



ASTROFÍSICA, RELATIVIDAD Y MECÁNICA CUÁNTICA PARA INGENIEROS INQUIETOS

INICIOS DE LA ASTROFÍSICA. EL UNIVERSO ES INMENSO



Structuralia

Este documento es de uso único e intransferible para el alumno matriculado en el curso. Cualquier reproducción física o digital del documento sin permiso de los autores vulnera los derechos de propiedad intelectual de los mismos.

ÍNDICE

ÍNDICE.....	3
PRESENTACIÓN	4
1. INICIOS DE LA ASTROFÍSICA. EL UNIVERSO ES INMENSO.....	6
1.1 Primer cálculo de la velocidad de la luz. 1676 Romer	6
1.2 Cálculo de la distancia de las estrellas. 1838 Bessel	10
1.3 El espectro de una estrella. Conociendo su composición química. 1814 Fraunhofer. 1850 Kirchoff. 1879 Stephan-Boltzmann	12
1.4 El tamaño de las estrellas. Descubrimos que son gigantescas.....	18
1.5 Catálogo de Hertzsprung y Russell. Clasificando a las estrellas.....	21
1.6 Supernovas y el catálogo Messier. Allí fuera ahí más cosas además de estrellas.....	30
1.7 Agujeros negros, supernovas y púlsares.....	32
1.7.1. ¿Qué es un agujero negro?.....	32
1.7.2. Cálculo del radio de un agujero negro.....	33
1.7.3. ¿Qué es un púlsar?	34
1.8 Galaxias. Vamos descubriendo un universo gigantesco	34
1.8.1. Un nuevo método para calcular las distancias. Las cefeidas.....	35
1.8.2. El centro de nuestra galaxia	36
1.8.3. La Galaxia Andrómeda. Un universo fuera del nuestro.....	37
1.8.4. Nuestro universo es inmenso y se hace cada vez más grande	39
1.8.5. Caso práctico. Por qué el cielo se ve oscuro por la noche. El universo tiene un origen en el tiempo	41
1.8.6. ¿Cuál es el tamaño del universo observable?	45
1.8.7. El ser humano necesita un universo inmenso y muy antiguo para existir	47

PRESENTACIÓN

Es para mí una gran satisfacción poder publicar este tercer curso del itinerario de Astronomía para ingenieros inquietos. Por diversas razones me ha llevado más de dos años prepararlo, mucho más de lo que me habría gustado, pero creo que va a superar las expectativas de los alumnos que han estado esperando con paciencia la publicación de este penúltimo curso del itinerario.

A lo largo de los primeros dos cursos nos hemos centrado en los inicios de la ciencia astronómica. Apenas habíamos hablado de la naturaleza de los astros, nos habíamos centrado sobre todo en el estudio de sus posiciones. Hemos estudiado básicamente el lugar que ocupan en el cielo nocturno y, sobre todo, la regularidad matemática que presentaba su movimiento.

Recordaréis que en el primer curso focalizamos nuestro estudio en el conocimiento que los griegos de la antigüedad lograron alcanzar simplemente con sus observaciones a simple vista, y con sus deslumbrantes capacidades matemáticas. Pero su “humanismo” les impidió abrir los ojos a una evidencia que se les escapaba; seguían colocando al hombre en el centro del cosmos. La iglesia fue después continuadora, valedora y protectora de ese pensamiento antropocéntrico de los griegos a lo largo de toda la Edad Media.

Pero en el segundo curso afrontamos el cambio de paradigma que supuso la revolución científica de la edad moderna, que colocaba a nuestro planeta como un planeta más, dando vueltas alrededor de una de las millones de estrellas del universo. Aristóteles quedaba definitivamente destronado y alcanzamos una de las cumbres del pensamiento humano cuando estudiamos a Newton. Con esta revolución, no solo Aristóteles sino también el propio ser humano quedaba destronado. El cambio cultural y el análisis crítico del elemento religioso que venía produciéndose con el renacimiento permitió crear un caldo de cultivo lo suficientemente fuerte para lograr que, tras muchísimos esfuerzos y muchos años, triunfara finalmente la idea científica de que la tierra se mueve.

Ahora, este tercer curso comenzará con los avances que durante el siglo XIX se producen en el campo de la astrofísica, colocándonos en un universo inmenso y desconcertante. Los seres humanos parecemos estar cada vez más solos y perdidos en un escenario vasto y desolador. Estos nuevos descubrimientos parecen dejar al hombre en una posición cada vez más insignificante.

La segunda parte del curso nos mostrará como el pensamiento y la imaginación de un solo hombre pondrá patas arriba toda la construcción científica desarrollada a lo largo de dos milenios.

Newton queda definitivamente destronado y emerge la figura del nuevo gigante Einstein, quien tuvo la osadía de considerar que el tiempo y el espacio, no solo no eran algo absoluto, sino que eran algo deformable, y cuyas medidas pueden ser diferentes en función de quién las mida.

En un tercer capítulo, y antes de adentrarnos en el increíble mundo de la mecánica cuántica, analizaremos algunos de los grandes desafíos que aún quedan en el ámbito de la física, y que forman parte de la reflexión filosófica del mundo occidental desde la antigüedad. Nos detendremos en la contradicción entre el sorprendente orden que descubrieron los griegos en el mundo (el cosmos) y la segunda ley de la termodinámica, en virtud de la cual el desorden, es decir la entropía, aumenta de manera inexorable desde hace 13.700 millones de años. Pero será el desafío que supone el Principio Antrópico el que acaparará toda nuestra atención. Veremos que todos los científicos del siglo XX y XXI se han mostrado absolutamente sorprendidos ante el increíble ajuste fino que parece tener el universo, para hacer posible nuestra existencia.

Pero es muy importante que reservéis fuerza y energía para la última parte del curso, la mecánica cuántica. Einstein caerá tan rápido como subió, y será vencido por Bohr y por la “naturaleza cuántica”, algo tan desconcertante que era imposible que cupiera en una mente lógica e intuitiva como la del creador de la teoría de la relatividad. Pero lo más interesante no es esta batalla entre científicos, sino lo que la propia naturaleza parece estar diciéndonos a gritos en los experimentos de laboratorio... Y es que, puede que, después de todo, ¿quizás el hombre no sea tan insignificante?

1. INICIOS DE LA ASTROFÍSICA. EL UNIVERSO ES INMENSO

Desde los antiguos griegos hasta el siglo XVII, Europa fue logrando un enorme conocimiento astronómico, y parecía que con Newton se había alcanzado todo lo que podía llegar a saberse acerca del cosmos. Pero eso fue solo el comienzo.

Los estudios acerca de la luz, que también comenzó a realizar el propio Newton, serían la llave para alcanzar a lo largo de los siguientes siglos un conocimiento asombroso.

En esta primera parte del curso dedicada a la astrofísica esperamos poder explicar, de manera fácil e intuitiva, conceptos complejos pero absolutamente desconcertantes, que nos dan idea de un universo realmente increíble.

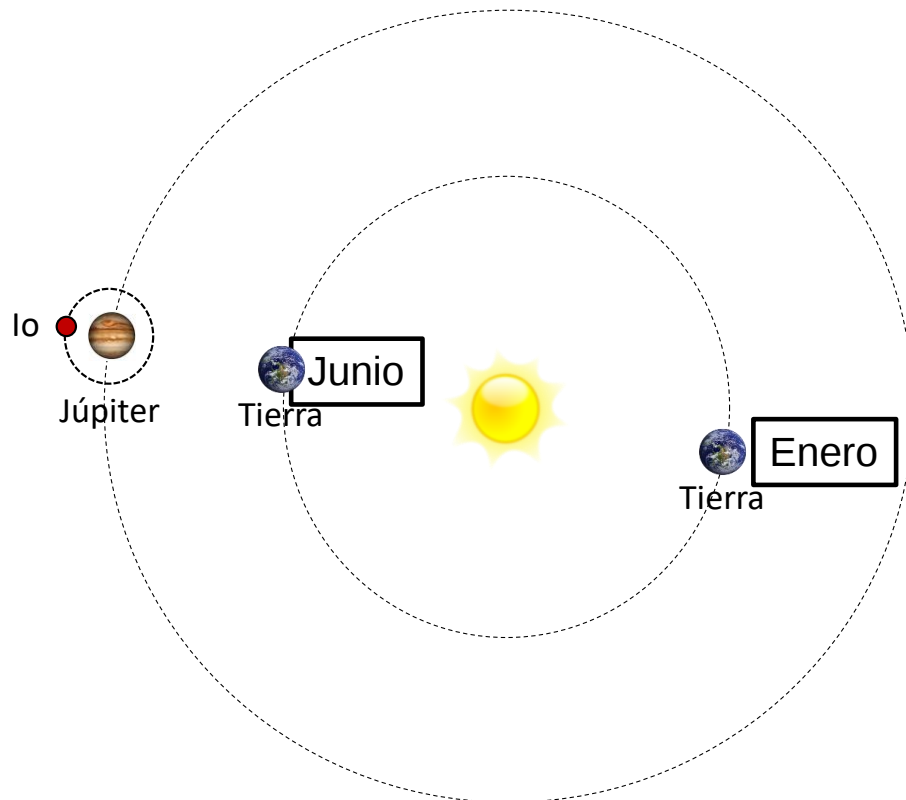
Todo comenzó con la luz...

1.1 Primer cálculo de la velocidad de la luz. 1676 Romer

El descubrimiento de que la luz viajaba a una velocidad finita fue el punto de partida de lo que podemos llamar astrofísica. Todos los descubrimientos y experimentos posteriores, toda la revolución científica, física y astronómica de los últimos siglos parte de este singular descubrimiento.

Unos años antes de la publicación de los “principia” de Newton, en 1676, el danés Romer se había dedicado a medir con precisión el tiempo exacto que tardaba el satélite Io en dar una vuelta completa alrededor de Júpiter. Para su sorpresa, cae en la cuenta de que el satélite no siempre tarda lo mismo y sospecha que esta diferencia se debe a que la luz tarda en llegar a nosotros. Cuando nos alejamos del Júpiter la luz tarda más, y cuando nos acercamos la luz tarda menos. Dedujo que el valor medio a lo largo de todo un año debía ser, por lógica, el valor real que tarda Io en dar una vuelta alrededor de Júpiter, esto es, 1 día, 18 horas y 27 minutos.

Si utilizamos la app Solar Walk, vemos que en ese año de 1676 la Tierra a finales de junio se encontraba en el punto más cercano a Júpiter, y a primeros de enero se encontraba en el punto más lejano a Júpiter.



Podemos hacer el siguiente experimento. Dos hermanos tomarán notas. Uno es relojero y el otro es astrónomo.

- El relojero se ocupará de poner en marcha un cronómetro común (no hace falta nada preciso), y anota en un papel un aspa cada vez que el cronómetro ha marcado exactamente 1d, 18 h y 27 min.
- El astrónomo se ocupa de anotar en su papel un aspa cada vez que ve con el telescopio el paso de Io por detrás de Júpiter.

Pasado 1 d y 18 h y 27 min, el relojero anota un aspa. Pero para entonces, la Tierra se habrá movido alejándose un poco de Júpiter, y por tanto, el fotón de luz que nos envía la información del paso de Io por detrás de Júpiter tardará un poco más en llegar a la tierra que el fotón que nos informó del anterior paso de Io. En concreto Romer veía que se retrasaba, de media, 0,16 min respecto a la hora en que se le esperaba.

Así, el gemelo astrónomo anota su aspa pasado 1 d, 18h y 27,16 min desde que llegó el fotón del anterior paso de Io, es decir 0,16 min más tarde que su gemelo relojero.

En el siguiente ciclo, el relojero sigue anotando de manera precisa su marca cada ciclo de su reloj de 1 día, 18h y 27 min. Pero el astrónomo vuelve a tener que esperar 1 d, 18h y 27,16 min respecto al fotón anterior. Es decir, el astrónomo ya acumula 0,32 min de retraso respecto al relojero.

Pasados 103 ciclos, es decir, pasado medio año, el astrónomo acumula un retraso respecto al relojero de 16,6 minutos.

