

UNIVERSIDAD DE LA LAGUNA

TRABAJO  
FIN DE GRADO

---

**Búsqueda fotométrica de variables  
cataclísmicas adecuadas para  
estudios dinámicos**

---

*Autor:*  
Alejandro Martín Escabia

*Supervisores:*  
Dr. Manuel A. Pérez  
Torres y Dr. Pablo  
Rodríguez Gil

*Trabajo realizado para obtener el título de  
Grado en Física*

4 de julio de 2022

*A mis padres, Juan Carlos e Inma, por su amor y apoyo infinitos. Sin vuestro sacrificio nada de esto habría sido posible. A vosotros debo cada uno de mis logros.*

## *Agradecimientos*

Quiero expresar mi sincero agradecimiento a mis tutores Pablo Rodríguez Gil y Manuel Pérez Torres, así como a Ayoze Álvarez Hernández, por abrirme la puerta al fascinante mundo de la Astrofísica y por allanarme el camino en este trabajo con su indispensable ayuda, sus enseñanzas y su trato cercano.

Quisiera agradecer también a mi antiguo profesor Hugo Tavío, cuyo entusiasmo por la Física fue determinante para que me decidiera por estudiar esta carrera.

A mi hermano Carlos Javier, por ser un constante ejemplo y ayudarme siempre que lo necesito.

Por último, a mis compañeros de carrera y amigos. En especial a Nico, Bea, Laura y Luis. Gracias por vuestro apoyo incondicional incluso cuando nuestros caminos se vieron separados, especialmente entonces. No concibo haber llegado hasta aquí sin vuestra compañía.

## *Resumen*

En este trabajo presentamos un método rápido diseñado para detectar la estrella secundaria en el visible/infrarrojo en variables cataclísmicas a partir de sus distribuciones de energía espectral (SEDs) calculadas a partir de las magnitudes y distancias publicadas por diferentes mapeos (*surveys*) de todo el cielo. Nuestra muestra contiene novae de nuestra Galaxia cuyas erupciones ocurrieron hace más de 50 años y que a día de hoy se encuentran en estado de quietud. La detección de la estrella secundaria permitirá realizar estudios dinámicos que permitan respaldar o refutar los modelos teóricos que deducen la masa de la enana blanca —en muchas ocasiones superior a  $1 M_{\odot}$ — a partir de la curva de decaimiento de brillo de la nova.

Hemos implementado una serie de códigos de PYTHON que permiten automatizar el proceso de generación de las SEDs. De los 44 sistemas estudiados, hemos observado indicios de la presencia de la estrella secundaria en 12 novae no simbióticas. Los resultados obtenidos han sido comparados con estudios espectroscópicos de la literatura, que han corroborado la detección certera de la secundaria en tres casos (GK Per, V841 Oph y BD Pav). Además, hemos identificado en estos trabajos previos otros candidatos que necesitan espectros de mejor calidad para dar una respuesta definitiva.

## Summary

Cataclysmic variables are semi-detached binary systems composed of a white dwarf primary star and a low mass, typically main sequence, secondary star. The latter overfills its Roche lobe and transfers matter into the Roche lobe of the white dwarf. The way this mass is driven on to the primary star will depend on its magnetic properties. For weakly-magnetic white dwarfs, the stream of transferred material, which has a non-zero angular momentum relative to the white dwarf, goes into orbit around it eventually forming an accretion disc. If, on the contrary, the white dwarf is strongly magnetic, the formation of an accretion disc is not possible and the material is channelled along the magnetic field lines of the primary onto its surface to end up colliding near its magnetic poles.

Cataclysmic variables are given their exotic name as a consequence of the characteristic outbursts they undergo. According to their recurrence time and brightness amplitude, these are classified into three groups: classical novae, recurrent novae and dwarf novae. Novae draw their energy from thermonuclear reactions on the white dwarf surface, while dwarf novae rely on accretion disc instabilities to power their milder eruptions. The main distinction between classical and recurrent novae is that the former ones have not been observed to erupt more than once, while recurrent novae seem to recur on timescales of decades or centuries.

Theoretical models based on the novae brightness decay curves predict that white dwarfs in novae would have masses larger than  $1 M_{\odot}$ , even close to the Chandrasekhar mass limit, which makes these systems type Ia supernova candidate progenitors. To test these predictions, it is necessary to carry out dynamical studies that can provide accurate masses for both the white dwarf and its companion. This can only be done if the absorption lines of the secondary star are detected in the spectrum. However, the accretion disc generally happens to be the main contributor to the optical light, often overshadowing the secondary star. For this reason, it is important to search for many systems where signatures of the secondary stars can be seen.

In this work, we have compiled a sample of Galactic novae whose outbursts were registered at least 50 years ago, so that they have had enough time to return to their quiescence state. We have analyzed the morphology of their spectral energy distributions (SEDs), and determined whether the secondary star contributes significantly to the brightness of the system.

The SED of an object accounts for the variation with wavelength of its emitted energy, and can be considered as a very low resolution spectrum that gives us an idea of the shape of the continuum. The spectral continua of the white dwarf and the secondary star can be approximated as black bodies with their same temperatures. However, the signature of the accretion discs is different: while the outer parts are relatively cold ( $\simeq 5000$  K), the inner parts get hotter the closer they are to the white dwarf, reaching temperatures of  $\simeq 30000$  K in the innermost regions. Therefore, the spectral continuum of such a disc can be regarded as the sum of the black-body emissions of a series of rings whose temperatures decrease smoothly

outwards. The result of this superposition is an emission curve that follows a power law as a function of the wavelength.

In those cases where the emission of the accretion disc is the main contributor to the optical light, the shape of the resulting SED will be that of a power law. On the contrary, if the secondary star contributes significantly to the total flux, the shape of the SED will be the result of the sum of a power law and a typical black-body curve. It is precisely this that we will take advantage of to make a selection of novae in which the secondary star may be detected.

To calculate the SEDs of our sample we have compiled photometric measurements from the optical to the mid-infrared from the following sky surveys: *Pan-STARRS Data Release 1* (PS1), *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS), *The AAVSO Photometric All-Sky Survey* (APASS), *Two Micron All Sky Survey* (2MASS) and *Wide-field Infrared Survey Explorer* (WISE). The magnitudes have been corrected for interstellar extinction using the distances inferred from *Gaia* data given by Bailer-Jones et al. (2021) and the three-dimensional dust reddening map by Green et al. (2019).

We retrieved all this information using the [VizieR Catalogue Service](#), an astronomical catalogue search application provided by the *Centre de Données astronomiques de Strasbourg* (CDS). To make the data treatment easier and produce the SEDs of the objects in our sample, we have developed PYTHON codes that automate the calculation process.

We classified the systems based on the morphology of their SEDs and searched for spectroscopic evidence of their secondary stars in the literature. From our results we can conclude that it is possible to infer whether the secondary star appreciably contributes to the optical and infrared light of a nova remnant from its photometric SED.

Of the 44 novae studied, besides six symbiotic stars, we found indication of the presence of the secondary star in 12 of them. In three of these 12 cases previous spectroscopic studies had confirmed that the spectrum of the secondary star is appreciable: GK Per, V841 Oph and BD Pav. This nicely shows the utility of our photometric method. Signatures of the secondary star are not unambiguously detected in the case of V368 Aql, in which a brighter spectrum towards the red is observed. This, together with its long orbital period, is compatible with the secondary contributing significantly to the system brightness. Finally, NSV 11561 has been proposed as a K4 V star, but it might be the bright secondary star dominating its spectrum. It would be interesting to carry out radial velocity studies of this system to clarify its nature.

# Índice general

<b>Agradecimientos</b>	<b>II</b>
<b>Resumen</b>	<b>III</b>
<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Caracterización de sistemas en función de su distribución espectral de energía. . . . .	4
<b>2. Objetivos</b>	<b>6</b>
<b>3. Metodología</b>	<b>7</b>
3.1. Proceso de obtención de una SED . . . . .	7
3.1.1. Conversión de magnitud aparente a densidad de flujo de energía . . . . .	7
3.1.2. <i>Surveys</i> fotométricos y mapa de <i>reddening</i> . . . . .	9
Pan-STARRS 1 (PS1) . . . . .	10
Sloan Digital Sky Survey (SDSS) . . . . .	10
The AAVSO Photometric All-Sky Survey (APASS) . . . . .	10
The Two Micron All Sky Survey (2MASS) . . . . .	10
The Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE) . . . . .	10
Bayestar 19 . . . . .	11
3.1.3. Convirtiendo las magnitudes aparentes en una SED . . . . .	12
3.2. Automatización del proceso . . . . .	14
3.2.1. Acceso a las medidas fotométricas mediante VizieR . . . . .	14
3.2.2. Leyendo y filtrando la información . . . . .	16
3.2.3. Cálculo de las SEDs . . . . .	17
3.3. Muestra de objetos . . . . .	17
<b>4. Resultados y discusión</b>	<b>20</b>
4.1. SEDs dominadas por el disco de acreción. . . . .	20

---

4.2. SEDs con posible contribución de la estrella secundaria. . . . .	22
4.2.1. Binarias simbióticas . . . . .	30
4.3. Resumen de resultados . . . . .	32
<b>5. Conclusiones</b>	<b>34</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>36</b>

# Capítulo 1

## Introducción

### Chapter summary

Cataclysmic variables are semi-detached interacting binary systems composed of a low mass, main sequence secondary star that fills its Roche lobe and transfers matter to the primary star, which is a white dwarf. In cataclysmic variables with weakly-magnetic white dwarfs, the matter transferred forms an accretion disc around the white dwarf. These systems occasionally undergo outbursts with a range of recurrence times and amplitudes, novae being the most extreme cases.

Theoretical models predict that white dwarfs in novae may have masses larger than  $1 M_{\odot}$ , even close to the Chandrasekhar mass limit. However, only dynamical studies of these systems will allow to confirm or refute this prediction. In order to carry out this kind of study it is necessary to detect the spectrum of the secondary star. In many cases, the accretion disc is the dominant source of optical radiation in such a way that the secondary is partially or totally overshadowed by the disc. For this reason, it is important to search for the signatures of the secondary stars in nova remnants in quiescence.

Las variables cataclísmicas son un tipo de sistema binario en interacción en el que la componente primaria, una enana blanca, acrece por la incorporación de material estelar proveniente de una estrella de menor masa, típicamente de secuencia principal, que denominamos estrella secundaria (Kraft 1962). En este tipo de sistemas, la transferencia de masa hacia la enana blanca es consecuencia del llenado del lóbulo de Roche de la secundaria.

Si el campo magnético de la primaria no es lo suficientemente intenso ( $B \lesssim 1 \text{ MG}$ ), el material transferido se dispone en un disco de acreción a su alrededor, donde cae lentamente en espiral hacia su superficie. El punto donde el torrente de material de la secundaria choca con el disco recibe el nombre de mancha caliente o mancha brillante (del inglés *bright spot*). En la Fig. 1.1 se presenta una ilustración de una variable cataclísmica con un disco de acreción.

Por el contrario, si la enana blanca es fuertemente magnética ( $B \gtrsim 10 \text{ MG}$ ), no es posible la formación de un disco de acreción, de modo que el material de

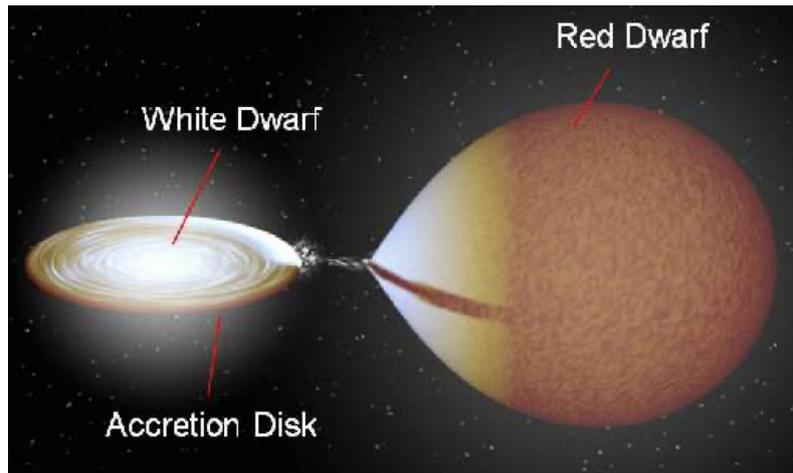


FIGURA 1.1: Representación gráfica de una variable cataclísmica con un disco de acreción, del que la enana blanca incorpora material de la estrella secundaria, que llena su lóbulo de Roche. El chorro de materia impacta con el disco formando la mancha caliente (*bright spot* o *hot spot*).

la secundaria es canalizado a través de las líneas del campo magnético de la primaria para acabar chocando en su superficie cerca de sus polos magnéticos. Estos sistemas se conocen como variables cataclísmicas polares (Fig. 1.2).

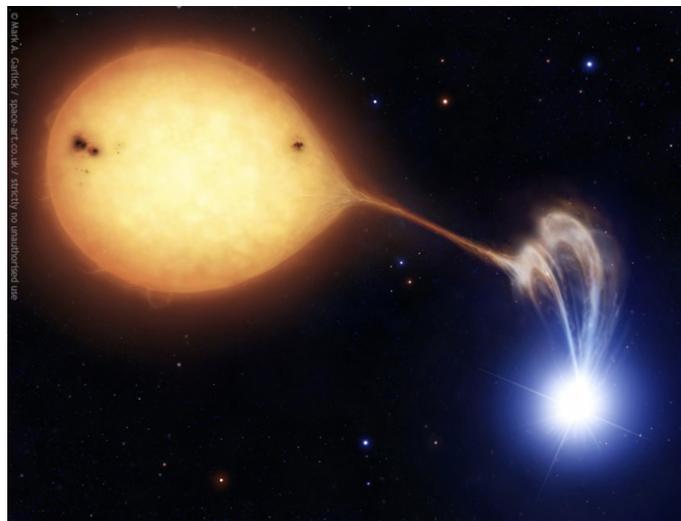


FIGURA 1.2: Representación artística de una variable cataclísmica polar (Dr. Mark A. Garlick).

