

REVISTA ASTRONOMICA



OCTUBRE
DICIEMBRE
1984
N° 231

Nuestro Universo sería una cosa muy limitada sino ofreciera a cada época algo que investigar... La naturaleza no revela sus misterios de una vez y para siempre.

Seneca

Tengo... una terrible necesidad... ¿diré la palabra?... de religión. Entonces salgo por la noche y pinto las estrellas.

Van Gogh

La expansión del universo contiene elementos aparentemente tan increíbles que casi siento indignación de que alguien tenga fe en ella, excepto yo mismo.

Eddington

La ciencia estricta es una escuela de modestia, de valor intelectual y de tolerancia: muestra que el pensamiento es un proceso, que no hay gran hombre que no se haya equivocado en cierta proporción, que no hay dogma que implacablemente no se haya desmoronado ante el embate de los hechos nuevos, por eso es necesario enseñar la ciencia a todo el mundo.

E. Sábato

Nuestra generación es afortunada, pues estamos presenciando un período de la astronomía en que las preguntas a cuestiones fundamentales e inquietantes quizá se encuentren de hecho al alcance de la mano.

Issac Asimov

En las celdas, las mezquitas y las iglesias se agita el terror al infierno y la esperanza del paraíso. Sólo en el alma de quien comprendió el secreto del universo se ha consumido la savia de estas tristes malezas.

Omar Khayyan

REVISTA ASTRONOMICA

Nº 231
Octubre-Diciembre 1984
TOMO LVI

AG ISSN 0044-9253
REGISTRO NACIONAL
DE LA PROPIEDAD

La dirección de la Revista no se responsabiliza por las opiniones vertidas por los autores de los artículos publicados o por los datos contenidos en ellos.

Patricias Argentinas 550 (1405)
Bs.As.
T.E. 88-3366.

DIRECTOR:

Sr. Carlos Manuel Rúa

SECRETARIOS:

Srta. Silvina Villegas

Srta. Glenda López

REDACTORES:

Sr. Ambrosio Juan Camponovo

Lic. Alejandro Di Baja (h)

Dr. Angel Papetti

Sr. Carlos Rúa

Sr. Mario Vattuone

Sr. Manuel López Alvarez

Srta. Adela Lucía Vázquez

Srta. Patricia Olivelli

TRADUCTORES:

Lic. Alejandro Di Baja (h)

Dr. Angel Papetti

Sr. Mario Vattuone

Srta. Mónica Ugobono

DIAGRAMACION:

Sr. Rene Marcelo Sourigues

Sr. José María Cavaichini

Srta. Patricia Olivelli

CANJE:

Sr. Ariel Otero Estrada

EFEMERIDES:

Ing. Cristián Rusquellas

COMISION DIRECTIVA

PRESIDENTE:

Ing. Cristián Rusquellas

VICEPRESIDENTE:

Cont. Claudio Horacio Cuello

SECRETARIO:

Prof. Luciano Ayala

PRO-SECRETARIO:

Sr. Alejandro Blain

TESORERO:

Sr. Eduardo De Tommaso

PRO-TESORERO:

Ing. Benjamin Trajtenberg

VOCALES TITULARES:

Sr. Carlos M. Antonioli

Srta. Flora Beatriz Clauré

Sr. Roberto Remi Frommel

Sr. Mario Vattuone

Sr. Ariel Otero Estrada

Sr. Carlos Manuel Rúa

VOCALES SUPLENTE:

Sr. Bernardo Lupiañez

Lic. Alejandro Di Baja (h)

Srta. Liliana Graciela Quarleri

COMISION REVISORA DE CUENTAS:

Cont. Salvador Antonio Farace

Sr. Carlos E. Gondell

Sr. Augusto Osorio

Impreso en:

Agencia Periodística CID

Avda. de Mayo 666, 2º

Tel. 30-2471

CORREO ARGENTINO SUC. 5 (B)	FRANQUEO PAGADO Concesión N° 2926
	Tarifa Reducida Concesión N° 18

REVISTA ASTRONOMICA



Fundador : CARLOS CARDALDA

Organo de la Asociación Argentina

Amigos de la Astronomía

SUMARIO

COMETAS

por Pedro E. Zadunaisky

Pág. 2

ESTRELLAS DOBLES

por C. de Loore

Pág. 6

BIBLIOGRAFIA COMENTADA

Pág. 16

MICROCOMPUTACION Y ASTRONOMIA

conducido por la Subcomisión de cálculo

Pág. 18

ACTIVIDADES OBSERVACIONALES

conducido por la Comisión de Observatorio

Pág. 22

NUESTRA TAPA

*Cometa West 1976,
uno de los más
espectaculares de los
últimos años. Es una
muestra de lo que
puede llegar a ser el
Halley (ver artículo
"Cometa").*



Cometas

por el Ing. Pedro E. Zadunaisky

Conferencia pronunciada en nuestra Asociación el 6 de Octubre de 1984. La presente versión ha sido corregida por el autor.

Los registros históricos del cometa Halley se remontan a manuscritos provenientes principalmente del Medio Oriente que datan de aproximadamente de un milenio antes de Cristo.

Registran pasos de cometas y puede sospecharse que alguno de ellos se trata del Halley. Sin embargo, la identificación más precisa se realizó calculando la órbita de su paso en 1910 y de los que lo precedieron hasta dos siglos y medio antes de Cristo. Comparando estos cálculos con observaciones registradas en manuscritos chinos, donde aparecen dibujadas constelaciones y las posiciones de cometas con respecto a ellas, puede determinarse con bastante precisión la concordancia entre ambos datos.

Pero la historia moderna comienza en el siglo XVII cuando Newton enuncia la Ley de Gravitación, la cual le permitió calcular la órbita de un cometa en 1680. Su amigo y colega, Edmund Halley, calculó en 1705, órbitas de veinticuatro cometas brillantes. Entre ellos encontró 3 que hicieron sus pasos en los años 1531, 1607 y 1682 cuyas órbitas eran extremadamente parecidas, casi coincidentes. Extrajo, entonces, la conclusión lógica de que debía tratarse del mismo cometa que reaparecía periódicamente cada 75 ó 76 años aproximadamente. En base a aquello hizo un nuevo cálculo y predijo que el siguiente retorno se produciría a fines de 1758 o comienzos de 1759. Efectivamente, el cometa reapareció el 13 de Marzo de 1759. Para esta fecha, Halley ya había muerto, pero al verificarse su predicción el cometa recibió su nombre. El último paso se produjo en 1910 y ha sido una de las apariciones más espectaculares que se hayan registrado.

El 16 de Octubre de 1982 fue recobrado con el telescopio de 5 metros de diámetro de Monte Palomar tras una búsqueda de 5 años. Estaba a una distancia de 11 unidades astronómicas y tenía, en ese momento, magnitud 24. Se han obtenido placas fotográficas en las cuales, sin embargo, no se aprecia el cometa en su forma clásica puesto que se trata de una imagen digitalizada. La placa fotográfica es examinada por un aparato electrónico que cuantifica los distintos tonos de grises del negativo; éstos son traducidos a números e introducidos en una computadora que los elabora convenientemente para reproducirlos en una imagen considerablemente aumentada. Se ve entonces una especie de cuadrulado en el cual aparece una pequeña mancha que es el cometa.

Desde entonces se han realizado más de cincuenta observaciones que han permitido calcular, con bastante aproximación, su órbita actual.

Las inclinaciones de las órbitas de los cometas, a diferencia de los planetas, no son coplanares. Según el último catálogo de órbitas cometarias se han calculado

hasta ahora 1109 órbitas, no todas periódicas. El período de revolución del cometa Encke, tiene una duración de 3,3 años, pero existen otros con períodos de hasta 200 millones de años. Finalmente hay aproximadamente 80 cometas con órbitas casi parabólicas, que se alejan del sol más allá de 50 mil unidades astronómicas ($7,5 \times 10^{12}$ km.)

Jorge Bobone, astrónomo del observatorio de Córdoba dedicó buena parte de su vida a realizar los cálculos de la órbita del cometa Halley para su paso de 1910, con las primitivas calculadoras mecánicas de la época, pero falleció antes de completarlas.

Dichos cálculos me fueron cedidos por el Observatorio de Córdoba. Con ellos, y el auxilio de una computadora moderna, efectué ciertos cálculos a los cuales me referiré más adelante. El gráfico de la fig. 1 representa la órbita del cometa entre los planetas.

En 1910 el cometa fue visible a simple vista como un gran espectáculo durante casi cinco meses; pero con telescopios fue observado, en un arco de 270° .

La velocidad del cometa no es constante porque su órbita no es circular. Recorre dicho arco en las cercanías del Sol en 630 días mientras que la órbita completa demora 76 años, o sea 28 mil días. De esto se deduce que en la parte externa de la órbita se traslada a muy baja velocidad.

LAS HIPOTESIS SOBRE EL ORIGEN y FORMACION DE LOS COMETAS: están estrechamente vinculadas a las especulaciones sobre la formación del sistema solar.

El astrónomo holandés Oort formuló una teoría que postula la existencia de materia que rodea al sistema solar a una distancia de 50 mil unidades astronómicas. A

Un interesante dato histórico

Recolectando datos de pasajes anteriores, comprobé para mi sorpresa que los registros del de 1834/5 incluían alrededor de cuarenta observaciones realizadas desde Buenos Aires; fueron efectuadas, en plena época de Rosas, por el físico italiano Octavio F. Mossotti. Su historia es típica de la época: contratado por el gobierno de Rivadavia para dictar Matemáticas y Física en la Universidad de Buenos Aires, al llegar aquí se encontró con que el gobierno había cambiado y nadie sabía nada de su contrato. No obstante, gracias a sus conocimientos consiguió un puesto de topógrafo; durante su desempeño, determinó la posición geográfica de nuestra ciudad y efectuó otras observaciones importantes. Abandonó nuestro país a mediados de 1835. Era un personaje muy interesante, que no sólo se dedicó a la ciencia, sino que también intervino en las luchas políticas de su patria, lo que lo obligó al exilio.

causa del movimiento del sistema solar dentro de la galaxia, esa nube de materia (llamada nube de Oort) podría recibir influencias gravitatorias de otras estrellas que harían que esos cuerpos se vieran impulsados en todas direcciones. Los que cayeran hacia el Sol quedarían atrapados en órbitas muy alargadas, lo que explicaría la presencia de cometas con períodos de varios millones de años.

Pero también puede suceder que al pasar cerca de los grandes planetas sean capturados y queden circulando en las cercanías del sistema solar. Estas son las llamadas familias de cometas. Júpiter por ser el planeta más grande tiene la familia más numerosa; el Halley pertenecería a la familia de Neptuno.

NATURALEZA FISICA DE LOS COMETAS: Recién a partir de 1950 se ha llegado a resultados más concretos sobre este tema. Según las hipótesis actuales, se componen de un núcleo de tres a diez kilómetros de diámetro constituido por roca porosa; materiales volátiles (particularmente agua, amoníaco, metano); sílice, hierro y algunas sustancias químicas derivadas del radical cianógeno (entre las cuales la más común y conocida en la Tierra es el cianuro de potasio).

Se cuenta que en el paso de 1910 del cometa Halley, causó pánico general la idea de que la Tierra atravesara la cola del cometa, compuesta por sustancias altamente tóxicas. Efectivamente lo hizo; pero la densidad de la cola es tan baja (unas pocas moléculas por km^3) que no se produjeron efectos apreciables.

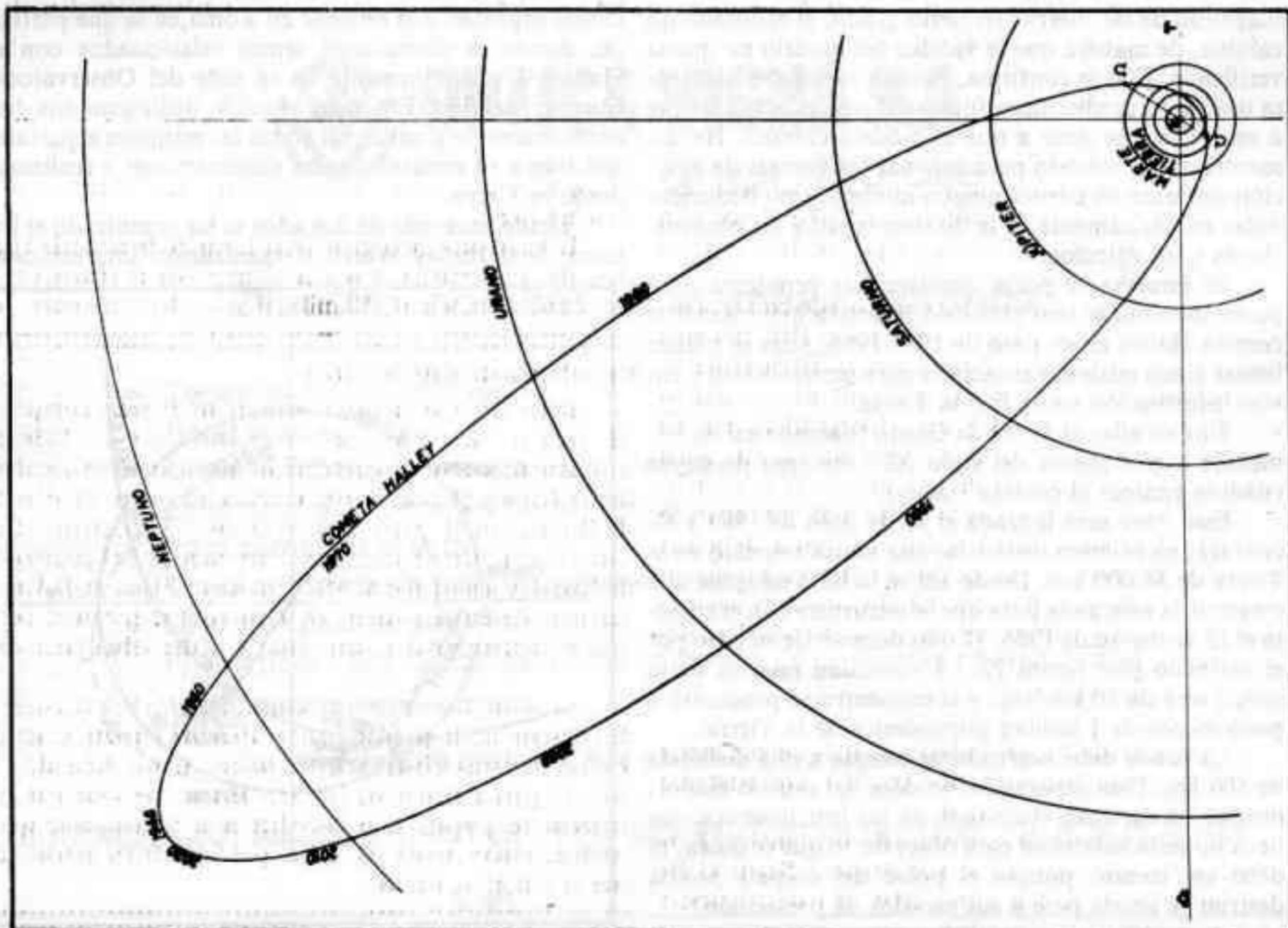
DESDE EL PUNTO DE VISTA DINAMICO: la luz solar ejerce presión sobre los cometas. La luz ejerce presión sobre todos los objetos. Esto se comprueba en experimentos físicos con un pequeño aparato llamado

radiómetro. Consta de un molinillo que tiene las paletas pintadas de negro de un lado, y de plateado del otro; uno absorbe luz y el otro la repele. Al colocarlo en un lugar iluminado comienza a girar; esto sucede por la presión de la luz. Es tan pequeña, que sobre la masa de los cuerpos comunes no se nota, pero es evidente sobre las partículas de gas y polvo que componen al cometa, las cuales por la presión de la luz solar se orientan en dirección opuesta al Sol.

Existen irregularidades en las órbitas de los cometas y el estudio de las mismas fue el interés que me movió a retomar los antiguos cálculos del astrónomo Bobone.

Los cometas a diferencia de los planetas y asteroides, tienen un comportamiento bastante errático. El Halley, por ejemplo, pasó en 1910 por el perihelio con dos días de diferencia con respecto a la mejor predicción de la época. Con la mayoría de los cometas sucede lo mismo.

El primero que propuso una explicación para este fenómeno fue el astrónomo alemán Bessel. El sostuvo que al acercarse el cometa a menos de 3 U.A. del Sol, absorbe la suficiente cantidad de energía solar como para que las sustancias volátiles comiencen a ser eyectadas desde el núcleo. Puede ocurrir de manera gradual o repentina que se junte gran presión en el interior, se abra un cráter y emita gran cantidad de gases y polvo. Esta eyección sobre una masa tan pequeña como la del núcleo actúa como lo haría el combustible quemado de un cohete. Ese "chorro" impulsa el cometa en la dirección opuesta y altera su órbita. Este efecto, comparado con la atracción que ejerce el Sol, es muy pequeño (del orden de 10^{-6} o 10^{-7} , tomando como unidad la fuerza gravitacional del Sol) lo que hace que su cálculo sea muy difícil. Sin



embargo, la fuerza de reacción se acumula y permite percibir cambios en la órbita.

Bessel demostró que su teoría era matemáticamente factible en una explicación de media página; pero la comprobación práctica con el paso del Halley en 1835, no arrojó buenos resultados porque las observaciones de la época no tenían la precisión requerida.

En 1950, un astrónomo norteamericano, F. L. Whipple, realizó lo que se denomina actualmente un modelo de cometa. Con mejores instrumentos y datos de la composición química proporcionado por métodos electrométricos, llegó a formular una teoría que podríamos llamar termodinámica. La teoría plantea matemáticamente como se vaporizan los materiales del cometa según sea su distancia del Sol. A partir de esto, puede construirse el modelo del cometa que explica como se produce el fenómeno, cuánta materia es emitida, qué fuerza ejerce, etc., todo con respecto a su distancia del Sol. Como aumenta la absorción de energía al acercarse, mayor es la cantidad de materia eyectada. Se suma entonces la fuerza gravitatoria del Sol, las perturbaciones planetarias, más este pequeño efecto y se obtienen así las correcciones de la órbita necesaria.

Pero existe un problema que radica en que, con cada paso, el cometa pierde material, y es sabido que cometas que fueron brillantes en el pasado actualmente no lo son tanto, por haber perdido la mayor parte de la materia volatilizable que contenían. Sin embargo, este envejecimiento del cometa no es tenido en cuenta en las ecuaciones porque se arguye que son válidas para un período de dos mil años. En efecto, los cálculos realizados retrospectivamente arrojan resultados bastante satisfactorios, pero comprobé, realizando experimentos numéricos con una computadora que, aunque se varíe la magnitud de las fuerzas en cierto grado, el resultado no cambia, de manera que la validez del modelo no queda verificada. Ello se confirma, porque cuando se lo intenta usar para predicciones futuras el modelo falla lo que a mi criterio se debe a que el modelo cambia. He desarrollado un método para calcular las fuerzas de eyección sin tener en cuenta ningún modelo, sino deduciéndolas numéricamente de la diferencia entre las observaciones y los cálculos.

