

Curvas de luz en el IR de cuatro nuevas binarias eclipsantes poco masivas

Iglesias Marzoa, R.⁽¹⁾, López-Morales, M.^(2,3), Arévalo Morales, M.J.^(1,4), Torres, G.⁽⁵⁾, Lázaro Hernando, C.^(1,4), Tamazian, V.S.⁽⁶⁾, Szentgyorgyi, A.⁽⁵⁾, Carnerero Martín, M.I.⁽¹⁾, Moreno Otero, M.A.⁽¹⁾, de la Fuente Guillén, D.⁽¹⁾

⁽¹⁾ Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, Tenerife.
⁽²⁾ Institut de Ciències de l'Espai (CSIC-IEEC), Barcelona.
⁽³⁾ Carnegie Institution of Washington, Department of Terrestrial Magnetism, Washington D.C., USA.
⁽⁴⁾ Instituto de Astrofísica de Canarias, La Laguna, Tenerife.
⁽⁵⁾ Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Cambridge MA, USA.
⁽⁶⁾ Observatorio Astronómico Ramón María Aller, Universidade de Santiago de Compostela, Santiago de Compostela.

Contacto: rimarzoa@yahoo.es.

Introducción

En la última década se ha hecho un esfuerzo observacional importante para determinar los parámetros físicos de estrellas poco masivas ($M < 1 M_{\odot}$). Las observaciones más recientes parecen indicar una discrepancia entre la relación masa-radio que predicen los modelos y la que se obtiene de los datos observacionales. Esta discrepancia parece explicarse por la presencia de fuertes campos magnéticos en estas estrellas que inducen radios más grandes de los que predicen los modelos (Chabrier et al., 2007, López-Morales, 2007). Las fuentes más precisas de masas y radios estelares son las binarias eclipsantes separadas de doble línea (DDEBs por su siglas en inglés). Mediante las curvas de velocidades radiales y las curvas de luz para estos sistemas es posible obtener masas y radios con precisiones del orden de 1-2%. Sin embargo, el número de DDEBs poco masivas conocidas hasta ahora es pequeño y, en algunos casos, las incertidumbres en las masas y radios son grandes.

En el año 2005 comenzamos una campaña de observación sistemática de curvas de luz en el visible y en el IR cercano de un conjunto de candidatos a DDEBs con componentes poco masivos observables desde el hemisferio Norte (declinación $> -9^{\circ}$). Los candidatos se identificaron en bases de datos fotométricas de gran campo (NSVS, OGLE, SWASP). Las observaciones se realizan con la cámara CAIN en el telescopio Carlos Sánchez usando los filtros J y K y con la cámara CCD Camelot del telescopio IAC80 (Observatorio del Teide) usando los filtros VRI. La observación de las curvas de luz en el IR tiene la ventaja de que están menos afectadas por la presencia de manchas fotosféricas, frecuentes en este tipo de estrellas con atmósferas convectivas y actividad magnética. En este póster presentamos las curvas de luz JK completas y los modelos para 4 de las DDEBs poco masivas observadas: NSVS10441882, NSVS07453183, NSVS10653195 y NSVS02502726 (ver tabla 1).

Observaciones

Telescopio: Carlos Sánchez (Observatorio del Teide, Izaña, Tenerife)

Instrumento: CAIN (filtros JK), detector NICMOS, 256x256 elementos.

Óptica: "wide", campo de 4'25, escala de 1"/píxel.

Técnica: patrón cíclico ("dithering") de 4 rayos.

Reducción: rutinas propias de reducción automatizada con IRAF

Fotometría: de apertura, seleccionando el radio que proporciona la relación SNR óptima.

Modelado de las curvas de luz: Phoebe (Prsa & Zwitter, 2005) que implementa el programa de Wilson-Devinney (Wilson & Devinney, 1971, Wilson & Van Hamme, 2003).

ID (NSVS)	V	J	J-K	P (d)	Refs.
02502726	13.5	11.715	0.739	0.55977893	Çakırlı et al. (2009), Coughlin & Shaw (2007)
10653195	12.6	10.326	0.779	0.56072018	Coughlin & Shaw (2007)
07453183	13.2	11.300	0.692	0.36718159	Coughlin & Shaw (2007)
10441882	12.8	10.647	0.749	0.51664392	-

Tabla 1. Parámetros de las cuatro binarias de nuestro programa con las curvas de luz completas. Las cuatro tienen periodos de $\leq 0,6$ días. Las tres primeras han sido observadas en las bandas VRI por Coughlin & Shaw (2007). NSVS02502726 fue observada por Çakırlı et al. (2009) tanto espectroscópicamente como fotométricamente (RI).

