

Estrellas binarias con transferencia de masa: aplicación a distintos sistemas astrofísicos

M.A. De Vito^{1,2}, O.G. Benvenuto^{1,2,3}, M. Echeveste^{1,2}, M.L. Novarino^{1,2}, L. Bartolomeo Koninckx^{1,2} & C. Rodríguez¹

¹ Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP, Argentina

² Instituto de Astrofísica de La Plata, CONICET-UNLP, Argentina

³ Comisión de Investigaciones Científicas de la Provincia de Buenos Aires, Argentina

Contacto / adevito@fcaglp.unlp.edu.ar

Resumen / Las estrellas suelen agruparse en conglomerados de distintas características. La más elemental de estas agrupaciones la constituyen dos estrellas. En estos casos, es posible determinar parámetros característicos tanto del sistema como de las componentes. De particular interés son las binarias en las que ocurre transferencia de masa debido al desborde del lóbulo de Roche. En este caso, la evolución de los miembros estelares cambia completamente con respecto a la que hubieran tenido si se hubieran encontrado aisladas. En este trabajo presentaremos nuestros primeros estudios vinculados a sistemas binarios en los que el acretor es un agujero negro o una enana blanca.

Abstract / Stars are usually grouped in conglomerates of different characteristics. The most elementary of these groups are made up of two stars. In these cases, it is possible to determine characteristic parameters of both the system and the components. Of particular interest are binaries in which mass transfer occurs due to Roche lobe overflow. In this case, the evolution of stellar members completely changes with respect to the they would have had if they were isolated. In this work, we shall present our first studies related to binary systems in which the accretor is a black hole or a white dwarf.

Keywords / binaries: close — stars: evolution — stars: black holes — novae, cataclysmic variables

1. Introducción

Las estrellas suelen presentarse de a pares. Esto ocurre en la mayor parte de las estrellas masivas, y con una menor frecuencia en estrellas de masa baja o intermedia (ver Duchêne & Kraus 2013, y más recientemente Offner et al. 2022). Cada componente describe una órbita elíptica en torno del centro de masa del sistema.

Si el período orbital (P_{orb}) es suficientemente grande, las componentes de un par binario vivirán sintiendo la presencia de su compañera solo debido a la atracción gravitatoria. Sin embargo, si las componentes se encuentran suficientemente cerca, en algún/algunos momento/s de la vida del sistema ocurrirá transferencia de masa debido al desborde del lóbulo de Roche.

En el marco del problema de los tres cuerpos restringido, y en un sistema de referencia co-rotante, una partícula va a sentir la atracción gravitatoria debido a las dos componentes estelares, más la aceleración debida a la rotación del sistema. Bajo las hipótesis de que las masas de los dos cuerpos principales (M_1 y M_2) sean consideradas puntuales, las órbitas circulares, y la rotación estelar se encuentre sincronizada con la revolución orbital, el potencial gravitatorio en un punto \vec{r} se expresa como

$$\phi(\vec{r}) = -\frac{GM_1}{|\vec{r} - \vec{r}_1|} - \frac{GM_2}{|\vec{r} - \vec{r}_2|} - \frac{1}{2}(\vec{\Omega} \times \vec{r})^2 \quad (1)$$

donde $\vec{\Omega} = \sqrt{\frac{G(M_1+M_2)}{a^3}}\hat{n}$; \hat{n} normal al plano orbital.

De entre las superficies equipotenciales, $\phi(\vec{r}) = Cte$, que podemos encontrar, existe una de particular importancia en el estudio de los sistemas binarios: la que define los lóbulos de Roche. Dichos lóbulos corresponden a las superficies cerradas que pasan por el punto L_1 de Lagrange que contienen a cada estrella. Cuando una de las componentes del par hace contacto con su lóbulo de Roche, se inicia una etapa de transferencia de masa a través de L_1 .

El radio del lóbulo de Roche (R_L) se define como el radio de una esfera cuyo volumen coincide con el del lóbulo de Roche, aproximado por (Eggleton, 1983)

$$R_{L,1} = a \frac{0.49q^{2/3}}{0.6q^{2/3} + \ln(1 + q^{1/3})}, \quad (2)$$

siendo $R_{L,1}$ el radio del lóbulo de Roche correspondiente a la componente de masa M_1 , a es la separación orbital, y $q = M_1/M_2$ es el cociente de masas. Análogamente, se aproxima $R_{L,2}$, cambiando q por $1/q$ en la Ec. (2).

