

Estrellas Binarias: Una Piedra Rosetta en La Astrofísica

Una carrera de más de 200 años

La Astrofísica, a diferencia de otras ciencias, presenta un serio problema en cuanto a la experimentación, puesto que los objetos que estudia se encuentran a distancias inimaginables y las condiciones para reproducirlos no están a nuestro alcance, por esta razón toda la teoría de evolución estelar es un monumento vivo al ingenio humano.

Los sistemas binarios nos proporcionan el único medio conocido para determinar masas y radios estelares de forma directa, sin embargo, la existencia de estos sistemas no fue aceptada hasta hace algo más de 200 años.

Sobre 1781 Christian Mayer se aventuró a proponer que aquellas estrellas que se veían dobles, al ser observadas con un telescopio, realmente formaban un sistema físico real. Los astrónomos de su época le ignoraron debido a la creencia popular de que todas las estrellas poseían un brillo intrínseco más o menos igual, por lo que se pensaba que las estrellas más débiles se encontraban a una mayor distancia de nosotros que aquellas más brillantes.

Catorce años antes de la propuesta de Mayer, John Michell había conseguido demostrar mediante la estadística que la existencia de un número elevado de sistemas dobles no podía ser casual. Herschel, teniendo en cuenta las consideraciones de Michell, estaba dispuesto a demostrar que éste se equivocaba, así que en 1782 empezó una ardua tarea de observación.

Herschel no sólo esperaba demostrar que los sistemas dobles habían sido producidos por un efecto de perspectiva. Estaba tan convencido de ello que además tenía pensado determinar la distancia a la estrella más brillante mediante el método de la paralaje trigonométrica. Dicho método consiste en observar el movimiento aparente de una estrella respecto al fondo de cielo, para luego, con ayuda de la trigonometría, hallar su distancia.

William Herschel publicó sus resultados en 1783, en los cuales no sólo demostraba la existencia de los sistemas dobles como sistemas físicos reales, sino que sus datos eran una prueba irrefutable de que la ley de la gravitación de Newton se cumplía fuera del sistema solar.

Las conclusiones de Herschel, además de estar acorde con la propuesta de Mayer, apoyaban la hipótesis de John Goodricke quien, en 1783 con tan sólo 18 años, observó las variaciones de brillo del Sistema Algol y las explicó mediante el paso de un cuerpo oscuro entre la estrella y la tierra, siendo capaz de calcular su periodo.

Antes que Goodricke, las variaciones de brillo de este sistema fueron observadas por los antiguos chinos y por los árabes, sin embargo, él fue el primero en proponer una solución; la cual sería demostrada por las observaciones cien años más tarde, convirtiéndose el Sistema Algol en el primer sistema binario eclipsante conocido.

Durante la primera mitad siglo XIX el estudio de las estrellas binarias se vio muy limitado por la falta de un soporte físico en el cual almacenar las observaciones para su posterior análisis, todo esto cambió con la aparición de la placa fotográfica. En esta época también empezaron a utilizarse las técnicas espectroscópicas, las cuales revolucionaron la forma de ver las estrellas.

En 1880 Edward C. Pickering estudió el Sistema Algol llegando a la misma conclusión que Goodricke, a pesar de ello, y como había ocurrido hace no mucho tiempo atrás, los astrónomos se mostraron reacios a aceptar la existencia de los sistemas binarios eclipsantes.

Nueve años más tarde, en 1889, Pickering observó espectroscópicamente la binaria visual de la Osa Mayor (Mizar y Alcor) y concluyó que la estrella primaria del sistema, Mizar, realmente era un sistema de dos estrellas (SB2), convirtiéndose así en la primera binaria espectroscópica conocida. Hoy en día sabemos que realmente el sistema Mizar-Alcor es un sistema múltiple de cinco estrellas, una trinaría y una binaria girando alrededor de su baricentro.

Después del descubrimiento de Pickering, y mediante la utilización y mejora de las técnicas espectroscópicas, empezaron a observarse una infinidad de sistemas binarios; haciéndose latente la distinción entre un sistema doble, un sistema binario visual y un sistema binario espectroscópico. Siendo los sistemas dobles aquellos en los que, mediante un telescopio, somos capaces de resolver sus componentes y observarlas por separado, pudiendo éstas estar ligadas o no gravitacionalmente. A diferencia de los sistemas dobles, las estrellas binarias visuales son aquellas cuyas componentes pueden ser resueltas mediante la utilización de un telescopio y se encuentran ligadas gravitacionalmente. En contraposición con los sistemas anteriores, los sistemas binarios espectroscópicos son sistemas que no pueden ser resueltos con el uso de un telescopio, sin embargo, sabemos que son sistemas binarios gracias al estudio de su espectro.

Los sistemas binarios espectroscópicos se dividen en SB1 y SB2. Siendo los SB2 aquellos que nos proporcionan más información, puesto que somos capaces de diferenciar claramente el espectro de cada estrella. Los SB1 nos proporcionan un único espectro, sin embargo, sabemos que es un sistema binario ya que en dicho espectro se observan variaciones esperables sólo en sistemas binarios. Los sistemas binarios espectroscópicos son de gran importancia por el hecho de que cuanto más alejado se encuentre el sistema binario a estudiar, más difícil será resolverlo con un telescopio. Por esta razón la mayor parte de sistemas binarios conocidos son espectroscópicos.

Hacia 1896 Pickering observó las variaciones propias de un sistema binario SB1 en las líneas de μ Scorpii, por desgracia la teoría aún no se había desarrollado lo suficiente como para explicarlas. Hoy sabemos que dichas variaciones se dan cuando la velocidad de una de las componentes es de recesión.

Sobre 1910 empezaron a utilizarse los primeros instrumentos fotoeléctricos en la observación astronómica, aunque dichos instrumentos eran muy rudimentarios y de muy difícil manejo, marcaron el inicio de una nueva era en la instrumentación. Hasta entonces ya se habían observado y estudiado un gran número de sistemas binarios y los tiempos exigían un avance en el campo teórico.

Dos años después de la utilización de los instrumentos fotoeléctricos, en 1912, llegó de la mano de Henry Norris Russell el tan esperado avance teórico. Russell, en la publicación de la primera parte de su trabajo, pretendía mostrar una solución general para las curvas de luz (curvas de variación de brillo) de los sistemas binarios eclipsantes. Ese mismo año, Russell y Shapley hicieron dos publicaciones conjuntas.

