

Trabajo de Fin de Grado en Física

**Proceso automático de extracción de
fotometría y generación de curvas de luz para
series de imágenes astronómicas**

Julio de 2021

Alumno: Pablo Rosillo Rodes

Tutor: Juan Fabregat Llueca

Resumen

La comprensión de la física responsable de la variación del brillo de las estrellas depende fuertemente de la adquisición y procesamiento de datos observacionales. El objetivo de este trabajo es el desarrollo de un proceso automático de extracción de la fotometría de estrellas variables haciendo uso de las herramientas de IRAF, mediante la elaboración de algoritmos y su consecuente programación. Previamente, las imágenes astronómicas que utilizemos deben ser corregidas de su signatura instrumental, proceso que también hemos automatizado. Las imágenes utilizadas para poner a prueba los programas confeccionados han sido tomadas desde el Observatorio de Aras de los Olmos y el Centro Astronómico del Alto Túrria. Tras la extracción automática de la fotometría obtenemos datos observacionales necesarios para el estudio de la variación del brillo de las estrellas variables. Esta información permite, en algunos casos, estudiar aspectos de su dinámica interna o la distancia a la que se encuentran, a partir de curvas de luz como las presentadas en este trabajo.

Tras una introducción que motiva el trabajo realizado, exponemos una extensa pero necesaria relación de conceptos fundamentales. Posteriormente, detallamos los métodos seguidos, para continuar con la exposición del desarrollo del núcleo del trabajo. Finalmente, presentamos los programas funcionales y resultados gráficos, además de una conclusión y análisis crítico.

...

Abstract

The comprehension of the physics underneath the brightness variation of stars highly depends on the acquisition and processing of observational data. The aim of this work is to develop an automatic process for the extraction of variable star photometry using the IRAF tools, by the elaboration of algorithms and their consequent programming. Previously, the used astronomical images must be corrected for their instrumental signature, a process that we have also automated. The images used to test the developed programs have been taken from the Aras de los Olmos Observatory and the Alto Túrria Astronomical Center. After the automatic extraction of the photometry we obtain observational data, which is necessary for the study of brightness changes in variable stars. This information allows, in some cases, to study aspects of their internal dynamics or the distance at which they are, studying light curves such as those presented in this work.

After an introduction that motivates the work carried out, we present an extensive but necessary list of fundamental concepts. Later, we detail the methods followed, to then continue with the development of the core of this project. Finally, we present the functional programs and graphical results, as well as a conclusion and a critical analysis.

Índice

1. Introducción	4
1.1. Conceptos preliminares	6
1.1.1. Estrellas variables	6
1.1.1.1. Clasificación	6
1.1.2. CCD	7
1.1.3. FITS	9
2. Métodos	9
2.1. Calibración astrométrica	9
2.2. Corrección de la signatura instrumental	10
2.3. Fotometría de apertura	12
2.3.1. Cuantificación del brillo	13
2.3.2. Fotometría diferencial	14
3. Desarrollo	15
3.1. Planificación de las observaciones	15
3.2. Software utilizado	15
3.2.1. Coordenadas de interés	15
3.2.2. Calibración astrométrica	15
3.2.3. IRAF	16
3.2.3.1. Corrección de la signatura instrumental	16
3.2.3.2. Extracción de la fotometría	17
3.2.4. Generación de curvas de luz	17
4. Resultados	17
4.1. Programas funcionales	17
4.2. Representación de la variación de la luminosidad de algunas estrellas	21
5. Conclusiones / <i>Conclusions</i>	22
Agradecimientos	26
Glosario de términos	27

1. Introducción

Desde que el primer humano dirigió su mirada al cielo nocturno y quedó sobrepasado por la inmensidad del firmamento, el estudio de los cuerpos celestes ha sido parte protagonista de las distintas etapas de la historia de la ciencia. La astronomía, como conexión del individuo, la sociedad y la pequeñez del mundo con el cosmos, ha fundamentado mitologías, despertado misticismos y motivado vocaciones científicas desde los primeros asentamientos.

Las estrellas son sujeto de estudio de la astronomía. Su movimiento aparente en el cielo fue el germen de los primeros modelos acerca de la naturaleza de nuestro mundo y su lugar en el universo. Su dinámica determina la posibilidad de la existencia de otros planetas habitables o el origen de los átomos que forman cada una de las moléculas de nuestro cuerpo. En definitiva, la investigación astronómica en el campo de las estrellas es enormemente trascendental.

Desafortunadamente, los astrónomos no disponen de laboratorios donde controlar las condiciones de estrellas prueba, para posteriormente realizar medidas y confirmar o desmentir teorías acerca del origen y la dinámica de los astros. El vasto universo repleto de estrellas en el que nos encontramos es violento, incontrolable y, sobre todo, inabarcable.

Sin embargo, la radiación electromagnética emitida por las estrellas es accesible por los astrónomos. Ya sea desde la Tierra o mediante telescopios espaciales, dicha radiación puede ser medida en detalle. Mediante filtros, los astrónomos observan la parte del espectro de radiación que les interesa, y a partir de esa información pueden estudiar la composición de las capas más externas de la estrella o de la materia que las rodea. Además, con sensores adecuados y gracias a los continuos avances de la física del estado sólido es posible cuantificar con gran detalle la cantidad de radiación electromagnética recibida, proceso llamado fotometría y en el cual toma relevancia este trabajo.

La cantidad de estrellas que es posible observar con los equipos actuales es inmensa. Mediante telescopios y cámaras fotográficas adecuadas, es posible explorar millones de astros, muchos de los cuales poseen una luminosidad variable. Como posteriormente detallamos, las causas de dicha variabilidad pueden deberse a factores tanto internos a la estrella, esto es, debidos a su dinámica interna, como externos a ella. En las características de dicha variabilidad se esconde mucha información física acerca de la naturaleza de estas estrellas.

Además, hay tipos de estrellas variables estudiados en la asignatura de Astrofísica como las cefeidas o las RR Lyrae en cuyo período de variación se esconde información acerca de la distancia a la que están situadas, por lo que su correcta comprensión es fundamental para campos como la cosmología: constituyen indicadores fehacientes de distancias cósmicas. Ello, junto con la existencia de algunos fenómenos aún sin explicación en la actualidad como el efecto Blazhko [1], supone una parte de la motivación del estudio de las estrellas variables.

Ahora bien, ¿cómo se obtiene toda esta información? El estudio individual y pormenorizado de cada estrella variable es inviable por la gran cantidad de suje-

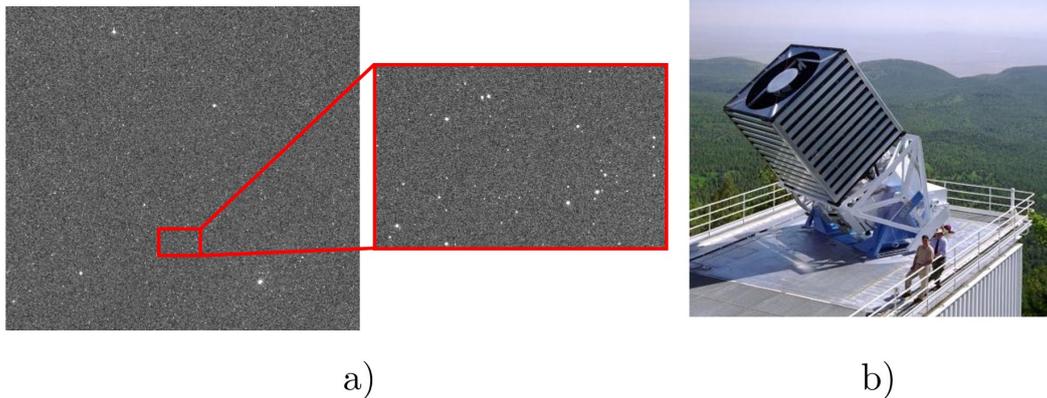


Figura 1: a) *Ejemplo de un campo estelar tomado desde el Observatorio de Aras de los Olmos en el entorno de la estrella 125 Tau. Como se puede apreciar, el contenido en estrellas es inmenso: este tipo de imágenes puede llegar a contener centenares de miles de estrellas.* b) *Imagen del telescopio encargado del survey SDSS (Sloan Digital Sky Survey), que combina una cámara de 120 megapíxeles con un telescopio de 2.5 m de diámetro. Tomada de Fermilab.*

tos existentes y por sus diferentes características. Para ello se estudian campos de estrellas (véase Fig. 1 a)), es decir, se extrae información de imágenes astronómicas que contienen decenas de miles de estrellas cada una. Estas imágenes se toman en serie, esto es, los astrónomos disponen de conjuntos de imágenes del mismo campo tomadas en instantes distintos, para así poder estudiar la variación en el tiempo del brillo de cada astro. Debido a que algunas estrellas variables, o bien tienen un comportamiento impredecible, o bien varían en escalas temporales muy elevadas, se han desarrollado métodos para «vigilar» observacionalmente parcelas del cielo a lo largo de muchas noches, los llamados *surveys* (véase Fig. 1 b)). Estos consisten en conjuntos de telescopios que se programan para apuntar todas las noches al mismo conjunto de estrellas, y así disponer de un registro de su brillo a lo largo del tiempo.

No es complicado imaginar la ingente cantidad de datos que generan estos proyectos. Su posterior procesamiento para la extracción de la información física de interés debe estar bien optimizado para que la inversión de tiempo y recursos humanos a ese ámbito de la investigación sea mínima, y es justamente en esta parte donde hemos centrado este trabajo.

