

ESTUDIO DE BD +36 3317 CAMPAÑA DEL AÑO 2008

FRANCISCO VIOLAT BORDONAU, DAVID VIOLAT MARTIN

Asesores Astronómicos Cacereños, Apartado 409, E10080 Cáceres (Spain), fviolat@yahoo.es
Agrupación Astronómica de Cádiz

Resumen. Hemos obtenido fotometría de la estrella variable BD +36 3317, Algólida situada en el cúmulo abierto Stephenson 1 ($\delta 2$ Lyrae), en banda V a lo largo de varios meses del año 2008, y posteriormente en V y R de octubre a diciembre del mismo año. Los resultados se han comprobado con la fotometría V , R disponible en VizieR y SIMBAD. Confirmamos también el período y amplitud determinados por nosotros en la campaña del año 2007.

El cúmulo abierto Stephenson 1 es un conjunto de astros muy jóvenes (40 a 90 millones de años) situados próximo a la estrella variable roja delta2 Lyrae que venimos siguiendo desde el año 2006. Fue entonces cuando iniciamos el estudio fotométrico de sus astros con un doble propósito: intentar descubrir alguna nueva variable y, en caso de conseguirlo, determinar sus parámetros; ambos fueron alcanzados al descubrir la nueva variable eclipsante BD +36 3317 cuyo período estimamos en 4.30216 días. Esta estrella, según los datos de SIMBAD, es un astro blanco de espectro A0 V y magnitud 8.77 V (8.823 B , 8.759 V y 8.73 R según NOMAD)¹.

En la campaña de 2007 utilizamos el mismo instrumento empleado en 2006, un catadióptrico de 203 mm de abertura y 2000 mm de focal ubicado en Cáceres, mientras que en la de 2008 han sido dos los utilizados: por un lado, al comienzo de la campaña (desde el 20 de junio), el catadióptrico de 254 mm de diámetro y 2500 mm de focal del Observatorio de La Sagra (Granada) y a partir de mediados de la misma (desde el 30 de septiembre) el telescopio de años anteriores.

La fotometría de esta campaña ha sido de dos tipos: por un lado la obtenida en banda V desde el 20 de junio al 19 de diciembre (Día Juliano Heliocéntrico 2454638.40786 al 2454820.2503) y por otro la obtenida en banda R del 3 de octubre al 10 de diciembre (DJH 2454820.43682 al 2454811.26914); esta última ha sido simultánea con la anterior por lo cual disponemos de mediciones en dos bandas distintas efectuadas durante el mismo período de tiempo.

Como en ocasiones anteriores nos hemos centrado en la estrella anaranjada BD +36 3312 (magnitud 8.69 V , espectro K0 III según SIMBAD), alrededor de la cual se han medido nueve astros más en busca de variabilidad incluyendo la binaria eclipsante BD +36 3317. La Figura 1, tomada en banda V , muestra una imagen digital del cúmulo sobre la cual se han marcado, con números, los diez astros estudiados en 2007 y 2008; la letra "C" indica el astro de comparación que ha sido usado a la hora de obtener las distintas mediciones fotométricas: BD +36 3317 es el número 9.

En esta ocasión hemos empleado los filtros V y R Johnson con los cuales se han tomado exposiciones de 15 a 20 segundos: todas las imágenes han sido procesadas de bias, campos oscuros y campos planos utilizando el procedimiento habitual descrito en artículos anteriores. Para obtener las mediciones fotométricas con los distintos filtros hemos usado el programa comercial AIP4WIN, que sólo necesita un astro de comparación siendo la estrella BD +36 3314 ("C" en la Figura 1) dicho astro de comparación; al ser una estrella blanca de magnitud 8.66 V e índice de color $B - V$ igual a 0.00 (Bronkalla, 1963) y 0.09 (Eggen, 1968) la fotometría ha sido idéntica para todos los astros independientemente de su color. El índice de color $V - R$ que hemos determinado de las mediciones de NOMAD es igual a 0.03: es, por tanto, un astro válido para efectuar fotometría.

¹ *The Naval Observatory Merged Astrometric Dataset* o NOMAD (Zacharias et al., 2005).

