



Luces del Cosmos



INTERNATIONAL
YEAR OF LIGHT
2015

Luces del Cosmos

Más de 1000 años en el
estudio físico de la luz

NASE Network for Astronomy School Education

Red para la Educación Astronómica en la Escuela

Grupo de Trabajo de la Comisión de Educación y Desarrollo de la IAU

Auspiciado por el Grupo de Trabajo "Cosmic Light" de la IAU

IAU International Astronomical Union

Editoras: Rosa M. Ros y Beatriz García



Primera edición: Julio 2014

©: NASE

©: Alexandre da Costa, Susana Deustua,
Julieta Fierro, Beatriz García, Ricardo Moreno,
John Percy, Rosa M. Ros, 2014 por el texto

Edición: Rosa M. Ros y Beatriz García

Diseño Gráfico: Maria Vidal

Impreso en la UE

ISBN: 978-84-15771-42-5

Imprime:
Albedo Fulldome, S.L



Índice

Introducción	3
Evolución de las Estrellas	5
Cosmología	21
Simuladores del Movimiento	29
Espectro Solar y Manchas Solares	53
Vida de las Estrellas	71
Astronomía fuera del visible	87
Expansión del Universo	102
Preparación de Observaciones	121

Introducción

El aprendizaje es experiencia, todo lo demás es información, Albert Einstein.

A lo largo de la historia de la Humanidad la luz ha representado un objeto de estudio fascinante. La base de la astronomía es el estudio científico de la energía electromagnética, ya sea a partir de la radiación que llega de los objetos celestes (producida por ellos o reflejada) o bien a partir del estudio físico de la misma. Las aplicaciones de esta energía en la tecnología han significado un cambio fundamental en la vida de los seres humanos.

Una notable serie de hitos en la historia de la ciencia de la luz nos permiten asegurar que su estudio cruza transversalmente a las ciencias y la tecnología. En 1815, en Francia Fresnel expuso la teoría del carácter ondulatorio de la luz; en 1865, en Inglaterra Maxwell describió la teoría electromagnética de la luz, precursora de la relatividad; en 1915, en Alemania Einstein desarrolló la Relatividad General que confirmó el papel central de la luz en el espacio y en el tiempo, y en 1965, en Estados Unidos Penzias y Wilson descubrieron el fondo cósmico de microondas, remanente fósil de la creación del universo. Por otra parte, en 2015 se cumplirán 1000 años desde que se publicaran los grandes trabajos de Ibn al-Haytham sobre la óptica, en la Edad de Oro islámica.

La energía electromagnética en general, condición necesaria y suficiente para la vida, ha marcado la evolución sobre el planeta, ha modificado nuestras vidas y constituye una herramienta poderosa que es necesario conocer para usarla adecuadamente.

La Red para la Enseñanza de la Astronomía en la Escuela (Network for Astronomy School Education, NASE) tiene por objetivo fundamental el desarrollo de cursos de formación de calidad en todos los países interesados por fortalecer la astronomía en diferentes niveles de educación. Para ello, propone incorporar temas vinculados con la disciplina en distintos espacios curriculares que permitan introducir a los jóvenes en las ciencias a través de la aproximación al estudio del Universo. La presencia de la astronomía en las escuelas es fundamental y va de la mano de la formación del profesorado.

En las actividades propuestas por NASE se potencia la participación activa, la observación, y la realización de modelos que permitan comprender mejor los contenidos científicos sobre tres premisas fundamentales: los talleres deben ser a costo cero, las actividades pueden completarse en el tiempo de una clase y no es necesario tener un laboratorio especial en la institución. Todas las escuelas tienen un patio, se propone usar este patio como "laboratorio de astronomía" para poder realizar observaciones y hacer que los estudiantes sean los grandes protagonistas en la tarea de aprender.

NASE propone dos textos monográficos, ***Geometrías de luces y sombras*** y ***Luces del Cosmos***, para poner en valor las posibilidades que brinda la luz a la hora de enseñar conceptos en distintas áreas de las ciencias exactas y naturales, desde las matemáticas a la biología y para crear conciencia sobre los grandes logros y descubrimientos de la Humanidad relacionados con la luz y la necesidad del uso responsable de esta energía para el balance sobre la Tierra.

Si bien los textos pueden ser trabajados de manera independiente, ambos abarcan todos los temas de astronomía y astrofísica que se encuentran en los programas de educación de todo el Globo.

Para saber más acerca de los cursos desarrollados en diferentes países, de las actividades y nuevos cursos que han surgido después del curso inicial, invitamos al lector a dirigirse a la página web de NASE (<http://www.naseprogram.org>). El programa no se limita a dar los cursos básicos de formación, sino que promueve a la formación de grupos de trabajo con profesores locales, que es lo que mantiene la llama encendida de esta propuesta, crea nuevos materiales y nuevas actividades que se ponen a disposición de la red internacional en Internet. El material complementario de NASE ofrece un universo de posibilidades al profesor que ha seguido los cursos básicos, que le permite ampliar sus conocimientos y seleccionar nuevas actividades para desarrollar en sus propios cursos e instituciones.

El objetivo primordial de NASE es hacer astronomía entre todos para entender y disfrutar con el proceso de asimilación de nuevos conocimientos.

Finalmente, queremos agradecer a todos los autores su colaboración en la preparación de los materiales. También destacar la gran ayuda recibida para realizar traducciones y contrastar las dos versiones de este libro (español/ inglés), así como preparar y revisar figuras y gráficos a: Ligia Arias, Barbara Castanheira, Lara Eakins, Jaime Fabregat, Keely Finkelstein, Irina Marinova, Néstor Marinozzi, Erin Mentuch Cooper, Isa Oliveira, Cristina Padilla, Silvina Pérez, Claudia Romagnoli, Colette Salyk, Viviana Sebben, Oriol Serrano, Rubén Trillo y Sarah Tuttle.

Evolución de las estrellas

John Percy

International Astronomical Union, Universidad de Toronto (Canadá)

Resumen

Este artículo contiene información acerca de las estrellas y la evolución estelar, que puede ser útil para los profesores de Física en la escuela secundaria. También incluye enlaces a páginas que abordan temas del currículo de ciencias típico.

Objetivos

- Comprender la evolución estelar y los procesos que la determinan.
- Comprender el diagrama de Hertzsprung-Russell.
- Comprender el concepto de magnitud absoluta y aparente.

Introducción

La evolución estelar trata sobre los cambios que se producen en las estrellas hasta su muerte. La gravedad obliga a las estrellas a irradiar energía. Para equilibrar esta pérdida de energía, las estrellas producen energía por la fusión nuclear de elementos más ligeros en otros más pesados. Este proceso cambia lentamente su composición química, y por lo tanto, sus otras propiedades. Con el tiempo, las estrellas agotan su combustible nuclear y mueren. Comprender la naturaleza y evolución de las estrellas nos ayuda a entender y apreciar la naturaleza y evolución de nuestro Sol, la estrella que hace posible la vida en la Tierra. Nos ayuda a entender el origen de nuestro Sistema Solar y de los átomos y moléculas de las que todo, incluyendo la vida, está hecho. Nos ayuda a responder cuestiones tan fundamentales como "¿es posible que otras estrellas produzcan suficiente energía, vivan lo suficiente y permanezcan estables el tiempo suficiente como para que la vida pueda desarrollarse y evolucionar en los planetas que las orbitan?" Por estas y otras razones, la evolución estelar es un tema interesante para los estudiantes.

Las propiedades del Sol y las estrellas

El primer paso para entender el origen y la evolución del Sol y las estrellas es entender sus propiedades. Los estudiantes deben entender *cómo* se determinan estas propiedades. El Sol es la estrella más cercana y se presenta en otras conferencias de este curso. Aquí, consideramos al Sol en lo que se refiere a la evolución estelar. Los estudiantes deberían entender las propiedades, la estructura y la fuente de energía del Sol, porque los mismos principios permiten a los astrónomos determinar la estructura y evolución de todas las estrellas.

El Sol

Las propiedades básicas del Sol son relativamente fáciles de determinar, en comparación con las de otras estrellas. Su distancia media es de $1,495978715 \times 10^{11}$ m; llamamos a esto una *Unidad Astronómica*. A partir de ella, su radio angular observado (959,63 segundos de arco) se puede convertir, por la trigonometría, en un radio lineal: $6,96265 \times 10^8$ metros o 696.265 kilómetros. Su flujo observado (1.370 W/m^2) a la distancia de la Tierra se puede convertir en una potencia total: $3,85 \times 10^{26}$ W.

La masa se puede determinar a partir de la fuerza de atracción gravitatoria sobre los planetas, utilizando las leyes de Newton del movimiento y la gravitación: $1,9891 \times 10^{30}$ kg. La temperatura de su superficie radiante -la capa de la cual proviene su luz- es 5780 K. Su período de rotación es de aproximadamente 25 días, pero varía con la latitud en el Sol, y es casi exactamente esférico. Está formado principalmente por hidrógeno y helio.

Las estrellas

La propiedad observable más evidente de una estrella es su brillo aparente. Esto es medido como una *magnitud*, que es una medida logarítmica del flujo de energía (cantidad de energía por unidad de superficie) que nosotros recibimos.

La escala de magnitudes fue desarrollada por el astrónomo griego Hiparco (190-120 a.C). Clasificó las estrellas como de magnitud 1, 2, 3, 4 y 5. Esta es la razón por la cual, las estrellas más débiles tienen magnitudes más positivas. Más tarde, se constató que, debido a que nuestros sentidos reaccionan de manera logarítmica a los estímulos, había una relación fija de brillo (2.512), correspondiente a una diferencia de 1 magnitud. La estrella más brillante en el cielo nocturno tiene una magnitud de -1,44. La estrella más tenue visible con el telescopio más grande tiene una magnitud de alrededor de 30.

El brillo aparente B de una estrella depende de su potencia P y de su distancia D , de acuerdo con la ley de la inversa del cuadrado: el brillo es directamente proporcional a la potencia e inversamente proporcional al cuadrado de la distancia: $B = \text{Cte} \times P/D^2$. En las estrellas cercanas, la distancia puede ser medida por paralaje. Los estudiantes pueden hacer una demostración de la paralaje, y para demostrar que la paralaje es inversamente proporcional a la distancia del objeto observado. La potencia de las estrellas puede ser calculada a partir del brillo medido y la ley de la inversa del cuadrado de la distancia.

Diferentes estrellas tienen colores ligeramente diferentes, se puede ver esto más fácilmente buscando las estrellas Rigel (Beta Orionis) y Betelgeuse (Alpha Orionis) en la constelación Orión (figura 1). Los estudiantes pueden observar las estrellas por la noche y experimentar la maravilla y la belleza del cielo real. Los colores de las estrellas se deben a las diferentes temperaturas de las capas de radiación de las estrellas, estrellas frías aparecen ligeramente enrojecidas; estrellas calientes aparecen ligeramente azules. (Es lo opuesto a los colores que vemos en los grifos de agua fría y caliente en el baño!) Esto se debe a la forma en la que nuestros ojos responden al color, una estrella roja aparece blanca rojiza, y una estrella azul

aparece de color blanco azulado. El color puede ser medido con precisión usando un fotómetro con filtros de color, y la temperatura se puede determinar a partir del color.



Fig. 1: La constelación de Orión. Betelgeuse, la estrella de la parte superior izquierda, es fría, por lo que parece enrojecida. Deneb, la estrella inferior derecha, es caliente, por lo que parece azulada.

La temperatura de la estrella también puede determinarse a partir de su espectro -la distribución de colores o longitudes de onda en la luz de la estrella (figura 2). Esta figura ilustra la belleza de los colores de la luz de las estrellas. Esta luz ha pasado por la atmósfera exterior de la estrella, y los iones, átomos y moléculas en la atmósfera absorben longitudes de onda específicas del espectro. Esto produce líneas oscuras, o colores que faltan en el espectro (figura 2). Dependiendo de la temperatura de la atmósfera, los átomos pueden ser ionizados, excitados, o combinados en moléculas. El estado observado de los átomos, en el espectro, proporciona información sobre la temperatura.

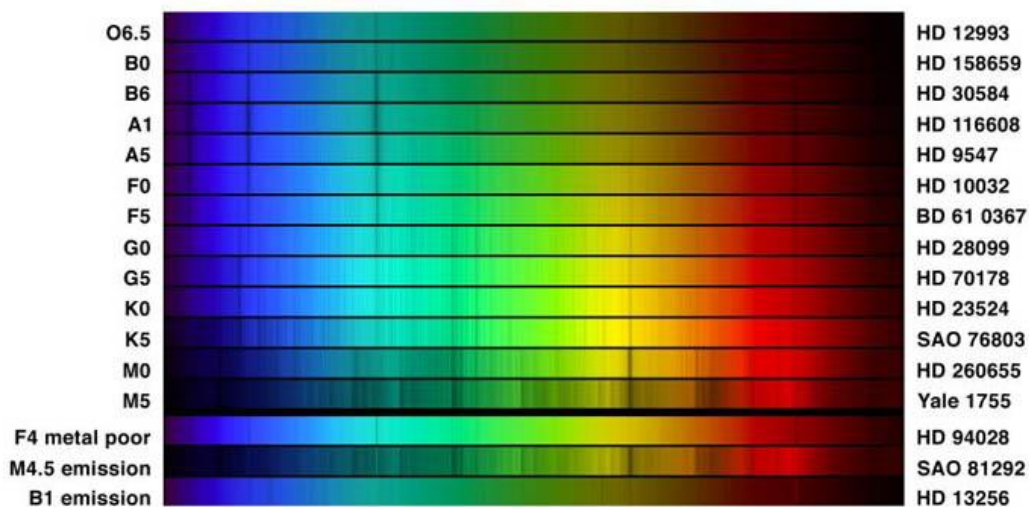


Fig. 2: Los espectros de muchas estrellas, desde la más caliente (O6.5: arriba) hasta la más fría (M5: abajo). Las diferentes apariencias de los espectros se deben a las diferentes temperaturas de las estrellas. Los tres espectros de abajo son de estrellas peculiares de alguna manera. (Fuente: Observatorio Nacional de Astronomía Óptica).

Hace un siglo, los astrónomos descubrieron una relación importante entre la potencia o luminosidad de una estrella y su temperatura: para la mayoría (pero no todas) de las estrellas, la potencia aumenta con su temperatura. Se descubrió más tarde que el factor determinante es la masa de la estrella: estrellas más masivas son más luminosas, y más calientes. Un gráfico de potencia-temperatura se llama diagrama de Hertzsprung-Russell (figura 3). Es muy importante que los estudiantes aprendan a construir gráficos de este tipo e interpretarlos.

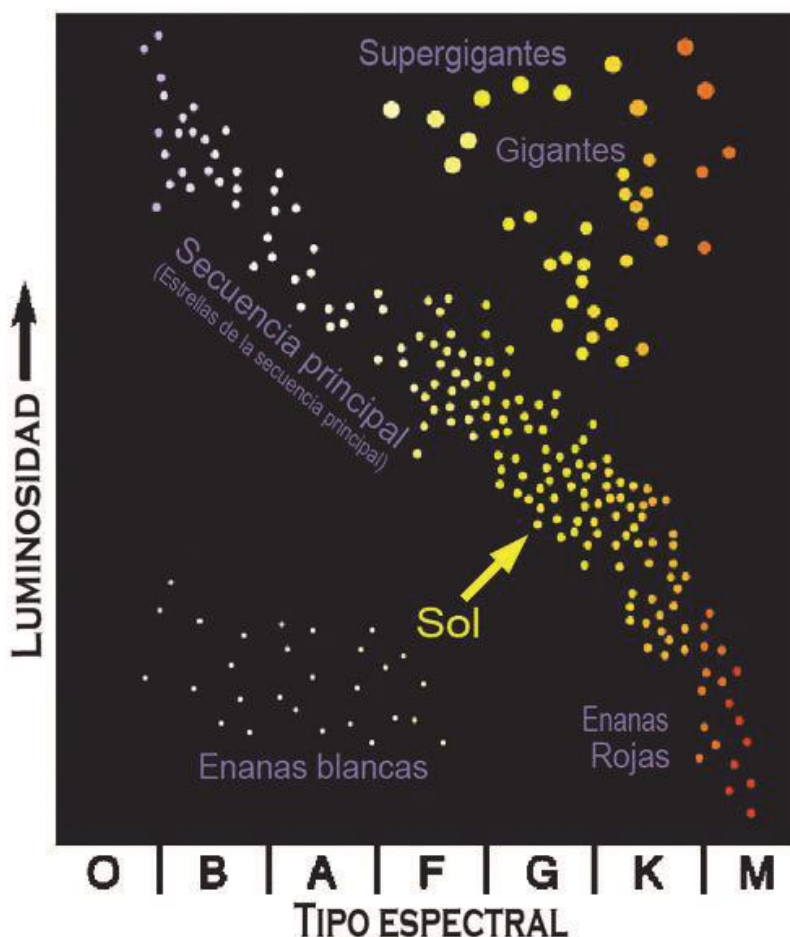


Fig. 3:Diagrama de Hertzsprung-Russell, un gráfico de la energía o la luminosidad estelar versus la temperatura. Por razones históricas, el aumento de la temperatura es hacia la izquierda. Las letras OBAFGKM son los tipos espectrales que se relacionan con la temperatura. Las líneas diagonales muestran los radios de las estrellas; las estrellas más grandes (gigantes y supergigantes) se encuentran en la parte superior derecha, las más pequeñas (enanas) se encuentran en la parte inferior izquierda. Obsérvese la secuencia principal (main sequence) desde la parte inferior derecha hasta la parte superior izquierda. La mayoría de estrellas se encuentran en esa secuencia. Se muestran las masas de las estrellas de la secuencia principal y la ubicación de algunas estrellas conocidas. (Fuente: Universidad de California Berkeley).

Un objetivo importante de la astronomía es determinar la potencia de estrellas de diferentes tipos. Entonces, si ese tipo de estrellas se observa en otras partes del Universo, los astrónomos pueden usar su brillo medido “B” y su potencia asumida, P, para determinar su distancia D, a partir de la ley de la inversa del cuadrado: P/D^2 .

Los espectros de las estrellas (y de las nebulosas) también revelan de qué están hechas: la *curva de abundancia cósmica* (figura 4). Se componen de alrededor de $\frac{3}{4}$ de hidrógeno, $\frac{1}{4}$ helio, y el 2% de elementos más pesados, sobre todo carbono, nitrógeno y oxígeno.

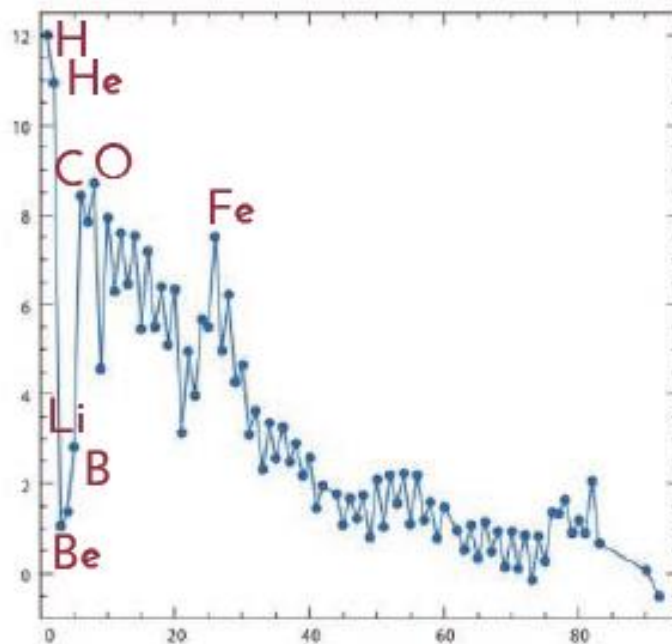


Fig. 4: La abundancia de los elementos en el Sol y las estrellas. El hidrógeno y el helio son los más abundantes. Hay muy poco litio, berilio y boro y bastante carbono, nitrógeno y oxígeno. Las abundancias de los demás elementos disminuyen considerablemente al aumentar el número atómico. El hidrógeno es 10^{12} veces más abundante que el uranio. Los elementos con número par de protones tienen una mayor abundancia que los elementos con los números impares de protones. Los elementos más ligeros que el hierro se producen por la fusión nuclear en las estrellas. Los elementos más pesados que el hierro se producen por captura de neutrones en explosiones de supernova. (Fuente: NASA).

Alrededor de la mitad de las estrellas en el espacio cercano del Sol son *binarias* o *estrellas dobles* - dos estrellas que orbitan una alrededor de la otra. Las estrellas dobles son importantes porque permiten a los astrónomos medir las masas de las estrellas observando el movimiento de la segunda estrella y viceversa. Sirio, Procyon, y Capella son ejemplos de estrellas dobles. También hay *estrellas múltiples*: tres o más estrellas en órbita una alrededor de la otra. Alpha Centauri, la estrella más cercana al Sol, es una estrella triple. Epsilon Lyrae es una estrella cuádruple.

Como se mencionó anteriormente, existe una importante relación entre la potencia de una estrella y su masa: la potencia es proporcional, aproximadamente, al cubo de la masa. Esto se llama *relación masa-luminosidad*.

Las masas de las estrellas varían entre 0,1 a 100 veces la del Sol. Las potencias oscilan entre 0,0001 y 1.000.000 de veces la del Sol. Las estrellas más calientes presentan unos 50.000 K, las más frías, alrededor de 2.000 K. Cuando los astrónomos estudian las estrellas, encuentran que el Sol es más masivo y potente que el 95% de todas las estrellas en su vecindad. Las estrellas masivas y de gran potencia son extremadamente raras. El Sol no es una estrella promedio. Está por encima del promedio!

La estructura del Sol y las estrellas

La estructura del Sol y las estrellas queda determinada principalmente por la gravedad. La gravedad hace que el Sol fluido sea casi perfectamente esférico. En las profundidades del Sol, la presión aumenta, debido al peso de las capas de gas por encima. De acuerdo con la ley de los gases, que se aplica a un gas perfecto, la densidad y la temperatura también será mayor si la presión es mayor. Si las capas más profundas son más calientes, el calor fluirá hacia el exterior, ya que el calor siempre fluye de lo más caliente a lo menos caliente. Esto puede ocurrir por radiación o convección. Estos tres principios dan lugar a la ley de masa-luminosidad.

Si el calor fluye saliendo del Sol, entonces las capas más profundas se enfriarán, y la gravedad haría que el Sol se contrajera, de no existir la energía que se produce en el centro de la estrella por el proceso de la fusión termonuclear, que se describe más adelante.

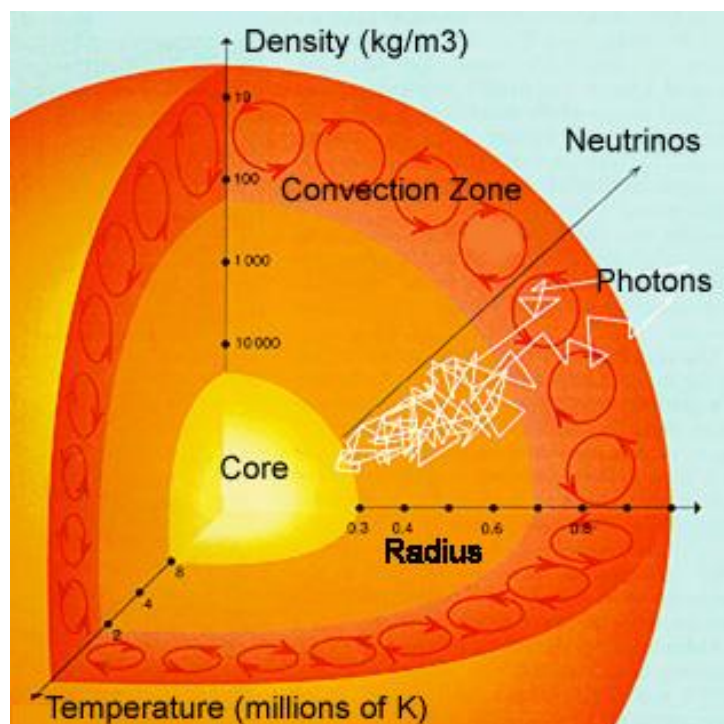


Fig. 5: Una sección del Sol, determinada a partir de modelos del Sol. En la zona exterior, la energía es transportada por convección, por debajo de esa zona, la energía es transportada por radiación. La energía se produce en el núcleo. (Fuente: Instituto de Física Teórica de la Universidad de Oslo).

Estos cuatro principios simples se aplican a todas las estrellas. Pueden expresarse como ecuaciones y pueden ser resueltos en una computadora. Esto da un modelo de Sol o estrella: la presión, densidad y flujo de energía en cada una de las distancias desde el centro de la estrella. Este es el método básico por el cual los astrónomos conocen la estructura y evolución de las estrellas. El modelo se construye para una masa y composición específicas de la estrella, supuestas, y debe ser capaz de predecir el radio de la estrella, la potencia y otras propiedades observadas.

Los astrónomos han desarrollado recientemente un método muy eficaz para testear sus modelos de la estructura del Sol y de las estrellas -heliosismología o, en otras estrellas, astrosismología. El Sol y las estrellas vibran suavemente en miles de diferentes patrones o modos. Esto se puede observar con instrumentos sensibles y comparar con las propiedades de las vibraciones predichas por los modelos.

La fuente de energía del Sol y de las estrellas

Los científicos se preguntaron hace muchos siglos, cuál era la fuente de energía del Sol y de las estrellas. La fuente más obvia era la combustión química de materia como el petróleo o el gas natural, pero, debido a la muy alta potencia del Sol (4×10^{26} W), esta fuente duraría sólo unos pocos miles de años. Pero hasta hace unos pocos siglos, la gente pensaba que la edad de la Tierra y el Universo era de sólo unos pocos miles de años, porque eso era lo que la Biblia parecía decir!

Después de los trabajos de Isaac Newton, que desarrolló la Ley de la Gravitación Universal, los científicos se dieron cuenta de que el Sol y las estrellas podrían generar energía a partir de lentas contracciones. La energía gravitacional (potencial) de la materia se podría convertir en calor y radiación. Esta fuente de energía podría durar unas pocas decenas de millones de años. Sin embargo, la evidencia geológica sugirió que la Tierra, y por lo tanto el Sol, era mucho más vieja que eso.

A finales del siglo XIX, los científicos descubrieron la radiactividad, como un producto de la fisión nuclear. Los elementos radiactivos, sin embargo, son muy raros en el Sol y las estrellas, y no hubieran podido aportar potencia para ellos durante miles de millones de años. Finalmente, los científicos descubrieron en el siglo XX que los elementos livianos podían fundirse y transformarse en elementos más pesados, un proceso llamado fusión nuclear. Si la temperatura y densidad eran lo suficientemente altas, estas producirían grandes cantidades de energía - más que suficiente para dar la potencia del Sol y las estrellas. El elemento con la mayor energía potencial de fusión era el hidrógeno, que es el elemento más abundante en el Sol y las estrellas.

En las estrellas de poca masa como el Sol, la fusión del hidrógeno se produce en una serie de pasos llamados cadena proton-proton o pp. Dos protones se fusionan para formar deuterio. Otro proton se une al deuterio para formar helio-3. Los núcleos de helio-3, se fusionan para producir núcleos de helio-4, el isótopo normal de helio (figura 6).

En las estrellas masivas, el hidrógeno se transforma en helio a través de una serie diferente de pasos llamados ciclo CNO, en el cual el carbono-12 se utiliza como catalizador (figura 7). El resultado neto, en cada caso, es que cuatro núcleos de hidrógeno se fusionan para formar un núcleo de helio. Una pequeña fracción de la masa de los núcleos de hidrógeno se convierte en energía. Puesto que los núcleos normalmente se repelen entre sí, debido a sus cargas positivas, la fusión se produce sólo si los núcleos chocan con gran energía (alta temperatura) y frecuentemente (alta densidad).

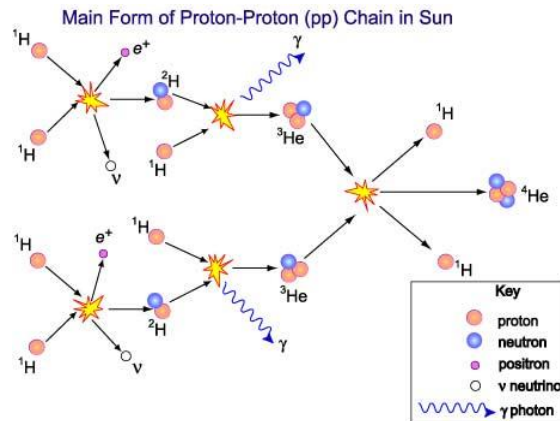


Fig. 6: La cadena de reacciones protón-protón por la cual el hidrógeno se fusiona en helio en el Sol y otras estrellas de baja masa. En ésta figura y en la siguiente, los neutrinos (ν) son emitidos en algunas de las reacciones. La energía es emitida en forma de rayos gamma (rayos γ) y energía cinética de los núcleos. (Fuente: Australia Telescope Facility Nacional).

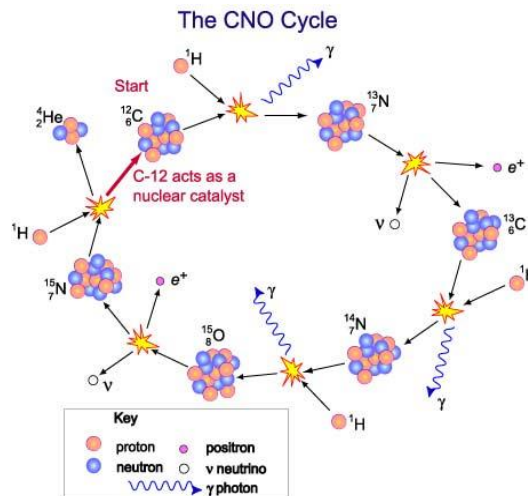


Fig. 7: El ciclo CNO mediante el cual el hidrógeno se fusiona en helio en las estrellas más masivas que el Sol. Carbono-12 (marcado como "start") actúa como un catalizador y participa en el proceso, sin ser utilizado en el mismo. (Fuente: Australia Telescope Facility Nacional).

Si la fusión nuclear es la que define la energía del Sol, entonces las reacciones de fusión deben producir un gran número de partículas subatómicas llamadas *neutrinos*. Normalmente, éstas pasan a través de la materia sin interactuar con ella. Hay miles de millones de neutrinos que pasan a través de nuestros cuerpos cada segundo. Con un "Observatorio de neutrinos" especial se pueden detectar algunos de estos neutrinos. El primer observatorio de neutrinos detectó sólo un tercio del número de neutrinos previsto. Este "problema de los neutrinos Solares" duró más de 20 años, pero fue eventualmente resuelto por el Observatorio de Neutrinos Sudbury (SNO) en Canadá (figura 8). El corazón del observatorio era un gran tanque de agua pesada -agua en la que algunos de los núcleos de hidrógeno son en realidad deuterio. Estos núcleos de vez en cuando absorben un neutrino y emiten un destello de luz. Hay tres tipos de neutrinos. Dos tercios de los neutrinos procedentes del Sol se transforman en otros tipos. SNO es sensible a los tres tipos de neutrinos, y detectó el número total de neutrinos predichos por la teoría.

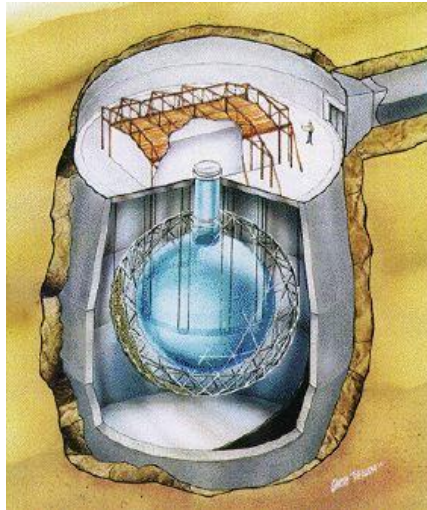


Fig. 8: El Observatorio de Neutrinos de Sudbury, donde los científicos han confirmado los modelos de la fusión nuclear en el Sol, observando el flujo de neutrinos predicho. El corazón del observatorio es un gran tanque de agua pesada. Los núcleos de deuterio interactúan ocasionalmente con un neutrino para producir un destello de luz observable. (Fuente: Observatorio de Neutrinos de Sudbury).

Debido a que "el método científico" es un concepto tan fundamental en la enseñanza de la ciencia, debemos empezar por explicar cómo los astrónomos entienden la evolución de las estrellas:

- mediante el uso de *simulaciones por ordenador*, basadas en las leyes de la física, tal como se describió anteriormente;
- mediante la *observación* de las estrellas en el cielo, que se encuentran en distintas fases de evolución, ubicándolas en una "secuencia evolutiva" lógica;
- mediante la observación de *cúmulos estelares*: grupos de estrellas que se formaron al mismo tiempo de la misma nube de gas y polvo, pero con diferentes masas. Hay miles de cúmulos de estrellas en nuestra galaxia, incluyendo cerca de 150 *cúmulos globulares* que se encuentran entre los objetos más antiguos de nuestra galaxia. Las Híades, las Pléyades, y la mayoría de las estrellas de la Osa Mayor, son grupos que pueden verse a simple vista. Las agrupaciones son "experimentos de la naturaleza": grupos de estrellas formados del mismo material, en el mismo lugar, al mismo tiempo. Sus estrellas difieren sólo en la masa. Debido a que diferentes grupos tienen diferentes edades, podemos ver cómo una colección de estrellas de diferentes masas puede verse cuando alcance diferentes edades, tras su nacimiento.
- mediante la observación directa de las *etapas rápidas* de la evolución, que serán muy raros, ya que duran sólo una fracción muy pequeña de la vida de las estrellas;
- mediante el estudio de los cambios en los períodos de *estrellas variables pulsantes*. Estos cambios son pequeños, pero observables. Los períodos de estas estrellas dependen del radio de la estrella. Como el radio cambia debido a la evolución, el período también lo hará. El cambio en el período se puede medir a través de observaciones sistemáticas, a largo plazo, de las estrellas.

El primer método, el uso de simulaciones por ordenador, era el mismo método que se utilizó para determinar la estructura de la estrella. Una vez que la estructura de la estrella es

conocida, conocemos la temperatura y la densidad en cada punto de la estrella, y calculamos cómo puede cambiar la composición química por los procesos termonucleares que se producen. Estos cambios en la composición puede ser incorporada en el siguiente modelo en la secuencia evolutiva.

Las estrellas variables pulsantes más famosas son las llamadas Cefeidas, por la estrella Delta Cephei, que es un ejemplo brillante. Existe una relación entre el período de variación de una Cefeida y su potencia. Midiendo el período, los astrónomos pueden determinar la potencia, y por lo tanto la distancia, usando la ley del inverso del cuadrado de la distancia. Las Cefeidas son una herramienta importante para determinar el tamaño y la escala de edad del Universo.

Los alumnos pueden observar estrellas variables, a través de proyectos como *Citizen Sky*. Esto les permite desarrollar una variedad de habilidades en ciencia y matemáticas, mientras que hacen ciencia real y tal vez incluso contribuyan al desarrollo de conocimientos astronómicos.

Vida y muerte del Sol y las estrellas

La fusión del hidrógeno es un proceso muy eficiente. Proporciona energía a las estrellas en toda su larga vida. Las reacciones de fusión son más rápidas en el centro de la estrella, donde la temperatura y la densidad son más altas. La estrella por lo tanto desarrolla un núcleo de helio que poco a poco se expande hacia el exterior. Cuando esto ocurre, el núcleo de la estrella se reduce y se hace más caliente, por lo que el hidrógeno alrededor del núcleo de helio se calienta lo suficiente para fusionarse. Esto provoca que las capas externas de la estrella se expandan - lentamente al principio, pero luego más rápidamente. Se convierte en una estrella gigante roja, hasta cien veces más grande que el Sol. Por último, el núcleo central de helio se calienta lo suficiente como para que el helio se fusione en el carbón. Esta fusión equilibra la fuerza hacia el centro de la gravedad, pero no por mucho tiempo, porque la fusión del helio no es tan eficiente como la fusión del hidrógeno. Después de esto, el núcleo de carbón se contrae, haciéndose más caliente, y las capas externas de la estrella se expanden para convertirse en una gigante aún más grande de color rojo. Las estrellas más masivas se expanden a un tamaño aún mayor y se convierten en estrellas supergigantes rojas.

Una estrella muere cuando se le acaba el combustible. No hay otra fuente de energía para mantener el interior de la estrella caliente, y para producir una presión del gas hacia el exterior suficiente para detener la contracción gravitatoria de la estrella. El tipo de muerte depende de la masa de la estrella.

La duración de la vida de la estrella también depende de su masa: las estrellas de baja masa tienen muy baja potencia y tiempos de vida muy largos -decenas de miles de millones de años. Las estrellas de gran masa tienen muy alta potencia y tiempos de vida muy cortos- de millones de años. La mayoría de las estrellas son de muy baja masa y su vida superará a la edad actual del Universo.

Antes de su muerte, una estrella pierde masa. Cuando ha usado el último hidrógeno, y luego lo que quedaba de helio, se expandirá transformándose en una estrella gigante roja, de más de cien veces el radio del Sol y más de mil millones de veces su volumen. Los estudiantes pueden hacer un modelo a escala, que permite visualizar los enormes cambios en el tamaño de la estrella a medida que evoluciona. La gravedad en las capas exteriores de una gigante roja es muy baja. También comienza una pulsación, una rítmica expansión y contracción. Debido al gran tamaño de una gigante roja, cada ciclo de la pulsación lleva meses o años. Esto acaba

llevando a las capas exteriores de la estrella hacia el espacio, formando una hermosa *nebulosa planetaria*, en lenta expansión alrededor de la estrella que muere (figura 9). Los gases en la nebulosa planetaria son excitados hasta producir fluorescencia por la luz ultravioleta que proviene del núcleo caliente de la estrella. Finalmente, se aparta de la estrella, y se une con otro gas y polvo para formar nuevas nebulosas de las cuales nacerán nuevas estrellas.



Fig. 9: La nebulosa Helix, una nebulosa planetaria. Los gases de la nebulosa fueron expulsados de la estrella durante su fase evolutiva de gigante roja. El núcleo de la estrella es una enana blanca caliente. Se puede ver, débil, en el centro de la nebulosa. (Fuente: NASA).

La vida de las estrellas masivas es ligeramente diferente de las estrellas de baja masa. En estrellas de poca masa, la energía es transportada desde el núcleo hacia el exterior por la radiación. En el núcleo de estrellas masivas, la energía es transportada por convección, por lo que el núcleo de la estrella está completamente mezclado. Cuando el hidrógeno se agota en el núcleo, la estrella cambia muy rápidamente y se transforma en una gigante roja. En el caso de estrellas de baja masa, la transición es más gradual.

Las estrellas deben tener una masa de más de 0,08 veces la del Sol. De lo contrario, sus centros no serán lo suficientemente calientes y densos para que el hidrógeno se fusione. Las estrellas más masivas tienen masas de alrededor de un centenar de veces la del Sol y tienen tanta potencia que su propia radiación detendrá la formación y les impedirá permanecer estables.

Estrellas comunes, de baja masa

En las estrellas con una masa inicial inferior a ocho veces la del Sol, la pérdida de masa final deja un núcleo de menos de 1,4 veces la masa del Sol. Este núcleo no tiene combustible termonuclear. La fuerza hacia el centro de la gravedad es equilibrada por la presión externa de electrones. Ellos resisten cualquier nueva contracción, debido al principio de exclusión de Pauli - una ley de la teoría cuántica que indica que hay un límite en el número de electrones que puede existir en un determinado volumen. Estos núcleos se llaman *enanas blancas* y tienen masas inferiores a 1,44 veces la del Sol. Esto se conoce como el *límite de Chandrasekhar*, porque el astrónomo indio-estadounidense y Premio Nobel Subrahmanyan Chandrasekhar demostró que una enana blanca más masiva que este límite, se derrumbaría bajo su propio peso.

Las enanas blancas son los puntos finales normales de la evolución estelar. Son muy comunes en nuestra galaxia, pero son difíciles de ver ya que no son más grandes que la Tierra. Aunque están calientes, tienen un área de radiación muy pequeña y son por tanto muy poco brillantes. Sus potencias son miles de veces menores que la del Sol. Las estrellas brillantes Sirio y Proción tienen enanas blancas orbitando a su alrededor. Estas enanas blancas no tienen ninguna fuente de energía, además de su calor almacenado. Son como brasas de carbón, enfriándose en una chimenea. Después de miles de millones de años, se enfriarán por completo, y se harán frías y oscuras.

Las raras estrellas masivas

Las estrellas masivas son calientes y de gran potencia, pero muy raras. Tienen una vida corta de unos pocos millones de años. Sus núcleos son lo suficientemente calientes y densos como para fusionar elementos hasta el hierro. El núcleo de hierro no tiene energía disponible, ya sea por fusión o fisión. No hay una fuente de energía para mantener el núcleo caliente y para resistir la fuerza de la gravedad. La gravedad colapsa el centro de la estrella en un segundo, convirtiéndolo en una bola de neutrones (o incluso de materia extraña), liberando enormes cantidades de energía gravitacional. Esto provoca que las capas externas de la estrella estallen como una *supernova* (figura 10). Estas capas externas son expulsadas con velocidades de hasta 10.000 km/s y la estrella se convierte en supernova.

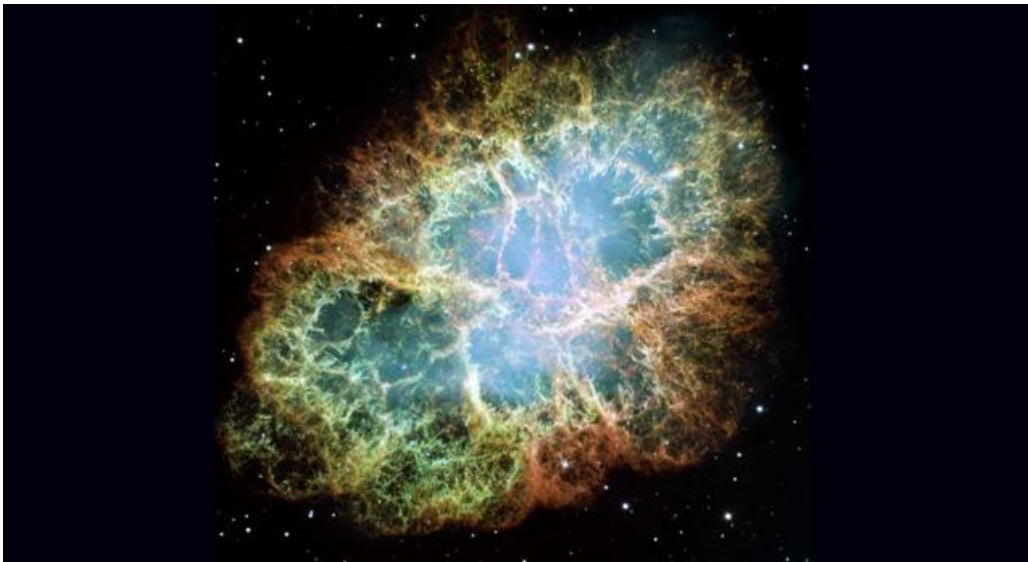


Fig. 10: La Nebulosa del Cangrejo, el remanente de una explosión de supernova que fue registrada por los astrónomos en Asia en 1054 d.C. El núcleo de la estrella que explotó es una estrella de neutrones en rápida rotación, o púlsar, dentro de la nebulosa. Una pequeña fracción de su energía de rotación se transmite a la nebulosa, haciendo que brille. (Fuente: NASA)

Una supernova, en su luminosidad máxima, puede ser tan brillante como una galaxia entera de cientos de miles de millones de estrellas. Tycho Brahe y Johannes Kepler observaron y estudiaron supernovas brillantes, en 1572 y 1604, respectivamente. Según Aristóteles, las estrellas eran perfectas y no cambiaban, pero Brahe y Kepler demostraron lo contrario. Ninguna supernova se ha observado en la Vía Láctea durante los últimos 400 años. Una supernova, visible a simple vista, se observó en 1987 en la Gran Nube de Magallanes, una pequeña galaxia satélite de la Vía Láctea.

La masa del núcleo de la supernova es mayor que el límite de Chandrasekhar. Los protones y electrones en el núcleo que se contrae, se funden para producir neutrones y neutrinos. Las explosiones de neutrinos podrían ser detectadas por un observatorio de neutrinos. Si la masa del núcleo es menor que unas tres veces la masa del Sol, la estrella será estable. La fuerza de la gravedad, hacia adentro, está equilibrada por la presión cuántica, hacia afuera, de los neutrones. El objeto se llama *estrella de neutrones*. Su diámetro es de unos 10 km. Su densidad es de más de 10^{14} veces la del agua. Puede ser visible con un telescopio de rayos X si todavía está muy caliente, pero las estrellas de neutrones fueron descubiertas de una manera muy inesperada - como fuentes de pulsos de ondas de radio, llamadas *púlsares*. Los periodos del pulso son de alrededor de un segundo, a veces mucho menos. La radiación es producida por el fuerte campo magnético de la estrella de neutrones, y que sea pulsante se debe a la rápida rotación de la estrella.

Hay un segundo tipo de supernova que se produce en sistemas estelares binarios en los que una estrella ha muerto y se ha convertido en una enana blanca. Cuando la segunda estrella comienza a expandirse, puede entregar gas a su compañera enana blanca. Si la masa de la enana blanca se hace mayor que el límite de Chandrasekhar, el material se funde, casi al instante, transformándose en carbono, liberando suficiente energía como para destruir a la estrella.

En una explosión de supernova, todos los elementos químicos que han sido producidos por reacciones de fusión son expulsados al espacio. Los elementos más pesados que el hierro se producen sólo en este tipo de explosiones, en pequeñas cantidades.

Las muy raras estrellas muy masivas

Las estrellas de gran masa son muy raras - una en mil millones. Tienen potencias de hasta millones de veces la del Sol, y vidas muy cortas. Son tan masivas que, cuando se acaba su energía y el núcleo se colapsa, su masa es más de tres veces la masa del Sol. La gravedad supera incluso la presión cuántica de los neutrones. El núcleo sigue hacia el colapso, hasta que es tan denso que su fuerza gravitatoria impide que algo escape de él, inclusive la luz. Se convierte en un agujero negro. Los agujeros negros no emiten radiación alguna, pero, si tienen una estrella normal como compañera, obligan a que se mueva en una órbita. El movimiento observado de la compañera permite a los astrónomos detectar el agujero negro y medir su masa. Más aún: una pequeña cantidad de gas de la estrella normal puede ser atraído hacia el agujero negro, y se calienta hasta que brilla en rayos X antes de caer en el agujero negro (figura 11). Los alrededores de los agujeros negros, son por lo tanto fuertes fuentes de rayos X y se detectan con telescopios de rayos X.

En el mismo centro de muchas galaxias, incluyendo nuestra Vía Láctea, los astrónomos han descubierto *agujeros negros supermasivos*, millones o miles de millones de veces más masivos que el Sol. Su masa se mide a partir de su efecto sobre las estrellas visibles cerca de los centros de las galaxias. Los agujeros negros supermasivos parecen haberse formado como parte del proceso del nacimiento de la galaxia, pero no está claro cómo sucedió esto. Uno de los objetivos de la astronomía del siglo XXI es comprender cómo las primeras estrellas, galaxias y agujeros negros súper masivos se formaron, poco después del nacimiento del Universo.