El objetivo de este proyecto es desarrollar un programa capaz de extraer la información del brillo de las estrellas de un conjunto de imágenes de manera rápida y automática, presentada en un formato sencillo: brillo frente al tiempo, para facilitar su posterior análisis. Para ello hemos utilizado las herramientas del paquete de software IRAF y de Matlab.

La motivación principal de este trabajo radica en la poca flexibilidad de los programas de acceso libre existentes utilizados para llevar a cabo los procesos

contemplados. Además, los entornos de usuario de dichos programas suelen ser altamente interactivos, dificultando así la realización de la tarea con rapidez.

1.1. Conceptos preliminares

En este apartado presentamos nociones fundamentales en las que se basa el desarrollo experimental. Mediante la exposición de varios conceptos preliminares responderemos en detalle a las preguntas ¿qué es una estrella variable? ¿qué tipos hay? ¿cómo medimos su brillo? ¿cómo identificamos una estrella en el cielo? y ¿cómo se extrae información física de esas medidas? entre otras, sentando así las bases que motivan y dan relevancia a este trabajo y, cuya comprensión, junto con la Sección 2, es necesaria para valorar el posterior desarrollo y las conclusiones.

1.1.1. Estrellas variables

La existencia de estrellas cuyo brillo varía notablemente¹ a lo largo del tiempo es conocida desde hace decenas de siglos, pues ya en el antiguo Egipto [2] la variabilidad de la estrella Algol determinaba la naturaleza de algunos calendarios. A partir del siglo XVI se descubrieron más estrellas variables, como la estrella Mira, hechos que contribuyeron a una gran revolución astronómica.

Actualmente son el principal sujeto de la fotometría, rama de la astronomía que estudia la medida del brillo de los astros mediante técnicas de captación de imágenes y postprocesado de la información, y que investiga además el brillo de galaxias y cúmulos estelares.

1.1.1.1 Clasificación

Hoy en día hay recogidas alrededor de 50000 estrellas variables en el *General Catalogue of Variable Stars* (GCVS) [3], cuya clasificación comprende más de 120 distinciones [4]. De ellas presentamos las más interesantes y pertinentes en el marco de este trabajo, haciendo una adaptación de la clasificación de tipos y clases efectuada por Catelan y Smith [5].

- Según la forma de la curva fotométrica, se dividen en 3 grandes **tipos**:
 - **Regulares**. Su forma se repite con una periodicidad claramente definida.
 - **Irregulares**. No hay regularidad en su variación.
 - **Semirregulares**. Existe cierta regularidad con episodios irregulares.
- Según el origen de la variabilidad, se dividen en 2 grandes **clases**:

¹Estrictamente hablando, todas las estrellas son variables, pues a lo largo de su vida y evolución cambian de tamaño y luminosidad. No obstante, estos cambios ocurren a escalas temporales muy grandes. En este trabajo nos referimos a las estrellas cuya variabilidad se debe, además, a fenómenos más allá de su propia evolución, por lo que son más notables.

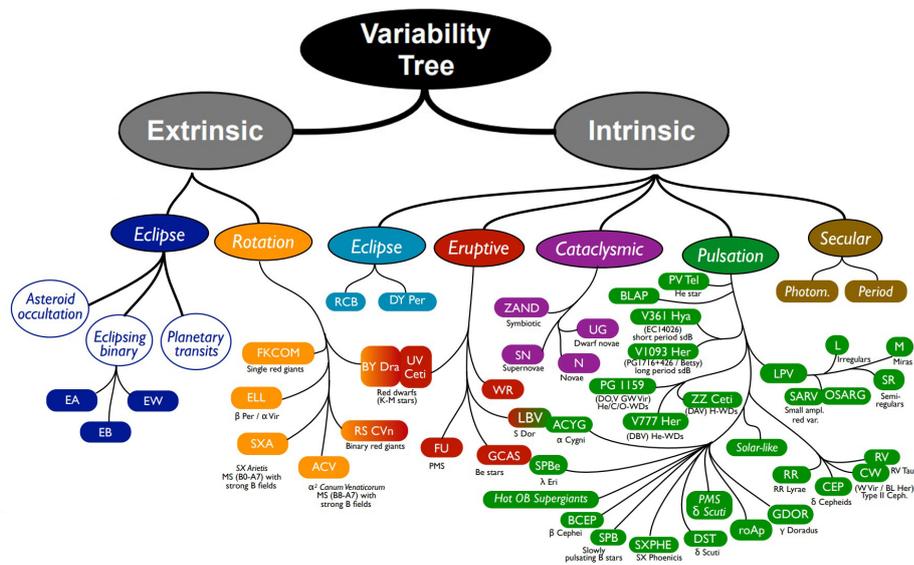


Figura 2: Esquema en forma de árbol que muestra una clasificación de las estrellas variables, adaptado de una imagen original de [5] con el permiso de los autores. Pese a contener una clasificación resumida, es apreciable lo altamente poblado que está el mundo de las estrellas variables.

- **Intrínsecas.** El origen de la variabilidad es inherente a su naturaleza, esto es, está relacionado con su dinámica interna.
- **Extrínsecas.** El origen de la variabilidad es independiente de la naturaleza de la estrella y depende de factores externos.

Una sintetización de los subtipos y subclases más relevantes se puede encontrar en la Fig. 2. En concreto, en este trabajo presentamos datos de estrellas δ Scuti de gran amplitud y eclipsantes W Ursae Majoris. Las estrellas de tipo δ Scuti reciben su nombre de la estrella δ de la constelación del Escudo, y se caracterizan por tener periodos de variación muy cortos y ser pulsantes, es decir, su variación es debida a contracciones y expansiones periódicas de sus capas externas. Las eclipsantes de tipo W Ursae Majoris reciben el nombre de la estrella W de la constelación de la Osa Mayor. Son eclipsantes en tanto que la variación de brillo se debe al eclipse entre la estrella y otro astro, es decir, una estrella *tapa* a otra y el brillo aparente del conjunto disminuye.

1.1.2. CCD

Según la naturaleza de las estrellas, éstas son más o menos brillantes. Para estudiar la variación de su brillo necesitamos, en primer lugar, un instrumento que nos permita medir el flujo luminoso recibido al observarlas. Inicialmente el estudio de estrellas variables se efectuaba mediante observación directa por un ser humano a ojo desnudo, y en épocas posteriores a través de un telescopio o

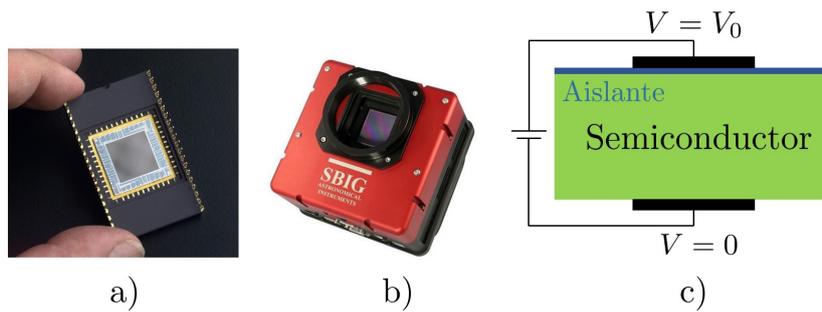


Figura 3: a) *Sensor CCD convencional. Imagen extraída de Wikipedia.* b) *Cámara astronómica de la marca SBIG, que incorpora un sensor CCD. Imagen extraída de la tienda Adorama.* c) *Estructura de cada píxel del sensor CCD. Sobre el semiconductor se sitúa una capa de un material aislante. Cuando un fotón incide sobre el píxel y promociona un electrón de la capa de valencia a la de conducción, crea un par electrón-hueco. Debido a la diferencia de potencial V_0 , el electrón queda atrapado por el material aislante.*

unos prismáticos. No obstante, el ojo humano sólo mide el ritmo al que detecta la señal de una fuente luminosa, y si un objeto radia con intensidades demasiado bajas como para ser detectado a priori por un ojo humano, nunca lo vamos a poder observar. Es por ello que utilizamos los llamados detectores de integración ([6] §4.1) que, como su nombre indica, integran la señal recibida durante un tiempo determinado. Así, cuanto más observemos un objeto usando este tipo de detectores, más señal recibiremos.

El detector de integración más usado actualmente en fotometría astronómica es el *Charged-coupled device* (CCD), que se puede observar en la Fig. 3 a) y b). Se trata de un detector de estado sólido configurado como una matriz bidimensional de elementos sensibles a la luz ([6] §4.2, [7] §3.1). Las imágenes generadas a partir de la información medida por estos sensores consisten en matrices de píxeles. Como cada píxel se asocia con un elemento fotosensible del sensor, a estos elementos también nos referimos como píxeles. El nombre de los CCDs tiene su origen en la manera en que los píxeles se acoplan cuando se realiza la lectura de la información almacenada en ellos; un proceso que excede los límites de este trabajo, pero cuya física puede consultarse en detalle en [7] §3.2 y [22] §1.1. Además, valió el Premio Nobel de Física de 2009 a sus desarrolladores, Willard S. Boyle y George E. Smith.

Cada píxel constituye una pieza de semiconductor, normalmente p-Si dispuesto de manera que, tras la incidencia de un fotón, se produce un par electrón-hueco que permite cuantificar la radiación recibida, como puede observarse en la Fig. 3 c).

Una vez finalizada la exposición, los electrones que ha guardado cada uno de los píxeles son cuantificados y dicho recuento constituye la señal bruta del sensor. El proceso de producción de dichos electrones, su cuantificación, y las características de la óptica utilizada para proyectar la imagen de interés sobre el

sensor producen sesgos y ruidos en la señal bruta que se analizan en la Sección 2.2.

