



UNIDAD DIDÁCTICA OBJETOS VARIABLES



Autores:
Juan Carlos Casado
Miquel Serra-Ricart
Julia De León Cruz

Preimpresión e impresión: PRODUCCIONES GRÁFICAS
Instituto de Astrofísica de Canarias
Depósito legal:
ISBN: 84-689-3212-4

Portada: Un buen número de estrellas visibles a simple vista son variables, algunas de ellas tan conocidas como la estrella Polar (Polaris) y delta Cephei, prototipo de las cefeidas. Créditos J.C.Casado © staryearth.com.

1.- Introducción.

La sensación de inmutabilidad que produce la contemplación de una noche estrellada se desvanece cuando se comienzan a realizar observaciones sistemáticas de los diferentes objetos visibles en el firmamento.

Muchas de las estrellas visibles a simple vista o con instrumental sencillo varían su brillo con el tiempo. Algunas de estas estrellas cambian de intensidad en poco tiempo, de un día para otro, o incluso en horas. Otras, sin embargo, experimentan una pequeña variación de brillantez y necesitan meses o años entre la intensidad mínima y máxima.

Asimismo llevando a cabo mediciones detalladas de la luz de objetos de nuestro sistema solar como los asteroides o los cometas, es posible apreciar cambios de brillo, lo que permite extraer valiosa información acerca de sus propiedades físicas e incluso composición química.

Todos estos estudios han supuesto importantes campos de investigación en la historia de la astronomía, áreas en las que los aficionados han desempeñado –y desempeñan actualmente- un importante papel.

2.- Curvas de Luz.

En astronomía se denomina curva de luz a una representación bidimensional (ejes cartesianos X-Y) de la luminosidad o brillo de un objeto (eje Y) frente a una escala de tiempos (eje X, por ejemplo, horas o días). Para la gran mayoría de los objetos celestes esta curva es una recta constante pero existen algunos objetos especiales que tienen variaciones, más o menos periódicas, y se denominan objetos variables. Algunos de los objetos variables más importantes, asteroides, cometas y estrellas variables, serán tratados en esta Unidad Didáctica. A pesar de que es posible calcular una curva de luz utilizando como detector el ojo (ver Actividad 2) nuestra recomendación es usar algún detector electrónico (preferiblemente una cámara CCD o digital). El proceso (método de la comparación) para



medir la curva de luz de un objeto variable es el siguiente:

Paso 1.- Obtención de una secuencia de imágenes con nuestro objeto y dos estrellas de comparación. Es muy importante tener en cuenta varias propiedades:

- nuestro objeto y las estrellas de comparación deben ser observados de forma simultánea, es decir, deben estar contenidos en el mismo campo.
- las estrellas de comparación y nuestro objeto deben tener brillos semejantes.
- debemos asegurarnos que ninguna de las estrellas de comparación es variable o presenta variaciones esporádicas.

Paso 2.- Cálculo de las magnitudes instrumentales (es recomendable usar algún filtro pero también puede realizarse sin filtros) de nuestro objeto y las estrellas de comparación (ver apartado Análisis de las imágenes. Fotometría de la Unidad Didáctica Observaciones Astronómicas con Webcam y CCD). A partir de la secuencia de imágenes obtenidas con el detector, calcularemos las intensidades o flujos de los objetos y a partir de éstos las magnitudes instrumentales, para cada imagen o tiempo (t), según la siguiente relación:

$$m_{obj}(t) = A - 2,5 \log(F_{obj}(t))$$

$$m_{com1}(t) = A - 2,5 \log(F_{com1}(t))$$

$$m_{com2}(t) = A - 2,5 \log(F_{com2}(t))$$

donde $F_{obj}(t)$, $F_{com1}(t)$, $F_{com2}(t)$ son los flujos del objeto y las estrellas de comparación 1 y 2, respectivamente, y $m_{obj}(t)$, $m_{com1}(t)$, $m_{com2}(t)$ sus magnitudes para una imagen obtenida en el instante (t), mientras que A es una constante que depende del sistema (cielo+telescopio+detector). Finalmente, si calculamos la diferencia de magnitudes obtendremos:



$$\begin{aligned}\Delta m(t) &= m_{\text{obj}}(t) - m_{\text{com1}}(t) = [A - 2,5 \log(F_{\text{obj}}(t))] - [A - 2,5 \log(F_{\text{com1}}(t))] \\ &= 2,5 \log(F_{\text{com1}}(t)) - 2,5 \log(F_{\text{obj}}(t)) = 2,5 \log\left(\frac{F_{\text{com1}}(t)}{F_{\text{obj}}(t)}\right) \dots \text{ecuación1}\end{aligned}$$

$$\begin{aligned}\Delta m_{\text{estrellas}}(t) &= m_{\text{com2}}(t) - m_{\text{com1}}(t) = [A - 2,5 \log(F_{\text{com2}}(t))] - [A - 2,5 \log(F_{\text{com1}}(t))] \\ &= 2,5 \log(F_{\text{com1}}(t)) - 2,5 \log(F_{\text{com2}}(t)) = 2,5 \log\left(\frac{F_{\text{com1}}(t)}{F_{\text{com2}}(t)}\right) \dots \text{ecuación2}\end{aligned}$$

Paso 3.- De las anteriores ecuaciones podemos obtener la curva de luz del objeto y, muy importante, una estimación del error de los puntos de la curva de luz. Representando los valores de la ecuación 1 para los distintos tiempos obtendremos la curva de luz de nuestro objeto en el intervalo observado. Si representamos la ecuación 2 obtendremos la curva de luz de la estrella de comparación 2 y podemos deducir dos cosas:

1.- Si la representación no es una recta constante significará que alguna de las estrellas es variable y, por tanto, no podemos usarlas para el cálculo de la curva de luz de nuestro objeto. Debemos elegir otras estrellas de comparación.

2.- Si obtenemos una constante podemos calcular la dispersión de los puntos (simplemente la desviación estándar o sigma de $\Delta m_{\text{estrellas}}(t)$ calculada para todas las imágenes o tiempos). La dispersión calculada será una estimación del error de la curva de luz de nuestro objeto y estará relacionado con la calidad de la noche de observación y de la instrumentación utilizada (telescopio+detector).

3.- Asteroides.

Los asteroides (del griego, “parecido a una estrella”) son objetos rocosos y metálicos que orbitan alrededor del Sol pero que son demasiado pequeños para ser considerados como planetas. Su aspecto vistos al telescopio es puntual, como las estrellas. Se conocen también como planetas menores o planetoides.

Los tamaños de los asteroides varían desde el de Ceres, el mayor, que tiene un diámetro de unos 1.000 Km, hasta la

dimensión de un guijarro (figura 1). Dieciséis asteroides tienen un diámetro igual o superior a 240 Km. y hay 700 que miden más de 50 Km.

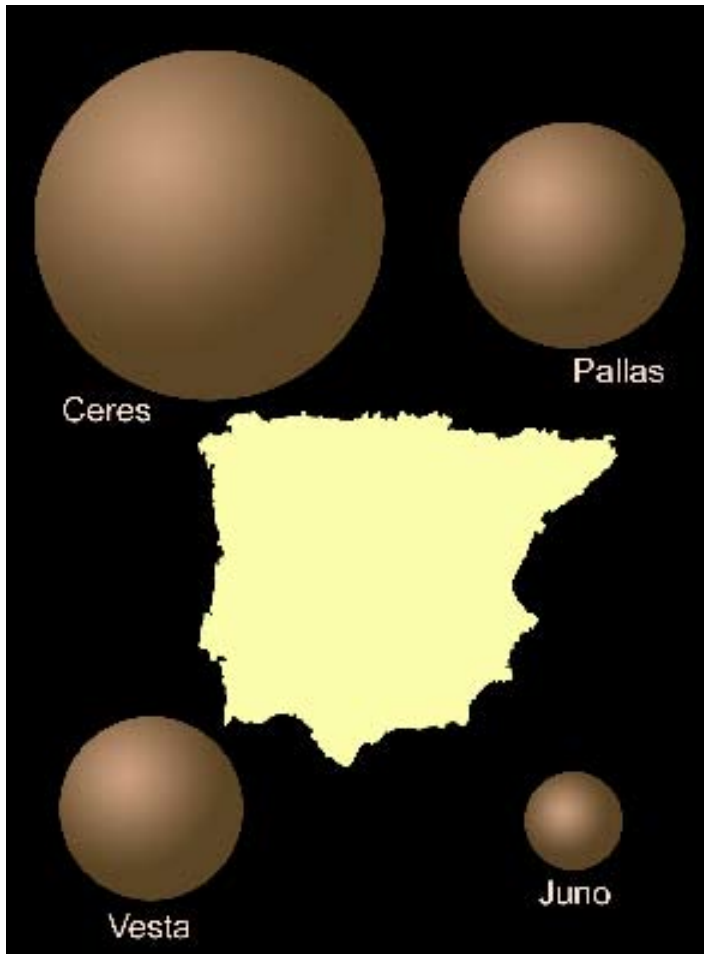


Figura 1.- Dimensiones de algunos de los principales asteroides comparadas con la península ibérica. En la imagen se les ha representado como esferas para una mejor apreciación de sus tamaños relativos, siendo en realidad de formas irregulares.

Se han encontrado asteroides desde el interior de la órbita de la Tierra hasta más allá de la órbita de Saturno. La mayoría (el

95 % de los conocidos), sin embargo, están contenidos dentro del cinturón principal o cinturón de asteroides (figura 2) que se sitúa entre las órbitas de Marte y Júpiter. Algunos de ellos tienen órbitas que atraviesan la trayectoria de la Tierra e incluso ha habido casos en los que han chocado con nuestro planeta en tiempos pasados. Uno de los ejemplos mejor conservados es el Cráter Barringer cerca de Winslow, Arizona (figura 3).



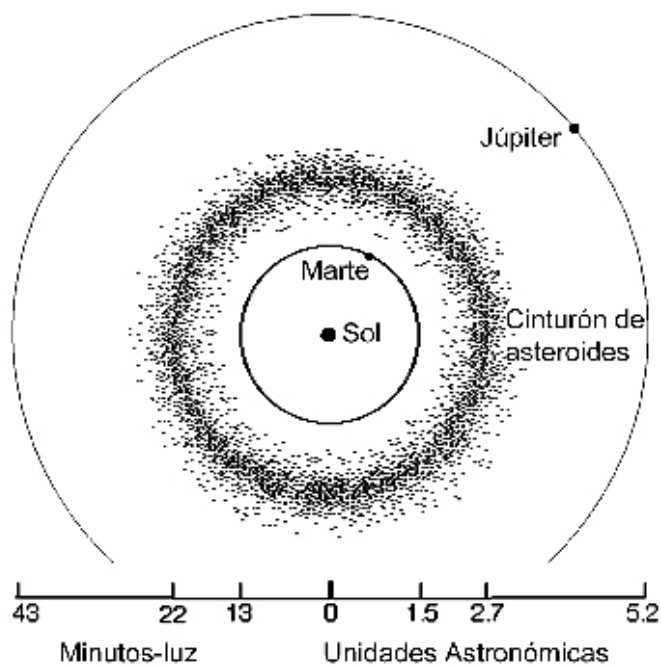


Figura 2.- Situación del Cinturón Principal de asteroides con las órbitas de los planetas dibujadas a escala.



