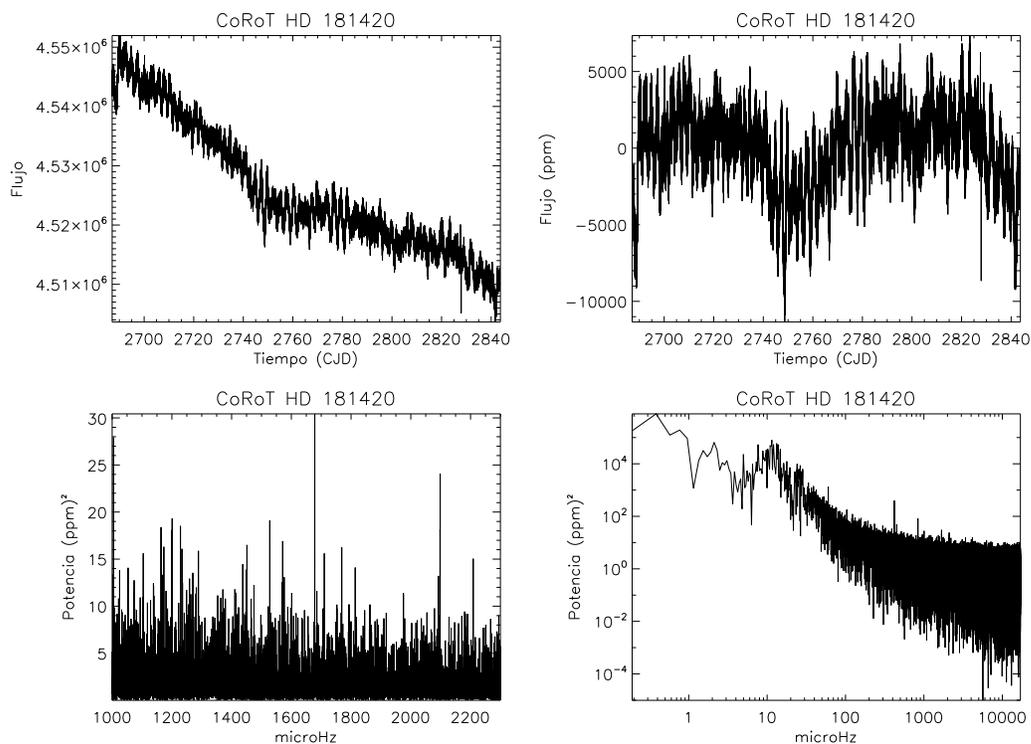


Figura 3.11: En la parte superior vemos la curva de Luz de la estrella HD 181420: a la izquierda los datos originales y a la derecha los datos tras ajustarles una parábola. En la parte inferior tenemos los espectros de potencias: n la imagen de la izquierda vemos un zoom del espectro y en la de la derecha tenemos el espectro en escala logarítmica.

Al igual que la anterior se trata de observaciones de *CoRoT* de una estrella con tipo espectral F2 y magnitud  $m_v = 6.57$ . Tiene una masa de  $M = 1.311 \pm 0.063 M_{\odot}$ , una luminosidad de  $L/L_{\odot} = 4.28 \pm 0.28$ ,  $T_{eff} = 6580 \pm 105$  K y una velocidad de rotación estimada de  $v \sin(i) = 18 \pm 1$  km s $^{-1}$  (Barban et al. 2009). Los modos están ubicados en la región comprendida entre 1000 y 2300  $\mu$ Hz, teniendo la separación grande  $\Delta\nu$  un valor de a 75  $\mu$ Hz (Gaulme et al. (2009)). Para esta estrella se ha tomado una serie observada de 140 días y se han realizado los mismos cálculos que en el caso anterior. En la figura 3.11 se puede observar la curva de los datos originales (imagen de la izquierda) y los datos tras ajustarles una parábola (imagen de la derecha). Con estos datos ajustados calculamos el espectro de potencias, (ver figura 3.11) y ejecutamos el código *trufas* al espectro obtenido. En este caso vamos a buscar equiespaciamento en el subespectro de intervalo 1000 y 2300

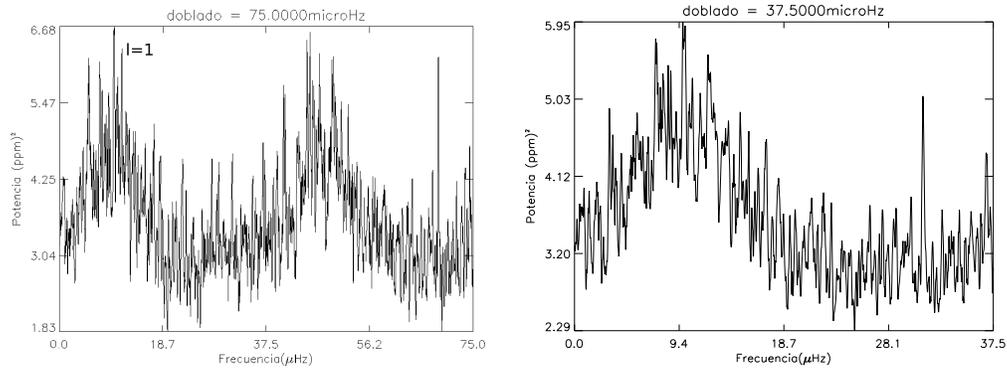


Figura 3.12: En la imagen de la izquierda se puede ver un doblado de la estrella HD 181420 en  $\Delta\nu$ , 75  $\mu\text{Hz}$ . En la imagen de la derecha tenemos el doblado del espectro en  $\Delta\nu/2$ , 37.5  $\mu\text{Hz}$

$\mu\text{Hz}$ . El código encontró la separación más probable en 37.5  $\mu\text{Hz}$ , que coincide con  $\Delta\nu/2$  precisamente. Se realiza un doblado del espectro en  $\Delta\nu$  y  $\Delta\nu/2$ , los resultados los podemos ver en la figura 3.12.

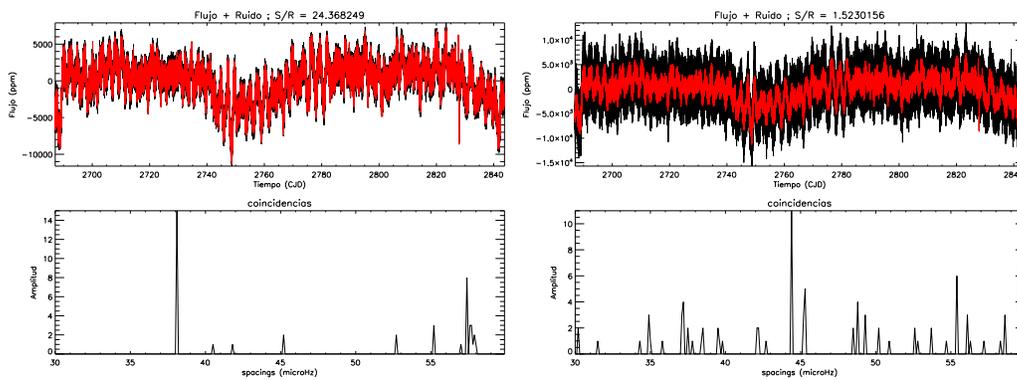


Figura 3.13: Datos de la estrellas HD 181420 con distintos niveles de ruido. El color rojo nos representa los datos originales superpuestos a los datos con ruido (color negro). Debajo de cada representación podemos ver las coincidencias encontradas por el programa *trufas*.

Al igual que hicimos con la estrella anterior, hemos ido añadiendo ruido a los datos y ejecutando el código *trufas* cada vez, los resultados los podemos ver en la figura 3.13. Al igual que antes vemos que llega un momento que por más que el ruido aumente el resultado que encontramos no mejora. En el caso de la estrella HD 181420 esto ocurre cuando tenemos una señal a ruido de a 1.5. La diferencia con el caso anterior es debido a que en este caso los datos disponibles son 140 días, más del doble que en el antes y estamos aumentando la señal sobre el ruido observado.

### 3.2.4 Análisis de un sistema binario simulado (HD 49933 + HD 181420)

Se ha simulado un posible sistema binario a partir de los datos de las dos estrellas anteriores. Para ello se han sumado las señales de las estrellas anteriores (HD 49933 y HD 181420)

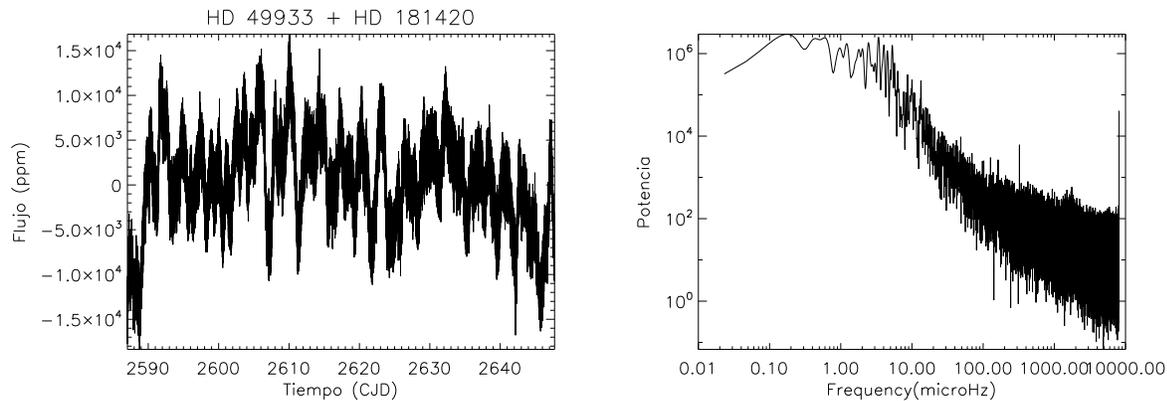


Figura 3.14: Suma pesada de los flujos de las estrellas HD 49933 y HD 181420, con una longitud temporal de 60 días.

obteniendo una serie temporal de 60 días. A esta serie temporal se le ha calculado el espectro de potencias y se han buscado los equiespaciamentos en un rango de 1000 a 2600  $\mu$  Hz. Este rango ha sido escogido en base a que esperamos encontrar en los espectros de las estrellas que forman el sistema las oscilaciones en este intervalo de frecuencias. Se ha realizado esta simulación para analizar cómo puede ser el comportamiento de los sistemas binarios que vamos a tratar posteriormente. En estos sistemas vamos a tener superpuestas las posibles oscilaciones de ambas estrellas, con lo que se combinarán los espectros y no sabemos con exactitud en qué frecuencias pueden estar situados. Tampoco sabemos exactamente como son ambas componentes de los sistemas binarios que vamos a estudiar ya que los únicos datos que se disponen de ellos son los obtenidos por *CoRoT*, es decir, periodo y tipo espectral del sistema aproximado. Sólo podemos deducir cuán diferentes son las componentes de cada sistema por las formas de las curvas de luz. En este caso hemos sumado una estrella de tipo espectral F5 con una estrella F2, que son bastante semejantes. Pese a ello al hacer la varianza de los datos se observa que en una de ellas es el doble de la otra, lo cual hemos corregido apropiadamente. Los datos finales ya sumados se pueden ver en la figura 3.14, así como el espectro de potencias calculado.

Una vez obtenido el espectro de potencias ejecutamos el programa *trufas*. En los equiespaciamentos encontrados se observa que el programa ha encontrado con más significancia el  $\Delta\nu/2$  de la estrella HD 49933, mientras que los correspondientes a las estrella HD 181420 apenas se pueden distinguir. En la figura 3.15 podemos observar los doblados del espectro en 85.0 y 75.0  $\mu$ Hz, que son los  $\Delta\nu$  correspondientes a cada una de las estrellas. En esta figura se observa que en 85.0  $\mu$ Hz aún se pueden distinguir la estructura de los modos de oscilación de la estrella, mientras que en 75.0  $\mu$ Hz la señal es mucho más ruidosa y casi no se aprecian los modos.

Este resultado nos indica la gran dificultad con la que nos vamos a encontrar en las estrellas que vamos a estudiar. En este ejemplo pese a tener información sobre cada una de las componentes vemos que los espectros de potencias de ambas estrellas están mezclados, lo que baja la señal a ruido del sistema, y uno de ellos es prácticamente indetectable tras el análisis.

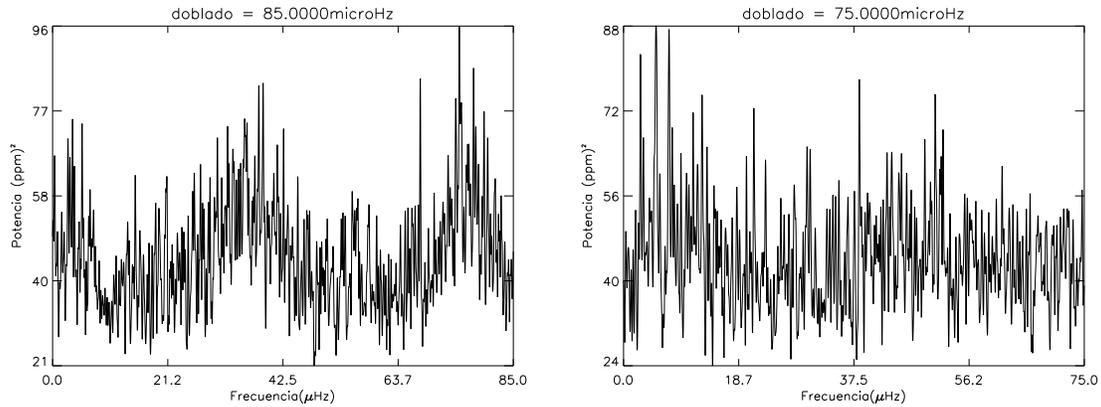


Figura 3.15: Doblados del espectro de potencias de la suma de las estrellas HD 49933 y HD 181420 en 85.0 y 75.0  $\mu\text{Hz}$ , correspondientes a las  $\Delta\nu$  de cada una de las estrellas

### 3.2.5 Análisis del sistema binario corot 0102773381

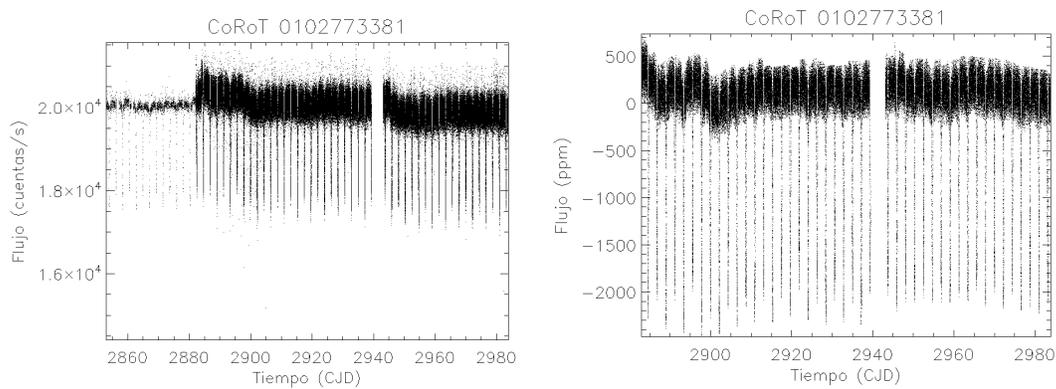


Figura 3.16: A la izquierda se puede ver los datos iniciales de la binaria, y a la derecha los datos una vez limpios y seleccionados los de SC (Short Cadence)

Como ejemplo de la metodología descrita en el apartado 3.1 que se va a llevar a cabo con los datos de las binarias de *CoRoT* se va a mostrar con cierto detalle el análisis realizado para la estrella **corot 0102773381** de tipo espectral G3V, con un periodo de 4.379 días proporcionado por el primer análisis del equipo *CoRoT*.

La primera acción que se lleva a cabo es la limpieza de la serie fotométrica observada y el cálculo del periodo orbital de la binaria. El nuevo periodo calculado es de  $4.37811 \pm 0.00021$  días, que es más preciso que el proporcionado por el equipo de *CoRoT*. En la figura 3.16 se pueden ver tanto los datos iniciales que teníamos de la binaria, como una vez limpios. Estos datos se ponen en fase en la curva de luz y se calcula un modelo para los eclipses (figura 3.17). El modelo, se repite las veces que sea necesario, según la longitud de los datos de que se dispone, y se lo restamos a los datos para obtener los residuos. Estos residuos muestran una ligera curvatura, por lo que se les ha ajustado un polinomio de grado

bajo, en este caso de grado 2, normalmente menor de 4 (ver figura 3.18). Estos son los datos que se van a usar para proceder al análisis sísmológico.

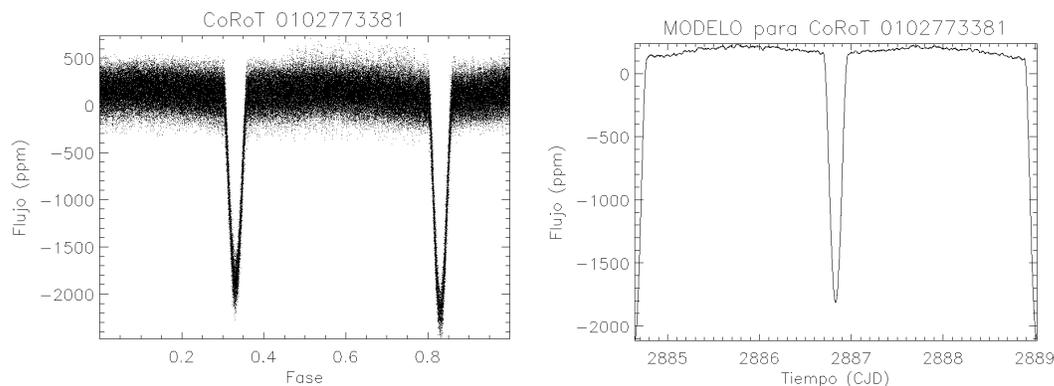


Figura 3.17: A la izquierda se pueden ver los datos de la binaria puestos en fase. A la derecha está el modelo calculado a partir de la curva de luz

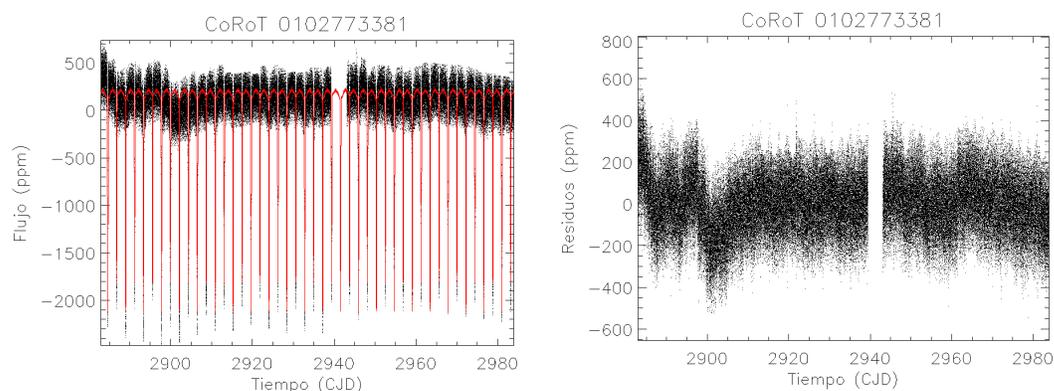


Figura 3.18: A la izquierda se puede ver el ajuste del modelo para todos los datos disponibles de la binaria. A la derecha están los residuos generados al restar el modelo a los datos en partes por millón.

El espectro de potencias que se obtiene es el de la figura 3.19. En este espectro podemos distinguir varias señales en diferentes intervalos espectrales. En la zona de más baja frecuencia, que comprende de 0.01 a 20  $\mu\text{Hz}$ , nos encontramos que, además de un cierto ruido de baja frecuencia, los picos predominantes están relacionados con el periodo orbital de la binaria que es de 4.378 días (2.644  $\mu\text{Hz}$ ) y sus armónicos; estas señales han sido suprimidas bastante bien al restar el modelo a la fotometría, lo que constituye una medida de la bondad del modelo. En la zona entre 100 y 1000  $\mu\text{Hz}$ , los picos que observamos están relacionados con el periodo orbital del satélite, situado en 161.7  $\mu\text{Hz}$  y sus armónicos. En la zona de altas frecuencias, entre 1000 y 6000  $\mu\text{Hz}$ , es donde esperamos encontrar los modos de oscilación de las estrellas. Como conocemos la frecuencia de orbital del satélite, así como sus armónicos ( $2 \times \nu_{orb}$ ,  $3 \times \nu_{orb}$ ,  $4 \times \nu_{orb}$ , ...), la siguiente operación que se realiza es

limpiar el espectro de todo este conjunto de picos. Se limpian hasta  $4 \times \nu_{rot}$ , ya que la quinta frecuencia ya tiene una amplitud muy baja (a nivel de ruido). El resultado de hacer esta limpieza la podemos ver en la figura 3.20.

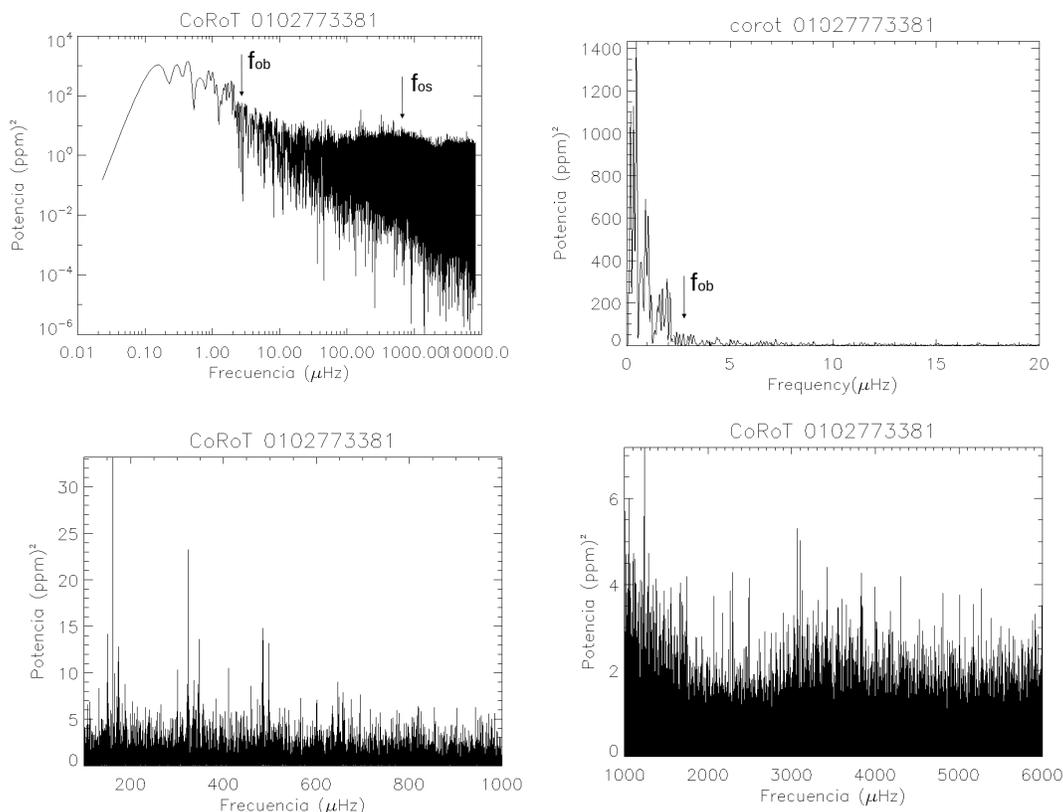


Figura 3.19: En la primera imagen se puede ver el espectro en escala logarítmica, obtenido de los residuos de la binaria. Las siguientes imágenes se muestran diversas zonas del espectro en las que se pueden observar mejor los picos que aparecen en el espectro. La frecuencia orbital de la binaria ( $f_{ob}$   $2.644 \mu\text{Hz}$ ) ha desaparecido casi por completo al restar el modelo calculado, lo que confirma la bondad del modelo. La frecuencia orbital del satélite ( $f_{os}$   $161.7 \mu\text{Hz}$ ) en cambio aparece por encima del ruido, al igual que sus primeros armónicos. En la zona de interés para encontrar la señal sísmica de las estrellas ( $1000\text{-}6000 \mu\text{Hz}$ ) no parecen encontrarse señales claramente por encima del ruido).