Anotaciones de ciclos del relojero		
Número de ciclos	Minutos entre cada ciclo	Acumulado
1	2.547,50	2.547,50
2	2.547,50	5.095,00
3	2.547,50	7.642,50
...	...	
101	2.547,50	257.297,50
102	2.547,50	259.845,00
103	2.547,50	262.392,50

Anotaciones de ciclos del astrónomo		
Número de ciclos	Minutos entre cada ciclo	Acumulado
1	2.547,66	2.547,66
2	2.547,66	5.095,32
3	2.547,66	7.642,98
...	...	
101	2.547,66	257.313,78
102	2.547,66	259.861,44
103	2.547,66	262.409,10

Si el retraso acumulado entre ambas medidas a lo largo de seis meses es de **16,6 minutos** (1000 segundos aproximadamente), y sabiendo que la distancia que hay entre la posición de la Tierra en junio y la que hay en enero es de **300 millones de Km**, se deduce que **la luz viaja a una velocidad de 300.000 km/s**.

Si continuáramos con el experimento, veríamos que a partir de ahora será el astrónomo el que se va adelantando en cada aspa, ganando poco a poco el tiempo que llevaba perdido respecto al relojero.

En efecto, la Tierra va a comenzar a volver a acercarse a Júpiter, de manera que el siguiente fotón llegará después de 1 d, 18 h y 16,34 min.

Es decir 0,16 minutos antes de que el relojero anote el cambio de ciclo de su reloj, el astrónomo ya habrá apuntado la llegada del fotón. Y así sucesivamente, el astrónomo iría recuperando el retraso que tenía respecto al relojero, hasta que pasados otros seis meses (en total un año), ambos hermanos han contabilizado el mismo número exacto de pasos de lo (206 pasos). Esa última aspa la pondrán exactamente a la vez.

Anotaciones de ciclos del relojero		
Número de ciclos	Minutos entre cada ciclo	Acumulado
1	2.547,50	2.547,50
2	2.547,50	5.095,00
3	2.547,50	7.642,50
...	...	
101	2.547,50	257.297,50
102	2.547,50	259.845,00
103	2.547,50	262.392,50
104	2.547,50	264.940,00
105	2.547,50	267.487,50
...	...	
205	2.547,50	522.237,50
206	2.547,50	524.785,00
Anotaciones de ciclos del astrónomo		
Número de ciclos	Minutos entre cada ciclo	Acumulado
1	2.547,66	2.547,66
2	2.547,66	5.095,32
3	2.547,66	7.642,98
...	...	
101	2.547,66	257.313,78
102	2.547,66	259.861,44
103	2.547,66	262.409,10
104	2.547,34	264.956,44
105	2.547,34	267.503,78
...	...	
205	2.547,34	522.237,66
206	2.547,34	524.785,00

El cálculo que hizo Romer para la velocidad de la luz fue en realidad de 225.000 km/s, pero lo importante es que, por primera vez en la historia, se demostraba que la luz viajaba a una velocidad finita.

Es interesante ver que no es necesario ningún super-laboratorio para calcular la velocidad de la luz. Nos hemos detenido en este experimento porque, como veremos, los estudios sobre la luz son la base de toda la revolución científica del siglo XX y XXI.

En el siguiente apartado aprenderemos a calcular la distancia de algunas estrellas.

1.2 Cálculo de la distancia de las estrellas. 1838 Bessel

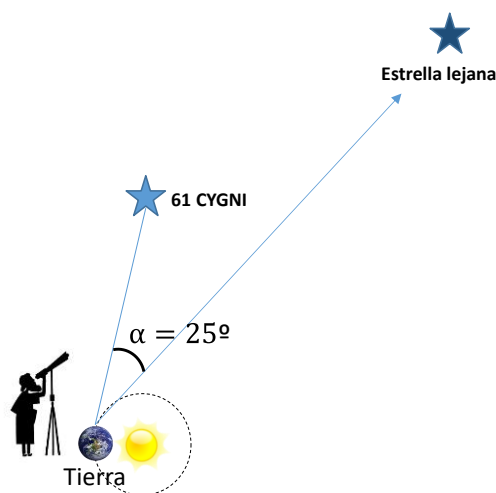
Ya explicamos en el primer curso como, a partir de la paralaje, podíamos calcular las distancias. Pero en el caso de las estrellas, esto no se logró hasta el siglo XIX.

Recordemos que el cálculo por paralaje consiste en tomar las visuales a un objeto desde dos puntos de vista suficientemente alejados. De esta manera podemos dibujar un triángulo isósceles, donde conocemos el ángulo del vértice (2 veces el paralaje) y la dimensión de la base (distancia entre los dos puntos de vista). Y calcular así las dimensiones del triángulo.

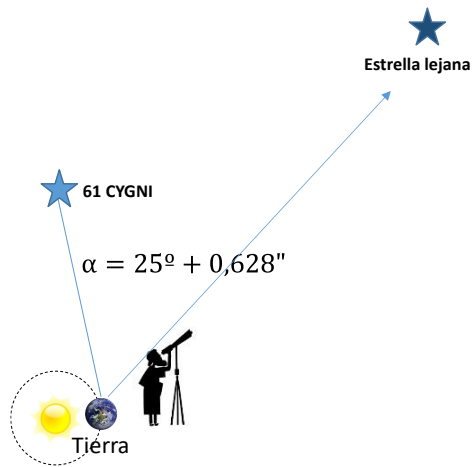
En realidad, esto es lo que nuestro cerebro realiza continuamente cuando vemos cualquier cosa cercana con nuestros dos ojos. Calcula la distancia de los objetos por las diferencias que percibe entre la visión del ojo izquierdo y el derecho.

El problema es que, para calcular la distancia de las estrellas, necesitamos poner nuestro ojo derecho a una distancia muy alejada del izquierdo. La mejor manera es tomar la segunda visual de la estrella, seis meses después de la primera, de manera que la tierra está justo en el otro extremo de su órbita. Con esto logramos tomar dos visuales a una distancia de 299,2 millones de Km, que es el diámetro medio de la órbita de la tierra alrededor del sol.

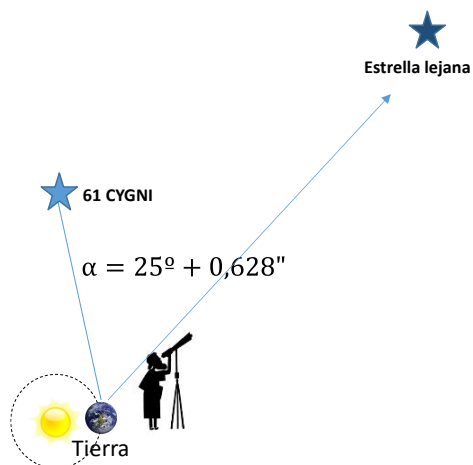
Así fue como en 1838 Bessel midió el paralaje de la estrella 61 Cygni (en la constelación del cisne). Es decir, calculó el ángulo visual que presentaba la estrella 61 Cygni respecto a una estrella lejana en junio. Y volvió a hacer el cálculo de ese mismo ángulo visual seis meses después. La diferencia entre ambos ángulos visuales resultó ser de 0,628 segundos de arco.



Ángulo de 61 Cygni respecto a una estrella lejana en junio



Ángulo de 61 Cygni respecto a la misma estrella lejana seis meses después



Un ángulo de $0,628''$ equivale a $3,043 \times 10^{-6}$ radianes.

Por pura trigonometría obtenemos que la distancia **D** se puede calcular con una sencilla fórmula:

$$D = \frac{\text{Diámetro de la órbita terrestre}}{\text{ángulo en radianes}}$$

$$D = \frac{300.000 \text{ km}}{3,043 \times 10^{-6} \text{ radianes}} = 9,7927 \times 10^{13} \text{ km}$$

Si pasamos esta distancia a años luz (número de años que tarda la luz en recorrer esta distancia), obtenemos $9,7927 \times 10^{13} \text{ km} / 300.000 \text{ km/s} = 326.422.979 \text{ s}$.

Si pasamos esos segundos a años, obtenemos $326.422.979 \text{ s} / (365 \times 24 \times 60 \times 60) = 10,35 \text{ años luz}$.

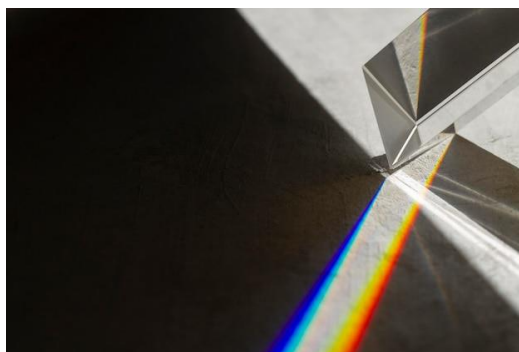
Esta fue la distancia que calculó Bessel. La real es de 11,36 años luz. Bessel tuvo dificultades para ser totalmente preciso en la medición del paralaje, pero en cualquier caso realizó un magnífico trabajo porque por primera vez teníamos un orden de magnitud de la distancia de las estrellas. A partir de entonces comenzamos a medir las distancias por paralaje de las estrellas más cercanas. A lo largo de los años se logró medir por este procedimiento la distancia de más de 2.000 estrellas. El resto de las estrellas de la galaxia están tan lejanas de nosotros que este método no es válido porque apenas somos capaces de detectar paralaje.

Recordemos que la estrella más cercana a nosotros es Alpha Centauri, que se encuentra a 4,37 años luz.

Ahora ya sabemos calcular la distancia a la que se encuentran las estrellas. Pero ¿cómo podemos conocer su tamaño o su composición química? Para eso necesitaremos primero aprender algo más sobre el comportamiento de la luz que nos llega de ellas. De nuevo, la clave está en la luz. Por otra parte, es lo único que nos llega de ellas...

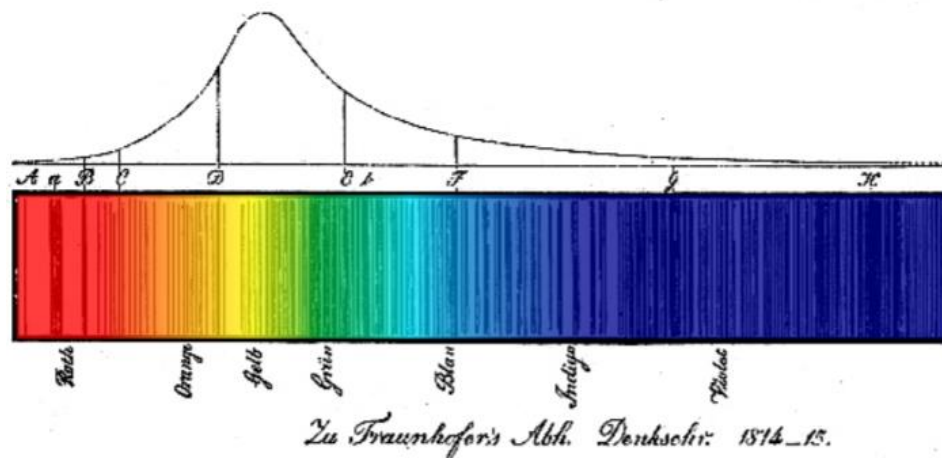
1.3 El espectro de una estrella. Conociendo su composición química. 1814 Fraunhofer. 1850 Kirchhoff. 1879 Stephan-Boltzmann

Fue Newton el primero en descomponer de manera experimental y científica la luz solar. Demostró que la luz blanca estaba, en realidad, formada por todos los colores. Esto lo logró con un simple prisma de cristal.



Ya explicamos en el primer curso como la luz, en sus distintas longitudes de onda (distintos “colores”), se refracta con un ángulo ligeramente distinto, y así, al pasar la luz solar por las gotas de agua, acababan formando el arco iris.