Los escritos de Russell y Shapley tenían un fundamento bastante sólido y lo mejor es que se ajustaban perfectamente a las observaciones. Así, de forma teórica, consiguieron determinar la forma de las órbitas y su tamaño. Sin embargo, con el desarrollo de la fotometría y, treinta años después, con la invención del fotomultiplicador se alcanzaron resultados de muy alta precisión que discrepaban de los teóricos.

Los años posteriores se vieron plagados de un mayor número de observaciones, del descubrimiento de más sistemas binarios y de la construcción de curvas de velocidad radial de algunos de ellos. Así como de un auge teórico sin precedentes que se aprecia en la aparición de un sin fin de métodos como el de Russell, por mencionar algunos tenemos; el método de Fetlaar (1923), el de Schaubé (1924), Sitterly (1930), Krat (1936) y Kopal (1942).

Sobre 1922 se habían construido las sus curvas de luz y de velocidad radial para un total de catorce sistemas binarios, dichas curvas eran fruto de las mejores observaciones de la época. Estas nuevas observaciones dejaban latente la insuficiencia de la teoría.

Russell, en 1928, introdujo en su método el hecho de que las componentes de un sistema binario podían estar deformadas por la acción de la gravedad, y que a su vez, giraban en órbitas elípticas alrededor del baricentro del sistema. A pesar de ello, Russell estaba cometiendo un error que sería corregido por Cowling diez años más tarde. En 1938 Cowling se dio cuenta que el error de Russell radicaba en omitir el hecho de que las componentes del sistema binario podrían ir cambiando de forma según su proximidad.

Gracias a la corrección de Cowling, y a la combinación entre las curvas de luz y de velocidad radial, se pudieron calcular masas y radios estelares. Dichos cálculos no eran válidos para todos los sistemas, los sistemas que escapaban a las correcciones introducidas por Cowling actualmente se conocen como sistemas de tipo Algol.

Los sistemas de tipo Algol violan la relación masa-luminosidad a la que llegó Arthur Eddington, dicha relación es de vital importancia para la teoría de evolución estelar, y gran parte de la importancia de los sistemas binarios recae en el hecho de que nos permiten calibrarla. Ya que, aunque Eddington llegó a ella de forma teórica, la relación es diferente para distintas etapas a lo largo de la vida de una estrella. Es decir, una estrella de la secuencia principal como el Sol sigue una relación diferente a la que pudiera seguir una estrella gigante roja. El problema que presentaban estos sistemas, con el tiempo, recibió el nombre de “Paradoja Algol” y dicha paradoja sería resuelta muchos años después.

Eddington publicó sus trabajos hacia 1926 en el libro “Constitution of Stars” y en su época fue considerado uno de los más grandes astrónomos del mundo.

Hasta el momento los astrónomos habían conseguido explicar, con más o menos aciertos, el comportamiento de los sistemas binarios. Sin embargo, la “Paradoja Algol” no era el único misterio sin resolver en este campo, estaba también el problema de los espectros peculiares. Hoy sabemos que estos espectros se deben a que el gas que rodea al sistema en estudio se encuentra a mayor temperatura que éste.

Sobre el año 1941 se inicia una nueva etapa, si con anterioridad los escritos de Russell habían marcado época, ahora le tocaba a Otto Struve. Quien con sus colaboradores consiguió una serie de datos, basados en la observación espectroscópica, que serían la base para nuevas hipótesis. Esta nueva etapa se inició en 1941 y se extendió hasta 1966. Popper, en 1970, la bautizó como la “Struve Revolution”.

Struve, en 1941, junto con algunos de los más distinguidos astrónomos de la época (Kuiper, Gill, Greenstein y Page), estudió el sistema β Lyrae partiendo de la posible existencia de una corriente gaseosa entre sus componentes. Junto con esta premisa también postuló la existencia de una envoltura de gas alrededor de las dos estrellas del sistema. Ambas premisas representaron un gran avance al momento de interpretar los datos obtenidos en las observaciones, sin embargo, dicho avance no llegó a explicar el por qué no se cumplía la relación masa-luminosidad de Eddington.

Los supuestos de los que partió Struve y colaboradores llevaron a Kopal (1955) a establecer una nueva clasificación para los sistemas binarios. Esta nueva clasificación se basa en la proximidad de las componentes del sistema, así los sistemas cuyas componentes estén considerablemente cerca reciben el nombre de “sistemas binarios próximos entre sí” (close binaries). Se clasifican en sistemas separados, semi-separados y en contacto. Los sistemas separados son aquellos cuyas componentes, a pesar de estar relativamente cerca, evolucionan de forma independiente. Los sistemas semi-separados son aquellos en los que una de las componentes llena la superficie equipotencial que la rodea, conocida como lóbulo de Roche, y empieza a transferir materia a la otra componente alterando así su evolución. Los sistemas en contacto son aquellos en los que ambas componentes han llenado su lóbulo de Roche y, como consecuencia, han creado una envoltura de gas que envuelve a todo el sistema.

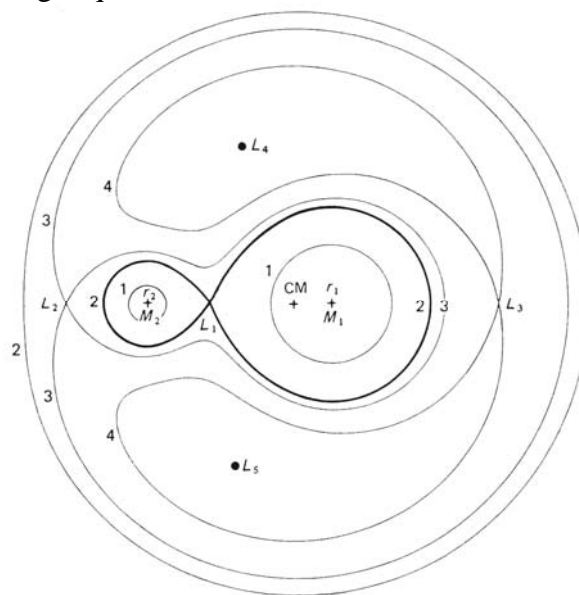


Figura 1. Superficies equipotenciales de un sistema binario próximo entre sí, siendo la transferencia de materia posible por el punto de Lagrange L_1 .