Ejecutamos el programa *trufas* sobre el espectro limpio para buscar las separaciones más probables, si es que existen por encima del nivel de ruido. Para ejecutar este programa tenemos que seleccionar un rango de frecuencia y teniendo en cuenta que se están buscando oscilaciones de tipo solar, es decir en el rango entorno a  $3000 \mu\text{Hz}$ , el rango que vamos a utilizar es entre  $2000$  y  $4000 \mu\text{Hz}$ . Al tratarse de un objeto de tipo espectral G3V, muy parecido al solar, esperaríamos encontrar señales semejantes a la solar, tanto en amplitud ( $2\text{-}6 \text{ ppm}^2$ ) como en frecuencia ( $2000\text{-}4000 \mu\text{Hz}$ ). Además deberíamos encontrar dos espectros parecidos ya que la curva de luz de la binaria nos indica que se trata de dos estrellas muy parecidas en su radio y flujo (temperatura efectiva). La realidad nos muestra que obtenemos señales de amplitudes parecidas pero el ruido es mucho mayor que en el caso solar (figura 3.5), por lo tanto encontrar picos por encima del ruido va a ser muy difícil. No

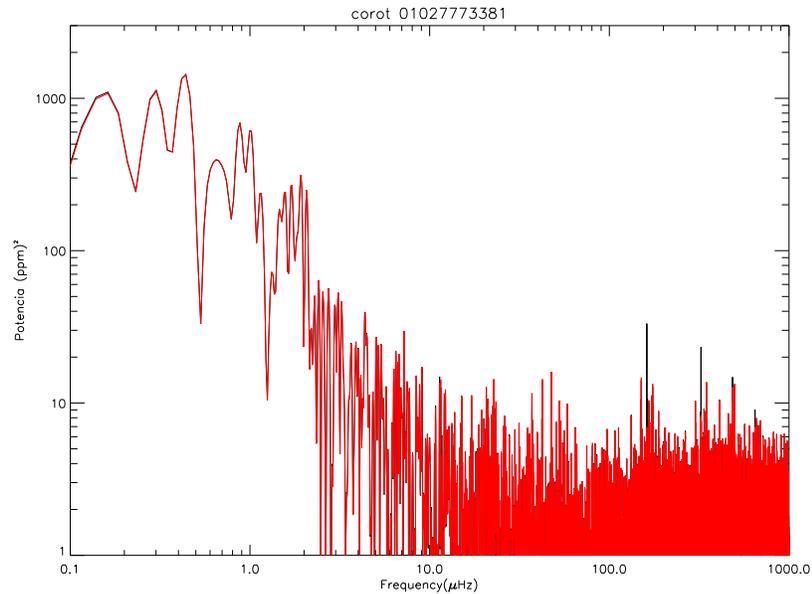


Figura 3.20: En la imagen tenemos superpuestos los espectros en escala logarítmica de los datos sin limpiar de las frecuencias de rotación del satélite (negro) y una vez que hemos eliminado estas frecuencias (rojo)

obstante, podríamos encontrar las dos separaciones grandes o una sola, en el caso de que fueran estrellas idénticas. Los resultados de utilizar el programa *trufas* se pueden ver en la tabla 3.1. Una forma de corroborar éstas separaciones consiste en realizar un doblado del espectro limpio de las frecuencias del satélite en las separaciones más probables en el rango de 2000-4000  $\mu\text{Hz}$ . En el caso de que en ese intervalo de frecuencias la estrella tuviera picos con una separación uniforme, al doblarlo (módulo esta separación) debería mostrar una estructura por encima del ruido. Los resultados de realizar esta operación se pueden ver en la figura 3.21. Como se puede ver, en el rango de 2000 a 4000  $\mu\text{Hz}$  al doblar el espectro no encontramos ninguna estructura de modo que sobresalga significativamente por encima del ruido.

Rango $\mu\text{Hz}$	Separaciones $\mu\text{Hz}$	Coincidencias
2000-4000	32.1	24
	63.4	15
	62.6	14
	181.4	10
	47.4	10
	159.8	9
	153.5	9
	80.0	8
	32.3	8
	190.2	7
	123.7	7
	69.2	7
	195.8	6
	194.9	6
	130.4	6

Tabla 3.1: Separaciones más probables de los picos del espectro, ya limpio de las frecuencias del satélite, encontrados por el programa *trufas* entre 2000 y 4000  $\mu\text{Hz}$ . El número de coincidencias es una indicación de la fiabilidad de la separación encontrada. Obsérvese que aparecen las separaciones  $\Delta\nu/2$  y las  $\Delta\nu/3$  y  $\Delta\nu/4$ , al igual que en los casos "típicos" analizados en el tema 3.

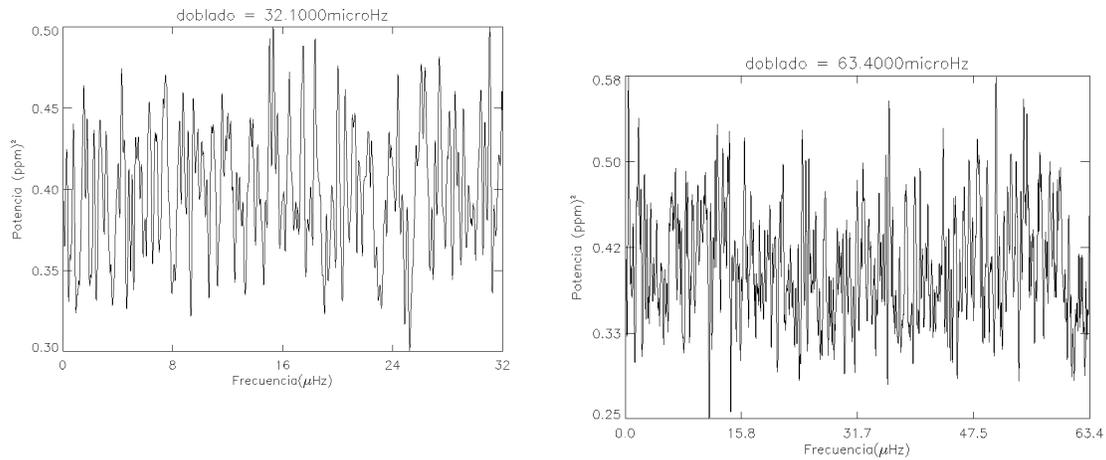


Figura 3.21: Espectro doblado con los dos espaciamientos más probables en el rango de 2000 a 4000  $\mu\text{Hz}$ .

# 4

---

## X Tri

Este capítulo está dedicado al análisis de las observaciones de la binaria *X Tri*, incluyendo las campañas de observación y los resultados obtenidos.

### 4.1 X Tri

X Tri (HD 12211, BD+27 318, SAO 75082), fue catalogada como variable por Walker en 1921 (Qian 2002) y posteriormente por Neujmin (1922), dando este último una primera aproximación de las características y elementos orbitales de la binaria y las primeras efemérides,

$$HJDMin.I = 2422722.2670 + 0^d97156 \times E \quad (4.1)$$

A partir de aquí muchos han sido los autores que han observado la binaria, con lo que tenemos un amplio conjunto de elementos orbitales del sistema, así como de curvas de luz y tiempos en el mínimo del sistema, figura 4.1. Struve (1946) publicó las primeras observaciones espectroscópicas del sistema, figura 4.2, de las cuales obtuvo el tipo espectral A3+G3 y dedujo que la órbita era circular.

Posteriormente Wood (1950) corroboró que la estrella tiene cambios abruptos en el periodo, tal y como había previsto Gdomski en 1932 (Qian 2002). Fueron varios los autores (Odinskaya & Ustinov, 1951; Lange, 1957; Todoran, 1963; Mallama, 1975; etc.) que confirmaron estos cambios (Qian 2002). La principal característica que muestra este sistema son las variaciones en el periodo, que parecen ser bastantes complicadas y sin un patrón definido. Se observaron varios cambios abruptos del periodo entorno a los días julianos 2425000 y 2428000. Lange investigando las características irregulares del diagrama O-C del sistema, señala que el comportamiento de la binaria es semejante al de la variable XZ And (Qian 2002). Por otro lado Wood & Forbes (1963) modelan los cambios de periodo usando una ecuación cúbica. Posteriormente, Frieboes-Conde & Herczeg (1973) señalan que los cambios de periodo del sistema pueden ser debidos a un efecto temporal de la luminosidad. Rafert (1982) en su estudio muestra que no hay evidencias de movimiento apsidal en el sistema. Y más recientemente, Rovithis-Livaniou et al. (2000) estudian estos cambios de periodo usando el método de Kalimeris et al. (1994), señalando que estos cambios

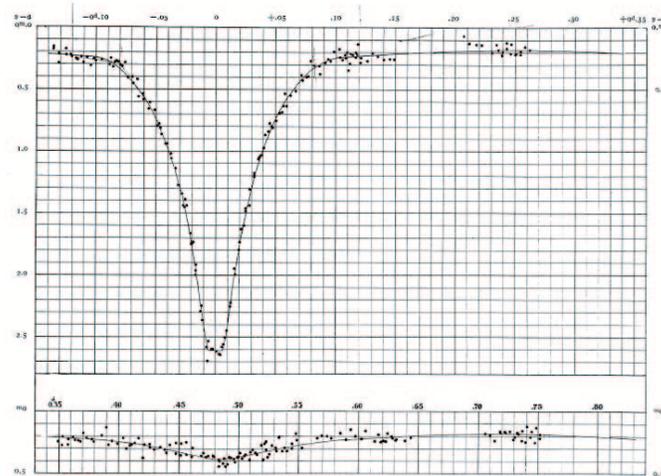


Figura 4.1: Primera curva de luz de la binaria obtenida por Dugan (1928)

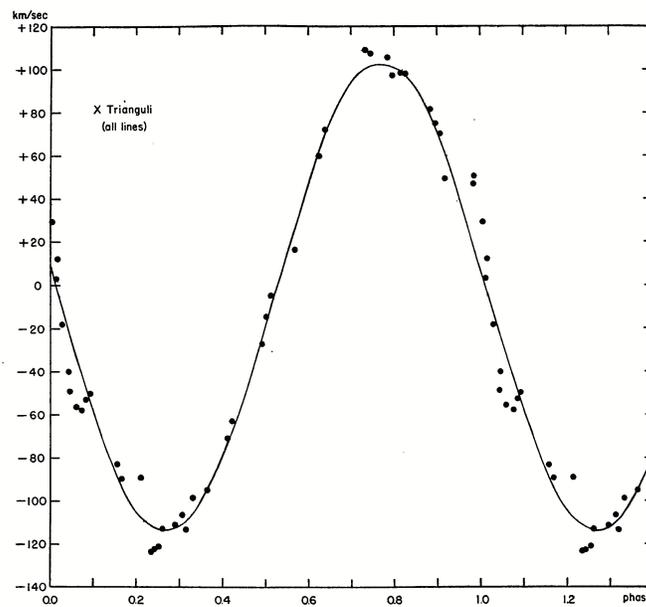


Figura 4.2: Curva de velocidad radial obtenida por Struve (1946)

son periódicos, al menos los producidos después de 1949, y pueden ser explicados por la variación temporal de la luminosidad o por los ciclos magnéticos del sistema. Qian (2002), calcula una pérdida de periodo de  $dP/dt = -1.42 \text{ días año}^{-1}$ , señalando que estas variaciones de periodo pueden ser causados por pérdida de momento angular generado por un acoplamiento magnético y gravitacional entre las dos componentes.

En cuanto a estudios sismológicos de la variable actualmente sólo se encuentran los

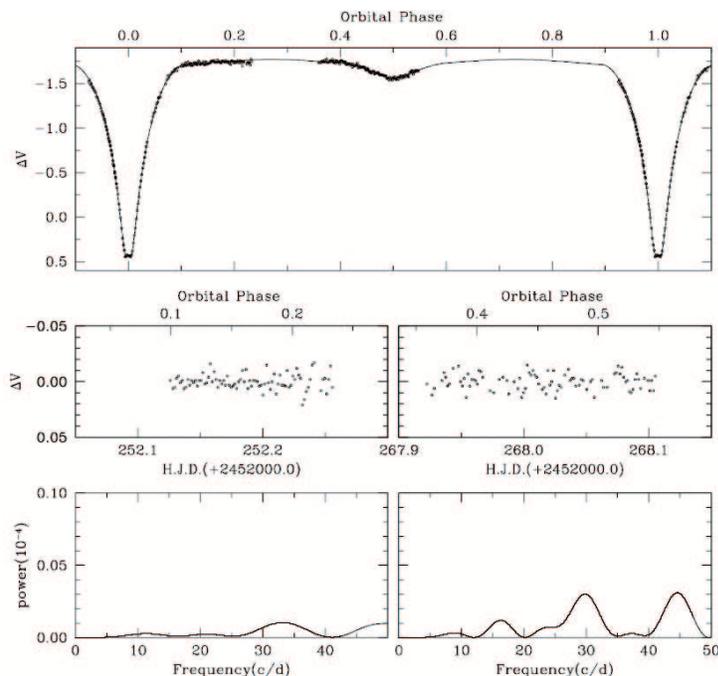


Figura 4.3: Curva de luz y espectro de potencias obtenido por Kim et al. (2003). En el espectro de potencias se puede intuir la presencia de dos picos entorno a 30 c/d y 45 c/d, pero ninguno de ellos es significativo.

llevados a cabo por Kim et al. (2003) no encontrando ninguna clara evidencia de oscilaciones, figura 4.3. En su estudio proponen realizar observaciones más completas de la estrella para un nuevo análisis sismológico.

## 4.2 Campañas de Observación

Se eligió como objeto de estudio la binaria X Tri debido a que es un objeto brillante ( $V=9$ ) y los estudios sismológicos que había hasta la fecha (Kim et al. (2003)) no reunían evidencias suficientes como para determinar si el objeto mostraba oscilaciones. Para su estudio se llevaron a cabo varias campañas de observación en los telescopios MERCATOR e IAC80, las cuales se pueden ver en la tabla 4.1. El proceso de reducción y cálculo de la fotometría se realiza tal y como se describe en el apartado 2.1.3. Para el análisis de los datos, tanto su limpieza, como el cálculo de la curva de luz del modelo y el análisis espectral, se desarrollaron varios programas bajo el entorno de IDL tal y como ha descrito en el capítulo 3.

Telescopio	Filtros	Fecha	hora	duración	Telescopio	Filtros	Fecha	hora	duración
IAC80	B-V-R	7 Oct.	18:50	8h26m	MERCATOR	V	9 Nov.	23:40	5h22m
	B-V-R	8 Oct.	18:40	11h46m		V	10 Nov.	18:43	10h19m
	B-V-R	9 Oct.	18:40	11h16m		V	13 Nov.	19:25	7h13m
	B-V-R	10 Oct.	18:40	11h47m		V	16 Nov.	22:52	6h8m
	B-V-R	11 Oct.	19:50	1h23m		V	17 Nov.	18:35	10h28m
	B-V-R	12 Oct.	18:52	7h57m		V	22 Nov.	18:53	4h7m
	B-V-R	13 Oct.	18:51	11h31m		V	23 Nov.	18:20	10h00m
	B-V-R	14 Oct.	19:50	10h39m		V	25 Nov.	00:44	3h31m
	B-V-R	15 Oct.	18:50	3h10m		V	26 Nov.	18:28	9h46m
	B-V-R	16 Oct.	20:11	8h26m		V	27 Nov.	19:22	8h57m
	B-V-R	20 Oct.	20:45	9h31m		V	28 Nov.	18:33	9h47m
	B-V-R	21 Oct.	18:44	11h23m		V	29 Nov.	19:00	8h30m
	B-V-R	22 Oct.	18:50	11h12m					
	B-V-R	23 Oct.	20:55	1h35m					
	V-R-I	29 Nov.	18:23	9h18m					
	V-R-I	30 Nov.	18:30	9h00m					
	V-R-I	1 Dic.	18:22	9h13m					
	V-R-I	2 Dic.	19:20	8h15m					
	V-R-I	3 Dic.	18:20	7h20m					
	V-R-I	4 Dic.	18:20	5h22m					
	V-R-I	5 Dic.	21:52	5h29m					
	V-R-I	6 Dic.	18:20	8h50m					
	V-R-I	7 Dic.	18:26	9h02m					
	V-R-I	8 Dic.	18:26	4h52m					

Tabla 4.1: Observaciones realizadas para la binaria X Tri en el telescopio IAC80 y en el telescopio MERCATOR

### 4.2.1 Observaciones en el telescopio MERCATOR

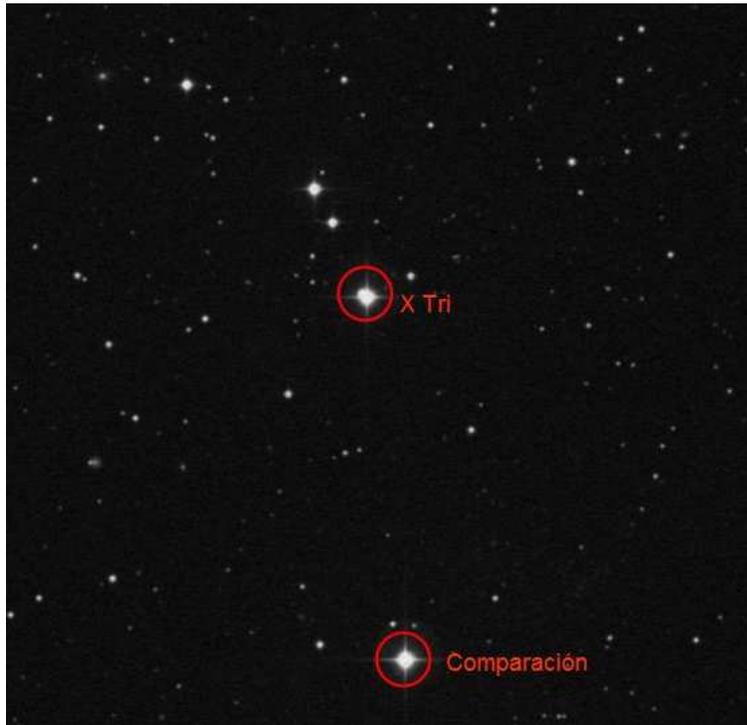


Figura 4.4: Campo observado con el sistema binario X Tri y la estrella usada como comparación (imagen de 12' obtenida de *SIMBAD Astronomical Data Base*)

Las observaciones tuvieron lugar del 9 al 29 de noviembre del 2006, con la cámara MEROPE del telescopio MERCATOR. Como estrella de comparación se eligió HD 12212 (figura 4.4) ya que, dentro del campo que abarcaba la CCD, era la más semejante en magnitud. La separación entre ambas estrellas es de 6.33 minutos de arco, como el campo de la CCD es de  $6.6 \times 6.6$  arcmin<sup>2</sup> se tuvo que girar la cámara 30° para tener las dos estrellas centradas. Tras haber limpiado los datos correspondientes a las noches anteriormente señaladas se obtuvo la curva de luz de la binaria, ver figura 4.5, teniendo en cuenta que el periodo es de  $P=0.971539676^d$ , tomando como referencia el tiempo de mínimo dado por Qian (2002). Posteriormente se realiza el modelo de la binaria con estos datos con un suavizado sobre 5 puntos (figura 4.5), se resta de los datos obteniendo los residuos que luego van a ser analizados por el programa *Period04* para la obtención del espectro de potencias. En la noche del 9 de noviembre se observa la salida del mínimo primario, mientras que en la del 10 de noviembre el mínimo primario se ve casi al completo. En el resto de las noches lo que se observan son distintos trozos de la curva, sobre todo del mínimo secundario.

### 4.2.2 Observaciones en el telescopio IAC80

Las observaciones tuvieron lugar en dos campañas, una del 7 al 23 de octubre de 2006, y otra del 29 de Noviembre de 2006 al 8 de diciembre de 2006, con el fotómetro TCP.

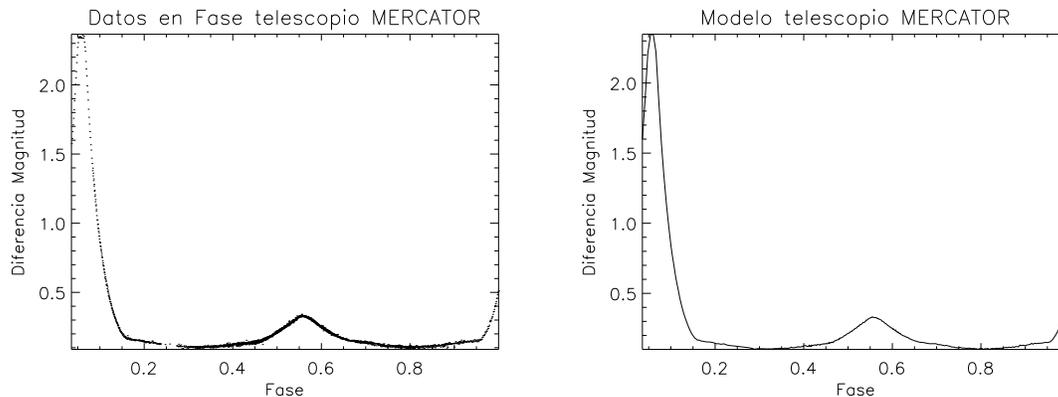


Figura 4.5: En la imagen de la izquierda se puede observar la curva de luz en el filtro V de los datos en el telescopio MERCATOR. En la de derecha tenemos el modelo calculado para estos datos.

Como estrella de comparación se eligió HD 12212 (figura 4.4) ya que, dentro del campo que abarcaba la CCD, era la más semejante en magnitud. Tras haber limpiado los datos correspondientes a los cuatro filtros que se usaron, se obtuvieron las curvas de luz de la binaria, teniendo en cuenta que el periodo de la binaria es de  $P=0.971539676^d$ , se obtuvo la curva de luz, figura 4.6, tomando como referencia el tiempo de mínimo dado por Qian (2002). En el caso de los filtros B, R e I los modelos que se han usado han sido calculados por el programa *BinaRoche*, para el caso del filtro V se ha calculado un modelo mediante un suavizado de la curva de luz sobre 5 puntos. En la figura 4.6 se pueden ver los modelos calculados para todos los filtros. De la resta de estos modelos obtenemos, para cada caso, los residuos a partir de los cuales vamos a calcular el espectro de potencias. En el filtro R tenemos una noche con el mínimo primario completo, que es la noche del 5 de diciembre. En el filtro I volvemos a tener sólo la noche del 5 de diciembre con el mínimo primario. El resto de la noche nos va completando la curva de luz. En el filtro B no se ha obtenido el mínimo primario en ninguna de las noches, como se puede apreciar en la figura 4.6.