En el año 1814 Fraunhofer analizó en mayor detalle la luz solar. Midió el espectro visible de la luz solar, es decir, solo una pequeña parte del espectro de la luz emitida por el sol (hay mucho también más abajo del rojo y por encima del violeta, que no vemos), y esto fue lo que descubrió:



Distribución de la energía lumínica recibida del sol, para cada frecuencia

Se aprecia que, en efecto, es en el rango del amarillo donde la luz visible del sol es más fuerte. Por eso vemos el sol de ese color. Pero también encontró que existían una serie de bandas oscuras, llamadas desde entonces “**líneas de Fraunhofer**”.

Estas líneas oscuras resultarían, a la larga, una huella de identidad tan precisa como la identificación facial de nuestra cara que nos permite desbloquear el Smartphone.

Por otra parte, con investigaciones químicas aquí en la tierra, en 1850 Kirchhoff descubrió que, si se calentaban determinados elementos con una llama, éstos emitían luz en unas precisas longitudes de onda, específicas de cada uno de ellos. ¿Estarían relacionadas las líneas de Fraunhofer con las luces emitidas por los elementos calientes de Kirchhoff?

Kirchhoff había comprobado que los distintos elementos de la naturaleza, cuando se calentaban, emitían luz en una longitud de onda muy precisa, e intuyó que, probablemente, también la absorben en esa misma longitud de onda.

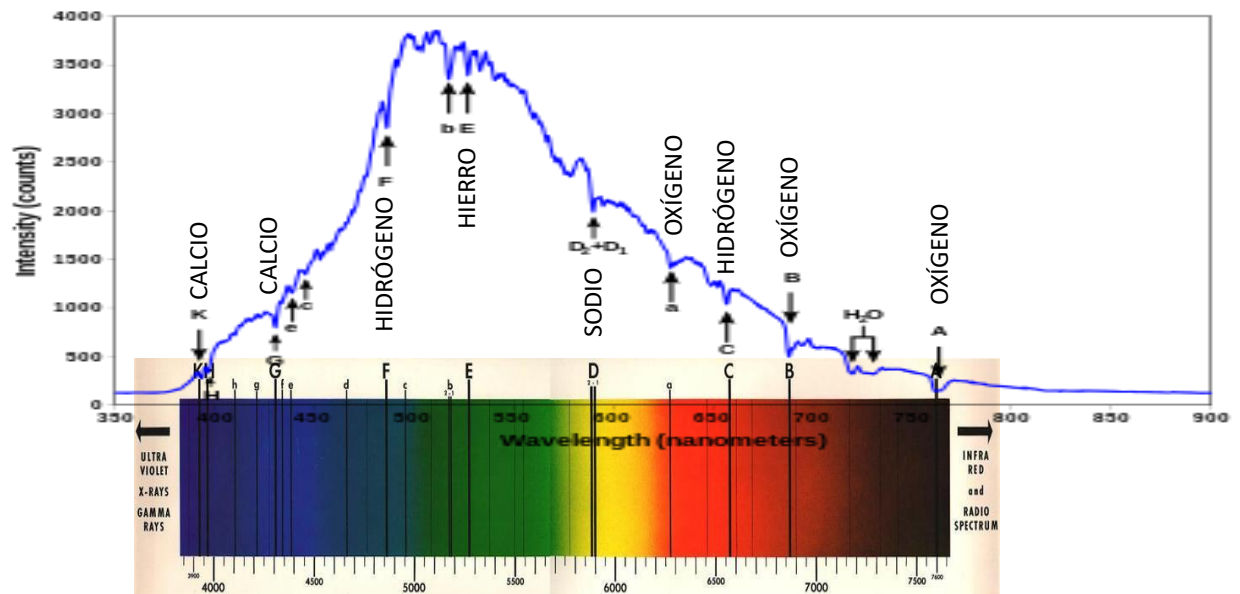
Es decir, es como si el elemento solo estuviera interesado en esas longitudes de onda, que podría absorber o emitir en función de su temperatura y su estado energético. Esta fue una idea brillante, y la teoría cuántica logró explicar más tarde por qué, lo veremos al final del curso.

En concreto, las emisiones de luz del sodio caliente, que son claramente naranjas, tienen unas longitudes de onda de 589 y 589,6 nanómetros. Esta frecuencia coincidía exactamente con dos de las líneas de Fraunhofer en el espectro de la luz solar, en la zona del color naranja. La conclusión a la que llegó Kirchhoff fue que había sodio en la atmósfera solar.



Luz de sodio

Con análisis similares se pudo ir analizando la composición de la atmósfera del sol. A continuación, indico algunos de los elementos que somos capaces de detectar en la atmósfera solar, a partir de las líneas de Fraunhofer:



Podemos darnos cuenta de la importancia del procedimiento. A partir del estudio de la luz emitida por una estrella, ¡somos capaces de conocer la composición de su atmósfera!

Con una metodología similar se comenzó a catalogar cada estrella.

Pero aún necesitamos conocer un dato más, para poder llegar a calcular el tamaño de una estrella.

En 1879 Stefan y Boltzmann tras muchos experimentos calentando distintos elementos, van descubriendo que la energía que emite un cuerpo no depende de la naturaleza del elemento, sino única y exclusivamente, de su temperatura. Uniando los distintos puntos de sus gráficas obtienen una fórmula que permitía conocer la cantidad de energía que emitía un cuerpo a una temperatura determinada (medida en grados kelvin).

$$E = \sigma T^4 \text{ (W/m}^2\text{)}$$

T sería la temperatura de la superficie del objeto, en °K.

σ es la constante de Stefan-Boltzmann:

$$\sigma = 5,67 \times 10^{-8} \frac{\text{W}}{\text{m}^2 \cdot \text{K}^4}$$

Ya vimos en el primer curso que el sol es un cuerpo que emite energía a una temperatura de $5.778 \text{ }^{\circ}\text{K} = 5.505 \text{ }^{\circ}\text{C}$. Por tanto, según la conocida Ley de Stefan-Boltzmann, la energía que emite el Sol como cuerpo caliente es:

$$E = 5,6 \times 10^{-8} \times 5778^4 = 63.200.000 \text{ W/m}^2$$

¡63,2 millones de vatios **por cada m² de su superficie!**

Pero esta energía no se emite toda en la misma longitud de onda. Cada cuerpo emite la energía en muy diversas longitudes de onda, con un máximo en una longitud de onda determinada.

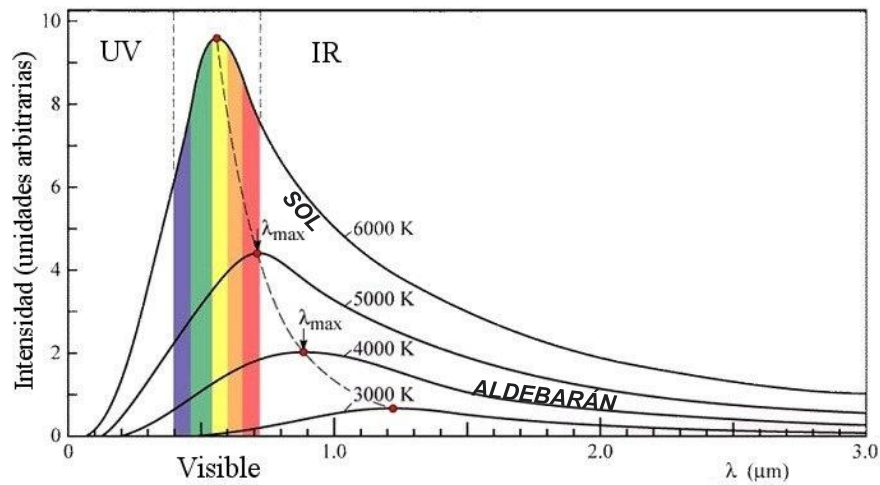
El Sol, con una temperatura de aproximadamente 5800 K es un cuerpo con un espectro de emisión que alcanza su punto máximo en la parte central del espectro visible (el amarillo).



La lava se encuentra a unos $1.200 \text{ }^{\circ}\text{C}$ y el tipo de luz que emite lo percibimos como roja. Es una temperatura muy inferior a la del sol y la mayor parte de su espectro es en forma de infrarrojos (invisibles). Una pequeña parte de la energía que emite nos llega en forma de luz visible roja.

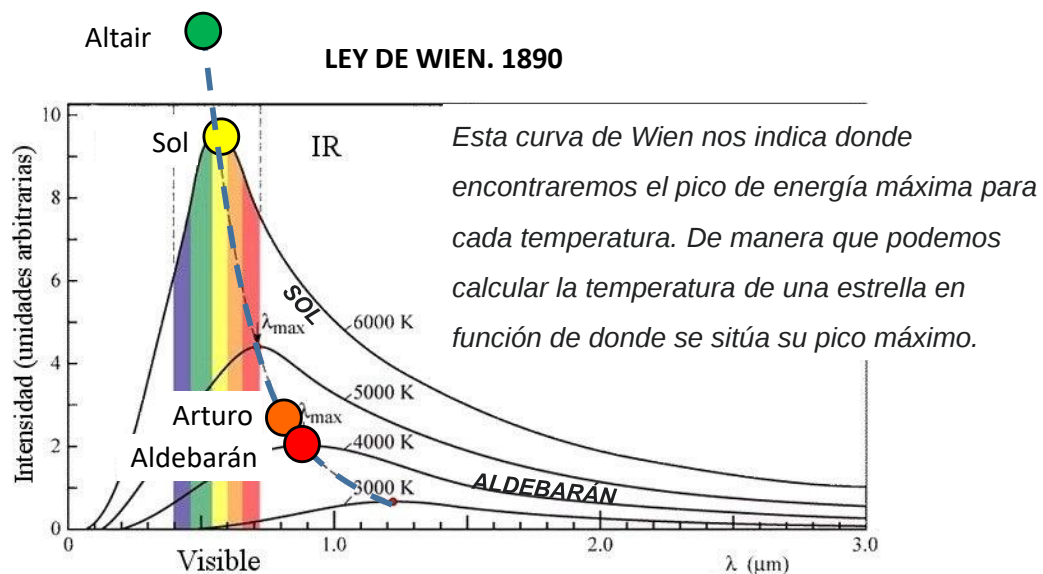
Finalmente, en 1890 Wein se da cuenta que, según se va incrementando la temperatura del cuerpo caliente, el pico de su espectro de luz se va desplazando hacia el azul. Y según se va enfriando se va desplazando hacia el rojo. Esto será de gran utilidad para poder calcular la temperatura de las estrellas.

En el dibujo de abajo representamos cuatro curvas distintas. Una corresponde con 6.000k y tiene su pico en el amarillo. La siguiente corresponde con 5.000k y tiene su pico en el rojo. La siguiente es de 4.000k y tiene su pico en un espectro de luz no visible ya (infrarrojo).



T de estrellas azules (Rigel): 11.000K T de estrellas amarillas (sol) 5.778K T de estrellas roja (Aldebarán) 3.900K
 T de estrellas blancas (Altair) 7.700K T de estrellas naranjas (Arturo) 4.200K

Fuente del gráfico original: <https://fisicaib.weebly.com/>



T de estrellas azules (Rigel): 11.000K T de estrellas amarillas (sol) 5.778K T de estrellas roja (Aldebarán) 3.900K
 T de estrellas blancas (Altair) 7.700K T de estrellas naranjas (Arturo) 4.200K

Gracias a este “ábaco”, podemos calcular la temperatura de la estrella. Basta con conocer en qué zona del espectro de la luz tiene su pico máximo de energía emitida. Si vemos que el pico máximo lo tiene en el amarillo, su temperatura es de 6000k.

