UNIVERSIDAD DEL VALLE DE GUATEMALA

Facultad de Ciencias y Humanidades

Sistemas de estrellas binarias:
Nociones básicas y actualización

Michael Morales Marroquín

BIBLIOTECA
DE LA
UNIVERSIDAD DEL VALLE DE GUATEMALA

Guatemala

2005

Scanned with CamScanner

Scanned with CamScanner

Sistemas de estrellas binarias:
Nociones básicas y actualización

Scanned with CamScanner

UNIVERSIDAD DEL VALLE DE GUATEMALA

Facultad de Ciencias y Humanidades

Sistemas de estrellas binarias: Nociones básicas y actualización

Trabajo de graduación presentado

por Michael Morales Marroquín

para optar al grado académico de

Licenciado en Física

BIBLIOTECA
DE LA
UNIVERSIDAD DEL VALLE DE GUATEMALA

Guatemala

2005

Scanned with CamScanner

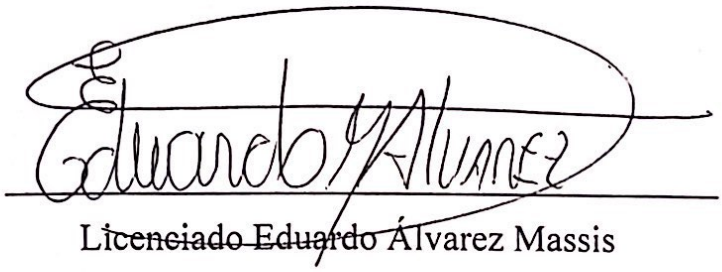
Vo.Bo.:

(f)

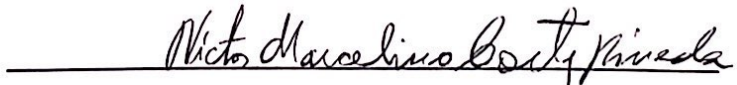
Licenciado Eduardo Álvarez Massís

Asesor

Tribunal:

(f) 

Licenciado Eduardo Álvarez Massis

(f) 

Licenciado Víctor Cortez Pineda

(f)

Licenciado Adrian Licht Licht

Fecha de aprobación: 21 de Junio de 2005

Scanned with CamScanner

Agradezco y dedico a...

...mis libros:

que permiten imaginar, razonar y soñar.

...todas las personas,

familiares, amigos o profesores,

que dieron

un apoyo sincero a mi potencial.

Scanned with CamScanner

PREFACIO

El tema tratado es uno que considero de los más interesantes en la astrofísica: los sistemas binarios. Aunque este trabajo no cubra todos los campos que este tema tiene, espero que sea lo suficientemente completo para dar una noción de los detalles mínimos que se necesiten para la comprensión de las estrellas binarias. Dicho esto, agradezco a quienes de una manera u otra, ya sea con material o con contactos, fueron de ayuda profesional con este tema o con el que originalmente había ideado: Adrian Licht, Gustavo Ponce, Jacky Saadeh y Álvaro Véliz, a quien considero una grata persona y con el potencial suficiente como para llegar muy lejos.

Así también, agradezco sobremanera a quien ha dado el visto bueno a este trabajo: MSc. Eduardo Álvarez.

Scanned with CamScanner

CONTENIDO

Página

LISTA DE CUADROS ii

LISTA DE GRÁFICOS ii

RESUMEN iii

Capítulos

I. INTRODUCCIÓN 1

II. ORÍGENES DEL ESTUDIO DE LAS ESTRELLAS DOBLES 3

III. CLASIFICACIÓN DE LAS BINARIAS 6

IV. ÓRBITAS DE UN SISTEMA BINARIO 11

V. BINARIAS INTERACTUANTES 14

VI. BINARIAS DE RAYOS X 19

VII. ESTRELLAS BINARIAS COMO FUENTE DE ONDAS GRAVITACIONALES 24

VIII. CONCLUSIONES Y RECOMENDACIONES 27

IX. BIBLIOGRAFÍA 28

X. APÉNDICES 30

XI. GLOSARIO 41

Scanned with CamScanner

LISTA DE CUADROS

Cuadro		Página
1	Constantes de importancia	30

LISTA DE GRÁFICOS

Figura		Página
1	Variación de brillo en una binaria eclipsante.	7
2	Representación general del problema de los tres cuerpos.	8
3	Diagrama de contorno de un potencial de un sistema binario.	9
4	Representación geométrica de un sistema binario.	11
5	Representación de binarias interactuantes.	14
6	Imagen del sistema binario Mira.	17
7	Emisión de rayos x de una estrella de neutrones.	20
8	Sistema binario de pulsar.	21
9	Interferómetro láser para detectar ondas gravitacionales.	25
10	Diagrama de Hertzsprung-Russell.	36
11	Conceptualización del dipolo simple.	37
12	Sistema masas- resorte para ilustración del cuadrupolo.	38
13	Reducción del período orbital del pulsar PSR 1013+16 como método indirecto de detección de las ondas gravitacionales.	40

Scanned with CamScanner

RESUMEN

El estudio de las estrellas binarias es un área importante de la astrofísica. Se caracteriza, en parte, por un análisis clásico de sus órbitas, por la variedad de éstos según su visualización o por la cercanía de sus componentes, también por la dependencia de la acumulación de materia y emisión de rayos x, dependiendo del tipo de componentes. Como resultado de la teoría de la relatividad, los sistemas binarios han sido fuente valiosa para la confirmación de la emisión de ondas gravitacionales, tanto de un modo directo como indirecto. Este trabajo busca introducir a estos temas y dar a conocer algunos de los proyectos contemporáneos orientados al estudio de estos sistemas.

Scanned with CamScanner

I. INTRODUCCIÓN

En este trabajo se busca introducir a los sistemas binarios. La motivación de desarrollarlo es concentrar la información de temas concernientes a este tipo de sistemas, comenzando por dar a conocer en qué consiste, para aquellos no involucrados en este tipo de temas, y mostrar los detalles básicos de las distintas áreas que los sistemas binarios pueden abarcar. Estas áreas son, por mencionar algunas, su clasificación, ecuaciones orbitales, transferencia y acumulación de materia, y producción de ondas gravitacionales.

La mayoría de los temas aquí tratados pueden ser comprendidos con conocimientos básicos de física. Se sugieren ciertos conocimientos de evolución estelar. Para la parte de ondas gravitacionales, la idea de éstas puede ser comprendida de manera intuitiva, pero está más orientada a estudiantes avanzados de física.

En el primer capítulo se hace un breve recuento histórico de los inicios del estudio de los sistemas binarios. Esta recopilación se basa en dos fuentes importantes dentro de esta particular rama de la astrofísica: «The binary stars» de Robert Aitken, y «An introduction to close binary stars» de Ronald Hilditch. El primero es considerado un clásico, tanto por su recopilación histórica como de los métodos de observación y métodos orbitales. Este fue publicado originalmente en 1924. Cubre extensamente la «primera historia» de los sistemas binarios; me refiero de esta manera a todo lo que concierne a las binarias antes de este año y después de éste surgen las explicaciones importantes relativas a la evolución de las binarias, en conjunto con los desarrollos tecnológicos que permitieron tener más detalles y obtener descubrimientos de sistemas que antes difícilmente se podrían haber imaginado. Por ser de detalle histórico, este capítulo es accesible para cualquier persona con curiosidad.

La clasificación de los sistemas binarios se muestra de dos maneras. En la primera se hace una identificación según el registro visual, siendo en su mayoría dependiente del registro del espectro. En la segunda, se relaciona la cercanía de las estrellas componentes, el potencial del sistema y la

Scanned with CamScanner

posibilidad de la transferencia de materia. La determinación de las órbitas es en esencia aplicación y desarrollo de las leyes de Newton y las leyes de Kepler.

El capítulo quinto, dedicado a las nociones básicas de las binarias interactuantes, puede ser considerado como una breve introducción para las binarias productoras de rayos x, además de dar a conocer la idea de la transferencia y acumulación de masa, llamada acreción, de una componente a otra, dependiendo de sus características físicas. Así también se detalla la relación de la energía del sistema con la luminosidad y temperatura, gracias a la relación de Stefan-Boltzmann, debida a la acreción, y proponiéndola como fuente de radiación. Para la producción de rayos x, la atención es la relación con la componente compacta que la hace posible, la estrella de neutrones, además de la historia de su descubrimiento y una sección dedicada a este tipo de estrellas, complementada en un apéndice. Estos capítulos son de carácter divulgativo.

Para finalizar, el capítulo de producción de ondas gravitacionales da a conocer los orígenes, la base matemática y los equipos actuales de detección. En otro apéndice se hace un breve desarrollo matemático relacionado a este tema.

Sin restarle importancia a este texto, se ha dejado de lado uno de los temas de mucha importancia en el estudio de los sistemas binarios, como es el caso de la magnetohidrodinámica (MHD) rama de la física de plasmas que, como su nombre sugiere, analiza la relación entre los campos magnéticos y los fluidos involucrados. Su aplicación no sólo es en la estrella magnetizada, como lo sería una estrella de neutrones, sino también aplicada a la acreción de materia. Por hacer más énfasis a las nociones básicas, no se menciona toda la variedad de sistemas binarios según las componentes. De lo anterior, espero dejar la inquietud suficiente al lector.

Para concluir, se utiliza el dimensional *erg* en lugar de *joule* para la energía dado que en astrofísica es el comúnmente usado. Para longitudes y masas se sigue con el sistema internacional, es decir, kilómetros y kilogramos.

Scanned with CamScanner

II. ORÍGENES DEL ESTUDIO DE LAS ESTRELLAS DOBLES

El descubrimiento de las estrellas dobles fue accidental y, en los inicios, no fueron más que una curiosidad visual. Se establece que el primero de dichos sistemas fue descubierto por Jean Baptiste Riccioli, en 1650, al observar a *Mizar*, una de las estrellas de la constelación de la Osa Mayor. No pasó de ser fenómeno óptico, supuestamente debido a la posición de la Tierra y una casual colinealidad de las estrellas. Resaltan nombres como el de Christian Huygens y Robert Hooke como parte de los primeros observadores que pasaron por alto a estos sistemas. A pesar de que existían ciertas descripciones de las posiciones relativas de las componentes, no fue suficiente para darle el impulso necesario a estos temas.

En 1718, Halley descubre que algunas estrellas estaban en movimiento, por su ligero cambio de posición, conjeturando que lo vienen realizando desde tiempos inmemorables. Esto despierta la curiosidad de la posibilidad de que esto suceda en algunos sistemas entre las estrellas. Años después, en 1767, John Michell, en un trabajo presentado frente a la Real Sociedad de Londres, con la ayuda de la teoría de probabilidades, establece la probable existencia de sistemas binarios, mencionando:

«...tales estrellas dobles, que parecen consistir de dos o más estrellas puestas cerca, en realidad consisten de estrellas puestas cerca una de otra, y bajo la influencia de alguna ley general»

(Aitken, 1964)

La verdadera importancia astronómica empieza con la especulación de William Herschel, de la posibilidad de pequeños soles dando vueltas alrededor de otros más grandes. Así empieza con una observación sistemática de 40 años, ayudado por su hermana Caroline, una recopilación de datos que, con las leyes de gravitación de Newton planea demostrar que hay estrellas que orbitan a otras. Es también Herschel quien acuña el término *estrella binaria* en un trabajo de 1802, dando también la descripción de los sistemas y la atracción entre ellos por su gravedad.