Estimación de las masas

Como todavía no tenemos medidas de velocidades radiales, las masas iniciales del ajuste para cada estrella se estimaron de la siguiente manera (López-Morales, 2007, com. priv.):

-Se miden P , t_{ecl}/P e i a partir de las curvas de luz ajustando soluciones preliminares con ELC (Orosz & Hauschildt, 2000), siendo t_{ecl} la duración de los eclipses.

-Se calcula una estimación para R_1+R_2 utilizando la ecuación:

$$\frac{t_{\text{ecl}}}{P} = \frac{R_1 + R_2}{\pi a} \sqrt{1 - \cos i}$$

-Se representan (M_1+M_2) vs a y (R_1+R_2) vs a usando la 3ª ley de Kepler y la ecuación anterior y se estima la masa total a partir del punto de intersección de las dos curvas.

-Se obtiene el cociente de masas (q_m) a partir de la relación empírica q_m vs q_r para las binarias poco masivas conocidas hasta la fecha, que resulta ser $q_m=0,9938q_r$.

-De los dos resultados se obtiene una estimación de las masas de cada componente, M_1 y M_2 .

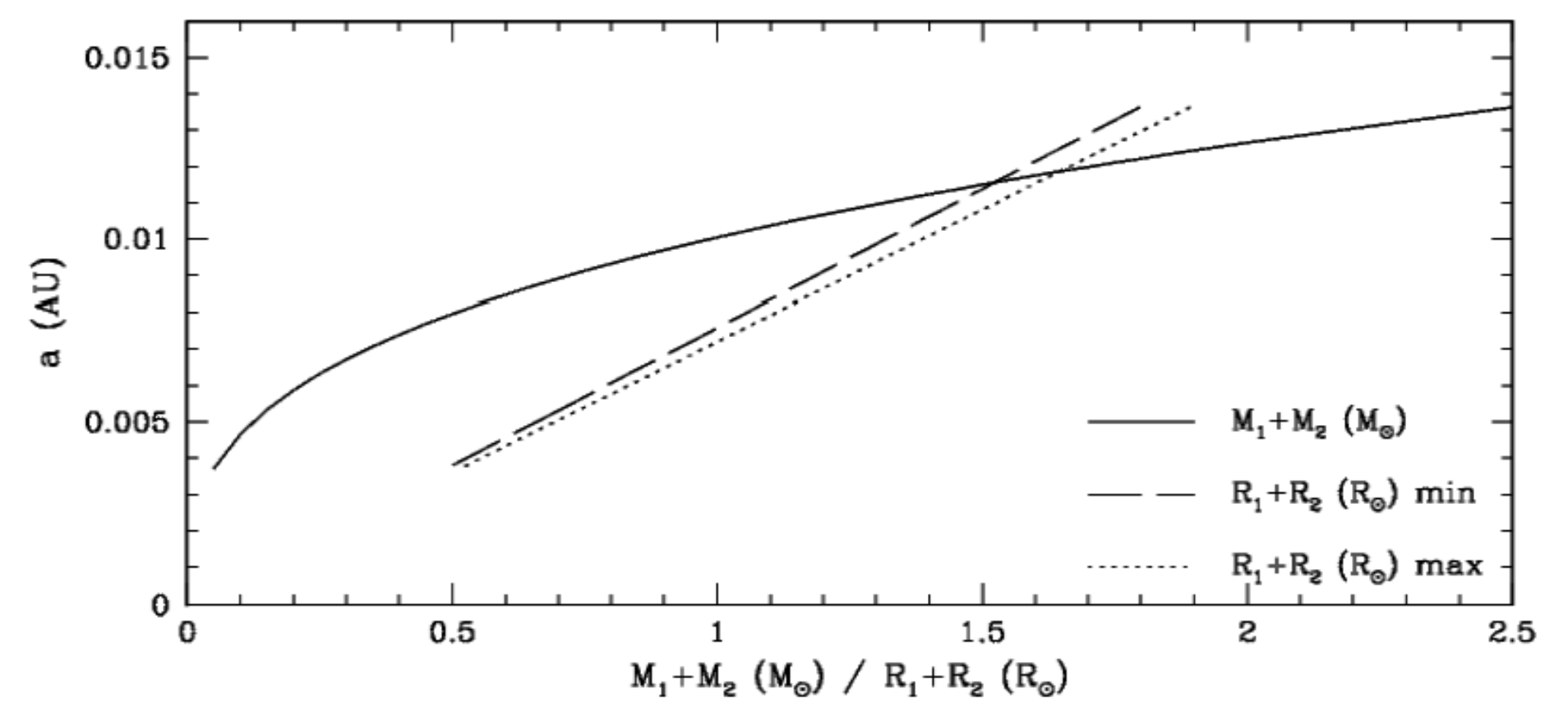


Figura 1. Superposición de las gráficas a vs (M_1+M_2) y a vs (R_1+R_2) para una binaria poco masiva de ejemplo. La curva continua representa a vs (M_1+M_2) . La curvas a trazos representan a vs (R_1+R_2) para $t_{\text{ecl}}/P + \sigma_{t_{\text{ecl}}}/P$ y para $t_{\text{ecl}}/P - \sigma_{t_{\text{ecl}}}/P$. Los puntos de intersección proporcionan los límites superior e inferior de la masa total de la binaria $M_t=M_1+M_2$.