Es importante poder resolver este problema para poder determinar con precisión la órbita que trazará el cometa Halley en su paso de 1985-1986, pues se planea lanzar cinco misiones espaciales para interceptarlo y enviar información sobre él a la Tierra.

Una de ellas es la sonda Giotto (llamada así en homenaje a este pintor del siglo XIV, en uno de cuyos cuadros aparece el cometa Halley).

Esta nave será lanzada el 10 de julio de 1985 y alcanzará, en primera instancia, una altura respecto de la Tierra de 36.000 km. Desde allí se la hará adoptar una trayectoria adecuada para que se encuentre con el cometa el 13 de marzo de 1986, 32 días después de su paso por el perihelio (ver figura 2). La velocidad relativa de la sonda será de 70 km/seg. y el encuentro se producirá a poco menos de 1 unidad astronómica de la Tierra.

La sonda debe acercarse al cometa a una distancia de 500 km. Esta separación no debe ser mucho mayor, porque en ese caso el alcance de los instrumentos que lleva no sería suficiente para observar lo que se desea; ni debe ser menor, porque el polvo del cometa podría destruir la sonda pese a sus escudos de protección.

Para lograr esta precisión se debe conocer la posición del cometa con un error menor de 500 km. Hasta ahora, lo mejor que se había logrado, tenía un error de 1.000 km; en cambio, utilizando el método directo desarrollado por mí se obtiene una precisión de 300 km.

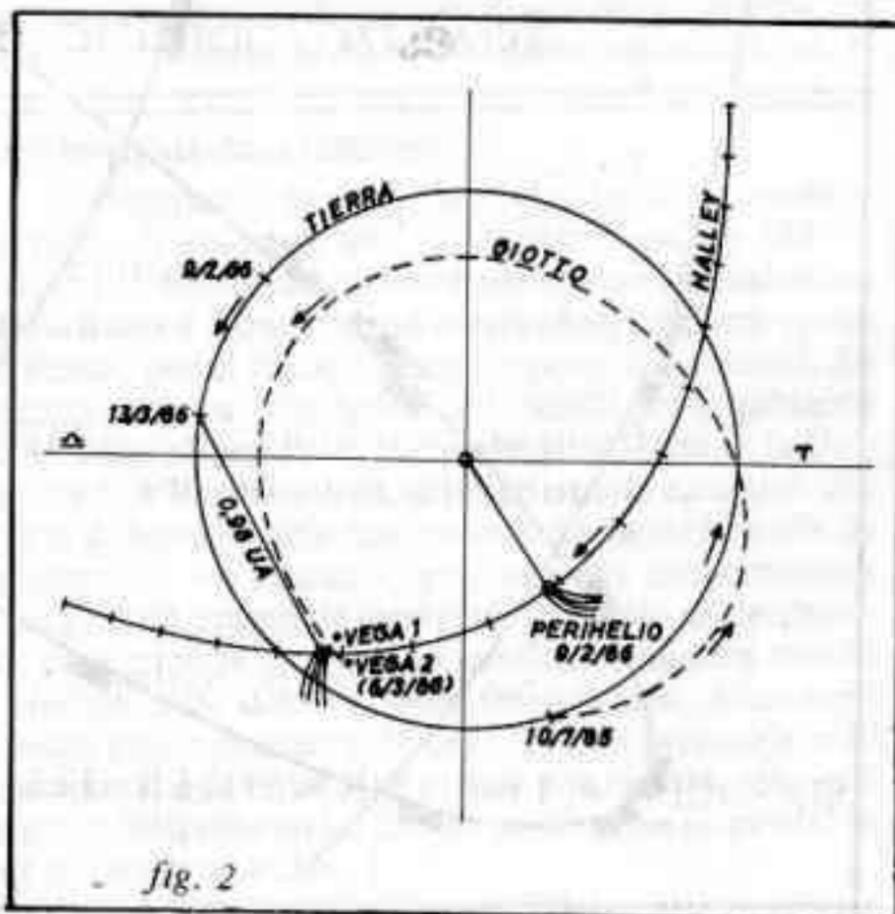
Otro de los proyectos es el Vega, que será lanzado por Intercosmos, agencia espacial integrada, entre otros países, por Hungría, Checoslovaquia, URSS y que recibe el apoyo de Francia. Esta nave espacial consta de tres sondas. Una de ellas será desprendida cerca de Venus y hará determinaciones experimentales de la composición de las nubes y del suelo del planeta. Las otras se aproximarán al cometa a una distancia de 10.000 km. y lo observarán desde dos puntos diferentes unos días antes de la aproximación final de la misión Giotto. Además de las observaciones físicas, se podrán realizar determinaciones telemétricas; los datos obtenidos serán enviados a la Tierra y así se podrá conocer con mayor certeza la ubicación del cometa: el error no sobrepasará los 150 km.

Los japoneses también planean enviar dos sondas para realizar observaciones físicas de las condiciones del cometa con sensores remotos.

Finalmente, la NASA piensa utilizar un satélite que se halla en órbita desde hace tres años ubicado en uno de los "puntos lagrangianos" realizando determinaciones sobre el campo magnético de la Tierra. Habiendo terminado este trabajo el satélite, y contando con suficiente combustible remanente ha sido impulsado al encuentro del cometa. Se acercará también a 10.000 km. aproximadamente, y realizará observaciones especialmente en magnetometría.

En junio de 1984 la Unión Astronómica Internacional organizó una reunión en Roma, en la que participé, donde se discutieron temas relacionados con el Halley, y posteriormente en la sede del Observatorio Europeo del Sud (ESO), en Munich, dedicaron dos días exclusivamente a concertar todas las misiones espaciales que irán a su encuentro y las observaciones a realizarse desde la Tierra.

Desde hace más de dos años se ha organizado el International Halley Watch (Organización Internacional



para la Observación del Cometa Halley) en la cual puede intervenir quien lo desee, tanto profesionales como aficionados. El IHW edita un boletín que contiene las direcciones de las personas a las cuales se les puede escribir consultándolas sobre datos específicos y un manual con las fechas en que el cometa será visible, de qué forma se lo podrá observar e incluso ha editado también una guía con indicaciones para aficionados, para que puedan realizar trabajos de utilidad que podrán ser enviados a una sede central para ser estudiados y posteriormente resumidos en un libro, que posiblemente se editará en 1989.

En esta oportunidad, la aparición del cometa no será tan espectacular como en 1910, debido a que, por la posición relativa respecto de la Tierra, su mínima distancia será bastante mayor que en aquella ocasión. Podrá vérselo a partir de Noviembre de 1985 con binoculares (de 7 x 50) luego de la puesta del Sol; en Enero de 1986 será visible a ojo desnudo hasta Febrero para

ocultarse luego tras el Sol y pasar por su perihelio el 9 de Febrero de 1986.

A principios de Marzo reaparecerá por la mañana 1 hora y media antes de la salida del Sol, creciendo su brillo constantemente hasta el 11 de Abril de 1986 en que el cometa estará a su mínima distancia de la Tierra (63 millones de kilómetros). En esta fecha se lo podrá ver desde las 21 horas hasta el amanecer. A partir de allí disminuirá su brillo y desde fines de Abril en adelante será visible de nuevo con binoculares por algunos meses.

Su trayectoria aproximada en relación a las constelaciones será la siguiente: en Noviembre de 1985, Pléyades y Tauro; en Diciembre y Enero de 1986, Piscis; en Febrero y Marzo, Capricornio; en Abril, Sagitario, Escorpio y Centauro (a la izquierda sobre la Cruz del Sur); en Marzo, Hidra.

En su brillo máximo alcanzará algo menos de la 4ª magnitud.

Instrumental del Proyecto Giotto

- Cámara multicolor (para imágenes de la coma y el núcleo)
- Espectómetro de masa neutra
- Espectómetro de polvo
- Espectómetro de masa ionizada
- Detector de impactos de partículas de polvo (lo que serviría para calcular la cantidad de masa eyectada)
- Dos analizadores de plasma
- Analizador de partículas de alta energía
- Magnetómetro
- Sonda óptica con fotopolarímetro



OPTICA VIGNA S.A.

OPTICA FOTO CINE

“Nuestro nombre es la mejor garantía”

- Todas las tarjetas de crédito.
- Recetas en el día.
- Línea completa de armazones nacionales e importadas.
- Laboratorio color en 24 horas. Todas las marcas.
- Foto carnet en el acto.
- Línea completa de pilas y lámparas especiales.
- Se arman packs especiales.
- Prismáticos - Microscopios. Línea completa de compases náuticos Silva.
- Instrumentos Astronómicos

Su pregunta no molesta, nos gratifica para seguir adelante

SUIPACHA 401 esq. CORRIENTES - TEL. 392-9102/393-9281 (1008) BUENOS AIRES

Estrellas Dobles

por C. de Loore

"Reproducido con autorización de Mundo Científico"

Las estrellas dobles tienen una importancia excepcional para los astrónomos. En primer lugar, porque la mitad de las estrellas pertenecen a tales sistemas, llamados indistintamente dobles o binarios, por lo que la evolución de las binarias juega un papel importante en la evolución estelar en general. En segundo lugar, porque el parámetro fundamental de una estrella, su masa, sólo puede ser determinado directamente si la estrella forma parte de un sistema doble. Por otra parte, mientras la evolución de estrellas aisladas tiene lugar sin restricciones, la expansión de una de las componentes de un sistema doble compacto es perturbada por su compañera, hasta el punto de que esta vecina glotona puede apropiarse durante esta expansión de una fracción de la masa que pertenecía a su compañera. De esta forma, puede transferirse materia de una componente a otra, y la estrella, que inicialmente era la más masiva, terminará por ser la más ligera. Según la importancia de su masa inicial, esta componente «adelgazada» puede terminar su vida bien como una enana blanca, bien, después de una grandiosa explosión correspondiente a la formación de una supernova, dejar como residuo una estrella de neutrones o incluso un agujero negro.

Estas estrellas de neutrones son extraños objetos cuya masa es tan grande como la del Sol, pero cuyo radio no supera los diez quilómetros. Un cálculo sencillo nos indica que su masa específica es enorme: ¡un centímetro cúbico equivale a mil millones de toneladas!

Más comprensible aún: estos pequeños objetos muy compactos emiten una energía un millón de veces mayor que la emitida por el Sol, aunque, todo hay que decirlo, durante poco tiempo. Vamos a someter a las estrellas dobles a un examen minucioso; si seguimos su evolución paso a paso, podremos precisar cómo se pueden formar estos objetos compactos finales.

Nacimiento y muerte de las estrellas

Hablemos primero de las estrellas aisladas. En el origen, se forman por contracción y condensación a partir de enormes nubes de hidrógeno y polvo. La nube original se divide en varios fragmentos, y además cada fragmento se contrae. Los nuevos fragmentos se subdividen de nuevo en partes más pequeñas hasta que se forman nubes que ya no se fraccionan, pero que continúan, sin embargo, contrayéndose para formar protoestrellas.

La temperatura y densidad de la nube crecen por contracción y alcanzan en un cierto momento los valores críticos, más allá de los cuales se inician las reacciones de fusión nuclear (temperatura superior a treinta y cinco millones de grados Kelvin). Por medio de estas reacciones nucleares, el hidrógeno se convierte en helio y se liberan cantidades fantásticas de energía que, bajo la forma de radiación, pasan de las regiones del centro hacia las zonas exteriores, y abandonan la estrella a través de su superficie. La parte central de la estrella donde tienen lugar las reacciones

reciben el nombre de núcleo. Como consecuencia de los procesos nucleares, este núcleo se enriquece paulatinamente cada vez más en helio. Durante este período, el radio de la estrella crece ligeramente. En el curso de esta fase evolutiva en la que el hidrógeno se convierte en helio, las estrellas tienen propiedades sensiblemente constantes y se encuentran sobre lo que se llama la secuencia principal (V. fig. 1).

Cuando se agota en las regiones centrales la reserva disponible de hidrógeno, la estrella sufre cambios considerables en su estructura. En primer lugar, tiende a mantener su luminosidad constante y, como no hay combustible suficiente para proporcionar la energía necesaria para este propósito, la estrella va a producirla a partir de su energía gravitatoria por medio de una nueva contracción. En el curso de esta contracción, las condiciones en las capas exteriores del núcleo son tales que continúa la fusión del hidrógeno: es lo que se llama la combustión del hidrógeno en capa. El núcleo de la estrella compuesto de helio puro se contrae, mientras las partes exteriores de la estrella se expanden notablemente (V. fig. 2). La estrella se va a convertir en una supergigante o en una gigante roja según que sea más o menos masiva. El aumento de la temperatura conduce al inicio de una nueva serie de reacciones nucleares por las que el helio se convierte en carbono y oxígeno.

La evolución de una estrella se caracteriza por una serie de contracciones de las zonas centrales, interrumpida por

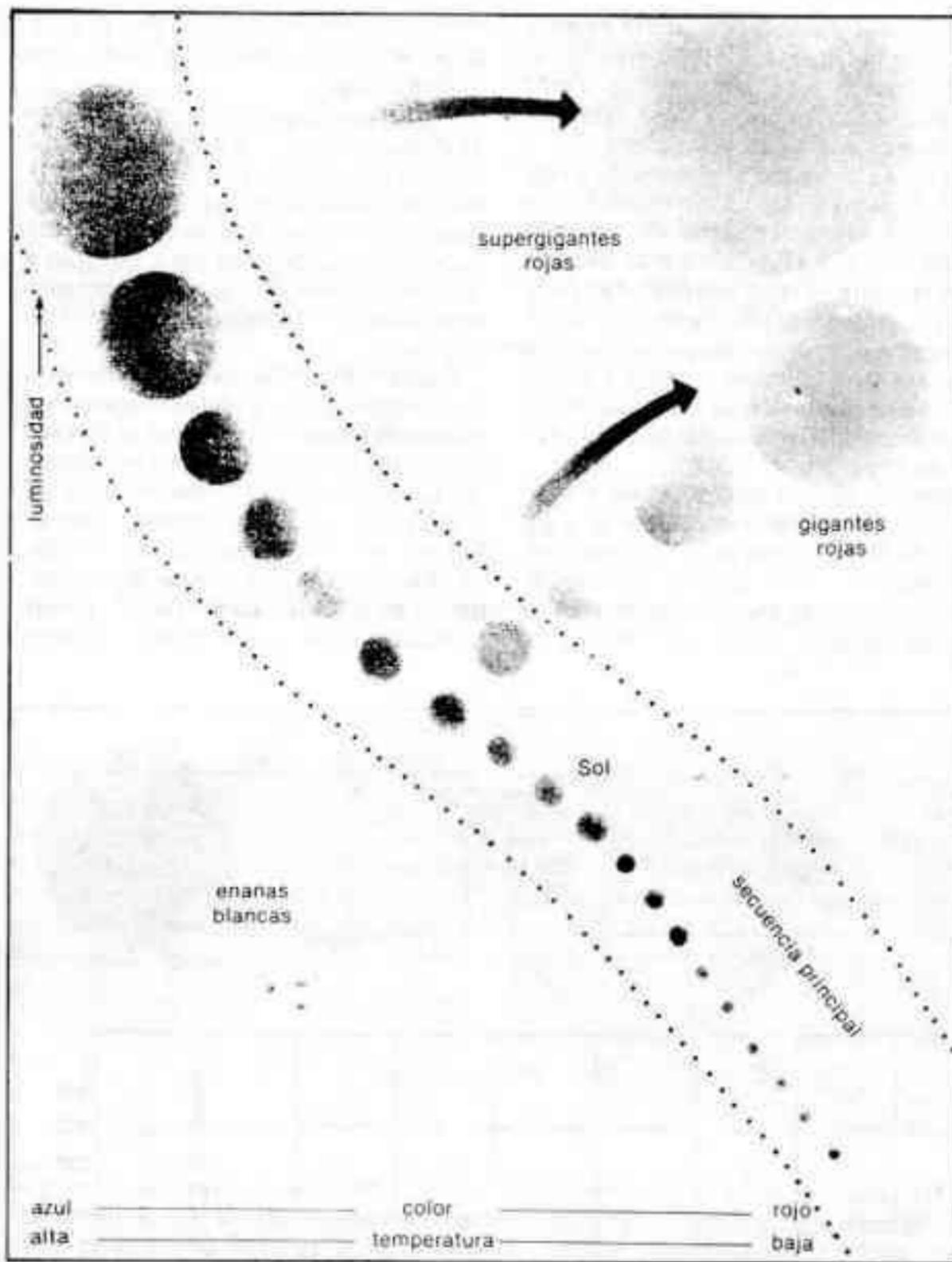


Figura 1. El diagrama de Hertzsprung-Russell muestra la luminosidad de las estrellas en función de su color o de su temperatura. El diámetro de las estrellas está indicado por círculos (la escala no es exacta). La mayor parte de las estrellas se distribuyen sobre la secuencia principal. Durante la primera fase de su evolución, es decir durante la combustión del hidrógeno, la estrella recorre la secuencia principal de izquierda a derecha. Más tarde, durante la combustión del helio, la estrella se dirige hacia la derecha, se infla enormemente y se convierte en una gigante (o supergigante) roja como se indica mediante las flechas gruesas.

períodos de reacciones nucleares sucesivas que prolongan su vida. Estos períodos sucesivos se presentan en el cuadro 1. Durante la fase de combustión del hidrógeno, el radio de la estrella se conserva relativamente pequeño. El núcleo convectivo, es decir, el lugar donde los componentes químicos, hidrógeno y helio, están totalmente mezclados, representa entre el quince y el cuarenta por ciento de la masa total, según el valor de dicha masa.

Las estrellas masivas viven mucho menos tiempo que las estrellas de poca masa: la gran presión y la elevada temperatura que reinan en el interior de las estrellas masivas aceleran las reaccio-

nes de fusión nuclear, lo que disminuye la duración de su vida. Después del agotamiento del hidrógeno en el núcleo, éste se contrae y se calienta, lo que provoca la expansión de las capas externas más frías. La estrella se convierte así en una gigante con un radio varios centenares de veces mayor que el radio solar. Durante esta fase de gigante, los núcleos de helio se fusionan para producir carbono.

Cuando las estrellas recorren el universo por parejas

Las estrellas dobles o binarias constituyen un fenómeno corriente en el uni-

verso. Su frecuencia es muy superior a la de los gemelos humanos. Hace ya tiempo que sabemos que no puede establecerse una teoría adecuada de la evolución estelar sin tener en cuenta la existencia de los sistemas dobles.

La primera estrella doble fue descubierta en 1650, cuando Riccioli, observando con su telescopio la estrella Mizar —la penúltima estrella de la cola de la Osa Mayor— constató que de hecho estaba compuesta de dos estrellas. Desde entonces han sido catalogadas millares de estas «binarias visuales». Al principio no se sabía con exactitud si se trataba realmente de estrellas que formaban una pareja ligada. Observaciones minuciosas referidas a largos períodos de tiempo han demostrado que cada una de las componentes de la mayor parte de estas estrellas dobles describe una órbita en torno a la otra; por consiguiente, están ligadas físicamente. Los períodos de revolución de estas estrellas dobles visuales varían entre una decena y varios centenares de años.