Scanned with CamScanner

Herschel perfecciona el uso de la separación angular, además de usar mejores telescopios. También se comienza la elaboración de catálogos de estrellas dobles, por parte de Herschel o de otros observadores interesados en el tema. Pero se le considera como un verdadero sucesor de Herschel a F.G.W. Struve, hijo de Otto Struve también estudioso del tema, quien le da un nuevo impulso al estudio de las estrellas binarias; aunque en realidad es una mejora a los métodos de observación, medición y de elaboración de catálogos.

Aunque el crecimiento en la investigación de las estrellas binarias era debido a las llamadas binarias visuales (cuyas componentes eran discernibles en telescopios) aún faltaba el aporte, de las binarias debido a sus variaciones de luz. En 1783, John Goodricke observa una variación en el brillo de una estrella de la constelación de Perseo (β Persei, conocida como Algol), denotando una periodicidad. Él propone que el fenómeno es causado por una acompañante más oscura que se cruza en la línea visual de la otra; de esta manera empiezan las llamadas *binarias eclipsantes*. En 1889, E. Pickering observa las variaciones en algunas del espectro de Mizar, siendo en algún momento dobles y otra simple, en un ciclo de 104 días. Así Mizar es la primera estrella doble cuyo espectro es analizado, naciendo así las *binarias espectroscópicas*. Vogel, en 1890, es quien da la explicación de las variaciones en el brillo y en las líneas del espectro, describiendo las posiciones de la estrella primaria (la más masiva), antes y después del eclipse primario y secundario.

Con estos nuevos procedimientos de observación se descubren alrededor de 700 binarias para el inicio de 1900. Durante la primera mitad del siglo veinte, con el desarrollo a grandes pasos de la tecnología, la sensibilidad de instrumentos ópticos aumenta tanto como el descubrimiento de nuevos sistemas binarios, estrellas variables que de otra manera hubiera sido mucho más difícil que se encontraran.

En la década de los 60, «nacen» nuevos tipos de estrellas dobles. Se tiene conocimiento que en tiempos antiguos se observaba en el cielo el aparecimiento de nuevas estrellas, algunas tan brillantes que podían ser vistas a la luz del día, estas son las llamadas *novas*. En 1963, Kraft propone que algunas de estas novas tendrían su origen en sistemas binarios, tras un proceso de *acreción* de materia de la estrella acompañante, para esto la estrella receptora debería ser masiva, de manera

Scanned with CamScanner

que su gravedad fuera lo suficientemente grande como para atraer la materia de su compañera; este es un ejemplo de *binarias interactuantes*, también llamadas binarias cercanas. Por aparte, equipo sensible a rayos x era acoplado a distintos satélites o a globos que alcanzaban gran altura, que luego registraban fuentes misteriosas de rayos x. Gracias a esto, el primer satélite destinado a medir rayos x, el *Uhuru*, es lanzado poco después de 1970, localizando dos fuentes misteriosas, Centaurus X-3 y Hercules X-1. Estas habían sido catalogadas años antes como estrellas binarias; de esta manera un importante tipo de sistema binario era descubierto, las *binarias de rayos x*, con una de las componentes siendo una enana blanca. Además, en 1974, Russell Hulse y Joseph Taylor descubren pulsares en sistemas binarios, específicamente el sistema catalogado PSR B1913+16 (PSR indica que es pulsar y B que es binaria), mereciéndose en 1993 el Premio Nóbel. Una estrella de neutrones que sea un pulsar es una estrella magnetizada cuya rápida rotación genera un plasma que sirve como fuente emisora de ondas de radio que puede ser detectada con periodicidad en la Tierra.

Una de las lecciones que nos deja la relatividad general es que la materia produce curvatura en el espacio tiempo. Entonces, una masa acelerada provoca cambios en la curvatura del espacio emitiendo radiación gravitatoria, como si se caminara sobre cuerdas de un violín; estas vibraciones viajan a la velocidad de la luz. Como fuente de estas ondas gravitacionales se necesita de cuerpos que varíen de alguna manera, en constitución o posición, y que su magnitud sea medible; dada la naturaleza débil de la interacción gravitacional, se necesita alguna fuente con la variación lo suficientemente fuerte para que sea detectada. Los sistemas binarios son, entre otros, considerados para detectar de modo directo las ondas gravitacionales dada la periodicidad en la rotación de las componentes alrededor de su centro de masa; con la radiación gravitacional, el momento angular de un sistema binario se reduce, permitiendo la detección indirecta como hicieron Hulse y Taylor en 1971.

Scanned with CamScanner

III. CLASIFICACIÓN DE LAS BINARIAS

A. Distintas formas de clasificación

El primer paso para estudiar a un sistema binario es clasificarlo, esto se hace por medio de sus características visuales. Hay que diferenciar las que en telescopio parecen ser binarias, pero que en realidad están en la misma línea de observación, siendo un efecto óptico, de las que son binarias reales, ya sea visuales o espectroscópicas. También hay un sistema de clasificación para las llamadas binarias cercanas, que tiene por parámetro no solamente su cercanía sino también la distribución de materia en el *lóbulo de Roche*.

1. **Clasificación de las binarias.** La primera forma de clasificación podría considerarse como la más natural que, más que cualquier otra relación, se basa en lo que el ojo humano observa, a simple vista o por medio de su espectro.

- Binarias ópticas. Estas no son binarias reales, simplemente son estrellas que están en la misma línea visual y ni siquiera la gravedad entre ellas las «enlaza».

- Binarias visuales. Este es un sistema en que las componentes están enlazadas por medio de su gravedad, logrando ser determinada la órbita de estas alrededor del centro de masa. En este tipo de sistema son fácilmente usadas las Leyes de Kepler para determinar las masas de las componentes. Estos son sistemas visibles por telescopio.

- Binarias astrométricas. Corresponde a aquellos sistemas en que una de las componentes es más brillante que la otra, lo suficiente para no poder ser vista, pero que, por su presencia, la estrella más brillante parece oscilar en posición.

- Binaria eclipsante. Son aquellos sistemas en que el plano en que orbitan está inclinado casi a 90°, es decir, en la línea visual del observador. De esta manera una estrella pasa periódicamente frente a la otra, alterando la curva de luz, teniendo dos mínimos por cada medio

Scanned with CamScanner

periodo, cuyas amplitudes varian dependiendo de la luminosidad de las componentes, por ejemplo refiérase a la figura 1. Según la forma de la curva de luz, a algunas de las eclipsantes clasifica como *tipo Algol*, curvas que son similares a la de este sistema, conocida como β Persei. Estos sistemas tienen algunas variaciones de luz que actualmente han sido explicadas por su naturaleza de binaria cercanas, específicamente un sistema semiacoplado, esta terminología se explica en capítulos posteriores, donde hay transferencia de masa.

- Binaria espectroscópica o de espectro. El espectro que suele verse en este tipo de sistemas es una variación periódica de las líneas espectrales dependiendo de la posición de las estrellas. En el espectro muestra dos sistemas distintos de líneas que oscilan con períodos idénticos pero con amplitudes desiguales en los lados principales. A cada instante los sistemas tienen fases opuestas. Se interpretan las oscilaciones de las líneas como las variaciones periódicas en la velocidad radial de dos estrellas en movimiento orbital. En otros casos se identifican por el efecto Doppler.

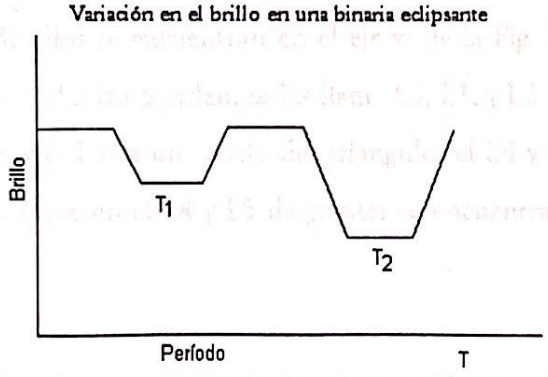


Fig. 1. Brillo en una Binaria Eclipsante

2. **Clasificación de las binarias cercanas.** Por medio de análisis de curvas de luz y curvas de velocidad, y utilizando el modelo del *lóbulo de Roche* para superficies de potencial gravitacional constante, Kopal clasifica a los sistemas binarios cercanos en: *acoplados, semiacoplado, y desacoplados.* Esta terminología es usada actualmente, sobretodo porque indica la presencia de sistemas en los que existe la transferencia de materia.

Scanned with CamScanner

a. Puntos de Lagrange y el Lóbulo de Roche.

En la mecánica clásica, el problema de los tres cuerpos es uno de los más famosos. El objetivo es encontrar las posiciones de tres partículas bajo su mutua atracción gravitatoria; actualmente la solución a este problema es caótica, no hay una solución analítica. Joseph Lagrange introdujo una condición para facilitar el análisis del sistema, esta fue que una de las masas fuera lo suficientemente pequeña como para que su gravedad no afectara a las otras dos. A este se le llama el *problema restringido de los tres cuerpos.*; considérese la Fig. 2, donde los objetos más masivos están en A y en B, y la partícula menos masiva la localizamos en P. El centro de masa, CM, está en el origen.

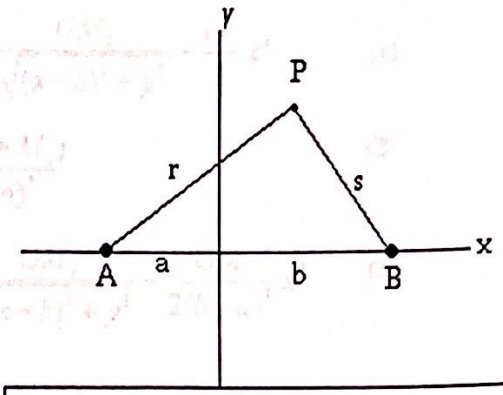


Fig. 2 Representación general del problema de los tres cuerpos

Considerando el potencial gravitatorio de este sistema, Lagrange concluyó que hay cinco puntos de equilibrio. Tres de ellos se encuentran en el eje x, de la Fig. 2, localizados antes de A, entre A y B, y después de B; en el mismo orden, se les llama L3, L1, y L2. El L4, forma junto con A y B, un triángulo equilátero, y el L5 es un reflejo del triángulo; el L4 y L5 también se les conoce como *puntos troyanos* debido a que en el L4 y L5 de Júpiter se encuentran los asteroides troyanos: Agamenón, Aquiles y Héctor.

