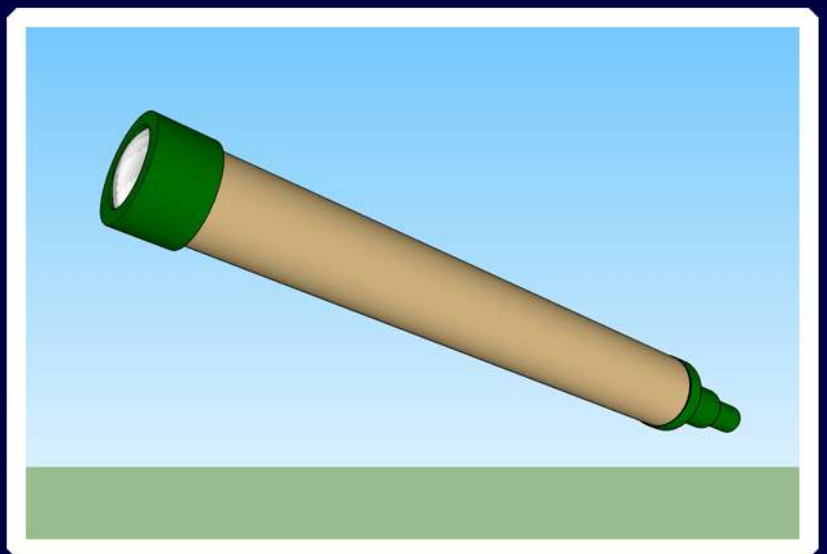


Trabajos de Astronomía para las clases de Física

Anicet Cosialls Manonelles



TRABAJOS DE ASTRONOMÍA PARA LAS CLASES DE FÍSICA

Anicet Cosials Manonelles

Publicaciones de ApEA

**Asociación para la Enseñanza de la Astronomía
Nº 41 (Secundaria)- Febrero 2021**

Publicaciones de ApEA nº 41
Asociación para la Enseñanza de la Astronomía

© Texto: Anicet Cosialls Manonelles

© Imágenes: Anicet Cosialls, NASA, Wikipedia Commons, Tanguy

Dibujo de Portada: Tanguy

Foto de Portada: Eclipse del 14.XII.2020. Miloslav Druckmuller, Andreas Moller, (Brno University of Technology)

Comité de Redacción:

Ederlinda Viñuales, Antonio Arribas y Ricardo Moreno

Dirección:

Ricardo Moreno (Vocal Editor de Publicaciones de ApEA)

rmluquero@gmail.com

ISBN: 978-84-942304-2-4



Esta obra está licenciada bajo la Licencia Creative Commons Atribución 4.0 Internacional. Para ver una copia de esta licencia, visita <http://creativecommons.org/licenses/by/4.0/>.

EL AUTOR

Anicet Cosialls Manonelles



Es licenciado en Ciencias Químicas y ejerce de profesor de Física y Química en el Institut Guindàvols de Lleida. Participa como profesor formador en cursos y talleres de Física y Química experimental dirigidos al profesorado de secundaria e imparte charlas de divulgación científica.

Ha participado en diferentes ferias divulgando la ciencia: Ciencia en Acció, Science on Stage, Scientix, Ciència al Carrer, Diverciencia, DDDs, etc.

Ha tutorizado desde sus inicios como profesor, trabajos de investigación con sus alumnos de Física y Química, que han sido reconocidos con distintos premios: Jóvenes investigadores, Colegio San Viator de Madrid, Societat Catalana de Física, Societat Catalana de Química, Premi Recerca Jove, Premis Baldri i Reixach, premios de las universidades: UPC, UdL, UAB, URV, Pompeu Fabra, UVic.

Se inició en la Astronomía el 2004 a raíz del Tránsito de Venus, realizando un proyecto de investigación con tres alumnos que les permitió viajar a Chile para visitar el observatorio Paranal.

En el ámbito de la Astronomía, ha realizado proyectos de investigación que han sido reconocidos en diferentes certámenes:

Catch a Star, Adopta una Estrella, en el concurso de la ESA "Take your classroom into space", y también en el concurso europeo Odysseus II.

Es miembro de la Societat Astronòmica de Lleida SALL.

A título personal, en 2009 fue galardonado con el "Premi Catalunya Educació (premio Marta Mata)", y en 2010 le fue concedida la Medalla de Oro al Mérito Educativo de la Paeria de Lleida. El 2015 fue reconocido con el Premio MENSA al conocimiento.

Es miembro de ApEA desde 2009.

anicetc@gmail.com

<http://www.xtec.cat/~acosiall/personal/index.html>

ÍNDICE

Presentación.....	7
1. Construcción de un telescopio en el aula.....	9
2. Transito de Mercurio vs Tránsito de Venus.....	17
3. Estudio experimental de dos eclipses de Sol del siglo XXI.....	21
4. Cálculo de la distancia de la Tierra a la Luna a partir de una foto.....	27
5. Estimación de la distancia de la Tierra al Sol.....	31
6. Determinación experimental del periodo de rotación del Sol.....	39
7. Estudio del movimiento de una eyección de masa coronal.....	45
8. ¿Hasta cuándo va a brillar el Sol?.....	51
9. Pesando la Luna.....	57
10. Observación de la lunas y estimación de la densidad de Júpiter.....	63
11. Determinación experimental de la oblicuidad de la eclíptica.....	71
12. ¿Cómo se pesan los astronautas a bordo de la ISS?.....	79
13. Usando la Tierra paralela.....	85
14. Minitutorial del programa Tracker.....	91

PRESENTACIÓN

En esta publicación presento un conjunto de artículos sobre diferentes temas de astronomía y astrofísica que han sido publicados en la revista Nadir, y que son fruto de pequeños trabajos de investigación realizados desde 2004 con alumnado de ESO y bachillerato, algunos de los cuales han sido premiados en distintos certámenes como Ciencia en Acción, Catch a Star, etc.

Dichas investigaciones se han transformado en actividades interdisciplinares rutinarias, compatibles con el modelo de aprendizaje STEAM, y constituyen un excelente recurso didáctico para el profesorado para la enseñanza de la física aplicada en contexto, lo que se traduce en un aumento del interés de los estudiantes hacia la astronomía.

A título de ejemplos: construyendo telescopios en el aula permite trabajar la óptica geométrica; determinando experimentalmente el periodo de rotación del Sol, y estudiando el movimiento de los satélites de Júpiter, aplicamos la física del movimiento armónico simple y del movimiento circular uniforme; la determinación de la masa de la Luna permite ahondar en la caída libre; el estudio de la eyección de la masa coronal del Sol posibilita profundizar sobre el movimiento rectilíneo uniforme y la gravitación; dando respuesta a la pregunta ¿hasta cuándo va a brillar el Sol? nos adentramos en la física moderna; proponiendo una solución al problema de ¿cómo se pesan los astronautas de la ISS? utilizamos la física del oscilador armónico; el cálculo de la distancia de la Tierra al Sol nos introduce en el tema de la medida, los errores experimentales y el tratamiento estadístico de los datos; el estudio comparativo de dos eclipses del siglo XXI resulta muy valioso para promover la experimentación asistida por ordenador utilizando diferentes sensores; estudiando la manera de conocer la oblicuidad de la eclíptica abordamos la astronomía de posición, y estudiamos la relación matemática entre la altura del Sol al mediodía, su declinación y la latitud del lugar, etc.

Cada artículo suele empezar planteando una pregunta sobre un tema general de interés astronómico, y se explica la manera de resolver el problema utilizando el método científico, con el soporte de materiales que están disponibles en muchos centros: gnomon, cámara oscura, telescopio, webcam, cámara réflex, modelo de Tierra paralela, equipos de adquisición de datos experimentales, etc.

Hay muchas maneras de introducirse en el mundo de la astronomía: observando el cielo con o sin telescopio en una noche oscura, mirando imágenes espectaculares realizadas por el Hubble de nebulosas y galaxias, leyendo libros de divulgación, asistiendo a conferencias, viendo en televisión noticias relacionadas con eclipses o agujeros negros, a través de historias mitológicas del cielo, etc. Mediante esta colección, se dan a conocer algunos métodos y técnicas que permiten determinar, a través de mediciones y cálculos, diversos parámetros astronómicos que harán más comprensible la forma de entender cómo se construye el conocimiento de esta ciencia, y que posiblemente también incrementarán el interés de todos hacia la astronomía.

Quisiera agradecer al alumnado de l'Institut Guindàvols de Lleida que ha participado en las investigaciones, y que con su colaboración, han contribuido a hacer realidad cada uno de los artículos. Entre ellos cabe destacar a: Albert Agraz, Óscar Puértolas, Kacper Wierzchos, Alicia Tiffón, Violeta Porta, Aïda Pallás, Laura Latorre, Eduard Roure, Albert Minobes, Marc Tarrés, Lorena Chesa, Álvaro Domínguez, Sergi Gómez, Héctor Castán, Alba Reñe, Marc Sansa, Víctor Gil, Oriol Jové, Pavel Eroles, Daphne Guixé, Paula Lafuerza, Sandra Neila, Míriam Armillas, David Beberide, Gerard Benseny, Clara Preixens, Anna Alonso, Núria Babot, Guillem Serradó, Alba Ganau, Andrea Cabero, Albert Gómez, Júlia Domínguez, Sergi Maza, Jordi Domingo, Ester Gil, Claudia Pubill, Toni Serés, Quim Navarro, y Belén Vicente.

Finalmente, quiero mostrar también mi agradecimiento al comité de redacción de ApEA por la confianza que ha depositado en mí para que esta obra haya sido una realidad, y muy especialmente a Antonio Arribas y Ederlinda Viñuales por la revisión del texto, y a Ricardo Moreno por animarme a escribir los artículos, y por su interés, sugerencias y apoyo en la revisión y redacción del proyecto.

[Volver al índice](#)

CONSTRUCCIÓN DE UN TELESCOPIO EN EL AULA



Se propone la construcción de dos tipos de telescopios refractores con materiales sencillos y al alcance de todos los alumnos: el telescopio de Galileo y el telescopio de Kepler. También se explica la formación de las imágenes y sus características principales.

INTRODUCCIÓN

¿Os imagináis cómo sería la astronomía actual si no se hubiera inventado el telescopio?

Desde la antigüedad se conocía que los objetos, vistos a través de una botella esférica de

vidrio llena de agua, se veían aumentados. Pero al parecer, esta virtud era atribuida al agua, no a la redondez del vidrio.

Las lentes correctoras de la miopía y presbicia empiezan a aparecer a finales del siglo XII. Todo

parece indicar que, mucho antes, el emperador romano Claudio Nerón miraba a través de una esmeralda para mejorar su visión defectuosa.

Todavía hay dudas sobre quién fue el inventor del telescopio. Todo parece indicar que dos artesanos ópticos holandeses, Hans Lippershey y Jacob Meltius, independientemente, y con pocos meses de diferencia, presentaron la solicitud de patente el año 1608 al gobierno holandés. El invento se extendió por toda Europa.

En el año 1609, Galileo no tardó en deducir el funcionamiento de aquel enigmático instrumento y construyó algunos, cada vez mejores, a partir de un tubo de plomo y un ocular divergente. El primero conseguía sólo tres aumentos y equivaldría a unos modernos binoculares de teatro, y el último treinta. Cuando miró al cielo con su telescopio, revolucionó la astronomía del momento.



Fig. 1: Galileo consiguió ver los cráteres lunares

Descubrió las fases de Mercurio y Venus, los cráteres de la Luna (Fig. 1), los cuatro satélites de Júpiter y algunas estrellas de la Vía Láctea. Galileo fue la primera persona que publicó hallazgos astronómicos con el telescopio, por lo cual hay que considerarle justamente como el auténtico inventor. Sorprende que un invento de consecuencias tan importantes no hubiese sido reivindicado por nadie. De todas maneras es comprensible si se tiene en cuenta que en aquella época las oficinas de patentes escaseaban y los medios legales para defenderse de los imitadores no existían.

No pretendo crear un debate sobre qué contenidos de Física deberían estar presentes en los currículos de ciencias, ni el orden en que deberían impartirse. En mis inicios como profesor de Física y Química en la antigua Formación Profesional, el primer tema que programaba era la óptica, y éste ha sido uno de los campos donde he podido diseñar y aplicar las actividades didácticas que más interés y satisfacción han despertado entre los alumnos.

Desde que se implantó la ESO en nuestro sistema educativo, se ha ofertado en nuestro instituto, dentro del currículum variable del segundo ciclo, el crédito "Luz y color". En este espacio, hemos tenido la posibilidad de aplicar los conocimientos adquiridos sobre el comportamiento de la luz, diseñando y construyendo telescopios.

El trabajo que aquí explico puede hacerse individualmente o en grupo, en este caso el coste se reduce. En una de las horas de clase se explica el proceso de construcción, y posteriormente los alumnos lo construirán en sus casas, con los materiales que tengan a su disposición (tubos de cartón, PVC, cuentahílos, lupas...). El telescopio se presenta con una pequeña memoria. A título de ejemplo puede consultarse el trabajo *El telescopio de Kepler*:

<http://www.xtec.es/~acosiall/personal/kepler.pdf>.

En Cataluña, los alumnos de Bachillerato deben hacer obligatoriamente un trabajo de investigación conocido como Treball de Recerca. “Diseñar y construir un telescopio” ha sido una de las propuestas de temas de investigación que he hecho a los alumnos en varios cursos, que se materializaron en los trabajos de Nuria Campa (2002) y Raúl Castillo (2003).

En este artículo se proponen algunas pautas para que cada alumno de secundaria pueda construir su propio telescopio refractor, de una manera muy sencilla y rápida, con materiales que estén a su alcance, y pueda realizar con él algunas observaciones astronómicas: cráteres de la Luna, los satélites galileanos de Júpiter, etc.

Para ello se va a explicar el proceso de construcción de dos tipos de telescopios refractores: el telescopio de Galileo (1609) y el telescopio de Kepler (1611).

TELESCOPIO DE GALILEO. CONCEPTOS TEÓRICOS

La función de un telescopio es facilitar la observación de objetos lejanos que se ven pequeños porque lo son sus imágenes en la retina. Mediante un conjunto de lentes entre el objeto y la retina se consigue ampliar la imagen.

El telescopio de Galileo es un telescopio refractor que utiliza un sistema óptico formado por un ocular divergente y un objetivo convergente (Fig. 2). Delante del tubo hay una

lente convergente, el objetivo, de gran distancia focal ($f_1 = +100$ cm), para refractar o desviar la luz procedente de fuentes lejanas. En el otro extremo del tubo hay una lente divergente, el ocular, con una distancia focal corta ($f_2 = -10$ cm) que produce una imagen ampliada al desviar la luz previamente concentrada por el objetivo.

La longitud del telescopio (L) está condicionada por las distancias focales f_1 y f_2 de las lentes:

$$L = f_1 + f_2$$

En nuestro caso,

$$L = 100 + (-10) = 90 \text{ cm}$$

La potencia de una lente (D) se expresa en dioptrías, y se define como la inversa de su distancia focal expresada en metros:

$$D = 1/f$$

Por convenio, se asocian distancias focales positivas a las lentes convergentes, y negativas a las divergentes. Por consiguiente, en las lentes convergentes su número de dioptrías será positivo, y en las divergentes, negativo.

A título de ejemplo, la potencia de las lentes de nuestro telescopio será:

	Distancia focal (m)	Potencia (nº de dioptrías)
Objetivo	+1	$1/1 = +1 \text{ D}$
Ocular	-0,1	$1/-0,1 = -10 \text{ D}$

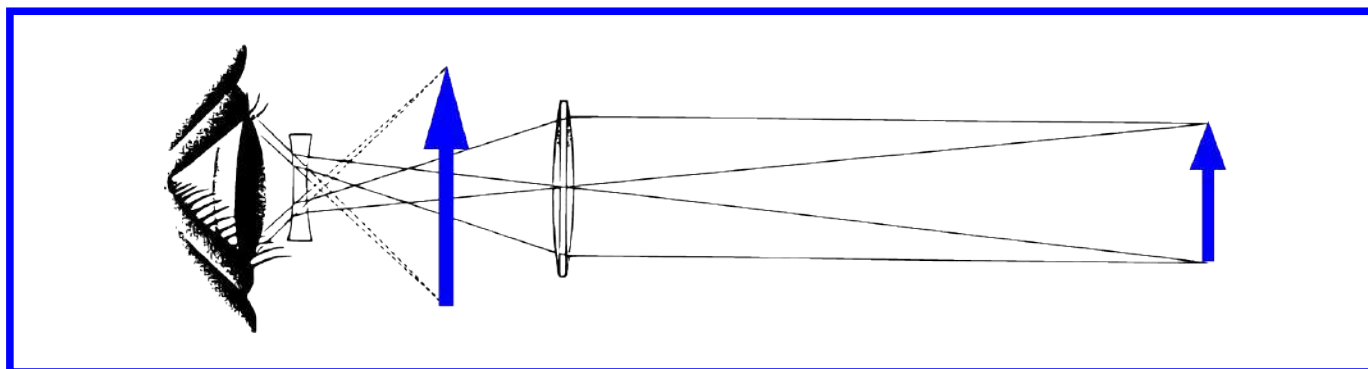


Fig. 2: El telescopio de Galileo con ocular divergente proporciona imágenes sin invertir (Colin A. Ronan, 1982). El dibujo muestra una construcción habitual que emplea sólo dos de los tres rayos “principales”, aunque en realidad la fuente puntual lejana emite un haz de luz que puede representarse por infinitos rayos que, al atravesar la lente convergen hacia el punto imagen.

El número de aumentos de un telescopio (a) está determinado por la relación entre las distancias focales del objetivo f_1 y del ocular f_2 :

$$a = \frac{f_1}{f_2}$$

Cuanto mayor sea la distancia focal del objetivo f_1 y menor la del ocular f_2 , mayor será el número de aumentos.

El telescopio de Galileo que proponemos tendrá, según la fórmula anterior:

$$100 \text{ cm} / 10 \text{ cm} = 10 \text{ aumentos}$$

Decir que un telescopio proporciona 10 aumentos significa que, en el supuesto que observemos la Luna, la veríamos como si la observáramos desde una distancia 10 veces menor.

No hay que obsesionarse demasiado con los aumentos. Se puede llegar a pensar que el mejor telescopio es el que proporciona más aumentos, y esto es falso ya que cada instrumento tiene un límite máximo a partir del cual, por más aumentos que se le agreguen sólo conseguirá obtener una progresiva pérdida de detalles y la aparición de visiones borrosas por las aberraciones cromáticas.



Fig. 3: Una imagen con más aumentos suele ser más borrosa, menos brillante y con menos campo.

Los telescopios refractores trabajan bien con un número de aumentos equivalente a 2 veces el diámetro del objetivo (d) en mm. Un telescopio

de 60 mm de diámetro de objetivo no permitirá ver bien con más de 120 aumentos.

Hay que tener también en cuenta que, cuanto mayor sea el número de aumentos, menor será su luminosidad: los objetos se verán más oscuros.



Fig. 4: Telescopio que construyó Galileo.

El poder de resolución de un telescopio representa el ángulo de separación mínimo entre dos estrellas para que puedan verse separadas cuando son observadas a través de él. A causa de las limitaciones impuestas por la difracción de la luz, el poder de resolución depende del diámetro del objetivo (d). La expresión aproximada es:

$$\text{Poder de resolución} = 120 / d$$

Donde d se expresa en mm y el ángulo resultante en segundos de arco. El valor de d también es muy importante, porque cuanto más grande sea, más energía luminosa penetra en el aparato, con lo cual, se pueden detectar estrellas menos brillantes.

El campo abarcado es la porción o superficie de cielo que abarca un telescopio al mirar a través de él. Cuanto más elevada sea la potencia del instrumento óptico, tanto menor será el campo que éste abarque. A título de ejemplo, si un telescopio de 50 aumentos abarca justo el diámetro de la Luna, con otro de 100 aumentos sólo veremos la cuarta parte de ella.

MATERIAL Y CONSTRUCCIÓN DEL TELESCOPIO DE GALILEO

Necesitaremos una lente convergente de +1 dioptrías que se utilizará como objetivo. Se compra en una óptica. El diámetro puede oscilar entre 5 y 8 cm aproximadamente.

También una lente divergente de -10 dioptrías (ocular). Esta lente debe tener un diámetro inferior a 5 cm. Puede comprarse en una óptica, pero también cabe utilizar las lentes de los equipos de óptica que hay en los centros.



Fig. 5: Tubo interior recubierto con dos esponjas.

El cuerpo del telescopio lo haremos con dos tubos resistentes de cartón de distinto diámetro, de los que se utilizan para el envío de documentos. También valen tuberías de PVC. Se cortan con una sierra de metal, con una longitud aproximada de 90 cm y 70 cm. El diámetro interno de los tubos debe ser algo superior al diámetro de las lentes.

Para encajar el tubo de menor diámetro dentro del otro tubo, usaremos una bayeta Spontex y también cinta adhesiva, por ejemplo la cinta americana, para fijar la esponja al tubo; pintura de color negro mate, cartón de cajas de embalaje, regla milimetrada, compás y tijeras.

Para construirlo, el tubo interior se recubre con dos esponjas o con dos tiras de bayeta Spontex (Fig. 5). También puede utilizarse velcro (Fig. 6). Las esponjas se fijan al tubo con cinta adhesiva, cinta americana o cinta aislante. De



Fig. 6: Tubo interior recubierto con dos tiras de velcro.

esta manera se consigue que el tubo interior se adapte al exterior y pueda deslizarse a través de él para poder graduar y obtener el enfoque apropiado.

Es conveniente pintar el interior de los tubos con pintura de color negro mate para evitar reflexiones de la luz dentro de los tubos.

Para fijar las lentes a los tubos, se recortan dos coronas circulares iguales con un diámetro externo que coincida con el diámetro interno de los tubos. Entre las dos coronas circulares de cartón se coloca la lente. La lente queda atrapada entre los dos cartones, que están unidos por un fijador tipo blu-tack (Fig. 7). Se ajusta la lente a un extremo del tubo ejerciendo una ligera presión (Fig. 8).



Fig. 7: Lente entre dos coronas circulares de cartón.

Por último queda meter un tubo dentro del otro y deslizarlo hasta que la distancia entre las lentes sea aproximadamente de 90 cm.



Fig. 8: Ocular adaptado al tubo del telescopio a presión.

¡Y ahora a observar! Si se quiere hacer observación astronómica conviene fijar el telescopio a un trípode. Para enfocar, habrá que desplazar ligeramente el tubo interior hasta conseguir una imagen nítida.

TELESCOPIO DE KEPLER (1611)

Tras haber visto un telescopio de Galileo, el astrónomo alemán Johannes Kepler diseñó un telescopio refractor ligeramente diferente.

El telescopio de Kepler (Fig. 9) utiliza dos lentes convergentes de distintas distancias focales. En nuestro caso, proponemos distancias focales $f_1 = 133$ cm y $f_2 = 5$ cm.

El número de aumentos de este telescopio será: $133 \text{ cm} / 5 \text{ cm} = 26,6$ aumentos

En este tipo de telescopio, el campo abarcado es mayor que en el de Galileo pero posee el inconveniente de proporcionar una imagen invertida.

El material necesario para la construcción es:

Una lente convergente de + 0,75 dioptrías ($f_1 = 133$ cm) que se utilizará como objetivo. Se compra en una óptica. El diámetro puede oscilar entre 5 y 8 cm aproximadamente.

Como ocular utilizaremos una lupa del tipo cuenta-hilos (Fig. 10). Es una lente convergente con una distancia focal pequeña ($f_2 = 5$ cm). La ventaja de usar un cuenta-hilos como ocular es su precio. Puede comprarse en ópticas o en filatelias.

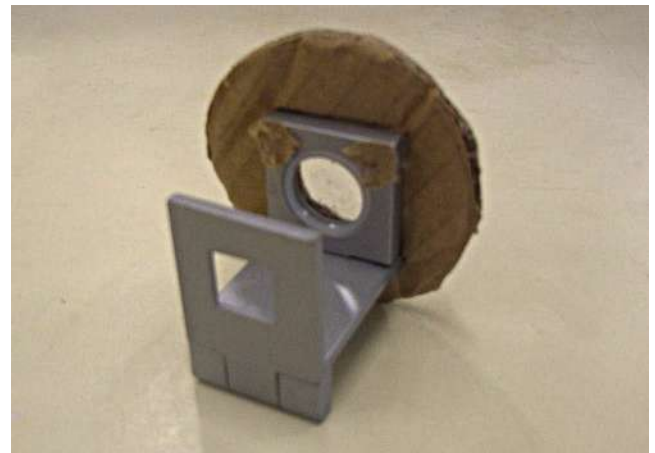


Fig. 10: Cuenta-hilos fijado a la corona circular de cartón.

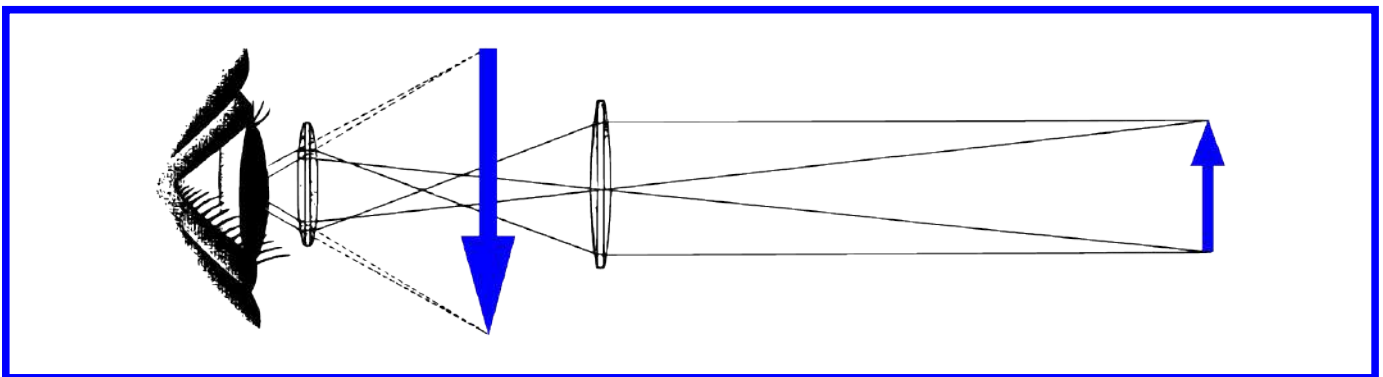


Fig. 9: Telescopio de Kepler. (Colin A. Ronan, 1982.)



Figura 11: Ocular listo para ser fijado a presión al tubo.

Los dos tubos resistentes de cartón de distinto diámetro son similares al telescopio de Galileo. Se cortan con sierra de metal a una longitud aproximada de 100 cm y 80 cm. El diámetro interno de los tubos debe ser algo superior al diámetro de las lentes.

Necesitaremos también una bayeta Spontex para encajar el tubo de menor diámetro dentro del otro, cinta adhesiva (p. ej. cinta americana) para fijar la esponja al tubo, pintura de color

negro mate, cartón de cajas de embalaje, regla milimetrada, compás, tijeras, y sierra de metal para cortar los tubos.

Para construirlo, la única diferencia respecto al telescopio de Galileo, es la fijación del cuenta-hilos como ocular. Se coloca en el tubo estrecho (Fig. 10 y 11) pegado al cartón con blu-tack.

Los tubos hay que ensamblarlos de tal manera que la distancia entre las lentes sea aproximadamente igual a la distancia focal del objetivo ($f_1 = 133$ cm).

Y ahora a enfocar, deslizando ligeramente el tubo pequeño, ¡¡y ya observar!!

Referencias bibliográficas

- Castillo, Raúl. El cel a l'abast de tothom. 2003:

www.xtec.es/~acosiall/personal/telescop.pdf

- Colin A. Ronan. Els amants de l'astronomia. Editorial Blume. 1982.



Galileo Galilei
1564-1642



Johannes Kepler
1571-1630

[Volver al índice](#)

TRÁNSITO DE MERCURIO VS TRÁNSITO DE VENUS



¿Os habéis planteado cómo se puede determinar experimentalmente la relación entre los radios de Venus y Mercurio? La observación astronómica de los respectivos tránsitos nos da la respuesta. En este artículo partiremos de las imágenes tomadas durante las observaciones astronómicas de los tránsitos de Mercurio (07/06/2003) y de Venus (08-06-2004) que se muestran arriba. Las dos fotografías fueron capturadas por el exalumno Kacper Wierchos.

A título de anécdota, cabe decir que hay muy pocas imágenes de ese tránsito de Mercurio realizadas desde la península, debido a las malas condiciones climatológicas de aquel día. Kacper tuvo la habilidad de poder hacer la foto en el instante en que se abrió un claro en el cielo. Su

fotografía fue portada de la revista Tribuna de Astronomía y Universo^[1].

Para poder comparar los radios de los dos planetas, lo primero que hicimos fue superponer las dos imágenes, de manera que sus respectivos discos solares formaran parte

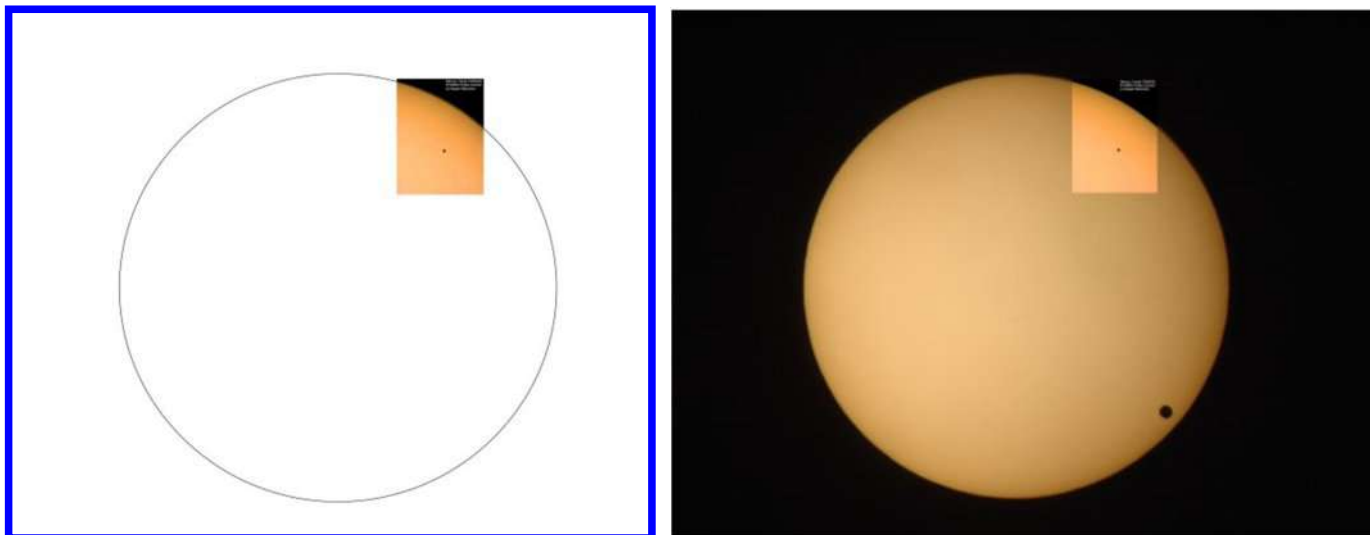


Imagen 1. Redimensionamos la foto del tránsito de Mercurio y la superponemos a la del tránsito de Venus.

de la misma circunferencia (Imagen 1). Para ello, se tendrá que redimensionar la imagen de Mercurio. En nuestro caso, lo hicimos con el programa Paint Shop Pro.

A continuación, medimos los diámetros de los planetas. Esto lo haremos con el programa gratuito Tracker^[2]. Abrimos con el programa la imagen 1, y con la vara de calibración asignamos al diámetro del Sol el valor de $1,393E9$ m (línea azul) (Imagen 2).

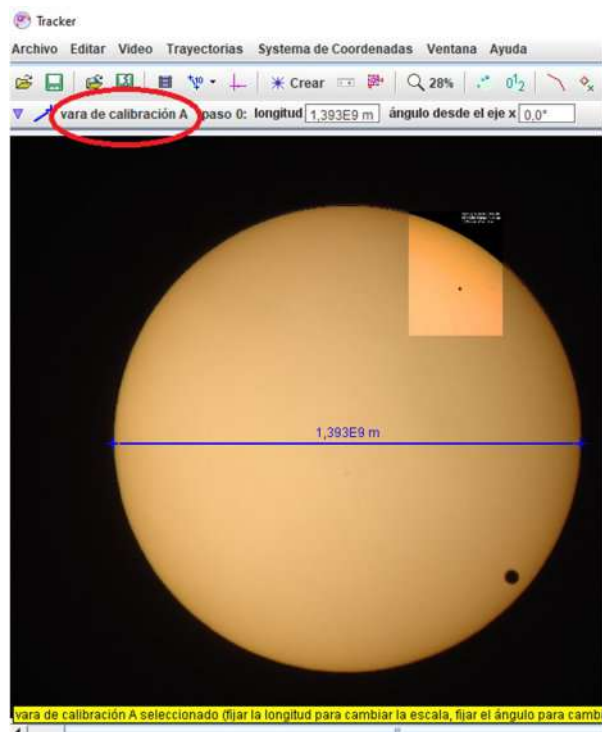


Imagen 2. Vara de calibración.

Para medir, usamos la Cinta Métrica, que ya está calibrada: Crear /Herramientas de Medida/ Cinta Métrica. Con la rueda del ratón ampliamos las imágenes de los planetas y medimos (Imágenes 3 y 4).

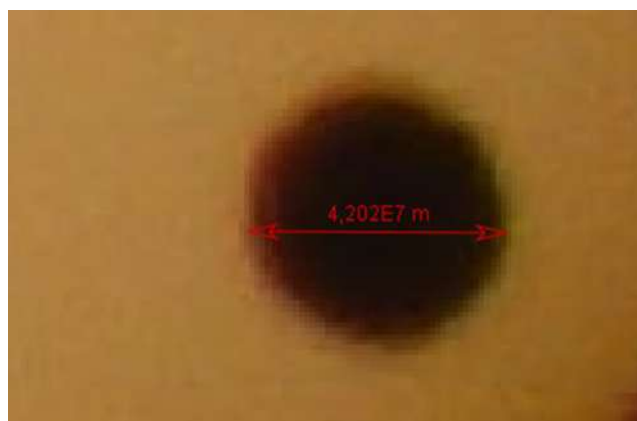


Imagen 3. Medida del diámetro aparente de Venus.

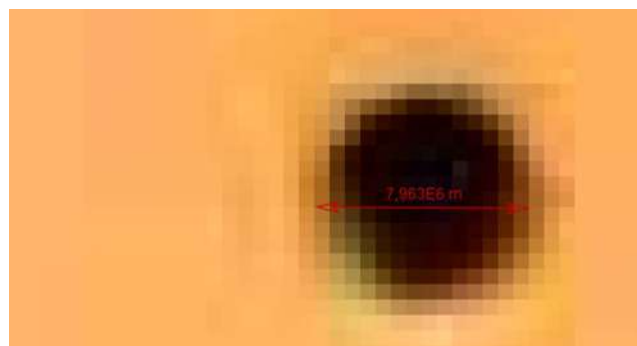


Imagen 4. Medida del diámetro aparente de Mercurio.