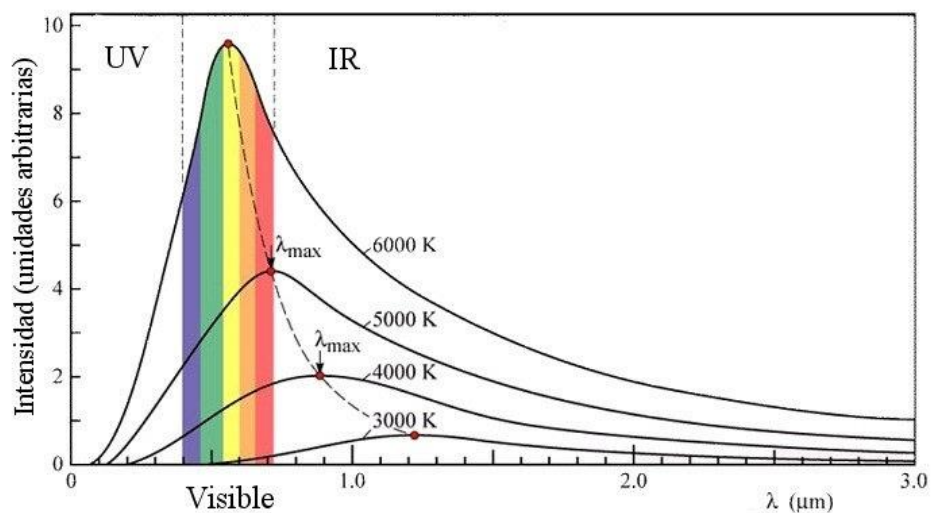
La forma de esta curva del espectro de luz se conocía de manera experimental, pero aún no se alcanzaba a comprender porque tenía esa forma la curva. Vemos que siempre es una curva que parte de cero para las frecuencias más altas, va subiendo rápidamente hasta alcanzar un pico, y luego baja lentamente hacia los infrarrojos. Esto no podremos explicarlo hasta el final del curso, cuando nos adentremos en la mecánica cuántica y en los hallazgos de Planck.

Pero con este conocimiento teórico y experimental de los científicos de finales del siglo XIX ya estamos preparados para poder calcular el tamaño de las estrellas.

1.4 El tamaño de las estrellas. Descubrimos que son gigantescas

Ya son muchas cosas las que podemos conocer de una estrella:

- Su distancia. Podemos calcular su distancia por paralaje siempre que no se encuentre excesivamente lejos. Podemos calcular así la distancia de unas 2.000 estrellas
- Su temperatura. Podemos calcular su temperatura si registramos el espectro electromagnético de su luz. Esta gráfica nos da una buena aproximación de la temperatura de la estrella, si conocemos su espectro electromagnético. En función de dónde tenga el pico de su espectro de luz podemos conocer su temperatura.



- La energía que emite en su superficie (W/m^2). La podemos calcular fácilmente a partir de su temperatura, por medio de la Ley de Stefan-Boltzmann.

- Los elementos de su atmósfera. A partir del registro de las bandas oscuras de su espectro, podemos conocer qué tipo de elementos contiene su atmósfera. Cada uno de estos elementos absorbe energía en una frecuencia electromagnética muy concreta.

Pero podemos, además, calcular **su tamaño** ¿Cómo podemos hacerlo?

Ya vimos en el primer curso que calcular el tamaño del sol era fácil porque conocíamos el arco visual que ocupa su esfera a nuestra vista, y conociendo su distancia, podemos calcular su tamaño. Pero evidentemente, este método no sirve para el caso de las estrellas porque las vemos como un punto infinitesimal brillante.

¿Cómo podemos calcular el tamaño de una estrella?

En realidad, no es difícil. Si conocemos la energía que nos llega de la estrella, y conocemos la distancia a la que se encuentra, podemos saber la energía total que sale de su superficie en W.

$$\text{Energía que llega} = \frac{\text{Energía emitida} \left(\frac{W}{m^2} \right)}{4\pi D^2}$$

Siendo D la distancia de la estrella.

Además, conocemos su temperatura, y por tanto conocemos la cantidad de energía que emite cada metro cuadrado de su superficie (ley de Stefan Boltzmann).

Si sabemos la cantidad de energía total que emite su superficie (en W), y sabemos la cantidad de energía que emite por metro cuadrado (w/m²) podemos conocer los metros cuadrados de su superficie, y por tanto su tamaño.

Cálculo del tamaño del sol, a partir de su espectro electromagnético.

Hagamos estos mismos cálculos, para la estrella que mejor conocemos, el sol, para poder demostrar que es fácil calcular su tamaño con este método. Si lo logramos para el sol, podemos lograrlo para cualquier estrella cuya distancia podamos conocer por paralaje.

Detallamos los pasos del cálculo, a continuación, uno por uno:

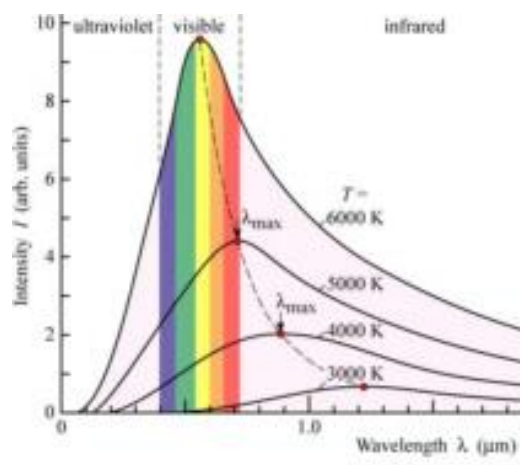
1. Medimos la energía que nos llega del sol en lo alto de la atmósfera terrestre: 1.378 W/m^2 .
2. Calculamos la distancia del sol por paralaje. Nos interesa la distancia del sol hasta lo alto de la atmósfera: $D=148.896.571 \text{ km}$.
3. Calculamos la energía total que emite el sol en su superficie. Para ello, debemos tener en cuenta que esa energía que emite se distribuye en esferas de luz que viajan en el espacio. Y, por tanto, debe repartirse entre todos los metros cuadrados de esa esfera de luz. La superficie de una esfera es $4\pi R^2$.

$$E_{\text{en lo alto de la atmósfera terrestre (W/m}^2)} = E_{\text{total en la superficie del sol (W)} / 4\pi D^2$$

$$1.378 \text{ (W/m}^2) = E_{\text{total en la superficie del sol (W)} / 4\pi(148.896.571.000)^2$$

$$E_{\text{total en la superficie del sol (W)} = 3,84 \times 10^{26} \text{ W}$$

4. Calculamos ahora su temperatura. Lo hacemos registrando su espectro radio-magnético. La gráfica que indico a continuación nos puede servir para calcular la temperatura del sol. Sabemos que el sol tiene su pico en el amarillo:



Calculamos así que la temperatura del sol es de 5.778K .

5. Calculamos ahora la cantidad de energía que emite el sol por cada metro cuadrado de su superficie. Basta con utilizar la Ley de Stefan-Boltzmann.

$$E_{\text{en la superficie del sol (W/m}^2)} = 5,67 \times 10^{-08} \times T^4$$

$$E_{\text{en la superficie del sol (W/m}^2)} = 5,67 \times 10^{-08} \times 5778^4 = 63.200.985 \text{ W/m}^2$$

6. Y como sabemos la energía que emite por metro cuadrado y, también, sabemos la energía que emite en total en toda su esfera, podemos calcular el tamaño de su esfera:

$$E_{\text{en la superficie del sol (W/m}^2\text{)}} = 63.200.985 \text{ W/m}^2 = 3,84 \times 10^{26} \text{ W / Sup (m}^2\text{)}$$

$$\text{Sup (m}^2\text{)} = 6,07 \times 10^{18} \text{ m}^2 = 4\pi R^2$$

$$R \text{ (m)} = 695.000.000 \text{ m} = \mathbf{695.000 \text{ Km}}$$

Con este mismo método, podemos calcular el tamaño de más de dos mil estrellas, de las que podemos saber su distancia por paralaje.

Las estrellas que se encuentran más lejos de 3.000 años luz no tienen un paralaje suficiente, y no permiten que se pueda calcular su distancia por este procedimiento, lo cual nos impide conocer su tamaño. Es decir, solo podemos hacer estos cálculos con las que tenemos “cerquita”. Tengamos en cuenta que el centro de nuestra galaxia se encuentra a 26.000 años luz. Aun así, todas las estrellas que hemos estudiado en el curso anterior, y que destacan en el cielo por su brillo, están a una distancia inferior a 600 años luz (Aldebarán, Vega, Sirius, etc.).

En el siguiente apartado veremos que ordenando cada una de las estrellas que conocemos podemos llegar a conclusiones increíbles. Vamos a aprender como nacen, cómo evolucionan, y como mueren. Todo gracias a un poco de orden en nuestros papeles.

1.5 Catálogo de Hertzsprung y Russell. Clasificando a las estrellas

En 1901, la astrónoma americana Antonia Maury sienta las bases de la astrofísica moderna. De manera metódica y ordenada, clasifica las estrellas más cercanas. Indica para cada estrella todo lo que se conoce de ella; la distancia, la temperatura, el tamaño, los elementos de su atmósfera, la energía que emitían y su espectro electromagnético.

Pero, sobre todo, las ordenó en función de su temperatura. Sus continuadores establecerían siete tipos principales de estrellas distintos:

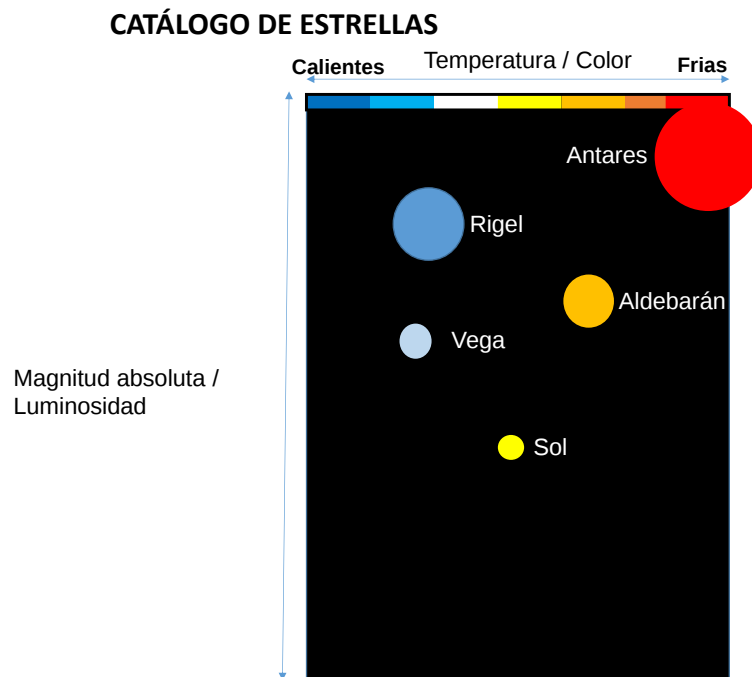
O, B, A, F, G, K y M.

La regla mnemotécnica para aprenderse fácilmente esta secuencia es:

“Otros Buenos Astrónomos Fueron Galileo, Kepler y Messier”

Las estrellas O son las más calientes (azules), mientras que las estrellas M son las más frías (rojas).

Pronto, comenzaron también a clasificarse por su luminosidad real (calculada a partir de la luminosidad aparente y su distancia a nosotros). De manera que las dos mil estrellas de las cuales se conocía su distancia y su tamaño fueron clasificadas en un diagrama, donde en el eje de ordenadas se indicaba su luminosidad real. Y en el eje de abscisas se indicaba la temperatura (el color).



Es importante entender que en el eje de ordenadas (el eje vertical) colocamos la luminosidad **real** de la estrella, no del brillo que detectamos aquí en la tierra. La luminosidad real se mide en vatios, y depende exclusivamente de la temperatura de la estrella, y de su tamaño.

Cuanto mayor es su tamaño, y mayor es su temperatura, más energía emite, lógicamente. La fórmula de la luminosidad de una estrella es, por tanto, muy sencilla. Basta con multiplicar la potencia por metro cuadrado que nos da la fórmula de Stefan-Boltzmann (que depende solo de su temperatura) x la superficie de la estrella.

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

Obviamente, solo podíamos conocer la luminosidad de aquellas estrellas en las que pudiéramos calcular su distancia por paralaje, lo que nos permitía calcular su tamaño con el procedimiento que vimos antes. Por suerte teníamos unas dos mil estrellas que podíamos colocar en el gráfico.

La luminosidad nos da idea del tamaño y de la temperatura. Y el color nos da idea de la temperatura.