### 4.3 Análisis sismológico de los datos

#### 4.3.1 Datos en los diferentes filtros

Una vez que hemos calculado los residuos restando el modelo a los datos en cada filtro, obtenemos el espectro de potencias con el programa *Period04*; estos espectros los podemos ver en la figura 4.7. Las frecuencias que buscamos están en torno a  $35 - 45$  c/d ( $347.2 - 520.8 \mu\text{Hz}$ ), (Kim et al. 2003), así que hacemos una búsqueda de los equiespaciamentos entre  $300$  y  $600 \mu\text{Hz}$ . Las componentes de la binaria son estrellas de tipo espectral A3 y G3 (Struve 1946), con lo que es de esperar que tengan la separación grande,  $\Delta\nu$ , sobre  $80-90 \mu\text{Hz}$ , para la estrella más caliente, y  $130-160 \mu\text{Hz}$  para la componente más fría del sistema (Christensen-Dalsgaard & Frandsen 1983b). Esto lo vamos a tener en cuenta a la hora de hacer la búsqueda de los equiespaciamentos en el espectro de potencias. También hay que tener en cuenta que en el espectro de potencias vamos a tener unas frecuencias asociadas a la ventana de observación noche-día más sus armónicos, estas frecuencias van a estar

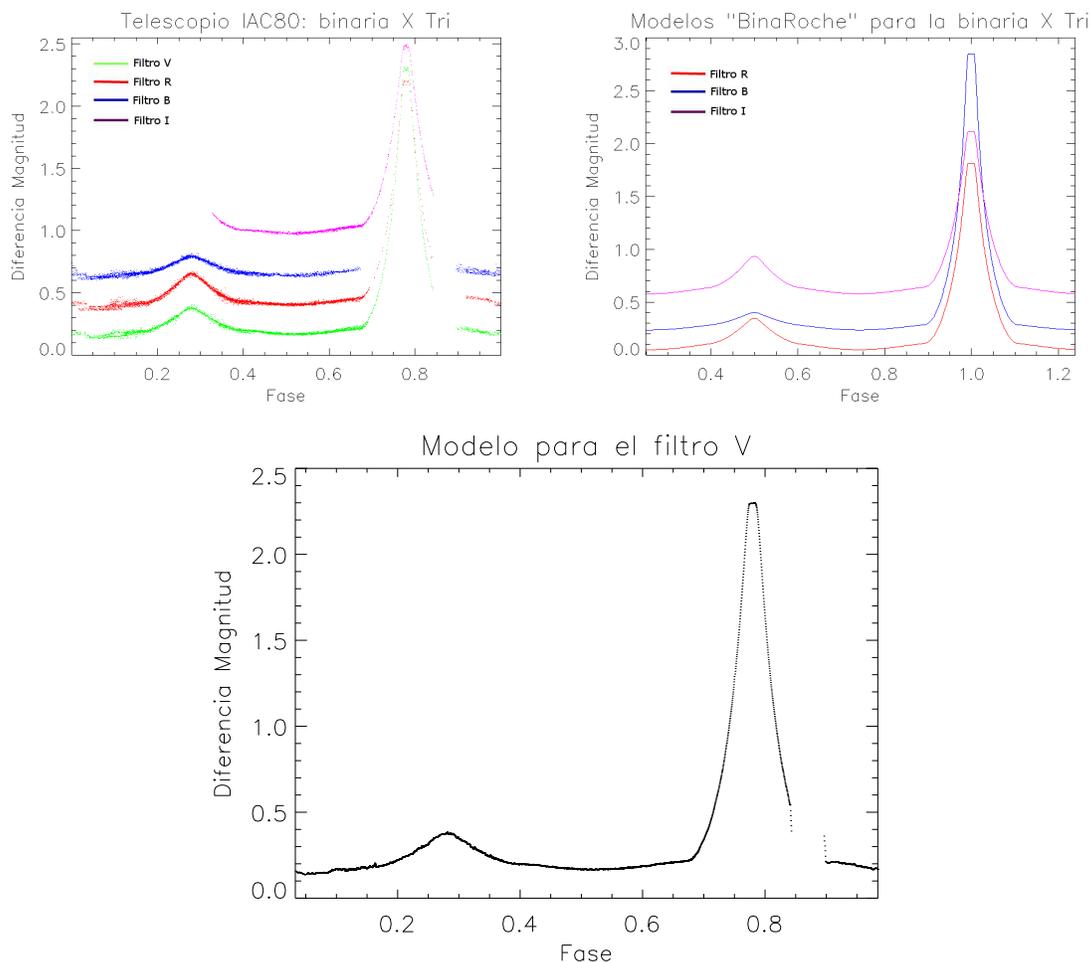


Figura 4.6: En la primera imagen tenemos las curvas de luz calculadas en todos los filtros disponibles para el telescopio IAC80. En las otras dos figuras podemos ver los modelos obtenidos: primeramente con el código *BinaRoche* para los filtros B, R e I, y en la siguiente los dos modelos obtenidos para el filtro V, en rojo el modelo usando el suavizado de los datos, y en negro en modelo usando el código *BinaRoche*.

sobre  $11.57 \mu\text{Hz}$  (24 horas). También vamos a encontrar frecuencias asociadas a intervalo de muestreo temporal ( $\Delta t$ ). Inicialmente se pretende que este  $\Delta t$  sea constante para no introducir en el espectro frecuencias espúreas, pero debido a que los datos están tomados en tierra este valor no siempre es constante ya que durante la noche pueden aparecer nubes que nos interrumpan la observación, o puede producirse una parada del telescopio.

Los resultados obtenidos para los diferentes filtros podemos resumirlos así:

⇒ filtroB

En la figura 4.7 podemos ver el espectro de potencias de los datos que hemos usado para la búsqueda de los equiespaciamentos. Hemos buscado equiespaciamentos entre 300 y 600  $\mu\text{Hz}$ , usando el programa *trufas* en varias frecuencias, como se puede ver en la figura 4.8. Cuando hacemos la búsqueda en 93.0  $\mu\text{Hz}$  se pueden apreciar dos picos

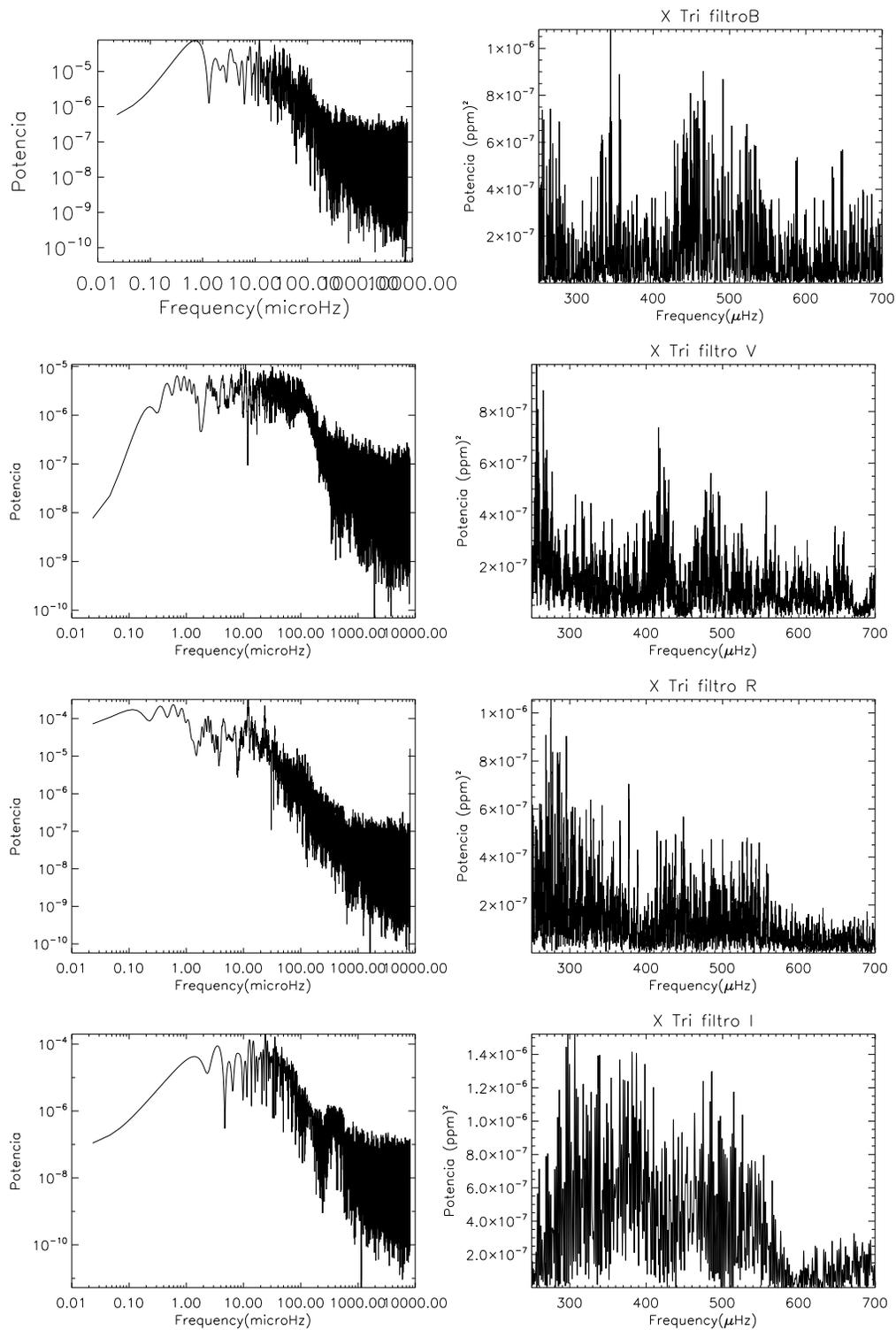


Figura 4.7: Espectros de potencias de la binaria en los filtros B, V, R e I

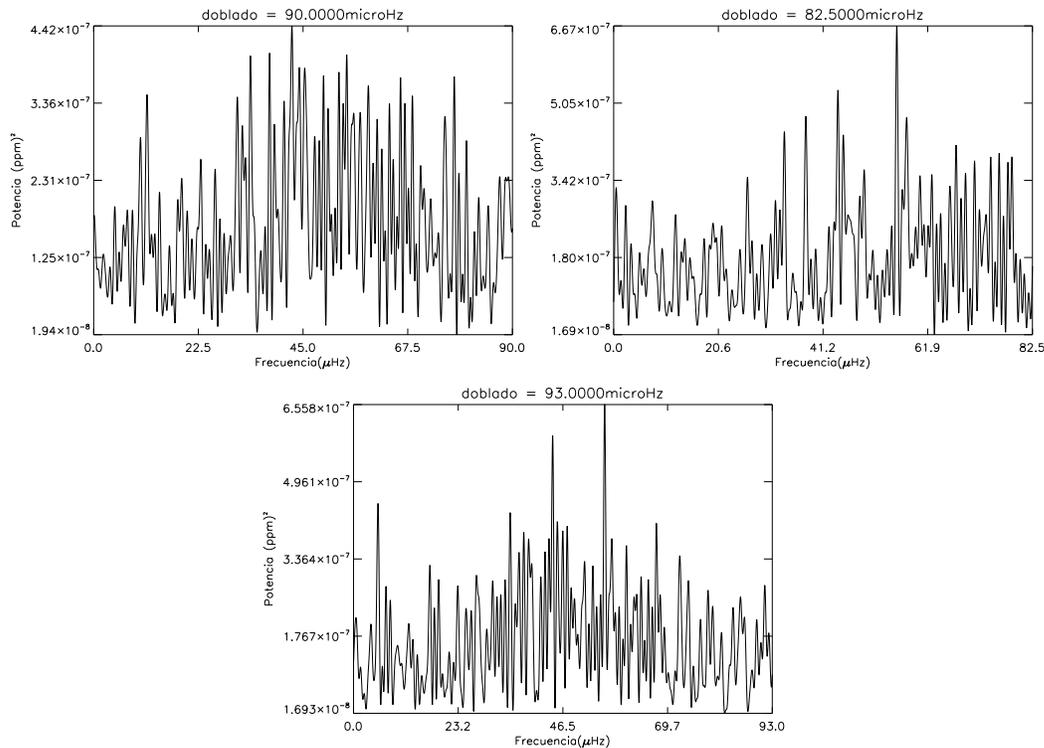


Figura 4.8: Doblado del espectro de potencias en el filtro B en varias frecuencias.

en el espectro sobre 45.5 y 50  $\mu\text{Hz}$ , realmente no podemos saber con total seguridad que estas frecuencias sean de la estrella. En las demás búsquedas no se aprecia nada.

⇒ Filtro V

Aquí vamos a mostrar los resultados del análisis del filtro V, tanto los datos que disponemos tomados en el telescopio *IAC80*, como los obtenidos con el telescopio *MERCATOR*. Lo que se ha hecho es unir los datos de ambos telescopios en el filtro V y calcular un modelo para esta unión (ver figura 4.9). A partir del modelo calculamos los residuos y el espectro de potencias, figura 4.10. Como se ha hecho en los casos anteriores vamos a buscar equiespaciamientos en el rango donde tiene las oscilaciones la estrella, de 300 a 600  $\mu\text{Hz}$ . Encontramos varias coincidencias en este rango, en algunas de ellas, y teniendo en cuenta  $\Delta\nu$  para el tipo de espectral de las estrellas, se ha hecho un doblado del espectro cuyos resultados vemos en la figura 4.11. Si observamos los espectros doblados en 90 y 45  $\mu\text{Hz}$  se puede apreciar varios picos por encima del ruido que podrían ser debidos a la estrella.

⇒ Filtro R

En la búsqueda realizada para el filtro R se obtienen los resultados de la figura 4.12. Si nos fijamos en la búsqueda en 90  $\mu\text{Hz}$  se pueden apreciar dos picos cerca de 45

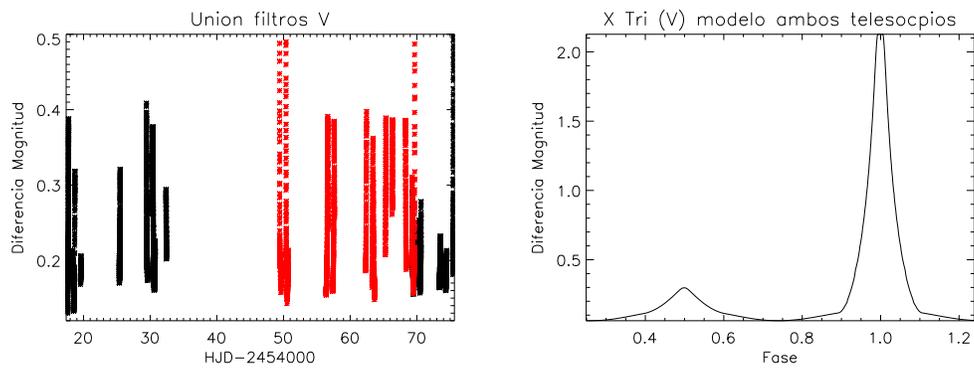


Figura 4.9: En la imagen de la izquierda se observan los datos de la binaria X Tri en el filtro V en ambos telescopios. En la imagen de la derecha tenemos el modelo generado para estos datos.

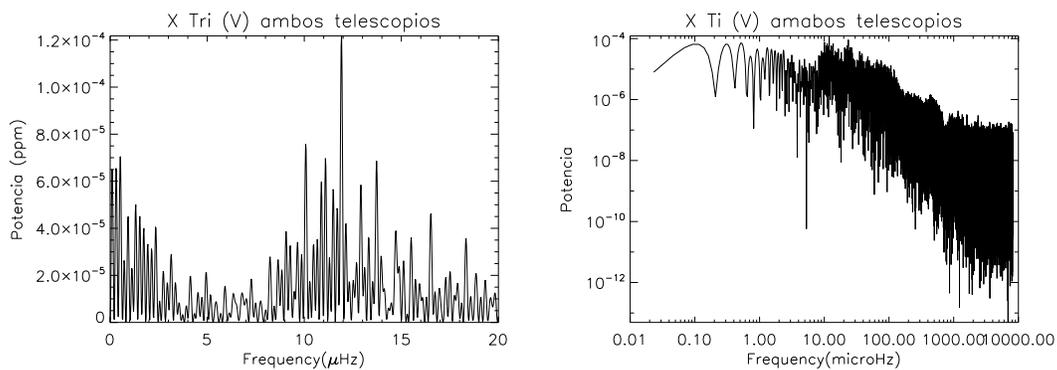


Figura 4.10: En la imagen de la izquierda se observa el espectro de potencias de la binaria X Tri en el filtro V entre 0 y 20  $\mu\text{Hz}$ . En la de la derecha se tiene el espectro en escala logarítmica.

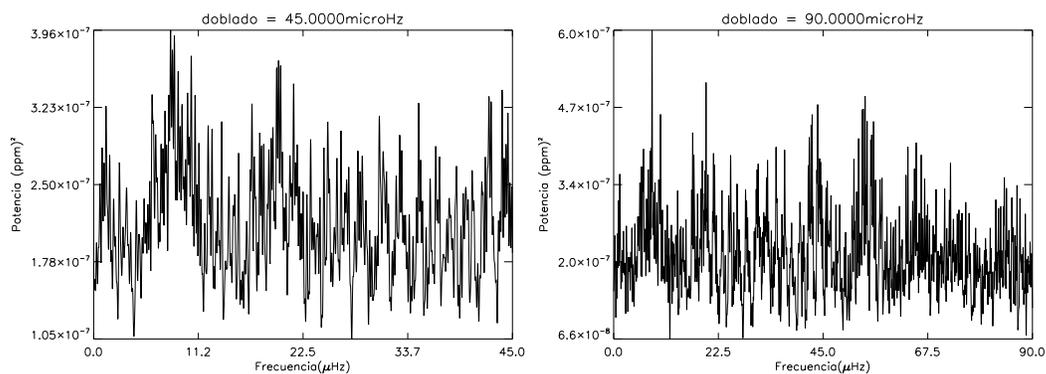


Figura 4.11: En estas figuras podemos ver los doblados del espectro de potencias en algunos de los equiespaciamentos encontrados para el filtro V.

$\mu\text{Hz}$ , pero al igual que nos pasaba en el filtro B, no podemos decir con seguridad que sean debidos alguna de las componentes del sistema binario.

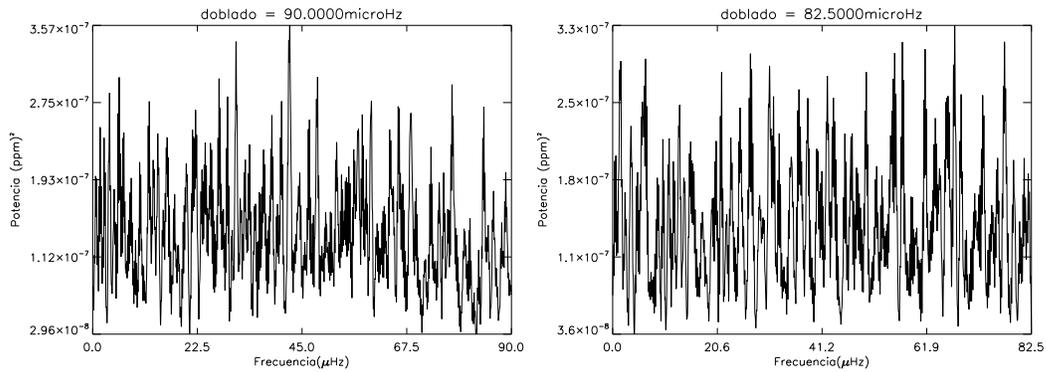


Figura 4.12: Doblado del espectro de potencias en el filtro R en varias frecuencias.

⇒ Filtro I

En la figura 4.13 ponemos las imágenes de las búsquedas que hemos realizado para varias frecuencias. En este caso no se observa nada en ninguno de los casos.

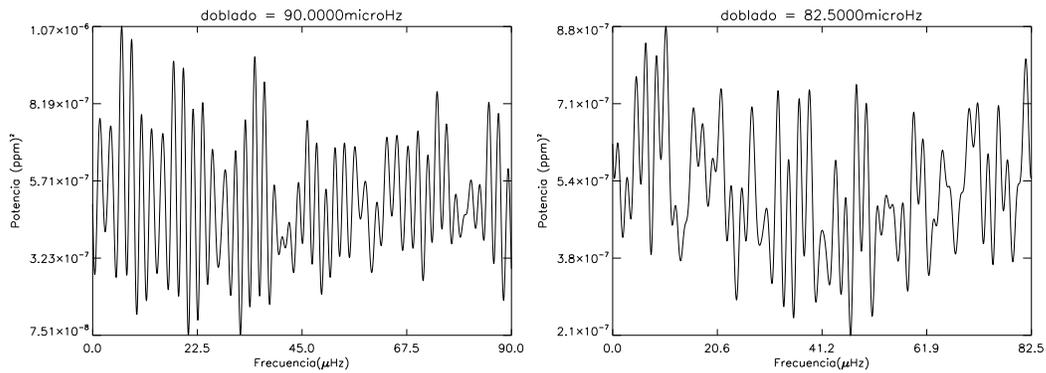


Figura 4.13: Doblado del espectro de potencias en el filtro I en varias frecuencias.

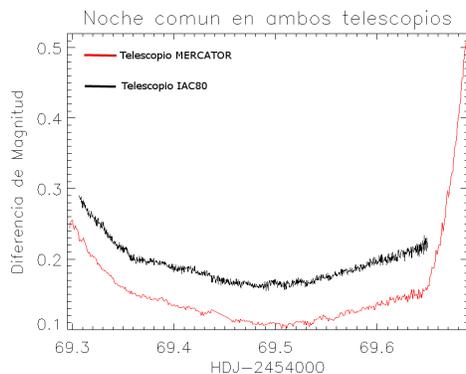


Figura 4.14: Podemos ver los datos de la noche del 29 de Noviembre para ambos filtros.

⇒ Noche del 29 de Noviembre en ambos Telescopios.

Se ha hecho un análisis por separado de esta noche en la que se solapan los datos de los dos telescopios. En este filtro la única noche que se solapan los datos obtenidos en el Telescopio *IAC80* con los obtenidos en el Telescopio *MERCATOR* es la del 29 de Noviembre. En esta noche tenemos la entrada a un mínimo primario y parte de la salida del secundario. Si observamos los datos de ambos telescopios superpuestos (figura 4.14) vemos que para los correspondientes al telescopio *MERCATOR* tiene parte de este mínimo, mientras que los del Telescopio *IAC80* corresponden al máximo y parte de la salida del secundario. Para esta noche común se han calculado por separado para cada telescopio los residuos, restando el modelo de los datos. Estos residuos han sido interpolados en la red de tiempos de los datos con mayor muestreo, para poderlos unir y comparar (ver figura 4.15), la resolución espectral que tenemos para estos datos es de  $29.583 \mu\text{Hz}$ . También se ha calculado su espectro de potencias, figura 4.15. Como se puede observar en el espectro de potencias de esta noche, no se detecta ninguna frecuencia predominante sobre  $300\text{-}500 \mu\text{Hz}$ , que es donde estamos buscando las posibles frecuencias de oscilación de la estrella.