Este método se probó con la binaria poco masiva GU Boo (López-Morales & Ribas, 2005) obteniéndose $M_1=0,629 \pm 0,034 M_{\odot}$ y $M_2=0,622 \pm 0,033 M_{\odot}$. Los valores publicados son sólo un $\sim 3,5\%$ menores y están dentro de las incertidumbres anteriores.

Resultados

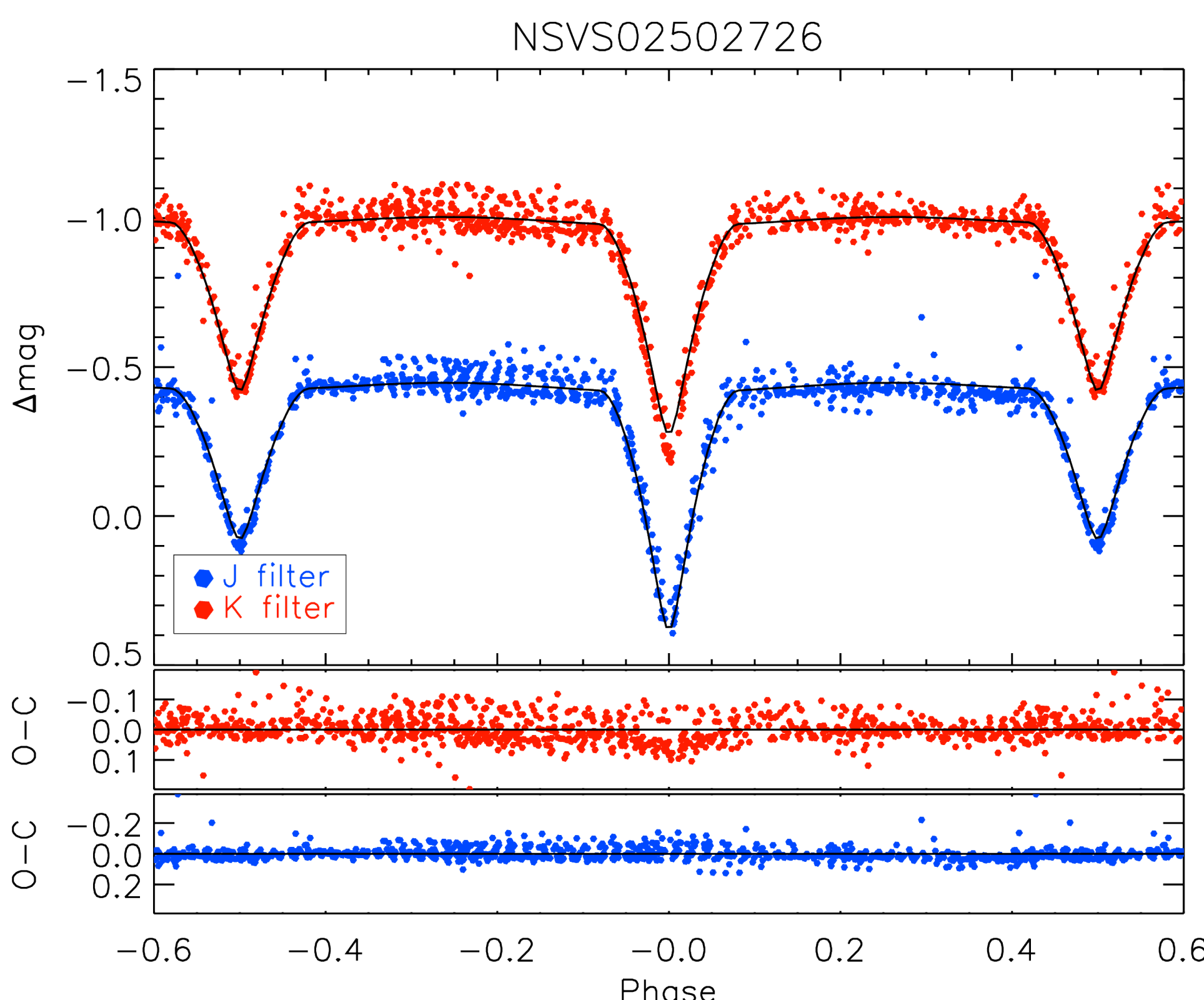


Figura 2. Curvas de luz JK de NSVS02502726 con nuestro modelo de Phoebe ajustado. Este modelo preliminar no emplea ninguna mancha. Los dos paneles inferiores muestran los residuos de los ajustes. La dispersión de la curva de luz fuera de eclipse está provocada por manchas observadas en diferentes épocas.

