

Búsqueda de Asteroides con actividad cometaria. Cometas Durmientes.

Autores

Dr. **Miquel Serra-Ricart**. Astrónomo del Instituto de Astrofísica de Canarias.1 – **Objetivos de la actividad**

El objetivo principal de la actividad es la búsqueda de asteroides con actividad cometaria en el cinturón principal a partir de imágenes digitales tomadas en telescopios nocturnos de GLORIA (users.gloria-project.eu). Con la actividad los alumnos aprenderán a:

- Aplicar una metodología para el cálculo de un parámetro astrofísico (PSF *Point Spread Function* o Función de Dispersión de Punto) a partir de un observable (imágenes digitales) como técnica de aplicaciones pedagógicas, documentales e investigadoras.
- Calcular la PSF del asteroide a partir las imágenes obtenidas con un Telescopio.
- Preparar y planificar la operativa de la observación: efemérides del asteroide, utilización de herramientas informáticas para su análisis.
- Trabajar cooperativamente en equipo, valorando las aportaciones individuales y manifestando actitudes democráticas.

2 – Instrumentación

La práctica o actividad se realizará a partir de imágenes digitales obtenidas mediante el TAD nocturno (Telescopio Abierto de Divulgación, <http://www.ot-tad.com>) o cualquiera de

los telescopios nocturnos de GLORIA (<http://users.gloria-project.eu>).

También será necesario un ordenador con conexión a Internet, así como software de cartografía celeste, el programa astrometrica (astrometrica.at) para la reducción y cálculo de la astrometría y algún software para el análisis de las imágenes como MaximDL (cyanogen.com) o FotoDif (<http://www.astrosurf.com/orodeno/fotodif/>)

3 – Asteroides y Cometas

3.1. – Asteroides

Los asteroides (del griego, “parecido a una estrella”) son objetos rocosos y metálicos que orbitan alrededor del Sol pero que no cumplen los requisitos para ser planetas. Su aspecto vistos al telescopio es puntual, como las estrellas.

Los tamaños de los asteroides varían desde el de Ceres, el mayor y considerado un Planeta enano, que tiene un diámetro de unos 1.000 Km, hasta la dimensión de un guijarro. Dieciséis asteroides tienen un diámetro igual o superior a 240 Km. y hay 700 que miden más de 50 Km.

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 que se sitúa entre las órbitas de Marte y Júpiter. Algunos de ellos tienen órbitas que atraviesan la trayectoria de la Tierra, los denominados NEAs (ver Actividad Educativa “Cálculo de las órbitas de asteroides tipo NEA”, ver figura 1). Los asteroides están constituidos por el material residual de la formación del Sistema Solar. La mayoría de asteroides son planetesimales que no llegaron nunca a aglutinarse para formar un planeta.

Algunos de los conocimientos sobre los asteroides proceden del

estudio de los trozos de residuos espaciales (meteoritos) que caen sobre la superficie de la Tierra. De los meteoritos examinados, el 9,6% está compuesto por silicatos (mineral principal presente en las rocas ígneas), el 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 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 (Cinturón Principal o sus siglas en inglés MB, *Main Belt*). 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. Los nombres de las familias (o grupos) provienen de su principal asteroide (por ejemplo Ceres, Koronis, Eos o Themis).

3.1. – Cometas

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.

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 (ver figura 2). No cabe duda que la parte más importante de un cometa es su núcleo. 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. 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.

Sin lugar a dudas una de las mejores instantáneas del núcleo de un cometa es la proporcionada por la sonda europea Rosetta en su acercamiento al cometa 67P/Churyumov-Gerasimenko (ver figura 3) durante el mes de septiembre de 2014. La composición de los cometas, tal como se ha descrito más arriba, hace pensar a los astrónomos 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 de nuestro sistema solar.

3.1. – Cometas del Cinturón Principal (MBC, Main Belt Comet).

El descubrimiento de 133P/(7968) Elst-Pizarro marcó un antes y un después en la frontera que separa asteroides y cometas.

El 14 de julio de 1996 Eric Walter Elst y Guido Pizarro descubrieron un Cometa desde el Observatorio de La Silla, en La Serena, Chile (ver figura 4). Sin embargo, el análisis de su órbita determinó que ya había sido observado previamente en

1979, considerado como asteroide y designado provisionalmente como 1979 OW7, en placas tomadas ese año por Schelte John Bus y en 1985 por Robert H. McNaught desde el Observatorio de Siding Spring en Australia. Al ser informado su descubrimiento como cometa, y de acuerdo a la costumbre de denominación de estos objetos, recibió el nombre de sus descubridores. Al ser reclasificado como asteroide mantuvo su nombre a pesar de que en el caso de los asteroides, al contrario de lo que sucede con los cometas, raramente reciben el nombre de sus descubridores.

En un primer momento tras su descubrimiento en 1996, la actividad cometaria fue achacada a un impacto que el asteroide hubiese recibido recientemente y que habría emitido al espacio polvo proveniente de él. Esta hipótesis fue abandonada cuando el mismo fenómeno fue observado entre agosto y diciembre de 2002 (ver figura 5). Una vez aceptado que 133P/(7968) Elst-Pizarro presentaba actividad cometaria dos eran las hipótesis de trabajo sobre su origen:

- 1) Era un cometa clásico con origen trans-neptuniano que había evolucionado hacia el Cinturón Principal.
- 2) Era un asteroide con hielos por debajo de su superficie que por algún mecanismo se habían quedado expuestos a la radiación solar.

Hasta el momento se han descubierto un total de 11 asteroides con actividad (7 MBCs y 4 asteroides fragmentados). A continuación detallamos las principales características de cada uno de ellos.

MBCs	Inclin.	Perihelion	Aphelion	
133P/(7968) Elst-Pizarro (1996)	1.386°	2.636 AU	3.677 AU	Orbit
238P/Read (2010)	1.267°	2.365 AU	3.965 AU	Orbit
176P/(118401) LINEAR (1999)	0.238°	2.581 AU	3.811 AU	Orbit

P/2008 R1 (Garradd) (2008)		15.903°	1.793 AU	3.660 AU	Orbit
P/2010 R2 (La Sagra) (2010)		21.395°	2.623 AU	3.576 AU	Orbit
300163 (2006 VW ₁₃₉) (2006)		3.239°	2.438 AU	3.665 AU	Orbit
P/2012 T1 (PANSTARRS) (2012)		11.059°	2.410 AU	3.897 AU	Orbit
Asteroides fragmentados	Inclin.	Perihelion	Aphelion		
P/2010 A2 (LINEAR) (2010)	5.255°	2.006 AU	2.576 AU	Orbit	
(596) Scheila (1906)	14.662°	2.443 AU	3.410 AU	Orbit	
P/2012 F5 (Gibbs) (2012)	14.662°	2.443 AU	3.410 AU	Orbit	
P/2013 R3 (2013)	0.898°	2.203 AU	3.862 AU	Orbit	

La probabilidad de que siete objetos respondieran a la hipótesis 1 (evolución de un cometa al Cinturón Principal de Asteroides) era prácticamente imposible. Hoy en día la hipótesis aceptada en la comunidad de astrónomos es que la actividad cometaria de los MBCs se debe a la sublimación de hielos que se encuentran por debajo de la superficie de los asteroides que quedan expuestos al calor solar como consecuencia de impactos de otros asteroides.

Además, en los últimos años se ha detectado agua en grandes asteroides del cinturón principal como:

1) Medidas de vapor de agua en jets vistos en la superficie de Ceres (**ref1**).

2) Familia de Themis origen de algunos MBC y Themis, el mayor miembro de la familia asteroidal, ha mostrado trazas de vapor

de agua en su superficie (**ref2**).

Estas detecciones confirman la existencia de agua en el Cinturón Principal de Asteroides.

4- Metodología

4.1.- Astrometría

La astrometría es la rama de la astronomía cuya finalidad consiste en determinar la posición de un astro en el cielo.

La astrometría aplicada a la observación de cometas y asteroides permite conocer la posición exacta de estos en un momento determinado a partir de sus parámetros orbitales.

Actualmente el Minor Planet Center (organismo dependiente de la IAU, Unión Astronómica Internacional) es el centro encargado de recoger la astrometría que envían los observatorios astronómicos reconocidos (observatorios con código MPC) para poder determinar o actualizar las órbitas de los distintos objetos menores que orbitan en el sistema solar, ya sean cometas o asteroides. El MPC exige medidas astrométricas con una precisión por debajo del segundo de arco de error.

4.2.- Preparación Observaciones

1) Selección. Aunque la actividad cometaria podría aparecer en cualquier asteroide nuestra recomendación es buscar asteroides contenidos en algunos de los siguientes grupos:

- 1) Familias de Themis, Koronis, y Veritas.
- 2) Asteroides con baja inclinación y situados en el exterior del cinturón de asteroides.
- 3) MBCs conocidos.

A la hora de planificar la captura de un asteroide se debe tener en cuenta el movimiento aparente del mismo sobre el fondo de estrellas. Si no es posible seguir al

asteroide (telescopio solo permite movimiento sidéreo), estamos limitados en el tiempo de exposición y/o de tomas del asteroide que podamos realizar.

2) Posición. Una vez seleccionado el asteroide, es necesario conocer su posición. El Minor Planet Center, en su sección de efemérides, ofrece la astrometría de los cuerpos menores identificados hasta la actualidad (<http://www.minorplanetcenter.net/iau/MPEph/MPEph.html>).

3) Verificación. Es imprescindible asegurarse de que hemos sido capaces de capturar el asteroide a medir (magnitud límite alcanzada), y de que somos capaces de advertir su movimiento respecto a las estrellas de fondo, para lo cual se necesitarán varias tomas consecutivas (al menos dos).

Necesitaremos que la toma de la zona del cielo que contenga el asteroide a medir cuente con el mayor número de estrellas posible, ya que la astrometría del asteroide se calcula a partir de las estrellas de referencia que aparecen en el campo del asteroide captado. Además, debemos saber en qué momento exacto se realizó la toma (este dato ya se encuentra contenido en la cabecera del archivo de imagen FITS).

4.3.- Astrometría de Asteroides

Para la búsqueda y localización del asteroide se debe disponer de un software tipo planetario como el freeware Cartes du Ciel (www.ap-i.net/skychart/start) u otros comerciales (The Sky, Starry Night, Guide). Es necesario confirmar la localización del asteroide mediante imágenes sucesivas (como se ha indicado anteriormente) para detectar su movimiento entre las estrellas.

Además del programa de cartas celestes que se utilice, se necesita disponer de un software para efectuar la astrometría. Uno de los mejores y que permite enviar informes con el estándar MPC es Astrometrica (<http://www.astrometrica.at>).

También es necesario el uso de algún Catálogo estelar, preferentemente el UCAC2 o el USNO A2. Si no se dispone de esos catálogos, pero se cuenta con conexión a Internet, el programa Astrometrica descarga automáticamente la sección del catálogo USNO B1 que se necesite.

El objetivo es que la precisión en las mediciones sea $<1''$ de arco, que es lo que exige el MPC para asignar a un emplazamiento fijo un código de observatorio.

Para comenzar en astrometría es aconsejable empezar a practicar con los asteroides numerados, ya que resulta fácil poder corroborar la precisión de las mediciones realizadas con sus elementos orbitales.

El funcionamiento de astrometrica consta de varios pasos:

1) Configuración parámetros. Una vez instalado el programa, hay que configurar los parámetros del mismo (véase el documento <http://www.astrometrica.at/Papers/Astrometrica-Settings.pdf> para configurar adecuadamente los valores). Esto se hace seleccionando *Settings* en el menú File, o mediante el icono correspondiente bajo la barra de menús. Se abrirá una ventana con varias pestañas (figura 2): *Observing Site*. Consignar los datos del observatorio. MPC es el código que asigna el Minor Planet Center a los observatorios, si no se tiene ninguno, dejar XXX. El apartado *Details* es para el envío del informe, se puede dejar en principio en blanco. Para el TAD el código MPC es 954 que corresponde al del Observatorio del Teide.

CCD. Ingresar los datos técnicos del TAD (véase manual). *Position Angle* es el ángulo de rotación de la imagen. Si es 0 indica que el norte está arriba y el este a la izquierda. *Pointing* es el margen de error del apuntado. *Flip Horizontal* y *Flip Vertical* sirve para voltear la imagen horizontal y verticalmente, respectivamente (debe de estar conforme a la configuración óptica del telescopio).

Program. Aquí se encuentran los catálogos estelares (Star Catalog) para la comparación, así como los diferentes parámetros utilizados para la detección del asteroide, que deben ser variados si el asteroide no se detecta. Es aconsejable utilizar el catálogo USNO-B 1.0, que incluye objetos hasta la magnitud 21.

Environment. Ruta de los diferentes archivos y códigos de color asignados a los objetos. *Catalogs.* Ruta de los catálogos estelares descargados.

Internet. Parámetros para el acceso a los archivos del MPC y configuración del correo electrónico.

2) Descargar el archivo MPCOrb. Al instalar Astrometrica hay que bajar el archivo MPCOrb (desde el menú Internet, *Download MPCOrb*), que contiene los elementos orbitales del MPC (Minor Planet Center). El archivo MPCOrb.dat debe ser actualizado regularmente (menú Internet, *Update MPCOrb*).

3) Detectar y confirmar el asteroide. Para ello se abrirán varias imágenes (al menos dos), separadas un determinado tiempo (que depende de la velocidad aparente del asteroide en el cielo). Para abrir imágenes se accederá al menú *File->Load Images* o mediante el icono correspondiente de la barra de iconos. Una vez cargadas las imágenes se accede a *Tools->Blink Images*. El programa alineará las estrellas de las imágenes (inmóviles), mostrándose el movimiento o "salto" del asteroide (figura 3). **4) Abrir la imagen.** Se carga la imagen (formato FITS) que contiene el asteroide. Se pueden utilizar imágenes de calibración (darks y flats). En el ejemplo, se trata del asteroide 243 Ida (Figura 4). El programa lee los datos de fecha y hora de la toma, los cuales se han de confirmar (OK).

5) Reducción astrométrica. El programa utiliza en este caso el catálogo USNO B1, que consulta a través de Internet. Para ello se accede a la opción *Data Reduction* del menú *Astrometry* o mediante el icono correspondiente de la barra de iconos.

Aparece una ventana con la lectura para introducir las coordenadas aproximadas de la imagen o el nombre del objeto (Figura 5). Como se trata en este caso del asteroide 243 Ida se utiliza el botón de la derecha de la ventana *Object*, que da acceso al archivo *MPCOrb*. Para ello en la ventana de búsqueda introduciremos el nombre del asteroide (Ida) (Figura 6). Si la configuración de Astrometrica ha sido correcta, aparecerá en la imagen estrellas con círculos verdes, que corresponden a las estrellas detectadas y cuya posición en la imagen coincide con la que debería tener en el catálogo USNO B1. Las estrellas con círculos amarillos son estrellas no detectadas, generalmente ruido en la imagen.

En la parte inferior de la imagen se despliega una ventana con los resultados de la reducción, llamado *Data Reduction Results*, con la siguiente información (Figura 7):— *Image*: Nombre del archivo de imagen. —*Detections*: Número de estrellas detectadas. —*Ref. Stars*: Estrellas que Astrometrica va a utilizar como estrellas de referencia. —*Ref/ Ast*: Estrellas seleccionadas para el cálculo astrométrico (se puede cambiar el criterio en *Settings*). Astrometrica descarta por defecto como estrellas de referencia aquellas cuyos residuales sean superiores a 1". Asimismo, Astrometrica necesita como mínimo detectar 6 de estas estrellas para poder realizar la reducción. —*dRA* y *dBE*: Valores residuales de las estrellas en Ascensión Recta (AR) y Declinación (DEC) respectivamente. Es el promedio de los valores absolutos de las diferencias entre las posiciones del catálogo y las medidas. Es un buen indicio de la precisión obtenida en la imagen. —*Ref/Phot*: Estrellas tomadas como referencia por el programa para calcular la fotometría.

— *dMag.*: Diferencia en magnitud de las estrellas medidas y el catálogo de referencia.

En la barra inferior de la ventana del programa se puede observar que el programa no solo lee la posición (x, y) así como la distancia del píxel del cursor, sino que también

calcula la posición en AR, DEC y la magnitud.

6) Posicionar el asteroide. Hay que indicar que objeto es el asteroide que se está estudiando. Para ello se clica sobre él (puede ser de utilidad utilizar la herramienta lupa) (Figura 8). Aparece un cuadro que muestra el objeto seleccionado ampliado. En *Information* se muestra el nombre del archivo, fecha y hora de la imagen, posición medida y magnitud estimada. A la derecha aparece el análisis del perfil del objeto a través de la función *Point Spread Function* o PSF (Función del perfil de un punto, normalmente una gaussiana) cuyo parámetro principal es la FWHM (Full Width at Half Maximum, Anchura a Altura Mitad) que es el ancho de la función donde el flujo o luminosidad (que se mide en cuentas o ADU/píxel) toma la mitad del valor máximo (véase Unidad Didáctica Webcam y CCD). En términos astronómicos la FWHM (que aparece medida en segundos de arco) se conoce como *seeing* y es una medida de la calidad de la observación (menor FWHM mejor). Este parámetro será muy importante para realizar una medida cuantitativa de la posible actividad cometaria del asteroide (ver siguiente apartado).

Es importante verificar siempre la SNR (relación señal-ruido SNR: Signal to Noise Ratio) del asteroide, debiendo descartarse las imágenes en las que el objeto a medir tenga una SNR muy baja. Se recomienda no enviar medidas al MPC si la $SNR < 7$.

Herramienta Track & Stack. Esta función de Astrometrica resulta interesante, ya que efectúa una reducción de una serie de imágenes de un cometa o un asteroide, y luego realiza el apilado de todas las imágenes sobre el objeto en cuestión (Figura 12). A diferencia de otros programas donde se les debe marcar en cada imagen cual es el objeto, Astrometrica solo requiere que se le indique cuál es el asteroide, y de la base de datos determina su velocidad y ángulo de posición. Esto tiene una gran utilidad ya que permite que objetos que no aparecen en una toma individual debido a que son demasiado

débiles (indistinguibles del ruido de la imagen), después de realizar la suma de imágenes, aparezcan y/o mejore su SNR lo suficiente para poder ser medidos con precisión.

Para utilizar esta función se accede en la barra de herramientas el menú *Astrometry, Track & Stack* o el icono correspondiente de la barra de iconos.

4.4.- Detección actividad cometaria en Asteroides

Una vez identificado el asteroide en las imágenes el mejor método para detectar posible actividad cometaria es visualmente. Debemos buscar estructuras alrededor del núcleo del asteroide indicativos de la presencia de jets o chorros.

También es posible identificar actividad con métodos cuantitativos. Una posibilidad es comparar el perfil de luminosidad del asteroide (FWHM) con el de las estrellas (por ejemplo con la utilidad de información del software *astrometrica*). Si la FWHM del asteroide es mayor que el medido en las estrellas de campo puede ser un indicativo de actividad cometaria.

- Resultados -

-Agua y vida en la Tierra-

Varias son las hipótesis del origen del agua (Océanos) de nuestro Planeta. Entre ellas encontramos la colisión de Cometas con la Tierra en edades tempranas de nuestro sistema Solar. El descubrimiento de agua en el interior de los Asteroides refuerza la hipótesis de un origen colisional, abriendo la posibilidad de que parte del agua de la corteza terrestre sea de origen asteroidal.

Hoy en día solo conocemos **10 asteroides con actividad**. Es muy importante aumentar la muestra para:

- 1) Conocer su proporción respecto a Asteroides sin actividad cometaria.
- 2) Determinar su distribución en el Cinturón Principal de Asteroides.

Nuestra propuesta en la actividad es doble:

- 1) Descubrimiento de nuevos MBC.** Es necesario conocer tanto la proporción como la distribución de MBCs en el Cinturón Principal.
- 2) Seguimiento de MBC conocidos.** Es importante realizar un seguimiento de los MBCs conocidos, para detectar cualquier estallido de actividad.

El centro encargado de la gestión de los datos de asteroides y cometas procedentes de las observaciones es el MPC -Minor Planet Center minorplanetcenter.net – (organismo dependiente de la IAU, Unión Astronómica Internacional).

5 – Referencias

ref1 – K^uppers, M., O'Rourke, L., Bockelee-Morvan, D., et al. 2014. Localized sources of water vapor on the dwarf planet (1) Ceres. Nature. 505, 525-527.

ref2 – Campins, H., Hargrove, K., Pinilla-Alonso, N., et al. 2010. Water ice and organics on the surface of the asteroid 24 Themis. Nature. 464, 1320-1321.

ref1 – Unidad Didáctica Observaciones Astronómicas con Webcam y CCD: <http://www.astroaula.com/mat/unidades/unicam.pdf>

ref2 – Minor Planet Center: <http://www.cfa.harvard.edu/iau/MPEph/MPEph.html>

ref3 – Generador de Efemérides asteroides:
http://www.minorplanet.info/PHP/call_OppLCDBQuery.php

ref4 – Efemérides Horizons del

JPL: <http://ssd.jpl.nasa.gov/horizons.cgi>

ref5 – Proyecto NEOs de NASA <http://http://neo.jpl.nasa.gov/>

Arqueología Inca

Autores

Dr. **Juan Antonio Belmonte**. Astrónomo del Instituto de Astrofísica de Canarias.

Sr. **Miguel Ángel Pío Jiménez**. Astrónomo del Instituto de Astrofísica de Canarias.

Dr. **Miquel Serra-Ricart**. Astrónomo del Instituto de Astrofísica de Canarias.

Sr. **Juan Carlos Casado**. Astrofotógrafo tierrayestrellas.com, Barcelona.**1 – Objetivos de la actividad**

Mediante esta actividad se pretende dar a conocer lo que fueron las culturas precolombinas, centrándonos en la civilización inca, dando algunas nociones de su cultura y fundamentalmente de sus conocimientos en los campos de la matemática y la astronomía. Para ello seguiremos la travesía de la expedición al Cusco del grupo de astrónomos dentro del proyecto GLORIA que, con motivo del eclipse total de Luna de Abril del 2014, se desplazarán a esas tierras.

Los objetivos que se pretenden alcanzar son los siguientes:

– Reconocer en el continente sudamericano, las diferentes culturas que se encontraban en él antes de la llegada de los Europeos, y un poco más en profundidad, conocer a la cultura inca, centrándonos en los conocimientos que adquirieron en las

ramas de las matemáticas y la astronomía.

– Inculcar el respeto y la comprensión de otras culturas y razas, algunas de ellas ya extintas.

2 – Instrumentación

2.1 El imperio de los Incas

Los Incas constituyeron un estado centralizado situado en América del Sur, el último y más avanzado de los denominados “imperios” precolombinos. A su territorio se le denominó Tahuantinsuyo (del quechua Tawantin Suyu «las cuatro regiones o divisiones»). Su periodo de mayor esplendor en la zona andina fue entre los siglos XV y XVI, coincidiendo con el apogeo de la civilización inca, llegando a abarcar cerca de 2 millones de km² entre el océano Pacífico y la selva amazónica, desde cerca de San Juan de Pasto al norte y hasta el río Maule en el sur. Así, se convirtió en el estado más extenso de la América precolombina.