En 1889, el astrónomo Pickering, de Harvard, observó que esta misma estrella Mizar tiene bandas en el espectro tanto sencillas como dobles, y en este último caso pudo comprobar que la separación entre estas rayas varía periódicamente. Su conclusión fue que la componente más brillante de Mizar es a su vez doble y está compuesta por dos estrellas de aproximadamente la misma magnitud, si bien Mizar en su conjunto es una estrella triple. El período de la binaria compacta es de 20,54 días. Se trata en este caso de una binaria espectroscópica. El carácter binario sólo se revela entonces por el desplazamiento de las rayas espectrales que mide la velocidad de alejamiento o de acercamiento de las componentes gracias al efecto Doppler. Si las luminosidades son comparables, se observan alternativamente rayas desdobladas y rayas sencillas. Si una de las componentes tiene un movimiento dirigido hacia nosotros (lo que tiene como consecuencia que sus rayas espectrales se desplacen hacia longitudes de onda más pequeñas, es decir, hacia el azul), mientras la otra se aleja de nuestro campo de visión (sus rayas espectrales se desplazan entonces hacia el rojo), el efecto global consiste en que las rayas se desdoblan. En el caso en que una de las dos componentes sea mucho más brillante que la otra, no se aprecia una descomposición de las rayas, sino un simple movimiento de vaivén de la longitud de onda de las rayas de la estrella más brillante durante el movimiento orbital. Cuando el movimiento de las dos componentes es perpendicular a la dirección de observación, no se produce efecto Doppler y las rayas espectrales son sencillas (V. fig. 3).

En el caso de binarias con un corto período de revolución (es decir, aquellas en que las componentes están muy próximas, —estas binarias se llaman compactas—), puede ocurrir que una componente desaparezca detrás de la otra. En 1669, el italiano Montanari descubrió que la estrella más brillante de la constelación de Perseo, la estrella Algol, varía en brillo intensamente. En 1783, Goodricke, quien constató que el fenómeno presenta una periodicidad del orden de 2,87 días, propuso una explicación. Una compañera oscura debía girar en torno a Algol e interponerse periódicamente entre nosotros y la estrella brillante (V. fig. 4). En 1889, se descubrió que Algol es una binaria espectroscópica, y que el período es el mismo que el de los cambios de brillo, es decir alrededor de 2,87 días.

La mayor parte de las estrellas dobles, como Algol, llamadas eclipsantes tienen cortos períodos de revolución, a menudo inferiores a diez días. Sin embargo, se conocen excepciones: existen sistemas cuyos períodos son superiores a un año. La binaria eclipsante VV Cephei tiene un período de más de veinte años! En este sistema una estrella luminosa gira alrededor de una supergigante roja, que tiene un radio superior a 1 000 radios solares. Durante 225 días cada veinte años, la estrella brillante es eclipsada por la supergigante roja.

Una superficie crítica para la evolución

Pero ¿cómo influye la presencia de una compañera en la evolución de una estrella? En un sistema muy separado, la componente más masiva, que es la que evoluciona más deprisa, puede dilatarse sin afectar a su compañera. Las dos componentes de una estrella de este tipo podrán pues evolucionar sin problemas hacia la fase de gigante, y ninguna de las dos interferirá en la evolución de la otra. Las dos componentes evolucionan, por tanto, como si fuesen estrellas aisladas.

Esto ya no es cierto para las binarias compactas, en cuyo caso deberán tenerse en cuenta los efectos mutuos. Comencemos por las binarias eclipsantes del mismo tipo que Algol. Tienen una particularidad muy característica: la estrella más brillante es una estrella normal, mientras que la compañera es una estrella denominada subgigante, que desde el punto de vista de su volumen se sitúa entre las estrellas de la secuencia principal (es decir, no evolucionadas) y las gigantes.

Del desdoblamiento periódico de las rayas espectrales, se pueden deducir las velocidades de las dos componentes en su órbita, y de la relación entre

estas velocidades se deduce la existente entre las masas. En los sistemas del tipo Algol, la subgigante, que es la más evolucionada, tiene una masa netamente inferior a la de su compañera.

Este es un hecho sorprendente en extremo porque, como demuestran los cálculos evolutivos, es la estrella más masiva la que evoluciona más deprisa. Ciertamente, ambas estrellas han nacido en la misma época, tienen, por tanto, la misma edad, y sin duda y con no poca ventaja la más masiva debería ser la que se encontrase más avanzada en su proceso evolutivo y hallarse en la fase de las gigantes.

Para encontrar una solución a este enigma es preciso remontarse al siglo XVIII. En dicha época, el astrónomo y matemático francés Lagran estudió el comportamiento de un cuerpo bajo el efecto de la atracción combinada de

otros dos cuerpos, es decir, bajo el efecto del potencial gravitatorio creado por ambos cuerpos.

El conjunto de los puntos que tienen el mismo potencial constituye una superficie equipotencial. Entre las superficies equipotenciales, se encuentra una superficie crítica, compuesta por dos superficies en forma de pera, en torno a las dos estrellas, que están en contacto en el punto L1, llamado primer punto de Lagrange.

Édouard Albert Roche, otro matemático francés, calculó estas superficies equipotenciales en el caso en el que las dos estrellas son consideradas puntuales. En este caso, la superficie crítica recibe el nombre de superficie de Roche. El volumen interior a la superficie crítica alrededor de cada una de las dos estrellas es el lóbulo de Roche. Un punto cualquiera de la superficie crítica puede

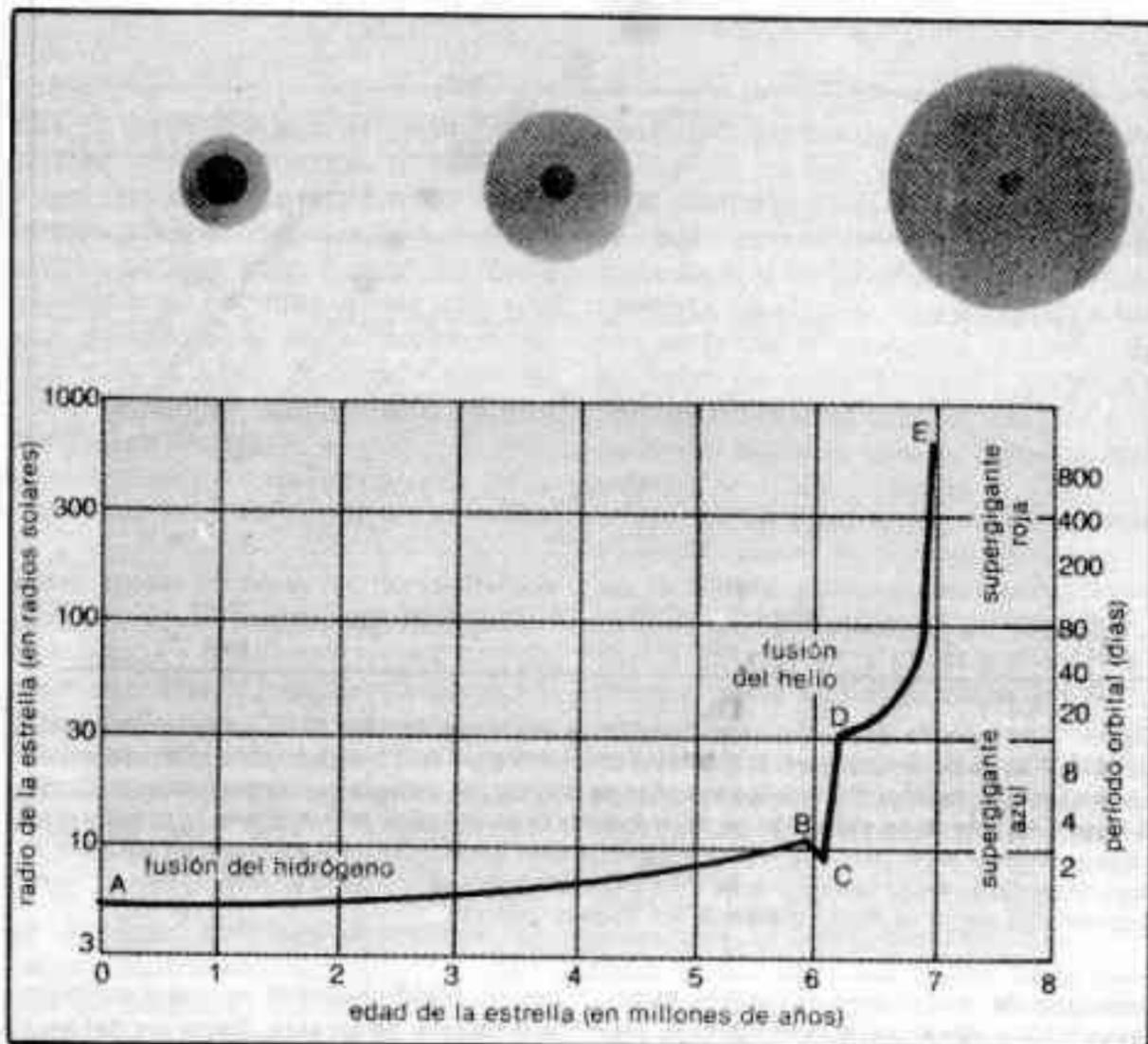


Figura 2. Al nacer una estrella normal masiva se compone de un 70 % (20 masas solares) de hidrógeno, un 27 % de helio y un 3 % de elementos más pesados (en masa). Entre los puntos A y B, las reacciones nucleares transforman el hidrógeno en helio, en el centro de la estrella, a temperaturas que se aproximan a los 35 millones de grados. El radio de la estrella crece muy lentamente. En el punto B, la reserva de hidrógeno en el núcleo se ha agotado, lo que provoca una contracción de la estrella hacia el punto C. Entre los puntos C y D, la fusión del hidrógeno continúa en las regiones que rodean al núcleo de helio, y la estrella se agranda. En el punto D, la temperatura es lo bastante elevada (100 millones de grados) como para iniciar la fusión del helio. El radio crece de forma considerable y la estrella se transforma en una supergigante roja. En muchos sistemas dobles, el volumen de la estrella sobrepasa su volumen de Roche durante esta fase de expansión, entre C y D. La escala de la derecha indica los períodos de los sistemas binarios en los que la primaria llena exactamente su volumen crítico (se supone que la masa de la secundaria es de seis masas solares). (Esta figura muestra los resultados de los cálculos efectuados por el autor en colaboración con Jean-Pierre De Grève, del Instituto de Astrofísica de la Vrije Universiteit de Bruselas.)

desplazarse hacia otro punto de esta superficie sin que haya ninguna ganancia o pérdida.

Si en el curso de su evolución, la estrella más masiva S_1 experimenta una expansión tan intensa que desborda su volumen de Roche crítico (volumen interior a la superficie crítica), perderá materia que irá a depositarse sobre la otra estrella S_2 . De esta forma, la estrella que inicialmente era la más masiva se convertirá en la más ligera, mientras su

compañera se transformará en la más masiva. Como consecuencia de esta transferencia de materia, se modificarán la distancia entre las dos componentes y el período de revolución alrededor del centro de gravedad común. La ley de Newton nos dice que, si pierde materia la más masiva, disminuye el período del sistema; por el contrario, si es la menos masiva la que pierde masa —lo que puede producirse más adelante— el período aumenta.

«Estrellas en fuga»

Consideremos ahora las estrellas dobles masivas; éstas son estrellas binarias compactas cuya masa es superior a quince masas solares. La mayor parte de estas binarias masivas tienen períodos orbitales comprendidos entre dos y veinte días. En estos sistemas, las componentes sobrepasan sus volúmenes de Roche críticos durante la fase de expansión rápida de las capas exteriores de la componente más masiva. Los cálculos muestran que la transferencia de masa resultante tiene como efecto acelerar la expansión de estas capas externas y, como consecuencia de ello, la pérdida de materia finaliza después de la desaparición de toda la envoltura rica en hidrógeno, no dejando más que el núcleo de helio. En el «residuo», una estrella de helio puro inicia la fusión de dicho material y el radio de la estrella disminuye hasta valores que sobrepasan unas diez veces el radio solar. Una vez alcanzado este estadio, las binarias tienen una componente azul, luminosa, mientras la otra componente está compuesta por helio puro. Las estrellas dobles de esta clase son estrellas de Wolf-Rayet, tipo especial de estrellas con bandas de emisión descubiertas por los astrónomos franceses Wolf y Rayet. En nuestra galaxia, se conocen decenas de ellas. La evolución ulterior de los sistemas de este tipo, que conduce finalmente a la formación de binarias emisoras de rayos X, ha sido calculada con detalle por el autor y uno de sus colaboradores del Astrophysical Institute, Vrije Universiteit de Bruselas, Jean-Pierre De Grève, basándose en un modelo hipotético propuesto por E. Van den Heuvel de la Universidad de Amsterdam y J. Heise de la Universidad de Utrecht (Países Bajos). Estos cálculos predicen la evolución que expondremos a continuación, y la retomamos desde el principio, para una binaria «clásica», constituida inicialmente por dos componentes de 20 y 8 masas solares. A poco más de seis millones de años después del nacimiento del sistema, la primaria de 20 masas solares comienza a transferir materia a su compañera. En sólo 20 000 años transfirió 14,6 masas solares; la primaria adelgazada sólo pesa ya 5,4 masas solares; la diferencia ha sido absorbida por la secundaria cuya masa es ahora de 22,6 masas solares. Los cálculos muestran que esta componente secundaria, que no había terminado todavía su fase de combustión de hidrógeno, continúa sumiéndolo durante cinco millones de años después del intercambio de materia. La acreción de una gran cantidad de hidrógeno «rejuvenece» la estrella y aumenta su período de vida. Por otra parte, después de la fase de transferencia de materia, el período or-

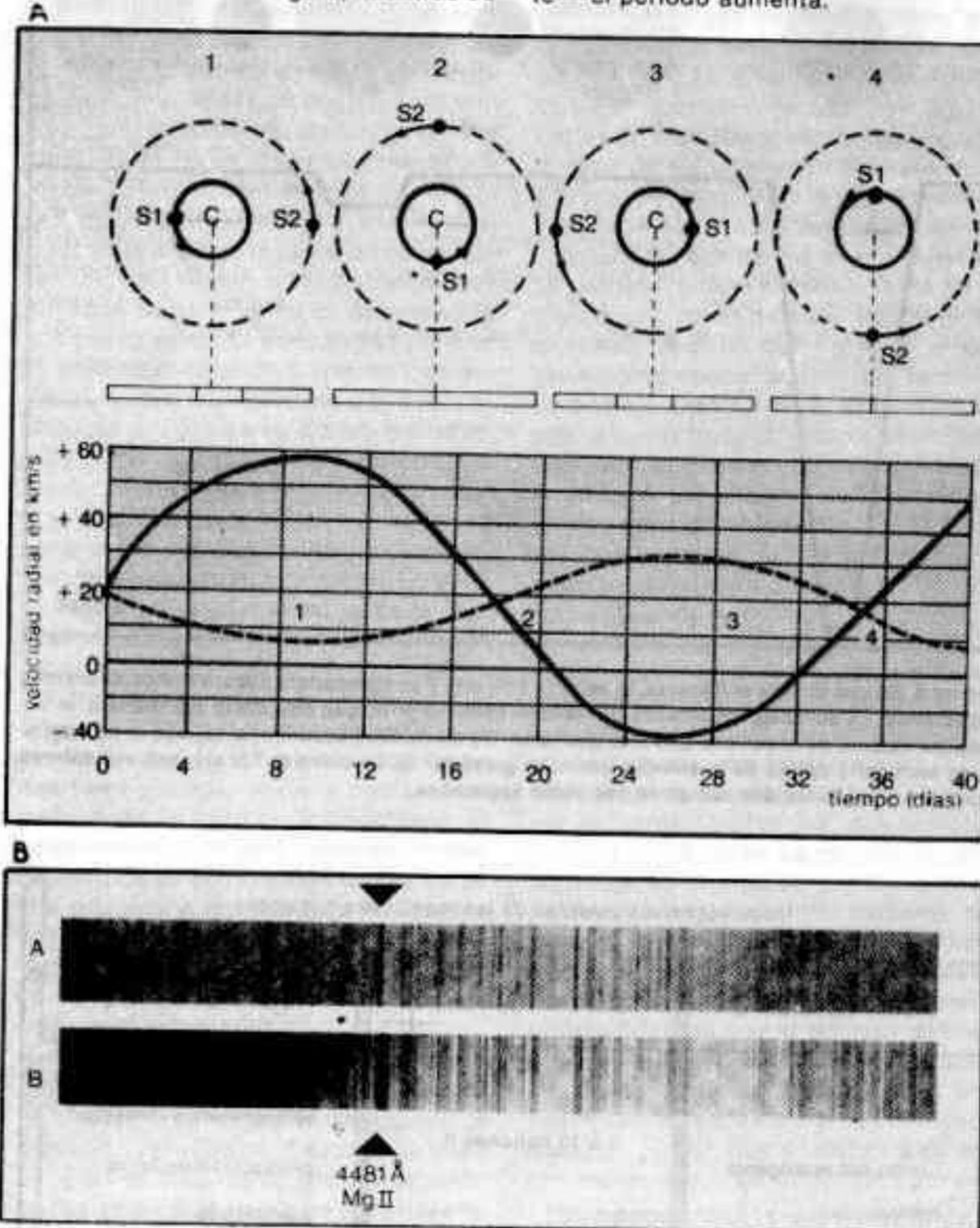


Figura 3. Esta figura ilustra el comportamiento de una binaria espectroscópica de órbita circular, con un período de 35 días.

A. Se muestra el desplazamiento de una raya espectral, debido al efecto Doppler y la curva de velocidades radiales para la estrella S_1 (curva continua) y para la estrella S_2 (curva a trazos).

Posición 1: S_1 se dirige hacia nosotros, S_2 se aleja. En consecuencia, la raya es doble: una componente de la raya está desplazada hacia el azul, la otra lo está hacia el rojo.

Posición 2 y 4: las dos estrellas evolucionan perpendicularmente hacia la dirección de observación, no hay pues desplazamiento Doppler, y sólo se ve una raya. La velocidad radial de las dos componentes es igual a la del centro de gravedad del sistema, es decir igual a +20 km/s, (el signo + significa convencionalmente que se aleja de nosotros).

Posición 3: S_2 se dirige hacia nosotros (-40 km/s). S_1 se aleja de nosotros (+30 km/s). La raya es doble. La estrella S_1 , al tener la velocidad orbital más pequeña, es la más masiva.

B. Estas dos imágenes del espectro de la binaria espectroscópica Mizar ilustran el esquema precedente para la raya de absorción del magnesio una vez ionizado. Dicha raya es única en el espectro A, tomado cuando las dos componentes se mueven perpendicularmente en la dirección de observación, y doble en el espectro B, obtenido cuando una de las componentes tiene un movimiento hacia el observador y la otra componente en sentido opuesto.