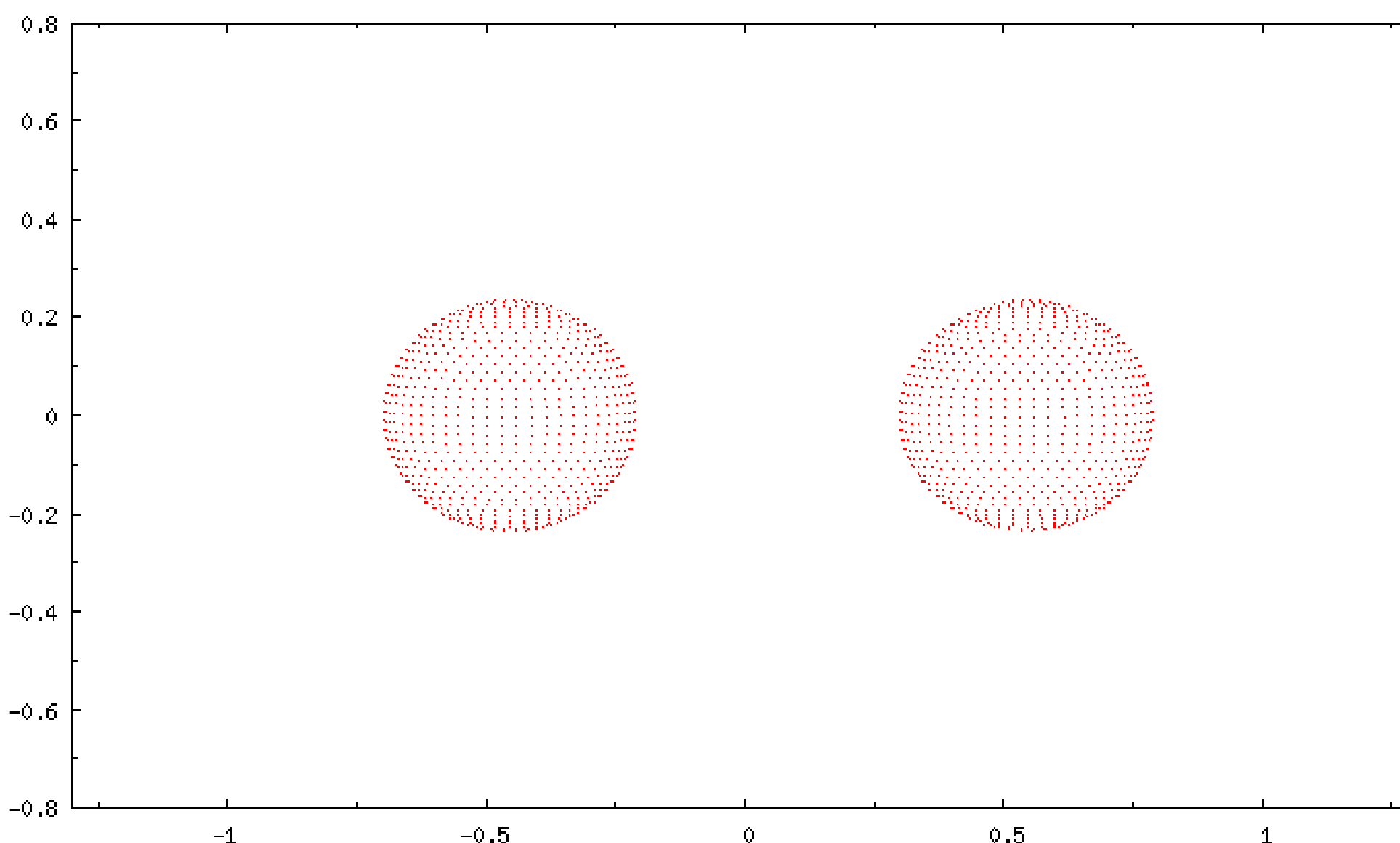


Figura 3. Modelo del sistema binario eclipsante NSVS02502726 obtenido a partir del ajuste de la figura 2 con PHOEBE. El origen está situado en el centro de masas y los ejes indican las distancias en unidades de a . La binaria se ha representado en la fase 0,25, y la estrella primaria (la eclipsada en el mínimo primario) es la situada a la izquierda.