Figura 3.- El Meteor Cráter o cráter Barringer se encuentra en pleno desierto de Arizona (EEUU). Tiene un diámetro de 1.250 m y una profundidad de casi 200 m. Se estima que la colisión tuvo lugar hace unos 50.000 años. Créditos J.C.Casado © starryearth.com.



Los asteroides y la ley de Bode

Al estudiar la distribución de los planetas, según el orden de sus distancias crecientes al Sol, parece presentarse una cierta regularidad.

Algunos astrónomos en el siglo XVIII al comparar las distancias planetarias entre sí, advirtieron que parecían obedecer a una "ley". Así el alemán Wolf en 1741 se percató por primera vez de esta circunstancia, que fue publicada por un compatriota, Titius, en 1772. Finalmente fue descrita de una manera precisa y formulada matemáticamente por el también germánico Bode en 1778.

La denominada **ley de Bode** se establece tomando la siguiente serie de números:

0, 3, 6, 12, 24, 48, 96, 192,...

Es decir, se comienza por el 0 seguido del 3 y después se dobla el valor para el obtener el siguiente número.

Se añade 4 a cada uno de estos números:

4, 7, 10, 16, 28, 52, 100, 196,...

Y se divide cada número entre 10:

0,4 0,7 1,0 1,6 2,8 5,2 10,0 19,6...

Esta serie mostraba una sorprendente coincidencia con las distancias de los planetas al Sol, expresadas en Unidades Astronómicas (UA):

Serie de Bode: 0,4 0,7 1,0 1,6 2,8 5,2 10,0 19,6

Distancia media (UA): 0,39 0,72 1,00 1,52 5,19 9,55 19,24

Planeta: Mercurio Venus Tierra Marte Júpiter Saturno Urano

Concordancia que se reafirmó al descubrirse el planeta Urano en 1781, muy próximo al valor determinado por la ley de Bode.

Sin embargo la ley parecía fallar o presentaba una inquietante laguna: el valor 2,8, que no correspondía a ningún astro conocido. Se pensó que en esa zona había un planeta, formándose incluso una comisión especial para explorar la eclíptica (zona del cielo por donde se mueven los planetas) en su búsqueda, con resultados negativos.

No obstante el 1 de enero de 1801 un monje italiano, Giuseppe Piazzi, observó por casualidad una débil estrella que había cambiado de posición de un día para otro. Rápidamente se calculó su órbita y se anunció el descubrimiento de un nuevo planeta, que se bautizó como Ceres. Se vio que su distancia al Sol (2,76 UA) llenaba bien el hueco de la serie de Bode. Se había descubierto el primero de los asteroides.

La ley de Bode también sirvió al astrónomo Le Verrier para sus cálculos relativos a la búsqueda de Neptuno. Sin embargo, en la serie el número correspondiente es 38,8, mientras que la distancia real es de 30,1. Con el descubrimiento de Plutón se demostró el incumplimiento de esta ley (distancia media real 39,6 UA, valor de la ley de Bode 67,2).

A pesar de todo, la ley de Bode ha realizado una importante misión en la historia de algunos grandes descubrimientos celestes.

Los asteroides están constituidos por el material residual de la formación del Sistema Solar. Una teoría sugiere que son los restos de un planeta que fue destruido por una gran colisión hace mucho tiempo. Es más probable, sin embargo, que los asteroides sean materiales que no llegaron nunca a aglutinarse

para formar un planeta. De hecho, si se realiza una estimación de la masa total de los asteroides y se concentrara en un solo objeto, este tendría unos 1.500 kilómetros de diámetro, menos de la mitad del diámetro de la Luna.

Algunos de los conocimientos sobre los asteroides proceden del estudio de los trozos de residuos espaciales que caen sobre la superficie de la Tierra. Los asteroides que siguen una trayectoria que los lleva a chocar con la Tierra reciben el nombre de meteoroides. Cuando un meteoroides choca con la atmósfera terrestre a gran velocidad, la fricción hace que se incinere, produciendo un fenómeno luminoso conocido como meteoro. Si el meteoroides no se consume por completo, lo que llega a la superficie de la Tierra se denomina meteorito.

De los meteoritos examinados, el 92,6% está compuesto por silicatos (mineral principal presente en las rocas ígneas), el 5,7% está compuesto por hierro y níquel y el resto es una mezcla de los tres materiales. Los meteoritos rocosos son los más difíciles de identificar ya que se parecen mucho a las rocas terrestres.

El interés por el estudio de los asteroides y su composición proviene del hecho de que los asteroides son objetos procedentes de una época muy temprana del sistema solar y han sido poco alterados desde entonces. Las sondas espaciales que han pasado a través del cinturón de asteroides han observado que éste se encuentra bastante vacío y los asteroides están separados por distancias muy grandes.

Antes de 1991 la única información obtenida sobre los asteroides era a través de observaciones realizadas desde la superficie terrestre. En octubre de 1991 el asteroide 951 Gaspra fue visitado por la sonda espacial Galileo, con lo que se convirtió en el primer asteroide del que se obtuvieron imágenes de alta resolución. Más tarde, en agosto de 1993, la Galileo se acercó al asteroide 243 Ida. Tanto Gaspra como Ida están clasificados como asteroides de tipo S (del inglés “stony”) compuestos por silicatos ricos en metal. Se pudo confirmar que estos cuerpos no tienen en general forma esférica sino irregular, y están repletos de impactos de antiguas colisiones. El 27 de Junio de 1997 la nave espacial NEAR realizó un



encuentro con el asteroide 253 Matilde, del tipo C (del inglés “carbonaceous”), más oscuros y ricos en compuestos de carbono (véase clasificación más abajo). NEAR hizo un vuelo de pasada alrededor de Matilde, pero su objetivo fue el asteroide 433 Eros (en cuya superficie terminó posándose), también de tipo S. La sonda Deep Space 1 realizó un encuentro con el asteroide Braille el 28 de julio de 1999, a 26 Km. de altura, y posteriormente se acercó al cometa Borrelly en septiembre de 2001. La sonda americana Stardust hizo un vuelo de acercamiento al asteroide Annefrank en noviembre de 2002, también de camino a su encuentro con el cometa Wild 2. Una de las misiones futuras más interesantes la constituye el satélite japonés Hayabusa (MUSES-C) que estudiará el asteroide Itokawa.



¿Cuántos asteroides hay?

Ya hemos visto que Piazzi descubrió desde Palermo el primer asteroide, Ceres, durante el Año Nuevo de 1801. Este es el asteroide de mayor tamaño, aunque no el más brillante. A partir de ese momento empezaron a aumentar los descubrimientos; el 28 de marzo de 1802, Olbers encontró el segundo, Pallas. El 1 de septiembre de 1804 Harding hallaba el tercero, Juno. De nuevo Olbers, en 1807 descubría el cuarto, Vesta, que es el más brillante de todos, siendo incluso visible a simple vista durante las oposiciones o acercamientos favorables, por lo que -al menos teóricamente- hubiera podido ser hallado mucho antes.

No hubo nuevos hallazgos hasta 1845, cuando Hencke descubrió el quinto y en 1847, el sexto. A partir de ese momento los observadores se sintieron estimulados por este tipo de observaciones, creciendo el número de descubrimientos, a razón de varios por año. Incluso hubo observadores como Goldschmidt, que con un pequeño anteojo desde su casa en pleno centro de París, encontró 14 asteroides desde 1852 a 1861.

A finales del siglo XIX ya se habían hallado más de 300 asteroides, todos por el método visual, lo que requería una gran minuciosidad y perseverancia, pues debían compararse todas las estrellas visibles en el campo de visión del telescopio con cartas estelares para ver si aparecía un punto de luz que no figurase en las cartas. Sin embargo una nueva técnica, la fotografía, revolucionó estas observaciones.

En 1892 el astrónomo alemán Wolf descubrió por primera vez fotográficamente el asteroide 323 de la lista general, llamado Brucia. La fotografía permitía obtener imágenes de amplios campos estelares donde el asteroide se evidenciaba en exposiciones largas como un pequeño trazo sobre el fondo de estrellas puntuales. Se idearon diversos procedimientos fotográficos para una rápida identificación de los asteroides. Así, la "caza" de estos objetos permitió un incremento espectacular en el número de asteroides descubiertos.

A finales del siglo XX los avances tecnológicos con el uso de cámaras CCD y el empleo de telescopios automáticos, incluso por parte de astrónomos aficionados, también ha hecho que el número de descubrimientos siga aumentando. Si a mediados de los años 1980 la cantidad de asteroides numerados (con órbitas perfectamente determinadas y oficialmente catalogados) ascendía a 3.500, a principios de 2000 ya superaba los 13.000, además de varias decenas de miles más con designaciones provisionales al no ser perfectamente conocidas sus características orbitales.

Actualmente se calcula que hay más de un millón de asteroides con un tamaño igual o superior a 1 km.

Ya hemos visto que la mayoría de los asteroides se hallan situados entre las órbitas de Marte y de Júpiter (en el llamado cinturón principal). Los asteroides se distribuyen en diversos grupos según su posición respecto al Sol:

3.1...-Asteroides Troyanos.

Se hallan en los puntos de Lagrange L4 y L5 de la órbita de Júpiter (figura 5), fuera del cinturón principal. Los troyanos no se

comportan como una concentración de objetos en sus puntos de libración, a modo de “nube”, sino que muestran órbitas alargadas en forma de “gota”. Sus movimientos son una combinación entre el período de 12 años de Júpiter y otro período largo, de 150 a 200 años de duración. esquemas posición y órbitas

Los puntos de Lagrange

*En 1772 Joseph Louis Lagrange (1736-1813), matemático y físico francés, encontró que tres cuerpos de masas M_1 , M_2 y M_3 , pueden mostrar una configuración orbital estable bajo determinadas circunstancias, siempre y cuando se cumpla la condición de que M_1 sea igual o mayor que M_2 , y M_3 mucho menor que M_2 y M_1 . Lagrange halló cinco puntos en el plano de la órbita de masa M_2 alrededor de un cuerpo más masivo M_1 , en los cuales, fijado un cuerpo de masa M_3 , despreciable respecto a M_1 y M_2 , éste permanece en equilibrio. Estos puntos se llaman **puntos de Lagrange** (o **lagrangianos**) o **puntos de libración**, y se denominan L_1 , L_2 , L_3 , L_4 y L_5 (figura 4).*

Por ejemplo, M_1 será el Sol, M_2 un planeta y M_3 puede ser un satélite artificial, un asteroide o cualquier otro cuerpo de poca masa.