ESTRELLAS DOBLES

bitar inicial, que era de 4,56 días, pasa a ser de 10,86 días. En cuanto a la primaria es ahora una estrella de helio. Tales estrellas evolucionan rápidamente porque sólo tienen a su disposición una débil cantidad de energía nuclear para alimentar su gran luminosidad. Estas estrellas de helio tienen una luminosidad que corresponde a la de las estrellas de hidrógeno de cuatro a cinco veces más masivas. La estrella de helio de 54 masas solares finaliza, pues, la combustión de su helio y carbono en los quinientos ochenta mil años que siguen a la fase de intercambio de materia. Durante este tiempo, no se desarrolla de forma considerable y permanece en el interior de su volumen crítico. Durante las fases ulteriores, el núcleo evoluciona quemando neón, oxígeno y silicio hasta experimentar un colapso final. Los cálculos muestran que, a lo largo de estas fases, la estrella permanece siempre en el interior de su volumen crítico y no hay nueva fase de transferencia de masa. Este tipo de evolución tiene lugar para estrellas con masas iniciales superiores a 4 ó 5 masas solares. Los núcleos de estas estrellas, y por tanto nuestra componente primaria, terminan su vida por una explosión en una capa intermedia. Las zonas internas colapsan, al formarse una estrella de neutrones o un agujero negro, mientras que las capas externas son expulsadas violentamente: es lo que se conoce como una explosión de supernova.

Podríamos preguntarnos acerca de cuál será el efecto de la explosión sobre el estado del sistema binario. El sistema se rompe o permanece unido según sean las masas de las componentes y la órbita, así como si la explosión ha sido simétrica o no. Los parámetros de los sistemas después de la explosión así como la probabilidad de que las componentes permanezcan unidas han sido calculados por J.-P. de Cuyper de nuestro Instituto (V. fig. 5). Este autor parte de explosiones asimétricas, que se traducen por una aceleración del centro de gravedad hasta una velocidad de 50 a 100 km/s, tras haber partido del supuesto que la velocidad con la que las capas sucesivas abandonan el núcleo explosivo es del orden de 10 000 km/s. Admite como residuo de la componente primaria una estrella de neutrones de una a dos masas solares. Estas condiciones se obtienen de la teoría de las supernovas y de la observación de sus residuos. Se deduce de estos cálculos que la mayor parte de los sistemas permanecen unidos. La expulsión asimétrica de una fracción de la masa de una de las componentes tiene, sin embargo, profundas consecuencias dinámicas sobre el sistema. Las órbitas se hacen extremadamente elípticas y el centro de gravedad

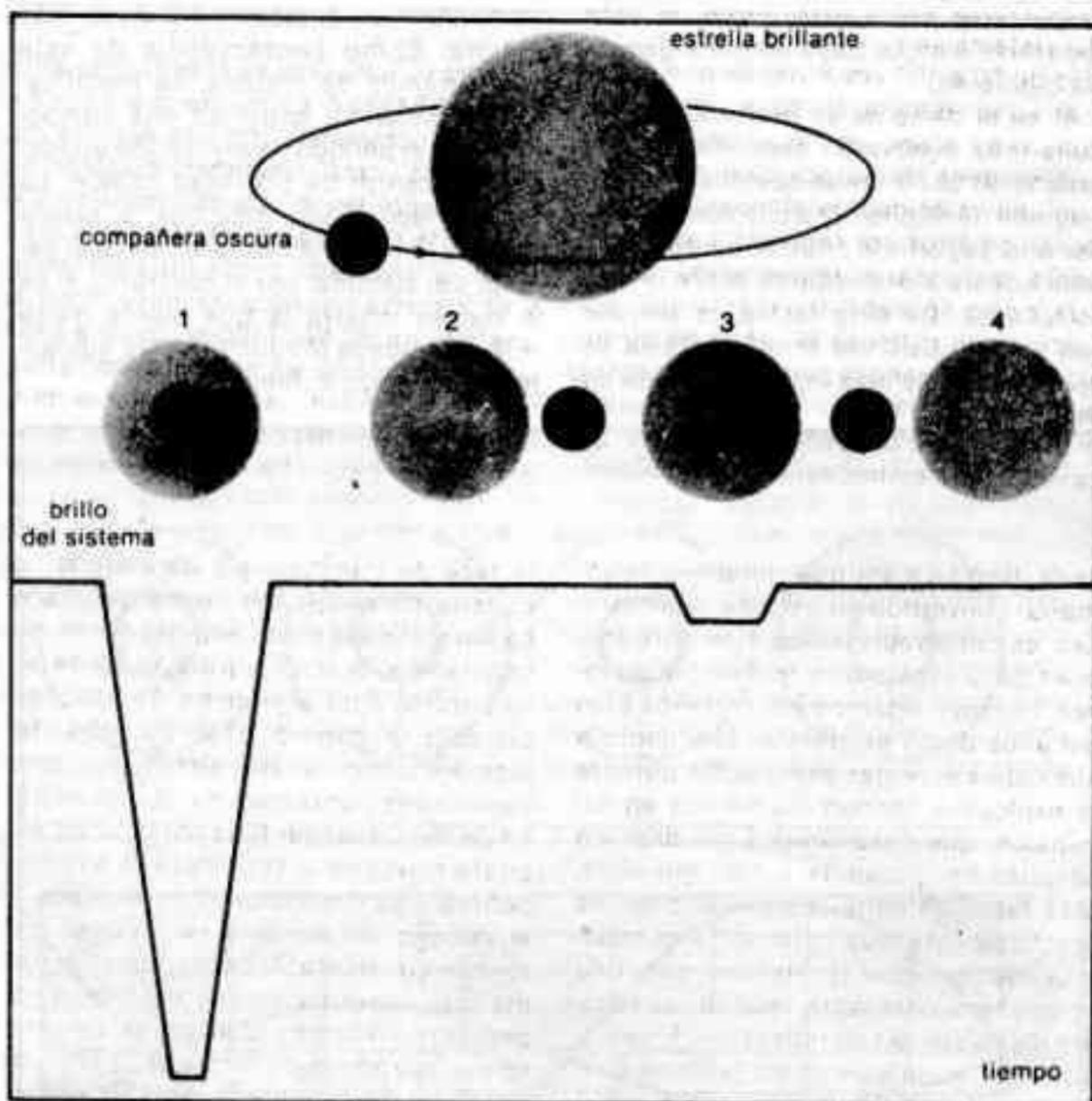


Figura 4. En una binaria eclipsante, la estrella brillante y su compañera oscura toman diferentes posiciones. La curva de luz alcanza un mínimo (mínimo principal) cuando la compañera se encuentra delante de la estrella brillante (posición 1) y un mínimo secundario cuando la compañera se encuentra detrás de la estrella luminosa (posición 3). La curva de luz alcanza sus valores máximos cuando las dos componentes están separadas.

fases sucesivas estables de las reacciones nucleares		
ACONTECIMIENTO	TEMPERATURA LIMITE	OBSERVACIONES
contracción	5 a 10 millones K	aumento de temperatura y densidad
fusión del hidrógeno		producción de helio
contracción	100 millones K	aumento de temperatura y densidad
fusión del helio		producción de carbono, oxígeno, neón y magnesio
contracción	600 millones K a mil millones K	aumento de temperatura y densidad
fusión del carbono		producción de neón, sodio y magnesio
contracción	1,4 mil millones K	aumento de temperatura y densidad
fusión del oxígeno		producción de silicio y de fósforo

del sistema se acelera hasta una velocidad de 50 a 100 km/s. Así se puede formar «una estrella en fuga», en inglés «run-away star», es decir una binaria que se aleja de su posición de origen con una velocidad de algunas decenas de kilómetros por segundo. La componente secundaria rejuvenecida continúa, como se mencionó más arriba, durante cinco millones de años de su fusión de hidrógeno, y permanece durante este tiempo en el interior de su volumen de Roche. Sólo después de esta fase, alcanzará esta componente su límite crítico de Roche. Antes de ese momento no ha habido fase de transferencia de masa (V. fig. 6). La antigua componente primaria, convertida en estrella de neutrones, es observable inmediatamente después de la explosión como un pulsar joven, durante digamos los primeros cien mil años de su existencia. En cuanto a sus capas externas expulsadas durante la explosión, forman filamentos en expansión, que desaparecen por dilución después de cincuenta a cien mil años. Más tarde, la estrella de neutrones es prácticamente indetectable. Tales sistemas de estrellas brillantes con una compañera compacta reciben el nombre de «sistemas durmientes». En efecto, como en el cuento de la Bella Durmiente, el sistema se despertará en un cierto momento, cuando la compañera brillante alcance casi su límite crítico. El viento estelar que emite se hace cada vez más intenso, hasta el instante en que cae suficiente materia sobre la superficie de la estrella de neutrones. El calentamiento de este material, consecuencia de su compresión brutal, es tal que empieza a emitir rayos X. De esta forma el sistema se convierte en una binaria X, cinco millones de años después de ocurrida la explosión, en el caso concreto aquí estudiado.

Pero, antes de examinar con más detalle estas fuentes binarias de rayos X, es conveniente seguir describiendo la evolución del sistema. Después de unas decenas de millares de años de emisión de radiación X, la componente brillante, a consecuencia de su evolución, se convierte en una gigante roja y alcanza su volumen crítico. Se inicia una nueva transferencia importante de materia, ahora en sentido inverso del inicial, pues se dirige de la antigua componente secundaria a la primaria. La densidad de materia cerca de la estrella de neutrones es entonces tan grande que no se observa ya la radiación X; la fase X finaliza. Aparecen capas cada vez más ricas en helio, en la superficie de la componente que pierde masa. Hacia el final de la fase de transferencia de materia se origina un nuevo estadio de radiación X, cuando el flujo de material ha llegado a ser lo bastante débil. Una de

las fuentes X que probablemente se encuentra en esta fase es el extraordinario objeto SS433 (V. *La Recherche*, n.º 106, p. 1259) compuesto por una estrella de neutrones y una compañera brillante rica en helio. Unos cuantos millares de años más tarde, la transferencia de materia ha finalizado casi definitivamente y el sistema aparece de nuevo como una binaria de Wolf-Rayet, que se presenta como una estrella aislada, pero que, en realidad está compuesta por una estrella de helio puro y de una compañera compacta. De estos sistemas se conocen actualmente seis: son las estrellas de Wolf-Rayet «en fuga». Durante la fase de transferencia de materia, la estrella de neutrones no ha aceptado casi nada de la masa expulsada por su compañera, que en su mayor parte se ha perdido para el sistema. También se pierde una considerable fracción del momento angular del sistema, lo que tiene como consecuencia que la estrella de neutrones termine por girar en espiral a través de la atmósfera de su compañera. Las dimensiones de la órbita y el periodo del sistema se reducen entonces considerablemente. En el sistema que nosotros hemos estudiado, el periodo se reduce a unas horas. De esta forma, cuando la distancia es óptima, la densidad de la materia perdida por la estrella de helio y capturada por la estrella de neutrones podría satisfacer los requerimientos para que se desencadene una tercera fase de emisión X: un ejemplo de sistema en esta fase podría ser la fuente Cygnus X-3, que tiene un periodo de 4,8 horas. La estrella de helio continúa su evolución y emprende la combustión del helio, del carbono, del oxígeno, etc., explotando a su vez finalmente. Sin embargo, al explotar la componente más masiva, hay una elevada probabilidad de que el sistema se rompa, y de que sus componentes acaben como dos estrellas de neutrones: una vieja y una joven, esta última observada como un pulsar, que aparecen aisladas con movimientos de dirección opuesta.

Otra posibilidad es que después de la fase «estrella de helio más estrella de neutrones», ambas estrellas se fusionen subsistiendo una estrella única, compuesta de un núcleo compacto y de una extensa envoltura. Esta envoltura terminará por abandonar el sistema, el cual finalizará su vida como una estrella de neutrones aislada.

Un modelo cercano a la realidad

La descripción, ya de por sí compleja, de la evolución de un sistema doble masivo que acabamos de hacer sólo constituye en realidad un modelo muy simplificado, por lo que el cuadro tal y como se ha presentado correspondería en

el campo musical a un arreglo para principiantes. En efecto, varios fenómenos observados demuestran que la realidad es más complicada. Así, durante la fase en la que la componente más masiva excede su límite de Roche, y pierde materia, no toda ella es recogida por la compañera, sino solamente una fracción, que no sobrepasa el cincuenta por ciento, perdiéndose el resto fuera del sistema. Por tanto, no cabe duda de que la evolución no actúa en favor del mantenimiento del sistema. Hay además pérdida de momento angular orbital, y el cálculo de la variación del periodo durante la fase de intercambio de materia es también complejo.

Otro factor que viene a complicar aún más los cálculos evolutivos de estrellas dobles consiste en el hecho de que las estrellas masivas pierden materia durante toda su existencia. A lo largo de todo el periodo de combustión de hidrógeno (lo que se llama la secuencia principal), las estrellas con masa superior a 15 masas solares sufren una pérdida de masa por viento estelar, engendrada probablemente por la presión de radiación. Esta pérdida de materia se mide sobre todo mediante observaciones en el ultravioleta; estas observaciones revelan que los ritmos de pérdida de materia son del orden de una millonésima de masa solar por año para las estrellas azules normales, y de diez a cien veces más para las estrellas de Wolf-Rayet. Estas pérdidas de materia tienen considerables repercusiones sobre la evolución: en efecto, una estrella de inicialmente 100 masas solares puede perder durante su fase de combustión de hidrógeno alrededor de unas 20 masas solares si es una estrella aislada, y probablemente más del doble si se trata de una binaria.

Hemos efectuado cálculos evolutivos de estrellas dobles a partir de hipótesis de evolución no conservativa. Muestran que, aunque cuantitativamente diferentes los resultados discutidos anteriormente, los resultados del caso son cualitativamente similares. Lo que es importante en todo el problema es la evolución de la estrella rejuvenecida, es decir de la estrella que ha recibido la materia perdida por su compañera. Esta evolución es muy sensible a la relación de las masas iniciales de las dos componentes (V. fig. 7).

Si la relación de las masas de las dos componentes no es demasiado cercana a 1, por tanto, si las masas difieren, las diferentes fases se suceden como se ha descrito más arriba, en el mismo orden. Por el contrario, si las masas de las componentes son aproximadamente iguales, las dos estrellas evolucionan casi de la misma forma, y experimentan las fases críticas (fin de la combustión

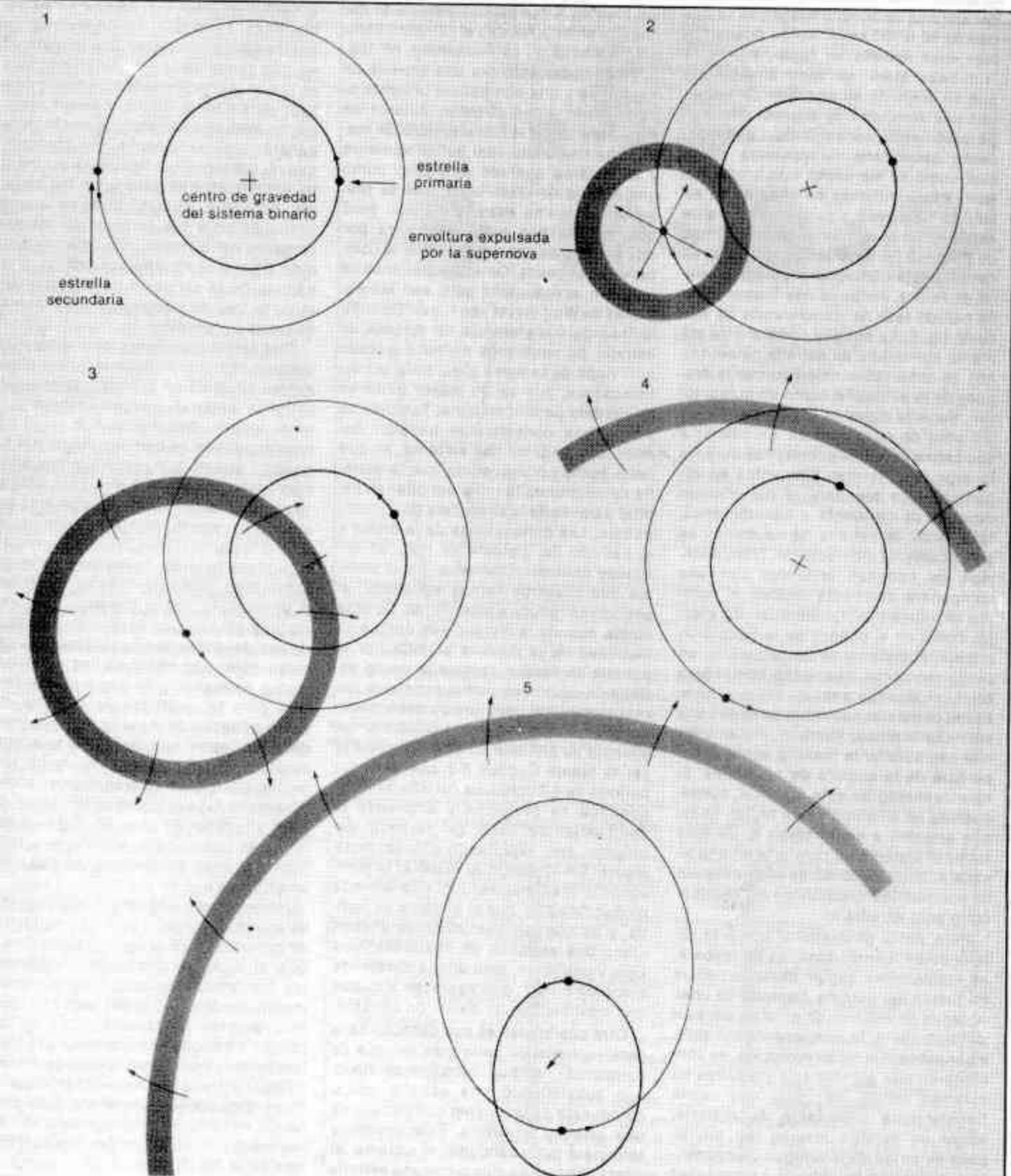


Figura 5. ¿Cómo se produce una explosión de supernova?

1. Las dos estrellas describen una órbita circular en torno a su centro de gravedad.
2. La estrella de la izquierda explota; el núcleo se convierte en una estrella de neutrones, la envoltura es expulsada al espacio.
3. Esta envoltura se esparce en todas direcciones con una velocidad de 5 000 a 10 000 km/s. Las capas de esta envoltura se encuentran entre la estrella de neutrones y la compañera.
4. La envoltura sobrepasa a la compañera. A partir de este momento se puede decir que hay materia que abandona el sistema y las órbitas son fuertemente perturbadas.
5. La envoltura abandona el sistema. El centro de gravedad de la binaria se desplaza con una velocidad de 50 a 100 km/s. El sistema es una «estrella en fuga». La órbita se ha vuelto elíptica. Más tarde, cuando la compañera comience a expandirse, el sistema se convertirá en una binaria X (como por ejemplo Vela X-1).