Así, comenzó a hablarse de estrellas hipergigantes, supergigantes, gigantes, enanas, subenanas... y de estrellas rojas, naranjas, blancas, azules...

Por ejemplo, Vega es una enana blanco-azulada que se encuentra bastante cerca (solo 25 años luz), lo que permite que sea visible a pesar de ser una enana. El sol es una enana amarilla.

Cuando Hertzsprung y Russell colocaron todas estas estrellas en este gráfico, el resultado fue realmente sorprendente:

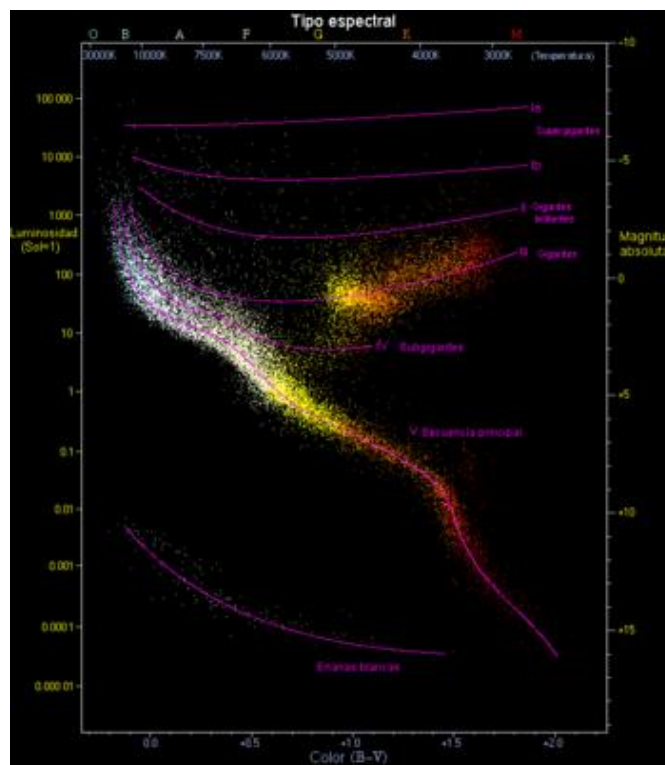


Diagrama de Hertzsprung y Russell.

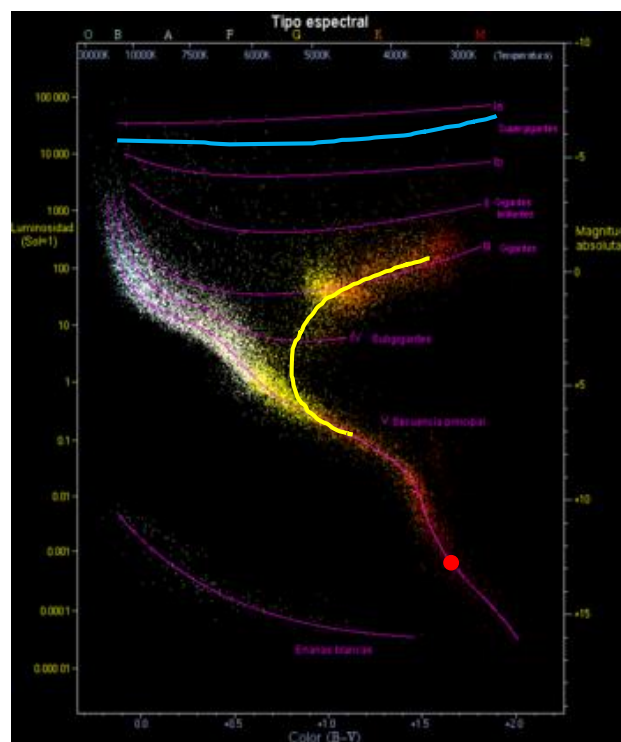
Fuente original: [Alvaro qc](#) - self-made, based on [Image: HRDiagram.png](#)

Las propias estrellas estaban evidenciando que existía una “Secuencia Principal”, donde se encontraba la inmensa mayoría de las estrellas. Esto es así porque las estrellas que se encuentran en la secuencia principal son las más estables. En función de su masa, la estrella se hace estable como gigante azul (si es muy masiva) o como enana roja si tiene poca masa. Por ejemplo, el sol estaría más o menos en el centro de la línea de la secuencia principal (enana amarilla), y ahí lleva 4.500 millones de años, y le quedan otros 4.500 millones de años.

Pronto comenzó a entenderse mejor el funcionamiento de la energía nuclear, y así acabó por comprenderse que las estrellas iban consumiendo su combustible de hidrógeno, para convertirlo en Helio. La estrella evoluciona según se va consumiendo su combustible.

Mientras va consumiendo su combustible interior la estrella se mantiene estable. La estrella suele estar en la secuencia principal el 90% de su vida, por eso aquí se encuentran la mayor parte de las estrellas.

Mientras la estrella tiene combustible en su interior (hidrógeno), se mantiene en la secuencia principal. Cuando el combustible de hidrógeno va agotándose comienza a transformarse. Empieza a quemar átomos más pesados que el hidrógeno. Empieza a hacerse cada vez más fría y grande, y entonces abandona la secuencia principal para evolucionar a lo largo de uno de estos caminos que se dibujan a continuación.

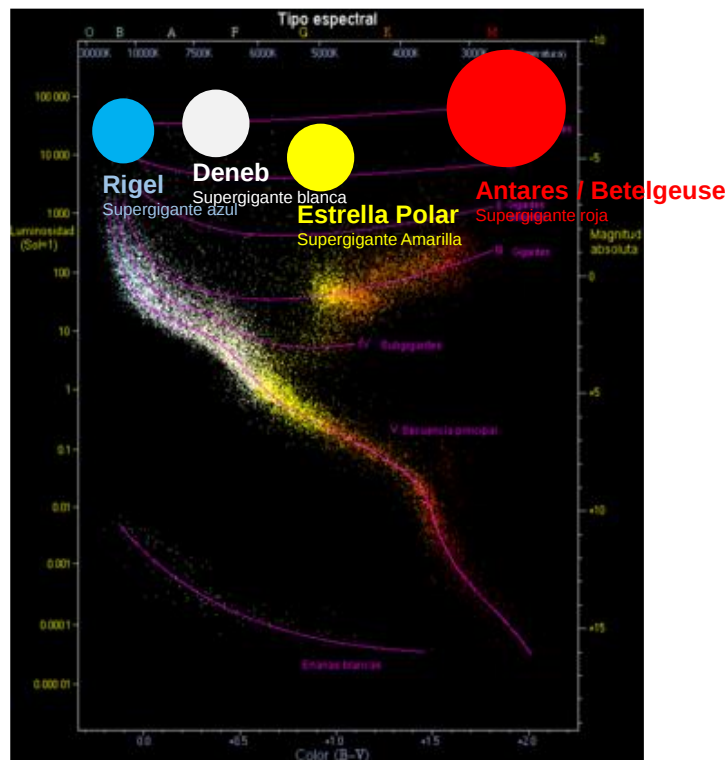


El camino azul es el camino que siguen las gigantes azules, que son las más inestables, mueren pronto, y duran poco tiempo en la secuencia principal.

Es muy fácil entender por qué duran poco. En el interior de una estrella estable se produce un equilibrio de fuerzas. Por una parte, la fuerza de compresión debido a la atracción gravitatoria de toda su masa, por otra parte la fuerza de expansión debido a la energía liberada por la reacción nuclear del consumo de su hidrógeno (que se convierte en Helio). Cuanto mayor es su masa, mayor debe ser el consumo de energía para aguantar la inmensa presión gravitatoria y, por tanto, antes agota el combustible. Y también se explica así por qué, cuanto mayor es su masa, más azul es (la temperatura es más alta).

Por tanto, la vida de una estrella azul es corta porque su inmenso peso gravitatorio hace que consuman muy rápido su combustible.

Cuando su combustible de hidrógeno se agota, se sale de la secuencia principal y van evolucionando de izquierda a derecha. Inician su “retirada”, caminando lentamente hacia su “cementerio de elefantes”. Comienzan siendo una supergigante azul (como Rigel), avanzan hacia la derecha para aumentar de tamaño y convertirse en una supergigante blanca (como Deneb), prosiguen su evolución para convertirse en una supergigante amarilla (como la estrella Polar) y acaban convirtiéndose en supergigantes rojas como Antares o Betelgeuse.

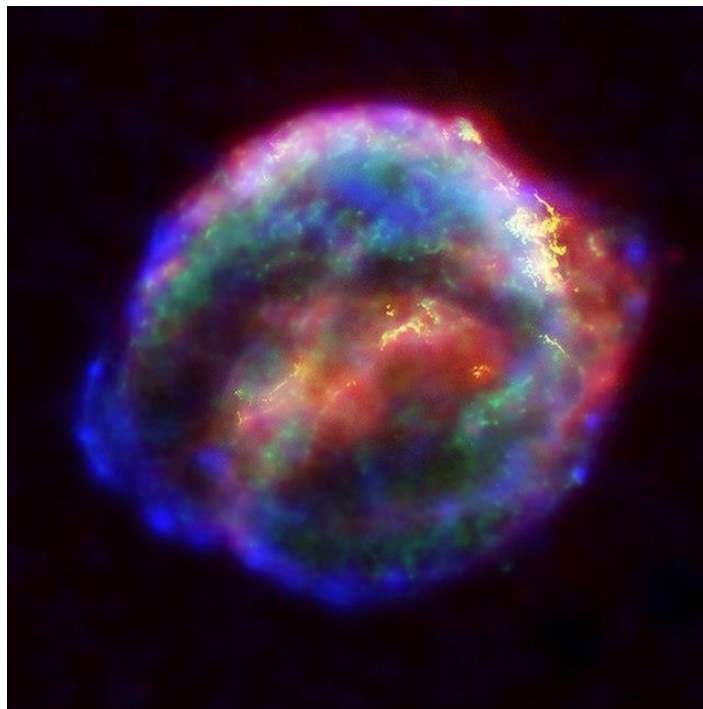


Estas últimas estrellas supergigantes rojas son estrellas agonizantes que acaban explotando en una gigantesca **supernova**.

Nosotros existimos gracias a una estrella supergigante roja que explotó en una potente supernova hace más de 5.000 millones de años. En el interior del horno de esa gigante estrella se creó el carbono y todos los demás elementos pesados que ahora encontramos en la Tierra (carbono, oxígeno, azufre, fósforo, calcio, sodio, potasio, etc.), y que son esenciales para la existencia de la vida. Solo en estrellas supergigantes existe un horno nuclear tan potente como para fabricar elementos más pesados que el hierro.

Ese polvo estelar que se esparció con la violencia de la supernova se mezcló con una nube molecular de donde surgiría el sol y los planetas del sistema solar.

Somos polvo de estrellas.



Supernova. Fuente www.nasa.gov

Volviendo a nuestro diagrama de Hertzsprung y Russell, descubrimos que, en realidad, la mayor parte de las estrellas de la secuencia principal son las enanas rojas (el 76% de las estrellas de la secuencia principal).

En la línea de la secuencia principal las vemos en el cuadrante inferior derecho. Brillan poco, y por eso no se pueden ver a simple vista en el cielo nocturno. Consumen su combustible muy lentamente y por eso viven mucho tiempo. Esta es la razón por la que la mayor parte de las estrellas de la secuencia principal son enanas rojas. Como no mueren nunca, son muchas y cada vez son más.

Como veremos en próximos cursos, la búsqueda de vida extraterrestre no se espera encontrar ni en enanas rojas ni en estrellas azules. Las azules duran muy poco como para permitir una evolución biológica compleja en sus planetas, ni siquiera para la formación de las primeras formas de vida. Y las enanas rojas emiten superllamaradas que son totalmente incompatibles con la vida. Emiten tan poca energía que el planeta tendría que estar demasiado cerca para no congelarse, exponiéndose excesivamente a emisiones asesinas.

Por último, las estrellas como nuestro sol siguen el camino amarillo del gráfico. Una estrella como nuestro sol es muy estable. Puede durar unos 10.000 millones de años hasta agotar su combustible interior de hidrógeno.