Para el caso de la órbita de un planeta alrededor del Sol, los puntos de Lagrange se sitúan según muestra la figura. Los puntos L_1 , L_2 y L_3 se hallan en la dirección del radio vector que une el planeta al Sol, mientras que L_4 y L_5 se encuentran en los vértices de triángulos equiláteros situados en la órbita del planeta. L_4 , es el punto lagrangiano triangular precedente, ya que antecede al planeta en su movimiento orbital, hallándose 60° por delante de su órbita, mientras que L_5 , el punto lagrangiano triangular siguiente, sigue al planeta en su órbita, retrasado 60° .

Estos puntos son de equilibrio inestable, salvo los puntos triangulares, que muestran un mayor grado de estabilidad (L_4 y L_5). Sin embargo un cuerpo situado en L_4 o L_5 mostrará una oscilación alrededor del punto de libración en largas órbitas cerradas.

El interés por los puntos de Lagrange era puramente académico hasta que en el año 1906 el astrónomo alemán Wolf descubrió un asteroide que parecía comportarse como si oscilara alrededor del punto L_4 del sistema Sol-Júpiter. Tal asteroide recibió el nombre de Achilles (Aquiles) y fue el primer asteroide lagrangiano descubierto.

*Rápidamente comenzaron a hallarse nuevos asteroides, tanto en L_4 como en L_5 del sistema Sol-Júpiter. A todos ellos se los llamó asteroides **troyanos**, por lo que se nombraron con denominaciones extraídas de la Iliada de Homero. En concreto, los del grupo precedente (L_4) recibieron nombres de guerreros griegos, mientras que los siguientes (L_5) se designaron con nombres de los defensores de la ciudad de Troya.*

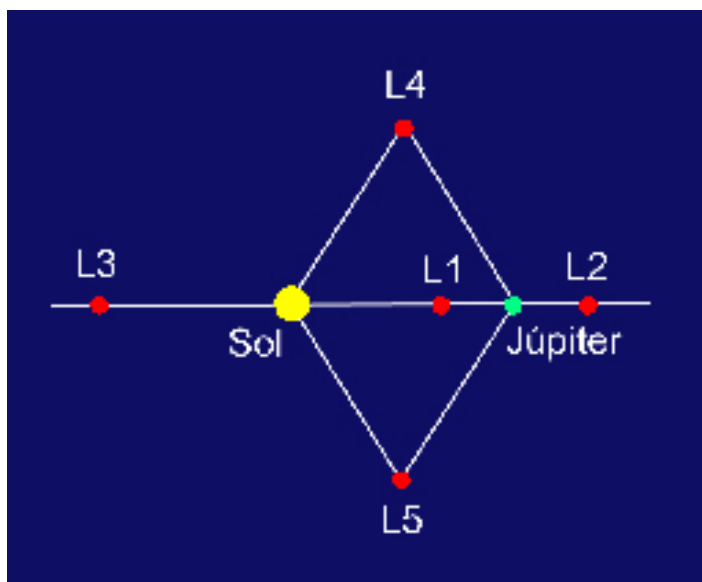


Figura 4.- Los cinco puntos de libración de Lagrange para el planeta Júpiter.

La mayoría de los asteroides troyanos son muy oscuros (albedos muy bajos) y parecen ser asteroides de tipo carbonáceo (tipo C) o bien de un tipo anómalo (véase más abajo). Algunas teorías sugieren que los asteroides de este último tipo sean en realidad núcleos de cometas extinguidos. El mayor troyano es Hektor, con unos 250 Km. de diámetro y una superficie muy oscura y rojiza. Su curva de luz muestra variaciones cada 6,9 horas con una amplitud de más de una magnitud, lo que induce a pensar que podría ser un asteroide binario formado por dos cuerpos que orbitan a corta distancia. Su densidad media estimada es de 2,5 gramos por centímetro cúbico lo que indica que debe estar constituido principalmente por rocas.

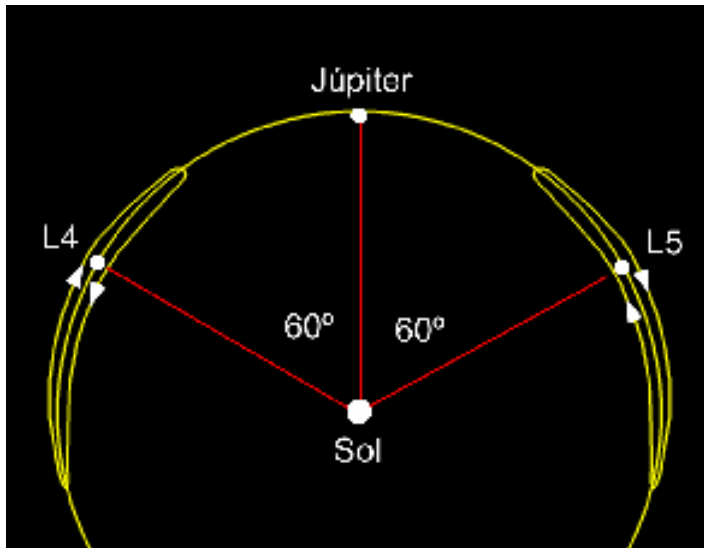


Figura 5.- Órbitas de los asteroides troyanos alrededor de los puntos de Lagrange L4 y L5. Los asteroides no se mantienen fijos en estos puntos, sino que orbitan a lo largo de una región alargada.

Actualmente hay catalogados más de medio millar de asteroides troyanos, de los que un centenar y medio tienen asignado nombre y número. Se calcula que hasta la magnitud 21 pueden llegar a existir unos setecientos troyanos. Se ha observado que el número de asteroides en L4 es 3,5 veces mayor que el de L5, no conociéndose aún la causa de esta desigualdad.

Hasta el momento sólo se han encontrado objetos troyanos en las órbitas de Júpiter y de Marte. Sin embargo Saturno posee varios satélites que orbitan en los puntos de Lagrange de otros satélites. Por ejemplo, Telesco y Calypso orbitan en un punto lagrangiano de Tethys, en tanto que Helene lo hace en uno de Dioné. La detección de posibles troyanos en Saturno o en planetas más exteriores se complica por el hecho de su extremadamente bajo brillo.



La búsqueda de troyanos en la órbita de la Tierra ha resultado infructuosa. Sin embargo existen ciertas observaciones que parecen demostrar la existencia de ténues concentraciones de polvo interplanetario cerca de L4 y L5 del sistema Tierra-Luna.

3.2.-Cinturón principal.

Localizados entre las órbitas de Marte y Júpiter, entre 2 y 4 UA del Sol. A su vez se subdividen en diversas familias (como por ejemplo, Ceres, Koronis, Eos, Themis, o Eunimia, cuyos nombres provienen del principal asteroide en el grupo o familia). Los asteroides pertenecientes al cinturón principal no tienen una distribución uniforme, sino que existen zonas en las que el número de ellos es muy reducido. Estos espacios se denominan lagunas o vacíos de Kirkwood. En estas regiones la influencia de Júpiter domina estos objetos, con periodos orbitales que son múltiplos o fracciones del de Júpiter (resonancias). Así los objetos en estas zonas pueden ser acelerados por el planeta gigante y enviados a otras zonas.

Las familias de asteroides

Desde hace más de un siglo se conoce que las órbitas de los asteroides se distribuyen al azar en una amplia zona situada entre las órbitas de Marte y Júpiter. En 1918 el astrónomo japonés Hirayama indicó que si además se tienen en cuenta otros parámetros orbitales como la excentricidad y la inclinación, es decir, se analiza la distribución espacial de las órbitas, se encuentran regiones especialmente pobladas a las que denominó familias. De esta manera es probable que los miembros de una misma familia tengan un origen común.

3.3.- Grupo Aten-Apollo-Amor (A.A.A.).

Este heterogéneo grupo de asteroides está formado por cuerpos de pequeñas dimensiones. También son denominados internacionalmente como Earth-Grazers (EGA) y Earth-Crossers (ECA), es decir, “rozadores terrestres” y “cruzadores terrestres”.

Designados globalmente como NEO (“Near Earth Objects” u “objetos cercanos a la Tierra”), esta denominación también engloba a cualquier cuerpo celeste que se aproxime a nuestro planeta.

Como estos nombres indican, los A.A.A. pueden acercarse mucho a la Tierra y se supone que, junto con los cometas, son los responsables de los impactos meteoríticos producidos en nuestro planeta y en la Luna durante los últimos miles de millones de años.

A pesar de su pequeño tamaño en comparación con otros asteroides, su importancia para nosotros es vital. Por ejemplo, el asteroide Hermes se aproximó el 30 de octubre de 1937 a 750.000 Km. de la Tierra (el doble de la distancia a la Luna), y el 1994 XM1, el 9 de diciembre de 1994, pasó a tan solo 105.000 Km. El 10 de abril de 1972 un meteorito de unas 1.000 toneladas cruzó el estado de Montana (EEUU), a una altura de unos 60 Km., rebotando en la atmósfera y perdiéndose en el espacio. De haber poseído un ángulo de incidencia algo mayor, podría haber chocado contra la superficie terrestre y producir, según el planetólogo W.K. Hartmann efectos devastadores, arrasando todo en un diámetro de unos 1.500 Km. (mayor que la superficie de España y Francia juntas) dejando sentir sus efectos en todo el mundo.

Los A.A.A. suelen dividirse en Earth-Crossers (“cruzadores terrestres”), que comprenden aproximadamente el 5% del total de asteroides conocidos, y en Mars-Crossers (“cruzadores marcianos”), estimándose que su número hasta la magnitud 18 debe ser de unos 20.000 (con diámetros entre 0,9 y 1,7 km). Por sus características orbitales pueden clasificarse en tres grupos:

AMOR.- Asteroides que normalmente pueden estar a menos de 1,3 UA del Sol, pero que no llegan a pasar por el interior de la órbita de la Tierra (cuya posición oscila entre 0,983 y 1,017 UA del Sol).

APOLLO.- Asteroides como los anteriores pero que pueden cruzar la órbita de la Tierra (1 UA). Son los potencialmente más peligrosos.