De acuerdo al estado de llenado del lóbulo de Roche de las componentes de un par, se pueden clasificar a las binarias como

- Separadas: cada estrella se encuentra dentro de su respectivo lóbulo de Roche.
- Semi-separadas: una de las componentes hace contacto con su lóbulo de Roche, mientras que la otra permanece dentro de su lóbulo.
- De contacto: ambas estrellas llenan la misma equipotencial, que se encuentra por encima del punto L_1

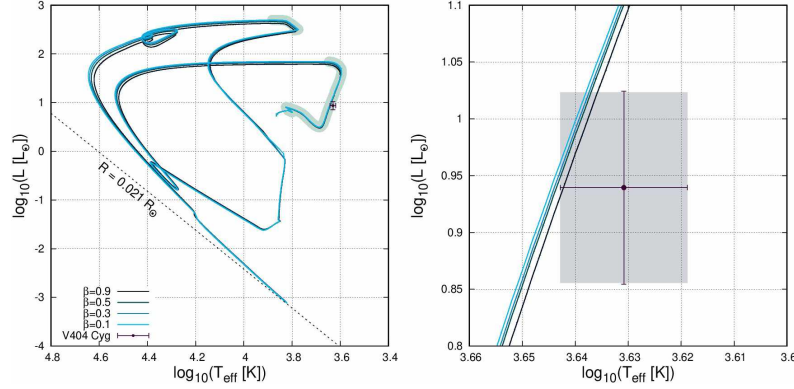


Figura 1: Diagrama HR de la estrella donante en V404 Cyg, de acuerdo a nuestro mejor modelo (ver texto principal).

de Lagrange.

La combinación de diferentes valores de masas de las componentes, en distintos estados evolutivos, y con distintos períodos orbitales provee una variedad de sistemas astrofísicos de sumo interés para estudiar, tanto desde un punto de vista teórico como observacional. Como ejemplos, podemos mencionar a los sistemas binarios de rayos-X de masa baja, intermedia y alta, las variables cataclísmicas, los sistemas binarios ultra-compactos, los progenitores de supernovas de tipo Ia, los sistemas binarios *black widows* y *redbacks*. Además, se vincula a los sistemas binarios con transferencia de masa al reciclado de pulsares de milisegundos, y a los emisores de ondas gravitatorias producto de la fusión de objetos compactos.

En este trabajo nos dedicaremos a describir dos casos en particular de los mencionados: los casos en que el acretor es un agujero negro o una enana blanca.

2. Cálculos y resultados

Los modelos que presentamos en este trabajo se realizaron con nuestro código de evolución binaria, desarrollado completamente por nuestro grupo de trabajo (Benvenuto & De Vito 2003; Benvenuto et al. 2014).

2.1. Un posible progenitor para V404 Cyg

V404 Cyg fue descubierto originalmente en 1938, catalogado como una nova. Luego, a través de observación en rayos X, la fuente fue catalogada como GS 2023+33 y vinculada con V404 Cyg por (Makino et al., 1989). Se trata de un sistema binario compuesto por una estrella K3III y un agujero negro, cuyo período orbital es de 6.473 ± 0.001 d. Nuestros modelos se construyeron con estrellas donantes de metalicidad solar ($X = 0.710$, $Y = 0.276$, $Z = 0.014$); la transferencia de masa se trató de manera no conservativa (teniendo en cuenta las estimaciones más actuales dadas en Ziółkowski & Zdziarski 2018). Trabajamos en tres etapas.

En primer lugar, utilizamos nuestra base de resultados previos para identificar el rango de posible parámetros iniciales (masas de las componentes, $M_{d,i}$ y $M_{BH,i}$, y período orbital, $P_{orb,i}$) que nos pudieran conducir a

un posible progenitor de V404 Cyg. Luego, diagramamos una primera serie de corridas considerando, para la estrella donante $M_{d,i} = 1.5$ y $2.0 M_{\odot}$, y para el agujero negro $M_{BH,i} = 8, 9, 10, 11 M_{\odot}$; se fijó el valor $P_{orb,i} = 1$ d, y se tomó $\beta = 0.9$ (β es la fracción de masa perdida por la estrella donante acretada por el agujero negro).