Después de Lagrange, muchos matemáticos siguieron estudiando el problema restringido de los tres cuerpos. Uno de ellos fue Edouard Roche, por quien el modelo lleva su nombre. Este modelo analiza las superficies equipotenciales, que son regiones donde una partícula tendría una velocidad cero respecto al sistema coordenado en rotación, es decir, se mueve con el sistema. (Hilditch, 2001)

El potencial para un sistema binario como el de la figura 2 incluye los potenciales gravitatorios, debidos a cada componente, y el potencial debido a la fuerza centrífuga, alrededor del eje de rotación. Colocando a P en las coordenadas (x,y) el potencial que se obtiene es:

Scanned with CamScanner

$$\Psi(x,y) = -\frac{GM_1}{\sqrt{(x-a)^2+y^2}} - \frac{GM_2}{\sqrt{(x-b)^2+y^2}} - \frac{\omega^2}{2}x^2 \qquad (1)$$

$$\omega^2 = \frac{G(M_1+M_2)}{(b-a)^3} \qquad (2)$$

$$\Psi(x,y) = -\frac{GM_1}{\sqrt{(x-a)^2+y^2}} - \frac{GM_2}{\sqrt{(x-b)^2+y^2}} - \frac{GM}{2(b-a)^3}x^2 \qquad (3)$$

La ecuación (2) es la segunda Ley de Kepler. Considerando a M_1=5M_2 y la distancia entre las estrellas como (b-a)=1, obtenemos un diagrama de contorno de las superficies equipotenciales:

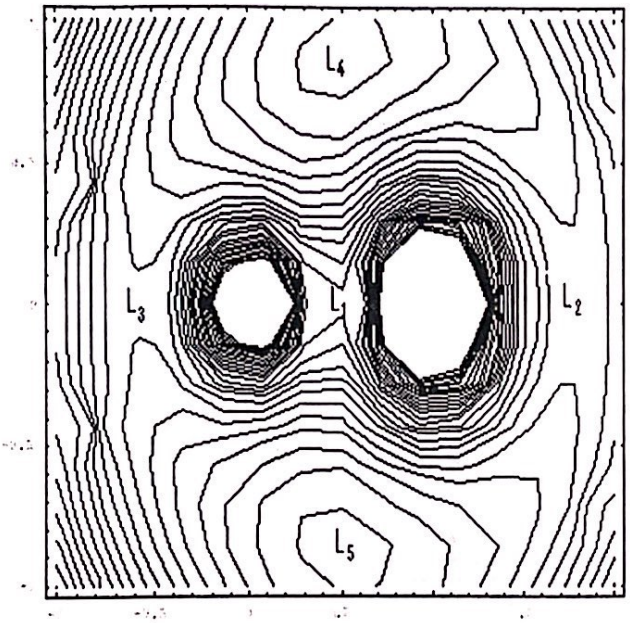
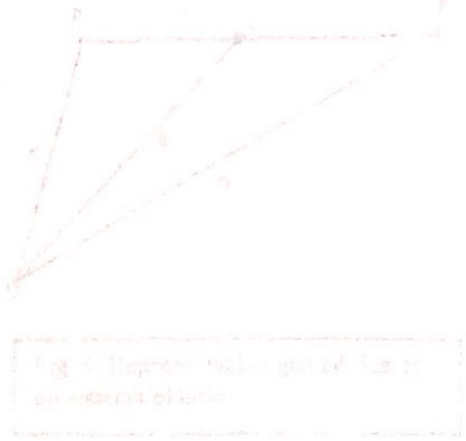


Fig. 3. Diagrama de contorno para un potencial de un sistema binario, M_1=5M_2. Realizado en Mathematica 4.0.

Entonces, la clasificación de Kopal se basa en las superficies equipotenciales del sistema binario. Refiriéndonos de nuevo a la Figura 3, un sistema *no acoplado* o *desacoplado*, es aquel en que cada componente se desarrolla enteramente dentro de su superficie equipotencial, es decir, se «limita» a su lóbulo. Un sistema *semidesacoplado* es aquel en que una de las componentes llena su lóbulo; en este caso, esta componente puede ser deformada por la gravedad de la acompañante y puede haber transferencia o pérdida de masa. En muchos de estos sistemas, la estrella deformada es

Scanned with CamScanner

una semejante al Sol, que crece como parte de su evolución, y su acompañante sería una estrella compacta, como una estrella de neutrones, una enana blanca o un agujero negro. En un sistema *acoplado* las dos estrellas llenan sus respectivos lóbulos y deformándose a manera de ocho, que puede ser identificado en la figura 3; el punto de unión de los lóbulos es justamente en el L1. En esta situación hay transferencia de masa, formando en algunos casos un disco de materia, llamada *disco de acreción* -el término acreción se refiere a la acumulación de materia proveniente de un objeto externo. También puede ocurrir que la materia se distribuya en el sistema, dejando una forma parecida a un maní.



Scanned with CamScanner

IV. ÓRBITAS DE UN SISTEMA BINARIO

En la sección anterior se determinaron las superficies equipotenciales a través de la ecuación del potencial como resultado del problema de tres cuerpos restringido. En esta parte se desarrollan ecuaciones para dos cuerpos. En concreto, se derivan las ecuaciones para un sistema binario tomando en cuenta su órbita elíptica.

A. Ecuaciones de movimiento

Considérese un sistema como el de la figura 3, en el que dos masas M_1, M_2 se encuentran en P_1 y P_2, respectivamente. El centro de masa se localiza en C, a una distancia R del origen O. Sea $\bar{r}_1$ el vector del origen hacia el punto P_1; análogamente, $\bar{r}_2$ es el vector correspondiente de la masa M_2.

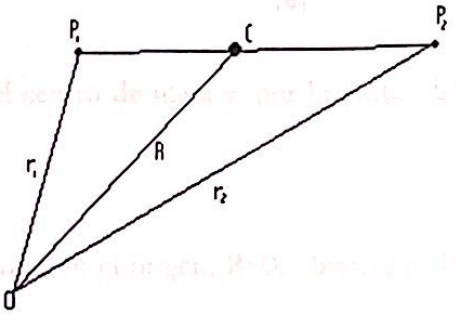


Fig. 4. Representación geométrica de un sistema binario

Las ecuaciones de Newton para cada masa son:

$$m_1 \ddot{\bar{r}}_1 = \frac{-Gm_1m_2}{r^2}\hat{r} \qquad (4)$$

$$m_2 \ddot{\bar{r}}_2 = \frac{Gm_1m_2}{r^2}\hat{r} \qquad (5)$$

Donde $\hat{r}$ es el vector unitario dirigido de r_2 a r_1, y los puntos sobre la r denotan derivadas respecto al tiempo. Sumando las ecuaciones (4) y (5), para luego integrarlas dos veces respecto al tiempo obtenemos:

$$m_1\bar{r}_1 + m_2\bar{r}_2 = \bar{A}t + \bar{B} \qquad (6)$$

Scanned with CamScanner

Usando la definición del centro de masa, colocada en las coordenadas $\overline{R}$:

$$m_1\overline{r_1} + m_2\overline{r_2} = (m_1 + m_2)\overline{R} \tag{7}$$

Y sustituyéndola en (6):

$$(m_1 + m_2)\overline{R} = \overline{A}\,t + \overline{B} \tag{8}$$

Derivándola respecto al tiempo:

$$(m_1 + m_2)\dot{\overline{R}} = \overline{A} \tag{9}$$

De la ecuación (9) se puede concluir que la velocidad del centro de masa y, por lo tanto, del sistema, es constante.

Retomando la ecuación (7), del centro de masa, y colocando en el origen, R=0, obtenemos la relación de las magnitudes de las masas y las distancias r:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{r_2}{r_1} \tag{10}$$

Si se tiene un sistema binario visual se le pueden aplicar esta relación para obtener la razón de sus masas. También se puede observar que si m_1 es la más masiva (la componente primaria), m_2 estará más lejos del centro de masa; algo similar se concluye respecto a m_1.

Rescribimos la ecuación (2), la segunda Ley de Kepler:

$$P^2 = \frac{4\pi^2 r^3}{G(m_1 + m_2)} \tag{11}$$

Scanned with CamScanner

Siendo P el período del sistema y que $r=r_1+r_2$. Usando la relación (10) y despejamos algunas de las masas de la ecuación (11), por ejemplo m_1:

$$m_1 = r_2 \frac{r^2 4\pi^2}{P^2 G} \tag{12}$$

Por lo que para un sistema visual es relativamente sencillo obtener las masas de las componentes.

Si la órbita es aproximadamente circular se puede retomar la relación de la ecuación (10) y obtener una relación para las velocidades orbitales:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{r_2}{r_1} = \frac{r_2\omega}{r_1\omega} = \frac{v_2}{v_1}$$

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{v_2}{v_1} \tag{13}$$

Scanned with CamScanner

V. BINARIAS INTERACTUANTES

Un sistema binario en el que la evolución de una de las componentes se ve afectada por la presencia de la otra conforman lo que se conoce como binarias interactuantes. La interacción se refiere, de manera principal, a la transferencia de materia, como sucede en los sistemas acoplado o semiacoplado. La componente secundaria de estos sistemas es una estrella semejante al Sol, una estrella que se encuentra en la secuencia principal de evolución.

La masa que es transferida depende de cuanto haya crecido la estrella, llenando el lóbulo de Roche y cuanto esté en contacto con el lóbulo de la otra. La densidad de flujo, $\rho\bar{v}$, es el momento lineal por volumen. El flujo de materia saliente, o transferido, es $\rho\bar{v}\cdot\bar{S}$, donde $\bar{S}$ es la superficie en contacto. A continuación se ilustra, ligeramente exagerada, la idea del contacto:

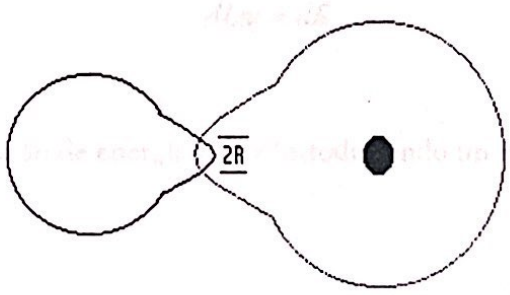


Fig. 5. Representación de binarias interactuantes.

En la parte izquierda de la figura 5 se ubica la acompañante secundaria; a la derecha el borde suave refleja el lóbulo de Roche de la primaria, compacta, reflejada por el punto oscuro. El área en contacto se puede aproximar a un disco de radio R. El flujo de materia saliente, por lo tanto, es:

$$\dot{M} = \rho v 2\pi R^2 \tag{14}$$

Scanned with CamScanner

Dimensionalmente:

$$\frac{kg}{m^3}\frac{m}{s}m^2 = \frac{kg}{s}$$

Por el teorema del Virial, desarrollado en los apéndices, la energía total es:

$$E = -\frac{GMdm}{2r} \tag{15}$$

Donde M es la masa del objeto masivo, dm es la masa que es atraída, y r la distancia entre ellos.