Los resultados obtenidos son:

	Diámetro aparente (m)
Mercurio	$7,963 \cdot 10^6$
Venus	$42,02 \cdot 10^6$

Para obtener la relación real de los radios de los planetas hay que tener en cuenta que las dimensiones aparentes dependen, no solo de su tamaño real, sino que también de la distancia del observador al planeta: el tamaño aparente de Venus es mucho más grande que la de Mercurio, no solo porque el radio de Venus sea más del doble que el de Mercurio, sino porque Venus está más cerca de la Tierra que Mercurio.

Sean:

R_V = radio de Venus

R_M = radio de Mercurio

R'_V = radio aparente de Venus

R'_M = radio aparente de Mercurio

d_{TV} = distancia Tierra - Venus

d_{TM} = distancia Tierra - Mercurio

d_M = distancia Mercurio – Sol

d_V = distancia Venus-Sol

d_T = distancia Tierra-Sol

Aplicando la proporcionalidad en la Imagen 5, a los dos planetas, Venus y Mercurio:

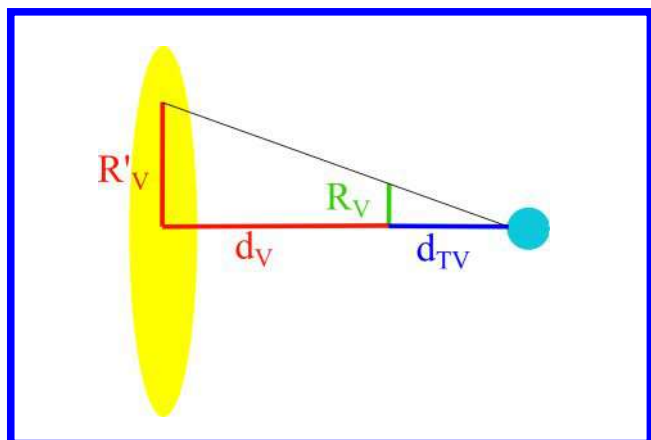


Imagen 5. Relación entre R' y distancia del planeta a la Tierra.

$$\frac{R_V}{R'_V} = \frac{d_{TV}}{d_{TV} + d_V} = \frac{d_{TV}}{d_T}$$

$$\frac{R_M}{R'_M} = \frac{d_{TM}}{d_{TM} + d_M} = \frac{d_{TM}}{d_T}$$

Y dividiendo las dos expresiones:

$$\frac{R_V}{R_M} = \frac{R'_V}{R'_M} \cdot \frac{d_{TV}}{d_{TM}} \quad (\text{Fórmula 1})$$

La fórmula 1 nos permite calcular la relación entre el Radio de Venus y el de Mercurio, si conocemos las distancias d_{TM} , d_{TV} y d_T (Imágenes 6 y 7).

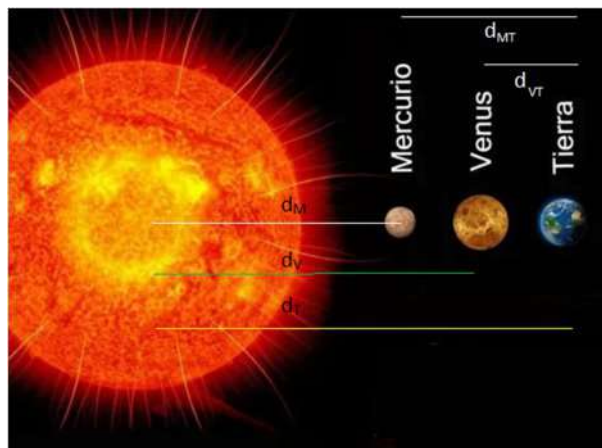


Imagen 6. Gráfico de distancias de los planetas al Sol.

	Distancia media al Sol (10^6 km)	Distancia media a la Tierra (10^6 km)
Mercurio	$d_M = 57,9$	$d_{TM} = d_T - d_M = 91,7$
Venus	$d_V = 108,2$	$d_{TV} = d_T - d_V = 41,4$
Tierra	$d_T = 149,6$	

Aplicando la fórmula 1:

$$\frac{R_V}{R_M} = \frac{R'_V}{R'_M} \cdot \frac{d_{TV}}{d_{TM}} = \frac{4,202 \cdot 10^7}{7,963 \cdot 10^6} \cdot \frac{41,4 \cdot 10^7}{91,7 \cdot 10^7} = 2,38$$

El valor real de esta relación es:

$$\frac{R_V(km)}{R_M(km)} = \frac{6052}{2440} = 2,48$$

El error relativo de la determinación es del 4,0%

Cálculo del periodo de traslación de Mercurio

En otro trabajo se determinó su periodo de traslación, encontrando un valor de 228 días. La tercera ley de Kepler permite calcular el periodo de traslación de Mercurio si se conocen las distancias medias al Sol de Mercurio y Venus:

$$\frac{T_V^2}{T_M^2} = \frac{d_V^3}{d_M^3}$$

$$\frac{228^2}{T_M^2} = \frac{(108,2 \cdot 10^8)^3}{(57,9 \cdot 10^8)^3} \rightarrow T_M = 89,3 \text{ días}$$

El periodo real es de 88 días, con lo que el error es del 1,5%.

Este artículo complementa el anterior sobre el tránsito de Venus, y ambos forman parte del proyecto ganador del concurso internacional “Catch a Star 2004”, que supuso para mi y para los tres alumnos del grupo, viajar a Chile y visitar el observatorio Paranal. (Imágenes 8 y 9).

Referencias

1. Tribuna de Astronomía y Universo, II Época Nº 59-mayo 2004.

2. Programa Tracker video analysis and modeling tool. Consultado el 031/12/2020. Disponible en: <https://physlets.org/tracker/>



Imagen 8. Kacper Wierzechos, Óscar Puertolas, Albert Agraz y Anicet Cosialls. Cerro Paranal. Chile. (2005).



Imagen 9. Espejo primario del telescopio VLT. Paranal. Chile (2005).

Volver al índice

ESTUDIO EXPERIMENTAL DE DOS ECLIPSES DE SOL DEL SIGLO XXI



En este artículo se comparan las características principales de los eclipses de Sol observados desde Lleida que tuvieron lugar el 3/10/2005 y el 20/3/2015: duración, hora de máxima ocultación, etc. Se han estudiado experimentalmente los cambios meteorológicos durante el eclipse: el descenso de la temperatura, la disminución de la intensidad de luz, el aumento de la humedad relativa del aire, cambios en la velocidad del viento. Este estudio, hecho por los alumnos Núria Babot, Guillem Serradó y Alba Ganau (foto inferior) es continuación de otro que iniciaron las alumnas Alícia Tiffón, Violeta Porta y Aïda Pallàs (foto superior). Los dos trabajos tuvieron un reconocimiento en los premios Catch a Star (2005 y 2015) ⁽¹⁾.

¹ <https://www.eso.org/public/outreach/eduoff/cas/cas2005/winners/cas2005-023/>

INFORMACIÓN DE LOS ECLIPSES ESTUDIADOS:

1. ECLIPSE ANULAR 03/10/2005

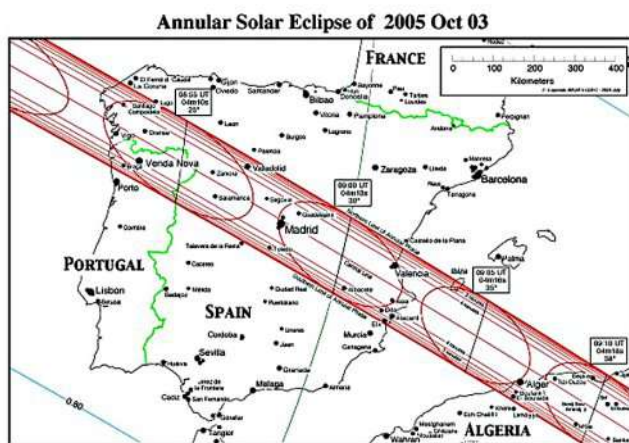


Imagen 1. Zonas de la península desde donde el eclipse anular fue visible.

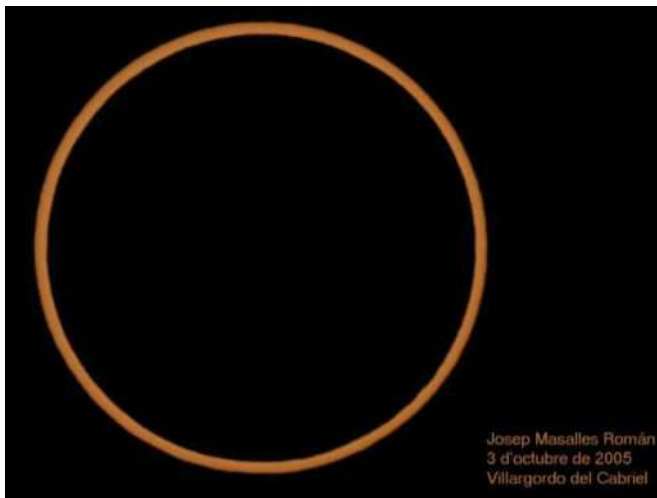


Imagen 2. Eclipse anular de Sol. Este eclipse destacó especialmente pues pudo ser visto en su mayor magnitud desde la parte central de la Península Ibérica, aunque desde el instituto Guindàvols de Lleida no se observó en su forma anular. Foto cedida por Josep Masalles y realizada desde Villagordo del Cabriel el 3 de octubre de 2005.

2. ECLIPSE PARCIAL 20/03/2015



Imagen 3. Eclipse de Sol visto desde el Instituto Guindàvols de Lleida.

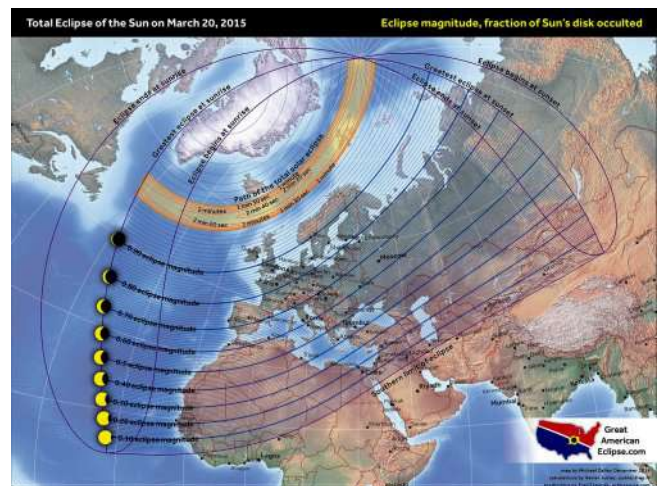


Imagen 4. Zonas desde donde el eclipse pudo observarse como "total" (área anaranjada). Fuente: http://www.osae.info/saros/2015/2015_Stereographic_Magnitude_michael_zeiler.jpg



Imagen 5. Fotografía del Sol durante el eclipse parcial del 20/03/2015, cedida por Josep X. Franch Peñas. El día estuvo muy nublado y fue difícil obtener imágenes de calidad.

CAMBIOS METEOROLÓGICOS DURANTE EL ECLIPSE

Para poder registrar los cambios atmosféricos pertinentes, decidimos hacer un diseño experimental para el día del eclipse. De esa forma podríamos comparar nuestros datos con los obtenidos del eclipse de 2005 por exalumnas del instituto.

Nuestro experimento consistió en colocar cuatro sensores (luz, temperatura, humedad y presión) en un lugar donde se pudiera apreciar plenamente el eclipse. Estos, están conectados a una consola “MultiLog Pro”⁽³⁾, que actúa como un sistema de adquisición de datos que se almacenan en su memoria. Posteriormente, se conecta la consola a un PC para descargar los datos. Esto se consigue con el programa “MultiLab”⁽⁴⁾

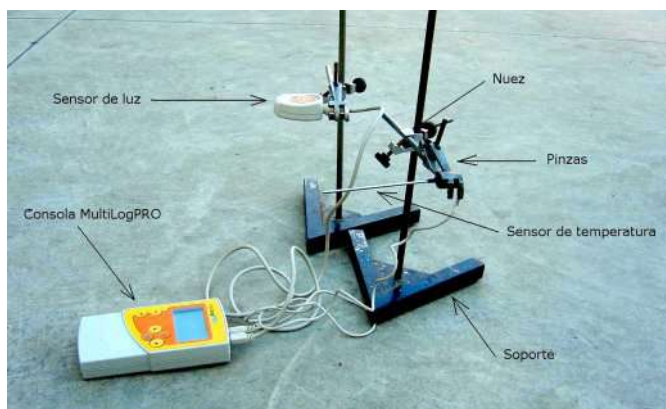


Imagen 6. Visión final de la preparación y colocación de sensores en la terraza del Institut Guindàvols, desde donde tomamos la mayoría de los datos mencionados en este trabajo.

No disponíamos de un sensor de velocidad del viento. Por lo tanto, tuvimos que pedir esos datos a la Estación Meteorológica de Lleida, situada en el campus universitario de Agrónomos.

El material que usamos fue un Ordenador portátil, el Programa “MultiLab” y una consola “MultiLog Pro”, Sensores de presión, luz, humedad y temperatura, gafas especiales para ver el eclipse, y soportes con nueces y pinzas, para sostener los sensores.



Imagen 7. MultiLog Pro.

Para sujetar los sensores, hace falta una nuez y unas pinzas cogidas por un soporte, como se indica en la imagen 13. Se conectan los cuatro sensores a la consola y se pone en marcha el programa MultiLab, seleccionando el método de captura, en este caso, 1 muestra cada 10 segundos. Se empiezan a almacenar datos al inicio del eclipse y se para cuando éste haya finalizado. Se descargan los datos en el ordenador a través del programa “Multilab” para poder trabajar con ellos posteriormente.

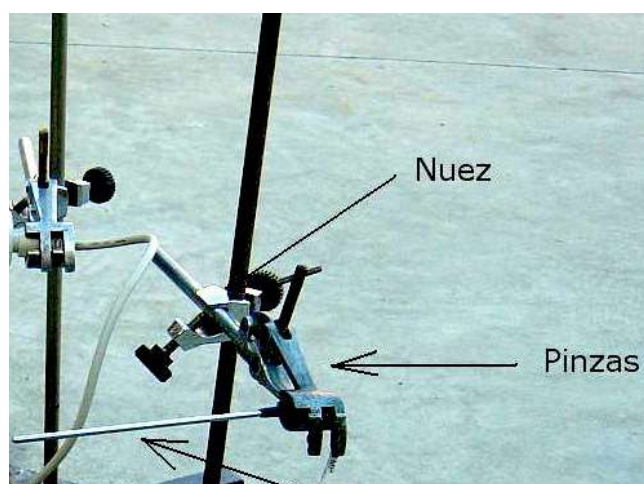


Imagen 8. Nuez y pinzas.

(3). MultiLog Pro. Consultado el 22/05/2020. Disponible en <http://fourieredu.com/store/products/multilogpro/#.VVUBzPntmko>

(4). MultiLab: Consultado el 22/05/2020. Disponible en <http://fourieredu.com/store/products/multilab4/#.VVZY0YgHYg>

RESULTADOS OBTENIDOS

1. ECLIPSE ANULAR 03/10/2005 (LLEIDA)

Intensidad de luz y temperatura

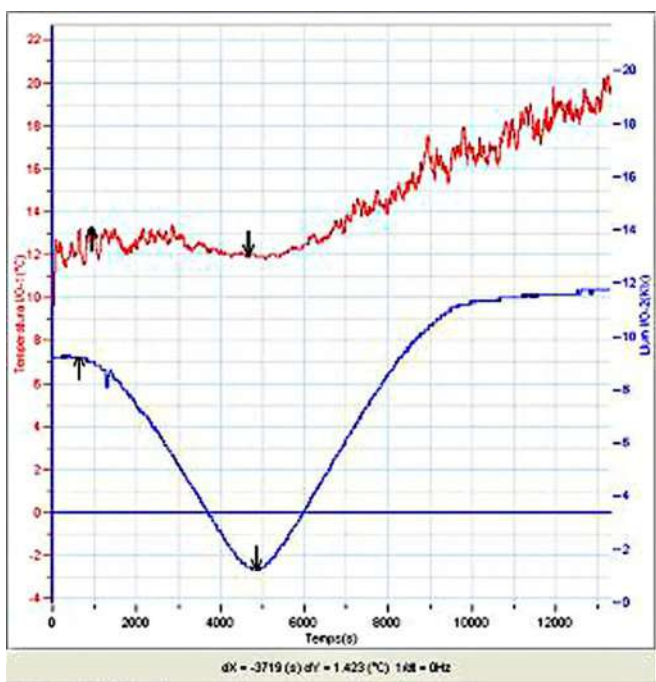


Imagen 9. Gráfico de la variación temporal de la temperatura (°C en rojo) y de la intensidad de luz (klx en azul).

Intensidad máxima de luz	9,315 klx
Intensidad mínima de luz	1,215 klx
Disminución de la intensidad de luz (%)	87%
Duración del eclipse	9500 s = 2 h 38 m
Temperatura máxima	13,3 °C
Temperatura mínima	11,79 °C
Disminución de temperatura	1,12 °C

Se observa que los puntos mínimos de temperatura y de intensidad de luz coinciden en el tiempo. La intensidad de luz disminuye en un 87%, mientras que el descenso de temperatura fue de 1,1 °C

Humedad relativa del aire

Al producirse un descenso en la temperatura, es lógico pensar que la humedad sufriera una subida, pues estos dos factores acostumbran a ir muy relacionados.

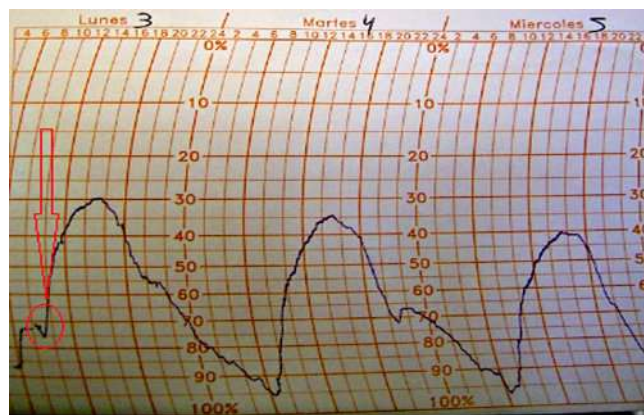


Imagen 10. Gráfico de la evolución de la humedad relativa del aire durante el día del eclipse proporcionado por la Estación Meteorológica de Lleida. Se observa que durante el eclipse (a la izquierda en rojo) se produce un aumento de la humedad relativa del aire, pasando del 70 % al 75 %.

Velocidad del viento

Se observa que durante el eclipse hubo un descenso neto de la velocidad del viento. (Imagen 11).

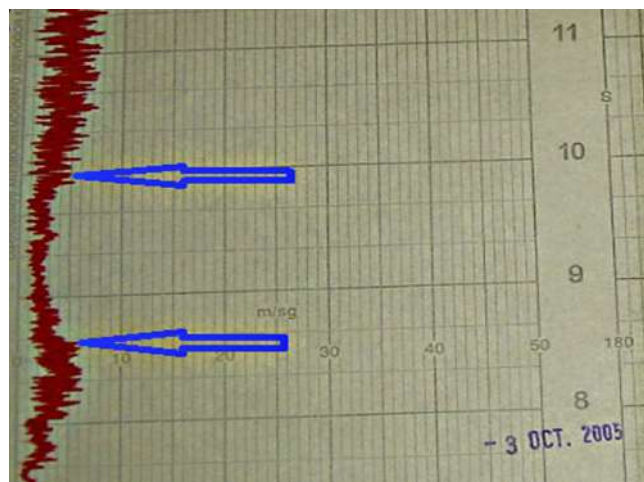


Imagen 11. Gráfico de la velocidad del viento, proporcionado por la Estación Meteorológica de Lleida. Se observa que entre las ocho y las diez de la mañana (periodo en el que se produjo el eclipse) se produce una disminución de la velocidad del viento, pasando de 5 m/s a 2,5 m/s.

2. ECLIPSE PARCIAL 20/03/2015 (LLEIDA)

Intensidad de luz y temperatura

Humedad relativa del aire

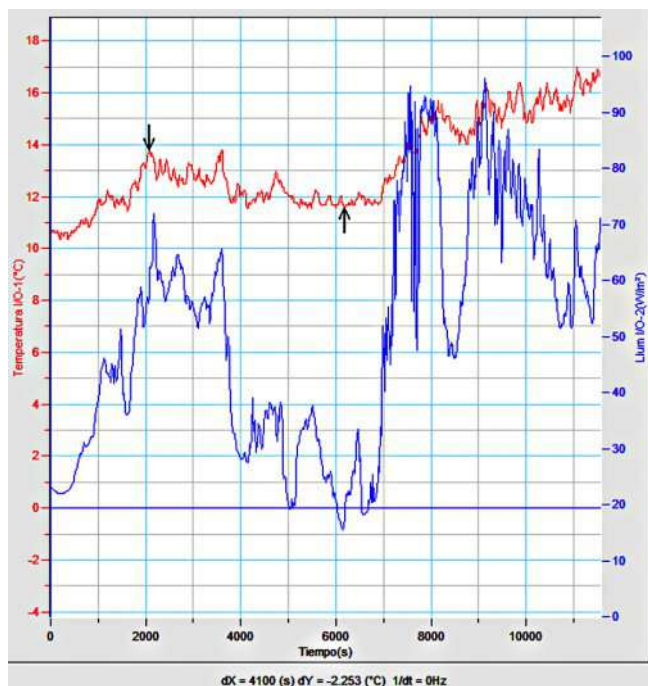


Imagen 12. Gráficos temperatura (°C en rojo) e Intensidad de luz (W/m² en azul). Hubo nubes durante el eclipse, que se traduce en la aparición de picos en el gráfico, lo que provoca que las curvas del gráfico no tengan una tendencia definida, por lo que no puede hacerse una estimación de la duración del eclipse. Sin embargo, puede observarse que el mínimo de temperatura y de intensidad de luz se produjo en el mismo instante. El descenso de temperatura fue de 2,3 °C. La intensidad de luz al inicio del eclipse fue de 72 W/m² y fue disminuyendo hasta 15 W/m² en el momento de máxima ocultación.

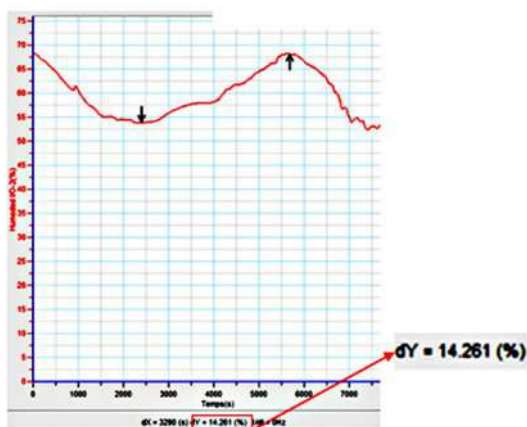


Imagen 13. Gráfico humedad relativa del aire (%) - tiempo (s). Durante el eclipse la humedad relativa del aire aumentó desde el 54% hasta el 68 %.

Presión atmosférica

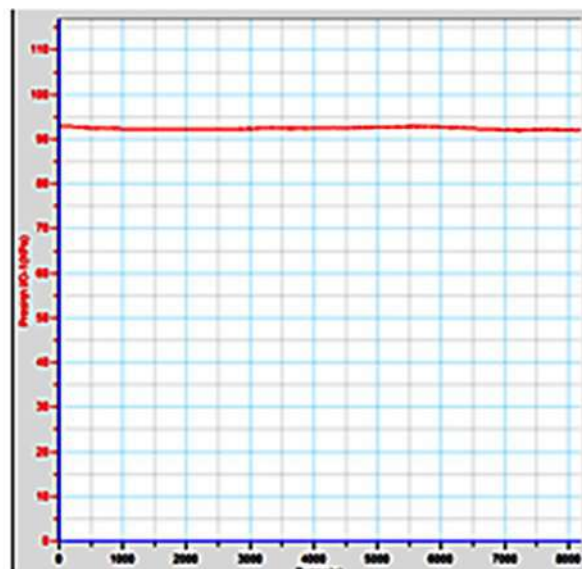


Imagen 14. La presión atmosférica (kPa) no cambió en absoluto durante el eclipse, por lo que podemos concluir que no se ve implicada en el eclipse.

Velocidad del viento (VV) y dirección del viento (DV)

Los datos correspondientes a la velocidad del viento y la dirección fueron facilitados por la Estación Meteorológica de Lleida y están reflejados en la siguiente tabla:

Hora	VV (m/s)	DV (°)
7	0,4	189
8	1,8	267
9	1,2	285
10	0,9	195
11	2,1	210
12	2,2	203
13	1,9	190
14	2,2	198
15	2	229

Se observa que en la hora central del eclipse hubo un descenso en la velocidad del viento. Es difícil hacer una valoración en cuanto a la dirección de viento, pues éste acostumbra a ser racheado.

CONCLUSIONES

Durante el eclipse del 3/10/2005, la intensidad de luz disminuyó un 87 %), la temperatura descendió aproximadamente 1,1 °C, la humedad relativa del aire sufrió un aumento repentino (del 70% al 75%) y la velocidad del viento se ralentizó de 5m/s a 2,5 m/s.

Durante el eclipse del 20/03/2015, la intensidad de luz disminuyó un 74,49 %, la temperatura descendió 2,3 °C, la humedad relativa del aire aumentó un 20,97 % y la velocidad del viento se ralentizó, aunque la presión se mantuvo (signo de que no se ve afectada por el eclipse).

Se observa que en ambos eclipses la temperatura, la intensidad de luz y la velocidad del viento disminuye, mientras que la humedad relativa del aire aumenta. En el eclipse del 2005, la intensidad de luz sufre una caída más profunda que en el del 2015, ya que hubo un porcentaje de ocultación del Sol más elevado. Sin embargo, con la temperatura pasa lo contrario, pues en 2015 bajó más.



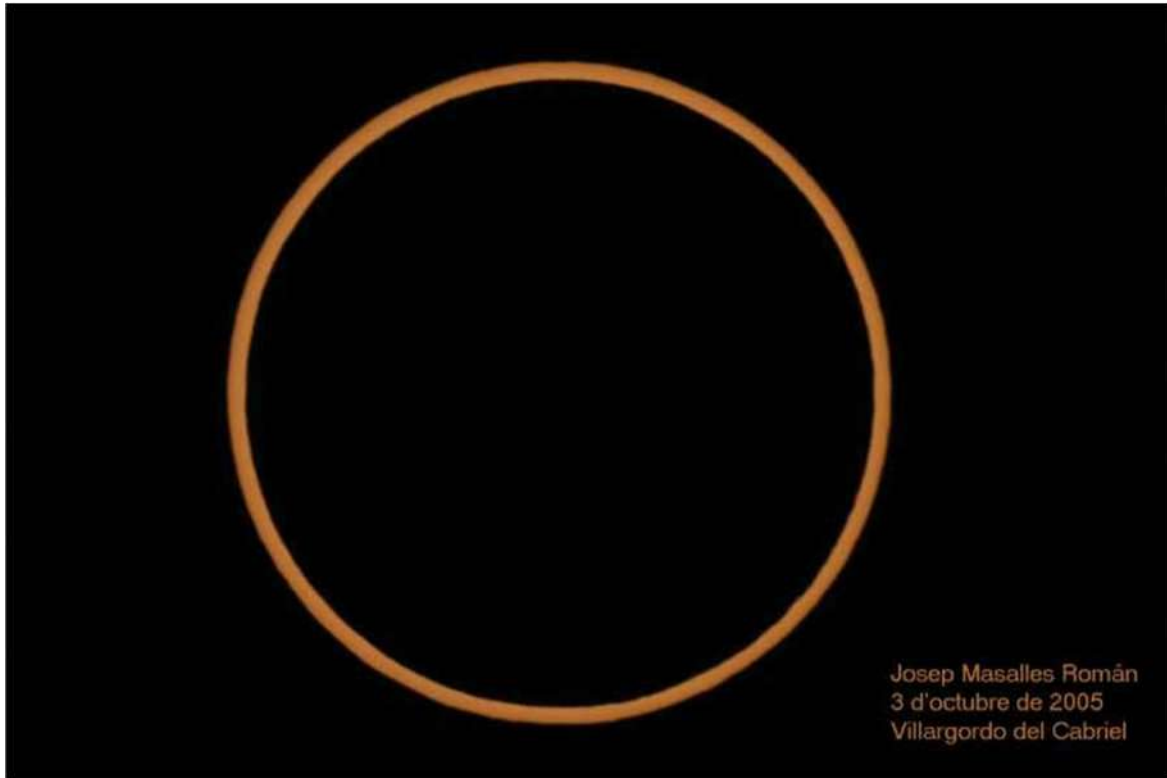
Imagen 15. Observación del eclipse en el visor de una cámara de video con un filtro solar (careta de soldador). Instituto Guindàvols (03/10/2005).



Imagen 16. Alumnos de Ciclos Formativos del Instituto Guindàvols observado el eclipse con máscaras de soldador con filtros de factor 14 proporcionadas por el taller de Climatización del Instituto (03/10/2005).

[Volver al índice](#)

CÁLCULO DE LA DISTANCIA DE LA TIERRA A LA LUNA A PARTIR DE UNA FOTO



En este artículo, vamos a calcular la distancia de la Luna a la Tierra el día del eclipse anular de Sol del 3 de octubre de 2005, a partir de una foto del eclipse y de consideraciones geométricas basadas en el teorema de Tales.

Se sabe que la órbita de la Luna alrededor de la Tierra no es circular, sino elíptica, y por este motivo, la distancia Tierra - Luna cambia constantemente en su movimiento orbital. La distancia mínima se alcanza en el perigeo (363.300 km) y la máxima en el apogeo (405.500 km).

Para que se produzca un eclipse total de Sol

se deben cumplir simultáneamente tres condiciones:

- Que la Luna se interponga entre la Tierra y el Sol.
- Que la Luna esté en el plano en el que gira la Tierra alrededor del Sol (plano de la eclíptica).
- Que la Luna se encuentre a una distancia crítica de la Tierra.

Vamos a calcular primero la distancia máxima (distancia crítica) a la que debe encontrarse la Luna de la Tierra para que eclipse totalmente al Sol.

Al propagarse luz del Sol en línea recta, se establecen relaciones geométricas sencillas entre los tres cuerpos celestes que posibilitan visualizar triángulos semejantes, que permiten la aplicación del teorema de Tales (Imagen1).

Sean:

S = diámetro del Sol = $1,393 \cdot 10^6$ km;

L = diámetro de la Luna = 3.472,2 km

d_s = distancia de la Tierra al Sol = $1,496 \cdot 10^8$ km^[1];

d_L = distancia de la Tierra a la Luna

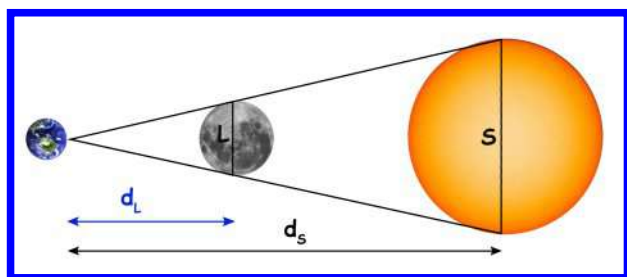


Imagen 1. Posición relativa Tierra-Luna-Sol en un eclipse de Sol.

Aplicando el Teorema de Tales:

$$\frac{S}{d_s} = \frac{L}{d_L} \rightarrow d_L = \frac{d_s \cdot L}{S} \text{ Fórmula 1}$$

Sustituyendo valores:

$$d_L = \frac{d_s \cdot L}{S} = \frac{1,496 \cdot 10^8 \cdot 3472,2}{1,393 \cdot 10^6} = 372.894 \text{ km}$$

Para que la Luna eclipse totalmente al Sol debe encontrarse como máximo a 372.894 km.

Si el día del eclipse la Luna se encuentra a una distancia superior, no cubrirá totalmente el disco solar y se producirá un eclipse anular que podrá observarse como un anillo de fuego en algunas zonas de la Tierra. Esto es lo que sucedió el día 3 de octubre de 2005 (Imagen 2).

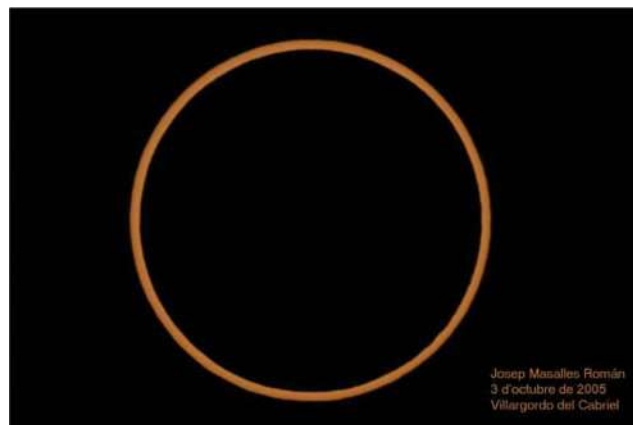


Imagen 2. Eclipse anular del Sol 03/10/2005, 11 h (hora local). Villagordo del Cabriel. (39°33'10 "N,1°28'26" W; 699 m).

Cortesía de Josep Masalles^[1].

La foto de Josep fue tomada acoplado una cámara réflex al foco primario de un telescopio Meade (D: 125 mm, F: 1250 mm) provisto de un filtro solar.

Para poder calcular a qué distancia se encontraba la Luna de la Tierra el día del eclipse haremos las siguientes consideraciones:

Si la Luna se encuentra una distancia d_{L1} de la Tierra (distancia crítica), eclipsa totalmente al Sol de diámetro S_1 (Imagen 3).

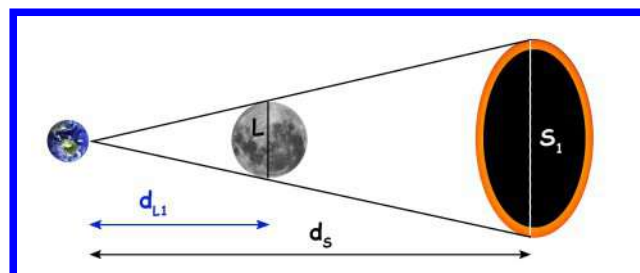


Imagen 3. La Luna eclipsa totalmente el Sol.

Si la Luna se encuentra a una distancia tal que $d_{L2} > d_{L1}$, eclipsa tan solo el disco interno del Sol, quedando visible solamente el anillo exterior (anillo de fuego) de diámetro interno S_2 y externo S_1 (Imagen 4).

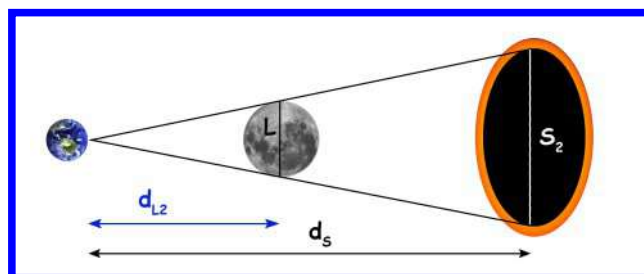


Imagen 4. La Luna no logra eclipsar todo el disco solar y se produce un eclipse anular.

^[1] Realmente varía entre 147 y 152 millones de km. Hemos tomado la distancia media, que además era muy próxima a la del día del eclipse.

