

OBSERVACIÓN DE LA ESTRELLA XYAND: ESTRELLA VARIABLE TIPO RR LYRAE

Airam Nadales y José Fenollar
IES Ribot i Serra, Sabadell (Barcelona)
jfenoll2@xtec.cat

Las estrellas, a menudo, cambian su brillo. Las llamadas estrellas variables son aquellas cuya luminosidad varía en intervalos de tiempo más cortos, típicamente medido en horas y días. Las causas de la variación pueden ser intrínsecas a la estrella (expansión, contracción, erupción, etc.), o pueden deberse a factores extrínsecos tales como eclipses de dos o más estrellas. Las estrellas variables, en particular las RR Lyrae, son claves porque proporcionan información sobre las propiedades estelares, como masa, radio, luminosidad, temperatura, estructura interna y externa, composición y evolución. Este artículo forma parte de un trabajo de investigación de secundaria de nivel de bachillerato.

RESUMEN

Las estrellas, a menudo, cambian su brillo. Las llamadas estrellas variables son aquellas cuya luminosidad varía en intervalos de tiempo más cortos, típicamente medido en horas y días. Las causas de la variación pueden ser intrínsecas a la estrella (expansión, contracción, erupción, etc.), o pueden deberse a factores extrínsecos tales como eclipses de dos o más estrellas. Las estrellas variables, en particular las RR Lyrae, son claves porque proporcionan información sobre las propiedades estelares, como masa, radio, luminosidad, temperatura, estructura interna y externa, composición y evolución. Este artículo forma parte de un trabajo de investigación de secundaria de nivel de bachillerato.

INTRODUCCIÓN

Las llamadas estrellas variables son aquellas cuya luminosidad varía en intervalos de tiempo más cortos, típicamente medido en horas y días. La fotometría es la técnica para determinar el brillo que llega a la Tierra. Fue Hiparco de Nicea, quien dividió ese brillo en cinco grados o magnitudes; más tarde, con la invención del telescopio por Galileo en 1609, se amplió la escala para incluir estos astros que no se podían ver a ojo humano.

En el siglo XIX, Norman Pogson fue quien hizo la escala de magnitudes. Y ahora gracias a las cámaras CCD y al lanzamiento del satélite Kepler, el cálculo de luz de las estrellas es mucho más preciso que nunca.

ESTRELLAS VARIABLES RR LYRAE

La primera estrella pulsante fue descubierta en 1596 por David Fabricius que observó que en un período de 11 meses esta iba desapareciendo y apareciendo hasta su brillo inicial y volvía a hacer este proceso. Fue a partir del siglo XIX cuando se intensificó la investigación de estas estrellas hasta que encontraron una con un ciclo de tiempo muy corto (una RRLyrae). Bayley comenzó a investigar a fondo y fue en 1899 cuando Williamina Fleming las llamó RRLyrae por la constelación donde las encontró. Es importante la investigación sobre estrellas variables porque proporciona información sobre las propiedades estelares, como masa, radio, luminosidad, temperatura, estructura interna y externa, composición y evolución. Parte de esta información sería difícil o imposible de obtener de otra manera. Si esta variación de luminosidad de la estrella es provocada por algo externo (como el eclipse por una estrella o por efecto de la rotación estelar) a ésta se denominan como variables extrínsecas, pero si ésta es provocada

por reacciones internas del astro se clasifican como variables intrínsecas y dentro de grupo está el subgrupo de las pulsantes o RR Lyrae, que son aquellas cuyo radio se expande y se contrae como parte de su proceso evolutivo natural. Las RR Lyrae (nombre recibido por la constelación de Lyra) es un tipo de estrella que cambia su luminosidad recibida en la Tierra a lo largo del tiempo y que al contrario de otros (ya que todas lo hacen en realidad) éstas lo hacen en un periodo más corto de tiempo (entre 0,2 a 1,2 días). Estas estrellas su pulsación se puede interpretar como que la estrella “respira” porque ésta se expande y se contrae. Esto se ve reflejado en las gráficas (ver gráfica 9) porque cuando decimos de encontrar el máximo de una curva de luz, nos referimos al tiempo en que la estrella está con su máximo volumen por que decimos que el momento del máximo es el de máximo brillo.