La luminosidad esta relacionada con la energía mediante:

$$dLdt = dE \tag{16}$$

Diferenciando la ecuación de energía (15) e introduciendo un término $\frac{dt}{dt}$ obtenemos:

$$dE = \frac{dE}{dr}dr = \frac{d}{dr}\left(\frac{-GMdm}{2r}\right)dr = \frac{d}{dr}\left(\frac{-GM\frac{dm}{dt}dt}{2r}\right)dr$$

$$dE = \frac{d}{dr}\left(-\frac{GM\dot{M}dt}{2r}\right)dr = \frac{GM\dot{M}dt}{2r^2}dr$$

$$dE = \frac{GM\dot{M}dt}{2r^2}dr \tag{17}$$

Por lo que la luminosidad de la materia en acreción, a una tasa $\dot{M}$, es:

$$dL = \frac{GM\dot{M}}{2r^2}dr \tag{18}$$

Scanned with CamScanner

Tratando a estos objetos radiantes como cuerpo negro, y usando la relación de Stefan-Boltzmann para la luminosidad:

$$L = \pi r^2 \sigma T^4 \tag{18}$$

$$dL = 2\pi r dr \sigma T^4$$

$$dL = 2\pi r dr \sigma T^4 = \frac{GM\dot{M}}{2r^2} dr$$

$$dL = \frac{GM\dot{M}}{2r^2} dr \tag{19}$$

$$2\pi r \sigma T^4 = \frac{GM\dot{M}}{2r^2}$$

$$T^4 = \frac{GM\dot{M}}{\sigma 4\pi r^3} \tag{20}$$

Por lo que también se ha obtenido la relación entre la tasa de transferencia y la temperatura (Kraft, et.al. 1992).

Para una estrella de neutrones, EN, de masa $4x10^{30}$kg (2 masas solares) y radio 20km, con una tasa de transferencia de 10^{13}kg/s, la temperatura de la masa acretada sobre la superficie de la estrella sería:

$$T = \sqrt[4]{\frac{G(4x10^{30})(10^{13})}{\sigma 4\pi (20)^3}}$$

$$T = 4.65x10^6\, K$$

Según la ley de Wien:

$$\lambda T = 2.898x10^{-3}\, mK \tag{21}$$

$$\lambda = 6.23x10^{-10} = 6.23\, \mathring{A}$$

Scanned with CamScanner

Esta longitud de onda está en el rango de los rayos X (entre 1 y 100 Ángstrom). La luminosidad correspondiente a esta temperatura, según la masa y la transferencia de masa, puede ser del orden de 10^{35}erg/s, tres veces más que la del Sol. Esto implica que la acreción por sí misma puede liberar tanta o más energía que el Sol, al menos en la superficie de la primaria. Pero la materia no cae directamente a la superficie de la estrella compacta, sino que se acumula, debido a la viscosidad de la materia en acreción, relacionada con las colisiones entre moléculas. Esta acumulación y la rotación del sistema hace que alrededor de la estrella se forme un disco, el llamado disco de acreción. Si la estrella compacta atrae con más fuerza podría darse la situación que la materia acumulada forma una envoltura; las dos estrellas quedan envueltas en la materia de una sola.

El observatorio espacial Chandra tiene equipo sensible a los rayos x. Una de tantas imágenes registradas es del sistema binario Mira, figura 6. En esta imagen y una conceptual representan tanto la acreción como las temperaturas que se puede alcanzar.

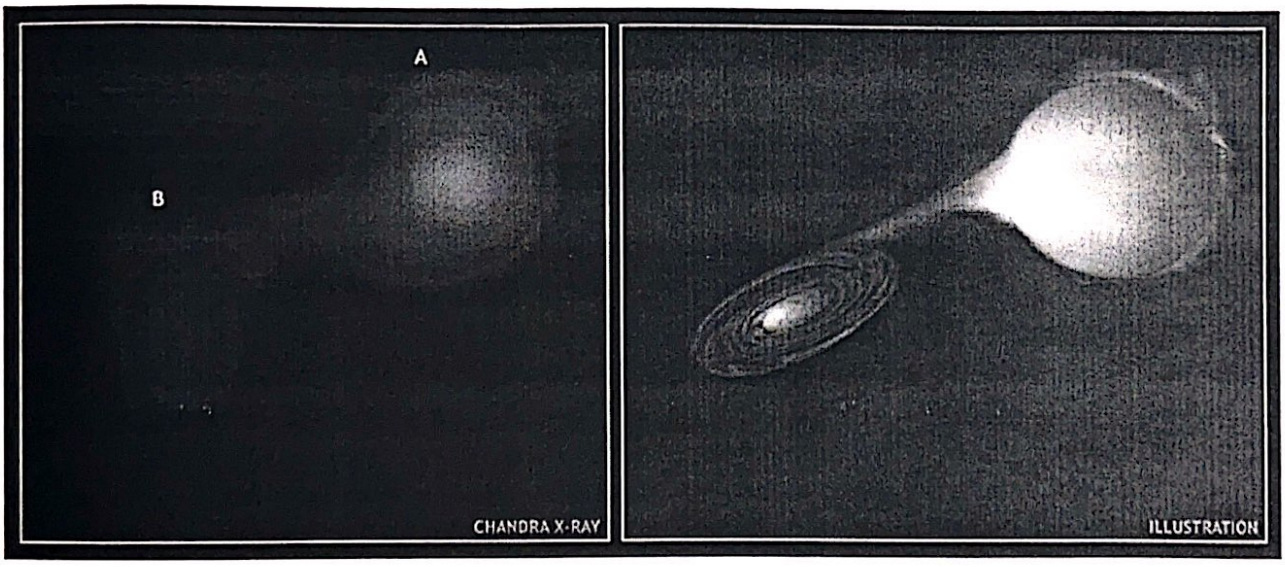


Fig. 6. Imagen del sistema binario, Mira. Imágenes obtenidas del sitio del observatorio Chandra.

En la imagen, la primaria es el objeto B, y la secundaria A. Esta última es una gigante roja, una estrella como el Sol en sus últimas etapas de consumo.

Scanned with CamScanner

Por la transferencia de materia, la estrella compacta tiene un aumento de masa que puede llegar a ser suficiente para empezar un nuevo ciclo de fusiones; podría darse el caso que, debido a las altas temperaturas y la cantidad de hidrógeno, la fusión se dé en la superficie. Estas fusiones generan ciclos de explosiones que pueden ser tan luminosos como visibles; estos nuevos puntos de luz son las denominadas novas.

Scanned with CamScanner

VI. BINARIAS DE RAYOS X

Los rayos x provenientes de objetos estelares no fueron descubiertos sino hasta 1962, por Ricardo Giacconi, en la constelación de Escorpión, específicamente en Scorpius X-1 (emisor de rayos x de mayor energía de dicha constelación). Esto originó una serie de lanzamientos de cohetes y globos que alcanzaban grandes alturas con equipo diseñado profesamente para detectar rayos x. En 1970 el satélite *Uhuru*, en un estudio dirigido, entre otros, por Giacconi, ubica como emisores a Centaurus X-3 y Hercules X-1. Para entonces se ignoraba el mecanismo de producción, pero por la energía emitida debía ser otra distinta a la de fusión (Hilditch, 2001).

En 1967, Jocelyn Bell y Anthony Hewish descubren los pulsares, un tipo de estrellas que emiten radiación de manera periódica. Posteriormente se propone que la fuente de tales emisiones son estrellas de neutrones (EN), que tienen campos magnéticos poderosos (del orden de 10^{12}Gauss), siendo el eje magnético inclinado respecto al de rotación, haciendo una suerte de faro, que apunta en determinado momento hacia el observador.

En Centaurus X-3 y Hercules X-1 fue descubierto que sufrían eclipses, denotando su naturaleza binaria. A estos sistemas se les llamó *binarias de rayos x* (XRB[1]). Los pequeños periodos orbitales mostraron que las componentes estarían muy cercan entre sí. (van den Heuvel y van Paradijs, 1993)

En los sistemas cercanos, semi-desacoplados o acoplados, puede haber transferencia de materia. El gas de la componente secundaria empieza a ser atraído por la componente primaria, fluyendo por el punto de Lagrange, L1, viajando a casi la mitad de la velocidad de la luz al caer en la superficie de la primaria, dependiendo de sus características físicas. Considere una EN de dos masas solares, casi $4x10^{30}$kg, y radio de 20km, tomando una masa m de velocidad relativista inicial en reposo y proveniente de alguna distancia lejana, para una energía inicial cero, que llegue a la superficie de la estrella, con energía cinética relativista K y potencial gravitatorio U:

$$mc^2 = K + U \tag{22}$$

[1] X-Ray Binary

Scanned with CamScanner

$$mc^2 = mc^2 \frac{1}{\sqrt{1-\frac{v^2}{c^2}}} - \frac{GMm}{R_*} \qquad (23)$$

Después de desarrollarla se obtiene:

$$v = c\sqrt{1-\frac{1}{\left(\frac{GM}{Rc^2}+1\right)^2}} = 0.49c \approx 10^8 \, m/s$$

Una EN es 10^{-3} más pequeña que las enanas blancas, EB, de manera que el potencial en el que la materia acretada cae es mayor. Debido a la fricción, la materia se aglomera a manera de disco alrededor de la EN, donde las partículas del gas empiezan a colisionar entre sí, alcanzando temperaturas entre 10^7K y 10^9K, emitiendo rayos x. Debido a la intensidad del campo magnético de la EN, la materia acretada se dirige a los polos, formando columnas de material emisor de rayos x. Estas emisiones en los polos son las que un observador recibiría. Refiérase a la figura 7 y figura 8.

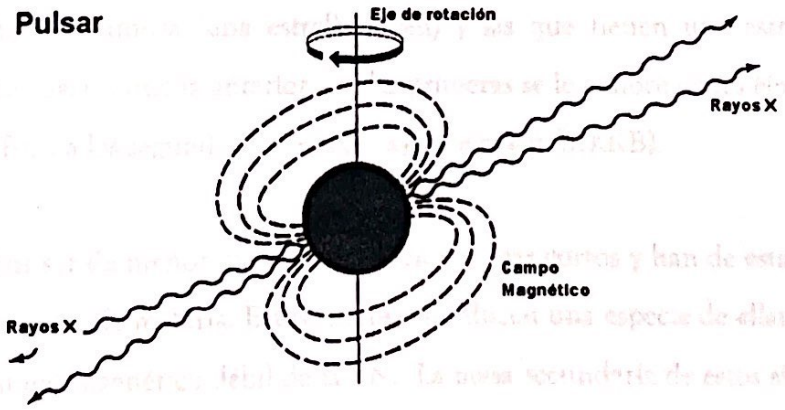


Fig. 7. Emisión de rayos x de una EN. Obtenida de la presentación de Russell Hulse para la entrega del Nóbel de Física de 1993.