$M_1 (M_{\odot})$	$M_2 (M_{\odot})$	$R_1 (R_{\odot})$	$R_2 (R_{\odot})$
Coughlin & Shaw (2007), ELC			
0,69	0,57	0,83	0,75
Çakırlı et al (2009), PHOEBE			
0,714	0,347	0,647	0,763
Nuestro estudio, PHOEBE			
0,842	0,703	0,793	0,792

Tabla 2. Resultados de nuestro ajuste provisional comparados con los ajustes previos de Coughlin & Shaw y Çakırlı et al. Es de destacar la diferencia en las masas de la secundaria con respecto al análisis de Çakırlı et al. De nuestro ajuste resultan las masas más altas para las dos componentes del sistema. Estas masas son más acordes con lo esperado para estrellas de Secuencia Principal que las otras dos soluciones.

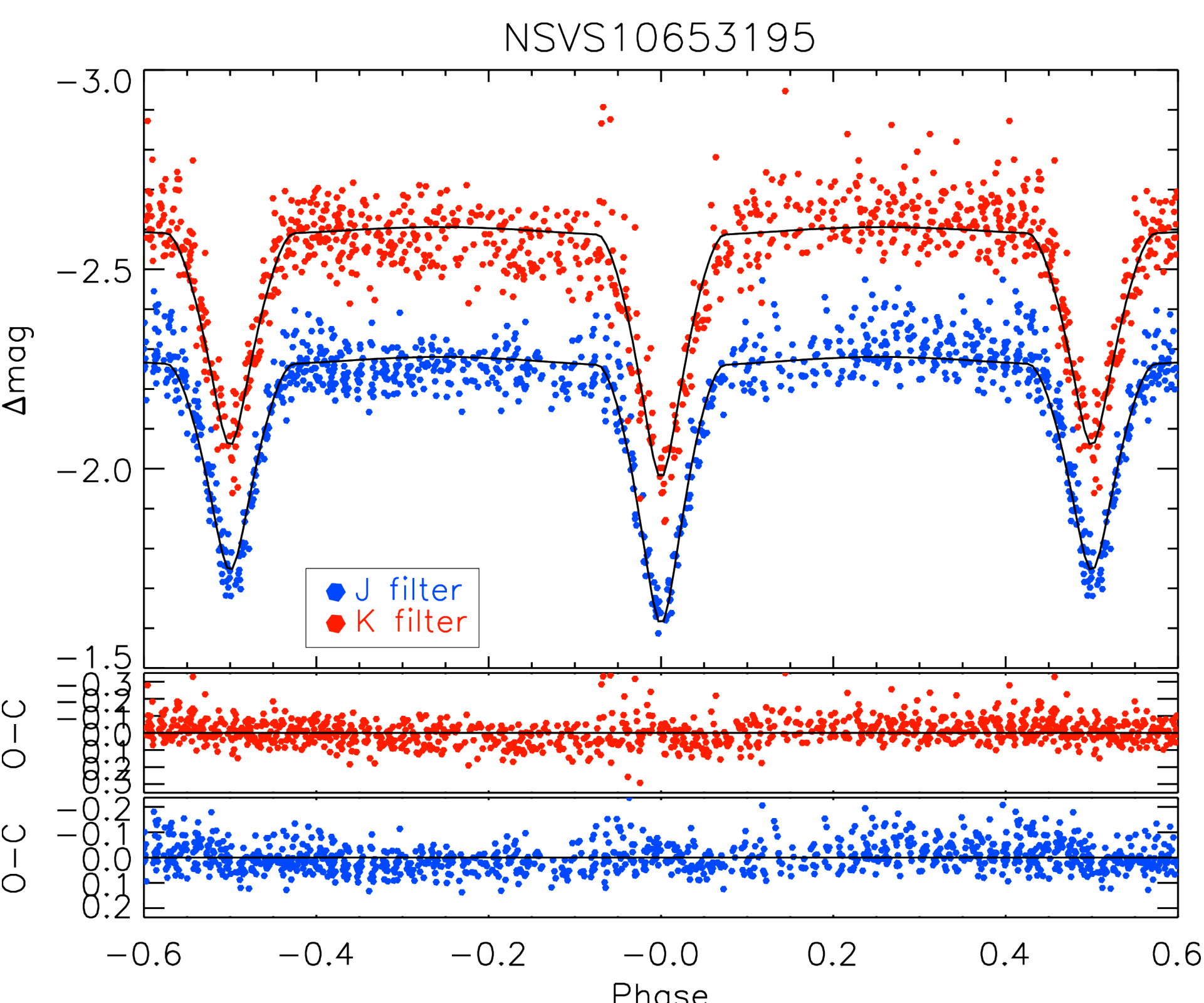


Figura 4. Curvas de luz JK de NSVS10653195 con nuestro modelo de Phoebe ajustado. Este modelo preliminar no emplea ninguna mancha. Los dos paneles inferiores muestran los residuos de los ajustes. En este caso la dispersión en la fotometría está dominada por la baja relación S/R de la estrella de comparación, la única asequible en el campo de 4'25 de CAIN.