Hay casos en que el campo magnético de la enana blanca no es lo suficientemente fuerte como para impedir la formación del disco de acreción. Este tipo de variables cataclísmicas, a medio camino entre los dos descritos anteriormente, recibe el nombre de polar intermedia (Fig. 1.3). En esta variedad, el material es forzado a seguir las líneas del campo magnético de la primaria, pero solo a partir de un cierto radio interno del disco de acreción. La estrella DQ Her, estudiada en

este trabajo, fue la primera de este tipo en ser descubierta (ver, p. ej., el artículo de revisión de Patterson 1994).



FIGURA 1.3: Representación artística de una variable cataclísmica polar intermedia (Dr. Mark A. Garlick).

Las variables cataclísmicas también se caracterizan por los cambios drásticos de brillo que sufren, que les confieren el apelativo de “cataclísmicas”. Las erupciones de mayor dimensión las experimentan las novae. En ellas, el brillo del sistema puede incrementarse en un factor superior a 10 millones en cuestión de días para después desvanecerse durante décadas hasta volver a un estado de reposo en el que recupera su brillo original.

La gran mayoría de las novae observadas la conforman las **novae clásicas**: novae en las que se ha detectado una única erupción. No obstante, existe un grupo de novae, denominadas **novae recurrentes**, en las que se han observado dos o más erupciones, que se repiten cada varias decenas o cientos de años.

Menos impresionantes, pero mucho más frecuentes, son las **novae enanas**. Estas muestran erupciones de menor entidad en las que el sistema se hace hasta unas 100 veces más brillante en menos de un día y luego se desvanece en un tiempo de una o dos semanas. Sin embargo, los mecanismos son muy diferentes: explosiones termonucleares en una fina capa de hidrógeno en la superficie de la enana blanca en las novae, e inestabilidades en el disco de acreción en las novae enanas (Meyer & Meyer-Hofmeister 1981; Osaki 1974). Las erupciones en las novae enanas suelen repetirse cada pocas semanas hasta cada pocas décadas.

Independientemente de la manera en la que el material de la estrella secundaria sea transportado hacia la enana blanca (disco de acreción, líneas de campo magnético o una combinación de ambas), las novae son el resultado de explosiones termonucleares en la envoltura de hidrógeno que se acumula en su superficie (Starrfield, Sparks & Truran 1975). La erupción resultante produce un incremento en el brillo del sistema de entre 6 a 15 magnitudes<sup>1</sup> aproximadamente (p. ej., Hoard et al. 2000).

<sup>1</sup>Ver el apartado 3.1.1 para la definición de magnitud.

Durante el proceso, una gran cantidad de energía ( $\sim 10^{44}$  erg) es liberada y distribuida en el disco de acreción, provocando su expansión y expulsión violenta del sistema. Después de este evento, la masa expulsada se expandirá formando una envoltura nebulosa que acabará incorporándose al medio interestelar (p. ej., Santamaría et al. 2022).

Las novae pueden originarse tanto en variables cataclísmicas como en estrellas simbióticas (Munari 1997, apartado 4.2.1), en las que la estrella secundaria no es una estrella de secuencia principal, sino una gigante roja.

Existe debate acerca de si la enana blanca gana masa en el proceso, o bien el sistema expulsa el material de la estrella secundaria acumulado sobre su superficie. Hay estudios que estiman la masa de la enana blanca a partir de modelos basados en la curva de decaimiento de la nova (ver, p. ej., Shara et al. 2018). Estos sugieren que la masa de las enanas blancas en novae suele superar  $1 M_{\odot}$ , lo que convierte a estos sistemas en candidatos a progenitores de supernovas de tipo Ia.

La realización de estudios dinámicos es fundamental para respaldar estas hipótesis, pues permiten medir las masas de estos sistemas de forma fiable. Para llevar a cabo este tipo de estudios en sistemas binarios es necesario detectar la estrella secundaria. Sin embargo, en muchos casos el brillo del disco de acreción es tal que engulle el de la estrella secundaria. Por ello, es importante encontrar novae en las que pueda apreciarse la secundaria, pues esto permitiría realizar estudios dinámicos y obtener de manera precisa el valor de las masas de ambas estrellas.

## 1.1. Caracterización de sistemas en función de su distribución espectral de energía.

La SED (del inglés *Spectral Energy Distribution*) fotométrica de un objeto da cuenta de la variación de su energía emitida con la longitud de onda y puede ser considerada como un espectro de muy baja resolución que nos da una idea de la forma del continuo.

El espectro de una variable cataclísmica débilmente magnética es el resultado de la superposición de los espectros de sus componentes: la enana blanca, la estrella secundaria y el disco de acreción. Los continuos de los espectros de la enana blanca y la estrella secundaria se aproximan al de cuerpos negros con sus mismas temperaturas. Sin embargo, la firma del disco de acreción es distinta: mientras que la parte exterior del disco es relativamente fría ( $\simeq 5000$  K), las partes internas son más calientes conforme más cerca se encuentran de la enana blanca, alcanzando temperaturas de  $\simeq 30000$  K en la parte más interna. Por lo tanto, el continuo de su espectro puede considerarse como la suma de las emisiones de una serie de anillos cuyas temperaturas van disminuyendo suavemente hacia afuera y que emiten como cuerpos negros a sus temperaturas locales. El resultado de esta superposición es una curva de emisión que sigue una ley potencial (*power law*, en inglés) con la longitud de onda.

---

De forma general, en una variable cataclísmica la emisión del disco de acreción es la contribuyente principal a la luz en el rango visible, dominando así la forma de la SED. No obstante, hay casos en que la estrella secundaria contribuye al brillo de forma considerable. Esto puede inferirse a partir de la morfología de la SED, que resultará ser la suma de una ley potencial y una curva típica de un cuerpo negro, correspondiente a la estrella secundaria. Es precisamente esto lo que aprovecharemos para realizar una selección de novae en las que podría detectarse la estrella secundaria.

## Capítulo 2

# Objetivos

### Chapter summary

The aim of this work is to implement a method to identify novae suitable for dynamical studies from spectral energy distributions (SEDs) constructed using survey photometry only. To achieve this goal, we will learn how to automate the generation of SEDs of the nova remnants in quiescence using PYTHON and their interpretation.

El propósito de este trabajo es calcular y analizar las SEDs de una muestra de remanentes de novae que actualmente se encuentren en estado de reposo, con el objetivo de identificar aquellas en las que se aprecie una contribución importante de la estrella secundaria al brillo del sistema. La detección de la estrella secundaria ofrece la oportunidad de deducir información como su tipo espectral y realizar estudios dinámicos que permitan confirmar que las enanas blancas en este tipo de sistemas son atípicamente masivas ( $> 1 M_{\odot}$ ).

Para ello usaremos datos fotométricos en el rango visible e infrarrojo cercano de *surveys*<sup>1</sup> de todo el cielo. En aquellos casos en los que tengamos indicios de que la estrella secundaria es detectable, intentaremos confirmarlo a partir de espectros con mayor resolución publicados por otros autores. Esto nos permitirá comprobar la validez de nuestro método.

Paralelamente, se persigue adquirir los conocimientos necesarios del lenguaje de programación PYTHON que permitan realizar una labor de análisis de grandes cantidades de datos y de automatización de los cálculos que, más allá de facilitar la realización de este estudio, resulta cada vez más necesaria en investigación. En concreto, en este trabajo se pretende automatizar el proceso de generación de las SEDs de los objetos bajo estudio.

---

<sup>1</sup>Término en inglés para mapeo.

## Capítulo 3

# Metodología

### Chapter summary

In this chapter we describe how the SEDs of our sample of objects are calculated from photometric measurements in different optical and infrared bands obtained from the PS1, SDSS, APASS, 2MASS and WISE surveys. The magnitudes have been corrected from interstellar extinction using the distances inferred from *Gaia* data and state-of-the-art 3D maps of the dust distribution in the Galaxy. Given the size of our sample, we have developed PYTHON codes to automate the SED calculation process.

En este capítulo describimos cómo se han calculado las SEDs de nuestra muestra de objetos (apartado 3.3) a partir de medidas fotométricas en diferentes bandas del visible y el infrarrojo obtenidas de los siguientes *surveys*: *Pan-STARRS Data Release 1* (PS1), *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS), *The AAVSO Photometric All-Sky Survey* (APASS), *Two Micron All Sky Survey* (2MASS) y *Wide-field Infrared Survey Explorer* (WISE). Las medidas se han corregido del efecto de la extinción interestelar usando las distancias a los objetos inferidas a partir de los datos de *Gaia* (Bailer-Jones et al. 2021) y los mapas de la distribución de polvo en la Galaxia de Green et al. (2019).

Dado el gran número de objetos a analizar (un total de 44, tras descartes), hemos desarrollado códigos escritos en Python para automatizar el proceso de generación de las SEDs, facilitando extender el estudio de un objeto al de tantos como se desee.

## 3.1. Proceso de obtención de una SED

### 3.1.1. Conversión de magnitud aparente a densidad de flujo de energía

Para calcular la SED de un objeto astronómico es necesario medir con cierta precisión su flujo en diferentes bandas del espectro electromagnético, lo que conocemos como fotometría. Se usan filtros para aislar fragmentos del espectro y

así medir los flujos en distintos intervalos de longitud onda.

Las características principales de un filtro son su ancho de banda y su longitud de onda efectiva. La primera determina el rango de longitudes de onda de la luz que deja pasar el filtro y la segunda puede considerarse como el centro de ese rango (Fig. 3.1).

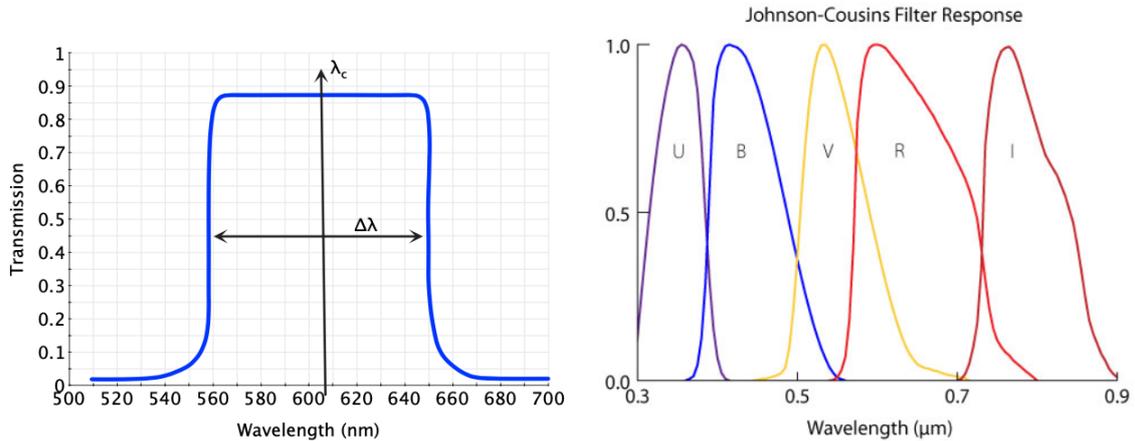


FIGURA 3.1: Izquierda: representación ideal de la curva de transmisión de un filtro.  $\Delta\lambda$  representa el ancho de banda y  $\lambda_c$  la longitud de onda central. Derecha: bandas del sistema fotométrico de Johnson-Cousins a modo de ejemplo.

De este modo, definimos  $F_\lambda$  como la energía que nos llega de un astro por unidad de tiempo, área y ancho de banda:

$$F_\lambda = \frac{\Delta E}{\Delta A \Delta t \Delta \lambda} , \quad (3.1)$$

donde  $\Delta E$  es la energía que llega al telescopio,  $\Delta A$  su área colectora,  $\Delta t$  el tiempo de exposición y  $\Delta \lambda$  el ancho de banda.

Estrictamente, el flujo monocromático viene dado por el límite de esta expresión cuando  $\Delta A$ ,  $\Delta t$  y  $\Delta \lambda$  tienden a 0. No obstante, ese es un caso límite ideal y el flujo solo adquiere sentido cuando se mide sobre un intervalo de longitudes de onda. En la práctica, se trabaja con  $F_\lambda$  tal y como se define en 3.1.

Por otro lado, para una banda concreta, la **magnitud aparente** se define a partir del flujo medido en esa banda mediante la siguiente expresión:

$$m_\lambda = -2.5 \log_{10}(F_\lambda) + C , \quad (3.2)$$

con  $C$  una constante. Como consecuencia del signo negativo de la ecuación, cuanto más brillante sea un objeto, menor será su magnitud.

El valor de la constante  $C$  es distinto para cada filtro y sistema fotométrico y determina la escala de magnitudes. Para definirla se elige un valor del flujo para

el cero de la escala (*zeropoint*<sup>1</sup>), es decir, se le asigna la magnitud 0 a una estrella conocida en el sistema fotométrico en cuestión.

De la ecuación 3.2 es fácil deducir la siguiente relación entre las magnitudes de dos objetos:

$$m_A^\lambda - m_0^\lambda = -2.5 \log_{10} \left( \frac{F_A^\lambda}{F_0^\lambda} \right), \quad (3.3)$$

de modo que si para una banda de un sistema fotométrico  $F_0^\lambda$  es el flujo medido de una estrella con magnitud 0 ( $m_0^\lambda = 0$ ), entonces podremos calcular el flujo del objeto A a partir de su magnitud,  $m_A^\lambda$ , según la siguiente relación que se deduce de la ecuación 3.3:

$$F_A^\lambda = F_0^\lambda \cdot 10^{-0.4 m_A^\lambda}, \quad (3.4)$$

con  $F_0^\lambda$  el zeropoint del flujo.