ATEN.- Asteroides con semieje mayor inferior a 1 UA, es decir, que ocasionalmente pueden cruzar la órbita de la Tierra pero generalmente están más cerca del Sol que ésta.



3.4.- Asteroides más allá de la órbita de Júpiter.

En las últimas décadas se han ido descubriendo nuevos asteroides más lejanos que la órbita de Júpiter. Estos cuerpos reciben la denominación según su distancia. Así los situados entre las órbitas de Saturno y Neptuno se denominan centauros, siendo el cuerpo más representativo de ellos Chiron. Compartiendo la órbita de Plutón, en resonancia con Neptuno, están los plutinos, cuyo origen aún no está explicado. Para algunos investigadores formarían parte del llamado cinturón de Kuiper, un conjunto de miles de objetos (entre asteroides y cometas), que se extienden más allá de la órbita de Plutón.

Mediante observaciones de los albedos (medida que expresa la reflectividad de un objeto celeste) y datos espectrales, se puede comprobar que casi todos los asteroides se clasifican en dos grupos:

- Tipo C. Formado por asteroides de albedo muy bajo, generalmente entre 0,035 y 0,04, nunca superior a 0,065. El espectro muestra que son de colores neutros. A él pertenecen un 75% de asteroides. Óptimamente son similares a las condritas carbonáceas, formadas por silicatos hidratados y carbonados, que se remontan a los orígenes del sistema solar.
- Tipo S. Constituido por asteroides de albedo moderado (0,065 a 0,23, con valor medio de 0,14). Poseen un espectro rojizo y está formado por el 15 % de los asteroides. Se asemejan a los meteoritos denominados pétreos, constituidos por silicatos de alto contenido en hierro.

Sólo un 10% de los asteroides no están incluidos en estos dos grupos. Hay un grupo mucho más pequeño, el M, con albedos moderados y espectro ligeramente enrojecido. Para el resto, se han definido otras clases menos comunes (E, R, etc).

3.5.- Actividad 1. Curvas de luz de asteroides.

Objetivos.

- 1.- Calcular una curva de luz de un asteroide.
- 2.- Deducir el periodo de rotación del asteroide a partir de su curva de luz.

Instrumental y material.

-será necesario disponer de una cámara con un sensor CCD o una cámara digital con un sensor CMOS. La cámara la deberemos acoplar a un telescopio que disponga de motores de seguimiento.

-un ordenador portátil con algún software de reducción y análisis de imágenes (ver Unidad Didáctica Observaciones Astronómicas con Webcam y CCD). También es muy conveniente disponer de algún programa para el tratamiento de los datos (por ejemplo, excel).

Metodología.

La actividad consistirá en obtener una curva de luz de un asteroide a partir de medidas de la magnitud instrumental del asteroide y dos estrellas de comparación. El proceso de medida está detallado en la sección de Curvas de Luz.

Normalmente las curvas de luz de los asteroides suelen ser variables debido a la combinación de su rotación y su forma irregular. Si el asteroide no rotara siempre nos mostraría la misma superficie y, por tanto, siempre presentaría el mismo brillo (recordemos que los asteroides brillan pues reflejan la luz del Sol en su superficie). Si el asteroide rotara pero su forma fuera la de una esfera perfecta tampoco presentaría variabilidad. Pero la realidad es que tanto la superficie como la forma de los asteroides son irregulares por lo que al rotar nos muestran distintas superficies que se traduce en variaciones de brillo. Lo realmente interesante es que las variaciones de brillo son

periódicas posibilitando un cálculo del periodo de rotación del asteroide a partir de una inspección visual de su curva de luz (distancia entre dos máximos o mínimos).

Ejemplo.

De entre los muchos asteroides conocidos si queremos realizar una práctica que consista en calcular una curva de luz deberemos seleccionar alguno que cumpla:

- 1.- no sea demasiado débil.
- 2.- su periodo de rotación esté alrededor de las cinco horas. De esta forma podremos ver una rotación completa a lo largo de una noche.
- 3.- tenga una variabilidad de décimas de magnitud. Variaciones de brillo más pequeñas serán difíciles de detectar por los errores de medida.

En la figura 6 mostramos la curva de luz del asteroide 201 Penelope que es un asteroide del tipo M, con unas dimensiones máximas de 70km y un periodo de rotación de 3,75h. Además no es demasiado débil (magnitud visual alrededor de 10) y, como se muestra en la figura, presenta variaciones de 0,4 magnitudes. Todas estas características lo convierten en un buen candidato para poder obtener una buena curva de luz con pequeños telescopios. En la figura se han pintado superpuestas dos curvas, la del propio asteroide (usando la estrella de comparación 1) y la de la estrella de comparación 2 (respecto a la estrella de comparación 1). Con la curva de la estrella de comparación podemos deducir que las estrellas de comparación no son variables y que el error de medida está alrededor de 0,03 magnitudes.



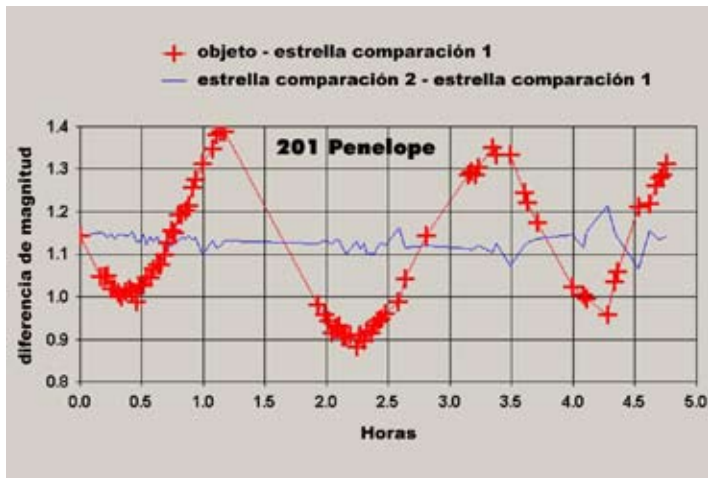


Figura 6.- Curva de luz del asteroide 201 Penelope. En la figura se observa la curva de luz del asteroide (y una de las estrellas de comparación) obtenida durante una noche de observación.

4.- Estrellas variables.

Como decíamos al comienzo de esta Unidad no todas las estrellas presentan un brillo constante. Las estrellas que varían de intensidad luminosa se denominan estrellas variables, aunque se deben tener en cuenta las siguientes consideraciones:

- Desde un punto de vista astrofísico, todas las estrellas son variables, al menos en alguna etapa de su vida, que se cifra en millones de años.
- Una estrella puede ser variable, aunque este cambio de brillo puede ser tan pequeño que lo haga indetectable para un determinada técnica de observación (por ejemplo, visualmente).
- La variabilidad asimismo depende de la longitud de onda en que se observe. Una estrella puede ser constante en el visible, pero experimentar variaciones en otras frecuencias, como en el ultravioleta.



Desde el punto de vista de las causas de la variabilidad, las estrellas variables se dividen en dos tipos:

- 1) Variables extrínsecas. La variabilidad se produce sin que intervengan procesos que suceden en la propia estrella, como ocurre en sistemas dobles, en el que una componente oculta o eclipsa a la otra.
- 2) Variables intrínsecas. Las causas de su variación se deben a causas que tienen lugar en la misma estrella, como pulsaciones en sus capas superficiales.

El modo o patrón de la variación en relación al tiempo determina otra clasificación:

- 1) Variables periódicas. Son aquellas cuyos cambios de luz se repiten regularmente.
- 2) Variables no periódicas. Estrellas que presentan una variabilidad irregular.
- 3) Variables semirregulares. Muestran un comportamiento que es una combinación de los dos anteriores, una irregularidad con unos cambios de brillo de un cierto periodo.

De una forma general y según las anteriores divisiones, es posible establecer una clasificación general de las estrellas variables (según los tipos determinados en el “General Catalogue of Variable Stars”):

- Variables o binarias eclipsantes.
- Variables por rotación
- Variables eruptivas (de tipo semirregular).
- Variables pulsantes.
- Variables cataclísmicas.
- Fuentes de rayos X variables.

La primera variable estudiada científicamente fue una deslumbrante estrella que apareció en el cielo en el año 1572. Se trataba de una nova (variable de tipo cataclísmico), una estrella que experimenta explosiones causadas por reacciones term nucleares en sus capas superficiales. La estrella fue observada

detalladamente por el astrónomo danés Tycho Brahe.

Un cuarto de siglo más tarde, en 1596, Fabricius notó las extrañas desapariciones y apariciones de la estrella α (omicron) de la constelación de la Ballena (Cetus), lo que le valió el nombre de Mira Ceti (“la maravillosa de la Ballena”). Su periodicidad fue reconocida en 1638.

El astrónomo italiano Montanari en 1667 detectó variaciones en la estrella Algol o β Persei (Algol curiosamente significa “demonio” en árabe), siendo el inglés Goodricke en 1783, quien reconoció la periodicidad de las variaciones y además supo explicar correctamente que eran causadas por eclipses mutuos en un sistema binario.

No obstante, no fue hasta la mitad del siglo XIX en que Argelander, al confeccionar un mapa y catálogo estelar, se diera cuenta de la existencia de muchas estrellas variables. A partir de ese momento se inició un estudio sistemático de las variaciones luminosas de las estrellas, primero visualmente y más tarde por otras técnicas. En la actualidad hay decenas de miles de estrellas reconocidas como variables.



Cómo se nombran las estrellas variables

El astrónomo Argelander introdujo en el siglo XIX un sistema para designar a las variables que era semejante al de las restantes estrellas. Se comienza por la letra mayúscula R seguida por el genitivo latino de la constelación donde se halle. Después se continúa por orden alfabético hasta la Z (es decir, 9 letras, ya que Argelander creía que las variables era un fenómeno raro y no se encontrarían más de nueve en una constelación). Un ejemplo sería la estrella U Cephei.

*A medida que se descubrieron más variables, se puso de manifiesto la necesidad de ampliar el sistema de Argelander, de manera que una vez agotadas las 9 primeras letras se sigue con las combinaciones binarias a base de repetición: RR, RS, ..., RZ; después, SS, ..., SZ y así sucesivamente hasta ZZ. Cuando se agotó este sistema se comenzó por AA, ..., AZ; BB, ..., BZ, hasta QZ. Con esto se acaban el número de combinaciones posibles por este sistema de designación, o cantidad de estrellas variables así denominadas, que son 334 por constelación. Según una sugerencia del astrónomo holandés Nijiland a partir de entonces las estrellas variables se nombran por la letra mayúscula V seguida del número cronológico del descubrimiento de la variable, a partir del 335. Es decir, que después de QZ, sigue V335, V336, etc. Cuando las estrellas variables son brillantes, con lo que anteriormente ya habían ~~pe~~ **estrellas, una designación, ésta se conserva. Por ejemplo,***

En algunas constelaciones hay registradas miles de estrellas variables. Cuando las variables aún no han sido confirmadas, en ocasiones se utilizan designaciones provisionales. Un catálogo de referencia en este caso es el "New Catalogue of Suspected Variable Stars", en el que las estrellas se nombran con las siglas NSV seguido del número de estrella (por ejemplo, NSV 04134).