Aunque parezca paradójico, la Segunda Guerra Mundial resultó favorable para Struve, ya que tanto a él como a sus colaboradores (Hiltner, Cesco, Sahade y Hardie) se les concedió una gran cantidad de tiempo en el McDonald Observatory, lo que les permitió estudiar de forma intensiva un gran número de sistemas.

En los años siguientes a 1941, los nuevos datos despertaron la fascinación de un gran número de científicos, obteniendo como consecuencia que muchos decidieran dedicarse al estudio de los sistemas binarios. Lamentablemente esta fascinación no duró mucho y a mediados de los años 50's la teoría de evolución para sistemas individuales tuvo el papel principal. A pesar de esto no se pudo evitar que los nuevos científicos incorporados en este campo provocaran un segundo auge de la teoría.

Hacia 1955 Crawford propuso la primera explicación para la "Paradoja Algol", basándose en la teoría de evolución estelar desarrollada hasta el momento. La explicación resultaba coherente según la teoría, pero a la luz de las observaciones era insuficiente. Por esta razón, cinco años después, Morton intentó un enfoque diferente al de Crawford, llegando a las mismas conclusiones. Posteriormente, en 1962, Smak retomó la tarea de Morton y realizó sus mismos cálculos teniendo en cuenta la conservación de la masa y del momento angular total del sistema, obteniendo así mejores resultados.

A pesar de que los resultados de Smak eran bastante buenos, tanto él como Morton y Crawford estaban omitiendo un hecho muy importante, estaban omitiendo el fenómeno de acreción, que consiste en que la materia transferida de una componente a otra no colapsa directamente sobre la estrella. Sino que orbita alrededor de ella creando un "disco de acreción", este disco contribuye de forma fundamental en las variaciones de brillo y con el tiempo empieza a colapsar hacia la estrella.

Los años siguientes estuvieron acompañados de mejoras en los métodos ya existentes, así como de la creación de algunos nuevos métodos de naturaleza iterativa que permitían su implementación en los primeros ordenadores. Empezaron a considerarse leyes no lineales y a explicarse una serie de fenómenos como la reflexión. El uso de satélites permitió la observación en el ultravioleta y en rayos X. Sobre 1972 se descubrieron, gracias al satélite Uhuru, los dos primeros Pulsar, siendo estos sistemas binarios formados por una estrella de neutrones y una estrella gigante muy luminosa. Es conveniente resaltar el hecho de que los Pulsar no pulsan, sino que son rápidas rotadoras.

En 1975 Wilson y Sofia introdujeron los efectos de marea, mejorando así los resultados teóricos. Un año después Kopal empezó a utilizar el análisis de Fourier para estudiar las curvas de Luz.

Las estrellas binarias resultaron ser un tanto más complejas de lo que hubieran esperado los astrónomos, sin embargo, las conclusiones a las que se ha llegado como consecuencia de su estudio han compensado todo el tiempo que gente como Goodricke, Pickering, Russell, Struve, Kopal y muchos otros han dedicado.

Gracias a toda la teoría desarrollada en torno a las estrellas binarias no sólo somos capaces de calcular masas, radios y densidades estelares, sino que además nos sirven como un indicador de distancia (paralaje dinámica) y por si fuera poco, con el desarrollo

de las nuevas técnicas, mediante el estudio de las variaciones del brillo en una variedad relativamente grande de sistemas, somos capaces de conocer la existencia de planetas extrasolares, así como el radio de su órbita, su masa, su densidad y su gravedad.

Paradoja Algol

Sobre los años 50's la teoría de evolución estelar había conseguido explicar con éxito la evolución de los sistemas individuales. Sin embargo, y como suele pasar, con la mejora de los instrumentos empezaron a observarse discrepancias entre la teoría y los datos observados. Las discrepancias venían de la observación de sistemas binarios, en especial del Sistema Algol, esto hizo que los astrónomos de la época se preguntasen si realmente la teoría de evolución estelar era válida o si debían desecharla y empezar nuevamente.

Dado que la teoría explicaba bastante bien la evolución de los sistemas individuales, los astrónomos se plantearon la posibilidad de que los sistemas binarios evolucionasen de forma diferente. J. Crawford, a mediados de los 50's, dio la primera explicación basada en el intercambio de materia entre las componentes del sistema binario.

Para entender la explicación dada por Crawford antes hay que tener en cuenta la relación masa luminosidad de Arthur Eddington, $L \propto M^X$ donde la variable X depende de la etapa evolutiva en la que se encuentre la estrella. Para estrellas como el Sol dicha variable toma el valor de 3,8. Sin embargo, lo realmente importante es tener en cuenta que el valor de X varía aproximadamente entre 1,6 y 4,7; esto implica que la relación no es lineal y que un pequeño incremento en la masa nos lleva a un incremento considerable en la luminosidad.

El hecho de que las estrellas de mayor masa tengan mayor luminosidad implica que dichas estrellas, para mantener su brillo, consumen más deprisa su combustible y terminan evolucionando más rápido que aquellas estrellas menos masivas, lo que nos lleva a la "Paradoja Algol". Cuando los astrónomos estudiaron el Sistema Algol, pudiendo hacer los respectivos cálculos de masas, se dieron cuenta que la estrella menos masiva era la más evolucionada y que la más masiva apenas había evolucionado. A primera vista esto sólo tenía una explicación posible, que la estrella más evolucionada fuese considerablemente más vieja que la otra componente del sistema. Pero aquella explicación carecía de sentido, puesto que ambas estrellas nacieron juntas de la misma nube de gas y polvo.

La explicación de Crawford resolvió los problemas teóricos en relación con el sistema Algol, su explicación partía del hecho de que el Sistema Algol no es un sistema joven, sino que por el contrario, es un sistema tan antiguo que su componente masiva ha tenido tiempo de evolucionar hasta su fase de gigante roja. Debido a la cercanía de las componentes del sistema, la gigante roja se ve en la obligación de transferir materia a su compañera, de tal manera que cuando observamos vemos una estrella muy evolucionada y poco masiva y otra muy masiva y poco evolucionada.