Además de en fotometría, estos sensores también se utilizan en astrometría (medida precisa de la posición de un astro) y en espectroscopía (medida del espectro de un astro).

1.1.3. FITS

El formato de imagen con el que trabajamos es el *Flexible Image Transport System* (FITS). Es el más utilizado en astronomía y constituye un estándar para almacenar información en forma matricial.

Los FITS tienen una sección llamada cabecera donde se guardan metadatos relativos al sensor en el que se han tomado, los filtros utilizados, o las coordenadas astronómicas de los píxeles (Sección 2.1), entre otros.

2. Métodos

En esta sección introduciremos los métodos utilizados en el desarrollo experimental; expondremos en qué consiste la calibración astrométrica, la corrección de la signatura instrumental y la extracción de la fotometría. En estos métodos se basa tanto la planificación de las observaciones astronómicas como la programación de la automatización de los procesos de interés.

2.1. Calibración astrométrica

Las imágenes con las que trabajamos son matrices de píxeles. Para hacer referencia a un elemento de la imagen, como puede ser una estrella, normalmente se utilizan las coordenadas píxel, es decir, la posición en la matriz de píxeles en la que se encuentra el área de interés, de manera análoga a indicar la posición de una pieza de ajedrez sobre el tablero.

No obstante, estas coordenadas dependen de la imagen tratada. Si fotografiamos un astro dos veces desde posiciones distintas, el astro aparecerá en coordenadas píxel diferentes aunque el equipo utilizado sea el mismo. Esto es de especial relevancia porque la Tierra rota y las estrellas, consecuentemente, tienen un movimiento aparente, por lo que si tomamos varias imágenes consecutivas la posición de la estrella habrá cambiado.

Es por ello que las coordenadas píxel de un astro no constituyen información de interés físico; de un sensor a otro pueden cambiar y no permiten localizar estrellas con base en un sistema de posicionamiento universal. Para ello existen las coordenadas astronómicas ([6] §§1.1-1.3), que permiten localizar una estrella desde cualquier punto de la Tierra. Por ejemplo, las coordenadas astronómicas

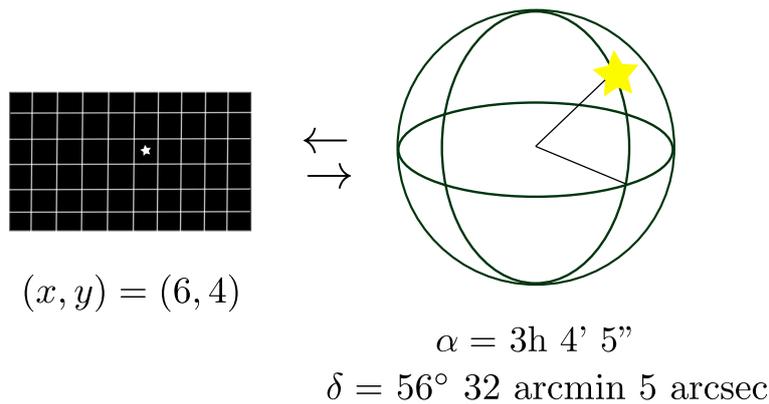


Figura 4: El objetivo de la realización de una calibración astrométrica es establecer una relación entre las coordenadas píxel de un astro y sus correspondientes coordenadas astronómicas para una imagen.

de tipo ecuatorial de la estrella Polaris son² 2h 31' 49.09" de ascensión recta y 89° 1 arcmin 50.79 arcsec de declinación [8].

El objetivo de la calibración astrométrica es establecer, dada una imagen, una relación entre sus coordenadas píxel y las coordenadas astronómicas, de forma que podamos identificar los astros que aparecen en ella, como se esquematiza en la Fig. 4. El interés por establecer estas relaciones es tal, que existen numerosos programas que incorporan estas calibraciones entre sus funciones (Aladin, MaximDL, Canopus, Astrometrica...) e incluso software dedicado específicamente a ello, siendo uno de los más populares el servicio online Astrometry.net. Los métodos utilizados para realizar esta calibración van desde ajustes lineales con datos iniciales ([9] §5) hasta el uso de técnicas de estadística bayesiana [10], los fundamentos de los cuales exceden los límites de este trabajo.

Para aligerar el proceso de extracción de datos, las tomas proporcionadas por los telescopios de los observatorios suelen estar calibradas astroméricamente de serie, pues es una opción permitida en la mayoría de programas utilizados para controlar y programar los CCD de sus telescopios.

2.2. Corrección de la signatura instrumental

Las imágenes brutas, esto es, las tomadas directamente por el sensor CCD acoplado al telescopio, están sujetas a 3 fuentes de ruido instrumental que no contienen información física de interés, las cuales enumeramos a continuación.

- **Corriente oscura.** Aunque el sensor CCD no esté expuesto a la luz, pueden existir electrones que por excitación térmica promocionen a la banda de conducción y constituyan señal que no es de interés físico. Para evitar la aparición de esta señal se enfrían los sensores a temperaturas alrededor de los -35°. Siendo esto casi siempre insuficiente, se crean los llamados *darks*,

²1h = 15°, 1° = 60 arcmin = 3600 arcsec.

que son imágenes que se toman con la cámara tapada, evitando que el sensor sea expuesto a la luz. Posteriormente se crea la media de los *darks* y se normaliza dividiéndola entre su tiempo de exposición. Esta toma se llama *master dark*. De esta manera obtenemos la corriente oscura por unidad de tiempo del CCD.

- **Sesgo.** Esta fuente de ruido viene dada por dos motivos. En primer lugar, por el ruido generado por la electrónica al realizar la lectura de la información del sensor. En segundo lugar, debido a que por defecto los píxeles son cargados previamente a cada exposición, para así evitar posibles errores debidos a bajas cargas en los píxeles. Para corregir este efecto se toman los llamados *bias*, que son fotografías con la cámara cubierta, y con tiempos de exposición muy cortos para evitar efectos de corriente oscura. Con la mediana de todos los *bias* se crea el *master bias*.
- **Campo no plano.** En los sensores CCD existen variaciones de la sensibilidad de un píxel a otro, y para realizar imágenes astronómicas buscamos una sensibilidad homogénea en todo el área del sensor. Para conseguirlo, se efectúa la corrección de campo plano, *flat field correction* en inglés, de una manera similar a la efectuada para la corrección de corriente oscura. Para ello, se toman varias imágenes llamadas *flats*, que consisten en el resultado de iluminar uniformemente el sensor. Con varios *flat* se crea la media, y esta imagen se llama *master flat*. El tiempo de exposición de los *flats* debe ser el adecuado para no saturar el sensor³, y como la sensibilidad de estos sensores depende fuertemente de la longitud de onda, en caso de haber utilizado varios filtros debe crearse un *master flat* para cada filtro.

Además de variaciones de sensibilidad, con las correcciones de campo plano también se corrigen motas de polvo en el sensor, franjas que aparecen por interferencias por reflexión en el interior del telescopio o el viñeteo, típico de las fotografías tomadas con cámaras convencionales.

Todas estas tomas de corrección deben realizarse en las mismas condiciones de temperatura que las imágenes donde aparecen los astros, llamadas *lights*.

Como hemos comentado en la Sección 1.1.2, las imágenes generadas por los CCDs son matrices con el valor de cada píxel en cada uno de sus elementos. La corrección se lleva a cabo píxel por píxel siguiendo la ecuación

$$L' = \frac{L - B - D}{F}, \quad (1)$$

donde L' representa el *light* corregido, L el *light* sin corregir, D una matriz que contiene la corriente oscura (el *master dark* escalado al tiempo de exposición de

³Los píxeles de los CCDs tienen una capacidad máxima de almacenamiento de información. La medida que supere dicha capacidad no va a ser contabilizada. Por ello, todo píxel cuyo valor coincida con su capacidad máxima no proporciona información física. Esta norma es extensible a todas las imágenes, no sólo a los *flats*, pero es en estos últimos donde hay que ir con más cuidado debido a la iluminación homogénea del sensor.

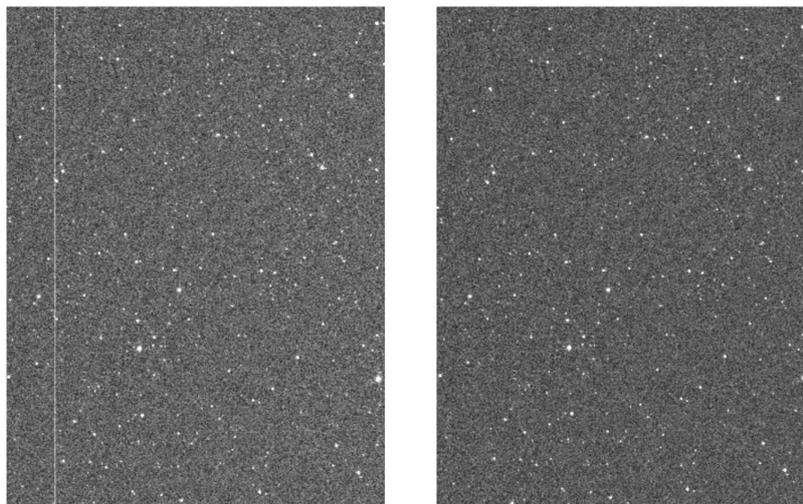


Figura 5: Comparación de una misma región de una imagen antes y después de ser corregida de su *signatura instrumental*. A la izquierda podemos observar cómo antes de la corrección se aprecia más granularidad o ruido en la imagen, además de una columna fruto de un error de lectura del sensor. A la derecha, el resultado tras efectuar la calibración expuesta en la Sección 2.2.

los *lights* y habiéndole restado el sesgo), F el *master flat* corregido de sesgo, y B el *master bias*. De esta manera, en primer lugar a las imágenes se les resta el sesgo y la corriente oscura. Posteriormente se dividen entre F , de manera que los píxeles con una sensibilidad por encima de la media verán reducidas sus medidas y viceversa.