Las variables oficialmente reconocidas se relacionan en el "General Catalogue of Variable Stars".

4.1.- Cefeidas

Un joven astrónomo aficionado inglés, John Goodricke (el mismo que halló la periodicidad de Algol), descubrió en 1784 que la estrella δ (delta) Cephei era variable, oscilando entre la magnitud 3,6 y 4,3. Mientras Goodricke continuaba sus observaciones sobre esta estrella enfermó y murió de una neumonía a los 21 años de edad.

Delta Cephei es el prototipo de una clase de estrellas variables conocidas por cefeidas (su nombre procede de esta constelación), que son de particular importancia en la astronomía (figura 7).

Las cefeidas son estrellas variables de tipo pulsante. Las pulsantes son estrellas en las que se producen expansiones

y contracciones periódicas de sus capas superficiales. Las pulsaciones pueden ser radiales o no radiales. En el primer caso la estrella mantiene la forma esférica. Si la pulsación es no radial, se deforma periódicamente la estructura esférica, con lo cual regiones próximas de la superficie pueden tener fases de oscilación opuestas.

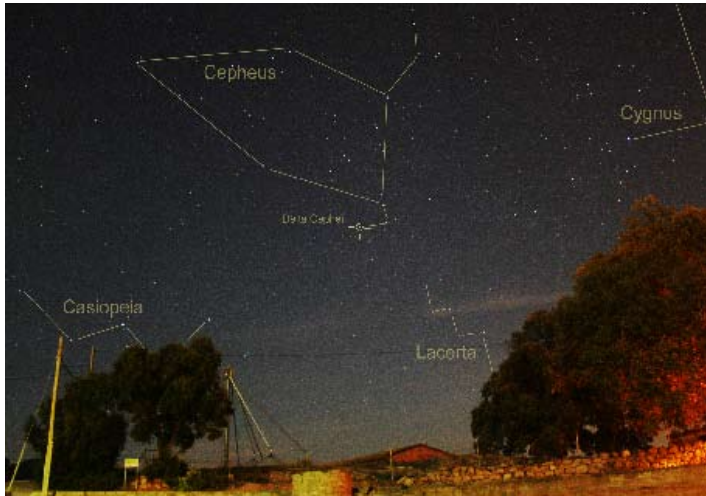


Figura 7.- Delta Cepehei es una estrella fácil de localizar y cuyas variaciones de brillo pueden ser seguidas a simple vista. Créditos J.C.Casado © starryearth.com

Las cefeidas forman parte de un grupo de estrellas denominadas supergigantes (véase cuadro “El diagrama H-R”), con temperaturas superficiales de 5.000 a 6.000 K, parecidas a las del Sol. Sin embargo al ser mucho más grandes que él son mucho más brillantes (delta Cephei es unas 5.000 veces más brillante que el Sol), por lo que son visibles a grandes distancias. Se caracterizan porque tienen una variación de brillo de gran regularidad, típicamente de alrededor de una magnitud (aunque las amplitudes pueden ir desde unas centésimas hasta 2 magnitudes). El periodo de variabilidad se encuentra comprendido aproximadamente entre 1 y 135 días. El tipo espectral en el máximo es F siendo en el mínimo G ó K (figura 8).

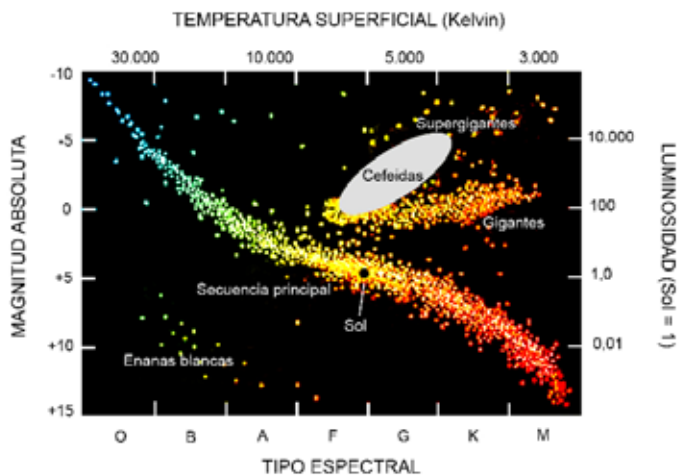


Figura 8.- Diagrama H-R en el que se muestra la posición del grupo de las cefeidas.

El diagrama H-R

Los distintos brillos y colores de las estrellas permiten obtener datos sobre sus propiedades físicas y composiciones químicas. La luz que emiten las estrellas se aproxima mucho al llamado **cuero negro**, un objeto teórico, emisor ideal que irradia en todas las longitudes de onda, de manera que su color está determinado por su temperatura (al incrementarse la temperatura su color irá pasando por los colores del espectro visible, del rojo oscuro hasta el azul).

El análisis de la luz del sol y de otras estrellas mediante el espectroscopio aplicado al telescopio permitió la determinación de los elementos químicos que forman sus capas superficiales y su temperatura. Estos estudios permitieron catalogar a las estrellas en una clasificación (llamada **espectral**, puesto que se elaboró estudiando los espectros obtenidos) que quedó así: O, B, A, F, G, K, M (se suele utilizar una regla mnemotécnica para recordar la secuencia: **Oh Be A Fine Girl Kiss Me**, es decir, "oh, sé una chica buena bésame"). Las estrellas O son azules, las B blanco-azuladas, las A blancas, las F ligeramente amarillas, las G blanco-amarillentas, las K anaranjadas y las M rojas. Para mayor precisión estas siete clases espectrales se subdividen en décimas (de 00 a 09).

Con toda esta información en 1914 el astrónomo americano Russell, utilizando datos de las magnitudes absolutas de estrellas obtenidas por el danés Hertzsprung, realizó un gráfico donde se clasifica cualquier estrella. Se conoce por diagrama **Hertzsprung-Russell** o **diagrama H-R**.

En ordenadas (eje vertical del diagrama) figura la magnitud absoluta (brillo de la estrella a la distancia patrón de 10 parsecs o 32,6 años-luz), o lo que es equivalente, la luminosidad (relativa a la del Sol). En abscisas se indica la temperatura superficial o más propiamente el tipo espectral, ya que los tipos espectrales están clasificados por orden de temperaturas decrecientes.

Así se observa que las estrellas no se distribuyen al azar, sino que están agrupadas en diversos conjuntos o familias. La más destacada es una banda ondulante que cruza en diagonal el diagrama H-R. Es la **secuencia principal** y el Sol se localiza en el medio aproximadamente. En la zona inferior izquierda se encuentran las **enanas blancas**, estrellas de alta temperatura superficial pero pequeñas y poco brillantes. Ocupando el área opuesta a las enanas blancas, están las **gigantes** y **supergigantes**, estrellas muy luminosas debido a su gran tamaño, cuya temperatura superficial puede ser desde muy caliente (azuladas) a fría (rojas).

Actualmente se conocen centenares de cefeidas en nuestra galaxia. La célebre estrella Polar (alfa Ursae Minoris), por ejemplo, es una cefeida supergigante amarilla, que varía tan solo una décima de magnitud en cuatro días.

La importancia de las cefeidas radica en que existe una relación directa entre su luminosidad (la magnitud absoluta) y su período de variación, descubierta por la astrónoma americana Leavitt en 1913.

Leavitt estudió estrellas variables de la Nube Menor de Magallanes, una galaxia visible desde el hemisferio sur de la Tierra, llegando a una relación empírica entre estas variables y sus magnitudes aparentes. Dado el gran alejamiento a la galaxia, se podía establecer que todas estas variables se situaban a la misma distancia, de modo que dicha relación podía extenderse a la magnitud absoluta o luminosidad.



Entre la magnitud aparente m de una estrella y su magnitud absoluta M existe una relación:

$$m - M = 5 \log D - 5 \text{ ecuación 3}$$

, siendo D la distancia a la estrella (en parsecs). Si D es prácticamente constante para un grupo de estrellas, existe una relación constante entre m y M .

La generalización del descubrimiento de Leavitt consistía en que si se observan cefeidas de otras galaxias y se traza un gráfico para cada agrupamiento, señalando como abscisas (eje X) $\log P$ (el logaritmo del período) y como ordenadas (eje Y) las magnitudes aparentes m , se obtienen curvas regulares, de la misma forma (figura 9) en la que se observa que cuanto más largo es el periodo, mayor es el brillo de la estrella. Una vez establecida la relación período-luminosidad, solo basta conocer la distancia de una sola cefeida para poder calcular la de todas las demás. Esto se consiguió por un tipo de cefeidas de nuestra galaxia, llamadas RR Lyrae.

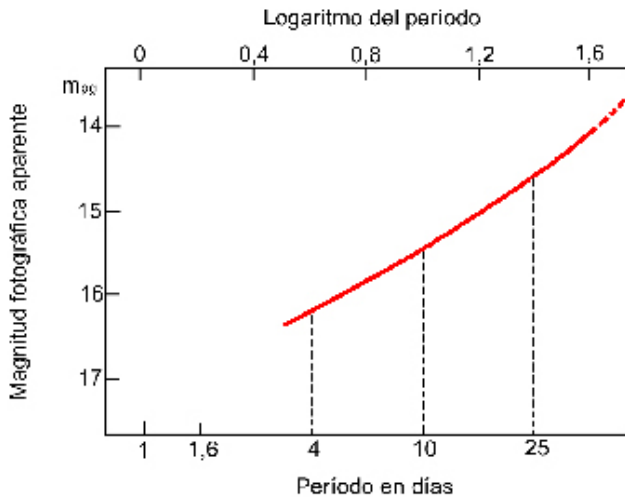


Figura 9.- Gráfica periodo-luminosidad de las cefeidas de la Nube Menor de Magallanes (observación de Leavitt en 1913).

Este descubrimiento proporciona un nuevo método de medida de distancias en el espacio, tanto para objetos galácticos como extragalácticos. Así, el periodo de variación determina la magnitud absoluta de la estrella y al medir su magnitud aparente es posible calcular fácilmente su distancia mediante la expresión vista más arriba (ecuación 3).