El Imperio de las Cuatro Partes se crearía con mucho esfuerzo a partir del reinado del Inca Viracocha, octavo sucesor del creador de la dinastía y fundador de Cusco, Manco Capac. Su hijo Pachacutec (1438-1471) sometería el altiplano pero el verdadero creador del imperio sería Tupac Inca Yupanqui (1471-1493) quien llevaría a los ejércitos incas desde el Ecuador hasta el Río Maipú en Chile, expansión que cubriría más de 35° de latitud. A él se debe la división del estado en cuatro distritos administrativos o suyus que darían su nombre al imperio: el Collasuyu, hacia el sudeste, poblado por quechuas y aimarás, en el que se encontraba el sagrado Lago Titicaca y la ciudad de donde surgieron Inti y Mama Quilla, Tihuanacu; el Cuntisuyu, hacia el sudoeste, que incluía las regiones pobladas por algunas de las culturas más antiguas del Perú, como la de Paracas o la de Nazca; el Chinchasuyu, hacia el noroeste, siguiendo la costa, incluía las tierras conquistadas del Imperio Chimú y los lugares sagrados de

Pachacamac o Chavín de Huantar y, finalmente, el Antisuyu, hacia el noreste, en los valles del sagrado Río Vilcanota o Urumbamba – donde se hallaba la fuerza del Imperio y donde se produciría la última resistencia – que se expandía hasta las lindes de la selva amazónica. Después de éste periodo de apogeo, el imperio entró en un declive considerable debido a varios problemas, aunque el más significativo fue la confrontación por el trono entre los hijos de Huayna Cápac. Tras la contienda, que condujo a una guerra civil, fue Atahualpa quien salió vencedor en 1532, pero su ascenso coincidió con la llegada de las tropas castellanas bajo el mando de Francisco Pizarro, quienes lo capturarían y después ejecutarían en 1533. Así, con la muerte de Atahualpa se puso término al Imperio Inca, aunque quedó un vestigio de estado independiente formado por rebeldes a la corona, conocidos como los «Incas de Vilcabamba». Estos fueron combatidos en las siguientes décadas, hasta la finalización del periodo en 1572 con la decapitación del último de ellos, Túpac Amaru.

2.2 Los Incas y la astronomía

Como hemos comentado anteriormente, el Imperio Inca se puede considerar, por extensión geográfica, el imperio más representativo de América del Sur. Además fue uno de los pueblos precolombinos que más tiempo dedicó al estudio del cielo.

El firmamento del hemisferio Sur es alucinante y hermoso. El esplendor de la Vía Láctea y de sus dos galaxias satélite, las Nubes de Magallanes, hacen del cielo en el hemisferio sur un espectáculo grandioso. Esto mismo debieron de pensar los antiguos pobladores del Imperio Inca, que al igual que las antiguas civilizaciones del Mediterráneo (griegos, egipcios, romanos...) vieron en esos puntos brillantes en el cielo, conjuntos de estrellas que poder agrupar e identificar como “constelaciones”. Así por ejemplo, la Vía Láctea fue para ellos el gran Río Mayu, tan brillante que sus zonas oscuras resaltaban claramente sobre las zonas adyacentes pobladas de estrellas.

Por ejemplo el “saco de carbón”, una región especialmente oscura muy cercana a la prodigiosa Chakana, la Cruz del Sur, era conocido como Yutu, la Perdíz, nombre que también recibía otra región similar en Sagitario. La región de nubes oscuras comprendida entre Sagitario y Centauro era, y sigue siendo, la Llama Celeste cuyos ojos refulgen en las brillantes Alfa y Beta del Centauro. Hanp’ata, el Sapo y Machacuay, la Serpiente, ocupan las zonas de la Vía Láctea cercanas al Navío Argos. Pero dos de las agrupaciones más importantes eran los llamados como Collca, el Almacén. Uno de ellos, el menos importante, formado por las estrellas del agujijón del Escorpión, y el otro, infinitamente más importante era el nombre inca de las Pleyades, pues Collca era y es, el referente central del calendario del altiplano peruano, y en su doble faceta invernal y estival era uno de los referentes cosmológicos más importantes del Imperio de las Cuatro Partes, el Tahuantinsuyu.

La astronomía mereció especial atención porque se relacionaba con las labores agrícolas y su división se marcaba con una fiesta especial. Observaron pacientemente al Sol y determinaron los solsticios y los equinoccios. Para tal efecto pudieron utilizar diversos mecanismos, como el sistema de ceques y quizás también las llamadas Intihuatanas, que eran comunes en varias ciudades del Imperio.

Precisamente en Cusco, algunos investigadores han encontrado documentos de los colonizadores españoles que describen el Templo del Sol, desde el cual irradiaban cuarenta y un ejes llamados ceques, cuya disposición implicaba alineamientos topográficos o astronómicos, que definían en el valle un total de unas 328 huacas, o lugares sagrados, que cumplían funciones rituales y políticas.

Entre ellos se encontraban las llamadas sucancas, que determinaban los puntos de salida y puesta del Sol en los solsticios de Junio y Diciembre – un caso especial era la huaca Quincalla –, las salidas y puesta del Sol en el día de

su paso cenital o las posiciones de salida y puesta de las Pléyades, entre otros. La salida de las Pléyades era especialmente significativa hacia el 1500 ya que el orto heliaco (primera aparición de un astro sobre el horizonte oriental tras su periodo de invisibilidad), el 13 o 14 de Mayo juliano, era usado como referencia calendárica.

Podemos destacar algunos términos que hacen referencia a elementos, edificaciones o lugares de interés, que se encuentran repartidos en varios lugares del antiguo Imperio Inca, como son:

– *Quipus*: Sistema de cuerdas anudadas que servían para la administración del Imperio, pero que también fueron utilizadas en apariencia para llevar cuentas astronómicas, ya fuera con fines calendáricos o predictivos.

– *Intihuatanas*: Del quechua: inti watana, “(lugar) donde se amarra al Sol”. Se trata de esculturas monolítica labrada en piedra, de dimensiones variables pero en torno a 1 a 2 metros de altura y 2 metros de diámetro. Su forma estándar parte de una base con distintos niveles y, en algunas de ellas, en la parte superior se eleva un saliente de aspecto cúbico donde cada una de sus caras sugieren una de las principales direcciones geográficas: norte, este, sur y oeste. Parece que fueron elementos casi ubicuos en los centros de culto incas y, en general, se piensa que uno de sus fines era la determinación de las fechas del paso cenital del Sol.

– *Huacas*: Según la tradición precolombina, las huacas eran elementos que poseen personalidad propia (una construcción, una montaña, una escultura, etc.) y forman parte de los panteones locales de las culturas incaica y preincaicas del Perú antiguo, junto con las demás divinidades andinas “mayores”, como Wiracocha o Pachacamac. La estrecha relación entre el hombre andino y las huacas puede atestigüarse por la gran cantidad de ellas que hay dispersas a lo largo del territorio del Tahuantinsuyo. Eran tan importantes que, en algunos casos, aún en la actualidad son objeto de

veneración. Como lugar de culto las huacas son también famosas por ser emplazamientos en el que se depositaban ofrendas. Por esta razón fueron víctimas de saqueo sistemático y destrucción durante los primeros años de la conquista del Perú (siglo XVI), tanto por su fama de contener tesoros, como por ser el centro de la religiosidad local en las provincias que conformaron el Tahuannisuyo.

– *Templos del Sol*: Inti, el dios Sol, fue una divinidad muy venerada por los antiguos Incas, de ahí que en varias ciudades del antiguo imperio (Cusco, Vilcashuamán, Pisac u Ollantaytambo, entre otros) se erigiera un santuario en su honor. Los quechuas, el pueblo dominante en el Imperio Inca tenían a Inti en el primer peldaño del escalafón celeste. Se fundaron pues, Templos del Sol en casi todos los lugares del Imperio donde se manifestaba el poder del Inca, siendo el más importante el de Cusco, llamado Coricancha. Inti estaba casado con su hermana, la Luna; con quien compartía una igualdad de rango en la corte celestial. La Luna era conocida bajo el nombre de Mama Quilla.

3. La expedición

La expedición que viajó al Cusco para observar el eclipse total de luna del día 15 de Abril de 2014, realizará una ruta por diferentes lugares de interés de la cultura Inca. A continuación detallaremos los principales monumentos (relacionados con la astronomía) y edificaciones que se encuentran en esos sitios, y qué relevancia y uso tenían para los Incas. Durante la expedición contaremos con las explicaciones dadas en cada uno de los lugares por el Dr. Juan Antonio Belmonte experto en Arqueoastronomía. En la web de GLORIA se ofrecerán, diariamente, vídeos e imágenes de los lugares visitados.

3.1 Cusco

Capital del Imperio Inca, dos leyendas incaicas atribuyen su

fundación al primer Inca, un personaje legendario llamado Manco Cápac, junto a su hermana y consorte Mama Ocllo. En ambas se afirma que el lugar fue revelado por el dios sol (Inti) a los fundadores después de una peregrinación iniciada al sur del Valle Sagrado de los Incas.

– *Templo del Sol (Coricancha)*: Fue uno de los más venerados y respetados templos de la ciudad del Cusco, pues fue el santuario más importante dedicado al dios Sol en la época del Imperio Inca. El recinto de oro, como era conocido, era un lugar sagrado donde se rendía pleitesía al máximo dios inca: Inti (el Sol). El frontis era un hermoso muro realizado con la más fina cantería, decorado únicamente por una banda continua de oro puro de una palma de alto, a tres metros del suelo, y un techo de paja fina y delicadamente cortada. En el altar estaban representados todos aquellos elementos importantes en la visión del cosmos del antiguo pueblo inca. Estaba representada Chasca, como estrella de la mañana y de la tarde, Collca, en su doble acepción, la Cruz del Sur y el Jaguar Celeste, el relámpago del dios Illapa, el Arco Iris y la Tierra, la Pachamama, entre otros, junto con Inti, el padre Sol, y Quilla, la madre Luna, que cubren los flancos del dios sublime Viracocha o Pachacamac. Algunas de sus estructuras se encontraban alineadas astronómicamente, posiblemente a las Pléyades, entre otros cuerpos celestes. Centrado en él se situaba un enorme “quipu” topográfico con un sistema de 41 ceques, o líneas, que partiendo del Coricancha, se dirigían en todas las direcciones, atravesando 328 lugares sagrados o huacas, y que pudo ser utilizado para la creación del complicado calendario Inca.

– *Quenko*: a pocos kilómetros al norte de Cusco se encuentra el yacimiento arqueológico de Quenco, una formidable huaca excavada en la roca. En ella se pueden apreciar numerosos elementos sagrados como escaleras rituales, canales, cazoletas y otros elementos labrados. En algunos de ellos se producen singulares efectos de luces y sombras en fechas señaladas del

calendario como los solsticios.

Se puede ver una pequeña galería de fotos aquí.

3.2 Valle del Urubamba y villa de Urubamba

Quizás uno de los referentes más importantes para los Incas, el valle del Urubamba, o Vilcanota, al que también se conoce como el Valle Sagrado de los Incas. Era el sector limítrofe con la selva, llamado por ellos Antisuyo. El río que lo forma y atraviesa tuvo también como nombre antiguo el de Willka Mayu o Río del Sol, y el nevado de cuyos hielos nace este río, era llamado Willka Uta o Casa del Sol. Así, con tantas referencias al Sol no es extraño entender que este valle estuviera íntimamente ligado al culto de esta divinidad ya que la palabra Willka hace referencia al dios Sol, palabra que antecede en uso a la que le dieron los propios inca: Inti.

En este extenso y fértil valle, se encuentran una gran parte de los principales poblados donde los incas se establecieron, y por eso la provincia de Urubamba está formada por los distritos donde se encuentran los principales monumentos y yacimientos arqueológicos del territorio inca: Urubamba, Ollantaytambo, Chinchero, Pisac, Machupicchu, Maras o Yucay.

En este valle se cree que existieron 16 pilares del Sol, de los cuales sólo quedan ahora mismo 2 a 35 km de Cusco en lo alto de un risco sobre la ciudad de Urubamba (ver vídeo), y restos de dos pilares más en la Isla del Sol en el Lago Titicaca. Los pilares de Urubamba se cree que marcaban la salida del Sol en el solsticio de Junio, cuando se observa desde el patio de Quespiwanka, el palacio de Huyana Capac, varios centenares de metros más abajo en el valle. La salida del Sol podía observarse durante el solsticio en Junio fuera de los muros norte y sur del palacio de Quespiwanka.

3.3. Pisac

Las ruinas se encuentran ubicadas en el cerro más alto por

encima de la ciudad actual, sobre una superficie seca y rocosa. La palabra Písac viene de la palabra "Pisaca", que significa perdiz, una especie de ave que vive en esta zona del Perú y que se puede ver volando al atardecer, sobre todo.

Junto a Cusco y Piquillacta, Písac cierra un triángulo equilátero de unos 33 Kms. de lado, precisamente planificado para proteger la ciudad de posibles ataques.

Al igual que en otras construcciones incas, algunos estudios dan cuenta de que no se trató de una fortaleza, sino de una especie de "hacienda real", propiedad del Inca Pachacutec, compuesta de andenes, estructuras domésticas y ceremoniales, y acueductos que proporcionaban el agua para la explotación agrícola. Algunas construcciones, distribuidas a lo largo de Písac Pueblo Viejo o Písac Arqueológico son:

– *El cementerio inca*: Se ubica al frente del complejo arqueológico, únicamente separado por el riachuelo Quitamayu. Este cementerio es conocido como Tankanamarka y debe haber contenido aproximadamente 10,000 tumbas.

– *La "Ciudad" de las Torres*: Písac también es conocida como la "Ciudad de las Torres", ya que posee más de veinte torres construidas en los bordes salientes de la montaña. Son de perfecto acabado, muy similares a las construcciones de Sacsayhuaman. Aún no se sabe cuál fue su función exacta, sólo que algunas habrían estado asociadas a obras hidráulicas existentes en el lugar.

– *La Intihuatana*: Este es uno de los monumentos ceremoniales de mayor importancia en Písac (ver vídeo). Su ubicación, desde la parte superior de la montaña, domina gran parte del valle. Sus lados están tallados en forma de manos que se encierran en un semicírculo, por lo que es considerado como el Templo del Sol de Písac. Al centro del edificio se encuentra un altar tallado en piedra, y que pudo haber sido usado para observar los movimientos solares, y como altar para celebrar ceremonias

religiosas: el culto al dios Sol o sacrificios de animales.

Al oeste del altar se halla una piedra tallada que pudo servir para observaciones astronómicas, en la que supuestamente pudieron estar representados las tres fases andinas del mundo religioso: el cielo, el mundo terrenal y el inframundo. El altar tiene la forma de una letra D, y está perfectamente orientada con la salida del sol, en el solsticio de junio. Sólo en Machu Picchu, se puede ver una roca de tipología parecida.

Las fuentes y los cauces de agua también fueron característicos de esta zona. Se dice que tuvieron fines netamente religiosos por la calidad de su tallado. La fuente principal se ubica a 20 mts. de la puerta central del complejo, y posee dos entalladuras, a manera de asas, que pudieron servir para baños ceremoniales. Una pequeña Galería de imágenes se puede ver aquí

En tiempos incaicos el río Urubamba fue encauzado desde Písac hasta Ollantaytambo con fines agrícolas. Actualmente hay muchos vestigios de las paredes laterales del canal, y el río Urubamba fluye en línea recta a unos 3,3 Kms. de la ciudad.

3.3 Ollantaytambo

En el extremo opuesto a Písac siguiendo la ruta turística pavimentada del valle y a 80 Kms. de la ciudad del Cusco encontramos el pueblo de Ollantaytambo, un espacio donde el diseño del complejo arqueológico se confunde con la villa. Se encuentra a 2700 metros de altura y tanto su diseño como las bases de la mayoría de sus edificaciones corresponden a la época inca. Se supone fue un estratégico centro militar, religioso y agrícola fundado también por Pachacutec. Entre los elementos que lo forman, cabe destacar:

– *El sector ceremonial*: Estaba dedicado principalmente al culto de “Unu” o “Yaku” (deidades del agua). Por ello, existieron una serie de fuentes que sirvieron para este fin,

como el Baño de la Ñusta, que es una de las fuentes labradas en una sola pieza de granito, de 1,30 metros de alto por 2,50 metros de ancho. Es una de las más conocidas y todavía fluye el agua de su interior. El lugar está dominado por una planicie que conduce a un enorme cerro en cuyos lados se ubican diversos monumentos. El principal de ellos se ubica en la cima y es conocido como La Fortaleza o Casa Real del Sol.

– *La Fortaleza o Casa Real del Sol*: Este singular edificio, y Ollantaytambo en general, aún conserva el trazado de la planificación urbana de época inca. La fortaleza o adoratorio está conformado por diecisiete terrazas superpuestas, construidas sobre grandes piedras labradas de granito rosa, que en algunos casos llegan a medir más de cuatro metros de alto por dos de ancho, y dos de espesor. El muro en el borde sureste de la Casa Real tiene un azimuth aproximado de 43°, y los restos de la estructura no son rectangulares pero los monolitos colindantes se encuentran orientados a un azimuth de unos 60°, que es aproximadamente la dirección de salida del Sol en el solsticio de Junio, cuando aparece por encima del monte Pinkuylluna situado justo enfrente.– *Inticahuarina (o Incamisama)*: Situada al este del Templo del Sol en el valle de Ollana, consiste en una gran superficie vertical de roca labrada donde aún serie de elementos pudieron actuar como marcadores estacionales. En particular, uno de ellos parece haber indicado el paso del sol por el cenit en el solsticio de diciembre cuando se celebraba la fiesta del Capac Raymi.

Galería con algunas imágenes, aquí

También se puede ver un pequeño vídeo explicando la razón de ser que le dieron los Incas a la Inticahuarina.

3.4 Aguas Calientes (Machu Pichu Pueblo)

Distrito ubicado a unos 110 kilómetros del Cusco. Aguas Calientes posee el honor de ofrecerle a los visitantes una de las maravillas del mundo: el yacimiento arqueológico de Machu

Picchu.

Santuario Histórico de Machu Picchu:

Machu Picchu (del quechua meridional machu pikchu, “Montaña Vieja”) es el nombre contemporáneo que se da a una llaqta (antiguo poblado andino) incaica construida a mediados del siglo XV en el promontorio rocoso que une las montañas de Machu Picchu y Huayna Picchu en la vertiente oriental de la Cordillera Central y a 2490 m (altitud de su plaza principal). Se desconoce su nombre original aunque hay varias hipótesis al respecto. Según documentos de mediados del siglo XVI, Machu Picchu habría sido una de las residencias de descanso de Pachacutec (noveno inca del Tahuantinsuyo, que reino 1438-1470) y quizás uno de los lugares donde se rendía culto tras su muerte (la legendaria Patallacta). El área edificada en Machu Picchu es de 530 metros de largo por 200 de ancho e incluye al menos 172 recintos. El complejo está claramente dividido en dos grandes zonas: la zona agrícola, formada por conjuntos de terrazas de cultivo, que se encuentra al sur; y la zona urbana, que es, por supuesto, aquella donde vivieron sus ocupantes y donde se desarrollaron las principales actividades civiles y religiosas. Ambas zonas están separadas por un muro, un foso y una escalinata, elementos que corren paralelos por la cuesta este de la montaña. Entre los elementos dignos de destacar figuran los siguientes:

– *La Intihuatana*: Lugar que pudo funcionar como un magnífico marcador del paso cenital del Sol –un ushnu–, y que parece que muestra otras direcciones singulares, en especial, la de la puesta de Sol en el solsticio de diciembre. Es sin embargo una réplica a pequeña escala del propio huayna Picchu y constituye una de las huacas más importantes del recinto.

– *El Torreón o Templo del Sol*: Se accede a él por una portada de doble jamba, que permanecía cerrada (hay restos de un mecanismo de seguridad). La edificación principal es conocida como el Torreón, de estructura semicircular y bloques

finamente labrados, donde sus dos ventanas podrían haberse diseñado para observar la salida de Collca y como un marcador bastante preciso del solsticio de Junio –el anuncio del Inti Raymi (la mayor festividad del Tahuantinsuyu) –, respectivamente. Una de sus ventanas muestra huellas de haber tenido ornamentos incrustados que fueron arrancados en algún momento de la historia de Machu Picchu, destruyendo parte de su estructura.

– *Intimachay*: Una cámara en parte natural y en parte excavada en la roca, en que una ventana horadada en la roca de apenas un palmo cuadrado de área y más de dos metros de profundidad permite el acceso al interior de la cámara de los rayos de Sol sólo en fechas muy cercanas al solsticio de diciembre, fecha de la segunda fiesta más importante del calendario inca, la Pascua del Sol o Capac Raymi.

– *El Recinto Sagrado o Gran Templo*: Se le llama así a un conjunto de construcciones dispuestas en torno a un patio cuadrado. Todas las evidencias indican que el lugar estuvo destinado a diferentes rituales. Incluye dos de los edificios más magníficos de Machu Picchu, que están formados por rocas labradas de gran tamaño: el Templo de las Tres ventanas, cuyos muros de grandes bloques poligonales fueron ensamblados como un rompecabezas, y el Templo Principal, de bloques más regulares, que se cree que fue el principal recinto ceremonial de la ciudad. Adosado a este último está la llamada “casa del sacerdote”, “sacristía” o “cámara de los ornamentos”. El muro perimetral occidental del conjunto incluye una sección semicircular que parece estar orientada astronómicamente a la puesta de sol en el solsticio de diciembre sobre las ruinas de Llactapata. Hay indicios que sugieren que el conjunto general, que incluye varias huacas y piedras labradas, no terminó de construirse.

– *Los Morteros*: Es un recinto cuadrangular de piedra labrada cuyo suelo está literalmente esculpido en el terreno para dejar exentos dos elementos circulares en forma de morteros

andinos paralelos al eje del edificio. Se desconoce su uso exacto aunque se ha presupuesto un uso ceremonial en el que los morteros rellenos de agua podrían haber actuado como una suerte de espejos planos para observar el paso cenital de los cuerpos celestes.

Se puede observar una Galería con algunas imágenes aquí

3.5 Chinchero

Ubicado estratégicamente en el cruce de tres caminos que conectan Cusco, Yucay y Pumamarca, este pueblo era el paso obligado hacia Machu Picchu en la época del Tahuantinsuyo. Esta ruta partía del barrio Carmenca (actual barrio de Santa Ana, en el Cusco), seguía por las faldas del cerro Senca, pasaba cerca de la laguna Piuray, y junto a Chinchero, continuaba hasta Maras.

– *El templo del Sol*: Está ubicado en la plaza principal. Se erige sobre las ruinas incas del palacio de Túpac Inca Yupanqui y las dimensiones del templo son un testimonio de la importancia que, desde tiempos coloniales y aún antes, tuvieron los curacas de la ciudad. Este es, además, un excelente ejemplo de la riqueza de las iglesias en los pueblos cusqueños. En las cercanías del santuario se encuentra una magnífica huaca labrada en la roca con una serie de asientos que quizás sirviesen para marcar direcciones privilegiadas del horizonte, incluyendo fenómenos astronómicos.

Una pequeña galería con imágenes se puede ver aquí.