Tras realizar esta corrección (también llamada calibración), la información contenida en las imágenes es exclusivamente debida a la señal que llega al telescopio, y no a los componentes del instrumental utilizado para medirla. A simple vista, a no ser que haya errores notables en el funcionamiento del sensor o fuertes viñeteos, el efecto de la calibración es sutil. Un ejemplo del antes y el después de una imagen bajo una corrección de este tipo se puede observar en la Fig. 5.

2.3. Fotometría de apertura

Para medir el brillo de una estrella a partir de una imagen tenemos que realizar la extracción de su fotometría. Esto se lleva a cabo mediante una técnica que se conoce como fotometría de apertura, cuyo nombre tiene su origen en los métodos clásicos ([11], Cap. 3) que utilizaban fotomultiplicadores y necesitaban hacer uso de diafragmas para aislar la zona del cielo que querían medir.

Este método consiste en definir un círculo, cuyo centro se sitúa en la estrella bajo estudio, que define el área en el que se estudiará el brillo de la estrella. El radio de este círculo es el radio de apertura. Al mismo tiempo, se define otro área

en el que se medirá la contribución del fondo⁴, para eliminarla de las medidas de la estrella. Lo más usual es definir una corona circular alrededor de la estrella, a una distancia lo suficientemente alejada como para evitar contribuciones de la misma (véase Fig. 6).

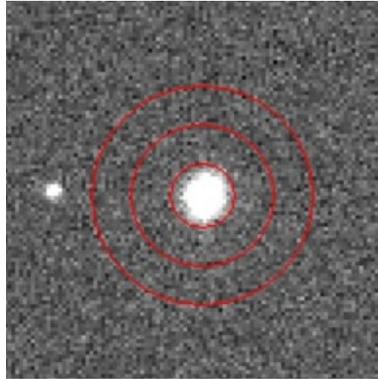


Figura 6: Para proceder a la extracción de la fotometría se definen los radios de apertura y de extracción del fondo, que son los círculos rojos que se pueden observar alrededor de la estrella. El de radio menor se encarga de medir la estrella central. La corona circular definida por los otros dos círculos mide la contribución del fondo a las medidas del primer círculo. Esta corona debe estar lo suficientemente alejada de la estrella como para no sufrir contribuciones apreciables del perfil de difracción estelar, que suele ser aproximado por una gaussiana. Para el radio de apertura, la Asociación Americana de Observadores de Estrellas Variables (AAVSO por sus siglas en inglés) recomienda utilizar entre 3 y 4 veces la anchura a media altura de dicho perfil de difracción [12].

Las dimensiones correctas de los distintos círculos se determinan buscando la máxima relación señal-ruido. Si el radio de apertura es demasiado grande, incluimos demasiado ruido de fondo y puede llegar a dominar sobre la señal; si, por el contrario, el radio de apertura es demasiado pequeño, subestimaremos el brillo de la estrella. Debemos, pues, buscar un compromiso entre la señal y el ruido que maximice la proporción de la primera sobre el segundo.

2.3.1. Cuantificación del brillo

¿Cuánto brilla una estrella? El matemático Hiparco de Nicea determinó en el siglo II a. C. que las estrellas se agrupaban, según su brillo, en magnitudes. Estas

⁴La contribución del fondo se estima como la mediana de las medidas de dicho área, para evitar que la eventual contribución de alguna otra estrella del campo perturbe el valor del fondo. Un ejemplo podría ser la estrella de la izquierda en la Fig. 6, en el caso en que el círculo de mayor radio se extendiera lo suficiente como para incluirla en la corona circular. En campos estelares poco poblados, es posible intentar evitar estas contribuciones, pero en misiones que tratan con campos altamente ricos en estrellas es prácticamente imposible.

magnitudes disminuyen según aumenta el brillo de la estrella⁵. En la actualidad, este sistema sigue siendo ampliamente utilizado en astronomía y otras ciencias afines, con algún refinamiento introducido por el astrónomo británico del siglo XIX Norman Pogson. Pogson determinó que el brillo de una estrella de primera magnitud era 100 veces superior al de una de sexta magnitud, por lo que la relación entre dos flujos luminosos F de dos estrellas que se diferencian entre sí en una magnitud es

$$\frac{F_2}{F_1} = 100^{\frac{1}{5}} \simeq 2.5.$$

En general, siendo m_i la magnitud de la estrella i ,

$$\frac{F_1}{F_2} = (100^{1/5})^{m_2 - m_1} \rightarrow m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10} \frac{F_1}{F_2}. \quad (2)$$

Se trata de una escala diferencial. Para fijarla y obtener la magnitud de un astro de manera aislada, podemos despejar m_1 de la Ec. (2)

$$m_1 = -2.5 \log_{10} F_1 + 2.5 \log_{10} F_2 + m_2 \equiv -2.5 \log_{10} F_1 + q,$$

siendo q una constante que depende de diversos factores, entre ellos la longitud de onda de la radiación medida. A esta magnitud se le denomina magnitud instrumental. El sistema más utilizado es el sistema Vega, en el que a la estrella Vega se le otorga la magnitud 0.

2.3.2. Fotometría diferencial

En el estudio del brillo de estrellas variables, usualmente se mide la amplitud de la variación — la diferencia entre el mínimo y el máximo, la morfología de la curva fotométrica y, si existe, el período de variación. Estos parámetros se pueden determinar sin necesidad de utilizar escalas fijas de magnitudes, haciendo uso de la Ec. (2). Para ello, se eligen las llamadas estrellas de comparación o de calibración, que son estrellas no variables o con un período de variación razonablemente mayor al de la estrella bajo estudio. Así, podemos estudiar la variación del brillo de la estrella bajo estudio midiendo el cociente de flujos entre dicha estrella y una de comparación. De esta manera conseguimos, por un lado, no depender de las constantes q . Por otro lado, las medidas tomadas serán independientes de los numerosos efectos atmosféricos que pueden hacer variar el brillo aparente de cada estrella debido a la dispersión, y que quedan fuera de los límites de este trabajo. Este es el método mediante el cual obtendremos la variación del brillo de las estrellas bajo estudio en los resultados de la Sección 4.2.

⁵Es interesante destacar que el ojo humano medio sólo alcanza a distinguir a simple vista en cielos limpios astros de aproximadamente la sexta magnitud. De hecho, la clasificación de Hiparco constaba de sólo 6 magnitudes.

3. Desarrollo

Una vez introducidos los conceptos clave para proceder al análisis de este trabajo, en esta sección presentamos el desarrollo experimental que se ha llevado a cabo. Primeramente, la planificación de las observaciones, para que tanto desde el Observatorio de Aras de los Olmos (OAO) como desde el Centro Astronómico del Alto Túrria (CAAT) se pudieran programar tomas de imágenes. Posteriormente, detallamos el software incorporado en IRAF que hemos utilizado en la confección de los programas para, finalmente, exponer con detalle el funcionamiento de la automatización y la generación de curvas de luz, que constituyen el núcleo de este trabajo.

3.1. Planificación de las observaciones

Para elegir un campo interesante, buscamos la presencia de estrellas variables rápidas en dicho campo. Esto son estrellas cuyo período de variación sea de un orden que haga posible observar, como mínimo, un período completo en menos de una noche. En bases de datos como SIMBAD [8] podemos analizar el campo de las imágenes y ver la información de las estrellas contenidas en ellas, para así seleccionar tanto estrellas variables como estrellas de comparación. De esta manera, elegimos dos campos para poner a prueba los programas, que son

- El **entorno de 125 Tau**, por recomendación del tutor de este trabajo. De este campo hemos extraído la fotometría de las estrellas **V1409 Tau** y **V1410 Tau**.
- **EH Lib**. Se trata de una estrella variable de tipo δ Scuti con un período de menos de 3 h, lo que nos permite observar varias oscilaciones completas en una noche.

3.2. Software utilizado

3.2.1. Coordenadas de interés

Para obtener las coordenadas astrométricas de las estrellas bajo estudio hemos utilizado la base de datos online SIMBAD [8], la cual nos permite especificar un área del cielo y obtener automáticamente la información relativa a las estrellas presentes en dicho área. La flexibilidad de este servicio nos permite obtener un listado de coordenadas de estrellas que cumplan determinados requisitos, como un rango de períodos de variación o de magnitudes. Los datos extraídos por SIMBAD son fácilmente implementables en una hoja de cálculo.

3.2.2. Calibración astrométrica

La calibración astrométrica la hemos efectuado utilizando las herramientas de MaxIm DL $\text{\textcircled{R}}$ [13]. Mediante comparación con multitud de catálogos, ya sea

alojados localmente en el ordenador o en Internet, el programa resuelve el campo y establece una relación entre las coordenadas píxel de la imagen y las coordenadas astronómicas, que quedan incorporadas en los metadatos de la imagen, esto es, la cabecera del FITS.