El período de un pulsar en un sistema binario en realidad no es regular. Debido a la órbita en el sistema, puede recibirse la emisión de manera tardía en su punto más alejado o temprana en su punto más cercano.

Scanned with CamScanner

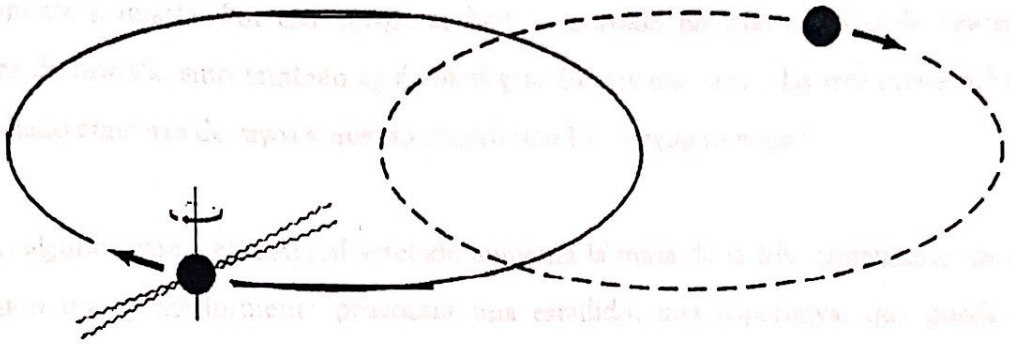


Fig. 8. Sistema binario con pulsar. Obtenida de la presentación de Russell Hulse para la entrega del Nóbel de Física de 1993.

Además, la acreción de materia le da un impulso angular a la EN, haciendo que gira más rápido. Esto hace que la frecuencia alcance valores de mil revoluciones por segundo. Posteriormente, debido a la radiación, la masa se pierde lentamente, aumentando su período.

Se han catalogado dos tipos de XRB según la componente secundaria: Las que tienen una estrella grande, azul y luminosa (una estrella joven) y las que tienen una estrella más vieja y semejante al sol, más masiva que la anterior. A las primeras se le conoce como *binarias de rayos x de masa menor* (LMXRB), y a las segundas *binarias de rayos x masivas* (MXRB).

Las LMXRB, por ser de menor masa tienen períodos más cortos y han de estar más cerca para que exista la transferencia de materia. Estos sistemas producen una especie de «llamarada» de rayos x, mostrando un campo magnético débil de la EN. La masa secundaria de estos sistemas es menor a dos masas solares y ha de terminar sus días como una enana blanca sin afectar al sistema. Sus períodos están entre los 10 días y 41 minutos. Las MXRB, tienen una separación mayor entre sí y por eso un período más largo, cuentan con una acompañante semejante al Sol que llena su lóbulo de Roche. Algunas tienen una masa mayor, de manera que cuando sea momento de la supernova, deje tras de sí a una estrella de neutrones; una condición que ha de mantenerse es que en la explosión no se libera más de la mitad de la masa total del sistema. (Carroll y Ostile, 1996)

Scanned with CamScanner

Determinando la velocidad radial de las componentes se puede determinar la masa de la componente primaria. Por este medio se han encontrado no sólo estrellas de neutrones en los sistemas de rayos x, sino también agujeros negros (masas mayores a las tres masas solares). No se han hallado emisores de rayos x que no tengan una EN o agujero negro.

En algunos casos, el material acretado aumenta la masa de la EN, empezando un nuevo ciclo de fusión que posteriormente provocará una estallido, una supernova, que puede destruir al sistema binario, produciendo sistemas independientes. También por la evolución de la secundaria puede haber una supernova que pondría en peligro al sistema. De sobrevivir, se produciría un sistema binario de estrellas de neutrones; tales sistemas emitirían ondas de radio. En los inicios de algunos MXRB, la estrella primaria consume su combustible, aumenta de tamaño, siendo posible la acreción de materia en la secundaria, dejando al descubierto su núcleo de helio que posteriormente dará lugar a una supernova, dejando una estrella de neutrones.

A. Acerca de las binarias de neutrones

Antes de saber su existencia, se conjeturaba que tal sistema no podría existir, esto debido a que el mecanismo que le «daría vida» sería tan potente que separaría al sistema, es decir, el que provoca la aparición de la EN, una supernova. Mientras tanto la energía liberada en el colapso calienta la cáscara de la estrella emitiendola, por algunas semanas, más de lo que haría una galaxia. La estrella puede seguir su ciclo evolutivo, a pesar de que también puede estar perdiendo materia por acreción. Llega un momento en que sufre una supernova dejando, si no es demasiado potente, otra estrella de neutrones. No se descarta la existencia de binarias conformadas por dos agujeros negros. (van den Heuvel y van Paradijs,1993).

Por la emisión de ondas gravitacionales, que se trata en la sección siguiente, las componentes de una binaria de neutrones llegarán a colisionar. Según modelos de Piran, las estrellas empezarán a robarse material una de otra conforme se van acercando y al alcanzar los 30km de separación, en fracciones de segundo, las estrellas se unen formando una especie de disco, que luego se concentrará de nuevo hacia el centro. Durante la colisión, se emitirán neutrinos y antineutrinos,

Scanned with CamScanner

partículas que difícilmente son detectadas. El SuperKamiokande es un detector de neutrinos bajo tierra, en Japón; es un gran contenedor de agua con amplificadores de luz, esperando que algún neutrino entre en contacto con alguna partícula, dando una leve iluminación que han de recibir los amplificadores.

Scanned with CamScanner

VII. ESTRELLAS BINARIAS COMO FUENTE DE ONDAS GRAVITACIONALES

Uno de los resultados principales de la relatividad general es que la materia curva al espacio tiempo, siendo esta relación mostrada explícitamente en la ecuación de Einstein $G_{ab}=8\pi GT_{ab}$, donde G_{ab} es la medida de la curvatura, G es la constante gravitacional y T_{ab} es el tensor de esfuerzo energía. Esto quiere decir que un objeto lo suficientemente masivo puede desviar de modo evidente el recorrido de un rayo de luz, como sucede con las *lentes gravitacionales* o la célebre comprobación experimental realizada por Sir Arthur Eddington en la expedición de 1918 de la deflexión de la luz de una estrella provocada por el Sol. Pero, ¿qué sucede con los cuerpos en movimiento? Imagínese que se está parado sobre una cuerda de violín y que salta a otra, esto produce una vibración en su «espacio» además de deformar a esta otra cuerda. Algo semejante sucede con un cuerpo, al moverse emite ondas gravitacionales que modifican la métrica del espacio tiempo.

Dado a la magnitud pequeña de la fuerza de la gravedad, las ondas gravitacionales no son fáciles de detectar directamente. Debido a lo anterior, se busca como fuente de esta radiación a objetos masivos en movimiento, que sufran algún cambio en forma que provoquen un cambio significativo en el espacio tiempo. Con estas condiciones cumplen: supernovas, colisiones, y sistemas binarios, entre otros.

En 1805, Laplace, en su Traité de Mécanique Céleste, propuso que si la gravedad viaja a una velocidad finita, la fuerza en un sistema binario no estaría sobre la línea que une a las componentes y que el momentum angular debería reducirse lentamente con el tiempo. Indirectamente, la radiación gravitacional fue descubierta por Hulse y Taylor, en 1975. Las ondas gravitacionales tienen energía que, al ser emitidas de un sistema binario, le reducen el momento angular del sistema, aumentando su período. Para que tal caso fuera más evidente, se buscó un sistema al que se le pudieran hacer mediciones precisas en la variación del período. Un sistema binario que cumplió con estas características fue el PSR 1913+16, un pulsar. Con la medición precisa de los pulsos recibidos fue registrado el aumento del período. Por sus resultados recibieron el Premio Nóbel en 1993.

Scanned with CamScanner

Cuando la separación orbital se haya reducido a menos de 100km la mayoría del material de las estrellas se unirá rápidamente, permitiendo una emisión fuerte de radiación gravitacional (casi $2x10^{52}$ ergs). Se espera que sea detectable a 15 kpc (casi $3.6 x10^{10}$km).

Para hacer la detección directa se necesitan de masas pruebas a las que se les analizan los efectos debido a las ondas gravitacionales. Estas masas se colocan en un interferómetro, como el utilizado por Michelson. Suponga que se tienen tres masas prueba colgando de alambres y que se balancean libremente en direcciones horizontales. Además, se colocan espejos a dos de las masas. A la tercera masa se le coloca un *divisor de rayo*, que separa la onda gravitacional incidente hacia las dos masas. En éstas se reflejan, se recombinan y se detectan. Suponga las separaciones entre el divisor y las masas prueba con espejos son Lx y Ly, como en la figura. Al recombinarse, habrá interferencia constructiva si la diferencia entre las separaciones es un número entero de longitudes de onda, y será destructiva si es un número impar de medias longitudes de onda:

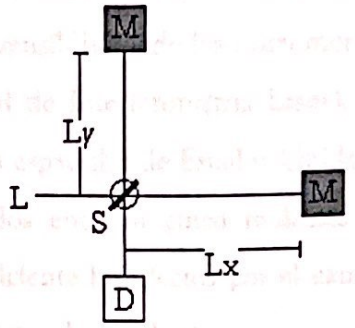


Fig. 9. Interferómetro láser para detectar ondas gravitacionales.

$$\Delta L = Lx - Ly = n\lambda, \qquad n=0,1,2... \text{ interferencia constructiva} \qquad (24a)$$

$$\Delta L = Lx - Ly = (n + {}^{1}/_{2})\,\lambda, \qquad n=0,1,2... \text{ interferencia destructiva} \qquad (24b)$$

Una onda gravitacional hará que las longitudes de las separaciones varíen, contrayéndolas o expandiéndolas fuera de fase. Estas variaciones dependen de la longitud inicial de la separación, siendo mayor el cambio en la interferencia para un interferómetro grande (Hartle, 2003).

UNIVERSIDAD DEL VALLE DE GUATEMALA

Scanned with CamScanner

Con esta idea, existe el LIGO (Observatorio Gravitacional por Interferometria Láser), que consta de tres instalaciones, dos ubicados en Hartford y otro en Luisiana, en Estados Unidos, y que están unidos, a manera de «L», como el interferómetro. La separación entre ellos es de cuatro kilómetros. Entre los problemas por ruido que afectan a este observatorio están los sismos y las interferencias locales. Para sopesar estos problemas y aumentar la sensibilidad de los instrumentos se planea para el 2012 el lanzamiento de LISA (Antena Espacial de Interferometria Láser), un proyecto trabajado en conjuto por la NASA y la ESA (las agencias espaciales de Estados Unidos y Europa, respectivamente). LISA consta de tres satélites separados entre sí cinco millones de kilómetros. Estarán colocados a una distancia que reduzca lo suficiente los efectos por el campo gravitacional de la Tierra y que facilite la comunicación entre la Tierra y los satélites.