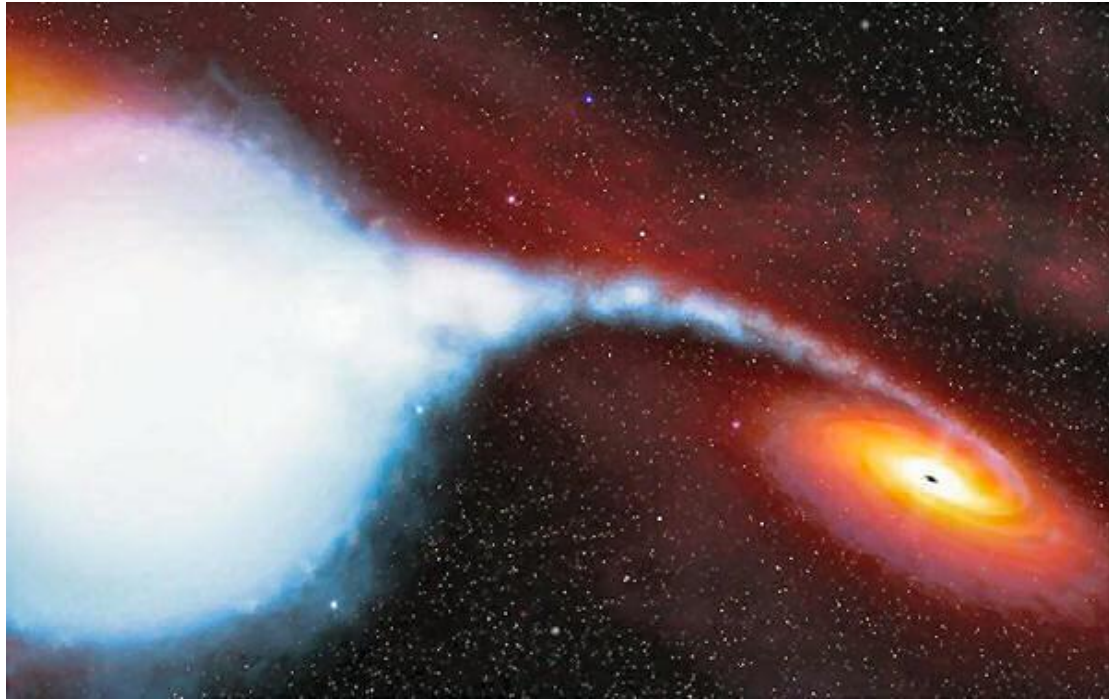


Fig. 11: Concepción artística de la estrella binaria, fuente de rayos X, Cygnus X-1. Se trata de una estrella normal masiva (izquierda) y un agujero negro (derecha), de unas 15 veces la masa del Sol, en órbita mutua. Parte de los gases de la estrella normal se ven empujados hacia un *disco de acreción* alrededor del agujero negro y finalmente caen en el agujero negro en sí. Los gases se calientan a temperaturas muy altas, lo que produce emisión en rayos X. (Fuente: NASA)

Estrellas variables cataclísmicas

Aproximadamente la mitad de todas las estrellas son estrellas binarias, de dos o incluso más estrellas en órbita mutua. A menudo, las órbitas son muy grandes, y las dos estrellas no interfieren con la evolución de una u otra. Pero si la órbita es pequeña, las dos estrellas pueden interactuar, sobre todo cuando una se expande como gigante roja. Y si una estrella muere para convertirse en una enana blanca, una estrella de neutrones o un agujero negro, en la evolución la estrella normal puede derramar su material sobre la estrella muerta y muchas cosas interesantes pueden suceder (figura 12). El sistema de la estrella binaria varía en brillo, por diversas razones, y se llama *estrella variable cataclísmica*. Como se señaló anteriormente, una compañera enana blanca podría explotar como una supernova si le fuera aportada suficiente masa. Si la estrella normal derrama material rico en hidrógeno sobre la enana blanca, ese material podría explotar, a través de la fusión del hidrógeno, como una nova. El material que cae hacia la enana blanca, la estrella de neutrones o el agujero negro puede simplemente volverse muy caliente, porque su energía potencial gravitatoria se convierte en calor, y producen radiación de alta energía tales como Rayos X.

En la concepción del artista de un agujero negro (figura 11), se puede ver el *disco de acreción* de gas alrededor del agujero negro, y la corriente de gas de la estrella normal que fluye hacia el mismo.

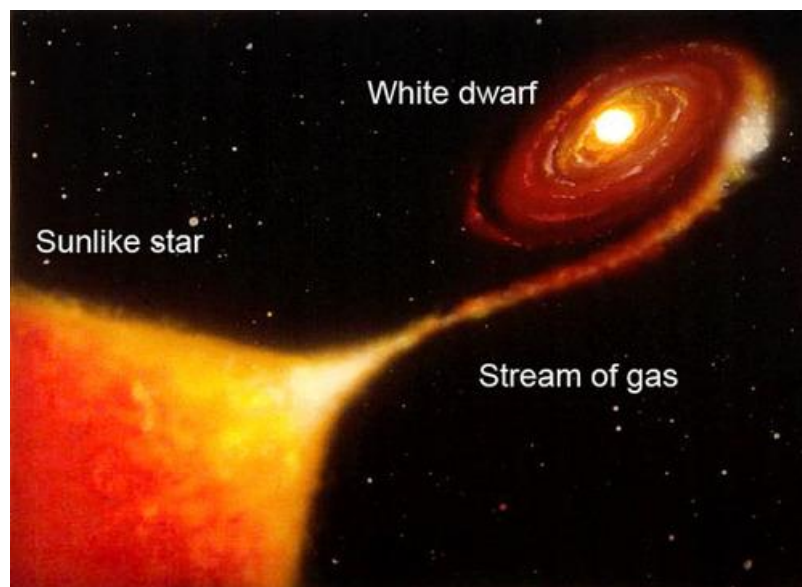


Fig.12: Una estrella variable cataclísmica. La materia es arrastrada de la estrella normal (izqda) hacia la enana blanca (a la derecha). Esto golpea el disco de acreción alrededor de la enana blanca, lo que provoca un parpadeo en brillo. La materia eventualmente cae en la enana blanca, donde puede fulgurar o explotar. (Fuente: NASA).

El nacimiento del Sol y las estrellas

¡Las estrellas están naciendo ahora! Debido a que las estrellas más masivas tienen una vida útil de sólo unos pocos millones de años y debido a que la edad del Universo es más de diez mil millones de años, se deduce que las estrellas masivas que vemos tienen que haber nacido hace muy poco. Su ubicación nos da una pista: se encuentran en y cerca de grandes nubes de gas y polvo llamadas *nebulosas*. El gas consiste en iones, átomos y moléculas, sobre todo de hidrógeno, algo de helio y muy pequeñas cantidades de los elementos más pesados. El polvo está formado por granos de silicato y grafito, con tamaños de menos de un micrómetro. Hay mucho menos polvo que gas, pero el polvo juega un papel importante en la nebulosa. Permite que las moléculas se formen, protegiéndolas de la intensa radiación de las estrellas cercanas. Su superficie puede servir de catalizador para la formación de moléculas. La Nebulosa más cercana, grande y brillante es la Nebulosa de Orión (figura 13). Las estrellas calientes en la nebulosa producen el resplandor de los átomos del gas por fluorescencia. El polvo está caliente, y emite radiación infrarroja. También bloquea la luz de las estrellas y el gas detrás de él, causando las manchas oscuras en la nebulosa.

La gravedad es una fuerza de atracción, por lo que no es de extrañar que algunas partes de una nebulosa se contraigan lentamente. Esto ocurrirá si la fuerza gravitacional es mayor que la presión de la turbulencia en esa región de la nube. Las primeras etapas de la contracción pueden ser ayudadas por una onda de choque de una supernova cercana o por la presión de radiación de una estrella masiva cercana. Una vez que comienza la contracción gravitatoria, continúa imparable. Alrededor de la mitad de la energía liberada a partir de la contracción gravitacional, calienta a la estrella. La otra mitad se irradia. Cuando la temperatura del centro de la estrella alcanza cerca de 1.000.000 K, la fusión termonuclear del deuterio comienza, cuando la temperatura es un poco mayor, la fusión termonuclear del hidrógeno normal comienza. Cuando la energía que se produce es igual a la energía que se irradia, la estrella “oficialmente”, ha nacido.



Fig. 13: La Nebulosa de Orión, una gran nube de gas y polvo en la cual las estrellas (y sus planetas) se están formando. El gas brilla por fluorescencia. El polvo produce manchas oscuras de absorción que se pueden ver, especialmente en la parte superior izquierda de la foto. (Fuente: NASA).

Cuando la contracción gravitacional comienza, el material tiene una rotación muy pequeña debido a la turbulencia en la nube. A medida que la contracción continúa, "la conservación del momento angular" hace que la rotación aumente. Este efecto es comúnmente visto en el patinaje artístico, cuando el patinador quiere ir hacia un giro rápido, ubica los brazos tan cerca de su eje de rotación (su cuerpo) como sea posible, y sus giro aumenta. Como la rotación de la estrella en contracción continúa, "la fuerza centrífuga" (como es familiar pero incorrectamente llamada) hace que el material alrededor de la estrella se aplane formando un disco. La estrella se forma en el centro denso del disco. Los planetas se forman en el propio disco- los planetas rocosos cerca de la estrella y los planetas gaseosos y de hielo en el disco exterior frío.

En las nebulosas como la Nebulosa de Orión, los astrónomos han observado estrellas en todas las etapas de formación. Han observado protoplanetarios -discos en los que los planetas como el nuestro se están formando. Y a partir de 1995, los astrónomos han descubierto exoplanetas o planetas extra-solares -planetas alrededor de otras estrellas como el Sol. Esta es una prueba evidente de que los planetas se forman realmente como subproducto normal de la formación estelar. ¡Puede haber muchos planetas, como la Tierra, en el Universo!

Bibliografía

- Bennett, J et al., *The Essential Cosmic Perspective*, Addison-Wesley, 2005.
- Kaler, J.B., *The Cambridge Encyclopaedia of Stars*, Cambridge University Press, 2006.
- Percy, J.R., *Understanding Variable Star*, Cambridge University Press, 2007

Fuentes Internet

- American Association of Variable Star <http://www.aavso.org/vsa>
- Página de Chandra X-Ray: http://chandra.harvard.edu/edu/formal/stellar_ev/
- Kaler's "stellar" website :<http://stars.astro.illinois.edu/sow/sowlist.html>
- Stellar Evolution en Wikipedia: http://en.wikipedia.org/wiki/Stellar_evolution

Cosmología

Julieta Fierro, Beatriz García, Susana Deustua

International Astronomical Union, Universidad Nacional Autónoma de México (México DF, México), Universidad Tecnológica Nacional (Mendoza, Argentina), Space Telescope Science Institute (Baltimore, Estados Unidos)

Resumen

Aun cuando cada objeto celeste tiene encantos particulares, comprender la evolución del Universo suele ser un tema fascinante pues engloba la totalidad. Pensar que estando anclados a la vecindad terrestre podemos saber tanto - de tanto - resulta cautivador.

La astronomía en el siglo XIX se centró en la catalogación de las propiedades de los objetos celestes individuales: planetas, estrellas, nebulosas y galaxias. A finales del siglo XX en cambio, se focalizó en las propiedades de las categorías de objetos: cúmulos de estrellas, formación de galaxias y estructura del Universo. Ahora sabemos la edad y la historia del Universo y que su expansión se está acelerando, pero todavía no conocemos la naturaleza de la materia oscura. Y nuevos descubrimientos se siguen realizando.

Primero vamos a describir algunas propiedades de las galaxias que forman parte de las grandes estructuras del universo. Más adelante nos referiremos a lo que se conoce como el modelo estándar del Big Bang y la evidencia que apoya el modelo.

Objetivos

- Comprender cómo ha evolucionado el Universo desde el Big Bang a nuestros días
- Conocer cómo se organizan la materia y la energía en el Universo
- Analizar de qué manera los astrónomos pueden conocer la historia del Universo

Las Galaxias

Las galaxias están compuestas de estrellas, gas, polvo y materia oscura, y pueden ser muy grandes, de más de 300 000 años luz de diámetro. La galaxia a la que pertenece el Sol tiene cien mil millones (100 000 000 000) de estrellas. En el universo hay miles de millones de esas galaxias.

Nuestra galaxia es una gran galaxia espiral, similar a la de Andrómeda (figura 1a). El Sol tarda 200 millones años en orbitar alrededor de su centro, y viaja a 250 kilómetros por segundo. Debido a que nuestro sistema solar se encuentra inmerso en el disco de la galaxia, no podemos ver toda la galaxia, es como tratar de imaginar un bosque cuando se está en medio de él. Nuestra galaxia se llama Vía Láctea. A simple vista desde la Tierra, podemos ver muchas estrellas individuales y un ancho cinturón formado por un enorme número de estrellas y por las nubes interestelares de gas y polvo. La estructura de nuestra galaxia fue descubierta a través de observaciones con telescopios en el visible y en radio, y mediante la observación de otras galaxias. (si no hubiera espejos, nos podíamos imaginar lo que nuestro propio rostro

es mirando a otros rostros.) Utilizamos las ondas de radio, ya que pueden pasar a través de las nubes que son opacas a la luz visible, de forma similar a la manera en que podemos recibir llamadas en el teléfono móvil dentro de un edificio.



Fig. 1a: Galaxia de Andr6meda. Galaxia espiral muy similar a la nuestra: la Vía Láctea. El Sol se encuentra en el borde exterior de uno de los brazos de nuestra galaxia. (Foto: Bill Schoening, Vanessa Harvey/REU program/NOAO/AURA/NSF) Fig. 1b: Nube Grande de Magallanes. Galaxia irregular, satélite de la Vía Láctea que se puede observar a simple vista desde el hemisferio sur. (Foto: ESA and Eckhard Slawik).

Clasificamos las galaxias en tres tipos. Las galaxias irregulares son más pequeñas y abundantes y suelen ser ricas en gas, y forman nuevas estrellas. Muchas de estas galaxias son satélites de otras galaxias. La Vía Láctea tiene 30 galaxias satélite, y la primera que fueron descubiertas son las Nubes de Magallanes, que se ven desde el hemisferio sur.

Las galaxias espirales, como la nuestra, tienen, en general, dos brazos fuertemente o débilmente retorcidos en espiral que emanan de la parte central llamada núcleo. Los núcleos de las galaxias como la nuestra tienden a tener un agujero negro de millones de veces la masa del Sol. Las nuevas estrellas nacen principalmente en los brazos, debido a la mayor densidad de la materia interestelar cuya contracción da nacimiento a las estrellas.

Cuando los agujeros negros en los núcleos de galaxias atraen nubes de gas o estrellas, la materia se calienta y antes de caer en el agujero negro, parte de ella emerge en forma de chorros de gas incandescente que se mueven a través del espacio y el medio intergaláctico. Son conocidos como núcleos galácticos activos y existen en un gran número de galaxias espirales.

Las galaxias más grandes son las elípticas (aunque también hay elípticas pequeñas). Se cree que estas, así como las espirales gigantes, se forman cuando las galaxias más pequeñas se fusionan. Alguna evidencia de esto proviene de la diversidad de edades y composición química de los diversos grupos de estrellas en la galaxia fusionada.

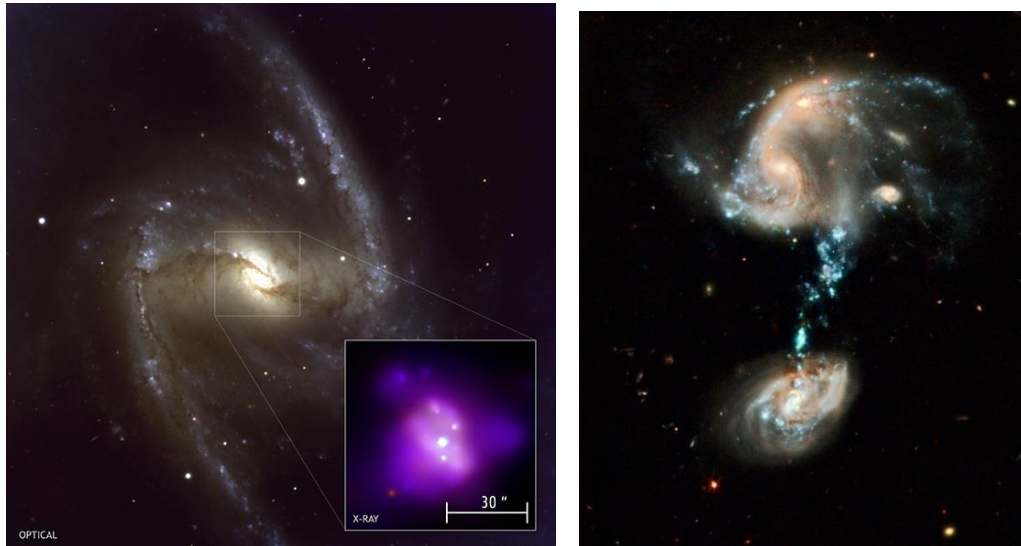


Fig. 2a: Imagen óptica de la Galaxia NGC 1365 tomada con el VLT de ESO y la imagen de Chandra de rayos X del material cercano al agujero negro central. Fig. 2b: Muestra de canibalismo galáctico donde interactúan dos galaxias fusionándose en un proceso muy espectacular. (Foto: [NASA](#), [ESA](#), the [Hubble Heritage \(STScI/AURA\)-ESA/Hubble Collaboration](#), and A. Evans (University of Virginia, Charlottesville/NRAO/Stony Brook University)).

Las galaxias forman cúmulos de galaxias, con miles de componentes. Elípticas gigantes se encuentran generalmente en los centros de los conglomerados y algunos de ellos tienen dos núcleos como resultado de una reciente fusión de dos galaxias. Los cúmulos y supercúmulos de galaxias se distribuyen en el Universo formando estructuras filamentosas que rodean inmensos huecos desprovistos de galaxias. Es como si el Universo a gran escala fuera un baño de burbujas, donde las galaxias se encuentran en la superficie de la burbuja.

Cosmología

A continuación describiremos algunas propiedades del Universo en que vivimos. El Universo, que está formado por materia, radiación, espacio y energía, evoluciona con el tiempo. Sus dimensiones temporales y espaciales son mucho más grandes que las que empleamos en nuestra vida cotidiana.

La cosmología nos ofrece respuestas a preguntas fundamentales sobre el Universo ¿De dónde venimos? ¿Hacia dónde vamos? ¿Dónde nos encontramos? ¿Desde cuándo?

Vale la pena mencionar que la ciencia evoluciona. Cuanto más sabemos, más nos damos cuenta de lo mucho que no sabemos. Un mapa es útil incluso si es sólo una representación de un sitio, así es como la ciencia nos permite disponer de una representación de la naturaleza, ver algunos de sus aspectos y predecir los acontecimientos, todos ellos basados en la razón supuestos que tienen necesariamente que ser apoyados con mediciones y datos.



Fig. 3: Cúmulo de galaxias Abell 2218 Se pueden distinguir arcos derivados del efecto de lentes gravitacionales. (Foto: NASA, ESA, Richard Ellis (Caltech) and Jean-Paul Kneib (Observatoire Midi-Pyrenees, France)).

Las dimensiones del universo

Las distancias entre las estrellas son enormes. La Tierra esta a 150.000.000 de kilómetros del Sol, Plutón está 40 veces más lejos. La estrella más cercana está 280.000 veces más distante, y la galaxia más cercana está diez mil millones (10.000.000.000) veces más lejos. La estructura de filamentos de galaxias es diez billones (un uno seguido de 12 ceros) de veces mayor que la distancia de la Tierra al Sol.

La edad del universo

Nuestro Universo comenzó hace 13,7 mil millones (13.700.000.000) de años. El sistema solar se formó mucho más tarde, hace 4,6 millones de (4.600.000.000) de años. La vida en la Tierra surgió hace 3,8 mil millones (3.800.000.000) de años y los dinosaurios se extinguieron hace 6,5 millones (6.500.000) de años. Los seres humanos modernos sólo han aparecido hace unos 150.000 años.

Razonamos que nuestro universo tuvo un origen en el tiempo porque se observa que se está expandiendo rápidamente. Esto significa que todos los grupos de galaxias se están alejando unos de otros y las galaxias más distantes se están alejando más rápido. Si medimos la tasa de expansión se puede estimar cuándo todo el espacio estaba junto. Este cálculo da una edad de 13,7 millones de años. Esta edad no contradice la evolución estelar, ya que no observamos estrellas ni las galaxias mayores de 13,5 millones de años. El evento que inició la expansión del Universo se conoce como Big Bang.

Medición de velocidad

Se puede medir la velocidad de una estrella o galaxia utilizando el efecto Doppler. En la vida diaria experimentamos el efecto Doppler cuando escuchamos el cambio de tono de una ambulancia o sirena de la policía, que se acerca y luego se aleja. Un experimento simple es colocar un reloj de alarma en una bolsa con un mango largo. Si otra persona hace girar la bolsa por el asa con su brazo extendido por encima de su cabeza, podemos detectar que el

tono cambia cuando se mueve del reloj hacia o alejándose de nosotros. Podríamos calcular la velocidad del reloj al escuchar el cambio del tono, que es más alto si la velocidad es mayor.

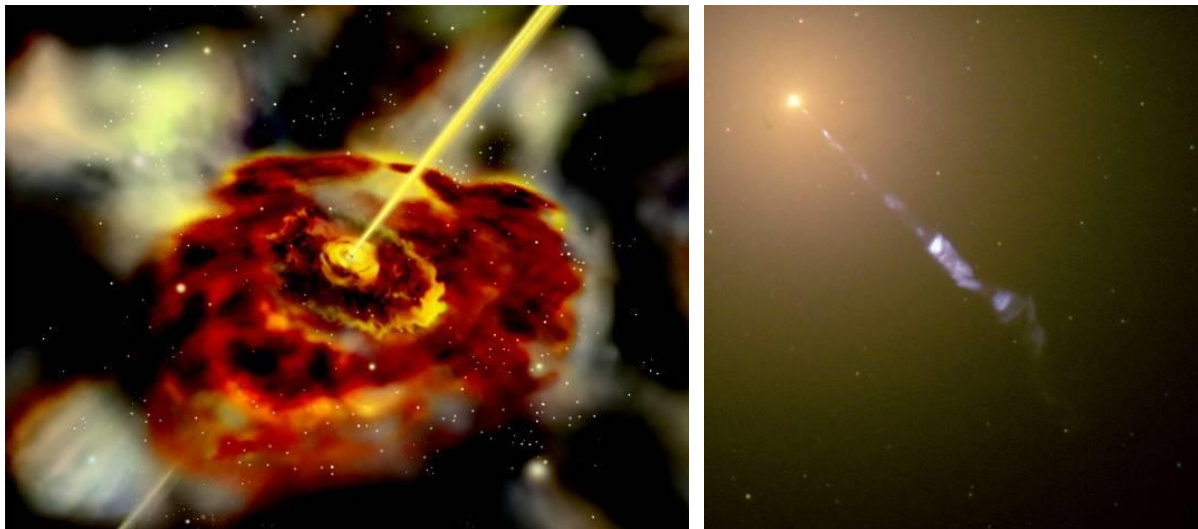


Fig. 4a: Representación artística de un agujero negro en el centro de una galaxia. (Foto: NASA E/PO - Sonoma State University, Aurore Simonnet) Fig. 4b: Galaxia M87, ejemplo de galaxia real con un chorro que la acompaña. (Foto: [NASA](#) and The [Hubble Heritage Team \(STScI/AURA\)](#)).

La luz emitida por los objetos celestes también pasa por un cambio de frecuencia o cambio de color que se puede medir en función de la velocidad con que éstos se aproximan o salen. La longitud de onda es más larga (más rojo) cuando se alejan de nosotros y más corta (azul) cuando se mueven hacia nosotros.

Cuando el Universo era más compacto, las ondas sonoras pasando a través de él produjeron regiones de mayor y menor densidad. Los supercúmulos de galaxias se formaron cuando la densidad de la materia era más alta. A medida que el Universo se expandió, el espacio entre las regiones de alta densidad aumentó en tamaño y volumen. La estructura filamentar del Universo es el resultado de su expansión.

Las ondas de sonido

El sonido viaja a través de un medio, como el aire, el agua o la madera. Cuando producimos un sonido, generamos una onda que comprime el material de su entorno. Esta onda de compresión se desplaza a través del material hasta nuestro oído y comprime el tímpano, que envía el sonido a nuestras células nerviosas sensibles. No oímos las explosiones del Sol o de las tormentas de Júpiter debido a que el espacio entre los objetos celestes está casi vacío y por lo tanto la compresión de sonido no puede propagarse.

Es de destacar que no existe un centro de expansión del Universo. Usando una analogía bidimensional, imaginemos que estábamos en París, en la sede de la UNESCO y la Tierra se está expandiendo. Observaríamos que todas las ciudades se alejarían las unas de las otras, y de nosotros, pero no tendríamos razón para decir que estamos en el centro de la expansión, porque todos los habitantes de otras ciudades observarían la expansión de la misma manera.

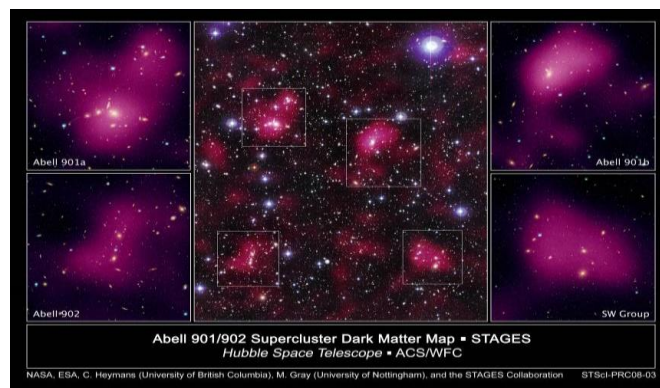


Fig. 5: Hasta la fecha se han localizado más de 300 nubes oscuras y densas de polvo y gas donde están ocurriendo procesos de formación estelar. Super Cúmulo Abell 90/902. (Foto: Hubble Space Telescope, NASA, ESA, C. Heymans (University of British Columbia) y M. Gray (University of Nottingham)).

Aunque desde nuestro punto de vista la velocidad de la luz de 300.000 kilómetros por segundo es muy rápida, no es infinitamente rápida. La luz de las estrellas tarda cientos de años en llegar a la Tierra y la luz de las galaxias lleva viajando millones de años. Toda la información del cosmos tarda mucho tiempo en llegar por lo que siempre vemos las estrellas como fueron en el pasado, no como son ahora.

Hay objetos tan distantes que su luz no ha tenido tiempo de llegar hasta nosotros, sin embargo aunque no podemos verlos, no es que no estén allí, simplemente que se formaron después que la radiación procedente de esa región del cielo nos ha alcanzado.

La velocidad finita de la luz tiene varias implicaciones para la astronomía. Las distorsiones en el espacio afectan a la trayectoria de la luz, por lo que vemos una galaxia en un lugar dado donde en realidad no puede estar allí ahora, porque la curvatura del espacio cambia su posición. Además, una estrella ya no está en el lugar donde se observa debido a que las estrellas se mueven. Tampoco son como las vemos ahora. Siempre vemos los objetos celestes como eran, y cuanto más distantes estén, los vemos más atrás en su pasado. El análisis de objetos similares a diferentes distancias es equivalente a ver el mismo objeto en diferentes momentos de su evolución. En otras palabras, podemos ver la historia de las estrellas, si nos fijamos en aquellos que asumimos son tipos similares, pero a diferentes distancias.

No podemos ver el borde del Universo, porque su luz no ha tenido tiempo de llegar a la Tierra. Nuestro Universo es infinito en tamaño, por lo que sólo se ve una sección de 13,7 mil millones de años luz de radio, es decir, donde la luz ha tenido tiempo de llegar hasta nosotros desde el Big Bang. Una fuente emite luz en todas las direcciones, por lo que las diferentes partes del Universo son coincidentes de su existencia en tiempos diferentes. Vemos todos los objetos celestes como lo eran en el momento de emitirse la luz que ahora observamos, porque toma un tiempo finito para la luz llegar hasta nosotros. Esto no significa que tenemos una posición privilegiada en el universo, cualquier observador de otra galaxia observaría algo equivalente a lo que detectamos nosotros.

Al igual que todas las ciencias, en astronomía y astrofísica cuanto más aprendemos acerca de nuestro Universo, más preguntas descubrimos. Ahora hablemos de la materia oscura y la energía oscura, para dar una idea de lo mucho que aún no sabemos sobre el Universo.

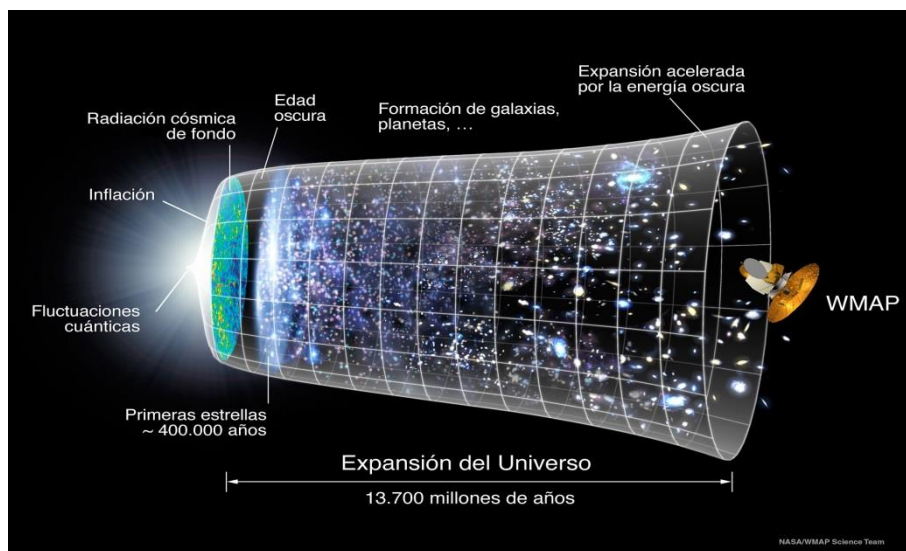


Fig. 6: Expansión del Universo. (Foto: NASA).

La materia oscura no interactúa con la radiación electromagnética, por lo que no absorbe ni emite luz. La materia ordinaria, como la de una estrella, puede producir luz, o absorberla, al igual que una nube de polvo interestelar. La materia oscura es insensible a cualquier radiación pero tiene masa y por lo tanto tiene atracción gravitatoria. Fue descubierta a través de sus efectos sobre el movimiento de la materia visible. Por ejemplo, si una galaxia se mueve en una órbita alrededor de un espacio vacío, aparentemente, estamos seguros de que algo la está atrayendo. Al igual que el sistema solar se mantiene unido por la fuerza gravitacional del Sol, que mantiene a los planetas en sus órbitas, la galaxia en cuestión tiene una órbita a causa de algo que la atrae. Ahora sabemos que la materia oscura está presente en las galaxias individuales, en los cúmulos de galaxias y parece ser el fundamento de la estructura filamentosa del Universo. La materia oscura es el tipo más común de materia en el cosmos.

También sabemos ahora que la expansión del Universo se está acelerando. Esto significa que hay una fuerza que contrarresta el efecto de la gravedad. Energía oscura es el nombre dado por los astrónomos para este fenómeno recientemente descubierto. En ausencia de la energía oscura, la expansión del universo se ralentiza.

Nuestro conocimiento actual del contenido de la materia-energía del universo indica que el 74 por ciento es energía oscura, el 22 por ciento es materia oscura y sólo el 4 por ciento es normal, la materia luminosa (todas las galaxias, estrellas, planetas, gas, polvo) Básicamente, la naturaleza y las propiedades de un 96 por ciento del universo aún no se han descubierto.

El futuro de nuestro Universo depende de las cantidades de materia visible, la materia oscura y la energía oscura. Antes del descubrimiento de la materia oscura y la energía oscura, se pensaba que la expansión cesaría, y la gravedad podría revertir la expansión resultante en el Big Crunch, en el que todo volvería a un solo punto. Pero una vez que se estableció la existencia de la materia oscura, se modificó la teoría. Ahora, la expansión podría alcanzar un valor constante en un tiempo infinito en el futuro. Pero, ahora que sabemos de la energía oscura, el futuro esperado es que la expansión se acelerará, al igual que el incremento de

volumen del universo. En ese escenario, el universo será muy frío y muy oscuro por un tiempo infinito.

Bibliografía

- Greene, B., *The Fabric of the Cosmos: Space, Time, and the Texture of Reality* (2006)/*El tejido del cosmos* (2010)
- Fierro, J., *La Astronomía de México*, Lectorum, México, 2001.
- Fierro, J, Montoya, L., *La esfera celeste en una pecera*, El Correo del Maestro, México, 2000.
- Fierro J, Domínguez, H, *Albert Einstein: un científico de nuestro tiempo*, Lectorum, México, 2005.
- Fierro J, Domínguez, H, *La luz de las estrellas*, Lectorum, El Correo del Maestro, México, 2006.
- Fierro J, Sánchez Valenzuela, A, *Cartas Astrales, Un romance científico del tercer tipo*, Alfaguara, 2006.
- Thuan, Trinh Xuan, *El destino del universo: Despues del big bang* (Biblioteca ilustrada)(2012) / *The Changing Universe: Big Bang and After* (New Horizons) (1993)
- Weinberg, Steven, *The First Three Minutes: A Modern View of the Origin of the Universe*. Weinberg, Steven y Nestor Míguez, *Los tres primeros minutos del universo* (2009)

Fuentes de Internet

- The Universe Adventure <http://www.universeadventure.org/> or <http://www.cpepweb.org>
- Ned Wright's Cosmology Tutorial (in English, French and Italian) <http://www.astro.ucla.edu/~wright/cosmolog.htm>

Simuladores del movimiento de las estrellas, el Sol y la Luna

Rosa M. Ros, Francis Berthomieu

International Astronomical Union, Universidad Politécnica de Cataluña
(Barcelona, España), CLEA (Niza, Francia)

Resumen

Se presenta un método sencillo para explicar como se observa el movimiento de las estrellas, el Sol y la Luna en diferentes lugares de la superficie terrestre. El procedimiento consiste en construir un sencillo modelo que permite simular estos movimientos a la vez que modificar los diferentes valores de la latitud del lugar.

Objetivos

- Comprender el movimiento de las estrellas para diferentes latitudes.
- Comprender el movimiento del Sol para diferentes latitudes.
- Comprender el movimiento de la Luna para diferentes latitudes.

La idea que hay detrás del simulador

No es simple explicar los movimientos del Sol, la Luna o las estrellas observados desde la Tierra. Los estudiantes saben que el Sol se levanta y se pone a diario, pero sienten una sorpresa cuando descubren que sale y se pone por diferentes puntos cada día. También es interesante considerar las distintas trayectorias solares de acuerdo con la latitud local. Y puede ser difícil intentar explicar el fenómeno del Sol de la medianoche o del paso solar por el cenit. Especialmente el simulador puede ser muy útil para entender el movimiento de la traslación y justificar las estaciones para algunas latitudes.

Si deseamos que alguien aprenda la forma y el aspecto de cada constelación podemos explicarle algunas historias mitológicas que las relacionan y algunas reglas geométricas para encontrar una constelación cerca de otra, o una estrella alineada con otra. Esta presentación no tiene dificultades especiales, pero los problemas pueden aparecer cuando consideramos el movimiento de la esfera celeste alrededor del eje de rotación terrestre. Cualquier persona puede entender muy bien que si el observador vive en el Polo Norte pueden ver todas las estrellas del hemisferio norte y si vive en el Polo Sur le es posible ver todas las estrellas en el hemisferio sur.

Simulador estelar. ¿Por qué hay estrellas invisibles?

Pero todo se complica cuando el observador vive en alguna zona que no es alguno de los dos polos, que es la situación de la mayoría de los observadores. En este caso, las estrellas se dividen en tres categorías diferentes (para cada latitud): circumpolares, estrellas con salida y puesta y estrellas invisibles (figura 1). Todos nosotros tenemos experiencia de lo sorprendido que siente toda persona que descubre que aun viviendo en el hemisferio norte, puede observar que algunas estrellas del hemisferio sur. Por supuesto es similar a la sorpresa que se siente al descubrir el fenómeno del Sol de la medianoche.

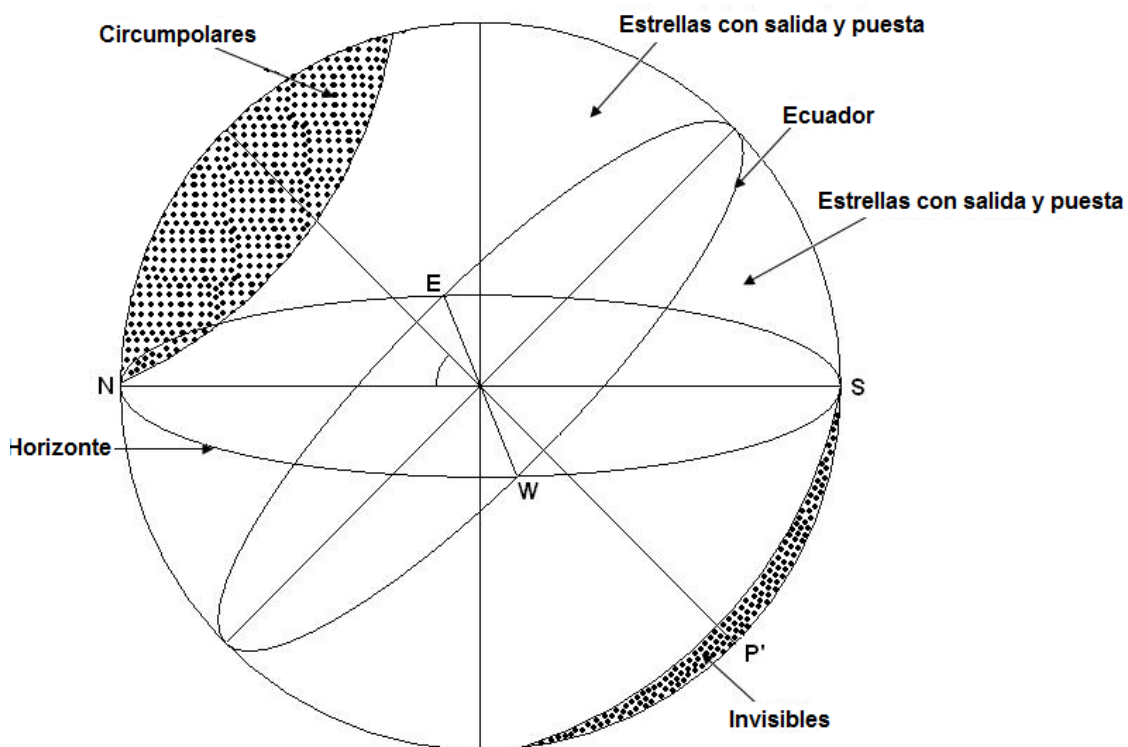


Fig. 1: Las tres diferentes categorías de estrellas (para cada latitud).

El principal objetivo del simulador

El objetivo principal es descubrir qué constelaciones son circumpolares, cuales salen y se ponen y cuales son invisibles para una latitud específica. Por supuesto, si cambiamos la latitud del observador, algunas constelaciones que eran circumpolares pueden convertirse en constelaciones con salida y puesta, o al contrario pueden ser invisibles. Si observamos desde un lugar de latitud próxima a los 45° N, está claro que podemos ver las estrellas del hemisferio meridional salir y ponerse cada noche (figura 1).

En nuestro caso, el simulador incluye algunas constelaciones que han sido repartidas según sus diferentes declinaciones (sin considerar sus ascensiones rectas porque en este caso no es nuestro objetivo). Es una buena idea utilizar las constelaciones que son bien conocidas para cualquier principiante y con diversas ascensiones rectas, para tener constelaciones visibles en diversos meses del año (figura 2).

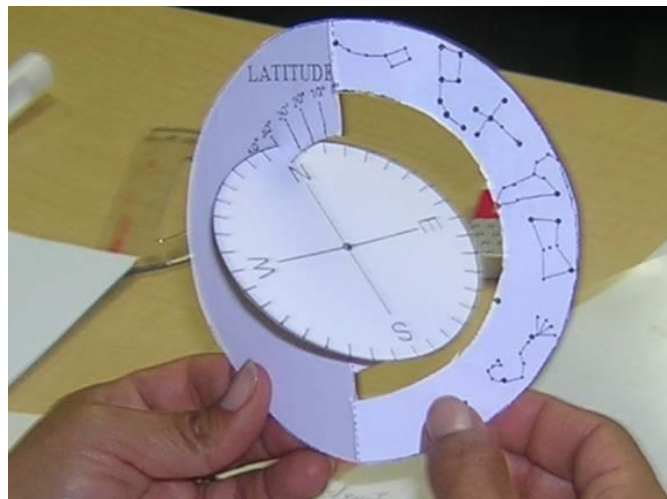


Fig. 2: Usar el manifestante. Éste es un ejemplo de simulador para el hemisferio norte según la tabla 1.

Para seleccionar la constelación a dibujar, solamente se consideraran las estrellas más brillantes para que sea fácil reconocer la forma de cada constelación. No utilizamos las constelaciones que están en el mismo meridiano, porque decidimos elegir las más conocidas (tabla 1). (Si usted está interesado en hacer este estudio para cada estación, se pueden construir cuatro simuladores distintos, uno para cada estación. Por ejemplo, usted puede utilizar las constelaciones que tienen diversas declinaciones, pero siempre con la ascensión derecha entre 21h y 3h para el otoño, la misma idea con la ascensión derecha de 3h a 9h para el invierno, igual entre 9h y 14h para el resorte y finalmente hasta 14h a 21h para el verano).

<i>Constelación</i>	<i>Máximo declinación</i>	<i>Mínimo declinación</i>
Osa Menor	+90°	+70°
Osa Mayor	+60°	+50°
Cisne	+50°	+30°
Leo	+30°	+10°
Orión y Sirius	+10°	-10°
Escorpión	-20°	-50°
La Cruz del Sur	-50°	-70°

Tabla 1: Constelaciones que aparecen en el simulador considerado.

Si decidimos considerar solamente una estación, puede ser difícil seleccionar una constelación entre, por ejemplo, 90°N y 60°N, otra entre 60°N y 40°N, otra entre 40°N y 20°N, y otra entre 20°N y 20°S y así sucesivamente sin solaparse hasta alcanzar la final entre 60°S y 90°S. Si también deseamos seleccionar constelaciones bien conocidas por todos, con estrellas brillantes, y que sean bastante grandes para cubrir el meridiano entero con una pequeña cantidad de ellas, puede ser difícil alcanzar nuestro objetivo. Pues el cielo no tiene la misma clase de constelación (grande, bien conocido y brillante) separada hacia fuera durante todo el año, puede ser mejor construir solo un simulador y considerar las diversas ascensiones rectas al mismo tiempo.

Hay también otra discusión para construir un único simulador. Las diferencias relativas a las estaciones sólo tienen lugar ciertas latitudes de ambos hemisferios.

Construcción del simulador

Para obtener un simulador robusto (figura 3) es una buena idea pegar ambos pedazos (figuras 4 y 5) sobre cartulina antes de recortarlos. Es práctico construir un simulador dos veces más grande para uso del profesor.



Fig. 3: Construcción del simulador estelar

Las instrucciones de construirlo aparecen abajo.

Simulador para el Hemisferio Norte

- a) Haga una fotocopia de las figuras 4 y 5 en la cartulina.
- b) Recorte ambas piezas a lo largo de la línea continua (figuras 4 y 5).
- c) Quite el área negra del pedazo principal (figura 4).
- d) Doble la pieza principal (figura 4) a lo largo de la línea punteada recta. Es bueno doblar la pieza en varias ocasiones para un uso más fácil del simulador.
- e) Corte una muesca pequeña en la N del disco del horizonte (figura 5). Debe ser bastante grande para que la cartulina pase por ella.
- f) Pegue el cuadrante de Nordeste del disco del horizonte (figura 4) sobre el cuadrante gris de la pieza principal (figura 4). Es muy importante que al plegar el simulador el punto cardinal W quede en la latitud 90° .
- g) Cuando introducimos la marca N del disco del horizonte (figura 5) dentro de la zona de latitudes, el disco del horizonte debe permanecer perpendicular a la pieza principal.
- h) Es muy importante pegar las diversas piezas cuidadosamente para obtener la precisión máxima.

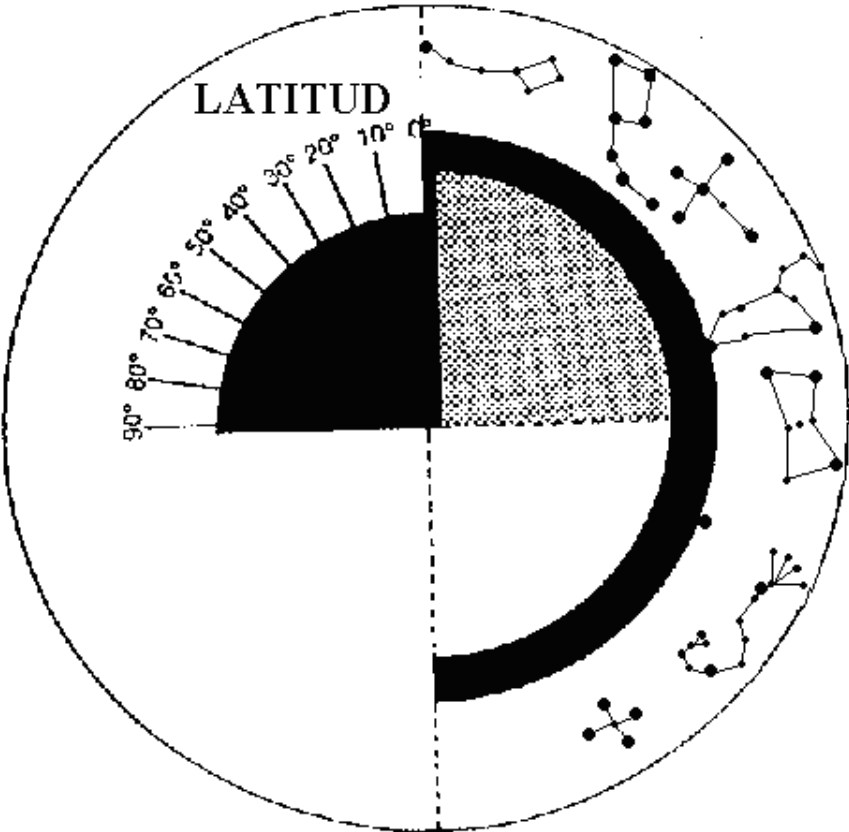


Fig. 4: Pieza principal del simulador estelar para el hemisferio norte.

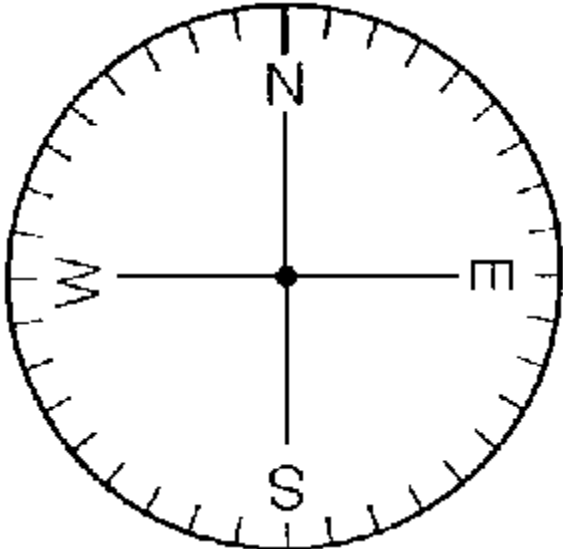


Fig. 5: Disco del horizonte.

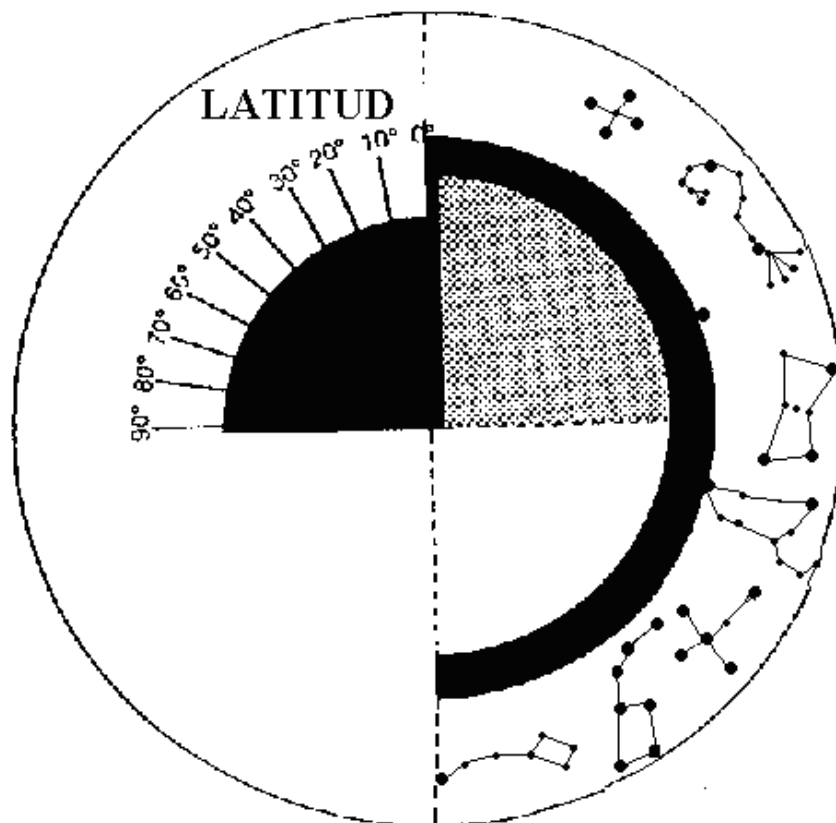


Fig. 6: Pieza principal del simulador estelar para el hemisferio sur.

Simulador para el Hemisferio Sur

- Haga una fotocopia de las figuras 5 y 6 sobre cartulina.
- Recorte ambas piezas a lo largo de la línea continua (figuras 5 y 6).
- Quite el área negra de la pieza principal (figura 6).
- Doble la pieza principal (figura 6) a lo largo de la línea punteada. Es bueno doblarla en varias ocasiones para un uso más fácil del simulador.
- Corte una muesca pequeña en la **S** del disco del horizonte (figura 5). Debe ser bastante grande para que la cartulina pase por ella.
- Pegue el cuadrante del Sudoeste del disco del horizonte (figura 5) sobre el cuadrante gris de la pieza principal (figura 6). Es muy importante que cuando esta plegado, el punto cardinal E aparezca en la latitud 90° .
- Cuando introducimos la marca S del disco del horizonte (figura 5) dentro de la zona de latitudes, el disco tiene que permanecer perpendicular a la pieza principal.
- Es muy importante pegar las diversas piezas cuidadosamente para obtener la precisión máxima.