3.2.3. IRAF

IRAF es el acrónimo en inglés para *Image Reduction and Analysis Facility*, y constituye una colección de paquetes de software desarrollada en el National Optical Astronomy Observatory (NOAO) de los EEUU, financiado por la National Science Foundation. El objetivo de los diferentes programas, también llamados tareas, es la obtención de información a partir de imágenes tomadas como matrices de píxeles además de la corrección de su signatura instrumental, proceso que se conoce como reducción de las imágenes. Cuenta con software dedicado a tareas variopintas como la combinación de imágenes, extracción de espectros y medida del *redshift*, corrección de la variación de sensibilidad de unos píxeles del sensor a otros, y la calibración y extracción de la fotometría de imágenes astronómicas, siendo estas últimas las funcionalidades que nos ocupan. Nosotros hemos utilizado IRAF para corregir de la signatura instrumental una serie de imágenes y para extraer de ellas posteriormente la fotometría de diversos astros.

La última versión de IRAF fue desarrollada por el NOAO en 2012, y desde entonces el soporte es inexistente [14]. No obstante, debido, por un lado, a la versatilidad de sus funciones y a la posibilidad de automatizar tareas, y por otro, a que fue elegido por el Space Telescope Science Institute (STScI) como uno de los programas en los que basar la reducción de las imágenes provenientes del Hubble [15, 16], IRAF sigue siendo un software muy extendido entre los astrónomos tanto profesionales como aficionados (ya sea tanto a través del uso del programa original — siendo éste nuestro caso — como a través de versiones modificadas que combinan el léxico de Python⁶ con lenguajes más intuitivos), por lo que existe una gran comunidad en Internet de usuarios que plantean y resuelven dudas, además de desarrollar tareas propias.

3.2.3.1 Corrección de la signatura instrumental

El paquete `ccdred` de la librería `imred` desarrollado por el NOAO incluye tareas especializadas en la reducción de imágenes astronómicas. De esta manera, utilizaremos este paquete para confeccionar el primero de los dos programas, el dedicado a la corrección de la signatura instrumental de las imágenes. En concreto, utilizaremos

- `zerocombine`, programa dedicado a la confección de un *master bias*;
- `darkcombine`, programa dedicado a la confección de un *master dark*;

⁶El propio STScI desarrolló en 1999 *PyRAF*, una sustitución del lenguaje de comandos de IRAF por el de Python. Lamentablemente en 2019 el proyecto fue abandonado.

- `flatcombine`, programa dedicado a la confección de uno o varios⁷ *master flat*;
- `ccdproc`, programa dedicado a la corrección de la signatura instrumental de las imágenes a partir de los *master bias*, *master dark* y *master flat*, y
- `ccdlist`, tarea que nos permite comprobar que las imágenes han sido corregidas correctamente.

3.2.3.2 Extracción de la fotometría

También desarrollado por el NOAO, IRAF cuenta en la librería `digiphot` con el paquete `apphot`, dirigido a la extracción y análisis de la fotometría de imágenes astronómicas. De este paquete haremos uso de la tarea `phot`, dedicada al proceso de extracción de la fotometría de una o varias imágenes dadas unas coordenadas, esto es, la información relativa al brillo de una estrella determinada de una imagen. Esta información se presenta tanto en flujo como en magnitud.

3.2.4. Generación de curvas de luz

Para la visualización de los datos en forma de curvas de luz hemos hecho uso del programa Matlab, debido a la destreza adquirida con él durante la asignatura de Métodos Estadísticos y Numéricos. Mediante la función `xlsread` podemos leer hojas de cálculo con los datos y obtener automáticamente las figuras deseadas.

4. Resultados

4.1. Programas funcionales

En esta parte del trabajo experimental, hemos hecho uso de técnicas adquiridas en la asignatura de Informática. Para la automatización de los procesos descritos en las secciones 2.2 y 2.3 hemos desarrollado dos algoritmos que posteriormente hemos implementado mediante programación en IRAF, y estos son los esquematizados en los diagramas de flujo de las Figs. 7, 8 y 9.

Para la implementación de los algoritmos en forma de código haciendo uso de las tareas de IRAF, hemos utilizado el lenguaje `c1`, esto es, el correspondiente a la línea de comandos o *command line*. Esto implica que la sintaxis utilizada en los códigos [18, 19] es análoga a la que se utilizaría al introducir en directo los comandos en la terminal, por lo que es razonablemente simple. De esta manera, no ha sido necesario crear funciones propias, y mediante el uso de una sintaxis adecuada hemos desarrollado un código simple y general, aplicable a cualquier conjunto de imágenes y en cualquier terminal con IRAF instalado.

⁷Como hemos comentado en la Sección 2.2, las correcciones de campo plano dependen del filtro utilizado, por lo que en el caso de corregir imágenes tomadas en distintos filtros la tarea `flatcombine` creará tantos *master flat* como filtros diferentes se hayan utilizado.

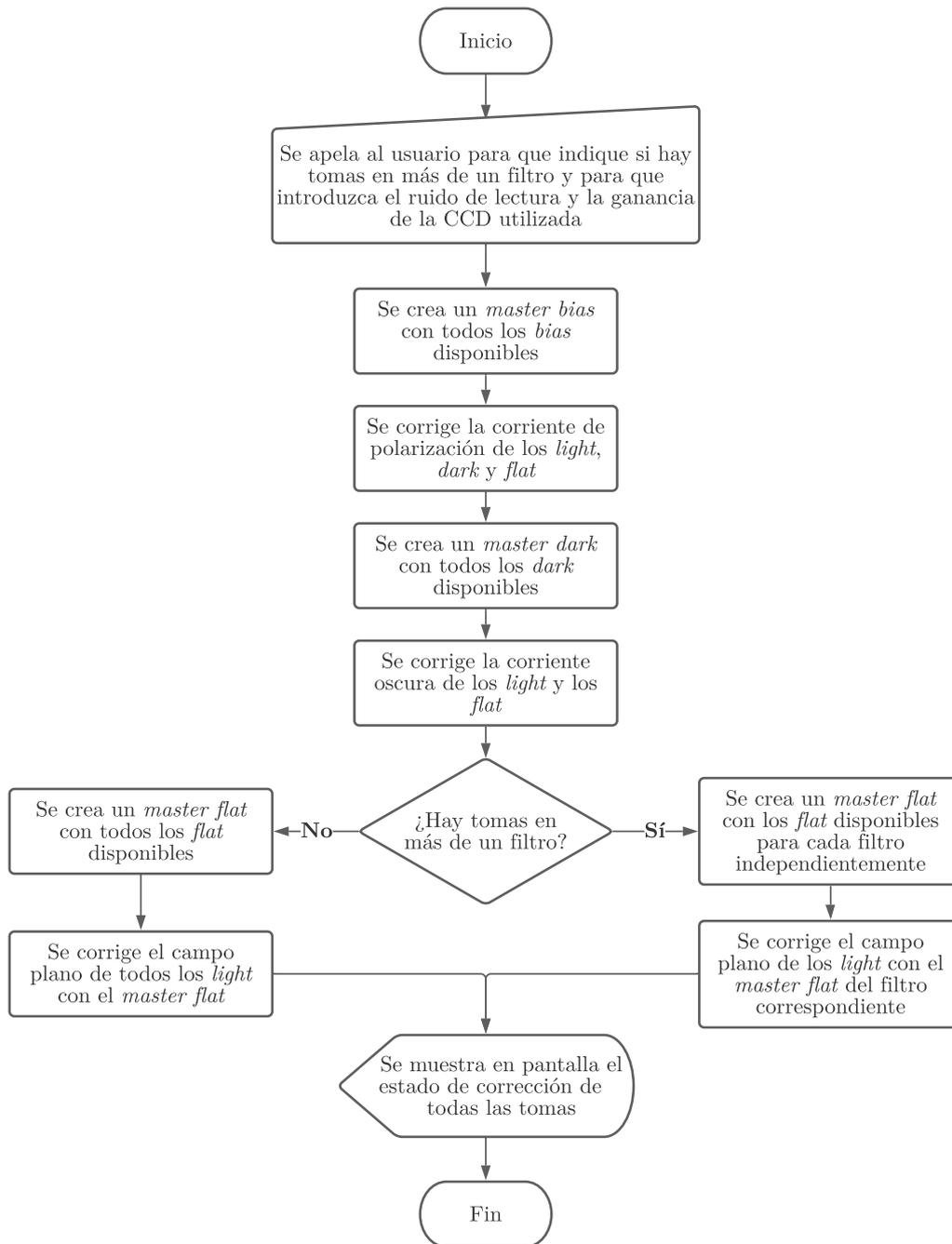


Figura 7: Algoritmo de calibración de imágenes haciendo uso de los programas de IRAF. Previamente a la ejecución de la corrección, los datos del ruido de lectura y la ganancia son necesarios. El primero se refiere al ruido introducido al convertir la carga almacenada en una señal eléctrica (voltaje). El segundo hace referencia a la proporción entre los electrones almacenados y la señal convertida final. Ambos parámetros dependen de la electrónica y el amplificador internos del CCD, y los proporciona el fabricante. Finalizada la calibración, se muestra por pantalla el estado de corrección de todas las imágenes, para asegurarse de que no ha habido errores durante la ejecución.