3.6 Maras

Maras no incluye nada relevante de carácter astronómico pero es un referente cultural importante en otros aspectos. El pueblo actual se fundó en los tiempos coloniales por Pedro Ortiz de Orué. Maras se ocupó cuando muchos ciudadanos incas de Cusco se retiraron de los palacios de la ciudad y tuvieron que migrar hacia otros pueblos pequeños tales como los

actuales Maras y San Sebastián. En el pasado Maras fue una villa muy importante. Sin embargo hoy en día es un pueblo aislado y carece de estructuras modernas. En la plaza principal del pueblo (Plaza de Armas) existe un monumento con un conjunto de estatuas representando a una pareja de campesinos y un burro. El pedestal de dicho monumento contiene imágenes de los tres principales atractivos turísticos de la comunidad: las ruinas de Moray, la iglesia colonial de San Francisco y las Salinas de Maras.

– *Las ruinas de Moray*: A 7 km al este de la comunidad se encuentran las ruinas de lo que se supone que fue el centro de investigación agrícola incaico de Moray (ver más abajo).

– *Santuario de Tiobamba*: El santuario de Tiobamba es una iglesia colonial hecha de adobe con arquitectura típica religiosa donde se pueden encontrar pinturas cuzqueñas que representan a La Última Cena.

– *Las Salinas de Maras*: Hacia el noroeste de este pueblo se encuentran “las salinas de Maras” que son muy conocidas. Están constituidas por unos 3000 pequeñas pocetas de decantación con un área promedio de unos 5 m². En la temporada seca éstas se llenan con agua salada que proviene de un manantial natural que se encuentra sobre los pozos, y cuando el agua se evapora la sal se cristaliza. Cuando la sal alcance unos 10 cm de altura desde la base es retirada y después empaquetada y enviada a los mercados de la región; hoy esa sal está siendo yodada para que no sea dañina a la hora de consumirla.

Una pequeña galería de imágenes puede verse aquí.

3.7 Moray

Moray es un formidable complejo arqueológico, conformado por admirables sistemas de andenes, enormes terrazas que se superponen concéntricamente, tomando la forma de un gigantesco anfiteatro. Estas hermosas terrazas conformaron un gran laboratorio agrícola con diferentes microclimas, en el que los

antiguos peruanos quizás experimentaron y obtuvieron mejoras en los cultivos. Se lograron increíbles avances en la agricultura, lo que constituyó su principal actividad laboral y la base de su desarrollo económico. Es posible que la palabra Moray tenga que ver con el término “amoray” con el que se denominaba a la cosecha de maíz; o con “moraya” o “moray”, que era el nombre de la papa deshidratada.

Una pequeña galería de imágenes puede verse aquí.

3.8 Sacsayhuamán

Sacsayhuamán (en quechua Saqsaywaman, de saqsaw, lugar de saciarse, y waman, halcón, es decir, “Lugar donde se sacia el halcón”) es una “fortaleza ceremonial” inca ubicada dos kilómetros al noroeste de la ciudad del Cusco. Se comenzó a construir durante el gobierno de Pachacutec, en el siglo XV; sin embargo, fue su nieto Huayna Cápac quien le dio el toque final y su forma actual en el siglo XVI. La “fortaleza ceremonial” de Sacsayhuamán es con sus muros megalíticos, la mayor obra arquitectónica que realizaron los incas en toda su historia. Desde la fortaleza se observa una singular vista panorámica del entorno, incluyendo la ciudad del Cusco y el nevado Ausangate, una de las “huacas” más importantes del Imperio Inca.

La zona donde se encuentra esta fortaleza corresponde a la cabeza de un puma cuyo cuerpo sería el núcleo de la ciudad de Cusco. según un supuesto diseño de Pachacútec Inca Yupanqui, el noveno Inca. Usualmente se describe a Sacsayhuamán como una fortaleza, pues se encuentra prácticamente encerrada por tres pendientes, y está conformada por colosales bloques de piedra prodigiosamente unidos, que resguardan la ciudad. Sin embargo, el hecho que los incas construyesen allí una fortaleza resulta singular, ya que al momento de su construcción no se enfrentaban a grandes amenazas exteriores. Su forma y ubicación habría obedecido quizás a otros principios, como el de la armonía entre la arquitectura y el paisaje. Las

investigaciones actuales sugieren que se habría tratado de un templo dedicado al culto del Sol, para el cual no solamente la construcción era importante, sino también el entorno que la rodeaba.

El complejo arquitectónico ocupa el borde de la ladera norte de la ciudad. El lado sur de la construcción fue cercado por un muro labrado de piedras pulidas de casi 400 metros de largo. Los límites del templo, por el este y el oeste, estaban marcados por otros muros y andenes. El frente principal de la construcción mira al norte y está protegido por un formidable sistema de tres andenes. Estos son soportados por muros zigzagueantes, constituidos por piedras de gran tamaño, que asombraron a sus primeros visitantes y que sigue asombrando aún ahora. El Inca Garcilaso afirma que estos muros fueron hechos para demostrar el poderío inca. Como hemos comentado, desde Sacsayhuamán se obtiene una espectacular vista de la Ciudad del Cusco y su entorno. Además, se pueden divisar cumbres como las del Ausangate, el Pachatusán y el Cinca, lugares que se cree son habitados por apus o poderosos espíritus que gobiernan las montañas. Entre los elementos arquitectónicos que lo constituyen, cabría destacar los siguientes:

– *Casa Real del Sol*: Sacsayhuamán es uno de los grandes monumentos líticos de la arquitectura incaica, y era posiblemente una gran santuario. Son abundantes las descripciones de la riqueza de los decorados interiores, así como de la alta calidad y la abundancia de los objetos guardados en sus habitaciones. Ello confirmaría que fue un templo dedicado al culto solar o, como apropiadamente lo llamó Cieza de León, una “Casa Real del Sol”. Garcilaso de la Vega deja testimonio, en sus Comentarios Reales, de que los cusqueños sabían que este complejo arquitectónico era en realidad una Casa Real del Sol, y no una fortaleza como los conquistadores denominaron al complejo al encontrarse con él y usarlo como tal.

– *Las puertas de Sacsayhuamán:* Hubo varias puertas que comunicaban los distintos niveles a través de escaleras. Garcilaso ha dejado los nombres de tres de ellas. En el muro de las piedras más grandes se encontraba la puerta de Tiu Punco (tiu significa arena), la segunda se llamaba Acahuana Puncu y la tercera Huiracocha Puncu (en honor al dios Viracocha).

– *Las torres de Sacsayhuamán:* El recinto principal está formado por tres grandes terrazas, cuyos terrenos fueron allanados y nivelados. En el lado este se encontraba el Paucar Marca (Recinto precioso), en el centro el Sallac Marca (Recinto con Agua) y al oeste el Muyu Marca (Recinto redondo).

– *Torre de Muyu Marca o torre de Cahuide:* Fue una torre cilíndrica que, gracias a la información contenida en las crónicas y a excavaciones posteriores, sabemos que se habría tratado de un edificio de cuatro cuerpos superpuestos. Muyu Marca debió alcanzar una altura total de unos 20 metros.

– *Las terrazas:* Actualmente queda muy poco de las antiguas construcciones edificadas sobre las terrazas del complejo. Entre las torres de Muyu Marca y Sallac Marca existió una plaza alargada. En la terraza más elevada del conjunto se encuentra una poza circular, que pudo ser un reservorio de agua, y un edificio rectangular de una sola puerta. En el extremo sureste del complejo se pueden observar andenes curvos y dos alineamientos de graneros o colcas.

– *Huacas:* El conjunto incluye numerosas formaciones labradas en la roca, incluyendo la famosa “Silla del inca”. Para algunas de ellas se ha supuesto un carácter ceremonial y una relación con eventos astronómicos.

REFERENCIAS

1. BAUER, B. S. y DEARBORN, D.S. – Astronomía e Imperio en los Andes (abc, Cuzco, 1998.)

2. D'ALROY, T.N. – Los Incas (Ariel, Barcelona, 202).
 3. REINHARD, J. – Machu Picchu: el centro sagrado (Instituto Machu Picchu, Lima, 2002).
 4. SALAS DELGADO, D. – Arqueoastronomía Inka (Mundo Andino, Lima, 2011).
 5. ZAWASKI, M. J. y MALVILLE, J. M. – An archaeoastronomical survey of major Inca sites in Peru *Archeoastronomy* 21 (2007-8) 20-38.
 6. ZIEGLER, GR. y MALVILLE, J. M. – Machu Picchu's sacred sisters: Choquequirao and Llactapata (Johson Books, Boulder, 2013).
-

Cálculo tamaño sombra de la Tierra a partir de un Eclipse Total de Luna

Autores

Dr. **Miquel Serra-Ricart**. Astrónomo del Instituto de Astrofísica de Canarias.

Sr. **Juan Carlos Casado**. Astrofotógrafo tierrayestrellas.com, Barcelona.

Sr. **Miguel Ángel Pío Jiménez**. Astrónomo del Instituto de Astrofísica de Canarias.**1 – Objetivos de la actividad**

Mediante esta actividad aprenderemos a medir el tamaño de la sombra que crea la Tierra sobre la superficie de lunar en un eclipse total de Luna. Para ello mediremos los tiempos de

entrada y de salida de la sombra en su paso por encima de varios cráteres lunares o la relación de curvaturas de la sombra terrestre frente a la de la Luna. Ambos métodos están descritos en ésta unidad.

Los objetivos que se pretenden alcanzar son los siguientes:

- Conocer y describir la fenomenología básica de los eclipses.
- Conocer y aplicar técnicas de medida en imágenes.
- Tener nociones básicas de los movimientos reales y aparentes de los astros.
- Aplicar ecuaciones básicas de la física a datos que se obtienen de imágenes.
- Verificar la correcta dimensionalidad de las ecuaciones usadas.
- Asegurarse de la correcta utilización de unidades en la medida.

2 – Instrumentación

La práctica o actividad se realizará a partir de imágenes digitales obtenidas durante un Eclipse Total de Luna. La base de la actividad fue el Eclipse Total de Luna del día 15 de abril de 2014.

3 – Fenómeno

3.1.- ¿Qué es un eclipse de Luna?

Un eclipse lunar ocurre cuando la Luna pasa directamente por la sombra de la Tierra. Esto sólo puede ocurrir cuando el Sol, la Tierra y la Luna se alinean exactamente, o muy cerca, con la Tierra en el centro de los tres. Por lo tanto, un eclipse lunar sólo puede ocurrir una noche de luna llena.

3.2.- Condiciones para que ocurra un eclipse

La mayoría de las veces la Luna se encuentra por encima o por debajo del plano de la eclíptica (es decir, el plano definido por la órbita de la Tierra alrededor del Sol). Para que se produzca un eclipse, la Luna tiene que estar en el plano de la eclíptica, o muy cerca de él, y la Luna en fase de Nueva (eclipse solar) o Luna Llena (eclipse lunar).

Los eclipses de Luna se pueden observar desde cualquier lugar de nuestro planeta desde el que la Luna se encuentre por encima del horizonte a la hora del eclipse. Y al contrario de los eclipses de Sol, en los que el horario de las fases del eclipse depende de la posición geográfica del observador, en los eclipses lunares estos serán los mismos independientemente del lugar de observación.

Además, a la distancia que se encuentra la Luna de la Tierra, el cono de sombra tiene un diámetro aproximado de 9200 km, mientras que el diámetro la Luna es de 3476 km. Esta gran diferencia provoca que dentro del cono de sombra entre 2,65 veces la Luna, y en consecuencia, los eclipses permanezcan en su fase total durante un tiempo prolongado.

Para que la Luna pueda ser alcanzada por la sombra de la Tierra es necesario que la longitud al nodo no supere $12^{\circ} 15'$. Si es inferior a $9^{\circ} 30'$, se producirá un eclipse total de Luna. En latitud, como máximo será $1^{\circ} 25'$ para eclipses penumbrales y para totales $24'$.

Por lo tanto, en estas circunstancias de cercanía al nodo, se abre una "ventana" durante $37 \frac{1}{2}$ días en los que se darán condiciones de eclipse. Estas configuraciones tienen lugar dos o tres veces al año -cada 173,31 días- en las llamadas estaciones de eclipses. El año de eclipses (346,62 días) es el tiempo empleado para que se repita una alineación del Sol con la Luna en el mismo nodo y la Tierra, es decir, contiene exactamente dos estaciones de eclipses.

Las líneas orbitales nodales de la Luna (Figura 1) no tiene una orientación fija, pero giran alrededor de 20° por año, dando una vuelta completa en 18,6 años. Esto significa que las fechas en que se producen los eclipses cambian cada año. Por ejemplo, los eclipses de 2001 fueron en los meses de enero y febrero, junio y julio, y en diciembre, los eclipses de 2003 se produjeron en mayo y noviembre y los de 2006, en marzo y septiembre. El movimiento de los nodos orbitales significa que los eclipses se producen a lo largo de la eclíptica.

3.3.- Tipos de eclipses lunares

Hay diferentes tipos de eclipse lunares.

1) Penumbrales: La Luna solo es tapada, parcial o totalmente, por la penumbra terrestre. En cualquier caso el oscurecimiento de la imagen lunar es muy leve y solo perceptible si hay un gran porcentaje de ocultación (figura 3). Por esta misma razón es muy difícil apreciar los contactos del eclipse. Este tipo de eclipse es poco importante y a menudo no se cita en los calendarios populares.

2) Parciales: Nuestro satélite natural resulta oculto en parte por la umbra terrestre. El borde de la umbra es oscuro, y perfectamente discernible los instantes de los contactos, aunque presenta una borrosidad debido a que la Tierra posee una atmósfera que difumina la definición del contorno de su sombra.

3) Totales: La Luna penetra completamente en la umbra de la Tierra. Debido a que el diámetro de nuestro planeta es cuatro veces mayor que el lunar su sombra también es mucho más ancha, por lo que la totalidad de un eclipse lunar puede prolongarse hasta 104 minutos (figura 4). En la figura 5 se muestra un esquema donde figuran todos los tipos de eclipses lunares y sus contactos o fases.

3.4.- Secuencia de los eclipses

Eclipse penumbral: como se ha mencionado más arriba no resultan distinguibles los contactos. Tan solo es perceptible

una ligera atenuación en el brillo del disco lunar, sobre todo en la zona más cercana al borde de la umbra.

Eclipse parcial: Después de la fase penumbral, que dura aproximadamente una hora, la umbra se muestra oscura y bien visible su borde curvado, aunque éste presenta una falta de definición. Con el telescopio es posible apreciar el avance de la umbra tapando la superficie lunar y sus detalles orográficos, como cráteres y montañas.

Eclipse total: El eclipse se inicia como un eclipse penumbral, continuando con una fase de eclipse umbral. Una vez que la umbra cubre por completo el disco de la Luna, éste no desaparece sino que toma una coloración rojiza, aunque los tonos y el brillo en esta fase de totalidad varían de un eclipse a otro. Por término medio la iluminación de la Luna desciende unas 10.000 veces en la totalidad, haciéndose visibles todas las estrellas del firmamento como si no hubiera Luna. La causa de que el disco lunar aún presente una iluminación se debe a la atmósfera terrestre, que actúa como una lente refractando rayos solares y desviándolos hacia la Luna. La coloración rojiza se produce por una absorción en la atmósfera de nuestro planeta, más acusada en el azul que en el rojo. La capa de ozono, la presencia de polvo de origen volcánico y estado de la atmósfera por la zona donde pasan los rayos solares durante el eclipse, así como la actividad solar, son los principales responsables de los cambios observados de un eclipse a otro en cuanto a la luminosidad y la coloración del disco lunar totalmente eclipsado. Tras la totalidad la umbra se retira como en un eclipse parcial y termina con una fase penumbral (figura 6)

3.4.- Mapas de eclipses lunares. Eclipse 15 abril 2014

Al igual que en los eclipses solares, para representar las zonas de la Tierra donde será visible el eclipse de Luna se emplean unos mapas del mundo donde se trazan unas curvas que muestran las regiones afectadas por el eclipse.

La proyección cartográfica que se emplea es la cilíndrica de Mercator, la más común para representar el mundo globalmente. En ella se muestran fielmente las zonas ecuatoriales, pero deforma y aumenta las distancias paulatinamente hacia las regiones polares.

Como ejemplo vamos a ver una imagen del eclipse total de Luna del próximo 15 de abril del 2014 (figura 7).

La región donde será visible por completo todo el desarrollo del fenómeno (zona central más sombreada) aparece despejado. Por el contrario las zonas de la Tierra donde no será visible el eclipse se indican con la zona sombreada. El grupo de regiones situadas a la derecha del mapa, en las zonas azul claro con el texto "Eclipse at MoonRise". Significa que una determinada fase del eclipse ocurre cuando la Luna esté saliendo por el horizonte local. Análogamente, a la izquierda del mapa, hay otras zonas delimitadas de azul claro con el texto "Eclipse at MoonSet", que indica las regiones de la Tierra donde ocurre una fase del eclipse en la puesta de Luna por el horizonte local.

La duración del eclipse será de 3h34m (totalidad 1h17m) con los siguiente tiempos:

- Comienzo de la Parcialidad-U1: 15:58 UT (0:58 local Perú, 6:58 Canarias, 7:58 CET).
- Comienzo de la Totalidad-U2: 7:06 UT (2:06 local Perú, 8:06 Canarias, 9:06 CET).
- Máximo Totalidad: 7:45 UT (2:45 local Perú, 8:45 Canarias, 9:45 CET).
- Final de la Totalidad-U3: 8:24 UT (4:24 local Perú, 9:24 Canarias, 10:24 CET).
- Final de la Parcialidad-U4: 9:33 UT (4:33 local Perú, 10:33 Canarias, 11:33 CET).

4.- Cálculo del tamaño de la sombra de la Tierra. Metodología

El tamaño de la sombra de la Tierra en un Eclipse Total de Luna depende del estado de nuestra atmósfera, sobretodo, de sus capas más altas.

El experto en astronomía planetaria Erich Karkoschka ha desarrollado un modelo de atmósfera terrestre que incluye la capa de ozono. El modelo muestra que durante un eclipse total de Luna si la Antártida se encuentra en una posición tal que los rayos solares atraviesan su atmósfera camino hacia la luna, el "agujero de ozono" debe refractar la luz de forma que la sombra terrestre aparecerá mayor que la derivada de los cálculos geométricos. Si los rayos solares atraviesan zonas más cercanas al ecuador, donde la densidad de ozono es mayor, el tamaño de la sombra terrestre será menor.

A continuación detallaremos los principales métodos para el cálculo del tamaño de la sombra terrestre a partir de imágenes de un eclipse lunar.

4.1 Método 1. Tiempos de contactos en cráteres lunares

→ Observación con Telescopio propio

El observador debe reconocer a la perfección los cráteres que vaya a cronometrar. Es más conveniente atenerse a unos pocos bien identificados que intentar abarcar una lista más extensa.

Se puede considerar como ejemplo la observación de uno de los cráteres más fáciles de identificar: Platón (aproximadamente en el medio de la figura 7). Este cráter de 101 Km. de diámetro se encuentra cerca del centro del disco lunar pero situado hacia el borde o limbo norte de éste. Muy cerca de él se hallan los montes Tenerife, una cadena montañosa que alcanza 1.450 m de altitud, extendiéndose más de 100 Km.

Para cada cráter hay que cronometrar el paso de la sombra por uno de los bordes, o un punto de referencia en el mismo que se

determine a priori, esto es, los cronometrajes de contacto a la llegada de la umbra (inmersión) y a la salida (emersión), aunque en este segundo caso resultará más difícil el cronometraje por estar oculto el cráter por la umbra terrestre.

Debe tenerse en cuenta que el borde de la umbra es difuso y seguramente provocará una ligera indeterminación en la apreciación del contacto. Como hemos mencionado se deberá disponer de un reloj sincronizado con algún patrón horario.

→ **Observación con imágenes de archivo**

En este caso, el observador tendrá en cuenta los tiempos de toma de cada una de las imágenes. Para el eclipse del 15 de abril de 2014 el proyecto GLORIA realizará una emisión en directo y en la web del fenómeno. Las imágenes estarán disponibles en la web y la hora se indicará en el propio nombre del archivo (ver ref12).

Realicemos ahora un caso práctico, y tomemos como referencia las imágenes tomadas para el eclipse total de Luna que se produjo el 3 de marzo del año 2007.

En primer lugar seleccionamos un cráter con el que hacer la observación. En este caso se ha elegido Timocharis, en el interior de una gran explanada llamada Mare Imbrium (ver la figura 9, imagen que se ha obtenido utilizando el software Virtual Moon Atlas, ver ref9). A partir de las imágenes tomadas en el eclipse total (ver figura 10) calculamos la diferencia entre la inmersión y emersión de la sombra lunar que es igual a 2,76 horas.

Cálculos finales

Para determinar el valor del tamaño de la sombra de la Tierra, debemos conocer unos datos adicionales.

Calculemos la velocidad de traslación de la Luna utilizando,

el tiempo sidéreo de la Luna.

Si la Luna tarda 27,3 días (655,2h) en dar una vuelta completa alrededor de la Tierra, y una vuelta son 360°, la velocidad de la Luna en su giro es de:

$$v = 360^\circ / 655,2 \text{ h} = 0,549 \text{ [}^\circ / \text{h]}$$

o lo que es lo mismo:

$$w = 2\pi / 655,2 \text{ [1 / h]} = 9,6 \times 10^{-3} \text{ [radianes / h]} = 9,6 \times 10^{-3} \text{ [h}^{-1}\text{]}$$

En mediciones angulares, el radián es una cantidad adimensional es decir, que no tiene ninguna unidad asociada con ella. Esto surge de la definición de un radián como el arco cuya longitud es igual a la del radio. Dado que las unidades de medida se cancelan, esta cantidad no tiene dimensiones.

Para pasar de velocidad angular a velocidad lineal en km/h, v , usamos la relación que existe para un objeto en movimiento circular, $v = R\omega$, donde R es el radio medio de la órbita y ω es la velocidad angular en radianes/h. En este caso $R = 384.352$ kilómetros, la distancia media de la Luna a la Tierra

Entonces:

$$v = 384,352 \text{ [km]} \times 9,6 \times 10^{-3} \text{ [h}^{-1}\text{]} \rightarrow v = 3682,8 \text{ [km / h]}$$

Considerando el tiempo medido del paso de la sombra, y aplicando un poco de cinemática:

$$D_{\text{Sombra}} = v t = 3682,8 \times 2,7 \text{ h} = 9943,56 \text{ km} \quad R_{\text{Sombra}} = D_{\text{Sombra}} / 2 = 4971,78 \text{ km}$$

donde D_{Sombra} es el diámetro de la sombra en km, y R_{Sombra} su radio.

Tener mucho cuidado en mantener las mismas unidades durante todo el cálculo.

4.2 Método 2. Método de Hiparcos

Vamos a seguir los pasos de este célebre personaje de la historia, y a determinar la relación existente entre los tamaños de la Tierra y la Luna, y determinar así el radio de la Tierra (en realidad de su sombra) a partir de imágenes tomadas durante un eclipse total de Luna.

Partiendo de una imagen de la fase parcial de un eclipse total de Luna, determinamos el valor del radio de la sombra de la Tierra por un lado y por otro, en la misma imagen, determinaremos el radio de la Luna. Así, podremos sacar una relación entre los radios de la sombra de la Tierra y de la Luna, y conociendo el radio real de la Luna, podremos determinar entonces el radio de la sombra de la Tierra.