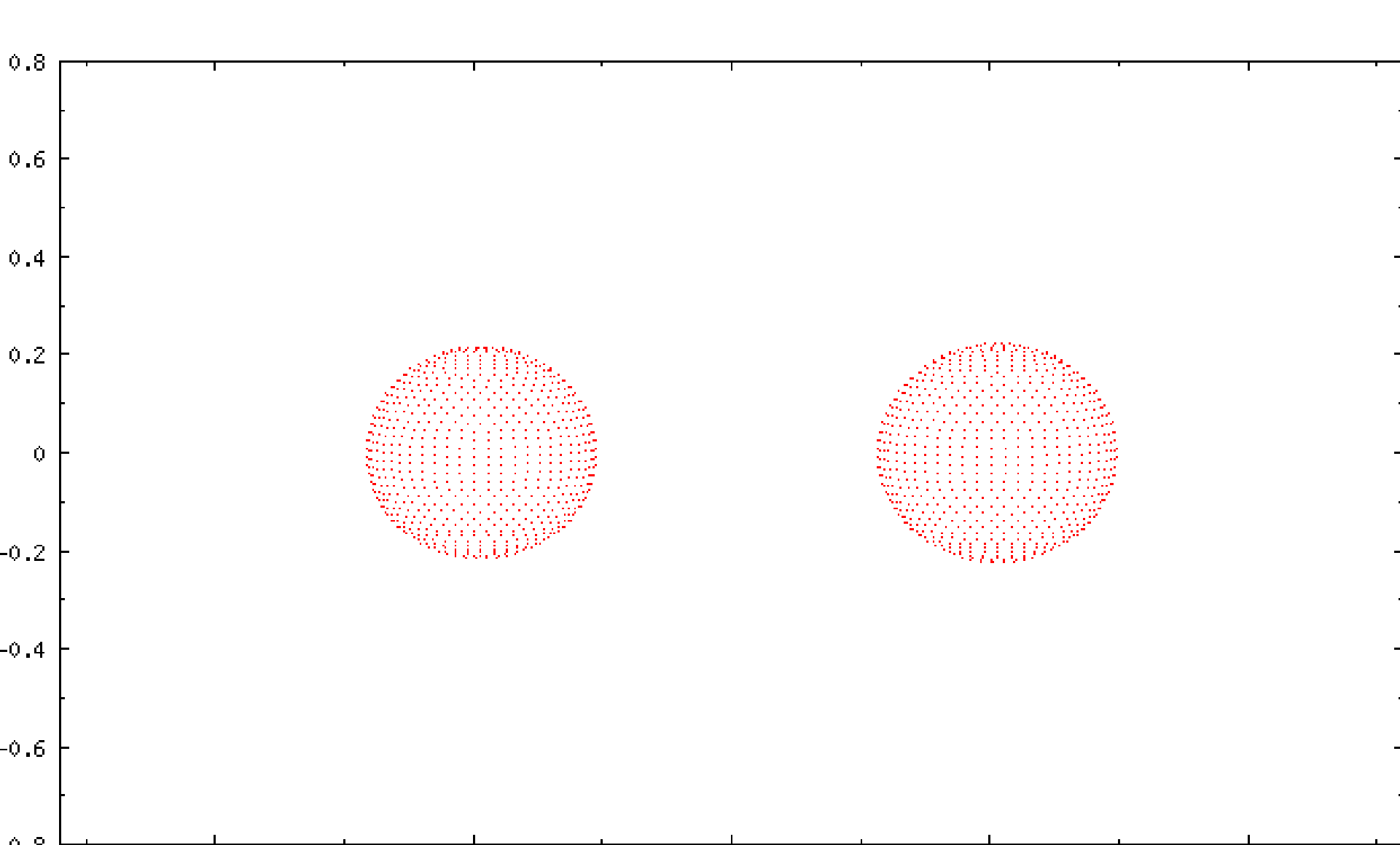


Figura 5. Modelo del sistema binario eclipsante NSVS10653195 obtenido a partir del ajuste de la figura 4 con PHOEBE. El origen está situado en el centro de masas y los ejes indican las distancias en unidades de a . La binaria se ha representado en la fase 0,25, y la estrella primaria (la eclipsada en el mínimo primario) es la situada a la izquierda.

$M_1 (M_{\odot})$	$M_2 (M_{\odot})$	$R_1 (R_{\odot})$	$R_2 (R_{\odot})$
Coughlin & Shaw (2007), ELC			
0,67	0,61	0,79	0,60
Nuestro estudio, PHOEBE			
0,731	0,689	0,705	0,730

Tabla 3. Resultados de nuestro ajuste preliminar comparados con el ajuste de Coughlin & Shaw. De nuevo, de nuestro ajuste resultan las masas más altas para las dos componentes del sistema.