Con los triángulos semejantes imaginarios de las Imágenes 3 y 4 se pueden establecer las siguientes relaciones matemáticas:

$$\frac{S_2}{d_s} = \frac{L}{d_{L2}} ; \frac{S_1}{d_s} = \frac{L}{d_{L1}}$$

$$\frac{\frac{S_1}{d_s}}{\frac{S_2}{d_s}} = \frac{\frac{L}{d_{L1}}}{\frac{L}{d_{L2}}} \rightarrow \frac{S_1}{S_2} = \frac{d_{L2}}{d_{L1}} \rightarrow d_{L2} = \frac{S_1 \cdot d_{L1}}{S_2} \text{ Fórmula 2}$$

De la Fórmula 2, se deduce que es posible conocer la distancia de la Tierra a la Luna d_{L2} el día del eclipse anular; tan solo falta saber los diámetros externo e interno del anillo, y la distancia crítica d_{L1} .

Medida del diámetro del anillo

La medida del diámetro externo e interno del anillo se realizará con la fotografía tomada el día del eclipse, utilizando la cinta métrica del programa gratuito Tracker^[2]. Primeramente, hay que abrir el archivo con la Imagen 2, y calibrar la cinta métrica con la vara de calibración; esto lo hacemos asignándole al diámetro del Sol (segmento azul) el valor de 1,393E6 km (Imagen 5).

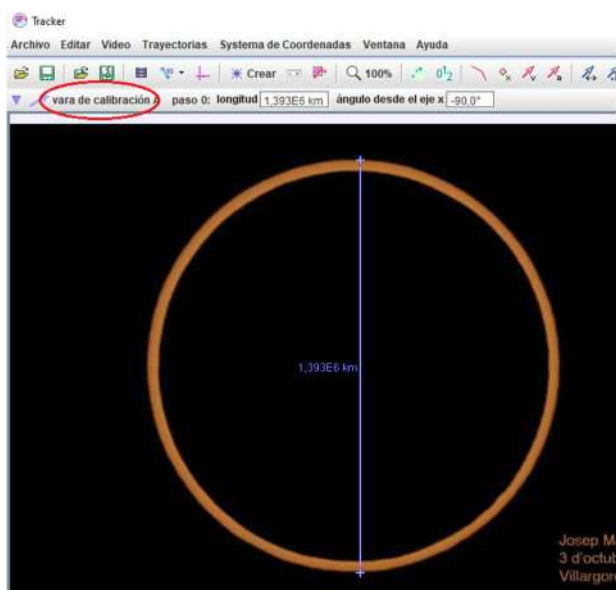


Imagen 5. Vara de calibración.

A continuación, utilizando la cinta métrica del programa, se miden los diámetros externo e interno del anillo (Imágenes 6 y 7).

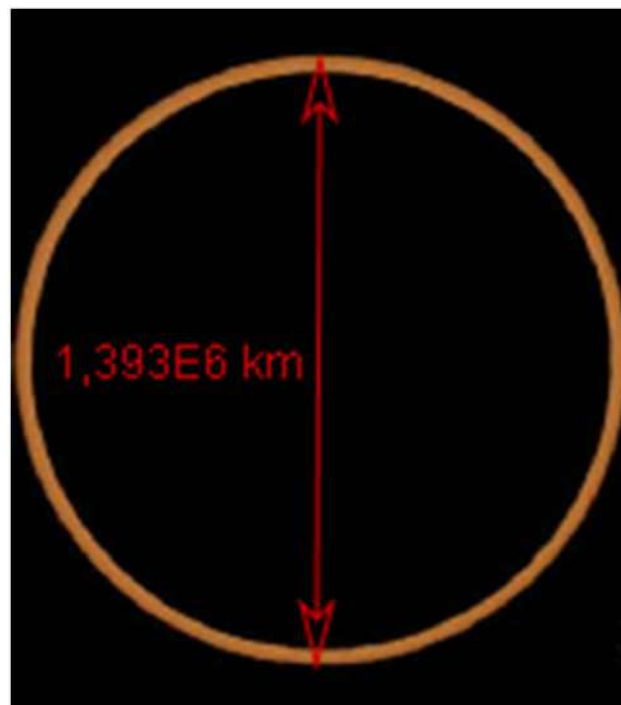


Imagen 6. Diámetro externo S_1 .

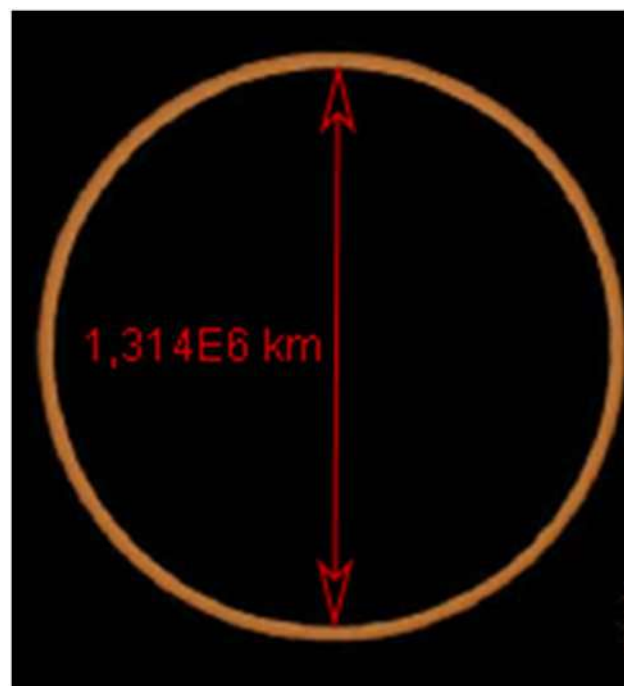


Imagen 7. Diámetro interno S_2 .

Aplicando la fórmula 2:

$$d_{L2} = \frac{S_1 \cdot d_{L1}}{S_2} = \frac{1,393 \cdot 10^6 \cdot 372.894}{1,314 \cdot 10^6} = 395.313 \text{ km}$$

La distancia de la Tierra a la Luna el día 3 de noviembre de 2005 a las 11 h (hora local), según nuestros cálculos, fue de 395.313 km.

Según el programa Stellarium^[3], la distancia real fue de 392.913 km (Imagen 8), lo que supone haber cometido un error del 0,61%.

Este artículo se basa en una parte del proyecto de investigación realizado el 2005, con las alumnas: Aïda Pallàs, Violeta Porta y Alicia Tiffon. El trabajo obtuvo el segundo premio en Catch a Star 2005, lo que nos permitió viajar a Munich y visitar la sede de la ESO y el observatorio de Wendelstein^[4] en los Alpes.

Luna

Tipo: luna
 Magnitud: 20.94 (extinción a: 21.19)
 Magnitud absoluta: 0.21
 Magnitud media de oposición: -12.74
 AR/Dec (J2000.0): 12h37m24.40s/-4°01'55.2"
 AR/Dec (en fecha): 12h37m42.44s/-4°03'52.4"
 HA/Dec: 21h05m55.93s/-4°02'33.8" (aparente)
 Az./Alt.: +126°51'42.4"/+30°51'13.7" (aparente)
 Gal. long./lat.: -63°48'22.5"/+58°39'21.8"
 Supergal. long./lat.: +119°09'12.0"/-5°19'18.4"
 Ecl. long./lat. (J2000.0): +190°10'36.2"/-0°00'07.3"
 Ecl. long./lat. (en fecha): +190°15'30.5"/-0°00'08.0"
 Oblicuidad eclíptica (en fecha): +23°26'28.2"
 Luz mínima siguiente: 9h43m34.5s
 Hora Aparente Sideral: 9h43m34.2s
 Sale: 8h08m
 Tránsito: 13h55m
 Se pone: 19h42m
 Constelación IAU: Vir
 Distancia desde el sol: 0.998 UA (149.281 M km)
Distancia: 0.002626 UA (392913.461 km)
 Velocidad de rotación ecuatorial: 0.005 km/s
 Diámetro aparente: +0°30'24.13"
 Diámetro: 3474.8 km
 Período sidéreo: 27.32 días (0.075 a)
 Día sidéreo: 655h43m11.5s
 Día solar medio: 708h44m02.8s
 Período Sinódico: 29.53 días (0.081 a)
 Ángulo de fase: +179°59'45.2"
 Elongación: +0°00'14.8"
 Iluminado: 0.0%
 Albedo: 0.120
 Edad lunar: 0.0 días de edad (Luna nueva)

Fecha y hora: 2005 - 10 - 3 11 : 0 : 47

Imagen 8. Distancia Tierra-Luna el día 03/10/2005 a las 11 h (hora local) según Stellarium.

Referencias

1. Eclipse de Sol. Josep Masalles. Consultado el 04/01/2021. Disponible en: <http://astronomia.josepmasalles.cat/eclipsis-de-sol/>
2. Programa Tracker video analysis and modeling tool. Consultado el 04/01/2021. Disponible en: <https://physlets.org/tracker/>
3. Planetario Stellarium. Consultado el 04/01/2021. Disponible en <http://stellarium.org/>
4. Observatorium Wendelstein. Consultado el 04/01/2021. Disponible en: <http://www.wendelstein-observatorium.de/>

Volver al índice

ESTIMACIÓN DE LA DISTANCIA DE LA TIERRA AL SOL



Determinar una magnitud astronómica con medidas tomadas por uno mismo, de una manera sencilla y utilizando materiales que estén al alcance de todos es una buena actividad con alumnos. La sencillez lleva incluida basarnos en otra magnitud conocida. En este artículo proponemos un método que utilizamos con el alumnado de ESO y Bachillerato para hacer una estimación experimental de la distancia de la Tierra al Sol, conociendo el radio de nuestra estrella.

1. Introducción

El conocimiento que tenemos del universo se ha ido construyendo gracias a las aportaciones científicas de multitud de astrónomos, que a partir de observaciones, y de recogida de datos, elaboraron las leyes que rigen el movimiento de

los cuerpos celestes. Conocer el universo es conocer sus medidas, tarea nada fácil que se ha llevado adelante a lo largo de la historia con la ayuda de los datos numéricos experimentales obtenidos, y la aplicación de cálculos matemáticos.

La determinación de magnitudes astronómicas, iniciada por Eratóstenes en el s. III a. C. con la medida del radio de la Tierra, ha sido siempre uno de los grandes retos de los astrónomos. Dicho objetivo sigue vigente en la actualidad, ya que cada día se descubre un exoplaneta, el cual hay que caracterizar, determinando sus parámetros astronómicos: masa, radio, distancia a la estrella, velocidad orbital, etc.

Quizá la constante astronómica más fundamental sea el radio medio de la órbita de la Tierra alrededor del Sol: la Unidad Astronómica (UA). La importancia de esta determinación radica en que es la llave que abre las puertas del cosmos. Dicha distancia, no es sólo una medida del Sistema Solar, sino que también lo es del espacio: apoyándonos en su valor, determinamos la distancia a las estrellas por paralaje, y también se pueden medir propiedades astrofísicas de planetas y estrellas. A título de ejemplo, la tercera ley de Kepler permite la determinación de la masa del Sol, tan solo conociendo el valor de la Unidad Astronómica, el periodo de traslación de la Tierra, y la constante de gravitación universal.

Medir la distancia de la Tierra al Sol ha sido un cometido difícil que se ha intentado resolver con mayor o menor fortuna durante más de 2000 años utilizando diferentes métodos^[1].

Aristarco de Samos (siglo II a. C) fue el primero en obtener una medida relativa de dicha distancia, aunque su valor distaba mucho del que hoy en día conocemos debido a la precariedad de los instrumentos que utilizó. La distancia Tierra-Sol no se logró medir con valores semejantes a los actuales, hasta mediados del siglo XVII por Cassini y Richer.

2. Diseño experimental

Se proyectará la imagen del Sol sobre la pantalla de una cámara oscura de longitud variable conocida (L_2) (Fig. 1), y se medirá el tamaño de la imagen (D_2). Como los ángulos α_1 y α_2 son iguales, se puede aplicar el teorema de Tales:

$$\frac{D_1}{L_1} = \frac{D_2}{L_2} \rightarrow \boxed{L_1 = \frac{L_2 \times D_1}{D_2}}$$

Y si se conoce el valor del diámetro del Sol (D_1), se puede calcular la distancia Tierra-Sol (L_1).

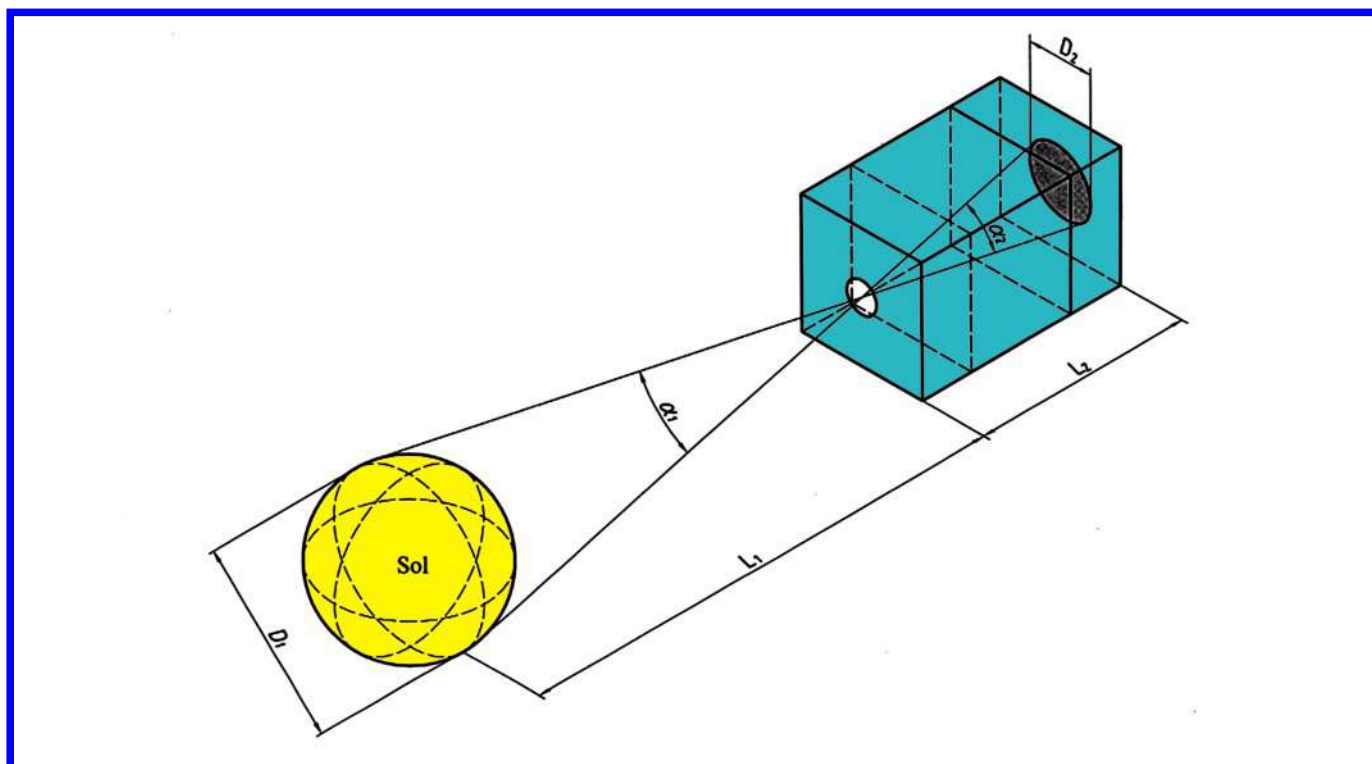


Fig. 1: Proyección de la imagen del Sol en la pantalla de una cámara oscura.

Los materiales que necesitamos son

Cartulina negra

1 hoja de papel semitransparente (vegetal o papel de seda)

Regla

Tijeras

Compás

Trípode/soporte

Pie de rey (con precisión de 0,1 mm)

Cinta métrica (con precisión 1 mm)

Cinta adhesiva

Construimos la cámara oscura (Fig. 2, 3, 4, 5, y 6). Consiste en dos cajas, una se inserta en la otra, similar pero algo más ancha, de tal forma que deslizándose una entre la otra, se obtiene una longitud total variable. En un extremo hay una pantalla de papel semitransparente (papel cebolla o de seda). En el otro extremo hay un orificio de 3 mm de diámetro. Delante de él se puede deslizar una cartulina con orificios de distintos diámetros (todos menores de 3 mm, los dos más pequeños hechos con la punta de una chincheta y con un alfiler). Así tenemos una cámara oscura de longitud variable y de varios diafragmas.

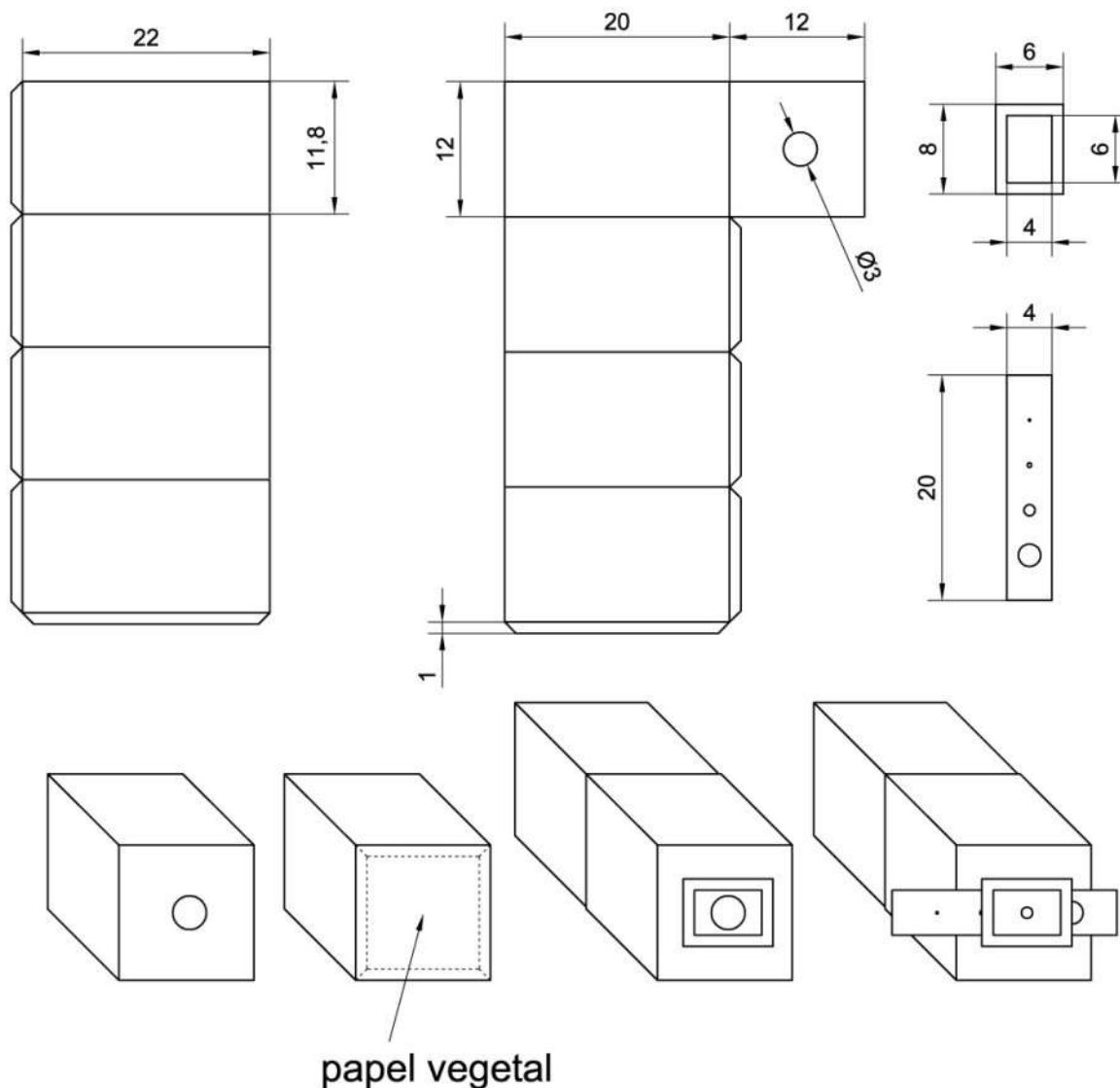


Fig. 2: Planos con las medidas para construir la cámara oscura

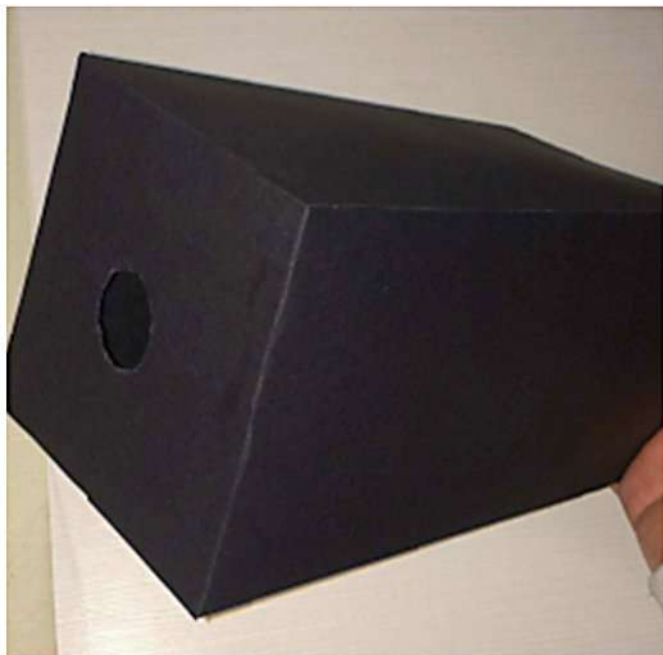


Fig. 3: Montaje de la caja 1.

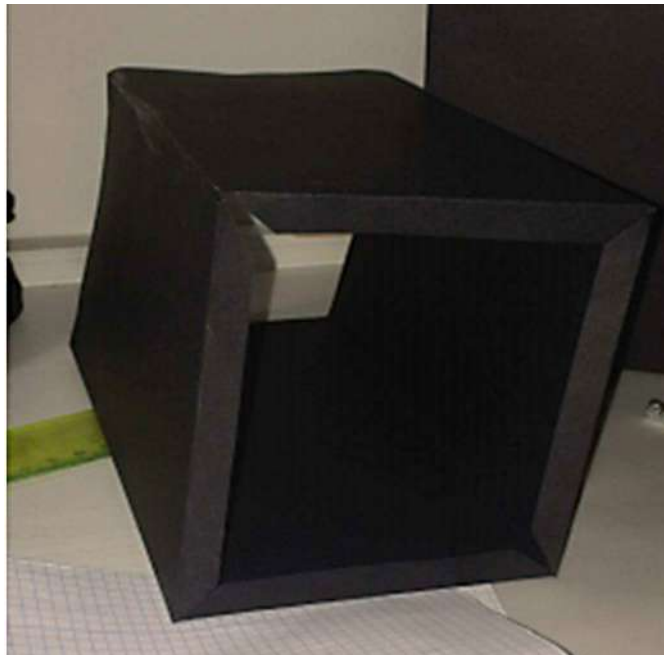


Fig. 4: Montaje de la caja 2.



Fig. 5: Caja 2 con el papel vegetal.

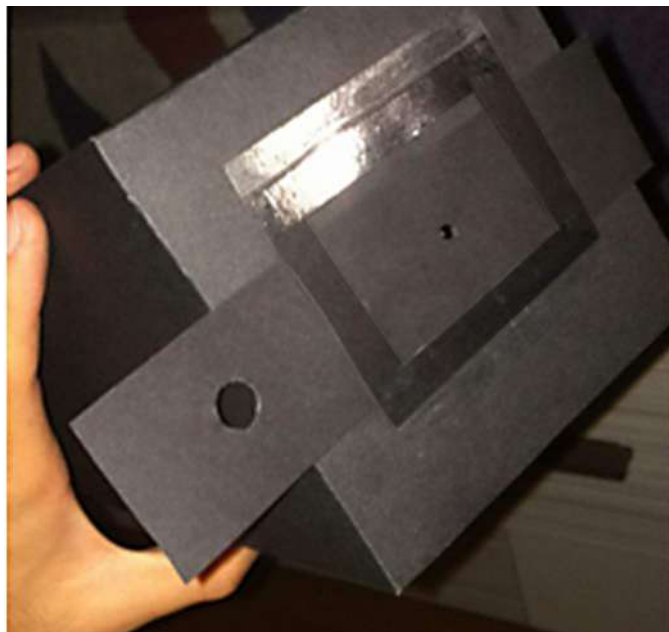


Fig. 6: Tira de cartulina con orificios de distintos diámetros en la boca de la caja 1.

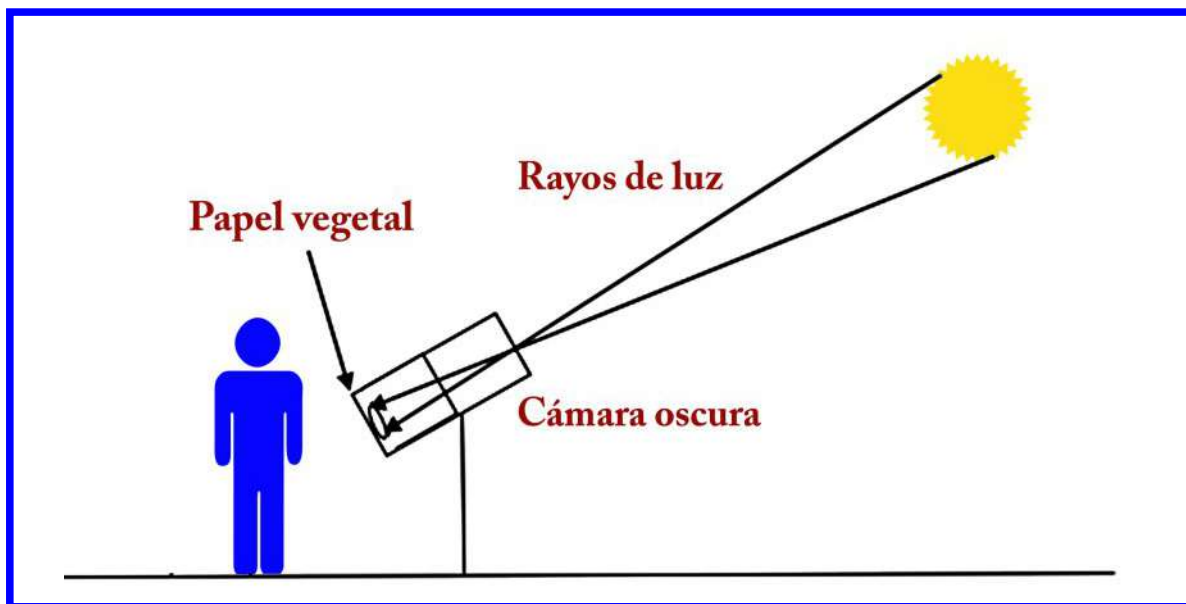


Fig. 7: Croquis de la cámara oscura apuntando al Sol.

Se introduce la caja 2 dentro de la 1 de tal manera que la pantalla de papel vegetal quede al exterior, y se ensambla al trípode-soporte con cinta adhesiva. Se orienta la cámara de tal manera que los rayos del Sol incidan perpendicularmente en la cara frontal de la caja 1 (Fig. 7).

Dejamos que los alumnos se familiaricen con la cámara oscura: que vean cómo se apunta y qué pasa al variar la longitud y el diafragma. Se darán cuenta de que la imagen del Sol en la



Fig. 8: Imagen del Sol proyectada en la pantalla de la cámara oscura.

Fig. 9: Medida de la longitud de la cámara (L_2).

pantalla de papel cebolla es más nítida si se utilizan los orificios más pequeños de la tira, aunque quizá con el más pequeño casi no se vea y sea difícil medir el diámetro del Sol. Por otra parte, con longitudes grandes, las imágenes son más grandes pero menos brillantes. Las ventajas de elegir unos valores u otros es algo que los alumnos deben pensar y decidir (p. ej. para apuntar al Sol, es mejor usar un diafragma grande y una longitud pequeña, mientras que para medir la imagen del Sol, viene bien diafragmas pequeños para minimizar la zona de penumbra).

Se fija una longitud de la cámara y un diafragma. Se mide con un pie de rey el diámetro de la imagen proyectada del Sol (D_2), y con una cinta métrica la longitud de la cámara (L_2) (Fig. 8 y 9).

Se varía la longitud de la cámara oscura varias veces, desplazando la caja 2 de la caja 1, y se hacen nuevas medidas de D_2 y L_2 .

Se debe hacer notar que, como el pie de rey tiene una precisión de 0,1 mm, las medidas de D_2 en mm serán con un decimal. Sin embargo la cinta métrica tiene una precisión de 1 mm, por lo que L_2 en mm no tendrá decimales.

Resultados obtenidos, análisis y discusión

Con el dato de partida del diámetro del Sol $D_1 = 1,39 \cdot 10^6$ km, y nuestras cinco medidas, obtenemos los valores de L_1 de la Tabla 1.

Al analizar los valores de los resultados, se observa que el primero se aleja mucho de los otros. Se puede discutir con los alumnos: ¿puede ser porque haya variado la distancia que estamos calculando mientras medíamos?, ¿será por descuido en la medida?, ¿por imprecisión de los aparatos de medida? Y se puede decidir de forma racional (no porque nos convenga) si desechar ese valor, mantenerlo o repetir la medición.

En este caso lo hemos mantenido. Por tanto, el error absoluto sería la mayor diferencia con la media, o sea, $0,20 \cdot 10^8$ km. Y la distancia Tierra-Sol obtenida la podríamos expresar de la siguiente manera:

$$(\bar{L}_1 \pm E_{abs. \max.}) = (1,42 \pm 0,20) \cdot 10^8 \text{ km}$$

Medida	L_2 (mm)	D_2 (mm)	$L_1 = \frac{L_2 \times D_1}{D_2}$ (km)
1	361	4,1	$1,22 \cdot 10^8$
2	359	3,4	$1,47 \cdot 10^8$
3	360	3,3	$1,52 \cdot 10^8$
4	356	3,5	$1,41 \cdot 10^8$
5	370	3,5	$1,47 \cdot 10^8$
			$\bar{L}_1 = 1,42 \cdot 10^8$

Tabla 1

Como el valor real de la distancia media Tierra-Sol es de $1'50 \cdot 10^8$ km, vemos que cae dentro del intervalo de error de nuestra medida. Podemos calcular el error relativo:

$$L_r = 1'50 \cdot 10^8 \text{ km}$$

$$L_l = 1'42 \cdot 10^8 \text{ km}$$

$$E_{rel} = \frac{|L_l - L_r|}{L_r} \cdot 100 = \frac{|(1,42 - 1,50) \cdot 10^8|}{1,50 \cdot 10^8} \cdot 100 = \frac{0,08}{1,5} \cdot 100 = 5,3\%$$

El error relativo es del 5,3 %, un error aceptable, medianamente importante pero no excesivo.

Nótese que si hubiéramos rechazado la primera medida, el valor de la media sería $1,47 \cdot 10^8$, con un error absoluto de $0,06 \cdot 10^8$. El valor obtenido lo expresaríamos como $(1'47 \pm 0'06) \cdot 10^8$ km, y el error relativo sería de 2 %, bastante más preciso.

Finalmente, la cámara oscura también nos permite hacer una estimación por el mismo procedimiento de la distancia de la Tierra a la Luna^[2]. Es preciso hacer las mediciones una noche de Luna llena (Fig. 10 y 11), y las imágenes son bastante más débiles.



Fig. 10: Midiendo el diámetro de la imagen de la Luna.



Fig. 11: Laura Latorre proyectando la imagen de la Luna en la pantalla de la cámara oscura.

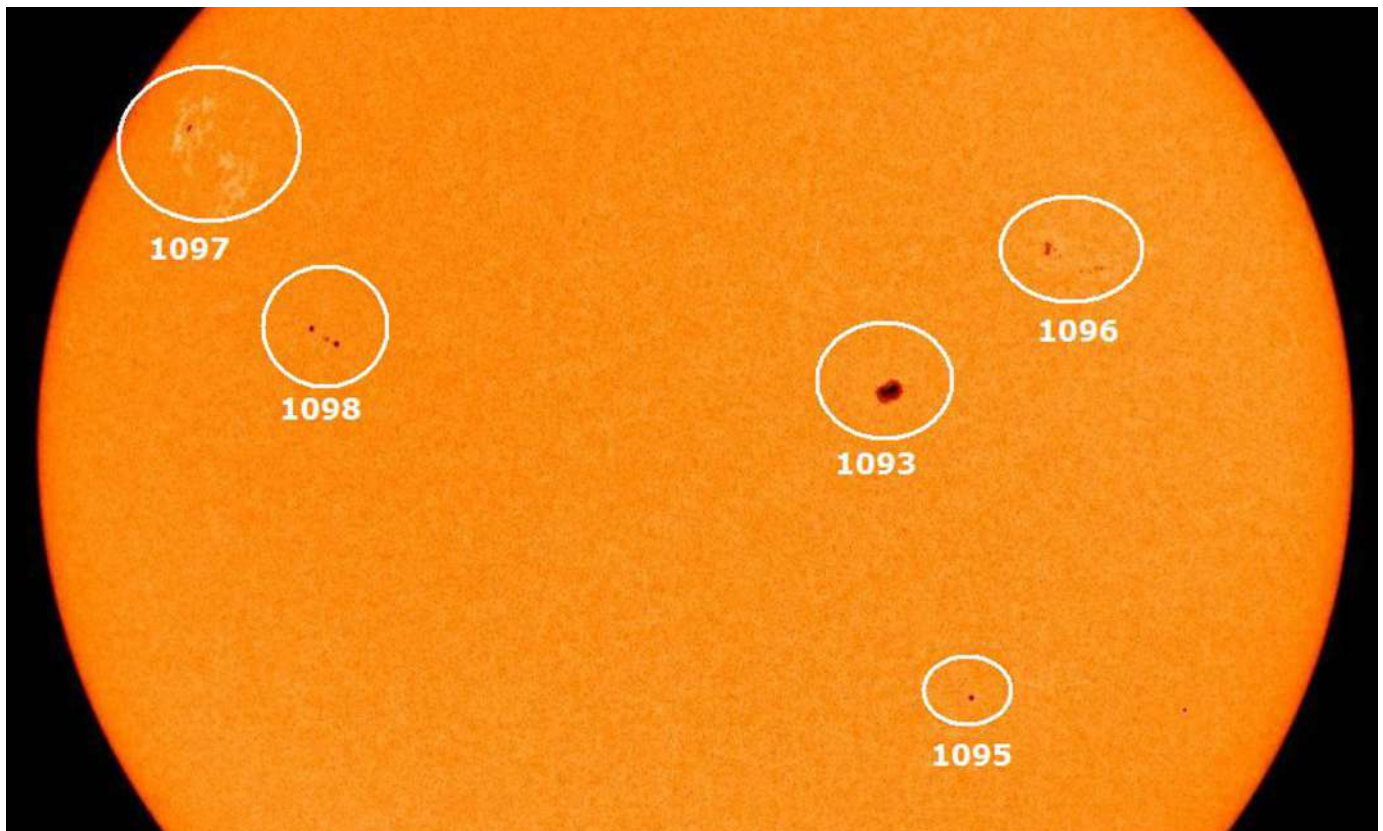
4. Referencias

[1]. Mesurant la distancia al Sol. Consultado el día 23/11/2029. Disponible en: <http://www.eso.org/public/outreach/eduoff/aol/market/collaboration/solpar/>

[2] Laura Latorre, 2009. Seguint les petjades còsmiques. Consultado el 29/11/2020. Disponible en <http://www.xtec.cat/iesguindavols/laura/treball.pdf>

Volver al índice

DETERMINACIÓN EXPERIMENTAL DEL PERIODO DE ROTACIÓN DEL SOL



En este artículo se hace una estimación experimental de los periodos de rotación sinódico y sidéreo del Sol, a partir del estudio de los cambios de posición de algunas manchas solares durante 2 días. Las imágenes analizadas han sido proporcionadas por el satélite SOHO. El programa de análisis de videoclips "Tracker", libre, ha permitido hacer un estudio cinemático del movimiento de las manchas y determinar sus respectivos periodos de rotación.