Para seleccionar nuestro mejor modelo, introdujimos la función $\epsilon^2 = \sum_i \epsilon_i^2$, donde $\epsilon_i = (E_i - E_i^{obs})/E_i^{obs}$; E_i y E_i^{obs} son los valores obtenidos a partir de nuestros modelos, y los datos observacionales, respectivamente, para cada parámetro $i = 1, \dots, 5$ (masa del agujero negro, de la estrella donante, período orbital, temperatura efectiva y luminosidad). Nuestro mejor modelo fue el correspondiente a $M_{d,i} = 1.5 M_{\odot}$ y $M_{BH,i} = 8 M_{\odot}$. Luego, con las masas iniciales de las componentes del mejor ajuste exploramos diferentes valores para $P_{orb,i} = 0.75, 0.80, 0.90, 1.00$ d. El mejor modelo resultó para $P_{orb,i} = 0.90$ d. Finalmente, con $M_{d,i} = 1.5 M_{\odot}$, $M_{BH,i} = 8 M_{\odot}$ y $P_{orb,i} = 0.90$ d variamos el parámetro β : 0.9, 0.5, 0.3 y 0.1. Nuestro mejor modelo resultó $M_{d,i} = 1.5 M_{\odot}$, $M_{BH,i} = 8 M_{\odot}$, $P_{orb,i} = 0.90$ d y $\beta = 0.3$. En la Figura 1 mostramos el diagrama HR correspondiente a este modelo. Ajusta simultáneamente los valores de las masas de las componentes y el valor del período orbital medido para el sistema.

2.2. Variables cataclísmicas

Las variables cataclísmicas son sistemas binarios constituidos por una estrella normal de baja masa y una acretora enana blanca. Sus períodos orbitales se encuentran en el rango de 8 horas a 80 minutos. Una característica de esta familia es la presencia de un *gap* en su distribución de períodos orbitales, denotado por la escasez de sistemas con valores de P_{orb} entre 2 y 3 hs. De acuerdo al modelo estándar, este *gap* estaría vinculado al cambio de mecanismo dominante de pérdida de momento angular en el sistema:

- $P_{orb} > 3$ hs: frenado magnético;
- $P_{orb} < 3$ hs: radiación gravitatoria.

Para llevar adelante este estudio hemos realizado una búsqueda de variables cataclísmicas en los que se tienen buenas estimaciones de las masas de las componentes

Tabla 1: Variables cataclísmicas en los que se encuentran determinadas las masas de las componentes (excepto para el caso de SDSS J08055+0720) y el período orbital del sistema.

Objeto	P_{orb} [d]	M_{EB} [M_{\odot}]	M_d [M_{\odot}]	Referencia
SDSS J100658.40+233724.4	0.1859	0.78 ± 0.12	0.40 ± 0.10	Southworth et al. (2015), Southworth et al. (2009)
SDSS J150722.30+523039.8	0.0463	0.90 ± 0.01	0.056 ± 0.001	2007MNRAS.381..827L
SDSS J090350.73+330036.1	0.0590	0.96 ± 0.03	0.112 ± 0.004	Littlefair et al. (2008)
SDSS J103533.03+055158.4	0.0570	0.94 ± 0.01	0.052 ± 0.002	Littlefair et al. (2008)
SDSS J122740.83+513925.0	0.0630	0.81 ± 0.03	0.096 ± 0.004	Littlefair et al. (2008)
SDSS J143317.78+101123.3	0.0542	0.868 ± 0.007	0.060 ± 0.003	Littlefair et al. (2008)
SDSS J150137.22+550123.3	0.0568	0.80 ± 0.03	0.053 ± 0.003	Littlefair et al. (2008)
SDSS J150240.98+333423.9	0.0589	0.82 ± 0.03	0.090 ± 0.004	Littlefair et al. (2008)
SDSS J08055+0720	0.2287	—	0.75 ± 0.2	Thorstensen et al. (2015), Baraffe & Kolb (2000)
SSCyg	0.2751	0.91	0.59	Hill et al. (2017)