Desde la época de Leavitt otras medidas de distancias estelares y estudios sobre la naturaleza de las estrellas han puesto de manifiesto varios tipos de cefeidas:

- Cefeidas clásicas. Reconocidas por Leavitt, tienen períodos largos que van de 1 a 70 días con una variación de brillo comprendida entre 0,1 y 2 magnitudes. Son de gran luminosidad (magnitudes absolutas entre -2,6 y -5,3). Se encuentran en

cúmulos estelares abiertos, siendo su prototipo δ Cephei.

- Cefeidas tipo W Virginis (llamadas antiguamente de tipo II). Con períodos entre 1 y 35 días y variaciones de de brillo entre 0,3 y 1,5 magnitudes, por lo tanto menos luminosas que las cefeidas clásicas. Se encuentran en cúmulos globulares, como prototipo la estrella ω (omega) Virginis.

- Cefeidas tipo RR Lyrae o de corto período. Período muy corto, inferior a 30 horas, con una variación de brillo entre 1 y 2 magnitudes. Se encuentran principalmente en los cúmulos globulares. Son estrellas más débiles que las cefeidas clásicas con magnitudes absolutas próximas a la 0. El prototipo es la estrella RR Lyrae.

Existen otros grupos y subgrupos de cefeidas, pero estos tres son los más importantes, por lo que han sido denominados los “faros celestes”, al poderse ver sus variaciones de brillo a gran distancia.

4.2.- Actividad 2. Curvas de luz Cefeidas.

La observación visual de estrellas variables continúa vigente en nuestros días a pesar del creciente aumento de estrellas observadas con CCD, que aún dista de cubrir las demandas observacionales de seguimiento de estas estrellas, las cuales se cifran en muchos millares (por ejemplo, solo en la constelación de Sagitario hay censadas casi 4.500 variables).

Además, el hecho de que cada año se descubren una buena cantidad de nuevas variables y que muchas de ellas necesitan largas series de tiempo para poder estudiar su comportamiento, hacen que este seguimiento solo puede asegurarse –al menos actualmente- mediante la observación visual.

Sin embargo la observación visual tiene una precisión limitada, que en el mejor de los casos se sitúa alrededor de 0,1 magnitudes (observadores muy experimentados pueden llegar a precisiones de 0,04 magnitudes), lo que hace que los datos que se obtengan únicamente tengan utilidad si se envían a una gran organización internacional de observadores variabilistas donde pueden ser analizados y tratados estadísticamente una gran cantidad de ellos. El mayor organismo de observadores



visuales de variables es la AAVSO (American Association of Variable Star Observers), fundada en 1911, que posee un fondo observacional de más de 10 millones de registros obtenidos por millares de aficionados de todo el mundo.

Aunque esta práctica se realiza con la estrella δ (delta) Cephei, por ser fácilmente visible a simple vista, no resulta el tipo más adecuado para mediciones visuales, que requieren estrellas que varíen lentamente en el tiempo (tipo largo período, semi-irregulares e irregulares) o que la variación sea muy importante (tipo cataclísmico).

Objetivos.

- 1.- Calcular la magnitud visual de una estrella variable (en este caso δ Cephei) con la mayor precisión posible.
- 2.- Construir la curva de luz a partir de las mediciones de magnitud.
- 3.- Adquirir experiencia observacional para otros tipos de estrellas variables.

Instrumental y material.

- Al estar comprendido el rango de la variación de δ Cephei entre la magnitud 3,5 y 4,4 no se necesita ningún instrumental óptico. Sin embargo si la observación se realiza desde núcleos urbanos, es conveniente utilizar unos pequeños prismáticos cuando se encuentre cerca del mínimo.
- Es necesario un atlas estelar o cartas celestes para identificar con certeza la variable.
- Cartas de estrellas de comparación, que organismos como la AAVSO elaboran y se pueden descargar desde <http://charts.aavso.org/>
- Cuaderno para apuntar los datos de medición, hora, instrumental y otros.
- Modelo estandarizado para los datos reducidos. Estos modelos se pueden conseguir en las webs de organizaciones como la AAVSO americana (<http://www.aavso.org/>), la AFOEV francesa (<http://cdsweb.u-strasbg.fr/afoev/>), la VSNET japonesa (<http://www.kusastro.kyoto-u.ac.jp/vsnet>) o la AVE española

(<http://astrored.org/observ/aav/>). En las mismas webs se explica el proceso de reducción.

Metodología.

δ Cephei posee un periodo de variación algo superior a los 5 días, por lo que se deben realizar dos mediciones por noche, separadas por varias horas.

Existen varios métodos para la determinación visual de magnitudes de estrellas variables, destacando entre ellos por su sencillez y precisión el sistema de los “grados” introducido por el astrónomo alemán Friedrich W. A. Argelander (1799-1875).

El método de Argelander necesita dos estrellas de comparación de brillo fijo, una más brillante (A) que la variable (V) y otra más débil (B). Como las magnitudes de A y B son conocidas, con las estimaciones de diferencia de magnitud entre A y V, y entre V y B, se puede calcular la magnitud visual aparente de la estrella variable, en este caso δ Cephei.

Las estimaciones de diferencia de brillo o grados, se realizan con la siguiente escala:

Grado 1. Diremos que A es más brillante que V, en un grado, denotándose como A (1) V, cuando ambas estrellas parecen de igual brillo al primer golpe de vista, pero después de un examen atento y cuidadoso, parece, salvo raros instantes, que A es ligeramente más brillante que V.

Grado 2. Diremos que A es más brillante que V en dos grados, denotándose como A (2) V, cuando ambas estrellas parecen de igual luminosidad a la primera ojeada, pero rápidamente y sin vacilación, observamos que A es más brillante que V.

Grado 3. Diremos que A es más brillante que V en tres grados, denotándose como A (3) V, cuando se aprecia desde el primer momento una ligera diferencia en brillo entre ambas estrellas.



Grado 4. Diremos que A es más brillante que V en cuatro grados, denotándose como A (4) V, cuando hay una notable diferencia de brillo entre A y V.

Grado 5. Diremos que A es más brillante que V en cinco grados, denotándose como A (5) V, cuando observemos que entre ambos astros hay una importante desproporción de brillo.

Después de realizada la comparación entre A y V, se efectuará por el mismo método la comparación entre V y B.

Se pueden dar valores intermedios cuando la adjudicación de grados exactos no sea posible, por ejemplo: A (2,5) V. No es recomendable utilizar grados más allá del 4, porque se pierde precisión en los resultados de las mediciones.

Una vez obtenidas las expresiones de los grados de comparación, se puede calcular la magnitud visual de la variable mediante la siguiente fórmula:

$$m_V = m_A + (A / A+B) (m_B - m_A) \quad \text{ecuación 4}$$

, siendo m_V la magnitud visual de la variable, m_A la magnitud visual de la estrella de comparación A, m_B la magnitud visual de la estrella de comparación B, A grado de comparación de la estrella más brillante A con la variable y B grado de comparación de la estrella inferior de brillo B con la variable.

Al utilizar el método visual de comparaciones entre estrellas debemos tener en cuenta ciertas consideraciones:

- Utilizar cartas de comparación estelares fiables, que hayan sido realizadas por organizaciones internacionales reconocidas como la AAVSO.
- Se recomienda que entre el brillo de ambas estrellas de comparación, A y B, haya como mínimo 0,4 magnitudes y 1,4

magnitudes como diferencia máxima.

- Cuando se realizan observaciones de variables de color rojo (el espectro ya se indica en las cartas de comparación), o con estrellas de comparación rojizas, se recomienda realizar las estimaciones de grados rápidamente, ya que las estrellas rojas tienden a excitar la retina más intensamente que las azuladas cuando son observadas durante un periodo largo de tiempo. Este fenómeno fisiológico es conocido como el efecto Purkinje.
- Utilizar instrumental adecuado al brillo de la estrella variable (de lo contrario pueden introducirse importantes alteraciones en las mediciones de brillo). En líneas generales a simple vista hasta la magnitud 4,5; con prismáticos (del tipo 7x50) entre la magnitud 4,5 hasta la 7,5 y con telescopios a partir de la 8ª magnitud.

Ejemplo.

La figura X es una carta de comparación a simple vista para la estrella δ Cephei elaborada por la AAVSO. Nótese que la variable aparece nombrada (en la zona superior izquierda) de acuerdo con la designación de Harvard (2225+57) en la que las cuatro primera cifras indican las horas y minutos de Ascensión Recta y las dos últimas (precedidas con el signo positivo o negativo) los grados de Declinación. Justo a la derecha de esta designación aparece la letra “a” entre paréntesis, indicando que se trata de una carta diseñada para su observación a simple vista. Para una misma variable pueden existir series de cartas consecutivas con coberturas angulares paulatinamente menores y magnitudes límites estelares mayores, destinadas a uso telescópico (“b”, “c”, “d”, etc).

Las estrellas variables (hay varias en la carta) aparecen como pequeñas circunferencias centradas en un punto de mira. δ Cephei se encuentra aproximadamente en el centro de la carta. Las estrellas de comparación aparecen como círculos negros, con tamaños directamente proporcionales a su brillo. Las magnitudes de las estrellas de comparación se indican sin la coma decimal (así una estrella que aparece señalada con “36” indica que su magnitud es 3,6).



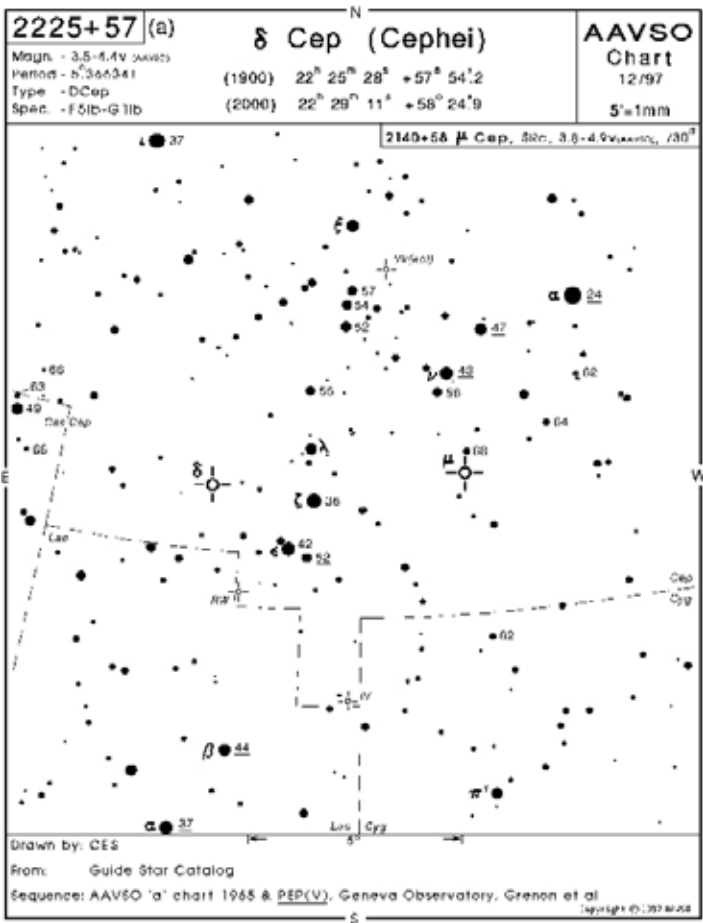


Figura 10.- Carta de comparación a simple vista de la AAVSO para la estrella delta Cephei.