1. INTRODUCCIÓN

El cambio de posición de las manchas del Sol observadas por Galileo en 1613 durante 3 días consecutivos^[1] demostraba que la superficie del Sol giraba sobre sí misma. Este hecho proporciona un método para determinar su período de rotación^{[2][3][4]} (Imagen 1). Solamente hará falta medir el tiempo que tarda una mancha en dar un ciclo entero, o el tiempo

que tarda en recorrer un determinado desplazamiento angular.

El valor determinado a partir de las imágenes del Sol tomadas de la Tierra se conoce como período de rotación sinódico. Este, es el período de rotación aparente del Sol visto desde la Tierra, y no es el "verdadero" período de rotación del Sol. Se tiene que tener en cuenta que mientras el Sol gira, la Tierra se desplaza orbitando el Sol de oeste a este. El "verdadero"

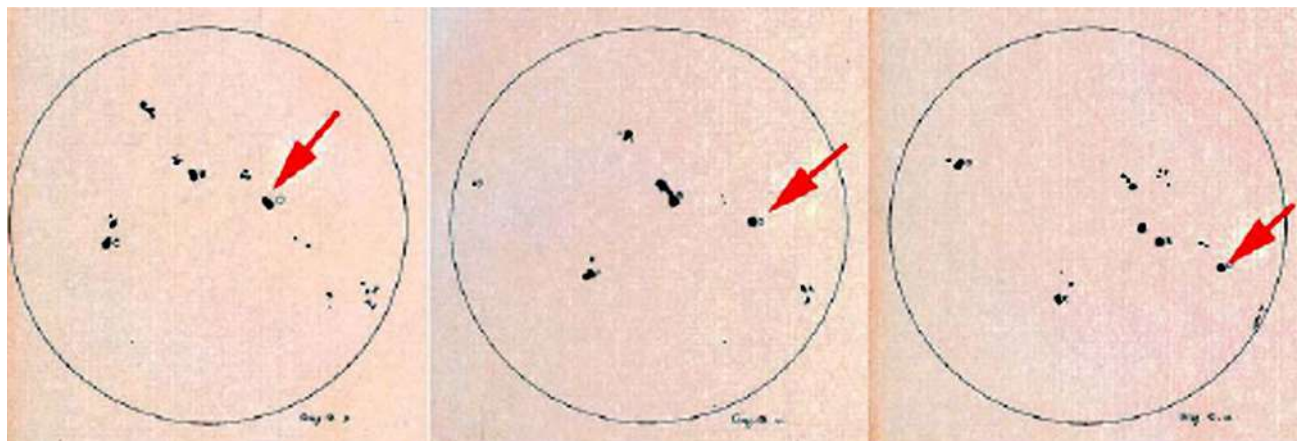


Imagen 1. Dibujos de Galileo^[1] de las manchas solares. los días 9, 10 y 11 de junio de 1613.

período de rotación del Sol, conocido como el período de rotación sidéreo, es el tiempo que tarda un punto del Sol en dar una vuelta respecto a las estrellas lejanas. Mientras un punto del Sol gira 360 grados respecto a una estrella, la Tierra se ha movido en su órbita. El Sol deberá girar un poco más rápido para alcanzar la Tierra. Por tanto, el período sinódico es ligeramente superior al sidéreo. Por suerte, podemos corregir este tiempo añadido si sabemos el tiempo que tarda la Tierra en orbitar el Sol (aproximadamente una vuelta cada 365,25 días). Si P es el período de rotación sidéreo en días (este es el valor que queremos determinar), y T es el período de rotación sinódico en días (este es el valor que se ha medido), entonces^[5]:

$$P = \frac{(T \times 365.25)}{(T + 365.25)} \text{ (ecuación 1)}$$

2. OBJETIVOS

Observar la evolución de las manchas solares a partir de fotografías registradas por el satélite SOHO desde el 27/3/2001 al 29/3/2001

Determinar la trayectoria de las manchas.

Determinar los periodos de rotación sinódico y sidéreo del Sol con tecnología que esté al alcance de todos.

Estudiar la dependencia de los periodos de rotación con la latitud.

3. MATERIALES

Programa libre Tracker ^[9]

Videoclip del movimiento de las manchas solares entre los días 27/03/2001 y 01/04/2001: [spotfull.mpg](#)^[10].

4. DISEÑO EXPERIMENTAL

Supondremos que el Sol es una esfera perfecta que gira como un sólido rígido a una velocidad angular constante. Con esta suposición las manchas solares también se moverán con una velocidad constante. Según este modelo, la determinación del período de rotación del Sol (T) es equivalente a medir el tiempo que tarda una mancha en dar una vuelta entera alrededor del Sol.

El movimiento de una mancha visto desde la Tierra es una trayectoria recta, mientras que si la pudiéramos observar desde el polo sería circular (línea verde en la imagen 2).

En la imagen 3 están representadas las diferentes posiciones de una mancha, vistas por encima del polo norte solar y vistas sobre el

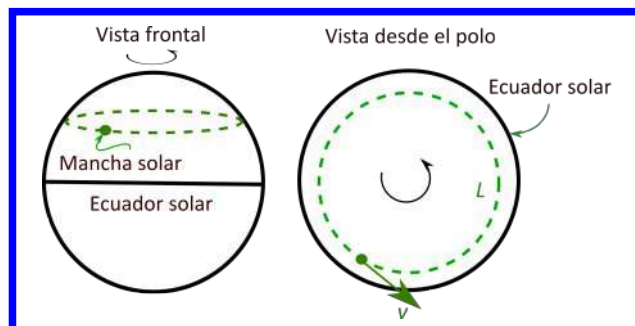


Imagen 2. Trayectoria de la mancha solar, de frente y desde arriba.

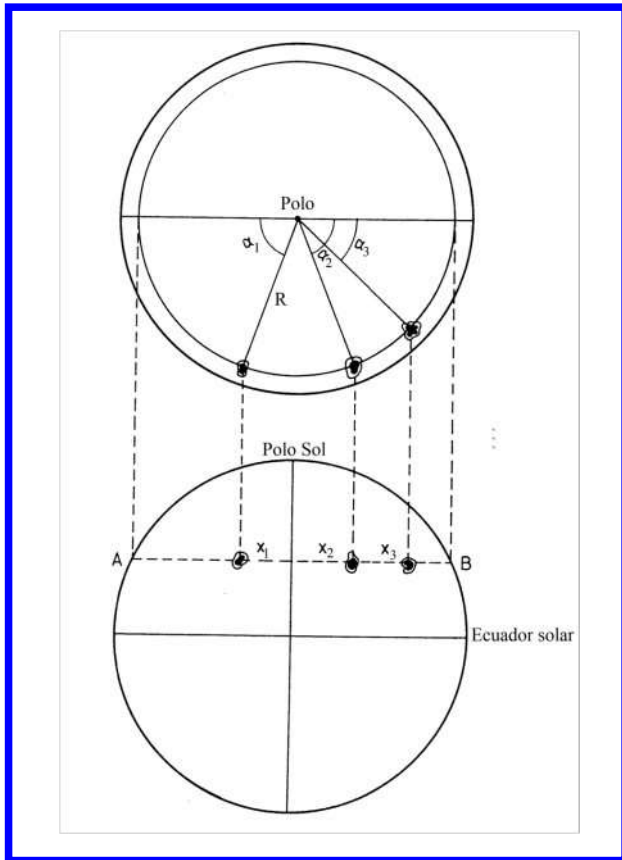


Imagen 3: La mancha vista desde arriba y de frente.

papel. De esta manera podemos relacionar la posición de la mancha sobre la esfera solar, definida por el ángulo α , con la posición sobre el papel (x).

Cabe señalar que el radio de giro R de la mancha equivale a la mitad del diámetro del círculo menor descrito:

$$R = \frac{AB}{2}$$

La posición angular α de la mancha vendrá dada por la expresión:

$$\cos \alpha = \frac{x}{R} = \frac{2x}{AB}$$

$$\alpha = \arccos\left(\frac{2x}{AB}\right)$$

Por otra parte, a partir de la definición de velocidad angular media ω se puede determinar el período de rotación T de cada una de las manchas si se conoce el desplazamiento angular $\Delta\alpha$ y el tiempo transcurrido Δt :

$$\omega = \frac{\Delta\alpha}{\Delta t} = \frac{2\pi}{T} \longrightarrow T = \frac{2\pi\Delta t}{\Delta\alpha}$$

5. PROCEDIMIENTO

Descargamos el videoclip “spotfull.mpg” de la web del SOHO, y lo abrimos con el programa Tracker. Seleccionamos el fotograma número 25 que corresponde a las 17:36 h (UT) del día 27/03/2001 (Imagen 4).

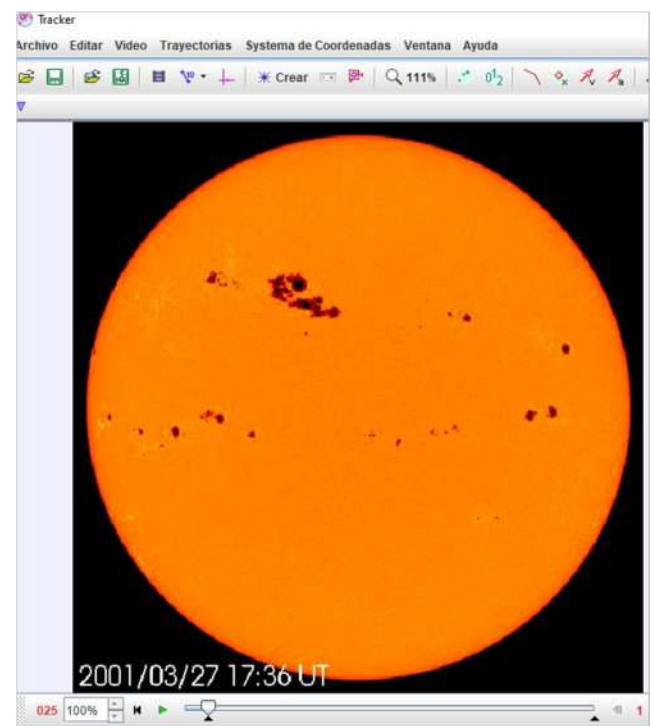


Imagen 4. Video “spotfull.mpg”, al fotograma 25 correspondiente a las 17:36 h (UT) del día 27/03/2001.

Calibramos la herramienta “VARA de medir” asignándole a la longitud del diámetro del Sol el valor de 1.393.000 km (Imagen 5).

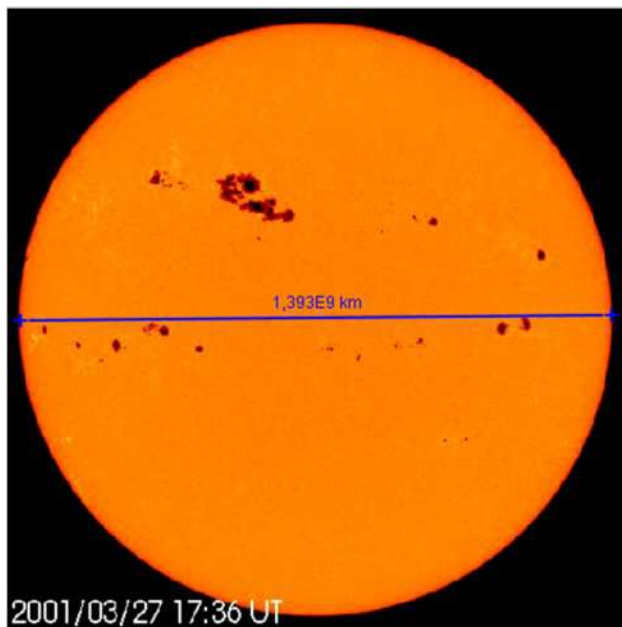


Imagen 5. Calibración de la herramienta "Vara de medir".

Seleccionamos una mancha, la numeramos, y anotamos la fecha y la hora (UT) en que se hizo la foto (Imagen 6).

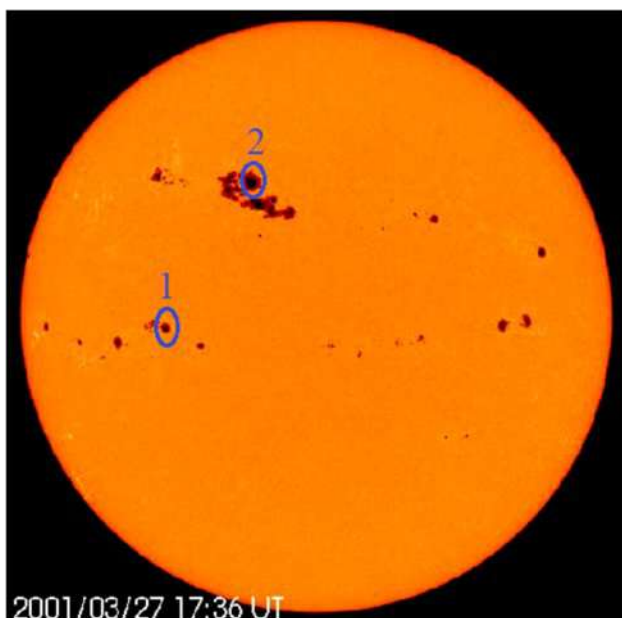


Imagen 6. Manchas del Sol numeradas.

Seleccionamos la herramienta cinta métrica (Imagen 7), y medimos la longitud del segmento horizontal AB que pasa por la mancha objeto de estudio, en este caso la mancha nº 2 (Imagen 8).

Medimos la distancia x de la mancha hasta la vertical que pasa por los polos (Imagen 9).

Avanzamos en el video hasta otro fotograma, en nuestro caso el fotograma nº 50 que corresponde a las 01:36 h (UT) del día

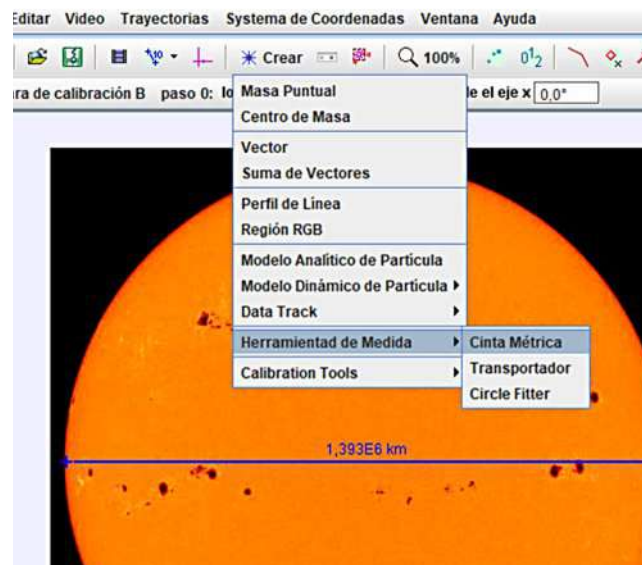


Imagen 7. Seleccionamos la cinta métrica.

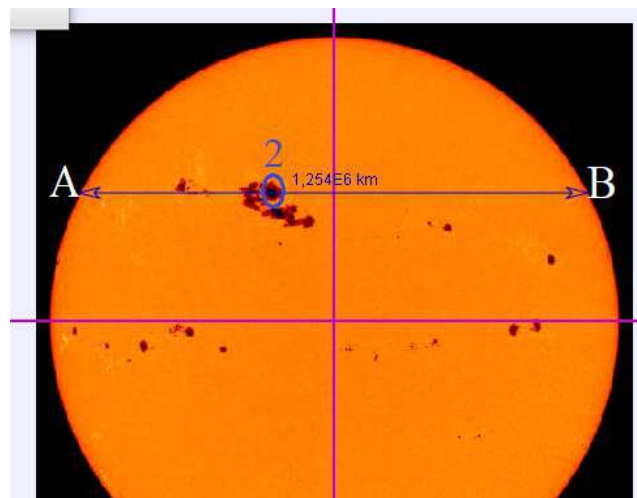
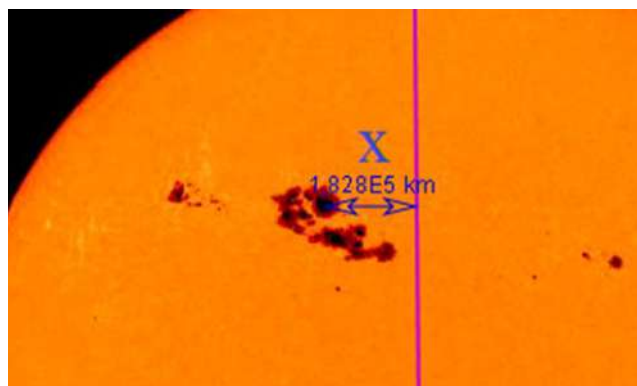


Imagen 8. Longitud del segmento AB, diámetro del círculo menor descrito por la mancha nº 2.

28/03/2001. Medimos de nuevo la posición de la mancha x . Y así sucesivamente, avanzando cada vez 25 fotogramas hasta el fotograma nº 125, tomado a las 17:36h del 29/03/2001.

Imagen 9. Medida de la posición x de la mancha.

6. RESULTADOS OBTENIDOS. ANÁLISIS Y DISCUSIÓN

Mancha nº 1 (cercana al ecuador solar)

Día	Hora (UT)	x 10 ⁵ km	AB 10 ⁶ km	cos α = 2x/AB	α radianes	Δα radianes	Δt (s)	T = 2πΔt/Δα (días)
27/03/2001	17:36	3,560	1,346	0,529	1,0134	-	-	-
28/03/2001	1:36	3,058	1,346	0,454	1,0991	0,0857	28.800	24,4
28/03/2001	9:36	2,537	1,346	0,377	1,1842	0,0851	28.800	24,6
28/03/2001	17:36	1,987	1,346	0,295	1,2711	0,0869	28.800	24,1
29/03/2001	1:36	1,441	1,346	0,214	1,3559	0,0839	28.800	25,0
29/03/2001	9:36	0,873	1,346	0,130	1,4406	0,0856	28.800	24,5
29/03/2001	17:36	0,282	1,346	0,042	1,5289	0,0883	28.800	23,7

El período de rotación sinódico promedio es:

$$T = 24,4 \pm 0,3 \text{ días}$$

Si comparamos este resultado con el valor real del período sinódico en el ecuador (27,3 días), hay una diferencia de 2,9 días, equivalente a un error relativo del 10,6%.

El periodo sidéreo, calculado a partir de la ecuación 1 es: $P = 22,9 \pm 0,3$ días

Mancha nº 2 (latitud aproximada 35° N)

Día	Hora (UT)	x 10 ⁵ km	AB 10 ⁶ km	cos α = 2x/AB	α radianes	Δα radianes	Δt (s)	T = 2πΔt/Δα (días)
27/03/2001	17:36	1,828	1,239	0,2463	1,3219			
28/03/2001	1:36	1,526	1,239	0,1674	1,4026	0,0829	28.800	25,3
28/03/2001	9:36	1,037	1,239	0,0866	1,4841	0,0815	28.800	25,7
28/03/2001	17:36	0,536	1,239	0,0083	1,5625	0,0784	28.800	26,7
29/03/2001	1:36	0,051	1,239	0,0739	1,4970	0,0821	28.800	25,5
29/03/2001	9:36	0,458	1,239	0,1530	1,4172	0,0798	28.800	26,2
29/03/2001	17:36	0,947	1,239	0,2336	1,3350	0,0822	28.800	25,5

El período de rotación sinódico promedio es: $T = 25,7 \pm 0,4$ días.

Y el sidéreo: $P = 24,0 \pm 0,4$ días.

Se observa que el período de rotación de las manchas aumenta con la latitud (rotación diferencial), Hay una diferencia de 1,3 días entre el periodo de la mancha 2 y la 1.

7. CONCLUSIONES

La galería de imágenes del Sol registradas por el satélite SOHO constituye un excelente recurso didáctico para hacer pequeñas investigaciones sobre el Sol.

Las manchas solares se desplazan siguiendo una línea recta paralela al ecuador y a una velocidad angular prácticamente constante.

El periodo de rotación de las manchas depende de la latitud. A mayor latitud, menor periodo.

El periodo de rotación sinódico en el ecuador es $T = 24,4 \pm 0,3$ días, con un error relativo respecto al valor real del 10,8%.

A partir del período sinódico se ha calculado el período sidéreo en el ecuador. Su valor es:

$$P = 22,9 \pm 0,3 \text{ días.}$$

El programa libre de análisis de videoclips “Tracker” es una excelente herramienta para hacer un estudio cinemático del movimiento de las manchas solares.

8. REFERENCIAS

1. Laurence Marschall and Glenn Snyder (CLEA PROJECT, Gettysburg College) and Jeff Sudol (GONG Project, National Solar Observatory). Consultado el 07/05/2020. Disponible en:

<El periodo de rotación del Sol. http://www3.gettysburg.edu/~marschal/clea/clea_products/manuals/RotacionSolMonterde.pdf>

2. Philippe Kobel, GalileoMobile; María Dasí Espuig, GalileoMobile; Deborah Scherrer, Stanford Solar Center. Measure the Sun's rotation period. Consultado el 07/05/2020. [https://astroedu.iau.org/en/activities/1801/measure-the-suns-rotation-period/Eduard Teruel](https://astroedu.iau.org/en/activities/1801/measure-the-suns-rotation-period/Eduard_Teruel)

3. Determinación del período de rotación solar. Uso de Geogebra. Consulta el 07/05/2020. Disponible en:

<https://bloccs.xtec.cat/eteruel/2017/11/27/determinacio-del-periode-de-rotacio-solar-us-de-geogebra/>

4. Stanford Solar Center. Estimating the Sun's rotation Rate. Consultado el 07/05/2020. Disponible en:

<http://solar-center.stanford.edu/spin-sun/estimate.html>

5. Arlet Pi, 2016. Estudio de la actividad solar a partir del análisis de las manchas solares. Anexo 8, página 53. Consultado el 07/05/2020. Disponible en: <http://www.telurium.net/PDF/seguimentsolar.pdf>

6. SOHO. Solar and heliospheric observatory. Consultado el 07/05/2020.: <https://sohowww.nascom.nasa.gov/home.html>

7. SOHO. Nuevas vistas del Sol. Consultado el 07/05/2020. https://sohowww.nascom.nasa.gov/gallery/Presentations/2002all_Sp.pdf

8. Siguiendo las manchas solares. Consultado el 07/05/2020. Disponible en:

<https://sohowww.nascom.nasa.gov/classroom/docs/ExerSP.pdf>

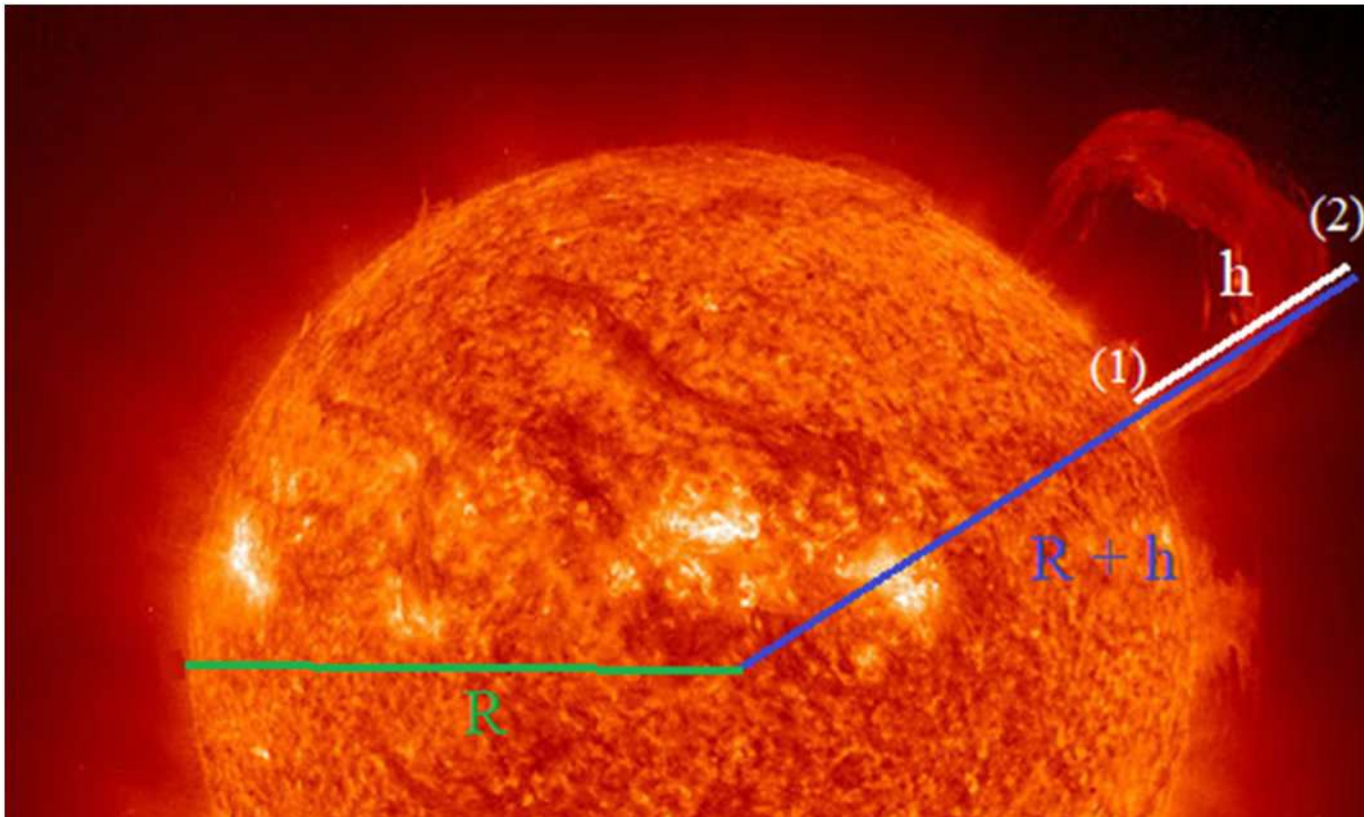
9. Programa Tracker video analysis and modeling tool. Consultado el 07/05/2020. Disponible en: <https://physlets.org/tracker/>

10. Videoclip del movimiento de las manchas solares entre los días 27/03/2001 y 01/04/2001: spotfull.mpg. Consultado el 07/05/2020. Disponible en: Large sunspot moving across the Surface- MDI (Mar 27-April 2, 2001).

<https://sohowww.nascom.nasa.gov/gallery/Movies/sunspots.html>

Volver al índice

ESTUDIO DEL MOVIMIENTO DE UNA EYECCIÓN DE MASA CORONAL



En este artículo se proponen dos métodos sencillos para hacer una estimación de la velocidad de eyección de la masa coronal, que pueden usarse como prácticas rutinarias de física aplicada con alumnado de bachillerato. Se usan imágenes del satélite SOHO, y el programa gratuito Tracker.

Al mirar el Sol con un telescopio que tenga un filtro H-alfa, se puede ver su cromosfera. En ella suelen observarse las fulguraciones solares, que son filamentos de materia solar, proyectada por encima de su superficie debido a la intensa actividad del Sol. Las fulguraciones que alcanzan las zonas más altas se llaman protuberancias y pueden llegar a lanzarse al espacio en forma de viento solar. Cuando eso ocurre, se les llama

eyecciones de masa coronal (CME en sus siglas en inglés). Este suceso ocurre en la corona del Sol.

Cuando el Sol eyecta masa coronal, una gran cantidad de plasma denso y frío o de gas ionizado es expulsada a alta velocidad, desafiando la enorme gravedad y viaja por el espacio interplanetario hasta alcanzar la Tierra.

En el momento en que las erupciones solares interceptan el campo magnético de la Tierra, se producen tormentas geomagnéticas, que pueden producir daños en los sistemas electrónicos de los satélites, interfiriendo las comunicaciones, los sistemas de navegación, e incluso las redes eléctricas. Representan un riesgo para los astronautas de la ISS, y también lo será para los cosmonautas del futuro, que viajarán a la Luna o a Marte.

Para minimizar los riesgos es necesario un sistema de alertas que detecte las ECMs, y que pueda pronosticar el tiempo de llegada a la Tierra. Esto se consigue con un instrumento del satélite SOHO: el coronógrafo espectrométrico LASCO C2, que permite determinar la velocidad de propagación de las eyecciones, su dirección y extensión. Para ello, en intervalos regulares de tiempo, captura imágenes de la corona solar y detecta la evolución del movimiento de las EMCs.

En este artículo se proponen dos métodos sencillos para hacer una estimación de la velocidad de eyección de la masa coronal, que pueden usarse como prácticas rutinarias de física aplicada con alumnado de bachillerato.

Objetivos

Empezaremos observando y fotografiando la cromosfera solar a través de un telescopio solar con filtro H-alfa, intentando detectar alguna protuberancia. Esto servirá para acercar el tema, pero no es estrictamente necesario, pues para los cálculos usaremos las imágenes tomadas por el coronógrafo LASCO C2 del SOHO, disponibles en su página web.

Haremos un estudio cinemático de la evolución de una erupción solar, y estimaremos la velocidad inicial de la ECM.

Compararemos la velocidad de las ECMs con la velocidad de escape del Sol, e intentaremos prever si alcanzarán la Tierra.

Observación de la cromosfera solar

El material necesario sería:

Telescopio solar: Lunt Solar Systems LS60T H α de 60 mm (Imagen 1).

Cámara réflex Canon EOS 4000D con adaptador al foco primario del telescopio (Imagen 2).

En nuestro caso, la observación se hizo el 14 de noviembre de 2010 a las 10:00 UT desde el instituto Maria Rúbies de Lleida. Tuvimos mala



Imagen 1. Telescopio solar con filtro H-alfa.



Imagen 2. Cámara acoplada al telescopio solar.

suerte, porque en la observación visual no se apreció ninguna fulguración, y tampoco la hubo en la imagen del día del SOHO. En la foto de la cromosfera del Sol (Imagen 4), realizada por la alumna Belén Vicente, no se observa indicio alguno de fulguraciones. La actividad solar de aquel día fue mínima, sin ninguna mancha solar en la fotosfera.



Imagen 3. Cromosfera solar. No se observan fulguraciones.

Cálculo de la velocidad de una ECM. Método 1.

El campo gravitatorio es un campo de fuerzas conservativo, con lo cual la energía mecánica de un cuerpo de masa m que evolucione en el seno de dicho campo se conserva.

Apliquemos el principio de conservación de la energía al estudio de un filamento de materia solar proyectada por encima de su superficie.

La pregunta que nos planteamos es: ¿a qué velocidad v_1 sale proyectada la masa coronal de la superficie del Sol?

Para contestar a la pregunta, partimos como datos de la masa M del Sol, de su radio R y de la constante de gravitación Universal G . Supondremos que la velocidad final v_2 de la masa m eyectada en el punto más alto h es cero (Imagen 4).

Si aplicamos el principio de conservación de la energía en los dos puntos (1) y (2):

$$E_1 = E_2 \rightarrow$$

$$\text{Energía cinética (1) + Energía potencial (1)} \\ = \text{Energía cinética (2) + Energía potencial (2)}$$

$$\frac{mv_1^2}{2} - \frac{GMm}{R} = \frac{mv_2^2}{2} - \frac{GMm}{R+h}$$

Podemos eliminar la masa m , que está en todos los términos. Si tenemos en cuenta que $v_2 = 0$, podemos despejar la velocidad v_1 de la masa eyectada:

$$v_1 = \sqrt{2GM \left[\frac{1}{R} - \frac{1}{R+h} \right]} \quad \text{Fórmula (1)}$$

Conociendo la distancia h , podemos saber la velocidad con la que es eyectada la masa.

Toma de datos

Usaremos la foto de una fulguración solar (archivo superprom.jpg)^[1] (Imagen 4), y el programa informático gratuito Tracker^[2]. Al final del artículo hay un breve tutorial sobre el manejo del programa.

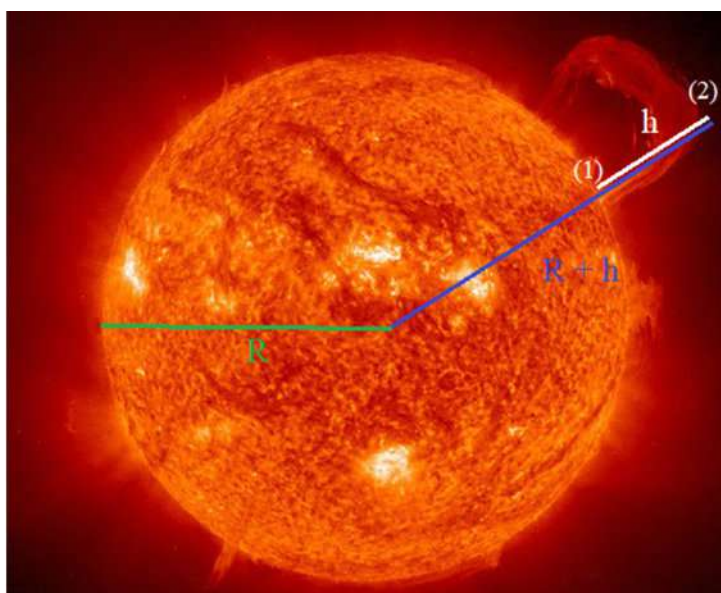


Imagen 4. Prominencia solar en forma de mango (14/09/1999). Descripción gráfica de un filamento solar de altura h . "Cortesía del consorcio SOHO/EIT"

Por facilidad, hemos medido $R+h$, o sea, la distancia desde el punto más alto de la llamarada solar hasta el centro del Sol (Imagen 4). Para ello utilizamos la herramienta "Vara de calibración" y la "Cinta métrica" del programa (Imagen 5). Y calculamos la velocidad inicial de la ECM aplicando la Fórmula (1).

Resultados obtenidos. Análisis y discusión.

Una primera medida nos da $R+h=1,07 \cdot 10^9$ m. Si aplicamos la fórmula (1):

$$v_1 = \sqrt{2 \cdot 6,67 \cdot 10^{-11} \cdot 1,99 \cdot 10^{30} \cdot \left[\frac{1}{6,96 \cdot 10^8} - \frac{1}{1,07 \cdot 10^9} \right]} = 365 \text{ km/s}$$

Si comparamos este valor con la velocidad de escape v_e :

$$v_e = \sqrt{\frac{2GM}{R}} = \sqrt{\frac{2 \cdot 6,67 \cdot 10^{-11} \cdot 1,99 \cdot 10^{30}}{6,96 \cdot 10^8}} = 618 \text{ km/s}$$

Se ve que v_1 es inferior a la velocidad de escape del Sol, lo que justifica que la longitud del filamento sea finita.

Cuanto mayor sea la velocidad inicial de las eyecciones, mayor será la altura alcanzada, y mayor será el riesgo de que intercepten la órbita de la Tierra. Conociendo la distancia del Sol a la Tierra, $1 \text{ UA} = 1,50 \cdot 10^{11} \text{ m}$, vamos a hacer una estimación de la velocidad mínima de las eyecciones para que lleguen a la Tierra ($R+h=1,50 \cdot 10^{11} \text{ m}$). No tendremos en cuenta la influencia gravitatoria de los planetas y demás cuerpos celestes del sistema solar.