El efecto Blazhko es una particularidad de algunas RR Lyrae que consiste en que la curva de luz durante un período de tiempo cambia su forma durante unos ciclos y luego vuelve a la normalidad pero, puede tardar bastante tiempo sin que el efecto vuelva.

FOTOMETRÍA

La fotometría es la rama de la astronomía que se dedica a medir la cantidad de luz que emiten o reflejan los astros (estrellas, planetas, asteroides,...). A lo largo de la historia se han utilizado diferentes detectores para medir el brillo de los astros, desde la retina humana y la película fotográfica, hasta la cámara CCD (Charge Coupled Device), pasando por el tubo fotomultiplicador. Las imágenes y datos obtenidos a través de una cámara CCD conllevan errores y ruidos que alteran la estructura espacial de la imagen y hace necesario un tratamiento informático para procesar las imágenes. Las fluctuaciones aleatorias, como ruidos de lectura y electrónicos no se pueden corregir y, por tanto, afectarán a las incertidumbres de las medidas. Para minimizar la contribución de los otros ruidos se observan tres tipos de imágenes: el bias, el dark y el flat.

PROCESADO DE IMÁGENES CCD

Bias

El bias (Hallado, B., 2012) es una señal que se interpreta como la que genera el CCD aunque no

llegue ningún fotón al detector. Para evaluar el valor del bias para un CCD determinado, se deben tomar varias imágenes sin luz incidente y con tiempo de exposición cero (o el menor que permita el instrumento). Estas imágenes se promedian y el promedio se resta de la señal original. Pero al promediar una serie de valores aparece la incertidumbre de la media y, por tanto, otro factor de ruido, aunque esta vez es muy débil. Son imágenes obtenidas con tiempo de exposición nulo, sin apertura del obturador, para medir la corriente

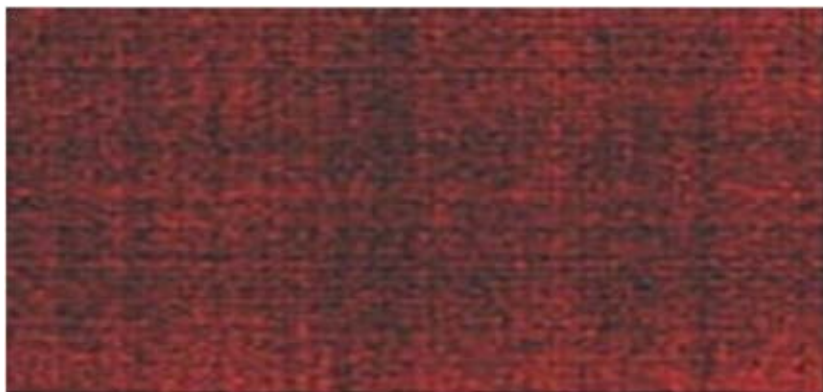


FIGURA 2. IMAGEN DE BIAS.

que se aplica a toda CCD evitando medidas negativas (figura 2).

Dark

Todas las cámaras CCD amateurs generan una señal importante denominada corriente de oscuridad (dark current), que surge de los defectos de la estructura cristalina del material fotosensible del detector, defectos en los que se producen electrones extras que se mezclan a los generados por los fotones (Hallado, B., 2012). A estos electrones también se les llama electrones térmicos. Aunque la corriente de oscuridad en sí misma es una señal que depende del tiempo de exposición, arrastra consigo un ruido. Este efecto disminuye con la temperatura: cuanto más frío esté el detector de la cámara CCD, menor será la corriente de oscuridad. Se puede evaluar y restar un promedio de varias imágenes, a obturador cerrado, de la señal principal, con lo que se atenúa el efecto de la corriente de oscuridad, pero como en el caso del bias, el promedio arrastra consigo incertidumbre. Para ello, tomamos del orden de 15 imágenes a obturador cerrado y del mismo tiempo de exposición que las imágenes que queremos corregir para cada filtro (normalmente del orden de 60 segundos por imagen), y se resta la mediana de cada píxel de las imágenes originales (figura 3).