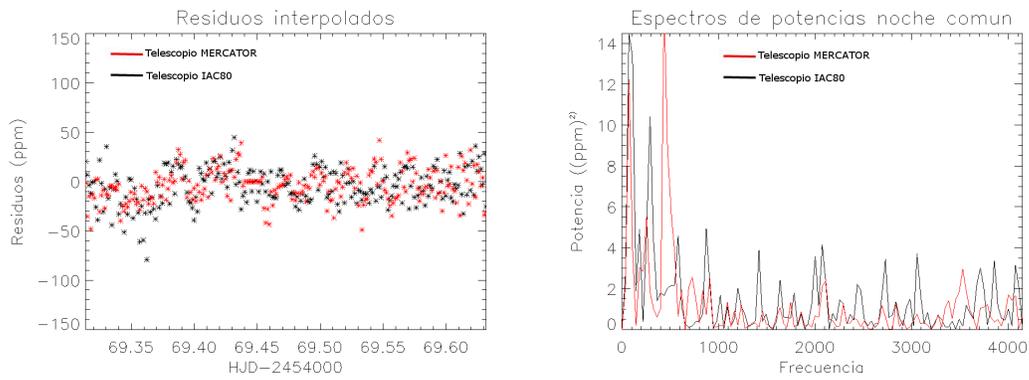


Figura 4.15: En la imagen de la izquierda se pueden ver los residuos interpolados para ambos telescopios. En color rojo se pueden observar los del telescopio *MERCATOR* y en negro lo del telescopio *IAC80*. En la imagen de la derecha tenemos los espectros de potencias calculados a partir de los residuos anteriores.



# 5

---

## Sistemas Binarios de COROT

En este capítulo se van a mostrar los resultados del análisis de los sistemas binarios de *CoRoT* seleccionados. El estudio se ha centrado en sistemas binarios de tipo solar, es decir, con tipos espectrales F tardíos, G y K tempranos. En estas estrellas el mecanismo de excitación de las oscilaciones es por convección en la superficie generando un amplio espectro de modos de oscilación. Este es el mismo mecanismo que ocurre en el Sol. Una característica de las frecuencias de los modos de oscilación en estas estrellas es que en el espectro de potencias podemos identificar la “separación grande“ ( $\Delta\nu_{n,l} \equiv \nu_{n,l} - \nu_{n-1,l}$ ) y la “separación pequeña“ ( $\delta\nu_{n,l} \equiv \nu_{n,l} - \nu_{n-1,l+2}$ ), debido a que las soluciones asintóticas (para  $n \gg 1$ ) de las ecuaciones de las oscilaciones presentan modos cuyas frecuencias están separadas de forma regular. En concreto, se han analizado 12 sistemas binarios. Para cada uno de ellos se ha calculado un modelo, el cual se ha restado a los datos, y de los residuos obtenidos se ha calculado el espectro de potencias. El espectro calculado ha sido limpiado de la frecuencia orbital del satélite y parte de sus armónicos. La búsqueda se centra en un rango de 2000 a 4000  $\mu\text{H}$  ya que se esperan detectar oscilaciones de tipo solar, es decir, en torno 3000  $\mu\text{Hz}$ . Los periodos de los sistemas binarios seleccionados oscilan de 4 a 75 días, se han escogido de esta forma para asegurarnos que las componentes del sistema sean separadas.

### 5.1 Sistemas Binarios Analizados

Los datos analizados han sido de binarias tanto en la zona del centro galáctico, como en la del anticentro, que son las dos direcciones en las que observa el satélite *CoRoT*. Los pertenecientes al centro estarán dentro de la sección *LRc* y los del anticentro dentro de la sección *LRA*. Como parte del análisis efectuado se han obtenido nuevas, y más precisas efemérides de los sistemas binarios que se presentan en la tabla 5.1. Las efemérides están definidas como:

$$T_{min} = E + P \cdot n \quad (5.1)$$

donde:  $T_{min}$  es el tiempo del mínimo, E es el tiempo del mínimo en  $n=0$  (en CJD), n es el número ordinal de los mínimos observados y P es el periodo del sistema binario (en días).

CoRoT.ID	T. Esp.	Duración SC/total (d)	Periodo (d)	Error (d)	Época (CJD)	Error (d)
101258066	K5V	125.9/151.95	8.584	0.001	2724.669	0.002
101098968	K5V	48.63/74.75	13.2321	0.0003	2718.485	0.001
101265799	G5V	125.9/151.95	75.517	–	–	–
101275189	K5V	125.9/151.95	7.2779	0.0006	2732.271	0.005
101393506	K0V	115.97/142.07	16.5578	0.0001	2727.7613	0.0006
101708400	K2V	83.6/151.95	4.163	0.006	2765.823	0.057
102773381	G3V	101.76/130.9	4.3781	0.0002	2886.8287	0.0007
102770690	K7V	101.76/130.9	18.3631	0.0001	2887.2001	0.0008
102671472	G4V	101.76/130.9	17.506	0.002	2885.037	0.006
102659695	F9V	101.76/130.9	13.4095	0.0006	2891.337	0.001
102900859	G3V	54.613/57.793	4.85354	0.00009	2596.3819	0.0006
101044194	M0V	136.86/142.07	8.8111	0.0002	2700.534	0.002

Tabla 5.1: Sistemas analizados y efemérides obtenidas. La época está calculada en CJD (Corot Julian Day, ver capítulo 2, sección 2.2.1)

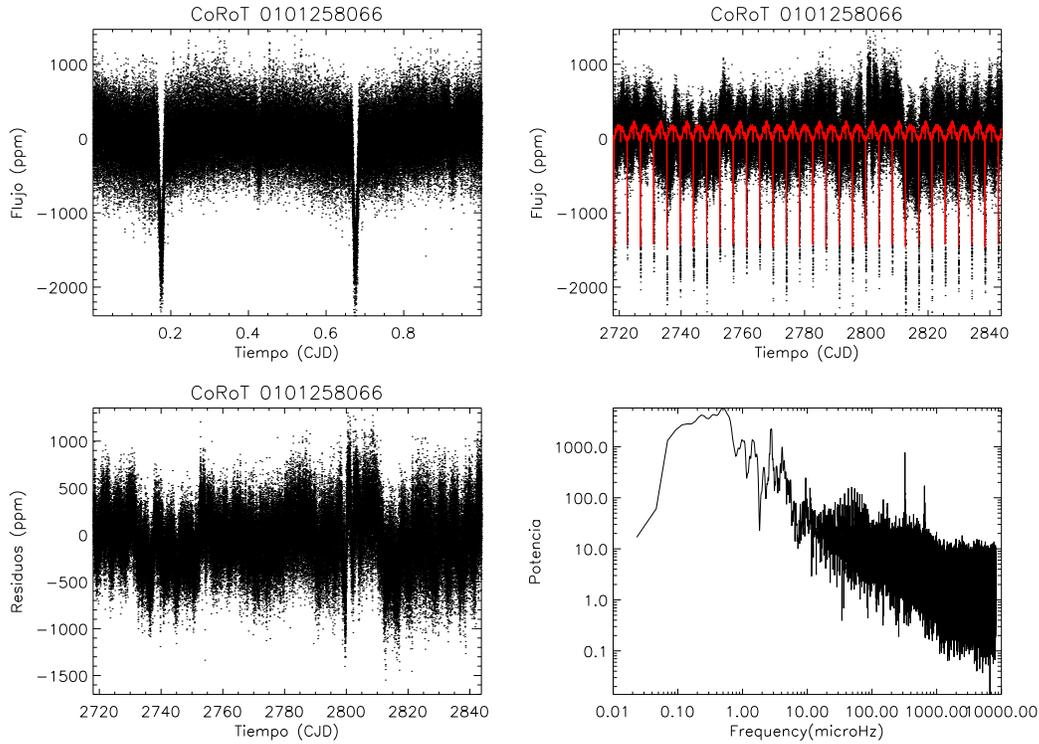


Figura 5.1: En la primera imagen (arriba a la izquierda) se puede ver la curva de luz de la binaria corot 0101258066. A la derecha el ajuste del modelo para la binaria a los datos observacionales. En la imagen inferior de la izquierda tenemos los residuos resultantes de la resta del modelo a los datos. La última imagen se corresponde con el espectro de potencias en escala logarítmica.

### 5.1.1 LRC

En esta sección se van a ir describiendo todos los sistemas binarios que han sido analizados siguiendo el proceso descrito en el capítulo 3. Como no están catalogados, se van a nombrar a través de su identificador en la base de datos de *CoRoT*.

#### corot 0101258066

Los resultados del análisis se resumen en la figura 5.1 en la que se puede ver el modelo calculado junto con los datos, y los residuos resultantes de la resta del modelo a los datos. También vemos el espectro de potencias calculado a partir de los residuos. El espectro que se muestra es una vez limpio de la frecuencia orbital del satélite ( $f_{obs}$ ) y de los armónicos segundo y cuarto, ya que los demás no eran detectables. Del análisis con el programa *trufas* en el intervalo de 2000 a 4000  $\mu\text{Hz}$  obtenemos los resultados que se muestran en la tabla 5.2 dónde la separación más probable encontrada es de 78.3  $\mu\text{Hz}$ . Al hacer el doblado el espectro en algunas de estas separaciones no obtenemos ninguna señal significativamente por encima del ruido que pueda indicar la presencia de uno o dos posibles equiespaciamentos de las frecuencias (figura 5.2) que diera lugar a una estimación de la separación grande en las frecuencias de las oscilaciones de alguna de las dos estrellas que forman parte del sistema binario. Nótese que el nivel

Rango	Separaciones ( $\mu\text{Hz}$ )	coincidencias
2000-4000 $\mu\text{Hz}$	78.3	13
	49.5	10
	88.3	9
	145.8	8
	122.3	8

Tabla 5.2: Separaciones más probables encontradas por el programa *trufas* para los datos de la estrella corot 0101258066.

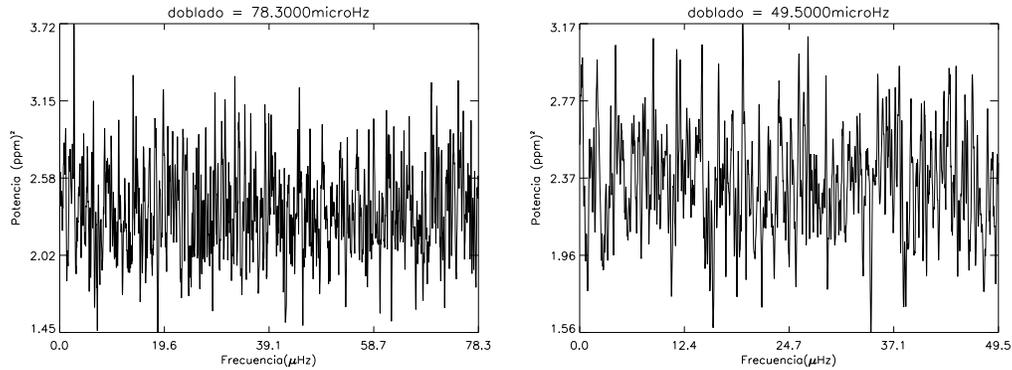


Figura 5.2: Espectro de potencias doblado en las separaciones o equiespaciamientos más probables del sistema binario corot 0101258066.

de la señal y/o ruido obtenido está entre 2 y 3 ppm lo cual indica que las oscilaciones deben estar por debajo de este nivel.

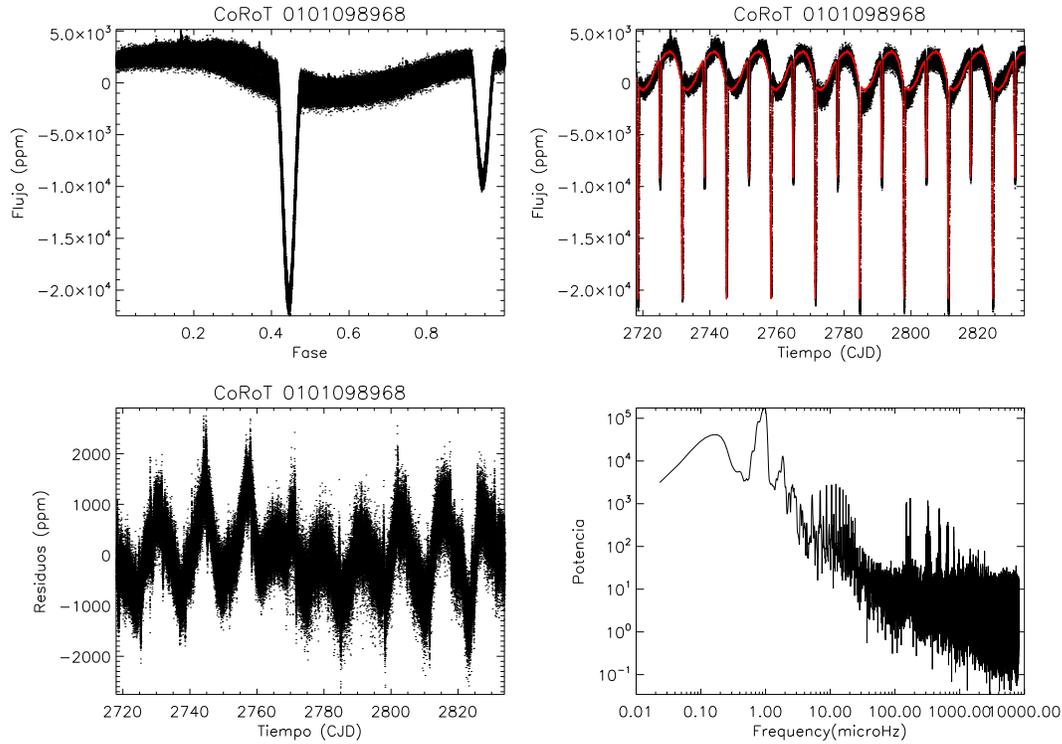


Figura 5.3: En la primera imagen de la izquierda se puede ver la curva de luz de la binaria corot 0101098968, a la derecha el ajuste realizado a los datos de la binaria. Abajo a la izquierda tenemos los residuos resultantes de la resta del modelo a los datos. La última imagen se corresponde con el espectro de potencias en escala logarítmica.

### corot 0101098968

De la limpieza y análisis de los datos obtenemos el modelo y los residuos que podemos ver en la figura 5.3. Como se puede observar al hacer la resta del modelo a los datos, en los residuos nos queda una estructura bastante marcada que se corresponde con una periodicidad muy cercana, pero ligeramente inferior, a la del sistema binario ( $\sim 13.232$  días); nótese que el continuo de la binaria presenta también dicha periodicidad muy probablemente debida a una deformación de la simetría esférica debida a la rotación acoplada en alguna o ambas componentes. Como consecuencia en el espectro de potencias también van a aparecer armónicos de esta frecuencia, pero es que además contiene la frecuencia orbital del satélite así como sus armónicos ya que no se pudieron limpiar bien en torno a  $161.6 \mu\text{Hz}$ . También se aprecian otros grupos de frecuencias alrededor de  $10 \mu\text{Hz}$ , que pueden ser debidos a la oscilación de baja frecuencia que muestran los residuos. Los resultados de la búsqueda de los equiespaciamentos en el subespectro los vemos en la tabla 5.3. Se puede ver que las coincidencias que se encuentran coinciden con la frecuencia orbital del satélite y sus armónicos. Se hizo un doblado del espectro en algunas de estas frecuencias (figura 5.4), en concreto en los espectros doblados a  $42.6 \mu\text{Hz}$  y  $107.8 \mu\text{Hz}$  ( $\sim 2 \times 53.9 (\sim f_{obs}/3)$ ) se pueden apreciar picos con una estructura por encima del ruido pero, quedan muy cerca de armónicos

Rango	Separaciones ( $\mu\text{Hz}$ )	coincidencias
2000-4000 $\mu\text{Hz}$	161.7	49
	53.9	46
	46.2	38
	80.8	31
	161.9	29
	107.8	14

Tabla 5.3: Separaciones más probables encontradas por el programa *trufas* para los datos de la estrella corot 0101098968.

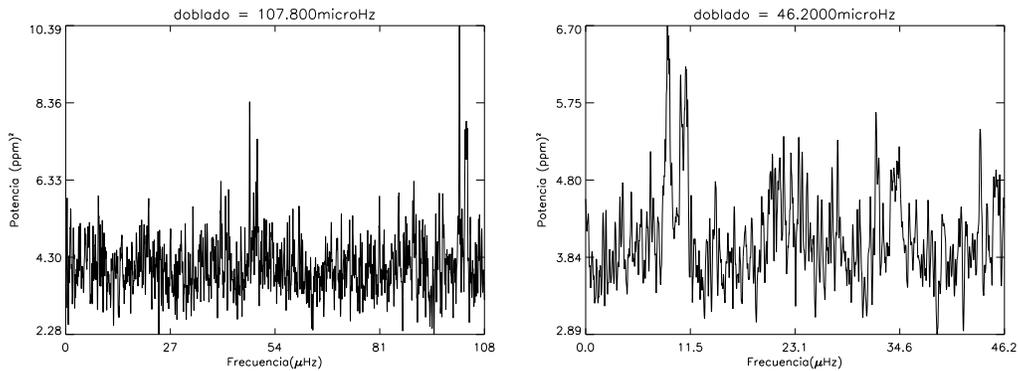


Figura 5.4: Espectro de potencias doblado en varias separaciones de la estrella corot 0101098968.

de la frecuencia orbital del satélite por lo que podría tratarse de éstos. Nótese que la amplitud de estas señales corresponden a 5 - 10 ppm que están por encima de lo esperable para los modos acústicos en estrellas tridías.

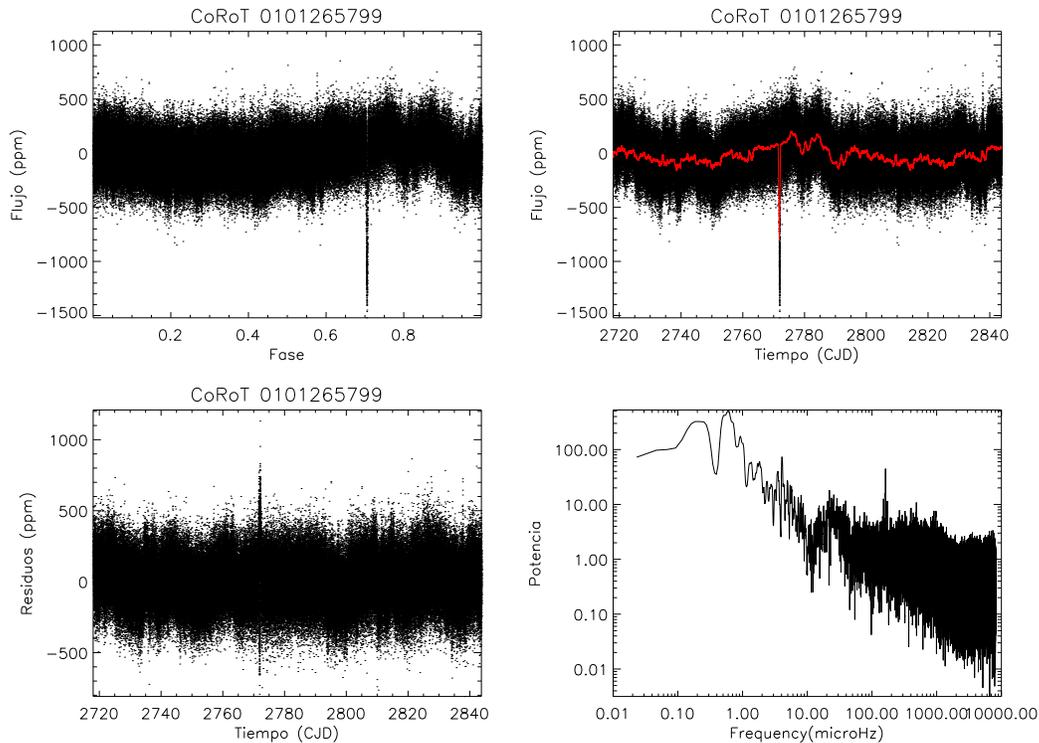


Figura 5.5: En la primera imagen se puede ver la curva de luz de la binaria corot 0101265799, a su lado el modelo con el ajuste realizado. En la imagen inferior izquierda tenemos los residuos resultantes de la resta del modelo a los datos. En la última imagen tenemos el espectro de potencias en escala logarítmica.

### corot 0101265799

En los datos originales de la estrella se observa que sólo aparece un mínimo debido a que el periodo del sistema binario sugerido por *CoRoT* es mayor de 70 días (en concreto 75.517 días), por lo que el análisis de este objeto se ha llevado a cabo tomando este periodo. No se ha podido precisar mejor en el análisis ya que no hay suficientes datos de muestreo corto que lo permitan. El modelo calculado con el ajuste, y los residuos resultantes de la resta del modelo a los datos los encontramos en la figura 5.5 muestran un nivel bajo de ruido que se ve confirmado en el espectro de potencias de la señal. De todas formas, la frecuencia orbital del satélite es perfectamente visible a  $161.6 \mu\text{Hz}$ , así como sus armónicos, en el espectro calculado por lo que se ha procedido a su limpieza y la de sus armónicos hasta el tercero. Los equiespaciamentos encontrados utilizando el programa *trufas* se pueden ver en la tabla 5.4. Se ha doblado el espectro en algunas de las separaciones encontradas anteriormente (figura 5.6) especialmente en la de  $133.2 \mu\text{Hz}$ , espaciamento cercano al caso del sol, ya que el sistema binario tiene un tipo espectral cercano al solar. Como se puede apreciar, a pesar del nivel de la señal detectada, en este caso menor que 0.1 ppm, el pico que se observa no parece ser significativo frente al ruido. Dado el bajo nivel de ruido del espectro en las frecuencias de interés donde se espera señal, sería recomendable un estudio más a fondo de este sistema.

Rango	Separaciones ( $\mu\text{Hz}$ )	coincidencias
2000-4000 $\mu\text{Hz}$	31.5	17
	73.7	16
	133.2	12
	64.2	12
	31.8	10

Tabla 5.4: Separaciones más probables encontradas por el programa *trufas* para los datos de la estrella corot 0101265799.

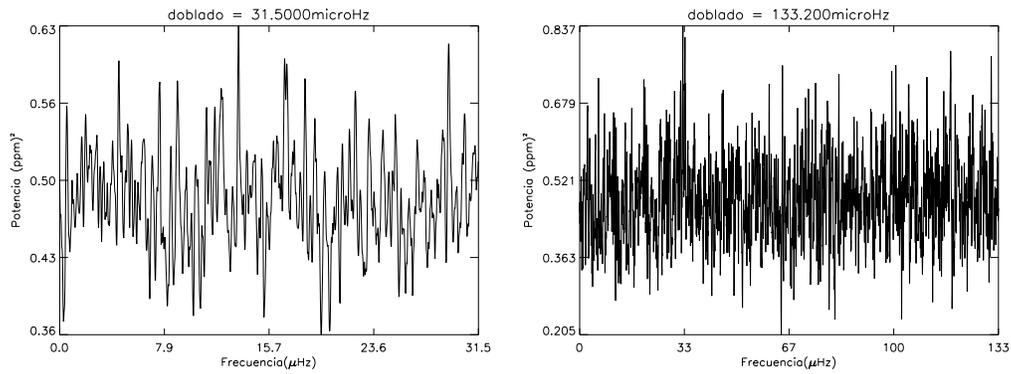


Figura 5.6: Espectro de potencias doblado en varias frecuencias de la estrella corot 0101265799.