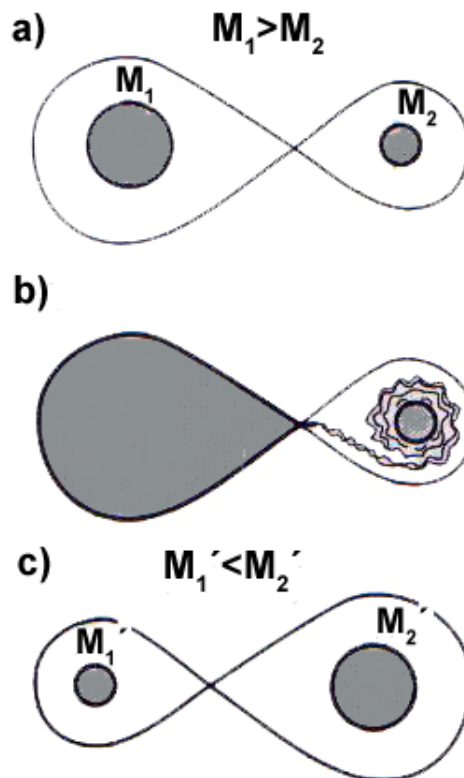


Figura 2. a) Estrellas evolucionando por separado. b) Una de las estrellas ha llenado su lóbulo de Roche y empieza la transferencia de masa a la otra estrella. c) Nuevamente las estrellas se encuentran separadas y han intercambiado sus papeles

Masas y Radios: Dificultades Salvadas

Los sistemas binarios son de una gran importancia, no sólo por el hecho de que nos proporcionen, mediante las leyes de Kepler, el único método directo para determinar las masas estelares, sino porque más del 50% de los sistemas estelares conocidos son sistemas binarios.

Para determinar las masas de un sistema binario no basta con conocer las leyes de Kepler, antes debe construirse la curva de velocidad radial. No es que dicha curva sea imprescindible, pero sin ella no podríamos hallar las masas de los sistemas binarios espectroscópicos, siendo estos los más importantes.

La construcción de la curva de velocidad radial de una binaria se lleva a cabo mediante el estudio de su espectro, dicho estudio consiste en medir los desplazamientos de las líneas de la estrella, propios al moviendo de sus componentes alrededor de su centro de masa, respecto a unas líneas de referencia.

El desplazamiento de las líneas del espectro se explica mediante el efecto Doppler, de tal manera que cuando una de las componentes del sistema binario se acerca hacia nosotros, debido a su movimiento, los frentes de onda de la luz están cada vez más juntos y esto lo percibimos como un desplazamiento de la luz hacia longitudes de onda más cortas, a este fenómeno se le conoce como “desplazamiento hacia el azul”.

Algo muy similar ocurre cuando una de las componentes del sistema binario se está alejando. Al alejarse de nosotros, los frentes de onda de la luz tardan un poco más en llegar, ya que están algo más separados, esto lo percibimos como un desplazamiento de la luz hacia longitudes de onda más largas. A este fenómeno se le conoce como “desplazamiento hacia el rojo”, en la figura 3 podemos observar estos desplazamientos en el caso más simple, el debido a órbitas circulares.

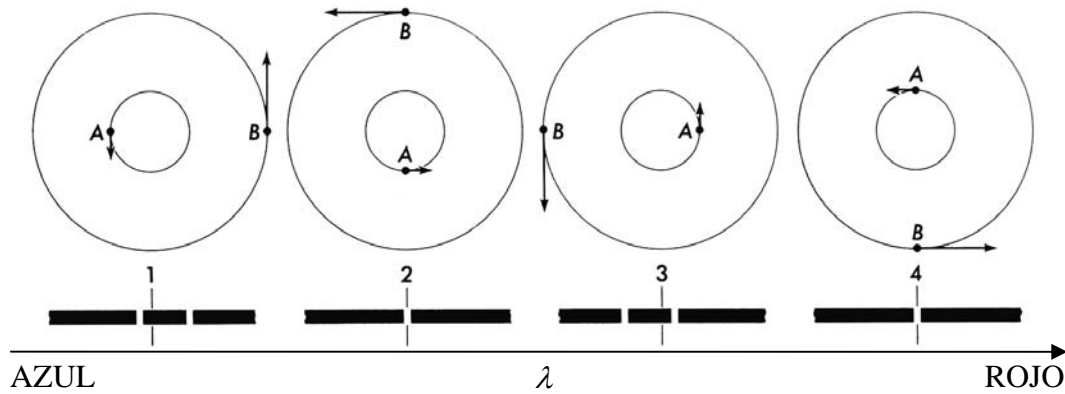


Figura 3. En la parte superior tenemos dos estrellas con órbita circular alrededor del centro de masa del sistema y en la parte inferior se muestran los desplazamientos debidos a que las estrellas se acercan o se alejen de nosotros.

Así mismo, hay que tener en cuenta que cuando la estrella se este desplazando de forma paralela al plano de observación, nosotros no deberíamos percibir ningún desplazamiento, ya que la estrella no se estará alejando ni acercando a nosotros. A pesar de ello muchas veces lo percibimos, esto se debe a la velocidad radial propia del centro de masa del sistema binario.

Siguiendo los criterios mencionados, no resulta difícil construir la curva de velocidad radial, simplemente hay que tener en cuenta que para pasar de longitudes de onda a velocidades podemos utilizar la relación del efecto Doppler.

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{V}{c} \Rightarrow V_r = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} c ,$$

donde λ_0 es la longitud de onda de referencia tomada en el laboratorio, $\Delta\lambda$ es la diferencia entre la longitud de onda observada y la de referencia y c es la velocidad de la luz.

La curva de velocidad radial no sólo nos permite hallar las masas de las estrellas, sino que también nos aporta información sobre su órbita. En el caso en que nos encontremos frente a un sistema SB1, es decir, frente a un sistema en el cual sólo observamos la curva de velocidad de una de las componentes y dicha curva resultase ser simétrica tal cual una función sinusoidal, implicaría que estamos frente a una órbita circular. En cualquier caso, para interpretar las curvas de velocidad debemos tener en cuenta la segunda ley de Kepler, la que dice que un cuerpo, en el recorrido de su órbita, en tiempos iguales ha barrido áreas iguales.

En la figura 4 podemos observar como son las curvas de velocidad de acuerdo con la forma de la órbita de una estrella alrededor de su centro de masa.