FIGURA 3. IMAGEN DE DARK OBTENIDO EN EL OBSERVATORIO ASTRONÓMICO DE SABADELL. IMAGEN OBTENIDA A LA MISMA TEMPERATURA Y MISMO TIEMPO DE EXPOSICIÓN QUE NUESTRAS IMÁGENES DE CAMPO CON LA FUENTE DE LUZ BLOQUEADA A LA CCD (OBTURADOR CERRADO), DE MODO QUE SE CAPTA SÓLO OSCURIDAD. SE OBTIENE ASÍ UNA IMAGEN DEL RUIDO CAUSADO POR EL RUIDO TÉRMICO Y OTROS PARÁMETROS DE RUIDO CONSTANTES. SUSTRAYENDO LOS DARK DE LAS IMÁGENES DE CAMPO SE ELIMINAN DICHS RUIDOS

Flat Field o campo plano

Al adquirir una imagen astronómica a través del montaje instrumental la luz puede encontrar obstáculos como polvo y manchas en las superficies ópticas que se evidenciarán en las imágenes adquiridas (Hallado, B., 2012). Estas aparecerán como zonas oscurecidas y zonas de brillo debido a características de no uniformidad del sensor, o bien polvo y manchas acumulados en la óptica del telescopio y/o los filtros fotométricos.

Esta uniformidad puede ser retirada a través del procesamiento con las imágenes de campos planos. Las fotografías de campo plano se deben realizar con el mismo montaje instrumental que las imágenes de luz. Además, debe ser con un foco igual o muy cercano al de las imágenes de luz, ya que un foco diferente generara tamaños diferentes de las deformaciones por polvo en el sensor, y se debe realizar para cada filtro fotométrico empleado. Se adquiere apuntando en el día a una nube uniforme o en el cielo de fondo en el crepúsculo o amanecer en la posición opuesta a la ubicación del Sol. También se puede crear con una pantalla blanca uniformemente iluminada. Así en nuestro caso hemos tomado un conjunto de imágenes estadísticamente relevantes (mediana) de una superficie iluminada uniformemente para las imágenes obtenidas en cada filtro, con una exposición del orden de 5 segundos. Estos errores dependen de la longitud de onda, por lo que es preciso tomar los flats en los diferentes filtros y con

exposiciones de luz distribuidas uniformemente: bien apuntando el telescopio a la cúpula iluminada con una lámpara, bien del cielo nocturno donde no se detecten estrellas, o bien del cielo al atardecer o amanecer (figura 4).



FIGURA 4 . IMAGEN DE FLAT OBTENIDO EN EL OBSERVATORIO ASTRONÓMICO DE SABADELL. LA IMAGEN DE FLAT, PERMITE CORREGIR LAS DIFERENCIAS DE SENSIBILIDAD EN CADA PÍXEL DE LA CCD Y CORREGIR PARCIALMENTE DEFECTOS ÓPTICOS EN LA CÁMARA O LAS LENTES DEL INSTRUMENTO UTILIZADO.

OBSERVACIONES

Para hacer la observación en general, hay que incluir tres tipos de estrellas a observar:

- Observar la estrella en cuestión, con los filtros y tiempos de exposición adecuados.
- Observar un conjunto de estrellas estándar con los mismos filtros.
- Obtener las imágenes de calibración necesarias (bias, darks, flats).

En el Observatorio Astronómico de Sabadell medimos una estrella RR Lyrae de tipo RRab con efecto Blazhko (aunque en las observaciones no se ve) llamada XY And (XY Andrómeda), donde se puede observar sus datos en la figura 5 y su imagen en la figura 6, y las fotografías fueron hechas en con un filtro V.

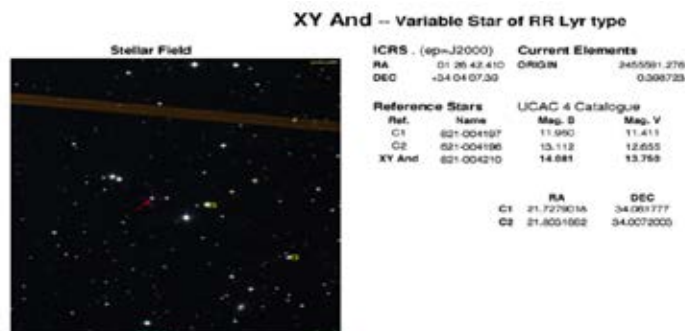


FIGURA 5 . INFORMACIÓN DE LAS ESTRELLAS. CARTA DE LA AVVSO.