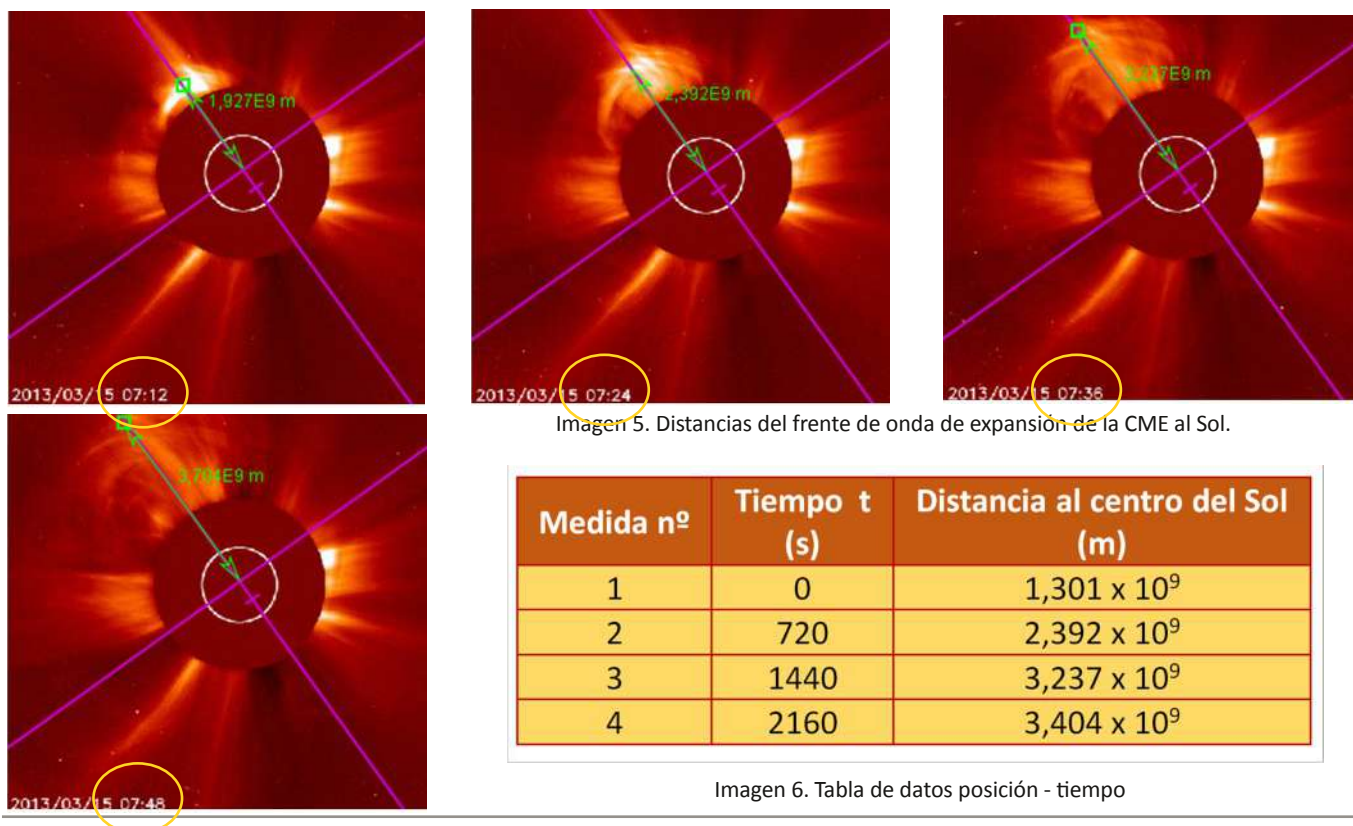
$$v_1 = \sqrt{2 \cdot 6,67 \cdot 10^{-11} \cdot 1,99 \cdot 10^{30} \cdot \left[\frac{1}{6,96 \cdot 10^8} - \frac{1}{1,50 \cdot 10^{11}} \right]} = 616 \text{ km/s}$$

La velocidad promedio más alta medida entre 1996 y 2012, fue de 3264 km/s^[5], valor muy superior a la velocidad de escape y alcanzó la Tierra en 12,76 h.

Cálculo de la velocidad inicial de una ECM. Método 2

El método consiste^[3] en hacer un seguimiento temporal y un estudio cinemático del movimiento de la masa coronal de una eyección. Para ello utilizamos sucesivos fotogramas del GIF animado de la CME del día 15/03/2013, entre las 7:12 y las 7:48 UT, confeccionado con imágenes del coronógrafo LASCO C2 del SOHO. El análisis se realiza también con el programa Tracker.

Se abre el archivo GIF con el programa Tracker, y con la Vara de calibración se le asigna el valor de $1,393 \cdot 10^9 \text{ m}$ al diámetro del Sol. Con la "Cinta de medir" se determina la posición del frente de onda de la CME respecto al centro del Sol en los sucesivos fotogramas (Imagen 5). Se anotan los tiempos transcurridos entre fotograma y fotograma y se construye la tabla de datos distancia-tiempo (Imagen 6).



Análisis de los resultados

Representamos los datos en un gráfico $x-t$ (Imagen 7) con el programa CurveExpert^[6] y los ajustamos a una línea recta, al disponer de pocos datos:

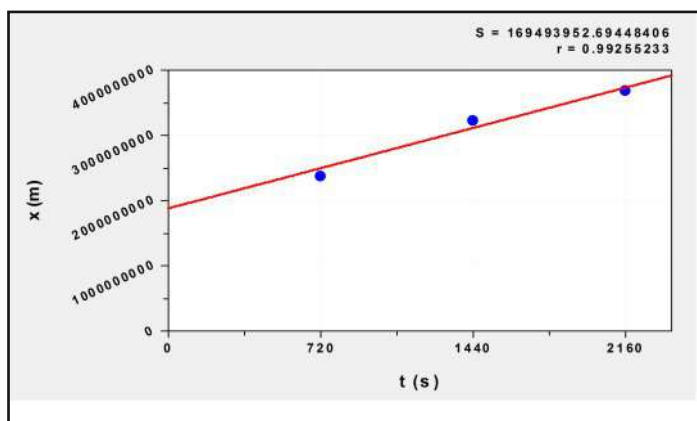


Imagen 7. Gráfico posición -tiempo.

Ajuste lineal: $y = a + bx$
 $a = 1.8886 \text{ E}+9 \text{ m}$
 $b = 8.58 \text{ E}+5 \text{ m/s}$

Se ve que el movimiento de la CME a distancias cercanas al Sol se puede asimilar a un movimiento uniforme con una velocidad media (pendiente de la recta) de 858 km/s, velocidad superior a la de escape. Dependiendo de su orientación, llegará o no a la magnetosfera terrestre, provocando en tal caso auroras boreales y tormentas geomagnéticas.

Se han analizado otros videoclips, y en todos se han encontrado velocidades medias superiores a los 700 km/s.

Cabría esperar, en caso de disponer de medidas más espaciadas en el tiempo, que el movimiento de expansión fuese desacelerado, pues la fuerza de la gravedad del Sol frenaría las CMEs, pero no se ha encontrado ningún gif animado adecuado para comprobarlo.

Referencias

1. Protuberancia solar. Consultado el 17/12/2020. Disponible en:

<https://www.google.com/url?sa=i&url=https%3A%2F%2Fsoho.nascom.nasa.gov%2Fgallery%2Fimages%2Fsuperprom.html&psig=AOvVaw1gcEC2W7G6Wbe39-erXnWw&ust=1608571957439000&source=images&cd=vfe&ved=0CAIQjRxqFwoTCMirjNOL3e0CFQAAAAAdAAAAABAD>

2. Programa Tracker video analysis and modeling tool. Consultado el 17/12/2020. Disponible en:

<https://physlets.org/tracker/>

3. Medición del movimiento de una eyección de masa coronal. Consultado el 17/12/2020. Disponible en:

<https://pwg.gsfc.nasa.gov/istp/outreach/cmeposter/spmeasure.html>

4. GiF animado de una CME. Consultado el 17/12/2020. Disponible en:

https://earthsky.org/upl/2013/03/m1cme_anim.gif

5. Guerrero Vásques Maribel S. 2014. Eyecciones coronales de masa solar a una unidad astronómica. Consultado el 17/12/2010. Disponible en:

https://www.researchgate.net/publication/301610427_Eyecciones_coronales_de_masa_solar_a_una_unidad_astronomica

6. CurveExpert. Consultado el 7/12/2020. Disponible en:

<https://es.freedownloadmanager.org/Windows-PC/CurveExpert.html>

Volver al índice

¿HASTA CUÁNDO VA A BRILLAR EL SOL?



En este artículo, proponemos unos cálculos sencillos, reproducibles quizá con alumnos mayores, que nos permiten hacer una estimación del tiempo de vida del Sol, partiendo solamente del conocimiento de su masa, luminosidad, composición y del porcentaje en masa de H que hay en el núcleo.

Una de las grandes preguntas que se ha formulado la comunidad científica durante los últimos 150 años, y que se ha tardado en responder, ha sido: ¿por qué brilla el Sol, cómo obtiene la enorme cantidad de energía que hace posible la vida en la Tierra?

A mediados del siglo XIX se creía (H. von Helmholtz, J.R. Mayer, J.J. Waterson) que el origen de la energía solar se debía a la

contracción de la masa del Sol, proceso en el cual la energía potencial gravitatoria se transformaba en calor. En 1854, Darwin hizo una estimación de la edad de la Tierra basándose en el tiempo que creía necesario para que la erosión del agua en las rocas originase un valle en el sur de Inglaterra. Le atribuyó una edad de 300 millones de años, tiempo aparentemente suficiente para que la lenta selección natural hubiera producido la gran diversidad de especies

en la Tierra. Era evidente que los cambios geológicos y biológicos estaban relacionados con la energía recibida del Sol y con su edad.

El descubrimiento de la radioactividad (Becquerel, 1896), y la aceptación de los avances científicos de la Física a principios del siglo XX, hicieron posible dar mejores respuestas a dichas preguntas. En 1905, Einstein publica su Teoría General de la Relatividad, y sugiere que la masa y la energía son intercambiables ($E = m \cdot c^2$). La fórmula muestra que una pequeña cantidad de masa puede convertirse en una enorme cantidad de energía.

Fue en 1920 cuando F.W. Aston descubre que la masa de un átomo de He es inferior a la masa de cuatro átomos de hidrógeno, y A. Eddington sugiere que convertir hidrógeno en helio podría hacer brillar el Sol, según la relación entre la masa y la energía de Einstein.

Pero fue Hans Bethe, en 1939, quien dio una explicación satisfactoria a la reacción de fusión nuclear que se produce en el Sol, que permite que las estrellas brillen, y que ha posibilitado hacer una estimación de su tiempo de vida.

Vamos a hacer unos cálculos sencillos para hacer una estimación del tiempo de vida del Sol. Partimos solamente del conocimiento de su masa, luminosidad, composición, y del porcentaje en masa de H que hay en el núcleo.

Si se conoce la luminosidad^[1] del Sol ($3,8 \cdot 10^{26}$ W) y su masa ($2,00 \cdot 10^{30}$ kg) se puede hacer una estimación de su tiempo de vida^{[2][3]}.

Sabemos que el Sol emite cada segundo $3,8 \cdot 10^{26}$ J de energía (aunque la luminosidad del Sol ha sufrido ligeras variaciones en el transcurso del tiempo, consideraremos que éste es el valor medio y se mantiene constante), debido a la pérdida de masa en el proceso de fusión nuclear^[4], que viene dada por la expresión:

$$E = \Delta m c^2$$

E es la energía, Δm la pérdida de masa, y c es el valor de la velocidad de la luz al vacío.

La cantidad de hidrógeno (Δm) que el Sol transforma en energía cada segundo es:

$$\Delta m = \frac{E}{c^2} = \frac{3,8 \cdot 10^{26}}{(3 \cdot 10^8)^2} = 4,37 \cdot 10^9 \text{ kg}$$

es decir, 4,37 millones de toneladas de H cada segundo.

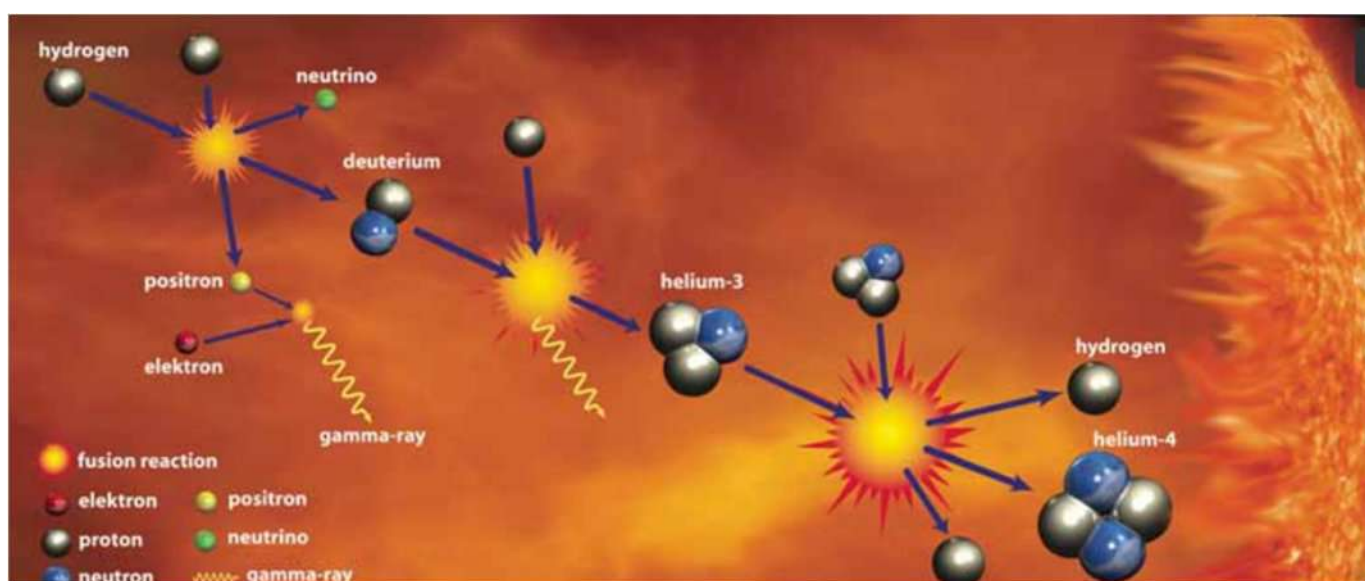
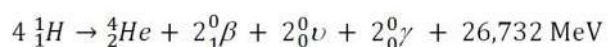


Imagen 1. Fusión nuclear. Cadena protón-protón. Cortesía de Mark Tiele Westra.

En un principio, supondremos que toda esta energía que se produce proviene de la reacción de fusión nuclear del ciclo protón-protón que tiene lugar en el Sol^{[5][6]} (Imagen 1).



En las reacciones nucleares no se cumple el principio de conservación de la masa porque la masa de los reactivos no coincide con la masa de los productos de la reacción. Esta diferencia (Δm) se transforma en energía (E).

En efecto, la masa del átomo de He es inferior a la masa de los 4 átomos de H:

$$\begin{aligned}\text{Masa de } ({}^1_1\text{H}) &= 1,00784\text{ u} \\ \text{Masa de } ({}^4_2\text{He}) &= 4,002602\text{ u}\end{aligned}$$

$$\begin{aligned}\Delta m &= m_0 - m = 4m({}^1_1\text{H}) - m({}^4_2\text{He}) = \\ &= 4 \times 1,00784 - 4,0026 = 4,030136 - 4,00260 = \\ &= \mathbf{0,028758\text{ u}}\end{aligned}$$

El porcentaje de la masa inicial de hidrógeno (m_0) que se transforma en energía es:

$$\% m_0 = \frac{0,028758}{4,030136} \times 100 = \mathbf{0,713\%}$$

El 0,713% de la masa inicial de los 4 núcleos de H “desaparecen”. La “masa desaparecida” se transforma en energía, y esta energía es la responsable de hacer brillar el Sol.

Por tanto, si cada segundo desaparecen 4,37 millones de toneladas de H para convertirse en energía ($E = \Delta m \cdot c^2$), y esta cantidad representa el 0,713% de la masa de H que el Sol fusiona en un segundo, se puede calcular la masa de H fusionada en un segundo:

$$4,37 \cdot 10^6 \text{ toneladas de H} \cdot \frac{100}{0,713} = 612 \cdot 10^6 \text{ toneladas de H}$$

Es decir, cada segundo, el Sol fusiona 612 millones de toneladas de H, que se convierten en unas 608 de toneladas de He, y la masa perdida se convierte en energía.

Se sabe que el Sol y su sistema planetario se formaron casi simultáneamente a partir de la misma nube de gas y polvo, con lo cual podemos asignarle una edad similar a la Tierra. La edad de la Tierra se conoce a partir de la datación radioactiva de las rocas y es de 4.600 millones de años.

Podemos hacer una estimación de la masa del Sol transformada en energía durante estos 4.600 millones de años. En efecto, teniendo en cuenta que un año tiene 31.557.600 s:

$$4,6 \cdot 10^9 \cdot 31.557.600 \cdot 4,37 \cdot 10^9 = \mathbf{6,34 \cdot 10^{26}\text{ kg de H}}$$

Este valor es enorme, pero despreciable respecto a la masa del Sol. La pérdida de masa durante estos 4.600 millones de años representa un 0,03% del valor de la masa actual. Con lo que consideraremos que la masa del Sol se ha mantenido prácticamente constante desde sus inicios.

Suponiendo que el ritmo de fusión nuclear se ha mantenido constante ($6,12 \cdot 10^{11}$ kg de H/s) desde que el Sol ingresó en la secuencia principal y comenzó a fusionar H, podemos escribir:

$$M = M_0 - 6,12 \cdot 10^{11} t$$

M es la masa final del Sol (kg), M_0 la masa inicial del Sol (kg) y t es el tiempo (s).

Si representamos M en función de t (ver imagen 2), se obtiene una línea recta que corta el eje de abscisas en el instante t en el que $M=0$

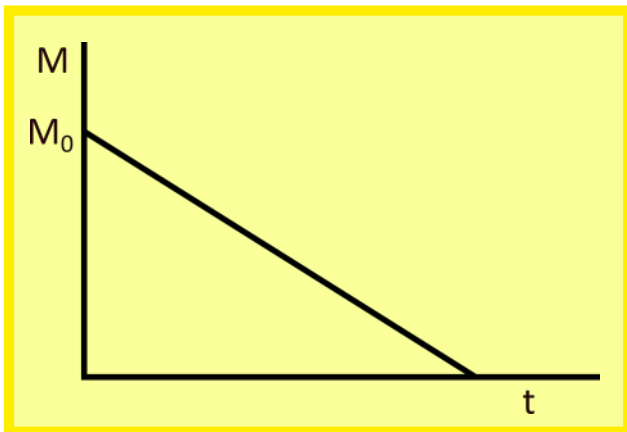


Imagen 2. Gráfico masa de H en el Sol - tiempo.

(final de la vida del Sol). De este modo se puede hacer una estimación de su tiempo de vida.

$$0 = 2,00 \cdot 10^{30} - 6,12 \cdot 10^{11} t \rightarrow$$

$$t = \frac{2,00 \cdot 10^{30}}{6,12 \cdot 10^{11}} = 3,27 \cdot 10^{18} \text{ s} = 1,04 \cdot 10^{11} \text{ años} =$$

$$= \mathbf{104.000 \text{ millones de años}}$$

El valor calculado de este modo nos da un resultado diez veces mayor que el valor estimado por la comunidad científica, que le otorga una vida aproximada de 10.000 millones de años.

El error principal que hemos cometido ha sido suponer que toda la masa del Sol es H, y que todo el H se convierte en helio.

Cabe decir, que el Sol, al igual que todas las estrellas que tienen una masa inferior a 8 masas solares, evolucionan, y en sus etapas finales se convierten en una estrella gigante roja que termina liberando al espacio sus capas externas formando un bonito envoltorio de gas: una nebulosa planetaria con una enana blanca masiva en el centro. Con lo que, no toda la masa de hidrógeno del Sol se transforma en energía.

Para encontrar el tiempo de vida del Sol y evitar el error cometido anteriormente, debemos hacer una estimación de la cantidad de H que hay en el núcleo del Sol que se puede convertir en energía. Para llevar a cabo todo

esto, debemos de hacer las siguientes consideraciones:

Solo el 77,2% de la masa del Sol primitivo era hidrógeno. Este valor se obtiene a partir de la masa actual del Sol, del porcentaje^[7] de H actual (73,4%), y de la cantidad de H que el Sol ha quemado desde su inicio.

$$2,00 \cdot 10^{30} \text{ kg de H} \times 0,734 = 1,468 \cdot 10^{30} \text{ kg de H}$$

$$6,12 \cdot 10^{11} \frac{\text{kg H}}{\text{s}} \times 4600 \cdot 10^6 \text{ años} \times 365,25 \text{ días} \times 24 \text{ h} \times 3600 \text{ s} =$$

$$= 8,88 \cdot 10^{28} \text{ kg de H}$$

La masa total de H al inicio era

$$1,468 \cdot 10^{30} + 8,88 \cdot 10^{28} = 1,5568 \cdot 10^{30} \text{ kg de H}$$

Y el porcentaje de H al inicio fue:

$$\%m(H) = \frac{1,5568 \cdot 10^{30}}{2,00 \cdot 10^{30}} \times 100 = \mathbf{77,8\%}$$

De todo el hidrógeno del Sol, solamente el 12,5%^[3] se encuentra en el núcleo, donde hay la temperatura suficiente para que tenga lugar la fusión nuclear (Imagen 3).

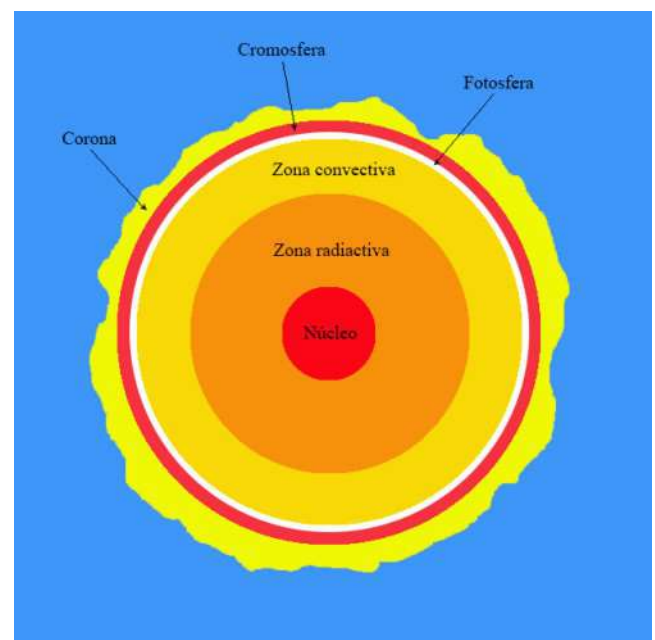


Imagen 3. Estructura del Sol. <https://astronomiaparatodos.com/2018/02/21/la-estructura-del-sol/>.

Teniendo en cuenta todo esto, la masa disponible de hidrógeno es:

$$2,00 \cdot 10^{30} \times 0,778 \times 0,125 = 1,94 \cdot 10^{29} \text{ kg}$$

El nuevo tiempo de vida del Sol será:

$$\frac{\text{masa disponible } H}{\text{masa que quema en } 1 \text{ s}} = \frac{1,94 \cdot 10^{29}}{6,12 \cdot 10^{11}} = 3,17 \cdot 10^{17} \text{ s}$$

→ 10.045 millones de años

Sabiendo que su antigüedad es parecida a la edad de la Tierra (4.600 millones de años), el tiempo de vida que le queda al Sol es de 5.445 millones de años aproximadamente.

Según las teorías de evolución estelar, el Sol se convertirá en una estrella gigante roja cuando abandone la secuencia principal, aumentando su volumen de tal manera, que atrapará las órbitas de Mercurio, Venus, y quizás también la Tierra. Afortunadamente, no hay que preocuparse todavía, nos queda mucho tiempo para seguir disfrutando en nuestro planeta.

Referencias bibliográficas

[1] EAAE - Luminosity and temperature of the Sun. Disponible en:

<https://www.eaae-astronomy.org/workshops/luminosity-and-temperature-of-the-sun> [Accedido el 04/10/2020]

[2] How do you calculate the lifetime of the Sun? Disponible en: <http://curious.astro.cornell.edu/about-us/51-our-solar-system/the-sun/birth-death-and-evolution-of-the-sun/167-how-do-you-calculate-the-lifetime-of-the-sun-advanced> [Accedido el 04/10/2020]

[3] Estimating the Sun's lifetime. Disponible en: <https://www.open.edu/openlearn/ocw/mod/oucontent/view.php?id=76151§ion=3.3> [Accedido el 04/10/2020]

[4] Curso básico de fusión nuclear. Disponible en: http://www.jovenesnucleares.org/blog/wp-content/uploads/2017/10/Libro-JJNN-CBFN-version_digital.pdf [Accedido el 04/10/2020]

[5] Mark Tiele Westra, 2006, Fusion in the Universe: the power of the Sun. Disponible en:

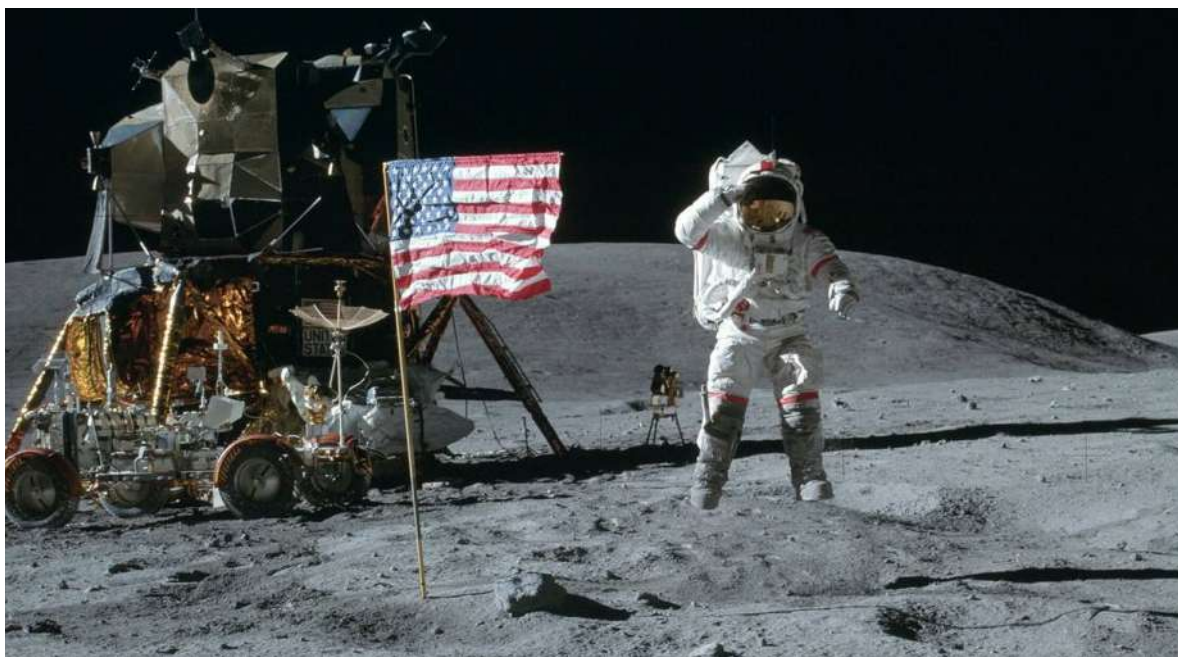
https://www.scienceinschool.org/sites/default/files/teaserPdf/issue3_fusion.pdf [Accedido el 04/10/2020]

[6] Rafael Bachiller. El Sol: Nuestra estrella, nuestra energía. Disponible en: <http://astronomia.ign.es/rknowsys-theme/images/webAstro/paginas/documentos/Anuario/elsolnuestraestrella.pdf> [Accedido el 04/10/2020]

[7] David Galadí y Jordi Gutiérrez, 2001. Astronomía General. Página 650. Editorial Omega.

Volver al índice

PESANDO LA LUNA



La tercera ley de Kepler permite determinar la masa del Sol si se conoce el periodo de traslación de alguno de sus planetas y el radio medio de sus órbitas. Pero, ¿cómo se puede determinar la masa de un cuerpo que orbita, por ejemplo, la Luna? En este trabajo se determina experimentalmente la aceleración de la gravedad en la superficie de la Luna. Esto se hace a partir del análisis cinemático de un videoclip con el salto de un astronauta de la misión Apolo XV en la Luna. Además, con la ayuda de una cámara oscura se determinará el radio de la Luna. Conociendo la intensidad del campo gravitatorio en la superficie de la Luna y su radio, se determina su masa y su densidad.

Introducción

Nadie duda de la importancia que siempre ha tenido la experimentación como recurso didáctico en la enseñanza de las ciencias^[1]. En los últimos años, con la aparición de las TIC: vídeo, software informático, internet, sistemas de adquisición de datos experimentales (exao, sadex, coach, multilab, etc.)^[2], las posibilidades de experimentar en el laboratorio se han multiplicado, y han permitido avances muy importantes en el campo de las ciencias.

Actualmente, con la ayuda de las TIC, es posible plantear y resolver problemas irresolubles hace 15 años. A título de ejemplo vamos a proceder a la determinación experimental de la aceleración de la gravedad en la superficie de la Luna, a partir del estudio cinemático del salto de un astronauta de la misión Apolo XV. Dicho estudio se realizará analizando con el programa informático "Tracker"^[4] el video mondspr.avi^[3], filmado a una velocidad de 8 imágenes por segundo.

Objetivos

-Determinar experimentalmente la aceleración de la gravedad en la superficie de la Luna.

-Hacer una estimación experimental del radio de la Luna.

-Determinar la masa y la densidad de la Luna

Determinación de la aceleración de la gravedad en la superficie de la Luna

Se hace un estudio cinemático del salto vertical de un astronauta de la misión apolo XV en la luna analizando los fotogramas del videoclip “mondsp.avi” con la ayuda del programa “Tracker”.

Para ello:

a) Se accede a la barra de herramientas del programa “Tracker” y tras pulsar “Abrir” se selecciona el archivo mondsp.avi. Aparecerá el primer fotograma donde se muestra la altura del astronauta (2 m) (Imagen 1).

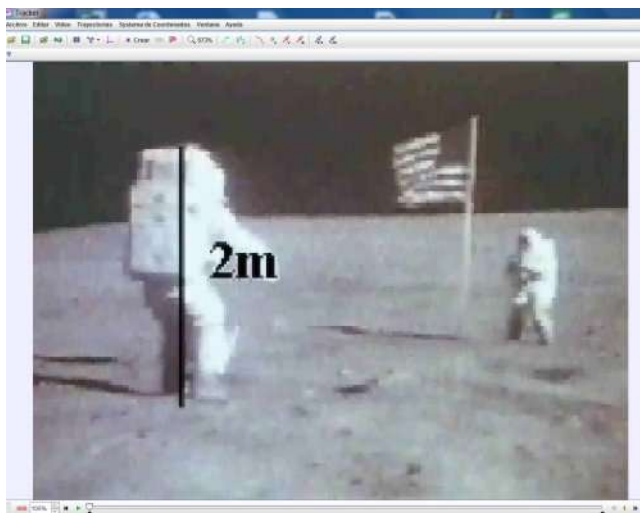


Imagen 1. Portal de tracker con el primer fotograma de monsp.avi.

b) A continuación se calibran las distancias. Para ello hay que utilizar la “vara de calibración” (Imagen 2).

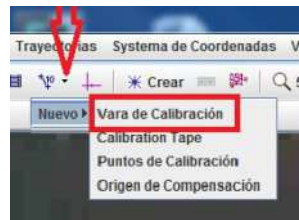


Imagen 2. Vara de calibración

Se hace coincidir la vara de calibración con el segmento que determina la altura del astronauta y se introduce la altura real en cm. (200 cm) (Imagen 3).

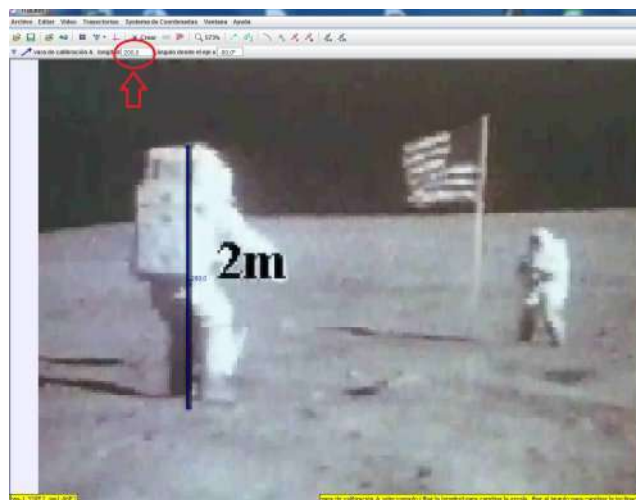


Imagen 3. Calibración de distancias. La altura es de 200 cm.

c) Se desplaza el cursor inferior hasta el fotograma número 10, momento en el cual el astronauta inicia el ascenso (Imagen 4).



Imagen 4. Cursor inferior en la posición 10.

d) Situamos el origen del sistema de coordenadas XY en la esquina superior izquierda de la mochila del astronauta (Imagen 5).



Imagen 5. Sistema de coordenadas XY.

e) Se clicca sobre “Masa puntual” (Imagen 6).



Imagen 6. Masa puntual.

f) Manteniendo pulsada la tecla “shift”, se sitúa el cursor en el origen del sistema de coordenadas y se pulsa con el ratón. De esta manera se procede a la recogida del primer dato posición - tiempo. El videoclip avanza a la posición 11, y hay que situar de nuevo el cursor en la esquina superior izquierda de la mochila para obtener el segundo valor. Y así sucesivamente hasta que el astronauta toque de nuevo el suelo. Esto sucede en el fotograma 21. De esta manera se consigue obtener una tabla de valores, altura-tiempo, correspondientes al salto del astronauta. (Imagen 7).

Datos		masa A	
t	y		
0	-0,169		
0,125	11,971		
0,25	22,898		
0,375	32,004		
0,5	36,86		
0,625	38,074		
0,75	38,074		
0,875	36,253		
1	32,611		
1,125	22,291		
1,25	12,579		
1,375	-0,776		

Imagen 7. Tabla de datos altura-tiempo.

Para estudiar el movimiento hay que hacer un análisis de los datos obtenidos. Para ello se van a representar los datos obtenidos en el gráfico altura (y) - tiempo (t).

g) Clicando sobre el icono “Diagramas”, se consigue obtener la representación gráfica de los datos de la anterior tabla y su ajuste a una parábola (Imágenes 8 y 9).

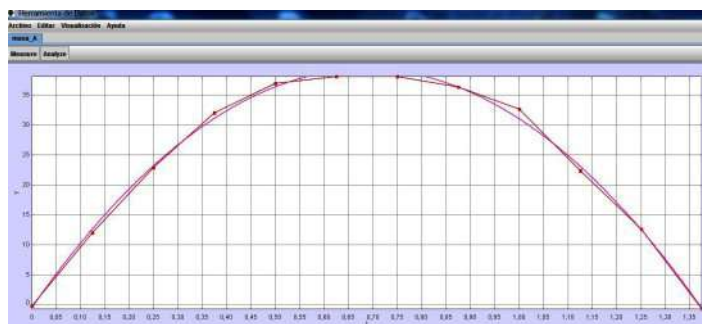


Imagen 8. Representación gráfica: altura-tiempo. Ajuste a una parábola.