Todos pueden construir el simulador estelar que prefieran. Usted puede seleccionar las constelaciones que interesen por diversas razones. Por ejemplo, usted puede incluir solamente las constelaciones visibles para una única estación, o las constelaciones visibles solamente para un mes, etc. En este caso hay que considerar solamente las constelaciones con las ascensiones rectas entre dos valores específicos. Usted debe dibujar las constelaciones usando sus valores de la declinación en la figura 7. Tome en consideración que cada sector corresponde a 10° .

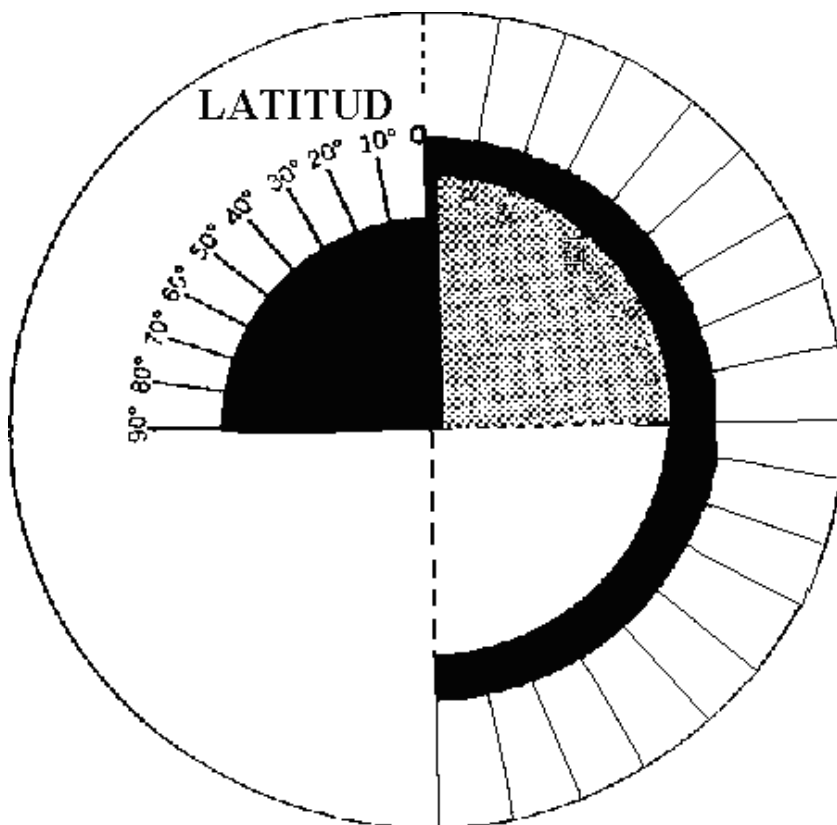


Fig. 7: Pieza principal del simulador estelar para cualquier hemisferio.

Aplicaciones del simulador

Para comenzar a utilizar el simulador hay que entrar la latitud deseada. Viajaremos por la superficie de la tierra en un viaje imaginario usando el simulador.

Hay que sujetar la pieza principal del simulador (figura 4) por el área en blanco (debajo del cuadrante de la latitud) con su mano izquierda. Seleccionada la latitud, hay que mover el disco del horizonte hasta que se corresponda con la latitud elegida. Con la mano derecha, se mueve la zona con las constelaciones dibujadas de derecha a izquierda varias veces. Se puede observar cuales son las constelaciones que siempre están por encima del horizonte (circumpolares), las constelaciones que salen y se ponen, y cuáles de ellas están siempre debajo del horizonte (invisible).

Inclinación de las trazas de las estrellas sobre el horizonte

Usando el simulador es muy fácil observar que el ángulo de las trazas de las estrellas sobre el horizonte depende de la latitud (figuras 8 y 9).

Si el observador vive en el ecuador (latitud 0°) este ángulo es de 90°. Si el observador vive en el Polo Norte o el Polo Sur (latitud 90°N o 90°S), las trayectorias de las estrellas son paralelas al horizonte. Generalmente si el observador vive en una ciudad de latitud L, la inclinación de las trazas de las estrellas sobre el horizonte es 90-L.

En las figuras 8 y 9 podemos verificar esta situación. La foto de la figura 9a fue tomada en Laponia (Finlandia) y la de la figura 8a en el Montseny (cerca de Barcelona, España). La latitud en Laponia es mayor que en Barcelona, pero la inclinación de la trayectoria de las estrellas es menor.



Fig. 8a y 8b: Trazas de las estrellas en la zona de la salida en el Montseny (cerca de Barcelona, España), el ángulo de la trayectoria de las estrellas sobre el horizonte es 90° -latitud (la colatitud). (Foto: Rosa M. Ros, España).



Fig. 9a y 9b: Trazas de las estrellas próximas a la puesta en Laponia (Finlandia), el ángulo de las trayectorias de las estrellas sobre el horizonte es 90° -latitud (la colatitud). Hay que observar que las trazas de las estrellas son más cortas que en la foto anterior, ya que la presencia de auroras boreales aconseja reducir el tiempo de exposición (Foto: Irma Hannula, Finlandia).

Usando el simulador se pueden realizar diversas actividades:

- 1) Si introducimos una latitud igual a 90°N , el observador está en el Polo Norte, y podemos ver que todas las constelaciones del hemisferio norte son circumpolares. Todas las del hemisferio sur son invisibles y no hay constelaciones con salida y puesta. Análogamente se puede hacer para 90°S y el Polo Sur.
- 2) Si la latitud es 0° , el observador está en el ecuador, y podemos ver que todas las constelaciones salen y se ponen (perpendicularmente al horizonte). Ninguna es circumpolar o invisible.
- 3) Si la latitud es 20° (N o S), hay menos constelaciones circumpolares que si la latitud es 40° (N o S). Pero hay mucho más estrellas que salen y se ponen.

- 4) Si la latitud es 60° (N o S), hay muchos mas constelaciones circumpolares e invisibles, pero el número de las constelaciones que salen y se ponen se reduce si comparamos con una latitud de 40° (N o S).

Simulador solar: ¿por qué el Sol no sale por el punto cardinal Este?

No es simple explicar los movimientos del Sol observados de la Tierra. Los estudiantes saben que el Sol se levanta y se pone a diario, pero sienten una sorpresa cuando descubren que sale y se pone por diferentes puntos cada día. También es interesante considerar las distintas trayectorias solares de acuerdo con la latitud local. Y puede ser difícil intentar explicar el fenómeno del Sol de la medianoche o del paso solar por el cenit. Especialmente el simulador puede ser muy útil para entender el movimiento de la traslación y justificar las estaciones para algunas latitudes.

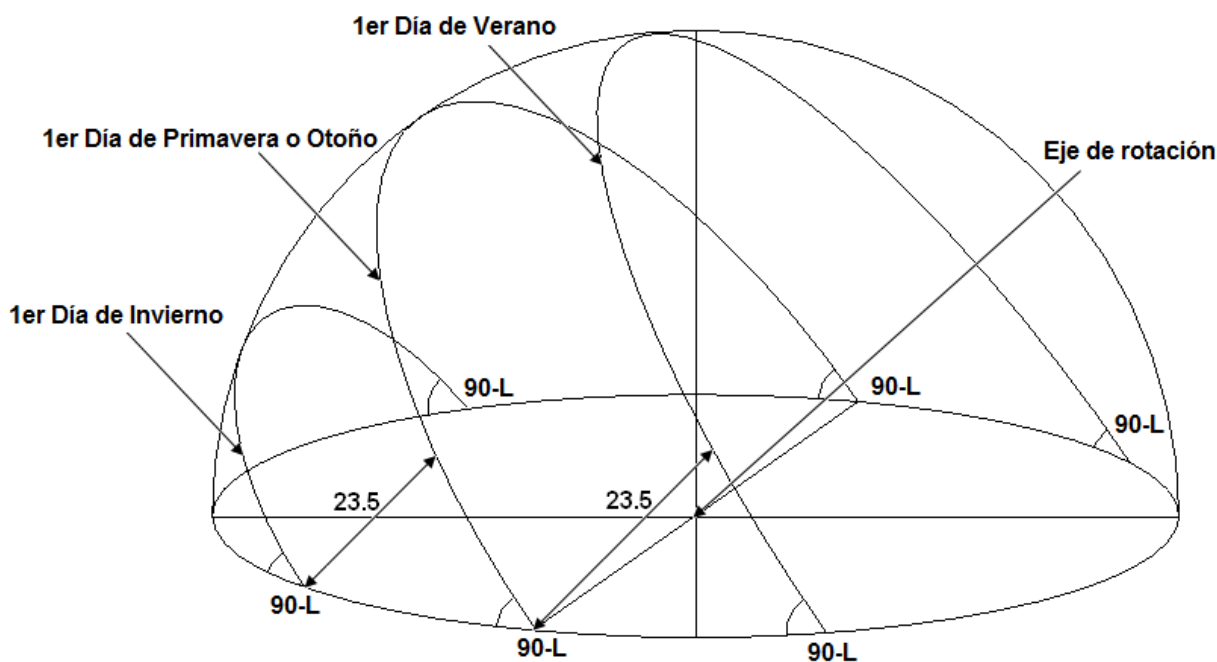


Fig. 10: Tres trayectorias diferentes del Sol (1er día de primavera u otoño, 1er día de verano y 1er día de invierno)

Construcción del simulador

Si deseamos construir el simulador solar, hay que considerar la declinación solar (que cambia diario). Entonces tenemos que construir un simulador que dé a los estudiantes la posibilidad de cambiar la posición del Sol de acuerdo con la época del año (según sea su declinación).

Para el primer día de primavera y de otoño, su declinación es 0° , el Sol se está moviendo en el ecuador. El primer día del verano, la declinación del Sol es positiva $+23.5^\circ$ y el primer día del

invierno es negativa -23.5° (figura 10). Es necesario cambiar este valor en el modelo si deseamos utilizarlo para estudiar las trayectorias del Sol.

Para obtener un simulador robusto (figuras 11a y 11b), es una buena idea pegar ambos pedazos sobre cartulina antes de recortarlos. Es una buena idea construir uno de ellos dos veces más grande para uso del profesor o monitor (así se podrán seguir mejor las explicaciones aunque se este situado un poco más lejos).

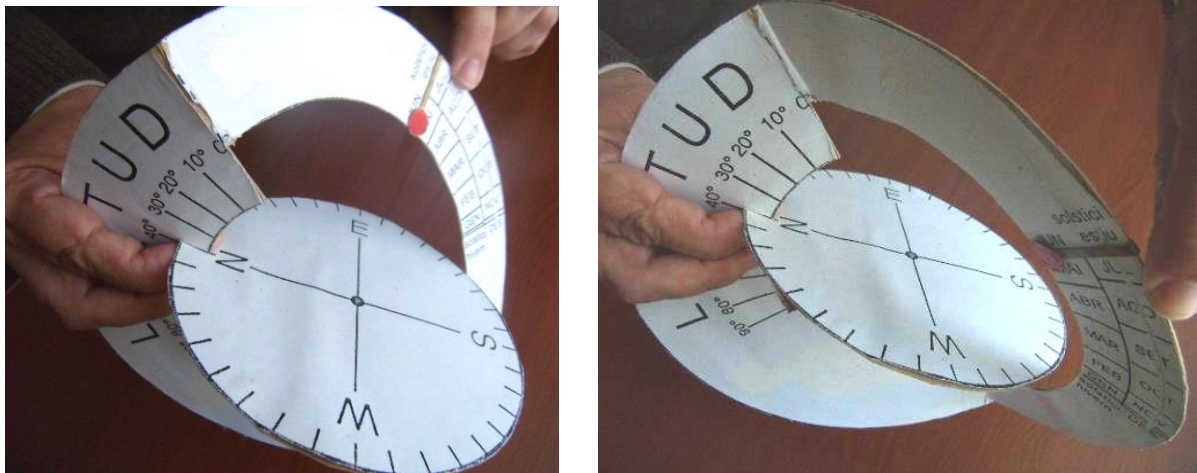


Fig. 11a y 11b: Preparación del simulador para el hemisferio norte con la latitud $+40^\circ$

Las instrucciones de construirlo aparecen seguidamente.

Simulador para el hemisferio norte

- Haga una fotocopia de las figuras 12 y 13 sobre cartulina.
- Corte ambas piezas a lo largo de la línea continua (figuras 12 y 13).
- Quite el área negra del pedazo principal (figura 12).
- Doble la pieza principal (figura 12) a lo largo de la línea punteada. Es a veces una buena idea doblarla repetidamente para un uso más fácil del simulador.
- Corte una muesca pequeña en la N del disco del horizonte (figura 13). Debe ser bastante grande para que el grueso de la cartulina pase con él.
- Pegue el cuadrante de Nordeste del disco del horizonte (figura 13) sobre el cuadrante gris de la pieza principal (figura 12). Es muy importante tener la línea Norte-Sur según la línea de doblez de la pieza principal y el punto cardinal W debe coincidir con la latitud 90° .
- Cuando introducimos la marca N del disco del horizonte (figura 13) dentro de la zona de la latitud, el disco del horizonte tiene que permanecer perpendicular a la pieza principal.
- Es muy importante pegar las piezas cuidadosamente para obtener la precisión máxima.
- Para poner el Sol en el simulador, pinte un círculo rojo sobre un pedazo de papel. Córtele y fíjelo entre dos pedazos de cinta transparente adhesiva. Ponga esta franja transparente en el área de la declinación de la figura 13. La idea es que será fácil mover esta franja hacia arriba y hacia abajo de esta área para situarla en el mes deseado.

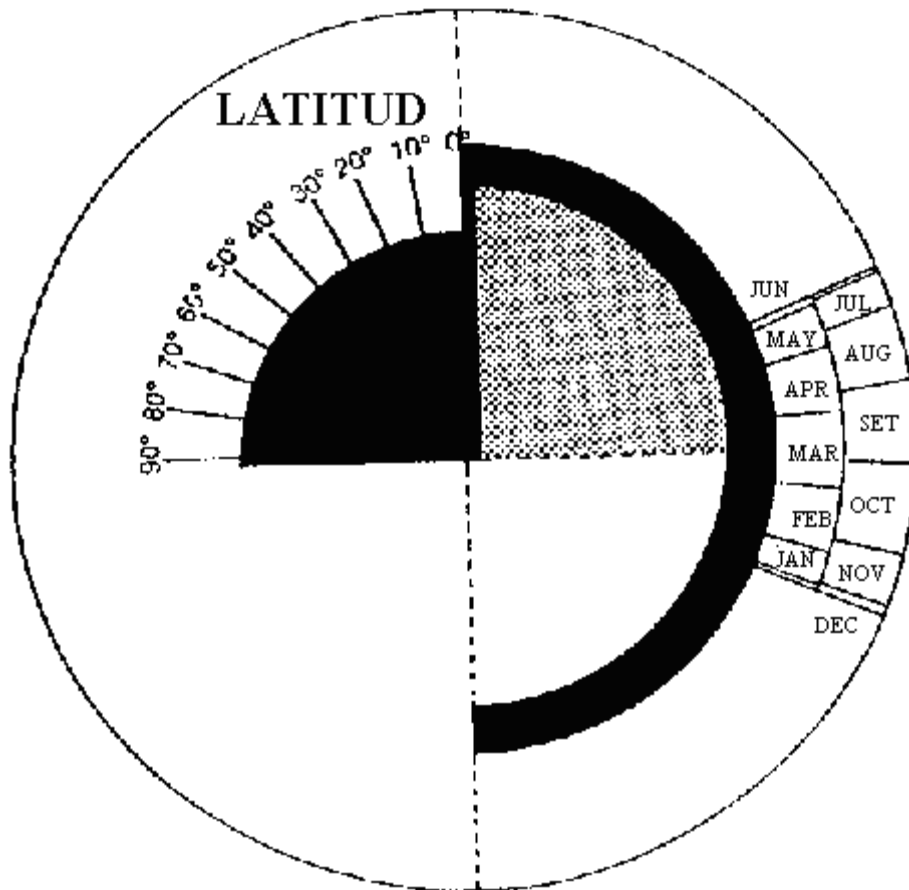


Fig. 12: Pieza principal del simulador solar para el hemisferio norte.

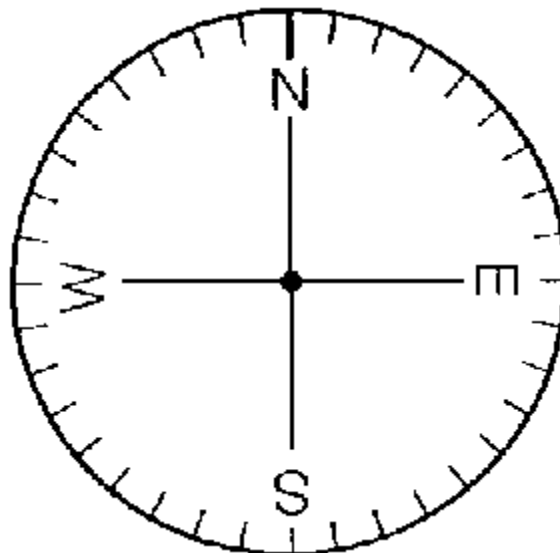


Fig. 13: Disco del horizonte.

Para construir el demostrador solar para usarlo en el hemisferio sur es necesario seguir un esquema análogo pero substituyendo la figura 12 por la figura 14.

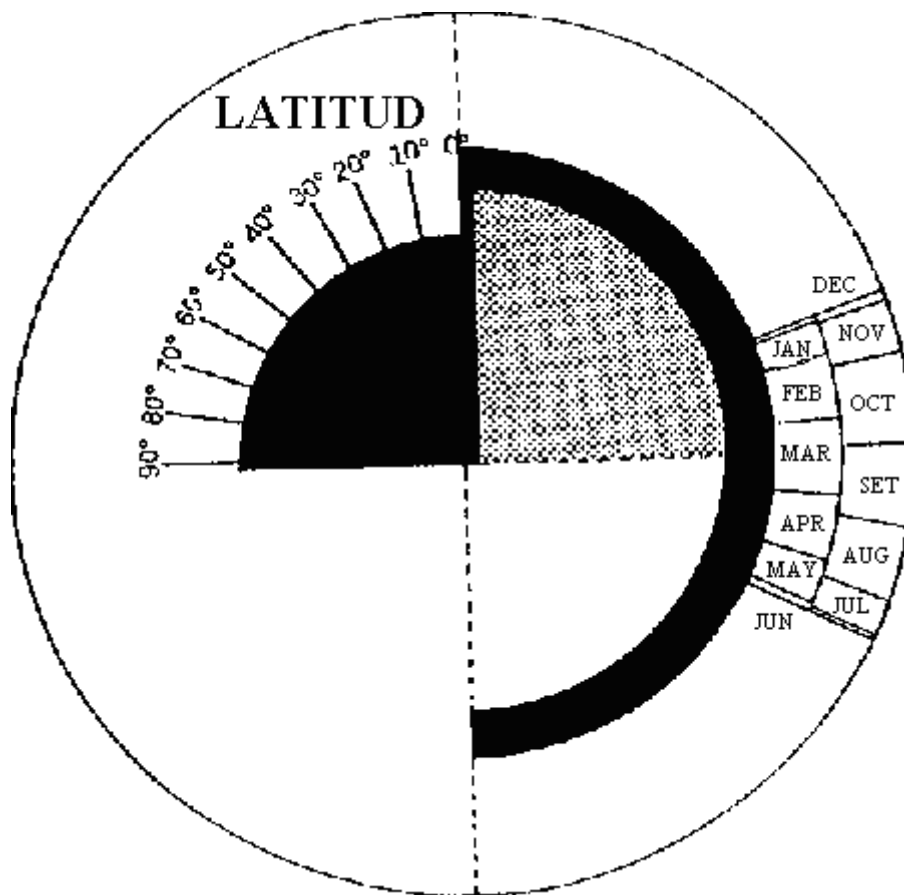


Fig. 14: Pieza principal del simulador para el hemisferio sur.

Simulador para el hemisferio sur

- a) Haga una fotocopia de las figuras 13 y 14 sobre cartulina.
- b) Corte ambas piezas a lo largo de la línea continua (figuras 13 y 14).
- c) Quite el área negra de la pieza principal (figura 14).
- d) Doble la pieza principal (figura 14) a lo largo de la línea punteada. Es a veces una buena idea doblarla repetidamente para un uso más fácil del simulador.
- e) Corte una muesca pequeña en el S del disco del horizonte (figura 13). Debe ser bastante grande para que el grueso de la cartulina pase con él.
- f) Pegue el cuadrante del Sudoeste del disco del horizonte (figura 13) sobre el cuadrante gris de la pieza principal (figura 14). Es muy importante tener la línea Norte-Sur según la línea de doblez de la pieza principal y el punto cardinal E debe coincidir con la latitud 90°.
- g) Cuando introducimos la marca S del disco del horizonte (figura 13) dentro de la zona de la latitud, el disco tiene que permanecer perpendicular a la pieza principal.
- h) Es muy importante pegar las diversas piezas cuidadosamente para obtener la precisión máxima.
- i) Para poner el Sol en el simulador, pinte un círculo rojo en un pedazo de papel. Córtele y fíjelo entre dos pedazos de cinta transparente. Ponga esta franja transparente en el área de la declinación de la figura 14. La idea es que será fácil mover esta franja hacia arriba y hacia abajo de esta área para situarla en el mes deseado.

Usos del simulador

Para comenzar a utilizar el simulador usted tiene que entrar la latitud seleccionada. Viajaremos en la superficie de la Tierra en un viaje imaginario usando el simulador.

Consideraremos 3 áreas:

1. Lugares en el área Intermedia del hemisferio norte o sur
2. Lugares en las áreas polares
3. Lugares en las áreas ecuatoriales

1.- Lugares en el área Intermedia del hemisferio norte o sur: ESTACIONES

- Inclínación de la trayectoria del Sol sobre el horizonte

Usando el simulador es muy fácil observar que el ángulo de la trayectoria del Sol sobre el horizonte depende de la latitud. Si el observador vive en el ecuador (latitud 0°) este ángulo es 90° . Si el observador está viviendo en Polo Norte o Polo Sur (latitud 90° o -90°), la trayectoria del Sol es paralela al horizonte. Generalmente si el observador vive en una ciudad de la latitud L , la inclinación de la trayectoria del Sol en el horizonte es $90-L$ cada día. En las figuras 15a y 15b podemos verificar esta situación. La fotografía de la figura 15a fue tomada en Laponia (Finlandia) y la figura 16a en Gandia (España). La latitud en Laponia es mayor que en Gandía, pero la inclinación de la trayectoria del Sol es más pequeña.



Fig. 15a y 15b: Salida del Sol en Enontekiö en Laponia (Finlandia), el ángulo de la trayectoria del Sol sobre el horizonte es el colatitud (90 -latitud). (Foto: Sakari Ekko, Finlandia).

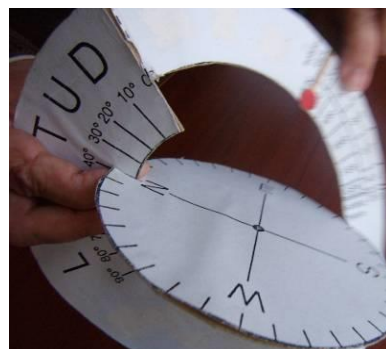


Fig. 16a y 16b: Salida del Sol en Gandia (España) con latitud de $+40^\circ$, el ángulo de la trayectoria solar sobre el horizonte es 50° . Moviendo rápidamente el simulador es posible mostrar la inclinación de la trayectoria del Sol. (Foto: Rosa M. Ros, España).

- *Altitud de la trayectoria del Sol dependiendo de las estaciones*

1a) Para el hemisferio norte.

Usando el demostrador para su ciudad (entre la latitud de su ciudad), es fácil verificar que la altitud del Sol sobre del horizonte cambia de acuerdo con la estación. Por ejemplo, el primer día de primavera, la declinación del Sol es 0° . Si situamos el Sol en el 21 de marzo y movemos el Sol, exactamente sobre el ecuador, desde el horizonte del Este al Sur y al Oeste, podemos ver que la trayectoria del Sol tiene una altitud determinada sobre el horizonte.

Si para la misma latitud del lugar repetimos el experimento para el primer día de verano el 21 de junio, (declinación $+23^\circ.5$), cuando movemos el Sol según el paralelo respectivo desde la zona del Este en el horizonte al Sur y al Oeste, podemos observar que la trayectoria del Sol es superior que en el primer día de primavera. Finalmente repetimos el experimento, para la misma latitud también, en el caso del primer día de invierno el 21 de diciembre (declinación $-23^\circ.5$). Podemos ver que en este caso la trayectoria del Sol es por debajo. El primer día del otoño la declinación es 0° y la trayectoria del Sol será según el ecuador de manera similar a la del primer día de primavera.

Por supuesto si cambiamos la latitud, la altitud de las trayectorias del Sol cambia, pero la más alta corresponde siempre al primer día del verano y la más baja al primer día de invierno (figura 17a y 17b).



Fig. 17a y 17b: Trayectorias del Sol el primer día de verano y de invierno en Noruega. Es evidente que el Sol se está moviendo más arriba en el verano que en invierno, y que hay mucho más horas de la luz del Sol durante verano.

1a) Para el hemisferio sur.

Usando el demostrador para su ciudad (entre la latitud de su ciudad), es fácil verificar que la altitud del Sol sobre del horizonte cambia de acuerdo con la estación. Por ejemplo, el primer día de primavera, la declinación del Sol es 0° . Si situamos el Sol en el 23 de septiembre y movemos el Sol, exactamente sobre el ecuador, desde el horizonte del Este al Norte y al Oeste, podemos ver que la trayectoria del Sol tiene una altitud determinada sobre el horizonte.

Si para una misma latitud del lugar consideramos el Sol el primer día del verano el 21 de diciembre, (declinación $-23^\circ.5$), cuando movemos el Sol en el paralelo respectivo desde la

zona del Este en el horizonte al Sur y al Oeste, podemos observar que la trayectoria del Sol es superior que en el primer día de primavera, el 23 de septiembre. Finalmente repetimos el experimento, para la misma latitud también, en el caso del primer día de invierno el 21 de junio, (declinación $+23^{\circ}.5$). Podemos ver que en este caso la trayectoria del Sol está por debajo. El primer día de primavera la declinación es 0° y la trayectoria del Sol coincide con el ecuador de una manera similar al primer día de otoño, el 21 de marzo.

Por supuesto si cambiamos la latitud, la altitud de las trayectorias del Sol cambia, pero la más alta es siempre primer día de verano y la más baja es el primer día de invierno.

Notas:

-Cuando la altitud del Sol (en verano) es máxima la luz y la radiación solar “incide” más perpendicular sobre el horizonte. En este caso la energía se concentra en un área más pequeña y nuestra sensación es que en este período el clima es más caliente.

-También en el periodo veraniego el número de horas de luz solar es mayor que en invierno, esta razón motiva que también aumente la temperatura durante el verano.

– *El Sol se sale y se pone en un lugar diferente cada día*

Si en el experimento anterior prestamos atención en la zona de las salidas del Sol y/o en la zona de las puestas de Sol podemos observar que el Sol sale y se pone en un lugar diferente hoy, que ayer y que mañana. Particularmente la distancia entre las salidas del Sol (o las puestas) del primer día de dos estaciones consecutivas aumenta con la latitud (figuras 18a y 18b).



Fig. 18a y 18b: Puestas del Sol en Riga (Latvia) y Barcelona (España) el primer día de cada estación (izquierda/invierno, centro/primavera o otoño, derecha/verano). Las puestas de Sol centrales en ambas fotos están en la misma línea, es fácil observar que las puestas de Sol de verano y de invierno en Riga (latitud mayor) están mucho más lejanas que en Barcelona. (Fotos: Ilgonis Vilks, Letonia y Rosa M. Ros, España)

Es muy sencillo simular esta observación con el modelo. Es suficiente marcar la posición del Sol en cada estación para dos lugares diferentes, por ejemplo de 60° y 40° de latitud (figuras 19a, 19b y 19c).

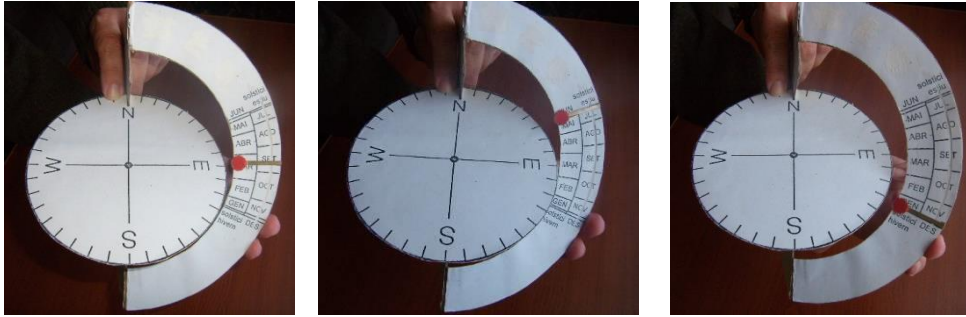


Fig. 19a: El Sol sale el primer día de primavera y/o otoño, Fig. 19b: El Sol sale el primer día de verano y Fig. 19c: El Sol sale el primer día de invierno.

Las fotografías presentadas (figuras 18a y 18b) corresponden al hemisferio norte pero la situación es similar en el hemisferio sur (figuras 20a y 20b). Solo cambia la posición de las estaciones.

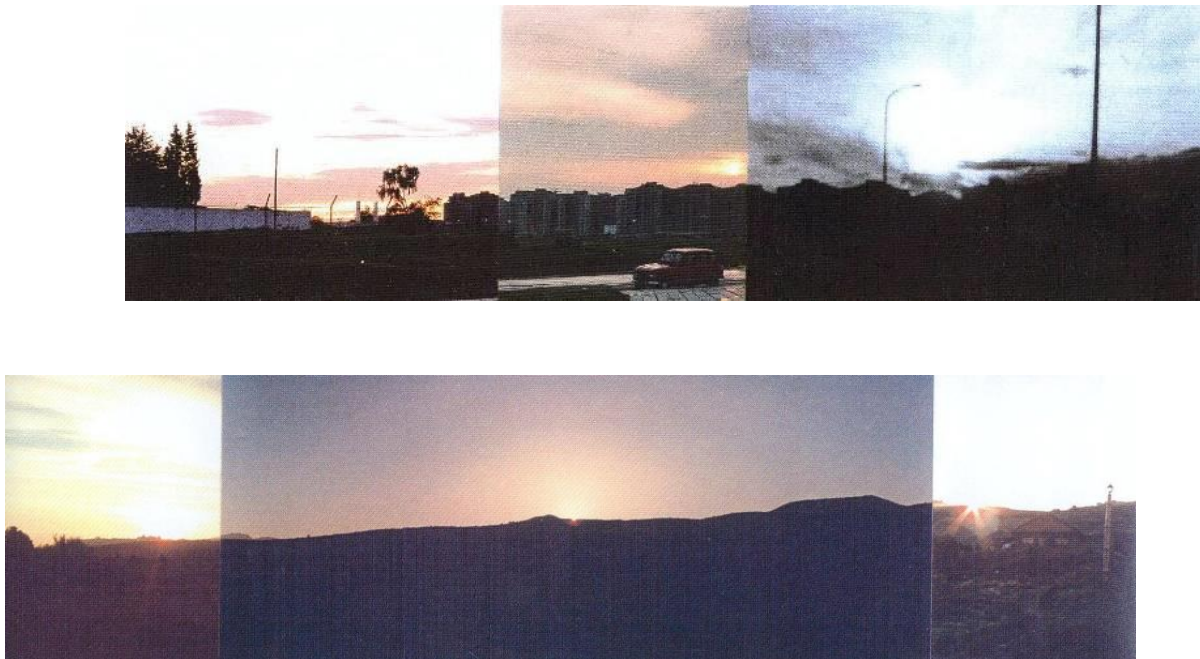


Fig. 20a y 20b: Puestas de Sol en La Paz (Bolivia) y Esquel (Argentina) el primer día de cada estación (izquierda/verano, centro/primavera y/o otoño, derecha/invierno). Las puestas de Sol centrales en ambas fotos están en la misma línea, es fácil observar que las puestas del Sol del verano y del invierno en Esquel (latitud mucho más negativa) están mucho más alejadas que en La Paz. (Fotos: Juan Carlos Martínez, Colombia y Néstor Camino, Argentina)

Notas:

- El Sol no sale por el punto cardinal Este y no se pone por el punto cardinal Oeste. Esta es una idea generalmente aceptada pero realmente no es cierta. Solamente es correcto 2 días concretos por año: el primer día de primavera y el primer día de otoño en todas las latitudes el Sol sale y se pone exactamente en los puntos Este y Oeste respectivamente.
- Hay otra idea muy interesante que la gente no sabe, pero que se cumple cada día en todas las latitudes. El Sol pasa para el punto cardinal del Sur al mediodía (por supuesto en tiempo solar). Esta característica se puede utilizar para la orientación.

2.- Lugares en áreas polares: SOL DE MEDIANOCHE

–Verano e invierno polar

Si introducimos la latitud polar ($+90^\circ$ o -90° dependiendo de si nosotros consideramos la demostración para el hemisferio norte o para el hemisferio sur) en el simulador, tenemos tres posibilidades. Si la declinación del Sol es 0° , el Sol se está moviendo en el horizonte que es también el ecuador.

Si la declinación corresponde al primer día de verano, el Sol se está moviendo en un paralelo al horizonte. Realmente tenemos el Sol moviéndose en varios paralelos sobre el horizonte desde el segundo día de primavera hasta el último día de verano. Eso significa medio año de luz solar.

El primer día de otoño, el Sol se está moviendo otra vez en el horizonte o en el ecuador. Pero a partir del segundo día de otoño hasta el día último día de invierno, el Sol se está moviendo en diversos paralelos todos por debajo del horizonte. Eso significa medio año de noches.

Por supuesto el ejemplo anterior corresponde a la situación extrema. Hay algunas otras latitudes donde las trayectorias del Sol no son paralelas al horizonte, pero no tiene salidas ni puestas de Sol porque la latitud local es demasiado más alta para ello. En este caso podemos observar el Sol de la medianoche.

–Sol de la medianoche

Si introducimos en la latitud del simulador $+70^\circ$ para el hemisferio norte (o -70° en el hemisferio sur) podemos simular el Sol de la medianoche sin ningún problema. Si situamos el Sol el primer día de verano, el 21 de junio en el hemisferio norte (o el 21 de diciembre en el hemisferio sur), podemos ver que el Sol no sale ni se pone este día.

La trayectoria del Sol es tangente al horizonte, pero nunca esta por debajo de él. Este fenómeno se llama “Sol de la medianoche”, porque es posible observar el Sol también en la medianoche (figuras 21a y 21b).



Fig. 21a y 21b: Trayectoria del Sol de medianoche en Laponia (Finlandia). El Sol va bajando hacia el horizonte pero no se pone hasta que el Sol comienza a subir de nuevo. (Foto: Sakari Ekko).

En particular, en las latitudes polares ($+90^\circ$ o -90°) el Sol aparece sobre el horizonte durante la mitad del año y por debajo del mismo la otra mitad. Usando el simulador es muy fácil entender esta situación (figuras 22a y 22b).

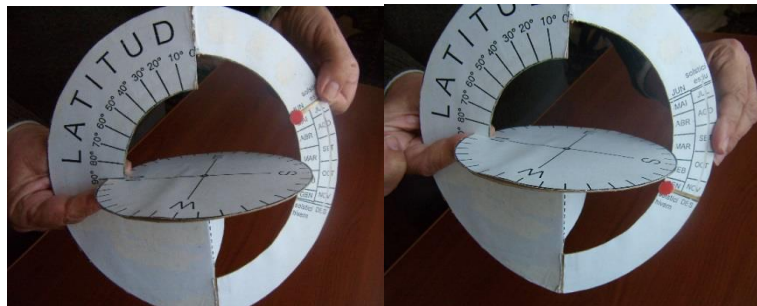


Fig. 22a y 22b: Simulador con el Sol por encima del horizonte para medio año y por debajo para la otra mitad.

3.- Lugares en el área ecuatorial: PASO DE CENTAL DEL SOL

–Paso por el cenit del Sol

En la zona ecuatorial las estaciones no se aprecian. La trayectoria solar es siempre prácticamente perpendicular al horizonte y la altitud solar es prácticamente igual durante todo el año y la duración de los días es también muy similar. Entonces las estaciones no son interesantes para los habitantes (figuras 23a, 23b y 23c).



Fig. 23a, 23b y 23c: En el ecuador los movimientos del Sol corresponden a trayectorias perpendiculares al horizonte. El Sol sale el primer día de cada estación: izquierda) primer día de verano, centro) primer día de primavera y/o otoño y derecha) primer día de invierno. Las distancias entre los tres puntos de salida del Sol el primer día de cada estación son mínimas. Esta distancia es sólo de $23^\circ.5$, la oblicuidad de la eclíptica. Para latitudes mayores las trayectorias solares se inclinan y las distancias entre las tres salidas del Sol aumentan (figuras 18^a, 18b, 20a y 20b).

Por otra parte en los países tropicales hay algunos días especiales: los días que el Sol pasa por el cenit. Esos días la luz del Sol llega del cenit como una ducha. La temperatura es más caliente y la sombra de la gente desaparece debajo de sus zapatos (figura 24a). Esos días eran especialmente considerados por las culturas antiguas porque podían ser apreciados por todos. Ahora también se consideran, realmente hay dos días por año en que el Sol se encuentra en el cenit. Usando el simulador podemos mostrar este fenómeno y también es posible calcular (aproximadamente) en que día va a tener lugar para una determinada latitud (figura 24b).

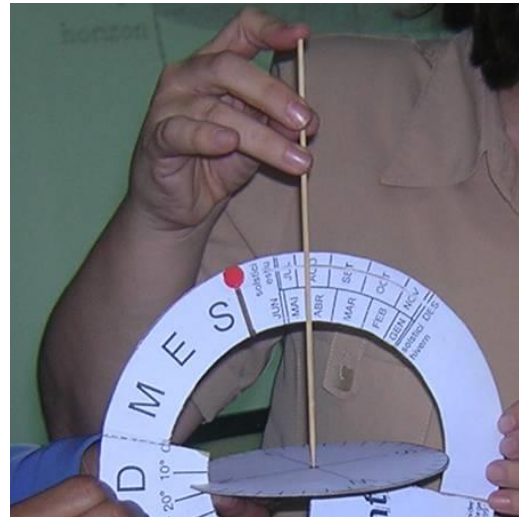


Fig. 24a: Sombra reducida (próxima al cenit) Fig. 24b: Simulando el paso solar para el cenit en Honduras (latitud 15°).

A modo de ejemplo (figura 24b), si simulamos un lugar de la latitud 15°N, usando el simulador podemos calcular aproximadamente qué días estará el Sol en el cenit al mediodía. Es solamente necesario utilizar un palillo perpendicular al disco del horizonte. Por ejemplo en la figura 25b se observa que para Honduras el paso por el cenit es a finales de abril y a mediados de agosto.

Simulador XXL

Evidentemente el modelo presentado puede realizarse en otros materiales, por ejemplo en madera. Entonces se puede producir con una luz en la posición del Sol (figura 25a). Con una cámara fotográfica es posible visualizar las trayectorias del Sol si se da un tiempo de exposición largo (figura 25b).



Fig. 25a: Simulador de mayor tamaño hecho en madera. Fig. 25b: Con una cámara fotográfica y una larga exposición es posible simular la trayectoria solar. Fig. 25c: Simulador estelar en madera (Fotos: Sakari Ekko).

Simulador lunar: ¿Por qué, a veces, la Luna sonríe?

Cuando trabajamos la Luna con estudiantes, comenzamos explicándoles las características de la Luna, sus fases y también hablamos de los eclipses. Las fases de la Luna son muy espectaculares y es fácil explicarlas por medio de una esfera y de una linterna. En consecuencia, los modelos como los de la figura 26 ofrecen una imagen de la Luna creciente (entorno al Cuarto creciente) y decreciente (entorno al Cuarto menguante). Recordemos la regla nemotécnica que da la Luna creciente como una “C” y la menguante o decreciente como una “D” que es cierta para los habitantes del hemisferio sur, pero que no se puede utilizar en el hemisferio norte donde se suele decir que la Luna es una “mentirosa”. Modelos como el de la figura 27 ofrecen una visión de la Luna creciente y decreciente como una “C” o “D” (dependiendo de las fases). Entonces podemos imaginarnos que en el horizonte puede ser observado como la figura 27. Pero según los países es posible observar la Luna como una “C inclinada”, una “D” inclinada (figura 28a) o en otros casos como una “U” o como una “Luna sonriente” (figura 28b). ¿Cómo podemos dar una explicación sencilla y clara de este fenómeno? Bastará un sencillo simulador para entender los diversos aspectos de la Luna en las diversas latitudes.



Fig. 26: Fases de la Luna.



Fig. 27: Simulación de las fases de la Luna en el horizonte

Si queremos estudiar los movimientos de la Luna, debemos tener en cuenta también su posición respecto del Sol (que es el causante de sus fases) y de su declinación (puesto que ella cambia también todos los días, y mucho más de prisa que la del Sol). Debemos pues, construir un simulador que de a los estudiantes la posibilidad de cambiar fácilmente la posición de la Luna, si ella esta más o menos próxima a las sucesivas posiciones respecto al Sol, a una declinación que varía considerablemente a lo largo de un mes. En efecto, vista desde la Tierra, y en medio de las estrellas, la Luna describe en un mes una trayectoria bastante próxima al

Sol en un año, siguiendo la línea de la “eclíptica” (con una aproximación de 5° , en más o menos debida a la inclinación de su órbita).

La Luna está “al lado” del Sol cuando es Luna nueva. Cuando es Luna llena está en un punto opuesto de la eclíptica, y su declinación es opuesta a la del Sol (con un error de 5°). Por ejemplo, en el solsticio de junio, la Luna llena se encuentra algo después de donde se encontraría el Sol en el solsticio de diciembre y su declinación es negativa (entre -18° y -29°). El movimiento diurno de la Luna llena en junio, es pues próximo al del Sol en diciembre.

Si consideramos el cuarto creciente, en forma de “D” en el hemisferio norte, de “C” en el hemisferio sur sabemos entonces, que la Luna está a 90° del Sol, más “lejos” sobre la eclíptica, o si se quiere, donde se encontrará el Sol 3 meses después: así, en junio, la luna del cuarto creciente tendrá una declinación próxima a la declinación del Sol en septiembre (0°), en el mes de septiembre, una declinación próxima a la del Sol en diciembre ($-23,5^\circ$), etc...

Si consideramos el cuarto decreciente o menguante, en forma de “C” para el hemisferio norte, o de “D” en el hemisferio sur, sabemos que entonces, la Luna está también a 90° del Sol sobre la línea de la eclíptica, pero retrasada respecto a él, es decir, estará donde se encontraba el Sol 3 meses antes. Así en junio, la Luna decreciente tendrá una declinación próxima a la declinación del Sol en el mes de marzo (0°); en septiembre, próxima a la del Sol de junio ($+23,5^\circ$) etc...



Fig. 28a: Cuarto de Luna inclinada, Fig. 28b: Cuarto de Luna sonriente.

Construcción del simulador

El simulador lunar se realiza a partir del simulador solar. Como en el anterior, es necesario un modelo para simular las observaciones desde el hemisferio norte, y otro para el hemisferio sur (figuras 12 y 13 para el hemisferio norte y 12 y 14 para el hemisferio sur). También es una buena idea construir uno de ellos que sea dos veces más grande para uso del profesor o monitor.

Instalaremos, por ejemplo, sobre el simulador solar una Luna en cuarto menguante, (en forma de “C” para el hemisferio norte, o en forma de “D” para el hemisferio sur) en el lugar del Sol y obtendremos un simulador lunar. Según las instrucciones siguientes.



Fig. 29a: Uso del simulador



Fig 29b: Cuarto de Luna

Para situar la Luna en el simulador, recorte la figura 29b (Luna en cuarto) y pegue dos pedazos de cinta transparente de forma que queda la Luna en medio de ellos bien orientada (“C” o “D” según la fase elegida). Ponga esta franja transparente en el área del mes de la figura 12 ó 14. La idea es que sea fácil mover esta franja hacia arriba y hacia abajo en esta área, para situarla en el mes deseado.

Usos del simulador lunar

Para comenzar a utilizar el simulador hay que entrar la latitud deseada. Viajaremos en la superficie de la Tierra en un viaje imaginario usando el simulador.

Hay que sujetar con la mano izquierda la pieza principal del simulador (figuras 30a y 30b) por la zona que está en blanco (debajo del cuadrante de la latitud). Seleccionada la latitud, mueva el disco del horizonte hasta que alcance la latitud elegida. Elegir el día para el cual queremos simular el movimiento del cuarto menguante o decreciente. Añadir 3 meses a ese valor y situar la Luna en la fase del cuarto (figura 29b) cara al mes obtenido: en este lugar es donde

¡se encontrará el Sol dentro de 3 meses!. Con la mano derecha desplazar el disco que sujeta la Luna del Este hacia el Oeste.

Con el simulador del “hemisferio norte”, se puede ver que según sea la latitud y el día del año, la Luna en su cuarto decreciente aparece saliendo por el horizonte (hacia la medianoche) como una “C” o una “U” sobre el horizonte (donde hemos situado un muñequito).

- Si introducimos una latitud de 70° podemos ver la Luna como una “C” móvil de la zona Este hacia la zona Oeste. No importa el período del año. En cada estación la Luna parece una “C” (figura 30a).
- Si la latitud es 20° , el observador está cercano a la línea tropical, y podemos ver la Luna que sonríen como un “U” algo inclinada. La Luna se está moviendo en una forma más perpendicular al horizonte que en el ejemplo anterior (figura 30b). La forma de “U” no cambia con el mes.

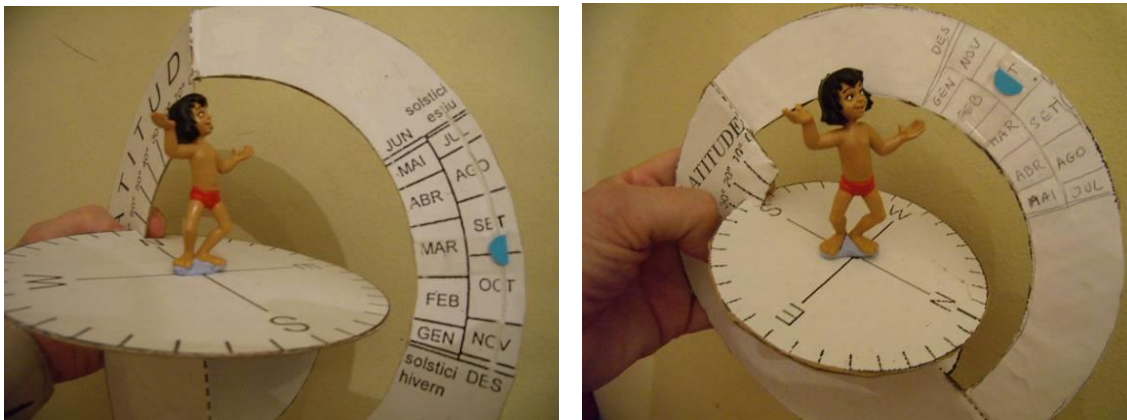


Fig. 30a: Simulador para 70° la latitud Norte, Fig. 30b: 20° de la latitud Sur

- Si la latitud es $+90^\circ$, el observador está en el Polo Norte y según sea el día considerado:
 - Se puede ver la Luna como una “C” que se mueve en una trayectoria paralela al horizonte.
 - No se puede ver, pues su trayectoria está por debajo del horizonte.
- Si la latitud es 0° , el observador está en el ecuador, y podemos ver la Luna que sonríen como una “U”. La Luna sale y se pone perpendicular al horizonte. Ella se ocultará (hacia el mediodía) en forma de « U » y regresará: « ∩ »...

Para otros observadores que vivan en las latitudes intermedias, las Lunas salen y se ponen en una posición intermedia entre “C” y “U” que sea más o menos inclinada según sea la latitud del lugar de observación.

Los comentarios anteriores se pueden repetir análogamente para la Luna en forma de “D” recordando corregir el día (en este caso habrá que quitarle 3 meses) al situarla en la posición del Sol.

-Si introducimos un -70° de latitud (o 70° sur) podemos ver la Luna decreciente como una “D” que se desplaza de la zona Este hacia la zona Oeste.. Esto no depende de la época del año. En todas las estaciones Luna dibuja una “D” (figura 30a).

-Si la latitud es de -20° , (figura 30b) el observador esta en la zona intertropical y se puede ver la Luna levantarse sonriendo como una "U", posiblemente ligeramente inclinada. La Luna se mueve en una trayectoria más perpendicular al horizonte que en el ejemplo anterior (figura 30b). La forma de "U" no cambia dependiendo del mes.