De este modo obtenemos el flujo que nos llega del objeto. No obstante, el flujo observado no coincide con el intrínseco, pues se ve afectado por la **extinción interestelar**. La extinción,  $A_\lambda$ , medida en magnitudes, mide la diferencia entre el brillo real y el aparente causada por la absorción y dispersión que ocurre en el medio interestelar hasta que su luz llega a nosotros.

Los granos de polvo del medio interestelar tienen un tamaño típico comparable a la longitud de onda de la luz azul, por lo que la cantidad de luz perdida en el camino es mayor en esas longitudes de onda. Como consecuencia, muchos objetos que observamos parecen más rojos de lo que realmente son. Este efecto se denomina enrojecimiento, más conocido por el término inglés *reddening*, y se define como la diferencia entre el índice de color<sup>2</sup> que se observa y el verdadero en el mismo par de bandas fotométricas. El reddening depende de la posición del objeto en la Galaxia y de su distancia a nosotros.

Por lo tanto, tendremos que corregir las magnitudes aparentes de cada banda de la extinción sufrida en cada una de ellas,  $A_\lambda$ , lo que implícitamente corrige también el reddening. Para ello, como ya hemos mencionado, usamos la versión Bayestar19 del mapa de polvo interestelar en 3D para nuestra Galaxia de Green et al. (2019) junto con las distancias calculadas a partir de los datos del *Early Data Release 3* de Gaia (Gaia Collaboration et al. 2021).

### 3.1.2. *Surveys* fotométricos y mapa de reddening

Los datos fotométricos utilizados en este trabajo para la construcción de las SEDs de los objetos de nuestra muestra (apartado 3.3) han sido extraídos de los catálogos de una serie de *surveys* en los rangos visible e infrarrojo. A continuación, se presenta una pequeña descripción de cada uno de ellos y del mapa de reddening Bayestar19.

<sup>1</sup>En español, valor cero o inicial.

<sup>2</sup>Los índices de color vienen dados por la diferencia entre las magnitudes medidas en diferentes filtros, p. ej.,  $m_g - m_r = (g - r)$ .

### Pan-STARRS 1 (PS1)

**Pan-STARRS** (**P**anoramic **S**urvey **T**elescope **A**nd **R**apid **R**esponse **S**ystem) toma imágenes de siete grados cuadrados de campo cada una en los filtros  $g$ ,  $r$ ,  $i$ ,  $z$  e  $y$ , cubriendo todo el cielo al norte de una declinación de  $-30^\circ$ . Los puntos fotométricos con los que trabajaremos son los proporcionados por el *Data Release 1* (DR1; Flewelling et al. 2020).

### Sloan Digital Sky Survey (SDSS)

El Sloan Digital Sky Survey o SDSS mapea el cielo mediante imágenes en el visible, tomadas a través de su sistema de filtros  $u'$ ,  $g'$ ,  $r'$ ,  $i'$  y  $z'$  (Fukugita et al. 1996). En este trabajo hemos utilizado los datos fotométricos del *Data Release 12*, que incluye todos los datos adquiridos hasta julio de 2014 y marca el final de la tercera generación del Sloan Digital Sky Survey (SDSS-III) (DR12; Alam et al. 2015).

### The AAVSO Photometric All-Sky Survey (APASS)

APASS es un mapeo fotométrico de todo el cielo realizado por la *American Association of Variable Star Observers* (AAVSO) en los filtros  $B$  y  $V$  de Johnson y  $g'$ ,  $r'$  e  $i'$ . Tras la publicación del *Data Release 1* de APASS en diciembre de 2010, ha habido nueve publicaciones adicionales, siendo la última el *Data Release 10*.

Para nuestro estudio hemos empleado los datos del *Data Release 9* en los filtros  $g'$ ,  $r'$  e  $i'$  (DR9; Henden et al. 2016).

### The Two Micron All Sky Survey (2MASS)

El proyecto 2MASS (Skrutskie et al. 2006) lleva a cabo un escaneo de todo el cielo en tres bandas del infrarrojo cercano:  $J$  (longitud de onda efectiva de  $1.235 \mu\text{m}$ ),  $H$  ( $1.662 \mu\text{m}$ ) y  $K_s$  ( $2.159 \mu\text{m}$ ) con el objetivo de detectar y caracterizar fuentes puntuales más brillantes que  $\simeq 1 \text{ mJy}$  en cada una de las bandas. La resolución angular es del orden de  $2 \text{ arcsec}^3$ .

### The Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE)

El telescopio espacial WISE cartografió el cielo a  $3.4$  (banda  $W1$ ),  $4.6$  ( $W2$ ),  $12$  ( $W3$ ) y  $22 \mu\text{m}$  ( $W4$ ) con una resolución angular de  $6.1$ ,  $6.4$ ,  $6.5$  y  $12.0 \text{ arcsec}$ , respectivamente, formando así un mapa del cielo en el rango del infrarrojo medio (Wright et al. 2010). En este trabajo hemos empleado los datos fotométricos del *AllWISE Data Release* (Cutri et al. 2021).

---

<sup>3</sup>Unidad para el segundo de arco.

Los surveys 2MASS y WISE tienen menor resolución angular que el resto. Esto puede afectar a la precisión en las magnitudes de aquellos objetos situados en regiones muy pobladas, dado que objetos cercanos pueden contribuir a la luz medida.

### Bayestar 19

Bayestar19 es un mapa tridimensional de la distribución del polvo en nuestra Galaxia con una profundidad de varios kpc<sup>4</sup> (Green et al. 2019). Se nutre de las medidas de paralaje de Gaia y la fotometría de PS1 y 2MASS. De forma resumida, se emplean las estrellas como trazadores de las columnas de polvo interestelar, modelizando sus magnitudes aparentes y paralajes en función de su tipo y de su distancia. Luego, se agrupan las estrellas en líneas de visión discretas, utilizando sus reddening y sus distancias para medir la cantidad de polvo en función de estas.

El mapa Bayestar19 es accesible mediante el paquete de Python `dustmaps`, que permite obtener los valores de reddening para una lista de coordenadas celestes y distancias determinadas<sup>5</sup>.

La extinción en las bandas fotométricas,  $A_\lambda(E)$ , es estimada como una función lineal del enrojecimiento,  $E$ . De este modo, para un objeto concreto la extinción viene dada por:

$$A_\lambda(E) = ER_\lambda, \quad (3.5)$$

donde  $E$  es el valor de reddening dado por Bayestar19 (esto es,  $E(g-r)$ ) de acuerdo con su posición y  $R_\lambda$  el coeficiente de extinción, que se determina experimentalmente para cada banda y relaciona el enrojecimiento con la extinción.

Los valores de los coeficientes de extinción en las bandas de PS1 y 2MASS vienen dados en la Tabla 3.1:

TABLA 3.1: Valores de  $R_\lambda$  para las bandas de PS1 y 2MASS.

$g$	$r$	$i$	$z$	$y$	$J$	$H$	$Ks$
3.518	2.617	1.971	1.549	1.263	0.7927	0.4690	0.3026

Para las bandas de SDSS y APASS, dada su similitud con las de PS1, hemos empleado los mismos valores de la Tabla 3.1. Para WISE usaremos los coeficientes de extinción relativos a la banda  $Ks$  contenidos en la Tabla 3.2 (Xue et al. 2016). De este modo, para calcular la extinción en una banda determinada de WISE basta con multiplicar la extinción relativa por  $A_{Ks}$ .

<sup>4</sup>Kilopársec.

<sup>5</sup>Para más detalles, consultar <http://argonaut.skymaps.info/usage#download>.

TABLA 3.2: Extinción interestelar en las bandas de WISE relativa a la banda  $K_s$ .

$A_{W1}/A_{K_s}$	$A_{W2}/A_{K_s}$	$A_{W3}/A_{K_s}$	$A_{W4}/A_{K_s}$
0.591	0.463	0.537	0.364

### 3.1.3. Convirtiendo las magnitudes aparentes en una SED

Resumimos aquí los pasos que hemos seguido para calcular las SEDs a partir de las magnitudes aparentes proporcionadas por los distintos surveys.

1. Obtener las magnitudes aparentes,  $m_\lambda$ , de los objetos en las distintas bandas de los surveys utilizados.
2. Calcular las magnitudes corregidas de la extinción interestelar para cada banda,  $m_{0,\lambda}$ :

$$m_{0,\lambda} = m_\lambda - A_\lambda . \quad (3.6)$$

3. Obtener las densidades de flujo por medio de la ecuación 3.4.
4. Integrar en longitud de onda multiplicando en cada caso por la longitud de onda efectiva correspondiente, para así obtener los valores de energía por unidad de tiempo y área.
5. Representar estos valores frente a las longitudes de onda efectivas.

Hemos extraído las longitudes de onda efectivas y los zeropoints de las distintas bandas del *SVO Filter Profile Service*<sup>6</sup>. Se muestran en las Tablas 3.3, 3.4, 3.5, 3.6 y 3.7.

Filtro	$\lambda_{\text{eff}}$ (Å)	Zeropoint ( $10^{-9}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ Å $^{-1}$ )
<i>g</i>	4810.16	4.62937
<i>r</i>	6155.47	2.83071
<i>i</i>	7503.03	1.91728
<i>z</i>	8668.36	1.44673
<i>y</i>	9613.60	1.17434

TABLA 3.3: Longitudes de onda efectivas y zeropoints de los filtros de PS1.

<sup>6</sup><http://svo2.cab.inta-csic.es/svo/theory/fps/index.php>

<b>Filtro</b>	$\lambda_{\text{eff}}$ (Å)	<b>Zeropoint</b> ( $10^{-9}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ Å $^{-1}$ )
<i>u</i>	3608.04	8.60588
<i>g</i>	4671.78	4.92255
<i>r</i>	6141.12	2.85425
<i>i</i>	7447.89	1.94038
<i>z</i>	8922.78	1.35994

TABLA 3.4: Longitudes de onda efectivas y zeropoints de los filtros de SDSS.

<b>Filtro</b>	$\lambda_{\text{eff}}$ (Å)	<b>Zeropoint</b> ( $10^{-9}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ Å $^{-1}$ )
<i>g'</i>	4639.27	4.9923
<i>r'</i>	6121.96	2.87212
<i>i'</i>	7438.89	1.95044

TABLA 3.5: Longitudes de onda efectivas y zeropoints de los filtros de APASS.

<b>Filtro</b>	$\lambda_{\text{eff}}$ (Å)	<b>Zeropoint</b> ( $10^{-10}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ Å $^{-1}$ )
<i>J</i>	12350	3.129
<i>H</i>	16620	1.133
<i>Ks</i>	21590	0.4283

TABLA 3.6: Longitudes de onda efectivas y zeropoints de los filtros de 2MASS.

<b>Filtro</b>	$\lambda_{\text{eff}}$ (Å)	<b>Zeropoint</b> ( $10^{-12}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ Å $^{-1}$ )
W1	33526.00	8.1787
W2	46028.00	2.415
W3	115608.00	0.065151
W4	220883.00	0.0050901

TABLA 3.7: Longitudes de onda efectivas y zeropoints de los filtros de WISE.

En la Fig. 3.2 se presenta, a modo de ejemplo, la SED de la variable cataclísmica DO Dra.

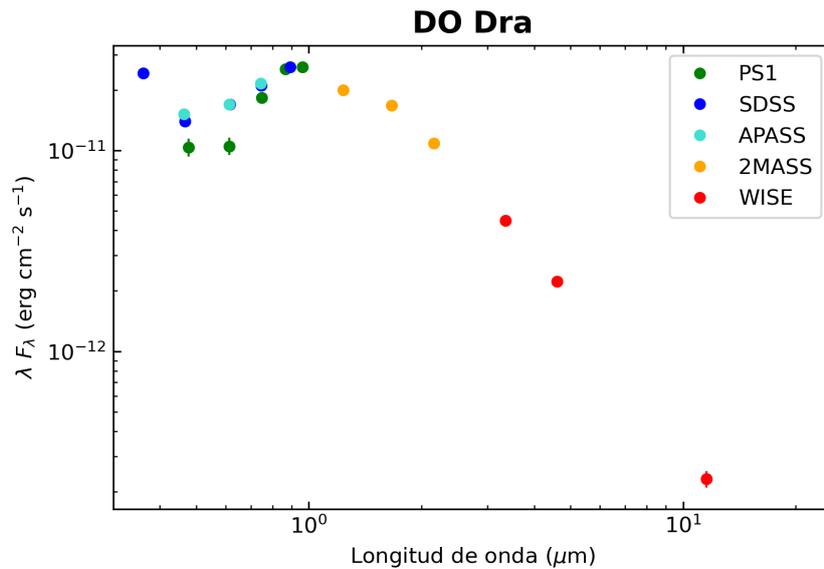


FIGURA 3.2: SED de la variable cataclísmica DO Dra a partir de puntos fotométricos de PS1, SDSS, APASS, 2MASS y WISE. La relación señal/ruido en la banda W4 de WISE es inferior a 2 y el catálogo no ofrece una incertidumbre asociada a la medida, por lo que no se ha representado.

## 3.2. Automatización del proceso

La generación de las SEDs proporciona un método aproximativo sencillo para explorar en qué casos podría existir una contribución significativa de la estrella secundaria al flujo total, destapando así candidatos interesantes para posteriores estudios dinámicos.

Una parte crucial de este trabajo consiste en automatizar la generación de las SEDs. De esta manera, es posible extender fácilmente el estudio a tantos objetos como se desee. A continuación, se describe el método que hemos seguido para esta automatización<sup>7</sup>.

### 3.2.1. Acceso a las medidas fotométricas mediante VizieR

En primer lugar, hemos obtenido las magnitudes aparentes disponibles para nuestra lista de objetos (apartado 3.3) en los distintos surveys usando **VizieR**, un servicio de catálogos astronómicos proporcionado por el *Centre de Données astronomiques de Strasbourg* (CDS). Esta valiosa herramienta permite acceder a la información de una gran variedad de catálogos astronómicos simplemente introduciendo los nombres de los objetos o sus coordenadas de forma individual o a partir de una lista.