Hiparco en realidad, para poder realizar los cálculos consideró que el Sol se encontraba en el infinito y por ello sus rayos llegaban al conjunto Tierra/Luna de forma paralela, por lo que la sombra proyectada sobre la Luna de la Tierra tendría el mismo tamaño que la propia Tierra y así calculó la relación entre el radio de la Tierra y la Luna, y de ahí el radio de la Luna, pues tenía una estimación hecha por Eratóstenes (Cirene) del radio de la Tierra. En realidad sabemos que esta premisa no es cierta, y que el tamaño de la sombra de la Tierra varía por muchas razones, pero las más relevantes quizás serían las propias variaciones de la atmósfera Terrestre, o el propio cambio en la distancia entre la Tierra y la Luna que no es constante.

Hiparco llegó a la conclusión que la relación entre el radio de la Tierra y la Luna era de 3,7 veces y tomando el valor del radio de la Tierra que calculó Eratóstenes (276-194 a.C.) de 6366 km, le permitió deducir que el radio de la Luna era de 1719 km, errando en solo 3 km con el valor medio real.

En nuestro caso, aplicaremos la relación en sentido contrario y a partir del radio de la Luna (1.722 km), y la relación

entre los radios de la sombra de la Tierra y de la Luna, calcularemos el valor del radio de la sombra.

Método directo: Se toma una imagen del eclipse donde aparezca la Luna completa, y como se muestra en la figura 10, se trazan al menos dos rectas secantes entre puntos que marquemos en el perímetro de la Luna por un lado y de la sombra por otro. Después, como se muestra en la figura, se calculan rectas perpendiculares a las secantes y en el punto donde se corten, ahí se encontrará el centro de cada circunferencia para, ya calculado el centro, medir entonces el radio de la Luna por un lado y de la sombra por otro lado. Así sólo restará calcular el ratio de ambos radios, que deberá de ser del orden de 2,8.

Método indirecto: En este caso se considera una imagen tomada durante el eclipse y en ella, con un software de tratamiento de imágenes, se obtendrán las coordenadas X e Y en la imagen de hasta 7 puntos en el borde de la Luna (de su circunferencia) y en el borde de la sombra.

Después se tratará de calcular los radios de la circunferencia de la sombra y la luna a partir de un ajuste de mínimos cuadrados. Para facilitar los cálculos es posible acceder a la siguiente hoja de cálculo:

<http://goo.gl/kQ7PSa>

En la figura 12 se muestra un ejemplo de los cálculos realizados a partir de una imagen tomada en la fase de parcialidad del eclipse total de Sol del 3 de marzo del año 2007. Aplicando la hoja de cálculo a los puntos seleccionados que se muestran en la figura 12 se deduce relación de tamaños de 2,72 y suponiendo un radio lunar de 1722 km un radio de la sombra terrestre de 4692 +/- 43 km

REFERENCIAS

ref1. Grupo de extensión científica del IMAF – CSIC. Fundación BBVA. Sobre los tamaños y distancias del Sol y la Luna.VI

Feria de Madrid por La Ciencia 2005.
(<http://www.csicenlaescuela.csic.es/feria.htm>)

ref2. NASA Eclipse Website
(<http://eclipse.gsfc.nasa.gov/eclipse.html>).

ref3. REYNOLDS, M.D. y SWEETSIR, R.A. Observe eclipses. Observe Astronomical League Publications, Washington (USA), 1995. Sky and Telescope, Sky Publishing Corporation.

ref4. Lunar eclipse preview. Fred Espenak (2012).
(<http://www.mreclipse.com/Special/LEnext.html>)

ref5. Wikipedia. (http://es.wikipedia.org/wiki/Eclipse_lunar).

ref6. Portal web del USNO sobre eclipses, una referencia sobre el tema. Contiene mapas y catálogos de eclipses del pasado y el futuro <http://aa.usno.navy.mil/data/docs/UpcomingEclipses.php>

ref7. Wikipedia. Historia de la observación Lunar
(http://es.wikipedia.org/wiki/Historia_de_la_observaci3n_lunar
)

ref8. Wikipedia. Historia y vida de Hiparcos.
(http://es.wikipedia.org/wiki/Hiparco_de_Nicea)

ref9. Full moon atlas: <http://www.lunarrepublic.com/atlas/index.shtml> (mapa on-line cliclable de la Luna llena, identifica cráteres con medidas)

ref10. Virtual Moon Atlas (gratuito). Excelente Atlas Lunar disponible para los sistemas operativos Windows, Mac OSX y Linux: <http://www.ap-i.net/avl/en/start>

ref11. NASA's Lunar Reconnaissance Orbiter (LRO): Primer mosaico interactivo del Polo Norte Lunar: <http://lroc.sese.asu.edu/gigapan/>

ref12. Imágenes parcialidad eclipses de Luna (Directorio FTP, <http://goo.gl/YMo5Kt>)

Medición cambios atmosféricos locales durante un eclipse solar

Autores

Sr. **Miguel Ángel Pío Jiménez**. Astrónomo del Instituto de Astrofísica de Canarias.

Dr. **Miquel Serra-Ricart**. Astrónomo del Instituto de Astrofísica de Canarias.

Sr. **Juan Carlos Casado**. Astrofotógrafo tierrayestrellas.com, Barcelona.

Dr. **Lorraine Hanlon**. Astronomer University College Dublin, Irland.

Dr. **Luciano Nicastro**. Astronomer Istituto Nazionale di Astrofisica, IASF Bologna.

Dr. **Davide Ricci**. Astrónoma del Istituto Nazionale di Astrofisica, IASF Bologna.

Colaboradores

Dr. **Eliana Palazzi**. Astrónoma del Istituto Nazionale di Astrofisica, IASF Bologna.

Sra. **Emer O Boyle**. University College Dublin, Irland.

1 – Objetivos de la Actividad

Mediante esta actividad aprenderemos a encontrar cambios atmosféricos, sobre todo cambios en la temperatura, debidos a la disminución de la radiación solar producida por la ocultación de la fotosfera del Sol por la Luna. Para ello, se utilizarán una estación meteorológica situada en la banda de totalidad del eclipse.

Los objetivos que se pretenden alcanzar son los siguientes:

- Conocer y describir la fenomenología básica de los eclipses.
- Conocer y aplicar técnicas de análisis estadístico básico (cálculo de errores).
- Usar la herramienta web de GLORIA para determinar la inercia térmica durante un eclipse total de Sol.

2 – Instrumentación

Para ésta actividad se utilizará una estación meteorológica (Geonica Meteodata 2008CP, ver imagen más abajo) que tiene sensores de temperatura (rango -40 °C a $+60$ °C y error = 0.1 °C) y de radiación solar (piranómetro, rango espectral 305 -2800 nm, rango de temperaturas -40 ° C a $+80$ ° C, rango $0-2000$ W/m², error 5 %). Los estudiantes tendrán acceso a los datos en tiempo real o desde una base de datos accesibles posteriormente. Una herramienta web estará disponible para permitir a los estudiantes realizar la actividad.

3 – Fenómeno

3.1.- ¿Qué es un eclipse?

En un eclipse un objeto celeste se oculta debido a la presencia de otro cuerpo. De aquí en adelante consideraremos los eclipses que ocurren en el sistema Sol-Tierra-Luna, donde el término eclipse se aplica a dos fenómenos muy diferentes.

1. Un eclipse solar ocurre cuando la Luna pasa frente al Sol y la Tierra, total o parcialmente, bloquea la luz del Sol. Esto

sólo puede ocurrir en Luna Nueva (con la Luna entre el Sol y la Tierra) y si el Sol y la Luna están perfectamente alineados según la línea de visión desde la Tierra. En un eclipse total, el disco del Sol está completamente oculto por la Luna. En eclipses parciales y anulares sólo una parte del Sol se oscurece.

2. Un eclipse lunar ocurre cuando la Luna pasa directamente por la sombra de la Tierra. Esto sólo puede ocurrir cuando el Sol, la Tierra y la Luna se alinean exactamente, o muy cerca, con la Tierra en el centro de los tres. Por lo tanto, un eclipse lunar sólo puede ocurrir una noche de luna llena.

3.2.- Condiciones para que ocurra un eclipse

La mayoría de las veces la Luna se encuentra por encima o por debajo del plano de la eclíptica (es decir, el plano definido por la órbita de la Tierra alrededor del Sol). Para que se produzca un eclipse, la Luna tiene que estar en el plano de la eclíptica, o muy cerca de él, y la Luna en fase de Nueva (eclipse solar) o Luna Llena (eclipse lunar).

Las condiciones en que los eclipses solares pueden ocurrir, pasan dos o tres veces al año – cada 173,31 días – en las denominadas *estaciones de eclipses*. El *año eclipse* es el tiempo entre dos alineaciones del Sol, la Luna y la Tierra y es de 346,62 días. Durante este tiempo, ocurren dos estaciones de eclipses.

Las líneas orbitales nodales de la Luna (Figura 1) no tiene una orientación fija, pero giran alrededor de 20° por año, dando una vuelta completa en 18,6 años. Esto significa que las fechas en que se producen los eclipses cambian cada año. Por ejemplo, los eclipses de 2001 fueron en los meses de enero y febrero, junio y julio, y en diciembre, los eclipses de 2003 se produjeron en mayo y noviembre y los de 2006, en marzo y septiembre. El movimiento de los nodos orbitales significa que los eclipses se producen a lo largo de la eclíptica.

3.3.- Número de eclipses por año

El número mínimo de eclipses que ocurren cada año es cuatro, dos eclipses solares y dos lunares.

El número máximo posible de eclipses por año es siete, y ocurre en muy raras ocasiones. Aquí vemos las posibles combinaciones para que ocurra:

- 5 eclipses solares y 2 eclipses lunares
- 5 eclipses lunares y 2 eclipses solares
- 4 eclipses solares y 3 eclipses lunares
- 4 eclipses lunares y 3 eclipses solares

3.4.- Tipos de eclipses solares

Hay diferentes tipos de eclipse solar, dependiendo principalmente de la longitud de la sombra de la Luna y la distancia de ésta desde la Tierra. Estos se ilustran en la Figura 3.

1) **Eclipse Parcial:** Sólo la sombra penumbral de la Luna alcanza la superficie de la Tierra (véase la Figura 3, la posición C). Estos eclipses siempre ocurren en latitudes altas (norte o sur).

2) **Eclipse Anular:** La Luna está demasiado lejos de la Tierra por lo que su sombra umbral no cubre completamente el disco del Sol, pero aún así bloquea gran parte de la luz solar, dejando solo un anillo de luz visible (Figura 3, posición B).

3) **Eclipse Total:** En éste caso, la Luna está lo suficientemente cerca de la Tierra para que su sombra penumbral alcance la Tierra, bloqueando perfectamente el disco completo del Sol (Figura 3, posición A).

Vale la pena señalar que los eclipses solares son vistos en la

Tierra sólo por la feliz coincidencia de que, en algún momento durante el año, los tamaños angulares de la Luna y el Sol son idénticos. Cientos de millones de años en el pasado, la Luna estaba demasiado cerca de la Tierra como para cubrir de forma precisa el Sol tal como ahora podemos observar. Las fuerzas de marea causan en la órbita de la Luna alrededor de la Tierra un aumento de alrededor de 3,8 cm cada año, y en poco menos de 1,4 mil millones años, la distancia entre la Tierra y la Luna se habrá incrementado en 23.500 kilómetros. Después de eso, la Luna ya no cubrirá por completo el disco solar nunca más, visto desde la Tierra. Por lo tanto, el último eclipse total de Sol en la Tierra se producirá en alrededor unos 1,4 mil millones de años!

3.5.- Secuencia de los eclipses

Eclipse Parcial: Durante un eclipse parcial, hay dos puntos de contacto. El primer punto es el momento de contacto entre los discos del Sol y de la Luna, que marca el comienzo del fenómeno. A medida que la Luna continúa a lo largo de su órbita, una fracción creciente del disco solar está cubierto, hasta el máximo, tras lo cual la sombra se aleja de la superficie terrestre y el disco completo es visible de nuevo. La "magnitud" de un eclipse es la fracción del diámetro solar ocultado por la Luna (Figura 4). La magnitud puede ser expresada tanto en porcentaje como fracción decimal (60% o 0,60). El término "oscurecimiento" se refiere a la fracción de la superficie solar cubierta por la Luna (Figura 4).

MUY IMPORTANTE, SEGURIDAD DE LOS OJOS: En un eclipse parcial, el Sol sigue siendo muy brillante, así que se aplican las precauciones normales para la observación del Sol también en este caso.

Eclipse Anular: Un observador de un eclipse anular verá cuatro momentos de contacto entre los discos solar y lunar. El primer contacto es el momento en que ambos discos parecen tocarse. Poco a poco, en un proceso que dura alrededor de una hora y 30

minutos, el disco lunar comienza a cubrir la totalidad de la superficie solar; este es el segundo contacto. A continuación, la fase central o anularidad, culmina en el inicio del tercer contacto del evento. Esta fase, puede alcanzar alrededor de 12 minutos y 30 segundos. El cuarto contacto se refiere al final de la eclipse.

Eclipse Total: Un eclipse total también tiene cuatro contactos. El primer contacto y la etapa anterior son similares a los de un eclipse anular. Pero ahora, antes de el segundo contacto, el observador verá un cambio dramático en la luz. Los parámetros atmosféricos tales como la temperatura y la humedad relativa se cambian también.

Si el observador se encuentra en un lugar elevado con una buena vista del paisaje lejano, podrá observar la sombra de la Luna aproximarse por el horizonte occidental a gran velocidad. En el instante del segundo contacto se produce un anillo de diamantes, un brillo que ocurre en el momento en el que el Sol está casi completamente oculto. Pero antes de que la última porción del Sol desaparezca, debido a lo accidentado del terreno del borde del disco lunar, fragmentos luminosos de luz, llamados perlas de Baily (Figura 5) pueden verse. Entonces, de repente la atmósfera exterior del Sol (la corona solar) (Figuras 6) aparece. En unos pocos segundos del principio puede observarse algo de la cromosfera del Sol (gases) como un arco fino de color rojo intenso con protuberancias brillantes. Estos desaparecen rápidamente después de que el avance del disco lunar (Figura 7).

La corona solar (atmósfera exterior de Sun), de un intenso color blanco nacar, muestra estructuras que siguen la disposición del campo magnético del Sol. Normalmente no es visible porque es unas 100.000 veces menos intensa que la luz solar. En el centro está el disco lunar, observando sólo su silueta. La forma y el brillo de la corona dependen del momento donde el Sol está en su ciclo de 11 años. En el máximo solar, la corona tiene simetría radial (Figura 6 arriba),

mientras que en su mínimo las plumas coronales son asimétricas (Figura 6 abajo).

3.6.- Visibilidad y duración

Los eclipses totales no son un fenómeno raro como podría pensarse. Sin embargo, debido a que la sombra de la Luna es estrecha, sólo son visibles en una banda relativamente estrecha de la superficie de la Tierra, y se observan en un punto específico de la superficie, como una ciudad, sólo una vez cada 375 años en promedio. Por tanto, es necesario realizar largos viajes para estar en la banda de totalidad y ser testigo de todo el evento. En promedio, un eclipse total durará unos 3 minutos, siendo la duración más larga posible de hasta 7 minutos y 30 segundos.

4 – Cálculo de la respuesta térmica de la atmósfera a partir de mediciones atmosféricas en un eclipse solar total. Metodología

Un efecto interesante que se produce durante el transcurso de un eclipse solar -más notable en un eclipse total- es la disminución de la temperatura ambiental debido a la disminución de la radiación solar o luminosidad ambiente (ver Ref. 8). Sin embargo, mientras el mínimo de luminosidad -máxima oscuridad- coincide con el máximo del eclipse, el mínimo enfriamiento se producirá pasado unos minutos que pueden variar entre los **2 a los 20**.

Este retardo de tiempo depende de muchos factores, tales como la hora del día cuando ocurre el eclipse, la presencia de extensiones de agua cercanas -un lago o un océano- o la proximidad a zonas boscosas, pero es fácilmente medible. Deberá medirse, de forma simultánea, la temperatura y la luminosidad ambiental, teniendo en cuenta que si queremos obtener una buena curva alrededor del máximo del eclipse -momento de máxima oscuridad- el muestreo, o toma de datos, deberá estar por debajo de los cinco segundos. La respuesta

térmica de la atmósfera -o **inercia térmica atmosférica**- es el intervalo de tiempo -normalmente minutos- entre el mínimo de luz y temperatura (ver figura 10).

La Figura 10 muestra un ejemplo de los datos de radiación solar y de temperatura tomados durante el eclipse anular de 2005, donde el intervalo de medición fue variable, siendo inicialmente las tomas cada 5 minutos, siguiendo entonces cada minuto y por último, alrededor del punto máximo del eclipse, cada 20 segundos. Esta secuencia de medidas se repitió igual, pero en sentido inverso durante la segunda mitad del eclipse. Este tipo de medida se denomina "muestreo dinámico".

4.1.- Medidas en la totalidad

Durante la totalidad astrónomos de GLORIA instalarán una estación meteorológica que periódicamente -cada 5 segundos- guardará los valores para cada una de las variables que se indicaron anteriormente. Se proporcionará una herramienta web (www.gloria-project.eu/eclipse-meteo/) que permitirá el examen detallado de los datos para cualquier intervalo de tiempo solicitado. Por ejemplo, se podrán seleccionar intervalos de tiempo para momentos distintos del eclipse. Los valores de intensidad de la radiación solar y la temperatura se representarán en un gráfico, junto con los errores en estos valores. El intervalo se podrá cambiar ("zoom"), de modo que se podrán representar datos más detallados en un intervalo de tiempo determinado, para obtener los valores de los mínimos de intensidad de radiación y de temperatura con mayor precisión

Después de seleccionar los datos y realizar las representaciones gráficas, la "inercia térmica atmosférica" se podrá calcular igual que en el apartado anterior.

4.2.- Medida del error

Cualquier medición de una cantidad física, tales como la temperatura, tiene un error asociado. Cuando el error es

pequeño, o la medición no está siendo utilizada para fines científicos, por lo general se omite para mayor simplicidad. Lo ideal es que una medida se dé a la vez de dos formas, uno "aproximado" y un resultado "exacto". Por "aproximado" los científicos entienden que significa que el valor medido está próximo al valor real (dentro del error) y que el término "preciso" significa que cuando se repiten las mediciones se puede reproducir el mismo resultado (una vez más, dentro del error).

Hay dos tipos de errores en una medición: error "sistemático" y "aleatorio". El primero produce sesgos en la medición de una cantidad y cuando se promedian una serie de mediciones por separado, el valor final difiere significativamente del valor real del parámetro que se está midiendo, afectando a la precisión del resultado. Las causas de un error sistemático son numerosas. Por ejemplo, mala calibración del instrumento utilizado para la medición (mal nivel de cero). También pueden ser no constante, pero relacionado con el valor de una cantidad diferente. Por ejemplo, una regla de metal puede cambiar su longitud debido a un cambio de temperatura en la habitación. Los errores sistemáticos pueden ser difíciles de detectar, incluso para los investigadores experimentados, y no se consideran más aquí.

Por otra parte, los errores aleatorios se rigen por las leyes de la estadística. Aunque el tratamiento puede ser muy complejo, la regla básica es que a medida que el número de mediciones de una cantidad aumenta, la incertidumbre en la medición disminuye. Por lo tanto, la precisión de la medición se puede mejorar a través de la medición repetida y la realización de algunos cálculos estadísticos básicos.

Consideremos el caso de un termómetro y la medición de la temperatura atmosférica. Cuando oímos hablar de la temperatura del aire en las noticias de televisión o la leemos en el periódico, no se hace mención sobre el error del valor o incluso si corresponde a una sola medición o es el valor

promedio de varios. Dado que suelen darse como valores enteros (por ejemplo, "la temperatura en Madrid hoy fue de 30 ° C"), se supone que la "incertidumbre" sobre la medida es de $\pm 0,5$ grados. Esto está bien para el uso que hacemos de esta información. Sin embargo, cuando la medición de la temperatura se utiliza para fines industriales o científicos, podrían ser necesarias medidas mucho más precisas. Por ejemplo, una precisión de 0,1 o incluso 0,001 grados podría ser necesario para controlar la temperatura en cada segundo en un experimento científico. Pero entonces, ¿cómo es el error estimado en cada una de las mediciones, o el de la media de las mediciones de temperatura tomadas, por ejemplo, durante un minuto?

Medida independiente: Supongamos que se está utilizando un termómetro digital que muestra la temperatura con dos dígitos decimales (por ejemplo, $T = 20,00$ °C). Una "medida" (independiente) de la temperatura de 20 °C tiene entonces un error de ± 0.01 grados. Así que la temperatura medida se escribe como $20,00 \pm 0,01$ °C, lo que significa que la temperatura real es más probable que se encuentre en el intervalo [19,99-20,01] °C.

Promediando: Si hacemos muchas mediciones independientes de la temperatura, después podremos aplicar métodos estadísticos para mejorar la precisión de la medición y el error en la medición se reducirá. La regla de oro es que si hacemos N estimaciones de la temperatura, el error en la temperatura media se reduce según la raíz cuadrada de N en comparación con la de una sola medición. Por ejemplo, tenemos 5 mediciones de la temperatura de la siguiente forma: $20,01 \pm 0,01$ °C, $20,01 \pm 0,01$ °C, $20,02 \pm 0,01$ °C, $19,98 \pm 0,01$ °C, $19,99 \pm 0,01$ °C. La media de la temperatura es simplemente la suma de todos los valores dividido por 5 (es decir, $20,002$ °C). El error en este valor medio es ahora $0,01 / 5 = 0,004$ ° C. Por lo tanto, al hacer 5 estimaciones de la temperatura por separado, el error se reduce de $0,01$ °C a $0,004$ °C y el resultado final se pondrá

como $T = 20,002 \pm 0,004 \text{ } ^\circ\text{C}$.

Cuando se promedian mediciones con errores aleatorios (o “independientes”), lo que significa que el error en cada medición no está relacionado de ninguna manera a los otros, el error se reduce tal como se comentó anteriormente. El cálculo del error final se realiza utilizando la ley de propagación de errores” de la raíz cuadrada de la suma de los cuadrados de los errores”:

$$\langle \text{Error} \rangle = (\text{err}_1^2 + \text{err}_2^2 + \dots + \text{err}_N^2) / N$$

En la mayoría de los casos, es razonable asumir que los errores son una fracción fija de los valores medidos. Llamemos a esa fracción f . Entonces podemos simplificar la fórmula de la siguiente manera:

$$f_{\text{nuevo}} = f \cdot N / N = f / N$$

Por ejemplo para $N = 16$, el error aleatorio fraccional se reduce en un factor de 4. Tenga en cuenta que esta es una “Regla de Suma y Diferencia”. Esto significa que si la operación se realiza en los datos medidos es una diferencia más que una suma, y los errores se siguen combinando como se muestra en la fórmula $\langle \text{Error} \rangle$ anterior (es decir, los errores no desaparecen mágicamente si usted está tomando la diferencia de dos cantidades, donde ambos tienen errores asociados, cuando usted obtiene su resultado). Vamos a utilizar este concepto en la actividad.