-Si es de latitud -90° , el observador esta en el Polo Sur, y podrá, de acuerdo a la fecha:

- Ver la Luna como una "D" que se mueve en una trayectoria paralela al horizonte.
- No lo ve, ya que su trayectoria está por debajo de la horizonte.

-A latitud 0° , al igual que en el simulador del hemisferio norte, el observador esta en el ecuador, y nosotros podemos ver la sonrisa de la Luna como una "U". La Luna se eleva perpendicular al horizonte y ella se esconderá (hacia el mediodia) en forma de "U" y reaparecera: '∩'...

Para otros observadores que viven en latitudes intermedias, la fase de la Luna se eleva y se oculta en una posición intermedia entre la "D" y la "U" es más o menos inclinada de acuerdo con la latitud del lugar de observación.

Estos comentarios pueden establecerse de una manera similar para la Luna en forma de "C", recordando corregir la fecha (en este caso, deben restar 3 meses) al pensar en la posición del Sol.

Agradecimiento: Los autores desean agradecer a Joseph Snider su instrumento solar producido en 1992 que les inspiró para producir los otros simuladores.

Bibliografía

- Ros, R.M., *De l'intérieur et de l'extérieur*, Les Cahiers Clairaut, 95, 1, 5, France, 2001.
- Ros, R.M., *Sunrise and sunset positions change every day*, Proceedings of 6th EAAE International Summer School, 177, 188, Barcelona, 2002.
- Ros, R.M., *Two steps in the stars' movements: a demonstrator and a local model of the celestial sphere*, Proceedings of 5th EAAE International Summer School, 181, 198, Barcelona, 2001.
- Snider, J.L., *The Universe at Your Fingertips*, Frankoi, A. Ed., Astronomical Society of the Pacific, San Francisco, 1995.
- Warland, W., *Solving Problems with Solar Motion Demonstrator*, Proceedings of 4th EAAE International Summer School, 117, 130, Barcelona, 2000.

Espectro Solar y Manchas Solares

Alexandre Costa, Beatriz García, Ricardo Moreno

Internacional Astronomical Union, Escola Secundária de Loulé (Portugal),
Universidad Tecnológica Nacional (Mendoza, Argentina), Colegio Retamar
(Madrid, España)

Resumen

Este taller incluye un enfoque teórico del espectro de la luz del Sol que se puede utilizar en la escuela secundaria. Las experiencias son válidas para primaria y secundaria.

El Sol es la principal fuente de casi todas las bandas de radiación, sin embargo, como nuestra atmósfera tiene una alta absorción para varias de las longitudes de onda no visibles, sólo se consideran los experimentos relacionados con el espectro visible, que es la parte del espectro que está presente en la vida cotidiana de los estudiantes. Para las experiencias en regiones no visibles ver el taller correspondiente.

En primer lugar se presenta la teoría, seguida por demostraciones experimentales de todos los conceptos desarrollados. Estas actividades son experimentos sencillos que los maestros pueden reproducir en su clase en la introducción de los temas como la polarización, la extinción, la radiación de cuerpo negro, el espectro continuo, espectros de líneas, el espectro de absorción (por ejemplo, la luz solar) y las líneas de Fraunhofer.

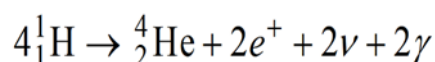
Se discuten las diferencias entre la emisión de la superficie solar en general y las emisiones de las manchas solares. También se mencionan la evidencia de la rotación del sol y la forma en que puede ser utilizado este concepto en proyectos para escolares.

Objetivos

- Comprender cómo se produce la radiación solar
- Comprender el porqué del espectro de Sol y su utilidad.
- Comprender qué son las manchas solares.
- Estudiar algunos aspectos de la luz, tales como polarización, dispersión, etc.

La Radiación Solar

La energía solar es creada en el interior del Sol, en una región que recibe el nombre de núcleo, donde la temperatura llega a los 15 millones de grados y la presión es altísima. Las condiciones de presión y temperatura del núcleo suelen permitir que tengan lugar reacciones nucleares. En la principal reacción nuclear que ocurre en el núcleo del Sol, cuatro protones (núcleos de hidrógeno) son transformados en partículas alfa (núcleos de helio) generando también dos positrones, dos neutrinos y dos fotones gamma de acuerdo con la ecuación



La masa resultante es menor que la de los cuatro protones juntos. Esta pérdida de masa, según la ecuación de Einstein, implica una generación de energía:

$$E = mc^2$$

Cada segundo, 600 millones de toneladas de hidrógeno se transforman en helio, pero hay una pérdida de entre 4 y 5 millones de toneladas que se convierten en energía. Aunque puede parecer una pérdida muy grande, la masa del Sol es tal que puede funcionar así miles de millones de años.

La energía producida en el interior del Sol va a seguir un largo recorrido hasta llegar a la superficie del Sol.

Después de emitida por el Sol, esa energía se propaga por todo el espacio a una velocidad de 299 793 km/s en forma de radiación electromagnética.

La radiación electromagnética puede presentar longitudes de onda o frecuencias que están por lo general agrupados en diferentes regiones como se muestra en la figura 1.

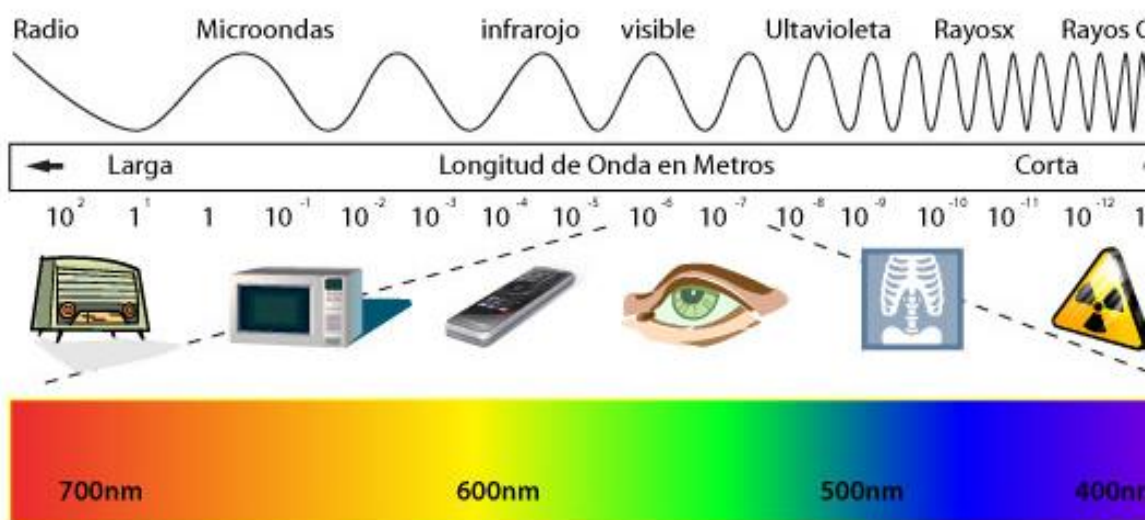


Fig. 1: El Espectro Solar

La frecuencia ν , la longitud de onda λ y la velocidad de la luz c están relacionadas entre sí por la expresión

$$c = \lambda \cdot \nu$$

A pesar de que el Sol es una fuente importante de muchas longitudes de onda, haremos la mayor parte de nuestro enfoque de la radiación solar usando el espectro visible porque, junto con las frecuencias de radio y una pequeñas bandas en el infrarrojo o el ultravioleta, son aquellas para las cuales nuestra atmósfera es transparente y no se necesitan aparatos complejos para visualizarlas. Por lo tanto, son las mejores para la experimentación en el aula.

Polarización de la Luz

Una radiación electromagnética perfecta y linealmente polarizada tiene un perfil como el que se presenta en la figura 2. Se dice que está linealmente polarizada porque vibra en unos planos.

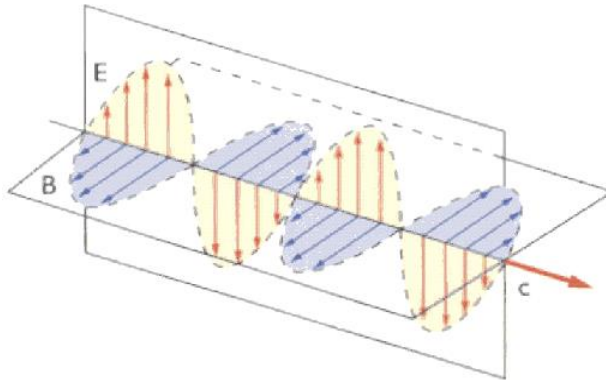


Fig. 2: Luz polarizada

La luz del Sol no tiene ninguna dirección de vibración privilegiada, aunque puede ser polarizada al reflejarse bajo un ángulo determinado, o si se pasa por determinados filtros, llamados Polaroides.

La luz, al pasar por uno de esos filtros (figura 3), vibra sólo en un plano. Si se pone un segundo filtro, pueden ocurrir dos cosas: cuando los dos filtros tengan orientaciones de polarización paralelas, la luz pasa a través de ellos (figura 4a), y si las tienen perpendiculares, la luz que pasa por el primer filtro queda bloqueada por el segundo (figura 3) y los filtros se oscurecen (figura 4b).

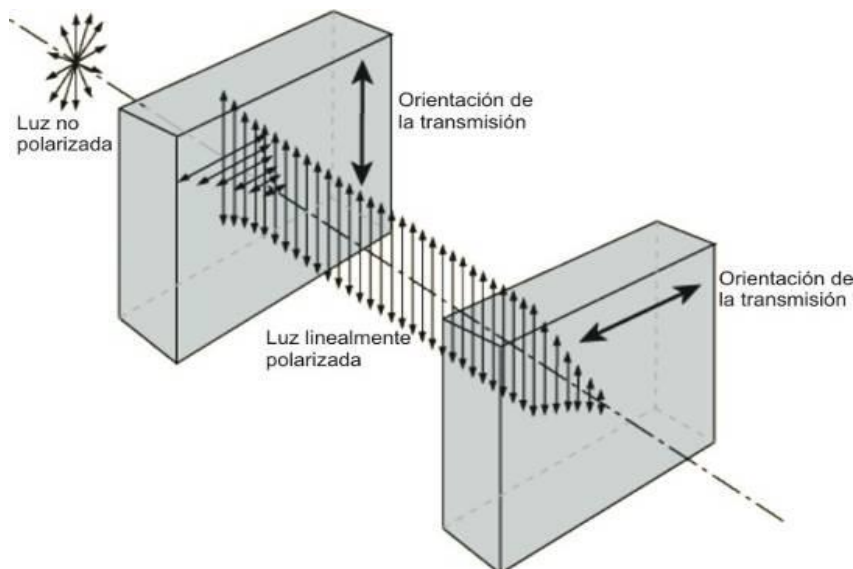


Fig. 3: Cuando los dos filtros tienen una orientación de transmisión perpendicular, la luz que pasa el primero es bloqueada por el segundo.

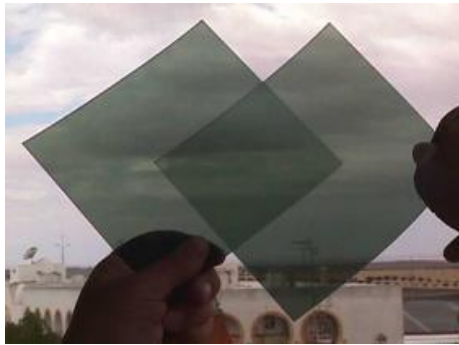


Fig. 4a: Si los filtros tienen la misma orientación la luz pasa a través de ellos.

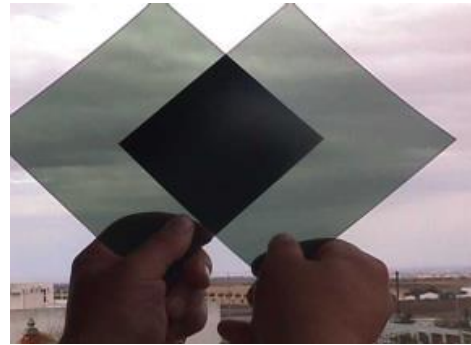


Fig. 4b: Si se gira uno de los filtros 90° la luz queda bloqueada.

Muchas gafas de sol llevan polarizadores para filtrar la luz reflejada, abundante en la nieve o en el mar, y que suele estar polarizada (figuras 5a y 5b). También en fotografía se usan filtros polarizadores, con los que se eliminan algunos reflejos y además el cielo aparece más oscuro.



Fig. 5a y 5b: Luz reflejada, fotografiada con y sin filtro polaroid

Actividad 1: Polarización de la Luz

Para hacernos con filtros polarizadores cortamos por el puente de la nariz las dos partes de unas gafas 3D incoloras (las gafas 3D verdes/rojas no sirven para esta experiencia) y podemos hacer la experiencia de las figuras 4a y 4b con ambos filtros. También se pueden usar gafas de sol buenas, que sean polarizadas: para cruzarlas se pueden usar dos gafas y así no romper ninguna.

Las pantallas de cristal líquido de ordenadores y de televisión (no las de plasma) emiten luz que está polarizada. Se puede comprobar mirando la pantalla de un ordenador portátil con las gafas de sol polarizadas y girando la cabeza: si llevan polarizadores, con un determinado ángulo la pantalla se ve negra.

Hay algunos plásticos y cristales que, si se pasa a través de ellos luz polarizada, giran un poco el plano en el que vibra la luz. El ángulo girado depende del color de la luz, del grosor del cristal y de su composición. Si se mira con unas gafas de sol polarizadas, según qué ángulo, se extingue uno u otro color, y la luz que llega al ojo es de distintos colores.



Fig. 6: La luz de la pantalla TFT de un ordenador es polarizada, y la cinta adhesiva gira el ángulo de polarización. Se observan colores si se mira con gafas de sol polarizadas.

Pegamos en un cristal (puede ser de un marco de fotos) varias tiras de cinta adhesiva, de tal forma que en unas zonas haya tres capas de cinta una encima de otra, en otras zonas dos y en otras sólo una (figura 6). En una televisión u ordenador con pantalla LCD, ponemos una imagen que tenga la mayor parte blanca, por ejemplo, un documento en blanco de un procesador de texto. Situamos el cristal delante de la pantalla, y lo miramos con las gafas de sol polarizadas. Si giramos el cristal, observaremos la cinta adhesiva de distintos colores. En lugar del cristal, podemos mirar el plástico transparente de una caja de CD. Observaremos los puntos donde hay más tensión concentrada. Si retorremos ligeramente la caja, veremos que las zonas de tensión cambian.

La Estructura del Sol

El Sol tiene una estructura que podemos dividir en cinco partes principales:

- 1) El núcleo y la zona de radiativa son los lugares donde se producen las reacciones de fusión termonuclear. Las temperaturas en el interior del núcleo son de 15 millones de grados Kelvin (K) y algo menores en la zona radiativa, del orden de 8 000 000 K. En toda la región más cercana al núcleo la transferencia de energía se hace por radiación. Podrían considerarse dos regiones distintas (el núcleo y la zona radiativa) sin embargo es muy difícil decir donde termina uno y donde empieza el otro porque sus funciones están mezcladas.
- 2) La zona de convección, donde la energía es transportada por convección, con temperaturas inferiores a 500 000 K, entre 0,3 radio del Sol y justo debajo de la fotosfera.
- 3) La fotosfera, que podríamos considerar de alguna forma la “superficie” del Sol, es el origen de los espectros de absorción y continuo, y tiene temperaturas que van desde 6400 a 4200 K. Está fragmentado en unas celdas de unos 1000 km de tamaño, que duran sólo algunas horas. Además suele tener algunas zonas más frías (“sólo” 4.200 K), que se ven como manchas oscuras.
- 4) La cromósfera, que es exterior a la fotosfera y que tiene una temperatura de 4.200 a 1 millón de K. Tiene un aspecto de filamentos verticales que lo asemejan a una “pradera ardiente”. Hay prominencias (protuberancias) y fulguraciones.

5) La corona, que es la fuente del viento solar, tiene temperaturas comprendidas entre uno y dos millones de grados K.

Actividad 2: Modelo sencillo de las capas del Sol

Esta actividad se puede hacer con niños pequeños. Se trata de recortar las diferentes figuras que aparecen a continuación (figuras 7 y 8). Se pueden recortar sobre papeles de colores diferentes o pintarlas con los colores siguientes: Corona en blanco, Cromosfera en rojo, Fotósfera en amarillo, Zona de convección en naranja, Zona radiativa en azul y el Núcleo en color granate.

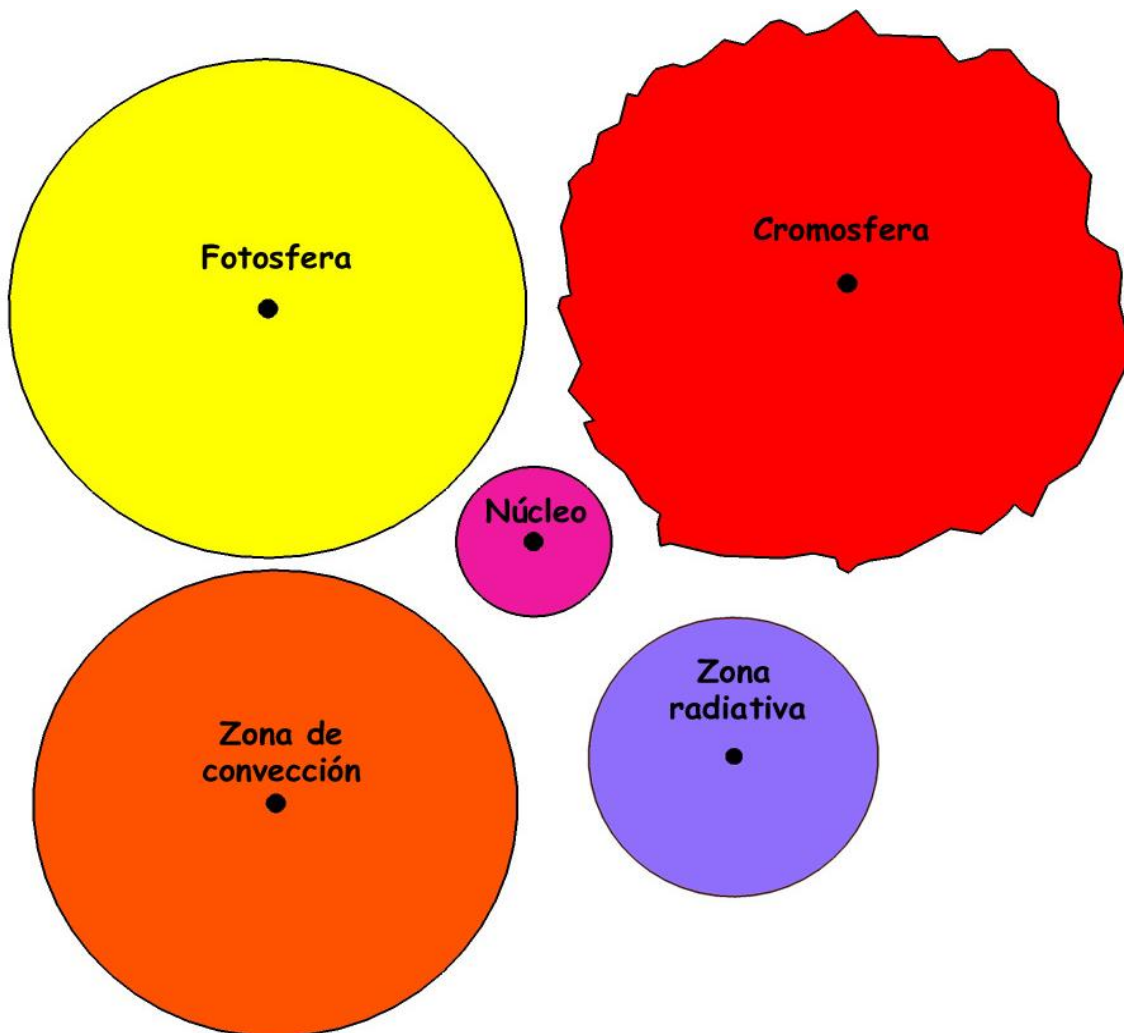


Fig 7: Partes del Sol, para recortar

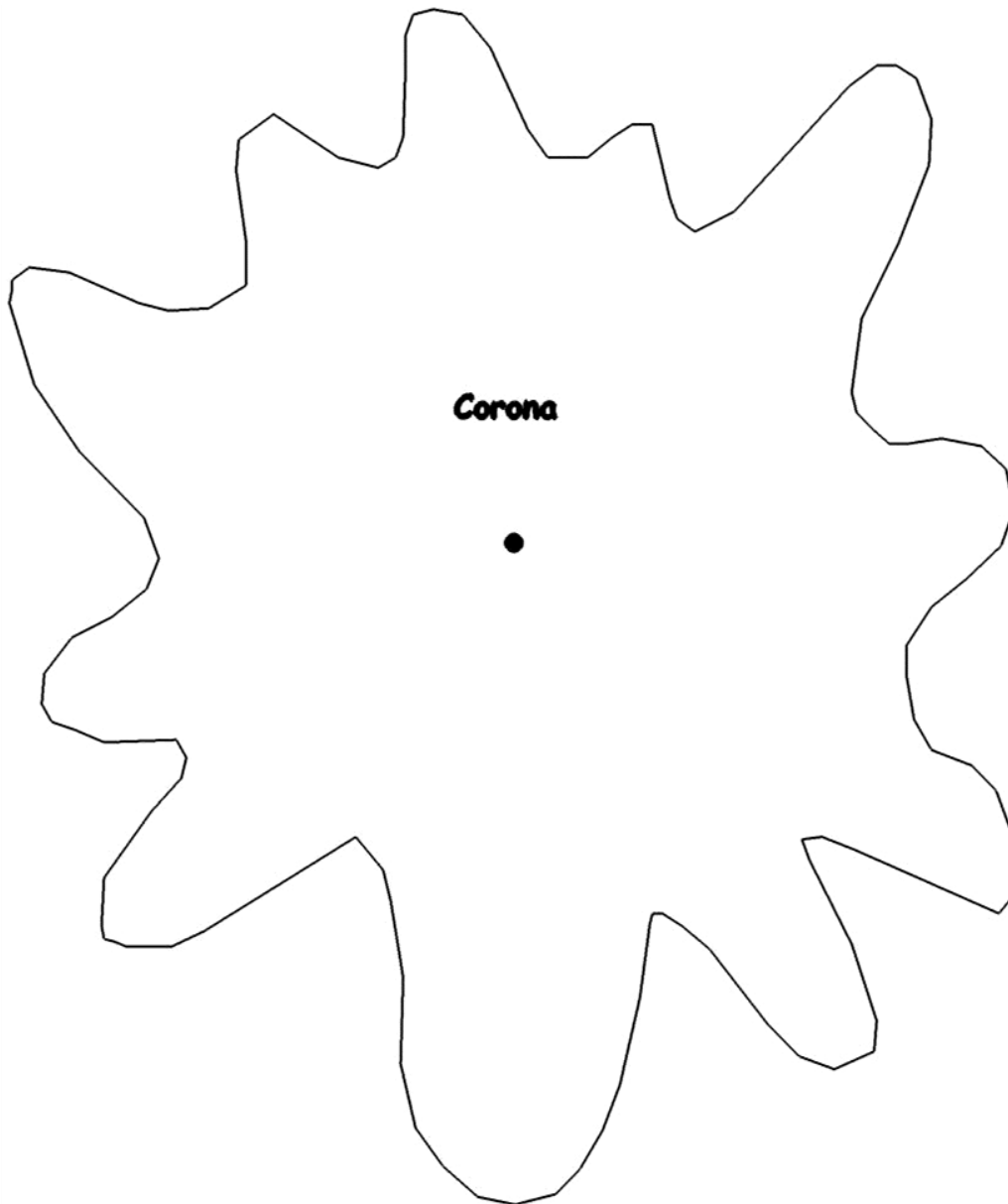


Fig 8: Corona para recortar

Finalmente se pueden superponer, en el orden adecuado (el tamaño de cada pieza también indica ese orden).

Manchas solares

En la fotosfera se observan con frecuencia manchas oscuras. Típicamente una mancha solar consta de una región central oscura denominada sombra o umbra, rodeada por una zona más clara o penumbra que tiene filamentos claros y oscuros que parten de forma aproximadamente radial de la sombra. Los filamentos de la mancha solar están cercados por los gránulos típicos de la fotosfera (figura 9).

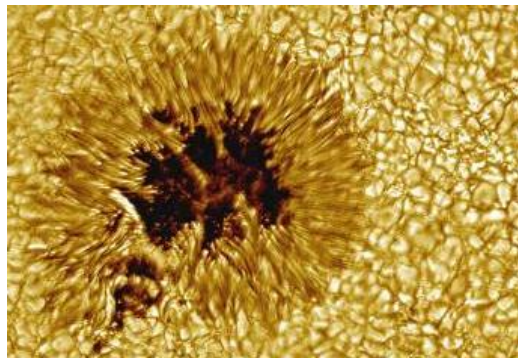


Fig. 9: Zoom de una mancha solar. (Foto: Vacuum Tower Telescope, NSO, NOAO)

Las manchas parecen negras con un pequeño telescopio. Sin embargo, eso es solamente un efecto de contraste. Cualquier mancha visible con un pequeño telescopio por más pequeña que sea si estuviera aislada nos alumbraría mucho más que la Luna llena. La diferencia de intensidad de las manchas se debe a tener una temperatura de 500 a 2.000°C inferior a la de la fotosfera circundante. Las manchas solares son el resultado de la interacción de fuertes campos magnéticos verticales con la fotosfera.

Las manchas solares tienen una importancia histórica muy grande pues permitieron a Galileo determinar el período de rotación del Sol y verificar que su rotación era diferencial, es decir, que giraba más rápido en el ecuador (período de rotación 25,05 días) que en los polos (período de rotación 34,3 días).

Actividad 3: Determinación del período de rotación del Sol

Un experimento sencillo que se puede realizar en el aula es la medición del período de rotación solar utilizando las manchas solares. En este experimento, se debe hacer el seguimiento de las manchas solares durante varios días con el fin de medir su desplazamiento. Las observaciones solares se deben hacer siempre por proyección con un telescopio (figura 10a), o con unos prismáticos (figura 10b). Hay que insistir que nunca se debe mirar al Sol ni directamente ni mucho menos con prismáticos o telescopios, ya que se pueden producir daños irreparables en los ojos.



Fig. 10a: Observación solar por proyección con un telescopio (nunca se debe mirar directamente al Sol)

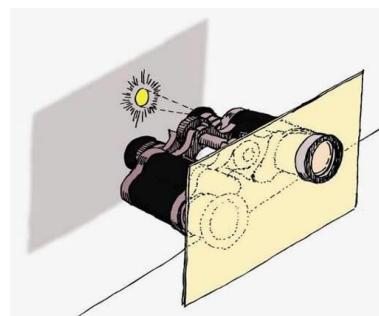


Fig. 10b: Observación por proyección con unos prismáticos (nunca directamente)

Si hacemos la observación de manchas solares durante varios días, el movimiento de una mancha será similar a como se ve, por ejemplo, en la figura 11.

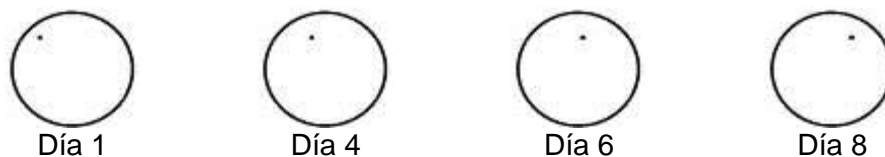


Fig. 11: Cambio de posición de una mancha a lo largo de varios días.

Podremos sobreponerlas en una transparencia como se presenta en la figura 12. El periodo T puede entonces ser calculado simplemente a través de una proporcionalidad sencilla

$$\frac{T}{t} = \frac{360^\circ}{\alpha}$$

Donde t indica el intervalo de tiempo entre dos observaciones de la misma mancha, α es el ángulo central entre el desplazamiento de las dos manchas consideradas (figura 12) y T es el período de rotación solar que se desea calcular. Esta determinación ofrece un buen nivel de precisión.

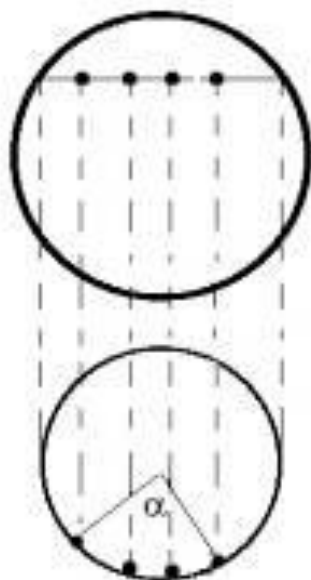


Fig. 12: Determinación de la rotación angular de las manchas solares.

Veamos un ejemplo real. La figura 13 es una superposición de dos fotografías, tomadas el 12 de agosto de 1999 y el 19 de ese mismo mes y año. Dibujamos la circunferencia que describe la mancha, medimos el ángulo y sale 92° . Por tanto la rotación solar será:

$$T = \frac{360^\circ \cdot 7 \text{ días}}{92^\circ} = 27,3 \text{ días}$$

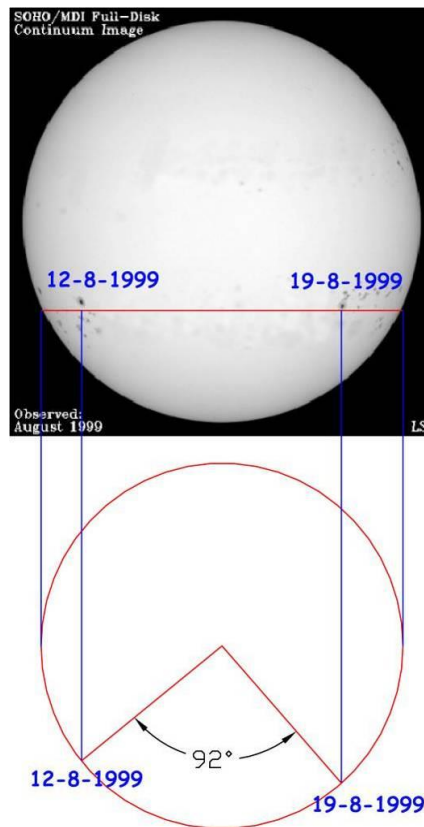


Fig. 13: Determinación del periodo de rotación solar

La Radiación que sale del Sol

El Sol es un gran reactor nuclear en el cual enormes cantidades de energía se producen de forma permanente. La energía se transporta a la superficie en forma de fotones. Los fotones son las partículas responsables de la radiación electromagnética y el valor de la energía por ellos transportada puede ser calculado por la expresión

$$E = h \cdot \nu$$

donde E es la energía de los fotones, h es la constante de Planck ($h = 6,626 \cdot 10^{-34} \text{ J} \cdot \text{s}$) y ν es la frecuencia de la radiación electromagnética asociada con el fotón. Los fotones generados por el Sol son los responsables de su espectro.

La luminosidad (o potencia, que es lo mismo) total del Sol es enorme: cada segundo emite más que trillones de bombas atómicas. La transmisión de esa energía a través del espacio podemos imaginarla como si se hiciese en una burbuja que se va haciendo más y más grande con la distancia. El área de esa esfera es $4\pi R^2$. Si la potencia del Sol es P , la energía que llega a un metro cuadrado situado a una distancia R es:

$$E = \frac{P}{4\pi R^2}$$

Con otras palabras: la energía se transmite de forma inversamente proporcional al cuadrado de la distancia. Y si sabemos la distancia del objeto, podemos calcular su potencia total.

Actividad 4: Determinación de la luminosidad del Sol

La luminosidad o potencia del Sol es la energía que emite nuestro astro rey en un segundo. Y realmente el Sol es una fuente luminosa muy potente. Vamos a calcular su potencia comparándolo con una bombilla de 100 W (figura 14).

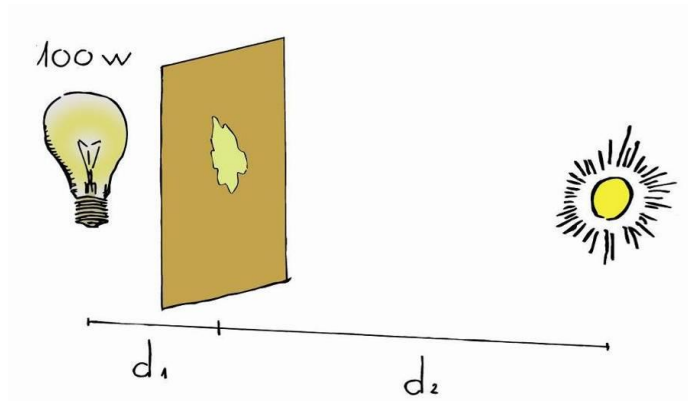


Fig. 14: Comparando la potencia del Sol con una bombilla de 100 W

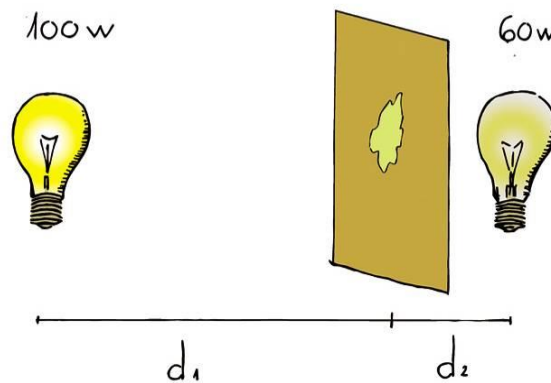


Fig. 15: Si la iluminación que llega a cada lado es la misma, la mancha de aceite no se ve.

Vamos a construir un fotómetro que nos permita comparar la luminosidad de dos fuentes de luz. Para ello echamos un par de gotas de aceite en medio de una hoja de papel de envolver, aunque también sirve el papel blanco normal. La mancha que se forma hace que se transparente un poco el papel. Ese será nuestro fotómetro. Al ponerlo entre dos fuentes luminosas (figuras 14 a 16), se puede ajustar la distancia para que no se vea la mancha. Entonces se ha igualado la iluminación en los lados del papel y la energía que llega a cada lado es la misma.

En ese caso:

$$\frac{100}{4 \cdot \pi \cdot d_1^2} = \frac{60}{4 \cdot \pi \cdot d_2^2}$$



Fig. 16: Fotómetro de mancha de aceite, entre dos bombillas.

En un día soleado, sacamos al aire libre el fotómetro y una bombilla de al menos 100 w (cuanto más, mejor). Ponemos el fotómetro entre el Sol y la bombilla, a una distancia tal que los dos lados del fotómetro aparezcan igualmente brillantes. Medimos la distancia d_1 , en metros, del fotómetro al filamento de la bombilla.

Sabiendo que la distancia del Sol a la Tierra es aproximadamente $d_2 = 150.000.000$ km, podemos calcular la potencia del Sol P con la ley inversa de cuadrados (no aparece el término de 4π porque estaría en los dos lados de la igualdad):

$$\frac{100 \text{ W}}{d_1^2} = \frac{P_{\text{Sol}}}{d_2^2}$$

El resultado no debe diferir mucho de la luminosidad real del Sol, que es de $3,83 \cdot 10^{26}$ W.

Opacidad

La energía asociada a un fotón de mucha energía producido en el núcleo del Sol va a tardar hasta 1 millón de años en llegar a la fotosfera, puesto que en las partes más interiores del Sol los fotones interactúan con la materia, muy densa en esas zonas. Las interacciones se producen en un número muy grande desde la generación de los fotones, mientras el fotón está en la parte más central, disminuyendo después según se van acercando a la fotosfera. El resultado es un recorrido en zig-zag (figura 17) que retrasa mucho la salida de esos fotones hacia el espacio.

Cuando la radiación llega a la fotosfera, y, por consiguiente, a la atmósfera del Sol, es irradiada hacia el exterior casi sin interacciones en la mayor parte de las longitudes de onda producidas, dando lugar a la salida de la fotosfera lo que llamamos un espectro continuo. Eso ocurre porque el núcleo y el interior del Sol son opacos a todas las longitudes de onda de radiación y su atmósfera es transparente. En astronomía los conceptos de opaco y transparente son un poco distintos de lo que ocurre en lo cotidiano.

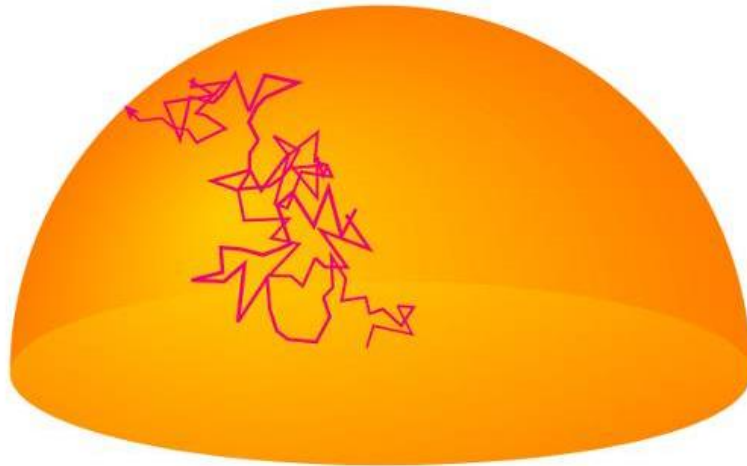


Fig. 17: Los fotones tardan 1 millón de años en salir a la fotosfera.

Un gas puede ser transparente u opaco dependiendo solamente del hecho de si absorbe los fotones que lo cruzan o no. Por ejemplo, nuestra atmósfera es transparente a las longitudes de onda visibles. Sin embargo, en un día con niebla, no se verá mucho, por lo que será opaca. Es necesario tener claro que transparente no significa invisible. Una llama de un mechero es transparente a las longitudes de onda de un retroproyector .

Actividad 5: Transparencia y opacidad

Se puede presentar esos conceptos usando un mechero o una vela (el mechero es mejor que la vela, pues la vela no va a tardar en producir humo negro, porque su combustión es incompleta, el humo negro es opaco y se verá saliendo de la llama de la vela).

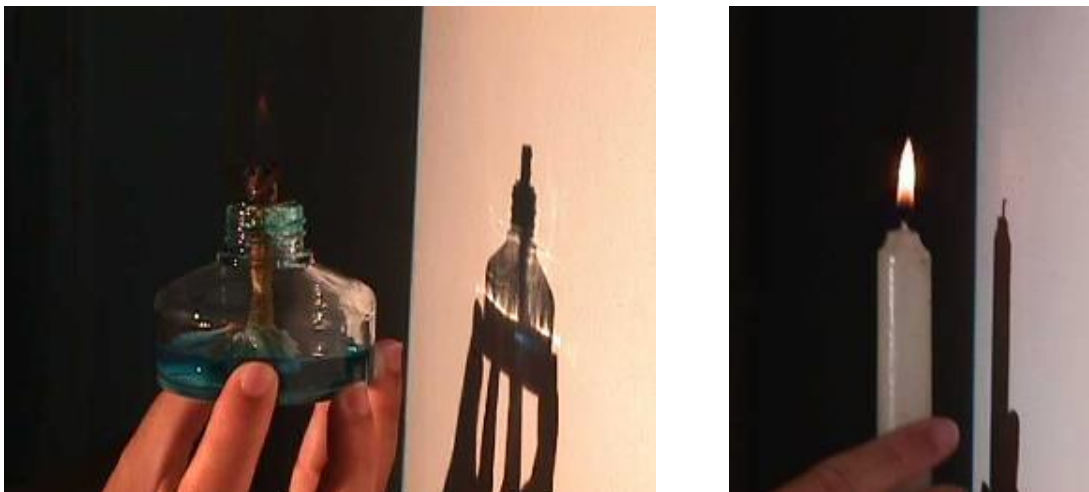


Fig. 18a y 18b: La llama de una lámpara de alcohol o de una vela no produce sombra en la pared. Véase que el vidrio, del mechero, no es completamente transparente.

La demostración es muy sencilla. Se ponen objetos transparentes y opacos en el chorro de la luz de un retroproyector proyectado hacia una pared o pantalla y se pregunta si es transparente u opaco. En los objetos usuales la mayoría de las personas lo sabrán en todos los casos.

La llama de una vela, de un mechero Bunsen o uno de esos mecheros que usan todos los fumadores también es transparente y es sorprendente para los alumnos comprobar que la llama no produce ninguna sombra en la pared (figuras 18a y 18b). Se puede explicar que así es la fotosfera, transparente a casi toda radiación.

Espectros

En 1701, Newton usó un prisma y descompuso por primera vez la luz solar en colores. Cualquier luz se puede descomponer con un prisma o una red de difracción, y lo que se obtiene es su espectro. Los espectros pueden explicarse a través de las tres leyes que Gustav Kirchhoff y Robert Bunsen descubrieran en el siglo XIX. Las tres leyes están representadas en la figura 19.

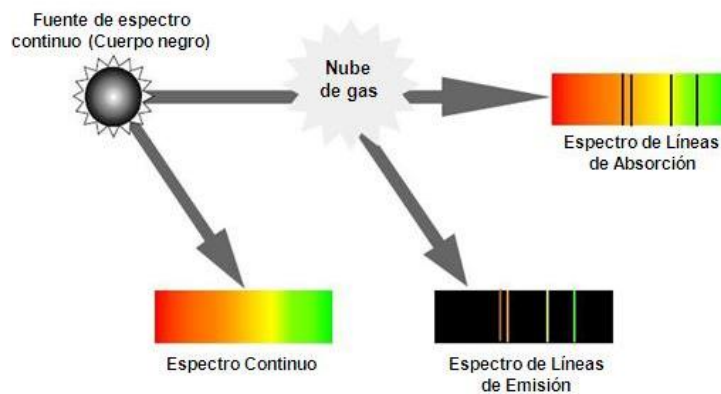


Fig. 19: Leyes de Kirchhoff y Bunsen

- 1ª Ley: Un objeto sólido incandescente produce luz con un espectro continuo.
- 2ª Ley: Un gas tenue caliente produce luz con líneas espectrales en longitudes de onda discretas que dependen de la composición química del gas.
- 3ª Ley: Un objeto sólido incandescente rodeado de un gas a baja presión produce un espectro continuo con huecos en longitudes de onda discretas cuyas posiciones dependen de la composición química del gas, y coinciden con las de la 2ª Ley.

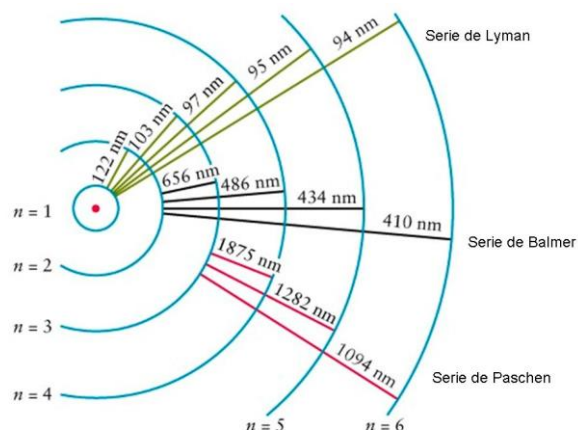


Fig. 20: Series espectrales para la emisión del átomo de hidrógeno. Las transiciones posibles tienen siempre la misma diferencia de energía entre los niveles.

Las líneas de emisión del gas tenue son debidas a las transiciones electrónicas entre dos niveles de energía, que ocurren cuando los fotones interactúan con la materia. Como sería más tarde explicado por Niels Bohr, los niveles de energía en los átomos están perfectamente cuantizados y por eso las frecuencias emitidas son siempre las mismas, pues la diferencia de energía entre los niveles es constante (figura 20).

Entonces, un gas frío puede absorber la misma energía que emite cuando está caliente y, por eso, si se pone el gas entre una fuente incandescente y un espectroscopio, el gas absorbe las mismas líneas en el espectro continuo de la fuente de incandescencia que cuando el gas emite cuando está caliente, generando en el primer caso el espectro de absorción.

Esto es lo que sucede en la atmósfera del Sol. Los elementos contenidos en el gas de la atmósfera solar absorben las frecuencias asociadas a las líneas espectrales de esos elementos. Ese hecho fue verificado por Joseph Fraunhofer en 1814, que llegó a catalogar hasta 700 líneas oscuras en el espectro del Sol, que se llaman líneas de Fraunhofer. Las principales se presentan en la tabla siguiente, respetando la designación original de Fraunhofer (1817) de las letras para las líneas de absorción en el espectro solar.

Letra	longitud de onda (nm)	Origen químico	Rango de Color
A	7593,7	O ₂ atmosférico	rojo oscuro
B	6867,2	O ₂ atmosférico	rojo
C	6562,8	Hidrogeno alpha	rojo
D1	5895,9	Sodio neutro	rojo anaranjado
D2	5890,0	Sodio neutro	amarillo
E	5269,6	Hierro neutro	verde
F	4861,3	H beta	cian
G	4314,2	CH molecular	azul
H	3968,5	Calcio ionizado	violeta oscuro
K	3933,7	Calcio ionizado	violeta oscuro

Tabla 1: Líneas de Fraunhofer del Sol.

Es importante darse cuenta que analizando la luz que nos llega del Sol o de una estrella, podemos saber de qué está hecha, sin necesidad de ir hasta allí. Hoy en día los espectros se toman con alta resolución, detectando múltiples líneas.

Radiación de cuerpo negro

Cuando un metal se calienta suficientemente, se vuelve rojo. En un sitio oscuro, el cuerpo se hace visible a una temperatura de 400°C. Si la temperatura sigue aumentando, el color del metal vuelve naranja, amarillo e incluso llega a ser azulado después de pasar por la emisión de blanco a unos 10.000°C. Un cuerpo opaco, sea metálico o no, irradia con esas características.

Cuando un cuerpo negro (que no refleja lo que viene de fuera) es calentado, emite una radiación en muchas longitudes de onda. Si medimos la intensidad de esa radiación en cada longitud de onda, ésta se puede representar con una curva que se llama curva de Planck. En la figura 21 se presentan estas curvas para diferentes temperaturas del cuerpo negro. Tiene un máximo en una determinada frecuencia, que nos da el color predominante. Esa $\lambda_{\text{máx}}$ se relaciona con la temperatura del cuerpo según la Ley de Wien:

$$\lambda_{m\acute{a}x} = \frac{2,898 \cdot 10^{-3}}{T} (m)$$

donde T es la temperatura del cuerpo. Obsérvese que gracias a esta ley, estudiando la radiación que nos llega de un objeto lejano, podemos saber a qué temperatura está sin necesidad de ir hasta allí.

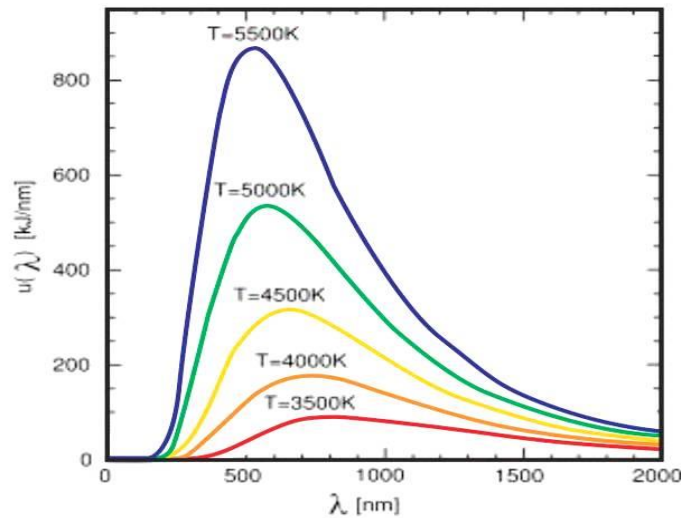


Fig. 21: Curvas de Planck de cuerpos negros a diferentes temperaturas.

Ejemplos de objetos astronómicos opacos que pueden ser llamado cuerpos negros son las estrellas (a excepción de su atmósfera y corona), los planetas, asteroides o la radiación de fondo cósmico de microondas.

La Ley de Wien es una ley general para la emisión térmica de los cuerpos opacos. Por ejemplo, el ser humano irradia en la región de infrarrojos con una emisión máxima a una longitud de onda de $9,4 \mu\text{m}$, como dice la ley de Wien (considerando una temperatura de 37°C ($=310\text{ K}$)). Por eso los dispositivos de uso militar para observación nocturna utilizan esas longitudes de onda.

Volviendo al Sol, como su atmósfera es transparente, la radiación de cuerpo negro será determinada por la temperatura en la fotosfera, donde el Sol pasa a ser transparente (alrededor de 5800 K), por lo que su radiación de cuerpo negro debe tener un máximo de longitud de onda entorno a 500 nm , como se presenta en la figura 22.