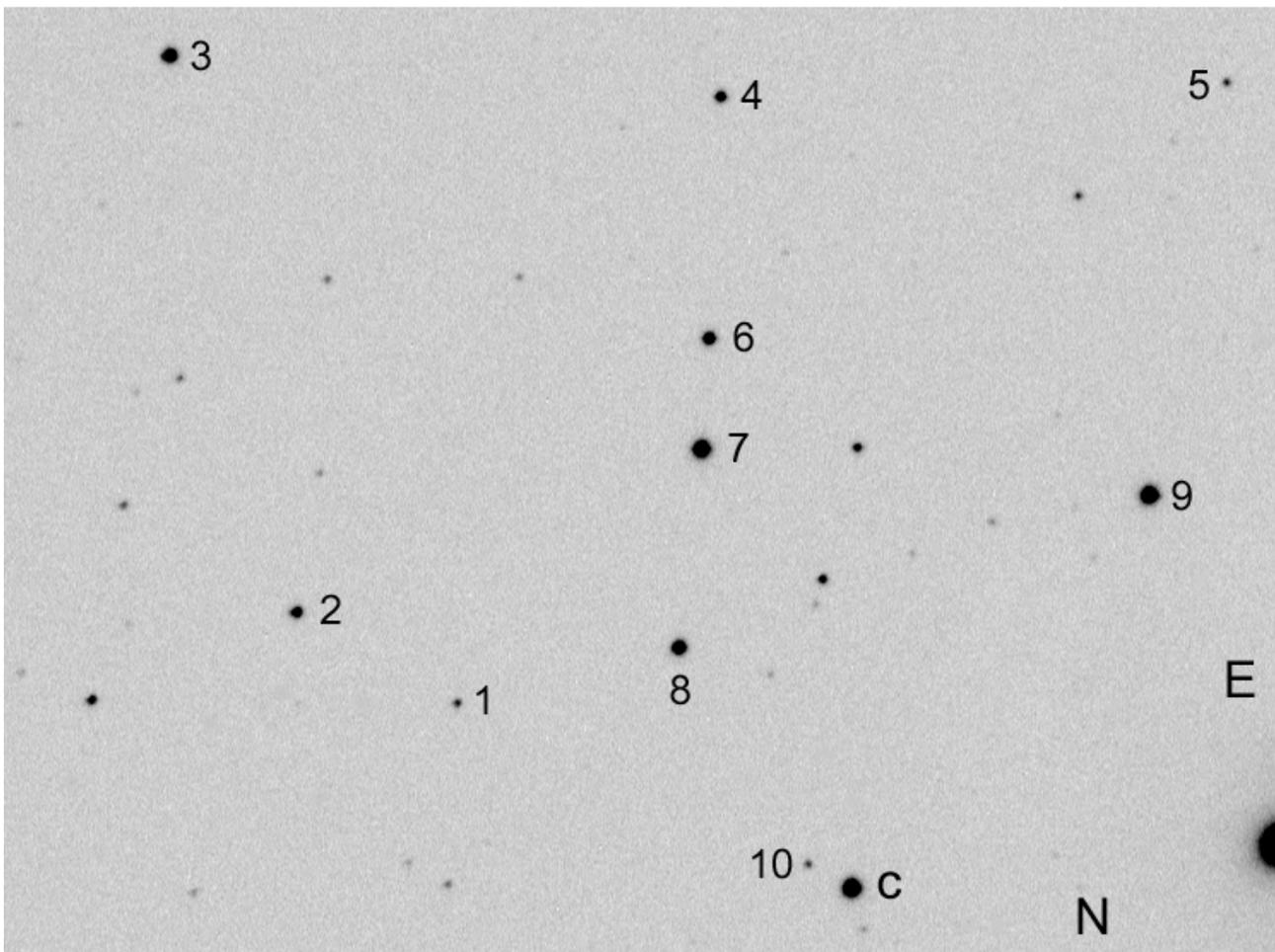


Figura 1. Imagen CCD, en banda V , de la zona central de Stephenson 1: los números marcan los diez astros estudiados en las campañas de 2007 y 2008, "C" es la estrella de comparación mientras que N y E indican el norte y el este respectivamente. La estrella variable BD +36 3317 es la marcada con el número 9.

En total hemos obtenido 843 mediciones en banda V y 462 en banda R , aunque como este último filtro ha sido utilizado sólo desde Cáceres en la segunda parte de la campaña (de octubre a diciembre) el número de mediciones es casi la mitad: cuando nos centramos en el período de tiempo en el cual hemos trabajado con ambos filtros simultáneamente (3 de octubre al 10 de diciembre) comprobamos que las mediciones son ahora 485 V y 462 R respectivamente. En este caso las imágenes se capturaron las mismas noches y del idéntico modo: primero con el filtro V y luego con el R o, en el caso de los eclipses, simultaneando ambos (capturando de tres a cinco imágenes con uno, luego con el otro y regresando inmediatamente al primer filtro para continuar el proceso a lo largo de toda la sesión de observación).

La Figura 2 muestra la curva de luz obtenida en banda V a lo largo de la campaña que duró prácticamente seis meses: del día 20 de junio al 19 de diciembre de 2008. La amplitud medida en esta ocasión fue igual a 0.994 magnitudes lo que se debe a que logramos capturar completo, por primera vez, el eclipse primario. A lo largo de estos meses asistimos a un total de ocho eclipses de los cuales dos fueron primarios y seis secundarios; este reducido número de eclipses se debió a que durante la primera parte de la campaña (mediados de junio a finales de septiembre) las observaciones se realizaron desde el Observatorio Astronómico de La Sagra (Granada), cuyo telescopio más pequeño (que utilizamos para obtener fotometría) estaba dedicado una parte del tiempo a la divulgación y a las visitas de grupos de aficionados: es por ello que perdimos una buena parte de los eclipses al tener que atender a estos grupos de visitantes; compárense los tres eclipses

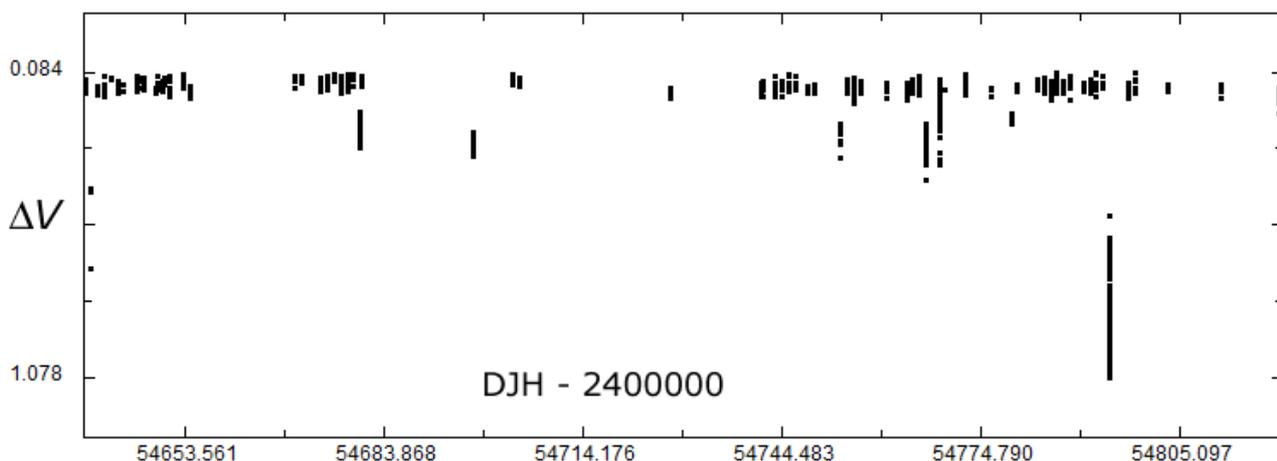


Figura 2. Curva de luz en banda V de BD +36 3317 obtenida durante la campaña del año 2008: podemos contar hasta ocho eclipses de los cuales sólo dos fueron primarios mientras que los demás fueron secundarios.

capturados desde Granada (todos ellos incompletos) con los cinco más completos y con un mayor número de mediciones estudiados desde Cáceres.

Pese a la mayor altitud del observatorio ubicado en Granada (1530 metros), el mayor diámetro del objetivo (254 mm) y focal (2500 mm), oscuridad de los cielos y reducida turbulencia (1.2" la mayoría de las noches) la calidad de las mediciones obtenidas allí es menor que la conseguida desde Cáceres: esto no se pone de manifiesto en este conjunto de datos, ya que la amplitud representada en las curvas de luz es casi una magnitud, pero sí en aquellas estrellas no variables cuya amplitud (debida a los errores aleatorios) es próxima a una décima de magnitud. Suponemos que este fenómeno se debió a que el instrumento, dedicado por entero a la divulgación astronómica, no contaba con un seguimiento demasiado preciso ni tampoco una óptica con la suficiente calidad pese a la puesta a punto a la que fue sometido gracias a la inestimable ayuda de Jaume Andreu, técnico excepcionalmente *mañoso* del Observatorio Astronómico de Mallorca.