5 – Referencias

ref1. SERRA-RICART, M. et al. Eclipses. Tras la sombra de la Luna. Shelios, 2000. Ameno y vistoso libro sin perder rigurosidad, dedicado especialmente a expediciones para observar eclipses totales de Sol.

ref2. GIL CHICA, F.J. Teoría de eclipses, ocultaciones y tránsitos. Universidad de Alicante, Murcia, 1996. Tratado

sobre la teoría de eclipses y cuerpos ocultantes en general. Se trata de un libro que desarrolla con detalle el aspecto matemático de estos fenómenos, por lo que exige un conocimiento avanzado de las matemáticas.

La bibliografía más amplia sobre el tema se encuentra en inglés :

ref3. ESPENAK, F. Fifty Year Canon of Solar Eclipses : 1986-2035. NASA Reference Publication 1178. Sky Publishing Corporation, Cambridge (USA), 1987. Canon o catálogo de referencia realizada por uno de los mejores especialistas, Fred Espenak. Contiene datos y mapas de todos los eclipses solares entre 1986 a 2035 con detalle e información general del periodo 1901-2100.

ref4. ESPENAK, F. Fifty Year Canon of Lunar Eclipses : 1986-2035. NASA Reference Publication 1216. Sky Publishing Corporation, Cambridge (USA), 1987. Canon que contiene datos y mapas de todos los eclipses lunares entre 1986 a 2035 con detalle e información general del periodo 1901-2100.

ref5. MEEUS, J. Elements of solar eclipses 1951-2200. Willmann-Bell, Inc, Richmond (USA). Contiene los elementos besselianos de los 570 eclipses entre 1951 y 2200, que permiten calcular las circunstancias generales y locales de los mismos. Las fórmulas, de alta de precisión, han sido desarrolladas por el Bureau des Longitudes de París. También existe una versión en datos con los elementos grabados, aunque sin rutina para su empleo, que debe ser programada.

ref6. GUILLERMIER, P. y KOUTCHMY, S. Total Eclipses. Springer, 1999. Ciencia, observaciones, mitos y leyendas sobre los eclipses, especialmente los totales de Sol. Un magnífico libro para quien quiera aprender más sobre los eclipses y su observación.

ref7. REYNOLDS, M.D. y SWEETSIR, R.A. Observe eclipses. Observe Astronomical League Publications, Washington (USA),

1995. Excelente obra de divulgación y manual de observación, cubriendo todos los aspectos que puede abarcar el aficionado. Se puede adquirir a través de la editorial que publica la revista americana Sky and Telescope, Sky Publishing Corporation.

ref8. JAY ANDERSON. Environment Canada. Weather, Volumen 54, edición 7, páginas 207–215, Julio 1999. Revista especializada en la publicación de artículos científicos centrados en el estudio de la atmósfera y el clima.

Por último destacar las Publicaciones Técnicas de la NASA, que se publican unos dieciocho meses antes de cada eclipse anular o total. Recogen mapas, tablas, predicciones e información general y local sobre las circunstancias del eclipse en cuestión. Para mayor información dirigirse a Fred Espenak, NASA/GSFC, Code 693, Greenbelt, MD 20771 (USA) ó vía e-mail : espenak@gsfc.nasa.gov.

Cálculo altura de formación de los meteoros

Por

Dr. Miquel Serra-Ricart. Astrónomo del Instituto de Astrofísica de Canarias.

Sr. Miguel Ángel Pío Jiménez. Astrónomo del Instituto de Astrofísica de Canarias.

Sr. Juan Carlos Casado. Astrofotógrafo tierrayestrellas.com, Barcelona.1 – **Objetivos de la actividad**

Mediante esta actividad aprenderemos a calcular la altura de formación de los Meteoros a partir de fotografías digitales. Los objetivos que se pretenden alcanzar son los siguientes:

- Aplicar una metodología para el cálculo de un parámetro físico (altura) a partir de un observable (imágenes digitales) como técnica de aplicaciones pedagógicas, documentales e investigadoras.
- Aplicar conocimientos de Trigonometría.
- Conocer y aplicar técnicas de análisis básico de imágenes (escala angular, altura y azimud de estrellas,...).
- Conocer y aplicar técnicas de análisis estadístico básico (cálculo de errores).
- Trabajar cooperativamente en equipo, valorando las aportaciones individuales y manifestando actitudes democráticas.
- Contribuir al conocimiento científico de los meteoros y sus lluvias asociadas.

2 – Instrumentación

La práctica o actividad se realizará a partir de imágenes digitales de distintas lluvias de estrellas.

Las lluvias de meteoros ofrecen una oportunidad única para llevar a cabo Actividades Educativas por varias razones: (a) es un fenómeno poco común y espectacular, por tanto, trascendente desde el punto astronómico; (b) es un campo de la Astronomía en el que la ciencia ciudadana puede contribuir de forma significativa. Por estos motivos, pretendemos animar a los docentes y alumnos para que participen en la Actividad. En resumen, se trata de proponer un experimento similar a las prácticas de laboratorio, pero en el que el instrumento a utilizar será la web y el laboratorio es el firmamento.

3 – Fenómeno

3.1 – ¿Qué es un meteoro?

En Astronomía llamamos meteoro al fenómeno luminoso que se produce cuando una partícula de polvo y hielo o pequeñas rocas

atraviesan la atmósfera de la Tierra. En el lenguaje popular se conoce como estrella fugaz. Hay que distinguir bien entre:

1) Meteoroides: son partículas de polvo y hielo o rocas de hasta decenas de metros que se encuentran en el espacio producto del paso de algún cometa o asteroide o simples restos de la formación del Sistema Solar.

2) Meteoro: es un fenómeno luminoso producido en la alta atmósfera de un Planeta. Cuando la Tierra intercepta meteoroides éstos se precipitan a alta velocidad en nuestra atmósfera. Su energía cinética se transforma en calor debido a la onda de presión generada ("ram pressure") y el material meteórico sublima, dando lugar a una línea luminosa que conocemos como estrella fugaz (ionización y posterior recombinación de los átomos que componen el material del meteoro). También el gas que queda en la trayectoria seguida por el meteoroides puede ionizarse y brillar durante unos segundos.

Los meteoros comienzan a emitir luz a unos 100 km de altura sobre la superficie terrestre, y normalmente dejan de verse cuando han alcanzado los 60-70 km de altura, es decir, los meteoros se forman en la Mesosfera.

3) Meteorito: son los meteoroides que alcanzan la superficie de la Tierra debido a que no se desintegran por completo en nuestra atmósfera. Dada su energía, pueden producir un cráter de impacto.

La aparición de meteoros es un hecho muy frecuente (cada día nuestra atmósfera recibe 600 toneladas de material meteórico) y generalmente se ven a simple vista. En una noche oscura y despejada se pueden detectar hasta 10 meteoros por hora. Si la frecuencia aumenta a centenares por hora (aproximadamente uno por minuto) entonces hablaremos de una lluvia de meteoros. Si alcanzan los millares tendremos una tormenta.

Más raro es un fenómeno más espectacular: el de un bólido

(meteoros de magnitud inferior a -4, la magnitud o brillo de Venus). Atraviesan rápidamente el cielo, dejan tras sí una estela luminosa y, a veces, pueden llegar a estallar con un gran estruendo.

3.2 – Lluvias de Meteoros

La mayor parte de los meteoros que observamos no guardan ninguna relación entre sí; son llamados esporádicos porque no pueden asociarse a un único cometa/asteroide generador. En determinadas épocas del año, sin embargo, la Tierra atraviesa filamentos de materia producidos por un mismo cometa/asteroide. Las partículas que forman estos filamentos dan lugar a lluvias (o incluso tormentas) de meteoros. Todos los meteoros de una lluvia parecen proceder de un mismo punto del cielo llamado radiante. Se trata de un efecto de perspectiva similar al que se produce cuando los bordes de una carretera convergen en la lejanía, y se debe a que las trayectorias de las partículas en el espacio son paralelas.

Las lluvias de meteoro se denominan según la constelación (añadiendo, en caso de confusión, la letra griega de la estrella más próxima donde se sitúa el radiante, ver Tabla 1, según información de IMO, **ref1**).

Los enjambres de meteoroides están asociados a cometas (o asteroides). Después de la gran lluvia con radiante en la constelación del León (Leónidas) de 1833, Olmsted y Twining, de Newhaven, reconocieron (1834) que la existencia de un radiante podía explicarse suponiendo que un enjambre de corpúsculos (meteoroides) se movía alrededor del Sol en una órbita regular, análoga a la de un cometa, y que esta órbita era atravesada por la Tierra.

Nombre	Fecha	Velocidad [Km/h]	Frecuencia [ZHR, met/h]	Objeto Generador
Quadrántidas	3 enero	41	120	

Líridas	22 abril	49	18	Comet1861 I Thatcher
Eta Acuáridas	6 mayo	66	55	P/Halley
Líridas	June 16	43	3	
Delta Acuáridas	July 30	41	16	
Alpha Capricornidas	July 30	23	5	P/Honda-Mrkos-Pajdusakova
Iota Acuáridas	Aug. 5	34	15	
Delta Acuáridas	Aug. 12	42	20	
Perseídas	Aug. 13	59	100	P/Swift-Tuttle
Iota Acuáridas	Aug. 20	31	15	
Aurígidas	Sept. 1	66	6	
Dracónidas	Oct. 8	20	10	P/Giacobini-Zinner
Orionidas	Oct. 21	66	20	P/Halley
Tauridas Sur	Nov. 4	29	10	P/Encke
Taurids Norte	Nov. 12	29	5	P/Encke
Leónidas	Nov. 17	71	15	P/Tempel-Tuttle
Gemínidas	Dec. 14	35	120	Phaeton
Ursidas	Dec. 22	33	10	P/Tuttle

Tabla 1: Principales Lluvias de Meteoros (datos actualizados para el año 2014).

4 – Metodología

La altura a la que se forma un meteoro puede ser calculada a partir de fotografías realizadas por dos observadores separados entre sí (1 kilómetro es suficiente). Cada observador verá el mismo meteoro proyectarse sobre un fondo de estrellas ligeramente diferente. Esta separación angular puede medirse, y conociendo la distancia entre ambos observadores (mediante su ubicación en un mapa o con GPS), podrá calcular

la altura a la que se formó el meteoro.

4.1 Método del paralaje. Caso general.

Llamemos O_1 y O_2 a la posición de cada observador (ver figuras 2). Estarán separados por una distancia d conocida. Podemos aproximar esta separación d a una línea recta (unos pocos kilómetros en relación a la circunferencia terrestre). Al observar el mismo meteoro M , éste se proyectará sobre un fondo de cielo diferente, originando un ángulo α que puede medirse (paralaje).

En los triángulos rectángulos se cumple:

triángulo rojo:

triángulo amarillo:

Aplicando el teorema del coseno al triángulo O_1 - O_2 - P tenemos:

sustituyendo h_1 , h_2 según [1] y [2] y despejando h nos queda:

4.2 – Método del paralaje. Caso coplanarios.

En este caso suponemos que los Observadores y el meteoro están en el mismo plano, es decir, los acimudes del meteoro y O_2 son aproximadamente los mismos vistos desde O_1 . Representamos el esquema en la figura 3.

Por semejanza de triángulos, el ángulo α' formado por los vértices del triángulo O_1 - M - O_2 es igual al ángulo α que es el paralaje. Queremos hallar la altura h del meteoro, que es la perpendicular a la superficie (línea O_1 - O_2). Los ángulos β_1 y β_2 son conocidos, ya que son la altura del meteoro respecto al horizonte (que coincide con la altura de las estrellas sobre las que se proyecta) vistos por los observadores O_1 y O_2 , respectivamente. En el triángulo O_1 - M - O_2 se cumple la relación (Teorema del seno): Despejando h_1 en [1] tenemos: Ahora podemos resolver el triángulo rectángulo O_1 - M - P y hallar la altura h : De donde se obtiene la altura h sustituyendo h_1 en [2] y sabiendo

que $\sin \gamma = \sin (\pi - \beta_2) = \sin \beta_2$:

4.3 – Método del paralaje. Observaciones en el Cenit.

Vamos a suponer que un meteoro se forma justo en el cenit del observador O_1 (ver figura 4).

En este caso aplicando simple trigonometría en el triángulo rectángulo O_1 -M- O_2 podemos deducir: Podemos deducir la fórmula anterior a partir de la coplanaria [8] y conociendo que $\beta_1 = \pi / 2$ y $\beta_2 = \pi - \gamma$ sustituyendo en [4] tenemos: pero sabemos que los ángulos de un triángulo suman 180 grados, por tanto, en el triángulo rectángulo O_1 -M- O_2 se cumple $\alpha + \gamma + \pi / 2 = \pi \Rightarrow \gamma = \pi / 2 - \alpha$ y sustituyendo en [10] quedará:

4.4 Ejemplos

Para realizar la Actividad se dispone de observaciones, con doble estación, de varias lluvias de estrellas. Las imágenes se encuentran en la dirección FTP:

Imágenes meteoros (Directorio FTP, <http://goo.gl/6B25le>)

El nombre de los directorios indica la lluvia. Actualmente se dispone de:

perseids2012 – Perseidas 2012 (Agosto 2012)

Puntos de observación Telescopio THEMIS y Residencia (separación 647m, altura 2380m).

geminids2012 – Gemínidas 2012 (Diciembre 2012)

Puntos de observación Telescopio THEMIS y Residencia (separación 647m, altura 2380m).

geminids2013 -Gemínidas 2013 (Diciembre 2013)

Puntos de observación Telescopio OGS y Residencia (separación 379m, altura 2380m).

geminids2014 -Gemínidas 2014 (Diciembre 2014)

Puntos de observación Telescopio MONS y TAD (separación 351m,

altura 2380m).

En los nombre de los ficheros de las imágenes se ha incluido la información del lugar de observación y la fecha (día y hora). Así por ejemplo la imagen:

the-13122012-222612.jpg

the → observación realizada desde el telescopio THEMIS, Observatorio del Teide.

13122012 → observación realizada el 13 diciembre del año 2012.

222612 → observación realizada a las 22 horas 26 minutos 12 segundos.

El proceso para el cálculo de la altura de los meteoros es el siguiente:

- 1.- Buscar, para una lluvia determinada, imágenes coincidentes.
- 2.- Una vez identificadas las imágenes dobles de los mismos meteoros deben extraerse las áreas alrededor de los meteoros (ver figura 5) obteniendo imágenes reducidas.
- 3.- El siguiente paso será calibrar astrométricamente las imágenes reducidas a partir de las estrellas de campo (ver **ref4** y **ref5**).
- 4.- Finalmente buscaremos el punto de más intensidad luminosa en la traza del meteoro (pueden extraerse curvas de luz a lo largo de la traza del meteoro) en las imágenes reducidas.
- 5.- A partir de la calibración astrométrica de las imágenes podemos deducir la AR (Ascensión Recta) y DEC (Declinación) de los máximos de luz de los meteoros y aplicar las fórmulas del apartado 4 para el cálculo de la altura. Debemos recordar que es necesario conocer las coordenadas exactas de los observadores, su altura respecto al nivel del mar y la hora exacta de la observación.



Figura 5: Imágenes tomadas en el día 13 de diciembre 2012 a

las 22:25 (Gemínidas) desde dos puntos separados 700m en el Observatorio del Teide (Residencia-Telescopio solar THEMIS). Gráfico J.C. Casado & M. Serra-Ricart.

5 – Referencias

ref1. IMO- International Meteor Organization (imo.net).

ref2. SOMYCE- Sociedad de Observadores de Meteoros y Cometas de España (somyce.org/).

ref3 – Astrométrica (astrometrica.at)

ref4 – Astrometry.net (nova.astrometry.net)

Cálculo distancia Tierra-Sol a partir de imágenes de tránsitos planetas interiores (Venus o Mercurio).

Por

Sr. Miguel Ángel Pío Jiménez. Astrónomo Instituto de Astrofísica de Canarias, Tenerife. Sr. Juan Carlos Casado. Astrofotógrafo tierrayestrellas.com, Barcelona.

Dr. Miquel Serra-Ricart. Astrónomo Instituto de Astrofísica de Canarias, Tenerife.

Dr. Lorrain Halon. Astrónomo University College Dublin, Irlanda.

Dr. Luciano Nicastro. Astrónomo Istituto Nazionale di Astrofisica, IASF Boloña.1 – Objetivos de la actividad

Mediante esta actividad aprenderemos a calcular la distancia Tierra-Sol (Unidad Astronómica) a partir de imágenes digitales utilizando el método de la paralaje solar durante el tránsito planetarios (Venus o Mercurio).

Los objetivos que se pretenden alcanzar son los siguientes:

- Aplicar una metodología para el cálculo de un parámetro físico (Unidad Astronómica o distancia media Tierra-Sol) a partir de un observable (imágenes digitales).
- Aplicar conocimientos de Matemáticas y Física (Trigonometría, Álgebra y Cinemática) así como de Astronomía (Leyes de Kepler).
- Conocer y aplicar técnicas de análisis básico de imágenes (escala angular, medición de distancias,...).
- Trabajar cooperativamente en equipo, valorando las aportaciones individuales y manifestando actitudes democráticas.

2 – Instrumentación.

La práctica o actividad se realizará a partir de imágenes digitales obtenidas durante el tránsito de Venus en junio del año 2012 (ver sky-live.tv). Por favor, véase el Glosario de entrega con este documento para una referencia rápida de los términos utilizados, abreviaturas y unidades físicas.

3 – Fenómeno.

3.1.- Ocultaciones y tránsitos

Una ocultación es la alineación o interposición de un cuerpo celeste por otro visto desde la Tierra. Un tránsito es un fenómeno de ocultación en el que el cuerpo que produce la ocultación es mucho más pequeño que el ocultado. En tal caso no se produce la desaparición del cuerpo más distante, sino un paso o tránsito del primero proyectado sobre la superficie del

mayor.

Desde nuestro planeta se pueden observar los tránsitos de los planetas interiores, Mercurio y Venus sobre el disco solar. Mercurio se mueve en un plano que forma 7° con la eclíptica, de manera que la mayor parte de las veces Mercurio pasa «por encima» o «por debajo» del disco solar, sin que se produzca el tránsito. Mercurio suele transitar en promedio unas 13 veces por siglo en intervalos de 3, 7, 10 y 13 años. El último tránsito de Mercurio aconteció el 8 noviembre de 2006.

3.2.- Tránsitos de Venus

La explicación de los tránsitos de Venus es análoga a los de Mercurio. Al igual que en el caso de Mercurio, la órbita de Venus también se encuentra inclinada respecto a la de la Tierra ($3,4$ grados). Si no fuera así, habría un tránsito de Venus cada 584 días (su periodo sinódico, que es el tiempo que tarda Venus en volver a la misma posición con respecto al Sol, visto desde la Tierra).

La Tierra atraviesa cada año la línea de los nodos de la órbita de Venus (ver Figura 1) en torno al 6-7 de junio y al 9-10 de diciembre. Si para esas fechas coincide con una conjunción inferior, se producirá un tránsito. En realidad, los tránsitos de Venus son unos fenómenos extraordinariamente inusuales, ya que en promedio hay dos cada poco más de un siglo. Estos dos tránsitos están separados 8 años y el intervalo entre parejas de tránsitos va alternándose entre los 105,5 y los 121,5 años. En algunas ocasiones, como sucedió en 1388, uno de los tránsitos de la pareja puede no producirse, ya que no coincide con el paso por el nodo. La última pareja de tránsitos de Venus sucedió el 9 de diciembre de 1874 y el 6 de diciembre de 1882.

El último tránsito, visible desde Europa, tuvo lugar el 8 de junio de 2004 (figura 1), y el próximo acontecerá el 6 de junio de 2012. Desde el punto de vista visual, el fenómeno del

tránsito de Venus es similar al de Mercurio: Venus se proyecta como un círculo negro desplazándose lentamente sobre el brillante disco solar. Los tránsitos de Venus duran como máximo algo más de 8 horas. Durante el tránsito Venus presenta un diámetro aparente de 61", por lo que resulta perfectamente visible a simple vista con los medios de protección adecuados para la observación solar (filtros adecuados). Además, se produce el denominado efecto de la gota negra cerca de los bordes del disco solar.

-Efecto de la "gota negra". Justo después del contacto interno entre los discos del Sol y Venus, el disco del planeta parece quedarse unido durante algunos segundos al extremo del disco solar, deformándose para adoptar la apariencia de una gota negra (Figura 3). Este fenómeno se vuelve a repetir justo antes del último contacto interno. El efecto de la gota negra impide cronometrar con precisión los instantes de contacto entre el disco del planeta y el del Sol¹, y ha sido la causa principal por la que las observaciones llevadas a cabo para determinar la distancia entre el Sol y la Tierra presentarían una cierta indeterminación. A pesar de que este efecto se atribuyó a la atmósfera de Venus usando imágenes del tránsito de Mercurio del satélite TRACE (Transition Region and Coronal Explorer, NASA, USA), se encontró² que las principales causas del efecto de la gota negra son la distorsión de las imágenes (debido a la turbulencia atmosférica y la difracción del telescopio) y el oscurecimiento del limbo solar. Esto implica que el desarrollo del efecto de la gota negra, visto por un observador desde la Tierra depende principalmente de las condiciones atmosféricas y la calidad de su instrumento (tamaño y óptica del telescopio usado).

¹ Véanse las indicaciones para aumentar la precisión en determinar los contactos:

<http://www.transitofvenus.nl/blackdrop.html> ² Véase el estudio científico <http://nicmosis.as.arizona.edu:8000/POSTERS/TOM1999.jpg>-Efecto de la "Aureola de Venus". Durante los tránsitos de

Venus se ha observado un arco luminoso, de alrededor de 0,1 segundo de arco de ancho, alrededor de la circunferencia del disco de Venus, que se encuentra parcialmente fuera del limbo solar. Fue descrita por primera vez por el científico ruso Mikhail Lomonosov en la observación del tránsito de Venus en 1761. Justo después de la salida del contacto interior, este efecto aureola se inicia con la aparición de un punto de luz brillante cerca de uno de los polos de Venus. Por lo general, este punto poco a poco se convierte en un fino arco conforme Venus se aleja del sol (ver Figura 4). En la entrada el proceso se producirá en orden inverso. El brillo de la aureola es similar a la de la fotosfera solar por lo que es conveniente el uso de un filtro solar. Sin embargo, sólo puede ser visto en buenas condiciones de observación, utilizando un buen telescopio.

El efecto aureola se debe a la refracción de la luz del sol en la densa atmósfera de Venus. Las condiciones atmosféricas de Venus que determinarán la aparición de la aureola. Si el índice de refracción de su atmósfera es pequeño, la aureola que se romperá en puntos brillantes. Pero si el índice de refracción de la atmósfera es alto, la aureola se extenderá por todo limbo del planeta como un arco completo (ver Figura 4).

4.3.3.- Los tránsitos anteriores

Siglo XVII. El primer tránsito observado de Venus tuvo lugar el 4 de diciembre de 1639. Horrocks, un clérigo de Liverpool (Inglaterra) que había estudiado Astronomía y Matemáticas, pudo seguir el tránsito del planeta cuando éste ya había comenzado.