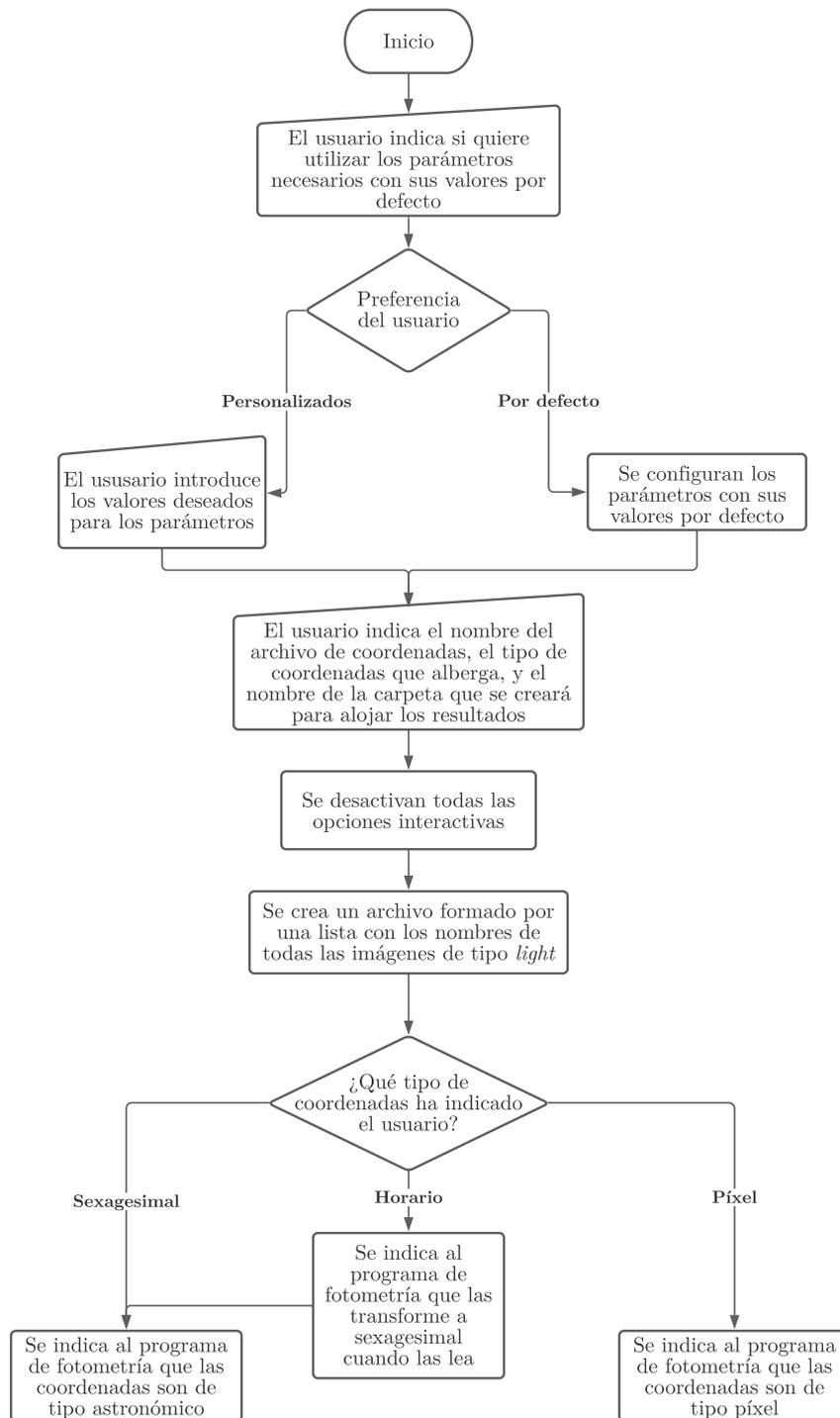


Figura 8: Primera parte del algoritmo de extracción de la fotometría utilizando programas de IRAF. En el código existen valores por defecto programados, y el usuario puede elegir si usar esos o introducir otros. En esta primera parte, el usuario personaliza la experiencia: indica el nombre que tendrá la carpeta encargada de alojar los resultados, y proporciona al programa un archivo con el nombre y las coordenadas de cada estrella bajo estudio.

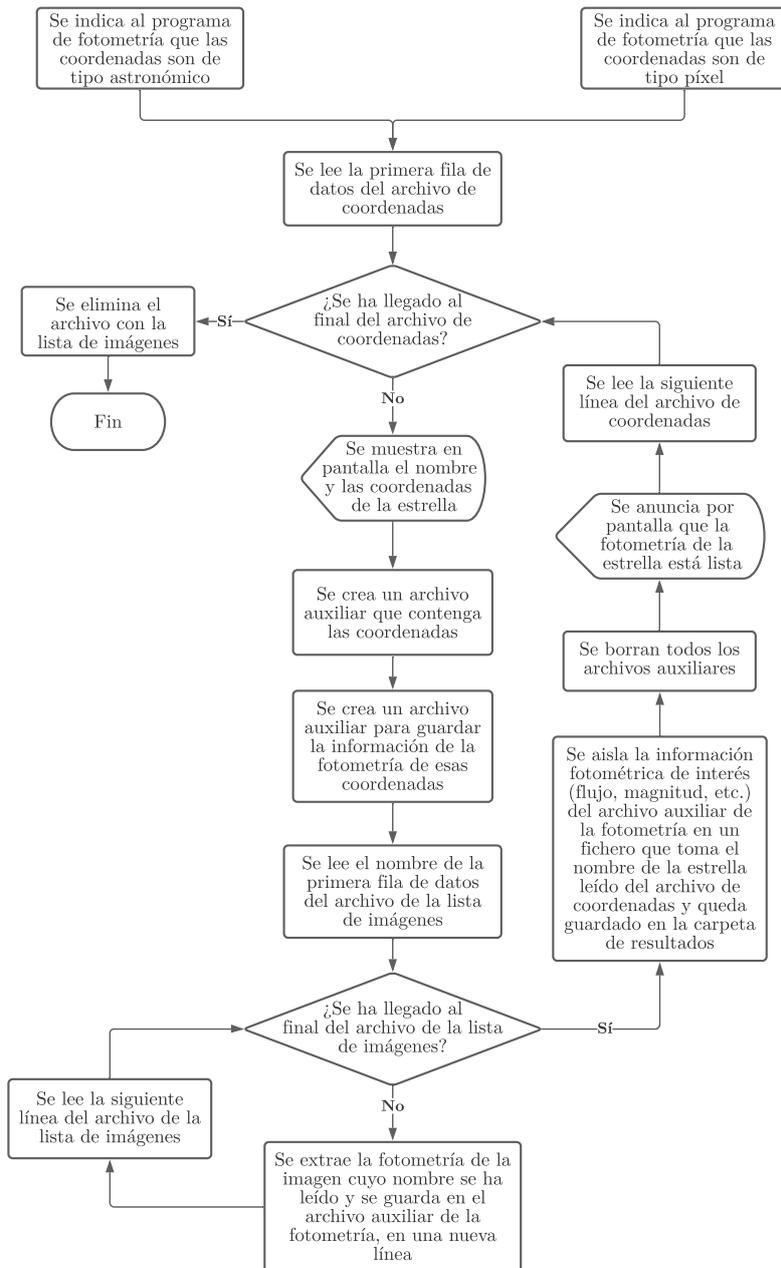


Figura 9: Segunda parte del algoritmo de extracción de la fotometría utilizando programas de IRAF, la cual constituye el núcleo del proceso de extracción de la fotometría. Una vez introducidos todos los datos necesarios, para cada estrella leída del archivo de coordenadas se extrae la fotometría de las imágenes. El control de que el proceso se efectúa correctamente se da mediante la emisión de mensajes por pantalla al leer información de una estrella y al finalizar la extracción de su fotometría. Al finalizar dicho proceso para cada estrella, un archivo con la información de flujo, magnitud, error y fecha juliana se guarda con el nombre leído del archivo de coordenadas en la carpeta de resultados especificada por el usuario, que no tiene por qué estar creada de antemano.

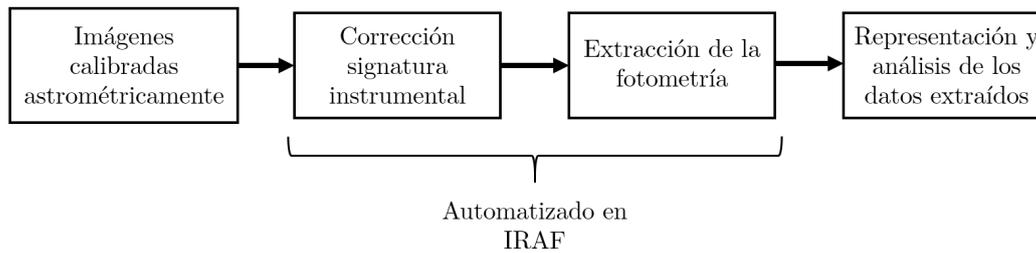


Figura 10: Esquema lógico que sigue el proceso que pretende simplificar el desarrollo de estos programas. Tras disponer de unas imágenes calibradas astrométricamente y junto con un archivo de coordenadas, hemos automatizado la corrección de la firma instrumental y la extracción de la fotometría con IRAF.

El funcionamiento es simple y transparente, como puede comprobarse en el vídeo demostrativo [17]. Basta con disponer de las tomas, el archivo de coordenadas y los programas en la misma carpeta, y la extracción de datos es automática y sigue el esquema de la Fig. 10.

Esta generalidad del programa es posible gracias a que nos aseguramos de que los parámetros que podrían dar problemas si tuvieran determinados valores están configurados correctamente. Estos parámetros tienen que ver con procesos secundarios e interactivos de las distintas tareas de IRAF que podrían estar eventualmente activados en el terminal del usuario, y su configuración puede verse en las líneas 43-45, 47 y 50 del código de calibración [18] y en las líneas 103, 104 y 109 del código de extracción de la fotometría [19].