La Figura 3 presenta la curva de luz obtenida en banda V utilizando todas las mediciones obtenidas a lo largo de esta campaña: podemos observar que en esta ocasión hemos capturado casi completo el eclipse primario, no así el secundario, lo cual nos permite cifrar su amplitud en esta banda en 0.994 magnitudes. Para mayor claridad hemos representado el eclipse primario en la fase 0.099 mientras que el secundario cae cerca o en la fase 0.599: ello indica que la excentricidad orbital debe de ser muy reducida o incluso inexistente como ya apuntamos el pasado año.

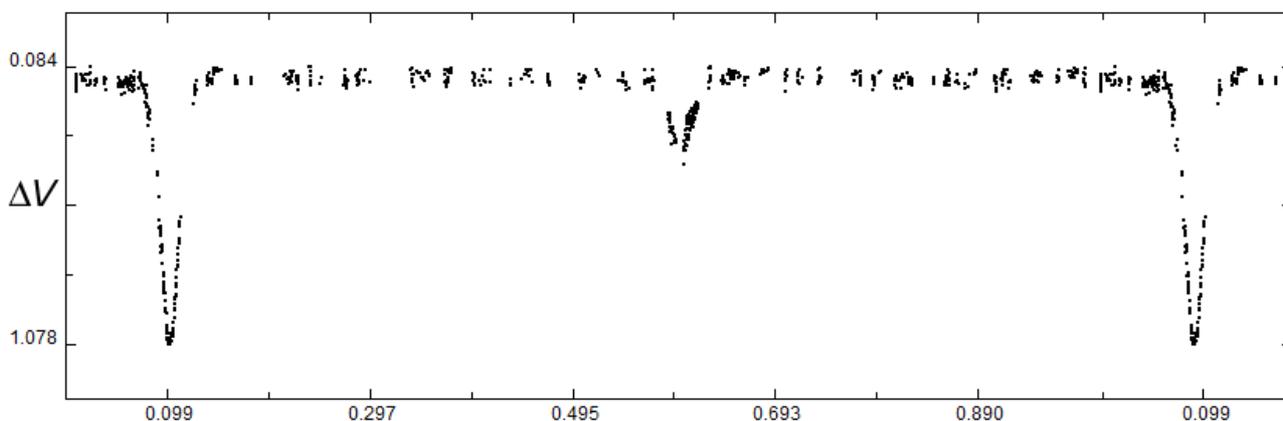


Figura 3. Curva de luz en banda V obtenida utilizando todas las mediciones de la actual campaña: se ha capturado completo el eclipse primario pero no así el secundario que ha quedado incompleto al no presentar el mínimo.

Como podemos comprobar la curva es típica de una estrella variable eclipsante de tipo EA (Algólida), presentando una estabilidad total fuera de los eclipses y manteniéndose el sistema en torno a la magnitud diferencial 0.084-0.095 que corresponde a la magnitud 8.74-8.76 V , no muy distinta al valor 8.77-8.80 V que facilitamos en un trabajo anterior (la diferencia entre ambos datos es de 0.03 a 0.04 magnitudes). La mayor parte del tiempo el sistema aparece con este brillo por lo que no es fácil apreciar cambios en su magnitud fuera de los cortos eclipses, que apenas duran cinco horas y media: ello explica por qué ningún profesional la ha descubierto con anterioridad pese a los intensos estudios que se han realizado del cúmulo.

Tras el regreso a Cáceres nos replanteamos la campaña fotométrica: fue entonces cuando iniciamos un estudio más complejo del sistema que incluiría la toma de mediciones con dos filtros simultáneamente (V y R) así como con la red de difracción, con la cual se podrían obtener espectrogramas de baja resolución de los que poder determinar el tipo espectral aproximado de la estrella primaria (en cualquier momento de su órbita) y de la secundaria (durante los eclipses primarios). Estas nuevas mediciones se tomaron entre el DJH 2454743 y el 2454811 de un modo homogéneo, bajo las mismas condiciones de trabajo y con el cúmulo a la misma altura sobre el horizonte todo lo que ha minimizado los errores. La Figura 4 muestra las dos curvas de luz obtenidas: en banda V (arriba) y en banda R (abajo); a lo largo de este período hemos podido asistir a tres eclipses secundarios (parciales, sin su mínimo) y uno primario con su mínimo que ha servido para remedir el período y conocer la profundidad máxima de este eclipse en ambas bandas.