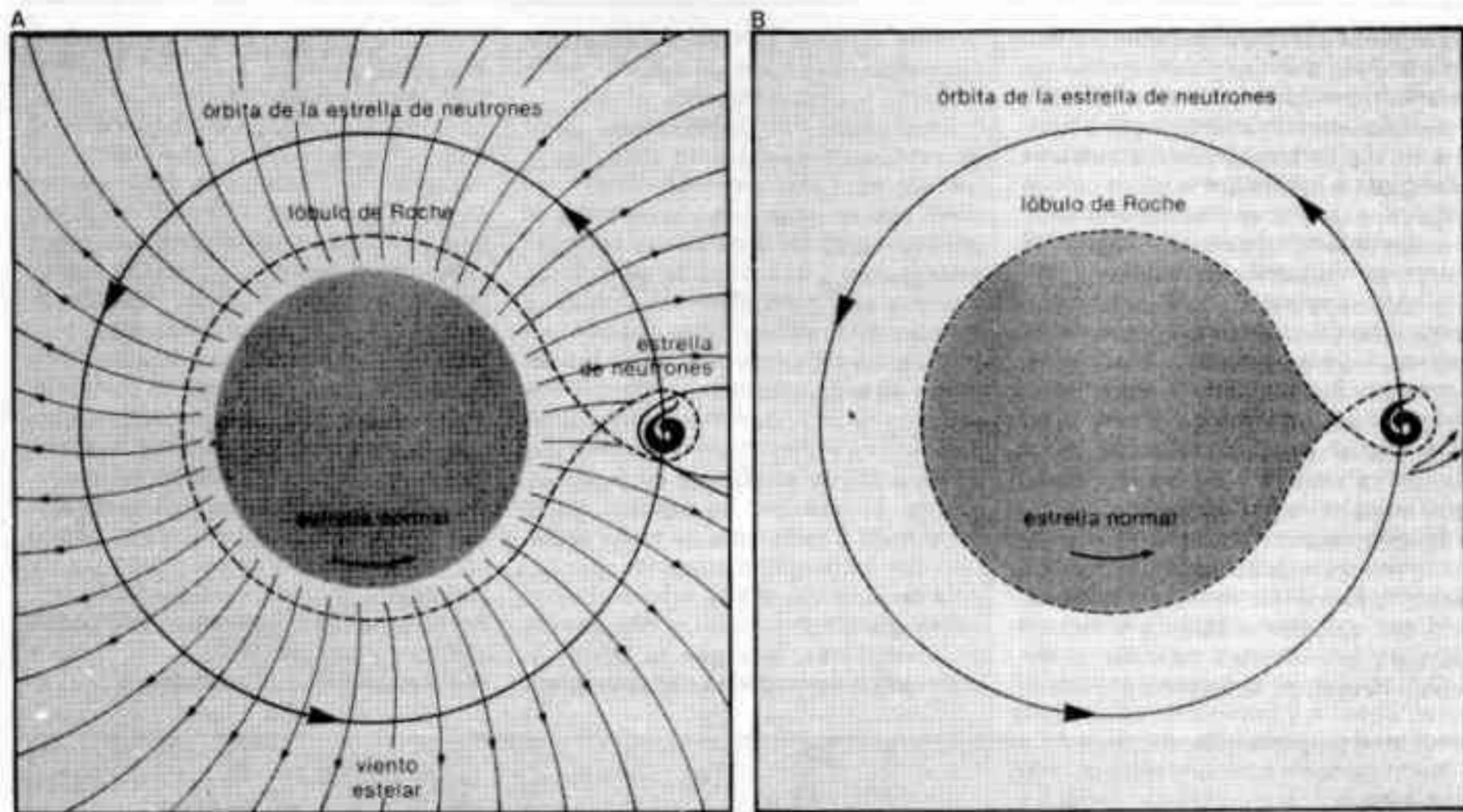


Figura 6. Este modelo representa una estrella doble X. En el primer esquema (A) la estrella normal ocupa casi su volumen crítico. La estrella pierde materia bajo la forma de un viento estelar supersónico, a un ritmo de alrededor de una millonésima de masa solar por año. Este viento estelar, intensificado por el hecho de que la estrella está cerca de su radio crítico, se desacelera cuando se acerca a la estrella de neutrones. Incluso una pequeña fracción, digamos una milésima de la materia perdida por su compañera, es suficiente para generar rayos X. B. Cuando la estrella alcanza completamente su volumen crítico, el transporte de materia es de tal intensidad que la radiación X emitida en torno de la compañera compacta es reabsorbida por el gas exterior y no llega ya hasta nosotros.

del hidrógeno, transporte de materia) casi en el mismo momento. Cuando la primaria explota, la secundaria acaba de finalizar su fase de transporte de masa, suprimiéndose así la fase X normal. El estudio normal de estrella Wolf-Rayet, es decir una estrella brillante acompañada de una estrella de helio, es seguida poco tiempo después por otro sistema de Wolf-Rayet, compuesto de dos estrellas de helio, y a continuación seguirá una tercera fase Wolf-Rayet: una estrella de helio acompañada de una estrella de neutrones, por consiguiente, una Wolf-Rayet «en fuga». Puede ocurrir incluso que después de la explosión de supernova, se rompa el sistema y se produzca de este modo, a partir de un sistema binario, una Wolf-Rayet aislada! Un ejemplo de los dos tipos de evolución, una completa en la que están representadas todas las fases (sistema con una primaria de 40 masas solares y una secundaria de 30 masas solares) y otra de evolución abreviada, incompleta (primaria de 40 masas solares y secundaria de 38 masas solares) se puede observar en la figura 7.

Al final una estrella de neutrones o un agujero negro

Los cálculos de la evolución de las estrellas dobles muestran que el producto final de la evolución está determi-

nado por la masa inicial de la primaria. Si la masa de la primaria es inferior a unas 12 ó 15 masas solares, esta primaria acabará su vida como una enana blanca. Se conocen muchos ejemplos de estas enanas blancas. La compañera de la estrella brillante Sirio es una enana blanca, con una masa comparable a la del Sol, pero cuyo radio es cien veces más pequeño; su densidad es un millón de veces más grande que la del Sol; un centímetro cúbico de materia de una enana blanca representa la masa de ¡una tonelada!

Cuando la masa de la primaria es superior a esta masa límite de 15 masas solares el resultado de la evolución es completamente diferente. Ya en el curso de la década de los treinta, se había observado que las partes centrales de las estrellas masivas debían evolucionar hacia estadios cada vez más condensados, que conducían a la formación de un núcleo muy denso, constituido totalmente por neutrones. Landau, un físico ruso, demostró en 1932, que un núcleo semejante, a consecuencia de los efectos relativistas, colapsaría de forma catastrófica cuando su masa sobrepasase un valor crítico que se estima actualmente en 3 masas solares. El americano Oppenheimer y sus colaboradores demostraron en 1938 que tal colapso conduce a una singularidad del espacio-tiempo, es decir a una concen-

tración de la masa en un punto infinitamente pequeño, formando así un agujero negro (V. *La Recherche*, nº 112, junio 1980, p. 694). En efecto, no se conoce ningún fenómeno, ninguna fuerza física que pudiera parar este colapso. Las estrellas de masa superior a 15 masas solares, que constituyen la componente primaria en sistemas binarios evolucionan hacia una situación semejante. Estas estrellas acaban, pues, su vida como estrellas de neutrones. Las estrellas más masivas van más allá y, por colapso, se convierten en agujeros negros.

Hasta 1967, todas estas elucubraciones no eran sino pura teoría, y nada permitía entrever que llegaría un día en que estas hipótesis podrían demostrarse por medio de observaciones. En 1967 se descubrió el primer pulsar. Actualmente se conocen centenares. Al menos tres de estos pulsares se encuentran en pleno centro de restos de supernovas. El pulsar mejor conocido es el de la nebulosa del Cangrejo, en la constelación de Tauro. Esta nebulosa es el resto de una estrella que explotó en el año 1054 (en esa época se la veía incluso en pleno día), por tanto es el resto de una supernova. En el centro de esta nebulosa se encuentra el más rápido de todos los pulsares conocidos, el pulsar se activa y desactiva treinta veces por segundo, y emite una energía que es veinte mil veces mayor que la del Sol. El único mode-

ESTRELLAS DOBLES

lo que puede dar una explicación de una estrella que se activa y desactiva a semejante ritmo es el de una estrella que gira a una velocidad vertiginosa en torno a su eje. La emisión de los pulsares está ligada a la existencia de un campo magnético que se estima tiene una intensidad un billón de veces superior a la del campo magnético terrestre.

La velocidad necesaria para escapar-se de la superficie de una estrella de neutrones es aproximadamente la mitad de la velocidad de la luz. Para un objeto de la misma masa pero cuyo radio fuese cuatro veces más pequeño, la velocidad de escape sobrepasa la de la luz, y un objeto así es un agujero negro. El descubrimiento de los pulsares ha hecho mucho más aceptable la posibilidad de la existencia de los agujeros negros. Los cálculos evolutivos muestran que para las estrellas masivas, el núcleo de neutrones sobrepasa el valor li-

mite de 3 masas solares, y estas estrellas deben pues colapsar y acabar su vida como agujeros negros.

Es preciso, por consiguiente, partir de estrellas masivas para crear agujeros negros. Estas estrellas tienen una breve vida de unos cuantos millones de años (V. fig. 8). En la galaxia se conocen estrellas de masa considerable, tanto aisladas como en sistemas dobles, y muchas otras deben haber acabado ya su vida. En consecuencia, entre las estrellas de la galaxia deben errar muchos agujeros negros. A primera vista podría parecer que es imposible demostrar por observación la existencia de agujeros negros, puesto que un agujero negro por sí mismo es incapaz de emitir radiación. Sin embargo, la atracción gravitatoria de tales objetos es extraordinariamente grande y, cuando existe gas en los alrededores, este gas es atraído y acelerado a velocidades considerables.

En un momento dado casi se alcanza la velocidad de la luz. Pero, con anterioridad, las velocidades de los átomos son ya enormes, las colisiones calientan el gas, y se alcanza una temperatura de un centenar de millones de grados antes de que el gas desaparezca en el agujero negro. Un gas a tal temperatura emite radiación X. Estas condiciones fueron presentadas por el físico ruso Zeldovitch y por el americano Salpeter ya en 1964. Las predicciones de ambos investigadores se han confirmado completamente desde 1971 gracias al descubrimiento de decenas de binarias que emiten rayos X. Hoy en día se conocen alrededor de un millar de fuentes de rayos X que contienen probablemente un objeto compacto (estrella de neutrones o agujero negro), gracias a los descubrimientos efectuados por satélites equipados con detectores de rayos X. La primera de estas fuentes fue descubierta por ca-

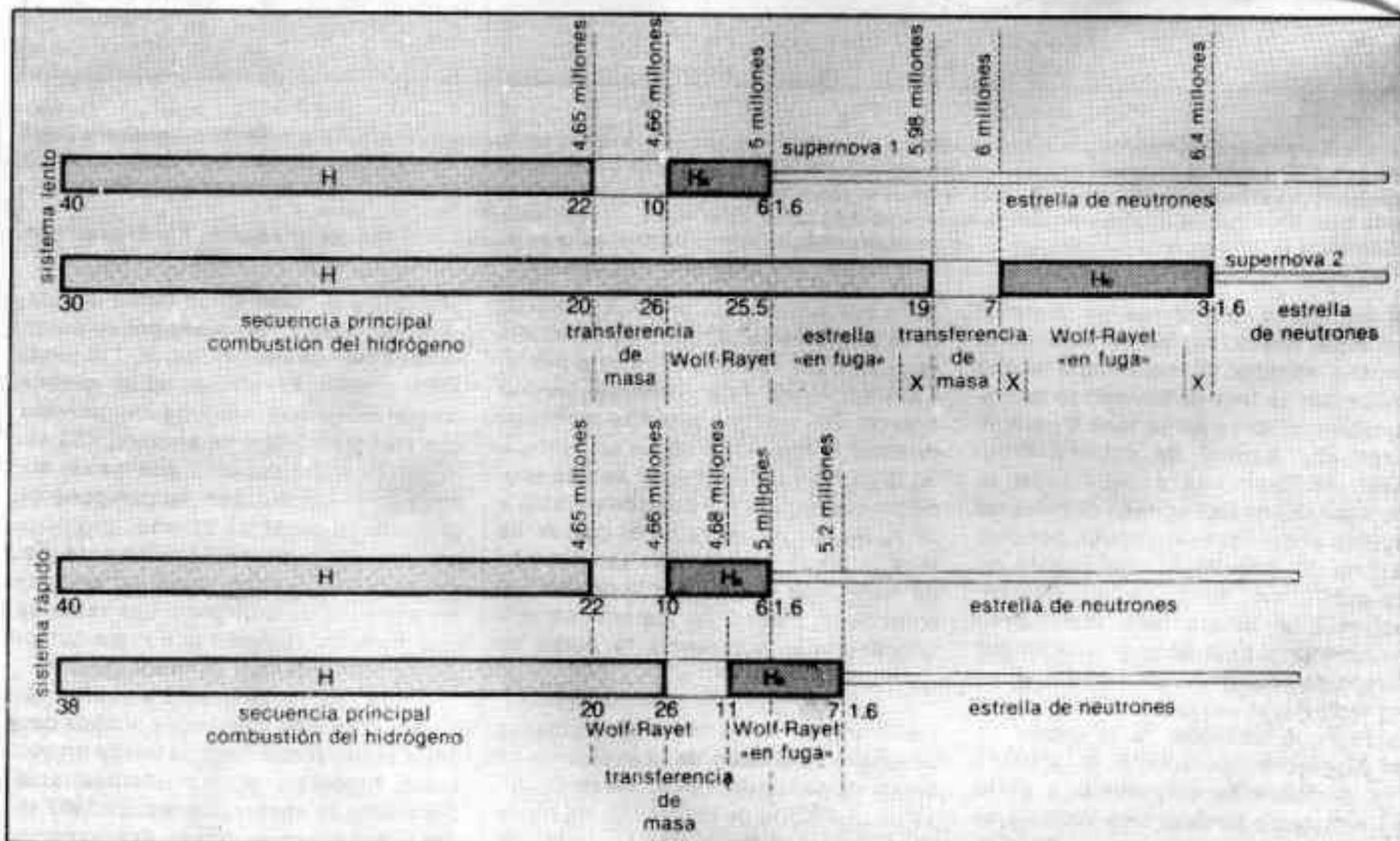


Figura 7. La parte superior de la figura esquematiza la evolución de un sistema doble compuesto por dos estrellas de masas muy diferentes (sistema lento) y la parte inferior, la evolución de una binaria compuesta por estrellas de masa comparable (sistema rápido). A lo largo de las secuencias se ha indicado (por encima) el tiempo de millones de años, las fases de combustión del hidrógeno (H) y del helio (He), y por debajo de las secuencias las masas (en masas solares) y las diferentes fases. Puede observarse que el sistema compuesto por estrellas de 40 y 30 masas solares pasa por las siguientes fases: combustión de hidrógeno con pérdida de materia por viento estelar, que reduce las estrellas a 22 y 20 masas solares respectivamente; después fase de transferencia de materia, que deja un residuo para la primaria de 10 masas solares y que aumenta la masa de la secundaria hasta 26 masas solares, abandonando el sistema el resto. En este momento la binaria es una estrella de Wolf-Rayet, compuesta por una estrella luminosa y una estrella de helio. Las dos componentes pierden materia por viento estelar. La estrella de helio continúa su evolución y explota, y se convierte en una estrella de neutrones. A causa de esta explosión, el sistema adquiere una gran velocidad, abandona el plano galáctico y recibe el nombre de estrella «en fuga» (*run-away*). La estrella luminosa se agranda; en el momento en que se aproxima a su volumen crítico, la pérdida de masa es suficiente para que se emita radiación X, debido a la elevada temperatura causada por las enormes velocidades de las partículas, que son atraídas por la estrella de neutrones. Algunas decenas de millones de años más tarde, la estrella alcanza su volumen crítico y cesa la radiación X. Al final de la fase de transferencia de materia, el sistema está compuesto por una estrella de helio puro, acompañada por una estrella de neutrones, esto representa una nueva fase de Wolf-Rayet. Tales sistemas se encuentran lejos del plano galáctico y son también estrellas «en fuga» (*run-away*). La estrella de helio evoluciona a su vez hacia su fin: una nueva explosión tiene lugar y el sistema se rompe en dos estrellas de neutrones, que se separan cada vez más. Ahora podemos seguir fácilmente el esquema que representa la evolución del sistema rápido, así llamado porque la duración de su vida es mucho más corta. Hay que señalar que ciertos estadios, presentes en el caso anterior, no se producen en este.