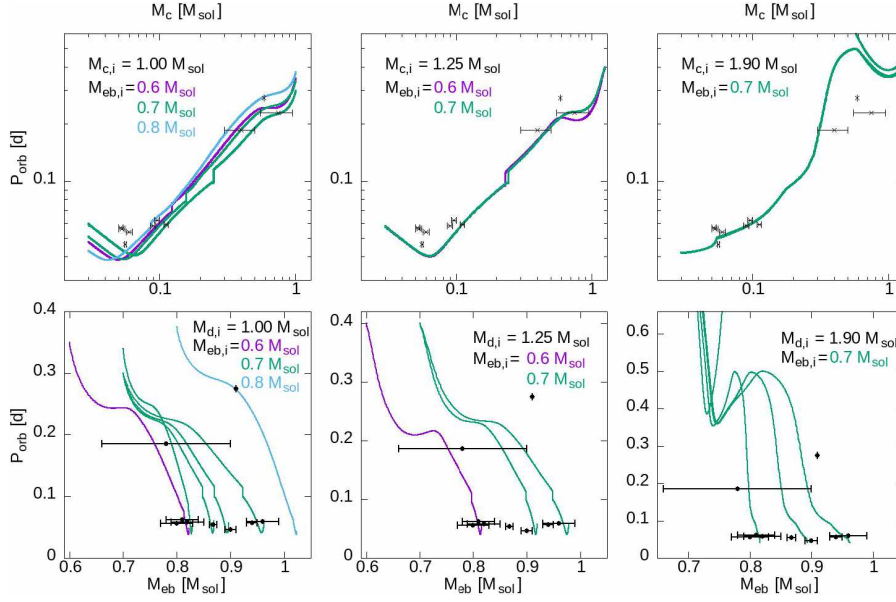


Figura 2: Período orbital del sistema como función de la masa de la estrella donante (*arriba*) y de la masa de la enana blanca (*abajo*) para distintos valores iniciales: $M_{d,i} = 1.00, 1.25$ y $1.90 M_{\odot}$ en las columnas de la izquierda, central y de la derecha, respectivamente.

(Tabla 1). Para estos sistemas, diagramamos una serie de cálculos en los que consideramos diferentes valores para las masas iniciales de las estrellas donantes, de las enanas blancas, y de los períodos orbitales (elegidos de manera de obtener sistemas que nos conduzcan al rango de P_{orb} compatible con las variables cataclísmicas).

Los resultados obtenidos se muestran en las Figuras 2, en las que hemos incluido los valores estimados de las masas de las componentes y de los períodos orbitales con sus correspondientes barras de error (Tabla 1). Podemos observar que muchos de nuestros recorridos evolutivos son capaces de describir los estados actuales de estas variables cataclísmicas.

3. Conclusiones y trabajo a futuro

Hemos podido encontrar un posible progenitor para V404 Cyg, ajustando parámetros fundamentales observados en la actualidad para el sistema binario. Estudiaremos en un futuro otros aspectos interesantes de este sistema, como el parámetro de *spin*.

Hemos logrado cubrir una amplia zona de variables cataclísmicas. A futuro, profundizaremos en el estudio de esta familia, primero realizando completa una grilla de modelos, y luego estudiando distintas prescripciones para el frenado magnético.

Referencias

- Baraffe I., Kolb U., 2000, MNRAS, 318, 354
- Benvenuto O.G., De Vito M.A., 2003, MNRAS, 342, 50
- Benvenuto O.G., De Vito M.A., Horvath J.E., 2014, ApJL, 786, L7
- Duchêne G., Kraus A., 2013, ARA&A, 51, 269
- Eggleton P.P., 1983, ApJ, 268, 368
- Hill C.A., et al., 2017, MNRAS, 472, 2937
- Littlefair S.P., et al., 2008, MNRAS, 388, 1582
- Makino F., et al., 1989, IAUC, 4786, 1
- Offner S.S.R., et al., 2022, arXiv e-prints, arXiv:2203.10066
- Southworth J., et al., 2009, A&A, 507, 929
- Southworth J., et al., 2015, A&A, 573, A61
- Thorstensen J.R., et al., 2015, AJ, 149, 128
- Ziółkowski J., Zdziarski A.A., 2018, MNRAS, 480, 1580