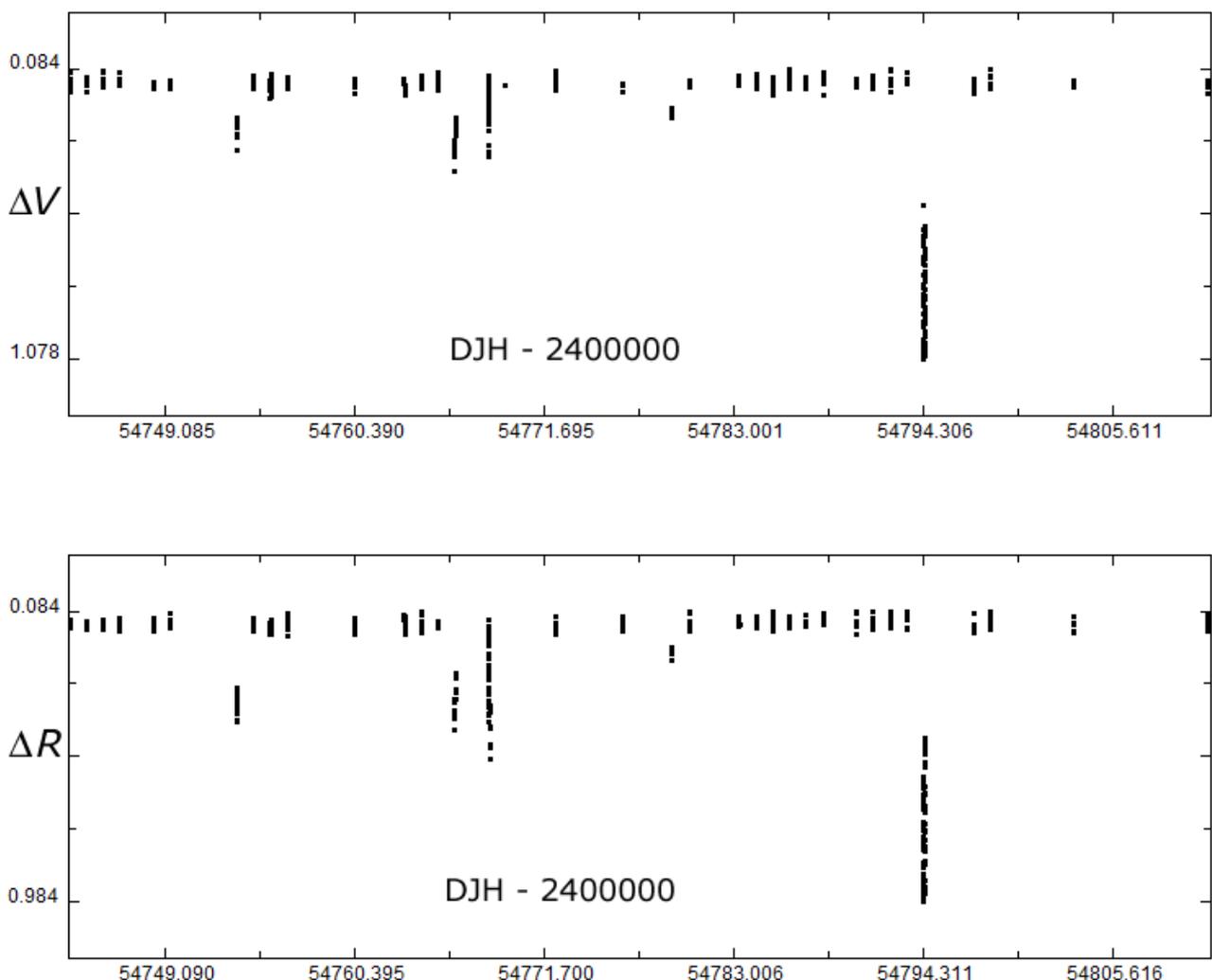


Figura 4. Curvas de luz en banda V (arriba) y R (abajo) obtenidas desde Cáceres entre los DJH 2454743 y 2454811: como podemos apreciar hemos capturado tres eclipses secundarios y uno primario, este último bastante completo.

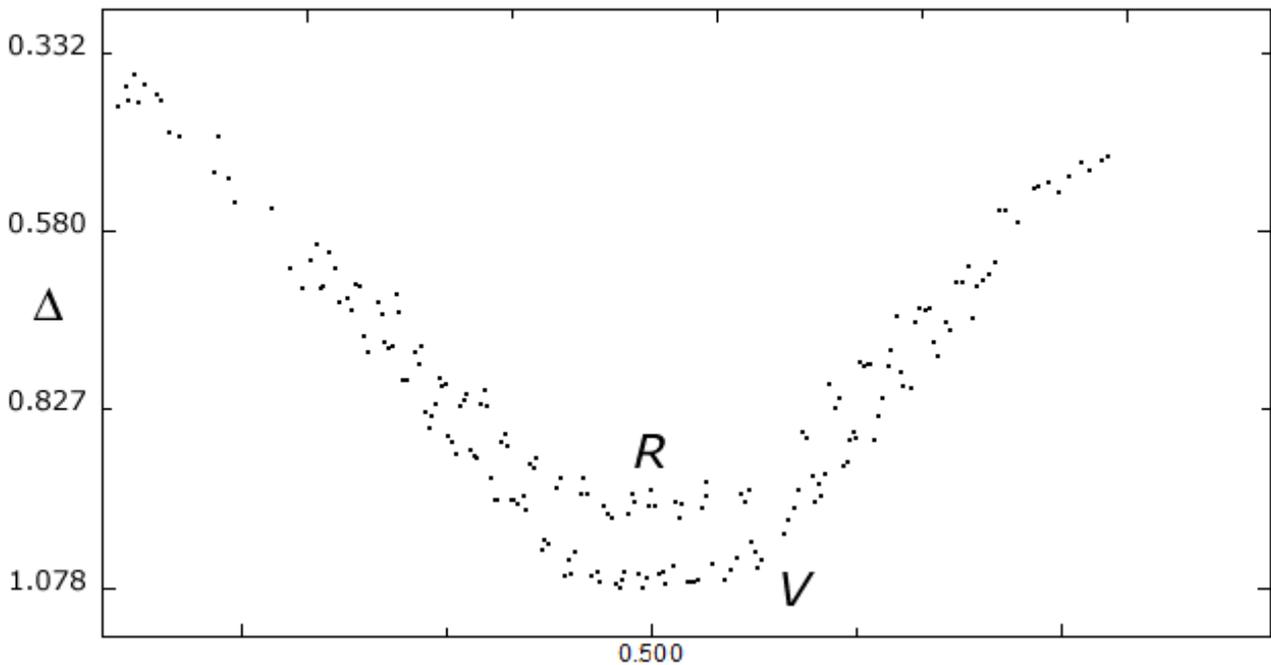


Figura 5. El mínimo primario del 23 de noviembre de 2008 registrado, simultáneamente, con el filtro R (curva superior) y el V (curva inferior): podemos apreciar la leve diferencia entre ellos debido al color propio de la estrella secundaria.

La obtención simultánea de mediciones en las dos bandas nos ha permitido, en una única ocasión (la noche del 23 de noviembre de 2008), capturar el eclipse primario con ambos filtros hecho que mostramos en la Figura 5. Como podemos ver la profundidad del mismo es levemente diferente según el filtro empleado: es igual a 0.985 magnitudes en banda R pero desciende a 1.078 en banda V siendo la diferencia $V - R$ igual a 0.093 magnitudes; dado que durante el eclipse primario es la estrella secundaria la que transita (y oculta) la luz de la primaria, más brillante, este valor equivale prácticamente al índice de color $V - R$ de la estrella secundaria.

Un índice de color $V - R$ igual a 0.093 magnitudes se corresponde con una estrella de tipo espectral entre A4 V y A6 V (Pickles, 1985): según nuestra fotometría la estrella eclipsante debe ser un astro de tipo espectral no muy distinto al A5 V levemente más frío (en torno a los 8500 K) y menos luminoso (en torno a 20 veces el solar) que la estrella primaria la cual, con un espectro de tipo A0 V, presenta una temperatura efectiva próxima a 9900 K y una luminosidad cercana a 90 veces la de nuestro sol. (Como la duración de los eclipses es prácticamente idéntica, cinco horas y media, ambas estrellas han de tener por fuerza un diámetro muy similar.)

Al calcular el índice de color $V - R$ de la variable (estrella primaria) basándonos en la fotometría de SIMBAD encontramos que este valor es igual a sólo 0.03 magnitudes (datos de NOMAD) ya que las distintas magnitudes según el filtro empleado son: 8.823 B , 8.759 V y 8.73 R . Los índices de color según estos datos fotométricos son entonces $B - V = 0.06$ y $V - R = 0.03$.