<sup>7</sup>Los códigos PYTHON que hemos empleado se encuentran disponibles en [https://drive.google.com/drive/folders/1g2\\_XYoS-DgMfMwEwKvVGg1RzaxxLY2oL?usp=sharing](https://drive.google.com/drive/folders/1g2_XYoS-DgMfMwEwKvVGg1RzaxxLY2oL?usp=sharing)

Hemos realizado la búsqueda a partir de una lista con las coordenadas de nuestros objetos, generando así una serie de archivos con formato ASCII. En la Fig. 3.3 se muestra un ejemplo de búsqueda en el catálogo APASS.

Show	Sort	Column	Constraint	Explain (UCD)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	recno		Record number assigned by the VizieR team. Should Not be used for identification. (meta.record)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	RAJ2000	deg	(i) Right ascension in decimal degrees (J2000) (pos.eq.ra:meta.main)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	DEJ2000	deg	(i) Declination in decimal degrees (J2000) (pos.eq.dec:meta.main)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	e_RAJ2000	arcsec	[0/2.4] RA uncertainty (stat.error:pos.eq.ra)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	e_DEJ2000	arcsec	[0/2.4] DEC uncertainty (stat.error:pos.eq.dec)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	Field		[20110001/9999988888] Field name (obs.field)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	nobs		[2/387] Number of observed nights (meta.number)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	mobs		[2/3476] Number of images for this field, usually nobs*5 (meta.number)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	B-V	mag	(n) [-7.5/13] B-V color index (phot.color:em.opt.B:em.opt.V)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	e_B-V	mag	(n) [0/10.1] B-V uncertainty (stat.error:phot.color:em.opt.B)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	Vmag	mag	(n)(i) [5.5/27.4] Johnson V-band magnitude (phot.mag:em.opt.V)

<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	e_Vmag	mag	(n) [0/7] Vmag uncertainty (stat.error:phot.mag:em.opt.V)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	u_e_Vmag		(n) [0/1] Uncertainty flag on e_Vmag (Note 1) (meta.code.error)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	Bmag	mag	(n)(i) [5.4/27.3] Johnson B-band magnitude (phot.mag:em.opt.B)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	e_Bmag	mag	(n) [0/10] Bmag uncertainty (stat.error:phot.mag:em.opt.B)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	u_e_Bmag		(n) [0/1] Uncertainty flag on e_Bmag (Note 1) (meta.code.error)
<input checked="" type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	g_mag	mag	(n)(i) [5.9/24.2] g-band AB magnitude, Sloan filter (phot.mag:em.opt.B)
<input checked="" type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	e_g_mag	mag	(n) [0/9.7] g_mag uncertainty (stat.error:phot.mag:em.opt.B)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	u_e_g_mag		(n) [0/1] Uncertainty flag on e_g_mag (Note 1) (meta.code.error)
<input checked="" type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	r_mag	mag	(n)(i) [5.1/23.9] r-band AB magnitude, Sloan filter (phot.mag:em.opt.R)
<input checked="" type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	e_r_mag	mag	(n) [0/6.5] r_mag uncertainty (stat.error:phot.mag:em.opt.R)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	u_e_r_mag		(n) [0/1] Uncertainty flag on e_r_mag (Note 1) (meta.code.error)
<input checked="" type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	i_mag	mag	(n)(i) [4.2/29.1] i-band AB magnitude, Sloan filter (phot.mag:em.opt.I)
<input checked="" type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	e_i_mag	mag	(n) [0/9.6] i_mag uncertainty (stat.error:phot.mag:em.opt.I)
<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	u_e_i_mag		(n) [0/1] Uncertainty flag on e_i_mag (Note 1) (meta.code.error)

FIGURA 3.3: Ejemplo de configuración de búsqueda de magnitudes aparentes en PS1 usando VizieR. El radio de búsqueda es de 2 arcsec.

También necesitamos conocer las distancias a las que están situados los objetos, ya que, como indicamos en el apartado 3.1.1, el reddening depende en parte de la distancia a la que se encuentra del observador. En este trabajo hemos compilado las distancias calculadas por Bailer-Jones et al. (2021) a partir de los datos del *Early Data Release 3* (eDR3) de Gaia usando también VizieR.

Para calcular el reddening de un objeto se utiliza la distancia media estimada (parámetro *rgeo* en Bailer-Jones et al. 2021), mientras que la incertidumbre

asociada se ha calculado como la diferencia entre los *reddening*s que se obtienen para las distancias máxima y mínima (*B\_rgeo* y *b\_rgeo*, respectivamente).

### 3.2.2. Leyendo y filtrando la información

El programa `m_fill_2.py` extrae de los archivos generados por VizieR las magnitudes aparentes y las distancias de los objetos junto con sus respectivas incertidumbres. Además, solventa una serie de problemas de cara al tratamiento de los datos, evitando tener que lidiar manualmente con cada uno de los casos que queremos estudiar. Estos problemas incluyen los siguientes:

- Que un *survey* no disponga de datos fotométricos para un objeto. En tal caso, el archivo generado en VizieR no incluirá ninguna información sobre este.
- Que para un objeto solo haya datos disponibles para algunas bandas del *survey*.
- En algunos casos, el *survey* no especifica la incertidumbre en la magnitud para algunas bandas, lo que convierte esas medidas en poco fiables y, por tanto, descartables.
- Que haya más de un objeto dentro del radio de búsqueda (2 arcsec) centrado en las coordenadas ecuatoriales de un objeto de la muestra con fotometría disponible. Esto origina dos líneas de resultados correspondientes a las mismas coordenadas en el archivo de salida de VizieR.

El programa `m_fill_2.py` detecta si no existen datos fotométricos o incertidumbres en las magnitudes (en cuyo caso se asigna una incertidumbre de 0). Estos casos son luego ignorados en el cálculo de las SEDs como se explica en el apartado 3.2.3.

En cuanto a los objetos con más de una línea de resultados, el programa selecciona de forma predeterminada los datos fotométricos de la primera línea, que corresponde al objeto más cercano a las coordenadas indicadas. Aparte, guarda estos objetos en un diccionario donde se indican sus nombres y coordenadas con el fin de realizar luego una inspección visual de las imágenes de los *surveys* para confirmar que los datos fotométricos corresponden realmente al objeto deseado. En estos casos dudosos hemos recurrido a la literatura en busca de coordenadas y cartas de identificación. Posteriormente, hemos usado esas coordenadas en *Aladin* y comprobado que caen sobre los objetos indicados en las cartas de identificación.

### 3.2.3. Cálculo de las SEDs

El programa `tfg2.py` lee los archivos generados por el programa `m_fill_2.py` y realiza la conversión de las magnitudes aparentes en flujos, tal como describimos en el apartado 3.1.3. Para la corrección de la extinción interestelar, este programa hace uso del paquete `dustmaps` (ver apartado 3.1.2). A la hora de generar las SEDs, el programa detecta aquellas magnitudes que tienen una incertidumbre asociada de 0, que son ignoradas.

Con objeto de comprobar la validez de los cálculos, en primera instancia probamos el código para las variables cataclísmicas DO Dra (Fig. 3.2) y DQ Her (Fig. 3.4), estudiadas por Ayoze Álvarez Hernández en su Trabajo Fin de Máster de la Universidad de La Laguna, y constatamos que sus SEDs coinciden perfectamente con las nuestras.

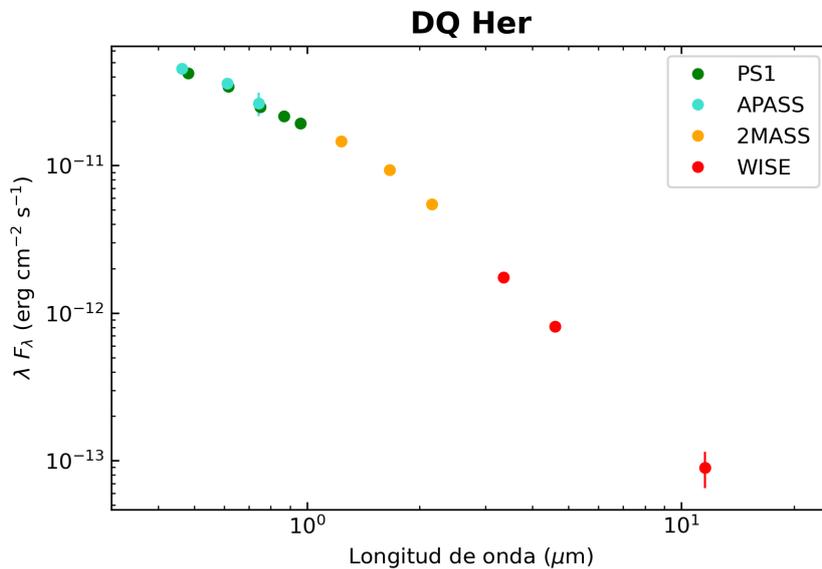


FIGURA 3.4: SED de la variable cataclísmica DQ Her (Nova Herculis 1934). Se comprueba que es idéntica a la obtenida independientemente por A. Álvarez Hernández en su Trabajo Fin de Máster (Universidad de La Laguna), validando así nuestro código PYTHON.

## 3.3. Muestra de objetos

La muestra de novae que hemos estudiado ha sido extraída de la lista de novae Galácticas de *Project Pluto*<sup>8</sup>. Dado que nuestro propósito es encontrar sistemas donde la estrella secundaria sea detectable, a la hora de seleccionar nuestra muestra hemos realizado una criba sobre esta lista estableciendo las siguientes restricciones:

<sup>8</sup>El fichero `galnovae.txt` se encuentra accesible en GitHub: <https://github.com/Bill-Gray/galnovae>.

1. Que la explosión de la nova fuese registrada hace como mínimo 50 años, para que el sistema haya tenido tiempo suficiente de haber regresado a su estado de prenova. De este modo, se dejan fuera novas detectadas después de 1972.
2. Que la magnitud mínima detectada después de registrarse la nova sea igual o inferior (más brillante) a 17.
3. Se descartan aquellas cuya magnitud mínima esté marcada en la lista como incierta.

Claramente, la finalidad de las dos últimas restricciones es aumentar las posibilidades de que existan datos fotométricos disponibles.

Tras realizar la criba mediante el uso del código `novae_selection.py`, nos quedamos con un total de 53.

Las coordenadas de los 53 objetos fueron extraídas de la base de datos astronómica SIMBAD<sup>9</sup>. Además, llevamos a cabo una comprobación visual del campo de cada nova usando las cartas de identificación del catálogo de **1997PASP..109..344D**<sup>10</sup> y otras publicaciones.

Este análisis de los 53 objetos preseleccionados reveló los siguientes problemas:

- **LV Vul (Nova Vul 1968):** las coordenadas de SIMBAD son incorrectas. Se corrigieron usando la carta de identificación de Cohen (1985). Gaia detecta tres objetos distintos que se encuentran dentro de un campo de un radio de  $\simeq 1$  arcsec, por lo que la SED de LV Vul estará contaminada.
- **DO Aql (Nova Aql 1925):** en Gaia se detectan dos objetos próximos entre sí. Sin embargo, PS1 tiene fotometría para un solo objeto, que debe ser la mezcla de los dos.
- **V849 Oph (Nova Oph 1919):** las coordenadas que proporciona SIMBAD para este objeto no son precisas. Se utilizó la posición dada por PS1.
- **CN Vel (Nova Vel 1905):** las coordenadas correctas fueron extraídas de Tapert et al. (2013).
- **V465 Cyg (Nova Cyg 1948):** contrariamente a lo que indica la lista inicial, esta nova es más débil que la magnitud 17. No hay fotometría útil disponible y la hemos desechado.
- **V697 Sco (Nova Sco 1941):** misma situación que en el caso anterior.
- **WZ Sge,  $\eta$  Car y FU Ori:** se trata de tres casos que en su momento fueron registrados como novas clásicas, pero que finalmente resultaron no serlo. WZ

<sup>9</sup><http://simbad.cds.unistra.fr/simbad/>

<sup>10</sup>[https://archive.stsci.edu/prepds/cvcat/Forms/varcat\\_query.html](https://archive.stsci.edu/prepds/cvcat/Forms/varcat_query.html)

Sge es una nova enana que da nombre a su subclase (ver, p. ej., Georganti et al. 2022), que muestra erupciones de unas 8 mag de amplitud. FU Ori es una estrella pre secuencia principal, prototipo de un grupo que muestra cambios acusados en su magnitud, con una amplitud entre 3 y 6 mag (Hartmann & Kenyon 1996).  $\eta$  Car (ver, p. ej., Abraham et al. 2020) es una estrella binaria del tipo variable luminosa azul (LBV, por sus siglas en inglés) hiper-masiva. Los tres casos fueron descartados.

- **V2506 Sgr:** se trata de una estrella binaria simbiótica (ver capítulo 4) fuera de las huellas de PS1 y SDSS. Fue descartada, pues está situada en un campo excesivamente poblado, lo que introduce gran incertidumbre en sus medidas fotométricas.
- **HS Sgr (Nova Sgr 1900):** difícil de identificar con las cartas disponibles. Sin fotometría útil. Fue descartada.
- **V4074 Sgr:** está situada en un campo muy poblado cerca del plano de la Galaxia, lo que hace que la fotometría para este nova no sea fiable. La descartamos.
- **CG CMa:** Zwitter & Munari (1995) analizaron la contrapartida en quietud propuesta por Duerbeck (1987) y encontraron en su espectro líneas de absorción típicas de una enana blanca, poniendo en duda su clasificación como variable cataclísmica. Sin embargo, tras la detección de una segunda erupción en 1999 (la primera tuvo lugar en 1934), Kato, Matsumoto & Stubbings (1999) descubren que la contrapartida anteriormente propuesta es en realidad otra estrella situada 2.55 arcsec al oeste de CG CMa. Concluyen que CG CMa es probablemente una nova enana de tipo SU UMa y no una nova clásica. Por lo tanto, la hemos descartado.

Tras estos descartes, nuestra muestra final contiene 44 novae, que se presentan en las tablas 4.1, 4.2 y 4.3, presentadas al final del capítulo 4.