Parámetro	
A	-8,435E1
B	1,159E2
C	-5,245E-1

Imagen 9. Parámetros de la parábola

Resultados obtenidos. Análisis y discusión

La ecuación de la curva ajustada a una función cuadrática es (y en cm y t en s):

$$y = -8,43 \cdot 10^1 t^2 + 1,159 \cdot 10^2 t - 5,245 \cdot 10^{-1}$$

Si se compara la ecuación anterior con la ecuación del movimiento uniformemente acelerado:

$$y = \frac{1}{2} g t^2 + v_0 t + y_0$$

se deduce que el valor de la aceleración de la gravedad g en la superficie de la Luna es

$$g = 2 \cdot (8,43 \cdot 10) = 168,6 \text{ cm/s}^2 = \mathbf{1,686 \text{ m/s}^2}$$

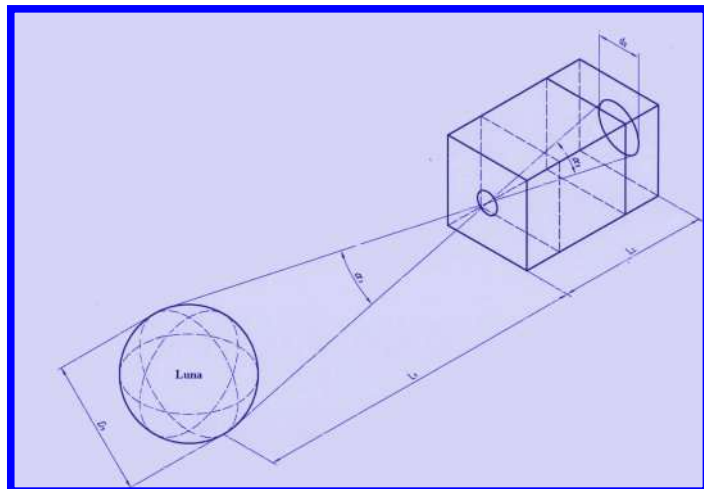


Imagen 10 Cámara oscura orientada a la Luna en una noche de luna llena.

Estimación experimental del diámetro de la Luna

Se puede hacer una buena estimación del diámetro de la Luna, en una noche de luna llena, midiendo el diámetro aparente D_2 , de su imagen proyectada sobre la pantalla de una cámara oscura (Imagen 10).

Se mide la distancia entre el orificio de entrada de luz de la cámara y la pantalla L_2 . Conociendo la distancia de la Tierra a la Luna L_1 , y aplicando el teorema de Tales, se puede determinar el diámetro de la Luna D_1

Si $D_1/L_1 = D_2/L_2$, entonces: $D_1 = (D_2/L_2) \cdot L_1$

Los resultados obtenidos [5] han sido:

Medida	L_2 (mm)	D_2 (mm)	D_1 (km)
1	267	2,5	$3,6 \cdot 10^3$
2	297	2,5	$3,2 \cdot 10^3$
3	348	3,0	$3,3 \cdot 10^3$

Del análisis de estos datos se puede escribir que el diámetro de la Luna es:

$$D_1 \pm d = 3,4 \cdot 10^3 \pm 0,2 \cdot 10^3 \text{ km}$$

Teniendo en cuenta que el diámetro de la Luna es de 3474,8 km, se ha cometido un error relativo del 2%.

Estimación experimental de la masa de la Luna

Habiendo determinado la intensidad del campo gravitatorio de la luna, g , y su radio, R , se puede determinar su masa M :

$$g = \frac{G \cdot M}{R^2} \rightarrow M = \frac{g \cdot R^2}{G}$$

$$g = 1,686 \text{ m/s}^2$$

$$R = 1,7 \cdot 10^3 \text{ m}$$

$$G = 6,67 \times 10^{-11} \text{ Nm}^2 \text{ kg}^{-2}$$

$$M = \frac{g \times R^2}{G} = \frac{1,686 \times (1,7 \cdot 10^3)^2}{6,67 \times 10^{-11}} = 7,3 \times 10^{22} \text{ kg}$$

El valor de la masa de la Luna obtenido se aproxima bastante al valor real, $7,349 \times 10^{22} \text{ kg}$. El error relativo cometido en la determinación es sólo del 0.7%

Estimación experimental de la densidad media de la Luna

Conociendo la masa y el radio de la Luna, y suponiendo que esta es esférica, se puede calcular su volumen, V , y su densidad, d

$$d = \frac{M}{V} = \frac{7,3 \cdot 10^{22}}{2,1 \cdot 10^{19}} = 3,5 \cdot 10^3 \frac{\text{kg}}{\text{m}^3}$$

Teniendo en cuenta que la densidad media de la Luna es de $3,34 \cdot 10^3 \text{ kg/m}^3$, el error relativo cometido en la determinación es del 4,5%

Conclusiones

- Las tecnologías de la información y comunicación, TIC, y en particular los programas de análisis de imágenes de video (multilab, coach, tracker...) son un recurso didáctico muy innovador en el campo de la Física y Astronomía.

- Tracker es un programa gratuito que permite estimar experimentalmente y con buenos resultados, el valor de la aceleración de la gravedad en la superficie de la Luna.

- Con un instrumento tan sencillo como una cámara oscura, se puede hacer una buena estimación del radio de la Luna.

- Una vez determinados los valores de la intensidad del campo gravitatorio en la superficie de Luna y su radio, se puede determinar el valor de la masa y de la densidad de la Luna.

- La densidad media de la Luna es de $3,5 \cdot 10^3 \text{ kg/m}^3$.

- La determinación experimental de magnitudes astronómicas permite introducir a los alumnos de ESO y bachillerato en el campo de la Astrofísica.

Referencias bibliográficas

1. Cortel, A, (1999). El trabajo experimental, Cuadernos de pedagogía, 281, 60-63.

2. Cortel, (1999). Utilización de la informática en el laboratorio, Alambique 19, 77-87.

4. Tracker: Video Analysis and Modeling Tool. Consultado el 12 de diciembre de 2015. Disponible en <http://physlets.org/tracker/>.

3. Videoclip "Mondspr.avi". Consultado el 25 de enero de 2021. Disponible en

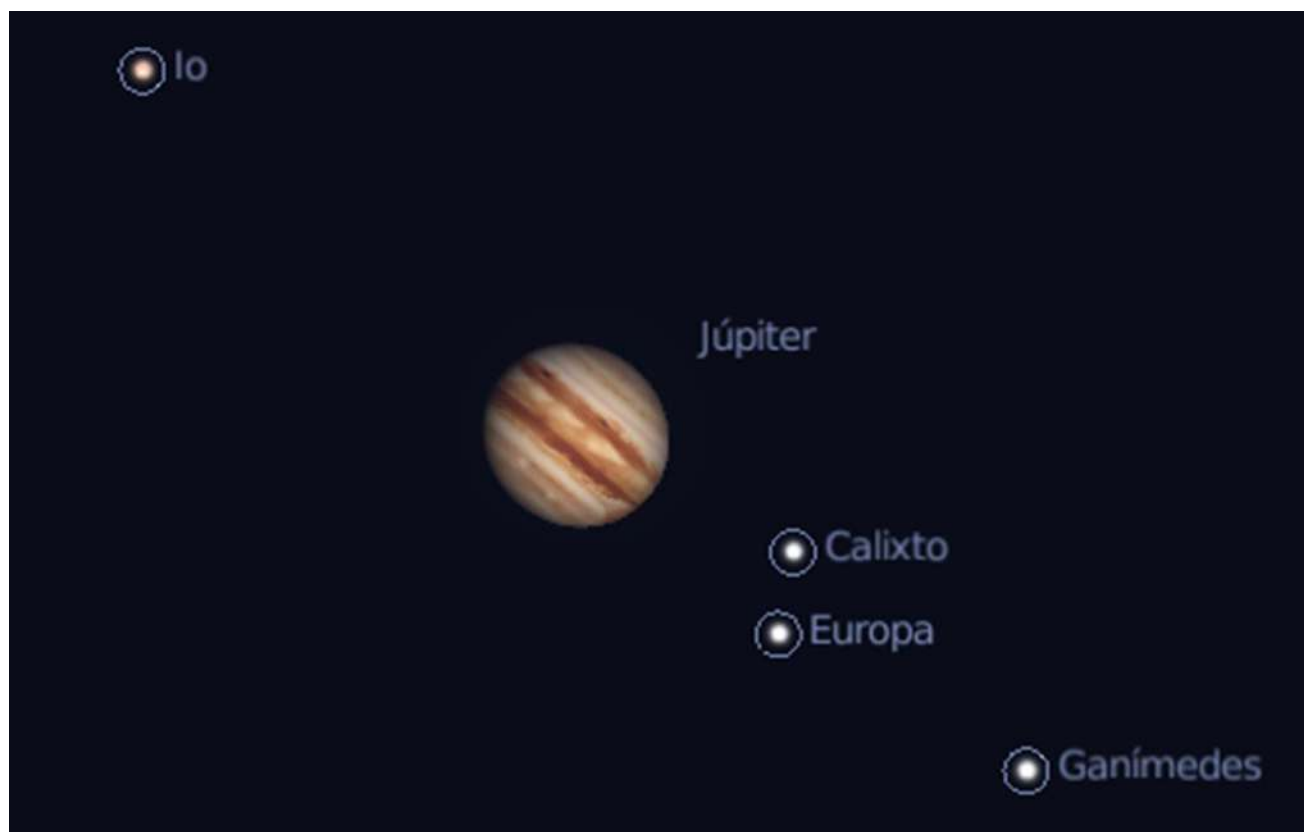
<https://drive.google.com/file/d/1z4yZ3Rd8mYMNrBBe1m-tX-2JvZJUw-2q/view?usp=sharing>

5. Latorre, L. (2009): "Seguint les petjades còsmiques". Consultado el 4 de enero de 2016. Disponible en

<http://www.xtec.cat/iesguindavols/laura/treball.pdf>

Volver al índice

OBSERVACIÓN DE LAS LUNAS Y ESTIMACIÓN DE LA DENSIDAD DE JÚPITER



En este artículo se propone un método experimental para determinar los periodos orbitales de los cuatro satélites galileanos. Para ello se observa su movimiento durante dos meses con una webcam acoplada al foco primario de un telescopio. Con esos datos se hace una estimación de la masa de Júpiter y de su densidad, lo que nos permitirá dilucidar si es un planeta rocoso o gaseoso.

Introducción

Los satélites galileanos son las cuatro lunas más grandes del planeta gaseoso Júpiter.

Galileo Galilei (1564-1642) fue el primero en descubrirlos en 1610 utilizando un telescopio rudimentario construido por él mismo. Después de múltiples observaciones, se dio cuenta de que estas supuestas estrellas permanecían cerca del planeta y parecían moverse con respecto a éste y

a las estrellas fijas. Finalmente, concluyó que se trataba de cuerpos planetarios que estaban en órbita alrededor de Júpiter.

Este descubrimiento fue muy significativo porque mostró que no todos los cuerpos celestes orbitaban alrededor de la Tierra, y que ésta no era el centro del Universo. Así, permitió reforzar la teoría heliocéntrica de Copérnico, que Galileo ya defendió desde el principio.

Estos satélites reciben este nombre en honor a su descubridor, pero fue Simón Marius quien en 1614 les dio nombre mitológico en correspondencia con las sugerencias de Kepler: Ío, Europa, Ganimedes y Calisto.

Además de los mencionados satélites galileanos, las distintas sondas espaciales enviadas a Júpiter (Pioneer, Voyager, Galileo) y observaciones desde la Tierra han ampliado el número total de satélites de Júpiter hasta 79.

Vamos a ver cómo determinar los periodos orbitales de los cuatro satélites galileanos, y además, haremos una estimación de la masa de Júpiter y de su densidad, lo que nos permitirá dilucidar si es un planeta rocoso o gaseoso.

El artículo está basado en el trabajo de investigación realizado por Laura Latorre^[1], exalumna del Institut Guindàvols, durante el curso 2008-2009, con el asesoramiento del autor, y fue galardonado con el primer premio en el concurso internacional Ciencia en Acción 2009, en la modalidad “Adopta una estrella”.

Objetivos

Queríamos observar y fotografiar los satélites galileanos de Júpiter. A partir de ahí, determinar el radio medio de sus órbitas, y hacer una estimación de dos parámetros físicos relevantes de Júpiter: su masa y su densidad.

Capturamos las imágenes de Júpiter junto a sus 4 satélites con una webcam Meade LPI acoplada al foco primario del telescopio Meade LX90GPS. Determinamos la posición relativa de los satélites respecto del centro de Júpiter (p.ej. con el programa AUTOCAD 2007). Las posiciones se expresan en radios de Júpiter, con valores positivos si se encuentran a la derecha del planeta y negativos si se encuentran a la izquierda.

Al ser las órbitas de las lunas prácticamente circulares (tienen excentricidades próximas a cero) el radio medio r de cada una de las órbitas es la elongación máxima.

Para determinar el periodo de los satélites supondremos que su movimiento alrededor de Júpiter es circular uniforme. La inclinación orbital^[2] de los cuatro satélites es casi cero, por lo que se están moviendo todos en el plano de la eclíptica; por consiguiente, el movimiento aparente visto desde la Tierra puede asimilarse a un movimiento armónico simple.

A la hora de describir el movimiento de los satélites, supondremos que en el instante $t = t_1$ el satélite se encuentra en la posición A y en el instante $t = t_2$ en la posición B.

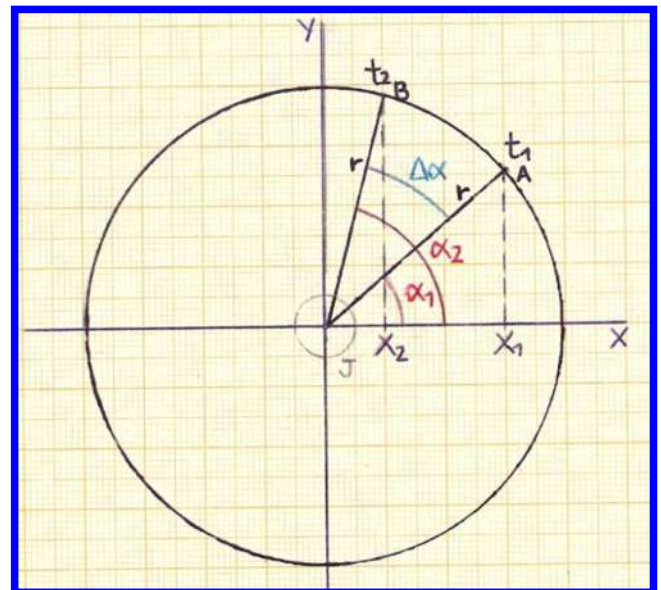


Imagen 1 Descripción del movimiento de un satélite alrededor de Júpiter.

Sea r el radio de la órbita descrita por el satélite, y α_1 y α_2 los ángulos formados entre el radio y el eje de abscisas (X) en las posiciones A y B. Denominaremos X_1 y X_2 a las proyecciones de los puntos A y B sobre el eje de abscisas (Imagen 1).

De la Imagen 1 se deduce:

$$\cos \alpha_1 = \frac{X_1}{r} \Rightarrow \alpha_1 = \arccos\left(\frac{X_1}{r}\right)$$

$$\cos \alpha_2 = \frac{X_2}{r} \Rightarrow \alpha_2 = \arccos\left(\frac{X_2}{r}\right)$$

Por otra parte, en un movimiento circular uniforme se define la velocidad angular:

$$\omega = \frac{\Delta\alpha}{\Delta t}$$

Siendo, $\Delta\alpha$, el desplazamiento angular (rad), y Δt , el tiempo transcurrido (s).

Si, $\Delta t = T$ (Periodo) $\rightarrow \Delta\alpha = 2\pi$ (rad)

$$\omega = \frac{\Delta\alpha}{\Delta t} = \frac{2\pi}{T}$$

Aislando el periodo:

$$T = \frac{\Delta t}{\Delta\alpha(\text{rad})} \times 2\pi(\text{rad}) = \frac{t_2 - t_1}{\alpha_2 - \alpha_1} \times 2\pi(\text{rad})$$

Si se tiene en cuenta que 2π (rad) = 360° , la expresión anterior se puede expresar como:

$$T = \frac{\Delta t}{\Delta\alpha(^{\circ})} \times 360^{\circ} = \frac{t_2 - t_1}{\alpha_2 - \alpha_1} \times 360^{\circ}$$



Webcam adaptada al foco primario del telescopio y conectada al portátil.

Material



Telescopio Meade LPX90GPS de 20 cm de diámetro y 2000 mm de distancia focal.



Programa AutoStar Suite.



Programa Stellarium.



Webcam LPI.



Programa AUTOCAD 2007.

Se ha de dirigir el telescopio hacia Júpiter y sus satélites, y capturar fotos con la "webcam LPI" acoplada al foco primario del telescopio. Para regular el tiempo de exposición usamos el programa propio de la webcam, AutorStar Suite. Se anotará el día y la hora en que se han hecho las tomas. Este proceso se repetirá durante varios días, de esta manera nos aseguraremos obtener imágenes de los satélites en distintas posiciones relativas. Cuantas más tomas mejor, puesto que es imprescindible disponer, al menos, de una imagen de cada uno de los satélites con su alejamiento (elongación) máximo. El alejamiento máximo coincidirá con el radio de la órbita.



Imagen 2. Posición de Júpiter y de los satélites galileanos el día 13/11 de 2008 tal como se vieron desde la Tierra según el programa Stellarium.



Imagen 3. Fotografía de Júpiter realizada con una webcam acoplada al foco primario del telescopio. La imagen resulta invertida.

La identificación de los satélites se hace con el programa Stellarium^[2] (Imágenes 2 y 3).

Para la observación de Ío y Europa es aconsejable hacerla cada dos horas; para Ganímedes, durante un mínimo de 4 días con dos o tres observaciones diarias, para Calisto un mínimo de ocho días con una o dos observaciones diarias.

El radio de la órbita de los satélites se medirá utilizando el programa AUTOCAD (Imagen 4). Habrá que medir también el radio de Júpiter y expresar el resultado de las orbitas en radios de Júpiter.

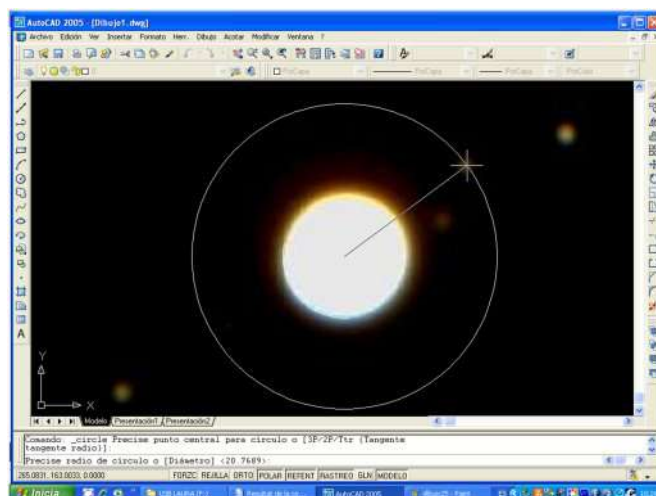


Imagen 4. Medida de las distancias de los satélites al centro de Júpiter.

Se complementará la tabla de la Imagen 5. En el cuadro amarillo se pondrán los valores máximos, que se corresponderán con los radios de sus órbitas. Utilizaremos los signos + o – para indicar la posición derecha o izquierda de los satélites respecto de Júpiter.

Distancias al centro de Júpiter, en radios de Júpiter					
Día	Hora (UT)	Ío	Europa	Ganímedes	Calisto

Imagen 5. Tabla de seguimiento de los satélites de Júpiter con los radios de sus órbitas.

Una vez conocidos los radios de las órbitas y los tiempos, se calculan los respectivos períodos orbitales, cumplimentando la tabla que sigue para cada satélite (Imagen 6).

t_1 [días]	t_2 [días]	α_1 [grados]	α_2 [grados]	$t_2 - t_1$ (Δt) [días]	$\alpha_2 - \alpha_1$ ($\Delta \alpha$) [grados]	$T = \frac{(t_2 - t_1)}{(\alpha_2 - \alpha_1)} \times 360$ [días]

Imagen 6. Tabla de datos, y cálculos para determinar el periodo orbital de cada satélite.

Habrà que tener cuidado con el tiempo transcurrido, Δt , desde la posición inicial a la final, porque es posible que el satélite haya dado más de una vuelta, o que esté en otro cuadrante. Con esto, se tendrán que considerar todas las posibilidades para el desplazamiento angular, $\Delta\alpha$, compatibles con un determinado valor del coseno de dicho ángulo.

Resultados obtenidos. Análisis.

Las observaciones se realizaron desde el patio del Institut Guindàvols de Lleida (latitud 41,6260 N, longitud de 0,6260 E, altitud 200 m) entre el día 01-10-2008 y el 14-11-2008.

Los resultados figuran en la tabla que sigue (Imagen 7).

En amarillo, aparecen los valores de alejamiento máximo. Los consideraremos los radios medios de las órbitas (r).

Cálculo de los períodos orbitales de los satélites

Satélite Ío

$t_1 = 0$ días ; $X_1 = +2,17$ radios de Júpiter

$t_2 = 2,04$ días ; $X_2 = -3,49$ radios de Júpiter

$r = 5,61$ radios de Júpiter

$$\alpha_1 = \arccos \left(\frac{X_1}{r} \right) = \arccos \left(\frac{2,17}{5,61} \right) = 67,2^\circ$$

$$\alpha_2 = \arccos \left(\frac{X_2}{r} \right) = \arccos \left(\frac{-3,49}{5,61} \right) = 128,5^\circ$$

Al ser $\cos(\alpha_2) < 0$, $\rightarrow \alpha_2$ puede pertenecer al segundo o al tercer cuadrante.

Las posibles soluciones son:

$$\begin{aligned} \alpha_2 &= 128,5^\circ, \\ \alpha_2 &= 360^\circ - 128,5^\circ = 231,5^\circ, \\ \alpha_2 &= 360^\circ + 128^\circ = 488,5^\circ \end{aligned}$$

Al ser $\Delta t = 2.04$ días $> T_{\text{Io}} \rightarrow$ Ío habrá dado ya una vuelta, por lo tanto:

				Distancia al centro de Júpiter, en radios de Júpiter			
Día	Hora (UT)	Tiempo (h)	Tiempo (días)	Ío	Europa	Ganímedes	Calisto
01-10-08	18:41	0	0	+2,17	+7,20	+6,00	+7,94
03-10-08	19:37	48,93	2,04	-3,49	-3,14	+11,05	-10,68
06-10-08	19:35	120,90	5,04	+5,61	-8,85	-14,29	-25,13
10-10-08	18:15	215,56	8,98	-	-6,28	+13,87	-1,63
24-10-08	18:01	551,33	22,97	+2,65	-7,82	+13,11	-21,79
24-10-08	18:28	551,55	22,98	+2,64	-7,59	+13,57	-21,40
27-10-08	18:05	623,4	25,98	+3,13	-7,08	-12,38	-
27-10-08	19:12	624,51	26,02	+3,85	-7,31	-12,48	-
7-11-08	17:45	887,06	36,96	+1,52	-4,95	+5,98	-11,71
8-11-08	17:24	910,72	37,95	-3,73	+1,54	+9,88	-21,89
8-11-08	17:55	911,23	37,97	-3,42	+1,93	+9,73	-22,07
13-11-08	18:10	1031,15	43,01	-4,12	+1,53	+2,49	+3,89
14-11-08	18:12	1055,52	43,98	4,19	-6,76	+10,26	+8,40
				+ 5,61	-8,85	-14,29	-25,23

Imagen 7. Tabla de datos con las distancias de los satélites al centro de Júpiter.

$$\alpha_2 > 360^\circ \rightarrow \alpha_2 = 128,5^\circ + 360^\circ = 488,5^\circ$$

$$T = \frac{\Delta t}{\Delta \alpha} \times 360 = \frac{2,04 - 0}{488,5 - 67,2} \times 360 = 1,74 \text{ días}$$

Se ha hecho otro cálculo, cuyos resultados quedan reflejados en la tabla de la Imagen 8.

t_1 [días]	t_2 [días]	α_1 [grados]	α_2 [grados]	$t_2 - t_1$ [días]	$\alpha_2 - \alpha_1$ [grados]	$T = \frac{(t_2 - t_1)}{(\alpha_2 - \alpha_1)} \times 360$ [días]
0	2,04	67,24	488,5	2,04	421,2	1,74
2,04	5,04	488,5	1080	3,00	591,5	1,83
						$\bar{T} = 1,785$

Imagen 8. Tabla de datos con los cálculos para determinar el periodo orbital de Ío

El valor real del periodo de Ío es 1,77 días, con lo que el error relativo cometido en la determinación es del 1,1 %

Satélite Europa

$t_1 = 0$ días ; $X_1 = + 7,20$ radios de Júpiter

$t_2 = 2,04$ días ; $X_2 = - 3,14$ radios de Júpiter

$r = 8,85$ radios de Júpiter

$$\alpha_2 = \arccos \left(\frac{X_2}{r} \right) = \arccos \left(\frac{-3,14}{8,85} \right) = 110,8^\circ$$

$$\alpha_2 = 110,8^\circ \text{ y } \alpha_2 = 360^\circ - 110,8^\circ = 249,2^\circ$$

Al ser $\cos(\alpha_2) < 0$, $\rightarrow \alpha_2$ puede pertenecer al segundo o al tercer cuadrante.

Las posibles soluciones son:

$$\alpha_2 = 110,8^\circ \text{ y } \alpha_2 = 360^\circ - 110,8^\circ = 249,2^\circ$$

En un principio desconocemos cuál de los dos posibles ángulos proporciona un valor del periodo que se asemeje al valor real. Para ello probamos con los dos ángulos:

$$T = \frac{\Delta t}{\Delta \alpha} \cdot 360 = \frac{2,04 - 0}{110,8 - 35,6} \cdot 360 = 9,77 \text{ días}$$

$$T = \frac{\Delta t}{\Delta \alpha} \cdot 360 = \frac{2,04 - 0}{249,2 - 35,6} \cdot 360 = 3,44 \text{ días}$$

El segundo valor es que más se aproxima al verdadero valor (3,55 días).

Repitiendo una vez más el mismo proceso con otros datos confeccionamos la siguiente tabla (Imagen 9).

t_1 [días]	t_2 [días]	α_1 [grados]	α_2 [grados]	$t_2 - t_1$ [días]	$\alpha_2 - \alpha_1$ [grados]	$T = \frac{(t_2 - t_1)}{(\alpha_2 - \alpha_1)} \times 360$ [días]
0	2,04	35,5	249,2	2,04	213,7	3,44
2,04	5,04	249,2	540	3,00	290,8	3,71
						$\bar{T} = 3,58$

Imagen 9. Tabla de datos con los cálculos para determinar el periodo orbital de Europa

El periodo de Europa encontrado es 3,58 días, con un error relativo del 0,85%

Satélite Ganímedes

El resumen de los cálculos queda, reflejados en la tabla de la Imagen 10.

t_1 [días]	t_2 [días]	α_1 [grados]	α_2 [grados]	$t_2 - t_1$ [días]	$\alpha_2 - \alpha_1$ [grados]	$T = \frac{(t_2 - t_1)}{(\alpha_2 - \alpha_1)} \times 360$ [días]
2,04	5,04	39,4	180	3,00	140,7	7,68
5,04	8,98	180	373,9	3,94	193,8	7,31
						$\bar{T} = 7,50$

Imagen 10. Tabla de datos con los cálculos para determinar el periodo orbital de Ganímedes

El periodo encontrado de Ganímedes es de 7,50 días. El verdadero valor es de 7,17 días.

El error relativo es del 4,6%.

Periodo de Calisto

Los cálculos están resumidos en la tabla adjunta (Imagen 11).

t_1 [días]	t_2 [días]	α_1 [grados]	α_2 [grados]	$t_2 - t_1$ [días]	$\alpha_2 - \alpha_1$ [grados]	$T = \frac{(t_2 - t_1)}{(\alpha_2 - \alpha_1)} \times 360$ [días]
0	2,04	71,6	115,2	2,04	43,6	16,84
2,04	5,04	115,15	180	3,00	64,9	16,64
						$\bar{T} = 16,74$

Imagen 11. Tabla de datos con los cálculos para determinar el periodo orbital de Calisto

El valor encontrado para el periodo de Calisto es de 16,74 días, casi idéntico al valor real (16,76 días). El error relativo es del 0,12%.

Cálculo de la masa de Júpiter

La ley de la gravitación universal nos da la posibilidad de determinar un nuevo dato astronómico: la masa M de Júpiter.

Para ello, debemos únicamente conocer el radio r de la órbita del satélite alrededor del planeta, su periodo T , y la constante de gravitación universal $G = 6.67 \cdot 10^{-11} \text{ Nm}^2/\text{kg}^2$. Aplicaremos una fórmula que vamos a deducir a continuación.

Llamaremos m a la masa del satélite, v a su velocidad, y M a la masa de Júpiter (Imagen 12).

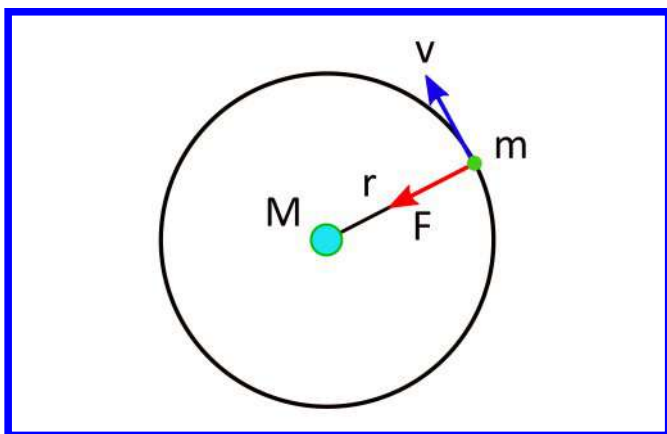


Imagen 12 Fuerza que actúa sobre un satélite que orbita a Júpiter

Los satélites de Júpiter giran alrededor del planeta describiendo órbitas circulares para los cuales la fuerza de atracción gravitatoria:

$$F = G \cdot \frac{M \cdot m}{r^2}$$

proporciona una fuerza normal o centrípeta:

$$F_n = m \cdot a_n = m \cdot \frac{v^2}{r}$$

necesaria para que produzca un movimiento circular uniforme.

Es decir:

$$F = G \cdot \frac{M \cdot m}{r^2} = m \cdot \frac{v^2}{r}$$

A partir de la igualdad anterior podemos encontrar la velocidad a la que orbita el satélite. Se puede eliminar la masa m , pues no influye al estar multiplicando en ambos miembros:

$$v^2 = \frac{GM}{r} \quad (\text{Fórmula 1})$$

Por otra parte, sabemos que la relación entre la velocidad lineal v , y la velocidad angular ω , viene dada por la expresión:

$$v = \omega \cdot r = \frac{2\pi}{T} \cdot r$$

Elevando al cuadrado la velocidad v :

$$v^2 = \frac{4\pi^2 r^2}{T^2} \quad (\text{Fórmula 2})$$

Igualemos las Fórmulas 1 y 2, y despejamos la masa M de Júpiter:

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

$$M = \frac{4\pi^2 r^3}{GT^2} \quad (\text{Fórmula 3})$$

Para conocer el valor absoluto de los radios de las órbitas se tendrá en cuenta que el radio de Júpiter es 71.400 km.

Aplicando la fórmula 3 se ha completado la siguiente tabla (Imagen 13).

Satélite	T (s)	r (m)	$M = \frac{4\pi^2 r^3}{GT^2}$ (kg)
Io	$1,55 \cdot 10^5$	$4,01 \cdot 10^8$	$1,59 \times 10^{27}$
Europa	$3,09 \cdot 10^5$	$6,33 \cdot 10^8$	$1,57 \times 10^{27}$
Ganímedes	$6,48 \cdot 10^5$	$1,02 \cdot 10^9$	$1,50 \times 10^{27}$
Calisto	$1,45 \cdot 10^6$	$1,80 \cdot 10^9$	$1,64 \times 10^{27}$

Imagen 13 Tabla de datos para la determinación de la masa de Júpiter

$$\bar{M} = 1,58 \times 10^{27}$$

El valor de la masa de Júpiter es $M = (1,58 \pm 0,08) \cdot 10^{27} \text{ kg}$. Si se compara con el valor real ($M = 1,898 \cdot 10^{27} \text{ kg}$), el error relativo es del 16,8 %.

Estimación de la densidad de Júpiter

Conocido el radio R de Júpiter, se puede hacer una estimación de su volumen V . Para ello supondremos que es una esfera, cuyo volumen se puede calcular aplicando la fórmula:

$$V = \frac{4\pi R^3}{3}$$

Sabiendo que la densidad d es la relación entre la masa M y el volumen:

$$d = \frac{M}{V} = \frac{M}{\frac{4\pi R^3}{3}}$$

Sustituyendo valores:

$$d = \frac{M}{\frac{4\pi R^3}{3}} = \frac{1,58 \times 10^{27}}{\frac{4\pi \times (7,14 \times 10^7)^3}{3}} = 1,04 \times 10^3 \frac{\text{kg}}{\text{m}^3}$$

Si la comparamos con la densidad real ($1,33 \cdot 10^3 \text{ kg/m}^3$) el error relativo cometido en la estimación es del 21,8%

La densidad de Júpiter es muy pequeña por lo que no puede ser un planeta rocoso.

Este proyecto, realizado por la exalumna Laura Latorre, obtuvo el primer premio en Ciencia en Acción 2009 (Imagen 14).

Referencias bibliográficas

1. Laura Latorre, 2009. Seguint les petjades còsmiques. Consultado el 29/11/2020. Disponible en

<http://www.xtec.cat/iesguindavols/laura/treball.pdf>

2. Programa Stellarium:

<https://stellarium.org/es/>

3. Galadí, D. y Gutiérrez, J., El sistema joviano, Astronomía General, página 358, Ediciones Omega (2001).

4. Hormigo, T., La masa del Sol. Las medidas del universo, páginas 80-81. Editorial Marfil (1985).



Imagen 14. Laura Latorre, recogiendo en Granada el primer premio en el Certamen Ciencia en Acción de 2009.

Volver al índice

DETERMINACIÓN EXPERIMENTAL DE LA OBLICUIDAD DE LA ECLÍPTICA



Se describe un procedimiento experimental para determinar la oblicuidad de la eclíptica de una manera sencilla y al alcance de todos, a partir del seguimiento de la altura del Sol durante un período largo de tiempo. Este trabajo fue realizado por tres alumnos de 4 de ESO del Institut Guindàvols de Lleida, y recibió un galardón en el concurso Catch a Star, como se ve en la fotografía.

Los objetivos de este trabajo son:

Conocer los antecedentes históricos en la determinación experimental de la oblicuidad de la eclíptica.

Estudiar la relación matemática existente entre la máxima altura del Sol, la latitud del lugar y la declinación del Sol.

Estudiar experimentalmente la evolución de la declinación del Sol durante un período largo de tiempo.

Hacer una estimación de la oblicuidad de la eclíptica.

Pero hagamos algunas reflexiones previas.