Haremos uso de las cartas estelares de la AAVSO (American Association of Variable Star Observers),

que se encuentran en la página web de la UCAC 4 Catalogue (Fourth U.S. Naval Observatory CCD Astrograph Catalogue). Nos interesa estudiar estrellas que tengan carta en la AAVSO porque estas cartas están pensadas para observadores de estrellas variables, y contienen toda la información necesaria, en particular señalan cuáles son las estrellas de comparación más adecuadas. También se indica multitud de datos: el nombre de la estrella, su periodo, el tipo de variable, el tipo espectral....

La obtención de una curva de luz pasa ineludiblemente por obtener una serie de imágenes como la que se muestra en la figura 9, y determinar en cada una de ellas la magnitud de la estrella variable que se desea medir mediante el uso de estrellas de comparación, como las indicadas en la figura 6. La medición en cada imagen será un punto en la curva de luz. La fotometría diferencial es la técnica que permite realizar este cálculo. La definición de magnitud implica siempre la comparación entre dos estrellas. O sea que para determinar la magnitud de una estrella se necesita compararla con otra cuya magnitud ya está determinada previamente (ver figura 6).

Cada una de las imágenes que se han obtenido durante una sesión de observaciones es una copia digital de una sección del cielo que contiene la estrella a investigar y la estrella de comparación. La imagen incluye, pues, la luz procedente de las estrellas así como la que procede del fondo del cielo. La fotometría de apertura consiste en medir la luz de una estrella y restarle la aportación de luz del fondo del cielo. La luz procedente de una estrella se distribuye en un conjunto de píxeles contenidos en un círculo, cuyo radio es un dato requerido por los programas de fotometría que tiene que definir el observador. Evidentemente, hay que suministrar la magnitud de la estrella de comparación.

En la figura 6 se han señalado dos estrellas, 11.41 V y CHECK. La primera, 11.41 V, es la estrella de comparación y por tanto es la que se utiliza para el cálculo de la diferencia de magnitudes; sin embargo, la segunda, CHECK, se emplea como estrella de control. La condición obligatoria es que

estas dos estrellas no sean variables. El hecho de interponer un filtro (filtro V (visual (verde, banda V): banda de paso de 488 a 574 nm) disminuye la cantidad total de energía que llega al sensor CCD y, por tanto, se tiene que trabajar con tiempos de exposición más largos. Esto es así porque es el único modo de conseguir que las observaciones realizadas por distintos observadores se puedan comparar. Con el fin de estandarizar al máximo y hacer comparables los resultados de observadores distintos, han ido apareciendo diversos sistemas de filtros fotométricos. Actualmente el más usado en el mundo amateur es el sistema UBVRI, formado por cinco filtros que cubren el espectro de banda ancha desde 300 hasta 900 nm.

Así pues, por coherencia, la magnitud de la estrella de comparación empleada debe corresponder al filtro con el que se está midiendo. Por tanto, toda curva de luz debe asociarse al filtro que se haya utilizado.

En esta imagen (figura 6) se puede ver cómo se selecciona la estrella en la imagen y como