Cuando una estrella como el sol haya consumido todo el hidrógeno de su núcleo y lo ha convertido totalmente en helio (esto sucederá en 5.000 millones de años), queda todo su núcleo inerte, convertido en un gigantesco depósito de gas noble (helio). Comienza entonces la estrella a consumir el hidrógeno que quedaba en su corteza exterior, de manera que aumenta su tamaño, pero se enfría. Se convierte así en una subgigante roja, y posteriormente aumenta aún más su tamaño convirtiéndose en una gigante roja, alcanzando un radio de unos 100 millones de kilómetros, engullendo a Mercurio y a Venus. Todo esto se reflejaría en el gráfico de Hertzsprung y Russell en una deriva hacia arriba (mayor tamaño) y hacia la derecha (menor temperatura), siguiendo el camino que señalábamos en amarillo.

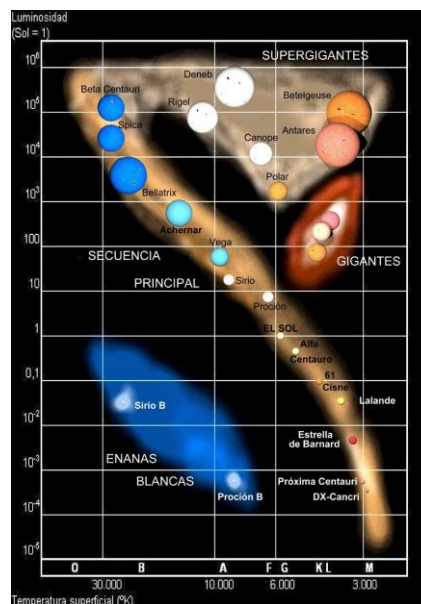
Cuando finalmente muera, expulsará al espacio el 50% de su masa formando una gigantesca nube de gas, una **nebulosa planetaria**¹. Y en el centro quedará, hiperconcentrado, el resto del material, super-caliente, formando una **enana blanca**. En esta enana blanca, como dice Roger Penrose, una bola de ping pong de ese material pesaría varios cientos de toneladas! (varias ballenas azules en una pelota de ping pong).

¹ Se llama así porque los astrónomos las confundían con planetas, pero no tiene nada que ver con la formación de planetas



Nebulosa planetaria. El fin de una estrella como nuestro sol. Fuente: J.P. Harrington and K.J. Borkowski and NASA

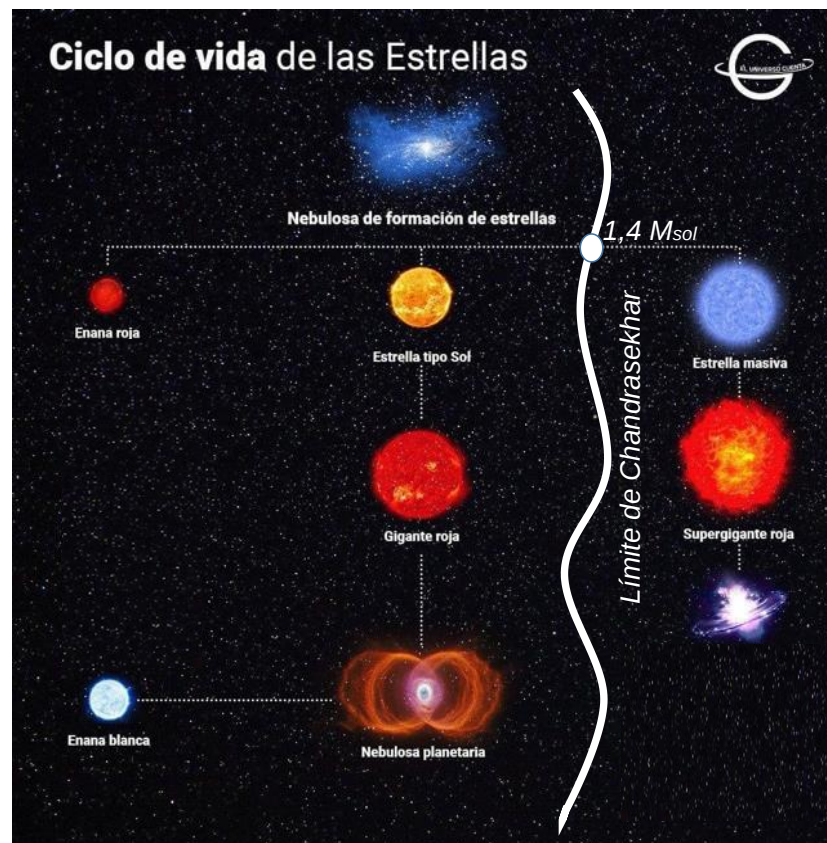
Ahora ya podemos entender mejor a qué nos referíamos cuando describíamos cada estrella en el segundo curso, por su color, su tamaño, etc. Será interesante colocar en el esquema de Hertzsprung y Russell a nuestras viejas conocidas (Sol, Polaris, Aldebarán, Antares, Rigel, Vega, Alfa Centauri, etc.). Todas estas estrellas se encuentran a una distancia inferior a 3.000 años luz y puede calcularse su distancia por paralaje.



Fuente: Astronomía en tu bolsillo

En 1930 un jovencísimo matemático indio calculó la masa máxima que permite que una enana blanca pueda existir. Chandrasekhar demostró, mientras viajaba en un barco y con solo 19 años, que las estrellas cuya masa fuera superior a 1,4 veces nuestro sol no pueden subsistir como enanas blancas (*límite de Chandrasekhar*). Por tanto, las estrellas menores de 1,4 veces el sol siguen el camino que hemos explicado y acaban explotando en una nebulosa planetaria dejando como resto una enana blanca. Y las estrellas más grandes que ese límite, se convierten en estrellas supergigantes, cuyo núcleo no es capaz de soportar tanta presión gravitatoria, y acaban explotando violentamente en una **supernova**.

Como resumen general de todo lo indicado, incorporamos un esquema final de “*El universo cuenta*” (modificado por mí):



Fuente: “*El universo cuenta*” (modificado)

En el siguiente apartado veremos que, de nuevo gracias a catalogar y ordenar, vamos a poder conocer muchas cosas extraordinarias. Veremos que allí fuera hay muchas más cosas además de estrellas...

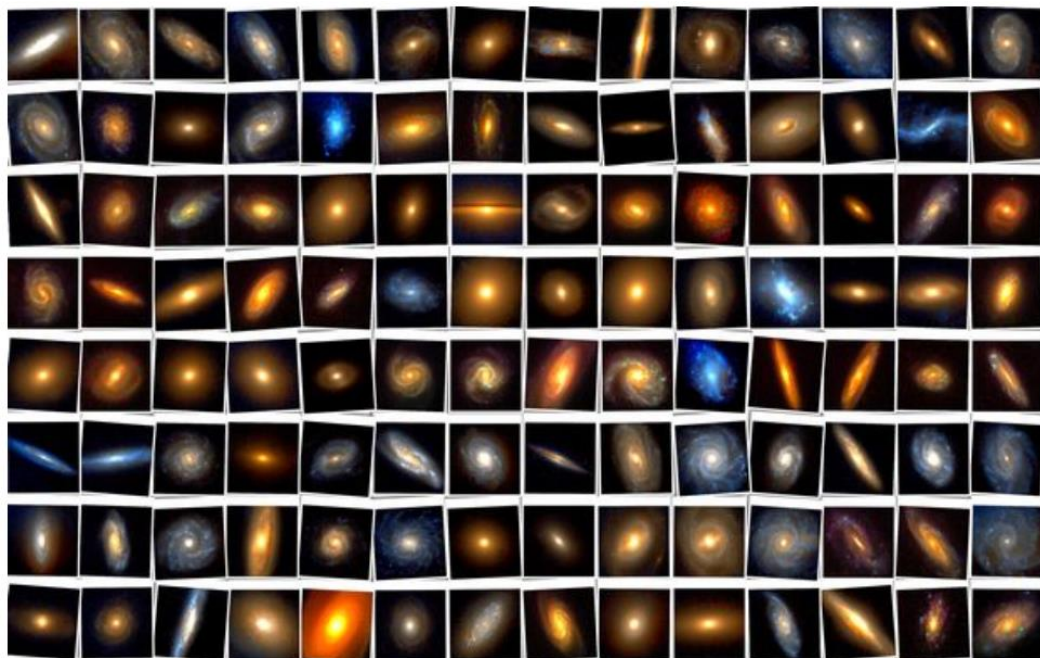
1.6 Supernovas y el catálogo Messier. Allí fuera ahí más cosas además de estrellas

Como ya vimos en el curso anterior, en 1705 Edmund Halley logró calcular la órbita del cometa que lleva su nombre. Según dichos cálculos, y si Edmund estaba en lo cierto, el cometa debería volver a aparecer en 1758. En ese año el astrónomo Messier buscaba al cometa en el cielo y observó un objeto que transmitía una luz difusa que él identificó en un primer momento como el cometa Halley. Lo que había visto en realidad era la nebulosa del Cangrejo y quedó decepcionado. Para evitar nuevos errores en el futuro comenzó a realizar un catálogo detallado de objetos nebulosos, catálogo que hoy se llama Catálogo Messier.

La nebulosa del cangrejo, por ser la primera que se identificó figura en el primer lugar del catálogo, bajo la referencia M1.

El catálogo Messier es una lista de 110 objetos astronómicos que fue desarrollado entre los años 1774 y 1781. Su título formal es *“Catálogo de Nebulosas y Cúmulos de Estrellas, que se observan entre las estrellas fijas sobre el horizonte de París”*.

A mediados de marzo algunos aficionados a la astronomía se divierten realizando el “maratón Messier”, que consiste en localizar en el cielo los 110 objetos “nebulosos” del catálogo.



Los objetos del catálogo de Messier en fotografías modernas

Volviendo a la nebulosa del cangrejo, ha resultado ser los restos de la supernova más famosa de la historia, que tuvo lugar en el año 1.054.



Enrique III el Negro (1046-1056), emperador del Sacro Imperio romano Germánico. Señala a una nueva estrella ante la ciudad de Tivoli en 1054.

Según los registros de astrónomos chinos y árabes, ¡la estrella fue visible durante el día durante más de tres semanas! Y visible por la noche casi dos años completos.

Otras supernovas que han dejado registros históricos precisos tuvieron lugar en 1.006 (probablemente la más luminosa que ha conocido la historia), la de 1572 que vio Tycho Brahe y que comentamos en el curso anterior, y la de 1.604 que vio Kepler.

Ninguna persona viva ha visto a simple vista una supernova.

1.7 Agujeros negros, supernovas y púlsares

Como hemos visto, cuando una estrella se encuentra con “buena salud” y todavía conserva combustible de hidrógeno en su núcleo, mantiene un equilibrio entre las fuerzas nucleares de su interior, con las fuerzas de atracción gravitatoria. Por este motivo, cuanto mayor es la masa de la estrella, más caliente debe estar su interior para poder contrarrestar su fuerza gravitatoria.

Ya vimos que nuestro sol aún tiene combustible para 4.500 millones de años más. Las fuerzas de expansión debidas a las reacciones nucleares de su interior están, por el momento, en equilibrio con las fuerzas de atracción gravitatoria.

Cuando las estrellas son muy grandes y comienzan a agotar su combustible, la gravedad comienza a ser más fuerte que la energía interna de la estrella, y la estrella se contrae, lo que hace que el gas se comprima produciendo un **nuevo tipo de reacciones** que le aportan una energía interior adicional. Comienza en estos momentos a convertir el Helio en elementos más pesados (como el carbono y el oxígeno). Con esto solo prolonga su agonía. Esta energía acaba por no ser suficiente, y entonces la gravedad vuelve a ganar la partida, ahora ya definitivamente, de manera que la estrella continúa contrayéndose y ganando densidad rápidamente en torno a su núcleo. El resultado final es una supernova, expulsando una parte importante del material hacia el espacio. Y la parte central queda increíblemente compactada formando un púlsar o un agujero negro (si el tamaño de la estrella es superior a 20 veces la masa solar).