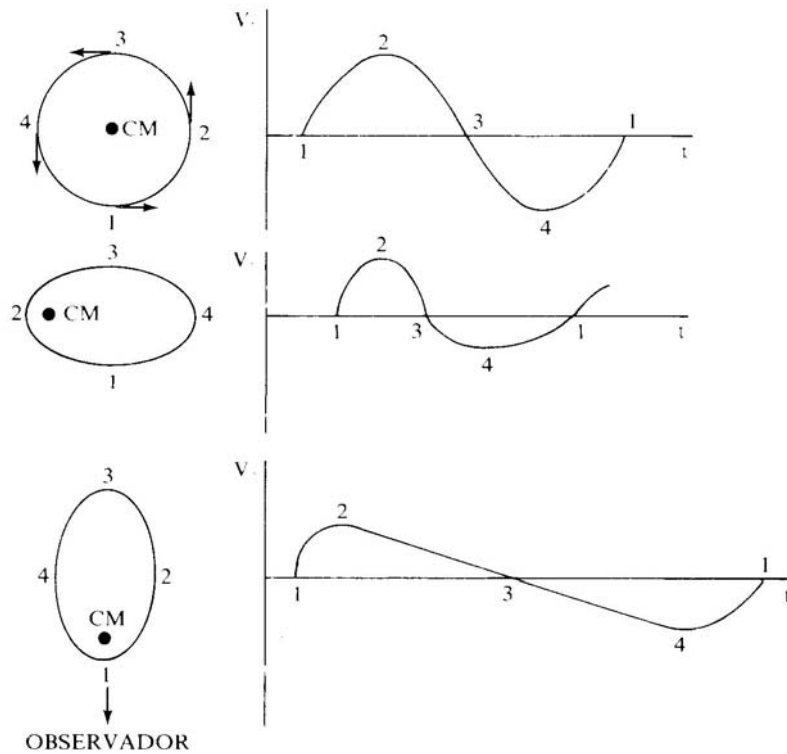


Figura 4. Curvas de velocidad radial correspondientes a órbitas de distintos tipos.

Una vez construida la curva de velocidad radial, el obtener las masas puede ser más o menos complicado, dependiendo de si entre las componentes del sistema existe o no transferencia de materia y del ángulo de inclinación del mismo. Por simplicidad vamos a suponer un sistema binario SB2, cuyas órbitas sean circulares y donde el ángulo de inclinación sea de 90° .

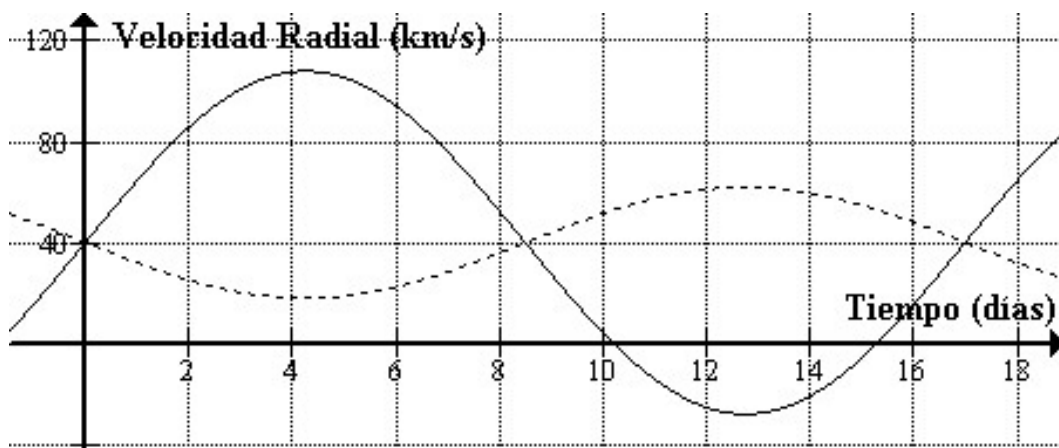


Figura 5. Hipotética curva de velocidad radial de un sistema SB2 con órbitas circulares.

De la interpretación de la curva de velocidad somos capaces de extraer ciertos datos de interés, entre ellos está la velocidad del centro de masa (40km/s), el periodo (17 días), la amplitud de cada curva ($k_1 \approx 68\text{km/s}$ y $k_2 \approx 22\text{km/s}$) y la velocidad relativa entre

las estrellas ($V = k_1 + k_2$), así como la forma de las órbitas. Hay que tener en cuenta que la curva de velocidad radial nos aporta información acerca de la órbita real o absoluta, esto es, de la órbita de las estrellas alrededor del centro de masa del sistema. Para poder aplicar las leyes de Kepler necesitamos conocer la órbita relativa o verdadera, es decir, la órbita elíptica de una estrella alrededor del centro de masa del sistema, el cual se sitúa en uno de los focos. Pero la órbita que conocemos es la órbita aparente, que viene a ser la proyección de la órbita relativa sobre el plano de cielo.

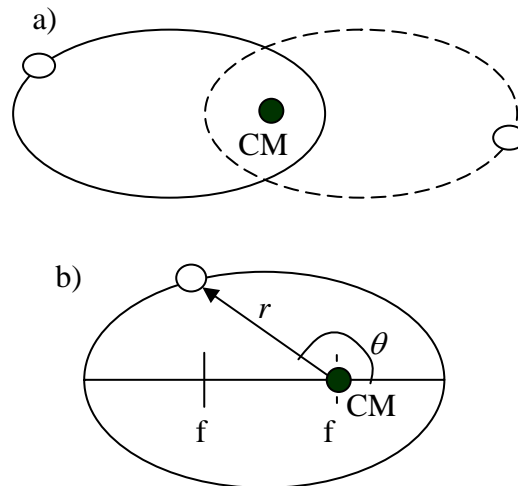


Figura 6. a) Órbita real o absoluta. b) Órbita relativa o verdadera.

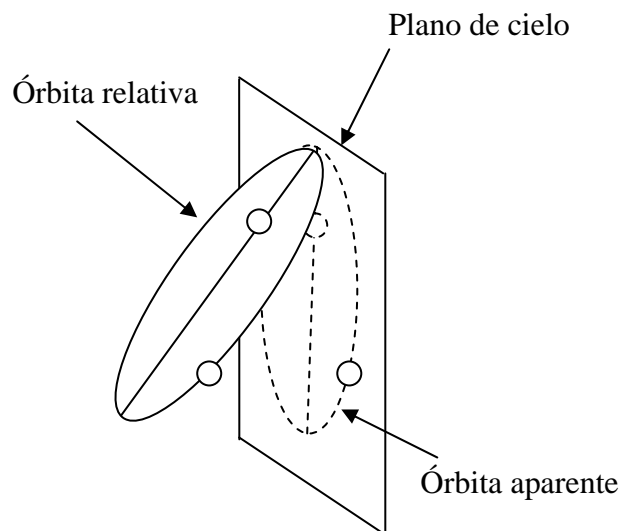


Figura 7. Sobre el plano de cielo se ve la órbita aparente, siendo ésta la proyección de la órbita relativa.