Dado que esta era la primera vez que obteníamos, simultáneamente, mediciones fotométricas en dos bandas no estábamos seguros de la bondad del método de trabajo ni de los resultados logrados. Para comprobarlo chequeamos ambos utilizando dos estrellas de colores muy distintos cuyas mediciones se obtuvieron dentro de la misma campaña: la estrella número 7 (anaranjada, tipo espectral K2 III) y la 8 (blanca, tipo A1 V); el número de mediciones para cada estrella según el filtro empleado (V y R en este orden) es distinto como ya hemos comentado anteriormente: 878 y 443 puntos de la estrella siete y 701 y 441 la estrella ocho. De ellas obtenemos estos valores:

Estrella 7 magnitud V : 0.113 ± 0.020 magnitud R : -0.581 ± 0.035 índice $V - R$: 0.694

Estrella 8 magnitud V : 1.125 ± 0.028 magnitud R : 1.078 ± 0.024 índice $V - R$: 0.047

Los índices de color $V - R$ de las estrellas 7 y 8 calculados por nosotros a partir de las magnitudes de NOMAD son iguales a 0.64 y 0.08 respectivamente: las diferencias entre ambos resultados (en el sentido NOMAD – Violat) son entonces iguales a 0.05 y 0.03 magnitudes respectivamente. Notemos que al determinar las magnitudes V y R de las estrellas 7 y 8 los errores fotométricos han oscilado entre ± 0.020 y ± 0.035 magnitudes: el primero de ellos es comparable al error obtenido por Anthony-Twarog en idéntica banda para la variable en su trabajo del año 1983 (aunque para ello empleó el reflector de 0.75 metros del Behlen Observatory junto con un fotómetro fotoeléctrico EMI 9789).

De nuestras mediciones hemos podido determinar también el índice de color $V - R$ de la estrella variable fuera de los eclipses eliminando los datos tomados durante los mismos: al proceder así nos hemos quedado con un total de 605 medidas con filtro V y 294 con filtro R ; las magnitudes medias calculadas a partir de estos datos quedan del siguiente modo:

$$\text{magnitud } V: 0.131 \pm 0.019 \quad \text{magnitud } R: 0.124 \pm 0.017 \quad \text{índice } V - R: 0.007$$

el índice de color $V - R$ recién obtenido (0.01²) es casi idéntico al real (0.03): la diferencia existente entre ambos es igual a 0.02 magnitudes que es similar al valor del error cometido al medir. Dado que la estrella de comparación es de magnitud 8.66 V y 8.63 R según NOMAD podemos ofrecer la magnitud estándar de la variable entre eclipses, que queda del siguiente modo:

$$\text{magnitud } V: 8.79 \pm 0.02 \quad \text{magnitud } R: 8.75 \pm 0.02$$

Un detalle muy importante es que los errores en la fotometría de la variable obtenidos de las mediciones fuera de los eclipses (de ± 0.017 a ± 0.019 magnitudes) son más reducidos que los obtenidos para las estrellas 7 y 8 (entre ± 0.020 y ± 0.035 magnitudes): dado que este error no llega en ningún caso a ± 0.02 magnitudes el resultado obtenido para la variable por este método es completamente similar al obtenido anteriormente con las otras dos estrellas y muestra, nuevamente, la alta precisión de nuestras mediciones fotométricas con el equipo y método de trabajo utilizados.

Las curvas de luz obtenidas de las mediciones V y R las mostramos en la Figura 6: como podemos ver son prácticamente idénticas en su forma y aspecto salvo en la profundidad del eclipse primario, como ya hemos indicado. Al no haber podido obtener mediciones del eclipse secundario, salvo fragmentos del final pero no del mínimo, no podemos comparar estos mínimos ni determinar el índice de color $V - R$ durante el mismo. Sería interesante obtener, en una campaña futura, mediciones con el filtro B para determinar si, como suponemos, el eclipse primario es más profundo en esta banda y cuál es la cuantía de la caída de brillo con él.

La rueda portafiltros empleada contaba con una red de difracción con la cual hemos tomado también abundantes espectros de todas las estrellas de la zona hasta la magnitud 12 aproximadamente, tanto con el telescopio situado en Granada como el instalado en Cáceres; la captura de los mismos sólo era una primera incursión, experimental, en el mundo de la espectroscopía por lo cual los resultados no son de alta calidad: la red de difracción empleada, de tipo comercial, sólo tenía 100 líneas por milímetro por lo que todos los espectros obtenidos han sido necesariamente de baja resolución³. (La resolución o poder de dispersión de la red está limitada al tamaño físico del chip que se emplee: si utilizamos una red que proporcione espectros de 1200 píxeles de longitud éstos, por fuerza, quedarán cortados ya que nuestra CCD sólo posee 752 píxeles en su eje mayor; no obstante, es factible trabajar todavía con una red de doble o triple número de líneas por milímetro que produciría espectros todavía más detallados.)

2 Este valor (0.01) no es más que el redondeo del obtenido (0.007): dado que necesitamos compararlo con los anteriores, y éstos sólo tienen dos decimales, se impone el redondeo para mostrarlo también con dos decimales.

3 Un resumen de este trabajo aparece en nuestro artículo *Espectroscopía CCD: Primeras experiencias*, publicado en la web Casanchi en febrero de 2009 y disponible en <http://personales.ya.com/casanchi/ast/espectroscopiacc01.htm>