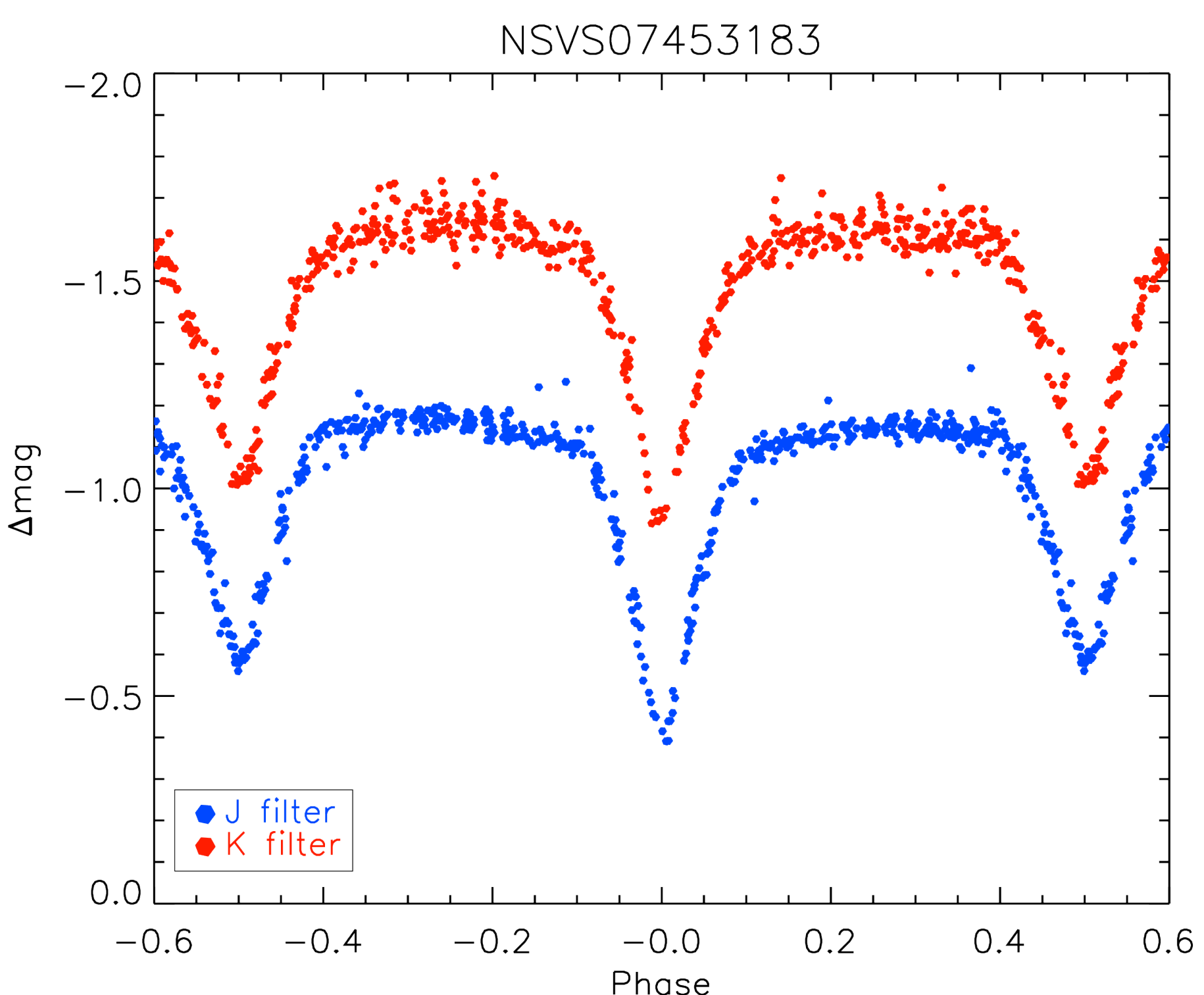


Figura 6. Curvas de luz JK de NSVS07453183. No se ha ajustado ningún modelo preliminar debido a que no está clara la escala (a) del sistema en el artículo de Coughlin & Shaw. Esta es la binaria con menor período que figura en nuestro programa de observación.