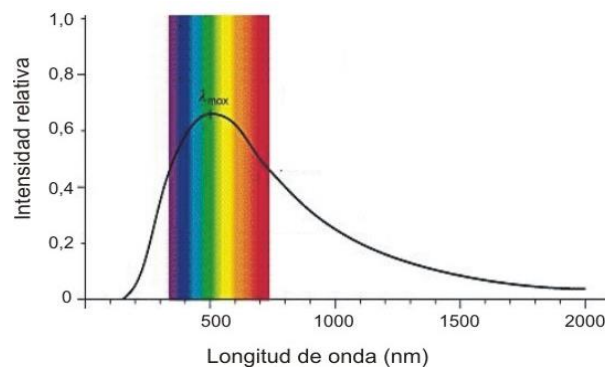


Fig. 22: Curva de emisión del “espectro continuo” del Sol.

Nuestra atmósfera absorbe la radiación infrarroja y ultravioleta. Curiosamente el ojo humano ha evolucionado para tener una visibilidad coherente con la parte visible de la luz solar que llega a la superficie de la Tierra.

Dispersión de la luz solar (*scattering*)

Cuando un rayo de luz blanca atraviesa un gas que contiene partículas de tamaño mayor que la longitud de onda, la luz no se separa y todas las longitudes de onda son dispersadas. Esto ocurre cuando la luz del Sol atraviesa una nube que contiene pequeñas gotitas de agua: esta se ve blanca. Lo mismo pasa cuando la luz atraviesa granos de sal o de azúcar.



Fig. 23: El color del cielo depende de la dispersión de Rayleigh

Pero si la luz es dispersada por partículas de tamaño similar a la longitud de onda (colores) de unos determinados fotones, ellos son dispersados pero no el resto. Es la llamada dispersión o *scattering*.

En la atmósfera, la luz azul se dispersa mucho más que la luz roja, y sus fotones nos llegan desde todas las direcciones. Esto provoca que veamos el cielo azul (figura 23) en lugar de negro, como se ve en el espacio. Al atardecer, la luz atraviesa mucha más atmósfera, y la luz contiene menos azules y es más amarilla. En las puestas de Sol se llegan a dispersar también los fotones rojos. También esa es la razón de que cuando la luz pasa a través de grandes espesores de gas (p.e. nebulosas) se ve roja (porque el azul se va a dispersar en todas las direcciones y sólo el rojo va a llegar con toda su intensidad al observador). Esta es la dispersión de Rayleigh.

Actividad 6: Extinción y dispersión (*scattering*)

Este experimento se hace con un retroproyector (u otra fuente de luz intensa), una solución diluida de leche, un cartón negro y un vaso alto. Se debe preparar una solución de leche utilizando aproximadamente 1 gota de leche en 50 ml de agua (ese es el punto crucial por lo que hay que probar la concentración de la solución antes de la clase). El agua deberá parecer más un agua sucia con polvo blanco que parecer que contiene leche.

Hay que recortar con una tijera un círculo en el cartón negro que se corresponda con la forma y dimensión de la base del vaso. Se pone el vaso vacío sobre la apertura y se conecta el retroproyector (figura 24a). La luz que llega a la pared será blanca.



Fig. 24a: En el inicio la luz que llega a la pared es blanca.



Fig. 24b: Con algode solución la luz que llega a la pared pasa a amarilla.



Fig. 24c: Cuando queda lleno la luz en la pared pasa a roja

Vamos rellenando el vaso con la solución diluida de leche. La luz que llega a la pared queda cada vez más roja (figuras 24b y 24c). Por los lados del vaso sale una luz blanco-azulada.

Bibliografía

- Broman, L, Estalella, R, Ros, R.M. *Experimentos en Astronomía*, Editorial Alhambra Longman, Madrid, 1993.
- Costa, A, *Sunlight Spectra*, 3rd EAAE Summer School Proceedings, Ed. Rosa Ros, Briey, 1999.
- Costa, A, *Simple Experiments with the Sun*, 6th International Conference on Teaching Astronomy Proceedings, Ed. Rosa Ros, , Barcelona, 1999.
- Dale,A.O., Carrol,B.W, *Modern Stellar Astrophysics*, Addison-Wesley Publ. Comp., EUA, 1996.
- Ferreira,M., Almeida,G, *Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas*, Plátano Ed. Téc., Lisboa, 1996.
- Johnson,P.E., Canterna,R, *Laboratory Experiments For Astronomy*, Saunders College Publishing, Nueva York, 1987.
- Lang,K.R, *Sun, Earth & Sky*, Springer-Verlag, Heidelberg, 1995.
- Levy,D, *Skywatching-The Ultimate Guide to the Universe*, Harper Collins Publishers, London, 1995.
- Moreno, R. *Experimentos para todas las edades*, Editorial Rialp, Madrid, 2008
- Rybicki,G.B., Lightman, A.P, *Radiative Processes in Astrophysics*, John Wiley & Sons, EUA, 1979.
- Sousa, A.S, *Propriedades Físicas do Sol*, Ed. Astro, Porto, 2000.
- Zeilik, M., Gregory, S.A., Smith, E.V.P, *Introductory Astronomy and Astrophysics*, 3rd Ed., Saunders College Publishing, EUA, 1992.

Fuentes de Internet

- NASA Polar Wind and Geotail Projects, <http://www-istp.gsfc.nasa.gov>.
- Space & astronomy experiments, <http://www.csiro.au/csiro/channel/pchdr.html>
- The Sun, <http://www.astromia.com/solar/sol.htm>
- Nine planets, <http://www.astrored.net/nueveplanetas/solarsystem/sol.html>

Vida de las estrellas

Alexandre Costa, Beatriz García, Ricardo Moreno, Rosa M Ros

Astronomical Internacional Unión, Escola Secundária de Loulé (Portugal), Universidad Tecnológica Nacional (Mendoza, Argentina), Colegio Retamar (Madrid, España), Universidad Politécnica de Cataluña (Barcelona, España)

Resumen

Para comprender la vida de las estrellas es necesario entender qué son, cómo podemos saber a qué distancia están, cómo evolucionan y cuáles son las diferencias entre ellas. A través de experimentos sencillos se puede enseñar a los alumnos el trabajo que hicieron los científicos para estudiar la composición de las estrellas, y también realizar algunos modelos simples.

Objetivos

Este taller complementa la conferencia general de evolución estelar de este libro presentando distintas actividades y demostraciones. Los principales objetivos son los siguientes:

- Entender la diferencia entre la magnitud aparente y magnitud absoluta.
- Entender el diagrama de Hertzsprung-Russell haciendo un diagrama color-magnitud.
- Comprender los conceptos, tales como supernova, estrella de neutrones, pulsares, y agujero negro.

Actividad 1: Concepto de Paralaje

Un concepto que se usa para calcular distancias en astronomía es la paralaje. Vamos a realizar una actividad muy sencilla que nos permitirá entenderlo. Pongámonos frente a una pared a una cierta distancia, en la que haya puntos de referencia: armario, cuadros, puertas, etc. Estiramos el brazo frente a nosotros, y pongamos el dedo pulgar vertical (figuras 1a y 1b).

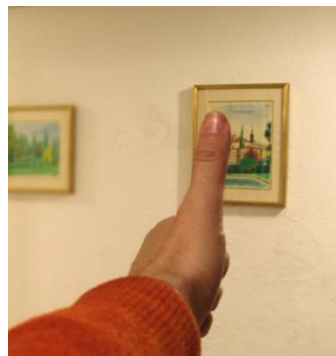
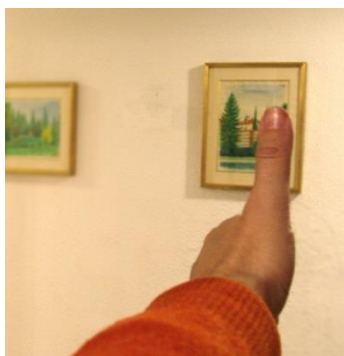


Fig. 1a: Con el brazo extendido miramos la posición del pulgar respecto al fondo, primero con el ojo izquierdo (cerrando el derecho) y después al revés, Fig. 1b: lo miramos con el ojo derecho (con el izquierdo cerrado).

Si cerramos ahora el ojo derecho, veremos al dedo sobre, por ejemplo, el centro de un cuadro. Sin mover el dedo, abrimos el ojo derecho y cerramos el izquierdo. El dedo ahora aparece desplazado sobre el fondo: ya no coincide con el centro sino con el borde del cuadro.

Por esta razón, cuando observamos el cielo desde dos ciudades alejadas, los cuerpos cercanos, por ejemplo la Luna, aparecen desplazados respecto a las estrellas del fondo, que están muchísimo más lejanas. El desplazamiento es mayor cuanto más separados estén los lugares desde donde se toman las observaciones. Esa distancia se llama línea de base.

Cálculo de distancias a las estrellas por Paralaje

Paralaje es el cambio aparente en la posición de un objeto, cuando se mira desde diferentes lugares. La posición de una estrella cercana sobre el fondo mucho más lejano parece cambiar cuando se ve desde dos ubicaciones diferentes. Así podemos determinar la distancia a las estrellas cercanas.

Para que la paralaje sea apreciable, se toma como distancia base la mayor posible, que es el diámetro de la órbita terrestre alrededor del Sol (figura 2).

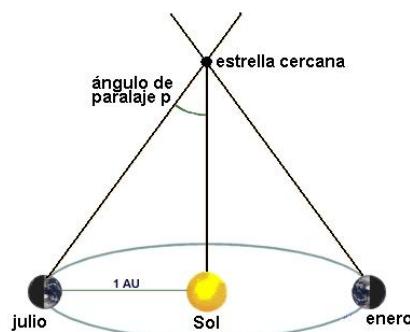


Fig. 2: El ángulo de paralaje p es el ángulo bajo el que se ve la distancia Tierra-Sol desde la estrella.

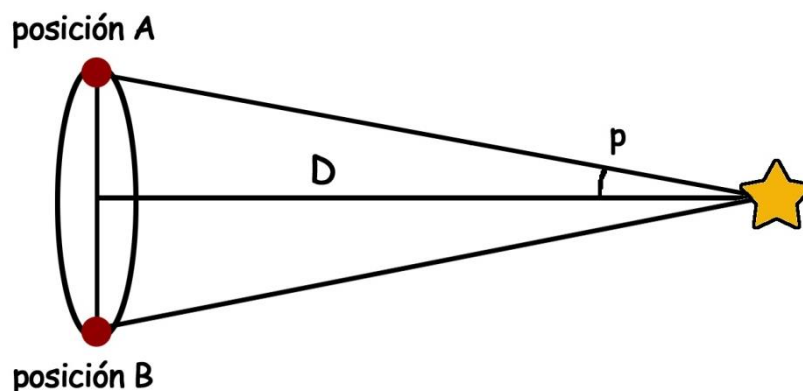


Fig. 3: Conocido el ángulo se puede calcular la distancia D al objeto.

Por ejemplo, si observamos una estrella próxima respecto al fondo estrellado, desde dos posiciones A y B de la órbita terrestre (figura 3), separadas por seis meses, podremos calcular la distancia D a la que se encuentra la estrella próxima, deduciendo:

$$\tan p = \frac{AB/2}{D}$$

Como p es un ángulo muy pequeño, su tangente se puede aproximar al ángulo medido en radianes:

$$D = \frac{AB/2}{p}$$

La base del triángulo $AB/2$ es la distancia Tierra-Sol, es decir 150 millones de km. Si tenemos el ángulo de paralaje p , la distancia a la estrella, en kilómetros será $D = 150\,000\,000/p$, con el ángulo p expresado en radianes. Por ejemplo, si el ángulo p es un segundo de arco, la distancia de la estrella será:

$$D = \frac{150\,000\,000}{2\pi/(360\,60\,60)} = 30939720937064 \text{ km} = 3,26 \text{ a.l.}$$

Esta es la unidad de distancia usada en la astronomía profesional. Si una estrella se viese con una paralaje de un segundo de arco, se diría que está a 1 parsec (par- sec), que equivale a $1\text{pc}=3,26$ años luz. Cuanto más pequeño sea el paralaje, mayor es la distancia de la estrella. La relación entre distancia (en pc) y paralaje (en segundos de arco) es:

$$d = \frac{1}{p}$$

La sencillez de esta expresión es la razón por la que se usa tanto. Por ejemplo, la estrella más cercana es Proxima Centauri, tiene una paralaje de $0''76$, por lo que está a una distancia de 1,31 pc, que equivale a 4,28 a.l. La primera observación de paralaje de una estrella (61 Cygni) lo hizo Bessel en 1838. Aunque se sospechaba que las estrellas estaban muy lejanas, hasta entonces no se pudo medir con cierta precisión la distancia de las estrellas.

Actualmente, se usa la paralaje para medir distancias de estrellas que distan hasta unos 300 años luz. Más allá la paralaje es inapreciable, y hay que usar otros métodos, pero que se basan en general en comparar las estrellas lejanas con otras cuya distancia se sabe por paralaje. Por tanto es básico el concepto de paralaje en astronomía.

Actividad 2: Ley de la inversa del cuadrado

Un experimento sencillo sirve para comprender la relación entre la luminosidad, el brillo, y la distancia a la que está una fuente luminosa. Así se comprenderá que la magnitud es una función de la distancia. Como se muestra en el diagrama de la figura 4, vamos a utilizar una bombilla de luz, y en un lado de la bombilla se sitúa una cartulina con una abertura cuadrada. La luz de la bombilla se extiende en todas direcciones. Una cierta cantidad de luz pasa a través de la abertura e incide en una pantalla móvil colocada paralela a la cartulina. La cantidad total de luz que pasa a través de la abertura y que llega a la pantalla, no depende de dónde ponemos la pantalla. Pero a medida que situamos la pantalla más lejos, esta cantidad fija de luz debe cubrir un área más grande, y consecuentemente el brillo sobre la pantalla disminuye. Para tener una fuente puntual y disminuir las sombras en los bordes del cuadrado

de luz se puede utilizar una tercera cartulina con un agujero, próxima de la bombilla (no se puede usar demasiado tiempo porque podría arder).

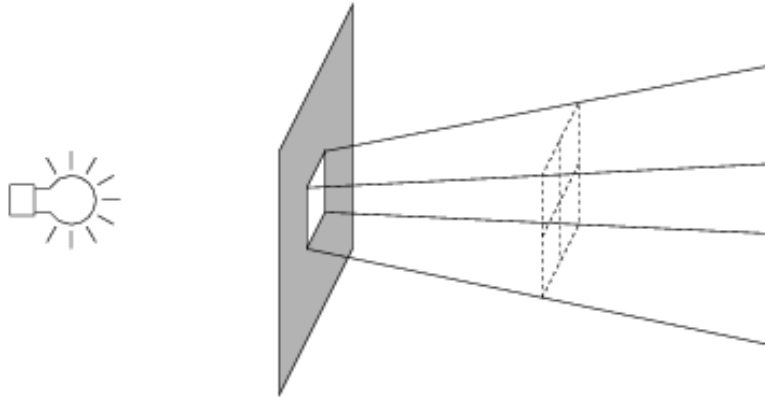


Fig. 4: Fundamento del experimento

Se observa que cuando la distancia pasa a ser el doble, el área sobre el cual incide luz pasa a ser cuatro veces mayor, luego la intensidad luminosa (la luz que llega por unidad de área) pasará a ser un cuarto. Si la distancia se triplica, el área sobre el cual incide la luz pasa a ser nueve veces mayor, luego la intensidad luminosa pasará a ser un noveno. Así, se puede decir que la intensidad es inversamente proporcional al cuadrado de la distancia a la fuente, o mejor, se puede decir que es inversamente proporcional al área total que la radiación atraviesa, que es una esfera de área $4\pi D^2$.

El sistema de magnitudes

Imaginemos una estrella como una bombilla encendida. El brillo con la que la vemos depende de su potencia y de la distancia desde donde la veamos. Eso se puede comprobar poniendo una hoja de papel frente a la bombilla: la cantidad de luz que le llega dependerá de la potencia de la bombilla, y de la distancia de la hoja a la bombilla. La luz de la bombilla se tiene que repartir entre la superficie de una esfera, que es $4\pi R^2$. Por eso, si duplicamos la distancia de la hoja de papel a la bombilla (figura 5), la intensidad que le llega no es la mitad, sino la cuarta parte (el área de la esfera entre al que hay que repartir la luz es cuatro veces mayor). Y si la distancia se triplica, la intensidad que le llega es la novena parte (el área de la esfera entre al que hay que repartir la luz es nueve veces mayor).

Podríamos definir el brillo de una estrella como la intensidad (o flujo) de energía que llega a un papel de un metro cuadrado situado en la Tierra (figura 5). Si la luminosidad (o potencia) de la estrella es L , entonces:

$$B = F = \frac{L}{4\pi D^2}$$

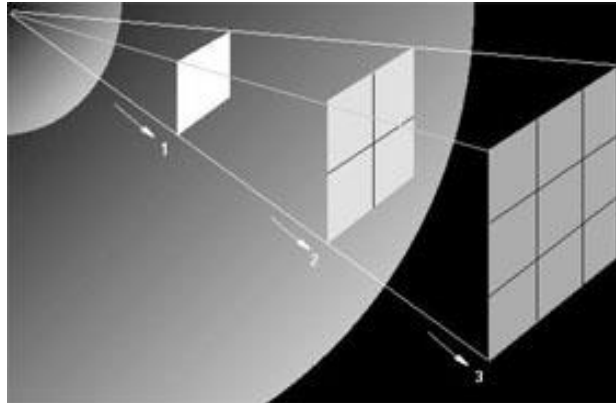


Fig. 5: La luz llega con menos intensidad cuanto más alejado se está.

Pero como depende de la luminosidad y de la distancia, podemos ver con igual brillo una estrella pequeña cercana y otra más luminosa y lejana.

Hiparco de Samos, en el siglo II a.C., hizo el primer catálogo de estrellas. Clasificó a las más brillantes como de 1ª magnitud y las más débiles, de 6ª. Así inventó un sistema de división de brillos de las estrellas que aún está vigente hoy, aunque ligeramente retocado con medidas más precisas que las realizadas a simple vista.

Una estrella de magnitud 2 es más brillante que otra de magnitud 3. Las hay incluso de magnitud 0 y de magnitud negativa, como Sirio, que tiene magnitud -1,5. Prolongando la escala, Venus llega a adquirir magnitud -4, la Luna llena -13, y el Sol -26,8.

Esos valores son llamados propiamente magnitudes aparentes m , ya que miden el brillo que aparentan tener las estrellas vistas desde la Tierra. Se adoptó la regla de que una estrella de magnitud 1 es 2,51 ($=\sqrt[5]{100}$) veces más brillante que otra de magnitud 2, ésta 2,51 veces más que otra de magnitud 3, etc. Esto hace que una diferencia de 5 magnitudes sea equivalente a $2,51^5 = 100$ veces más brillo. Esta relación matemática puede expresarse así:

$$\frac{B_1}{B_2} = (\sqrt[5]{100})^{m_2 - m_1} \quad \text{o la equivalente} \quad m_2 - m_1 = 2.5 \log\left(\frac{B_1}{B_2}\right)$$

La magnitud aparente m de una estrella es una medida que está relacionada con el flujo F de energía (medible con un fotómetro, y equivalente al brillo B) que llega a los telescopios desde una estrella y de una constante que depende de las unidades de flujo y de la banda de observación C :

$$m = -2,5 \log F + C$$

La expresión anterior permite verificar que cuanto mayor sea el flujo, más negativa será la magnitud. Otro concepto más interesante es el de magnitud absoluta M : es la magnitud aparente m que tendría una estrella si estuviera a una distancia de 10 parsecs. Con la magnitud absoluta M podemos comparar los “brillos reales” de dos estrellas o lo que es equivalente, su potencia o luminosidad.

Para convertir la magnitud aparente en magnitud absoluta es necesario conocer la distancia a la estrella y ese es uno de los mayores problemas, pues las distancias en astronomía suelen ser difíciles de determinar. Sin embargo si uno sabe la distancia en parsecs d a la estrella puede obtener la magnitud absoluta M a través de la ecuación:

$$M = m - 5 \log d + 5$$

Los colores de las estrellas

Es un hecho que las estrellas presentan diversos colores. A simple vista se distinguen variaciones entre ellas, pero todavía más con prismáticos y con fotografía. Los tipos de estrellas según sus colores se llaman tipos espectrales, y son: O, B, A, F, G, K, M. (figura 6).



Fig. 6: Tipos espectrales de estrellas, según los colores.

De acuerdo con ley de Wien (figura 7), al analizar la luz que nos llega de una estrella, el máximo de la intensidad de la emisión es más azul cuanto mayor sea la temperatura, y más rojo cuanto más fría. Dicho de otra forma, el color de la estrella nos indica la temperatura de su superficie.

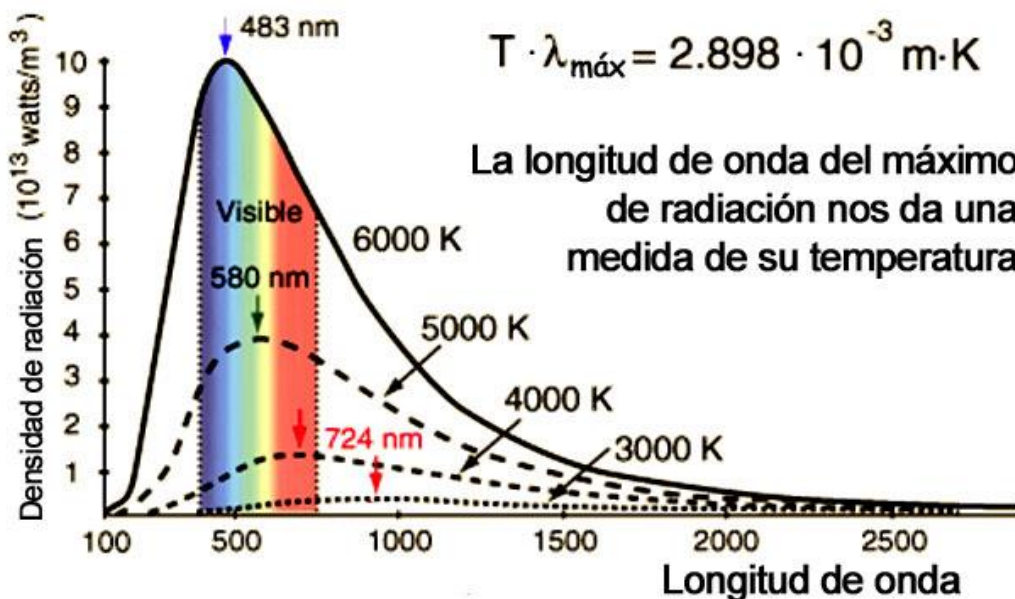


Fig. 7: Según aumenta la temperatura de la estrella, el máximo se desplaza del rojo hacia el azul

Actividad 3: Colores de las estrellas

Los estudiantes pueden entender el color de las estrellas utilizando un aparato similar al presentado esquemáticamente en la figura 8a. Son tres linternas a las que se ha quitado el espejo parabólico que tienen junto a la bombilla, se les ha puesto un tubo de cartulina negra con un filtro en el extremo de celofán de color azul en una, verde en otra y rojo en la tercera.

Podemos analizar la figura 8b e intentar reproducir el aumento de la temperatura de las estrellas. Para bajas temperaturas la estrella solamente tiene rojo. Si la temperatura aumenta habrá también emisión en el verde, y la estrella va a pasar por el naranja y el amarillo. A partir de ahí son importantes las longitudes de onda azules y la estrella va pasando a ser blanca. Si la intensidad de las longitudes de onda del azul es mayor que las intensidades de las longitudes de onda del rojo y del verde la estrella pasa a ser azulada. Para demostrar ese último paso será necesario alejar el rojo y el verde para reducir su intensidad para producir el blanco.

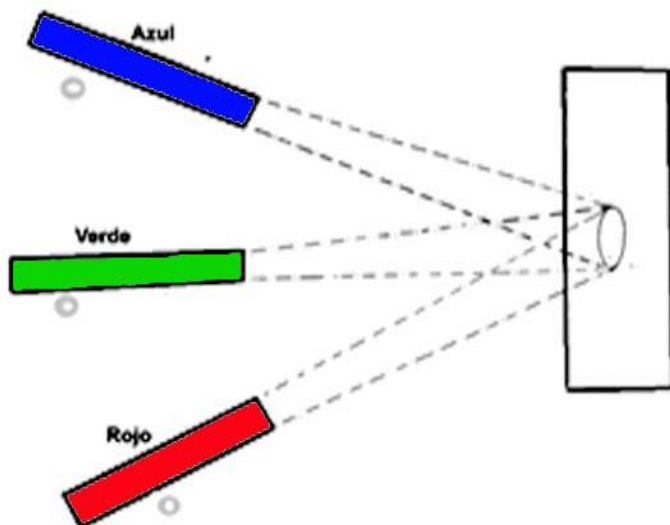


Fig. 8a: Esquema del aparato para explicar el color de las estrellas.

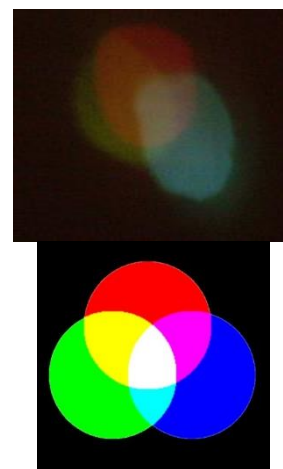


Fig. 8b: Aspecto de la proyección para explicar la luz de color blanco.

Cómo sabemos que las estrellas evolucionan

Las estrellas se pueden agrupar en un diagrama de Hertzsprung-Russell (figura 9a). Las estrellas frías tendrán poca luminosidad (abajo a la derecha), las muy calientes tendrán mucha luminosidad (arriba a la izquierda). Si tiene mucha temperatura y poca luminosidad es que son enanas blancas. Si tienen poca temperatura y mucha luminosidad es que son supergigantes.

Con el tiempo, una estrella puede evolucionar y “moverse” en el diagrama H-R. Por ejemplo, el Sol (en el centro) al final de su vida se hinchará y pasará a ser una gigante roja, luego expulsará la capa externa y se convertirá en una enana blanca, como la de la figura 9b.

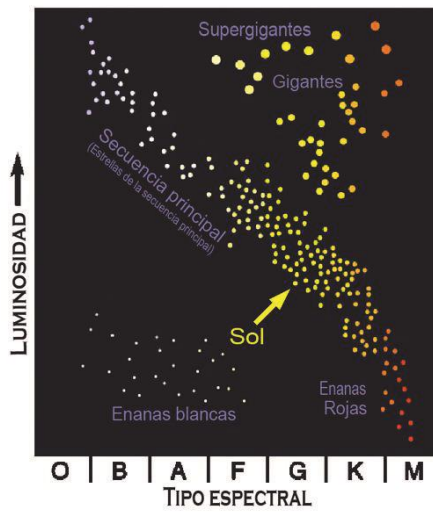


Fig. 9a: Diagrama H-R



Fig. 9b: El Sol expulsará su capa externa y se convertirá en una enana blanca, como la que hay en el centro de esta nebulosa planetaria

Actividad 4: La edad de los cúmulos abiertos

Examina la fotografía de la figura 10, de la Caja de Joyas, o Kappa Crucis, en la constelación de la Cruz del Sur.



Fig. 10: Imagen de la Caja de Joyas

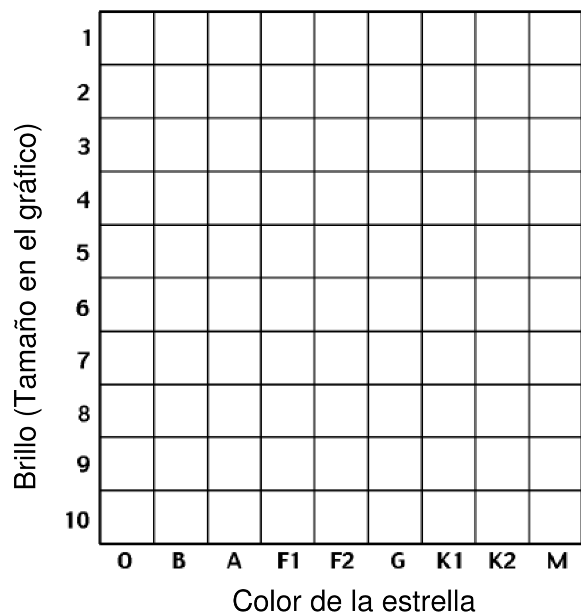


Fig. 11: Hoja de Trabajo

Está claro que no todas las estrellas son del mismo color y es difícil decidir donde acaba el cúmulo de estrellas. Sobre la figura 10, marca el sitio en donde crees que el cúmulo termina o está su límite.

En la misma figura 10, indica con una "X" el lugar en donde crees que se encuentra el centro del cúmulo estelar y utiliza una regla para medir y dibujar un cuadrado de 4 cm de lado entorno ese centro. Mide el brillo de la estrella más cercana a la esquina superior izquierda de tu cuadrado, a partir de su tamaño comparándolo con los puntos de comparación en la guía en el margen de la figura 10. Estima el color de la estrella con ayuda de la guía de colores de comparación situado en el margen de la figura 10. Ubica esta estrella, dibujando un punto, en la plantilla gráfica de la figura 11, donde están indicados color y magnitud como abscisa y ordenada, respectivamente, el color y la magnitud de tu primera estrella. Indica la estrella que ya dibujaste en la figura 10 y procede a medir color y brillo de todas las estrellas dentro del cuadrado de 4 cm.

Las estrellas de la Caja de Joyas aparecen en el gráfico ajustándose aproximadamente a una cierta estructura. La mayor parte de ellas ocupan una banda que va desde el extremo superior izquierdo en el gráfico hasta el extremo inferior derecho. En la imagen de la figura 10, también aparecen estrellas que se encuentran delante y atrás del cúmulo abierto y no son parte de él. Los astrónomos llaman a esas estrellas "estrellas de campo". Si tienes tiempo, trata de estimar cuántas estrellas de campo has incluido en el cuadrado de 4 cm de lado y estima su color y brillo. Ubica las estrellas de campo en el diagrama color-magnitud, indicándolas con una x minúscula, en lugar de un punto. Observa que las estrellas de campo se distribuyen en el gráfico más o menos al azar, no parecen formar ninguna estructura.

Las estrellas menos masivas son más frías (rojas). Las estrellas más masivas son calientes (azules) y brillantes. Esta "banda" formada por estrellas se denomina "secuencia principal". A estas estrellas se las clasifica desde O (las más brillantes, más masivas y de mayor temperatura: alrededor de 40.000 K) hasta M (las menos brillantes, de poca masa y de muy baja temperatura: unos 3500 K).

Las estrellas permanecen estables un período importante de sus vidas. Durante el mismo, la gravedad fuerza a la estrella hacia el colapso, y las fuerzas internas, asociadas con la producción de energía, producen una presión que trata de compensar ese colapso. Cuando las estrellas envejecen, el equilibrio entre atracción gravitatoria y presión de radiación se pierde, esto lleva a la estrella hacia su muerte.

El límite entre la vida y la muerte de una estrella, es una parte de su ciclo, un estado denominado de "gigante roja". Las gigantes rojas son brillantes porque tienen un diámetro que es entre 10 y más de 300 veces el del Sol y se las ve rojas porque son frías. Se las clasifica como estrellas K o M en la hoja de trabajo, pero son muy brillantes. Las estrellas más masivas, agotan su combustible muy rápido y son las primeras que abandonan la secuencia principal para transformarse en gigantes rojas. Por su enorme dimensión, que puede ser del orden de 1000 veces la del Sol en diámetro, las gigantes rojas de las estrellas con masas comprendidas entre 10 y 50 masas solares, son llamadas "supergigantes rojas" (hipergigantes rojas en el caso de las que tuvieran origen en una estrella de clase O). Se expanden y enfrían, volviéndose brillantes y rojas y se mueven hacia la región superior derecha del diagrama. A medida que el cúmulo se hace más y más viejo, mayor cantidad de estrellas abandonarán la secuencia principal para transformarse en gigantes rojas. Los astrónomos afirman que la edad del cúmulo puede determinarse por el color de la estrella más brillante, la más masiva, que aún permanece en la secuencia principal.

Muchas estrellas de cúmulos viejos han evolucionado mas allá de la secuencia de gigantes rojas, a otro estado denominado enanas blancas. Pero las enanas blancas son muy pequeñas, del tamaño de la Tierra y muy débiles y por eso no podemos verlas en esta imagen de la caja de Joyas.

¿Puedes, finalmente, estimar la edad del cúmulo abierto La Caja de Joyas (figura 10) utilizando el juego de gráficos de las figuras 12a, 12b y 12c, comparándolos con el tuyo propio?

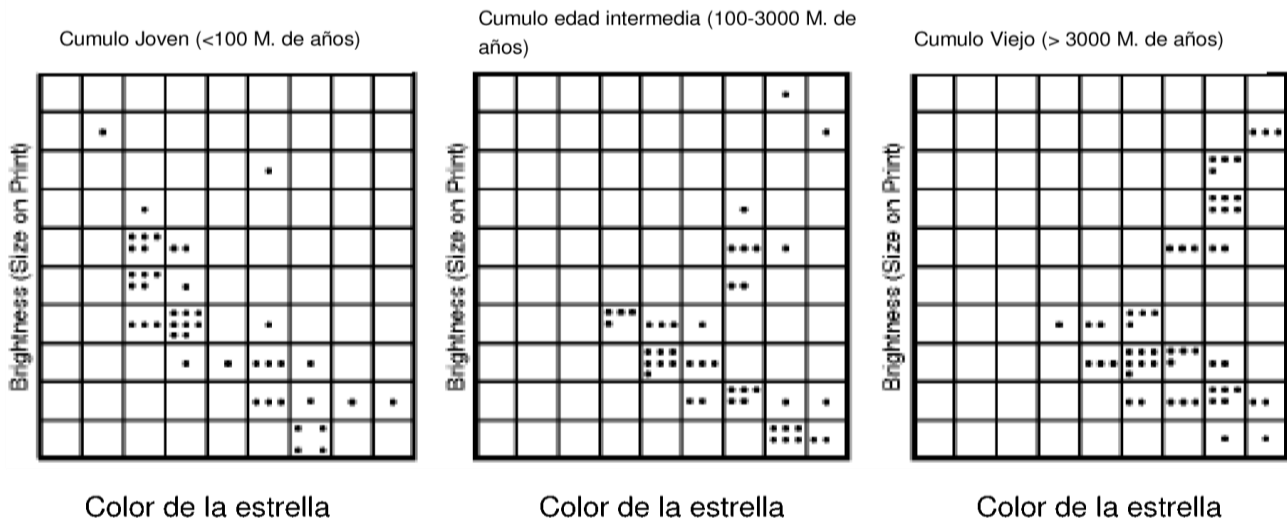


Fig. 12a, 12b y 12c: Cúmulos de comparación

Conociendo el diagrama HR y sabiendo que en él se relacionan el color (o temperatura superficial) con el brillo (o luminosidad) de las estrellas y que ambos factores pueden estar relacionados con la edad, es posible explicar el grado de evolución de los cúmulos que se proveen y comparar las vidas relativas de las estrellas O/B con las A/F/G y las K/M, pues se puede advertir que según sea la masa de las estrellas, éstas evolucionarán en el mismo tiempo, la edad del cúmulo, de manera diferente.

De esta manera se comprende que la tabla izquierda de la figura 12c corresponde a un cúmulo joven (tiene estrellas O/B en la secuencia principal, y sabemos que las O/B evolucionan y abandonan esta región muy rápido) y la tabla de la derecha corresponde a uno viejo (con estrellas K/M en secuencia principal, pero con las estrellas más masivas evolucionadas).

Cabría preguntarnos: ¿Cuál sería el lugar que le correspondería al Sol en el diagrama HR? El Sol, una estrella con temperatura superficial de 5870°K , produce el máximo de radiación en torno del color amarillo, correspondería al tipo G2 (abscisas), mientras que su estado evolutivo es aquel en donde se esta fusionando el hidrógeno en su núcleo para transformarse en helio, es decir, la secuencia principal, clase de luminosidad V, la región de mayor concentración de estrellas en el diagrama HR.

Muerte de las estrellas

El final de una estrella depende de la masa de la nebulosa inicial, como se ve en la figura 13:

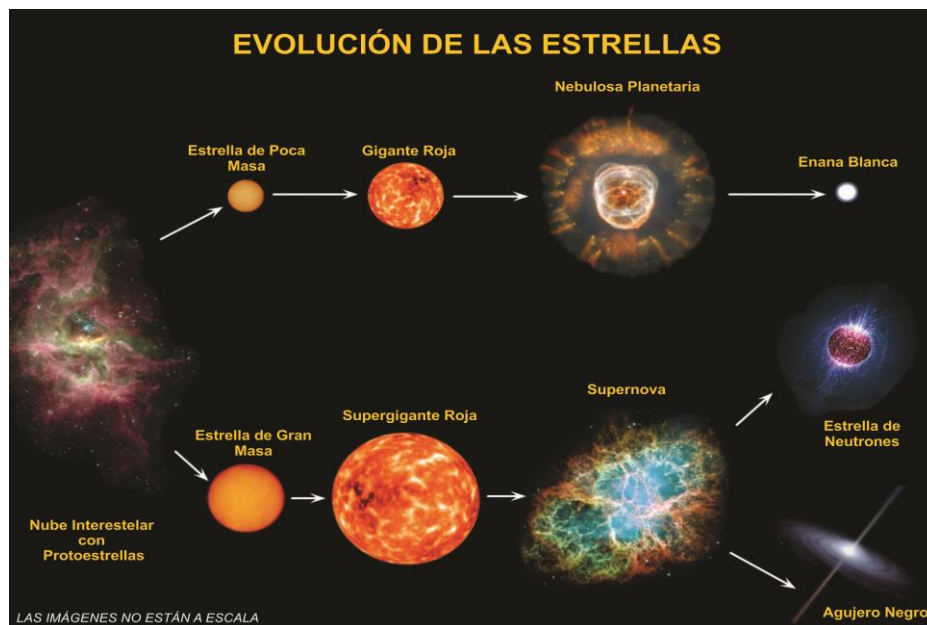


Fig 13: Evolución de las estrellas según su masa.

En un determinado momento de la evolución de los cúmulos estelares, las estrellas de mayor masa desaparecen del diagrama de Hertzsprung-Russell. Mientras que las más pequeñas van a originar enanas blancas, las mayores van a dar origen a uno de los más violentos fenómenos del Universo: una supernova. Los residuos que sobran (púlsares y agujeros negros) van a ser objetos que no tiene emisión térmica y por eso no son visibles en el Diagrama de Hertzsprung Russell.

¿Qué es una supernova?

Es la muerte de una estrella muy masiva. La estrella empieza por la fusión del hidrógeno para producir helio, pasando después a la producción de carbono y así sucesivamente produciendo elementos cada vez más pesados. El producto final es el hierro, cuya fusión no es posible porque en lugar de expulsar energía tendría que absorberla.

Las diferentes igniciones se producen siempre en el centro, cuando todavía queda material en la periferia, por lo que la estrella va adoptando una estructura en capas, llamada *estructura de cebolla* (figura 14b), con elementos más pesados según vamos profundizando.

Una estrella de 20 masas solares dura:

- 10 millones de años quemando hidrógeno en su núcleo (secuencia principal)
- 1 millón de años quemando el helio
- 300 años el carbono

200 días el oxígeno

2 días en consumir el silicio: la explosión de la supernova es inminente.



Fig. 14a: Restos de una supernova.

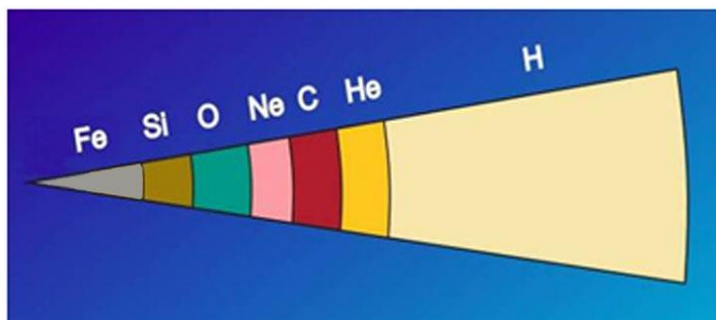


Fig. 14b: Estructura en capas del interior de una estrella antes de explotar como una supernova.

Cuando sólo hay hierro en el centro, no son posibles más reacciones nucleares y sin la presión de radiación la estrella tiene un inevitable colapso gravitatorio sobre sí misma, pero esta vez sin posibilidad de encender ya nada. En esa caída los núcleos atómicos y los electrones se van juntando formando en el interior neutrones que se apilan. En ese momento, toda la parte central de la estrella consiste en neutrones en contacto unos con otros, con una densidad tal que una cucharadita pesaría tanto como todos los edificios de una gran ciudad juntos. Y como los neutrones están en contacto unos con otros, la materia no puede contraerse más y la caída a velocidades del orden de la cuarta parte de la velocidad de la luz se detiene de golpe, produciendo un rebote hacia atrás en forma de onda de choque que es uno de los procesos más energéticos que se conoce en el Universo (figura 14a): una sola estrella en explosión puede brillar más que una galaxia entera, compuesta por miles de millones de estrellas.

En ese rebote se producen los elementos más pesados que el hierro, como el plomo, el oro, el uranio, etc., que salen violentamente despedidos junto con toda la parte externa de la estrella. En el interior queda una estrella de neutrones girando a gran velocidad, o un agujero negro.

Actividad 5: Simulación de la explosión de una supernova

Cuando una estrella estalla como supernova, los átomos ligeros de las capas externas caen sobre átomos más pesados del interior, y estos rebotan en el macizo núcleo de central.

Un modelo simplificado para el rebote de los átomos pesados contra el núcleo macizo, y el de éstos contra los más ligeros que vienen detrás cayendo desde las capas superficiales de esa gigantesca cebolla (figura 14b), se puede representar de forma fácil y un tanto espectacular con un balón de baloncesto y una pelota de tenis, dejándolos caer juntos sobre un terreno duro (figura 15).

En este modelo, el suelo representa el núcleo macizo de la estrella de neutrones, el balón de baloncesto sería un átomo pesado que rebota, y a su vez empuja al átomo ligero que viene detrás de él, representado por la bola de tenis.



Fig. 15: Dejamos caer a la vez una pelota de baloncesto y una de tenis

Para realizar el modelo, se sitúa el balón de baloncesto a la altura de nuestros ojos, sobre ella la pelota de tenis, lo más vertical posible y se dejan caer las dos a la vez. Si previamente se le pregunta a alguien la altura a la que cree que llegarán después del rebote, probablemente nos diga que a la inicial, o incluso un poco menos por los rozamientos. Sin embargo el resultado es muy diferente. Al soltarlas, llegan casi al mismo tiempo al suelo. El balón grande rebota elásticamente, y retrocede prácticamente con la misma velocidad que ha llegado. En ese momento choca con la pequeña pelota de tenis, que baja con la misma velocidad con la que el balón sube y la pequeña sale despedida a gran velocidad hacia arriba, y llega mucho más alto. Si estos choques se repitiesen con más pelotas, cada vez más ligeras, que cayesen en la misma dirección, las velocidades que se conseguirían serían fantásticas. En la práctica la pelota pequeña llega a sobrepasar el doble de la altura a la que se dejan caer las dos. De hecho si se hace en una habitación, hay que tener cuidado para que no dé en la lámpara del techo o en algún otro objeto delicado.

Este experimento se puede hacer en clase o en otro lugar cerrado, aunque es preferible hacerlo al aire libre. Se podría hacer desde una ventana alta, pero es difícil que la pelota de tenis caiga perfectamente vertical, por lo que saldrá despedida con gran fuerza en una dirección imprevisible, pudiendo producir roturas en objetos cercanos

En algunas jugueterías o tiendas de Museos de la Ciencia venden un juguete llamado "Astro Blaster", basado en los mismos principios. Se compone de cuatro pequeñas bolas de goma, de distinto tamaño, unidas por un eje, la última de las cuales sale disparada al rebotar en el suelo.

¿Qué es una estrella de neutrones?

Es el cadáver de una estrella muy grande, que ha colapsado, y se ha desprendido de su corteza en una explosión de supernova. No suele ser mucho mayor que algunas decenas de kilómetros y está formada por un montón de neutrones apilados uno junto a otro, con una densidad increíble: un simple dedal de esta materia pesaría millones de toneladas. Si el remanente tiene más de 1.44 masas solares y hasta cerca de 8 masas solares, entonces se puede formar una estrella de neutrones.

¿Qué es un pulsar?

Es una estrella de neutrones que gira con extraordinaria rapidez (figura 16). Como son el final de una estrella grande, su materia, al concentrarse, aumenta su velocidad de giro, igual que un patinador que recoge sus brazos. El campo magnético de la estrella crea unas fuertes emisiones electromagnéticas. Pero como el campo magnético no suele coincidir con el eje de giro —igual que pasa en la Tierra— esa emisión gira como un gigantesco faro cósmico. Si el chorro de emisión barre la Tierra, detectamos unas pulsaciones a un ritmo muy regular.

En 1967 Hewish y Bell descubrieron el primer pulsar, en un punto donde no se observaba nada en luz visible. Lo llamativo era la rápida repetición de pulsos, varias veces por segundo, con una precisión asombrosa.



Fig. 16: Un pulsar es una estrella de neutrones en rotación

Durante un tiempo se pensó que eran señales de extraterrestres inteligentes. Luego se descubrieron más radiofuentes pulsantes, entre otras la del centro de la nebulosa del Cangrejo, producida por una supernova, y se pudo explicar su procedencia. El pulsar PSR B1937+21 es uno de los pulsares más rápidos conocidos gira más de 600 veces por segundo. Tiene cerca de 5 km de diámetro y si girase sólo un 10% más rápido, se rompería por la fuerza centrífuga.

Otro muy interesante es binario, llamado PSR 1913+16, en la constelación de Águila. El movimiento orbital mutuo en unos campos gravitatorios tan intensos produce unos pequeños retrasos en las emisiones que recibimos. Hulse y Taylor los han estudiado y confirman muchos postulados de la teoría de la relatividad, entre otros la emisión de ondas gravitacionales. Estos dos americanos recibieron el Premio Nobel en 1993 por esos estudios.

Actividad 6: Simulación de un pulsar

Un pulsar es una estrella de neutrones, muy maciza, que gira muy rápidamente. Emite radiación, pero la fuente no está totalmente alineada con el eje de giro, por lo que la emisión da vueltas como un faro de la costa. Si está orientado hacia la Tierra, lo que vemos es una radiación que pulsa varias veces por segundo, y la llamamos pulsar.

Podemos simularlo con una linterna (figura 17a) atada con una cuerda al techo. Si la encendemos y la hacemos girar (figura 17b), veremos la luz de forma intermitente cada vez que la linterna apunta en nuestra dirección (figura 17c). Podemos inclinar un poco la linterna para que no esté horizontal. Al girar, desde nuestra posición ya no vemos la luz. Sólo la vemos si estamos bien alineados con el giro del púlsar.



Fig. 17a: Montaje

Fig. 17b: Giramos la linterna

Fig. 17c: Vemos su luz de forma intermitente

¿Qué es un agujero negro?

Si lanzamos una piedra hacia arriba, la fuerza de la gravedad va frenándola hasta que regresa de nuevo a nosotros. Si la velocidad con la que la lanzamos es mayor, conseguimos alturas elevadas, y si es 11 km/s, velocidad de escape de nuestro planeta, conseguiríamos que no volviera a caer.

Si la Tierra se contrajera manteniendo su masa, la velocidad de escape en su superficie sería mayor, ya que estaríamos más cerca del centro de la Tierra. Si se concentrara hasta un radio de 0,8 cm, la velocidad de escape sería algo mayor que la de la luz. Como nada puede sobrepasar esa velocidad, nada escaparía de su superficie, ni siquiera la luz. Se habría convertido en un agujero negro del tamaño de una canica.

Teóricamente puede haber agujeros negros de masas muy pequeñas, sin embargo sólo conocemos un mecanismo para que la masa se concentre tanto: el colapso gravitatorio, y para eso se necesitan masas muy grandes. Ya hemos visto la formación de estrellas de neutrones como cadáveres de estrellas de 1.44 masas solares hasta cerca de 8 masas solares, pero si la estrella originaria es aún mayor, la gravedad es tal que su interior se colapsa sobre sí misma disminuyendo aún más su volumen y transformándose en un agujero negro. Por eso, un primer tipo de agujeros negros conocidos tienen masas mayores que varias veces nuestro Sol. Su densidad es impresionante. Una canica hecha de su materia pesaría como toda la Tierra.

Aunque no se ven, se han detectado diversos candidatos a agujeros negros en el Universo gracias a otros objetos visibles que giran en su órbita a gran velocidad. Por ejemplo, justo en el centro de nuestra galaxia no vemos nada, pero sí detectamos un anillo de gases que giran a su alrededor a grandísimas velocidades. Ello necesita en su centro una gigantesca masa de tres o cuatro millones de soles, que sólo puede ser un agujero negro de radio algo mayor que

nuestro Sol. Ese es otro tipo de agujeros negros, que están situados en el centro de muchas galaxias.

Actividad 7: Simulación de la curvatura del espacio y de un agujero negro

Es muy sencillo simular la curvatura del espacio determinada por un agujero negro usando un pedazo de tejido elástico: licra (figura 18), o también la malla que venden en farmacias para fijar apósitos sobre el cuerpo humano.