La sintaxis de IRAF es una combinación del léxico de FORTRAN y C, y su correcta implementación viene descrita en multitud de manuales tanto oficiales como fruto del trabajo de la comunidad de usuarios. Entre ellos, destaca el manual del propio NOAO [20].

4.2. Representación de la variación de la luminosidad de algunas estrellas

Haciendo uso de los programas utilizados, hemos corregido la firma instrumental y realizado la extracción de la fotometría de 5 series fotométricas de varias estrellas variables. Así, hemos utilizado imágenes de los días 16 y 17 de abril de 2021 tomadas desde el Centro Astronómico del Alto Túria, y otras de los días 11 de marzo y 16 y 17 de febrero desde el Observatorio de Aras de los Olmos.

Para poner a prueba los programas hemos seleccionado las estrellas EH Lib (véase las Figs. 11 y 12), V1409 Tau (Fig. 13) y V1410 Tau (Fig. 14). En la observación de sus curvas fotométricas se puede comprobar el buen funcionamiento de los programas.

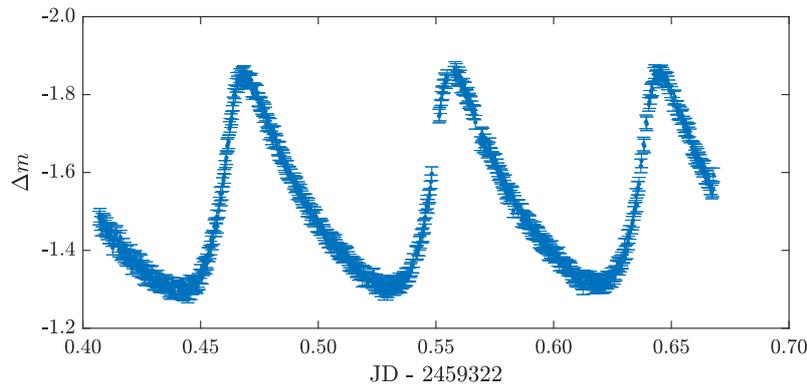


Figura 11: *Curva fotométrica de la estrella EH Lib medida en el CAAT el 17/04/21. Se representa la diferencia de magnitud con la estrella TYC4987-415-1 frente a la fecha juliana reducida a su parte decimal. Se trata de una estrella de tipo δ Scuti con aproximadamente 2 h de período [21]. Conocido éste, podemos analizar la curva fotométrica haciendo uso de la fase de la oscilación (véase la Fig. 12). Medidas efectuadas desde el CAAT.*

El error de los datos se ha determinado como la desviación estándar del valor medio de diferencias de magnitud o cociente de flujos entre dos estrellas de calibración, como es usual en este tipo de representaciones.

5. Conclusiones / *Conclusions*

En este trabajo hemos desarrollado la automatización de los procesos de calibración y extracción de la fotometría de una serie de imágenes astronómicas. Para ello, hemos hecho uso de diversas herramientas de IRAF, un software muy potente ya explorado de manera introductoria en la asignatura de Astrofísica Observacional.

La combinación de SIMBAD, Matlab y los programas desarrollados en IRAF, constituye un proceso sencillo, eficiente y rápido mediante el cual preparar y procesar datos observacionales de fotometría.

Mediante su automatización, la extracción de datos relativos al cambio del brillo de las estrellas variables se simplifica enormemente. Parámetros como el período o la amplitud de oscilación, que son clave en el estudio de la dinámica de las estrellas variables, son directamente determinables a partir de los datos extraídos tras el funcionamiento del programa. Las estrellas variables gobiernan un campo de la astronomía en intenso desarrollo en la actualidad, debido a fenómenos aún sin comprender o al hecho de que las estrellas de tipo RR Lyrae actúan como indicador de distancias, por lo que el desarrollo de este algoritmo es de suma relevancia.

De esta manera, hemos identificado un problema de optimización en el proceso de obtención de determinados datos astronómicos y lo hemos solucionado

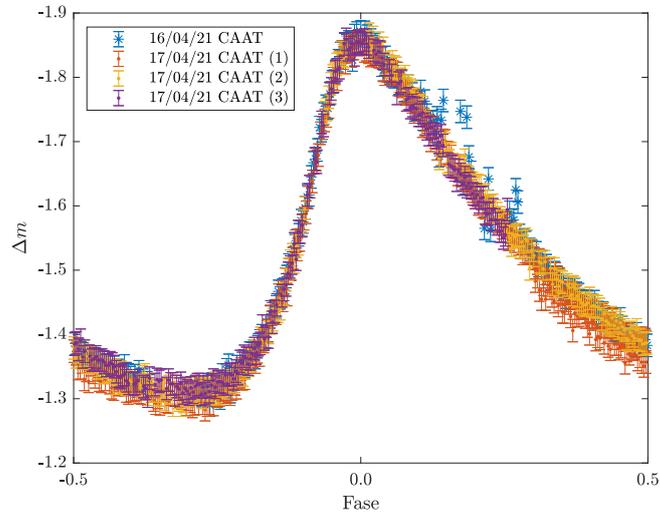


Figura 12: Datos fotométricos de *EH Lib* de los días 16/04/21 y 17/04/21. Se representa la diferencia de magnitud con la estrella TYC4987-415-1 frente a la fase de la oscilación. Medidas efectuadas desde el CAAT.

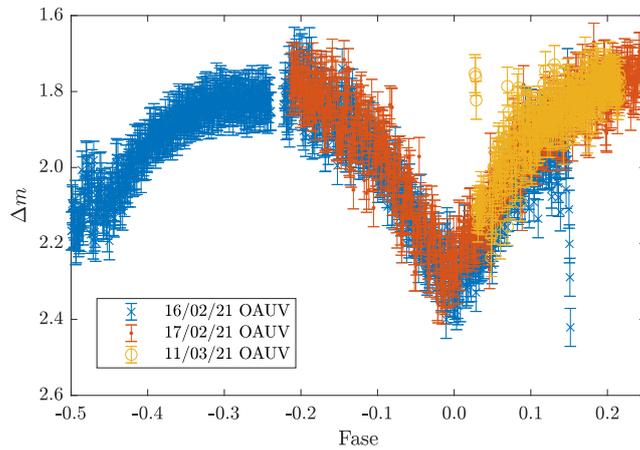


Figura 13: Datos fotométricos de *V1409 Tau* de los días 16/02/21, 17/02/21 y 11/03/21. Se representa la diferencia de magnitud con la estrella HD 244986 frente a la fase de la oscilación. Se trata de una estrella eclipsante de tipo *W Ursae Majoris*, cuyo período es de aproximadamente 7.3 h [21]. Medidas efectuadas desde el OAO.

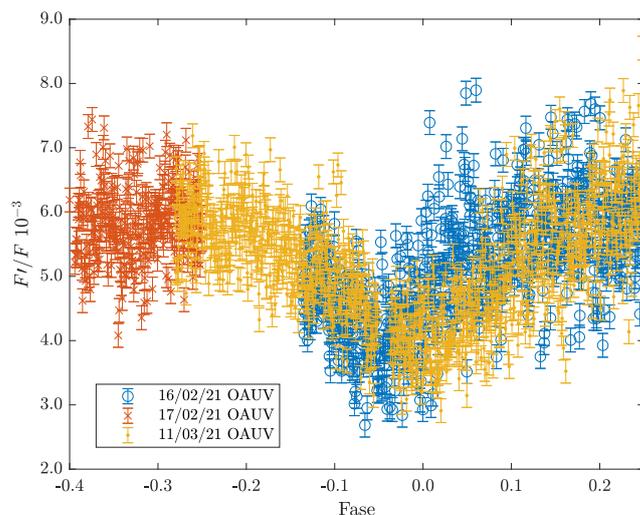


Figura 14: Datos fotométricos de V1410 Tau de los días 16/02/21, 17/02/21 y 11/03/21. Se representa la diferencia de magnitud con la estrella HD 244986 frente a la fase de la oscilación. Se trata de una estrella eclipsante de tipo W Ursae Majoris, cuyo período es de aproximadamente 8.8 h [21]. Medidas efectuadas desde el OAO.

mediante programación. Para la comprensión y motivación del problema se han sintetizado numerosos conceptos aprendidos en el grado, sobre todo relativos a las asignaturas de Astrofísica y de Física del Estado Sólido.

En definitiva, hemos profundizado en el uso de IRAF y de procesos de extracción de información astronómica. Además, en la presentación de algunas curvas fotométricas hemos comprobado el correcto funcionamiento de los programas desarrollados.

Elegí esta propuesta de proyecto debido a la combinación de dos disciplinas por las que tengo un gran interés: la automatización mediante programación y la astrofísica. En el futuro, automatizaciones de este tipo podrían utilizarse junto con técnicas de Inteligencia Artificial para contribuir a las tareas actuales de clasificación estrellas variables sin intervención humana, y quién sabe si para descubrir nuevos tipos de estrellas o patrones en su comportamiento.

Para ello, sería positivo que la comunidad de usuarios mantuviera IRAF o, preferiblemente, PyRAF, para integrarlo con librerías de Machine Learning. Así, en un trabajo de investigación más extenso podría hacerse uso de las capacidades que tiene IRAF para crear funciones y estructuras más complejas que permitan automatizar más ámbitos de la fotometría y permitir el avance con celeridad de esta disciplina.

...

In this work we have developed the automation of the calibration and photometry extraction of a series of astronomical images. To do this, we have made use of various tools included in IRAF, a very powerful software already explored in an introductory way in the course of Observational Astrophysics.