## Capítulo 4

# Resultados y discusión

### Chapter summary

This chapter presents the results of this work and their discussion. We classify the novae SEDs in two groups: those exhibiting a power-law behaviour and those that may point to a significant relative contribution of the secondary star. For the latter, we compare our results with literature spectroscopic studies that may confirm our findings.

Recordemos que la emisión de las variables cataclísmicas en el rango visible está dominada, en general, por el disco de acreción, por lo que las SEDs seguirán una ley potencial, que tendrá forma lineal al ser representadas en escala logarítmica. Por el contrario, en aquellos casos en que la estrella secundaria contribuya significativamente al flujo total, la forma de la SED será el resultado de la suma de una ley potencial y de una curva típica de un cuerpo negro (la estrella).

En base a esto, clasificaremos las SEDs obtenidas para todas las novae de nuestra muestra en dos bloques:

- Sistemas en los que domina claramente el disco de acreción y se observa una ley potencial.
- Sistemas en los que podría apreciarse una contribución significativa de la estrella secundaria.

Existe una tercera serie de objetos cuyas SEDs no permiten sacar conclusiones sólidas dada la escasez de datos fotométricos. Para estos sistemas solo se tiene, en el mejor de los casos, información de PS1 y 2MASS.

### 4.1. SEDs dominadas por el disco de acreción.

Los objetos en cuyas SEDs domina el disco de acreción están clasificados en la Tabla 4.2. A modo representativo, exponemos aquí las SEDs de cuatro de estos sistemas para mostrar el comportamiento de tipo ley potencial de sus espectros.

La SED de DQ Her, representada en la Fig. 3.4, es un caso claro. En la gráfica aparecen todos los surveys utilizados menos SDSS, que no dispone de fotometría para este objeto. Hemos eliminado el punto correspondiente a la banda W4 de WISE ya que la relación señal/ruido de la imagen es inferior a 2 en esta banda y el catálogo no ofrece valor de incertidumbre asociada a la medida.

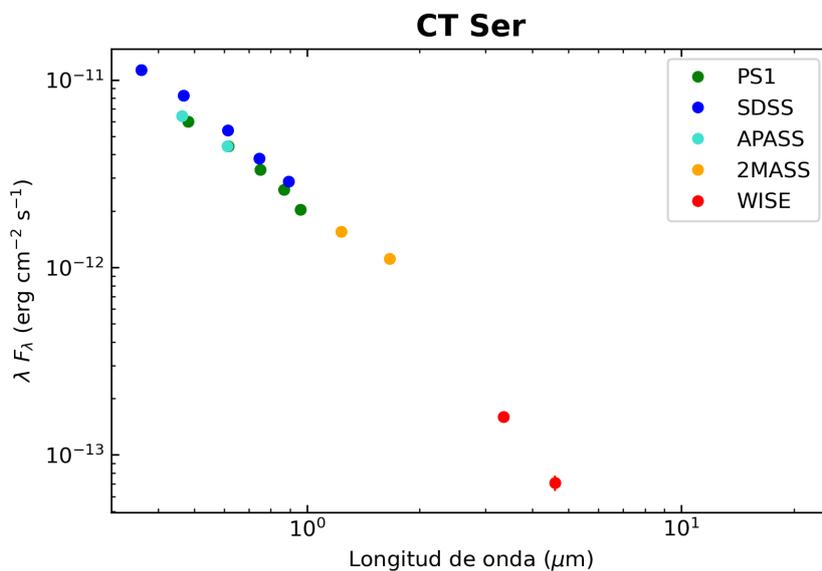


FIGURA 4.1: SED de la variable cataclísmica CT Ser (Nova Ser 1948).

*CT Ser (Nova Ser 1948)*, Fig. 4.1: los puntos de las bandas W3 y W4 de WISE no están representados a causa de la pésima relación señal/ruido de sus imágenes. En la banda Ks de 2MASS no se detecta flujo significativo. APASS no aporta datos en la banda  $i'$ .

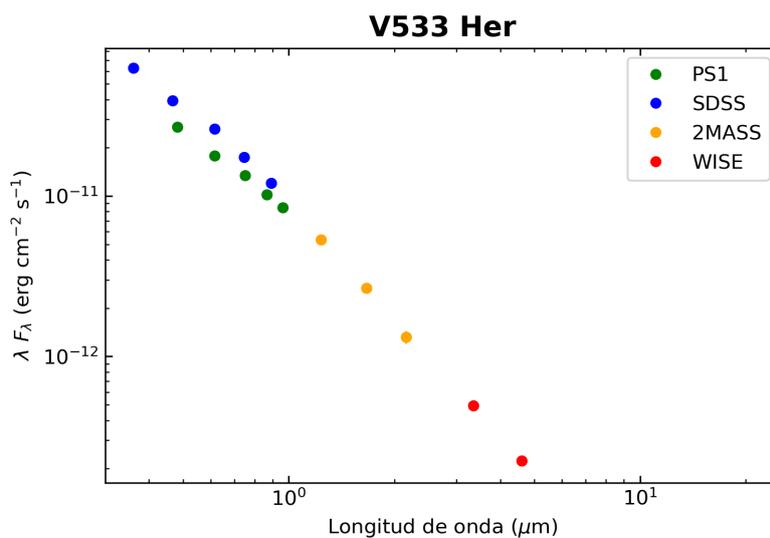


FIGURA 4.2: SED de la variable cataclísmica V533 Her (Nova Her 1963).

*V533 Her (Nova Her 1963)*, Fig. 4.2: de nuevo no se representan los puntos W3 y W4 de WISE por la mala relación señal/ruido. APASS no ofrece fotometría de este objeto. La diferencia en flujo que se observa entre los puntos de PS1 y SDSS podría deberse a la naturaleza variable del objeto, pues las medidas fueron realizadas en distintas fechas.

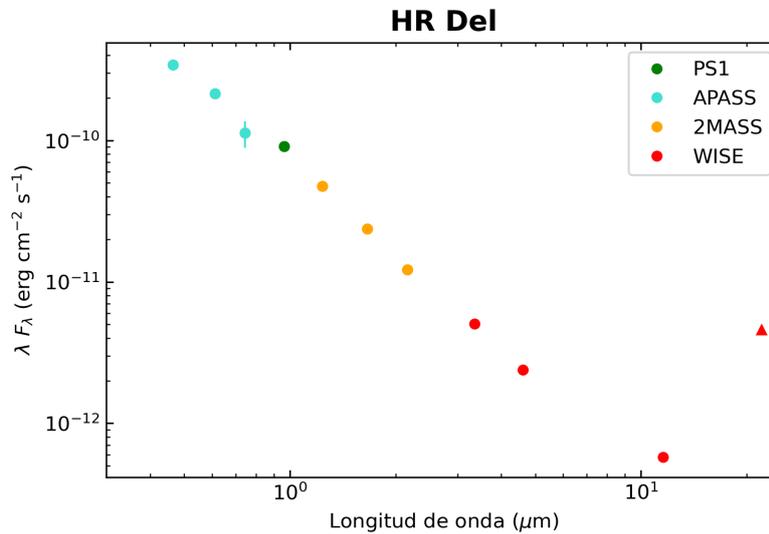


FIGURA 4.3: SED de la variable cataclísmica HR Del (Nova Del 1967). El objeto no se detecta en la imagen de la banda W4, por lo que consideramos que su flujo en esta banda no es fiable y lo marcamos con un triángulo.

*HR Del (Nova Del 1967)*, Fig. 4.3: no registrada por SDSS. El punto en la banda W4 de WISE presenta un flujo sospechosamente grande, que no concuerda con su imagen correspondiente, donde no se aprecia el objeto. Solo se representa la banda *y* de PS1 ya que el resto no posee incertidumbres en las magnitudes.

## 4.2. SEDs con posible contribución de la estrella secundaria.

A continuación se muestran los sistemas cuyas SEDs podrían indicar una contribución importante de la estrella secundaria al flujo total. Para cada caso, hemos buscado en la literatura espectros que pudieran confirmar su detección para poner a prueba la efectividad de nuestro método fotométrico.

## BD Pav (Nova Pav 1934)

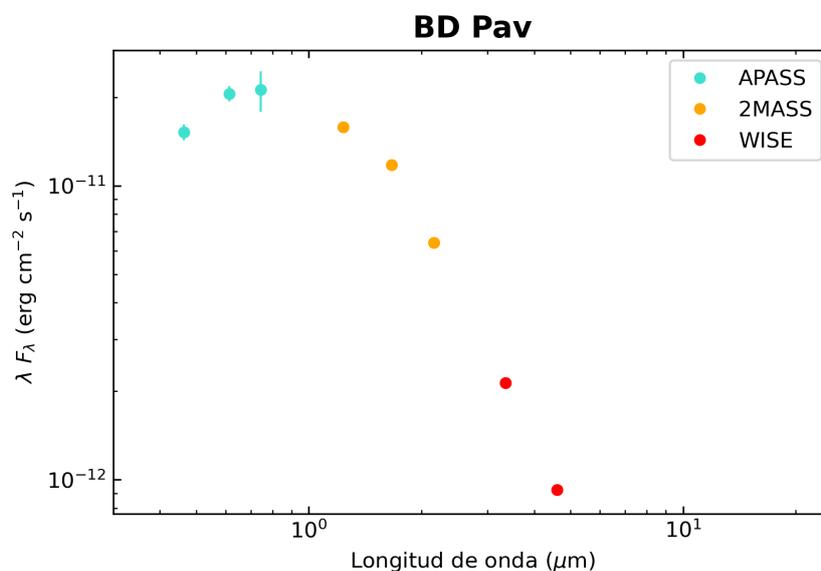


FIGURA 4.4: SED de BD Pav (Nova Pav 1934).

Al ser un objeto del hemisferio sur, queda fuera de PS1 y SDSS. Además, no existen datos en las bandas W3 y W4 de WISE.

Zwitter & Munari (1996) presentan un espectro en el visible con el sistema en quietud y sugieren una estrella secundaria de tipo espectral K temprano.

## AR Cir (Nova Cir 1906)

AR Cir cae fuera de PS1 y SDSS.

Tras un análisis fotométrico y espectroscópico, Duerbeck & Grebel (1993) identifican que AR Cir son en realidad dos estrellas separadas por 3.1 arcsec en el cielo: una estrella de tipo espectral K3 V de magnitud 14 (AR Cir A) y el remanente de la nova, de magnitud 18 (AR Cir B). Sin embargo, no aportan información sobre la estrella secundaria de AR Cir B.

Al igual que Duerbeck & Grebel, Tappert et al. (2013) observan un espectro de AR Cir B fuertemente enrojecido. Concluyen que el continuo rojo observado se debe principalmente al enrojecimiento y que no representa la manifestación de la estrella secundaria.

Por lo tanto, queda claro que nuestra SED (Fig. 4.5) corresponde a AR Cir A y no a la estrella secundaria de la nova (AR Cir B).

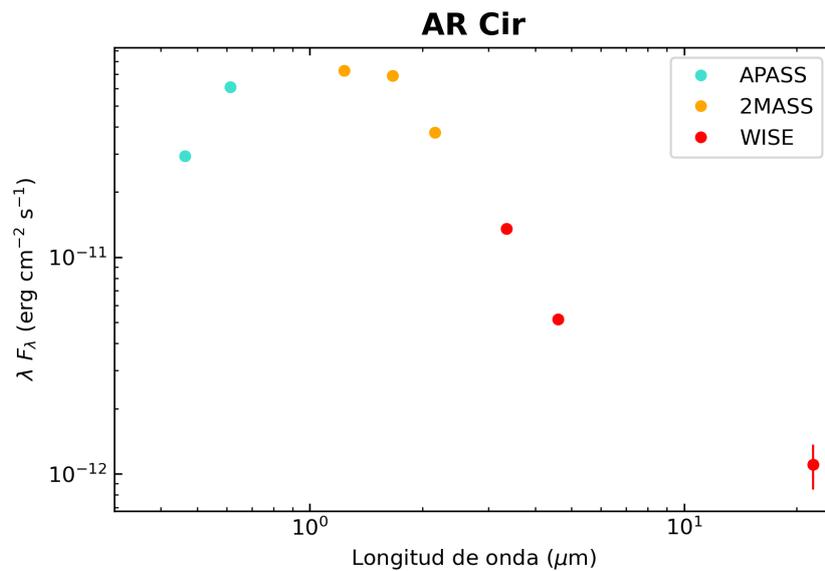


FIGURA 4.5: SED de AR Cir (Nova Cir 1906).

### GK Per (Nova Per 1901)

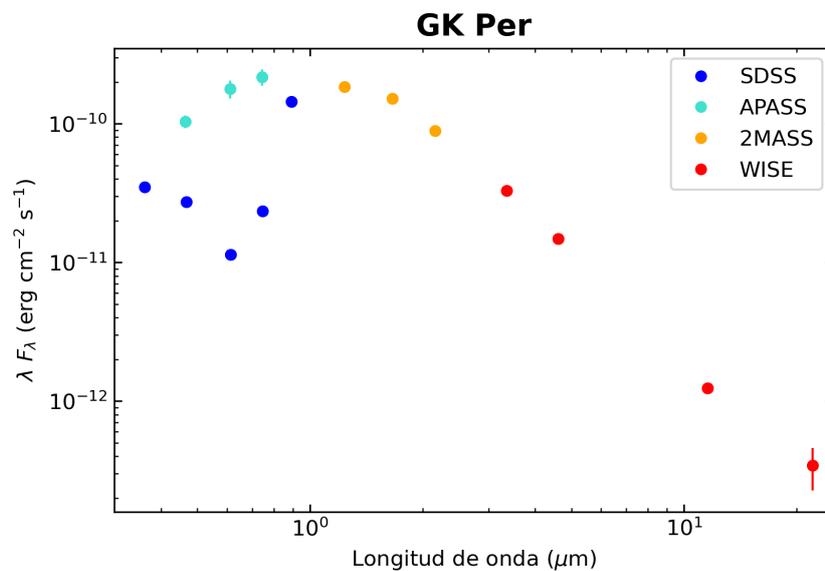


FIGURA 4.6: SED de GK Per (Nova Per 1901).