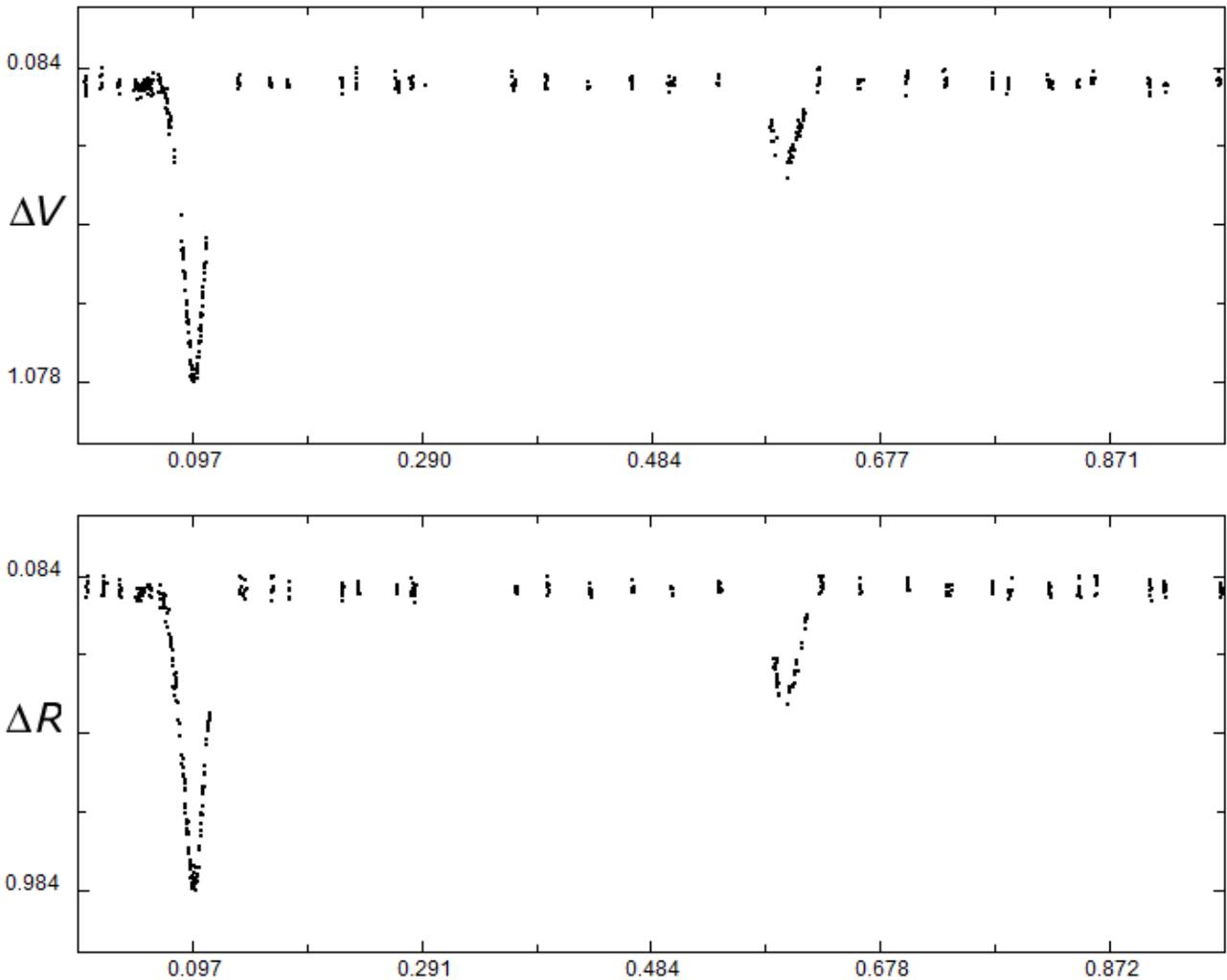


Figura 6. Curvas de luz obtenidas con filtro V (arriba) y R (abajo) utilizando un período igual a 4.30216 días: son prácticamente idénticas en su forma salvo en la profundidad del eclipse primario.

Pese a la baja dispersión de los espectros (2.9 nm/píxel), que median entre 180 y 200 píxeles en el rango 400-1000 nanómetros (del color azul al infrarrojo cercano), los resultados obtenidos nos permiten diferenciar una estrella naranja de tipo K2 III de una estrella blanca de tipo A0 V, como es la variable que nos ocupa, tal como mostramos en la Figura 7.

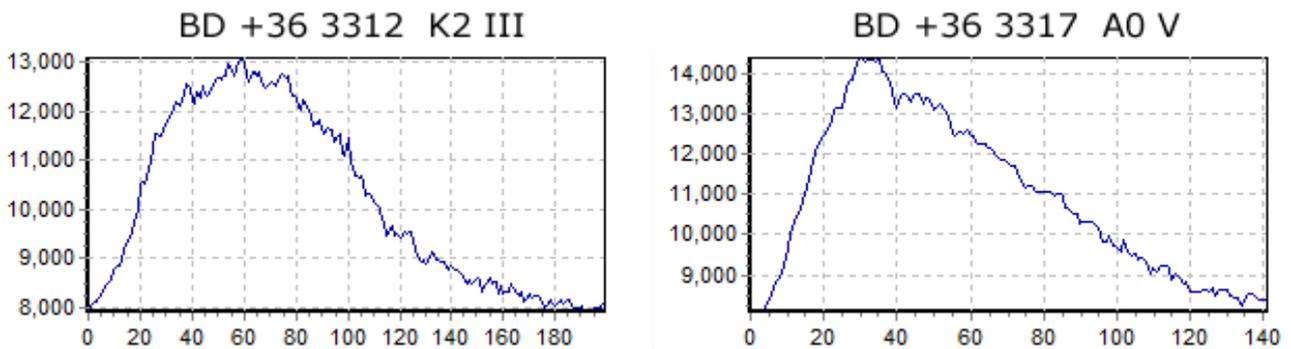


Figura 7. Perfiles espectrales (espectrogramas) de las estrellas BD +36 3312 (izquierda), de color naranja, y la variable BD +36 3317 (derecha), de color blanco. Son muy diferentes debido a la dispar distribución de la energía a lo largo del espectro: la zona violeta está a la izquierda de los perfiles y la infrarroja a la derecha.

En dicha figura aparecen los perfiles espectrales (espectrogramas) de la estrella naranja BD +36 3312 (la número 7 en nuestra carta) a la izquierda y la variable blanca BD +36 3317 (la estrella número 9) a la derecha: en el eje horizontal se han representado los píxeles cubiertos por cada espectrograma y en el vertical el número de cuentas. En ellos la zona violeta está a la izquierda mientras que la infrarroja aparece a la derecha.

El perfil –o intensidad relativa– de los espectros obtenidos depende de dos factores: por un lado el color propio y temperatura superficial de la estrella (espectro) y por otro la sensibilidad del chip a cada longitud de onda desde el violeta al infrarrojo. Mientras que las estrellas calientes (de tipos O, B y A) presentan su máximo brillo en la zona violeta y azul el espectro de las estrellas medianamente calientes (tipos F y G) tiene su máximo en la zona central (color amarillo), siendo la zona naranja y roja donde las estrellas frías (de tipo K y M) presentan esta máxima intensidad. Esta cualidad permite que, con un simple vistazo, se pueda reconocer de una manera sencilla pero precisa el tipo espectral aproximado de cada uno de los astros.