Como se ha dicho, la aplicación de las leyes de Kepler debe hacerse sobre la órbita relativa, para esto deberemos seguir diferentes pasos como puede ser proyectar el movimiento de las estrellas sobre la dirección de observación. Para simplificar vamos a dar por salvados todos los obstáculos propios de dichos cálculos, obteniendo como resultado la ecuación (1), y nos vamos a centrar en las leyes de Kepler.

$$V_r = \frac{d}{dt} [r \text{Sen}(\theta + \omega) \text{Sen}(i)] = \text{Sen}(i) \left[r \text{Cos}(\theta + \omega) \frac{d\theta}{dt} + \text{Sen}(\theta + \omega) \frac{dr}{dt} \right], \quad (1)$$

donde i es la inclinación entre la órbita relativa y el plano de cielo, r es el radio vector de la estrella, θ es el ángulo barrido por dicho radio vector y ω es la longitud del periastro. El periastro, en una órbita elíptica, viene a ser el punto para el cual la distancia entre los cuerpos es mínima.

Para continuar enunciaremos la primera y la segunda ley de Kepler de forma matemática.

$$r = \frac{a(1-e^2)}{1+e\text{Cos}\theta}, \quad 1^\circ \text{ Ley de Kepler.}$$

$$r^2 \frac{d\theta}{dt} = \frac{2\pi a^2 (1-e^2)^{1/2}}{P}, \quad 2^\circ \text{ Ley de Kepler.}$$

donde e es la excentricidad de la órbita, a es el semieje mayor y P es el periodo. Ahora bien, sabiendo que tanto r como θ varían con el tiempo, podemos calcular la variación de ambas magnitudes, $\frac{dr}{dt}$ y $\frac{d\theta}{dt}$, para una de las estrellas del sistema binario.

$$\frac{dr_1}{dt} = \frac{a_1(1-e^2)}{(1+e\text{Cos}\theta_1)^2} \cdot e(\text{Sen}\theta_1) \cdot \frac{d\theta_1}{dt} \quad (2)$$

$$\frac{d\theta_1}{dt} = \frac{2\pi a_1^2 (1-e)^{1/2}}{r_1^2 P}. \quad (3)$$

Si ahora reemplazamos el valor de r_1 por su correspondiente según la primera ley de Kepler, $r_1 = \frac{a_1(1-e^2)}{1+e\text{Cos}\theta_1}$, en la ecuación número (2) y a su vez reemplazamos las ecuaciones (2) y (3) en la ecuación (1) tendremos que

$$V_r = \text{Sen}(i) \left[r_1 \text{Cos}(\theta_1 + \omega) \cdot \frac{2\pi a_1^2 (1-e^2)^{1/2}}{P \cdot r_1^2} + \text{Sen}(\theta_1 + \omega) \cdot \frac{a_1(1-e^2)e\text{Sen}\theta_1}{(1+e\text{Cos}\theta_1)^2} \cdot \frac{2\pi a_1^2 (1-e^2)^{1/2}}{P \cdot r_1^2} \right]$$

Reduciendo la expresión nos queda

$$V_r = k_1 [\text{Cos}(\theta_1 + \omega) + e\text{Cos}(\omega)] \quad (4)$$

donde

$$k_1 = \frac{2\pi a_1}{P(1-e^2)^{1/2}} \text{Sen}(i). \quad (5)$$

Si recordamos, nuestro sistema es un SB2, lo que implica tener dos curvas de velocidad radial. Por tanto podremos hacer exactamente el mismo análisis para la otra estrella llegando a que

$$k_1 = \frac{2\pi a_1}{P(1-e^2)^{1/2}} \text{Sen}(i),$$

$$k_2 = \frac{2\pi a_2}{P(1-e^2)^{1/2}} \text{Sen}(i),$$

donde k_1 y k_2 vienen a ser las amplitudes de las curvas de velocidad radial, seguidamente aplicaremos estos resultado al caso que estamos considerando, el más simple posible. Una órbita circular ($e = 0$ y $\omega = 0$) con una inclinación de $i = 90^\circ$ y sin transferencia de materia, por lo que tendremos

$$k_1 = \frac{2\pi a_1}{P},$$

$$k_2 = \frac{2\pi a_2}{P}.$$

De la curva de velocidad conocemos k_1 , k_2 y P , por lo que podremos obtener a_1 y a_2 que son los semiejes de las órbitas absolutas.

Seguidamente pasaremos a aplicar la tercera ley de Kepler, la cual nos proporcionará la masa total del sistema.

$$M_1 + M_2 = \frac{a^3}{P_{orb}^2}, \quad 3^\circ \text{ Ley de Kepler.}$$

donde M_1 y M_2 son las masas de las componentes del sistema binario y a es el semieje mayor de la órbita relativa, siendo éste $a = a_1 + a_2$.

Ahora disponemos de la masa total del sistema, sin embargo, es de interés hallar las masas individuales para lo cual haremos uso de la ley de momentos.

$$M_1 a_1 = M_2 a_2$$

Por lo que el valor de las masas vendría dado por

$$M_1 = \frac{a^3}{P^2} \frac{1}{\left(1 + \frac{a_1}{a_2}\right)},$$

$$M_2 = \frac{a^3}{P^2} \frac{1}{\left(1 + \frac{a_2}{a_1}\right)}.$$

Mediante un estudio espectroscópico de la luz hemos sido capaces de calcular las masas de las componentes de un sistema binario, si ahora llevamos a cabo un estudio fotométrico podremos determinar también los radios.

El estudio fotométrico se lleva a cabo con la finalidad de construir la curva de luz de la estrella. Dicha curva, por lo general, es una representación de la magnitud respecto del tiempo. Siendo la magnitud $m = -2,5 \text{Log}(F(\text{cuentas}/s))$, donde $F(\text{cuentas}/s)$ es el flujo recibido de la estrella. Para construir la curva de luz hay que tener en cuenta que la magnitud es una escala inversa, es decir que, a menor magnitud corresponde una mayor luminosidad y viceversa.