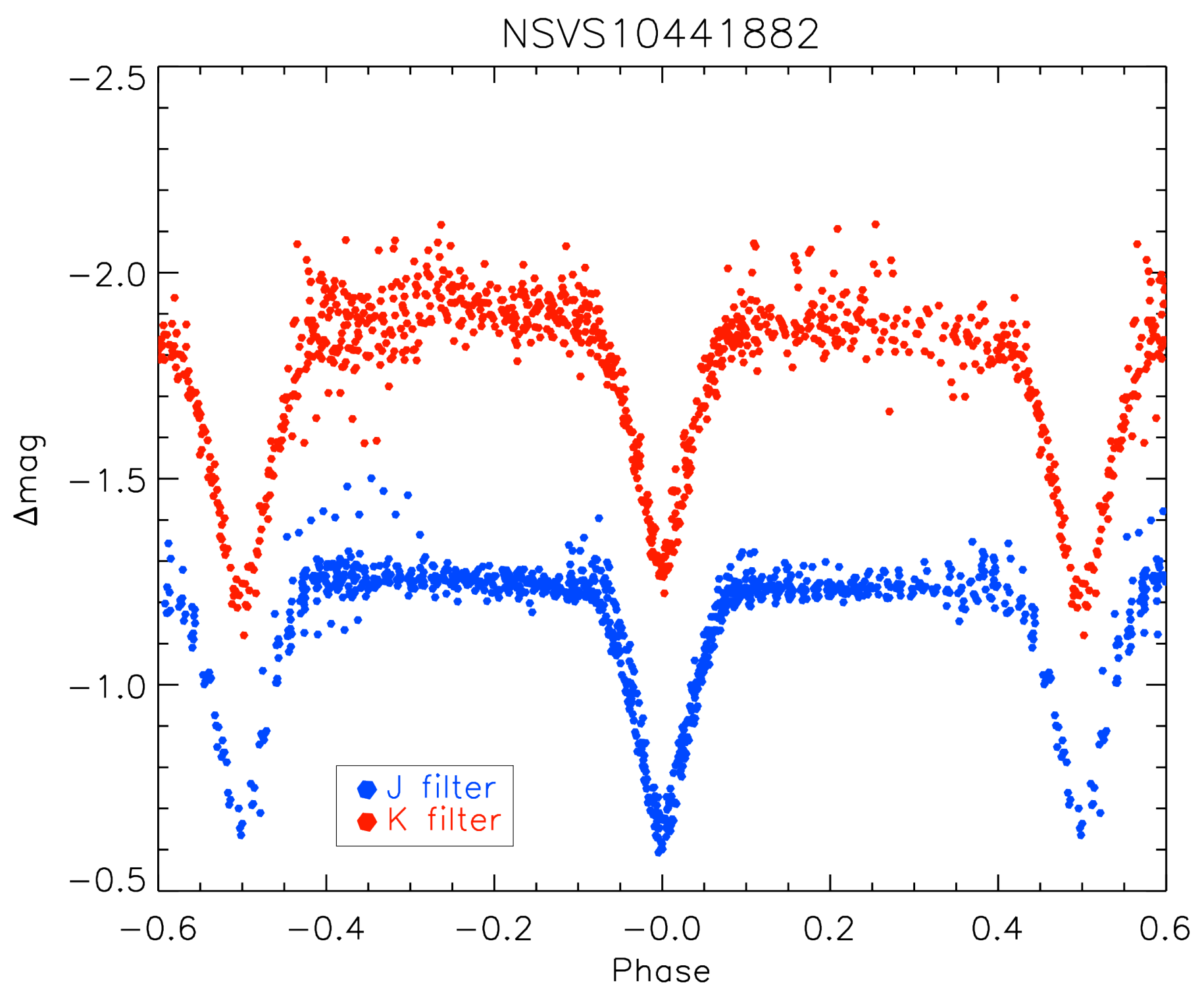


Figura 7. Curvas de luz JK de NSVS10441882. En la literatura no existen datos que permitan estimar los parámetros necesarios para hacer un ajuste preliminar, por lo que es necesario obtener las curvas de velocidades radiales.

Referencias

- Çakırlı, Ö. et al., 2009, *NewA*, 14, 496
Chabrier, G. et al., 2007, *A&A*, 472, L17
Coughlin, J.L. & Shaw, J.S., 2007, *JSARA*, 1, 7
López-Morales, M. & Ribas, I., 2005, *Apl*, 631, 1120
López-Morales, M., 2007, *Apl*, 660, 732
López-Morales, M., 2007, comunicación privada.
Prsa, A. & Zwitter, T., 2005, *Apl*, 628, 426.
Orosz, J.A. & Hauschildt, P.H., 2000, *A&A*, 364, 556.
Wilson, R.E. & Devinney, E.J., 1971, *Apl*, 166, 605
Wilson, R.E. & Van Hamme, W., 2003, "Computing Binary Star Observables", U. Florida.

Agradecimientos

R. I. M. agradece la beca de alojamiento de la SEA para miembros "junior" y la financiación del viaje por parte del Grupo de Binarias del Departamento de Astrofísica de la ULL.
El TCS está operado en el observatorio del Teide de la isla de Tenerife por el Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC).
IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy (AURA) under cooperative agreement with the National Science Foundation.