Otros proyectos de detección son: ALLEGRO, en la Universidad de Louisiana; AURIGA, de la Universidad de Padua; EXPLORER, en el CERN; NIOBE en la Universidad de Australia del Oeste; y, LGRT (Laser Gravitational Radiation Telescope) en Japón. (Lee Samuel Finn, sin publicar)

VIII. CONCLUSIONES Y RECOMENDACIONES

Con los detalles expuestos, se ha de confirmar la importancia del estudio de los sistemas binarios, tanto en su totalidad, en la rama de astrofísica, como en las distintas especializaciones. Además, se ha concentrado información básica de los sistemas binarios al mismo tiempo que se muestran distintas áreas necesarias para su estudio. Como evidencia de su importancia, actual y futura, se han mencionado proyectos importantes para estudiar distintos temas relacionados con las binarias.

Los efectos de las binarias cercanas en sus componentes y su desarrollo evolutivo es una constante para distintos investigadores. Los efectos de acreción y la subsiguiente producción de rayos x también es un tema activo, más aún si se consideran los efectos magnéticos. Proyectos como el del observatorio espacial Chandra son de importancia para el estudio y comprensión de estos sistemas.

La producción de ondas gravitacionales detectables de modo directo y confirmar su existencia como lo predicen las ecuaciones de Einstein es uno de los objetivos principales de distintos proyectos en elaboración, como es el caso de LIGO o LISA.

Para complementar el estudio de los sistemas binarios se recomienda continuar con la magnetohidrodinámica que, como se mencionó anteriormente, trata la relación entre los campos magnéticos y la dinámica de fluidos. Otros temas de importancia serían los efectos evolutivos según las componentes y lo que sucede en la colisión en algunos de estos sistemas.

También se recomienda profundizar en los sistemas binarios de rayos x; por ejemplo, detallar las condiciones de los sistemas LMXRB y MXRB. Además estudiar los efectos en el espectro de un sistema cuya órbita esté inclinada.

IX. BIBLIOGRAFIA

AITKEN, R.1964. *The Binary Stars*. Dover Publications, Inc. New York.

CARROL, B y OSTILE, D., 1996. *An Introduction to Modern Astrophysics*. Addison Wesley Longman, Estados Unidos.

CHANDRASEKHAR, S. 1964. *An Introduction to the study of Stellar Structure*. Dover Publications, Inc. New York.

DAVIES, P.C.W. 1980. *The Search for Gravity Waves*. Cambridge University Press. Estados Unidos.

DUFAY, J.1964. *Introduction to Astrophysics: The Stars*. Dover Publications, Inc. New York.

FRANK, J., KING, A. y RAINE, D. 1992. *Accretion Power in Astrophysics*. Cambridge University Press. Gran Bretaña.

GRAHAM-SMITH, F. 1992. *The Binary and Millisecond Pulsars*. Cont. Phys. Vol. 33, no. 33, páginas 165-173.

HARTLE, J. 2003. *Gravity: An Introduction to Einstein's General Relativity*. Addison Wesley. San Francisco, Estados Unidos.

HENG SER GUAN, K. 2002-2003. *On Binary Systems: Roche Lobe Radius & Other Properties*. Faculty of Sciences, Department of Physics, National University of Singapore.

HILDITCH, R. W., 2001. *An Introduction to Close Binary Stars*. Cambridge University Press, Estados Unidos.

HULSE, R. *The Discovery of the Binary Pulsar.* 1993. Publicado para el recibimiento del Premio Nóbel de Física. Princeton, New Jersey, E.E.U.U.

LEE SAMUEL FINN. *Gravitational Radiation Sources and Signatures.* Center for Gravitational Physics and Geometry, Pennsylvania State University.

PARS, L. A., 1979. *A Treatise on Analytical Dynamics.* Ox Bow Press, Connecticut, Estados Unidos.

PIRAN, T. *Binary Neutron Stars.* Sci. Am. Mayo, 1995.

TAYLOR, J. *Binary Pulsars and Relativistic Gravity.* 1993. Publicado para el recibimiento del Premio Nóbel de Física. Princeton, New Jersey, E.E.U.U.

VAN DEN HEUVEL, E.P.J. y VAN PARADIJS, J. *X-Ray Binaries.* Sci. Am. Vol. 269, No. 5, Pp. 38-45. Noviembre, 1993.

Sitios de información en internet:

Chandra X-Ray Observatory
http://chandra.harvard.edu/index.html

GIANOLIO, A., RACCA, G., JENNRICH, O., REINHARD, R. DANZMANN, K., Vitale., S. ESA Publications. *Focus on «Gravitational Waves and Massive Black Holes".* 20 de octubre de 2004. www.esa.int/export/SPECIALS/ESA_Publications/SEMKBZZ990E_2.html

University of Californa, Center for Astrophysics and Space Sciences
http://cassfos02.ucsd.edu/public/tutorial/HR.html

Wolfram Research
http://scienceworld.wolfram.com/physics/WiensDisplacementLaw.html

X. APÉNDICE

A. Constantes de importancia

Conversiones:	
Jules-erg	$1J=10^{7}$erg
Dinas-Newtons	$1dina=0.01x10^{-3}N$
Masa solar	$1.989x10^{30}$ kg
Luminosidad solar	$3.826x10^{33}$ ergs s^{-1}
Radio solar	$6.9599x10^{5}$ km
Temperatura solar efectiva	5770 K
Año luz (a.l.)	$9.4605x10^{12}$ km
Parsec	$3.0857x10^{15}$km = 3.2616 a.l.
Unidad astronómica	$1.4960x10^{8}$km
Constante gravitacional	G= $6.67259x10^{-8}$ dina cm^{2} g^{-2} =$6.67259x10^{-11}m^{3}$ kg^{-1} s^{-2}
Velocidad de la luz	c=$2.9979x10^{8}$ km s^{-1}
Constante de Stefan-Boltzmann	σ =$5.67051x10^{-5}$ erg cm^{-2} s^{-1} K^{-4} =$5.67051x10^{-8}$ kg s^{-3} K^{-4}
Constante de Boltzmann, k	$1.380658x10^{-16}$ erg K^{-1}

B. Luminosidad

La luminosidad de una estrella es la cantidad de energía emitida por segundo mientras que el brillo se mide en términos del flujo radiado de la estrella. Esto es, la cantidad total de energía de la luz que cruza un área perpendicular a la dirección de la luz. Es decir, energía por unidad de tiempo por área. El flujo radiado depende de la luminosidad y de la distancia.

La luminosidad sería, por ejemplo, el consumo de un foco de 100Watts, y el brillo es lo que vemos, dependiendo de que tan lejos estemos de él.

La luminosidad se determina por medio de la Ley de Stefan-Boltzmann, para una esfera de radio R:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{ef}^4 \qquad \text{(A1)}$$

Donde T_{ef} es la temperatura (efectiva) en la superficie de la estrella y σ es la constante de Stefan-Boltzmann.

C. Teorema del Virial

Considérese una nube de partículas. Sea m la masa de una partícula. Sean x_i sus coordenadas (x_1=x, x_2=y, x_3=z) y X_i las componentes (X_1=X, X_2=Y, X_3=Z) de la fuerza que actúa en la partícula. Las ecuaciones de Newton serían:

$$m\frac{d^2 x_i}{dt^2} = X_i \qquad \text{(A2)}$$

Además:

$$\frac{1}{2}\frac{d^2(mx_i^2)}{dt^2} = m\frac{d}{dt}\left(x_i\frac{dx_i}{dt}\right) = mx_i\frac{d^2x_i}{dt^2} + m\left(\frac{dx_i}{dt}\right)^2$$

$$\frac{1}{2}\frac{d^2(mx_i^2)}{dt^2} = x_iX_i + m\left(\frac{dx_i}{dt}\right)^2 \qquad \text{(A3)}$$

Sumando sobre i y luego para todo el sistema, sabiendo que el momento de inercia $I=mr^2$:

$$\frac{1}{2}\frac{d^2(I)}{dt^2} = \frac{1}{2}\frac{d^2(mr^2)}{dt^2} = \Sigma x_iX_i + \Sigma m(v_i)^2$$

$$\frac{1}{2}\frac{d^2(I)}{dt^2} = \Sigma x_iX_i + \Sigma m(v_i)^2 \qquad \text{(A4)}$$

Se reconoce al segundo término de la derecha como dos veces la energía cinética. Al primero de la derecha se le llama el Virial de Clausius.

Considérense dos partículas con coordenadas (x_1,y_1,z_1) y (x_2,y_2,z_2). Considérese también la fuerza que ejerce la primera partícula sobre la segunda; esta fuerza tendrá por componentes (A,B,C). La segunda partícula ejerce una fuerza igual y opuesta, es decir, (-A,-B,-C). Sumándose estas fuerzas en el virial:

$$A(x_1 - x_2) + B(y_1 - y_2) + C(z_1 - z_2)$$

El virial, Vr, para sobre los pares de partículas:

$$Vr = \Sigma\left[A(x_1 - x_2) + B(y_1 - y_2) + C(z_1 - z_2)\right] \qquad \text{(A5)}$$

Si la única fuerza presente es debida a la gravedad, consideremos a A:

$$A = -\frac{Gm_1m_2}{r_{12}^2}\frac{(x_1 - x_2)}{r_{12}}$$

Con las componentes B y C de la misma manera, los sustituimos en (A5):

$$Vr = -G\Sigma\left[\frac{m_1 m_2}{r_{12}^2} * \left((x_1 - x_2)^2 + (y_1 - y_2)^2 + (z_1 - z_2)^2\right)\right] = -G\Sigma\left[\frac{m_1 m_2}{r_{12}^3} * r_{12}^2\right]$$

$$Vr = -G\Sigma\frac{m_1 m_2}{r_{12}} \tag{A6}$$

Sobre todas las partículas, este es el potencial gravitatorio, U. Retomando la ecuación (A4), e identificando la energía cinética como T:

$$\frac{1}{2}\frac{d^2(I)}{dt^2} = 2T + U \tag{A7}$$

Manteniendo al momento de inercia constante (estable):

$$0 = 2T + U \tag{A8}$$

Despejando T, y teniendo la energía total del sistema, E=T+U, se encuentra que:

$$E = \frac{1}{2}U \tag{A9}$$

Siendo esta una relación importante en la astrofísica. (Chandrasekhar, 1964)

D. Más acerca de las estrellas de neutrones

Dos años después de que James Chadwick descubriera el neutrón en 1932, Walter Baade y Fritz Zwicky propusieron la existencia de la estrella de neutrones. También acuñaron el término *supernova* para sugerir la idea de la transición entre una estrella normal a estrella de neutrones. Si la masa de una estrella normal fuera compactada a cierto volumen, los protones y electrones se verían forzados a combinarse para formar neutrones. Aun si esta estrella tuviera una temperatura efectiva de 50,000 K, debido a su pequeño radio su luminosidad sería menor a la del Sol.