No se representan los puntos de PS1 ya que la calidad de las medidas es mala, como se puede apreciar en las imágenes del survey. La diferencia en flujo entre los puntos de APASS y SDSS radica probablemente en que ambas medidas de la estrella variable fueron tomadas en distintas épocas.

La SED sugiere que la estrella secundaria es apreciable. Álvarez-Hernández et al. (2021) deducen el tipo espectral de la secundaria a partir del análisis de sus líneas de absorción. Sus resultados sugieren un tipo espectral en el rango G7–K1.

## V841 Oph (Nova Oph 1848)

La Fig. 4.7 presenta fotometría de todos los surveys menos SDSS, que no cubre el campo del cielo en que se encuentra el objeto. PS1 no proporciona incertidumbre en la magnitud medida en la banda  $i$ , por lo que no se ha representado ese punto. Ocurre igual con el punto W4 de WISE; de hecho, usando Aladin se ha comprobado que el objeto no se aprecia en la imagen tomada en esa banda.

Diaz & Ribeiro (2003) detectaron **líneas de absorción** de la estrella compañera en el continuo. Sus datos no permitieron determinar con certeza su tipo espectral, pero apuntan que el suave continuo en el rojo sugiere una estrella más temprana que  $\sim K4$ . Indican, además, que algunas de las líneas de absorción detectadas son comunes en estrellas de los tipos espectrales K y G.

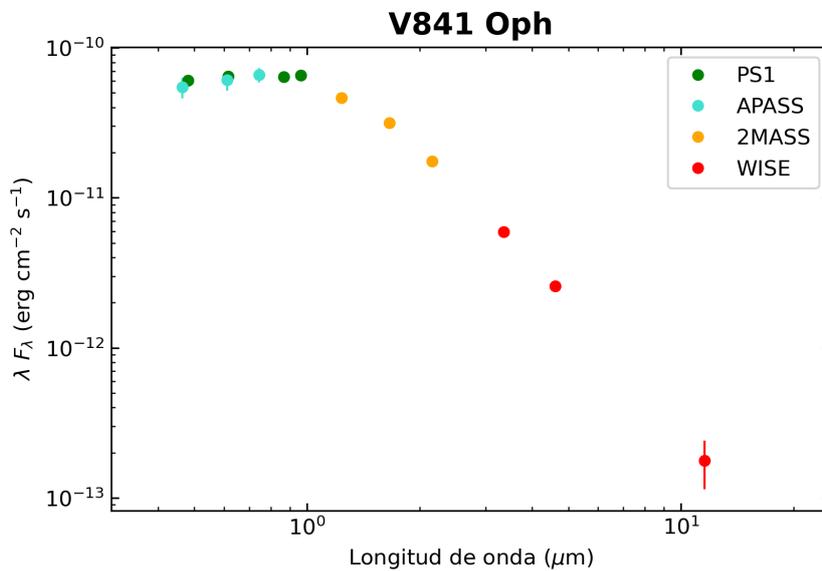


FIGURA 4.7: SED de V841 Oph (Nova Oph 1848).

## T Aur (Nova Aur 1891)

La SED de esta nova se muestra en la Fig. 4.8. Falta el punto de la banda W4 de WISE (mala relación señal/ruido en la imagen).

Vemos que la SED se desvía de la forma de una ley potencial. Sin embargo, diversos estudios del espectro de este objeto (Bianchini 1980; Larsen, Godon & Sion 2022) indican que el disco de acreción domina tanto en el ultravioleta como en el visible. Es destacable que el tamaño de la envoltura nebulosa producida por la nova es más pequeño que en el caso de DQ Her, lo que podría dificultar la detección de la estrella secundaria (Dai & Qian 2010).

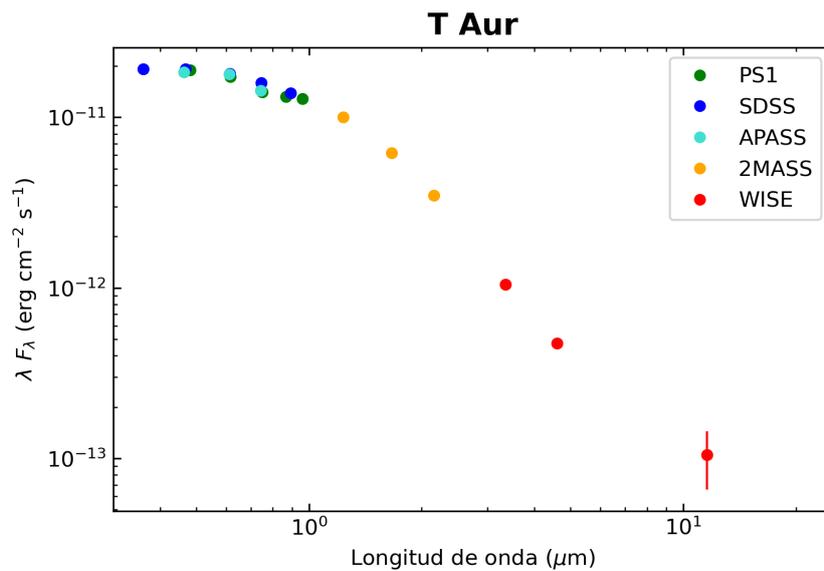


FIGURA 4.8: SED de T Aur (Nova Aur 1891).

### Q Cyg (Nova Cyg 1876)

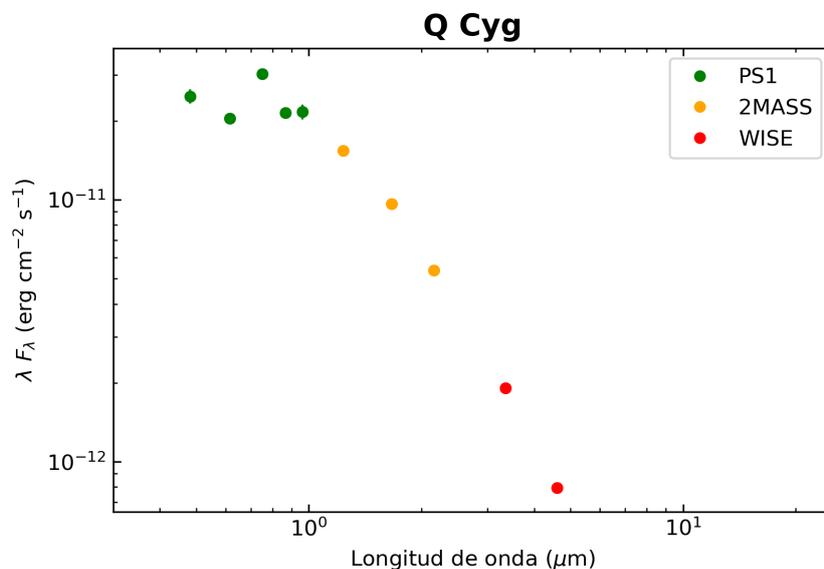


FIGURA 4.9: SED de Q Cyg (Nova Cyg 1876).

Este caso no es tan claro como otros. El achatamiento de la SED en el visible podría estar causado por la contribución de la estrella secundaria al brillo. Sin embargo, no parecen encontrarse rasgos de la estrella secundaria en los espectros que hemos encontrado (ver, p. ej., Kafka et al. 2003).

Los puntos en las bandas W3 y W4 de WISE no aparecen representados debido a la mala relación señal/ruido de sus imágenes.

### V450 Cyg (Nova Cyg 1942)

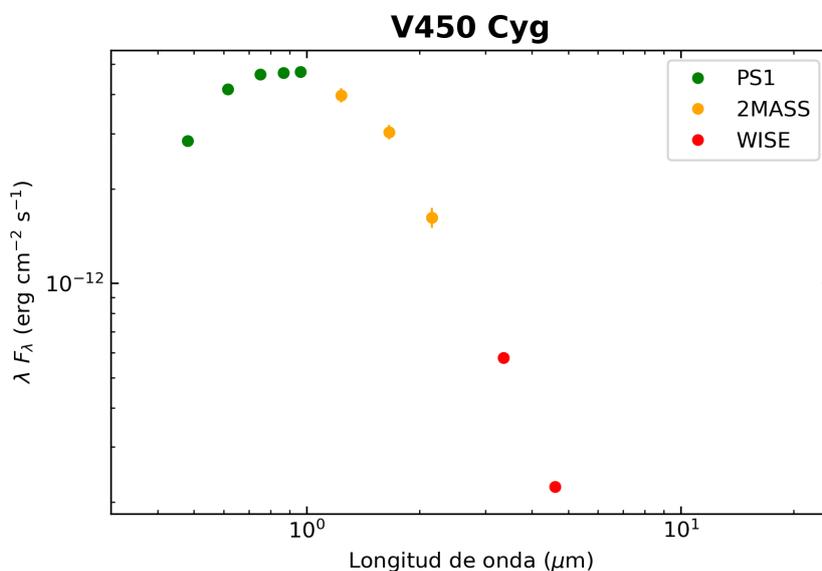


FIGURA 4.10: SED de V450 Cyg (Nova Cyg 1942).

El objeto no se aprecia en la imágenes de las bandas *W3* y *W4*, por lo que no hemos incluido esos puntos en la SED que ilustra la Fig. 4.10.

No se han encontrado espectros disponibles en la literatura que permitan confirmar si se detecta la estrella secundaria.

### V1016 Sgr (Nova Sgr 1899)

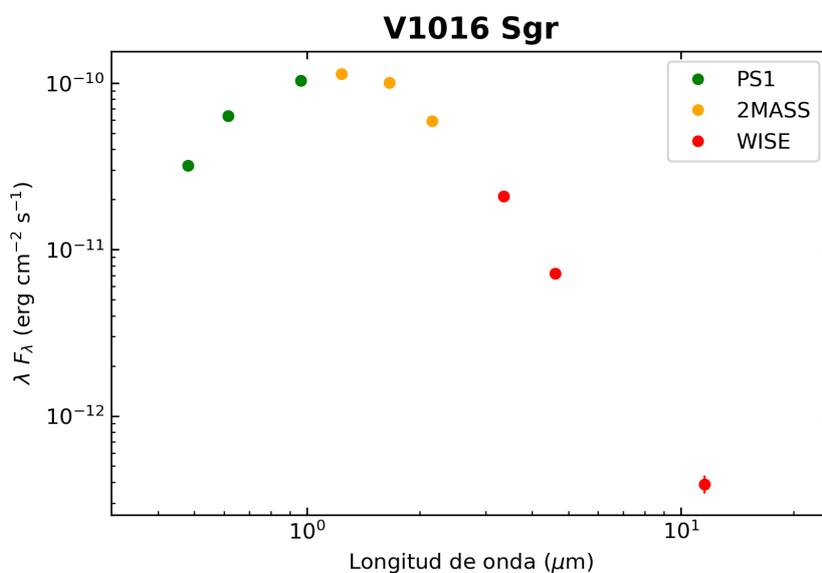


FIGURA 4.11: SED de V1016 Sgr (Nova Sgr 1899).

En la Fig. 4.11 no hemos incluido el punto en la banda W4 de WISE (pésima relación señal/ruido) ni en  $i$  y  $z$  de PS1 (los catálogos no proporcionan incertidumbres en las magnitudes).

Desafortunadamente, no hemos encontrado espectros en la literatura que permitan confirmar la detección de la estrella secundaria.

### V368 Aql (Nova Aql 1936/2)

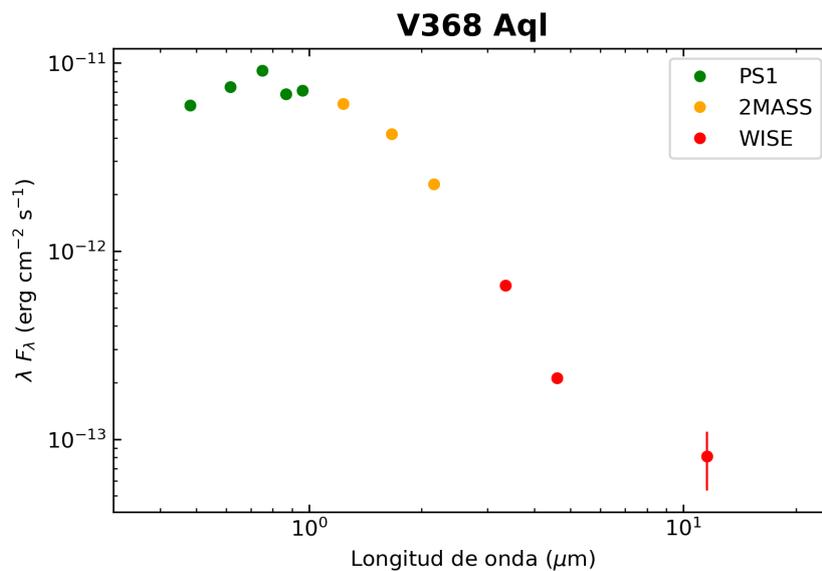


FIGURA 4.12: SED de V368 Aql (Nova Aql 1936/2).

En la Fig. 4.12 no representamos el punto en la banda W4 de WISE, de nuevo debido a que la relación señal/ruido de la imagen es muy mala.

Diaz & Bruch (1994) encuentran que la estrella secundaria debería contribuir una fracción apreciable a la luz total e indican que eso sería compatible con el espectro obtenido por Williams (1983), que es plano o incluso ligeramente sesgado hacia el rojo.

### NSV 11561 (Nova Sct 1938)

La SED de Nova Sct 1938 se presenta en la Fig. 4.13. Se han eliminado los puntos en las bandas  $i$  y  $z$  de PS1 puesto que las magnitudes carecen de incertidumbres en la medida.