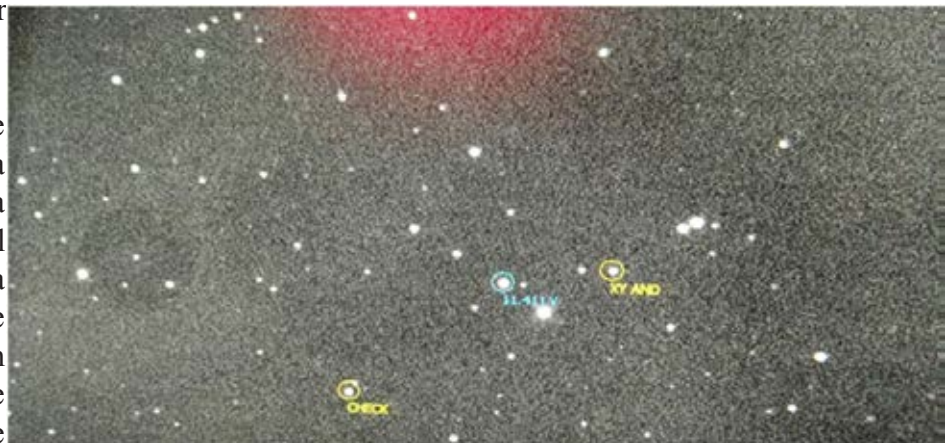


FIGURA 6. IMAGEN DEL CAMPO DE LA ESTRELLA VARIABLE XY AND OBTENIDA DESDE EL OBSERVATORIO DE LA AGRUPACIÓN ASTRONÓMICA DE SABADELL CON UNA CÁMARA CCD SBIG ST8 Y CON FILTRO V.

automáticamente el programa incluye unos círculos para restarle el ruido de fondo. Esto consiste en calcular el flujo de una estrella sumando el número de cuentas de todos los píxeles incluidos en un círculo con radio de apertura r , restando el valor del cielo y dividiendo por los segundos de exposición de la imagen. Así, cuando se mide el brillo de un objeto u objetos en varias imágenes tomadas a lo largo del tiempo, se deben usar estrellas de comparación. Al utilizar una estrella o estrellas de comparación, se elimina la variación en el brillo que pueden ser causadas por fuentes como la atmósfera. Mediante el uso de estrellas de comparación, efectos como estos se dividen. Las

estrellas de comparación que tienen un brillo similar al de la estrella objetivo, que no están muy cerca de otras estrellas y que no están cerca del borde del marco son las mejores opciones. Los astrónomos usualmente comparan las estrellas de comparación y no usan las que son estrellas variables. Sobre una imagen completa, siempre hay una cierta cantidad de brillo de fondo o ruido del cielo. Parte de este efecto puede ser eliminado automáticamente por el software. Eliminar el nivel promedio de este ruido se llama resta del cielo.

En general, para efectuar una medida adecuada es necesario tener en cuenta una serie de factores:

- Búsqueda y centrado: determinar el centro de la estrella.
- Radio de abertura: estimar el tamaño del círculo donde se van a considerar los píxeles de la estrella.
- Cielo: estimar el nivel de cielo adecuado.
- Estrellas de calibración necesarias para poder calcular y comparar magnitudes.

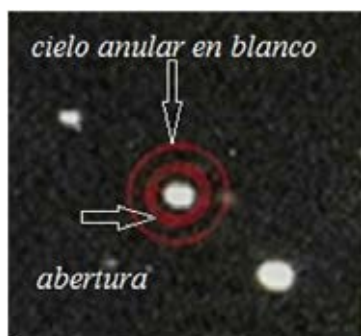


FIGURA 7. SELECCIÓN DE LA ESTRELLA EN LA IMAGEN Y COMO AUTOMÁTICAMENTE EL PROGRAMA INCLUYE UNOS CÍRCULOS PARA RESTARLE EL RUIDO DE FONDO. EN LA IMAGEN DE UNA ESTRELLA SE CONSIDERA COMO SEÑAL LOS PÍXELES CORRESPONDIENTES DE UN CÍRCULO CENTRADO EN LA ESTRELLA, Y COMO SEÑAL DE CIELO, LOS PÍXELES CORRESPONDIENTES A UN ANILLO CENTRADO EN LA MISMA.

RESULTADOS

La fotometría diferencial permite medir el flujo o intensidad de los objetos astronómicos de los cuales tomamos imágenes; es decir, nos permite obtener la magnitud (brillo aparente) de una estrella en relación a las estrellas de su alrededor. Así, medimos la magnitud de la estrella variable que queremos observar en relación a una serie de estrellas de comparación que se encuentran en el mismo campo, y que sabemos que su magnitud no varía. El resultado de la sucesión de imágenes durante el periodo de observación es la obtención de una curva de luz, que

representa la magnitud de la variable respecto a la magnitud de una que no lo es en función del tiempo.