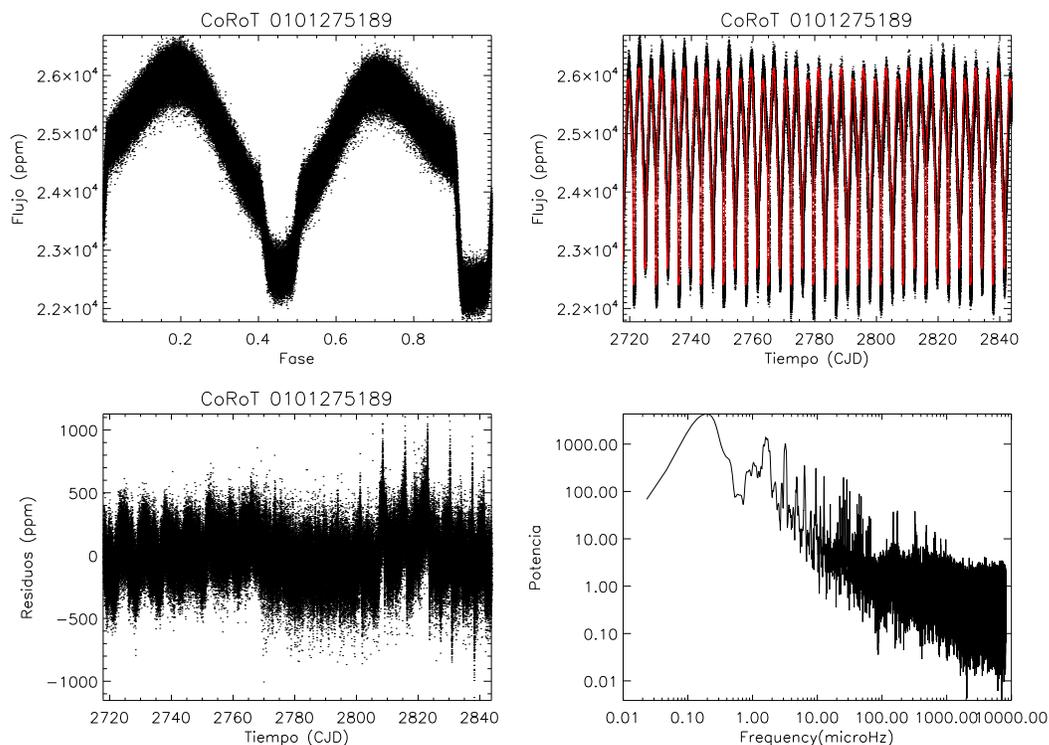


Figura 5.7: En la primera imagen se puede la curva de luz de la binaria corot 0101275189, a la derecha el modelo con el ajuste realizado. En la parte de abajo a la izquierda tenemos los residuos resultantes de la resta del modelo a los datos. La última se corresponde con el espectro de potencias en escala logarítmica.

### corot 0101275189

En la figura 5.7 observamos el modelo calculado y el ajuste, así como los residuos de la binaria y el espectro de potencias calculado. Como se puede apreciar en los residuos, el modelo ajusta de forma óptima a los datos en mitad del intervalo observado, pero en la parte inicial y en la parte final el ajuste no es tan bueno. Podría ser debido a varias causas. Una de ellas es que el periodo del sistema varíe ligeramente con una periodicidad del orden de la mitad del del intervalo de observación ( $\sim 62$  días) quizás debido a la posible existencia de un tercer cuerpo más alejado. Otra posibilidad podría ser una ligerísima irregularidad en el intervalo de muestreo, pero esta circunstancia debería presentarse en cualquier otra observación y no parece que sea así. El espectro de potencias presenta señales desde 1 hasta  $20 \mu\text{Hz}$  que deben estar relacionadas con lo dicho anteriormente, aparte de las ya previstas debido a la frecuencia orbital del satélite. Ésta última ha sido limpiada junto con los primeros cinco armónicos. En la tabla 5.5 podemos ver las separaciones en frecuencia encontradas en el intervalo de 2000 a  $4000 \mu\text{Hz}$  utilizando el programa *trufas*. Posteriormente, el doblado del espectro en las dos separaciones más probables  $94.6$  y  $62.9 \mu\text{Hz}$  no se ve ningún pico significativo (figura 5.8) a pesar del bajo nivel de ruido presente en estos espectros.

Rango	Separaciones ( $\mu\text{Hz}$ )	coincidencias
2000-4000 $\mu\text{Hz}$	94.6	16
	62.9	14
	160.2	11
	115.1	11
	55.3	11

Tabla 5.5: Separaciones más probables encontradas por el programa *trufas* para los datos de la estrella corot 0101275189.

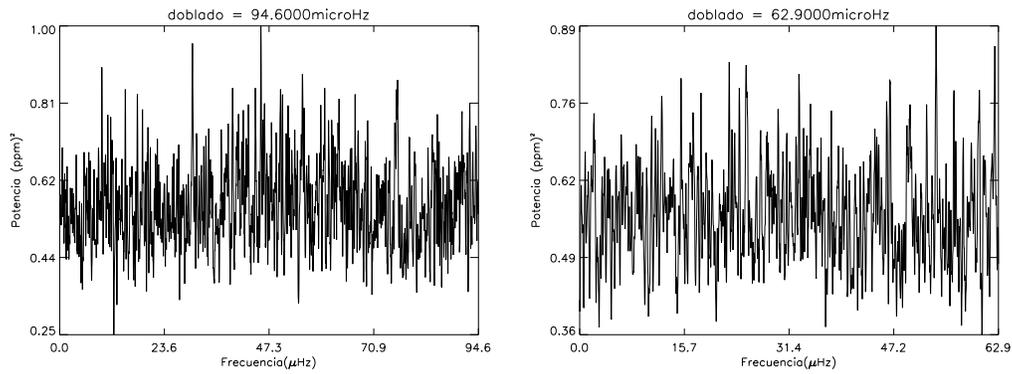


Figura 5.8: Espectro de potencias doblado en varias frecuencias de la estrella corot 0101275189.

## corot 0101393506

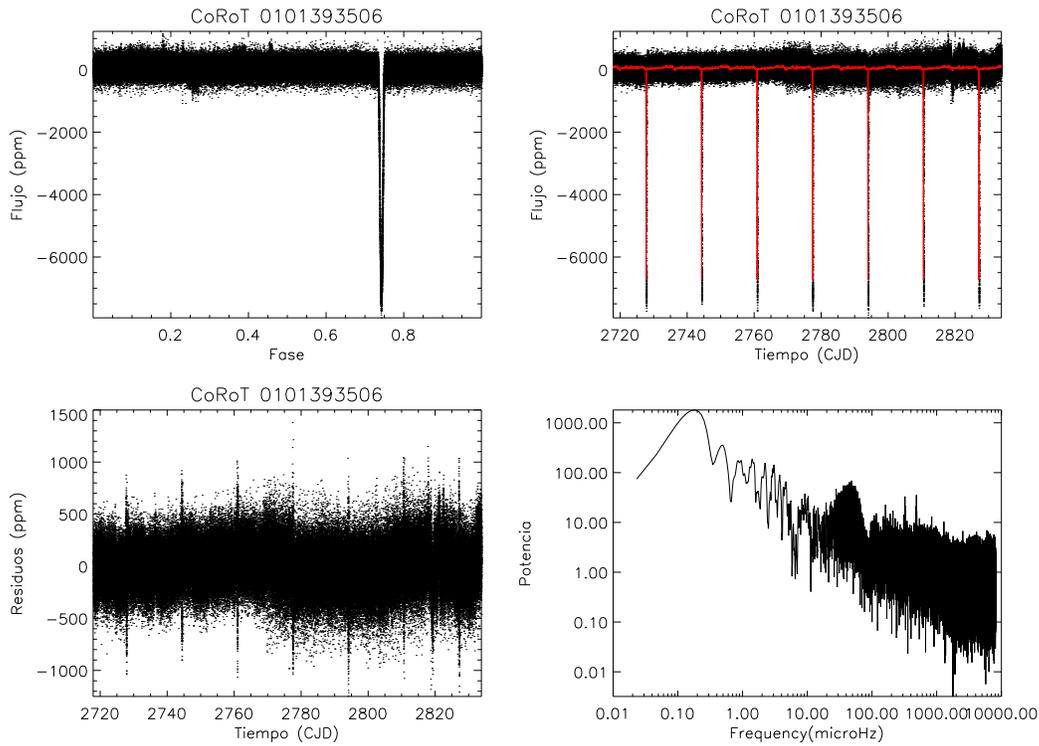


Figura 5.9: La primera imagen es la curva de luz de la binaria corot 0101393506, a su lado el ajuste realizado. En la parte inferior los residuos resultantes de la resta del modelo a los datos. La última imagen se corresponde con el espectro de potencias en escala logarítmica.

En la figura 5.9 se muestran el modelo de la binaria calculado junto con los datos observacionales, los residuos finales y su espectro de potencias. En los residuos se puede observar un cierto patrón correspondiente al periodo de la binaria, 16.5578 días como consecuencia de un ajuste imperfecto del modelo calculado a los datos. Este periodo se corresponde con una frecuencia de  $0.699 \mu\text{Hz}$  que, debiera aparecer como un pico en el espectro de potencias. En el espectro de potencias, limpiado de la frecuencia orbital del satélite y de sus armónicos hasta el quinto, además de un conjunto de picos a bajas frecuencias correspondientes en parte al periodo de la binaria, se observa un conjunto de picos entre 20 y  $60 \mu\text{Hz}$ , entorno a  $45 \mu\text{Hz}$  ( $\sim 7.9365$  horas), regularmente separados por  $\approx 0.71 \mu\text{Hz}$  muy cerca del periodo orbital, bastante marcado que bien podría corresponder a efectos espúreos de la ventana de observación. De hecho, se ha re-analizado utilizando diferentes formas de adecuar la serie y calcular el espectro y este conjunto de picos desaparece, manteniendo los debidos a los armónicos del periodo orbital del satélite. Continuando con el análisis, en la tabla 5.6 podemos ver los resultados de la búsqueda de las separaciones en frecuencias. En los resultados del espectro doblado en dos de las separaciones anteriores encontradas (figura 5.10) no se observa en ninguna de ellas una frecuencia predominante ni ningún tipo de patrón por encima del ruido por lo que deducimos que si una de las componentes es de tipo

Rango	Separaciones ( $\mu\text{Hz}$ )	coincidencias
2000-4000 $\mu\text{Hz}$	62.8	31
	32.6	25
	38.3	12
	77.8	11
	43.7	11

Tabla 5.6: Separaciones más probables encontradas por el programa *trufas* para los datos de la estrella corot 0101393506.

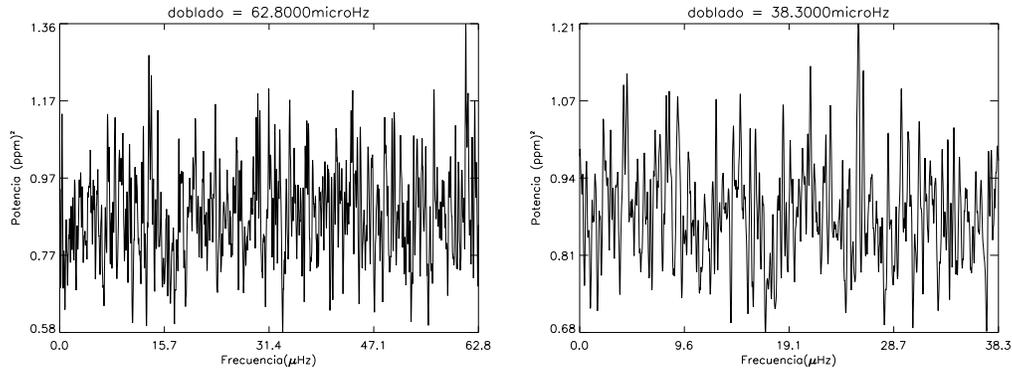


Figura 5.10: Espectro de potencias doblado en varias frecuencias de la estrella corot 0101393506.

solar su espectro está por debajo del nivel de ruido que es sensiblemente pequeño.

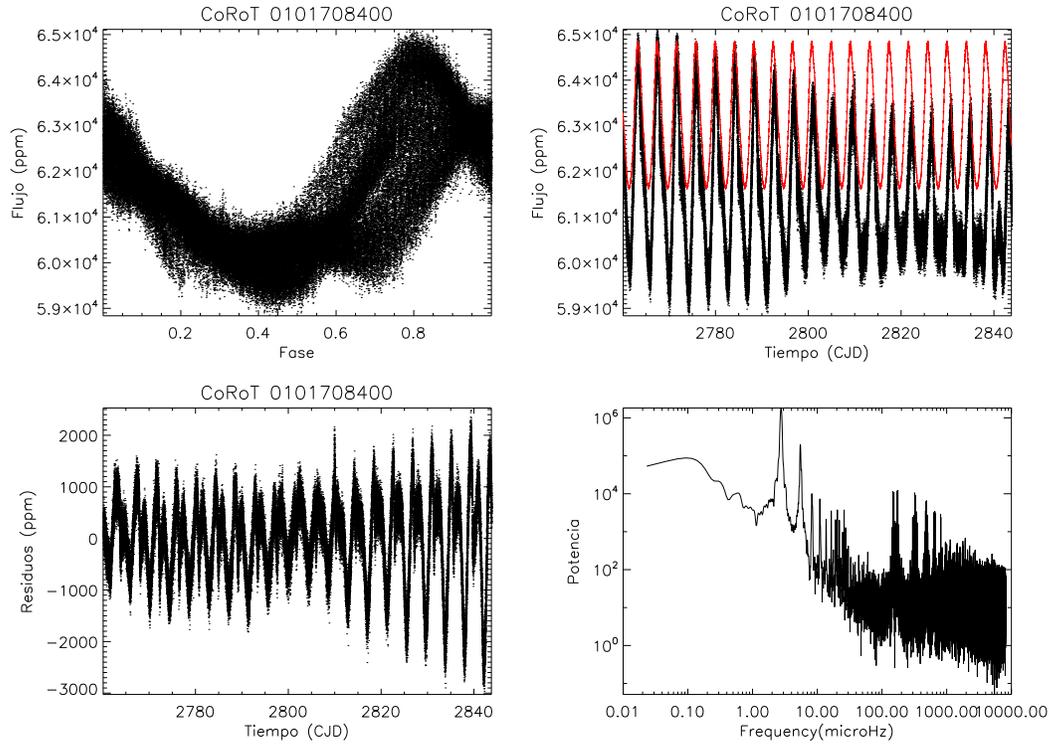


Figura 5.11: La primera imagen nos muestra la curva de luz de la estrella corot 0101708400. A su lado el modelo y ajuste realizado. Abajo tenemos los residuos resultantes de la resta del modelo a los datos junto con el espectro de potencias de la señal original en escala logarítmica.

### corot 0101708400

Como se observa de los datos que se disponen, esta estrella no presenta el aspecto usual de los sistemas binarios eclipsantes ya que el continuo entre eclipses es atípico. La forma de la curva de luz es bastante irregular, los mínimos están desplazados unos de otros no llegándose a poner nunca en fase. Pese a esto se intentó calcular un modelo, basándonos en un periodo de 4.163 días y hacer el ajuste a los datos, obteniendo los resultados que se ven en la figura 5.11. Vemos que al final de este proceso usando el modelo calculado introducimos más interferencias a los datos que las que conseguimos quitar, por lo que se decidió hacer el cálculo del espectro de potencias sobre los datos iniciales, una vez limpios, que teníamos de la estrella, con lo que es de esperar que las frecuencias correspondientes al periodo orbital del satélite, junto con sus armónicos, predominen en el espectro. El espectro de potencias resultante lo podemos ver en la figura 5.11. La frecuencia predominante que vemos en el espectro se corresponde con el periodo de la binaria ( $4.1627 \text{ días} \sim 2.78 \mu\text{Hz}$ ) y sus múltiplos (entre  $2$  y  $20 \mu\text{Hz}$ ). A frecuencias algo mayores también se observa el conjunto de picos correspondientes al periodo orbital del satélite y sus armónicos que en esta ocasión llegan hasta frecuencias de milihertzos. Se procede a un limpiado exhaustivo del espectro de potencias en estas frecuencias y se busca las separaciones que pudiera haber en la zona de  $2$  a  $4 \text{ mHz}$  cuyos resultados se pueden ver en la tabla 5.7. A pesar de la limpieza, los resultados

Rango	Separaciones ( $\mu\text{Hz}$ )	coincidencias
2000-4000 $\mu\text{Hz}$	161.7	50
	53.9	49
	161.6	49
	46.2	48
	80.9	48

Tabla 5.7: Separaciones más probables encontradas por el programa *trufas* para los datos de la estrella corot 0101708400.

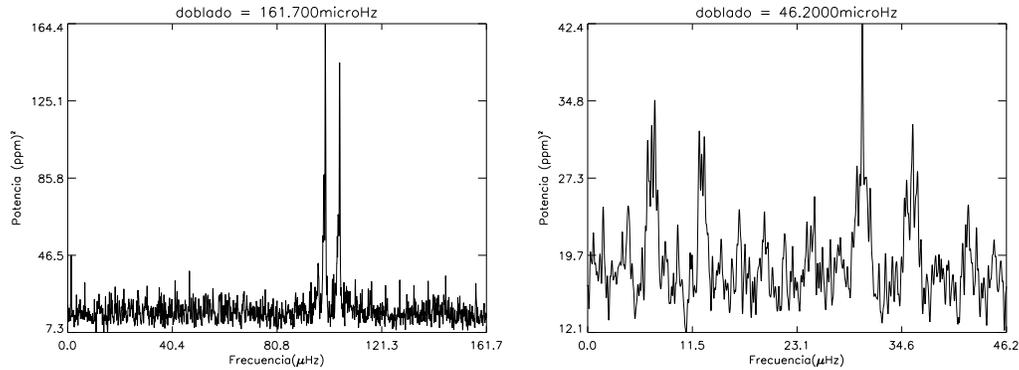


Figura 5.12: Espectro de potencias doblado en varias frecuencias de la estrella corot 0101708400.

siguen siendo los debidos al periodo del satélite y su segundo y tercer armónico, si bien la separación de  $46.2 \mu\text{Hz}$  no parece poder ser interpretada este modo. Al efectuar doblados del espectro (figura 5.12) en el intervalo estudiado se encuentran picos muy altos (amplitudes cercanas a la decena de ppm) por encima del ruido interpretables como debidos al periodo orbital del satélite. El doblado a  $46.2 \mu\text{Hz}$  muestra un patrón de picos más bajos a nivel de ruido.

### 5.1.2 LRa

En esta sección se van a ir describiendo todas las estrellas que han sido analizadas correspondientes a la zona del anticentro galáctico. Como estas estrellas no están catalogadas aún, se van a presentar a través de su identificador en *corot*.

#### corot 0102773381

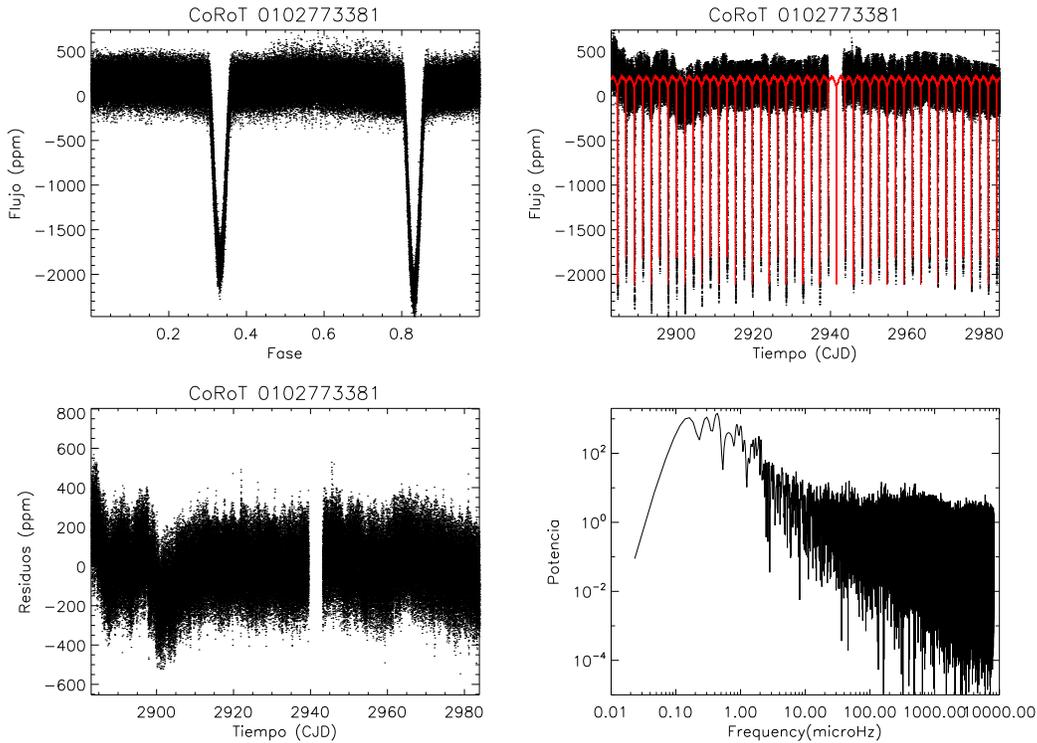


Figura 5.13: En la primera imagen se puede ver la curva de luz de la binaria corot 0102773381, a su lado el modelo ajustado a los datos. Abajo a la izquierda la imagen nos muestra los residuos calculados al restar el modelo a los datos. La última imagen es el espectro de potencias en escala logarítmica.

Esta binaria parece que es de tipo espectral parecido al solar y, por la forma de sus eclipses, es muy probable que esté formada por estrellas frías de poca masa y radio similar. Se ha podido calcular un modelo bastante ajustado (ver figura 5.13) donde podemos ver los residuos obtenidos de la resta del modelo a los datos. Estos residuos presentan una dispersión pequeña comparados con los demás analizados. Aún así, el espectro de potencias presenta los picos debidos al periodo orbital del satélite que se limpian así como sus armónicos hasta el cuarto (ver figura 5.13). El espectro de potencias entre 2 y 4  $mHz$  se presenta con un nivel de ruido del orden de 1 ppm que es muy bajo. Cuando se buscan las posibles separaciones existentes, con el programa *trufas*, el resultado se puede ver en la tabla 5.8. En la tabla donde se muestran los equiespaciamentos vemos que el programa encuentra una separación con una alto número de coincidencias en 32.1  $\mu Hz$  que puede identificarse como el cuarto

Rango $\mu\text{Hz}$	Separaciones $\mu\text{Hz}$	Coincidencias
2000-4000	32.1	24
	63.4	15
	62.6	14
	181.4	10
	47.4	10

Tabla 5.8: Separaciones más probables encontradas por el programa *trufas* para los datos de la estrella corot 0102773381.

submúltiplo de una posible separación grande. Los otros dos que le siguen serían las mitades de esta u otra separación. En cuanto se calcula el doblado del espectro a  $128.4 \mu\text{Hz}$  (figura 5.14) el aspecto es de ruido bien por debajo de 1 ppm pero sin un patron de oscilaciones similar al solar. Se hacen el doblado en otras frecuencias ( $126.8 \mu\text{Hz}$ ) y tampoco se detecta ninguna señal importante. Nótese que en este caso podríamos tener en el espectro calculado la contribución de las dos estrellas ya que son de luminosidad muy parecida (ver eclipses), lo cual complicaría mucho más la interpretación de los resultados mostrados aquí.