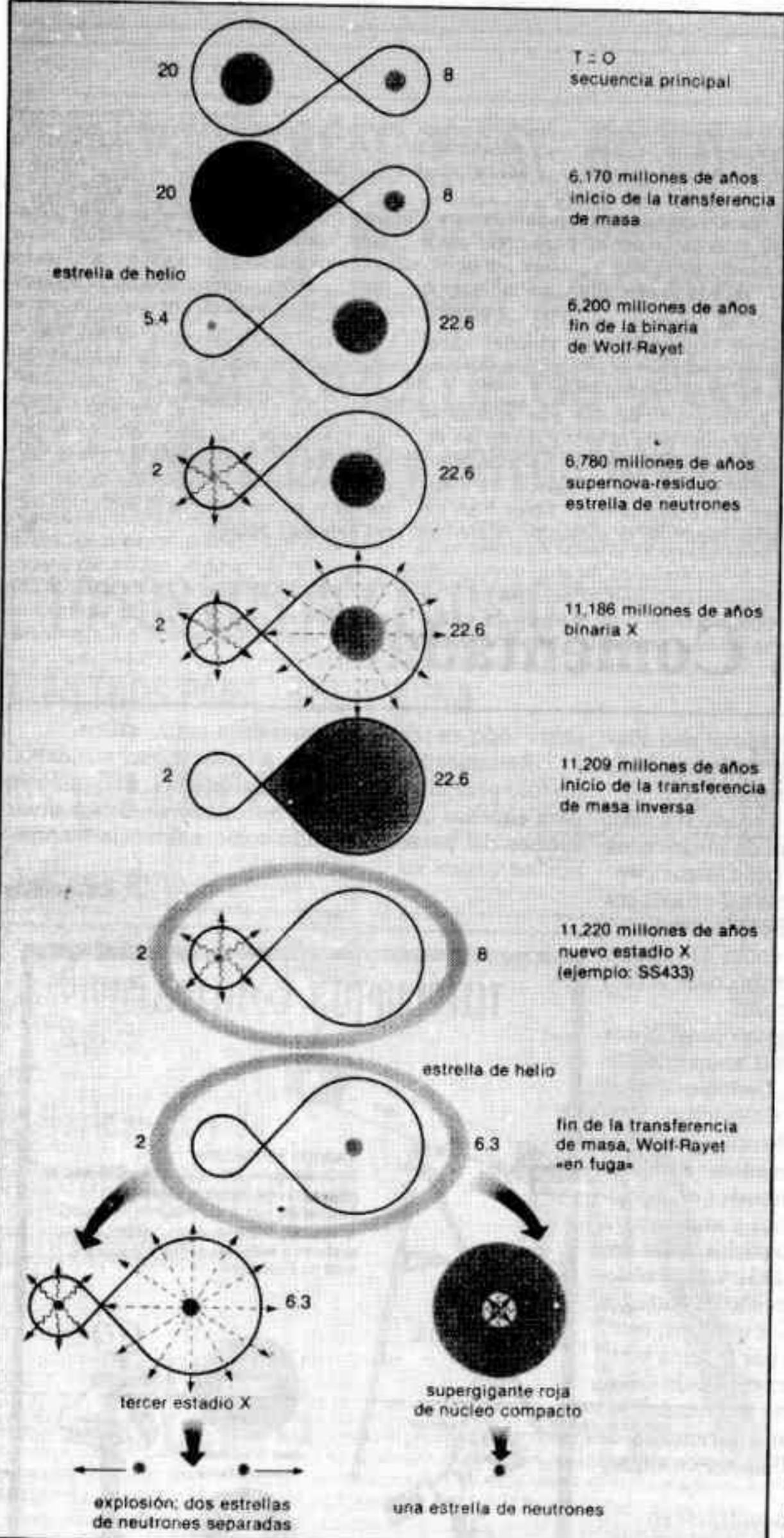


Figura 8. Hemos representado aquí las diferentes fases de la evolución de una binaria clásica, constituida inicialmente por dos componentes de 20 y 8 masas solares. La curva que rodea las dos estrellas representa el equipotencial crítico (superficie de Roche). Las dos componentes con su masa se representan siempre al mismo lado de la figura. La emisión X se simboliza mediante flechas ondulantes y el viento estelar mediante flechas de trazo discontinuo. Después del estadio Wolf-Rayet «en fuga», pueden producirse dos fenómenos: bien ambas estrellas permanecen separadas y se inicia un nuevo estadio de emisión X, que termina con la explosión de la componente de 6,3 masas solares (subsisten entonces dos estrellas de neutrones separadas); bien ambas estrellas se fusionan, y se obtiene una supergigante roja, que terminará por estallar dando lugar a una sola estrella de neutrones.

sualidad por un cohete que había sido lanzado para medir una radiación X que posiblemente procedía de la Luna. La precisión en la dirección de la trayectoria del cohete no fue precisamente un éxito, pero ¡allí estaba el resultado! Más tarde, se consiguió identificar la fuente, que se denominó Scorpius X-1, con una débil estrella azul.

A finales de 1970, se lanzó el satélite Uhuru (un satélite americano de la serie SAS «Small Astronomical Satellite»), que extendió el número de fuentes X hasta unas trescientas. Otros satélites como los OSO-7, SAS-3, Ariel 5, ANS, OSO-8, HEAO A y B han contribuido de forma considerable a nuestro conocimiento del dominio de la astronomía X. También se han identificado visualmente una docena de binarias X masivas, de las que se conoce exactamente su posición, magnitud y tipo espectral. Además, para la mitad de ellas, se conoce el período de revolución y el de la pulsación X de la componente compacta. Ciertos sistemas emiten en efecto pulsaciones regulares en X, similares a las de los pulsares en radio. Un detallado examen de estos sistemas ha revelado que se transfiere materia desde la estrella normal hacia la componente que emite la radiación X. Estas estrellas emisoras de rayos X son estrellas de neutrones que recogen gas de su compañera. La fuente X Cygnus X-1 es un caso excepcional: la fuente no emite pulsaciones, y la masa del objeto compacto parece sobrepasar el límite de 3 masas solares. Muchos astrónomos piensan que esta binaria X podría estar compuesta por una estrella normal y un agujero negro!

El descubrimiento de binarias X ha abierto un nuevo campo de investigación en astrofísica, y ha demostrado la existencia de objetos compactos, estrellas de neutrones e incluso agujeros negros. Las observaciones muestran que la mayor parte de los sistemas dobles masivos compactos sobreviven a una primera explosión de supernova, que transforma la componente más masiva y más evolucionada en un objeto compacto, pero que generalmente estos sistemas se disocian después de la segunda explosión. En algunos casos excepcionales, el sistema permanece ligado después de esta segunda explosión y, de esta forma, se originan los pulsares radio-binarios. Actualmente, se conocen tres ejemplos: uno de ellos es PSR 1913 + 16, un pulsar binario compuesto por dos estrellas de neutrones, con un período orbital de 7 h 75; el período de pulsación es de seis centésimas de segundo. Cabe destacar el hecho de que la enorme energía emitida bajo la forma de rayos X ($4 \times 10^{30} \text{ W s}^{-1}$) sea producida de una forma muy simple, tan sólo

por el gran calentamiento de la materia acelerada en un campo gravitatorio muy intenso.

Un punto esencial en el estudio de las fuentes X es la determinación de las masas de las componentes del sistema final. Esto ha sido llevado a cabo en 1975 mediante la colaboración entre la Universidad de Amsterdam y nuestro Instituto por la combinación de los datos en el dominio X y un centenar de espectros tomados en el Observatorio Europeo Austral (E.S.O.) en Chile, durante varios años. La fuente X en cuestión era Vela X-1; la masa de la estrella brillante fue estimada en 21,2 masas solares y la de la estrella de neutrones en 1,61 masas solares. Era la primera vez

que se determinaba la masa de una estrella de neutrones. Gracias a estos datos y a la elaboración de programas para ordenador destinados a calcular la evolución de sistemas dobles, se ha conseguido reconstruir la historia del sistema Vela X-1, a partir de dos estrellas masivas. Sabemos por ello que la edad de este sistema es de once millones de años y podemos también hacer predicciones sobre su suerte final, dentro de unos cien mil años.

El escenario teórico que acabamos de describir para la evolución de las estrellas dobles masivas ha sido pues confirmado por la existencia de sistemas que coinciden con fases bien caracterizadas de la evolución: sistemas

no evolucionados de estrellas masivas y brillantes, sistemas de Wolf-Rayet, binarias X, estrellas de Wolf-Rayet «en fuga», binarias X en un estadio más avanzado, y finalmente el pulsar binario PSR 1913 + 16.

Durante los últimos veinticinco años la Astronomía ha dado un paso de gigante con una avalancha de descubrimientos imprevistos y de desarrollos teóricos avanzados. El descubrimiento de objetos compactos, los pulsares y las fuentes X, ha profundizado notablemente nuestras nociones sobre las últimas fases de la evolución de las estrellas y, sobre todo, de la evolución de las estrellas dobles. ■

Bibliografía Comentada

“Astronomical Tables of the Sun, Moon and Planets”, por Jean Meeus. Publicado por Willmann-Bell, Inc. Aprox. 374 págs. en rústica. En inglés.

Todos los amigos de la Astronomía conocen a Jean Meeus; pertenece a esa raza casi extinta de aficionados que compiten con los profesionales de esta antigua ciencia. En el siglo pasado, y hasta comienzos del actual, era difícil distinguir unos de otros, pero el profesionalismo hace que vayan quedando pocos. Así como de nuestro querido Segers le fue dado el nombre a un cráter lunar, el de Meeus le fue impuesto a un asteroide.

Y bien justificado que está: esta nueva obra que nos brinda, y que se suma a otras anteriores (Canon of Solar Eclipses, Tables of the Minor Planets, Canon of Lunar Eclipses y Astronomical Formulae for Calculators) provee al lector de una enorme cantidad de utilísima información. Veamos un extracto de su contenido: Fenómenos planetarios entre 1976 y 2005 (coyunciones, oposiciones, máximas elongaciones, perihelios y afelios para todos los planetas), equinoccios y solsticios entre los años 1 y 3000, fases de la Luna entre 1951 y 2050 al segundo más un grupo de tablas para calcularlas entre los años —1500 al 2999 con un error de diez minutos, ocultación de planetas y estrellas brillantes por la Luna entre 1980 y 2000, métodos y programas para el cálculo de las circunstancias locales de ocultaciones, actividad solar entre 1749 y 1981, 17 tablas más con información de gran utilidad, una completa bibliografía e índice alfabético.

Realmente, es difícil que pueda encontrarse en otro lado una colección de información de tal magnitud. Hay que destacar además que todos los capítulos incluyen una clara introducción que facilita la consulta, con abundantes ejemplos.

La impresión es clara, y de fácil lectura, pero una sola duda nos asalta: desconocemos el método utilizado para la confección de los originales, es decir, si las tablas fueron tipeadas directamente por una computadora o a mano; en el segundo caso las erratas son muy posibles,

sobre todo en tablas que contienen tantas cifras.

Resumiendo, una obra altamente recomendable, no sólo para aficionados a la Astronomía, sino también para aquellos que, como los historiadores, deben situar sucesos del pasado tomando como referencia fenómenos astronómicos.

C. Rusquellas

TELESCOPIOS Whittall



VARIOS MODELOS
Reflectores de 100, 150, 200 y 250 mm de diámetro con montura azimutal y ecuatorial, con o sin relojería. Tripodes, monturas, porta-oculares, celdas, tubos, oculares y todas las piezas y accesorios para su telescopio.

225X
telescopio "Orión 100" azimutal

telescopio "Saturno 100" ecuatorial con relojería

visual de los planetas Saturno y Júpiter

tripode regulable con montura ecuatorial para telescopio de 150 mm

MENSAJES:
tel. 244-5467
de tarde

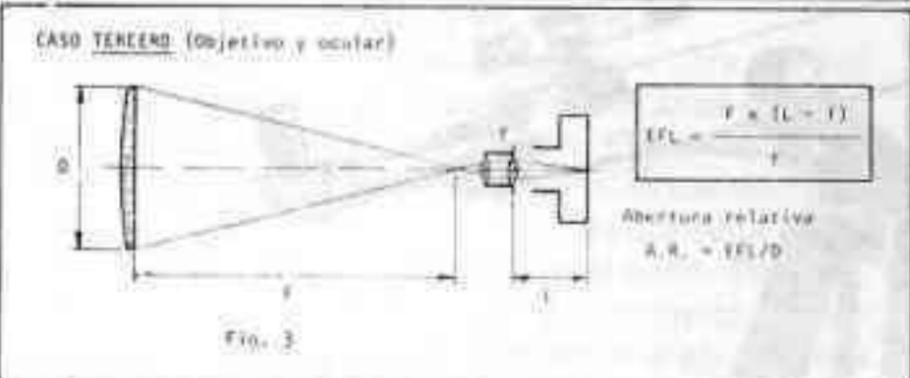
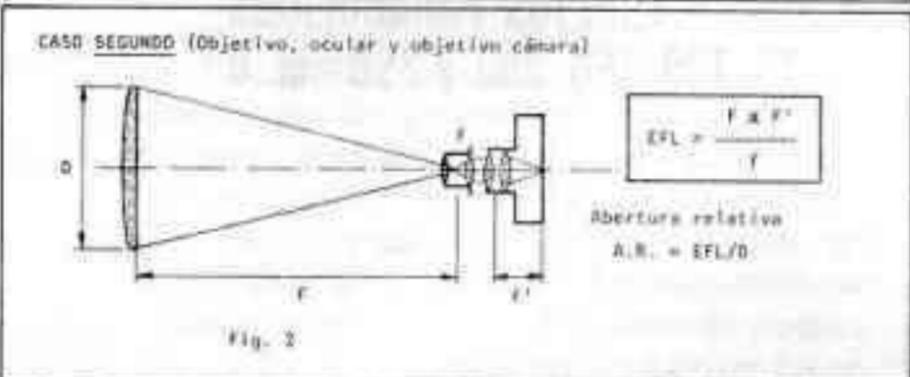
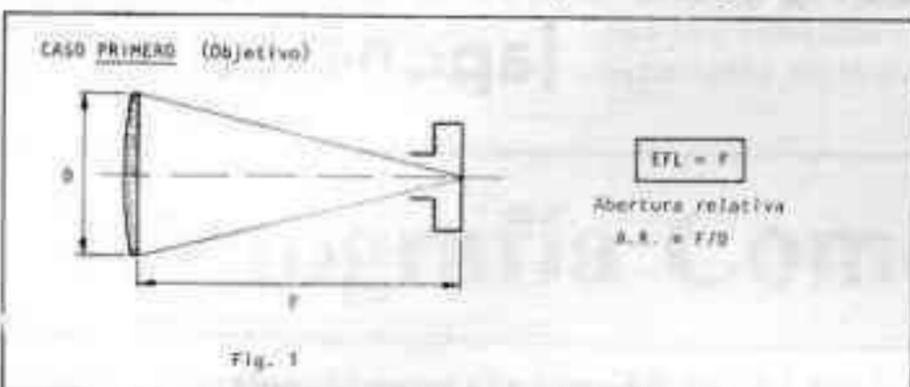
CONSULTAS Y ASESORAMIENTO
INSTRUMENTOS OPTICOS WHITTALL
CARABOBO 291 TEMPERLEY PCIA. BS. AS.

Microcomputación y Astronomía

Conducido por la Subcomisión de Cálculo

LAS CALCULADORAS PROGRAMABLES DE BOLSILLO EN APLICACIONES A LA ASTRONOMIA

Este programa permite calcular la DISTANCIA FOCAL EFECTIVA de un sistema TELESCOPICO-CAMARA, en los tres casos previstos en los diagramas (Figs. 1, 2 y 3), así como también el DIAMETRO APARENTE de un cuerpo celeste en segundos de arco, conociendo su DIAMETRO y DISTANCIA A LA TIERRA, y finalmente su tamaño sobre la placa fotográfica.



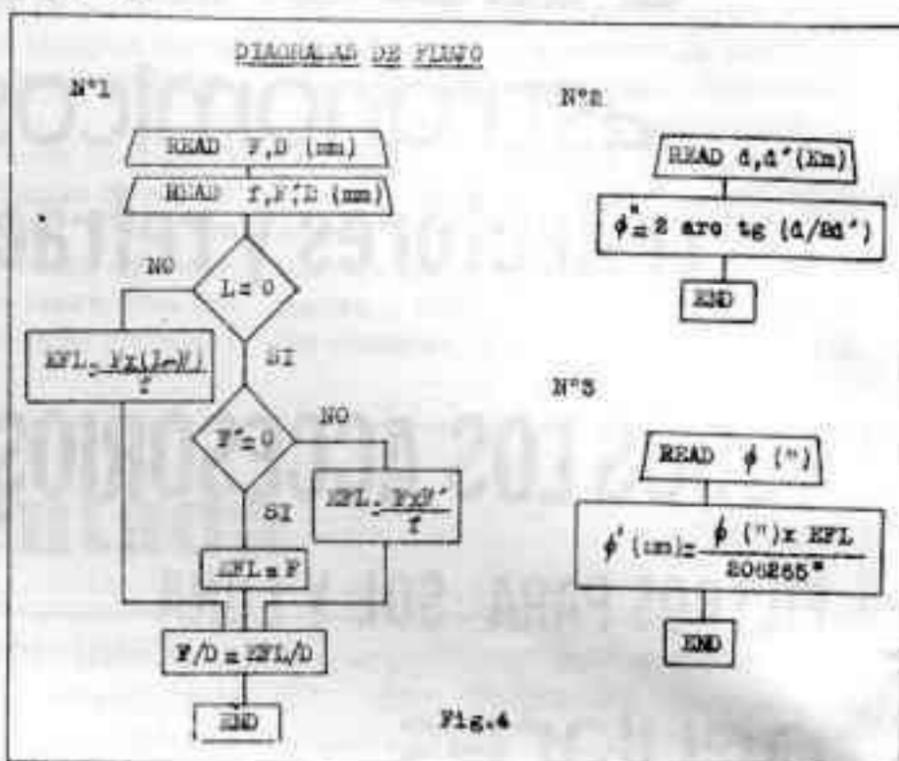
DATOS:

- F = DISTANCIA FOCAL DEL OBJETIVO. (mm.)
- D = DIAMETRO DEL OBJETIVO. (mm.)
- f = DISTANCIA FOCAL DEL OCULAR. (mm.)
- F' = DISTANCIA FOCAL DEL OBJETIVO DE LA CAMARA. (mm.)
- L = DISTANCIA DESDE EL OCULAR A LA PLACA EN UNA CAMARA SIN OBJETIVO. (mm.)
- d = DIAMETRO DEL PLANETA. (Km.)
- d' = DISTANCIA DEL ASTRO A LA TIERRA. (Km.)
- ϕ = DIAMETRO APARENTE. (")

INCOGNITAS:

- EFL = DISTANCIA FOCAL EFECTIVA. (mm.)
- F/D = RELACION EFL al DIAMETRO (D) del OBJETIVO
- ϕ' = TAMAÑO IMAGEN SOBRE LA PLACA. (mm.)

El programa principal selecciona automáticamente la fórmula aplicable, de acuerdo a los datos introducidos, tal como puede apreciarse en el diagrama del flujo. (Fig. 4).



Su funcionamiento es el siguiente; de acuerdo al diagrama de instrucciones:

Se introducen F y D en la etiqueta "A" los cuales ya no variarán, excepto ante un cambio de telescopio. Este paso además anula cualquier dato en las memorias, de un supuesto cálculo anterior, y cubre lo necesario por el caso 1°. (Fotografía en el FOCO PRIMARIO).

Si hemos seleccionado el caso 2°, es decir objetivo F, ocular f y la cámara con su correspondiente objetivo F', deberán introducirse estos datos en la etiqueta "B". Estos valores podrán variarse ante un cambio de ocular o cámara, sin afectar para nada los datos introducidos previamente en "A".

Finalmente en el caso 3° (Fotografía por proyección), se utilizará la cámara sin su objetivo, es decir solamente el cuerpo de la misma de modo que F' = 0 (cero), luego los valores a introducir en "B" serán: f, ϕ , L.

La etiqueta "C" selecciona la fórmula aplicable de acuerdo a los datos, calcula la EFL volcándola en memoria y la relación F/D, ambos cálculos separados por una pausa.

La etiqueta "D" calcula el ϕ aparente del astro de acuerdo a la fórmula:

$$\phi = 2 \text{ arc.tg. } (d/2d')$$

Con un resultado en grados, minutos y segundos, y por ello la máquina deberá trabajar a cuatro decimales.

La etiqueta "E" calcula el tamaño de la imagen sobre la placa, en virtud de la fórmula:

$$\phi' = \frac{\phi \times \text{EFL}}{206265}$$

Donde 206265 son la cantidad de segundos en un radián, su resultado en mm.

Para finalizar, se volcó el programa en una Hewlett Packard H.P. 65, de RPN (Notación polaca inversa), resolviéndose el programa en 93 pasos.

Analizando el PROGRAM FORM y todo lo mencionado en este artículo, resulta sumamente sencillo, trasladarlo a cualquier otra calculadora de características similares, que disponga el aficionado.