El fin de una estrella normal de 6 masas solares o más comienza cuando consume su hidrógeno, expandiéndose y convirtiéndose en una gigante roja. Para este instante, el núcleo es muy denso, dejando varias masas solares concentradas en unos cientos de kilómetros de radio. El núcleo llega a una etapa en que fusiona el silicio, convirtiéndose en hierro, donde ya no puede fusionar más, reduciendo así la presión interna, provocando el colapso gravitacional. El radio alcanzado puede ser de 15 kilómetros, fusionándose los electrones con protones; la estrella se mantiene por la presión de degeneración de los neurrones, que también obedecen el principio de Pauli.

Una estrella de neutrones tiene, como mínimo, 1.4 masas solares, el *límite de Chandrasekhar*. Una de estas estrellas con 1.4 masas solares contendría aproximadamente 10^{57} neutrones, contenidos por la atracción gravitatoria y soportada por la presión degenerativa del neutrón.

El interior de una estrella de neutrones puede consistir de varias capas. En el centro se tendrían superfluidos de protones y neutrones, seguido de un manto de superfluido de neutrones de distinta densidad. Mientras que en el exterior habría una capa constituida de hierro y electrones.

Una de las características importantes de las estrellas de neutrones es que tienen campos magnéticos de gran intensidad. Las líneas de campo magnético en una esfera se conservan después del colapso, y la «densidad» de líneas encerradas en la esfera aumentará. De esta manera el flujo magnético, $d\Phi = B \bullet dA$, es:

$$B_i 4\pi R_i^2 = B_f 4\pi R_f^2 \qquad \text{(A10)}$$

De donde es evidente que, al tener un radio final mucho menor al inicial, la intensidad de campo magnético ha de aumentar. Suponiendo un valor inicial de $5\text{x}10^8$Gauss, la intensidad final ha de ser del orden de 10^{14}Gauss.

La luminosidad de una estrella de neutrones de 1.4 masas solares, con una temperatura superficial de 10^6K, es, por medio de la Ley de Stefan-Boltzmann, $7.13\text{x}10^{32}$ergs s^{-1}. Aplicando la Ley de Wein:

(A11)

$$\lambda * T = 2.898x10^{-3} m\ K$$

Donde λ es la longitud de onda. Una estrella de neutrones emitiría longitudes de onda de 29 $\mathring{A}$ ($1\ \mathring{A} = 10^{-10}$m), dentro del rango de los rayos x.

E. Clasificación de Harvard y Diagrama de Hertzsprung-Russell

En 1817, J. Fraunhofer concluyó que distintas estrellas tenían distintas líneas espectrales. De esta manera se empezó a hacer una clasificación según las líneas espectrales, más específicamente en las líneas de absorción de hidrógeno presentes en los espectros. Esta clasificación se realiza en Harvard, donde se hace una nomenclatura que va de mayor a menor: O, B, A, F, G, K, M. Estas cuentan con subdivisiones numéricas de 0 a 9. Por ejemplo, una estrella podría ser B5, está tan cerca de ser B como de ser A. El Sol es de tipo G; de hecho, las estrellas amarillas semejantes al Sol son G.

Distintos compuestos tienen distintos espectros, conociendo los efectos de la variación de la temperatura en estos, por medio de la ley de desplazamiento de Wien, se puede hacer una comparación de las líneas observadas en una estrella. De esta manera, no sólo se sabe que compuestos están presentes en su superficie, sino a qué temperatura se halla. Un paso tanto o más importante lo hicieron Ejnar Hertzsprung (danés) y Henry Russell, en Princeton. De manera independiente llegaron a la relación entre la clasificación espectral, la temperatura y luminosidad, valiéndose de la ley de Stefan-Boltzmann:

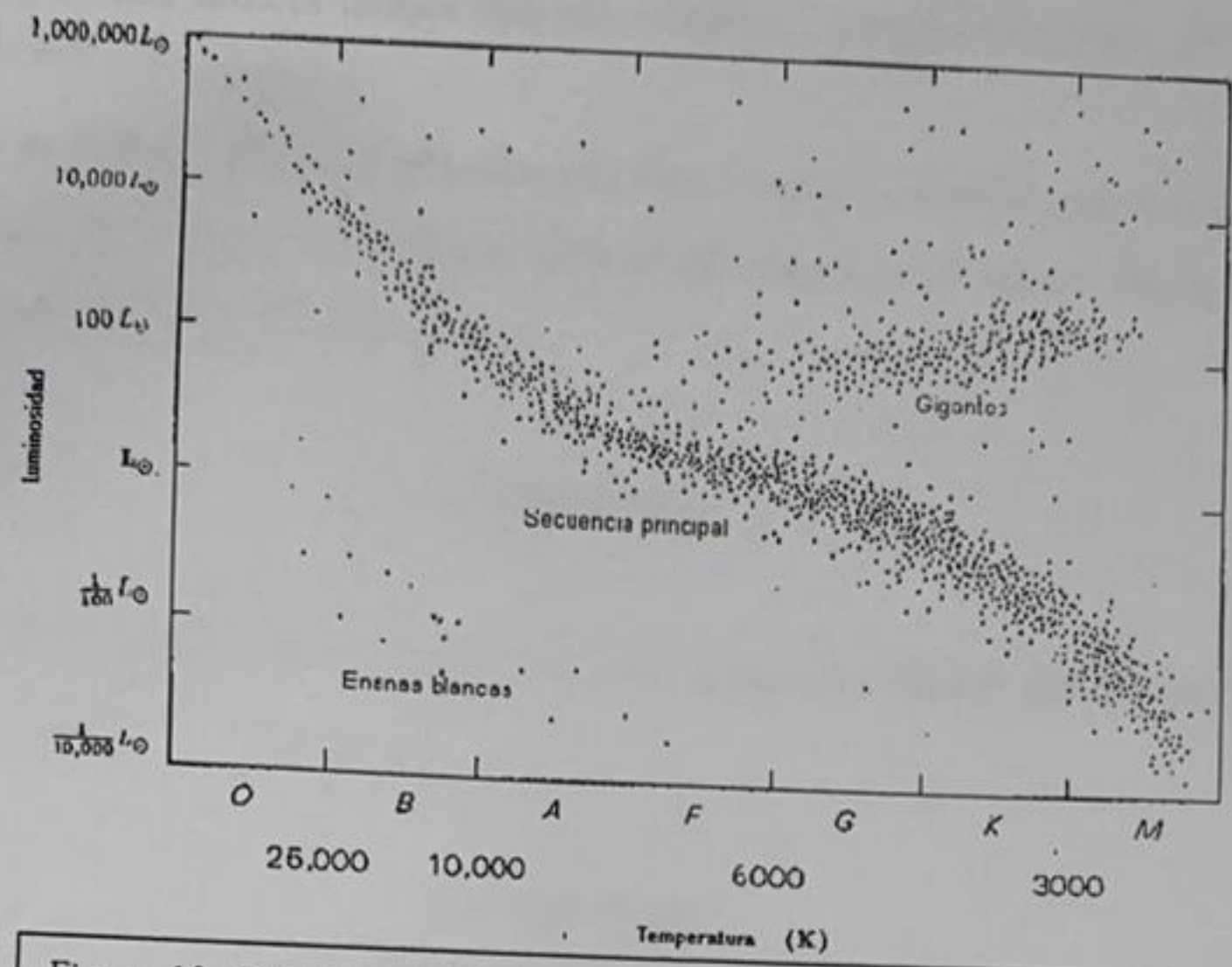


Figura 10. Diagrama de Hertzsprung-Russell. Tomada del sitio de la Universidad de California.

Donde la temperatura va en aumento de derecha a izquierda. La banda se le conoce como *la secuencia principal*. Posteriormente, el recorrido en la misma dirección, lo realiza cada estrella durante su evolución. Dependiendo de su masa, también así será su recorrido: a mayor masa, el consumo de energía es más rápido, llegando a sus estadíos finales de manera prematura, comparadas con otras estrellas de menor masa.

F. Ecuación de Einstein linealizada y ondas gravitacionales

La ecuación de Einstein, escrita en 1915, que relaciona la curvatura del espacio tiempo debido a la presencia de energía (materia) es de las más fundamentales de la relatividad general. Esta es la ecuación:

$$G_{ab}=R_{ab}-{}^{1}/_{2}g_{ab}R=8\pi T_{ab} \qquad \text{(A12)}$$

Donde R y R_{ab} es el escalar de Ricci y el tensor de Ricci, respectivamente. Estos términos son la medida de la curvatura local, según la métrica g_{ab}. T_{ab} es el tensor esfuerzo-energía. La ecuación de Einstein en el vacío, $T_{ab}=0$, fue resuelta por Schwarschild en 1916, meses después de la publicación de Einstein; La solución es para la región externa de un campo gravitacional debido a un cuerpo estático

y con simetría esférica. Los índices latinos denotan, a menos se indique lo contrario, componentes espacio tiempo (0,1,2,3)

El hecho de introducir una perturbación a la métrica plana, es decir, $g_{ab}=n_{ab}+h_{ab}$, donde n_{ab} es la métrica de Minkowski y $|h_{ab}|<<1$, en la ecuación de Einstein para el vacío y desarrollarla nos lleva a una ecuación de onda sobre la métrica:

$$n^{ab}\partial_a\partial_b h=\Box h=0 \qquad (A13)$$

Donde $\Box$ Es el operador d'Alembertiano, y ∂_a indica derivación parcial respecto a x^a. En coordenadas rectangulares:

$$\Box = \partial_a\partial^a=\partial^2_t+\nabla^2$$

Donde ∇^2 es el Laplaciano en coordenadas rectangulares.

Con $\Box h$ se puede concluir que los efectos gravitacionales se propagan como ondas y que tienen velocidad finita, específicamente, la de la luz.

G. Momento cuadrupolo y radiación gravitacional

Considérese una partícula positiva colocada en el extremo de un resorte que está anclado a un objeto muy masivo, sin carga, como en la figura 11:

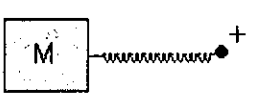


Fig. 11. Conceptualización del dipolo simple.

Este es un radiador eléctrico de dipolo simple. Conforme oscila constituye un dipolo cambiante, produciendo ondas electromagnéticas. El momento de dipolo de este sistema es ex, e es la

carga y x es el desplazamiento. Un dipolo de masa consistiría de una única masa. Esta consideración tiene un detalle a tomar en cuenta: el objeto al cual está anclado el resorte ya no es ignorable (M>m). Cuando el resorte se contrae jala la partícula a la izquierda, pero también intenta mover el objeto pesado a la izquierda. Por ser más pesado, su mayor inercia le impide moverse demasiado. Y si se trata de disminuir en lo posible su movimiento habría que aumentar su masa, pero con esto también aumentaría su gravedad. De esta manera, la acción gravitacional anularía el momento de dipolo de la masa pequeña en movimiento; el centro de masa no se acelera.

Considérese un sistema como el de la figura 12:

Fig. 12. sistema masas – resorte para ilustración del cuadrupolo.