The combination of SIMBAD, Matlab and the programs developed in IRAF, constitutes a simple, efficient and fast process through which to prepare and process observational photometry data.

By automating it, the extraction of data regarding the brightness changes of variable stars is greatly simplified. Parameters such as the period or the amplitude of oscillation, which are key in the study of the dynamics of variable stars, are directly determinable from the data extracted after the operation of the program. Variable stars govern a field of astronomy that is currently being intensively developed, due to phenomena not yet understood or to the fact that RR Lyrae stars constitute distance indicators, so the development of this algorithm is of the utmost relevance.

In this way, we have identified an optimization problem in the process of obtaining certain astronomical data and we have solved it programmatically. When it comes to the comprehension and motivation of the problem, numerous concepts learned in the degree have been synthesized, especially those related to the subjects of Astrophysics and Solid State Physics.

In short, we have delved into the use of IRAF and astronomical information extraction processes. Furthermore, in the presentation of some photometric curves, the correct operation of the developed programs has been verified.

I chose this project proposal due to the combination of two disciplines in which I have a great interest: automation by programming, and astrophysics. In the future, automations of this type could be used in conjunction with Artificial Intelligence techniques in order to contribute to current works on variable stars classification without human intervention, and who knows if even to discover new types of stars or patterns in their behavior.

For this, it would be positive for the user community to maintain IRAF or, preferably, PyRAF, in order to integrate it with Machine Learning libraries. Thus, in a more extensive research work, the capabilities of IRAF could be used to create more complex functions and structures that allow the automation of more areas of photometry and the rapid advancement of this discipline.

Agradecimientos

A Juan, por su infinita paciencia y ayuda. A mis compañeros de la Asociación Valenciana de Astronomía – Luis, Enrique, Gonzalo, Vicente, Álvaro, Alfonso, Juanjo, Dani, Santi... por descubrirme este campo y contribuir a mi formación en astronomía y comunicación de la ciencia. A Nicola Caon del IAC, por su ayuda por e-mail frente al denso mundo de IRAF. A Núria, Laura, Ana Belén, Laia, Javier, Diana... por estar ahí desde el primer día, y a todos los que han venido después durante estos 4 años, incluida María. Y a mi familia, por apoyarme en los buenos y los malos momentos que han caracterizado mis estudios, especialmente a mi hermano Jorge y sus clases de programación.

Términos

redshift El *redshift* o corrimiento al rojo es un desplazamiento de la longitud de onda de una onda electromagnética hacia la región del rojo, es decir, un aumento de su longitud de onda. La fuente de este desplazamiento puede ser, por ejemplo, el efecto Doppler. 16

curva fotométrica La curva fotométrica, también llamada curva de luz, de una estrella variable es la visualización de sus datos fotométricos frente al tiempo, es decir, el flujo o la magnitud medida en función del tiempo. En el caso de estrellas variables periódicas, se suele representar la luminosidad frente a la fase de la oscilación, de manera que cuando la fase varía desde 0 hasta 1 se visualiza un período entero de la variación. Normalmente muchos astrónomos representan la fase desde -1 hasta 1, de forma que se visualiza con más claridad la forma de un período. El punto de fase 0 es arbitrario, y se elige a gusto del que representa la curva. En este trabajo se han elegido puntos de fase 0 en máximos o mínimos de la curva. 6, 14, 22

fecha juliana La fecha juliana o día juliano (JD por sus siglas en inglés) representa el número de días solares transcurridos desde el 1 de enero del 4713 a.C del calendario juliano proléptico. Pese a sonar arbitrariamente estrafalario, es una convención ampliamente usada en una gran variedad de ámbitos, entre ellos la astronomía. Constituye una manera de cuantificar el tiempo independiente de la inestabilidad de los calendarios políticos. El día juliano consta de una parte entera (días) y una parte decimal (fracción de día que ha pasado desde el mediodía anterior). Así, el 21 de abril de 2021 a las 09:30h TU, la fecha juliana es 2459325.8125. El término entero se refiere al día, y se mantiene desde el mediodía pasado hasta el mediodía de la fecha correspondiente. El término decimal significa que han pasado 0.8125 días solares desde el mediodía anterior. De esta manera, la fecha juliana 2459325.5 corresponde a la medianoche del día 20 de abril al 21 de abril de 2021. 22

p-Si Un semiconductor consiste en un sistema cuyas bandas energéticas de valencia y de conducción están separadas por el llamado *gap* del semiconductor, de manera que los electrones sólo pueden participar en la conducción eléctrica si su energía es suficiente como para pasar a la banda de conducción. Los semiconductores pueden doparse de dos maneras. El dopaje de tipo n consiste en añadir una impureza al semiconductor cuya banda de valencia esté muy cerca de la banda de conducción del semiconductor. Así, a temperatura ambiente, por excitación térmica los electrones de la impureza pueden promocionar a la banda de conducción. El dopaje de tipo p consiste en la adición de una impureza cuya banda de valencia es ligeramente superior a la banda de valencia del semiconductor, por lo que los electrones de éste promocionan a la banda de valencia de la impureza, quedando fijos en ella y sin participar en la conducción. 8

relación señal-ruido La relación señal-ruido o SNR por sus siglas en inglés es una fracción entre la señal física de interés y el ruido introducido en la medida. Cuanto mayor sea la SNR, mayor es el predominio de la señal sobre el ruido y, por tanto, podemos confiar más en la bondad de nuestras medidas. 13

Referencias

- [1] Smolec, R., *The Blazhko Effect*.
Proceedings of the Polish Astronomical Society, vol. 3, pp. 22-30 (2016).
<https://arxiv.org/pdf/1603.01252.pdf>
- [2] JETSU L., PORCEDDU S., *Shifting Milestones of Natural Sciences: The Ancient Egyptian Discovery of Algol's Period Confirmed*.
PLOS ONE 10(12): e0144140 (2015).
<https://doi.org/10.1371/journal.pone.0144140>
- [3] SAMUS N.N., KAZAROVETS E.V., DURLEVICH O.V., KIREEVA N.N., PASTUKHOVA E.N., *General Catalogue of Variable Stars: Version GCVS 5.1*.
Astronomy Reports, 2017, vol. 61, No. 1, pp. 80-88.
- [4] Tipos de variabilidad del GCVS.
<http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/iii/vartype.txt>
- [5] CATELAN M., SMITH H. A., *Pulsating Stars*.
Wiley-VCH (2015).
- [6] NORTON, ANDREW J., COOPER, W. A., *Observing the Universe: a Guide to Observational Astronomy and Planetary Science*.
Milton Keynes: Open University (2004).
https://trobes.uv.es/permalink/34CVA_UV/m02j2i/alma991007692389706258
- [7] LESSER, M., *A Summary of Charge-Coupled Devices for Astronomy*.
PASP, **127**:1097–1104 (2015).
<https://iopscience.iop.org/article/10.1086/684054/pdf>
- [8] SIMBAD: base de datos astronómica.
<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
- [9] WALLACE, P.T., GREY, N., *ASTROM. Basic astrometry program. v3.7. User's Guide*
Starlink Project (2003).
<http://www.starlink.ac.uk/docs/sun5.htx/sun5.html>
- [10] LANG, D. *et al.*, *Astrometry.net* [...]
AJ **139** 1782 (2010)
<https://iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-6256/139/5/1782/meta>
- [11] STERKEN, C., MANFROID, J., *Astronomical Photometry. A Guide*.
Kluwer Academic Publishers (1992)

- [12] Guía de Fotometría CCD de la AAVSO, versión 1.1.
https://www.aavso.org/sites/default/files/publications_files/ccd_photometry_guide/CCDPhotometryGuide-Spanish/SpanishPhotometryGuide.pdf
- [13] DIFFRACTION LIMITED Cyanogen Imaging ® MaxIm DL™.
<https://diffractionlimited.com/product/maxim-dl/>
- [14] NATIONAL OPTICAL ASTRONOMY OBSERVATORY. *IRAF home page*.
<http://ast.noao.edu/data/software>
- [15] INSTITUTO DE ASTROFÍSICA DE CANARIAS. SERVICIOS INFORMÁTICOS ESPECÍFICOS: INVESTIGACIÓN Y ENSEÑANZA. *IRAF paso a paso*.
<http://research.iac.es/sieinvens/SINFIN/CursoIraf/IRAFPasoPaso.pdf>
- [16] BAGGETT, S., *et al.*, *HST WFPC2 Data Handbook*. v. 4.0, ed. B. Mobasher, Baltimore, STScI (2002).
https://www.stsci.edu/instruments/wfpc2/Wfpc2_dhb/WFPC2_longdhb.pdf
- [17] Vídeo del funcionamiento de los programas de calibración y de extracción de la fotometría en directo.
Acceso via <https://youtu.be/jLyuEakI4GE>
- [18] Código de calibración en IRAF.
Acceso via <https://pastebin.com/ASVnAVkV>. Contraseña: TFGPablo
- [19] Código de extracción fotométrica en IRAF.
Acceso via <https://pastebin.com/kXudD7X8>. Contraseña: TFGPablo
- [20] ANDERSON, E., *An Introductory User's Guide to IRAF Scripts*. Central Computer Services, NOAO (1989).
http://ast.noao.edu/sites/default/files/IRAF_scripts.pdf
- [21] The International Variable Star Index (VSX). American Association of Variable Star Observers.
<https://www.aavso.org/vsx/index.php>
- [22] KITCHIN, C.R., *Astrophysical Techniques*. IOP Publishing, 4^a edición, 2003.