Al realizar la estimación de brillos por el método de Argelander debemos elegir dos estrellas de comparación entre las que se sitúe el brillo de la variable y cuya diferencia de magnitud esté comprendida entre 0,4 y 1,4. Supongamos que el brillo de δ Cephei es tal que elegimos como estrella más brillante (estrella A) la de magnitud 3,6 y como estrella más débil (B) la

de magnitud 4,3. Al efectuar la estimación por los grados de Argelander obtenemos que A es 2 grados más brillante que δ Cephei, y ésta 3 grados más brillante que B. Lo denotaremos así (junto con la hora con precisión superior a 1 minuto) en el cuaderno de observación:

$$3,6 (2) V (3) 4,3$$

Reemplazando estos valores en la ecuación 4 obtenemos la magnitud visual de la variable (se debe expresar con dos cifras decimales):

$$m_V = 3,6 + (2 / 5) (4,3 - 3,6) = 3,88$$

5.- Cometas

Mucha gente confunde los cometas (del griego clásico “astro cabelludo”) con los meteoros o estrellas fugaces, cuando en realidad se trata de cosas completamente diferentes. Sin embargo, como veremos más adelante ambos fenómenos se hallan relacionados entre sí.

Un meteoro aparece en el firmamento como un trazo de luz, dando la impresión de “una estrella que cae del cielo”. Se trata de una pequeña partícula sólida (del tamaño típico de un grano de arena) que cae desde el espacio a gran velocidad, entre los 10 y 75 Km. por segundo. Cuando atraviesa la atmósfera de nuestro planeta se produce una fricción que origina una raya luminosa visible de gases incandescentes.

Los cometas cuando son visibles a simple vista (un fenómeno poco frecuente), se muestran como un cuerpo nebuloso con una banda brumosa o cola. Se mueven lentamente por el cielo, de manera que a simple vista se necesitan días para apreciar su recorrido. Pueden permanecer visibles durante semanas o incluso meses.



5.1.- Historia

En la Antigüedad los griegos consideraban a los cometas y meteoros como “objetos de la atmósfera superior” (de ahí el origen de la palabra “meteor”). Creían que los cielos eran eternos e inmutables por lo que cualquier cosa que apareciera temporalmente, como los cometas, no podía ser celeste.

Durante muchos siglos los cometas fueron mirados con miedo, porque la gente creía que los cielos profetizaban el futuro y un cometa resultaba un presagio de calamidades, ya que podían aparecer de manera imprevista en cualquier lugar del cielo. También pensaban que las largas colas eran llamaradas de vapores calientes, por lo que auguraban épocas de sequía y plagas.

El primer estudio científico conocido sobre los cometas fue debido a Tycho Brahe observando un brillante cometa en 1577. Se percató de que la cola siempre apuntaba en dirección opuesta al Sol, por lo que sugirió que las colas cometarias se producían por el fluir de la luz solar a través de la cabeza del cometa hacia el espacio detrás de él. Comparando observaciones de otros cometas advirtió que no tenían paralajes, lo cual significaba que los cometas se hallaban mucho más lejos que la Luna. Este hecho contradecía las antiguas creencias que suponían que los cometas se hallaban en la atmósfera superior terrestre, la cual se extendía hasta la Luna. Los cometas eran, por lo tanto, cuerpos celestes y no meteorológicos como se había supuesto hasta entonces.

La idea de que un cometa podía regresar en una fecha determinada fue propuesta por el astrónomo inglés Halley a finales del siglo XVII. Gracias a la teoría de la gravitación de Newton (del cual Halley era amigo), Halley pudo considerar que los cometas se movían en torno al Sol en órbitas elípticas semejantes a las de los planetas (Newton pensaba que la trayectoria de un cometa era una parábola, pero los métodos observacionales del siglo XVII no permitían estudiar los cometas alejados del Sol, por lo

cual era imposible conocer la forma de la órbita).

Halley estudió los cometas que habían aparecido en 1531, 1607 y 1682 observando una gran coincidencia entre ellos. Calculó una órbita elíptica suponiendo que eran diferentes apariciones del mismo cometa y anunció un nuevo regreso para el año 1758. En 1758, con Halley ya fallecido, el cometa volvió, otorgándosele su nombre. Pero el hecho más importante de la predicción de Halley fue confirmar la teoría de la gravitación de Newton y demostrar la validez del método científico, cuyo eje central consiste en la predicción de sucesos a partir de una teoría general. El próximo retorno del cometa de Halley está previsto para el año 2061.

En los años 1940 el astrónomo americano Whipple presentó un modelo de cometa, conocido por “bola de nieve sucia”, que ha sido confirmado por las sondas espaciales (ver cuadro).

5.2.- Descripción e importancia

Los cometas son pequeños cuerpos de formas irregulares, compuestos por una mezcla de granos no volátiles y gases helados. Tienen órbitas muy elípticas que los pueden llevar muy cerca del Sol (incluso al impacto) y los tornan al espacio profundo, frecuentemente más allá de la órbita de Plutón. (figura 11)



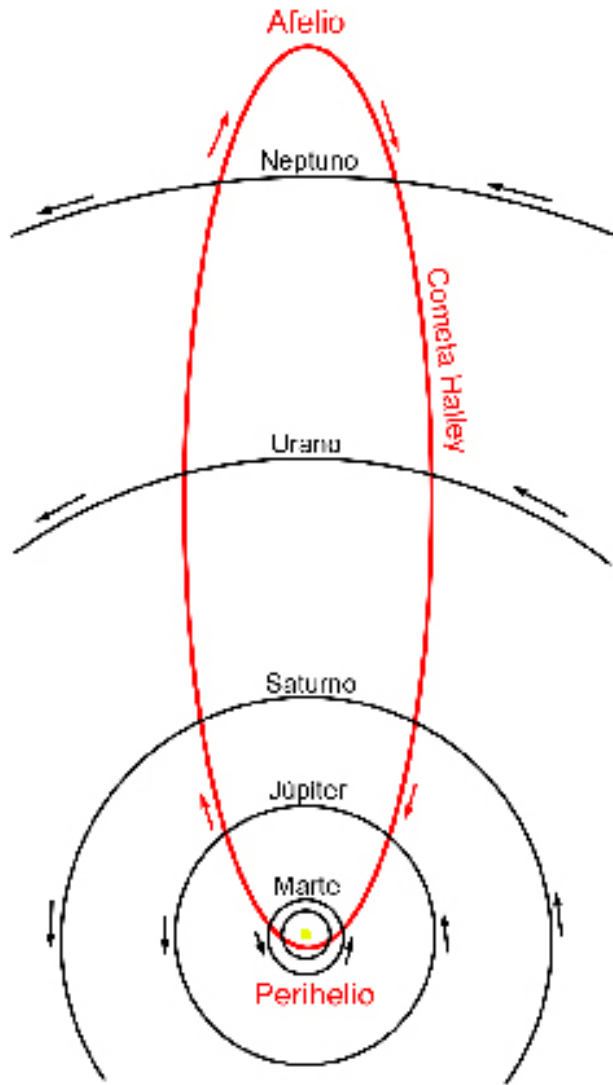


Figura 11.- Órbita del cometa Halley vista desde una posición al norte del plano de la eclíptica. Obsérvese el sentido orbital del cometa contrario al de los planetas.



Cuando se encuentran lejos del Sol (la mayor parte de su vida) los cometas son objetos sólidos congelados, generalmente de menos de 10 Km. de diámetro. Su aspecto es muy similar al de los asteroides, excepto que están formados por hielos y no por rocas. Al acercarse al Sol, el calor solar empieza a vaporizar sus capas externas, convirtiéndolos en astros muy dinámicos. Las estructuras de los cometas son diversas y cambiantes, pero todos ellos poseen unas zonas comunes diferenciadas (figura 12):

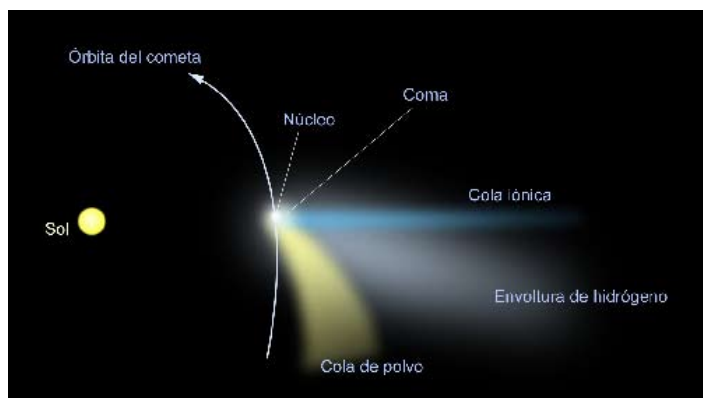


Figura 12.- Esquema de un cometa típico, con la cola de iones azulada alargada y estrecha, opuesta a la dirección del Sol, la cola de polvo, de color blanquecino o amarillento, ancha y siguiendo la órbita del cometa, y entre ellas una débil envoltura de hidrógeno.

Núcleo. El cuerpo sólido helado, el cual queda oculto por el material volátil que se desprende de él cuando el cometa se aproxima al Sol.

Mediante estudios realizados por la sonda espacial Giotto en el cometa Halley en 1986, el núcleo de un cometa está formado por una superficie o corteza muy oscura. El cometa Halley posee un núcleo de unos 12 Km. y se cree que los núcleos de los cometas tienen diámetros comprendidos entre 1 y 50 Km. (figura 13).