Este sistema está formado por dos masas unidas por un resorte. Este es un cuadrupolo, donde cada una de las masas actúa como un dipolo. A primera aproximación los efectos gravitatorios de un dipolo oscilante anula al otro, pero debido al tiempo requerido para que estos efectos se propaguen a lo largo del resorte, hay un desfase que hace que no se anulen. El sistema irradia ondas gravitacionales como resultado de este cuadrupolo.

Como se comentó anteriormente, la ecuación linealizada de Einstein conduce a una ecuación de onda. Su solución, de la perturbación del espacio-tiempo, está relacionada con la segunda derivada respecto al tiempo de los momentos de inercia. Estos procedimientos se encuentran ampliamente descritos en Hartle. La potencia irradiada depende de la tercera derivada de los momentos de inercia respecto al tiempo, con un factor de 1/5 y promediada en un periodo (donde se obtiene un factor de ½), está definida como:

$$P_{OG} = \frac{1}{5}\frac{G}{c^5}\left\langle \sum_{i,j} \dddot{I}_{ij}\dddot{I}^{ij} \right\rangle \qquad \text{(A14)}$$

Supóngase se tiene un sistema binario con masas iguales M, separadas a una distancia R y frecuencia orbital ω. Las componentes (x,y) de su posición son:

$$\begin{aligned} x &= R\cos(\omega t) \\ y &= Rsen(\omega t) \end{aligned} \qquad \text{(A15)}$$

Los momentos de inercia de este sistema, I_{ij}, son:

$$\begin{aligned} I_{xx} &= MR^2\cos^2(\varpi t) \\ I_{yy} &= MR^2 sen^2(\varpi t) \\ I_{xy} &= I_{yx} = MR^2\cos(\varpi t)sen(\varpi t) \end{aligned} \tag{A16}$$

O también:

$$I = 2MR^2\begin{bmatrix} \cos^2(\varpi t) & sen(\varpi t)\cos(\varpi t) \\ sen(\varpi t)\cos(\varpi t) & sen^2(\varpi t) \end{bmatrix} \tag{A17}$$

De (A14), se obtiene:

$$P_{OG} = \frac{128}{5}M^2R^4\varpi^6\frac{G}{c^5} \tag{A18}$$

Que al realizar un análisis dimensional se obtiene:

$$kg^2m^4\frac{1}{s^6}\frac{m^3}{kg\cdot s^2}\frac{1}{m^5/s^5} = \frac{kg\cdot m^2}{s^3} = \frac{ergs}{s}$$

Que son las unidades de potencia. Por ejemplo, la potencia, usando (A18) emitida por un sistema con masas iguales de 1.5 masas solares, período de 0.79 s, con una separación de $1.5\text{x}10^3$km sería del orden de 10^{40}ergs/s.

La energía en un sistema de masas iguales, M, separadas por una distancia R es:

$$E = \frac{1}{2}Mv^2 + \frac{1}{2}Mv^2 - \frac{GM^2}{2R} \tag{A19}$$

De la ecuación de Newton:

$$\begin{aligned} M\frac{v^2}{R} &= \frac{GM^2}{(2R)^2} \\ v^2 &= \frac{GM}{4R} \end{aligned} \tag{A20}$$

Esta última en (A19) se obtiene:

$$E = -\frac{1}{4}\frac{GM^2}{R} \tag{A21}$$

Obteniendo R de la tercera ley de Kepler (11) y sustituyéndola en la anterior obtenemos:

$$E = -\frac{1}{4} M \left(\frac{4\pi M}{P} \right)^{2/3} \qquad \text{(A22)}$$

Derivando esta expresión, igualándola con (A18) y reordenando términos obtenemos:

$$\frac{dP}{dt} = -\frac{96}{5} \pi 4^{1/3} \left(\frac{2\pi M}{P} \right)^{5/3} \qquad \text{(A23)}$$

Que muestra el decaimiento del período orbital debido a la emisión de ondas gravitacionales.

Con lo anterior y las observaciones de PSR 1913+16 fue como Hulse y Taylor demostraron indirectamente los efectos de la radiación gravitacional. El desfase en el pulsar se muestra en el siguiente diagrama, tal como fue presentado en la entrega del Nóbel en 1993:

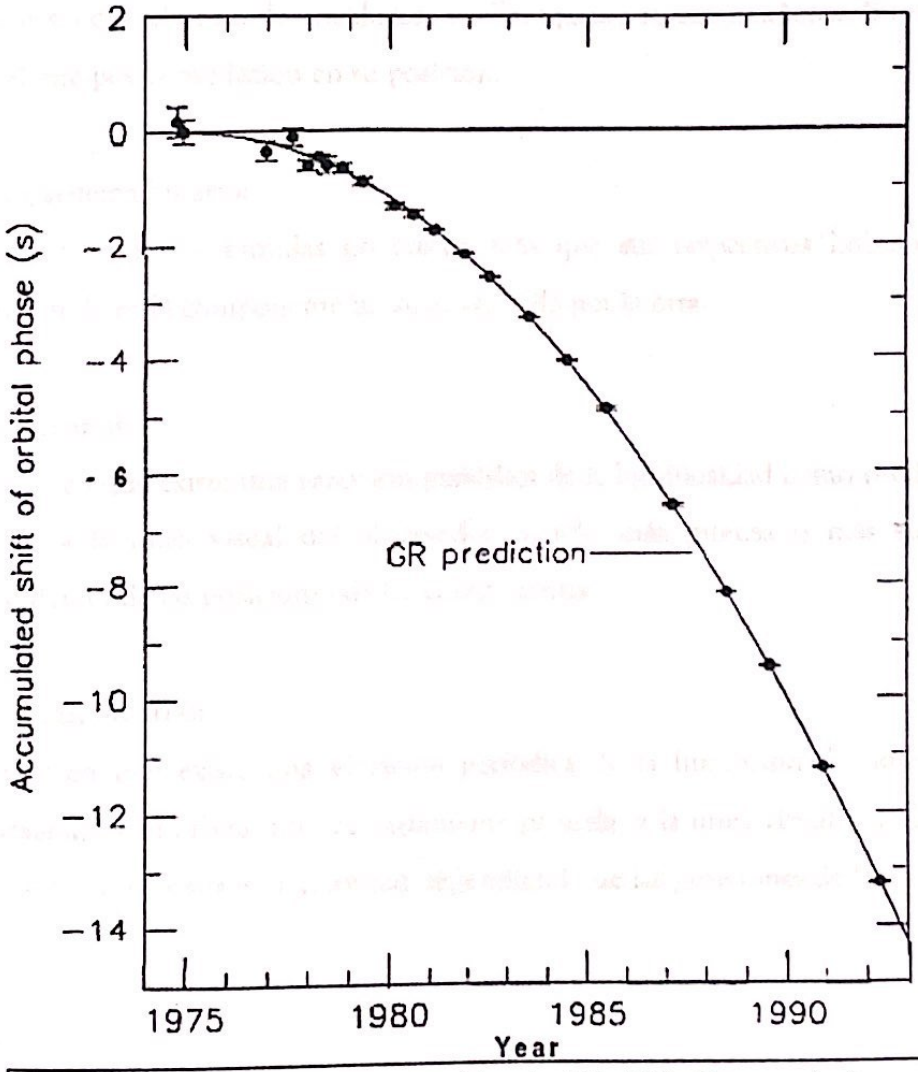


Fig. 13. Reducción del período orbital del puslar PSR 1913+16 como método indirecto de detección de las ondas gravitacionales. Diagrama obtenido de la presentación de Joseph Taylor en la entrega del Premio Nóbel de 1993.

Scanned with CamScanner

XI. GLOSARIO

Acoplado, sistema binario:

Sistema en que las dos estrellas llegan a crecer más allá del Lóbulo de Roche, llegando el sistema a estar rodeada por una única envoltura.

Acreción:

Acumulación de materia proveniente del exterior.

Astrométrica, binaria:

Sistema en que el brillo de una de las estrellas opaca a su acompañante. Su naturaleza binaria es evidente por la oscilación en su posición.

Desacoplado, sistema binario:

Sistema en que las estrellas no crecen más que sus respectivos Lóbulos de Roche. La evolución de cada componente no se ve afectada por la otra.

Eclipsantes, binarias:

Sistemas en que existe una variación periódica de la luminosidad como resultado de la órbita paralela a la línea visual del observador, siendo más intensa o más suave la amplitud dependiendo de las posiciones de las componentes.

Espectroscópicas, binarias:

Sistemas en que existe una variación periódica de la luminosidad como resultado de la orientación de la órbita, no necesariamente paralela, a la línea visual del observador, siendo más intensa o más suave la amplitud dependiendo de las posiciones de las componentes.

Scanned with CamScanner

Estrella de neutrones:

Estrellas con masas mayores a 1.4 masas solares, que colapsan tras terminar su fusión, llegando a combinar protones con electrones, dejando tras de sí una esfera reducida de neutrones.

Interactuantes, binarias:

Sistemas en que hay transferencia de materia al crecer alguna de las componentes más allá del Lóbulo de Roche. Debido a esto la evolución de las estrellas se ve afectada.

Lóbulo de Roche:

Superficie equipotencial que, en los sistemas binarios, marca un límite espacial de crecimiento que, al rebasarlo, hay transferencia de materia.

Novas:

Presentes en sistemas binarios interactuantes, en que la transferencia de materia activa un nuevo ciclo de fusión que provocará una llamarada en la superficie de la estrella.

Ondas gravitacionales:

Perturbaciones en el espacio-tiempo, debido a un cambio en la materia, que se propagan como ondas gravitacionales, llevando energía.

Ópticas, binarias:

Sistemas que visualmente parecen ser dobles pero que en realidad se encuentran, sus componentes, en la misma línea visual. No tienen ningún efecto gravitacional entre sí.

Puntos de Lagrange:

Puntos de equilibrio resultantes del problema reducido de los tres cuerpos. Puntos donde el potencial es mínimo.

Scanned with CamScanner

Semiacoplado, sistema binario:

Sistemas en que uno de los componentes llenan su Lóbulo de Roche transfiriendo materia a la otra.

Rayos X, binarias:

Sistemas de binarias que emiten rayos x en que las temperaturas alcanzadas durante la transferencia de materia son suficientes para emitir rayos x.

Rayos X de masa menor:

Sistemas de rayos x en que la componente secundaria es menor de dos masas solares, la primaria, una estrella de neutrones, tiene un campo magnético relativamente débil. Estos son sistemas interactuantes en que la acreción de materia es el ingrediente principal para la emisión de rayos x.

Rayos X masivas:

Sistemas en que la secundaria es mayor de dos masas solares. La separación entre las estrellas es mayor y la producción de rayos x se da por el crecimiento de la secundaria o por los vientos estelares de esta.

Visuales, binarias:

Sistemas binarios identificables en telescopio, enlazadas por la gravedad mutua.

Scanned with CamScanner

Scanned with CamScanner