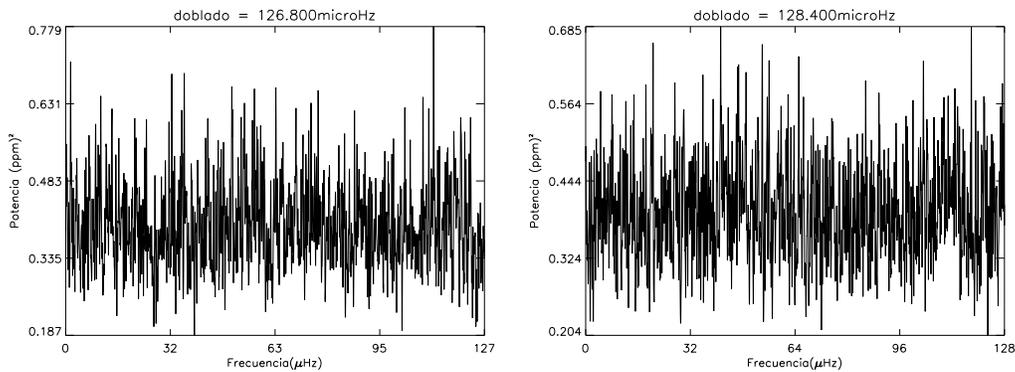


Figura 5.14: Espectro doblado con los dos espaciamentos más probables en el rango de 2000 a 4000  $\mu\text{Hz}$  para la binaria corot 0102773381.

## corot 0102770690

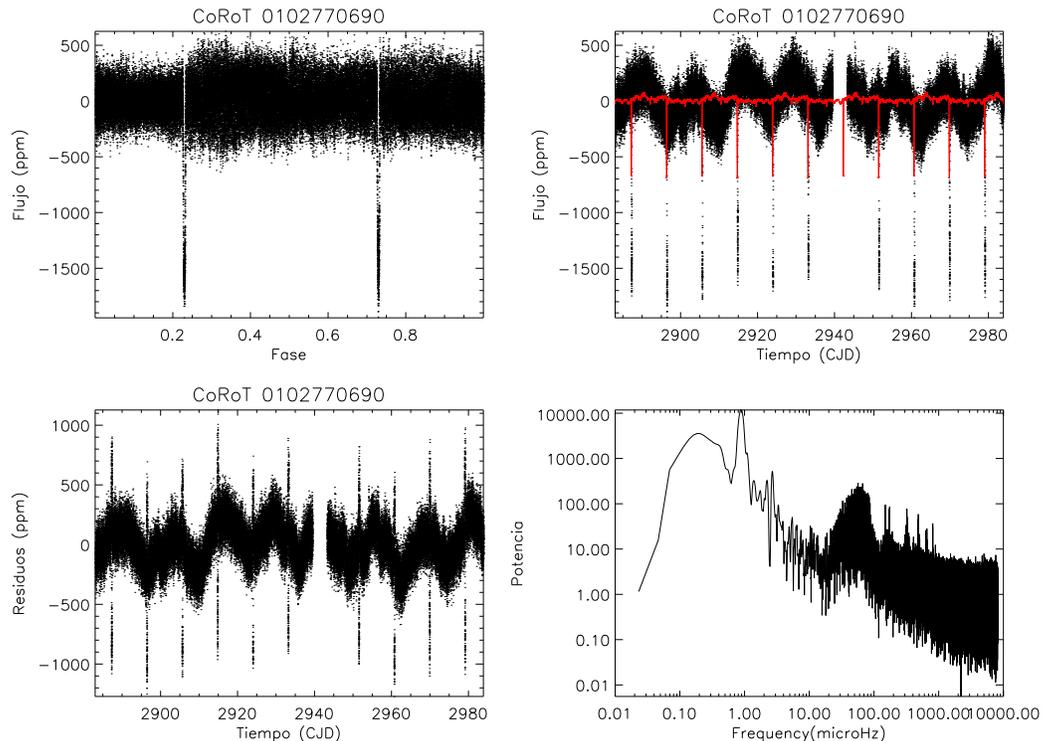


Figura 5.15: La curva de luz y los datos observados de Corot 0102770690 junto con el modelo calculado se muestran en la parte superior mientras que los residuos y el espectro de los residuos se muestra en la parte inferior de la figura.

Esta binaria parece que es de tipo espectral más tardío que el solar (K7V). De periodo orbital bastante mayor que la anteriormente estudiada presenta una fuerte variación en el continuo entre eclipses de una periodicidad mayor cercana a la del periodo orbital  $\approx 18.36$  días. En la figura 5.15 se observa el modelo calculado dibujado sobre los datos observados y los residuos obtenidos. Como se ve, en los residuos ha quedado un patrón repetitivo bastante claro, con una frecuencia en torno a  $0.798 \mu\text{Hz}$  (oscilación antedicha) y muy próxima a la de  $1.26 \mu\text{Hz}$  que corresponde al periodo de la binaria. Esto se ve reflejado en el espectro de potencias de la estrella (figura 5.15) como el pico de mayor potencia y más ancho que aparece en él. En el espectro aparece también una aglomeración de picos en el entorno de  $60 \mu\text{Hz}$  muy similar a la que ya hemos encontrado anteriormente en Corot0101193506, y que encontraremos en otras más adelante, que asociamos a un imperfecto ajuste del modelo a los datos y su interacción con la ventana de observación. En este caso no se ha llevado a cabo la limpieza de las frecuencias asociadas a la frecuencia orbital del satélite porque no aparecen exactamente a esta frecuencia, aunque probablemente están asociadas a ella. Con el programa *trufas* se han buscado separaciones uniformes en el subespectro de 2 a  $4 \text{ mHz}$ , encontrando equiespaciamentos (ver tabla 5.9) en algunos de los armónicos la frecuencia orbital del satélite, ya que no fueron limpiadas y también en  $66.8 \mu\text{Hz}$

Rango	Separaciones ( $\mu\text{Hz}$ )	coincidencias
2000-4000 $\mu\text{Hz}$	81.5	11
	66.8	9
	86.4	8
	40.1	7
	42.4	7

Tabla 5.9: Separaciones más probables encontradas por el programa *trufas* para los datos de la estrella corot 0102770690.

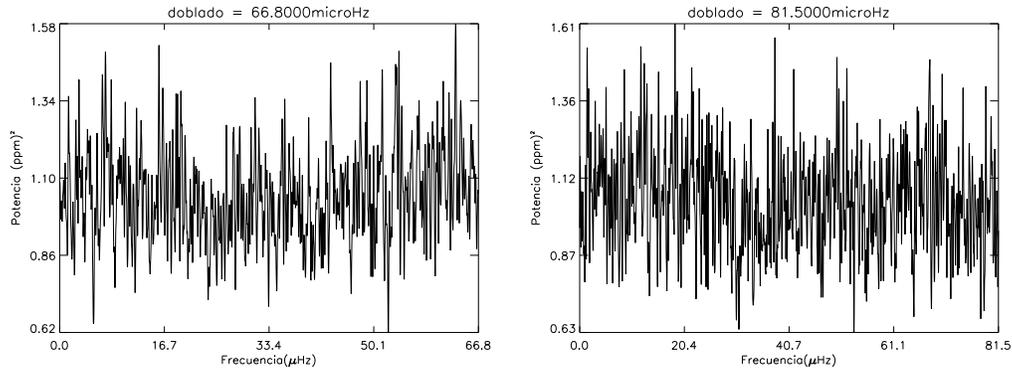


Figura 5.16: Espectro de potencias doblado en varias frecuencias de la estrella corot 0102770690.

que podría ser la mitad de la separación grande de la estrella más brillante del sistema binario. Se ha hecho un doblado del espectro en estas frecuencias, figura 5.16, pero en ninguna de las imágenes se puede observar con nitidez un patrón regular que pudieran delatar la presencia de modos acústicos en la estrella, a pesar del nivel de ruido alcanzado.

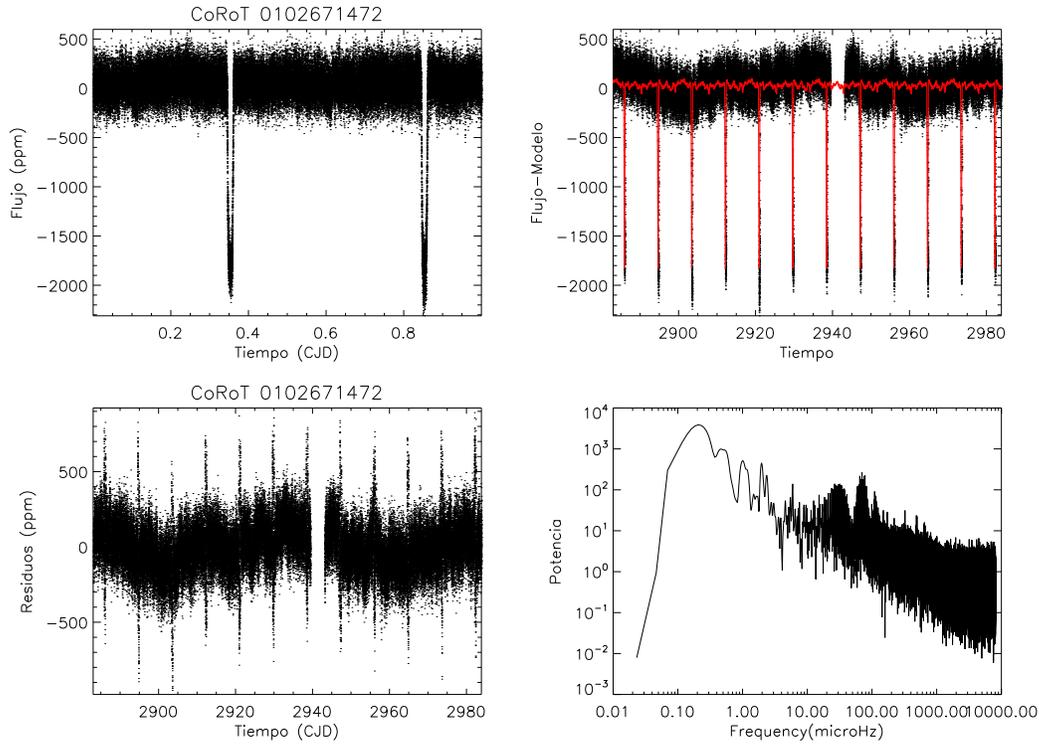


Figura 5.17: En la parte superior se puede ver la curva de luz junto con el ajuste a los datos de la binaria corot 0102671472. Abajo tenemos los residuos resultantes de la resta del modelo a los datos y el espectro de potencias en escala logarítmica.

### corot 0102671472

Esta binaria parece que tiene un tipo espectral muy parecido al solar (G4V). En la figura 5.17 se observa la curva de luz, el modelo calculado dibujado sobre los datos observados y los residuos obtenidos en los que se aprecian los picos que dejan el ajuste a los eclipses. También se puede ver el espectro de potencias de los residuos una vez que se ha limpiado la frecuencia orbital del satélite así como de sus armónicos hasta el cuarto. En el espectro aparece también una aglomeración de picos en el entorno de  $65 \mu\text{Hz}$  muy similar a la que ya hemos encontrado anteriormente en otras binarias de periodo similar estudiadas que asociamos a un imperfecto ajuste del modelo a los datos y su interacción con la ventana observacional de los datos. Buscamos en estos datos los posibles equiespaciamentos (tabla 5.10) en el subespectro de 2 a 4  $m\text{Hz}$ . En la tabla donde se muestran los equiespaciamentos vemos que el programa encuentra una separación con una alto número de coincidencias, pero al hacer el doblado del espectro en  $38.6 \mu\text{Hz}$  a pesar del nivel de ruido pequeño es difícil encontrar algún pico significativo (figura 5.18). Se hacen el doblado en una segunda separación encontrada y tampoco se detecta ninguna señal importante.

Rango	Separaciones ( $\mu\text{Hz}$ )	coincidencias
2000-4000 $\mu\text{Hz}$	38.6	19
	89.9	9
	40.6	8
	130.4	7
	128.3	6

Tabla 5.10: Separaciones más probables encontradas por el programa *trufas* para los datos de la estrella corot 0102671472.

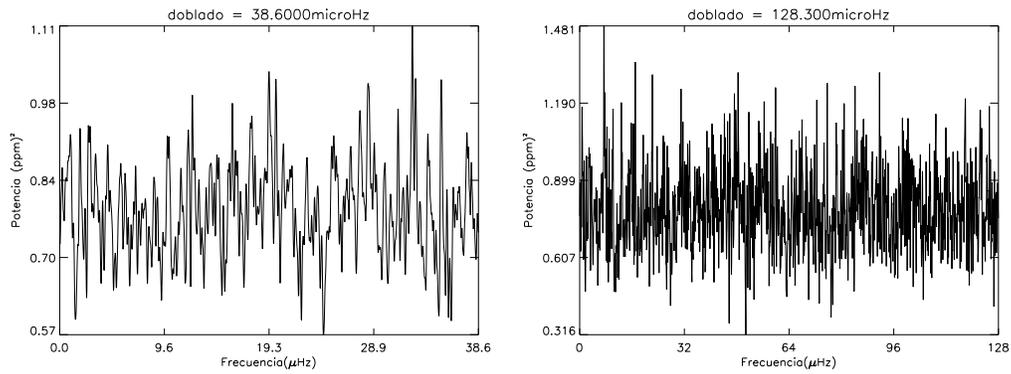


Figura 5.18: Espectro de potencias doblado en varias frecuencias de la estrella corot 0102671472.

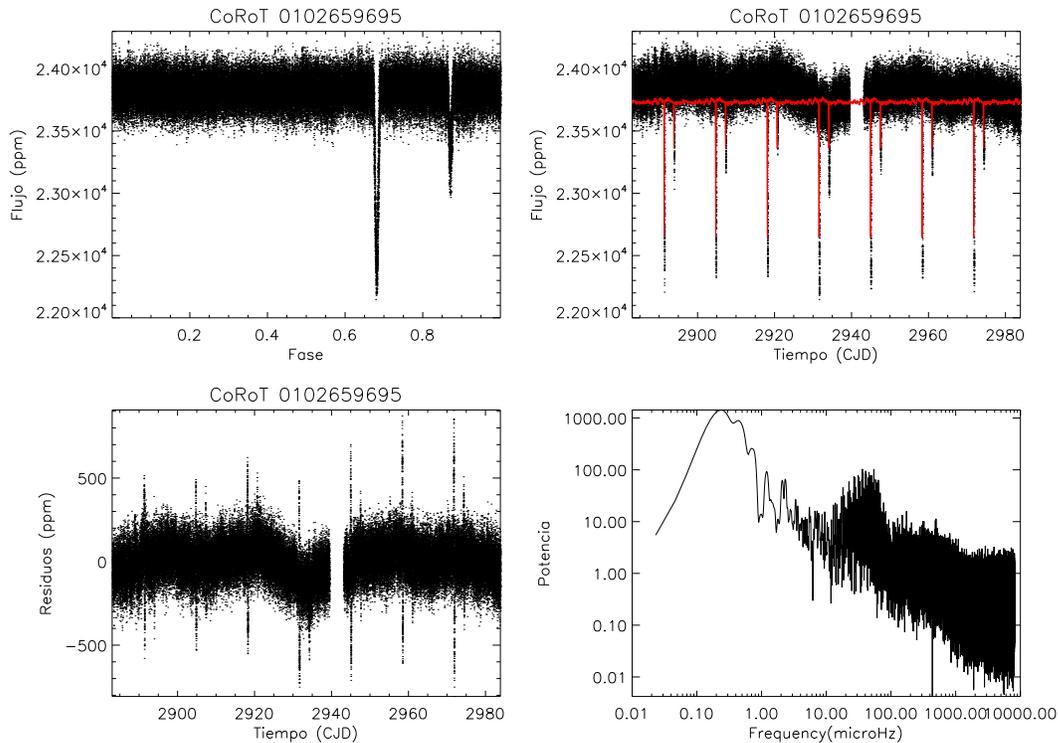


Figura 5.19: En la primera imagen se pueden ver la curva de luz de la estrella corot 0102659695, al lado el modelo junto con el ajuste realizado . Las otras dos imágenes nos muestran los residuos resultantes de la resta del modelo a los datos y el espectro de potencias en escala logarítmica.

### corot 0102659695

Esta binaria parece que tiene un tipo espectral más temprano que el solar (F9V) y con un periodo de 13.406 días. Parece tener una órbita excéntrica a tenor de la posición relativa de los eclipses. Al parecer el modelo no es capaz de reproducir bien la profundidad de los eclipses y esto hace que al hacer la resta del modelo a los datos queden los eclipses mal ajustados (figura 5.19). En el espectro calculado se ve un conjunto de frecuencias en torno a  $46.3 \mu\text{Hz}$ , que recuerda a otros vistos en otras estrellas que son debidos a la interacción de este ruido regular con la ventana de observación. De todas formas, en principio, no va a afectar a nuestra búsqueda centrada en el intervalo de 2 a  $4 \text{ mHz}$ . Los picos que si que se han limpiado del espectro de potencias inicial son la frecuencia orbital del satélite y de sus armónicos hasta el quinto (figura 5.19). Los resultados de la búsqueda de separaciones en frecuencia en el intervalo antes mencionado se pueden ver en la tabla 5.11. A pesar del bajo nivel de ruido conseguido no se ha encontrado ningún esquiempamiento que proporcione un patrón con amplitud significativa que recuerde a los modos acústicos. Se realizó también el doblado del espectro en otras frecuencias con resultados similares a los mostrados en la figura 5.20 no obteniendo ningún resultado concluyente.

Rango	Separaciones ( $\mu\text{Hz}$ )	coincidencias
2000-4000 $\mu\text{Hz}$	62.8	10
	123.7	10
	166.7	9
	184.9	8
	30.0	8

Tabla 5.11: Separaciones más probables encontradas por el programa *trufas* para los datos de la estrella corot 0102659695.

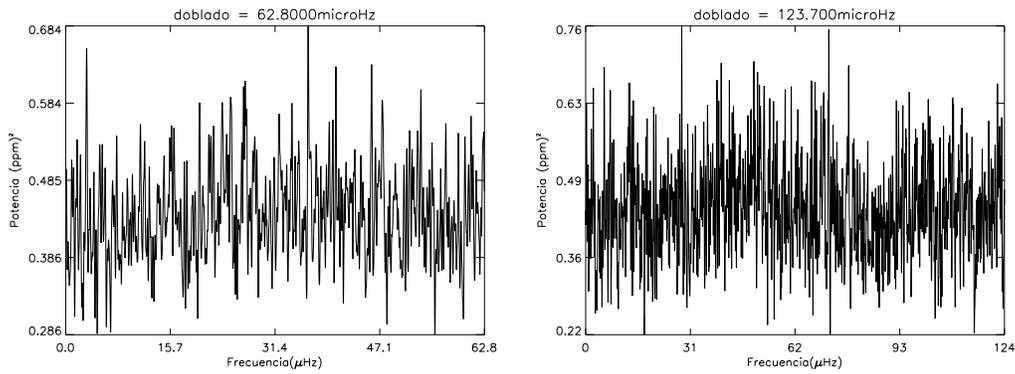


Figura 5.20: Espectro de potencias doblado en varias frecuencias de la estrella corot 0102659695.

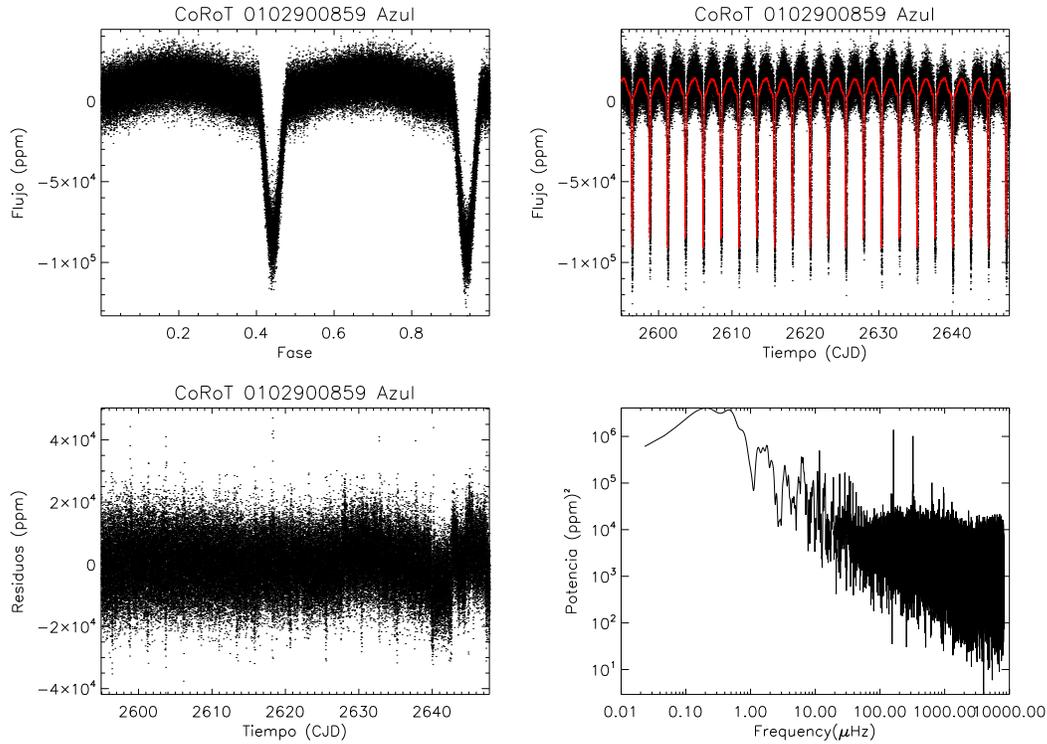


Figura 5.21: En la parte superior se tiene la curva de luz y el modelo junto con el ajuste realizado para la binaria corot 0102900859 en el filtro Azul. En la parte inferior se tienen los residuos resultantes de la resta del modelo a los datos y el espectro de potencias en escala logarítmica.

### 5.1.3 Sistemas Binarios observados en tres colores

#### corot 0102900859

El caso de esta binaria es ligeramente distinto a las anteriores ya que se dispone de los datos fueron obtenidos en varios colores en lugar de sólo luz integrada. Corresponde a un sistema con tipo espectral integrado de G3V muy cercano al solar y con un periodo orbital de 4.853 días. Ya se ha comentado que estos colores no responden a ningún sistema fotométrico, no obstante se ha realizado el análisis de la binaria por separado en cada color (que llamaremos azul, rojo y verde), los resultados se muestran a continuación.