Siglo XVIII. A principios del siglo XVIII, el astrónomo inglés Edmund Halley propuso aprovechar los tránsitos de Venus para determinar con gran precisión la paralaje solar, lo que permitiría ajustar el tamaño del sistema solar conocido. La paralaje solar es el ángulo que desde el Sol subtiende el radio ecuatorial de la Tierra (Figura 5), y es a partir de él, como determinaremos, más adelante, la distancia Sol-

Tierra. Aprovechando el tránsito de Venus que se iba a producir en 1761, astrónomos de todo el mundo, comisionados por sus gobiernos se prepararon para la observación. En total, el tránsito fue observado desde unos 70 lugares distribuidos alrededor del globo terrestre, constituyendo la primera gran empresa científica internacional. Sin embargo, los resultados obtenidos no estuvieron a la altura de las expectativas. El mal tiempo en muchos de los lugares de observación, la dificultad de determinar con precisión la localización geográfica del lugar en que la observación se realizaba y el efecto de la gota negra dificultaron la aplicación del método de Halley (ver apartado 4).

En la observación del tránsito de 1769 hubo 150 observadores oficiales y otros muchos aficionados. Entre los observadores se encontraba el célebre capitán James Cook, que realizaba el primero de sus viajes.

Siglo XIX. Los tránsitos de 1874 y 1882 fueron también seguidos por cientos de observadores enviados por las academias científicas de multitud de países. El Boletín de la Sociedad Astronómica de Londres recoge que se obtuvieron 3.440 pruebas fotográficas de los distintos aspectos que ofreció el fenómeno.

En el tránsito de 1882, España participó por primera vez de forma oficial, enviando dos grupos de observadores, uno a Cuba y otro a Puerto Rico.

En cualquier caso, el fenómeno de la gota negra volvió a perjudicar las observaciones, por lo que la paralaje solar quedaba determinada entre un valor de $8,790''$ y $8,880''$, lo que corresponde a una distancia Sol-Tierra de entre 148,1 y 149,7 millones de km.

Tránsito de 2004. Actualmente el método de la paralaje es obsoleto, y las actuales mediciones efectuadas con sondas

espaciales y técnicas de radar cifran la paralaje en un valor de $8,79415''$ ó 149,59787 millones de km. Durante el tránsito de 2004 se realizaron observaciones y fotografías por todo el mundo, creándose para la ocasión una red educativa internacional para determinar la Unidad Astronómica como experimento académico y conmemorativo.

3.4.- El tránsito de Venus de 2012

El tránsito del 5 de junio de 2012 resultará visible totalmente desde el norte de los países nórdicos, extremo Oriente, Rusia oriental, Mongolia, el este de China, Japón, Filipinas, Papúa Nueva Guinea, centro y este de Australia, Nueva Zelanda, oeste del Océano Pacífico, Alaska, norte de Canadá y casi toda Groenlandia. Desde Europa sólo será visible al final del tránsito, cuando amanezca (Figura 6). Después de este tránsito, habrá que aguardar hasta los años 2117 y 2125 para ver nuevos tránsitos de Venus, esta vez en diciembre.4 – Metodología

4.1.- Métodos para calcular la paralaje solar durante un tránsito de un planeta interior

Existen tres métodos principales para calcular la paralaje solar a partir de observaciones combinadas en dos lugares separados durante un tránsito de un planeta interior. Los cálculos están realizados para un tránsito de Venus pero son perfectamente válidos para Mercurio.

Un principio fundamental a tener en cuenta sea el método que se utilice, es que la obtención de resultados será más precisa cuanto más distantes en latitud se encuentren los dos observadores (por ejemplo, un observador en el hemisferio norte y el otro en el hemisferio sur).

I. El método de Halley.

Consiste en observar y comparar la duración total del fenómeno. Para ello se han de cronometrar los instantes de los

contactos externos o internos del disco de Venus con el disco solar. Como debe realizarse desde dos lugares en la Tierra donde se pueda observar por completo el tránsito, pueden existir dificultades meteorológicas que impidan la observación (ver Figura 7).II. El método de Delisle.

Consiste en observar y comparar el mismo contacto entre el disco de Venus y el disco solar. Los contactos externos son a menudo difíciles de determinar por lo que se suelen utilizar los internos. Tiene la ventaja sobre el método de Halley que amplía la zona de observación útil a lugares donde sólo uno de los contactos resulta visible.

III. Medición directa de la paralaje diferencial de Venus mediante imágenes.

Para este método son necesarias observaciones simultáneas desde dos localizaciones geográficas diferentes. El observable que se mide es la distancia entre los centros de las sombras de Venus sobre el disco del Sol vistos desde los dos lugares. No se pretende describir el cálculo rigurosamente en éste apartado, pero si se desea conocer mejor, se puede encontrar una descripción del mismo en el Anexo I. Suponemos la geometría del problema definida en la Figura 8. El punto 0 es el centro de la Tierra, C el centro del Sol y V1 y V2 los centros observados de la proyección de Venus visto desde M1 y M2, respectivamente. Los ángulos D1 y D2 serán las separaciones angulares entre los centros de Venus y el Sol vistas desde M1 y M2, respectivamente, es decir, los ángulos de paralaje CM_1V_1 y CM_2V_2 . Análogamente, podemos definir los ángulos π_s y π_v como las separaciones angulares entre M1 y M2 vistas desde el Sol y desde Venus, respectivamente, es decir, los ángulos M_1CM_2 y M_1VM_2 . Por definición tenemos, donde r_T es la distancia Tierra-Sol, r_{VT} es la distancia Venus-Tierra y d es la distancia entre M1 y M2 en línea recta y en el Anexo II se describe como obtenerla.

Vamos a tomar en cuenta las siguientes aproximaciones:

Como la distancia entre los objetos es muy grande, y el paralaje es muy pequeño, podemos aproximar el valor del seno del paralaje por el del propio ángulo de paralaje, o lo que es lo mismo $\sin \pi_i \approx \pi_i$

Supondremos que la Tierra, Venus y el Sol están alineados, de manera que $r_{VT} = r_T - r_V$, donde r_V es la distancia Venus-Sol.

Los puntos de observación M1 y M2 están en el mismo meridiano, es decir, M1, M2, C y V en el mismo plano (son coplanarios).

También asumiremos que éstos puntos son coplanarios durante todo el tránsito, aunque en realidad esto no es cierto ya que la Tierra rota durante el transcurso del mismo y la geometría del sistema cambia.

Entonces se cumplirá que la distancia entre las sombras de Venus en la superficie del Sol $\Delta\pi = \pi_V - \pi_S$ y tendremos, y de aquí se deduce que: y por tanto, que despejando nos queda que la distancia Tierra-Sol en el momento de la observación es, donde $\Delta\pi$ es la cantidad observable (distancia entre los centros de las sombras de Venus en la superficie solar y debe expresarse en radianes), d se determina a partir de las localizaciones (ver Anexo II), y el cociente d/r_V entre las distancias Tierra-Sol y Venus-Sol d/r_V podemos deducirlo a partir de las efemérides (ver Anexo III). Si expresamos d en kilómetros la unidad de distancia Tierra-Sol será también en kilómetros.

El observable $\Delta\pi$ puede calcularse de dos formas que se describen a continuación.

4.2.- Método 1. Método de "Las Sombras".

Este método consistirá en fotografiar el tránsito desde dos lugares distintos exactamente en el mismo instante, con el mismo tipo de instrumento, de manera que al superponer las dos imágenes se puede medir la distancia angular entre los centros de la sombra de Venus (parámetro $\Delta\pi$). Los detalles del procedimiento a seguir se encuentran en el apartado 5.2.1.

4.3.- Método 2. Método de "Las Cuerdas".

En este caso tendremos en cuenta toda la trayectoria que la sombra de Venus traza sobre la superficie del Sol (ver figura 1), llamando a la línea que une las posiciones del centro de ésta, cuerda M1 o cuerda M2, en función del punto de observación terrestre.

Debido a que la distancia Tierra-Sol varía muy poco en el transcurso del tránsito (la variación es de solo 7.500Km frente a los 150 Millones de Km que es la distancia media Tierra- Sol) entonces podemos suponer que las dos cuerdas son paralelas y ahora el observable a medir no es la distancia entre las sombras instantáneas de Venus sino la distancia entre las dos cuerdas que se forman en la superficie del Sol durante el tránsito (ver Figura 9).

Usando el Teorema de Pitágoras, nosotros podemos escribir las siguientes expresiones:Haciendo uso del teorema de Pitágoras, podemos escribir las siguientes relaciones:donde D es el diámetro solar. De modo que A'B' se puede expresar de la siguiente forma:Con lo que, midiendo las líneas A1A2, B1B2 y el diámetro solar D, obtendremos entonces el paralaje $\Delta\pi$ según:5 – Cálculos para el Tránsito de Venus del 5/6 de Junio del 2012.

5.1 – Pongámonos en situación.

En éste apartado se pretende ya, por último, hablar específicamente del próximo tránsito de Venus, intentando acercarnos lo más posible a la situación que nos encontraremos en junio cuando nos veamos delante del ordenador, observando el tránsito e intentando, con las imágenes que se tomarán para ello, calcular la distancia Tierra-Sol. Para ello vamos a empezar haciendo una pequeña descripción de la instrumentación que se utilizará para realizar la práctica, así como de los valores de latitud y longitud (aproximados porque puede que cambien ligeramente en la observación final) de los lugares desde donde se tomarán dichas imágenes, y de todos aquellos comentarios y descripciones necesarias para culminar con éxito

los cálculos.

5.1.1 – Descripción instrumental y localización de las observaciones.

Como ya se describió anteriormente, para evitar complicaciones en el cálculo, hemos seleccionado dos lugares en la superficie terrestre donde el tránsito fuera visible en su totalidad y que tuvieran coordenadas de longitud similares, y éstos han sido:

Cairns (Australia): Latitud : -16o 55' 24.237" Longitud: 145o 46' 25.864"

Sapporo (Japón): Latitud: 43o 3' 43.545" Longitud: 141o 21' 15.755"

Con respecto a las imágenes, se tomarán, en tiempo real, con un telescopio marca VIXEN, modelo VMC110L, que tiene una relación focal de f/9.4, equivalente a una focal de 1035 mm, con un apertura de 110 mm, colocando un filtro adecuado para la observación solar. En el foco del telescopio se acoplará una cámara Canon 5D Mark II de 21Mpíx.

Con éste Telescopio y ésta cámara, el tamaño de la imagen del sol en el plano de la cámara será de unos 1630 píxeles.

Dado que el tamaño aparente del Sol en el cielo es de 31.5' de arco, la escala angular de la imagen será: El Telescopio se montará sobre una montura denominada "Astrotrack", muy estable y de fácil montaje, que contiene un sistema sencillo motorizado que permite seguir el movimiento solar sin complicaciones.

Y con respecto a la frecuencia en la toma de imágenes, éstas se tomarán con un periodo de 5 minutos durante todo el tiempo que dure el evento, del orden de 5 horas, y tras un procesado simple, se irán colocando en tiempo real en una dirección ftp, que se dará en el momento, de modo que se permita el fácil y

libre acceso a las mismas. Cada una de las imágenes tendrá información del tiempo (UT o Tiempo Universal) y lugar en que fue tomada.

5.2 – Descripción general de la forma de trabajo.

En los apartados 5.2.1 y 5.2.2, explicaremos desde un punto de vista práctico, como determinar $\Delta\pi$ utilizando los dos métodos descritos anteriormente. Recomendamos que si el tiempo lo permite, se utilicen ambos métodos para realizar la experiencia y así comparar los resultados obtenidos.

5.2.1 – Método 1. “Las Sombras”.

Partiremos de dos imágenes tomadas en el mismo instante de tiempo (o lo más cercano posible), desde cada una de las diferentes localizaciones. Ahora tendremos que determinar la distancia que hay entre las sombras de Venus.

Para calcular la distancia $\Delta\pi$ deberíamos alinear las dos imágenes (transformación de rotación y traslación ya que las dos tendrán la misma escala) y realizar la medida de la distancia entre las sombras de Venus con cualquier software de tratamiento de imágenes. Para simplificar el proceso hemos realizado unas transformaciones matemáticas para determinar $\Delta\pi$ a partir de las coordenadas cartesianas de las sombras de Venus, de una mancha en la superficie solar y los centros del Sol en cada imagen, SIN necesidad de alinear las imágenes. En la figura 7 se presentan las observaciones (simuladas con un software astronómico) del tránsito (hora 0:45UT del día 6 de junio de 2012) realizadas desde los dos puntos de observación de Cairns (Australia) y Sapporo (Japón). Siguiendo los cálculos Anexo IV, el cálculo del observable $\Delta\pi$, se determinará a través de la expresión: Sapporo y Cairns, respectivamente, mientras (x_{c1}, y_{c1}) , (x_{c2}, y_{c2}) son las coordenadas del centro del Sol en Sapporo y Cairns, respectivamente, todo referido al sistema de coordenadas S. En nuestro caso, para el día 6 de Junio del 2012 y observando desde Cairns, y Sapporo, ese ángulo vale (ver cálculos en Anexo IV):

$$\theta = 108^{\circ} 4' 17.92''$$

Y sustituyendo: Después de determinar $\Delta\pi$, pasaremos a realizar el cálculo matemático que conlleva el método. Siguiendo el Anexo II, el valor de d será:

$$d = 6662,9 \text{ Km}$$

Hay un valor que también se proporcionará en el momento de las observaciones, que es necesario para la realización práctica, que es la relación que existe entre el radio vector que une la Tierra con el Sol y Venus y el Sol (r_T/r_V).

$\Delta\pi$ debe expresarse en segundos de arco, por lo que habrá que hacer uso del valor de escala, y después realizar un cambio de unidades de segundos de arco a radianes. Para el caso de las imágenes realizadas con el software astronómico, a modo de ejemplo, el diámetro del sol, en píxeles, es de 715 píxeles, por tanto, la escala será: Notar que éste es sólo en éste caso, usando los tamaños que aparecen en la figura 11, pues para el momento de la retransmisión, el valor de la escala será el expresado en el apartado 5.1.1):

Considerando que $r_T/r_V = 1,39759$ a las 0:45 UT (valor que se obtiene de las efemérides, en función del día y de la hora), sustituyendo valores en la ecuación [1] del apartado 4.1. obtenemos, de $\Delta\pi$ en la expresión anterior, debe estar en radianes, por lo que por eso aparece ese

término $\pi/648000$, el cual es necesario utilizar para el cambio de unidades (de segundos de arco a radianes).

5.2.2 – Método 2. “Las Cuerdas”.

Éste método es mucho más sencillo que el anterior ya que sólo hace falta determinar el valor, sobre las imágenes, de la longitud de las líneas o cuerdas que crea la trayectoria de la sombra de Venus sobre la superficie del Sol. Evitamos el problema del método de “Las Sombras” en el que teníamos que

tener una sincronización entre los dos lugares de observación, a la hora de la toma de las imágenes, para poder considerar que ambas han sido tomadas en el mismo instante. En el método de "Las Cuerdas" en algún momento del tránsito debe estar despejado "simultáneamente" en ambas localizaciones. Sin embargo, el método de "Las Cuerdas" tiene el problema de que deberemos esperar a que termine todo el tránsito para poder aplicarlo si bien es cierto que si las condiciones ambientales son malas en algún momento y hay algún punto que no se puede tomar, podemos extrapolar la trayectoria con el resto derivando la correspondiente cuerda. Por contra, hay que tener en cuenta que las imágenes de cada lugar habrá que alinearlas perfectamente.

Hacer notar que la longitud de las dos cuerdas no será muy diferente sobre la superficie solar, por lo que hay que tener cuidado con la medida.

Resumiendo, necesitaremos, como ya se explicó anteriormente, el valor del diámetro solar (D), y la longitud de las líneas $M1$ y $M2$, expresadas todas las medidas en las mismas unidades. La longitud de las líneas $M1$ y $M2$, según la imagen, son las que unen $A1$ y $A2$ y $B1$ $B2$, respectivamente (ver Figura 9), y se pueden medir, tanto en mm como en píxeles, según si la medición se hace con regla tras imprimir la imagen, o con un software de representación y manipulación de imágenes (software propietario, por ejemplo Photoshop o Corel Draw, o incluso el Paint de Windows, y software libre como el Gimp, o cualquier software que permita calcular tamaños de objetos dentro de una imagen). Recomendamos realizar las medidas en píxeles. Para el ejemplo de la imagen (Figura 12), el valor del diámetro del Sol D , en píxeles, es de 711, la cuerda $M1$ mide 565 píxeles ($B1B2$), y la cuerda $M2$ ($A1A2$) 578 píxeles.

A partir de aquí, el cálculo es sencillo. Primero necesitamos calcular $A'B'$, donde $A'B'$ es, según la Figura 9, la distancia que existe entre las dos cuerdas, distancia que está relacionada directamente con el valor de $\Delta\pi$. Así, la

expresión que usaremos será: donde, de nuevo, el valor de r_T es la distancia Sol-Tierra, d es la distancia entre los

observadores, determinada de acuerdo al Anexo II, ϵ es el valor de escala descrito, y la razón

r_T/r_V tiene un valor igual a la media de los valores durante todo el tránsito.

Un factor a tener en cuenta y que no se ha comentado anteriormente es que el valor del radio vector que une la Tierra con el Sol, y su homólogo que une Venus con el Sol, ambos varían con el tiempo debido a que las órbitas tanto de la Tierra como de Venus son elípticas. En el Método 1, al considerar un instante de tiempo fijo (0:45 UT), la relación entre r_T/r_V es el valor instantáneo de ese momento, pero para el Método 2, como se considera el tránsito completo, el valor de la relación r_T/r_V a utilizar es el valor en el punto medio del tránsito. De todas maneras, se puede observar que ambos valores difieren en muy poco pues en un periodo tan corto de tiempo (algo más de 5 horas que dura el tránsito), la variación en la distancia Tierra-Sol es prácticamente despreciable (ver Anexo III).

7 – Direcciones de Internet

Transmisión del tránsito en directo a través de Internet: <http://www.sky-live.tv>

Portal de GLORIA: <http://gloria-project.eu>

Predicciones on line del tránsito 2012: <http://www.transitofvenus.nl/details.html>

Información general y datos sobre el tránsito: <http://www.transitofvenus.org>

Métodos seguros para la observación solar: <http://www.transitofvenus.org/june2012/eye-safety>

Datos y predicciones: <http://eclipse.gsfc.nasa.gov/transit/venus0412.html>

Expediciones científicas del grupo Shelios para observar

fenómenos astronómicos: <http://www.shelios.com>

Descripción del cálculo expuesto para la paralaje solar con ejemplos: <http://serviastro.am.ub.es/Twiki/bin/view/ServiAstro/CalculTerrasolapartirDeVenus>

http://www.imcce.fr/vt2004/en/fiches/fiche_n05_08_eng.html

Descripción de las Leyes de Kepler: <http://infobservador.blogspot.com/2010/11/las-leyes-de->

[kepler.html](http://www.portalplanetasedna.com.ar/leyes_kepler.htm) y http://www.portalplanetasedna.com.ar/leyes_kepler.htm mediante imágenes. Cálculos detallados.

La determinación de la distancia Tierra-Sol se basa en el efecto de paralaje (como se ha visto anteriormente) por el cual, desde dos localizaciones diferentes, Venus se proyecta en lugares distintos sobre el disco solar. El efecto de perspectiva será tanto más importante cuanto más separados están los dos lugares de observación y en consecuencia se obtendrá una distancia más precisa. La manera más sencilla es tomar fotografías en el mismo instante desde los dos lugares con un instrumental semejante.

Las observaciones se han de complementar con las leyes de Kepler que describen las órbitas de los planetas alrededor del Sol, que Johannes Kepler (1571-1630) dedujo a partir de numerosas observaciones del movimiento de los planetas. La ley de la gravitación universal, formulada por Isaac Newton (1642-1727), aplicada al caso de dos cuerpos en movimiento en torno a un centro de masas común explica las tres leyes empíricas de Kepler. (ver Anexo IV)

Desde dos localidades diferentes M1 y M2 (ver figura 13) y en el mismo instante de tiempo t , Venus se proyecta en dos posiciones diferentes V1 y V2 sobre el disco solar por efecto de la paralaje.

Figura 13 : Observación del tránsito de Venus por delante del sol desde dos localidades diferentes, M1 y M2 en el mismo instante de tiempo.

El punto 0 es el centro de la Tierra, C el centro del Sol y V1 y V2 los centros observados de la proyección de Venus visto desde M1 y M2, respectivamente. Los ángulos D1 y D2 serán las separaciones angulares entre los centros de Venus y el Sol vistas desde M1 y M2, respectivamente, es decir, los ángulos de paralaje CM1V1 y CM2V2. Análogamente, podemos definir los ángulos π_s y π_v como las separaciones angulares entre M1 y M2 vistas desde el Sol y desde Venus, respectivamente, es decir, los ángulos M1CM2 y M1VM2.

Dado que los cuatro puntos M1, M2, C y V no están en el mismo plano (el caso más común será no tener las dos localizaciones M1 y M2 sobre el mismo meridiano, ni la Tierra, Venus y el Sol perfectamente alineados), la geometría del problema se complica un poco. En la

Figura 14, se puede ver como la distancia $\Delta\pi$ entre los dos centros de Venus es precisamente la única cantidad observable, correspondiente a $\Delta\pi = \pi_v - \pi_s$, que permite calcular la distancia al

Sol.

La realización práctica de la medida de $\Delta\pi$ a partir de las dos fotografías se puede hacer midiendo la posición del centro de Venus en cada fotografía en relación a un punto de referencia en el disco solar (una mancha, por ejemplo) y compararlo con el tamaño de este disco. Las medidas sobre las fotografías se realizan en unidades de longitud, en mm por ejemplo, que deberán transformarse a medidas angulares que se puede obtener conociendo el diámetro aparente del Sol y la escala (unidad de longitud/segundos de arco) de las imágenes.

Sean (x_1, y_1) y (x_2, y_2) las separaciones en mm entre el centro del disco de Venus y la mancha de referencia en las direcciones horizontal y vertical para cada una de las fotografías.

Las separaciones en segundos de arco se obtienen multiplicando

cada una de las cantidades x_1 e y_1 , que se obtienen en píxeles o en mm., por el factor de escala (ϵ) Si las dos fotografías se toman con dos telescopios que proporcionan la misma escala, que es nuestro caso, se puede tomar como punto de referencia el centro del disco solar C. Supongamos que r_V y r_T son las distancias entre el centro del Sol y los de Venus y la Tierra, respectivamente, en el momento t de la observación. Puesto que la proyección d de la distancia entre M_1 y M_2 en el plano perpendicular a OC es pequeña en comparación a las distancias Tierra-Sol y Tierra-Venus, podemos aproximar: y la relación r_T/r_V entre las distancias Tierra-Sol y Venus-Sol, se puede deducir la paralaje π_s y que, conocida la distancia proyectada d entre las dos localizaciones (ver Anexo II), se puede deducir la distancia r_T . (En todas estas expresiones los valores de π_v , π_s y $\Delta\pi$ vienen dados en radianes. Para convertirlos a segundos de arco y hacerlos compatibles con los cálculos, sólo se necesita multiplicar por 64800 y dividir por el número π).

$\Delta\pi$ es la cantidad observable, d se determina a partir de las localizaciones (ver Anexo II), por lo que la única cantidad que falta para resolver el problema es la relación r_T/r_V entre las distancias Tierra-Sol y Venus-Sol (ver Anexo III)

Hasta aquí hemos determinado π_s y r_T , que son la paralaje y la distancia Tierra-Sol en el instante t de observación.