Su espectro en el visible muestra una estrella de tipo K4 V sin líneas de emisión (Zwitter & Munari 1996). De hecho, Downes, Webbink & Shara (1997) la catalogan como tal. No obstante, podría tratarse de una variable cataclísmica en la que dominara la estrella secundaria. Para determinar la naturaleza del sistema

habría que hacer un estudio de la velocidad radial de las líneas de absorción para ver si cambia periódicamente, como se esperaría en una variable cataclísmica.

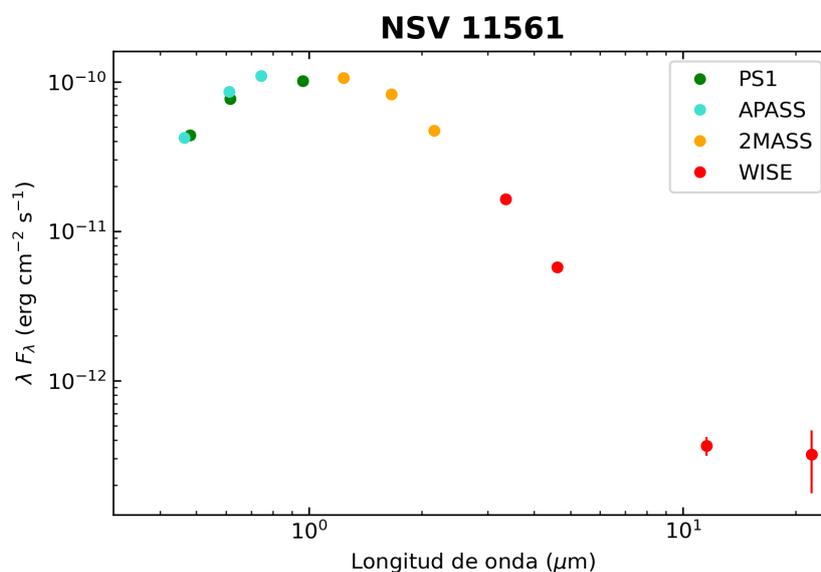


FIGURA 4.13: SED de NSV 11561 (Nova Sct 1938).

### DO Aql (Nova Aql 1925)

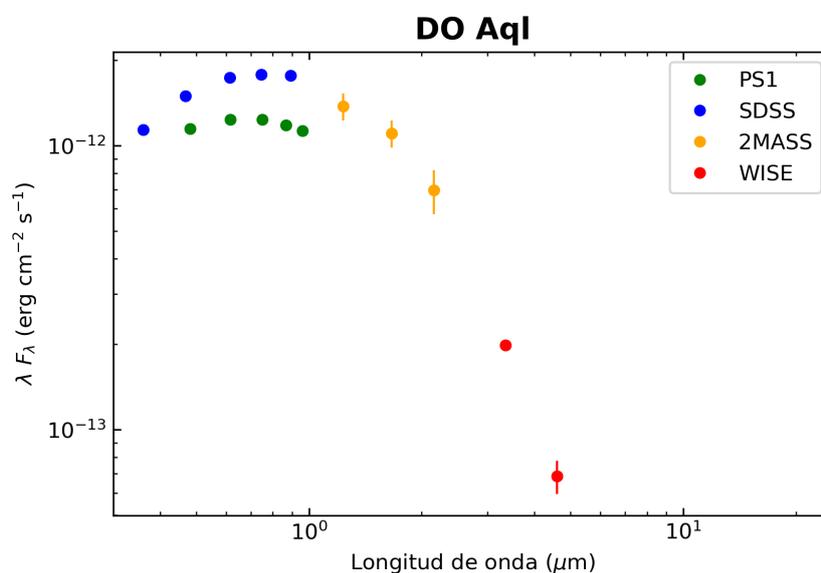


FIGURA 4.14: SED de DO Aql (Nova Aql 1925).

La Fig. 4.14 contiene la SED del sistema eclipsante DO Aql. El objeto no se aprecia en las imágenes de las bandas W3 y W4. Por otra parte, la diferencia en flujo entre los puntos de SDSS y PS1 podría deberse a la variabilidad de la estrella.

Harvey et al. (2020) muestran un espectro azul probablemente dominado por las líneas de emisión originadas en la envoltura de la nova.

En resumen, no hay ninguna evidencia de la estrella secundaria. Sería interesante obtener un espectro en el centro del eclipse de la enana blanca y el disco de acreción y de mejor calidad para este objeto.

### V522 Sgr (Nova Sgr 1931)

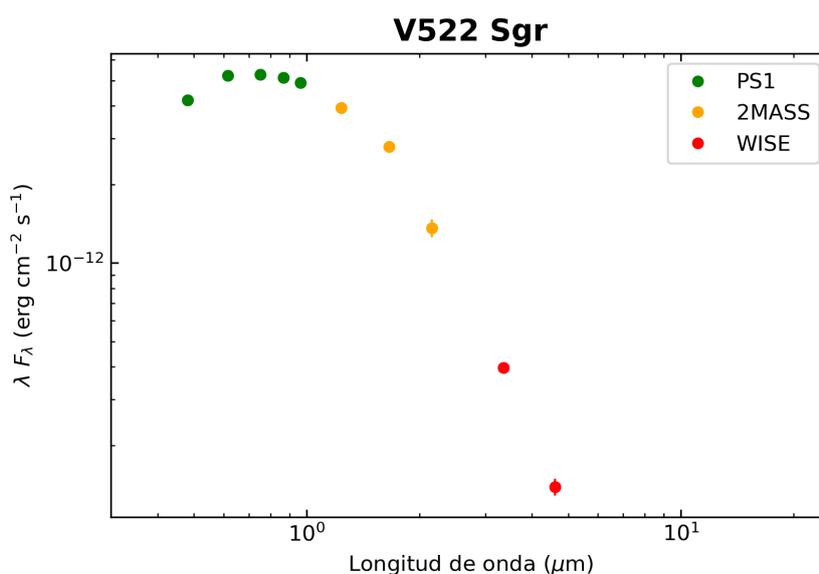


FIGURA 4.15: SED de V522 Sgr (Nova Sgr 1931).

El objeto no se aprecia en las imágenes de las bandas W3 y W4.

La SED de la Fig. 4.15 es la del candidato a remanente de nova identificado por Duerbeck (1987). Sin embargo, el espectro de este objeto muestra una estrella de tipo espectral G2–K5, por lo que es probable que esté mal identificada (Ringwald, Naylor & Mukai 1996).

Woudt & Warner (2002) no detectan el parpadeo en el brillo típico de las curvas de luz de las variables cataclísmicas (*flickering*, en inglés), pero sí lo detectan en un objeto situado 6 arcsec al sur, que proponen como el verdadero remanente de la Nova Sgr 1931. Sugieren, además, que podría no tratarse de una nova clásica, sino de una nova enana del tipo WZ Sge.

#### 4.2.1. Binarias simbióticas

Dentro del grupo de novae con este tipo de SED hemos encontrado algunas que no son variables cataclísmicas, sino binarias simbióticas:

- **Estrellas simbióticas:** V3890 Sgr, V407 Cyg, RT Ser, RS Oph, T CrB, V427 Sct.

Este trabajo se centra en el estudio de novas en variables cataclísmicas, por lo que solo mostramos algunas SEDs a modo de ejemplo.

En la Fig. 4.16 se muestran las SEDs de RT Ser y T CrB, dos novas simbióticas. En ambos casos se aprecia lo brillantes que son estos sistemas hacia el rojo y el infrarrojo en comparación con las variables cataclísmicas presentadas anteriormente, consecuencia del mayor radio y menor temperatura efectiva de la secundaria gigante roja.

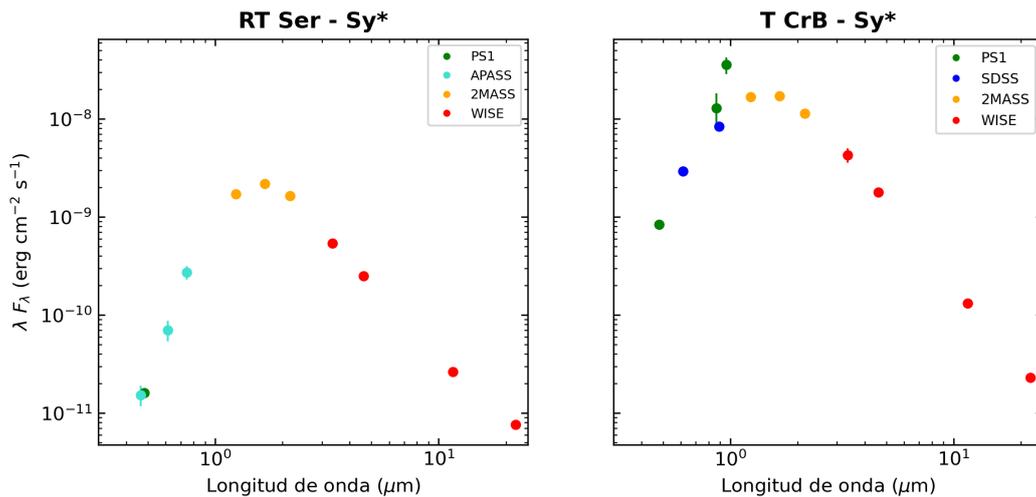


FIGURA 4.16: SEDs de las novas simbióticas RT Ser y T CrB. La abreviatura “Sy\*” hace referencia a *symbiotic star* (estrella simbiótica en inglés).

En el caso de RT Ser, las bandas de PS1 no representadas se deben a que las medidas no tienen incertidumbres asociadas y son poco fiables. Igual ocurre para T CrB, en cuya SED, además, se observan dos puntos PS1 que se desvían de la curva, consecuencia de la saturación del objeto en las imágenes del survey en esas bandas.

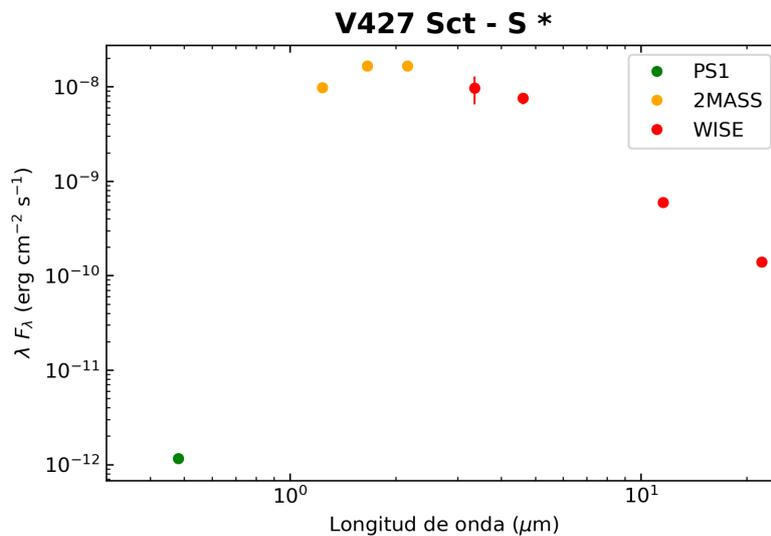


FIGURA 4.17: SED de la nova simbiótica V427 Sct.

En la Fig. 4.17 se presenta la SED de V427 Sct. Hay puntos PS1 que provenían de imágenes saturadas del objeto, por lo que no los hemos incluido.

### 4.3. Resumen de resultados

A continuación presentamos tablas que sintetizan los resultados obtenidos en este trabajo. La Tabla 4.1 presenta las novas en las que podría observarse una contribución significativa de la estrella secundaria, mientras que la Tabla 4.2 contiene aquellas novas en cuyas SEDs domina claramente el disco de acreción. Por último, en la Tabla 4.3 se enumeran las novas para las que apenas se dispone de datos fotométricos.

Nombre	Coordenadas (J2000)		Año de erupción	Tipo de sistema	Tipo de secundaria
	$\alpha$	$\delta$			
GK Per	03 31 12.01	+43 54 15.5	1901	CV	G7–K1
T Aur	05 31 59.12	+30 26 45.0	1891	CV	?
AR Cir	14 48 09.53	–60 00 27.4	1906	CV	?
T CrB	15 59 30.16	+25 55 12.6	1866	Sy*	
V841 Oph	16 59 30.37	–12 53 27.1	1848	CV	< K4?
RT Ser	17 39 51.98	–11 56 38.8	1909	Sy*	
RS Oph	17 50 13.16	–06 42 28.5	1898	Sy*	
V1016 Sgr	18 19 57.63	–25 11 14.6	1899	CV	?
V3890 Sgr	18 30 43.29	–24 01 08.9	1962	Sy*	
V427 Sct	18 42 59.86	–04 28 19.8	1958	Sy*	
BD Pav	18 43 11.91	–57 30 44.9	1934	CV	K
V522 Sgr	18 48 00.47	–25 22 22.0	1931	?	?
NSV 11561	18 56 34.99	–08 35 29.9	1938	?	K4?
V368 Aql	19 26 34.46	+07 36 13.8	1936	CV	?
DO Aql	19 31 25.88	–06 25 38.7	1925	CV	?
V450 Cyg	20 58 47.63	+35 56 30.4	1942	?	?
V407 Cyg	21 02 09.82	+45 46 32.7	1936	Sy*	
Q Cyg	21 41 43.93	+42 50 29.0	1876	CV	?

TABLA 4.1: Novas cuyas SEDs sugieren una contribución significativa de la estrella secundaria. En la quinta columna se indica el tipo de estrella: CV = variable cataclísmica, Sy\* = estrella simbiótica, mientras que un signo “?” indica que su naturaleza no está clara. En la última columna se indica, solo para las novas en variables cataclísmicas, el tipo espectral de la estrella secundaria observado en espectros de mayor resolución encontrados en la literatura.