En el caso que nos ocupa podemos comprobar que la estrella naranja presenta un perfil redondeado, acampanado, cuyo máximo (en el píxel 58) está cerca de la zona central (amarilla) del mismo; la estrella blanca, por el contrario, presenta un perfil muy asimétrico con su máximo en la zona azul-verdosa del espectro (en el píxel 32): tras una subida muy brusca se alcanza la máxima intensidad y comienza un descenso suave en dirección a la zona infrarroja. En el espectro de la estrella naranja aparecen dos *bandas telúricas*, debidas a la atmósfera terrestre, en los píxeles 117 y 128 que pueden apreciarse (ya con menor claridad) en el otro espectro: corresponden a las bandas situadas en los 687.5 y 720.0 nanómetros respectivamente. Dejaremos para un artículo futuro la presentación de los resultados espectroscópicos obtenidos en diversas estrellas del cúmulo.

Con los datos fotométricos obtenidos en la actual campaña hemos procedido a determinar el período que encontramos igual a 4.30216 ± 0.00002 días (103.25184 horas). No obstante para refinarlo al máximo (especialmente el último decimal, que corresponde ya a los segundos), hemos unido las mediciones de la campaña de 2007 con la actual obteniendo un total de 2095 mediciones en banda V : las representamos en la Figura 8.

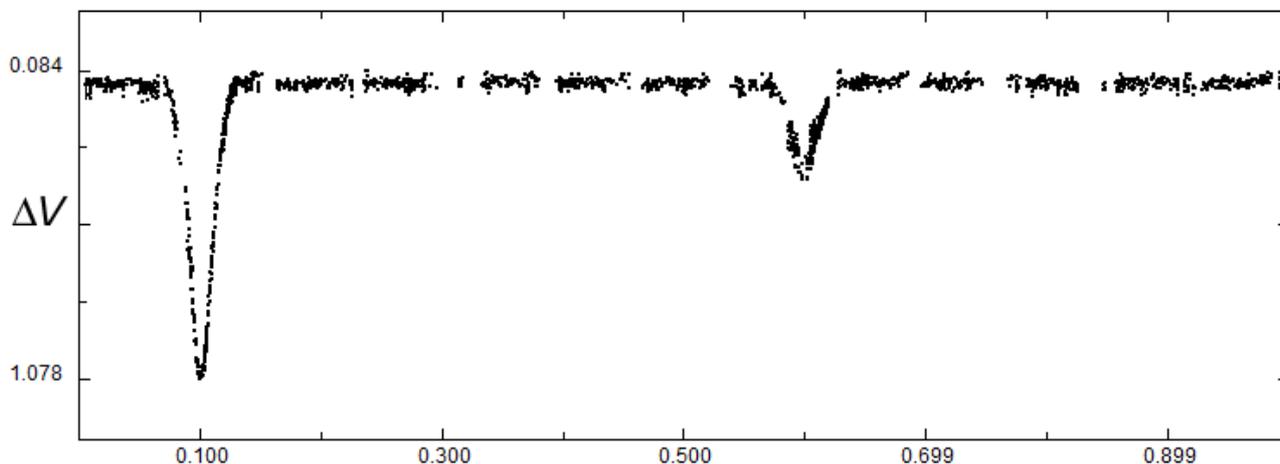


Figura 8. Curva de luz de la variable, en banda V , obtenida utilizando 2095 mediciones de las campañas de 2007 y 2008 con un período igual a 4.30216 días: como puede apreciarse corresponde a un sistema eclipsante de tipo EA.

El resultado demuestra, de modo inequívoco, que la variable corresponde al tipo EA cuyo brillo se mantiene estable fuera de los eclipses que son, como podemos ver, de corta duración (aproximadamente 5.5 horas cada uno de ellos). Por otro lado los eclipses primario y secundario aparecen en puntos opuestos (en la curva en las fases 0.1 y 0.6) por lo cual el sistema debe de tener una excentricidad prácticamente nula.

Con este amplio conjunto de mediciones hemos intentado dibujar el eclipse primario (el más completo) con otros períodos muy próximos, para comprobar si el que hemos determinado en estas dos últimas campañas (4.30216 ± 0.00002 días) era correcto pero los resultados, mostrados en la Figura 9, parecen indicar que el ofrecido hasta ahora es entre 0.00001 y 0.00002 días más largo del real. En efecto: al representarlo con cuatro valores distintos pero muy próximos (4.30212 , 4.30214 , 4.30216 y 4.30218 días respectivamente) comprobamos que los puntos (especialmente en la salida del eclipse) aparecen correctamente superpuestos cuando el período es más próximo a 4.30214 días que a 4.30216 días.

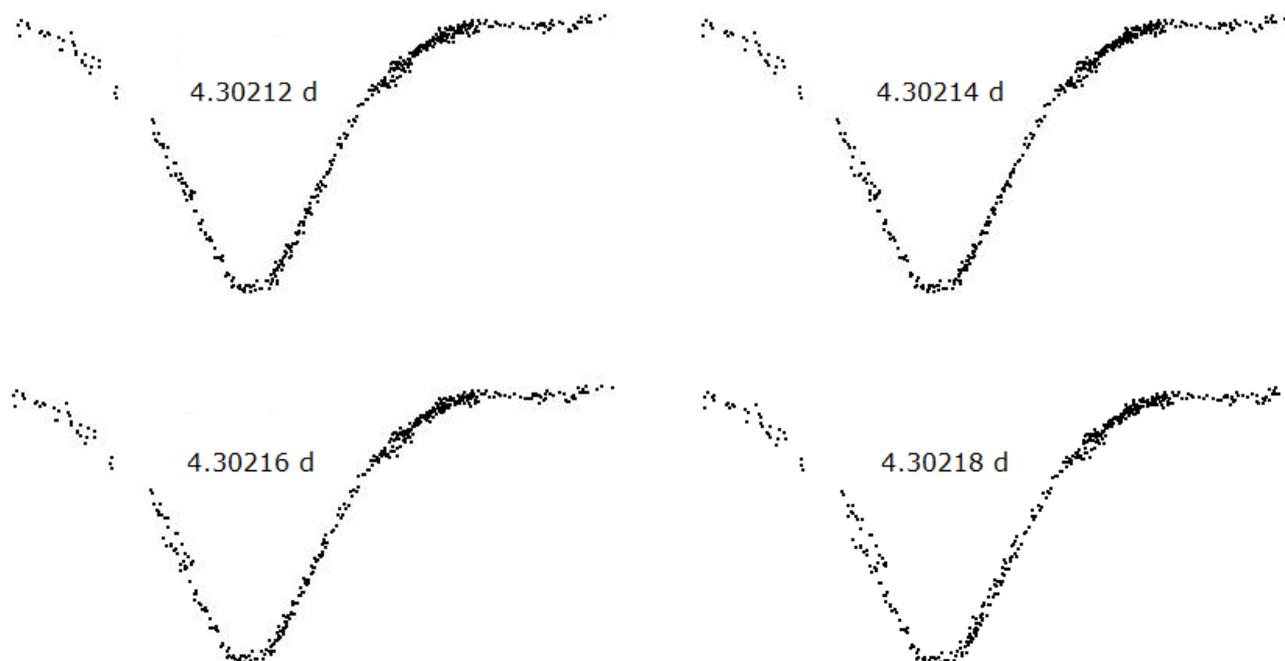


Figura 9. Eclipse primario representado empleando cuatro períodos distintos: tal como podemos observar los puntos que dibujan la salida del mismo aparecen más concentrados con un período igual a 4.30214 días.