Fig. 18: La trayectoria de la bola de tenis no es en línea recta sino una curva

Extendemos la tela o la malla. Lanzamos rodando una pelota más ligera (o una canica), y vemos que su trayectoria simula la trayectoria rectilínea de un rayo de luz. Pero si colocamos una pelota pesada (p.ej. un globo lleno de agua) o una bola de hierro en el centro de la tela y lanzamos rodando la pelota (o la canica), su trayectoria seguirá una curva en la tela, simulando la trayectoria de un rayo de luz que ya no sigue una línea recta como antes. El grado de esta desviación depende de lo cerca que pase el rayo de luz del cuerpo central y de lo masivo que sea este. El ángulo de desviación es directamente proporcional a la masa e inversamente proporcional a la distancia. Si aflojamos un poco la tensión de la tela, se produce una especie de pozo gravitacional, del cual es difícil que salga la bola ligera. Sería un modelo de agujero negro.

Bibliografía

- Broman, L., Estalella, R. Ros. R.M, *Experimentos en Astronomía*, Ed. Alhambra Longman, Madrid, 1993.
- Dale, A.O., Carrol, B.W, “*Modern Stellar Astrophysics*”, Addison-Wesley Publ. Comp., EUA, 1996.
- Moreno, R, *Experimentos para todas las edades*, Ed. Rialp. Madrid, 2008.
- Pasachoff, J.M, *Astronomy: From the Earth to the Universe*, 4th Edition, Saunders College Publishing, EUA, 1995.
- Rybicki, G.B., Lightman, A.P, *Radiative Processes in Astrophysics*, John Wiley & Sons, EUA, 1979
- Zeilik, M., Gregory, S.A., Smith, E.V.P, *Introductory Astronomy and Astrophysics*, 3rd Ed., Saunders College Publishing, EUA, 1992.

Astronomía fuera de lo visible

Beatriz García, Ricardo Moreno

International Astronomical Union, Universidad Tecnológica Nacional (Mendoza, Argentina), Colegio Retamar (Madrid, España),

Resumen

Los objetos celestes irradian en muchas longitudes de onda del espectro electromagnético, pero el ojo humano sólo distingue una parte muy pequeña de él: la región del visible. Hay formas de demostrar la existencia de formas de radiación electromagnética que no vemos, mediante experimentos sencillos. En esta presentación será posible introducirse en aquellas observaciones más allá de lo que es observable a simple vista o con un telescopio que puede usarse en una escuela de primaria o secundaria.

Objetivos

Esta actividad pretende mostrar ciertos fenómenos más allá de lo que puede ser observable con un telescopio de aficionado como son la existencia de:

- Energía electromagnética en la que los cuerpos celestes emiten y que nuestro ojo no puede detectar. Por esa razón, con sólo la parte visible del espectro no tenemos una imagen total del Universo.
- Emisiones no visibles en las regiones de las ondas de radio, infrarrojo, ultravioleta, microondas y rayos X.

Espectro electromagnético

Las ondas electromagnéticas cubren una amplia gama de frecuencias o de longitudes de ondas y pueden clasificarse según su principal fuente de producción. La clasificación no tiene límites precisos. El conjunto de todas las longitudes de onda se llama espectro electromagnético.

En la figura 1 se muestran las distintas regiones del espectro, con sus diferentes longitudes de onda. Se indica el tamaño entre las crestas de la onda (longitud de onda λ) y algunos objetos de esos tamaños: átomos, moscas, montañas... para hacernos una idea de las dimensiones de las ondas. En la misma figura es posible apreciar cómo se “ven” el Sol y Saturno si los observamos en longitudes de onda que nuestros ojos no pueden detectar. Esas fotografías se han hecho con detectores especiales sensibles a esas longitudes de onda.

En el Universo, hay material que está a temperaturas mucho más bajas que la de las estrellas, por ejemplo, nubes de material interestelar. Esas nubes no emiten radiación visible, pero sí pueden ser detectadas en longitudes de onda larga, como el infrarrojo, las microondas y las ondas de radio. Observar el Universo en todas las regiones del espectro electromagnético, lo que los astrónomos denominan “observación multi longitud de onda”, nos permite tener una

imagen mucho más precisa de su estructura, temperatura y energía, y confeccionar modelos mucho más realistas vinculados con su evolución.

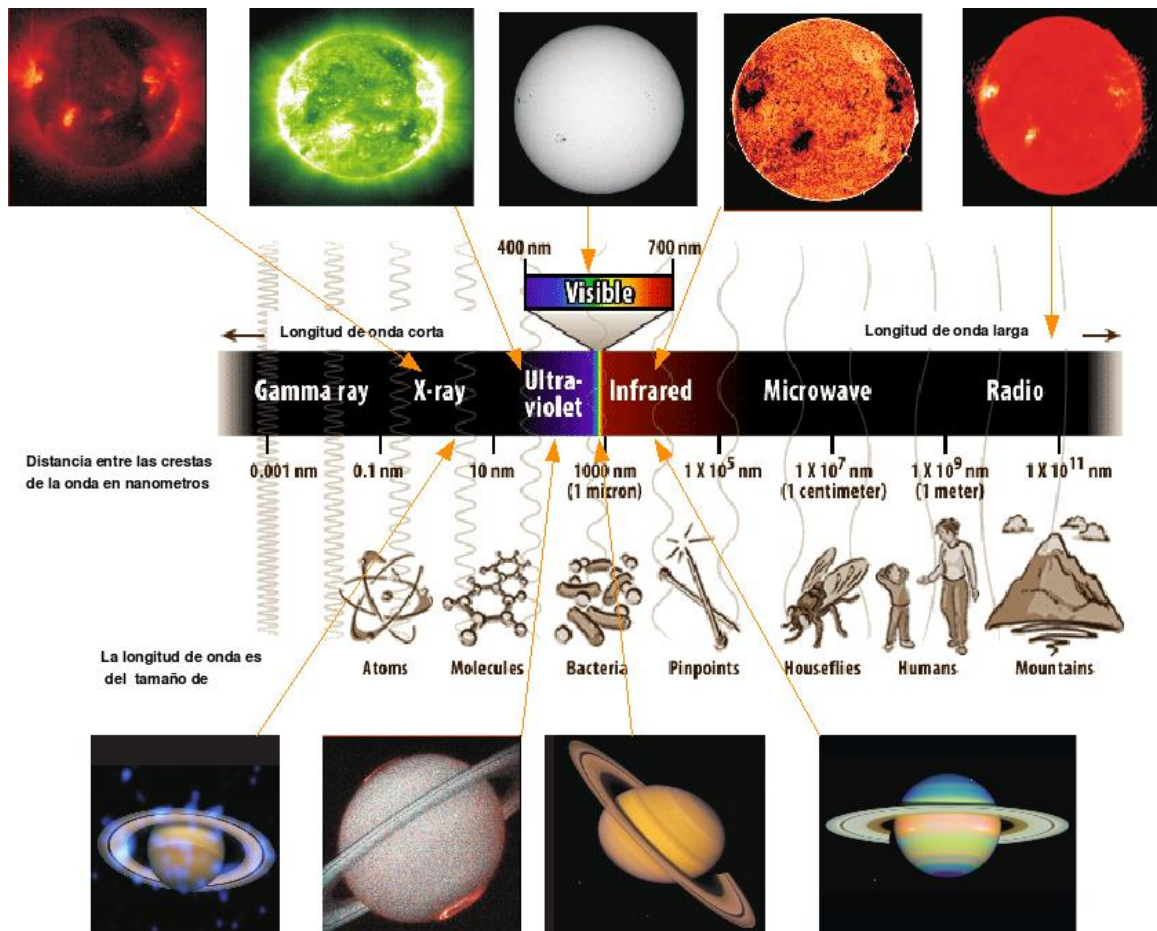


Fig. 1: Espectro electromagnético, con objetos del tamaño de esas ondas. El Sol (arriba) y Saturno (abajo) observados en distintas longitudes de onda (los colores son simulados).



Fig. 2: El centro de nuestra galaxia la Vía Láctea fotografiado en distintas longitudes de onda

En la figura 2 se observa el centro de nuestra galaxia la Vía Láctea fotografiado por los telescopios espaciales Spitzer (en infrarrojo), Hubble (en visible) y Chandra (en rayos X). En cada una de ellos se observan objetos y detalles que en otras longitudes de onda no se ven.

Actividad 2: Construcción de un espectroscopio

La luz blanca de una bombilla con filamento está compuesta de todos los colores. En las bombillas que tienen gas (tubos fluorescentes, bombillas de bajo consumo y de farolas) la luz sólo contiene unos colores determinados. Si separamos los colores de la luz, obtenemos su espectro, que en el caso de los gases está formado por un conjunto de líneas de colores. Cada tipo de gas tiene un espectro propio, que es como la huella digital de los compuestos que hay en el gas. Si observamos con un espectroscopio la luz de una galaxia lejana, las líneas propias del hidrógeno y del resto de gases se ven desplazadas hacia el rojo, tanto más cuanto más lejos esté la galaxia.

Toma un CD o un DVD (figura 3a), con unas tijeras fuertes corta de forma radial un trozo. Si usas un CD, debe ser plateado por la cara que no se graba, es decir, no debe estar impreso, ni ser blanco ni de otro color. Para desprender la capa metálica del CD, puedes servirte de cinta adhesiva, rayando previamente la superficie (figura 3b). Si usas un DVD, lo anterior no es necesario: basta separar en el trozo cortado la capa de plástico superior de la inferior doblándolo ligeramente o con la ayuda de un destornillador, y tendrás la red de difracción preparada.

Haz una fotocopia en papel de la plantilla de la figura 4. Si lo haces en tamaño A3 será más preciso. Recorta la plantilla, incluyendo la parte blanca en forma de sector circular, y haz una rendija fina en la raya cercana a la escala graduada. Esta escala NO hay que recortarla. Arma la caja dejando la parte negra en el interior, y pega las solapas. En el hueco dejado por el sector circular, pega el trozo de CD o DVD que hemos preparado. Está impreso “CD” y “DVD”, para recortar uno u otro sector circular y rendija, según el tipo de disco.

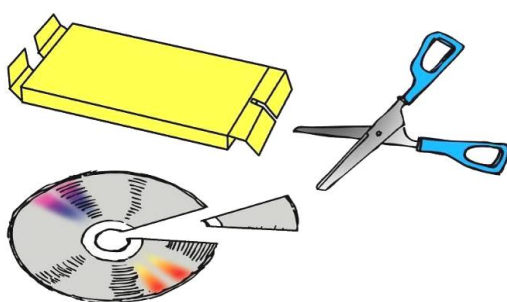


Fig. 3a: Material necesario: DVD, tijeras y caja de cartón Fig. 3b: Retirando la capa metálica del CD, con cinta adhesiva

Mira a través del trozo de disco, dirigiendo la rendija de la caja (no la escala) a una lámpara de bajo consumo o un tubo fluorescente (figura 5), verás claramente sobre la escala las líneas de emisión de los gases que contienen esas bombillas. Si no las ves, mira a la derecha de la lámpara y mueve el espectroscopio lentamente hacia la izquierda hasta que aparezcan las líneas. La escala está graduada en cientos de nanómetros, es decir, la marca 5 indica 500 nm ($500 \cdot 10^{-9}$ m). Cuanto más fina sea la rendija, con mayor precisión podrás medir la longitud de onda de las rayas.

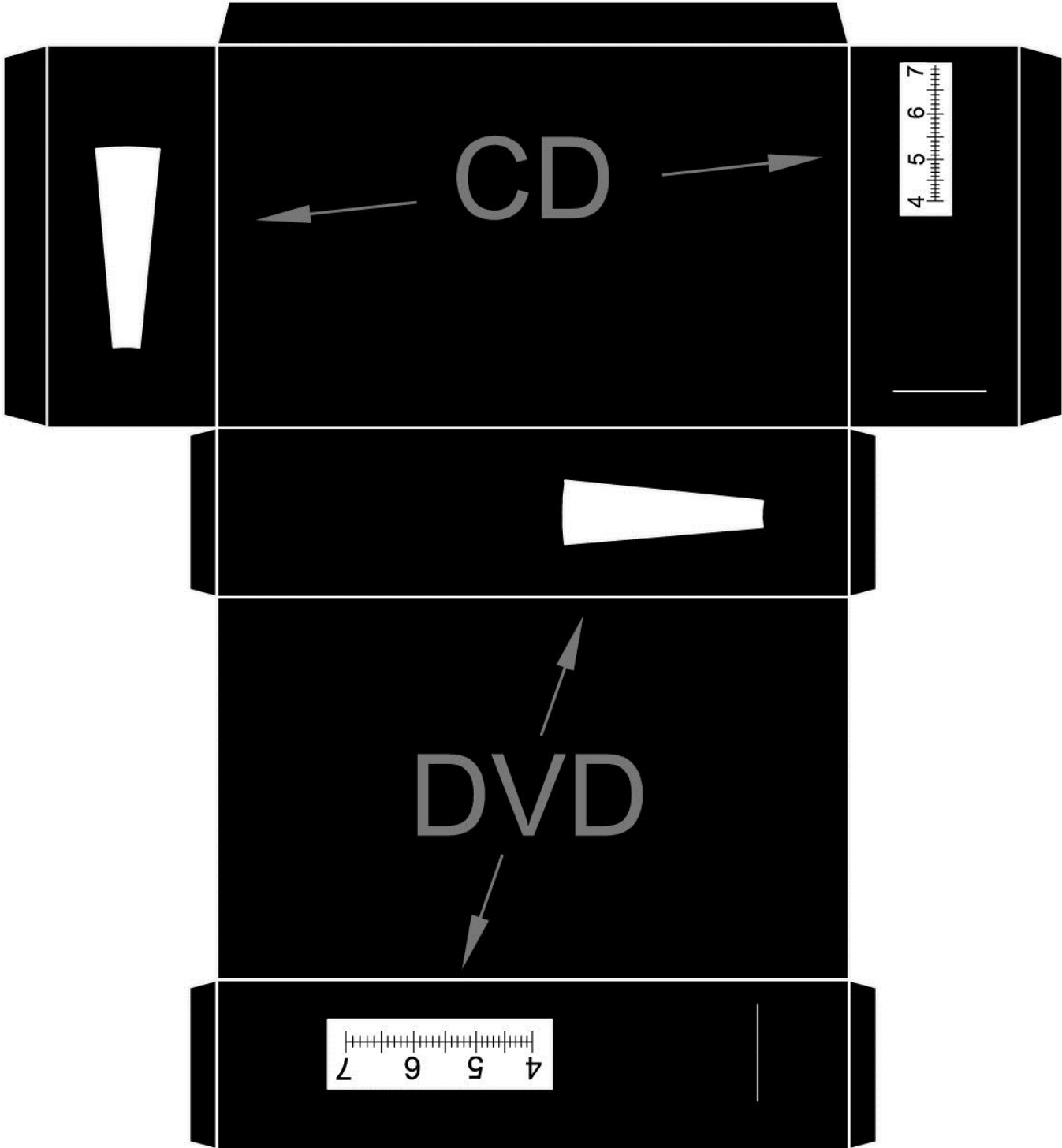


Fig. 4: Plantilla para el espectroscopio



Fig. 5: Mirando a un fluorescente

Puedes hacer la caja con cartulina. En ese caso deberás recortar el rectángulo de la escala y pegar sobre ese hueco una copia de la escala hecha en papel normal, para que se pueda transparentar la escala.

Se pueden mirar las farolas de las calles, tanto las naranjas (de sodio) como las blancas (de vapor de mercurio). Las bombillas incandescentes tradicionales ofrecen un espectro continuo

Los alumnos más pequeños pueden descomponer la luz y hacer un arco iris. Necesitan una manguera con difusor, y ponerse con el Sol detrás (figura 6).



Fig. 6: Los alumnos más pequeños pueden descomponer la luz en un arco iris

El Infrarrojo

La región infrarroja del espectro electromagnético fue descubierta por William Hershel (el descubridor del planeta Urano) en 1800 utilizando un prisma y unos termómetros. Para ello obtuvo el espectro visible, haciendo pasar la luz blanca del Sol a través de un prisma y colocó varios termómetros, uno en la región del azul, otro en el rojo (ambos colores detectables por el ojo) y puso un tercer termómetro más allá del rojo, inmediatamente después. Con un cuarto termómetro midió la temperatura ambiente y descubrió que la temperatura que marcaba el

termómetro en la zona “por debajo” del rojo (y de ahí su nombre “infra” rojo) era mayor que la del ambiente.

Herschel hizo otros experimentos con los “rayos caloríficos” (como los llamaba) que existían más allá de la región roja del espectro: eran reflejados, refractados, absorbidos y transmitidos igual que la luz visible. Estos “rayos caloríficos” fueron posteriormente denominados rayos infrarrojos o radiación infrarroja. Esos descubrimientos fueron seguidos de otros que desembocaron en varias aplicaciones tecnológicas.

Los cuerpos que se encuentran a baja temperatura no emiten en la región visible del espectro, sino en longitudes más largas por lo que la energía que liberan es menor. Por ejemplo, nuestro cuerpo y el de los animales emiten una radiación infrarroja que no la detectamos con el ojo, pero que podemos percibir como el calor que emite el organismo. Todos los objetos que estén a cierta temperatura emiten en infrarrojo (figuras 7). Para verlos de noche fueron inventados los anteojos de visión nocturna, que permiten detectar esta radiación que no percibe el ojo.

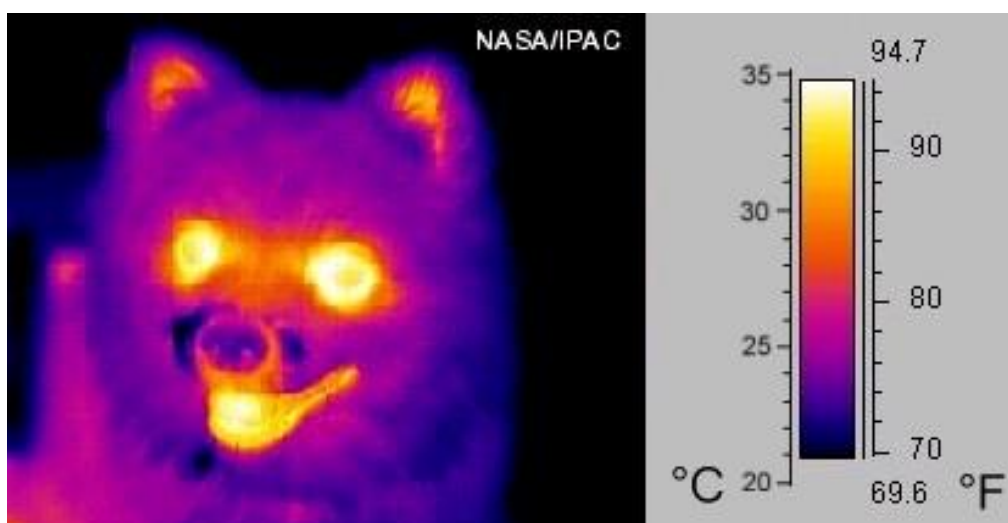


Fig. 7: Fotografía con infrarrojos. Se distinguen zonas más o menos calientes

Actividad 3: Experimento de Herschel en la banda IR

El objetivo es repetir el experimento de 1800, mediante el cual el famoso astrónomo William Herschel descubrió una forma de radiación distinta de la luz visible. Necesitaremos un prisma de vidrio, cuatro termómetros, rotulador permanente de tinta negra, tijeras, cinta adhesiva, una caja de cartón y una hoja blanca. Ponemos cinta adhesiva en los bulbos de los termómetros y los pintamos con rotulador negro para que absorban mejor el calor.

El experimento se debe realizar al aire libre, en un día MUY soleado. Si hay mucho viento, la experiencia puede hacerse en el interior, siempre que tenga una ventana por donde el Sol ingrese de manera directa. Se coloca una hoja blanca, en el fondo de la caja de cartón. El prisma se coloca cuidadosamente en el borde superior de la caja, de modo que quede del lado del Sol. El interior de la caja debe quedar todo o casi todo en sombra (figuras 8 a 9c). Se gira

el prisma cuidadosamente hasta que aparezca un espectro lo más amplio posible sobre la hoja situada en el fondo de la caja.

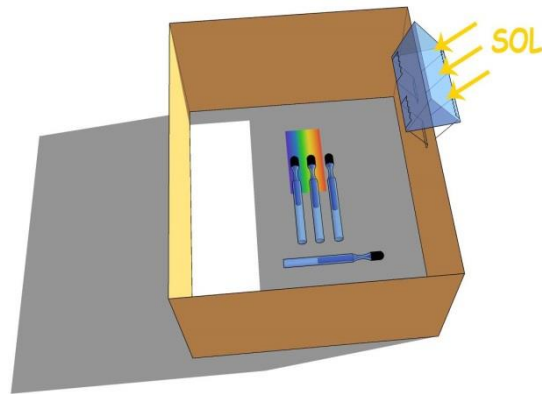


Fig. 8: Dispositivo de Herschel. Los tres termómetros en el espectro marcan mayor temperatura que el ambiente.

Después de asegurar con cinta adhesiva el prisma en esa posición, colocamos tres termómetros en la luz del espectro, de manera que cada bulbo esté en uno de los colores: uno en la región azul, otro en la amarilla y el tercero un poco más allá de la región roja visible. Se debe poder ver bien la escala graduada, para no mover el termómetro cuando tomemos las medidas. El cuarto termómetro lo ponemos en la sombra, no alineado con los anteriores (figuras 8 a 9c).



Fig.9a: Situando los tres termómetros, con el bulbo negro, y el espectro en la parte de la sombra.

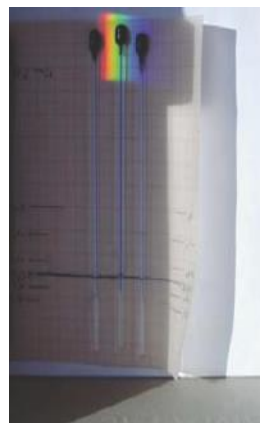


Fig.9b: Los termómetros en el azul, en el amarillo y justo después del rojo.

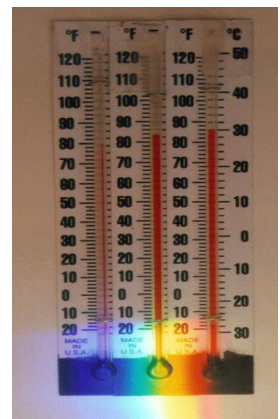


Fig. 9c: Un ejemplo de las medidas a los 3 minutos.

Las temperaturas tardan unos cinco minutos en alcanzar sus valores finales. Registramos cada minuto en la tabla (ver tabla 1), las temperaturas en cada una de las tres regiones del espectro y en el de ambiente. No hay que mover los termómetros de su posición en el espectro ni bloquear su luz.

El termómetro en el amarillo (figura 9c) debería marcar una temperatura algo mayor que en el azul, y en el del ambiente, y el que esté cerca del rojo debería marcar una temperatura todavía algo mayor, por lo que es lógico deducir que al termómetro junto al rojo le llega algún tipo de radiación del Sol, invisible a nuestra vista.

	Termómetro nº 1 en el azul	Termómetro nº 2 en el amarillo	Termómetro nº 3 más allá del rojo	Termómetro nº 4 a la sombra
Después de 1 minuto				
Después de 2 minutos				
Después de 3 minutos				
Después de 4 minutos				
Después de 5 minutos				

Tabla 1: Tabla de toma de datos

Actividad 4: Detección del IR con un instrumento tecnológico moderno

Si queremos detectar el IR con instrumentos tecnológicos modernos, probablemente lo primero que viene a la mente son los visores nocturnos, preparados para ver el infrarrojo que emiten nuestros cuerpos. Pero ese no es un recurso al alcance de cualquiera. Veamos un procedimiento más económico y fácil de reproducir.

Los mandos a distancia que utilizamos para encender el televisor, el equipo de música o el microondas utilizan rayos infrarrojos (los que tienen una bombillita roja no nos sirven). ¿Habrá una manera sencilla de ver esa radiación no visible y que de pronto se convierta en detectable?

Para eso debemos buscar un detector sensible al IR. Existe un producto tecnológico de envergadura, que se debe al desarrollo del estudio de la luz en Astronomía, llamado CCD (según las iniciales de su denominación en inglés: Charged Coupled Device). Este dispositivo permite capturar y acumular fotones durante un período de tiempo determinado, de manera que podemos detectar objetos que emiten o reflejan poca luz. El CCD es más sensible en la región del rojo y, en algunos casos, su rango de eficiencia cubre el IR cercano. Cualquier cámara o videocámara moderna posee un CCD para la adquisición de imágenes. Esto permite sacar fotos en condiciones de muy bajo nivel de iluminación. El dispositivo más sencillo, de uso cotidiano, que posee una cámara moderna y por lo tanto un detector CCD, es el teléfono móvil.

Si miramos el control remoto con nuestros ojos de manera directa, no advertiremos ninguna diferencia entre encendido y apagado, como en la figura 10a. Pero si tomamos la foto con el mismo teléfono móvil, y con el control remoto activado (figura 10b)... ¡Sorpresa! La luz que utiliza el control para enviar la señal que enciende el televisor o cualquier otro equipo electrónico, es una luz infrarroja, que nuestro ojo no ve pero la cámara del teléfono sí detecta. El color de esa luz es color falso.



Fig. 10a: Control remoto encendido si lo miramos a simple vista



Fig. 10b: Control remoto si lo miramos a través del teléfono móvil

Actividad 5: Detección de la luz infrarroja de una bombilla

La mayoría de los cuerpos del cielo emiten en muchas longitudes de onda. Si entre ellos y nosotros hay polvo o gas, algunas longitudes de onda pueden quedar bloqueadas, pero otras no. Por ejemplo, el polvo que hay en el centro de nuestra galaxia nos impide ver la intensa luz visible producida por la concentración de millones de estrellas que hay allí. Si embargo ese polvo es transparente a la luz infrarroja, que consigue atravesarla y llegar hasta nosotros. Ocurre lo mismo con otras nubes de polvo oscuro en nuestra galaxia (figuras 11a y 11b).



Fig. 11a: Nube de polvo en la región visible

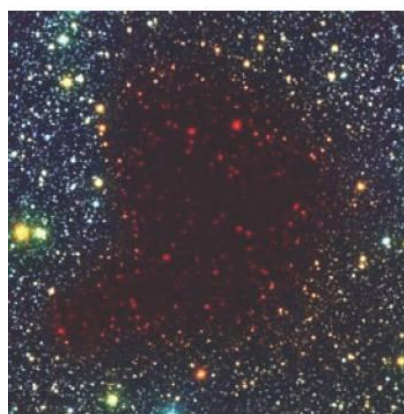


Fig. 11b: Superponiendo la visión infrarroja

En las emisiones de una bombilla de filamento incandescente, la mayor parte de la energía que emite es en la región visible, pero también emite en infrarrojo, que puede atravesar lo que el visible no puede. Utilizaremos una linterna y un trozo de tela de fieltro. Esta tela no está tejida y bloquea especialmente bien la luz visible.

En una habitación a oscuras, encendemos la linterna. A continuación la tapamos con el fieltro y comprobamos que no vemos su luz. Si no es así, ponemos otra capa de fieltro (lo podemos doblar) o incluso una tercera. No conviene poner más de las necesarias, pues se puede

bloquear también toda la radiación infrarroja. En esa habitación lo más a oscuras posible, si la observamos con la cámara de fotos de nuestro teléfono móvil, que capta la radiación infrarroja, vemos que sí se distingue la bombilla (figuras 12a y 12b).

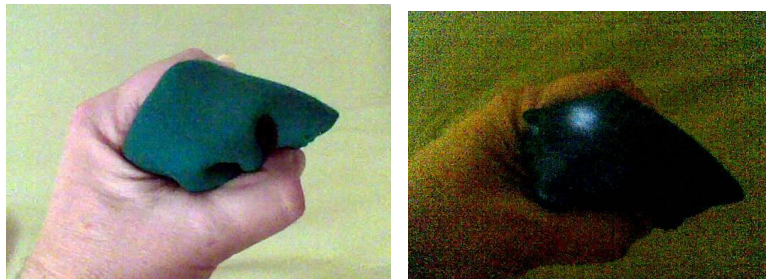


Fig. 12a y 12b: El filtro bloquea totalmente la luz visible pero no la infrarroja

Actividad 6: Constelación con infrarrojos

En las tiendas de componentes electrónicos o en Internet, venden LEDs infrarrojos, similares a los que usan los mandos a distancia de TV, aparatos de música, etc. Son muy baratos, funcionan con una pila de 3 ó 9 v, o con un alimentador de corriente continua. Se conectan entre sí en paralelo, con una resistencia entre 100 y 500 Ω .

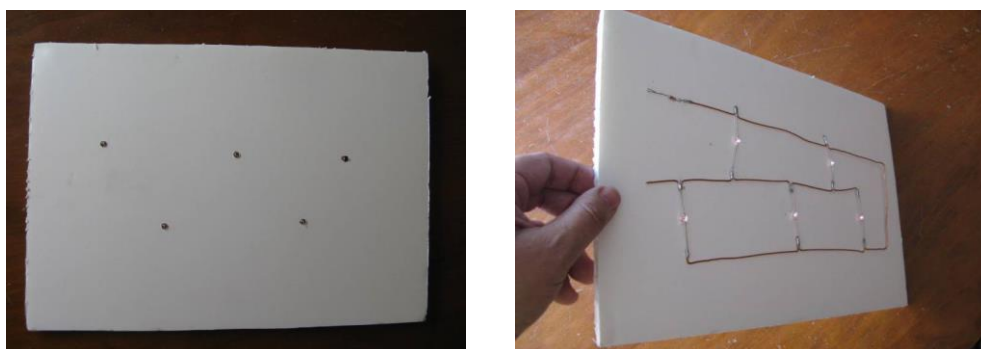


Fig. 13a y 13b: Casiopea hecha con LEDs infrarrojos conectadas en paralelo

Puedes hacer un pequeño circuito con varios LEDs, formando una constelación conocida, por ejemplo Casiopea (figuras 13a y 13b), Orión, la Cruz del Sur o la Osa mayor (Según sea el cielo que ves desde el hemisferio en donde vives). Observada con la cámara de fotos del teléfono, puedes verla en el infrarrojo.

Actividad 7: Constelación con mandos a distancia

Más fácil que lo anterior es formar entre varias personas una constelación conocida con mandos a distancia infrarrojos. Si se las observa a oscuras con una cámara digital, se ve la constelación (figuras 14a y 14b).

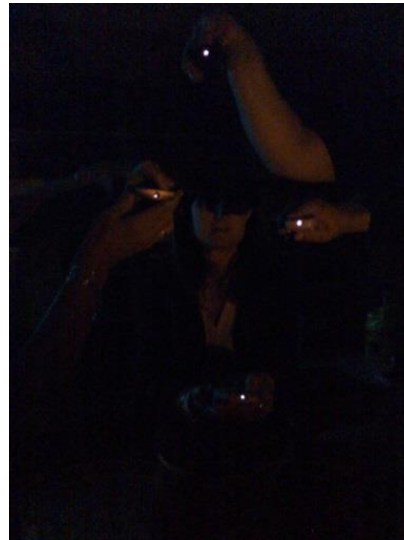


Fig. 14a y 14b: Formando la constelación Cruz del Sur con mandos a distancia infrarrojos

Energía electromagnética en la región de radio

Las ondas electromagnéticas de longitud de onda desde metros a kilómetros, se llaman ondas de radio. Son las que se usan en las emisoras comerciales, pero también nos llegan desde el espacio. Esta radiación nos muestra morfologías que en otras longitudes de onda no se ven (figuras 15a, 15b y 15c).

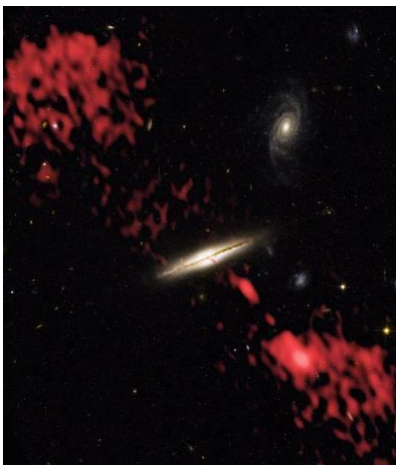


Fig. 15a: Esta galaxia emite unos chorros sólo detectables en radio (coloreados artificialmente de rojo).



Fig. 15b: Fotografía de la galaxia NGC 4261 en el visible.

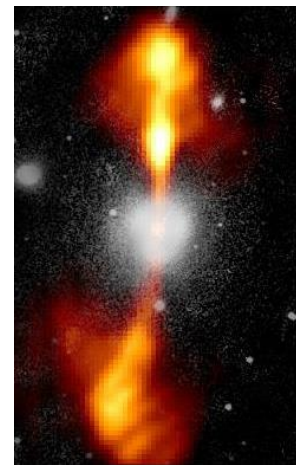


Fig. 15c: La misma galaxia con la imagen de radio superpuesta. Se observan unos chorros de materia coloreados artificialmente de rojo.

En el Universo hay intensas fuentes de radio: el centro de nuestra galaxia, estrellas de neutrones en rápida rotación, o incluso algunos planetas como Júpiter.

Actividad 8: Produciendo ondas de radio

Al abrir y cerrar un circuito eléctrico, se producen ondas de radio, similares a las emisiones comerciales. Se pueden captar en un aparato de radio, en la banda AM, y transformarlas en sonido, que es otro tipo de ondas. La potencia de esas emisiones de radio disminuye al alejarse el receptor. Las ondas de radio pueden atravesar obstáculos e incluso paredes.

Para realizar este experimento, tomamos dos trozos de cable de unos 20 cm cada uno. Quitamos el plástico en los dos extremos de uno de los trozos. En el otro cable, quitamos también el plástico en un extremo, dejamos unos 10 cm con plástico y quitamos también el plástico en el resto. En el extremo donde hay mucho cable pelado, haz con él una bola. El otro extremo conéctalo a un borne de una pila de 9 V.

Sacamos punta a un lápiz por los dos extremos. Su mina de carbón nos servirá de resistencia, por lo que no valen las pinturas de colores. En uno extremo conectamos la mina al primer trozo de cable, asegurándolo con cinta adhesiva. El otro extremo del cable lo conectamos al segundo borne de la pila (figura 16).

Encendemos la radio y la ponemos en la banda de AM, (no de FM). Golpeamos con la punta libre del lápiz a la bola de cable. Movemos la sintonía de la radio hasta que se pueda oír por la radio los golpecitos que damos a la bola. Podemos probar a alejar la radio, a poner obstáculos de cartón, madera, etc. También podemos llevarnos la radio a otra habitación y comprobar si se oye o no. Debe tenerse en cuenta que la energía electromagnética producida se transforma primero en eléctrica y luego en sonora



Fig. 16: Produciendo ondas de radio

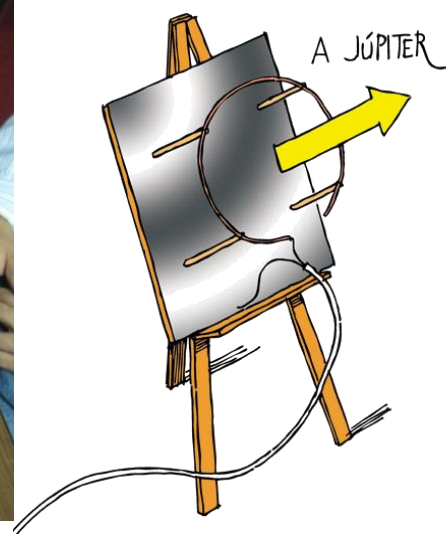


Fig. 17: Antena para oír a Júpiter

Actividad 9: Escuchando la voz de Júpiter

Júpiter emite ondas de radio en varias frecuencias. No está clara su procedencia, pero parece que tienen que ver con su campo magnético y también con su luna Io. Una emisión es en la

banda de frecuencias de 18 a 22 MHz, con un máximo en 21 MHz. Esos valores entran dentro de la capacidad de bastantes receptores caseros. Deben tener Onda Corta (SW) y llegar el dial a esos valores. Las emisiones de Júpiter no son continuas. Tiene tres chorros más o menos equidistantes que giran con el planeta cada diez horas. Además, esos chorros a veces están activos y a veces no, por lo que conviene armarse de buenas dosis de paciencia.

Para oírlas necesitaremos una radio que tenga onda corta (SW) cuyo dial llegue hasta 18 ó mejor 22 MHz. Situemos el dial en un punto entre 18 y 22 MHz en que no haya mucho ruido de fondo, y esperamos. Las emisiones suenan como olas de mar en una playa (o ráfagas de viento), que llegasen con una frecuencia de unas tres por segundo aproximadamente. Su intensidad crece hasta un máximo que dura algunos minutos —o segundos a veces—, y después decae. La experiencia dice que si estás 20 minutos a la escucha, tienes 1 probabilidad entre 6 de oírlas. Como es lógico, Júpiter debe estar en el cielo, aunque no le interfieren las nubes

La propia antena de la radio es adecuada, aunque es omnidireccional y captará ondas que procedan de todas las direcciones. Si queremos mejorar la escucha, y además asegurar que procede de Júpiter, debemos construir una antena direccional que sustituya a la normal. Pero no es imprescindible. Se hace de la siguiente forma: tomamos 165 cm de alambre de cobre, y hacemos una circunferencia con él, sin cerrarla, formando la antena. La sujetamos a cuatro palos de 30 cm de longitud. Forramos una madera de 60 x 60 cm por una cara con papel de aluminio. Clavamos en ella la circunferencia de cobre con los cuatro palos. Conectamos el cable interior de un cable coaxial de antena a la circunferencia de cobre, y la malla exterior del coaxial al aluminio. El otro extremo lo conectamos a la antena de la radio. Por último, dirigimos la antena hacia Júpiter.

Luz Ultravioleta

Los fotones de luz ultravioleta tienen más energía que los de luz normal visible. Eso hace que esta luz, en dosis altas, destruya enlaces químicos de las moléculas orgánicas, por lo que es mortal para la vida. De hecho se usa para esterilizar material quirúrgico.

El Sol emite esta radiación, pero afortunadamente la atmósfera (en especial la capa de ozono) filtra la mayor parte, y sólo nos llega la justa para que sea beneficiosa para la vida. Esta luz es la que pone morena nuestra piel, las plantas la absorben para la fotosíntesis, etc. Pero si la capa de ozono disminuyese su espesor, nos llegaría demasiada dosis y aumentarían mucho las enfermedades de tipo cancerosas.

Actividad 10: Luz negra (UV)

Hay bombillas llamadas de Luz negra, que emiten sobre todo en UV, y se usan con frecuencia para favorecer el crecimiento de las plantas en invernaderos o en zonas con poca iluminación solar. El cristal de esas bombillas suele ser casi negro, y emiten sólo un poco de luz visible azul oscura. Algunas tejidos sintéticos blancos de camisas y camisetas son fluorescentes con esa luz y la reflejan de un color morado brillante. Por esa razón esta iluminación se usa en algunas discotecas, pues los tejidos blancos se ven relucientes.



Fig. 18: Un billete de 50 € iluminado con luz UV, muestra unas pequeñas tiras fluorescentes marcadas aquí con flechas..



Fig. 19: Detector de billetes falsos, que usa luz ultravioleta.

Esa propiedad se usa también al fabricar el papel de muchos billetes: se introducen unas pequeñas tiras de material fluorescente, que son visibles al ser iluminados por luz UV (figura 18). De esta forma se ve que no es una simple fotocopia del billete. Esta luz viene incorporada en los aparatos detectores de billetes falsos (figura 19). Muchos carnets oficiales tienen escudos o letreros que sólo son visibles con luz UV.

Rayos X

Más energética que la UV es la radiación X. Se usa en medicina en las radiografías y otras formas de radiodiagnóstico (figura 20a).

En el cosmos, los focos de rayos X son característicos de sucesos y objetos muy energéticos: agujeros negros, colisiones, etc. El telescopio espacial Chandra tiene como misión la detección y seguimientos de estos objetos (figura 20b).

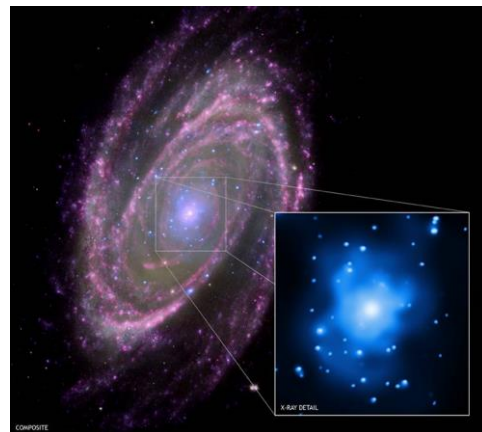


Fig. 20a: Placa de rayos X usada en medicina Fig. 20b: Galaxia M81 con el núcleo fotografiado en Rayos X, que sugiere la presencia de un agujero negro muy masivo.

Rayos Gamma

En el extremo del espectro, y con longitudes de onda todavía más cortas que las anteriores está la radiación gamma. Es la radiación más energética y se produce cuando materia (un electrón) se encuentra con antimateria (un positrón), ambas se aniquilan produciendo fotones gama. En el cosmos hay diversas fuentes (figura 21a), pero no es raro que haya violentas erupciones puntuales que emiten durante unas pocas horas un potente chorro de rayos gamma. Como duran tan poco, el problema es detectarlas y definir su situación exacta, para saber qué objeto había en esa posición antes del estallido e intentar averiguar qué ha pasado. Los astrónomos suelen asociarlos a colisiones de agujeros negros, aunque todavía no está muy claro.

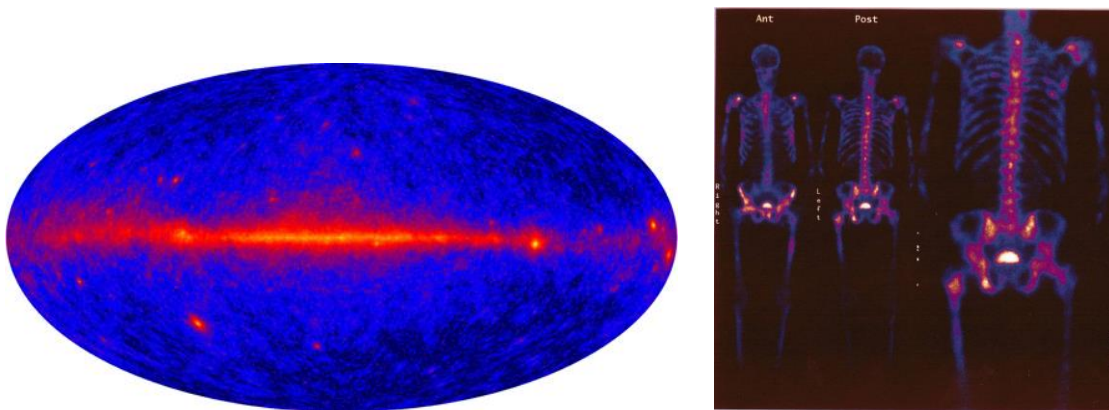


Fig. 21a: Mapa del universo tal como lo ve el “Fermi Gamma-Ray Space Telescope”. La línea central es nuestra galaxia. Fig. 21b: Gammagrafía ósea del cuerpo humano

En la Tierra esta radiación la emiten la mayoría de elementos radioactivos. Igual que los rayos X, se usan en medicina tanto en pruebas de imagen (figura 21b) como en terapias para curar enfermedades como el cáncer.

Bibliografía

- Mignone, C., Barnes, R., More than meets the eye: how space telescopes see beyond the rainbow, Science in the School, Eiro Forum, 2014
- Moreno, R, *Experimentos para todas las edades*, Ed. Rialp. Madrid 2008.

Fuentes Internet

- Spitzer Telescope, Educacion, California Intitute of Technology. <http://www.spitzer.caltech.edu/espanol/edu/index.shtml>
- http://www.scienceinschool.org/2014/issue29/EM_Astronomy
- <https://www.khanacademy.org/science/cosmology-and-astronomy/universe-scale-topic/light-fundamental-forces/v/introduction-to-light>
- Chandra X-ray Observatory <http://chandra.harvard.edu/about/>
- The Fermi Gamma-ray Space Telescope <http://fermi.gsfc.nasa.gov/>

Expansión del Universo

Ricardo Moreno, Susana Deustua, Rosa M. Ros

International Astronomical Union, Colegio Retamar (Madrid, España), Space Telescope Science Institute (Baltimore, USA), Universidad Politécnica de Cataluña (Barcelona, España)

Resumen

Este taller contiene siete actividades sencillas de realizar, en las que vamos a trabajar los conceptos clave de la expansión del Universo: en la primera veremos de qué se trata el efecto Doppler, en la segunda, tercera, cuarta y quinta experimentaremos cualitativamente con la expansión de un alambre, una goma, de un globo y de una superficie de puntos respectivamente.

En la sexta actividad veremos de forma cuantitativa, la expansión de una superficie e incluso calcularemos la constante de Hubble para ese caso. En la séptima detectaremos la radiación de fondo de microondas.

La última actividad se simulan lentes gravitacionales que sirven para analizar como se detecta la materia oscura.

Objetivos

- Comprender qué es la expansión del Universo.
- Comprender que no hay un centro del Universo.
- Comprender qué es la Ley de Hubble.
- Comprender el significado de la materia oscura y simular lentes gravitacionales

El Origen del Universo

La teoría sobre el origen del Universo más aceptada hoy día se conoce con el nombre de Big Bang: hubo un evento singular original, que inició una expansión del propio espacio. Pero no son las galaxias las que se mueven “a través del espacio”, sino que es el espacio entre ellas el que se expande, arrastrando a las galaxias. Por esa razón no se puede hablar de un centro del Universo, como no se puede hablar de un país que esté en el centro de la superficie terrestre.

La velocidad de recesión de una galaxia y la distancia a la que están de nosotros es proporcional. La constante que las relaciona es la llamada constante de Hubble. La ley de Hubble relaciona de forma lineal la distancia de una galaxia con la velocidad con que se aleja.

La primera prueba del Big Bang vino con la observación del corrimiento al rojo en los espectros de las galaxias. La prueba que dio el espaldarazo definitivo a la teoría del Big Bang, fue la detección de la radiación de fondo de microondas.

Corrimiento al rojo

Si en el laboratorio miramos con un espectroscopio la luz que nos llega de una gas caliente, por ejemplo hidrógeno, veremos unas líneas de colores que son típicas de ese gas, a unas longitudes de onda fijas. Si hacemos lo mismo con la luz que nos llega desde una remota galaxia, vemos esas líneas pero desplazadas (figura 1). Es el llamado corrimiento al rojo, pues para la mayoría de las galaxias el desplazamiento es hacia ese color.

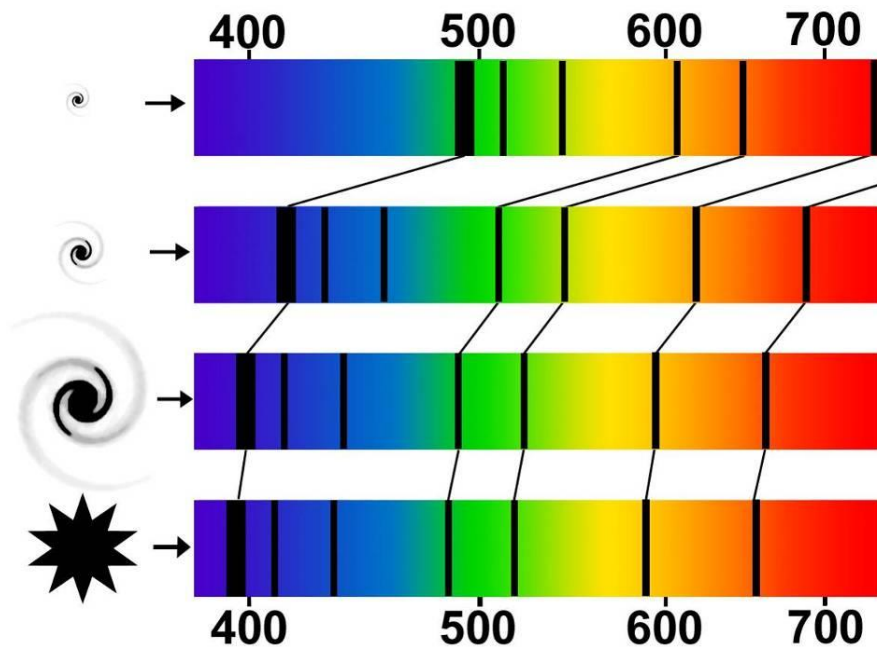


Fig.1: Cuanto más alejada está la galaxia, su espectro se desplaza más hacia el rojo, lo que nos dice que se aleja a mayor velocidad de nosotros.

Ese corrimiento al rojo de la luz es debido al alejamiento de la galaxia respecto a nosotros, de forma similar a un silbido de una locomotora o de como una moto cambia su tono según se acerque o se aleje de nosotros. Cuanto mayor sea ese corrimiento, mayor será la velocidad.