Determinación de la distancia media

Por otro lado, también podemos determinar la distancia media Tierra-Sol (R_T) y la media correspondiente de paralaje π_0 , que se relacionan a través del radio ecuatorial de terrestre R , por:

$$\pi_0 \approx R/R_T$$

y para hacerlo, es necesario hacer alguna consideración adicional.

El término de la distancia media de la Tierra – Sol, que hemos llamado R_T , también se puede definir como el radio que tendría la órbita de la Tierra si se ésta fuera circular y tuviera el

centro en el centro de la elipse que define el órbita real de la Tierra. De esta manera, el valor del semieje mayor de la órbita real, a , coincide con el valor de R_T ($a = 1,000014 R_T$), por lo que se puede expresar el valor de la paralaje medio como: donde r_T/a es la relación entre la distancia Tierra-Sol instantánea, r_T , y el semieje mayor de la órbita del Sol, a . Por lo que partiendo de la relación que teníamos, donde decíamos que $p_0 \approx R/R_T$, se puede despejar el valor de R_T que sería el valor de la distancia Tierra-Sol media.

Seguimiento de la actividad Solar. Número de Wolf

Por

Dr. **Miquel Serra-Ricart**. Astrónomo del Instituto de Astrofísica de Canarias.

Sr. **Juan Carlos Casado**. Astrofotógrafo tierrayestrellas.com, Barcelona.

Sr. **Miguel Ángel Pío Jiménez**. Astrónomo del Instituto de Astrofísica de Canarias.**1 – Objetivos de la actividad**

El seguimiento de la actividad solar a través de la observación continuada de su superficie supone un interesante proyecto que permitirá aplicar el método científico.

Los objetivos que se pretenden alcanzar son los siguientes:

– Aplicar una metodología para el cálculo de un parámetro astrofísico (índice de Wolf) a partir de un observable (imágenes digitales) como técnica de aplicaciones pedagógicas, documentales e investigadoras. Aplicar conocimientos de Física

solar y Estadística básicos.

- Conocer y aplicar técnicas de análisis básico de imágenes (conteo de focos activos, orientación, escala,...).
- Trabajar cooperativamente en equipo, valorando las aportaciones individuales y manifestando actitudes democráticas.

2 – Instrumentación

La práctica o actividad se realizará a partir de imágenes digitales de la fotosfera solar obtenidas con un Telescopio. Desde el proyecto europeo GLORIA ponemos a disposición de la sociedad un telescopio solar (ver **ref3-3**). También es posible usar otros telescopios terrestres como los del proyecto GONG (**ref3-2**) o incluso imágenes tomadas desde el espacio (**ref3-1**).

3 – Fenómeno

El Sol, por su cercanía, constituye la estrella que se puede estudiar con más detalle y en la cual se pueden verificar teorías sobre el comportamiento y la evolución estelar.

3.1.- El Sol

El Sol forma parte del conjunto de 200.000 millones de estrellas de la Vía Láctea, pero para nosotros es la más importante ya que sólo se halla a una distancia media de 150 millones de kilómetros de la Tierra y constituye el principal aporte de energía para nuestro planeta.

Con un diámetro de 1.392.000 Km –el de la Tierra de 12.756 km en el ecuador-, contiene el 98,6% de toda la masa del Sistema Solar.

La edad del Sol se estima entre unos 4.500 a 5.000 millones de años. Atraviesa la etapa intermedia de su vida en la llamada **secuencia principal**, una situación estable gracias al equilibrio entre las reacciones termonucleares que ocurren en

el interior de las estrellas, que sirven para transformar hidrógeno en helio, y la gravedad, que tiende a aplastarlas. Se espera que el Sol continúe así otros 5.000 millones de años más.

El sol posee varias capas bien diferenciadas, que se pueden dividir en interior y exterior respecto a la superficie o fotosfera (figura 1):**Interior**

Lo constituyen capas que no son observables directamente. La fotosfera, un estrato de unos 300 km de grosor puede considerarse como la zona de separación entre el interior y la atmósfera solar.

El núcleo. Es la región central del Sol, con una temperatura de unos 15 millones grados. Aquí se produce la energía de la estrella, de modo que en cada segundo 564 millones de toneladas de hidrógeno se fusionan, termonuclearmente, en 560 millones de toneladas de helio. Los núcleos de hidrógeno (protones) se convierten en núcleos de helio a razón de cuatro a uno; sin embargo, hay una diferencia de masas que se libera en forma de energía, dado que los cuatro protones son ligeramente más pesados que el núcleo de helio formado. Esta diferencia se debe a los cuatro millones de toneladas por segundo que resultan sobrantes al transformarse el hidrógeno en helio.

La zona radiativa. La primera parte del transporte de energía generada en el núcleo se realiza a través de una capa que lo envuelve, por medio de radiación muy energética que es continuamente absorbida y reemitida.

La zona convectiva. El Sol posee varias capas por encima de la radiativa en la que la energía se traslada a la superficie o fotosfera mediante fenómenos de convección. El resultado de estas corrientes convectivas se puede ver en la fotosfera en forma de granulación. Toda la fotosfera está surcada de una trama celular parecida, por su geometría, a granos de arroz.

Estas células son la parte superior de cada una de las columnas de corrientes ascendentes –calientes- y descendentes – más frías- del transporte energético. Las dimensiones de esta granulación son considerables: cada “grano” mide unos 800 Km. de diámetro (ver figura 6b).

La fotosfera. Es la superficie solar visible directamente (con la protección adecuada), con una temperatura aproximada de unos 6.000° C. En ella pueden verse fenómenos como las manchas solares, que trataremos posteriormente y mediante las cuales es posible medir la actividad solar (figura 2).

El Sol presenta un campo magnético global con una intensidad media el doble que el de la Tierra. Pero en las cercanías de las manchas la intensidad del campo magnético local es mucho más intensa.

En general se piensa que todos los fenómenos de la actividad solar están determinados por procesos relacionados con el campo magnético solar.

ExteriorA partir de la fotosfera los fotones pueden atravesar estas capas y dispersarse en el espacio, por lo que estas zonas resultan observables.

La cromosfera. Es una capa rojiza que envuelve a la fotosfera, de unos 10.000 Km. de grosor. En ella se proyectan gases a muy altas temperaturas y sobresalen las **protuberancias** (figura 3), especie de llamaradas que son lanzadas al espacio a enormes velocidades y que pueden alcanzar varios cientos de miles de kilómetros de altitud. Tanto la cromosfera como las protuberancias pueden verse directamente en los momentos de la totalidad de un eclipse total de Sol. En condiciones normales es necesario el uso de dispositivos o filtrajes especiales para su observación.

Corona. Por encima de la cromosfera está la **corona**, una especie de aureola con una estructura que sigue las líneas de fuerza del campo magnético solar. Está compuesta por gases a

una temperatura de más de 1 millón de grados pero de densidad muy baja, de modo que generan poca luz y calor. Sus límites son imprecisos, hasta el punto de que puede considerarse que la Tierra se halla inmersa en sus regiones más externas donde, además de los gases, figuran abundantes partículas de polvo. La corona solar resulta visible a simple vista durante la fase de totalidad de un eclipse solar total (figura 4).

3.2.- La actividad solar

La actividad solar se manifiesta en las tres capas observables del Sol: la fotosfera, la cromosfera y la corona. Esta actividad se propaga hasta la Tierra en forma de radiación y de partículas (el llamado **viento solar**).

La fotosfera es la capa visible que resulta más fácilmente observable. La manifestación más característica de la actividad solar son las manchas solares que aparecen sobre la superficie del Sol. Aunque las manchas solares ya habían sido detectadas a simple vista varios siglos antes de nuestra era, no fueron conocidas y registradas sistemáticamente como tales hasta la invención del telescopio astronómico (año 1610). Los primeros observadores pronto se percibieron de que no eran inmutables, sino que tenían una duración y un tamaño variable.

El naturalista alemán Heinrich Schwabe descubrió en 1843 que las manchas parecían presentar un período de unos 10 años, lo que fue confirmado en 1855 por Rudolph Wolf quien halló una periodicidad de 11 años, conocido por **ciclo undecenal** solar.

En 1859 el inglés Richard Carrington descubrió que el Sol poseía una rotación diferencial, de manera que gira más rápidamente en el ecuador que en los polos. También halló que la latitud media de las manchas varía con el tiempo. Al principio del ciclo de actividad las manchas aparecen cerca de las latitudes de 30° para, a medida que progresa el ciclo, formarse cada vez más próximas al ecuador, localizándose en el máximo cerca de los 10° de latitud. En realidad el ciclo solar tiene el doble de duración, unos 22 años, ya que cada 11 años

tiene lugar una inversión de los polos magnéticos solares y 22 años es el tiempo que transcurre para que el Sol retorne a su configuración original. Todos los ciclos no son iguales, sino que su duración e intensidad varían. El registro más corto para un ciclo individual fue de 7 años y el más largo de 17. También ha habido excepciones al ciclo, como el detectado por E.W. Maunder en 1893, en el que mostraba que durante 70 años, entre 1645 y 1715 las manchas solares prácticamente desaparecieron (en su honor conocido como “mínimo de Maunder”). Estudios realizados apuntan a la existencia de otros mínimos semejantes al de Maunder en épocas más antiguas. Investigaciones geológicas prueban que hace millones de años ya existía el período undecenal solar, de manera que en una larga escala de tiempo el ciclo undecenal es un fenómeno solar permanente, aunque existen muchos indicios que su intensidad puede variar ampliamente.

Los ciclos de actividad solar se numeran desde el máximo de 1761. Actualmente (2011) nos encontramos en el ciclo no 24, esperando que se alcance el máximo en el año 2013 (figura 5). Asimismo ciertas estrellas variables (tipo BY Draconis y RS Canum Venaticorum) parecen mostrar una actividad como la solar pero a una escala mucho mayor.

4 – Metodología

4.1.- Sistemas de observación de la fotosfera

La observación solar requiere unas medidas de seguridad que deben extremarse. Por ello solo indicamos los métodos de observación más seguros.

Filtros solares. Deben utilizarse filtros para colocar en la abertura del telescopio especialmente diseñados para esta finalidad. Los hay de hojas flexibles metalizadas, que se pueden adaptar a diferentes medidas o de vidrio con montura para diferentes diámetros. En general resulta el método más recomendable.

Los filtros que se colocan en el ocular directamente deben desecharse por su peligrosidad, debido al riesgo de rotura por la concentración del calor solar.

Proyección. Preferiblemente a utilizar con telescopios de tipo refractor. Consiste en proyectar la imagen solar (sin filtro) sobre una superficie blanca perpendicular al eje óptico del telescopio. Es conveniente crear un entorno oscuro alrededor de la pantalla de proyección para aumentar el contraste de la imagen y visualizar mejor las estructuras. Este método permite la observación simultánea a varias personas.

Helioscopio (prisma de Herschel). Recomendado para telescopio refractores. Consiste en un prisma óptico que se coloca en el portaocular, desviando el 95% de la luz incidente. Es necesario asimismo utilizar un filtro absorbente (densidad 3).

Otro métodos. Existen otras alternativas, como emplear telescopios reflectores con el espejo primario sin aluminizar (o ambos espejos, también el secundario). Será necesario un filtro denso en el portaocular, pero ya sin peligro de rotura. Este telescopio quedará inservible para otras observaciones astronómicas.

4.2.- Formaciones fotosféricas

Al observar la fotosfera podemos captar una serie de detalles y formaciones características (figura 6a): **Oscurecimiento del limbo.** El centro del sol resulta más brillante que los bordes. Este fenómeno es consecuencia de la absorción de una parte de la luz por la propia atmósfera solar.

Granulación. Como se ha mencionado, la fotosfera está formada por un tramado de células que hacen que la superficie solar parezca rugosa (figura 6b). Estos “granos” son corrientes convectivas producidas en capas inferiores con una duración de pocos minutos. **Manchas.** Son zonas más oscuras que la fotosfera debido a su menor temperatura (unos 2000° inferior) y son trazadores de la actividad magnética del sol. Típicamente una

mancha solar consta de una región central oscura denominada **umbra**, rodeada por una zona más clara o **penumbra**, consistente en filamentos claros y oscuros que parten de forma radial de la umbra. En promedio el diámetro de la penumbra suele ser unas dos veces y media mayor que el de la sombra, pero en grupos muy desarrollados puede llegar a representar hasta el 80% del total de la extensión de la mancha. Si la mancha es de reducidas dimensiones no posee penumbra y en tal caso se denomina **poro**.

Fáculas. Pueden verse cerca del limbo, como zonas más brillantes que el resto de la superficie solar. Están asociadas a las manchas y tienen una duración mayor que éstas; suelen aparecer antes de la mancha y desaparecen después. Se pueden ver tanto en los máximos como en los mínimos de los ciclos y constituyen un buen indicador de actividad electromagnética ya que suelen derivar en manchas la mayoría de las veces.

4.3.- Registro de la actividad de manchas solares

En primer lugar, tenemos que recomendar que la observación del sol directa es peligrosa y debe realizarse siguiendo algún tipo de método seguro (ver **ref7**).

Las manchas salen por el este del disco solar y se ponen por el oeste. Aparecen confinadas entre las latitudes 5° y 40° (norte o sur). El tiempo de vida de las manchas solares pueden variar de unos días a unas semanas. El aparente desplazamiento de las manchas por el disco es debido a la rotación del sol, aunque algunas pueden mostrar pequeños movimientos propios. Una mancha nunca cruza el ecuador solar, siempre se encuentra en uno de los dos hemisferios, norte o sur. Para determinar la correcta orientación del disco solar se deben conocer tres parámetros o coordenadas heliográficas (figura 8). Las coordenadas heliográficas pueden calcularse para una fecha y hora determinadas en la dirección de la **ref9.P**. El ángulo de posición del extremo Norte del eje de rotación medido desde el

punto Norte del disco, positivo hacia el Este y negativo hacia el Oeste. P varía entre $\pm 26,3^\circ$.

B_0 . La latitud heliográfica del punto central del disco solar. Es debido a la inclinación de la eclíptica respecto del plano ecuatorial solar. Varía entre $\pm 7,23^\circ$.

L_0 . La longitud heliográfica del punto central del disco. El valor de la longitud se determina mediante un sistema fijo de longitudes con una variación de $13,2^\circ/\text{día}$. El meridiano inicial se define como el meridiano que pasó por el nodo ascendente del ecuador solar el 1 de junio de 1854 a las 12:00 UTC, siendo calculado para la fecha presente asumiendo una rotación uniforme sidérea de 25,38 días (período de rotación sinódica o rotación de Carrington de 27,2753 días).

Para calcular las coordenadas de una mancha o un detalle, se mide su posición sobre el disco aparente y posteriormente se realizan las debidas correcciones según las coordenadas heliográficas del instante de observación.

4.3.2.- El número de Wolf

El astrónomo suizo Rudolph Wolf introdujo en 1848 un método de registro de la actividad solar a partir del recuento del número de manchas solares visibles, conocido como número o índice de Wolf o de Zurich (o mundialmente como International Sunspot Number).

Aunque cualitativo (existen otros métodos para complementar o sustituir el índice de Wolf, como calcular la extensión de las manchas o la clasificación de McIntosh, **ref8**) tiene la virtud de que el propio Wolf lo extendió hasta las primeras observaciones telescópicas de Galileo y se ha mantenido ininterrumpidamente hasta nuestros días, con lo que actualmente se poseen registros de la actividad solar de los últimos 400 años.

Antes de calcular la actividad solar por el número de Wolf es

necesario conocer unas definiciones para realizar una correcta obtención del índice de actividad.

Grupos de manchas: Conjunto de manchas (con penumbra) y poros, o de poros individuales, próximos entre sí y que evolucionan de forma conjunta. Para su cálculo se utilizará la clasificación de Zürich (ver apartado 4.).

Focos (spots): Se llaman focos tanto a las manchas como a los poros individuales. Por ejemplo, si dentro de una mancha se distinguen 2 umbras tendremos 2 focos.

Grupo unipolar: Una mancha o un grupo compacto de manchas con una distancia máxima entre los extremos que no exceda 3º heliográficos.

Grupo bipolar: Dos manchas o un grupo de varias manchas extendiéndose en dirección este-oeste una distancia mayor de 3º heliográficos.

El *número de Wolf* (W ó R por Relative sunspot number) se obtiene a partir de la siguiente expresión:

$$R = k (10 G + s)$$

k es un factor de corrección estadístico que lo aplica el centro internacional que coordina y reduce las observaciones (ref5) y tiene en cuenta las condiciones atmosféricas de la observación y el tipo de instrumento utilizado en la observación (telescopio, prismáticos,...) y normalmente es menor que 1. Para la actividad podemos trabajar con $k=1$.

G representa el número de grupos visibles. Un poro aislado cuenta como foco y como grupo.

s es el número total de focos de todas las manchas (spots), tal como se ha explicado más arriba.

La actividad mínima o número de Wolf es 0 (en caso de estar completamente limpia la superficie solar), pasando a

continuación a 11 porque un único grupo en el disco solar con un único foco sería $G=1$, $s=1$, por tanto, $R=11$. A partir de 11, puede seguir los valores consecutivos de los números naturales (12, 13, 14,...). De forma aproximada podemos obtener el número de manchas individuales en la superficie solar si dividimos el número de Wolf o sunspot number por 15. En las Figuras 10 y 11 presentamos ejemplos del cálculo del número de Wolf.

4.3.3.- Clasificación de Zürich

El recuento del número de grupos para calcular el número de Wolf se basa en la clasificación de Zürich de las manchas solares.

Las manchas suelen aparecer en grupos. Idealmente un grupo consiste en dos manchas de polaridad magnética opuesta, extendidas en el sentido de los paralelos, con múltiples manchitas y poros en la parte intermedia. Siguiendo la clasificación de Zürich, una mancha bien desarrollada pasa por todos los tipos: A, B, C, D, E, F, G, H, J, para terminar finalmente en el A, aunque esto sucede únicamente en contadas ocasiones. El tipo F es escaso y normalmente las manchas evolucionan pasando del tipo E al G. Muchos grupos sólo llegan a desarrollarse hasta el tipo D y la mayoría se quedan en los estados A, B y C.

La duración de un grupo puede ser de unas pocas horas para un poro, a varios meses para los grupos más evolucionados. El afloramiento y posterior desarrollo puede ser muy rápido, pasando de los tipos A, B, C, D, E hasta llegar al F en una semana o 10 días, en tanto que el declive (tipos G, H y J) puede ser considerablemente más largo. Así no es raro ver persistir una mancha del tipo H o J durante un par de rotaciones solares.

La clasificación de Zürich (figura 9) se basa en la polaridad magnética, en la existencia o no de penumbra (en este último caso si se halla presente en uno o en ambos extremos), así

como en la extensión del grupo en grados de longitud heliográfica.

Mediante la obtención de imágenes se puede determinar el área y posición de las manchas solares y calcular el índice de actividad solar. Es recomendable también la estadística del número de manchas en cada hemisferio solar. **Dificultades**. Puede darse el caso de dificultades en determinar entre dos tipos de grupos totalmente diferentes, por ejemplo, un tipo C con tipo H. Observando la evolución del grupo se podrá averiguar su clasificación. No obstante no afectaría al cálculo del número de Wolf.

En ocasiones las diferencias de un tipo a otro (D y E, E y F, F y G, H y J) únicamente pueden establecerse por la extensión en longitud del grupo, es recomendable utilizar una plantilla que muestre los meridianos y paralelos del Sol para determinar el tamaño de los grupos que puedan resultar conflictivos.

Asimismo puede resultar difícil averiguar si un conjunto de manchas o focos corresponde a un solo grupo o a dos. Para poderlo saber con exactitud deberían medirse sus polaridades magnéticas, pero la experiencia y la observación en días sucesivos ayudarán a su resolución.

5 – Referencias

ref1 – Observatorio Espacial SOHO
(<http://sohowww.nascom.nasa.gov>)

ref2 – Red de Telescopios GONG (<http://gong.nso.edu/>)

ref3 – Imágenes del Sol (fotosfera) en la red.

1.- Desde el espacio Satélite SOHO

http://sohowww.nascom.nasa.gov/data/realtime/hmi_igr/1024/latest.jpg

2.- Desde una red de Telescopios Terrestres GONG

<http://gong2.nso.edu/dailyimages/>

3.- Imágenes del Sol (fotosfera) a través de un telescopio robótico solar -TAD- (Observatorio del Teide, IAC) del

proyecto GLORIA <http://users.gloria-project.eu> (Experimento Solar). Tutorial.

ref4 – Imágenes de Grandes Espectáculos Celestes <http://www.tierrayestrellas.com>

ref5 – Centro de Análisis de Datos de la Influencia Solar (Solar Influences Data Analysis Center -SIDC- , Royal Observatory of Belgium) <http://sidc.oma.be/index.php3>

ref6 – Centro de Predicción del Tiempo Espacial (Space Weather Prediction Center -SWPC- , USA) <http://www.swpc.noaa.gov/>

ref7 – Recomendaciones para la observación directa del Sol <http://www.iac.es/educa/sol-tierra/aviso.htm>

ref8 – Clasificación de MacIntosh http://www.astrogea.org/divulgacio/sol_mcintosh.htm

ref9 – Coordenadas Heliográficas <http://www.astrosurf.com/obsolar/ephemeris.html>

Rotación asteroides

Por

Sr. Juan Carlos Casado. Astrofotógrafo tierrayestrellas.com, Barcelona.

Dr. Miquel Serra-Ricart. Astrónomo Instituto de Astrofísica de Canarias, Tenerife.**1 – Objetivos de la actividad**

– Aplicar una metodología para el cálculo de un parámetro astrofísico (curva de luz de asteroides) a partir de un observable (imágenes digitales) como técnica de aplicaciones pedagógicas, documentales e investigadoras.

– Deducir el periodo de rotación del asteroide a partir de su curva de luz.

- Preparar y planificar la operativa de la observación: efemérides del asteroide, utilización de herramientas informáticas para su localización y observación.
- Trabajar cooperativamente en equipo, valorando las aportaciones individuales y manifestando actitudes democráticas.

2 – Instrumentación La práctica o actividad se realizará a partir de imágenes digitales obtenidas mediante el acceso a los Telescopios Robóticos Nocturnos de GLORIA (users.gloria-project.eu) y un ordenador portátil con algún software de reducción y análisis de imágenes (ver Unidad Didáctica Observaciones Astronómicas con Webcam y CCD en www.astroaula.net).

También es muy conveniente disponer de algún programa para el tratamiento de los datos (por ejemplo, Excel).

3 – Asteroides Los asteroides son objetos rocosos y metálicos que orbitan alrededor del Sol pero no son Planetas por dos motivos:

- 1) No tienen forma esférica.
- 2) No han limpiado su órbita de otros objetos.

El aspecto de los asteroides vistos al telescopio es puntual, como las estrellas. Los asteroides son cuerpos irregulares con distintas reflectividades en superficie que presentan diferentes estados de rotación. Observados con telescopios presentan variaciones de luminosidad que permiten estimar su periodo de rotación así como otros datos adicionales (extendiendo las observaciones durante el periodo de traslación del asteroide alrededor del Sol), como su apariencia tridimensional (ver fig. 1) y la posible existencia de sistemas binarios. Los tamaños de los asteroides varían desde el de Ceres, el mayor y que ya se considera un planeta enano, que tiene un diámetro de unos 1.000 Km, hasta la dimensión de un guijarro. Dieciséis asteroides tienen un

diámetro igual o superior a 240 Km. y hay 700 que miden más de 50 Km. Se han encontrado asteroides desde el interior de la órbita de la Tierra hasta más allá de la órbita de Saturno.