La escala de magnitudes es inversa en honor a Hiparco de Nicea, uno de los cuatro grandes astrónomos alejandrinos, quien clasificó las estrellas por magnitudes. Su clasificación iba desde $m = 1$ para las estrellas más brillantes, hasta $m = 6$ para las más débiles. Según dicha clasificación, la variación de luminosidad entre magnitudes contiguas es de la mitad, es decir, que una estrella de $m = 2$ es la mitad de luminosa que una de $m = 1$ y a su vez el doble de luminosa que una de $m = 3$.

Hoy en día la clasificación por magnitudes no es exactamente la de Hiparco, sin embargo, se conserva la magnitud $m = 6$ como magnitud límite para el ojo humano.

La curva de luz no sólo nos da información sobre la luminosidad, también podemos extraer de ella información acerca de la órbita relativa, así como notar los efectos de borde, la reflexión de la luz y la no esfericidad de las estrellas. Si nos encontramos frente a una curva de luz de mínimos puntuales sabremos que ambas componentes de la binaria poseen el mismo radio, si a su vez dichos mínimos son de igual profundidad será debido a que ambas estrellas tienen la misma luminosidad y si están equiespaciados la órbita será circular.

En la Figura 8 podemos observar como son las curvas de luz en función del tamaño de las componentes del sistema y de su órbita.

Las curvas de luz suelen ser más complicadas que las mostradas en la figura 8, sin embargo, dichas curvas son una buena aproximación para hacernos una idea de qué debemos buscar en una curva con el fin de conocer como es su respectiva órbita.

Cuando estudiamos las curvas de luz debemos tener presente que la disminución de luminosidad no es debida a una variación intrínseca en la estructura de la estrella, ya que no estamos frente a una estrella variable, sino que la disminución de luminosidad es debida puramente a causas geométricas. Es decir que, si el plano en el que se desplazan las estrellas fuese el mismo que el plano de observación, las estrellas no se eclipsarían y por tanto no percibiríamos ninguna variación de la luminosidad y no tendría sentido construir la curva de luz.

Para llevar a cabo el cálculo de los radios vamos a considerar el caso en el que tengamos una curva de luz cuyos mínimos sean equiespaciados y no puntuales (ver figura 8.a). En otras palabras, estamos frente a un sistema binario eclipsante cuyas componentes poseen radios de distinto tamaño y se mueven en órbitas circulares. Nuestra curva de luz está exenta de efectos de borde, de transferencia de materia entre

componentes y de las deformaciones estelares debidas a fuerzas gravitacionales (admitimos simetría esférica).

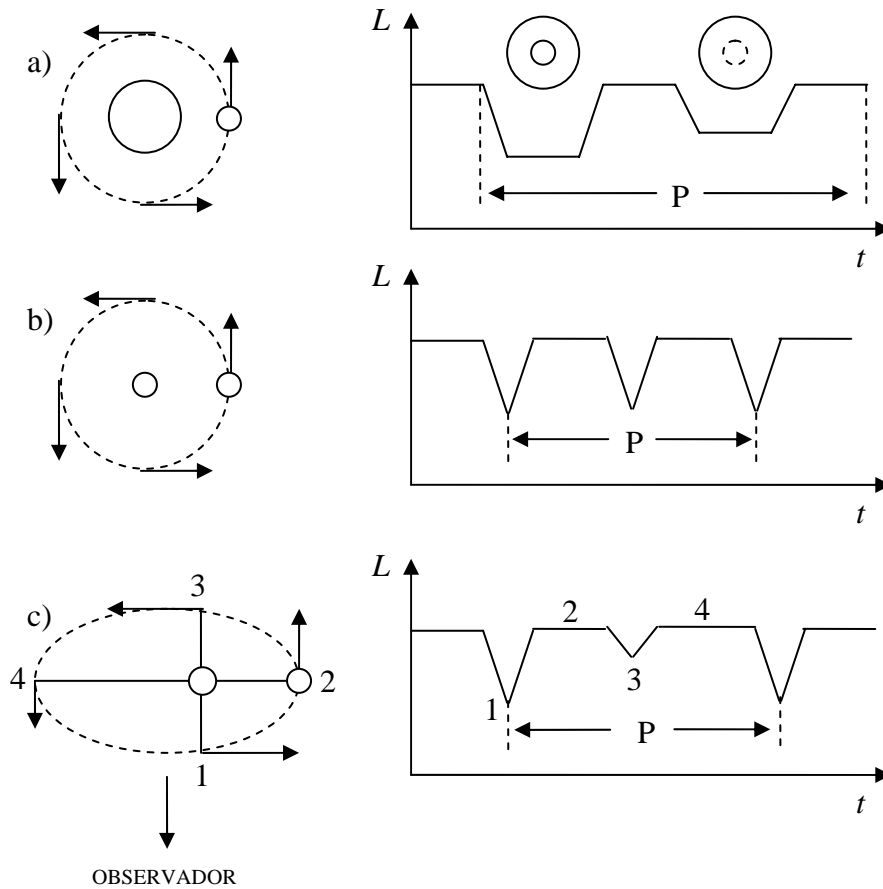


Figura 8. Curvas de luz correspondientes a órbitas de distintos tipos.

Si tenemos en cuenta todas las consideraciones mencionadas, la obtención de los radios se reduce a estudiar la duración de los eclipses, tanto del parcial como del total.

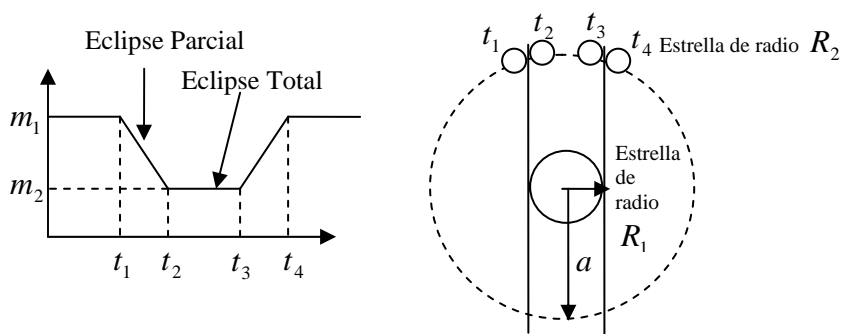


Figura 9. Eclipse Parcial entre t_1 y t_2 . Eclipse Total entre t_2 y t_3 .