Carlos F. Queirolo

ETIQUETAS		DATOS / CALCULOS	
A B C D E		Dat. Dat. EFL φ φ'	
STEP	INSTRUCCIONES	INPUT DATA/UNITS	OUTPUT DATA/UNITS
1	Entra el programa		0.00
2	Entra F	mm. [A]	F mm.
3	Entra D	mm. [R/S]	D mm.
4	Entra f (Casos 2 y 3.)	mm. [B]	f mm.
5	Entra F' (0 bien cero, caso 3)	mm. [R/S]	F' mm.
6	Entra L (Solo en el caso 3.)	mm. [R/S]	L mm.
7		[C]	EFL mm.
8		[R/S]	EFL/D
9	Entra el diámetro del astro d.	Km. [D]	D/2 Km.
10	Entra su distancia a la tierra d:	Km. [R/S]	φ = 1"
11	Entra el φ del astro o bien el calculado en los pasos 9 y 10	" [E]	φ' mm.

HP-65 Program Form

10. Calculo de EFL, (sistema telescopio-cámara), φ de un astro, φ' en mil. sobre la placa.

KEY ENTRY	CODE SHOWN	COMMENTS	KEY ENTRY	CODE SHOWN	COMMENTS	REGISTERS
LBL	23	Datos del objetivo del telescopio.	LBL	23	Nivel 1.	R ₁ F mm.
A	11		1	01	Caso 1, luego llama a F de memoria 1	
F	31	Limpia los registros	RCL 1	34 01		
R/S	84		R/S	84	Pausa	R ₂ D mm.
STO 1	33 01	Entra F, a memorias 1 y 6	GTO	22	Deriva al nivel 2	
STO 6	33 06		2	02		
R/S	84	Pausa	LBL	23	Nivel 2	R ₃ f mm.
STO 2	33 02	Entra D a memoria 2	2	02		
RTN	24	Fin	RCL 6	34 06	Calcula EFL/D	
LBL	23	Etiqueta B. Datos f, F' y L.	RCL 2	34 02		R ₄ F' mm.
B	12		*	81		
STO 3	33 03	Entra f a memoria 3	RTN	24	FIN	
R/S	84	Pausa	LBL	23	Etiqueta D	R ₅ L mm.
STO 4	33 04	Entra F' a memoria 4	D	14	Entra el diámetro a 4 decimales	
R/S	84	Pausa	DSP	21		R ₆ EFL mm.
STO 5	33 05	Entra L a memoria 5	.	83		
RTN	24	Fin	4	04		
LBL	23	Etiqueta C	2	02	Divide por 2 obteniéndose el radio.	R ₇ —
C	13		*	81		
0	00		R/S	84	Pausa	
RCL 5	34 05		*	81	Entra distancia a la tierra, divide y calcula el arco tg.	R ₈ —
g(x=y)	35 23	Compara L con cero	r -1	32		
GTO	22	Deriva al nivel 0	TAN	06		R ₉ —
0	00		2	02	Duplica el valor obtenido.	
RCL 3	34 03	O bien, aplica la fórmula para el caso número 3, calculando la EFL y registrándola en la memoria número seis.	X	71		R ₀ —
-	81		f	31	Lo transforma en grados minutos y seg.	
RCL 1	34 01		←DMS	03		
x	71		RTN	24	Fin	
RCL 3	34 03		LBL	23	Etiqueta E.	
+	81		E	15		
STO 6	33 06		DSP	21	A 2 decimales.	
R/S	84	Pausa	.	83		
GTO	22	Deriva al nivel 2	2	02		
2	02		RCL 6	34 06	Aplica la fórmula para el cálculo de φ' en milímetros sobre la placa.	
LBL	23	Nivel 0	x	71		
0	00		2	02		
0	00		6	06		
RCL 4	34 04		6	06		
g(x=y)	35 23	Compara F' con cero	2	02		
GTO	22	Deriva al nivel 1	6	06		
1	01		5	05		
RCL 1	34 01	O bien, aplica la fórmula para el caso número 2, calculando la EFL y registrándola en la memoria número seis.	+	81		
RCL 4	34 04		RTN	24	FIN	
x	71					
RCL 3	34 03					
+	81					
STO 6	33 06					
R/S	84	Pausa				
GTO	22	Deriva al nivel 2				
2	02					

RELOJ ASTRONÓMICO

Por el Ing. Cristian Rusquellas

Presentamos dos útiles programas. El primero, transforma la calculadora HP-41 en un reloj sidéreo; el segundo, permite calcular y recalculer todas las veces que se desee el ángulo horario de un astro, con el fin de orientar un telescopio. Ambos dan una precisión del orden del segundo de tiempo.

Estos programas son posibles gracias al uso del "Time Module" HP82182A, tal vez el accesorio más útil para esta calculadora. Como otros módulos en ROM, incluye una serie de funciones (30 en este caso), en su mayoría utilizables en programas, pero además contiene un calendario perpetuo y dos relojes digitales de precisión, uno destinado a dar la hora, y el otro a medir intervalos. Aquí utilizaremos, además del reloj y el calendario, las siguientes funciones: TIME, que da la hora en el registro X a la centésima de segundo en el formato hh,mmssdc; DATE, que hace lo mismo con la fecha, como DD,MMAAAA o MM,DDAAAA según se haya seleccionado el modo DMY o el MDY respectivamente; DDAYS, que calcula el número de días entre las fechas contenidas en los registros Y y X; ATIME24, que adiciona al contenido del registro Alpha la hora del registro X, en el formato O-24 h, incluyendo los separadores hh:mm:ss.dc, pero si el formato del display es FIX 3 o FIX 4, las décimas y centésimas de segundo son suprimidas.

Un poco de teoría:

La fórmula que nos permite calcular la hora sidérea media a las Oh de TU es la a) de la tabla; ésta es la que rige desde el 1° de Enero de 1984, adoptada oportunamente por la UAI, y que reemplaza a la anteriormente vigente. T, es el número de siglos julianos de 36.525 días, corridos desde el 1° de enero del año 2.000, a mediodía medio de Greenwich.

Pero, dada la precisión del programa, podemos despreñar los términos de segundo y tercer orden; por otra parte, nos conviene expresar el término lineal en días, usando la inversa del coeficiente para reducir el número de dígitos, llegando así a la fórmula b).

Como vamos a usar la función DDAYS para calcular los días transcurridos, y éstos se cuentan a partir de medianoche, debemos introducir una corrección de 0,5 días, que adicionaremos al término constante.

Pero la fórmula nos da la hora sidérea a Oh TU, y para llevarla a otro momento del día deberemos sumarle el intervalo de tiempo medio multiplicado por 1,0027379093, que es la relación de intervalo de tiempo sidéreo a medio; por otra parte, deberemos tener en cuenta la diferencia de longitudes reducida a horas, y la diferencia de husos horarios. Llegamos así a la fórmula final c), en la que 1,012 es la fecha 1° de Enero del año 2.000, y en la que hemos descartado los decimales innecesarios, e introducido una corrección de 0,00038 horas, debido al retardo introducido por el tiempo de cálculo (aproximadamente 1,5 seg.). Este será el algoritmo a utilizar en el programa "Reloj Sidéreo"; en el segundo programa, "Angulo Horario", una vez obtenido el valor de Ts, se calcula el ángulo horario con la expresión d), donde α es la ascensión recta del astro considerado.

DESCRIPCIÓN DE LOS PROGRAMAS:

Para aumentar la velocidad de cálculo, se han reducido al mínimo las operaciones dentro del lazo, y todos los valores constantes se han almacenado en registro, ya que cada dígito entrado en una línea de programa insume 50 milisegundos, contra poco más de 20 milisegundos insumidos por la función RCL. Las líneas 2 a 29 de ambos programas son idénticas, y en ellas se calculan y almacenan las diversas constantes; entre las líneas 30 y 51 del programa "RS" se halla el lazo cerrado que calcula y vuelve a calcular la hora sidérea, renovando el contenido del visor cada 1,5 seg. aproximadamente. En

01 *LBL "RS"	01 *LBL "AH"
02 15,21842	02 15,21842
4	4
03 STO 00	03 STO 00
04 1,012	04 1,012
05 STO 01	05 STO 01
06 1,002738	06 1,002738
07 STO 02	07 STO 02
08 24	08 24
09 STO 03	09 STO 03
10 "LONG?"	10 "LONG?"
11 PROMPT	11 PROMPT
12 HR	12 HR
13 15	13 15
14 /	14 /
15 STO 04	15 STO 04
16 FIX 0	16 FIX 0
17 RND	17 RND
18 "HUSO?"	18 "HUSO?"
19 SF 27	19 SF 27
20 PROMPT	20 PROMPT
21 GTO 00	21 GTO 00
22 *LBL a	22 *LBL a
23 DSE X	23 DSE X
24 *LBL 00	24 *LBL 00
25 CF 27	25 CF 27
26 STO 05	26 STO 05
27 6,6649	27 6,6649
28 ST- 04	28 ST- 04
29 FIX 4	29 FIX 4
30 *LBL 01	30 "AR?"
31 RCL 01	31 *LBL 01
32 DATE	32 PROMPT
33 DDAYS	33 STO 06
34 RCL 00	34 HR
35 /	35 RCL 01
36 RCL 04	36 DATE
37 -	37 DDAYS
38 TIME	38 RCL 00
39 HR	39 /
40 RCL 05	40 RCL 04
41 +	41 -
42 RCL 02	42 TIME
43 *	43 HR
44 +	44 RCL 05
45 RCL 03	45 +
46 MOD	46 RCL 02
47 HMS	47 *
48 CLA	48 +
49 ATIME24	49 -
50 AVIEW	50 CHS
51 GTO 01	51 RCL 03
52 END	52 MOD
	53 HMS
	54 "<H="
	55 ATIME24
	56 RCL 06
	57 GTO 01
	58 END
LBL 'RS	
END 108 BYTES	
LBL 'AH	
END 128 BYTES	

"AH", en cambio, el lazo está cortado por la función PROMPT de la línea 32; como el valor de α ha quedado almacenado en el registro 06, es posible actualizar el valor del ángulo horario simplemente apretando [R/S], si es que hemos tardado demasiado tiempo en posicionar el telescopio.

INSTRUCCIONES:

En lo que sigue, se supone que los programas están cargados en la memoria (son independientes entre sí, pero ambos pueden coexistir en la H-P41C básica, dada su corta longitud), que el SIZE es por lo menos 007 (006 es suficiente para "RS") y que el reloj y el calendario del "Time Module" han sido previamente ajustados a la hora local y la fecha respectivamente.

Programa "Reloj Sidéreo":

1) Inicializar con [XEQ] "RS"; la calculadora se detiene preguntando LONG?

2) Entrar la longitud geográfica del lugar (+ al oeste) como GG, ' ' ' ' y apretar [R/S]; la calculadora se detiene preguntando HUSO?

3) Aquí caben tres posibilidades:

3a) Si la hora local es la del huso, apretar simplemente [R/S]

3b) Si rige la hora adelantada, como en nuestro país, apretar [shift] [A] (la tecla -11).

3c) Si la hora local no es estándar, entrar la diferencia de tiempo con Greenwich en hh,mmss (+ al Oeste), ejecutar [XEQ] "HR" [R/S].

4) A partir de este instante, el visor comenzará a

a)

$$T_{so} = 6,697374558 + 8640184,812866 T \text{ (seg)} + 0,093104 T^2 \text{ (seg)} + 6,2 \times 10^{-6} T^3 \text{ (seg)}$$

$$b) \quad T_{so} = 6,697374558 + \frac{\Delta DJ}{15,21842447} \text{ horas}$$

$$c) \quad T_s = 6,6649 - \frac{LONG}{15} + \frac{DDAYS(1,012:DATE)}{15,218424} - (TIME - \Delta Huso) \times 1,002738$$

$$d) \quad AH = T_s - \alpha$$

dar la hora sidérea.

5) Podemos apagar la calculadora cuando deseemos; luego de reencenderla, se reinicia el funcionamiento con [R/S]; descartar el primer valor mostrado.

6) Igualmente, podemos usar la calculadora para cálculos normales: simplemente, detenerla con [R/S]; para reiniciar, volver a apretar [R/S], descartar el primer valor leído.

Notas: El contenido de los registros 00 a 05 no debe ser alterado, o habrá que reinicializar el programa. En el 6), a veces algún valor dejado por los cálculos en el "stack" puede causar un DATA ERROR; en este caso, reinicializar con [XEQ] 01.

Programa "Angulo Horario":

1-3) Igual que el anterior.

4) La calculadora se detendrá preguntando AR?

5) Entrar el valor de α y apretar [R/S]; la calculadora se detendrá mostrando el ángulo horario como $\angle H = hh:mm:ss$.

6) Para recalcular para el mismo astro, apretar [R/S].

7) Para un nuevo astro, ir al paso 5.

8) Al igual que antes, podemos usar la calculadora, pero en caso de querer recalcular para el mismo astro, deberemos recuperar el valor de α haciendo [RCL] 06 (o volviéndolo a entrar manualmente).

Notas: Aquí, los registros que no deben alterarse son los 00 al 06 inclusive. La pregunta AR? aparece solamente en la primera ejecución del programa.

SOCIOS NUEVOS

5014 MIRTA S. ANDRADA DE GRAND

5015 CARLOS ALBERTO FERNANDEZ

5016 JOSE D. SAURA

5017 CARLOS HERNAN PALAZZO

5018 NESTOR ZAMBRUNO

5019 JORGE LUIS MARETTO

5020 FABIO FONTANA

5021 GUSTAVO ROBERTO MAUDET

5022 MARIO ALBERTO AGUIRRE

5023 DARIO MOREDA

5024 RODOLFO ANTONIO CARMONA

5025 JOSE ANTONIO RODRIGUEZ

5026 MARCELA ALEJANDRA HERRERA

5027 DANIEL OSVALDO VACA

5028 ADRIAN PABLO LEWIS

5029 LUIS FERNANDO TELLADO

5030 HECTOR RICARDO BERENGUER

5031 MARCELO SALUDAS

5032 MARTIN ADRIAN SALUDAS

5033 LAURA LORENA LARRECHAU

5034 RENATO BERBEGLIA

5035 GUILLERMO ROBERTO LUZURIAGA

5036 ESTEBAN CORIO

5037 OSCAR R. TESSIO

5038 ANGEL R. AMORE

5039 MARIA ADELA DI BUCCHIANICO

5040 RICARDO CESAR MONTIEL

5041 ALFREDO CHAO

5042 ANA LAURA IRIBARREN

5043 JOSE MARIA LOPEZ BARREIRO

5044 PATRICIA CLAIR

5045 TOMASINA CEGLIA

5046 GERARDO CALVO

5047 GUSTAVO ROBERTO RAMOS

5048 JUAN CARLOS MANGONE

5049 ELENA BEATRIZ BENSAYA

5050 JAVIER AFELTRA

5051 CARLOS ALBERTO JARA

5052 GERMAN FOLZ

5053 DIEGO GOMEZ

5054 LEON ALBERTO FLESLER

5055 RICARDO CLAUDIO BIANCHI

Actividades Observacionales

Conducido por la Comisión de Observatorio

OBSERVACIONES DE SOL

Los resultados presentados en esta página, correspondientes al período del trimestre octubre-diciembre de 1984, fueron calculados y promediados con la ayuda de las observaciones solares de los siguientes centros:

Socios miembros de la Subcomisión de Observaciones Solares de la AAAA.

Observatorio do Capricornio (Brasil).

Asociación Sigma Octantis (Bolívia).

SIDC (Sunspot Index Data Center, Bélgica).

Observatorio Real de Bélgica. Washington Villar (Mendoza).

Silvina Villegas; Marcelo Monópoli; Gonzalo Moreno, Angel Pappetti y Damián Zanette (socios de la AAAA).

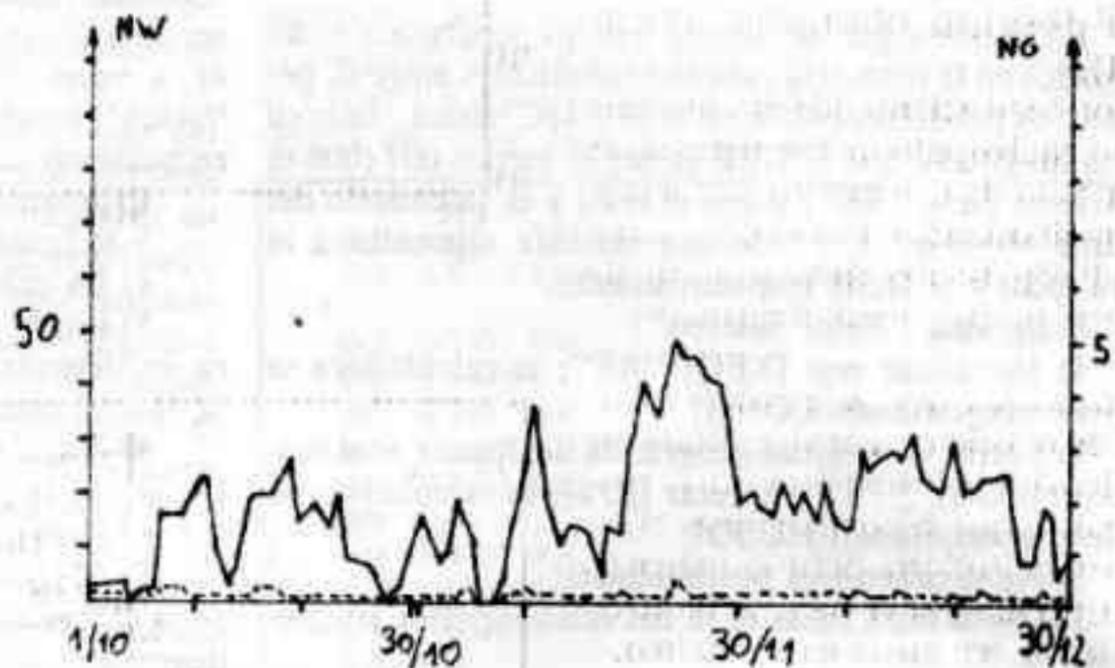
En los gráficos de la evolución so-

SUBCOMISION DE ESTRELLAS VARIABLES

En este artículo continuamos con la publicación de los resultados de algunas de las observaciones realizadas en nuestra Asociación y también de otras realizadas por socios con telescopios propios como en los casos de los señores Juan C. Marioni, Roberto G. Fiadone, Ricardo S. J. Castiñeiras y Damián H. Zanette. Las estimas obtenidas son remitidas a la AAVSO (American Association of Variable Star Observers) y a la LIADA (Liga Iberoamericana de Astronomía). Durante este trimestre fueron observadas principalmente las estrellas de la región de Carina, como es el caso de I Carinae, cefeida de largo periodo.