Estudiando el espectro de las galaxias de nuestro grupo local, se obtiene que la Gran Nube de Magallanes se aleja de nosotros a 13 km/s, y la Pequeña se acerca a 30 km/s. Andrómeda se acerca a 60 km/s mientras que M 32 (una de sus galaxias satélite) se aleja a 21 km/s. En otras palabras, las galaxias cercanas tienen movimientos relativos pequeños y de forma irregular.

Pero si vamos al cúmulo de Virgo, a una distancia media de 50 millones de a.l., veremos que todas se alejan de nosotros a velocidades entre 1.000 y 2.000 km/s. Y en el supercúmulo de Coma Berenice, a 300 millones de a.l., las velocidades de alejamiento oscilan entre 7.000 y 8.500 km/s. Pero si miramos en dirección opuesta, obtenemos que M 74 se aleja de nosotros a 800 km/s y M 77 a 1.130 km/s. Y si apuntamos a galaxias más lejanas y débiles, la velocidad de recesión es aún mayor: NGC 375 se aleja a 6.200 km/s, NGC 562 a 10.500 y NGC 326 a 14.500 km/s. Miremos hacia donde miremos, todas, excepto las muy cercanas, se alejan de nosotros. ¿Estarán enfadadas con la nuestra? El corrimiento al rojo de las líneas espectrales, puede medirse mediante el análisis espectroscópico. Los astrónomos usan un instrumento un poco más sofisticado, pero esencialmente igual que el que se muestra y construye en el taller del espectro solar.

Actividad 1: El efecto Doppler

El efecto Doppler es el que hace variar la longitud de onda de un sonido cuando la fuente está en movimiento. Lo experimentamos en el sonido de motos o coches en una carrera: el sonido es distinto al acercarse y al alejarse. O en un coche de bomberos que pasa junto a nosotros, en el silbato de un tren en movimiento, etc.

Se puede reproducir haciendo girar en un plano horizontal un zumbador, por ejemplo un reloj despertador. Introducimos el reloj en una bolsa de tela (figura 2a) y lo atamos con una cuerda. Al hacerlo girar sobre nuestras cabezas (figura 2b), se puede oír que cuando se acerca al espectador, la λ se acorta y el sonido es más agudo. Cuando se aleja, la λ se alarga y el sonido es más grave. El que está en el centro de giro no detecta ninguna variación.



Fig. 2a: Reloj despertador, bolsa y cuerda.



Fig. 2b: Lo hacemos girar sobre nuestras cabezas. Los espectadores oyen la diferencia de tono

Este es el efecto Doppler debido al desplazamiento. Pero no es el que tienen las galaxias con la expansión. Las galaxias no se mueven a través del espacio, sino que es el espacio entre ellas el que se expande.

Actividad 2: El “estiramiento” de los fotones

El Universo, al expandirse, “estira” los fotones que hay en él. Cuanto más tiempo dura el viaje del fotón, más estiramiento sufre. Se puede hacer un modelo de ese estiramiento con un cable semirrígido, del que se usa en las instalaciones eléctricas empotradas de las casas. Se corta aproximadamente un metro, y se dobla con la mano haciendo varios ciclos de una senoide, representando varias ondas (figura 3a).

Se toma el cable con las dos manos y se estira (figura 3b) y se observa que la longitud de onda aumenta, como ocurre en la radiación que nos llega desde una galaxia. Cuanto más lejos está de nosotros, más tiempo ha tenido para estirarse y se ha desplazado más hacia el rojo (λ mayores).

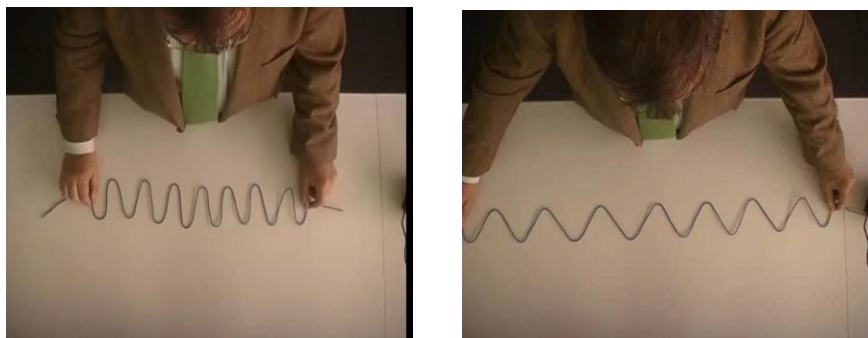


Fig. 3a: Ondas hechas con cable semirrígido Fig. 3b: Mismas ondas, estiradas, con una longitud de onda mayor

Ley de Hubble

Fue *Edwin Hubble* (figura 4) quien se dio cuenta en 1930 del desplazamiento al rojo de las galaxias, y estableció la ley que lleva su nombre: cuanto más lejana está una galaxia, más de prisa parece que se aleja de nosotros. Esto indica que el Universo se expande en todas direcciones, por lo que todos los cuerpos que están en él se van alejando unos de otros. El que veamos alejarse de nosotros a todas las galaxias no significa que estemos en el centro: lo mismo observaría un extraterrestre desde cualquier lugar del Universo, como pasa en una explosión de unos fuegos artificiales: todas las partículas luminosas se van separando entre sí movidas por la explosión de la pólvora.

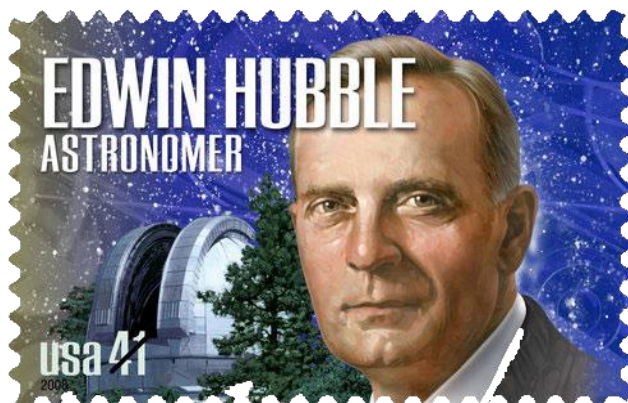


Fig.4: Edwin Hubble

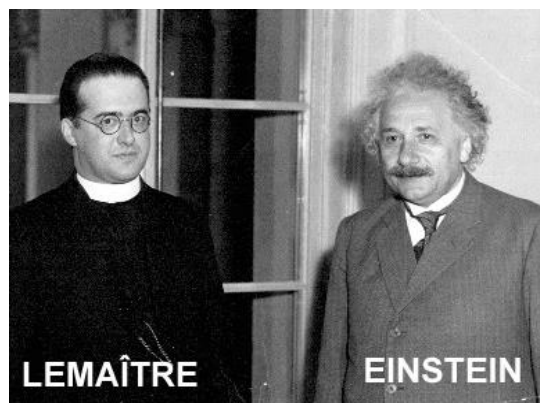


Fig. 5: George Lemaître y Albert Einstein

Sin embargo, el modelo real no es el de unas galaxias moviéndose a través del espacio, sino que es el espacio entre ellas el que se expande, arrastrando a las galaxias.

Si el espacio se expande en todas direcciones, significa que dando marcha atrás al tiempo, la materia debió estar concentrada en algún momento inicial en el que todo empezó.

Así fue como George Lemaître (figura 5) estableció el modelo del Universo más aceptado hoy día: hubo una gran explosión original y en ella estamos montados todavía. En esa expansión es el propio espacio el que va dilatándose.

Para entender esto imaginemos un globo de goma con una serie de puntos dibujados en su superficie, que representan las galaxias (figura 6). Según lo vamos hinchando, el espacio de goma elástica entre las motas va aumentando. De igual forma según pasa el tiempo, el espacio va expandiéndose, y la materia contenida en él va separándose entre sí.

Por tanto, la velocidad aparente de recesión de una galaxia y la distancia a la que están de nosotros es proporcional. La constante que las relaciona es la llamada *constante de Hubble*. La ley de Hubble relaciona la distancia de una galaxia con la velocidad aparente con que se aleja:

$$v=H\cdot d$$

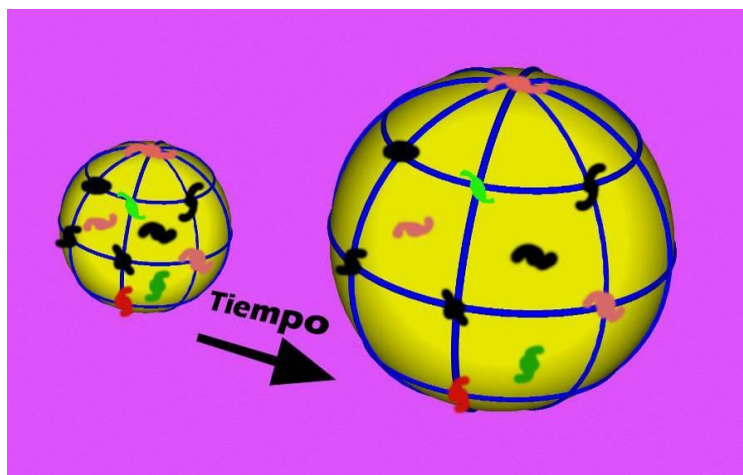


Fig. 6: Según pasa el tiempo, el espacio va expandiéndose y la materia contenida en él va separándose entre sí.

Para determinar su valor bastaría saber la velocidad y la distancia de algunas galaxias. La velocidad con que una galaxia parece alejarse es fácil de medir con precisión por el *corrimiento al rojo*, pero la distancia a la que está, especialmente en el caso de las más lejanas, es más difícil. Los científicos no se ponen de acuerdo en el valor de la constante de Hubble. Según se use un método u otro salen unos valores, que en general oscilan entre 50 y 100 km/s por *Megaparsec*. El valor más aceptado actualmente es aproximadamente 70, lo que indica una edad del Universo de 13.700 millones de años.

Actividad 3: El universo en una goma elástica

Edwin Hubble descubrió que todas las galaxias parecen alejarse de nosotros. Cuanto más lejos están, más rápidamente lo hacen. La llamada Ley de Hubble establece que la velocidad aparente de alejamiento de una galaxia respecto a nosotros es proporcional a su distancia. No es que las galaxias se muevan por el espacio, es el mismo espacio que hay entre ellas el que se agranda. La Ley de Hubble es, por tanto, una consecuencia lógica de la expansión del Universo. Y aunque todas las galaxias parezcan alejarse de nosotros, no significa que estamos en el centro del Universo.

Para realizar esta experiencia, hay que hacer unas marcas sobre la goma cada cm con un rotulador. Cada una representará una galaxia (la A, B, C, etc.). Nuestra galaxia será la primera.

Sitúa la goma cerca de la regla (figura 7a). Haz que nuestra galaxia coincida con la marca del 0 cm. Las otras galaxias A, B, C, ... coincidirán con las marcas 1, 2, 3, 4...cm. Estira la goma (figura 7b) de tal forma que nuestra galaxia se mantenga en la marca de 0 cm, y que la siguiente (la A) se sitúe sobre la de 2 cm. La distancia de esta galaxia a la nuestra se ha

duplicado. ¿Qué ha pasado con la distancia entre las demás galaxias B, C, D y la nuestra?, ¿también se han duplicado?



Fig. 7a: Goma sin estirar.



Fig. 7b: Goma estirada.

Supón que el tiempo que ha durado el estiramiento de la goma ha sido 1 segundo. Las velocidades con que aumentan la distancia de las otras galaxias respecto de la nuestra ¿son todas iguales o unas se alejan más deprisa que otras?

Para simular lo que vería un habitante de una "galaxia" vecina, puedes mantener fijo en el estiramiento la galaxia B. ¿Cómo verá la nuestra y las otras galaxias? ¿También le parece que todas se alejan de la suya?

Actividad 4: El Universo en un globo

En la expansión del Universo, es el espacio entre las galaxias el que se expande. Las propias galaxias no se expanden, no cambian de tamaño. Lo que está unido fuertemente por la gravedad, no aumenta su dimensión.



Fig. 8a: Los trozos de porexpán pegados en el globo a medio hinchar



Fig. 8b: Los trozos de porexpán se alejan cuando el globo está más hinchado

Hay un sencillo experimento que permite mostrar este aspecto. Basta usar un globo que lo inflamos un poco al principio. Después pegamos sobre su superficie con adhesivo unos cuantos trocitos de porexpán (también valen monedas). A continuación seguimos inflando el globo hasta llegar al máximo que podamos. Los trocitos de porexpán se irán separando unos de otros (figuras 8a y 8b). Algunos parecerán alejarse más que otros, pero ninguno se acercará ni cambiará de tamaño. Es un modelo muy sencillo de la expansión del universo.

Actividad 5: Cálculo de la constante de Hubble

La Ley de Hubble dice que la velocidad aparente de alejamiento de una galaxia v es proporcional a la distancia d a la que esté de nosotros:

$$v=H \cdot d$$

La velocidad v realmente es la velocidad de aumento de la distancia que hay desde esa galaxia a nosotros, ya que la galaxia parece moverse, pero realmente es el espacio entre ella y nosotros el que se expande. La constante H se llama constante de Hubble, y se puede calcular sabiendo distancias y velocidades del aumento de distancias a algunas galaxias. Despejando en la fórmula anterior:

$$H = \frac{v}{d}$$

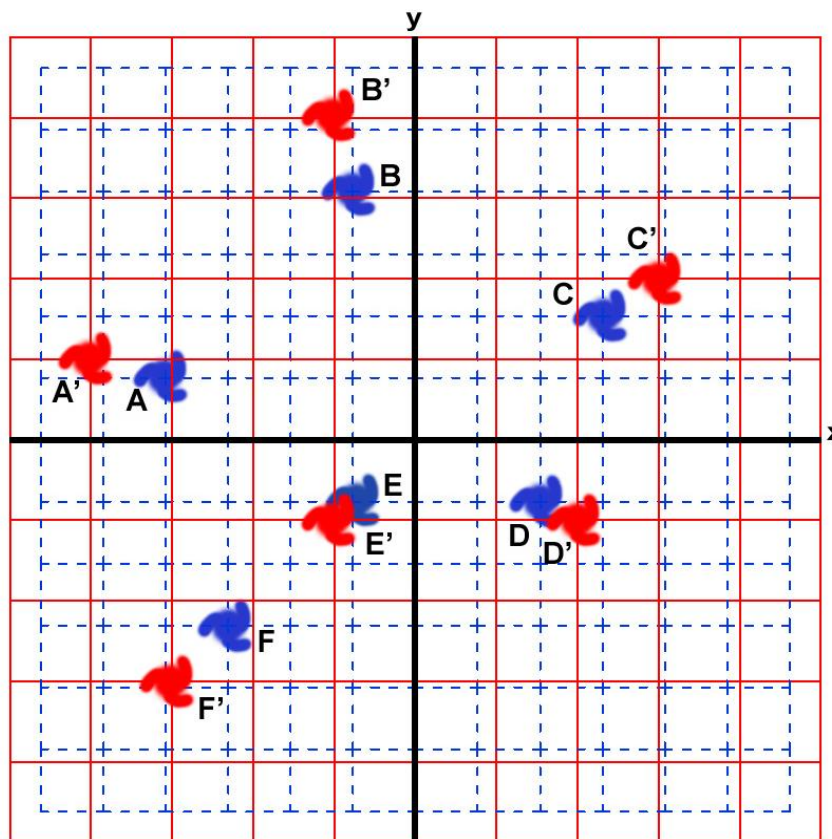


Fig 9: La cuadrícula de trazo continuo (rojo) es la misma que la de trazo discontinuo (azul) pero expandida. Las galaxias están fijas a las cuadrículas.

En el diagrama de la figura 9 se muestra el espacio, representado por una cuadrícula azul de líneas a trazos, con nosotros en el centro y varias galaxias en azul a cierta distancia de nosotros. Al cabo de cierto tiempo, supongamos 10 segundos, el espacio se ha expandido y queda representado en rojo, tanto la cuadrícula (en líneas continuas) como las galaxias.

Galaxia	Coordenadas x,y	d =distancia al origen	Δd	$v = \frac{\Delta d}{\Delta t}$	$H = \frac{v}{d}$
A	(-4, 1)				
A'	(-4, 1)				
B	(-1, 4)				
B'	(-1, 4)				
C	(3, 2)				
C'	(3, 2)				
D	(2, -1)				
D'	(2, -1)				
E	(-1, -1)				
E'	(-1, -1)				
F	(-3, -3)				
F'	(-3, -3)				

Tabla 1: Con las coordenadas escritas como ejemplo.

Galaxia	Coordenadas x,y	d =distancia al origen	Δd	$v = \frac{\Delta d}{\Delta t}$	$H = \frac{v}{d}$
A					
A'					
B					
B'					
C					
C'					
D					
D'					
E					
E'					
F					
F'					

Tabla 2: Se rellena con los datos de la figura 9.

Para rellenar la tabla 1, en cada fila se ponen los datos de una galaxia. Por ejemplo, las coordenadas se estiman con las cuadrículas azul (líneas de trazos) o roja (líneas contínuas), según sea la galaxia A o la A' respectivamente, la distancia d se obtiene midiendo con una regla la longitud en cm que hay desde nosotros (en el centro) al centro de esa galaxia. Los datos de la columna Δd se obtienen restando las distancia de A' y la de A. Y en la última columna hay que usar en el denominador la distancia antes de expandirse (por ejemplo, la de A, no la de A'). Se comprueba que:

- a) Las coordenadas de cada galaxia no varían con la expansión (las galaxias no se mueven a través del espacio).
- b) El valor H es bastante constante, independientemente de las galaxias.

El Big Bang

Actualmente, la teoría del origen del Universo como una gran explosión es la más aceptada en la comunidad científica, aunque no faltan quienes la ponen en duda porque aún hay detalles que quedan sin explicación. En 1994 la revista americana *Sky & Telescope* hizo un concurso para bautizarla de nuevo. Se recibieron 12.000 propuestas, pero ninguna consiguió desbancar a la que ya tenía: teoría del Big Bang o de la Gran Explosión. El nombre se lo puso despectivamente el astrónomo Fred Hoyle, a quien, con ciertos prejuicios antirreligiosos, le sonaba demasiado acorde con la idea de un Creador.

De la observación de un Universo en expansión se deduce que, dando marcha atrás al tiempo, hubo un principio en el que se produjo la explosión, dando origen al espacio y al tiempo tal como ahora lo conocemos. Y cabe preguntarnos ¿qué fue lo que la produjo? ¿por qué ocurrió? La ciencia no da respuesta, ya que sólo trabaja con el funcionamiento de lo ya existente. La ciencia sí intenta explicar cómo se produjeron los hechos a partir del Big Bang, pero no por qué existe la materia. Ese tipo de preguntas corresponde responderlas a los filósofos, que tratan de la metafísica (más allá de la física).

Algunos intentos de explicar la causa por parte de algunos físicos recurriendo a conceptos como fluctuaciones cuánticas de la nada confunden el vacío con la nada: el vacío cuántico existe, pues tiene espacio y cierta energía. El concepto de nada no es científico, es metafísico, y significa ausencia de toda existencia, por lo que ni siquiera hay en ella espacio. En la nada, nada puede ni existir ni fluctuar. Otras teorías hablan de múltiple-universos, pero por definición, son imposibles de comprobar (si pudiésemos observar de alguna forma otro universo, entraría a formar parte del nuestro, ya que nuestro universo es toda la materia que está a nuestro alcance de alguna manera). Por esa razón, esas teorías tampoco son científicas.

Volvamos a la ciencia. En el instante inicial toda la materia y energía estaban en una singularidad infinitamente pequeña y densa. El Big Bang fue la explosión del espacio al comienzo del tiempo. Y a partir de ese momento la materia empezó a funcionar con unas leyes que estaban escritas en su interior, y que condujeron al Universo a la situación actual.

Actividad 6: No hay un centro de expansión

En la figura 10 aparece un dibujo con muchos puntos, que simulan las galaxias en un momento determinado. Hagamos de él una primera fotocopia en papel transparente y luego otra en otro papel transparente, ligeramente ampliada (por ejemplo un 105%).

Si las superponemos en un retroproyector de transparencias, obtenemos una imagen (figura 11a) que representa significativamente el espacio al expandirse con el tiempo: hay un punto en el que coinciden las dos transparencias, y se observa muy bien el desplazamiento de todos los demás puntos que es radial, y tanto mayor cuanto más alejado esté del punto coincidente. Parecería como si los puntos se alejaran más deprisa cuanto más lejos estén del punto coincidente.

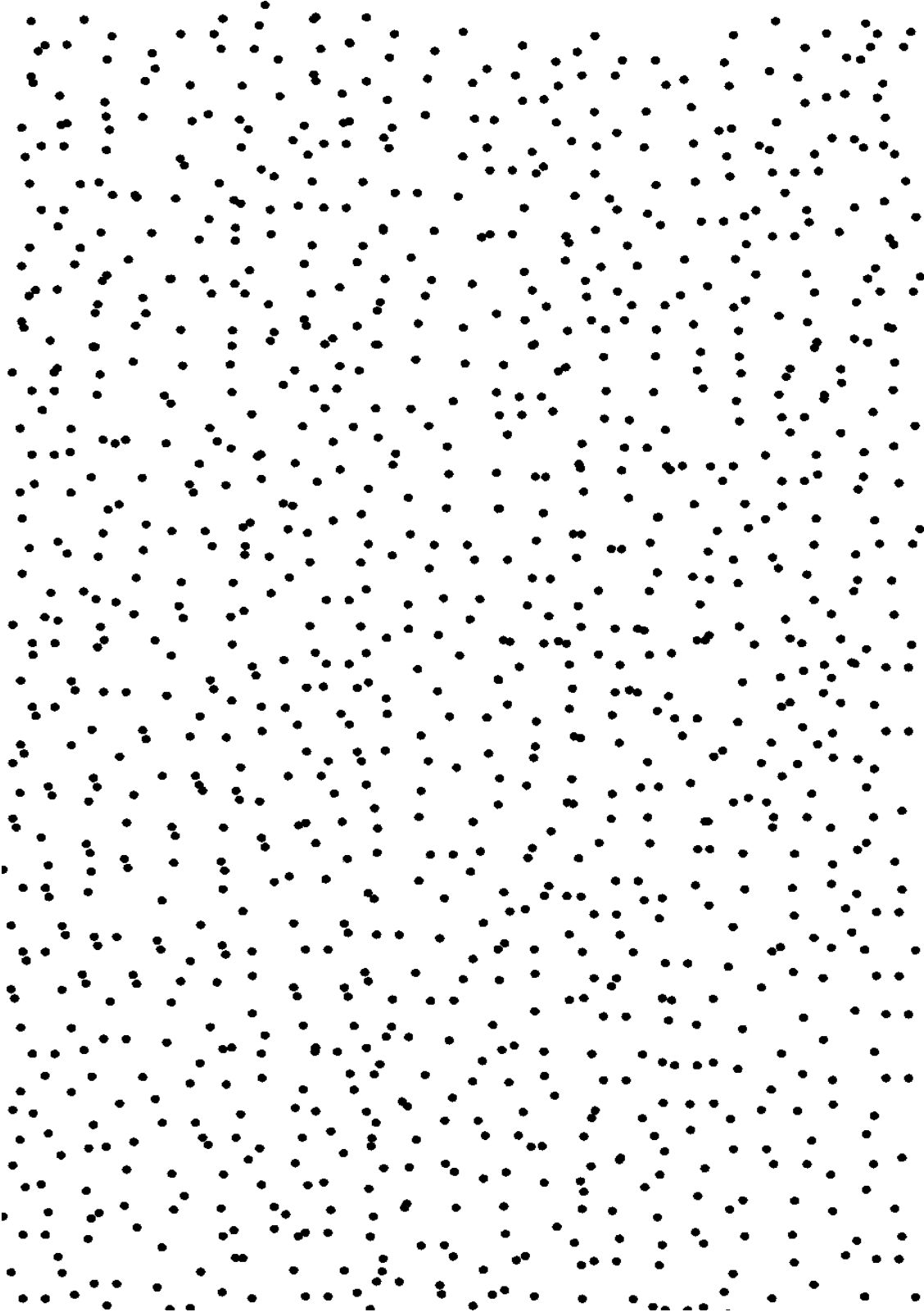


Fig. 10: Fotocopiar esta página en una transparencia, y luego en otra ampliada 105 %

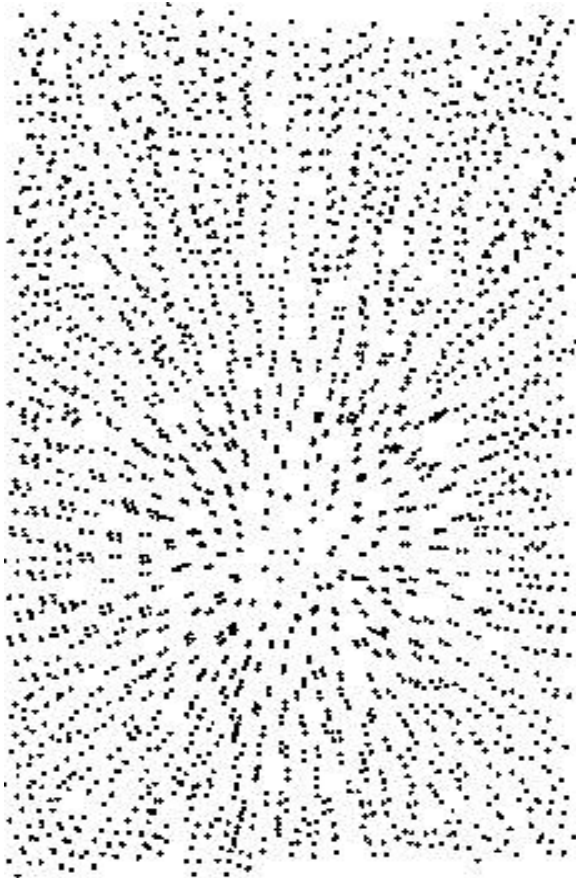


Fig. 11a: Superposición de dos transparencias una de ellas ampliada un 105 %.

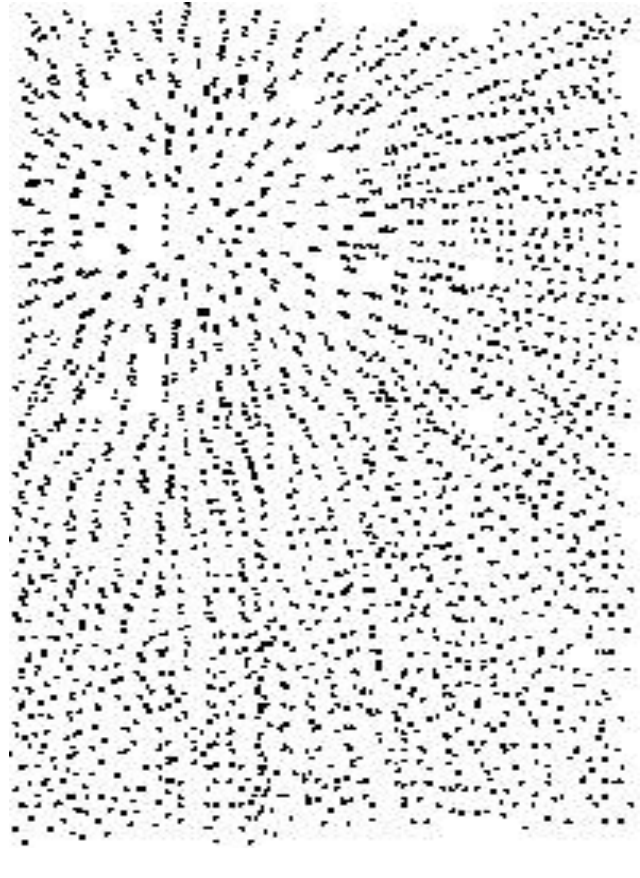


Fig. 11b: Si hacemos coincidir otro punto, también parece que todo se aleja de él: no hay un centro de expansión

Pero si el punto coincidente es otro (figura 11b), ocurre lo mismo. Así pasa en el espacio: desde nuestra galaxia vemos que todas se alejan de nosotros, y más rápido cuanto más lejos esté del observador. Nos parece que estamos en el centro del Universo, pero no es así, ya que un observador situado en otra galaxia vería lo mismo y le parecería estar él en el centro. Realmente no hay ningún centro.

Desarrollo del Universo

Para hacernos una idea de la historia posterior, supongamos que todo el tiempo desde el Big Bang hasta ahora lo comprimimos en un año, del 1 de enero al 31 de diciembre (ver figura 12). Hasta abril no se formó nuestra Vía Láctea. En agosto se formó el Sol, y la Tierra tuvo forma esférica a finales de ese mes. Pero no es hasta octubre cuando el oxígeno se hace presente en nuestra atmósfera. Aunque unas células vivas muy sencillas aparecen enseguida sobre la Tierra, las células con núcleo como las actuales aparecen el 2 de diciembre y el día 12 los primeros organismos pluricelulares. El 19 aparecen los primeros peces, y el 21-22 las plantas, insectos y anfibios. El 25 aparecen los dinosaurios, que duran hasta el 28. En el día 30 los mamíferos viven ya sobre la Tierra, pero no es hasta el 31 de diciembre, a las 11 de la noche, cuando aparece el hombre. A las 11 h. y 57 minutos es cuando vive el hombre de

Neanderthal y en el último minuto cuando se pintan las cuevas de Altamira. Cinco segundos antes de las doce de la noche es cuando nace Jesucristo. El último siglo serían las últimas dos décimas de segundo.

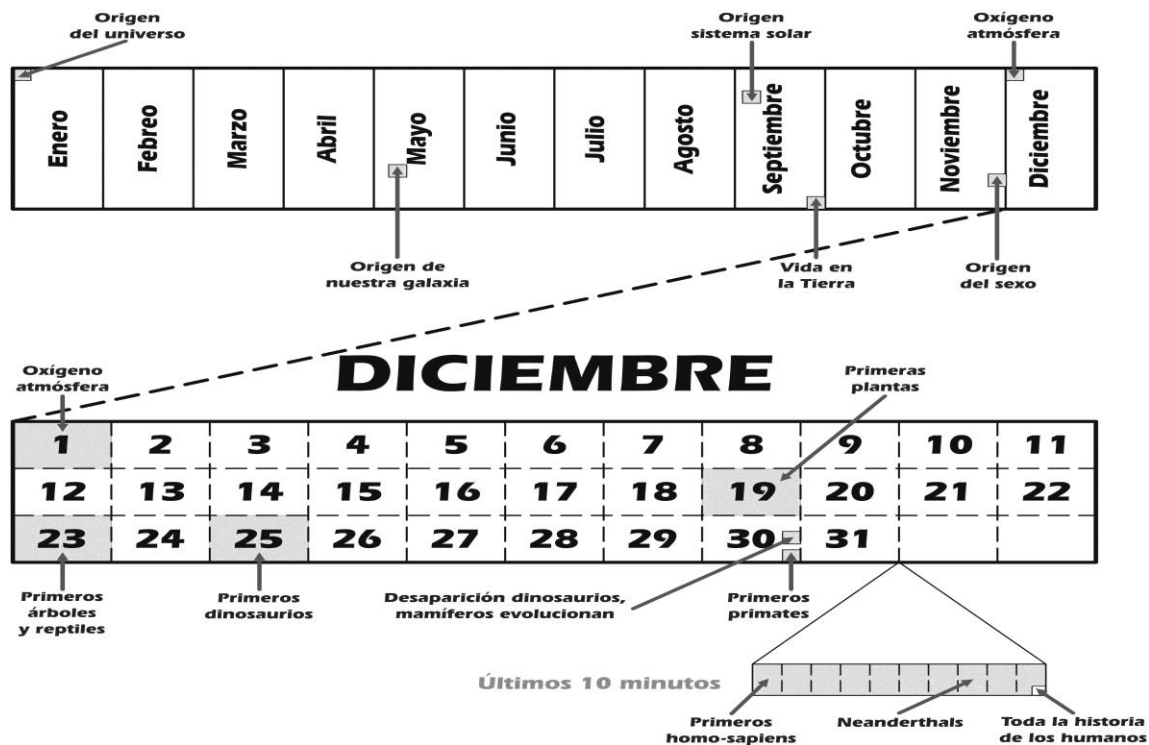


Fig.12: Calendario Cósmico. Toda la historia de la civilización humana ocurrió en los últimos 21 segundos.

Radiación de fondo de microondas

En el comienzo, a temperaturas elevadísimas, las cuatro fuerzas que ahora conocemos estaban unificadas. La gravedad, la fuerza electromagnética, la fuerza nuclear fuerte y la débil —estas dos últimas sólo actúan en el interior de los átomos, y por tanto son menos famosas entre la gente— estaban unidas. Enseguida se separaron y se formaron los fotones, los electrones, los protones y las demás partículas elementales. A la vez que se expandía, el Universo se iba enfriando. Al cabo de 300.000 años la temperatura bajó lo suficiente para poderse formar los átomos, principalmente hidrógeno y helio. La densidad bajó y los fotones quedaron libres para poder moverse en todas direcciones: se hizo la luz. Los científicos dicen que el Universo se volvió transparente. Esos fotones siguen viajando por el espacio actualmente, aunque éste se ha enfriado y dilatado tanto que la longitud de onda ha aumentado muchísimo (figura 13) y se han convertido en fotones mucho más fríos, que transmiten una energía de sólo 2,7 grados Kelvin. Es la llamada radiación de fondo de microondas (Cosmic Microwave Background o CMB).

Esta radiación de fondo fue detectada por primera vez en 1964 por Penzias y Wilson, en Estados Unidos. Estaban intentando eliminar todos los ruidos parásitos en su radiotelescopio cuando captaron una emisión de 7,35 cm de longitud de onda que siempre estaba presente, independientemente de la zona hacia la que apuntara la gigantesca antena. Se revisó toda la

instalación, e incluso se pensó en que unos pájaros que anidaron en la antena podían ser los causantes, pero no se pudo eliminar ese ruido de fondo. Se llegó a la conclusión de que procedía de un cuerpo emisor que tenía una temperatura de $2,7^{\circ}$ Kelvin —la temperatura actual del Universo— y que no se encontraba en ningún lugar determinado, sino en todos: era el Universo mismo el que emitía aquella radiación de fondo, como una reliquia del Big Bang. Son emisiones en el campo de las microondas, similares a las de los hornos caseros, pero con muy poca energía: sólo podría calentar los alimentos a $2,7^{\circ}$ K.



Fig. 13: Al pasar el tiempo, el espacio se expande, y los fotones que viajaban por él en el inicio, han dilatado mucho su longitud de onda. Es la radiación de fondo de microondas.

Aunque parecía una radiación extraordinariamente uniforme, G. Smoot, R. Mather y otros colegas suyos lograron apreciar ligerísimas variaciones en las mediciones que hizo el satélite COBE (figura 14a), del orden de millonésimas de grado. De forma simultánea se detectaron esas fluctuaciones desde tierra en el llamado experimento de Tenerife, en el Instituto de Astrofísica de Canarias. Y en el año 2001 la NASA lanzó el telescopio WMAP, para estudiar esa radiación de fondo con bastante más resolución (figura 14b).

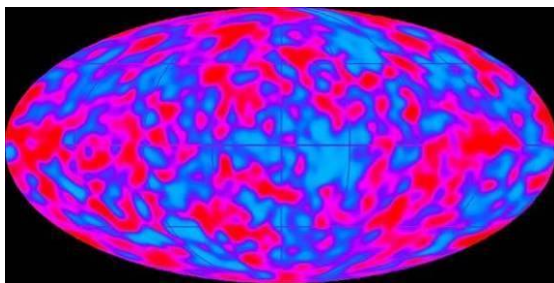


Fig. 14a: Imagen del COBE

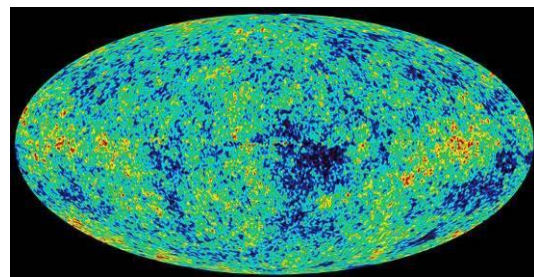


Fig. 14b: Imagen del WMAP

Aunque pequeñas, esas ligeras variaciones son las huellas de los grumos de materia a partir de los cuales se empezaron a formar las galaxias. Aún no sabemos qué fue lo que originó esas fluctuaciones de densidad. Lo que sí podemos afirmar es que esas arrugas en la materia se produjeron, y empezaron a producirse las condensaciones de las proto-galaxias, cuando habían pasado sólo unos cientos de millones de años desde el Big Bang. Casi a la vez se debieron formar las primeras estrellas en esas galaxias primitivas.

Actividad 7: Detección de la radiación de fondo de microondas

Alrededor de 300.000 años después del Big Bang, los fotones se separaron de la materia y empezaron a viajar libres por el Universo. Al expandirse el espacio, esos fotones fueron ampliando su longitud de onda. Según los cálculos, ahora tendrían una longitud de onda de unos 2 mm, que corresponde a la región de las microondas, y equivale a la que emitiría un cuerpo negro que estuviera a 2,7 grados Kelvin.

Como se ha mencionado antes Penzias y Wilson, en 1964 detectaron por primera vez la radiación de fondo de microondas, una radiación fósil que procede muy uniformemente de todas direcciones. También nosotros podemos detectar esa radiación de fondo con un simple televisor (figura 15). Para ello, sintoniza el televisor en un canal analógico vacío. La imagen está compuesta de multitud de puntos cambiantes continuamente. Aproximadamente un 10 %, es decir, uno de cada diez proviene de la radiación de fondo del Universo.



Fig 15: Algunos puntos de una pantalla de TV analógica no sintonizada provienen del fondo de microondas

¿Por qué es oscura la noche?

Este era el título de un interesante artículo que el alemán Heinrich Olbers publicó en 1823. Anteriormente ya se lo había planteado Kepler en 1610 como demostración de que el Universo no podía ser infinito. Edmund Halley, un siglo después, encontró en el firmamento algunas zonas especialmente brillantes y propuso que el cielo no brilla uniformemente durante la noche porque -a pesar que el Universo es infinito- las estrellas no se distribuían de manera uniforme. Incluso el escritor Edgar Allan Poe (1809-49), escribió sobre este fenómeno¹. Sin embargo el tema pasó a la historia como la Paradoja de Olbers.

¹ En "Eureka", ensayo científico publicado en febrero de 1848, daba la siguiente explicación a los "vacíos" oscuros observados entre las estrellas: "Podríamos comprender los vacíos que nuestros telescopios encuentran en innumerables direcciones suponiendo que la distancia hasta el fondo invisible es tan inmensa que ningún rayo de luz procedente de allí ha sido todavía capaz de alcanzarnos".



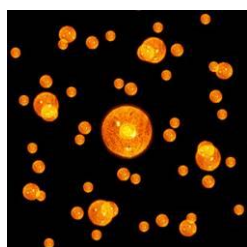
Fig. 16a: Johannes Kepler, Fig. 16b: Edmund Halley, Fig. 16c: Heinrich Olbers y Fig. 16d: Edgar Allan Poe

La respuesta parece trivial, pero no es así después de leer el artículo del alemán. El razonamiento al que apuntaba Olbers llevaba a la paradoja de que el cielo nocturno debía ser tan brillante como el más esplendoroso día. Veamos su argumento.

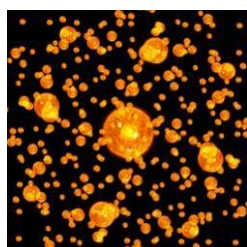
Olbers partía de los siguientes principios:

- 1.- El Universo tiene una extensión infinita.
- 2.- El número de estrellas se distribuye más o menos uniformemente a lo largo de todo el Universo.
- 3.- Todas las estrellas tienen una luminosidad media similar a lo largo y ancho del Universo.

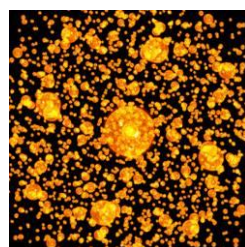
Miremos al Universo desde la Tierra. Supongamos una primera capa esférica de estrellas en la bóveda celeste, a una distancia R_1 . El número de estrellas que contiene será N_1 . Supongamos una segunda capa esférica a una distancia mayor R_2 . Cada una de sus estrellas nos ilumina menos por estar más lejos, pero a la vez esa capa es mayor y contiene más estrellas, según el principio nº 2, y se contrarresta la menor iluminación (la intensidad de la luz disminuye proporcionalmente a $1/R^2$, y el área de la capa, y por tanto el número de estrellas, aumenta proporcionalmente a R^2). La conclusión es que la segunda capa ilumina a la Tierra exactamente igual que la primera. Y como según el principio nº 1 hay infinitas capas, la conclusión es que el cielo debería aparecer brillante durante la noche.



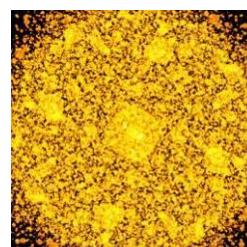
La luz que nos llega desde estrellas cercanas



Pero más lejos también hay estrellas que nos envían su luz



Cuanto más lejos, hay más estrellas



Desde cualquier punto del cielo nos debería llegar la luz de una estrella

Fig. 17: Extraída de wikimedia commons

Otra forma de plantearlo: si observamos de noche el cielo, como hay infinitas estrellas, miremos hacia donde miremos, nuestra visual siempre debería acabar topando con la superficie de una estrella, y por lo tanto deberíamos ver allí un punto brillante. Y si eso ocurre en todo el cielo, debería aparecer totalmente brillante.

Evidentemente esto no es así. Esta paradoja de Olbers desató muchas controversias y no se pudo resolver correctamente hasta comienzos del siglo XX, con la teoría del Big Bang. El razonamiento en sí es correcto, pero fallan los principios de los que parte. En efecto, la luz de las estrellas lejanas, al estar el Universo en expansión, sufren un corrimiento hacia el rojo tanto más intenso cuanto más lejos están. Eso conlleva un debilitamiento en la intensidad de su radiación, por lo que el principio nº 3 de Olbers no es correcto.

Pero sobre todo, también sabemos que cuanto más lejos esté una estrella, la luz que nos llega partió antes, es decir, la vemos como era hace tiempo. Las más lejanas que podríamos observar son las que se formaron poco después del Big Bang, pero más allá no podemos observar nada más, por lo que no hay infinitas capas de estrellas, o sea, también es falso el principio nº 1 de Olbers.

En el siglo XX, la solución a la paradoja de Olbers quedó resuelta con la expansión y sobre todo con la edad no infinita del Universo. ¡Afortunadamente, la noche podía seguir siendo oscura!

Lentes gravitacionales

Una manera de detectar la materia oscura es a través de las lentes gravitacionales. La masa de una lente gravitacional actúa como una lente óptica al distorsionar el espacio que la rodea y desviar la luz de un objeto distante. La materia que produce la distorsión no se ve ni se detecta con telescopios, sólo es posible ver su efecto, la acción de la gravedad, que es similar al de la materia normal de la cual están hechas todas las cosas.



Fig. 18a y 18b: Si el espacio es curvo, el camino más corto entre dos puntos es una curva

Fig. 18c: El camino más corto sobre la superficie terrestre no es una recta

La luz siempre sigue el camino más corto posible entre dos puntos. Pero si una masa está presente, el espacio se curva, y entonces el camino más corto posible es una curva como se puede ver en la figura 18a. Esta idea no es difícil para los estudiantes. Realmente podemos mostrárselo sobre un globo terrestre (figura 18c). Evidentemente ellos pueden entender que sobre la superficie de la Tierra las distancias entre dos puntos son siempre según una curva.

En general, podemos imaginar las lentes gravitacionales como una lente ordinaria, pero en la que la desviación de la luz es producida por una gran masa que hay en el camino de la luz, llamada deflector (figura 19a).

Las lentes gravitacionales producen una curvatura en los rayos de luz que hace que los objetos, si son puntuales (estrellas o cuásares), parezcan estar en un lugar diferente a donde están realmente o incluso se producen imágenes múltiples del objeto (figura 19b). Si los objetos son extensos (como las galaxias), las imágenes aparecen deformadas como arcos brillantes (figuras 20a, 20b y 20c).

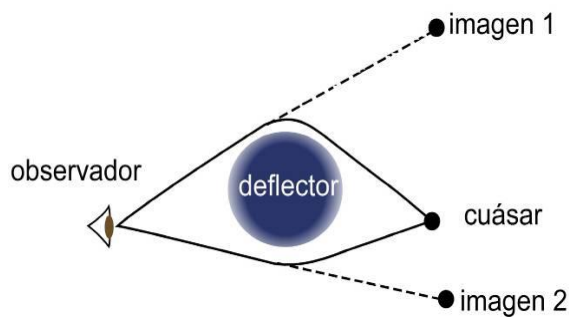


Fig. 19a: Al observador le parece que le llegan rayos luminosos desde dos lugares distintos, y ve dos imágenes.

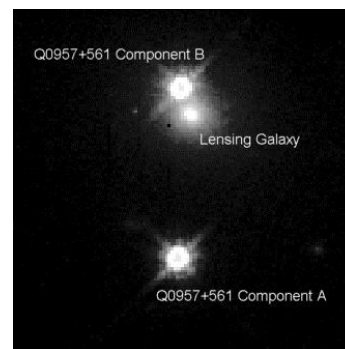


Fig. 19b: Fotografía de la imagen doble del Cuásar Q0957+561. El deflector es la galaxia cercana al componente B

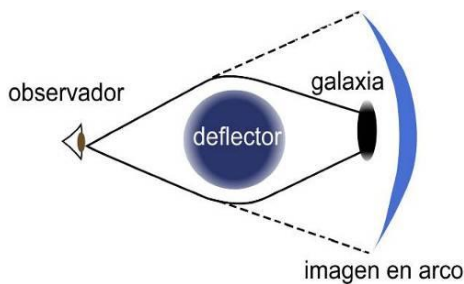


Fig. 20a: Si el cuerpo desviado es un objeto extenso, las imágenes obtenidas son un conjunto de arcos brillantes o un anillo completo.

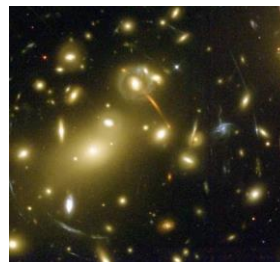


Fig. 20b: Arcos luminosos gigantes formado por el cúmulo de galaxias Abell 2218.



Fig. 20c: Anillo completo de una galaxia que está detrás del deflector brillante.

Actividad 8: Simulación de lente gravitacional con una copa de vino.

Podemos simular una lente gravitacional utilizando una copa de vino. El experimento permite “mostrar” cómo la materia puede introducir deformaciones en las imágenes observadas.

Es fácil comprobar que esta simulación da lugar a la "deformación del espacio" que se observa. Basta situar la copa sobre un papel milimetrado y observar a través del vino blanco (o zumo de manzana) y ver esta deformación (figuras 21a y 21b).



Fig. 21a y 21b: Sólo podemos ver la deformación de la cuadrícula si la copa está llena.

Veamos ahora cómo simular el anillo de Einstein o la multiplicidad de imágenes. Es suficiente tomar una linterna, situarla al otro lado de la copa de vino tinto y ver el rayo de la luz que pasa a través de ella.

Podemos ver y mover de derecha a izquierda y de arriba a abajo la luz de la linterna. Observamos que la luz, en general, no es puntual: se producen imágenes repetidas y de arriba a abajo. Observamos que la luz produce imágenes repetidas y en algunos casos algunos arcos. Esto es a consecuencia de que la copa actúa como un lente que deforma la trayectoria de la luz. En particular podemos observar a veces una figura amorfa, o un punto rojo brillante, cuatro puntos rojos o un arco entre los puntos rojos (figuras 22a, 22b y 22c).



Fig. 22a: La luz de la linterna se ve un arco entre dos puntos brillantes rojos, Fig. 22b: como una figura amorfa, y Fig. 22c: la cruz de Einstein.

También podemos simular la lente gravitacional mirando a través del pie de una copa. Si ponemos el pie de la copa sobre un papel milimetrado y observamos a través de él, podemos ver la deformación de la cuadrícula (figura 23). Moviendo lentamente de derecha a izquierda el pie de la copa sobre un objeto, por ejemplo un círculo rojo de unos 3 cm, iremos reproduciendo los diferentes objetos reales observados en las lentes gravitacionales (figuras 24a, 24b y 24c).



Fig. 23: Deformación de la cuadrícula.



Fig. 24a, 24b y 24c: El pie de copa es un simulador de diversos objetos: segmentos de arco, imágenes de la cruz y anillo de Einstein

Bibliografía

- Moreno, R *Experimentos para todas las edades*, Ed. Rialp, Madrid, 2008.
- Moreno, R, *Taller de Astrofísica*, Cuadernos ApEA, Antares, Barcelona, 2007.
- Moreno, R, *Historia Breve del Universo*, Ed. Rialp, Madrid, 1998.
- Moreno, A, Moreno, R, *Taller de Astronomía*, Ediciones AKAL, Madrid, 1996.
- Riaza, E, Moreno, R, *Historia del comienzo: George Lemaître, padre del Big Bang*, Ediciones Encuentro, Madrid, 2010.
- Ros, R.M, *Experiments and exercises involving gravitational lenses*, Proceedings 1st ESO-EAAE Astronomy Summer School, Barcelona 2007.
- Ros, R.M, *Gravitational lenses in the classroom*, Physics Education, 43, 5, 506, 514, Oxford, 2008.