#### Azul

En la figura 5.21 se puede observar el modelo calculado junto con los datos, los residuos resultantes y su espectro de potencias. Este espectro se limpia de la frecuencia de orbital del satélite hasta el quinto armónico aunque la complejidad del pico ha dejado aún restos importantes aunque no decisivos en la zona de interés. Buscamos equiespaciamientos en este espectro, el resultado obtenido se muestra en la tabla 5.12. Como vemos no se ha encontrado ninguna coincidencia con una amplitud significativa, no obstante se realizó un doblado del espectro en

Rango	Separaciones ( $\mu\text{Hz}$ )	coincidencias
2000-4000 $\mu\text{Hz}$	45.9	19
	157.6	10
	122.4	10
	61.2	8
	38.8	8

Tabla 5.12: Separaciones más probables encontradas por el programa *trufas* para los datos de la estrella corot 0102900859 (Azul).

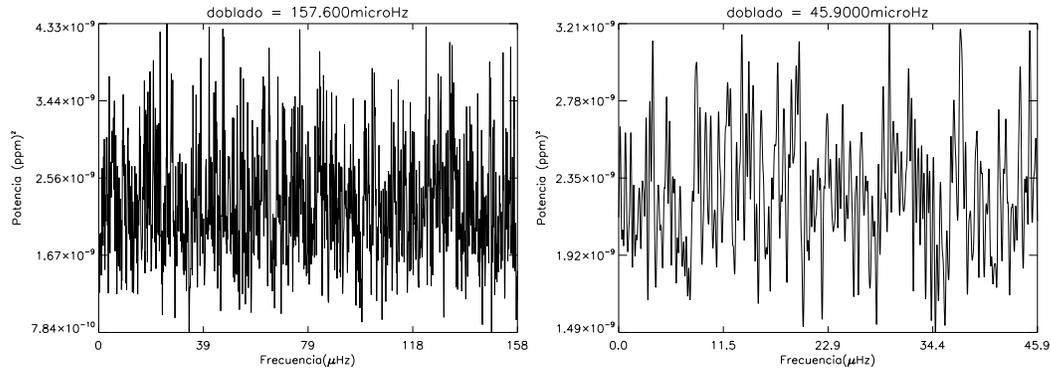


Figura 5.22: Espectro de potencias doblado en varias frecuencias de la estrella corot 102900859 (Azul).

algunas de estas frecuencias (figura 5.22) en las que tampoco se aprecia ningún patrón ni ningún pico con amplitud suficientemente grande.

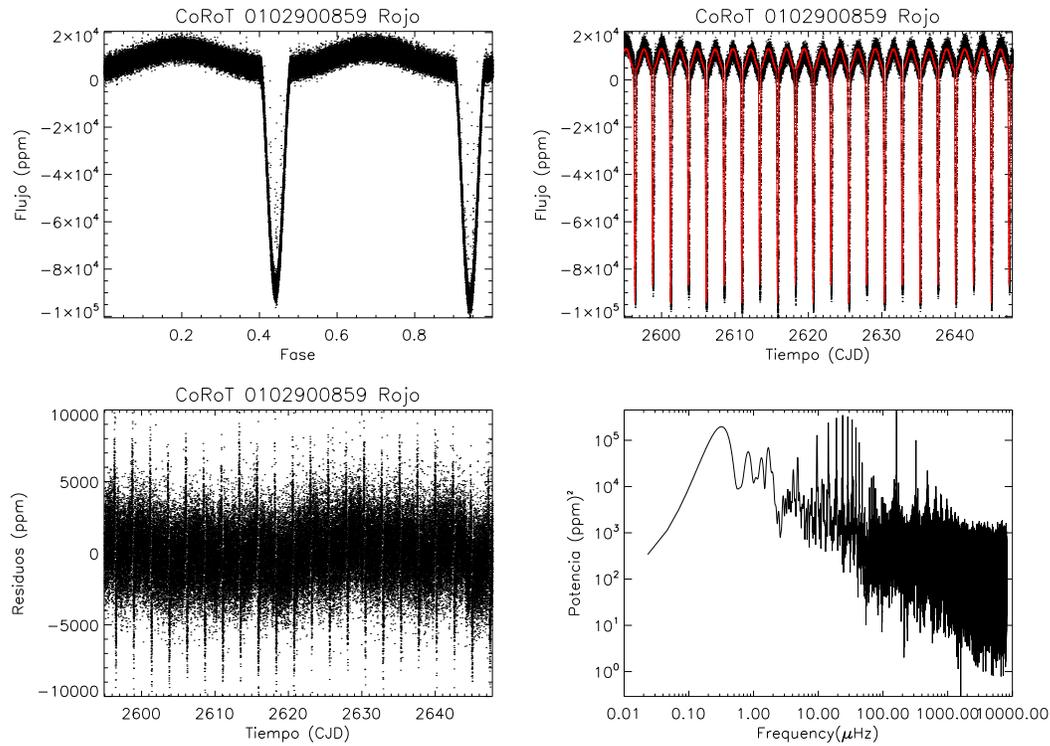


Figura 5.23: En la primera figura se puede ver la curva de luz de la binaria corot 0102900859 en el filtro Rojo, a su lado el ajuste realizado a los datos. La figura abajo de la izquierda nos muestra los residuos resultantes de la de la resta del modelo a los datos y la última es el espectro de potencias en escala logarítmica.

### Rojo

Las figuras 5.23, 5.24) y la tabla 5.13 muestra la información para el rojo similar a las obtenidas anteriormente para el azul. Una pequeña diferencia puede apreciarse en el espectro de potencias en la zona de 10 a 60  $\mu\text{Hz}$  que ahora se ven con mayor claridad. Por otro lado, los equiespaciamentos en el subespectro que aparecen con el programa *trufas* no coinciden con los obtenidos anteriormente reforzando la idea que es ruido.

Rango	Separaciones ( $\mu\text{Hz}$ )	coincidencias
2000-4000 $\mu\text{Hz}$	38.9	16
	168.4	7
	169.2	6
	288.7	6
	69.8	6

Tabla 5.13: Separaciones más probables encontradas por el programa *trufas* para los datos de la estrella corot 0102900859 (Rojo).

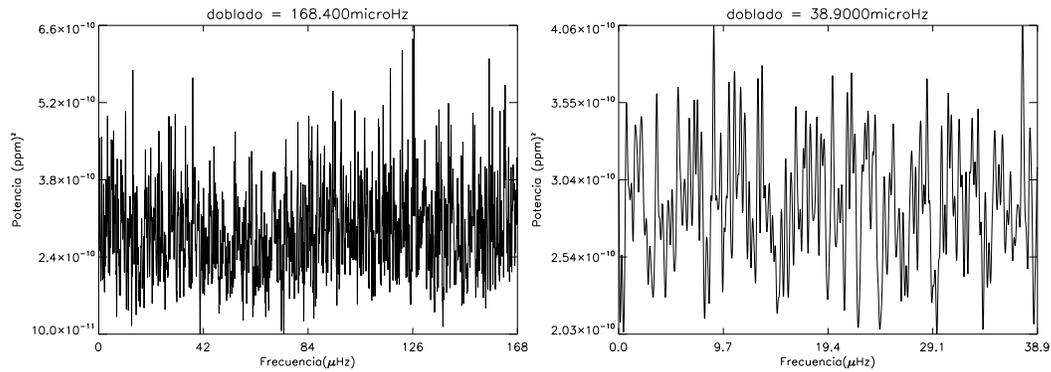


Figura 5.24: Espectro de potencias doblado en varias frecuencias de la estrella corot 102900859 (Rojo).

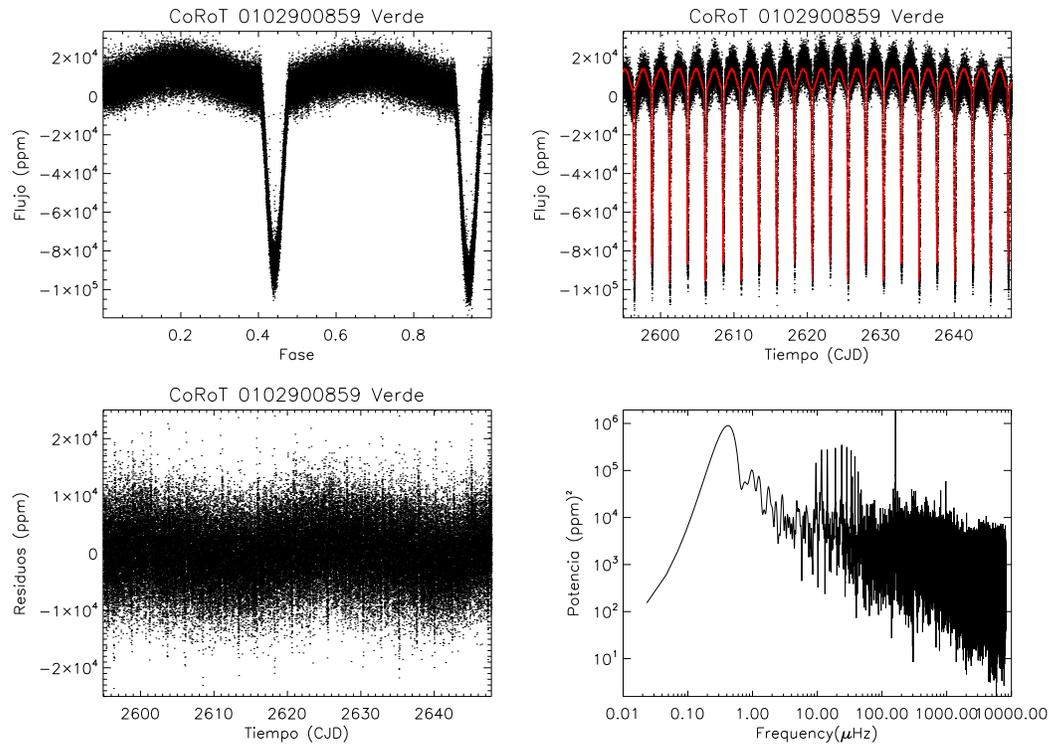


Figura 5.25: En la primera imagen se puede ver la curva de luz de la binaria corot 0102900859 en el filtro Verde, a su lado los datos del ajuste realizado. Abajo a la izquierda la imagen nos muestra los residuos resultantes de la resta del modelo a los datos. En la última podemos ver el espectro de potencias en escala logarítmica.

### Verde

Las figuras 5.25, 5.26) y la tabla 5.14 muestra la información para el verde similar a las obtenidas anteriormente para los otros dos colores. Se puede apreciar ahora en el espectro de potencias, en la zona de 10 a 60  $\mu\text{Hz}$ , que aún se ven con mayor claridad el conjunto de picos presente. Por otro lado, los equiespaciamentos en el subespectro que aparecen con el programa *trufas* no coinciden con los obtenidos anteriormente reforzando la idea que es ruido.

Rango	Separaciones ( $\mu\text{Hz}$ )	coincidencias
2000-4000 $\mu\text{Hz}$	70.9	15
	112.9	15
	95.2	11
	47.6	11
	45.1	9

Tabla 5.14: Separaciones más probables encontradas por el programa *trufas* para los datos de la estrella corot 0102900859 (Verde).

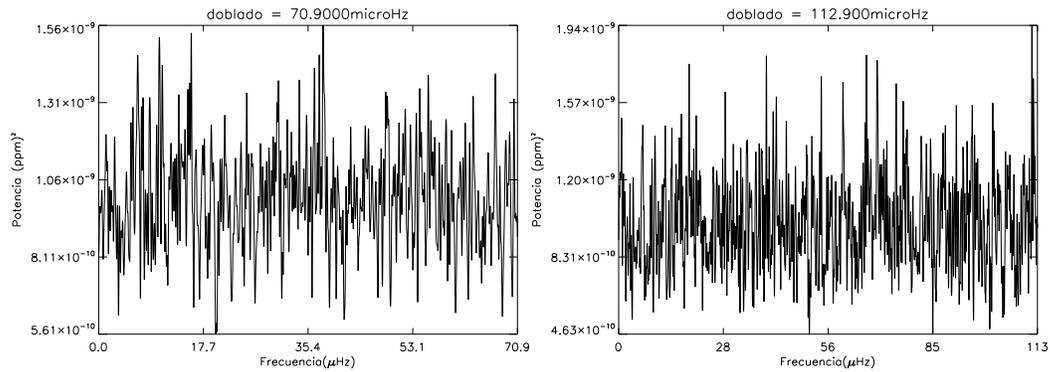


Figura 5.26: Espectro de potencias doblado en varias frecuencias de la estrella corot 102900859 (Verde).

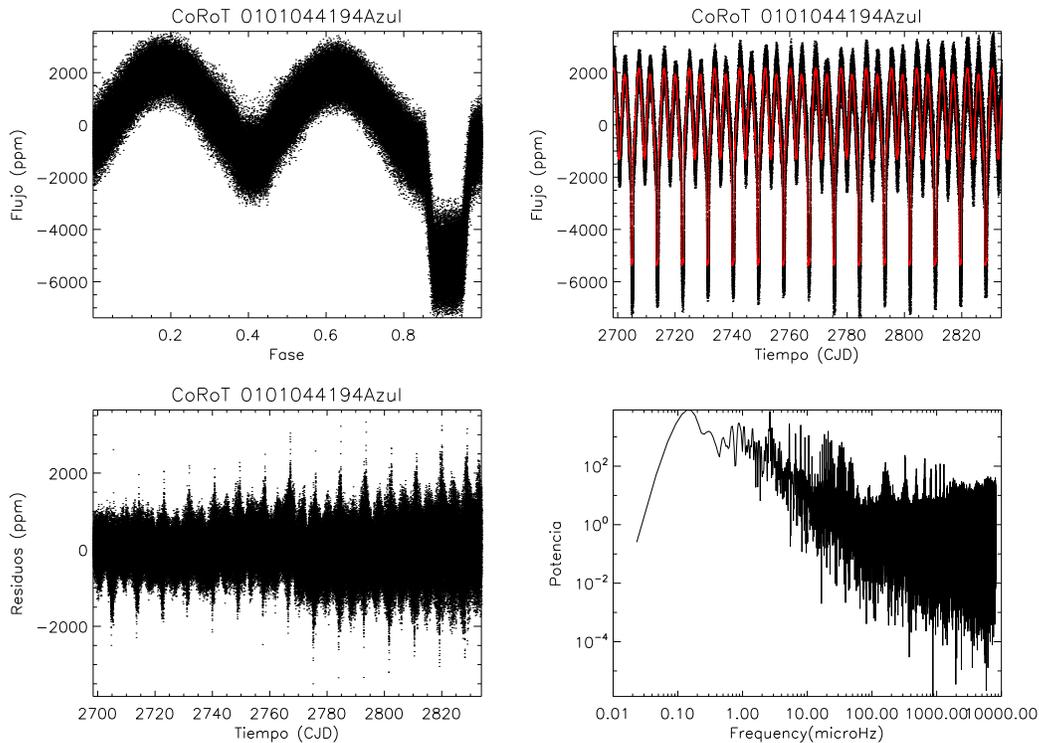


Figura 5.27: En la primera imagen se puede ver la curva de luz de la binaria corot 0101044194 en el filtro Azul, a su lado el modelo ajustado a los datos. Abajo a la izquierda nos muestra los residuos resultantes de la de la resta del modelo a los datos. En la última imagen tenemos el espectro de potencias en escala logarítmica.

### corot 0101044194

Como en el caso anterior los datos de esta estrella fueron tomados en varios colores en lugar de sólo luz integrada. El sistema es más rojo (M0V) que el anterior y de periodo mayor (8.813 días). El análisis se ha realizado por separado en cada color (azul, rojo y verde), los resultados se muestran a continuación.

#### Azul

En la figura 5.27 se puede ver el modelo ajustado a los datos y los residuos obtenidos, junto con la última figura que nos representa el espectro de potencias calculado. En los residuos se observa que ha quedado una cierta señal periódica entorno a  $0.1 \mu\text{Hz}$ , esto se verá reflejado en el espectro de potencia, aunque no nos va a afectar mucho ya que son bajas frecuencias. El espectro de potencias se ha limpiado de la frecuencia orbital del satélite y de sus armónicos hasta séptimo. Vemos que tras limpiarlo el espectro muestra un conjunto de frecuencias bastante marcadas; la búsqueda de posibles picos equiespaciados en este espectro podemos verlo en la tabla 5.15. Los resultados de la búsqueda de las posibles separaciones al igual que en el doblado de los espectros (figura 5.28), no ofrece ningún pico con amplitud alta ni ningún patron que nos indique que la

Rango	Separaciones ( $\mu\text{Hz}$ )	coincidencias
2000-4000 $\mu\text{Hz}$	261.3	3
	40.4	3
	114.4	3
	299.7	3
	261.1	3

Tabla 5.15: Separaciones más probables encontradas por el programa *trufas* para los datos de la estrella corot 0101044194 (Azul).

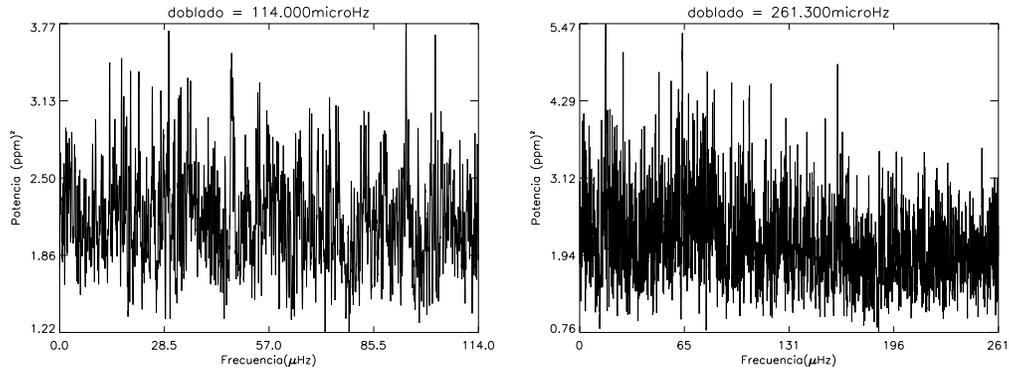


Figura 5.28: Espectro de potencias doblado en varias frecuencias de la estrella corot 0101044194 (Azul).

estrella tiene modos de oscilación.

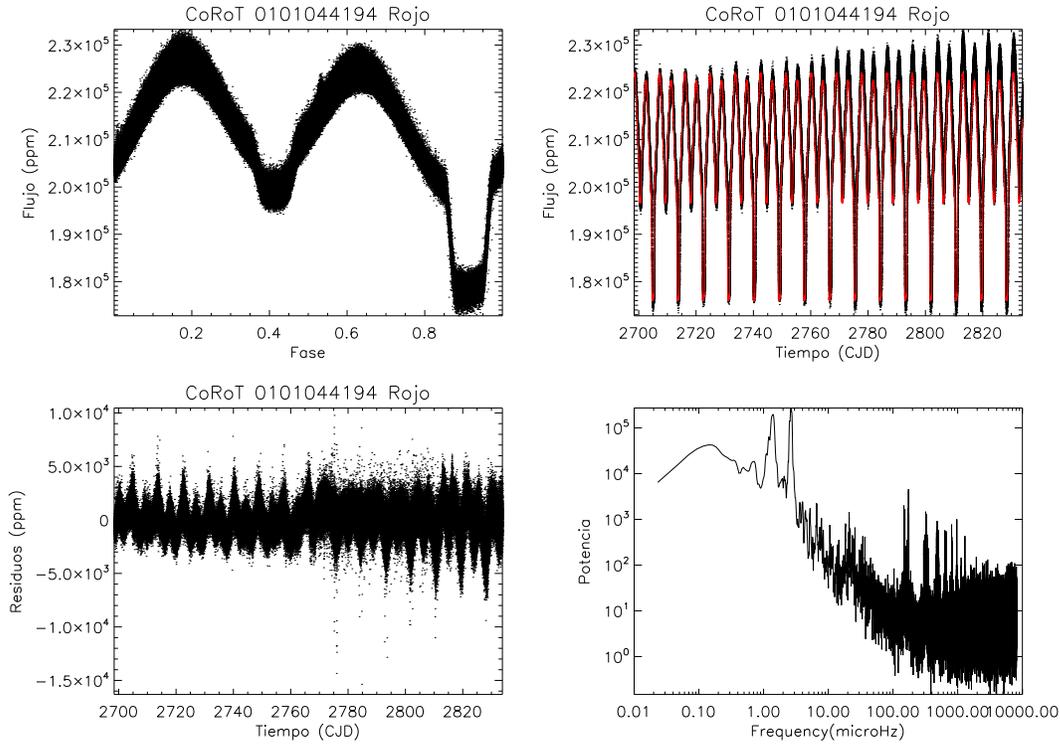


Figura 5.29: En la primera imagen se puede ver la curva de luz de la binaria 0101044194 en el filtro Rojo, a su lado el modelo ajustado a los datos. En la parte inferior tenemos los residuos obtenidos y el espectro de potencias en escala logarítmica.

### Rojo

En la figura 5.29 podemos ver el modelo ajustado a los datos así como los residuos resultantes de la resta del modelo a los datos. Como en el filtro anterior en los residuos se observa que ha quedado una señal periódica entorno a  $0.1\text{-}0.2 \mu\text{Hz}$ , mucho más marcada que en el caso anterior. Calculamos el espectro de potencias de los residuos obtenidos (ver figura 5.29). Al intentar limpiar dicho espectro de la frecuencia orbital del satélite ( $\nu_{corot}$ ) y sus armónicos, nos damos cuenta que  $\nu_{corot}$  tiene una baja amplitud, sin embargo en torno a  $\nu_{corot} \pm 1$ , hay dos frecuencias con una amplitud mucho mayor. Tampoco se aprecian todos los armónicos, sólo algunos que se limpian. También vemos que quedan bastante residuos de los armónicos de  $\nu_{corot}$ , y algunas de los que antes no se podían apreciar ahora tienen bastante amplitud como  $\nu_6 = 6 \times \nu_{corot}$ . Buscamos los equiespaciamientos en este espectro resultante (tabla 5.16). Como vemos en la tabla 5.16, la mayor parte de las coincidencias encontradas corresponden con las  $\nu_{corot}$  y sus armónicos. Se ha hecho un doblado del espectro en algunas de estas frecuencias (figura 5.30) y se puede apreciar que se encuentran picos de gran amplitud en la frecuencia orbital del satélite ( $161.7 \mu\text{Hz}$ ), o algunos de sus armónicos. En  $115.5$ ,  $38.3$  y  $39.9 \mu\text{Hz}$  se observa una amplitud predominante y una cierta estructura, sobretudo en  $115.5 \mu\text{Hz}$ , que podrían ser de la estrella.

Rango	Separaciones ( $\mu\text{Hz}$ )	coincidencias
2000-4000 $\mu\text{Hz}$	161.7	50
	161.6	47
	53.9	46
	161.8	43
	80.8	43
	40.4	41
	115.5	11

Tabla 5.16: Separaciones más probables encontradas por el programa *trufas* para los datos de la estrella corot 0101044194 (Rojo).