MARCO TEÓRICO

Uno de los grandes descubrimientos realizados por el hombre a lo largo de la historia, y al que quizás no se le da demasiada importancia, ha sido el gnomon. Nuestros antepasados observaron que la sombra de un palo vertical clavado sobre el suelo de una superficie horizontal cambiaba de longitud y de posición desde la salida del Sol hasta su puesta, y que su longitud era mínima al mediodía solar.

El siguiente paso fue observar la evolución de la longitud y la dirección de la sombra del gnomon durante períodos largos de tiempo. Las sombras eran más cortas en el verano y más largas en el invierno, pero la dirección de la sombra al mediodía solar siempre era la misma: la que hoy en día se conoce como línea meridiana y que coincide con la dirección Norte-Sur. Un simple gnomon proporcionaba una valiosa información sobre la época del año en la que se estaba.

Si se siguen diariamente las puntas de las sombras del gnomon durante un año se obtienen curvas que van cambiando de forma pero que tenían tres formas singulares (Fig. 1, 2 y 3):

Línea recta, en los equinoccios



Fig. 1: Evolución de la sombra del gnomon durante el equinoccio de primavera de 2014. Patio del INS Guindàvols (Lleida).

Hipérbola convexa, en el solsticio de verano



Fig. 2. Evolución de la sombra del gnomon durante el solsticio de verano de 2014. Patio del INS Guindàvols.

Hipérbola cóncava, en el solsticio de invierno

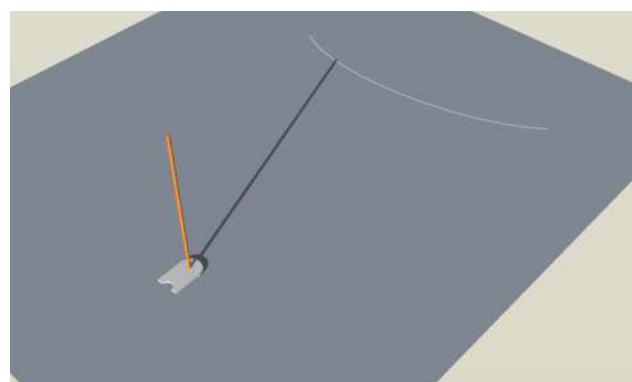


Fig. 3. Evolución de la sombra del gnomon durante el solsticio de invierno.

Parece que los egipcios, alrededor del año 3.550 a.C., ya conocían la forma que seguía la sombra de un obelisco a lo largo de un día en las diferentes estaciones. El obelisco hacía las funciones de reloj solar y de calendario (Fig. 4).

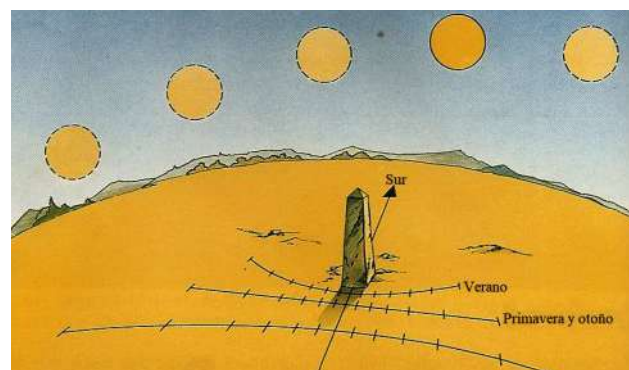


Fig. 4. Obelisco egipcio. La posición de la sombra daba información sobre el momento del día en el que se estaba y sobre la estación

Es de suponer que una de los grandes retos de la ciencia en la antigüedad fue conocer el origen de la regularidad observada en las sombras del gnomon en las diferentes estaciones.

Según Ptolomeo en el Almagesto^[1], Aristarco de Samos explica la causa de los equinoccios y solsticios afirmando que el eje de rotación de la Tierra estaba inclinado respecto la recta perpendicular al plano de su órbita (oblicuidad de la eclíptica, Fig. 5).

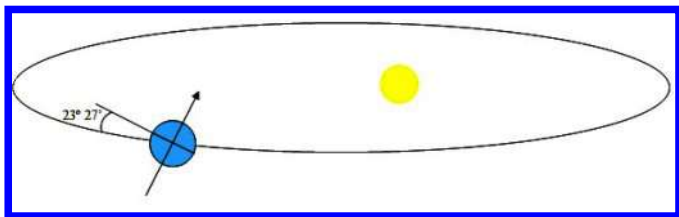


Fig 5. El plano del ecuador terrestre no es el mismo que el plano de la órbita de la Tierra alrededor del Sol, sino que está inclinado respecto de ella un ángulo de $23^{\circ} 27'$ (oblicuidad de la eclíptica).

De esta manera conseguía explicar, según el modelo heliocéntrico, los cambios de estaciones. Pero, ¿cómo se pudo medir el ángulo de inclinación?

Para conocer el método usado, conviene recordar los conocimientos astronómicos sobre el movimiento aparente del Sol en la Grecia antigua.

Movimiento aparente del Sol

Con un modelo geocéntrico del universo, se conocían las trayectorias del Sol sobre la esfera

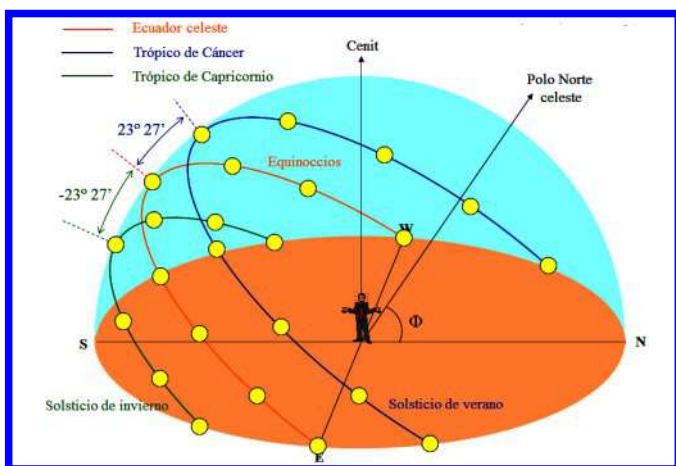


Fig. 6. Trayectorias aparentes del Sol en el cielo del hemisferio norte, según las estaciones de un año. ^[2]

celeste (Fig. 6). El Sol traza cada día un arco en su movimiento aparente sobre el cielo, de Este a Oeste, pasando por un punto orientado siempre hacia el Sur al mediodía solar (momento en que el Sol está en lo más alto del cielo). Ese arco alcanza su longitud mínima (paralelo de Capricornio) en el solsticio de invierno, sobre el 21 de diciembre. Ese día, el Sol sale por el Sureste (orto) y se oculta por el Suroeste (ocaso). A medida que el año astronómico va avanzando, la longitud de dicho arco se hace cada día mayor, de manera que en cada amanecer el Sol sale por un punto más cercano al Este y se oculta por otro más cercano al Oeste. Alcanza exactamente esos puntos en la salida y puesta en el equinoccio de primavera. Ese día sí podemos decir con propiedad que el Sol sale por el Este y se oculta por el Oeste. La trayectoria del Sol en los equinoccios coincide con el arco que se conocía como "Ecuador celeste". A medida que avanza el año astronómico, la longitud del arco vuelve a aumentar, y alcanza el valor máximo (paralelo de Cáncer) en el solsticio de verano, saliendo el Sol por el Noreste y poniéndose por el Noreste. Llegados a este momento, el arco comienza a acortarse, hasta volver a su extensión mínima, en el solsticio de invierno.

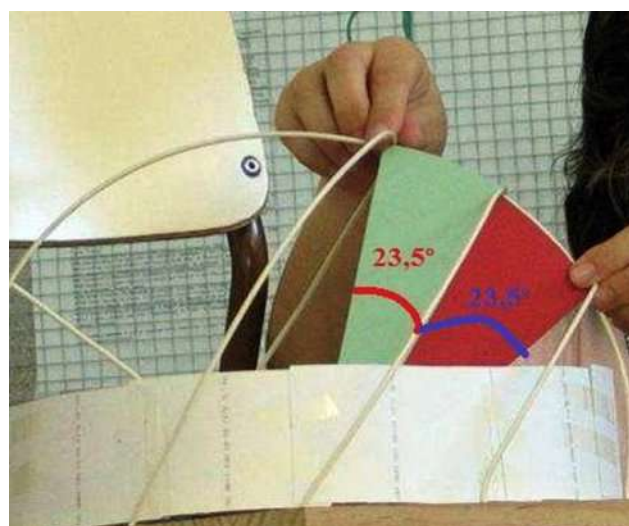


Fig. 7: Modelo para visualizar la trayectoria aparente del Sol en el primer día de cada estación^[4]. El ángulo entre dos trayectorias del día de inicio de dos estaciones consecutivas es aproximadamente de $23,5^{\circ}$.

Plutarco^[3] describe que Thales de Mileto en el año 558 a.C. hizo la primera estimación de la oblicuidad de la eclíptica. Para ello encontró que el arco de circunferencia comprendido entre dos trópicos era equivalente a 8/60 partes de la circunferencia, o lo que es lo mismo, 48° . Por tanto, el ángulo de inclinación de la Tierra (oblicuidad) era 24° (Fig. 7).

Eratóstenes encontró que la mitad del arco meridiano entre los dos trópicos era 11/83 del círculo completo (corresponde a $23^\circ 51' 18''$).

Relación entre la máxima altura del Sol, la latitud del lugar y la declinación del Sol

La Tierra no sólo gira sobre su propio eje originando los días y las noches, sino que también tiene un movimiento de translación describiendo una órbita muy poco excéntrica alrededor del Sol, el cual está situado sobre uno de sus focos. El eje de rotación de la Tierra está inclinado $23,5^\circ$ respecto a la línea perpendicular al plano de la eclíptica (plano que contiene a la órbita de la Tierra).

La combinación del movimiento de translación de la Tierra, con el hecho que su eje esté inclinado, origina las estaciones. (Fig. 8).

Si estudiamos el movimiento aparente del Sol a lo largo de un año desde el interior de la esfera celeste veremos que éste se ha ido desplazando sobre el fondo estrellado siguiendo una trayectoria

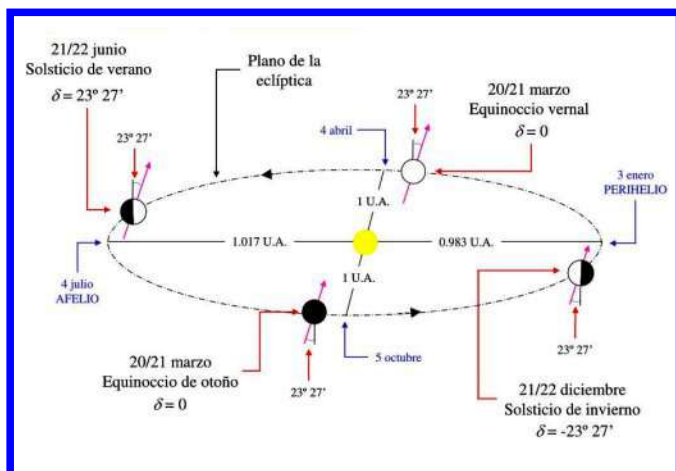


Fig. 8 Órbita de la Tierra. Las estaciones. ^[2]

curva imaginaria que llamamos eclíptica. Esta trayectoria en la esfera celeste es un círculo máximo que forma con el ecuador celeste un ángulo de $23^\circ 27'$ que es la oblicuidad de la Eclíptica. El ángulo formado por los rayos de Sol que inciden en la Tierra y el ecuador celeste se llama ángulo de declinación solar δ .

La eclíptica intercepta el ecuador celeste en dos puntos: el equinoccio vernal y el equinoccio de otoño, en los cuales la declinación del Sol, es cero grados. La declinación del Sol va variando a lo largo del año: en el solsticio de verano la declinación del Sol es máxima ($23,5^\circ$) y en el solsticio de invierno, mínima ($-23,5^\circ$).

Cabe resaltar que la oblicuidad de la eclíptica coincide con la declinación solar máxima ($23,5^\circ$).

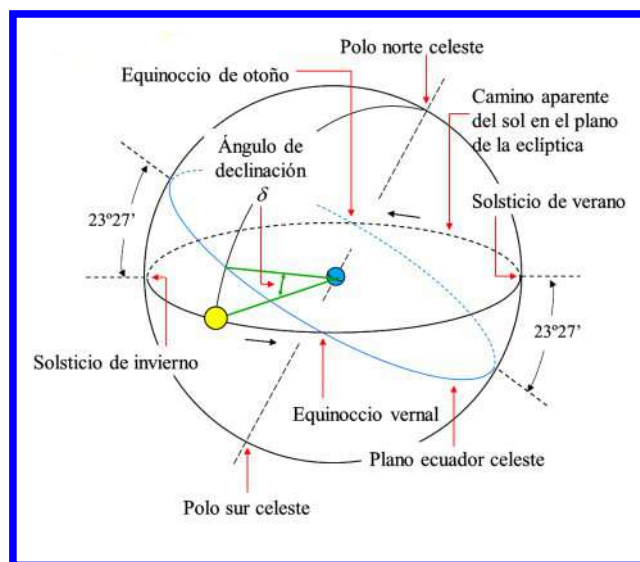


Fig. 9 Movimiento anual del Sol en la esfera celeste. Ángulo de declinación solar.

Si un observador (Fig. 9) situado sobre el horizonte de un lugar geográfico del hemisferio norte y de latitud Φ , estudia el movimiento aparente del Sol un día de primavera o verano, observará que justo después de la salida, irá ascendiendo describiendo un círculo paralelo al ecuador celeste, alcanza su altura máxima $\alpha_{\max}$ en el momento en que cruza el meridiano del lugar (mediodía solar). La declinación solar δ es el ángulo que verifica:

$$\alpha_{max} - \delta + \Phi = 90^\circ$$

Despejando δ :

$$\delta = \alpha_{max} + \Phi - 90^\circ$$

ECUACIÓN 1

Conociendo la latitud de Lleida $\Phi = 41,6^\circ$, y calculando la altura del Sol al mediodía solar α_{max} , se puede determinar la declinación del Sol δ . Si estas mediciones se realizan diariamente a lo largo de un año conoceremos la evolución de la declinación del Sol. El valor máximo de la declinación solar nos dará la oblicuidad de la eclíptica.

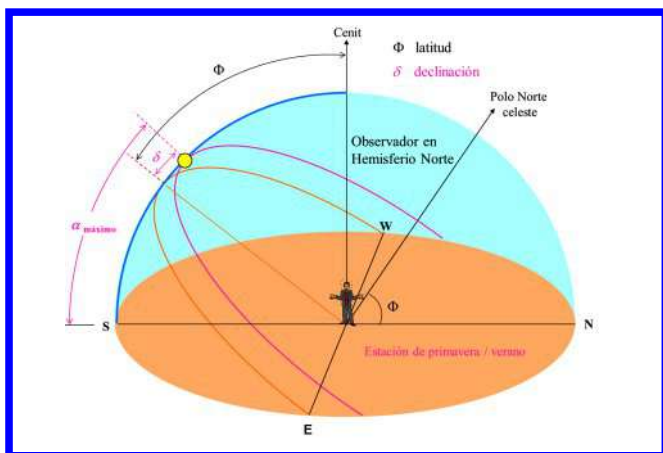


Fig. 10 Altura máxima del Sol al mediodía solar.

Mediodía solar

El mediodía solar ocurre cada día cuando el Sol está en su punto más alto en el cielo. Esto sucede (Fig. 10) cuando cruza el Meridiano Celeste. Al mediodía, durante los equinoccios, en los puntos situados en el Ecuador el Sol está en el cenit (arriba, en la vertical). En el hemisferio norte el Sol está hacia el Sur, y hacia el Norte en el hemisferio sur. En los solsticios, el Sol al mediodía está verticalmente en los lugares situados en los Trópicos.

Las sombras producidas por la luz del Sol tienen su menor longitud cuando el Sol está en el lugar más alto en el cielo, o sea, en el mediodía

solar. La longitud de la sombra más corta nos permite saber el ángulo que forman los rayos del Sol con la recta vertical (en cada lugar geográfico donde se realice esta medición). Comparando estos ángulos determinados en dos lugares distintos, es posible estimar la circunferencia y el radio de la Tierra.

¿De qué modos podemos calcular el mediodía solar?

Necesitamos conocer la salida y la puesta del Sol del día en el que queremos calcular el mediodía solar. Esta información se puede obtener consultando el sitio web, tutiempo^[5]. El mediodía solar es el valor intermedio entre la hora de salida y la de puesta del Sol.

También podemos consultar el programa Stellarium^[6]. El mediodía solar es el instante en el que el Sol cruza el meridiano local (ver Fig. 11).

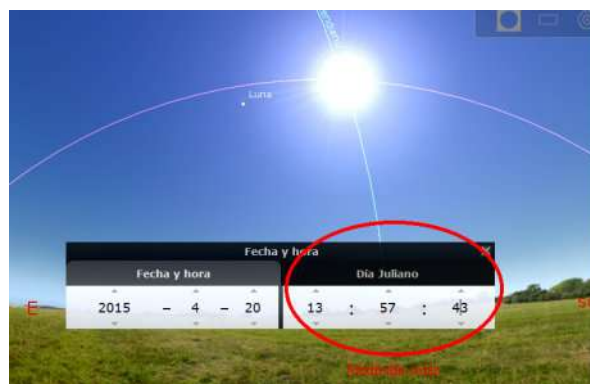


Fig. 11 Determinación del mediodía solar con el programa Stellarium.

DISEÑO EXPERIMENTAL

Para medir la oblicuidad de la eclíptica determinaremos la evolución de la declinación del Sol durante un periodo largo de tiempo (6 meses). Para ello, medimos cada día la altura del Sol al mediodía solar con la ayuda de un gnomon. Midiendo la longitud del gnomon L_{GNOMON} , y la longitud de la

sombra al mediodía solar, L_{SOMBRA} , calculamos el ángulo $\alpha_{\text{máx}}$ de la altura máxima del Sol (Fig. 12).

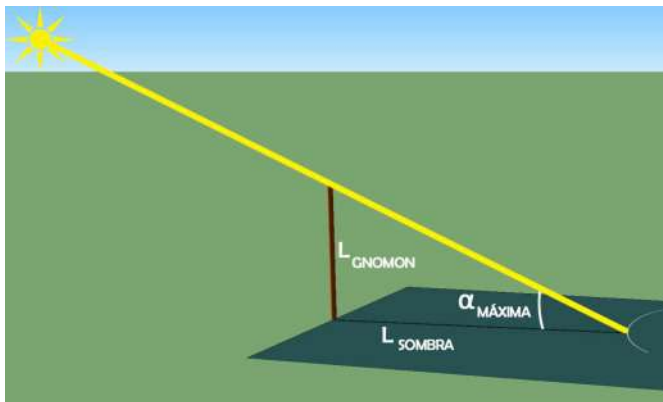


Fig. 12. Máxima altura del Sol.

$$\operatorname{tg} \alpha_{\text{máx}} = \frac{L_{\text{gnomon}}}{L_{\text{sombra}}} \quad \alpha_{\text{máx}} = \arctg \left(\frac{L_{\text{gnomon}}}{L_{\text{sombra}}} \right)$$

Una vez medido el ángulo $\alpha_{\text{máx}}$, si conocemos también la latitud del lugar Φ , se puede determinar cada día la declinación del Sol δ , utilizando la Ecuación 1.

$$\delta = \alpha_{\text{máx}} + \Phi - 90^\circ$$

El valor máximo obtenido de la declinación del Sol (solsticio de verano), coincidirá con la

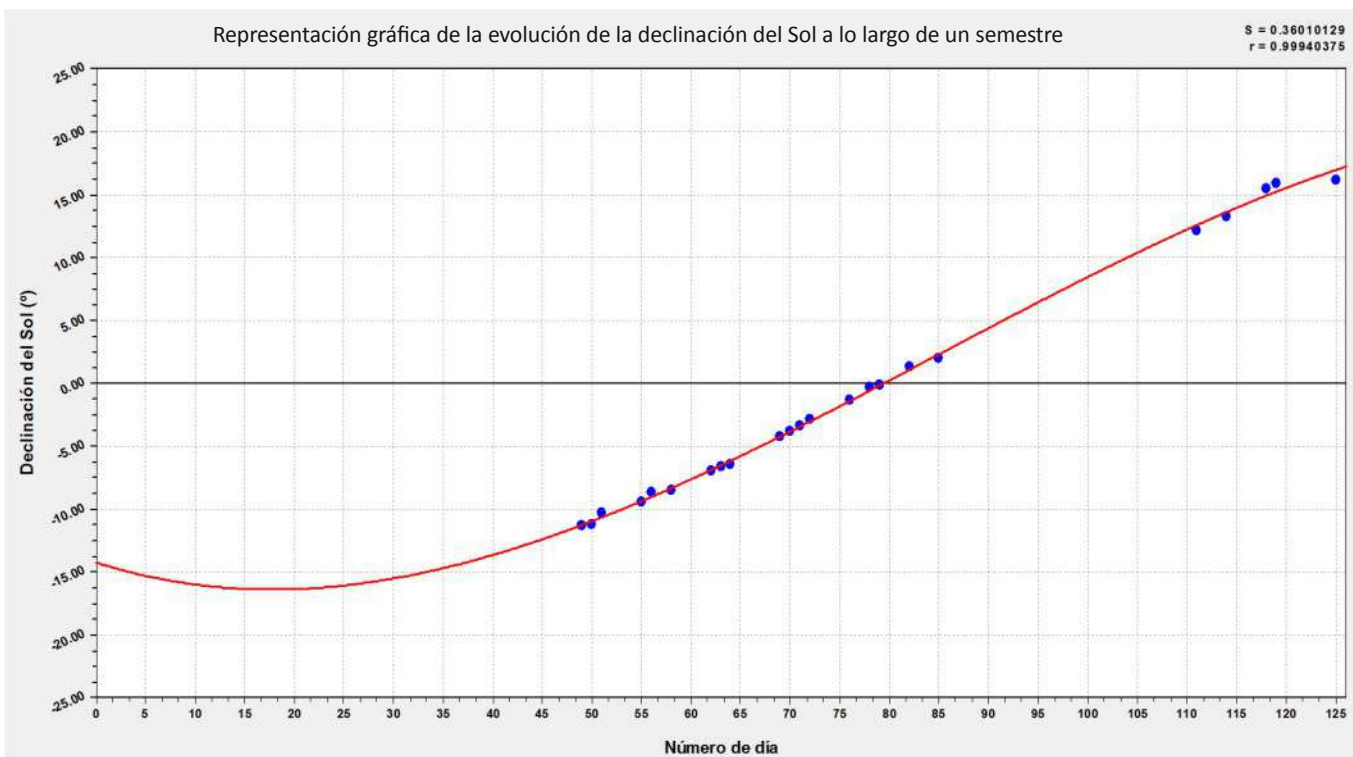
oblicuidad de la eclíptica (el ángulo de inclinación del eje de rotación de la Tierra respecto a la recta perpendicular al plano de la eclíptica).

ANÁLISIS DE LOS RESULTADOS

Hemos usado el programa gratuito Curve expert^[7] para representar los datos obtenidos de la declinación del Sol, en función de los días del año:

Tabla de la evolución de la declinación del Sol

FECHA	Nº DÍA	SALIDA DEL SOL (h:min)	PUESTA DEL SOL (h:min)	MEDIODIA SOLAR (h:min)	ALTURA MÁXIMA DEL SOL $\alpha_{\text{máx}}$ (°)	DECLINACIÓN DEL SOL δ (°)
18/2/15	49	7:52	18:32	13:12	37.10	-11.30
19/2/15	50	7:51	18:33	13:12	37.20	-11.20
20/2/15	51	7:49	18:34	13:11	38.11	-10.29
24/2/15	55	7:44	18:39	13:11	38.99	-9.41
25/2/15	56	7:42	18:40	13:11	39.78	-8.62
27/2/15	58	7:39	18:43	13:11	40.13	-8.50
3/3/15	62	7:33	18:48	13:10	41.70	-6.95
4/3/15	63	7:32	18:49	13:10	42.07	-6.58
5/3/15	64	7:30	18:50	13:10	42.07	-6.45
10/3/15	69	7:22	18:56	13:09	44.17	-4.23
11/3/15	70	7:20	18:57	13:08	44.58	-3.82
12/3/15	71	7:19	18:58	13:08	45.00	-3.40
13/3/15	72	7:17	18:59	13:08	45.57	-2.83
17/3/15	76	7:10	19:04	13:07	47.04	-1.36
19/3/15	78	7:07	19:06	13:06	48.42	-0.29
20/3/15	79	7:05	19:07	13:06	48.42	-0.14
23/3/15	82	7:00	19:10	13:05	49.70	1.30
26/3/15	85	6:55	19:14	13:04	50.86	2.00
21/4/15	111	7:12	20:42	13:57	60.59	12.19
24/4/15	114	7:08	20:45	13:56	61.67	13.27
28/4/15	118	7:02	20:50	13:54	63.89	15.49
29/4/15	119	7:00	20:51	13:55	64.34	15.94
5/5/15	125	6:52	20:57	13:54	64.57	16.17
6/5/15	126	6:51	20:58	13:54	65.96	17.56
21/6/15						Oblicuidad de la eclíptica



Se observa que la declinación del Sol ha ido aumentando desde el primer día de observación (18/2/15) pasando de $-11,30^\circ$ a $0,14^\circ$ (20/03/15, equinoccio de primavera), y luego hasta $17,56^\circ$ (6/5/15). Es de suponer que la declinación del Sol irá aumentando hasta alcanzar un valor máximo en el solsticio de verano (21/06/15) y este valor será máximo y coincidirá con la oblicuidad de la eclíptica.

Desgraciadamente no se pudo determinar por razones climáticas la declinación del Sol en el solsticio de invierno, y se tuvo que entregar el trabajo antes del solsticio de verano, pero el procedimiento es el descrito.

CONCLUSIONES

La oblicuidad de la eclíptica fue determinada ya en épocas antiguas por Aristarco de Samos.

Se puede determinar la declinación del Sol midiendo su altura en el mediodía solar, y conociendo la latitud del lugar de observación a partir de esta expresión matemática:

$$\delta = \alpha_{max} + \Phi - 90^\circ$$

La oblicuidad de la eclíptica coincide con la declinación del Sol el día de los solsticios. Se ha determinado la declinación del Sol durante un período de tiempo largo, pero no lo suficientemente largo para llegar al solsticio de verano (21 junio) porque el trabajo fue entregado antes de esta fecha.

Referencias

[1] Danny R. Faulkner. An Analysis of the Dodwell Hypothesis.

[//assets.answersingenesis.org/doc/articles/pdf-versions/arj/v6/analysis-dodwell-hypothesis.pdf](https://assets.answersingenesis.org/doc/articles/pdf-versions/arj/v6/analysis-dodwell-hypothesis.pdf)

[2] Alfonso Calera, Antonio J. Barbero. Movimientos de la Tierra. Consultado el 30/03/2020. Disponible en: <https://previa.uclm.es/profesorado/ajbarbero/FAA/FAA0708%20Tema01%20Mov%20Tierra.ppt>

[3] Eratosthenes, Hipparchus, and the obliquity of the ecliptic. Consultado el 30/03/2020. Disponible en: <http://adsabs.harvard.edu/full/2002JHA....33...15J>

[4] J. Fabregat, R.M. Ros, "Sobre l'horitzó". Consultado el 30/03/2020. Disponible en: https://es.unawe.org/static/archives/books/pdf/horitzo_catala.pdf

[5] Horas de sol y luna e Lleida. Consultado el 30/03/2020. Disponible en:

<http://www.tutiempo.net/Calendario-Lleida-E25001.html>

[6] Stellarium. Consultado el 30/03/2020. Disponible en: <http://www.stellarium.org/es/>

[7] Curve expert: Consultado el 30/03/2020. Disponible en: <http://www.stellarium.org/es/>

[8] Ederlinda Viñuales. (2018). Una actividad para medir la inclinación del eje terrestre en los solsticios. LEO, Asociación leonesa de astronomía, (Nº 128), (Pág. 14-15).

Volver al índice

¿CÓMO SE PESAN LOS ASTRONAUTAS A BORDO DE LA ISS?



Si tenemos en cuenta que las estancias espaciales en la ISS son cada vez más largas, es evidente lo importante que es controlar el peso corporal (masa inercial), para no poner en peligro la salud de la tripulación. Pero, ¿cómo hacerlo sin gravedad? En este artículo os contamos cómo diseñamos un experimento que permitiera determinar la masa inercial de un astronauta en estado de ingravidez.

1. Introducción

La Estación Espacial Internacional (ISS) es un laboratorio tripulado en órbita a una altura aproximada de 400 km. Tiene 109 m de longitud, 88 m de anchura, 420 toneladas de masa, 4 laboratorios y 6 ó más tripulantes. Como consecuencia de su gran tamaño y debido al sistema de placas fotovoltaicas que lleva es visible a simple vista.^[1]

La ISS se encuentra en una órbita de caída libre, lo que conlleva que los objetos en su interior no se encuentran sometidos a las fuerzas de reacción originadas por el contacto de los cuerpos con el suelo de la estación. Parece que los objetos floten, y todo esto se traduce en una sensación de falta de peso que se conoce como microgravedad. Incluso flotaría la báscula para pesarse.

Al cuerpo humano le cuesta mucho adaptarse a un ambiente de microgravedad, y experimenta una repentina reducción de peso debido a las diversas modificaciones fisiológicas producidas: deshidratación, reducción de reservas de grasa, atrofia muscular y disminución de los hematíes y calcio.

Un estudio realizado por la agencia espacial de Estados Unidos mostró que en los inicios de un vuelo espacial se producía una reducción del 70% en el consumo de sólidos y líquidos. Es como si el organismo no necesitara tanto alimento, o dicho de otra manera, como si la ingravidez hiciera perder el apetito. El resultado era evidente: inmediatamente se perdían 3 kg.

¿Cómo pesarse en órbita? En mi instituto nos planteamos diseñar un experimento que permita determinar la masa inercial de un astronauta en estado de ingravidez.

Lo que habría que experimentar en un ambiente de microgravedad es si el periodo de oscilación de un oscilador armónico para una masa determinada es el mismo a bordo de la ISS que en la Tierra, es decir, independiente de la gravedad. En tal caso, determinando el periodo de oscilación en la ISS se podría determinar la masa inercial, y por tanto la masa del astronauta.

2. Fundamentos teóricos

Cuando una masa m colgada de un muelle helicoidal de tracción y de compresión se separa una distancia x de su posición de equilibrio se genera una fuerza recuperadora en la que k es la constante del muelle.

$$F = -kx$$

Al estudiar experimentalmente la ley del oscilador armónico se observa que cuando se colocan las pesas sobre el portapesas, su periodo de oscilación cambia, y cuantas más se añaden, más se retarda su movimiento. Esto es

una consecuencia de una propiedad de los materiales llamada masa inercial, que consiste en presentar una oposición a cualquier cambio en su estado de movimiento.

La ley del oscilador armónico se puede expresar matemáticamente como:

$$T = 2\pi \sqrt{\frac{m}{k}} \quad (\text{Ecuación 1})$$

en la que T es el periodo, k la constante del muelle y m la masa que cuelga.

Como se ve, la gravedad no figura en la fórmula. Eso significa que el periodo de las oscilaciones de un oscilador armónico es independiente de la gravedad.

Esto posibilita la determinación de la masa inercial de un astronauta m que oscila a bordo de la ISS, si se conoce la constante del muelle k y el periodo de las oscilaciones.

3. Diseño experimental

Basándonos en la ley del oscilador armónico, proponemos dos métodos para resolver el problema.

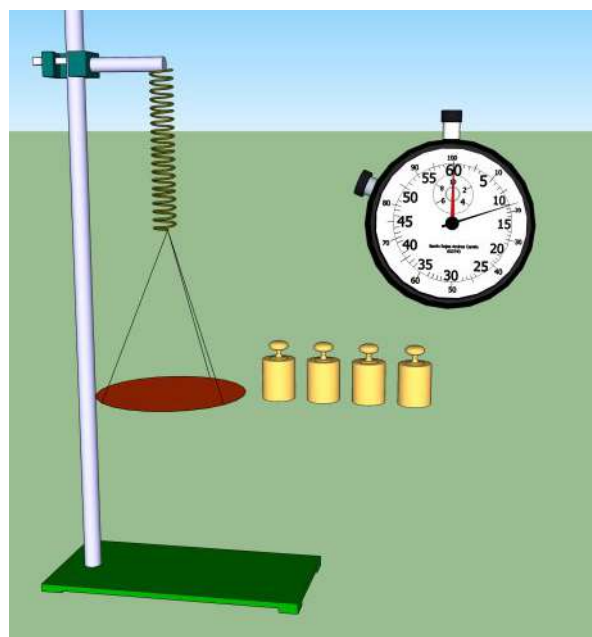


Imagen 1: Material para el Método I.

Método I

Consiste en hacer oscilar un portapesas sujeto a un muelle que cuelga de un soporte, en el que se irán poniendo diversas masas conocidas, y se medirán sus respectivos periodos de oscilación.

Inicialmente, el portapesas alarga un poco el muelle hasta alcanzar la posición de equilibrio. La oscilación se produce cuando se desplaza ligeramente el portapesas de su posición de equilibrio y se suelta. Repetimos la experiencia con una pesa conocida, luego con otra, etc. Con los datos obtenidos trazaremos la curva de calibrado $m \rightarrow T^2$. No hace falta conocer ni la constante k del muelle ni la masa m del portapesas.

Los materiales necesarios son:

- Muelle helicoidal
- Portapesas
- Pesas de masa conocida
- Base soporte y varilla soporte
- Dispositivo para colgar el muelle
- Cronómetro, precisión: $\pm 0,01$ s

Se hace el montaje de la Figura 1, colgando del muelle el portapesas, sin pesas.

Se tira del portapesas verticalmente hacia abajo separándolo ligeramente de la posición de equilibrio, se suelta y se deja oscilar libremente. Para ser más precisos en la determinación del período de oscilación, mediremos el tiempo que tarda en hacer 20 oscilaciones completas. Este periodo T_0 corresponde al de un muelle ideal (considerado sin masa) al colgarle una cierta masa m_0 . Esta masa m_0 se llama masa equivalente del sistema^[2], y no es igual a la suma de las masas del muelle y el portapesas. La masa equivalente vendría a ser la masa que debería colgarse directamente a un muelle ideal (sin masa) para que su periodo de oscilación fuese el del muelle “real” T_0 con el portapesas (sin pesas).

Colocaremos en el portapesas diferentes masas ($m_1, m_2, m_3, \dots$) y determinamos sus respectivos periodos de oscilación $T_1, T_2, T_3, \dots$

Se construye la siguiente tabla de datos:

m (g)	$20 T$ (s)	T (s)	T^2 (s ²)
0 (portapesas)			

Se representa m en función de T^2 , y se ajusta a una línea recta, obteniendo así la curva de calibrado (Fig. 2).

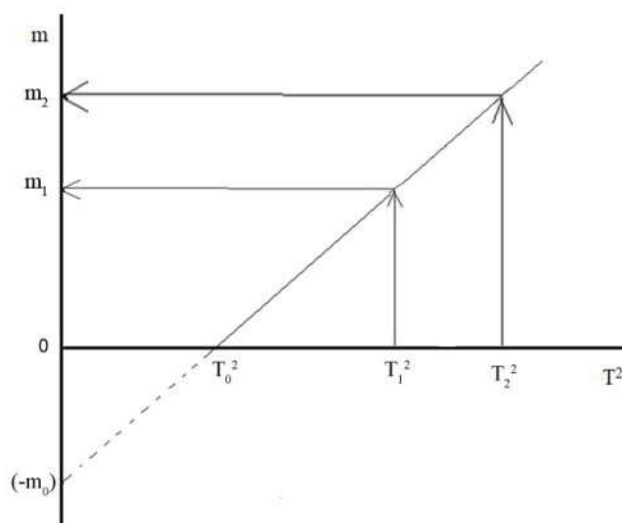


Fig. 2: La representación de m vs T^2 es una recta.