1.7.1. ¿Qué es un agujero negro?

Un agujero negro es un lugar donde la densidad y la masa son tan altas que, a una determinada distancia, nada puede escapar, ni siquiera la luz. Una vez que te acercas lo suficiente, y atraviesas ese límite, quedas atrapado para siempre, e incomunicado, porque ninguna información puede salir (ni la radio, ni la luz, ni ningún tipo de onda, energía o material).²

Newton no podría creer en la existencia de un agujero negro porque para él la luz es pura onda, pura energía, y por tanto no es atraída por la gravedad. En cuanto veamos la Teoría de la Relatividad, comprenderemos que no es necesario que los cuerpos tengan masa para ser desviados o afectados por la gravedad.

² No comentamos la radiación de Hawking en este curso

Las fórmulas de Einstein predecían la existencia de estos objetos tan extraños y, a día de hoy, se han localizado muchos. Se les localiza por los efectos de atracción que provocan a su alrededor. Es muy interesante ver este video para hacerse a la idea de la masa que algunos de estos agujeros negros acumulan en su interior. Absolutamente increíble.

[Video del tamaño y masa de los agujeros negros. Recomendado](#)

1.7.2. Cálculo del radio de un agujero negro

A pesar de lo dicho, Newton nos será muy útil para entender cómo funciona un agujero negro. Para ello, deberemos recordar el concepto de “velocidad de escape” que vimos en los cursos pasados, y que volveremos a recordar en el curso de astronáutica. En el caso de la tierra, la velocidad de escape era la velocidad que debía imprimirse a un objeto en su superficie para lograr que escape de su atracción gravitatoria para siempre. Esta velocidad en el caso de la tierra era de 11,2 Km/s.

Recordemos que era fácil calcular su fórmula. Bastaba con igualar la energía cinética que tiene el cuerpo al salir, con la energía potencial que va a ganar al llegar al infinito.

$$\frac{1}{2}mv^2 = \frac{GMm}{r}$$

$$v_{escape} = \sqrt{\frac{2GM}{r}}$$

Como vemos en la segunda fórmula, la velocidad de escape, como ya sabíamos, no depende de la masa del objeto que quiere escapar.

Ahora cabe preguntarse, ¿Cuál debe ser el radio a partir del cual la velocidad de escape tiene que ser superior a 300.000 km/s? Basta con sustituir v por c, y despejar r, y obtenemos esta fórmula:

$$r_s = \frac{2GM}{c^2}$$

Esta fórmula que hemos obtenido es el Radio de Schwarzschild, es el tamaño de un agujero negro para una determinada masa. Cualquier objeto que se encuentre a una distancia menor de r_s de la masa M , no escapará jamás, ni se comunicará jamás con nadie.

En el caso de la masa solar, el radio del agujero negro sería de 2,95 km. Es decir, si el sol quedara sin combustible y colapsara de tal manera que toda su masa quedara comprimida en una esfera inferior a 3 km, se formaría un agujero negro.

Pero la astrofísica nos dice que eso no ocurrirá. En principio, solo las estrellas que tienen una masa superior a 20 veces la del sol, pueden entrar en una crisis gravitatoria suficiente para convertirse en agujeros negros.

1.7.3. ¿Qué es un púlsar?

Cuando la supernova no tiene la masa suficiente para desarrollar un agujero negro, se forma en su interior un púlsar. Es un objeto extrañísimo formado únicamente por neutrones!, compactados de una manera increíble. Hasta el punto de que casi nada puede escapar de su atracción. La velocidad que necesitas para escapar de su superficie es la mitad de la velocidad de la luz.

Algunos de estos púlsar giran alrededor de sí mismos a velocidades de rotación inconcebibles para la masa que tienen ¡Algunos pueden dar 70.000 vueltas por minuto!

En el próximo capítulo mostraremos algo que dejó perplejos a la comunidad científica. El descubrimiento de las galaxias, la distancia a la que se encuentran, su magnitud y tamaño, demostraba que el universo es increíblemente gigantesco ¿Qué es el hombre en semejante infinidad?

1.8 Galaxias. Vamos descubriendo un universo gigantesco

A lo largo de los dos cursos anteriores, hemos explicado distintos cambios de paradigma que tuvieron una gran influencia en la historia del pensamiento universal.

El más importante fue descubrir y demostrar que la tierra se movía alrededor del sol. Esto nos colocaba viviendo en una roca que gira alrededor de una de las innumerables estrellas del universo.

Pero aún quedarían muchas más sorpresas que asimilar...

Entre 1780 y 1790 Herschel, continuando con el trabajo iniciado por Messier, había catalogado un gran número de objetos que tenían una forma “borrosa”. Fueron llamados “nebulosas”. El mismísimo Immanuel Kant había sugerido que quizás estas nebulosas podrían ser “grandes discos de estrellas”, independientes de la vía láctea, y a una gran distancia de ella.

Con la mejora de los telescopios en el siglo XIX Rosse descubrió que algunas de estas nebulosas tenían brazos en espiral! Y finalmente, con mejores telescopios aún, Huggins descubrió que muchas de estas nebulosas estaban formadas por muchas estrellas. Pero poco más se sabía. ¿A qué distancia se encontraban estas nebulosas? Estaban demasiado lejos como para calcularlas por paralaje...

1.8.1. Un nuevo método para calcular las distancias. Las cefeidas

En los primeros años del siglo XX, el estudio de la astronomía y la astrofísica ocupó a las más privilegiadas mentes del mundo (y quizás de la historia).

En 1908 Henrietta Swan Leavitt tenía como misión comparar el brillo de miles de estrellas cuyos datos recibía de observatorios de todo el mundo. En concreto se centró en la Pequeña Nube de Magallanes, y la Gran Nube de Magallanes, dos nebulosas que solo se pueden ver en el hemisferio sur y que, probablemente, ella nunca pudo ver.

A partir de los datos que recibía de estas nebulosas Leavitt fue capaz de descubrir 1777 estrellas de brillo variable. Nadie entendía por qué estas estrellas tenían un brillo que crecía y decrecía. Entre ellas, le llamaron la atención 47 de ellas, porque su brillo variaba de manera totalmente regular y periódica (algunas con un periodo de un día y otras con un periodo de más de 100 días). Las llamó “cefeidas”. Su descubrimiento será el cimiento para un cambio de paradigma.

Pero aún descubrió algo más. Las de periodo más largo tenían un brillo superior. Existía una relación entre el periodo y su brillo. Y dado que todas formaban parte de la misma nube, las diferencias en su brillo no podían deberse a la distancia, sino a que brillaban realmente más, o menos.

Fue de nuevo Hertzsprung quien se dio cuenta de que estas cefeidas podrían llegar a ser una herramienta magnífica para el cálculo de grandes distancias. Por medio de paralaje calculó la distancia de algunas de las cefeidas de la vía láctea, y con ello logró conocer cuánto brillaban realmente cada una de estas estrellas (su luminosidad real), y determinó la relación matemática que existe entre la luminosidad real de la estrella, y su periodo.

Una vez calibrado así el modelo, bastaba con conocer el pulso o periodo de una cefeida y, a partir de ahí, podemos saber su luminosidad **real** por la relación matemática descubierta por Hertzsprung. Comparando la luminosidad real de la estrella con el brillo que nos llega hasta aquí, podemos conocer su distancia. De esta manera pudo calcular la distancia de la Pequeña Nebulosa de Magallanes, que se encuentra a unos 200.000 años luz de nosotros.

Pero aún muchos de los científicos opinaban que el universo estaba formado por la Vía Láctea, y todo lo que veíamos estaba incluido en ella.

1.8.2. El centro de nuestra galaxia

Entrado el siglo XX los científicos conocían que muchas nebulosas estaban formadas por incontables estrellas, pero no acertaban a colocarlas fuera de la vía láctea.

En 1918 Shapley descubrió unos objetos que tenían forma de “globos de estrellas” (cúmulos globulares). Todos ellos parecían orbitar alrededor de un núcleo común, que se encuentra en la dirección de Sagitario. Había localizado el centro de la galaxia Vía Láctea. Con el método de las cefeidas logró calcular su distancia, 26.000 años luz.



El centro de la galaxia. Donde la vía láctea cruza con la eclíptica, en Sagitario.

Este descubrimiento demostraba que el centro de la galaxia se encontraba muchísimo más cercano que las otras galaxias.

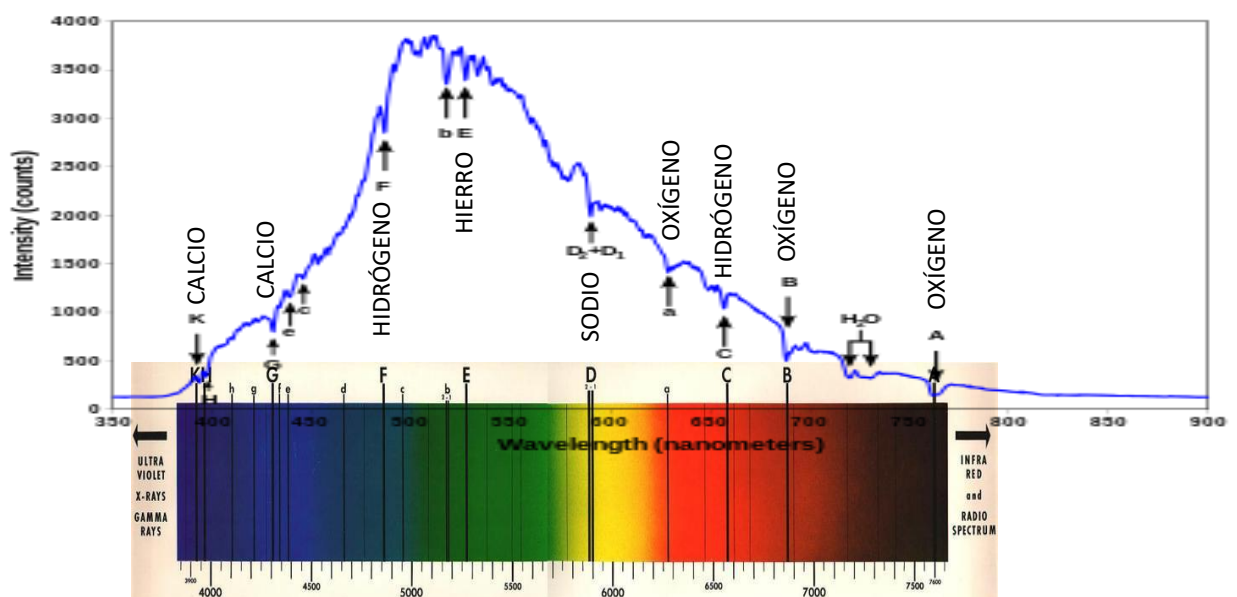
1.8.3. La Galaxia Andrómeda. Un universo fuera del nuestro

En esos años todas las miradas se pusieron en la nebulosa de Andrómeda. Era la nebulosa que veíamos más grande en el cielo.

En 1912 Slipher realizó un estudio de los espectros de luz que llegaban de Andrómeda.