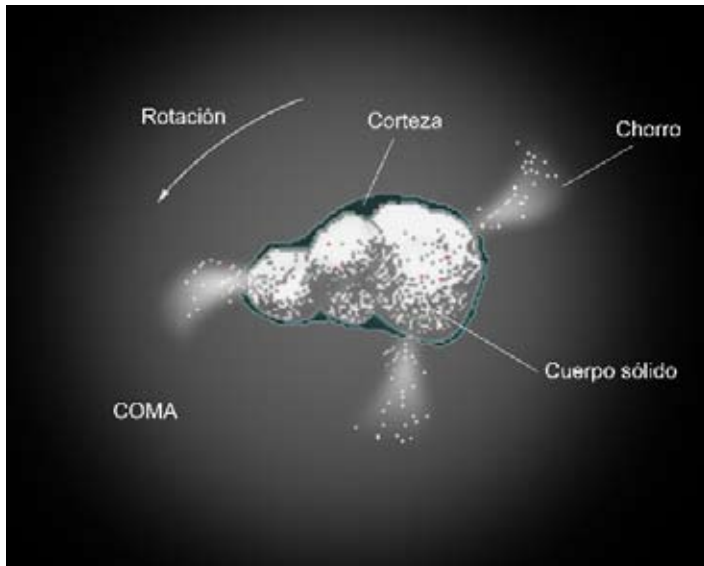


Figura 13.- Estructura del núcleo de un cometa.

La corteza oscura del núcleo ayuda al cometa a absorber calor, el cual causa que algunos hielos de debajo de la superficie se conviertan en gas. Con el aumento de la presión por debajo de la corteza, la superficie comienza a flexionarse en diferentes zonas. Llega un momento en que las áreas más blandas de la corteza ceden y el gas es lanzado hacia afuera como si fuera un géiser. Este fenómeno es denominado chorro o jet (véase cuadro “La teoría de la bola de nieve sucia”). Junto con el gas también se arrastra polvo, que se encuentra mezclado con el hielo y los gases. A medida que aparecen chorros, se forma una envoltura de gas y polvo alrededor del núcleo que se llama coma.

Cuando el núcleo está congelado puede ser visto solamente debido a la luz solar reflejada. Sin embargo, cuando se origina la coma, el polvo refleja más luz solar y el gas de la cabellera absorbe radiación ultravioleta solar, comenzando a producirse fenómenos de fluorescencia. A unas 5 UA del sol,

la fluorescencia generalmente se hace más intensa que la luz reflejada. A medida que el cometa absorbe luz ultravioleta los procesos químicos desprenden hidrógeno, que escapa a la gravedad del cometa y forma una capa envolvente de hidrógeno. Esta capa no puede ser vista desde la Tierra ya que su luz es absorbida por la atmósfera terrestre, pero ha sido detectada por las sondas espaciales.

El astrónomo Bobrovnikoff sugirió que los núcleos cometarios poseen movimiento de rotación, siendo ello la causa de la asimetría observada en la coma y en las colas de ciertos cometas.

Coma. Visible como una nube de material difuso que rodea al núcleo, de miles de kilómetros de diámetro. La coma generalmente crece en tamaño y brillo a medida que el cometa se aproxima al Sol y también aumenta con el tamaño del núcleo. El núcleo determina en gran medida la actividad del cometa, ya que los chorros surgen en la superficie orientada al Sol (la más caliente), de manera que a mayor tamaño de núcleo mayor número de chorros para producir la coma. Los tamaños que alcanzan las comas pueden ser considerables. Un brillante cometa visible en 1811, llegó a tener una coma del diámetro del sol (1.400.000 Km.), con un núcleo de unos 35 Km. de diámetro.

La coma y el núcleo juntos constituyen la cabeza del cometa.

Cola. Constituye el aspecto más distintivo y espectacular de los cometas. En ocasiones pueden abarcar decenas de grados en el firmamento y su longitud real en el espacio superar la distancia Tierra-Sol (1 UA, 150 millones de kilómetros). Sin embargo las colas, que están compuestas por gas y polvo procedentes del núcleo, son muy difusas, tanto que su densidad es mucho menor que cualquier vacío que se pueda producir en un laboratorio.

Muchos cometas poseen dos tipos de cola. Una es la cola de gas, llamada cola iónica o cola de plasma que está formada por



iones y se produce por el choque del viento solar con el cometa. La otra, la cola de polvo se origina por partículas liberadas del núcleo al vaporizarse el hielo. La presión de la radiación solar y el viento solar aceleran los materiales que se desprenden del núcleo alejándolos de la cabeza del cometa a diferentes velocidades de acuerdo con su tamaño y masa. Esto es lo que produce que las colas de polvo, relativamente masivas, son aceleradas más lentamente y tienden a ser curvadas. Durante el paso del cometa Hale-Bopp en el año 1997 astrónomos ingleses desde el Observatorio del Roque de Los Muchachos (Instituto de Astrofísica de Canarias) llegaron a detectar una tercera cola (superpuesta parcialmente con la cola de polvo) formada por partículas de sodio, por lo que se la llamó cola de sodio.

La cola de plasma muestra estructuras asociadas con variaciones del ritmo de actividad del núcleo. La cola iónica normalmente es azulada, estrecha y recta, extendiéndose en dirección opuesta al Sol, mientras que la cola de polvo es más difusa, ancha, a menudo curvada y de color más blanquecino o amarillento. Estas diferencias de aspecto están relacionadas con los diferentes orígenes y composiciones de ambas colas (figura 14).



Figura 14.- Fotografía del cometa Hale-Bopp obtenida a principios de abril de 1997 en el que se puede apreciar la cola iónica (en la parte superior) y la cola de polvo (zona inferior). Créditos J.C.Casado © staryearth.com.

La composición de los cometas, tal como se ha descrito más arriba, hace pensar a los científicos que estos cuerpos son representantes del material original a partir del cual se formó el sistema solar. Por consiguiente son de un considerable interés científico por la información que pueden proporcionar sobre la primitiva historia del sistema solar.

El sistema solar comenzó como una extensa nube de polvo y gas. Hace unos 4.600 millones de años esta nube giraba lentamente alrededor de un joven Sol, mientras partículas de la misma colisionaban entre sí. Durante ese tiempo algunos objetos fueron destruidos por los choques y otros crecieron en tamaño para llegar a convertirse en planetas.

En este periodo inicial se supone que los cometas llenaban el sistema solar. Sus colisiones con los nuevos planetas desempeñaron un importante papel en su evolución. Los hielos de los que están compuestos los cometas parecen haber sido los componentes básicos que formaron las primitivas atmósferas planetarias. Incluso hay teorías que plantean que los cometas proporcionaron el agua necesaria para que la vida apareciera en la Tierra. Se piensa que la influencia de los cometas ha sido asimismo determinante en la formación de algunos planetas gigantes, como Urano y Neptuno, cuyas composiciones prácticamente son idénticas a las de los cometas.

Se estima que los cometas dejaron de poblar el sistema solar interior hace unos 4.000 millones de años. Actualmente son objetos poco frecuentes, suele aparecer un cometa visible a simple vista cada diez años. Con el telescopio y CCD este número se puede elevar a una veintena de cometas visibles en una fecha determinada (para todo el cielo).

Se cree que la mayoría de los cometas se hallan localizados en la frontera externa de nuestro sistema solar, en parte de la nube original de polvo y gas que ha permanecido prácticamente inalterada durante miles de millones de años (nube de Oort).



5.3.- Órbitas de los cometas

Debido a su origen, la órbita de los cometas suele presentar altas excentricidades (muy elípticas) y no está contenida necesariamente en el plano de la eclíptica (plano Sol-Tierra). Los cometas pueden clasificarse por sus períodos orbitales:

Cometas de período corto. Formados por cometas que emplean menos de 20 años para describir una órbita alrededor del Sol. Estos cometas son periódicos, ya que poseen órbitas bien determinadas que les llevan acercarse al Sol regularmente como si se fueran planetas. Existen otras características que los diferencian, como sus inclinaciones orbitales respecto a la eclíptica (la mayoría con inclinaciones menores de 20°). La mayor parte de ellos poseen sentido de traslación directo en torno al sol, como el de los planetas y muchos tienen su afelio en las cercanías de la órbita de Júpiter. Sus núcleos son pequeños, de unos 2 Km., debido a que en los frecuentes pasos por el perihelio van perdiendo sus componentes volátiles, lo que limita sus vidas. Se supone que debe existir algún mecanismo que proporcione nuevos cometas de corto período, pues de lo contrario probablemente los existentes ya se habrían extinguido.

Cometas de período medio. Poseen períodos orbitales entre 20 y 200 años. Se conocen varias docenas de ellos y unos pocos se mueven en sentido retrógrado. El más famoso es el cometa Halley que describe una órbita en unos 76 años en sentido retrógrado, con una inclinación de 162° con respecto a la eclíptica. Tienen el mismo origen que los cometas de corto período, pero como sus órbitas los llevan con menos frecuencia a las proximidades del Sol, conservan bastantes características de los cometas nuevos o jóvenes.

Cometas de largo período. Completan su órbita en más de 200 años. Pueden tener cualquier inclinación orbital, estando distribuidos de forma más o menos aleatoria por el cielo. Una característica común es que los valores de sus semiejes mayores hacen suponer que proceden de un lejano conglomerado

cometario situado entre las 10.000 y 100.000 UA.

Este hecho hizo enunciar al astrónomo holandés Oort en 1950 la existencia de una nube esférica donde se halla confinada la materia cometaria, conocida por nube de Oort. Esta gigantesca esfera tendría un año luz de radio (50.000 UA), aunque la masa total del material que contendría se estima, como máximo, en menos de la masa de Júpiter.

Ocasionalmente un cometa de esta nube sería perturbado gravitatoriamente por el paso de una estrella o por interacciones con otro cometa, dirigiéndose hacia el interior del sistema solar en una larga órbita elíptica o parabólica. Estos serían los cometas de largo período, que históricamente suelen ser los más brillantes observados. Las órbitas de todos los cometas pueden ser notablemente alteradas cuando pasan cerca de planetas gigantes (principalmente Júpiter), quedando en ocasiones confinados en órbitas más cortas y cercanas.



Contenidos

1.- Introducción.	3
2.- Curvas de Luz.	3
3.- Asteroides.	5
3.1.-Asteroides Troyanos.	13
3.2.-Cinturón principal.	17
3.3.- Grupo Aten-Apollo-Amor (A.A.A.).	17
3.4.- Asteroides más allá de la órbita de Júpiter.	19
3.5.- Actividad 1. Curvas de luz de asteroides.	20
4.- Estrellas variables.	22
4.1.- Cefeidas	25
4.2.- Actividad 2. Curvas de luz Cefeidas.	31
5.- Cometas	37
5.1.- Historia	38
5.2.- Descripción e importancia	39
5.3.- Órbitas de los cometas	46