Puede sorprender que la línea recta no pasa por el origen como predice la Ecuación 1. Esto es consecuencia de haber asignado el valor cero del eje vertical a la masa m_0 del portapesas (sin pesas), para poder poner los valores de las masas m_1, m_2, m_3 a partir de ese valor. Con esa masa m_0 , el periodo es T_0 . La intersección de la prolongación de la línea recta con el eje de ordenadas nos da el origen real. Este punto indica, en valor absoluto, el valor de la masa equivalente m_0 . Dicho de otra forma, en la Ecuación 2, la masa que hay que usar sería la de las pesas más m_0 . Para no

tener que arrastrar siempre esa m_0 , basta con subir el eje horizontal hasta ese valor de la masa. En la práctica, para dibujar la recta, bastaría con medir dos valores de m_1 y m_2 , y de sus respectivos periodos de oscilación T_1 y T_2 , sin que sea necesario calcular la masa m_0 ni su periodo T_0 .

Finalmente, se coloca una masa desconocida m en el portapesas (masa del astronauta), y se hace oscilar. Conociendo su periodo T , se podrá determinar su masa con la ayuda del gráfico anterior (Fig. 2).

Por lo tanto, los astronautas de la ISS si quieren conocer su masa deberán sentarse en el supuesto portapesas de la estación (Fig 3).

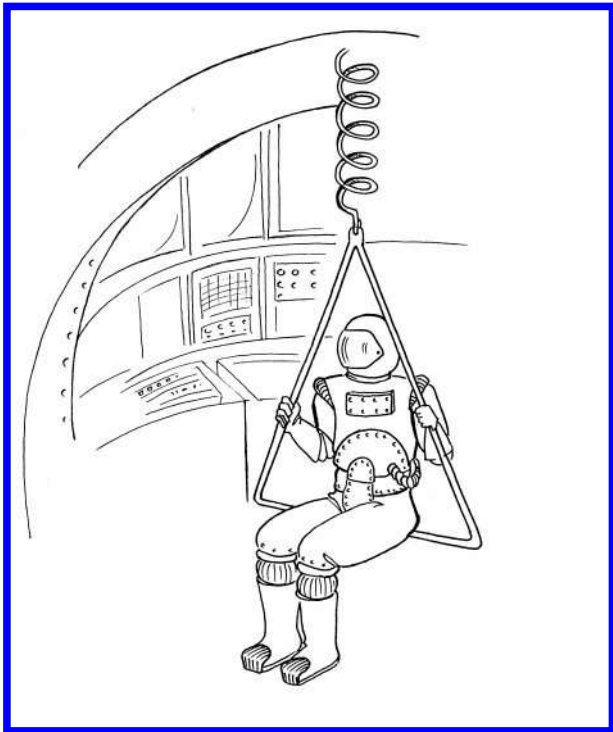


Fig. 3: Un astronauta en el "portapesas" de la ISS.

Al encontrarse en un ambiente de microgravedad, una vez sentado, el muelle continuará estando recogido puesto que no actúa ninguna fuerza que tire de él. Para que el sistema empiece a oscilar será necesario que otro astronauta tire de él verticalmente hacia abajo, y que lo suelte.

En realidad, la verdadera manera de "pesarse" se basa en el mismo principio, y consiste en sentarse bien sujeto en un sillón, unido a unos muelles (Fig. 4), que se fuerza a oscilar.



Fig.4. Astronauta midiendo su masa en la ISS. El dispositivo de medición de la masa corporal utiliza las propiedades del movimiento armónico para determinar la masa de los astronautas. Como sabemos, un astronauta de mayor masa vibra más lentamente que otro de menor masa. Cortesía ESA.

Método II

Se determinará el periodo de oscilación de una masa que oscila verticalmente, la cual está sujeta por el extremo superior a un muelle que cuelga de un soporte, y por el extremo inferior a otro muelle que está unido a otro soporte (Fig. 5). Previamente habrá que determinar las constantes k_1 y k_2 de los dos muelles.

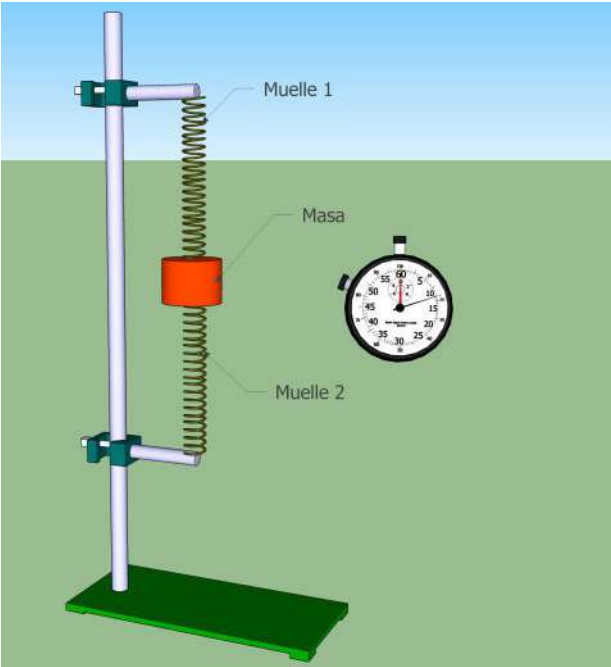


Fig. 5: Materiales para el Método II.

Los materiales necesarios son:

- Base soporte y varilla soporte
- 2 muelles de constantes k_1 y k_2
- Masa cilíndrica con dos asas
- 2 dispositivos para sujetar los muelles
- Cronómetro de precisión $\pm 0,01$ s.

Se deben determinar los valores de las constantes k_1 y k_2 a partir de la ley de Hooke. La constante equivalente del sistema es:

$$k = k_1 + k_2$$

A continuación se tira de la masa hacia abajo, desplazándola ligeramente de la posición de equilibrio. Se suelta y se deja oscilar libremente.

Se determina con la ayuda del cronómetro el tiempo de 20 oscilaciones completas. Se repite el proceso varias veces y se llevan los resultados a una tabla y se calcula el valor medio de las masas.

Esta última determinación se puede llevar a cabo muy fácilmente con el kit educativo de la ESA (Fig. 6) que confeccionó a raíz del concurso europeo “Take your classroom into space”.^[3] El kit se puede solicitar de forma gratuita.

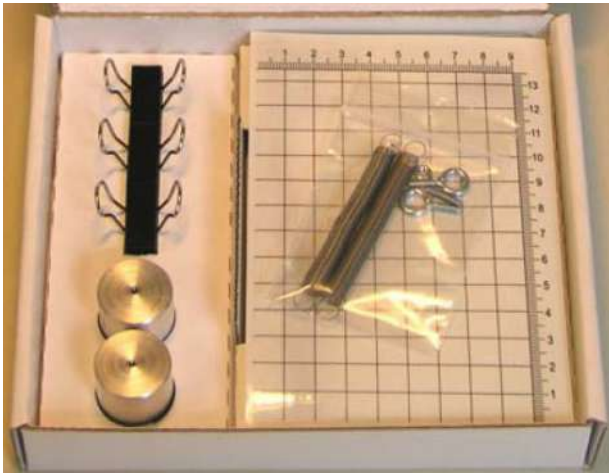


Fig. 6 Kit de la ESA.

$20\ T\ (s)$	$T\ (s)$	$m = \frac{1}{4\pi^2} kT^2 (g)$	$m\ (g)$



Fig. 7 El astronauta Frank de Winne determinando la masa en estado de ingravidez en la ISS.

El 21 de septiembre de 2009, en el marco de la clausura del concurso espacial, el astronauta Frank de Winne reprodujo el experimento^[4] a bordo de la ISS (Fig. 7), mientras que un grupo de alumnos de diversos centros educativos hacían lo mismo en la sala de actos de Cosmocaixa en Barcelona (Fig. 8), con lo que se verificaba la validez del método.



Fig. 8 Determinación de la masa inercial con el kit de la ESA en Cosmocaixa de Barcelona.



Fig. 9 Este trabajo recibió el primer premio *ex-aequo* de la ESA, por el diseño del Método I. El premio incluía que Sara González, alumna del grupo, pudiera hacer una videoconferencia en directo con el astronauta Frank de Winne en la ISS.

Referencias

[1]. **Heavens above**. Consultado el 18/11/2020. Disponible en :

<<http://www.heavens-above.com/>>

[2]. Claudio Guerra Vella y Humberto Sotelo González, 1979. Manual de laboratorio para maestros. Páginas 63-65. Editorial Trillas.

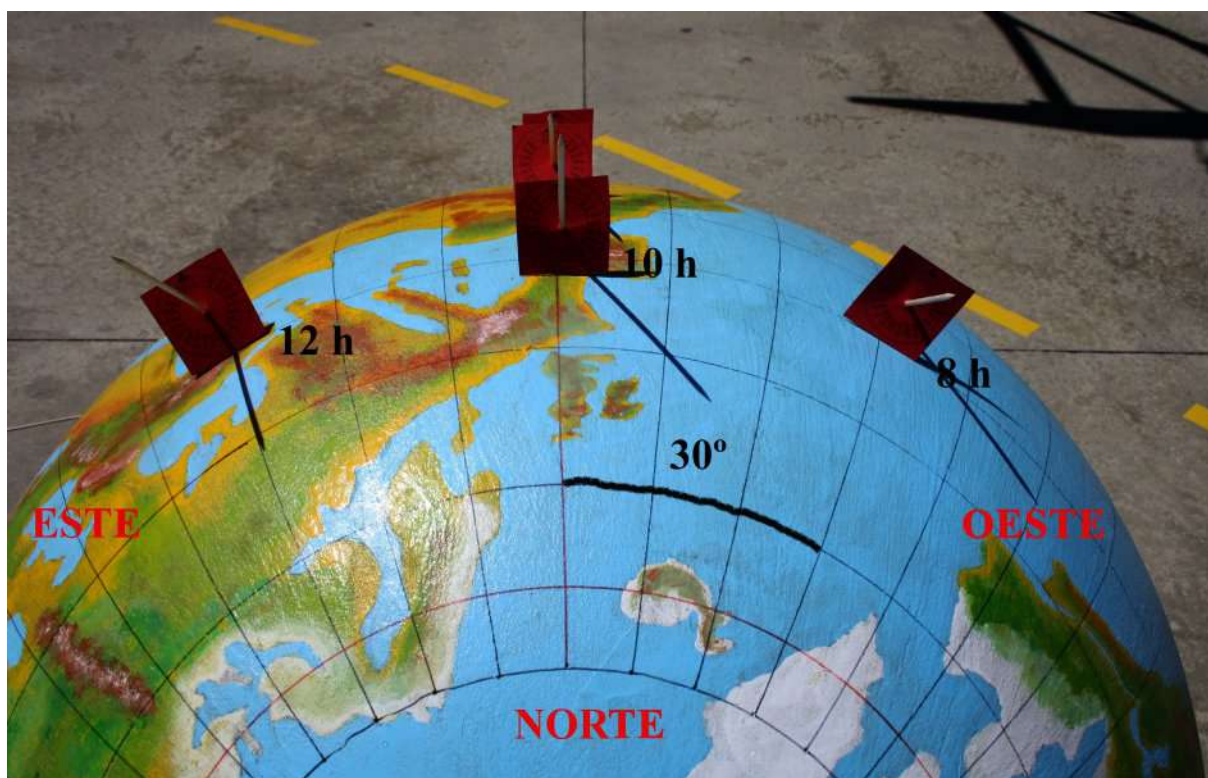
[3]. *Take your classroom into space*. Consultado el 18/11/2020. Disponible en: <http://www.esa.int/Science_Exploration/Human_and_Robotic_Exploration/Education/Take_your_classroom_into_space>

[4]. Frank de Winnie a bordo de la ISS. Consultado el 17/11/2020. Disponible en:

<https://www.youtube.com/watch?v=MhBvyTP9iLI&list=ULDYtfafA482A&index=3288>

Volver al índice

USANDO LA TIERRA PARALELA



Sabemos que la Tierra Paralela sirve para observar la evolución de la sombra sobre la Tierra a lo largo del día y en diferentes épocas del año, y conocer así en tiempo real, en qué zonas del planeta es de día y de noche. En este artículo vamos a ver cómo hacer actividades con ella, por ejemplo observar las sombras en los solsticios y en los equinoccios, determinar experimentalmente el tiempo solar local en diferentes longitudes o determinar el mediodía solar en diferentes puntos de la Tierra con la ayuda de un gnomon.

La Tierra Paralela^{1,2} (Imágenes 1 y 2) es una maqueta que sirve para observar la incidencia de la luz del Sol en cualquier lugar de la Tierra.

Se debe situar nuestra posición en la parte superior de la esfera de modo que quede paralela al suelo que pisamos, y luego sin perder esa

posición debe girarse de manera que el eje del modelo quede en dirección de nuestra meridiana, con su polo norte hacia el norte. De esta manera, el eje quedaría con una inclinación igual a la latitud del lugar donde se hace la observación, en nuestro caso en el Instituto Guindàvols de Lleida (41'5° N).

¹ Rosa M. Ros, "Tierra paralela". <http://sac.csic.es/unawe/cuentos/tierra.pdf> (consultado el 30 de mayo de 2014);

² Esteban, Esteban (2014): "El globo terráqueo, una bola casi mágica", *Publicaciones ApEA nº 28*, disponible en [este enlace](#).



Imagen 1. Maqueta de la Tierra paralela. Los ejes de rotación de las dos tierras son paralelos. Nosotros (Lleida) estamos en la parte más alta de la esfera.

Diremos que nuestro modelo está puesto en estación. Entonces la maqueta se mueve igual que la Tierra y ambas (Tierra y maqueta) las ilumina el Sol por igual. Se pueden hacer observaciones en



Imagen 2. Explicando el equinoccio de otoño en 2014 con alumnos de 1º de ESO del Institut Guindàvols.

diferentes horas del día, en diferentes épocas del año, hacer girar el modelo y ver la evolución de las sombras a lo largo del día, conocer en qué zonas del planeta es de día y en cuáles de noche, en qué lugares sale el Sol y en qué lugares se pone, observar las sombras en los solsticios y equinoccios, comprobar el diferente calentamiento en la maqueta de distintas zonas según la incidencia de los rayos solares en diferentes latitudes, etc.

Hemos puesto nuestro modelo de Tierra paralela en estación (Imagen 3) y hemos observado lo siguiente:

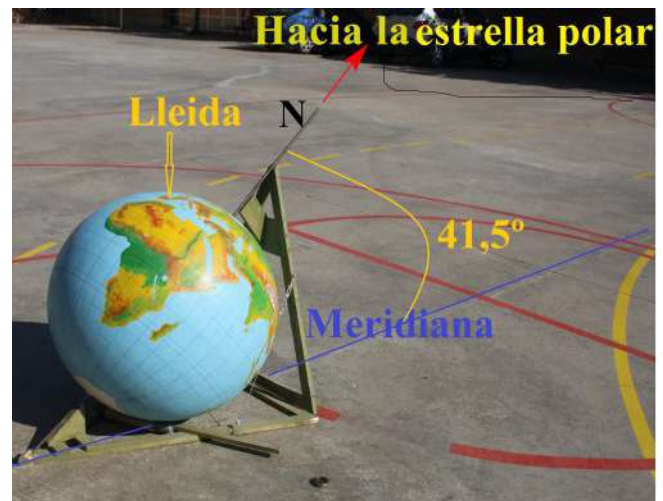


Imagen 3. Modelo de "Tierra paralela" puesta en estación.

OBSERVACIÓN 1: EL DÍA Y LA NOCHE

En la Imagen 4, la línea que separa la zona iluminada de la oscura del modelo (terminador) nos indica los lugares del planeta donde está amaneciendo en tiempo real. La foto es del 8 de julio de 2014.

La parte iluminada se corresponde con la zona del planeta donde es de día, y la parte oscura se corresponde con la noche. En una zona del terminador se hace de noche, y en la opuesta amanece. Si observemos cómo evoluciona la sombra a lo largo del día veremos que avanza de Este a Oeste. Esto es debido al hecho de que la Tierra gira al revés. Cada hora, la línea que separa la noche del día recorre 15° . En un día, 24 horas, la Tierra da una vuelta girando 360° .

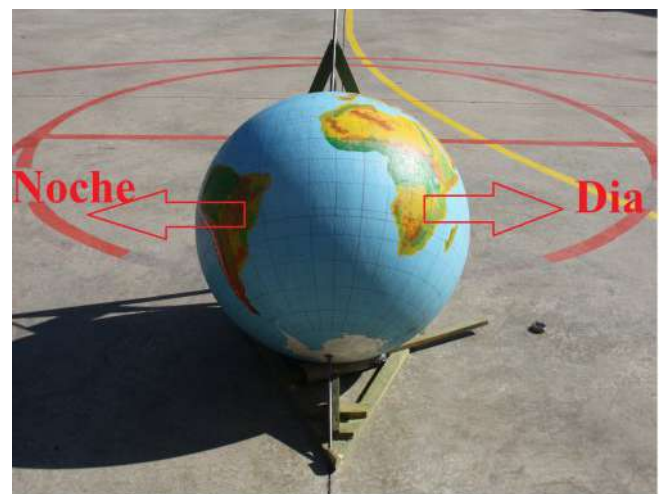


Imagen 4: El terminador nos indica dónde es de día y dónde es de noche.



Imagen 5: Se hace de noche en el Este. (CRP del Segrià, Lleida, 19 de septiembre de 2014). La fecha es muy próxima al día del equinoccio, por lo cual, la línea de separación entre el día y la noche coincide con un meridiano.

Otra cosa que vemos es que cuando es verano en Lleida (hemisferio norte) el Sol ilumina todo el día la región polar ártica (allí siempre es de día), y no ilumina la región polar antártica (en ese lugar siempre es de noche).

OBSERVACIÓN 2: EVOLUCIÓN DE LA SOMBRA DE UN GNOMÓN EN EL HEMISFERIO NORTE

Si ponemos los gnomones en un mismo meridiano observamos:

1. Que las direcciones de las sombras a lo largo del meridiano van cambiando poco a poco con la latitud. (Imagen 6). Por este motivo los relojes de sol se deben diseñar para cada lugar.



Imagen 6: Sombra de los gnomones colocados en un mismo meridiano antes del mediodía solar. Las sombras por la mañana apuntan al Oeste.



Imagen 7: Sombra de los gnomones colocados en un mismo meridiano después del mediodía solar, el 8 de julio de 2014. Las sombras por la tarde apuntan hacia el Este.

2. Que las sombras por la mañana apuntan al Oeste (Imagen 6), por la tarde hacia el Este (Imagen 7), y al mediodía siguen la dirección del meridiano local (Imágenes 8 y 9).



Imagen 8: Sombras en un meridiano al mediodía solar en una fecha muy próxima al equinoccio de otoño (CRP Segrià, 19 de septiembre de 2014). Las sombras siguen la dirección del meridiano local: en el hemisferio norte se dirigen hacia el Norte, y en el hemisferio sur hacia el Sur. En el Ecuador, el gnomon no proyecta sombra porque la luz del Sol incide sobre la Tierra con un ángulo de 90° : $\text{Altura del Sol (h)} = 90^\circ - \text{Latitud } (\phi) + \text{Declinación del Sol}$. $\rightarrow h = 90^\circ - 0^\circ + 0^\circ = 90^\circ$. La línea que divide el día y la noche coincide con un meridiano.

3. Que las sombras al mediodía señalan la línea del meridiano: mientras en el hemisferio norte apuntan hacia el Polo Norte, en el hemisferio sur apuntan hacia el sur (ver Imágenes 8 y 9).

4. En los equinoccios no hay sombra al mediodía en el ecuador (Imagen 8).

5. En los equinoccios, la línea que separa el día y la noche coincide con un meridiano (Imagen 8).



Imagen 9. Mediodía solar. Las sombras siguen la dirección de la línea meridiana (azul).

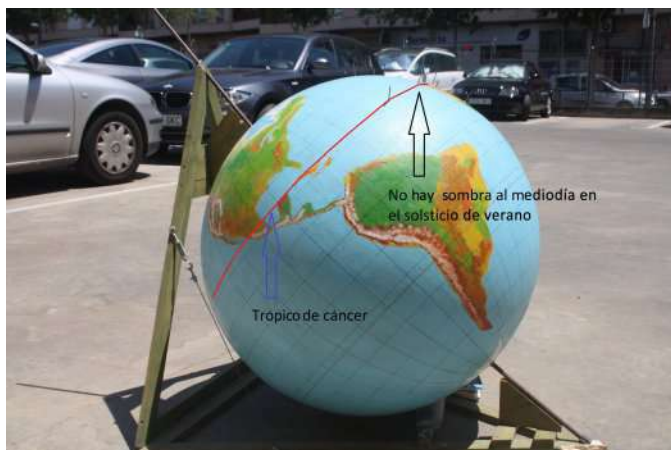


Imagen 10. Solsticio de verano (26-06-2015). Al mediodía solar no hay sombras en los puntos situados sobre el Trópico de Cáncer (latitud = $23,5^\circ$). Altura del Sol (h) = $90^\circ - \text{Latitud } (\phi) + \text{Declinación del Sol}$. $\rightarrow h = 90^\circ - 23,5^\circ + 23,5^\circ = 90^\circ$.



Imagen 11. En el hemisferio Norte, se observa que el terminador está inclinado respecto a los meridianos y roza el círculo Polar Ártico produciendo el Sol de medianoche. Es de día en toda la zona comprendida por el Círculo Polar Ártico. En el hemisferio Sur es de noche en toda la zona comprendida por el Círculo Polar Antártico.

6. En los solsticios no hay sombra al mediodía en los puntos situados en los trópicos (Imagen 10).

7. En el solsticio de verano no hay noche en el casquete polar Ártico (se da el llamado Sol de medianoche), ni hay día en el casquete polar Antártico (Imagen 11).

Si observamos los gnómones en un mismo **paralelo**: (Imagen 12) observamos que:



Imagen 12. Sombra de los gnómones situados en un paralelo.

1. Las sombras, a lo largo del día van de Oeste a Este pasando por el Norte (Imagen 13).

2. Viendo hacia dónde va la sombra del gnomon podemos saber más o menos la hora solar del lugar. Cuanto más corta sea, más cerca estamos del mediodía solar. En este momento el Sol está atravesando el meridiano local y su sombra se proyectará siguiendo el meridiano del modelo.

3. En los equinoccios, el Sol sale por el Este y se pone por el Oeste. Los extremos de las sombras de los gnómones siguen la dirección del paralelo local. (Imágenes 14 y 15).

³Equació del temps i analemes. Disponible en <http://www.astroosona.net/web/Apunts/Equaci%F3%20del%20temps%20i%20analemes.pdf>. Consultado el 30 de abril de 2020.

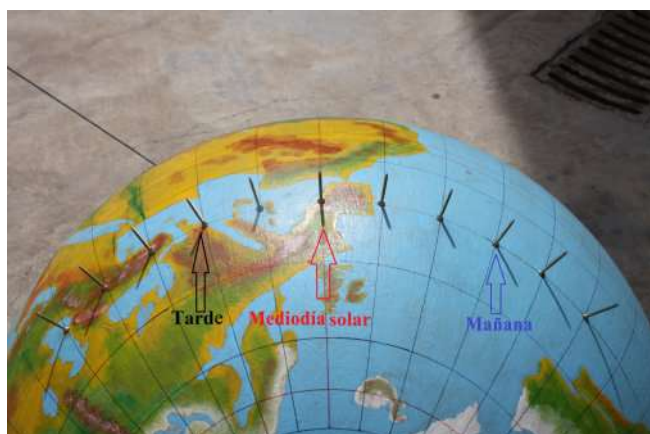


Imagen 13. Dirección de la sombra de los gnómones en diferentes momentos del día. Por la mañana la sombra apunta hacia el Oeste, al mediodía al Norte, y por la tarde al Este.



Imagen 14. Equinoccio de otoño. Lleida 23 de septiembre de 2019. En el ecuador, las sombras siguen la dirección del paralelo.

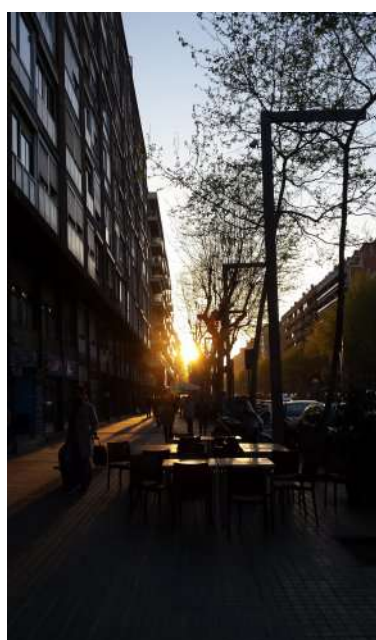


Imagen 15. Puesta de Sol en el equinoccio de primavera. El Sol sale por el Este y se pone por el Oeste. Esta foto fue tomada el día 28 de marzo de 2017, cerca del equinoccio, a las 17:50 (UT) desde la Avenida del Paralelo de Barcelona. Se observa que la dirección de los rayos solares coincide con la dirección de la calle, puesto que, como su nombre indica, sigue la dirección del paralelo local.

OBSERVACIÓN 3: RELOJES DE SOL ECUATORIALES

Para entender el funcionamiento de un reloj solar ecuatorial es interesante plantar unos cuantos, en distintos lugares de nuestro modelo, y observar la hora solar que marcan, teniendo en cuenta que la hora solar nunca coincide con la hora civil.



Imagen 16. La hora solar local (12 h) no coincide con la hora civil (13:45 h).

Los relojes ecuatoriales se deben colocar de modo que el estilo sea paralelo al eje del mundo (eje de rotación de la Tierra) (Imágenes 17, 18 y 19). De este modo se consigue que el plano del reloj sea paralelo al plano del ecuador celeste.

Si colocamos los relojes a lo largo de un meridiano y nos fijamos en las sombras, nos damos cuenta que todos los relojes marcan la misma hora: las 9 h (Imagen 19).



Imagen 17. Relojes de sol ecuatoriales situados en diferentes puntos del mismo meridiano. Se observa que los planos de los relojes situados en diferentes latitudes son paralelos entre sí, y paralelos al ecuador celeste.



Imagen 18. Relojes ecuatoriales situados en el mismo meridiano.



Imagen 19. Todos los relojes indican la misma hora solar (las 9 h). La hora solar en los diferentes lugares de un meridiano es la misma.

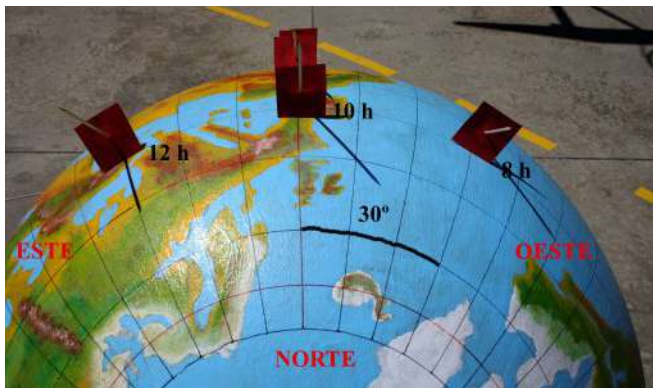


Imagen 20. La hora solar es diferente a lo largo de un paralelo, aumenta de Oeste a Este. La diferencia horaria entre lugares separados 15° es de 1 hora.

Vamos a ver ahora cómo funcionan los relojes ecuatoriales colocados a lo largo de un paralelo.

Nuestro modelo de “Tierra paralela” se ha diseñado de tal modo que se han dibujado 36 meridianos separados 10° entre ellos. Hemos



Imagen 21. Mediodía solar. La sombra del estilo coincide con la dirección del meridiano local.

colocado tres relojes ecuatoriales en diferentes lugares de un mismo paralelo, separados 30° entre el primero y el segundo, y también 30° entre el segundo y el tercero. Si observamos las sombras de los relojes vemos que señalan las 8, las 10 y las 12 horas respectivamente. Llegamos a la conclusión que la diferencia horaria entre dos lugares de un mismo paralelo es de dos horas por cada 30° de separación y eso es equivalente a una hora por cada 15° (Imagen 20).

La hora solar en un paralelo aumenta de oeste a este. El mediodía solar es más temprano en el Este que en el Oeste.

Cuando la sombra del gnomón tiene la dirección del meridiano es el mediodía solar (Imágenes 21 y 22). En la imagen anterior se puede observar que en el lugar donde está situado el reloj de la izquierda es mediodía.

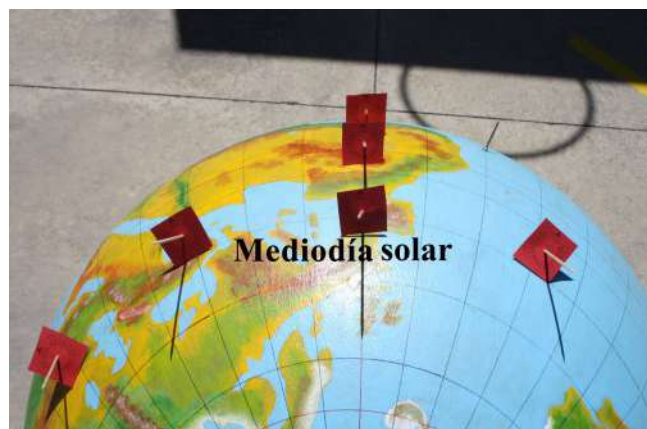


Imagen 22. En todos los lugares del meridiano del centro de la imagen es mediodía.

[Volver al índice](#)

MINI TUTORIAL DEL PROGRAMA TRACKER

1, Con el programa Tracker se abre un archivo, p. ej. [superprom.jpg](#). Posteriormente se clicca en el icono “Sistema de coordenadas”, y se sitúa el origen en el centro del Sol.

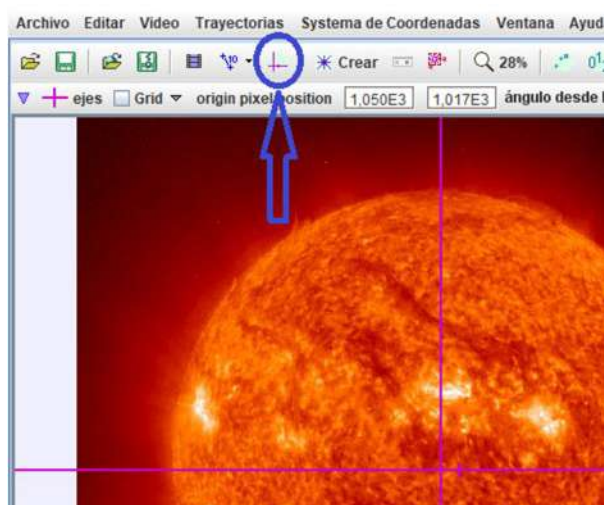


Fig. 1. Sistema de referencia situado en el centro del Sol.

2. Se Clicka en “Vara de Calibración”.

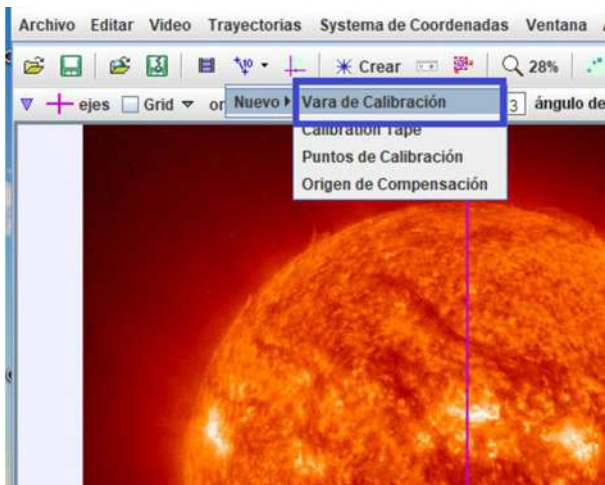


Fig. 2. Icono de la Vara de Calibración.

3. Manteniendo pulsado SHIFT, con el ratón se clicca en el inicio y en el final del diámetro del Sol. Se introduce a continuación el valor numérico de la distancia y la unidad: 1,393E9 m.

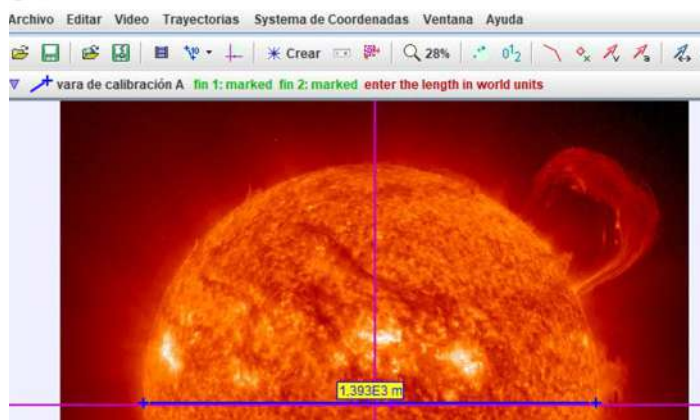


Fig. 3. Calibración de la “Vara de Medir”. Se le asigna al diámetro de la circunferencia el valor de 1,393E9 m.

4. Se clicca en “Cinta Métrica” (Crear/Herramientas de Medida/Cinta Métrica).



Fig. 4. Cinta Métrica.

5. Se clicca en “Cinta Métrica”. Manteniendo pulsado SHIFT, con el ratón se clicca en el centro del Sol y en la parte más alta de la protuberancia. La longitud entre estos dos puntos aparece marcada encima del segmento (color verde). Se puede seleccionar el color de la cinta si se clicca en “Cinta”.

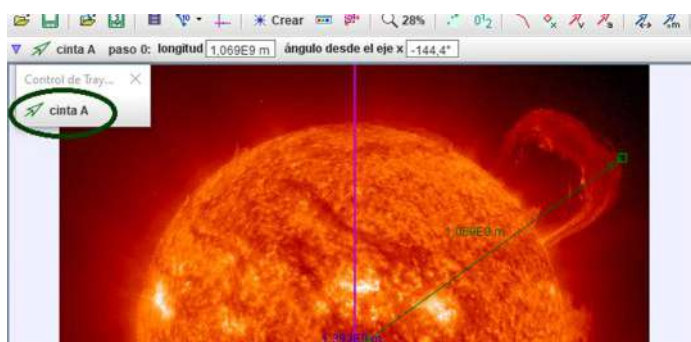


Fig. 5. Medida de la distancia de la protuberancia al centro del Sol.

[Volver al índice](#)



ApEA, la Asociación para la Enseñanza de la Astronomía, nació en 1995 para acoger a todas las personas que se dedican a la enseñanza de la Astronomía en centros educativos, planetarios, museos de la ciencia, agrupaciones de aficionados y clubes de estudiantes.

ApEA engloba a todos los interesados en la enseñanza de todos los niveles educativos reglados -desde la enseñanza primaria hasta la universitaria- así como los no reglados. También organiza reuniones de formación para sus socios y publica materiales de interés didáctico, como la presente colección.

Más información en www.apea.es