Fuentes Internet

- <http://www.spitzer.caltech.edu/espanol/edu/index.shtml>
- <http://www.dsi.uni-stuttgart.de>
- <http://georgeslemaitre.blogspot.com/>
- <http://www-ra.phys.utas.edu.au/~jlovell/simlens>
- <http://leo.astronomy.cz/grlens/grl0.html>

Preparación de observaciones

Francis Berthomieu, Ricardo Moreno, Beatriz García, Rosa M. Ros
International Astronomical Union, CLEA (Niza, Francia), Colegio Retamar (Madrid, España), Universidad Tecnológica Nacional (Mendoza, Argentina), Universidad Politécnica de Cataluña (Barcelona, España)

Resumen

Una salida para observar el cielo es siempre una ocasión de aprender y de pasarlo bien, sobre todo si se hace con un grupo de amigos aficionados. Hay que preparar esta salida con tiempo, especialmente si se va a llevar instrumental. Sin embargo, no hay que despreciar las salidas más sencillas para ver a simple vista el cielo, con unos binoculares o prismáticos.

Objetivos

- Explicar cómo elegir una fecha y lugar adecuado para realizar observaciones astronómicas, qué material hay que llevar y cómo planificar la salida.
- Aprender a utilizar el programa Stellarium.
- Reconocer el problema de la contaminación lumínica.

Elección del lugar y la fecha

La iluminación ambiental influye mucho en nuestra percepción del cielo estrellado. En las ciudades sólo se pueden observar el Sol, la Luna, los planetas que son visibles a simple vista, y unas pocas estrellas y satélites artificiales. Sin embargo, para un primer contacto con la Astronomía puede concretarse la observación en un ambiente no demasiado oscuro, con la ventaja de poder hacerlo en la escuela o en casa, sin desplazamientos.

Si se quieren observar más estrellas y nebulosas, es necesario irse a un sitio alejado de carreteras y pueblos, ya que, debido a la iluminación pública, envían al cielo un “globo” de luz que impide la correcta visión del cielo estrellado. Este fenómeno se conoce como “contaminación lumínica”. También hay que evitar la cercanía de farolas o luces aisladas. No debe haber cerca árboles grandes, ni carreteras por donde circulen coches que nos deslumbren con sus faros.

En cuanto a la fecha, es preferible que haga buen tiempo, con buena temperatura y pocas posibilidades de nubes (se recomienda consultar el pronóstico del clima en internet). La fase de la Luna es muy importante. Los peores días son cuando la Luna está llena, pues producirá mucha luz ambiental y veremos sólo las estrellas más brillantes. Cuando está en fase decreciente, saldrá tarde, no la veremos a menos que nos quedemos observando hasta la madrugada, pero la oscuridad del cielo estará asegurada. Quizá los días más interesantes son cuando está algo menos de cuarto creciente, ya que las primeras horas de la noche podemos

dedicarlas a ver los cráteres de nuestro satélite, y en cuanto se ponga debajo del horizonte, a las pocas horas, dejará un cielo totalmente oscuro y aun será temprano para seguir observando.

Si llevamos telescopio, conviene ir al lugar elegido con tiempo suficiente para llegar con luz natural y tener tiempo para realizar el montaje del material antes de que anochezca.

Material necesario

Plano del cielo o Planisferio, aproximadamente de la fecha y hora de la observación y para el lugar desde el cual observaremos. Debemos recordar que el cielo cambia según la latitud del observador. Estos planos, mapas o cartas celestes se pueden obtener del programa Stellarium (www.stellarium.org, en el anexo se ofrece una guía rápida), en revistas de astronomía o en anuarios. En la web hay muchos sitios donde obtenerlas, por ejemplo en www.heavens-above.com/skychart.asp o en www.skyandtelescope.com. Para obtener cualquiera de estos mapas celestes hay que indicar la situación geográfica, el día y la hora de la observación.

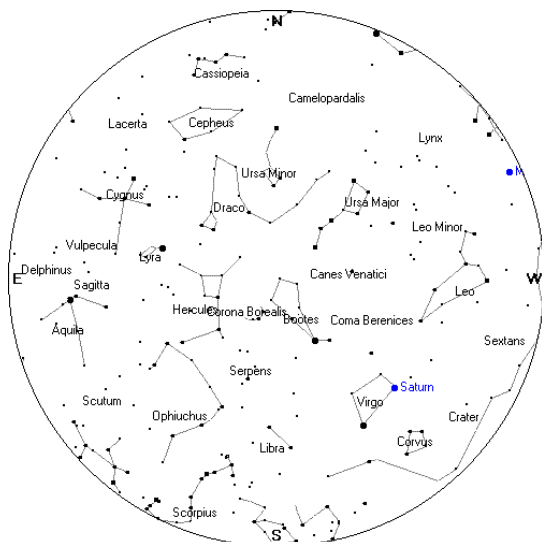


Fig. 1: Ejemplo de plano del cielo para una latitud media norte, a mediados de julio a las 22 h.

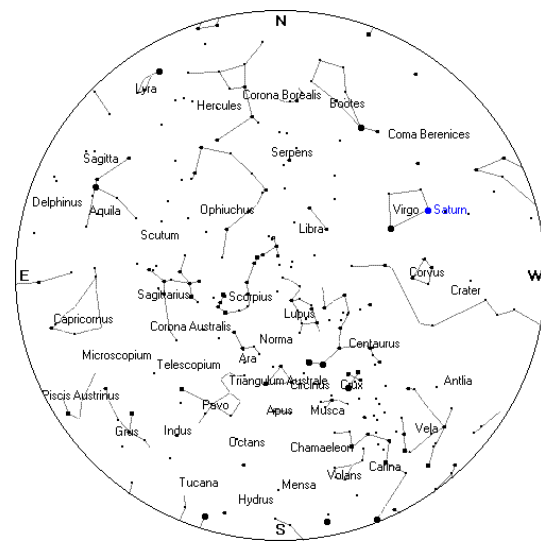


Fig. 2: Ejemplo de plano del cielo para una latitud media sur, a mediados de julio a las 22 h.

Linterna de luz roja. Si bien nuestras pupilas, en la oscuridad, se abren lentamente para dejar pasar más luz, lo que asegura poder “ver” de noche, es la capacidad de nuestro ojo denominada “visión nocturna” la que nos permite hacer observaciones astronómicas. La visión nocturna está relacionada con uno de los dos tipos de células fotosensibles en la retina: los bastoncitos. En la retina existen dos tipos de células, los conos, sensibles al color, que se activan cuando hay mucha luz, y los bastoncitos, que sólo están activos con bajos niveles de iluminación. Si la zona donde estamos mirando se ilumina de repente, la pupila se cierra en seguida y los bastoncitos se desactivan. Aunque vuelva la oscuridad, la pupila tardará un breve lapso en abrirse totalmente de nuevo, pero los bastoncitos tardarán unos 10 minutos en permitirnos recuperar la visión nocturna. Eso no ocurre con la luz roja, con la que podemos iluminar sin problemas el plano del cielo, el suelo, etc. Basta una linterna normal con un filtro sencillo de papel rojo transparente.

Comida. Hay que tener en cuenta que el tiempo total de la actividad será de varias horas, contando viaje, preparación del material, observación, recogida y viaje de regreso. La actividad será más agradable si compartimos algo de comer y de beber (frío o caliente en función del clima).

Puntero láser verde, es útil para señalar constelaciones, estrellas, etc. Hay que ser muy cuidadoso con este tipo de punteros. Nunca debe apuntarse a los ojos de los participantes de la observación ni a los de nadie, pues puede dañarlos. Esta herramienta sólo debe ser manipulada por adultos.

Ropa de abrigo. Aunque sea en verano, al anochecer siempre baja la temperatura, con frecuencia se levanta viento, y hay que tener en cuenta que vamos a estar parados unas cuantas horas seguidas. No debe tomarse como referencia la temperatura durante el día.

Prismáticos, telescopios, cámara de fotos (ver más abajo), según la observación que vayamos a hacer.

Alternativa por si hay nubes. Un cielo nublado nos puede trastocar todo el plan. Sin embargo podemos tener previsto algún plan alternativo: contar historias sobre los personajes de las constelaciones o hablar sobre algún tema de astronomía. Si disponemos de Internet, podemos disfrutar del popular Google-Earth, pero aplicado a la esfera celeste (Google Sky) o Marte o la Luna, o de cualquier otro programa de simulación del cielo. Si disponemos de una casa cercana, podemos ver algún video sobre algún tema astronómico.

Observación a simple vista

Es fundamental conocer el cielo a simple vista. Eso significa conocer los nombres de las principales constelaciones y de las estrellas más brillantes, para lo que sólo se necesita un plano del cielo, y de ser posible, un puntero láser verde. También son muy útiles aplicaciones para el iPhone o Android que te muestra en la pantalla las constelaciones y planetas al apuntarlo hacia cualquier parte del cielo, usando el GPS del teléfono. Como no le afectan las nubes, puede servir de alternativa si el cielo se cubre.

Las estrellas que se pueden ver dependen del lugar donde estemos: cerca del Polo Norte sólo veríamos el 50% de las estrellas de todo el cielo, las que están en el hemisferio norte celeste. En las proximidades del ecuador podremos ver todas, sólo dependerá de la época del año. Cerca del Polo Sur volvemos a ver sólo la mitad, en este caso las que hay en el hemisferio sur celeste.

Las constelaciones y estrellas que habría que conocer son:

HEMISFERIO NORTE

Constelaciones: Osa Menor, Osa Mayor, Casiopea se ven siempre. En verano se ven también Cygnus, Lyra, Hércules, Bootes, Corona Boreal, Leo, Sagitario y Escorpio. Las que se ven en invierno son: Orión, Can Maior, Taurus, Auriga, Andrómeda, Pegasus, Gemini, Pléyades...

Estrellas: Polar, Sirio, Aldebarán, Betelgeuse, Rigel, Arturo, Antares, etc.

HEMISFERIO SUR

Constelaciones: Cruz del Sur, Sagitario, Escorpio, Leo, Carina, Puppis y Vela (estas tres constelaciones formaban la antigua constelación de Argos, el navío de los Argonautas). También es posible ver Orión y el Can Maior desde este hemisferio.

Estrellas: Antares, Aldebarán, Sirio, Betelgeuse. En el hemisferio sur no existe una estrella que marque la ubicación del Polo Sur celeste.

Las constelaciones que se encuentran en la región denominada “del zodiaco”, se ven desde el hemisferio norte y desde el sur, aunque cambia su orientación en la esfera celeste.

Es interesante ir siguiendo el cambio de las fases de la Luna día a día, y el cambio de su posición respecto de las estrellas. Esto último se puede hacer también con los planetas, notando su lento movimiento respecto de otros planetas cercanos o respecto de las estrellas. Esto es especialmente notable en los que se mueven más deprisa como Venus o Mercurio, cuando se ven al atardecer. Estos planetas también pueden ser visibles al amanecer y entonces uno puede seguir reconociéndolos en el cielo más allá de la noche de observación.

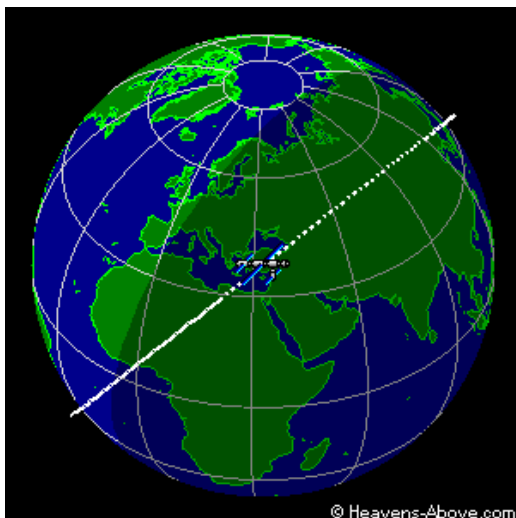


Fig. 3: Paso de la ISS



Fig. 4: Ampliación y diámetro del objetivo

Durante un par de horas después del atardecer, se pueden observar estrellas fugaces (meteoros) en cualquier fecha, con una frecuencia aproximada de entre 5 y 10 por hora. En determinados momentos del año hay “lluvia de estrellas”, en el que se ven muchas más. Por ejemplo alrededor del 3 de enero están las Cuadrántidas, con unas 120 por hora, sobre el 12 de agosto las Perseidas, con 100/h, el 18 de noviembre es el máximo de las Leónidas, con unas 20/h, y entre el 12 y el 14 de diciembre se ven las Gemínidas, con 120/h. Las Perseidas no son visibles desde el hemisferio sur.

Hay muchos satélites que orbitan la Tierra y que al ser iluminados por el Sol se pueden ver desde la Tierra, cruzando lentamente el cielo. Como la altitud no suele ser mucha, sólo se ven si no hace mucho que se ha ocultado el Sol. Por ejemplo, la ISS es bastante brillante y tarda unos 2-3 minutos en recorrer la parte visible del cielo. De estos satélites y de otros muchos se

puede predecir el paso sobre un determinado lugar geográfico con una semana de antelación (ver www.heavens-above.com).

Observación con prismáticos

Un instrumento astronómico muy útil y al alcance de cualquiera son los prismáticos. Aunque su capacidad de aumento suele ser pequeña, recogen mucha más luz que nuestra pupila, por lo que sirven para ver objetos que a simple vista son muy poco luminosos, como cúmulos de estrellas, nebulosas y estrellas dobles. Además tienen la ventaja de que aumentan las diferencias de colores de las estrellas, especialmente si se desenfocan ligeramente.

Suelen llevar inscripciones como 8x30 ó 10x50. La primera cifra da la ampliación (o aumento) y la segunda la apertura de la lente delantera, el objetivo, en mm. Uno muy recomendado para esta actividad es el 7x50. Con mayores aumentos la imagen se mueve mucho, ya que es difícil mantener el pulso, y mayores aperturas aumentan bastante el precio.

Objetos interesantes para ver con prismáticos son la galaxia de Andrómeda (M31), el cúmulo de Hércules (M13), el cúmulo doble de Perseo, el Pesebre (M44), la nebulosa de Orión (M42), toda la zona de Sagitario (nebulosa de la Laguna M8, Trífida M20, Omega M17, varios cúmulos globulares M22, M55, etc.) y en general la Vía Láctea, que se ve con muchas más estrellas que a simple vista. En el hemisferio sur, Omega Centauro y 47 Tucán resultan cúmulos globulares espectaculares.

Observación con telescopio

La mayoría de la gente sabe que la misión de un telescopio es ampliar los objetos lejanos, pero son menos los que saben que tiene además otra misión tan importante como esa: captar más luz que el ojo humano. Así se consiguen ver objetos débiles, que seguirían siéndolo aunque aumentáramos mucho la visión.

Un telescopio tiene dos partes esenciales: el objetivo y el ocular. El primero es una lente de gran diámetro y poca curvatura (telescopios refractores) o un espejo parabólico (telescopios reflectores). El segundo es una lente pequeña y de gran curvatura, junto a la cual, como su propio nombre indica, ponemos el ojo para mirar. Suele ser extraíble, y es el que nos dará más o menos aumentos.

Cuanto mayor sea el objetivo, más luz consigue concentrar, y podremos ver objetos más débiles. Lentes grandes de calidad son más caras que espejos de esos mismos diámetros, por lo que son más frecuentes los telescopios reflectores. El tipo más frecuente es el newtoniano, que consta de un espejo cóncavo en el fondo del tubo, que devuelve los rayos a la boca de éste, donde hay un pequeño espejo secundario formando 45°, que desvía los rayos al exterior del tubo, donde está el ocular. El espejo secundario bloquea algo de la luz que entra, pero no es significativo. Otro diseño es el tipo Cassegrain, en el que el secundario envía la luz hacia un orificio central del espejo primario. Así suelen ser los profesionales. Por último están los catadiópticos, que suelen ser como estos últimos pero añadiéndoles una lente delgada en la

entrada del tubo, con lo que reducen mucho la longitud del tubo y lo hacen más ligero y transportable.

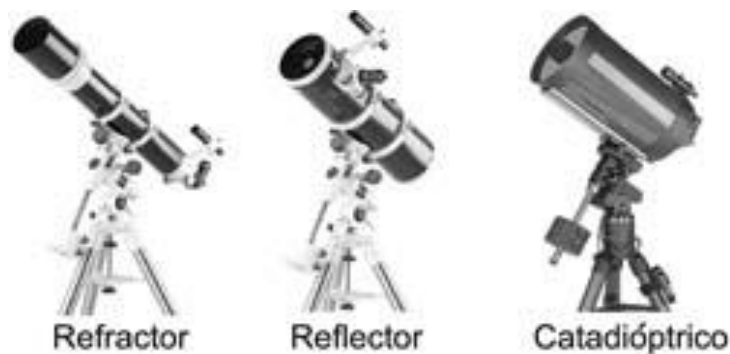


Fig.5: Diferentes tipos de ópticas.

La capacidad de ampliación (aumento) de un telescopio viene dada por el cociente entre la longitud focal del objetivo y la del ocular. Por ejemplo, si tenemos un telescopio con una longitud focal del objetivo de 1.000 mm y le ponemos un ocular de longitud focal de 10 mm, obtenemos una ampliación de 100 aumentos (ó $\times 100$). Si queremos duplicar los aumentos necesitaremos o un objetivo de mayor longitud focal o poner un ocular de menor. Esto tiene un límite en la práctica, ya que oculares con longitudes focales pequeñas son difíciles de fabricar y dan imágenes borrosas.

Los fabricantes a menudo describen los telescopios en términos de **razón focal**, como por ejemplo $f/6$ ó $f/8$. La razón focal es la longitud focal de la lente o espejo primario dividido por la apertura y sirve para conocer una de estas dos magnitudes, si se sabe la otra. Si por ejemplo, tenemos un telescopio refractor de $f/8$ y el objetivo es una lente de 60 mm de diámetro, la longitud focal real del telescopio será la razón focal multiplicada por la apertura, es decir, $8 \times 60 = 480$ mm. A igual apertura del objetivo, cuanto mayor relación focal, menor campo de visión y más aumentos.

Cuanto mayor sea la apertura de un telescopio más luz captará -será más luminoso- y se podrán ver objetos más débiles. También será mayor su **capacidad de resolución**, que es la capacidad de ver detalles: cuando es baja se ve la imagen borrosa, y cuando es alta se ve muy nítida, con muchos detalles. También influye la oscuridad de la noche: en días de Luna llena o con luminosidad en los alrededores no se ven las estrellas débiles.

Otra limitación importante es la **estabilidad atmosférica**. Todos hemos visto cómo la atmósfera caliente de un desierto hace temblar la visión en escenas de películas tomadas con teleobjetivos. Cuando miramos a través de un telescopio, pequeñas perturbaciones del aire hacen que la imagen se mueva. Los astrónomos se refieren a esto con el concepto de *seeing*. La atmósfera es la que hace titilar (parpadear) a las estrellas.

La imagen que se ve con un telescopio está **invertida**, pero esto no importa mucho: en el Cosmos las posiciones arriba y abajo son muy relativas. Hay accesorios que invierten la imagen y la ponen correctamente, pero disminuyen un poco la luminosidad.

La montura es una pieza importante en un telescopio. Las de mala calidad hacen que el tubo del telescopio oscile cada vez que se le toque. El resultado es un baile en la imagen que,

aparte de marear al más entusiasta, impide ver los detalles. Es importante que sean rígidas y estables.

Hay dos tipos de monturas: la azimutal y la ecuatorial. La primera es la más sencilla pero la menos útil. Puede girar a izquierda y derecha sobre su eje vertical, y arriba y abajo alrededor de un eje horizontal. La montura Dobson es un tipo de montura azimutal muy sencilla de transportar y usar. En las monturas ecuatoriales hay dos ejes inclinados y formando 90 grados. Uno, el polar, tiene que estar dirigido hacia el polo norte, si estamos en el hemisferio norte o hacia el polo sur, si estamos en el hemisferio sur. Este eje representa el eje de rotación de la Tierra y por lo tanto debe estar orientado paralelo al mismo y cortara el cielo en el polo celeste correspondiente al hemisferio del observador. Los giros a su alrededor dan las ascensiones rectas. El otro eje, el ecuatorial, nos da las declinaciones. Esta montura es la usada por los astrónomos profesionales y por la mayoría de los aficionados. Pueden llevar un motor en el eje ecuatorial que va compensando la rotación de la Tierra. Si no, especialmente con grandes ampliaciones, la imagen se va del campo de visión en un tiempo sorprendentemente corto.



Fig. 6: Diferentes soportes de telescopios

Si se dispone de una montura ecuatorial, es conveniente “ponerlo en estación”, es decir, orientarlo de tal forma que el eje polar esté alineado con el Polo Norte (o Sur) del cielo. Eso lleva su tiempo, pero es necesario para que el motor de seguimiento ecuatorial sirva para que el objeto que miramos no se mueva al pasar el tiempo, cosa imprescindible en fotografía. Si no disponemos de motor, el ponerlo en estación es menos importante, pero nos servirá para mantener el objeto en el campo de vista moviendo una única rueda.

Por último, hay telescopios computarizados, con una base de datos de posiciones de objetos celestes y dos motores. La puesta en estación suele ser mucho más fácil, así como la búsqueda de objetos, pero el precio sube bastante.

Los movimientos de la bóveda celeste

Básicamente los movimientos que percibimos en la bóveda celeste responden a los movimientos relativos consecuencia de la rotación y la translación de la Tierra. Esta situación

nos hace percibir la bóveda celeste como un conjunto con dos movimientos básicos: diario y anual.

El movimiento diurno es muy importante, es decir muy rápido y casi no nos permite percibir el movimiento anual que es mucho más lento. La Tierra gira una vuelta de 360° en 24 horas, esto es 15° cada hora y se nota mucho aunque no estemos realizando observaciones cuidadosas. El movimiento de translación es de 360° cada 365 días, es decir aproximadamente un grado cada día (algo menos de un grado por día). Si imaginamos que no existiera el movimiento de rotación, podríamos observar en el cielo nocturno que de un día al siguiente estaría la misma estrella a la misma hora en el mismo lugar pero corrido solo un grado (esto es el grueso de un dedo índice con el brazo extendido) respecto del día anterior. Esta observación solo se puede realizar si tomamos como referencia alguna antena o algún poste que nos permita relacionar la observación de un día respecto al día siguiente. Este movimiento, es casi insignificante si no disponemos de una referencia y por lo tanto no se percibe a simple vista, pero lo que si notamos es que el cielo de un día del año, es completamente diferente después de tres meses o medio año. Después de tres meses la translación corresponde a 90° , o sea un $1/4$ que el cielo de vuelta y en medio año es $1/2$ vuelta es decir el otro lado del cielo, diametralmente opuesto. Este movimiento se ha visto enmascarado noche tras noche con el movimiento de rotación, pero aun en ese caso todos sabemos que observando a simple vista después de tres meses las constelaciones del cielo nocturno son muy diferentes.

Actividad 1: Paraguas de la Bóveda Celeste

Un sencillo paraguas nos puede permitir visualizar los movimientos de la bóveda celeste explicados con anterioridad. El paraguas usado de forma habitual sitúa sobre nuestras cabezas una bóveda donde podremos dibujar las constelaciones deseadas. Usaremos un paraguas negro de caballero y en el dibujaremos con pintura blanca (o con un corrector de los que usan los estudiantes)

En este modelo no dibujaremos todas las constelaciones, sino que solamente dibujaremos algunas constelaciones y solo las estrellas más importantes. No buscamos un resultado estético, sino un modelo de trabajo con el que podamos razonar.

Cada paraguas nos servirá para visualizar uno de los dos hemisferios. El punto de intersección entre el bastón y la tela del paraguas será el polo del hemisferio considerado. La zona del borde de la tela del paraguas (donde están los extremos de las varillas protegidas con un trocito de plástico), los tacos de las varillas, corresponderá aproximadamente al ecuador celeste.

Prepararemos pues dos paraguas uno para cada hemisferio.

En el hemisferio norte dibujaremos:

- En el entono del polo norte (cerca del eje del paraguas) la Osa mayor, Casiopea y se entiende que la estrella polar esta precisamente donde el palo del paraguas atraviesa al tela

- En la zona del borde mas externo del paraguas dibujaremos 4 constelaciones, una para cada estación, la más típica y fácil de reconocer:
 - Primavera: Leo
 - Verano: Cisne
 - Otoño: Pegaso
 - Invierno: Orión:

Sin duda se podrían elegir otras, pero deben estar distribuidas de forma más o menos equidistante. Todas situadas a unos 90° de la anterior.

En el hemisferio sur representamos:

- En el entono del polo sur (cerca del eje del paraguas) la Cruz del Sur y se entiende que el polo sur celeste está situado exactamente el palo del paraguas atraviesa al tela
- En la zona del borde mas externo del paraguas dibujaremos cuatro constelaciones, una para cada estación, la más conocida:
 - Primavera: Acuario
 - Verano: Orión
 - Otoño: Leo
 - Invierno: Escorpión:

La idea es elegir constelaciones grandes y que suelen estar sobre el horizonte. Esta propuesta puede adaptarse a cada caso

Si la ciudad donde estamos situados está en la zona ecuatorial, entre 20° latitud norte y 20° latitud sur es necesario dibujar los dos paraguas. Si estamos situados en el hemisferio norte con latitud comprendida entre 30° y 90° bastara con el paraguas de este hemisferio y sucede lo mismo si estamos en el hemisferio sur.

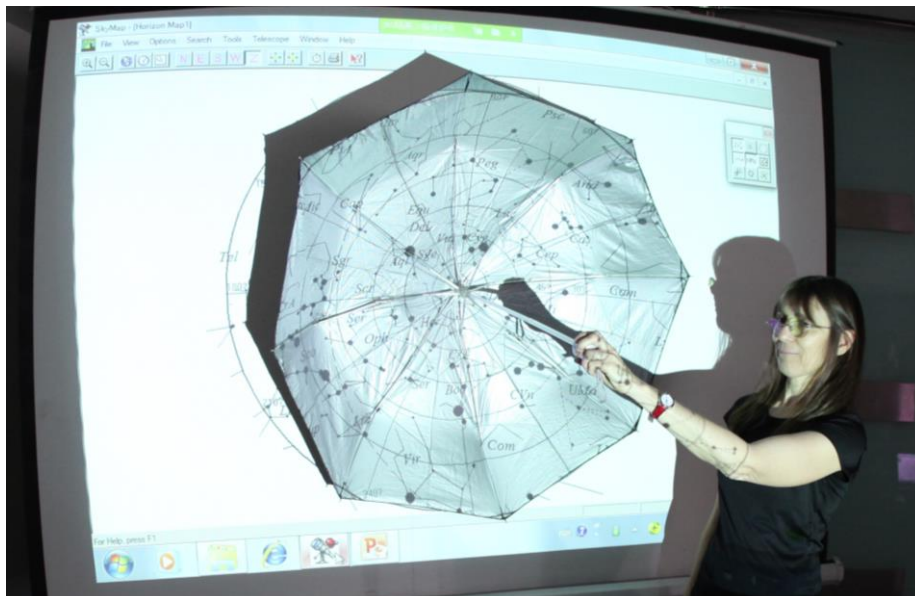


Fig.7: Proyección de las estrellas del hemisferio norte en una pantalla para dibujar las constelaciones deseados. Se recomienda preparar el modelo sobre un paraguas negro, aunque a la fotografía han utilizado uno de otro color con el fin de explicar el proceso.

Para dibujar los paraguas con el corrector o la pintura blanca es muy práctico usar el Stellarium o un programa similar y proyectarlo con un cañón o proyector de luz sobre la superficie del paraguas cuidando que el polo este exactamente en el punto de intersección del bastón del paraguas con la tela. Vamos a proyectar el hemisferio correspondiente (figura 7). Una vez terminada cada paraguas lo podemos usar con los estudiantes situándolo por encima de nuestras cabezas (figura 8).



Fig. 8 Usando el paraguas del hemisferio norte con estudiantes

Situaremos el bastón del paraguas inclinado en la dirección del polo del hemisferio correspondiente. Imaginamos el suelo de la habitación a la altura de nuestro cuello, esto sería el horizonte, de forma que una parte de la tela del paraguas quedaría por debajo de este horizonte. Entonces distinguimos dos partes en este horizonte imaginado. La parte que está cerca del polo, donde el cielo que se ve a lo largo del año, es siempre más o menos el mismo (cuando miramos hacia la zona del bastón del paraguas intersección con la tela). La zona del ecuador queda más alta sobre el horizonte, es la parte más interesante ya que las constelaciones cambian a lo largo del año (figura 9).

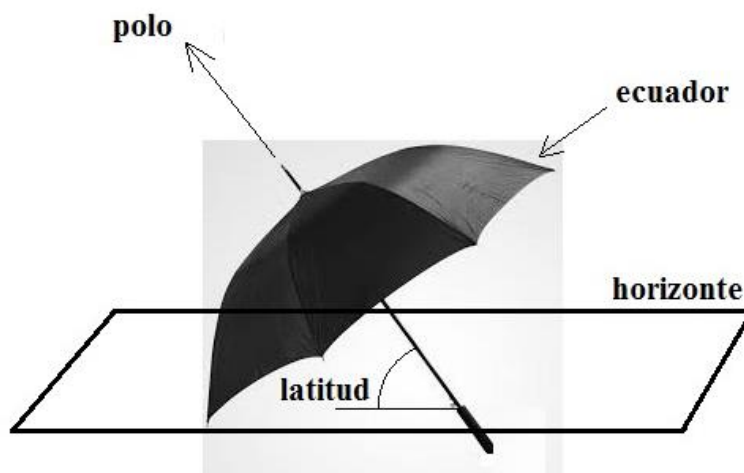


Fig.9: Bastón del paraguas inclinado en la dirección del polo de acuerdo con la latitud. Imaginamos el plano del horizonte que tapa parte del paraguas ..

Hay que insistir que el modelo explica el movimiento de traslación. Imaginamos que no hay rotación por lo tanto equivale a observar cada día mas o menos a la misma hora. También hay

que destacar que en este modelo simplificado visualizaremos el movimiento del cielo de 90° en 90° de forma discreta, o sea cada 3 meses. Como evidentemente el movimiento del cielo es continuo y día a día, cuando se menciona que es visible una determinada constelación durante una estación hay que entender que es aproximadamente la constelación que veremos en el centro del horizonte en los meses centrales de la estación.

MODO DE USO

Vemos como utilizar el paraguas para entender el movimiento de translación.

Hemisferio Norte.

Para fijar ideas supongamos que estamos en un lugar de latitud 40° norte. Situamos el paraguas del hemisferio norte con el bastón hacia el polo norte (inclinado 40° respecto del suelo) por encima de nuestras cabezas.

En el hemisferio Norte la estrella polar está prácticamente situada en el polo norte. Es fácil reconocerla a partir de la constelación de la Osa Mayor o de Casiopea. A partir de la Osa Mayor prolongamos 4 veces la distancia entre las dos estrellas del cuadrilátero que más alejadas de la cola de la constelación y se localiza la polar. Usando Casiopea, la polar se encuentra en la intersección de las dos bisectrices de cada una de las uves de la doble uve que representa Casiopea.

Horizonte Norte

Miramos hacia el área de estrella polar. Si introducimos una ligera rotación observamos las constelaciones de la Osa Mayor y Casiopea giran alrededor del polo norte a lo largo del año (figura 10).



Fig. 10: Posiciones relativas de la Osa Mayor en torno al polo norte a lo largo del año

Comenzamos por situar la Osa Mayor arriba y Casiopea abajo (lo que sucede en primavera), giramos el mango del paraguas 90° hasta tener la Osa Mayor a la izquierda y Casiopea a la derecha (entonces tenemos la situación de verano). Giramos de nuevo 90° en la misma dirección, nos queda la Osa Mayor abajo y Casiopea arriba (es la posición que corresponde al otoño) y finalmente giramos de nuevo 90° dejando la Osa Mayor a la derecha y Casiopea a la izquierda (tal como está en invierno). Si giramos de nuevo se reproduce la situación inicial y comenzamos las 4 estaciones de un nuevo año (figura 10)

Tal como se ha descrito todo el proceso, se entiende que en esa zona del cielo, que se llama el horizonte norte (zona del horizonte que corresponde a la dirección norte), las constelaciones que vemos a lo largo del año son siempre las mismas y no hay más variación

Horizonte Sur

Consideramos ahora la zona del ecuador, la zona de los tacos de las varillas. Las constelaciones en esta zona mirando hacia el horizonte sur varían según la época del año. La constelación central en primavera es Leo, entonces situamos el paraguas con Leo en la parte más alta sobre el horizonte. Giramos entonces el paraguas $\frac{1}{4}$ de vuelta, o sea 90° y tenemos sobre el horizonte sur, la constelación central de verano: el Cisne que constituye junto con Lira y Aquila el triangulo de verano. Con otro $\frac{1}{4}$ de vuelta estamos en otoño y la constelación central será el gran cuadrilátero de Pegaso. Y girando otros 90° estamos en invierno, y domina el cielo del horizonte la constelación de Orión con sus perros de caza.

Hemisferio Sur

Comenzamos por fijar ideas, a modo de ejemplo, una latitud del lugar de 40° sur. Situamos el paraguas del hemisferio sur con el bastón dirigido hacia el polo sur (inclinado unos 40° respecto del suelo) sobre nuestras cabezas.

En el hemisferio sur no existe una estrella polar que permita visualizar la posición del polo sur. La Cruz del Sur es la constelación que se utiliza para señalar la posición del polo sur celeste; para ello debe prolongarse el eje mayor de la cruz en dirección al pie de la cruz 4,5 veces. Esta constelación da una vuelta en torno del polo en 24 hs. Su posición cambia a lo largo del año para la misma hora, como se ve en la figura 11. Suponemos que es siempre la misma hora para obviar el movimiento de rotación y así observar solo el giro debido a la translación.

Horizonte Sur

Miramos hacia la zona del bastón del paraguas intersección con la tela, donde está el polo sur. Vamos girando lentamente el bastón y observamos que la constelación de la Cruz del Sur va girando en torno del polo sur a lo largo del año. Comenzamos por situar la Cruz del Sur arriba (lo que sucede en invierno), rotando el mango del paraguas 90° hasta tener la Cruz del Sur a la derecha del polo (entonces tenemos la posición de primavera). Giramos de nuevo 90° en la misma dirección, nos queda la Cruz del Sur abajo (es la posición que corresponde al verano) y finalmente giramos de nuevo 90° dejando la Cruz del Sur a la izquierda del polo sur (tal como está en otoño). Si giramos de nuevo se reproduce la situación inicial y comenzamos las cuatro estaciones de un nuevo año (figura 11).

Después del proceso descrito se entiende que en esa zona del cielo, llamado el horizonte norte (porque es el área del horizonte correspondiente al norte), las constelaciones que vemos durante todo el año son siempre los mismos y no hay más variación

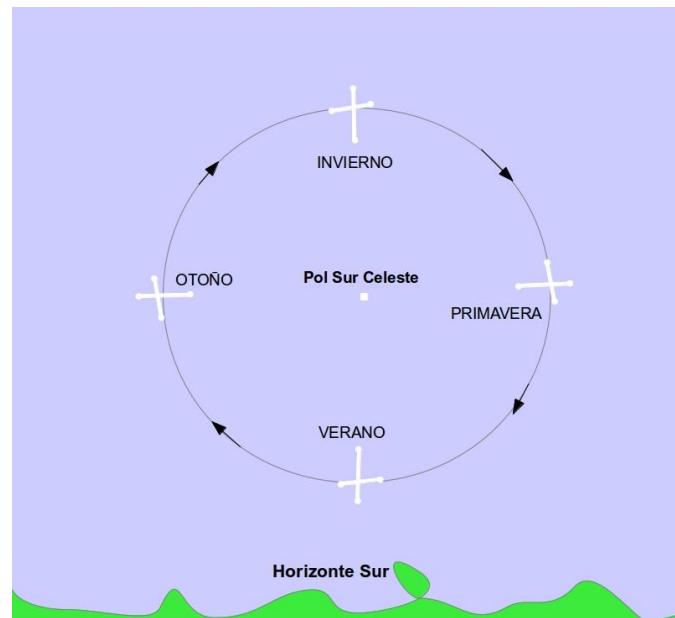


Fig. 11: Posiciones relativas de la Cruz del Sur en torno al polo sur a lo largo del año

Horizonte Norte

Nos fijamos en la tela del paraguas en la zona ecuatorial, es decir, el horizonte del norte. Esta área es donde las constelaciones varían más. Las que son visibles en verano, no lo son en invierno. Zeus rey de los dioses en la mitología griega situó en el cielo el gigante Orión después de su muerte por una picadura de un escorpión. Y también, Zeus puso esta constelación en el cielo, sino que situado diametralmente opuesto, para que no pudiera atacarlo de nuevo.

La constelación central durante la primavera es la constelación de Acuario. Giramos el paraguas de 90° , es decir, después de tres meses, tenemos Orión con sus perros en el horizonte norte, que es la constelación central de verano. Con otro $\frac{1}{4}$ de vuelta estamos en otoño y la constelación central es Leo. Si giramos el paraguas 90° es invierno, y tenemos la hermosa constelación de Escorpio en el horizonte del cielo

Conclusiones para ambos hemisferios

Siguiendo el esquema presentado anteriormente en ambos hemisferios durante dos horizontes podemos entender las observaciones debido al movimiento de traslación.

Si queremos incluir el movimiento de rotación en la actividad, debemos tener en cuenta que además del movimiento anual describe un movimiento diario debido a la rotación de la Tierra

hace. En un día, tanto la Osa Mayor y la Cruz del Sur dan un giro completo a sus respectivos polos.

Para dejar de lado el movimiento de traslación es por eso que hemos simplificado la actividad imaginando que siempre llevamos a cabo la observación, al mismo tiempo, así que es como se elimina la rotación.

Cielos oscuros y contaminación lumínica

Para poder observar las estrellas, debemos tener un cielo oscuro. Sin embargo esto sólo es posible si nos apartamos de las ciudades. Los seres humanos hemos olvidado cómo es el cielo estrellado porque no podemos verlo. Este problema se debe a que la mayor parte de la iluminación pública derrocha enormes cantidades de energía iluminando hacia arriba, donde es innecesaria. La polución lumínica es una de las formas de contaminación ambiental menos conocidas. Afecta la visibilidad del cielo nocturno, impidiéndonos ver las estrellas, pero además altera el equilibrio del ecosistema y afecta la salud humana, pues atenta contra los relojes biológicos que están coordinados con los períodos de luz y de oscuridad en la Tierra. Hablar sobre este tema permite reconocer el problema, alertar sobre las consecuencias y buscar las soluciones.

Existen tres tipos de contaminación lumínica:

- a) El resplandor es un fenómeno que se produce, en general, por la iluminación pública exterior. Se evidencia cuando tenemos la oportunidad de viajar de noche y acercarnos a una ciudad. Vemos que una envoltura de luz la rodea. La luz que produce el resplandor es luz desaprovechada, pues se gasta en iluminar hacia arriba, donde no se necesita y, por lo tanto, no sólo impedimos ver las estrellas, sino que estamos gastando energía innecesaria. Este tipo de contaminación se reduce eligiendo bien focos y bombillas y luminarias.
- b) La intrusión: la luz exterior se proyecta en todas direcciones y en algunas de ellas entra, sin quererlo o pedirlo, a nuestras viviendas. Si la luz se proyecta en las habitaciones, nos veremos obligados a bloquear con cortinas las ventanas durante la noche.
- c) El encandilamiento: este tipo de contaminación se vincula con las luces de los automóviles e incluso con iluminación exterior en las ciudades y viviendas. Se hace evidente en lugares con desniveles, pues el encandilamiento se produce cuando uno se encuentra de manera inesperada con un foco o reflector. En los últimos tiempos, los semáforos basados en luces LED pueden producir encandilamiento.

Si bien es posible a partir de diversos programas en Internet recopilar una serie de actividades prácticas que permiten trabajar este tema, propondremos sólo una que resulta interactiva y fácil de realizar en cualquier ámbito.

Actividad 2: Contaminación lumínica

Los objetivos de este taller consisten en mostrar el efecto contaminante de la iluminación sin blindaje, reconocer el efecto benéfico, desde el punto de vista astronómico, de la elección de un farol diseñado para el control de la contaminación lumínica y resaltar la posibilidad de

mejorar la visión de las estrellas, sin dejar de iluminar aquellos lugares en donde no podemos tener oscuridad total.

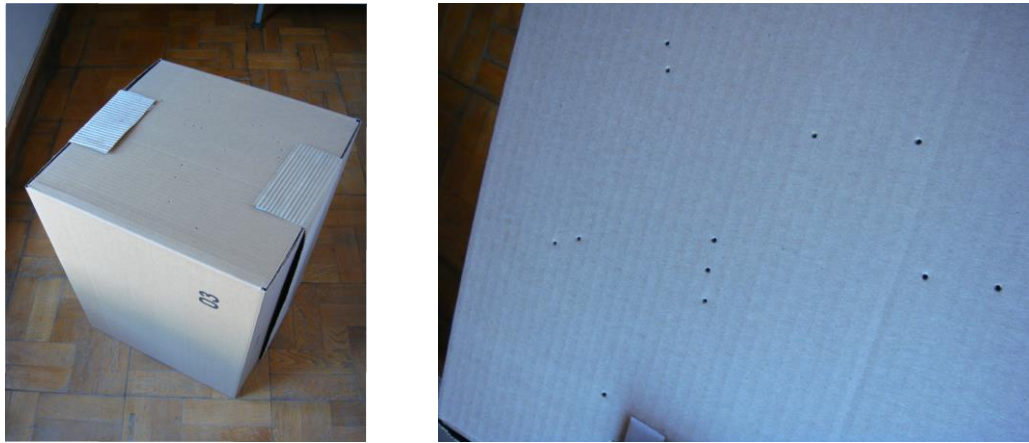


Fig. 12a y 12b: Caja de cartón, diseño de la constelación de Orión en una de las caras

Para llevar a cabo esta experiencia debe acondicionarse una caja de cartón de ciertas dimensiones, que permita que el alumno pueda mirar en su interior. Se dibujará la constelación que se seleccione (en este ejemplo es la de Orión) y se marcarán las estrellas como puntos primero, y luego se realizarán los agujeros teniendo en cuenta el diámetro de cada uno, según la magnitud estelar (figuras 12a y 12b).

La constelación dibujada en la parte exterior de la caja debe ser la imagen especular de la misma, pues esta debe verse tal como aparece en el cielo, cuando se mira en el interior de la caja. La caja debe estar pintada de negro en el interior de manera que si se mira directamente en su interior, la constelación tendrá la apariencia de lo que se muestra en la figura 8. Las “estrellas”, o puntos que las representan, se verán iluminadas por la entrada de la luz exterior dentro de la caja.



Fig. 13: Visión de Orión desde dentro de la caja. Cada agujero, representa una estrella.

Se preparan dos pelotas de ping pong, realizando un orificio que permita introducir la linterna en su interior, pero de diámetro tal que queden fijadas a la linterna. Una de la pelotitas se deja tal cual es, y la otra se pinta con esmalte sintético de cualquier color en el hemisferio superior, representando de esta manera, lo que se denomina “blindaje” e impide que la luz se proyecte hacia arriba (figuras 14a y 14b).



Fig. 14a: Pelota de ping-pong sin blindaje.



Fig. 14b: Pelota de ping-pong con un hemisferio pintado.

Para realizar la experiencia, se deben seleccionar linternas en las que sea posible remover la parte superior protectora y dejar la bombilla a la vista (figuras 15a y 15b). La pelota de ping pong se inserta en la linterna y simula un farol tipo globo.



Fig. 15a: Quitamos el protector de la linterna



Fig.15: Linterna con la pelotita de ping pong simulando el farol



Fig. 16a: Linterna sin blindaje



Fig. 16b: Linterna con blindaje

La experiencia se realiza en dos etapas: Primero fuera de la caja. En esta ocasión, deben apagarse las luces del lugar donde se realiza la experiencia. Se prueban ambos modelos, con la misma linterna para evitar variaciones en el flujo. Sin blindaje (figura 16a) y con blindaje (figura 16b) proyectando la luz que producen sobre una superficie lisa y cercana, por ejemplo la pared o un cartón. En segundo lugar, se ve lo que sucede dentro de la caja. La situación se puede observar en las figuras 17a y 17b, para los casos de linterna sin y con blindaje respectivamente. Se puede utilizar una cámara digital para fotografiar lo que sucede dentro de la caja, si no es posible que los participantes miren en el interior. Las luces externas, en la habitación en donde se realiza la experiencia deben estar encendidas.

Es posible advertir lo que sucede de manera muy clara. En la primera situación, en el caso de la iluminación exterior, se advierte el corte que produce un farol con diseño para el control de la polución lumínica: la emisión hacia el cielo se ve notablemente reducida.

En la segunda situación, al utilizar los dos tipos de linterna en el interior de la caja, estamos simulando la situación de un ambiente nocturno, la luz sin blindaje produce una iluminación extra sobre el cielo, el denominado resplandor, que dificulta la visión de las estrellas. En el caso de la cámara digital, al usar exposición automática, no es posible ni siquiera enfocar de manera adecuada a las estrellas. Por el contrario, con la linterna adaptada para control de contaminación lumínica, es evidente que hacia abajo este artefacto no deja de ser efectivo, mientras que el cielo se ve mucho más oscuro y la cámara logra registrar de manera clara la constelación de Orión.

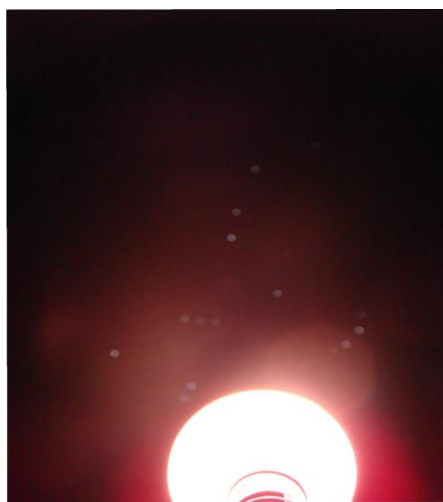


Fig. 17a: Aspecto del cielo con faroles sin blindaje. Fig. 17b: Aspecto del cielo con faroles con blindaje

Bibliografía

- Berthier, D., *Descubrir el cielo*, Ed. Larousse, Barcelona, 2007.
- Bourte, P. y Lacroux, J., *Observar el cielo a simple vista o con prismáticos*, Larousse, Barcelona, 2010.
- García, B., *Ladrones de Estrellas*, Ed. Kaicron, Colección Astronomía, BsAs, 2010.
- Reynolds, M., *Observación astronómica con prismáticos*, Ed. Tutor, Madrid 2006.
- Roth, G.D. *Guía de las estrellas y de los Planetas*, Omega. Barcelona 1989.

ANEXO: Instrucciones para Stellarium 0.10.6.1

Para anclar o no las barras de herramientas (acercar el cursor a la esquina inferior izquierda)	
Ubicación. Se puede introducir por ciudades, por coordenadas o haciendo clic en un mapa	
Fecha y hora en la que se muestra el cielo	
Configuración de la vista del cielo. Tiene a su vez cuatro menús, que se explican a continuación	
Nº de estrellas, planetas... y que se vea o no la atmósfera	
Mostrar las líneas de coordenadas en el cielo, de las constelaciones... Tipo de proyección del cielo. Se recomienda la Estereográfica o la Ortográfica	
Mostrar el paisaje, el suelo, niebla.	
Nombres y figuras de las constelaciones y de estrellas según las culturas. Las más conocidas son las occidentales.	
Buscar un objeto (p.ej. Saturno, M13, NGC 4123, Altair)	
Configuración del idioma y de la información de los objetos mostrada en pantalla	
Ayuda (teclas de atajo, etc.)	
Ritmo normal del tiempo	
Aumentar velocidad del tiempo. Se puede dar varias veces	
Disminuir velocidad del tiempo.	
Volver a la hora actual	
Líneas de constelaciones	
Nombres de constelaciones	

Figuras de constelaciones	
Cuadrícula ecuatorial	
Cuadrícula acimutal+ horizonte	
Suelo/Horizonte	
Mostrar Puntos cardinales	
Atmósfera	
Nebulosas y nombres	
Nombres de los planetas	
Montura ecuatorial/acimutal	
Centrar sobre el objeto seleccionado	
Modo nocturno	
Pantalla completa/ ventana	
Ocular (como mirar al objeto seleccionado por un telescopio)	
Mostrar satélites artificiales en órbita	
Moverse por la vista	
ZOOM +	Repág
ZOOM -	Avpág
Definir el planeta seleccionado como desde el que se ve. Para regresar a la Tierra, buscar Tierra y luego CTRLG para seleccionar la Tierra como planeta desde el que se ve.	CTRL G
Dejar/omitir traza del recorrido de los planetas	May+T
Capturar pantalla	CTRL S ó PrintScreen
Salir (terminar con Stellarium)	ó CTRLQ



Luces del Cosmos



INTERNATIONAL
YEAR OF LIGHT
2015