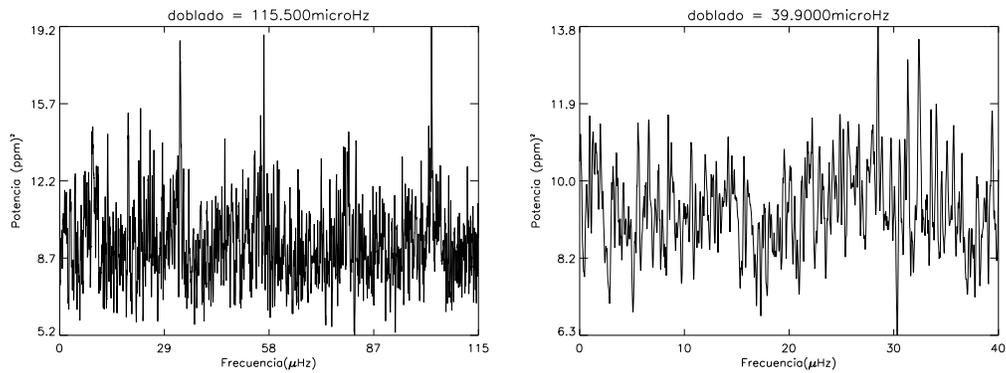


Figura 5.30: Espectro de potencias doblado en varias frecuencias de la estrella corot 0101044194 (Rojo).

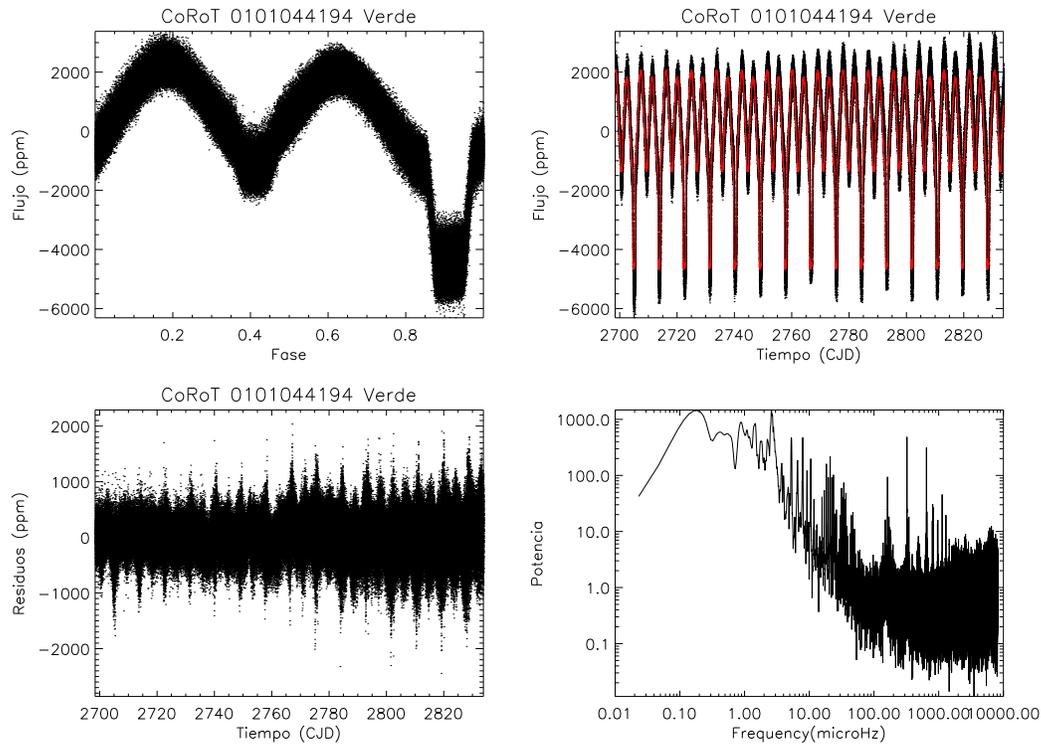


Figura 5.31: En la primera imagen se puede ver la curva de luz de la binaria corot 0101044194 en el filtro Verde, a su lado el modelo ajustado a los datos. Abajo a la izquierda tenemos los residuos resultantes de la resta del modelo a los datos. La última imagen nos muestra el espectro de potencias en escala logarítmica.

### Verde

En la figura 5.31 se puede ver el modelo ajustado a los datos y los residuos obtenidos. Como en los filtros anteriores en los residuos se observa que ha quedado una señal periódica entorno a  $1.28 \mu\text{Hz}$ . Se calcula el espectro de potencias y se limpia de las frecuencias orbital del satélite y sus armónicos hasta el séptimo. En la figura 5.31 se observa el resultado obtenido, y se puede ver que aún quedan bastantes residuos de estas frecuencias. Sobre este espectro se buscan equiespaciamentos, cuyo resultado se puede ver en la tabla 5.17. En los equiespaciamentos encontrados se pueden ver algunos de los armónicos de  $\nu_{corot}$  debido a los residuos que quedaron al limpiar el espectro. En la figura 5.32 se puede ver el doblado del espectro en algunas frecuencias. No se observa nada significativo.

Rango	Separaciones ( $\mu\text{Hz}$ )	coincidencias
2000-4000 $\mu\text{Hz}$	32.8	16
	167.4	8
	41.0	8
	83.7	7
	35.1	7

Tabla 5.17: Separaciones más probables encontradas por el programa *trufas* para los datos de la estrella corot 0101044194 (Rojo).

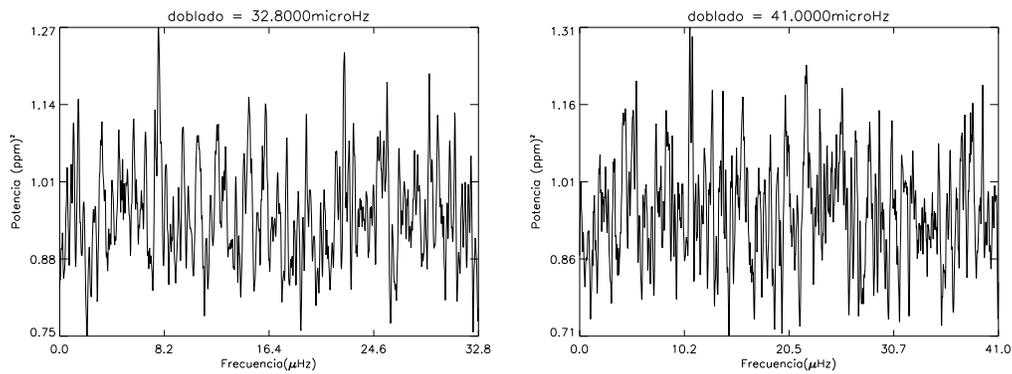


Figura 5.32: Espectro de potencias doblado en varias frecuencias de la estrella corot 0101044194 (Rojo).

# 6

---

## Conclusiones y sugerencias para el futuro

En este trabajo se han evaluado las observaciones fotométricas masivas más precisas y mejor muestreadas hasta el momento con el fin de poder encontrar oscilaciones estelares en las componentes de sistemas binarios eclipsantes, con el objetivo de profundizar en el conocimiento de la estructura y evolución de las estrellas de tipo espectral tardío que los componen. Las conclusiones que podemos obtener del trabajo realizado son:

1. Se ha desarrollado una metodología para el análisis sísmico de series fotométricas de alta precisión de sistemas binarios eclipsantes con componentes estelares tardías. Se ha comprobado que la metodología es capaz de detectar las oscilaciones en ellas si tenemos suficiente precisión fotométrica como ocurre en el caso de los datos de CoRoT en el detector de sismología (SISMO). En el caso del detector de exoplanetas (EXO) se comprueba que la fotometría no alcanza la suficiente precisión en el intervalo de frecuencias de interés (de 1 a 5 mHz). Esta metodología puede automatizarse para el caso de tratamientos masivos de datos.
2. Se ha aplicado la metodología de análisis a datos fotométricos obtenidos en observatorios terrestres. Se han observado tres sistemas binarios y se ha comprobado que aún en el mejor de los casos (XTri) los datos, aún siendo de buena calidad (por debajo de 1 milimag), no alcanzan la suficiente precisión fotométrica ni el factor de llenado preciso (ventana observacional) para poder detectarlas. Las mejoras que se podrían prever en estos aspectos no creemos que satisfacen, ni siquiera en el futuro cercano, los requerimientos de precisión necesarios.
3. En el caso de los mejores datos, obtenidos con el satélite CoRoT en el detector EXO, de los 12 casos de sistemas binarios estudiados no se han obtenido resultados positivos. Los niveles de precisión alcanzados en el análisis correspondientes a  $\approx 1\mu Hz$  no se han mostrado suficientes para detectar oscilaciones estelares en binarias con estrellas tardías. El estudio del sistema corot 0101265799, quizás el mejor de los casos encontrados, sugiere la detección de la separación grande aunque sin poderla confirmar.
4. En los casos de las binarias en las que se tiene información de fotometría en tres

colores, se ha comprobado que, en este caso, no aportan la información extra precisa para poder mejorar la relación señal a ruido en el análisis. Como consecuencia, se concluye que la información aportada por los tres colores de CoRoT tampoco es suficiente como para detectar oscilaciones en estas estrellas.

5. La conclusión que podemos extraer de este estudio es que la fotometría desde observatorios terrestres no es lo suficientemente precisa estando limitada por el ruido instrumental, atmosférico y de la ventana observacional. Por otro lado, con los datos obtenidos por CoRoT sólo sería posible la observación desde el detector SISMO, con una precisión fotométrica mucho mayor (de 10 a 50 veces) que en el caso del detector EXO. Con el primero sólo hay observada una binaria.

### 6.1 Sugerencias para el futuro

1. La metodología puede enriquecerse aún más con la inclusión en el análisis del estudio de la envolvente del espectro a través de la transformada de Hilbert recientemente sugerido por Kiefer et al. (2015). Por otro lado, la metodología descrita podría automatizarse para su uso masivo en el análisis de observaciones con un número de objetos elevado.
2. Los datos fotométricos obtenidos por el satélite Kepler tienen una mejor calidad fotométrica que los de CoRoT/EXO ya que tienen un ruido menor; no obstante, su intervalo de muestreo ( $\approx 30min$  en la mayoría de las estrellas estudiadas, incluyendo sistemas binarios) los descartan para el análisis sísmico de estrellas tardías. Sólo las observaciones de aquéllos escasos sistemas binarios entre las estrellas que se observan con intervalo de muestreo menor (de 35 segundos) serían útiles.
3. Por lo tanto, debemos esperar al proyecto de misión espacial de la ESA, llamado PLATO, que va a mejorar la fotometría de sus antecesores CoRoT y Kepler tanto en relación señal a ruido como en intervalo de muestreo. Además, cubre un campo mucho más amplio y observa estrellas bastante más brillantes.
4. Las observaciones espectrométricas, tanto desde Tierra como desde el espacio, son el futuro mejor para observar estos objetos. Para ello, proyectos de redes de telescopios como SONG son imprescindibles si queremos avanzar en este campo.

## Agradecimientos

En primer lugar me gustaría agradecer al Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC) y a mi director de tesis el haberme permitido realizar esta tesis doctoral. También quisiera dar las gracias al personal del Observatorio del Teide y del Roque de los Muchachos que tan bien se han portado siempre conmigo durante mis largas noches de observación.

Mi primer agradecimiento es para mi familia, sin el apoyo incondicional de mis padres y mi hermano no estaría escribiendo estas palabras. También en este momento quisiera acordarme de mi tía Elisa, quien ya no está con nosotros, pero estoy segura que estaría muy ilusionada de poder leer este proyecto.

Muchas han sido las personas que han pasado por mi vida a lo largo de la realización de esta tesis doctoral, y muchas las que me han ayudado de alguna manera a llevar este proyecto a cabo. En primer lugar quería dar mil gracias a Roi y Chano quienes, además de ser buenos amigos, me han ayudado de manera profesional todas las veces que me quedé trabada durante la tesis y sin los cuales nunca hubiera terminado.

Mi camino hacia esta meta lo empecé en la Universidad de Valladolid cuando decidí estudiar la carrera de Ciencias Físicas con el firme propósito de terminar la misma en la Universidad de La Laguna con la especialidad de Astrofísica bajo mi brazo. Al irme de Valladolid dejé muy buenos amigos que siempre han estado allí al pie del cañón apoyándome, lo cual quiero agradecerles a todos: María, Jorge, Bea, Jesús, Jesusito, Maite, Marina.

Mi paso por tierras canarias me ha traído también grandes personas a mi lado, que sé siempre estarán ahí cuando las necesite y cuando no también. De los años que pasé estudiando la especialidad en la Universidad de La Laguna quisiera agradecer a Carmen por ser tan buena amiga y estar a mi lado en las duras y en las maduras; a Ricardo por estar siempre ahí ayudándome a resolver todas mis dudas; a Jero y Manu que, aunque ahora lejos, siempre hemos estado en contacto de alguna manera; a Miguel que tanto me ayudó en mis primeros años de tesis; a Inés quien además estuvo trabajando posteriormente conmigo; a Leticia y Carlos, con los que compartí buenos momentos; y a Gloria, una buena amiga siempre. También quería acordarme de Marcello a quien dejé en La Palma. En mis años de tesis en el IAC encontré un grupo de persona estupendo los cuales me hicieron esos años mucho más amenos y con los que sigo manteniendo una excelente relación de amistad, para ellos este agradecimiento: Miguel mi escritor favorito, Roi, Nahida, Nancy, Elia, Jacopo, Ruyman buenos amigos buena gente, y muy buenos recuerdos de los momentos pasados con todos ellos. Por supuesto no puedo por menos acordarme de Luis, Alex y Carlos, cuanto apoyo he recibido de ellos siempre para que tirara adelante con este proyecto, también de Paca quien entro en mi vida un poco más tarde. Me queda agradecer a mi amiga Cristina por aguantarme las penas y acompañarme en las alegrías y a Anita, siempre escuchando mis palabras.

Tras doce años un día decidí partir y abandonar Canarias mudándome al otro extremo del país, lo que me llevó a trabajar en el Instituto de Física de Cantabria. En Cantabria, aún con mi tesis por terminar, son muchas las personas que me han apoyado y empujado

para llegar aquí. Muchas gracias a Belén que tanto me ayuda siempre en todo, y siempre está ahí para lo que haga falta; también a Judit que, aunque ha llegado más tarde, se ha convertido en una muy buena amiga; a Diego, una de las mejores personas que conozco; a Raquel uno de mis principales apoyos en mis primeros años en Cantabria; a Luis y Airam, por esos buenos y divertidos momentos, especialmente en ese despacho vuestro; a Anuar y Silvia, buenos amigos y compañeros; y a Alberto, a quien conocí a través de Diego y ya se ha quedado conmigo para siempre. También quisiera mencionar a dos personas que durante todo este tiempo que llevo en Cantabria han estado empujándome y animándome a terminar la tesis, preguntándome semana tras semana *¿ cómo lo llevas, ya está?*, que son Patri y Francisco.

Durante mis últimos años en Canarias y todos los que llevo en tierras cántabras, empecé a conocer un nuevo mundo y un nuevo estilo de vida a través de la ayuda a los animales, lo que me ha llevado a formar parte de una protectora de animales, gatos en este caso, los cuales me mantienen viva y con ganas de seguir luchando en todo momento. Va por ellos este agradecimiento, tanto las personas que me están acompañando en este proyecto, como todos los animales que he tenido el placer de ayudar y conocer, ya estén vivos o se hayan quedado en el duro camino, en especial mis pequeñas Luna, Isis y Juno que ya no están conmigo y a los que ahora comparten mi vida: Zeus, Sauron, Hades, Meka y Tito.

# Bibliography

- Appourchaux T., Michel E., Auvergne M., et al., 2008, *A&A* 488, 705
- Arevalo M.J., Lazaro C., Dominguez R.M., Martinez-Pais I.G., 2001, *Informational Bulletin on Variable Stars* 5160, 1
- Barban C., Deheuvels S., Baudin F., et al., 2009, *A&A* 506, 51
- Benomar O., Baudin F., Campante T.L., et al., 2009, *A&A* 507, L13
- Bruntt H., 2009, *A&A* 506, 235
- Chaplin W.J., Basu S., Huber D., et al., 2014, *ApJS* 210, 1
- Christensen-Dalsgaard J., 1998, In: Deubner F.L., Christensen-Dalsgaard J., Kurtz D. (eds.), *New Eyes to See Inside the Sun and Stars*, vol. 185 of *IAU Symposium*, pp. 245–+
- Christensen-Dalsgaard J., 2003, Lecture Notes on Stellar Oscillations. Institut for Fysik og Astronomi, Aarhus Universitet, and Teoretisk Astrofysik Center, Danmarks Grundforskningsfond
- Christensen-Dalsgaard J., Duvall, Jr. T.L., Gough D.O., Harvey J.W., Rhodes, Jr. E.J., 1985, *Nature* 315, 378
- Christensen-Dalsgaard J., Frandsen S., 1983a, *Sol. Phys.* 82, 165
- Christensen-Dalsgaard J., Frandsen S., 1983b, *Sol. Phys.* 82, 469
- Christensen-Dalsgaard J., Gough D.O., Thompson M.J., 1991, *ApJ* 378, 413
- Claverie A., Isaak G.R., McLeod C.P., van der Raay H.B., Cortes T.R., 1979, *Nature* 282, 591
- Córsico A.H., Benvenuto O.G., Althaus L.G., Serenelli A.M., 2002, *MNRAS* 332, 392
- Di Mauro M.P., 2003, In: Rozelot J.P. (ed.), *The Sun's Surface and Subsurface: Investigating Shape*, vol. 599 of *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, pp. 31–67

- di Mauro M.P., 2004, In: Danesy D. (ed.), *SOHO 14 Helio- and Asteroseismology: Towards a Golden Future*, vol. 559 of *ESA Special Publication*, pp. 186–+
- Dugan R.S., 1928, *Contributions from the Princeton University Observatory* 8, 1
- Duvall, Jr. T.L., Dziembowski W.A., Goode P.R., et al., 1984, *Nature* 310, 22
- Frieboes-Conde H., Herczeg T., 1973, *A&AS* 12, 1
- Frohlich C., Andersen B.N., Appourchaux T., et al., 1997, In: Provost J., Schmitter F.X. (eds.), *Sounding Solar and Stellar Interiors*, vol. 181 of *IAU Symposium*, p. 67
- Gaulme P., Appourchaux T., Boumier P., 2009, *A&A* 506, 7
- Grec G., Fossat E., Pomerantz M., 1980, *Nature* 288, 541
- Green E.M., Fontaine G., Reed M.D., et al., 2003, *ApJ* 583, L31
- Hansen C.J., van Horn H.M., 1979, *ApJ* 233, 253
- Hernández Corujo M., 1998, *Astrosismología en la Secuencia Principal: Las estrellas  $\delta$  Scutis del Cúmulo del Pesebre*. Ph.D. thesis, Instituto de Astrofísica de Canarias
- Kalimeris A., Rovithis-Livaniou H., Rovithis P., 1994, *A&A* 282, 775
- Kaye A.B., Handler G., Krisciunas K., Poretti E., Zerbi F.M., 1999, *PASP* 111, 840
- Kennelly E.J., Brown T.M., Kotak R., et al., 1998, *ApJ* 495, 440
- Kilkenny D., Koen C., O'Donoghue D., Stobie R.S., 1997, *MNRAS* 285, 640
- Kim S.L., Lee J.W., Kwon S.G., et al., 2003, *A&A* 405, 231
- Kjeldsen H., Bedding T.R., Viskum M., Frandsen S., 1995, *AJ* 109, 1313
- Kochukhov O., 2007, *Communications in Asteroseismology* 150, 39
- Krisciunas K., 1993, In: *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, vol. 25 of *Bulletin of the American Astronomical Society*, p. 1422
- Kurtz D.W., 2005, *Journal of Astrophysics and Astronomy* 26, 123
- Lázaro C., Arévalo M.J., Martínez-Pais I.G., Domínguez R.M., 2002, *AJ* 123, 2733
- Lazrek M., Baudin F., Bertello L., et al., 1997, *Sol. Phys.* 175, 227
- Leighton R.B., Noyes R.W., Simon G.W., 1962, *ApJ* 135, 474
- Metcalfe T.S., 2005, *Journal of Astrophysics and Astronomy* 26, 273
- Metcalfe T.S., Creevey O.L., Doğan G., et al., 2014, *ApJS* 214, 27
- Miglio A., Antonello E., 2004, *Memorie della Societa Astronomica Italiana* 75, 65

- Miglio A., Chiappini C., Morel T., et al., 2013, In: *European Physical Journal Web of Conferences*, vol. 43 of *European Physical Journal Web of Conferences*, p. 3004
- Moya A., Suarez J.C., Amado P.J., et al., 2006, *Communications in Asteroseismology* 147, 129
- Neujmin G., 1922, *Astronomische Nachrichten* 217, 191
- Niemczura E., 2003, *A&A* 404, 689
- Østensen R., 2000, In: Bergvall N., Takalo L.O., Piirola V. (eds.), *The NOT in the 2000's. Proceedings of the workshop held on La Palma, April 12-15, 2000. Edited by Nils Bergvall, Leo O. Takalo, and Vilppu Piirola. Published by the University of Turku, Tuorla Observatory, FIN - 21500 Piikkiö, Finland, ISBN 951-29-1827-7, p.139*, pp. 139–+
- Paul Cally C.M., 2007, Global Helioseismology. SOHO 19/GONG 2007 Seismology of Magnetic Activity, 9-13 July 2007, Monash University, Melbourne, CSPA (Center for Estelar and Palnetary ASTrophysics)
- Pereira T.M.D., Suárez J.C., Lopes I., et al., 2007, *A&A* 464, 659
- Qian S., 2002, *PASP* 114, 650
- Rafert J.B., 1982, *PASP* 94, 485
- Régulo C., Almenara J.M., Alonso R., Deeg H., Roca Cortés T., 2007, *A&A* 467, 1345
- Régulo C., Roca Cortés T., 2002, *A&A* 396, 745
- Rovithis-Livaniou H., Kranidiotis A.N., Rovithis P., Athanassiades G., 2000, *A&A* 354, 904
- Ryabchikova T., Fossati L., Shulyak D., 2009, *A&A* 506, 203
- Schou J., Christensen-Dalsgaard J., Thompson M.J., 1992, *ApJ* 385, L59
- Schuh S., Huber J., Dreizler S., et al., 2006, *Memorie della Societa Astronomica Italiana* 77, 480
- Shibahashi H., 2001, In: Wilson A., Pallé P.L. (eds.), *SOHO 10/GONG 2000 Workshop: Helio- and Asteroseismology at the Dawn of the Millennium*, vol. 464 of *ESA Special Publication*, pp. 457–460
- Soydugan F., Frasca A., Soydugan E., et al., 2007, *MNRAS* 379, 1533
- Sperl M., 1998, *Communications in Asteroseismology* 111, 1
- Stankov A., Handler G., 2005, *ApJS* 158, 193
- Stebbins J., 1910, *ApJ* 32, 185
- Struve O., 1946, *ApJ* 104, 253

---

Tassoul M., 1980, *ApJS* 43, 469

Terrell D., Murdin P., 2000, *Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics*

Vázquez Ramió H., 2009, Observación de la convección en estrellas de tipo solar. Ph.D. thesis, Instituto de Astrofísica de Canarias

White T.R., Bedding T.R., Stello D., et al., 2011, *ApJ* 742, L3

Wood B.D., Forbes J.E., 1963, *AJ* 68, 257

Wood F.B., 1950, *ApJ* 112, 196