Nombre	Coordenadas (J2000)		Año de erupción
	$\alpha$	$\delta$	
RR Pic	06 35 36.06	-62 38 24.3	1925
BT Mon	06 43 47.24	-02 01 13.9	1939
DN Gem	06 54 54.35	+32 08 27.9	1912
HZ Pup	08 03 22.85	-28 28 28.6	1963
CP Pup	08 11 46.06	-35 21 05.0	1942
T Pyx	09 04 41.51	-32 22 47.5	1890
CT Ser	15 45 39.08	+14 22 31.8	1948
DQ Her	18 07 30.25	+45 51 32.6	1934
V533 Her	18 14 20.48	+41 51 22.1	1963
V603 Aql	18 48 54.64	+00 35 02.9	1918
HR Lyr	18 53 25.06	+29 13 37.7	1919
DI Lac	22 35 48.50	+52 42 59.6	1910
HR Del	20 42 20.35	+19 09 39.3	1967
DK Lac	22 49 46.93	+53 17 19.8	1950

TABLA 4.2: Novas en variables cataclísmicas en las que domina el disco de acreción.

Nombre	Coordenadas (J2000)		Año de erupción
	$\alpha$	$\delta$	
DM Gem	06 44 12.05	+29 56 41.9	1903
CN Vel	11 02 38.66	-54 23 09.5	1905
V972 Oph	17 34 44.45	-28 10 35.8	1957
V916 Sco	17 43 54.71	-36 03 26.5	1967
V849 Oph	18 14 07.30	+11 36 42.0	1919
GR Sgr	18 22 58.50	-25 34 47.3	1924
BS Sgr	18 26 46.72	-27 08 20.0	1917
FH Ser	18 30 47.04	+02 36 52.0	1970
V1017 Sgr	18 32 04.47	-29 23 12.6	1919
SS Sge	19 39 08.34	+16 42 40.5	1916
LV Vul	19 48 00.72	+27 10 19.6	1968
CP Lac	22 15 41.10	+55 37 01.3	1936

TABLA 4.3: Novas cuyas SEDs no han sido discutidas por falta de datos fotométricos.

## Capítulo 5

# Conclusiones

### Chapter summary

The results presented in the previous chapter make us conclude that it is possible to infer whether the secondary star appreciably contributes to the optical and infrared light of a nova remnant from its photometric SED. We find traces of the presence of the secondary star in 12 non-symbiotic novae. Out of these, we have been able to identify three systems with a positive detection and other possible two. This opens the possibility to carry out dynamical studies of these systems in order to measure their stellar masses.

En este trabajo hemos presentado un método para detectar, de forma relativamente rápida y poco costosa en términos de tiempo de observación, la presencia de la estrella secundaria en SEDs de variables cataclísmicas de tipo nova, con el fin de encontrar sistemas de este tipo aptos para estudios dinámicos.

El análisis de las SEDs obtenidas nos ha permitido identificar hasta tres sistemas (GK Per, V841 Oph y BD Pav) en los que la estrella secundaria contribuye significativamente al brillo total. Hemos confirmado estos tres casos a partir de espectros encontrados en la literatura (apartado 4.2).

En el caso de V368 Aql, también hemos encontrado estudios que apuntan a que la estrella secundaria debería contribuir apreciablemente al brillo, si bien no se han detectado líneas espectrales que permitan inferir su tipo espectral.

Para V1016 Sgr y V450 Cyg no se han encontrado estudios que hagan referencia a una detección del espectro de la estrella secundaria. No obstante, sería interesante llevar a cabo un estudio espectroscópico de ambos sistemas, pues la morfología de su SED se desvía claramente de una ley potencial. Ocurre lo mismo con DO Aql, aunque en este caso, como comentamos en el apartado 3.3, Gaia detecta dos objetos muy próximos en el cielo, de manera que los puntos fotométricos de los surveys utilizados deben corresponder a la combinación de ambos, por lo que la SED de DO Aql está contaminada.

Otro caso interesante es el de NSV 11651. Los espectros de la literatura carecen de líneas de emisión y revelan una estrella de tipo K4 V, pero no está claro si se trata de una variable cataclísmica o una estrella aislada. En cualquier caso, este objeto, junto a aquellos en los que se confirma la detección de la estrella

secundaria, pone de manifiesto que es posible deducir a partir de la morfología de la SED cuándo existe una estrella que contribuye de forma relevante a la luz emitida por encima de la emisión del disco de acreción. La misma conclusión se deduce de las SEDs obtenidas de binarias simbióticas, en las que la estrella secundaria (una gigante) es muy brillante y así se refleja en la forma de su SED (4.2.1).

Q Cyg y T Aur muestran SEDs en las que la desviación de una ley potencial no es tan evidente. Además, los estudios espectroscópicos encontrados en la literatura no parecen indicar que se detecten sus estrellas secundarias. No obstante, no es esperable la detección de la secundaria en espectros de mayor resolución espectral para todos los sistemas cuyas SEDs sugieran su presencia.

El que hemos expuesto en este trabajo no es sino un método sencillo que permite realizar una búsqueda rápida de variables cataclísmicas interesantes para diseñar campañas espectroscópicas en el futuro. A la vista de nuestros resultados, podemos confirmar que, en efecto, esta técnica permite identificar sistemas en los que se detecta la estrella secundaria y, por tanto, candidatos para estudios dinámicos.

Por último, hemos de destacar la utilidad de los códigos PYTHON con los que hemos automatizado el proceso de cálculo de las SEDs. Estos códigos abordan la variada casuística que se da a la hora de acceder a través de VizieR a los datos fotométricos necesarios para la construcción de las SEDs. Aparte de ahorrarnos tiempo, evitando la búsqueda de los datos y la generación de cada SED de forma manual, servirán para futuros estudios que necesiten calcular las SEDs fotométricas de otros sistemas.

# Bibliografía

- Abraham, Z. et al. (2020), *MNRAS*, 499, 2493, DOI: [10.1093/mnras/staa2907](https://doi.org/10.1093/mnras/staa2907), arXiv: [2009.10829](https://arxiv.org/abs/2009.10829) [astro-ph.SR].
- Alam, S. et al. (2015), *ApJS*, 219, 12, DOI: [10.1088/0067-0049/219/1/12](https://doi.org/10.1088/0067-0049/219/1/12), arXiv: [1501.00963](https://arxiv.org/abs/1501.00963) [astro-ph.IM].
- Álvarez-Hernández, A. et al. (2021), *MNRAS*, 507, 5805, DOI: [10.1093/mnras/stab2547](https://doi.org/10.1093/mnras/stab2547), arXiv: [2107.06932](https://arxiv.org/abs/2107.06932) [astro-ph.SR].
- Bailer-Jones, C. A. L. et al. (2021), *AJ*, 161, 147, DOI: [10.3847/1538-3881/abd806](https://doi.org/10.3847/1538-3881/abd806), arXiv: [2012.05220](https://arxiv.org/abs/2012.05220) [astro-ph.SR].
- Bianchini, A. (1980), *MNRAS*, 192, 127, DOI: [10.1093/mnras/192.2.127](https://doi.org/10.1093/mnras/192.2.127).
- Cohen, J. G. (1985), *ApJ*, 292, 90, DOI: [10.1086/163135](https://doi.org/10.1086/163135).
- Cutri, R. M. et al. (2021), *VizieR Online Data Catalog: AllWISE Data*, URL: <https://vizier.cds.unistra.fr/viz-bin/VizieR?-source=II/328&-to=3>.
- Dai, Z. & Qian, S. (2010), *New Astronomy*, 15, 380, DOI: [10.1016/j.newast.2009.11.003](https://doi.org/10.1016/j.newast.2009.11.003).
- Diaz, M. P. & Bruch, A. (1994), *IBVS*, 4079, 1, URL: <https://konkoly.hu/pub/ibvs/4001/4079.pdf>.
- Diaz, M. P. & Ribeiro, F. M. A. (2003), *AJ*, 125, 3359, DOI: [10.1086/375328](https://doi.org/10.1086/375328).
- Downes, R., Webbink, R. F. & Shara, M. M. (1997), *PASP*, 109, 345, DOI: [10.1086/133900](https://doi.org/10.1086/133900).
- Duerbeck, H. W. & Grebel, E. K. (1993), *MNRAS*, 265, L9, DOI: [10.1093/mnras/265.1.L9](https://doi.org/10.1093/mnras/265.1.L9).
- Duerbeck, H. W. (1987), 45, 1, DOI: [10.1007/BF00187826](https://doi.org/10.1007/BF00187826).
- Flewelling, H. A. et al. (2020), *ApJS*, 251, 7, DOI: [10.3847/1538-4365/abb82d](https://doi.org/10.3847/1538-4365/abb82d), arXiv: [1612.05243](https://arxiv.org/abs/1612.05243) [astro-ph.IM].
- Fukugita, M. et al. (1996), *AJ*, 111, 1748, DOI: [10.1086/117915](https://doi.org/10.1086/117915).
- Gaia Collaboration et al. (2021), *A&A*, 650, C3, DOI: [10.1051/0004-6361/202039657e](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202039657e).
- Georganti, M. et al. (2022), *MNRAS*, 511, 5385, DOI: [10.1093/mnras/stac116](https://doi.org/10.1093/mnras/stac116).
- Green, G. M. et al. (2019), *ApJ*, 887, 93, DOI: [10.3847/1538-4357/ab5362](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab5362), arXiv: [1905.02734](https://arxiv.org/abs/1905.02734) [astro-ph.GA].
- Hartmann, L. & Kenyon, S. J. (1996), 34, 207, DOI: [10.1146/annurev.astro.34.1.207](https://doi.org/10.1146/annurev.astro.34.1.207).
- Harvey, E. J. et al. (2020), *MNRAS*, 499, 2959, DOI: [10.1093/mnras/staa2896](https://doi.org/10.1093/mnras/staa2896), arXiv: [2009.08272](https://arxiv.org/abs/2009.08272) [astro-ph.SR].
- Henden, A. A. et al. (2016), *VizieR Online Data Catalog: AAVSO Photometric All Sky Survey (APASS) DR9*, URL: <https://vizier.cds.unistra.fr/viz-bin/VizieR?-source=II/336&-to=3>.
- Hoard, D. W. et al. (2000), *PASP*, 112, 1595, DOI: [10.1086/317722](https://doi.org/10.1086/317722), arXiv: [astro-ph/0008455](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0008455) [astro-ph].
- Kafka, S. et al. (2003), *AJ*, 126, 1472, DOI: [10.1086/377020](https://doi.org/10.1086/377020).

- Kato, T., Matsumoto, K. & Stubbings, R. (1999), *Information Bulletin on Variable Stars*, 4760, 1, URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1999IBVS.4760...1K>.
- Kraft, R. P. (1962), *ApJ*, 135, 408, DOI: [10.1086/147280](https://doi.org/10.1086/147280).
- Larsen, C., Godon, P. & Sion, E. M. (2022), *AJ*, 163, 300, DOI: [10.3847/1538-3881/ac5db7](https://doi.org/10.3847/1538-3881/ac5db7), arXiv: [2203.15626](https://arxiv.org/abs/2203.15626) [astro-ph.SR].
- Meyer, F. & Meyer-Hofmeister, E. (1981), *A&A*, 104, L10, URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1981A&A...104L..10M>.
- Munari, U. (1997), «Outbursts of Symbiotic Stars», en: *Physical Processes in Symbiotic Binaries and Related Systems*, ed. por J. Mikołajewska, pág. 37, URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1997pps.conf...37M>.
- Osaki, Y. (1974), *PASJ*, 26, 429, URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1974PASJ...26..429O>.
- Patterson, J. (1994), *PASP*, 106, 209, DOI: [10.1086/133375](https://doi.org/10.1086/133375).
- Ringwald, F. A., Naylor, T. & Mukai, K. (1996), *MNRAS*, 281, 192, DOI: [10.1093/mnras/281.1.192](https://doi.org/10.1093/mnras/281.1.192).
- Santamaría, E. et al. (2022), *MNRAS*, 512, 2003, DOI: [10.1093/mnras/stac563](https://doi.org/10.1093/mnras/stac563), arXiv: [2202.13946](https://arxiv.org/abs/2202.13946) [astro-ph.SR].
- Shara, M. M. et al. (2018), *ApJ*, 860, 110, DOI: [10.3847/1538-4357/aabfbd](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aabfbd), arXiv: [1804.06880](https://arxiv.org/abs/1804.06880) [astro-ph.SR].
- Skrutskie, M. F. et al. (2006), *AJ*, 131, 1163, DOI: [10.1086/498708](https://doi.org/10.1086/498708).
- Starrfield, S. G., Sparks, W. M. & Truran, J. W. (1975), *Memoires of the Societe Royale des Sciences de Liege*, 8, 413, URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1975MSRSL...8..413S>.
- Tappert, C. et al. (2013), *MNRAS*, 436, 2412, DOI: [10.1093/mnras/stt1747](https://doi.org/10.1093/mnras/stt1747), arXiv: [1310.0394](https://arxiv.org/abs/1310.0394) [astro-ph.SR].
- Williams, G. (1983), *ApJS*, 53, 523, DOI: [10.1086/190900](https://doi.org/10.1086/190900).
- Woudt, P. A. & Warner, B. (2002), *MNRAS*, 335, 44, DOI: [10.1046/j.1365-8711.2002.05613.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2002.05613.x), arXiv: [astro-ph/0204483](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0204483) [astro-ph].
- Wright, E. L. et al. (2010), *AJ*, 140, 1868, DOI: [10.1088/0004-6256/140/6/1868](https://doi.org/10.1088/0004-6256/140/6/1868), arXiv: [1008.0031](https://arxiv.org/abs/1008.0031) [astro-ph.IM].
- Xue, M. et al. (2016), *ApJS*, 224, 23, DOI: [10.3847/0067-0049/224/2/23](https://doi.org/10.3847/0067-0049/224/2/23), arXiv: [1602.02928](https://arxiv.org/abs/1602.02928) [astro-ph.GA].
- Zwitter, T. & Munari, U. (1995), *A&AS*, 114, 575, URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1995A&AS...114..575Z>.
- (1996), *A&AS*, 117, 449, URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1996A&AS...117..449Z>.