En la figura 9 observamos como varía la luminosidad según se eclipsa la estrella de radio R_2 . La velocidad relativa entre ambas estrellas, admitiendo una órbita circular, se define como $V = \frac{2\pi a}{P}$, donde a es el radio de la órbita y P su periodo.

Ahora bien, el ángulo que barre la estrella de radio R_2 en un tiempo t se define como $\theta = \frac{2\pi}{P}t$, así mismo podemos hallar sin dificultad su valor correspondiente para el eclipse total y para todo el eclipse.

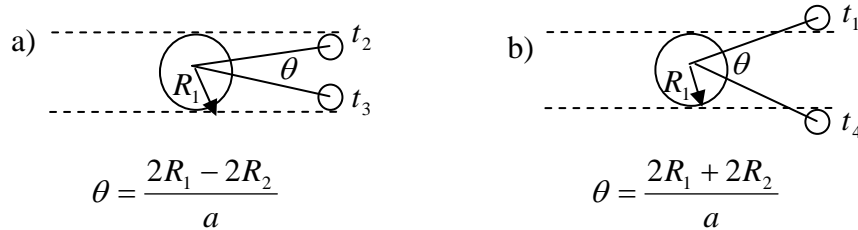


Figura 10. a) Eclipse Total. b) Todo el eclipse (dos eclipses parciales más un eclipse total).

Como se ha visto, de la curva de luz somos capaces de deducir el periodo orbital así como la duración de los eclipses. Gracias a la curva de velocidades también conocemos la velocidad relativa, por lo que no resulta difícil obtener los radios.

Para el eclipse total tenemos que

$$t = t_3 - t_2,$$

$$\theta = \frac{2R_1 - 2R_2}{a} = \frac{2\pi}{P}t,$$

$$V = \frac{2\pi a}{P},$$

y de operar llegamos a

$$V(t_3 - t_2) = 2(R_1 - R_2).$$

Para todo el eclipse, es decir, los dos eclipses parciales más el eclipse total tenemos que

$$t = t_4 - t_1,$$

$$\theta = \frac{2R_1 + 2R_2}{a} = \frac{2\pi}{P}t,$$

$$V = \frac{2\pi a}{P},$$

y de operar llegamos a

$$V(t_4 - t_1) = 2(R_1 + R_2).$$

Por lo que, el valor de los radios viene determinado por

$$R_1 = \frac{V}{4}[(t_4 + t_3) - (t_2 + t_1)],$$

$$R_2 = \frac{V}{4}[(t_4 + t_2) - (t_3 + t_1)].$$

Pudiera parecer, por el trato que se les ha dado, que tanto la curva de velocidad radial como la curva de luminosidad son independientes la una de la otra, pero nada estaría más lejos de la verdad. Ambas se encuentran íntimamente relacionadas. En la figura 11 tenemos un ejemplo de cómo, en función de la órbita de un sistema, se comportan ambas curvas. Además, es lógico pensar que deben estar relacionadas ya que tanto de una como de otra se puede extraer información acerca del periodo.

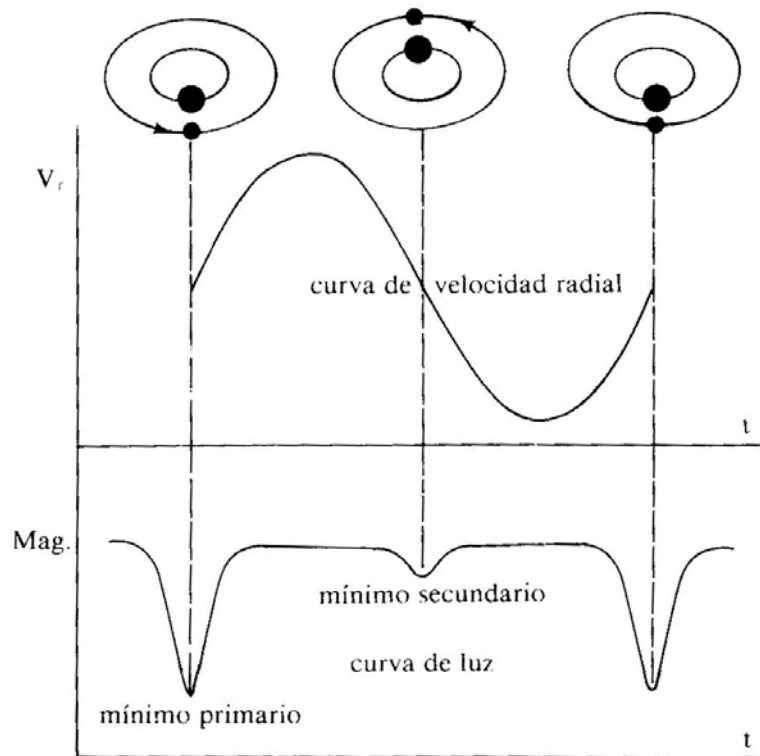


Figura 11. Relación entre la forma de la órbita, la curva de velocidad radial y la curva de luminosidad de un sistema binario eclipsante.

Se ha hecho un repaso, tanto histórico como matemático, de la teoría básica construida sobre los sistemas binarios. Sin embargo, lo que resulta realmente sorprendente no son los cálculos, que como hemos visto, en una primera aproximación, se basan en la mera aplicación de las leyes de Kepler. Lo que realmente resulta sorprendente es la teoría en sí misma, es el hecho de cómo, mediante el estudio de puntos luminosos aparentemente aislados en el cielo, el hombre ha llegado a construir una teoría sólida que está aún por terminar.

Bibliografía

Chermín A. D.: “Una estrella doble asombrosa”, en *La naturaleza física de las estrellas*, Moscú, URSS, 2002, pp. 111-129.

Lipunov V. M.: *El mundo de las estrellas dobles*, Moscú, URSS, 2003.

Rego, M. y Fernández, M^a J.: *Astrofísica*, Madrid, Eudema, 1988.

Sahade J. y Wood F. B.: *Interacting Binary Stars*, Oxford, Pergamon Press, 1978.