Una curva de luz (Vilalta, J.M., 2014a) es un gráfico (figura 9) que muestra la intensidad de radiación de un objeto astronómico durante un periodo de tiempo. En el estudio de los objetos, en los cuales se produce un cambio de luminosidad en el transcurso del tiempo, la curva de luz es una herramienta simple pero muy valiosa para los astrónomos. Cada punto de una curva de luz representa una medida fotométrica registrada en un instante determinado. Estos puntos representan pues, la medida de la cantidad de radiación emitida por el objeto celeste y que llega a la Tierra por segundo y por unidad de área y en un rango seleccionado de longitudes de onda de la radiación electromagnética, normalmente del espectro visible, por ejemplo, a través de un filtro rojo, o bien en toda la banda visible si la curva se obtiene, por ejemplo, mediante observación visual o sin ningún tipo de filtro.

La intensidad de radiación recibida se traduce en la práctica en medir la magnitud aparente del fenómeno estudiado. En la figura 9 se muestra la curva de luz de la estrella variable XY AND tipo RR Lyrae. En este tipo de variables se detecta un máximo (figura 10). Esta curva de luz se ha obtenido a partir de imágenes CCD y su análisis se ha realizado con la técnica de fotometría diferencial.

A medida que progresa la observación de una estrella variable, y por consiguiente se van acumulando observaciones, pueden deducirse datos muy importantes para analizar la estructura estelar, tales como la masa, velocidad, periodicidad, temperatura superficial, cambios en su estructura interna, etc. El objetivo final es reunir todos los datos e intentar encontrar un modelo físico-matemático

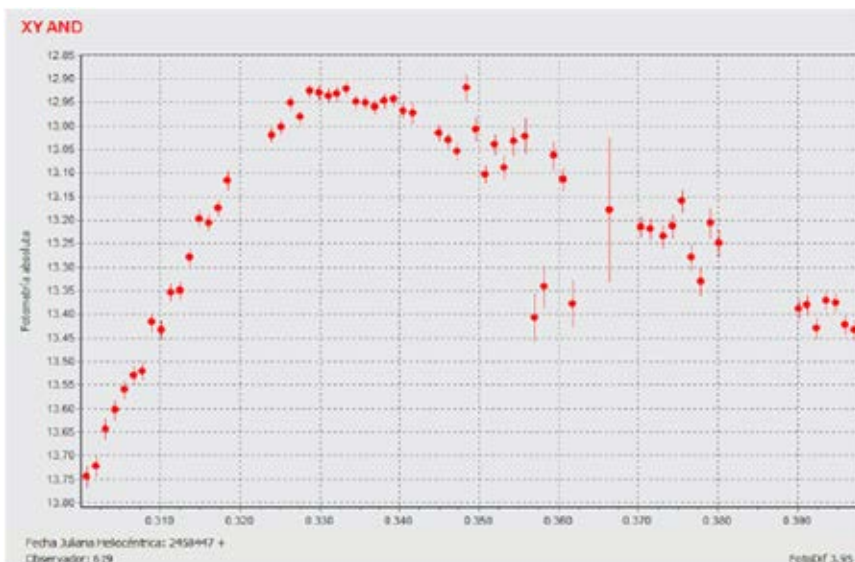


FIGURA 9. CURVA DE LUZ CON FILTRO V DE LA ESTRELLA XY And.

que permita predecir el comportamiento de la estrella en cuestión, o bien confirmar o descartar un modelo ya existente.

Una función a una curva de luz y así poder determinar su máximo, consiste en determinar los coeficientes de una función polinómica cuyo grado

la estrella variable RR Lyrae.