Sin embargo la mayoría (el 95 % de los conocidos) están contenidos dentro del *cinturón principal* o *cinturón de asteroides*, que se sitúa entre las órbitas de Marte y Júpiter. Algunos de ellos tienen órbitas que atraviesan la trayectoria de la Tierra, son los conocidos como NEA ("Near Earth Asteroids" u "asteroides cercanos a la Tierra"). Los asteroides que se aproximan a la Tierra pertenecen al grupo Aten-Apollo-Amor (AAA) (Figura 2). 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). Los asteroides NEAs, a su vez, se clasifican como Earth-Grazers (EGA) y Earth-Crossers (ECA), es decir, "rozadores terrestres" y "cruzadores terrestres".

Como estos nombres indican, los AAA 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. Los periodos de rotación de muchos asteroides no se encuentran bien definidos debido a la escasez de observaciones adecuadas.

Además, de forma análoga a lo que ocurre con sus órbitas, las fuerzas gravitatorias de los planetas cercanos a los asteroides pueden alterar sus periodos de rotación, por lo cual es preciso realizar mediciones periódicamente y comparar los resultados con los valores obtenidos por otros autores en otras épocas.

4- Metodología

4.1.- 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) (Figura 3). Para la gran mayoría de los objetos celestes esta curva es una recta constante pero existen algunos objetos celestes que tienen variaciones, más o menos periódicas, por lo que se denominan objetos variables. Como se ha expuesto, los asteroides presentan variaciones de luminosidad en cortos periodos de tiempo (horas) debido a su rotación, por lo que a partir del estudio de la curva de luz puede calcularse dicho periodo de rotación.

4.2- Consideraciones previas

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. Normalmente las curvas de luz de los asteroides suelen ser variables debido a la combinación de su rotación y su composición irregular (reflectividad de la superficie o albedo).

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 (toda la superficie presentaría el mismo albedo o porcentaje de reflexión de la luz solar).

Pero la realidad es que tanto la superficie (como la forma) de los asteroides es irregular por lo que al rotar nos muestran distintas zonas (con distintos albedos) 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). Se debe prestar especial atención a

asteroides tipo NEA con parámetros dinámicos desconocidos.

Las listas actualizadas pueden encontrarse en <http://spaceguard.iasf-roma.inaf.it/SSystem/lists/plist.html>. De entre los muchos asteroides catalogados si queremos realizar una observación con el TAD que consista en calcular una curva de luz deberemos seleccionar alguno que cumpla:

- Su periodo de rotación esté alrededor de las cinco horas. De esta forma podremos ver una rotación completa a lo largo de una noche.
- Tenga una variabilidad de décimas de magnitud. Variaciones de brillo más pequeñas serán difíciles de detectar por los errores de medida.

4.3- Fotometría de asteroides

1) **Selección**. Antes de las observaciones, es necesario identificar y conocer el asteroide que se quiere estudiar. Para ello puede consultarse el grupo de trabajo denominado CALL-Collaborate Asteroids Light Curve (www.minorplanet.info/call.html) del Minor Planet Center (MPC), que es la institución internacional encargada de recopilar las observaciones de asteroides y cometas, calcular sus órbitas y publicar los resultados.

Este grupo de trabajo ofrece información detallada de los asteroides que entran en oposición (posición en la órbita más cercana a la Tierra) a lo largo de los cuatro trimestres del año. Además, permite conocer la magnitud y el período estimado de algunos asteroides (http://www.minorplanet.info/PHP/call_OppLCDBQuery.php).

2) **Posición**. Una vez seleccionado el asteroide, es necesario conocer su posición. El Minor Planet Center, en su sección de efemérides, ofrece la astrometría de los cuerpos menores identificados hasta la actualidad (<http://www.minorplanetcenter.net/iau/MPEph/MPEph.html>)

3) **Verificación.** Para la búsqueda y localización del asteroide se debe disponer de un software tipo planetario como el freeware Cartes du Ciel (www.ap-i.net/skychart/start) u otros (The Sky, Starry Night).

Es necesario confirmar la localización del asteroide mediante imágenes sucesivas para detectar su movimiento entre las estrellas. El software Astrometrica (www.astrometrica.at) es una buena herramienta para este fin, ya que además de identificar el campo estelar que se ha fotografiado, indica la existencia de asteroides.

La metodología para la elaboración de una curva de luz de un objeto variable, como un asteroide, mediante el método de la comparación se expone a continuación:

1) Obtener una secuencia de imágenes con el asteroide y dos estrellas de comparación. Es muy importante tener en cuenta varios requisitos:

- El asteroide 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 el asteroide deben tener brillos (y colores) semejantes.

- Debemos asegurarnos que ninguna de las estrellas de comparación es variable o presenta variaciones esporádicas.

Para la obtención de imágenes es posible utilizar alguna de los telescopios robóticos del proyecto GLORIA (users.gloria-project.eu).

2) Cálculo de las magnitudes instrumentales (es recomendable usar algún filtro pero también puede realizarse sin filtros) del asteroide y de las estrellas de comparación (para más detalles 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 estos las magnitudes instrumentales, para cada imagen o tiempo (t), según la siguiente relación:, donde $F_{ast}(t)$, $F_{com1}(t)$, $F_{com2}(t)$ son los flujos del asteroide y las estrellas de comparación 1 y 2, respectivamente, y $m_{ast}(t)$, $m_{com1}(t)$, $m_{com2}(t)$ 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:3) A partir de las anteriores ecuaciones podemos obtener la curva de luz del asteroide y, muy importante, una estimación del error de los puntos de la curva de luz. Representando los valores de la ecuación para los distintos tiempos obtendremos la curva de luz de nuestro asteroide 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 del asteroide. Deberemos elegir otras estrellas de comparación.

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

Dentro del Sistema Solar los Asteroides y especialmente los tipo NEA (objetos con órbitas cercanas a la Tierra) son importantes tanto desde el punto de vista científico como

social. Por un lado una buena caracterización de una muestra estadísticamente significativa de asteroides permitiría responder a interrogantes sobre la formación de los sistemas planetarios, y por otro, la posibilidad de una colisión de un NEA con nuestro planeta le da una dimensión social importante al estudio.

Hoy en día conocemos un total de 11.000 NEAs. Sin embargo, sus propiedades físicas (estados dinámicos y composición) y sus órbitas siguen teniendo grandes incertidumbres o simplemente se desconocen (como es el caso de los periodos de rotación). Con un programa de seguimiento de Asteroides podremos averiguar:

- 1) Nuevos Asteroides binarios.
- 2) Grandes Asteroides (mayores de 100m) de rotación rápida (< 2.25h).
- 3) Parámetros dinámicos (ejes e inclinaciones) a partir de seguimiento fotométrico prolongado.
- 4) Cambios en los periodos de rotación de Asteroides conocidos.
- 5) Descubrir Asteroides con actividad cometaria (MBC, cometas del cinturón principal).

El centro encargado de la gestión de los datos de asteroides procedentes de las observaciones es el MPC -Minor Planet Center minorplanetcenter.net – (organismo dependiente de la IAU, Unión Astronómica Internacional).

El envío de datos fotométricos puede realizarse a minorplanetcenter.net/light_curve Mientras que los datos astrométricos se envían directamente desde los programas de reducción.

Actualmente el proyecto OSIRIS-REx (NASA, <http://osiris-rex.lpl.arizona.edu/>) cuya principal

misión será enviar una nave al NEA 1999-RQ36 retornando a la Tierra con muestras del Asteroide, ha realizado una petición internacional solicitando datos de NEAs (astrometría y fotometría).

5 – Referencias

ref1 – Unidad Didáctica Observaciones Astronómicas con Webcam y CCD: <http://www.astroaula.com/mat/unidades/unicam.pdf>

ref2 – Minor Planet Center: <http://www.cfa.harvard.edu/iau/MPEph/MPEph.html>

ref3 – Generador de Efemérides asteroides:
http://www.minorplanet.info/PHP/call_OppLCDBQuery.php

ref4 – Efemérides Horizons del JPL: <http://ssd.jpl.nasa.gov/horizons.cgi>

ref5 – Base de datos de curvas de luz de asteroides: <http://www.minorplanet.info/lightcurvedatabase.html>

Sol de medianoche

Por

Sr. **Miguel Ángel Pío Jiménez**. Astrónomo del Instituto de Astrofísica de Canarias, Tenerife.

Dr. **Miquel Serra-Ricart**. Astrónomo Instituto de Astrofísica de Canarias, Tenerife.

Sr. **Juan Carlos Casado**. Astrofotógrafo tierrayestrellas.com, Barcelona.

Dr. **Lorraine Hanlon**. Astronomer University College Dublin, Ireland.

Dr. **Luciano Nicastro**. Astronomer Istituto Nazionale di Astrofisica, IASF Bologna.

1 – Objetivos de la actividad

Con ésta actividad se pretende calcular la latitud a la que se encuentra el observador a partir de imágenes digitales, calculando en ellas la altura del Sol sobre el horizonte.

Los objetivos que se pretenden alcanzar son los siguientes:

- Aplicar una metodología para el cálculo de un parámetro físico (Latitud Geográfica) a partir de un observable (imágenes digitales) como técnica de aplicaciones pedagógicas, documentales e investigadoras. Aplicar conocimientos de Matemáticas (Trigonometría y Álgebra) y Física (Cinemática) básicas.
- Conocer y aplicar técnicas de análisis básico de imágenes (escala angular, medición de distancias,...).
- Trabajar cooperativamente en equipo, valorando las aportaciones individuales y manifestando actitudes democráticas.

2 – Instrumentación.

La práctica o actividad se realizará a partir de imágenes digitales obtenidas desde el norte de Europa durante el tránsito de Venus el 6 de Junio de 2012. (ver sky-live.tv).

3 – Fenómeno.

3.1.- Sol de Medianoche.

El Sol de Medianoche es un fenómeno natural que se da en su plenitud únicamente al norte del círculo polar ártico, y al sur del círculo polar antártico. Dado que en el hemisferio sur

no hay asentamientos permanentes suficientemente cerca del polo (salvo en las bases antárticas, habitadas por unos pocos científicos y personal militar), las regiones habitadas que pueden disfrutar de este fenómeno están todas en el hemisferio norte: Alaska, Canadá, Groenlandia, Noruega, Suecia, Finlandia, Rusia y el extremo norte de Islandia. Debido a la inclinación del eje de rotación de la Tierra respecto a la eclíptica de aproximadamente 23 grados y 27 minutos, en latitudes altas el Sol no se oculta durante el verano (local). Durante el fenómeno, el Sol permanece visible por encima del horizonte, las 24 horas del día, es decir, no se pone nunca para estas latitudes (ver Figura 1). Esto ocurre en las fechas más próximas al solsticio de verano, entre el 22 y el 24 de junio, siendo en éstas fechas cuando alcanza su máxima plenitud, y su duración en el tiempo va a variar dependiendo del lugar geográfico desde donde estemos, o lo observemos. Así, la duración del sol de medianoche varía desde un día (unas 20 horas) durante el solsticio de verano en los círculos polares hasta aproximadamente seis meses en los polos geográficos (unos 186 días). En los propios polos, en todo el año sólo amanece una vez y anochece una vez. Durante los seis meses de día en el polo, el Sol se mueve continuamente cerca del horizonte, alcanzando su altura máxima en el cielo en el solsticio de verano.

Debido a la refracción, el sol de medianoche puede ser observado en latitudes ligeramente por debajo del círculo polar, pero como mucho un grado por debajo (dependiendo de las condiciones locales). Por ejemplo, es posible ver el sol de medianoche en Islandia, aunque la mayor parte del país (la isla de Grímsey es la notable excepción) se encuentra al sur del círculo polar ártico. Incluso en la zona más al norte de las Islas Británicas (y los lugares que se encuentran en latitudes similares) se puede observar un crepúsculo o resplandor permanente por estas fechas en los cielos septentrionales.

Como hemos comentado, dependiendo de la latitud, éste periodo será más o menos largo. Poniendo ejemplos, en el punto más al norte de la Europa continental, es decir, en el famoso Cabo Norte, podremos disfrutar del Sol de Medianoche desde el 14 de mayo hasta el 29 de julio. En cambio, desde la línea del Círculo Polar, un poco más al sur de Bodo en Noruega, o en Rovaniemi, que todo el mundo conoce como referencia del círculo, será solo observable desde el 12 de junio hasta el 1 de julio. La cuarta parte del territorio finlandés se encuentra al norte del círculo polar ártico y en la zona más septentrional del país el Sol no se oculta durante 73 días en verano. En las islas Svalbard, Noruega, la región habitada más septentrional de Europa, no hay ocaso desde el 19 de abril hasta el 23 de agosto, aproximadamente. Así, los lugares más extremos son los polos, donde el Sol es visible medio año. Pasadas estas fechas, el sol seguirá estando durante muchas horas por encima del horizonte, pero sí que se pondrá completamente, y así la noche se irá haciendo progresivamente más larga, hasta llegar el momento opuesto del año en el que el sol va a dejar verse muy poquito, dando paso a la larga noche polar.

Cuando nos disponemos a observar y disfrutar de este magnífico fenómeno, el mejor momento del día será hacia la medianoche solar, entre las 23.00 y las 01.00 horas de Noruega aproximadamente. Este será el momento en el que podremos observar cómo el sol se acerca descendiendo hasta el horizonte, adquiriendo el típico color anaranjado de una puesta de sol convencional, pero en lugar de ocultarse, llegará a un punto en el que iniciará de nuevo el ascenso, como si alargase el ocaso hasta enlazarlo con el amanecer. El resto del día, el Sol dibujará una elipse por encima de nosotros, sin llegar a situarse justo encima nuestro, tal y como estamos acostumbrados desde nuestra latitud. Durante este periodo, y solo por encima del círculo polar, el Sol tampoco va a ser tan intenso como cabría esperar en la época del año en la que nos encontraremos, verano.

Un error muy común es pensar que en todos los lugares donde se produce el sol de medianoche, el día más corto es totalmente oscuro. Esto no es siempre así debido al crepúsculo. En lugares muy cercanos a los Polos esto es cierto, pero en las zonas cercanas al Círculo polar ártico o al antártico, se produce el sol de medianoche pero no la noche polar. De hecho, las regiones polares suelen recibir más luz a lo largo del año que las regiones situadas más cerca del Ecuador.

3.2.- La Noches Blancas.

Asociado al fenómeno del Sol de Medianoche, en las regiones del norte de Rusia y otras localidades que se encuentran a más de 60 grados de latitud pero están al sur del círculo ártico o al norte del círculo antártico en lugar del sol de medianoche experimentan el crepúsculo civil de medianoche. El Sol se encuentra hasta 6 grados bajo el horizonte (definición del crepúsculo civil), por lo que las actividades de día, como leer, son aún posibles sin luz artificial, siempre y cuando el cielo no esté nublado. Este fenómeno natural es conocido popularmente con el nombre de Noches blancas.

No confundir con la denominada Noche Polar, que pasaremos a describir a continuación, y que es justamente, el fenómeno contrario al Sol de Medianoche.

3.3.- La Noche Polar.

La noche polar, es el efecto contrario al Sol de Medianoche, donde el Sol no sale durante un largo periodo de tiempo, es decir, las 24 horas del día están en completa oscuridad. Así, en lugares como las islas Svalbard, la noche polar se extiende desde el 28 de octubre hasta el 14 de febrero.

En las regiones dentro de los círculos polares, la duración del momento en que el sol está por debajo del horizonte varía desde 20 horas en el Círculo polar ártico y Círculo polar antártico a 179 días en los Polos. Sin embargo, no todo este tiempo es clasificado como noche polar, ya que puede haber

mucha luz solar debido a la refracción. Además se dice que el tiempo que el sol permanece sobre el horizonte es de 186 días (frente a los 179). Esta asimetría en los números es debida a que el tiempo en que el sol está parcialmente sobre el horizonte es considerado como tiempo de día. **4 – Metodología.**

4.1 Movimiento aparente del Sol en la Esfera Celeste.

La posición del sol durante el transcurso de un año, va variando de modo que los puntos del horizonte por donde sale (orto) y se pone (ocaso) el Sol van cambiando constantemente. El 21 de marzo, fecha del equinoccio de primavera, el Sol sale por el Este y se pone por el Oeste. Al pasar los días, estos puntos van desplazándose hacia el Norte, primero rápidamente, luego lentamente, hasta el 21 de junio, fecha del solsticio de verano, en que el Sol alcanza su máxima altura. A partir del 21 de junio, los puntos se alejan del Norte y se van acercando al Este y al Oeste, cuyas posiciones vuelven a ocupar el 22 o 23 de septiembre, equinoccio de otoño. Luego se acercan al punto Sur, hasta el 22 de diciembre, solsticio de invierno, del cual se alejan después. Transcurrido un año, vuelven a coincidir con los puntos Este u Oeste.

El eje de la tierra está inclinado unos $23^{\circ} 27'$ con respecto a la línea perpendicular a la órbita del planeta (Figura 5). La trayectoria del sol atravesando el cielo así como su declinación cambian, entonces, a lo largo del año (Figura 6) donde la declinación del sol es el ángulo que existe entre los rayos del sol y el plano del ecuador de la Tierra. Un día antes de que el Sol atravesase el Ecuador el 21 de marzo su declinación es negativa (Figura 6), y al día siguiente (21 de marzo) su declinación vale cero. En ese instante el Sol su altura sobre el horizonte es justamente 90° (grados) menos la latitud del lugar ($90^{\circ} - \phi$). La duración del día sería igual a la de la noche en los equinoccios. En los días posteriores la declinación del Sol es positiva, y sigue subiendo hasta que alcanza $+23^{\circ} 27'$, estando el Sol en ese instante en el Solsticio de verano o Trópico de Cáncer. En el hemisferio

norte ese día es el más largo del año y la noche es la más corta y es justamente cuando el Sol alcanza la altura máxima sobre el horizonte ($90^\circ - \phi + 23^\circ 27'$) de todo el año. A partir de ese momento la declinación del Sol empieza a disminuir hasta que nuevamente es 0 el 21 de septiembre, momento en que otra vez la duración del día es igual a la de la noche. Sigue disminuyendo la declinación, ahora con valores negativos, hasta que en el Solsticio de invierno o Trópico de Capricornio (21 de diciembre) el Sol alcanza su valor menor en declinación, $-23^\circ 27'$, época a la que le corresponden las noches más largas y los días más cortos, y momento en el que el Sol se sitúa lo más bajo sobre el horizonte que estará en todo el año. La Figura 7 nos muestra las latitudes a las que la altura del Sol es la mayor, para esos días específicos sobre el curso del año.

4.2 Método a realizar para calcular la latitud del lugar.

Hemos visto en la Sección 4.1, que la altitud máxima del sol depende, no sólo de la latitud del observador, sino que también con el momento del año, ya que la declinación solar varía desde -23.5° en el solsticio de invierno a $+23.5^\circ$ en el solsticio de verano, siendo cero en los equinoccios.

Para calcular la altura del Sol a medianoche, en un lugar específico de la Tierra, tendremos que utilizar la siguiente expresión donde h_s será la altura del Sol sobre el horizonte, ϕ sería el valor de la latitud donde se encuentra el observador y, δ_s sería la *declinación solar* en el día en el que se quiere calcular esa altura.

En nuestro caso, ϕ es la cantidad que queremos determinar, así que si reordenamos la ecuación que tenemos arriba, tendremos: siempre teniendo en cuenta que todos los valores se deben expresar en las mismas unidades, que en éste caso serían grados, para simplificar cálculos.

4.2 Cálculo de la altura del Sol sobre el horizonte.

La medición de la altura del Sol es relativamente sencilla, y para hacerlo lo que haremos es medir, directamente en las imágenes, la altura sobre el horizonte a la que está el Sol en el momento del paso por el meridiano del lugar a las 12 de la noche. Esa distancia la realizaremos sobre la imagen, por lo que la unidad más sencilla en la que la tomaremos será en número de píxeles, para una vez la tengamos en píxeles, sólo tengamos que aplicarle un factor de escala en función del tamaño de cada píxel en grados, y así poder tener la h_s en unidades de grado.

5. Medida para el 6 de Junio del 2012 desde Tromsø.

5.1 Descripción Instrumental.

Para la observación del fenómeno y la toma de imágenes, se tomarán, en tiempo real, con una cámara Canon 5D Mark II de 21Mpíx, colocando un filtro adecuado para la observación solar.

5.2 Ejemplo del cálculo para Tromsø.

Nos interesa determinar la latitud desde donde el observador está tomando imágenes del fenómeno del Sol de Medianoche, para lo que, siguiendo el razonamiento teórico, necesitamos conocer la altura del Sol sobre el horizonte en ese instante, más el valor de la declinación solar para el día de observación, y así poder sustituir dichos valores en la Ecuación [1].

Ahora vamos a realizar los cálculos utilizando para ello un software astronómico que nos permite conocer, para el 6 de Junio del 2012, la altura a la que se encontrará el Sol con respecto al horizonte en el momento que ocurra el fenómeno del sol de medianoche. Así, para ello, calcularemos el factor de escala que comentamos, en función del tamaño del Sol en la Figura 8 . En ese caso, el diámetro del Sol en esa imagen es de 42 píxeles, por lo que aplicando un razonamiento similar al empleado en el apartado anterior, el valor de escala de la figura será: Midiendo entonces la altura h_s tenemos que vale

195 píxeles, lo que equivale a decir que $hs = 2^\circ 25' 48''$. Por otro lado, de las Efemérides podemos obtener el valor de la declinación solar para un día determinado, que para el caso que nos ocupa, el 6 de Junio del 2012, el valor es:

$$\delta_s = 22^\circ 39' 39.42''$$

Así que, finalmente, sustituyendo en la ecuación [1], nos sale que la latitud del lugar de observación, en éste caso Tromso, es de:

$$\varphi = 90^\circ - \delta_s + hs = 69.77^\circ = 69^\circ 46' 8.58''$$

donde δ_s , como dijimos, es la declinación solar ese día y hs es la altura del Sol sobre el horizonte, medida en grados.

6 – Direcciones de Internet

- Movimiento del Sol en la Esfera Celeste. <http://www.mailxmail.com/curso-iniciacion-astro-nomia/movimiento-sol-esfera-celeste>
- ¿Jugamos con la sombra de la Torre Eiffel?. Webquest para la ESO. <http://www.eibarpat.net/webquest/lasombradelatorreeiffel/>
- Introducción a la Astronomía de posición. http://cursoastronomia.galeon.com/tema_1.htm
- Latitud y Longitud de cualquier lugar en la esfera Terrestre. <http://juanreyero.com/util/latlong/>
- Transmisión del tránsito en directo a través de Internet: <http://www.sky-live.tv>
- Expediciones científicas del grupo Shelios para observar fenómenos astronómicos: <http://www.shelios.com>
- Geografía Esencial. <http://geografo.pastranec.net/>
- Midnight sun seen from Fjellheisen. Interesante 360 –

Panorama <http://www.virtualtromso.no/en/panoramas-from-tromso/56-midnight-sun-seen-from-fjellheisen-cable-car.html>

- Colección de fotografías del fenómeno http://www.taringa.net/posts/imagenes/2523828/Sol-de-Medianoche-_Fenomeno-natural_.html