La importancia de las variables pulsantes del tipo cefeidas se debe a que a partir de ellas pueden determinarse varios parámetros físicos de las estrellas como distancia, magnitud absoluta, masa, tamaño, etc. Por ejemplo: una vez conocido el

22 • Octubre-Diciembre de 1984

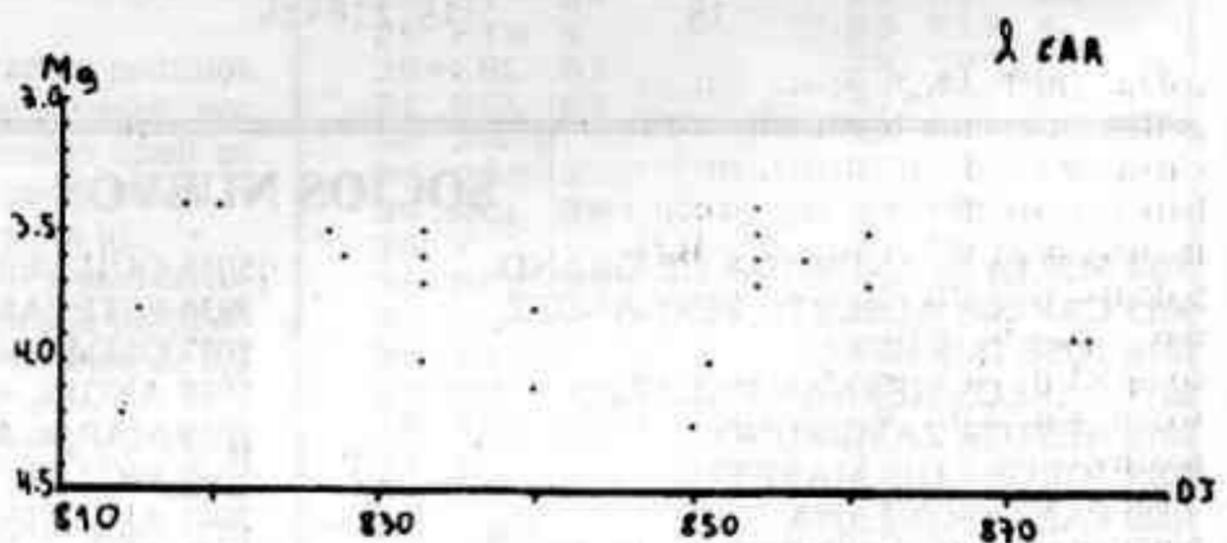


lar aparece la curva del número de Wolf (NW, trazo continuo) y la del número de grupos (NG, trazo de líneas).

En ese último trimestre del año, la actividad solar se mantuvo muy baja, siendo el mayor NW registrado menor que 50, señal de que el Sol está realcanzando su período de inactividad relativa. Cabe destacar que fue en el mes de noviembre donde se

registró la mayor actividad. Este fenómeno, que se repite cada 11 años, volverá a ocurrir aproximadamente en 1995, alcanzando en 1989 el NW su máximo.

Deseamos invitar a todas las personas interesadas en heliofísica y que dispongan de métodos de observación a que se nos unan enviando sus observaciones solares para publicarse en esta sección.



período de una cefeida se puede obtener su magnitud absoluta a partir de la fórmula $M = -2,25 \log (P) - 1,5$, donde M es la magnitud absoluta que queremos hallar, y P es el período de la estrella expresado en días. Dado que el logaritmo es una función creciente esta fórmula nos indica además que cuanto mayor es el período mayor será el brillo intrínseco de la estrella. Una vez obtenida entonces la magnitud absolu-

ta se calcula luego la magnitud aparente de la estrella en cuestión y teniendo en cuenta que el brillo aparente decrece en forma proporcional al cuadrado de la distancia, puede deducirse cuan lejana se halla la variable (en realidad existen otras causas que pueden atenuar la luz pero esta ley es la base para calcular el brillo de la estrella).

De esta manera es posible entonces determinar distancias a por

REVISTA ASTRONÓMICA

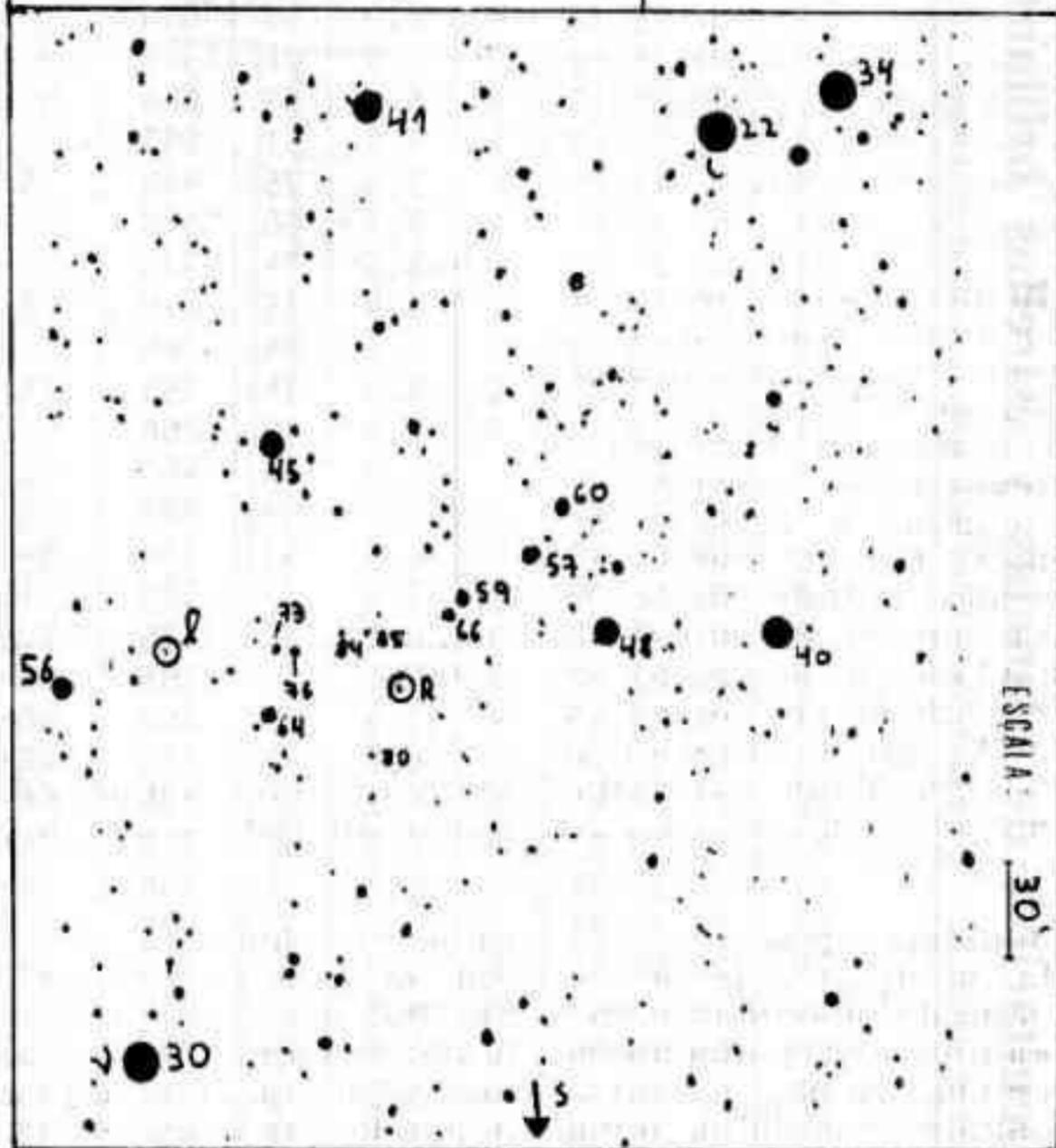
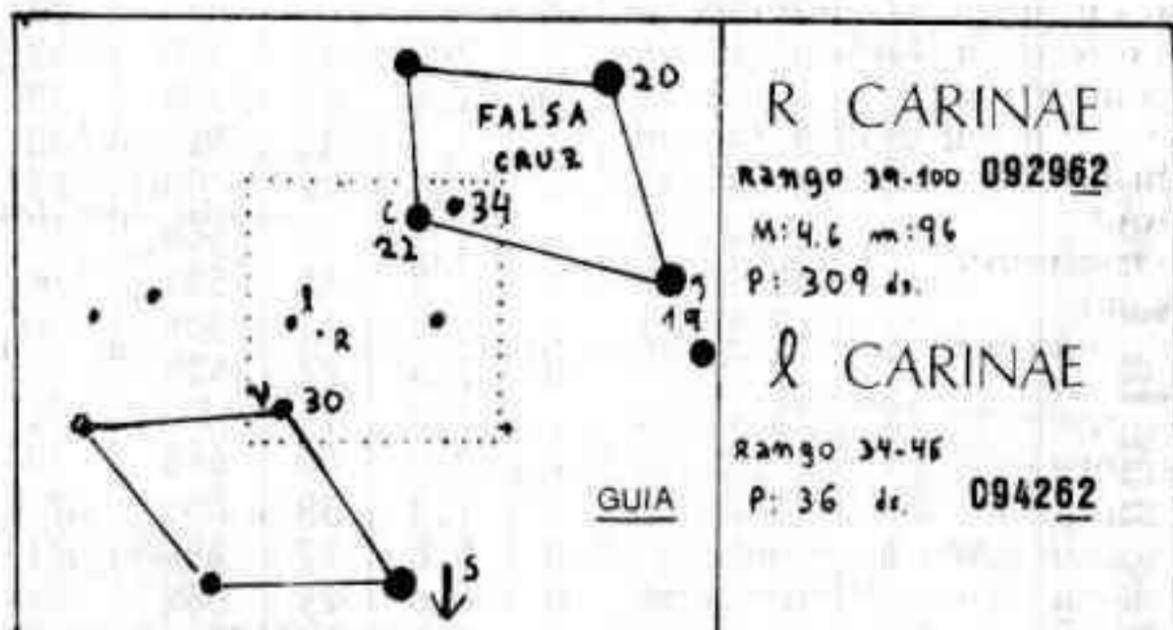
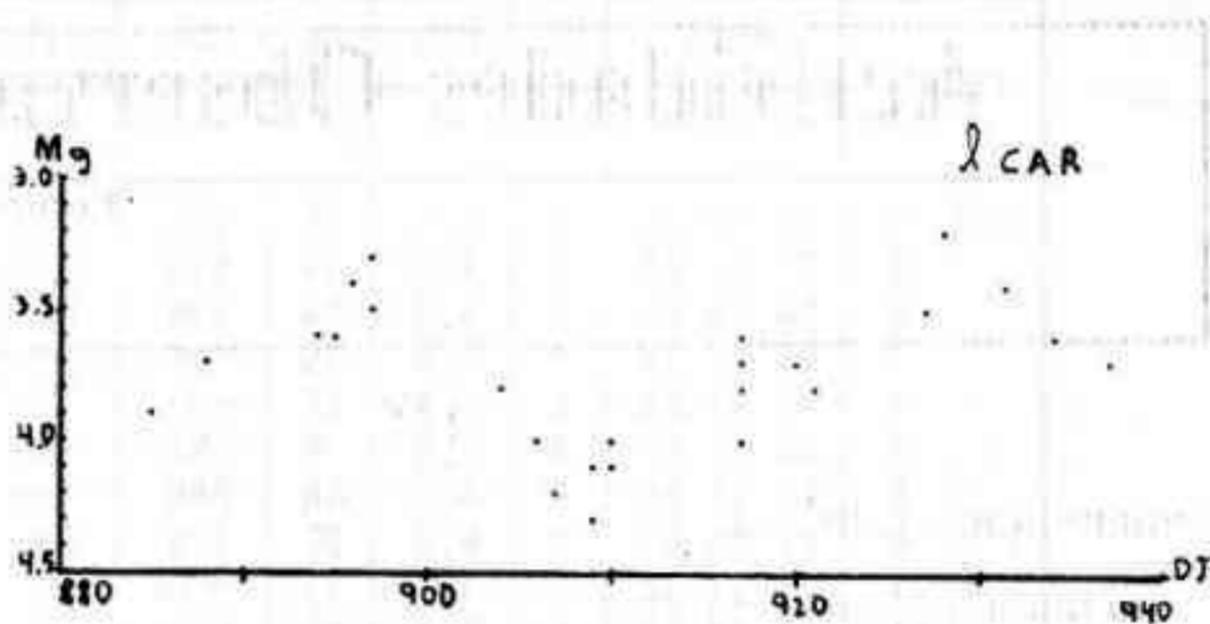
ejemplo, galaxias lejanas; pues si en ellas logramos distinguir alguna cefeida podemos entonces por el método mencionado calcular la distancia a esta estrella midiendo su período y por ende tener una idea de la distancia a la que nos encontramos de dicha galaxia. Este método fue descubierto por la astrónoma americana Henrietta S. Leavitt (1868-1921).

Conviene aclarar además un concepto equivocado que se tiene entre el tamaño de una estrella variable y su luminosidad. Las cefeidas y las estrellas pulsantes en general **no** alcanzan su mayor brillo cuando adquieren su mayor volumen sino en el momento en que se expanden con mayor velocidad, por el contrario el mínimo brillo lo adquieren en el momento en que se contraen más rápidamente. Por otra parte el volumen del astro durante el máximo brillo es similar al que posee en el mínimo.

Publicamos dos gráficos de la curva de luz de la cefeida 1 Carinae confeccionados a partir de 23 estimas de J. Marioni, 14 de R. Fiadone, 6 de C. Kurtz, 5 de P. Varela, 2 de F. Fucci y una de J. Carrizo. Uno de ellos hace referencia a las variaciones del brillo de la estrella entre los días julianos 2.445.810 y 2.445.880 y el otro desde el 2.445.880 al 2.445.940. Su período es de unos 36 días y su rango se encuentra entre las magnitudes 3,4 y 4,6. Lamentablemente el número de observaciones no fue lo suficientemente amplio como para que los gráficos den una buena idea de la curva de luz de la estrella, sin embargo es posible notar en ellos como la curva presenta un ascenso más rápido que el descenso, cosa común en este tipo de variables así como comprobar que el período y los máximos y mínimos se acercan a las predicciones.

Incluimos además una carta de observación que posibilitará el seguimiento de las variaciones de 1 Carinae y también (en el caso de que se encuentre lo suficientemente luminosa) de R Carinae.

Quedamos a la espera de las contribuciones de los lectores interesados en este tipo de observaciones.



Ocultación de planetas y estrellas brillantes por la Luna

Para el significado de los diversos valores tabulados, consultar el número 220 de Revista Astronómica

FECHA	HORA			F	MAG	AL	CA	IL	A	B	C
	h	m	s								
ABR 3	03	18	34	D	6,4	15	51S	92+	0,0	-1,2	1,1
3	21	11	58	D	7,1	34	51N	97+	-1,8	-0,9	-0,8
5	20	16	59	R	4,8	14	53N	100-	-0,2	-1,7	-0,3
7	06	27	38	R	6,6	35	90S	95-	-1,0	0,5	0,9
7	07	57	23	D	2,9	18	-52S	94-	-0,6	-0,8	1,1
7	08	42	35	R	2,9	9	54S	94-	0,2	1,7	0,7
8	02	11	15	R	6,8	68	88N	89-	-1,8	-1,1	-0,2
8	02	26	42	R	6,9	70	17N	89-	0,1	-4,3	0,6
11	01	51	32	D	3,3	33	-44S	60-	0,0	-2,3	-0,4
11	02	48	33	R	3,3	44	69S	60-	-1,6	-0,1	-1,1
11	04	56	31	R	7,8	70	59S	59-	-2,5	1,4	-0,6
11	05	25	24	R	7,2	75	35N	59-	-1,9	-3,7	0,0
11	05	58	55	R	7,4	81	49S	59-	-2,4	2,6	-0,3
12	04	02	49	R	7,8	47	44N	49-	-0,9	-2,7	-0,6
13	03	08	29	R	7,6	25	38N	39-	0,0	-2,6	-0,6
13	03	52	29	R	7,9	33	46S	38-	-1,6	1,8	-1,4
14	03	56	17	D	4,7	22	-70N	29-	-0,8	0,3	-1,2
14	04	59	16	R	4,7	35	56N	29-	-0,9	-1,8	-0,9
14	05	50	34	R	7,8	45	59S	28-	-1,6	1,5	-1,1
22	18	35	41	D	5,8	11	90N	6+	-1,2	1,6	0,6
25	19	05	30	D	7,4	22	42S	27+	-1,3	-0,8	1,8
28	23	43	14	D	7,2	14	8S	60+	2,1	-4,8	1,9
29	20	56	11	D	7,9	40	64S	70+	-1,4	-1,3	0,9
29	21	25	06	D	7,2	39	89S	70+	-1,9	-0,5	0,6
MAY 1	00	58	31	D	6,8	27	25S	81+	0,4	-3,0	1,3
1	18	43	24	D	6,8	25	58N	88+	-1,2	-1,1	-1,0
4	02	45	12	D	6,9	50	61N	99+	-1,8	0,9	0,7
6	01	25	07	R	6,9	74	54N	97-	-1,3	-2,2	0,1
7	00	21	10	R	6,3	53	61N	92-	-0,8	-2,0	-0,4
8	01	04	55	R	4,7	51	61S	85-	-1,9	0,2	-1,0
9	04	13	25	R	7,5	75	46N	75-	-2,2	-2,8	-0,1
11	04	38	27	R	7,1	56	68N	54-	-2,0	-1,2	-0,7
11	06	21	26	R	5,5	74	37S	54-	-1,3	3,6	-0,6
24	20	14	07	D	7,4	15	82N	23+	-1,4	1,0	0,8
28	22	00	19	D	7,5	44	76N	67+	-2,0	0,2	0,7
JUN 1	02	57	08	D	6,6	34	85S	95+	-1,0	0,2	0,9
1	04	59	14	D	7,2	10	26N	95+	0,5	3,7	0,4
1	05	24	56	D	2,9	5	46S	95+	-0,4	-1,0	1,2
1	22	39	27	D	6,8	69	88S	98+	-1,9	-1,0	-0,2
5	00	02	40	R	6,3	53	18N	94-	0,4	-6,3	0,2
8	01	46	00	R	7,5	37	52N	71-	-1,0	-2,3	-0,8
8	02	36	08	R	6,1	47	17S	70-	-1,3	6,5	-1,4
8	06	42	22	R	6,6	69	39S	69-	-0,7	3,1	-0,4
11	06	29	34	R	7,4	53	80S	40-	-1,8	0,9	-0,8
13	06	54	16	R	6,7	37	85S	22-	-1,6	0,2	-1,0
26	21	24	44	D	6,7	55	23S	64+	-0,2	-3,5	1,0
27	19	18	23	D	6,9	60	72S	74+	-1,4	-1,7	0,0
28	02	22	31	D	6,6	14	86N	76+	-0,3	0,6	0,9
28	21	19	33	D	7,0	73	40S	84+	-1,0	-2,7	0,4
28	22	51	10	D	6,7	67	25S	85+	-0,9	-3,7	0,7
29	19	47	57	D	6,9	52	89S	92+	-1,3	-1,2	-0,6
30	04	14	44	D	6,6	19	38S	93+	-1,0	-1,1	1,4
30	04	16	33	D	5,9	19	44S	93+	-0,9	-0,7	1,3
30	04	16	39	D	4,8	19	43S	93+	-0,9	-0,8	1,3
30	19	25	05	D	6,3	37	80S	97+	-0,7	-1,3	-0,7