El valor real no puede, por otro lado, ser muy distinto al que siempre hemos ofrecido ya que la estrella cubre casi 85 ciclos por año: cualquier diferencia, por mínima que fuese, produciría no sólo un error muy apreciable en las efemérides (proporcionando valores erróneos para los instantes de los eclipses) sino la no coincidencia en los eclipses registrados en campañas distintas, muy alejados en el tiempo, cosa que no sucede tal y como acabamos de mostrar.

Durante la campaña del año 2009⁴ queremos comprobar este (presunto) nuevo valor calculándolo con la máxima precisión posible, lo cual nos permitirá poder determinar (en el futuro) los parámetros orbitales del sistema utilizando algún buen programa especialmente diseñado para ello. También tenemos la intención de volver a medir la amplitud en ambas bandas (o en B , V y R si nos fuese posible), intentando mejorar las curvas de luz obtenidas y completándolas, en todo lo posible, estudiando el sistema durante períodos de tiempo mucho mayores en cada sesión de trabajo para poder capturar completo y detallado el eclipse primario: esto mismo fue lo que consiguió nuestro compañero Teófilo Arranz y que mostramos en la Figura 10.

⁴ Que posiblemente podamos realizar desde el Observatorio Astronómico de Forcarei (Pontevedra), utilizando para ello el reflector RCOS de 51 cm dotado de filtros $UBVRI$ y un espectrógrafo profesional.

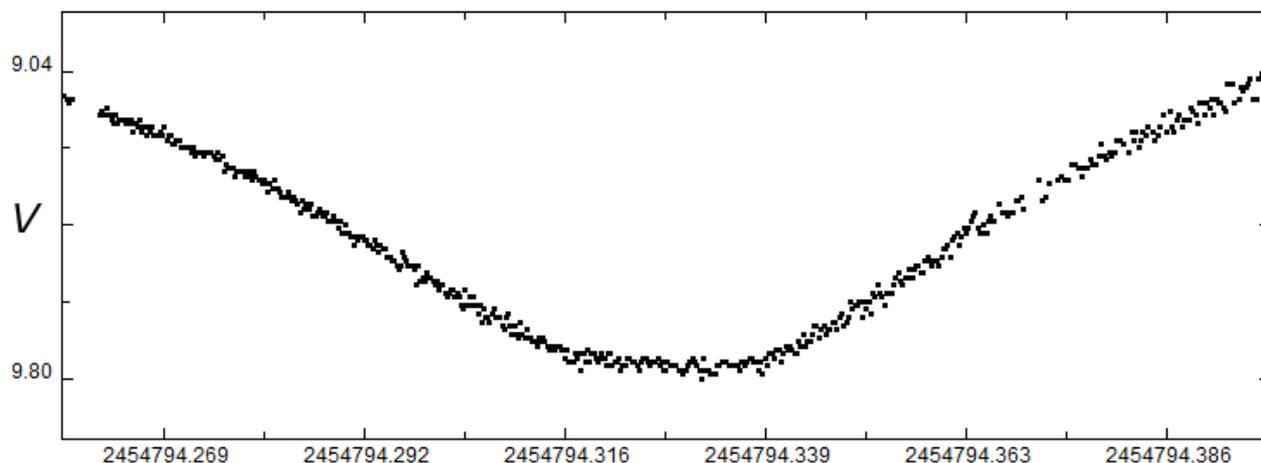


Figura 10. Eclipse primario registrado por Teófilo Arranz desde Navas de Oro (Segovia): gracias a sus 525 mediciones vemos la suavidad de la rama descendente (inicio del eclipse), el mínimo y la rama ascendente con el final del eclipse.

Finalmente vamos a obtener nuevos espectrogramas (bien con nuestra sencilla red de difracción o, si nos es posible, con el espectrógrafo profesional del Observatorio de Forcarei) para intentar determinar los espectros de ambas componentes (especialmente la estrella eclipsante, la secundaria) e intentar, dentro de lo posible, extraer sencillas mediciones de velocidades radiales con las cuales podamos refinar los parámetros del sistema.

Agradecimientos. Esta investigación ha sido realizada utilizando los catálogos y bancos de datos disponibles en VizieR y SIMBAD (Centro de Datos Estelares CDS, Strasbourg, France), WEBDA, TASS y NASA's Astrophysics Data System. Especial agradecimiento merece nuestro compañero Teófilo Arranz por las mediciones que nos ha remitido del eclipse primario.

Referencias

- Anthony-Twarog, B. J., 1984, *AJ*, **89**, 655, <http://simbad3.u-strasbg.fr/cgi-bin/cdsbib4?1984AJ.....89..655A>
 Bronkalla, W., 1963, *AN*, **287**, 249, <http://adsabs.harvard.edu/abs/1963AN....287..249B>
 Eggen, O. J., 1968, *ApJ*, **152**, 77, <http://adsabs.harvard.edu/abs/1968ApJ...152...77E>
 Pickles, A. J., 1985, *ApJS*, **59**, 33, <http://adsabs.harvard.edu/abs/1985ApJS...59...33P>
 Violat-Bordonau, F., Violat-Martín, D., web Casanchi (febrero de 2007) disponible en la dirección electrónica <http://personales.ya.com/casanchi/ast/espectroscopiaccd01.htm>

Nota: De los índices de color $V - R$ de las estrellas 7 y 8 calculados por nosotros podemos determinar, consultando el trabajo de Pickles, los espectros aproximados de ambas: para la primera de ellas ($V - R = 0.69$) obtenemos un tipo próximo al K4 III mientras que para la segunda ($V - R = 0.05$) deducimos que su tipo es A4 V. Sus espectros reales son K2 III y A1 V y sus índices de color $V - R$ iguales a 0.64 y 0.08 respectivamente.