REFERENCIAS

Fernández M., 2002. Curvas de luz de estrellas variables. Trabajo de fin de máster. Universidad

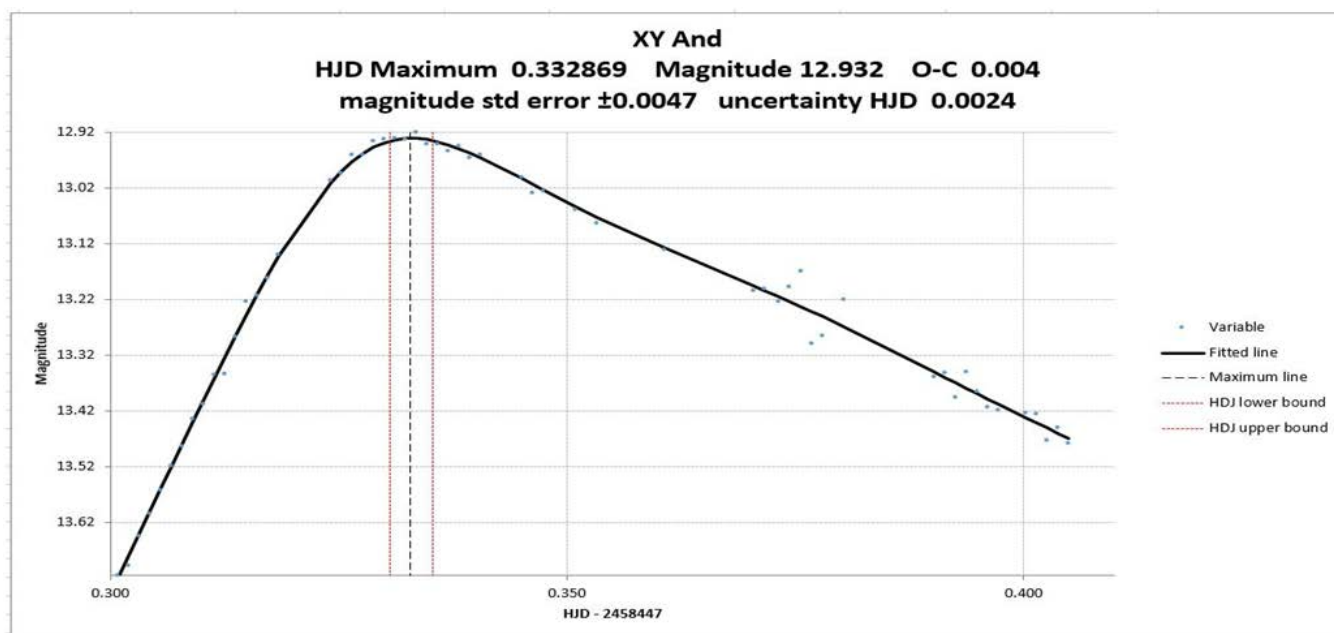


FIGURA 10. CURVA DE LUZ: OBSERVACIONES Y AJUSTE.

se elige de antemano. Como los datos presentan dispersión se utiliza la técnica de los mínimos cuadrados (Vilalta, J.M., 2014b).

Después de realizar los diferentes cálculos, el máximo que como se puede ver en la figura 10 está situado en la fecha Juliana Heliocéntrica (HJD) 0,332869 y tiene una magnitud de 1.2932 con un error de ± 0.0047 .

CONCLUSIONES

En conclusión, hacer la fotometría de una estrella requiere de mucho tiempo de observación, de edición de los datos aparte del equipo necesario y de la repetición de las mediciones para hacer cada vez más precisos los datos de la curva de luz. También es necesario, en la fotometría de estrellas variables, la ayuda de programas informáticos para hacer las curvas y los cálculos más complejos ya que las matemáticas que se aplican son de un nivel muy avanzado y la precisión de los datos es muy importante.

AGRADECIMIENTOS

Agradecemos a Josep M. Vilalta y Florence Libotte del Observatorio Astronómico de Sabadell por ayudarnos en la realización de la fotometría de

Complutense de Madrid.

Hallado B., 2012. Búsqueda de variables RR Lyrae en el cúmulo globular M13. Trabajo de máster de física y tecnologías físicas. Universidad de Cantabria.

Vilalta J.M., 2014a. Las curvas de luz. Dispersión de los datos. Revista Astrum, Núm. 248-marzo.

Vilalta J.M., 2014b. Ajuste de una función. Revista Astrum, Núm. 250-mayo.