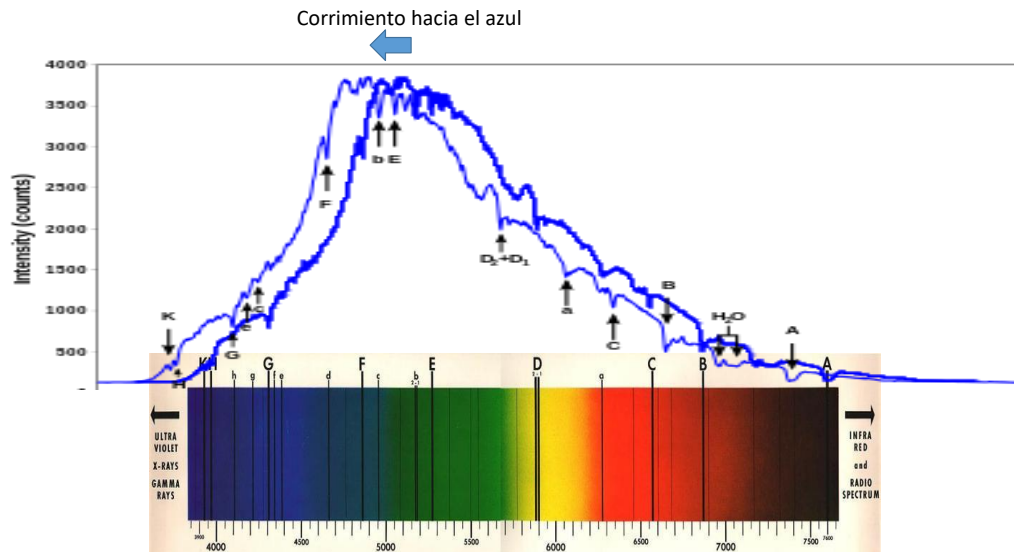
Ya vimos que los espectros de luz de las estrellas se caracterizan por tener unos “dientes” extraños debido a que determinados elementos de su atmósfera absorben frecuencias características. De esta manera se pueden conocer los tipos de elementos que existen en su atmósfera.

ESPECTRO DE LUZ DEL SOL



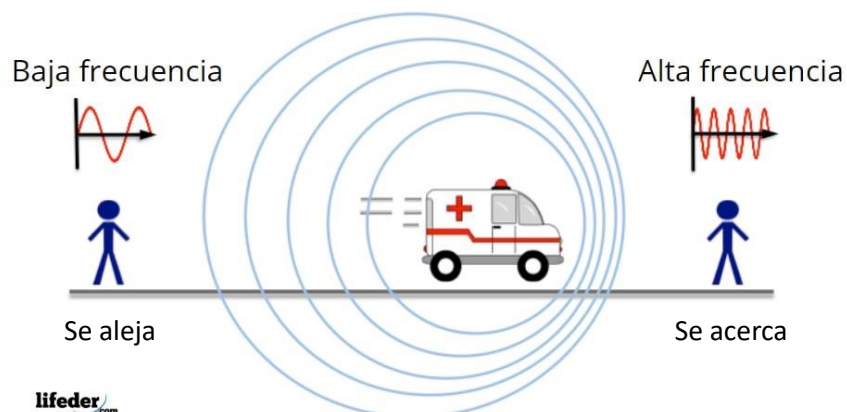
Pero cuando Slipher comenzó a analizar los espectros de luz de las estrellas de Andrómeda, los “dientes” de frecuencias absorbidas correspondientes a esos elementos salían idénticos a los que se conocían de las estrellas de la Vía Láctea, pero... ¡ligeramente corridos hacia el azul!

ESPECTRO DE LUZ DE UNA ESTRELLA IDÉNTICA AL SOL EN ANDRÓMEDA



En todas las estrellas de Andrómeda ocurría siempre lo mismo, la frecuencia de esos picos era siempre un poquito mayor de lo que cabía esperar, lo llamó “corrimiento hacia el azul”. Dedujo que esto solo podía deberse al efecto Doppler. Sea lo que fuera Andrómeda, esa nebulosa se estaba acercando hacia nosotros bastante rápido. Al acercarse, cada cresta de onda que envían, lo hacen cada vez más cerca, y por tanto el tiempo que pasa entre cada cresta es menor cuando llega hasta nosotros, que el periodo real con el que lo lanzan.

Efecto Doppler



Esquema explicativo del Efecto Doppler. Lifeder.com. Cuando una fuente sonora se acerca hacia nosotros, oímos el sonido con una frecuencia más alta de la real. Cuando se aleja lo oímos con una frecuencia más baja.

Dado que la variación en la longitud de onda era solo de un 0,1%, esto quiere decir que la galaxia se acercaba a una velocidad solo mil veces menor que la velocidad de la luz. Es decir, se acercaba a la increíble velocidad de 300 Km/s.



Así se verá el acercamiento de la galaxia Andrómeda, dentro de 4.000 millones de años

Pero fue Hubble quien, en 1923, ¡encontró en la nebulosa de Andrómeda una cefeida! Como hemos visto las cefeidas nos permiten calcular las distancias. De esta manera pudo determinar que su distancia era de ¡2,5 millones de años luz! Quedaba demostrado que Andrómeda era una galaxia exterior. Se descubrirían posteriormente muchas más... Nos hicimos conscientes entonces de que el ser humano habita en un universo descomunal ¿Qué somos nosotros exactamente? ¿Qué importancia tenemos?

El cálculo de las distancias de las galaxias nos llevó a un descubrimiento aún más importante, que de nuevo, modificó todo lo que pensábamos acerca de nuestro universo.

1.8.4. Nuestro universo es inmenso y se hace cada vez más grande

Slipher no se contentó con calcular la velocidad de acercamiento de Andrómeda. Obviamente en cuanto se dio cuenta del potencial de su método, calculó también otras 14 nebulosas. Descubrió que todas viajaban a velocidades asombrosas, de entre 300 y 1.000 km/s.

De las 15 que calculó, once de ellas tenían corrimiento hacia el rojo. Y solo cuatro hacia el azul.

Hubble utilizó estas mediciones y calculó, además, las distancias de estas nebulosas con el método de las cefeidas. El resultado fue sorprendente. Cuanto más lejanas estaban las galaxias, más corrimiento hacia el rojo tenían, es decir, más rápido se alejaban de nosotros. Con esto concluyó que el universo se está expandiendo. Lo explicamos a continuación.

Cojamos un globo y lo hinchamos solo un poquito. Dibujemos en el globo galaxias. Ahora lo inflamos. Veremos que cada una de las galaxias se alejará de las de alrededor. Ninguna es el centro pero todas se alejan las unas de las otras. Y se alejarán a mayor velocidad cuanto más lejos las hubiéramos dibujado ¿Por qué?

Si tenemos dos galaxias dibujadas que están separadas 2 cm. Cuando hinchamos el globo y duplicamos su radio en un segundo, pasarán a estar separadas 4 cm. Es decir, se han separado a una velocidad de 2cm/s

Pero las que estaban separadas 10 cm, pasarán a estar ahora separadas 20 cm. Es decir, se han separado a una velocidad de 10 cm/s.

Las galaxias que hemos dibujado cercanas se separan a 2 cm/s (lentamente). Y las que hemos dibujado más alejadas se separan a 10 cm/s (rápidamente).

¿Se comporta igual el universo?

Pensemos en las repercusiones que tiene esta teoría. Imaginemos que somos dos seres con solo dos dimensiones, y vivimos en la superficie del globo. Cuando el globo se hincha ¡Está creándose el espacio entre nosotros!

¿Debemos entonces imaginarnos el espacio como un globo que se hincha? No necesariamente. Ten en cuenta que, en lugar del globo, podríamos haber pensado en una tela elástica de la que tiramos desde cada esquina, ampliándola. El efecto sería el mismo, las galaxias que se encuentran más lejanas entre ellas se separarían a más velocidad, que las que se encuentran más cercanas entre ellas.

Pero me dirás “el universo tiene tres dimensiones y no dos”. En efecto, debemos por tanto imaginarnos que el vasto espacio en tres dimensiones está creando.

Es decir, y esto es importante, no es que las galaxias viajen por el espacio, es que ¡el espacio es el que se amplía entre ellas! El espacio está creciendo entre las galaxias. El propio espacio está en expansión. Se está creando el espacio.

En resumen, en muy pocos años, a principios del siglo XX, descubrimos que somos solo unos pequeños seres que vivimos en una roca, que gira en torno a una estrella común, que es una de las miles de millones de estrellas de la galaxia vía láctea, la cual es solo una de las miles de millones de galaxias del universo, el cual está en expansión.

Pero si el universo está en expansión, si nos retrotraemos en el tiempo hacia el pasado nos damos cuenta de que... ¿hubo un tiempo en que estaba todo concentrado en un pequeño espacio? y de manera increíble en un momento determinado ¿comenzó a expandirse?

1.8.5. Caso práctico. Por qué el cielo se ve oscuro por la noche. El universo tiene un origen en el tiempo

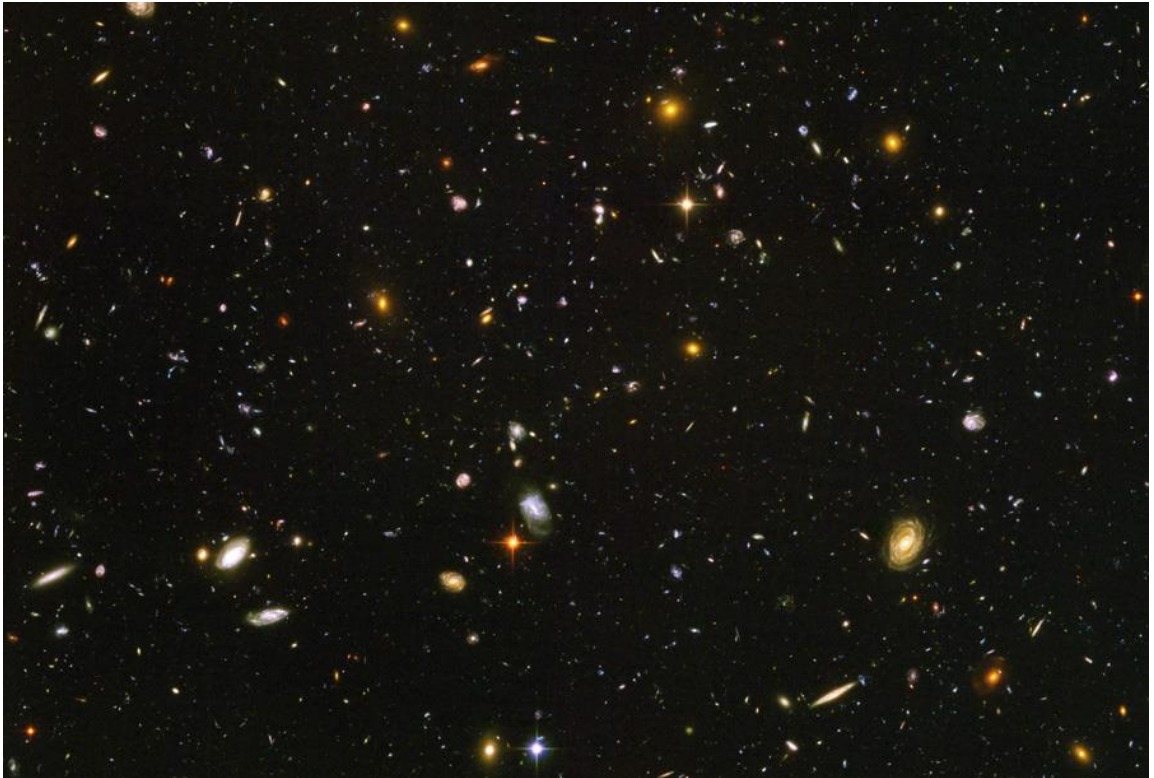
Parece una pregunta estúpida, pero la respuesta no es tan evidente y está muy relacionada con el tema que estamos tratando. La respuesta inmediata que cualquiera nos da para explicar por qué el cielo es oscuro sería que está oscuro porque el sol se ha puesto ya, es de noche, y por tanto hay oscuridad, igual que en nuestro cuarto cuando apagamos la luz.

Pero tengamos en cuenta que, solo en nuestra galaxia, hay 400.000 millones de estrellas. Es decir, hay estrellas por todas partes...



Imagen del Hubble. Estrellas del centro de nuestra galaxia.

¡Pero además también hay **galaxias** por todas partes! Cualquier pequeñísima porción del cielo a la que mires verás miles de estrellas y miles de galaxias.



Galaxias del universo, en una pequeñísima porción de nuestro ángulo visual. Imagen del Hubble

En este enlace puedes ver 260.000 galaxias, solo en el tamaño de cielo que ocupa nuestra luna:

[Vista de 260.000 galaxias en una sola foto](#)

Mapa de las galaxias en el universo: <https://mapoftheuniverse.net/>

El cielo nocturno debería ser deslumbrantemente brillante en todos los lugares donde miremos. Esta paradoja se la plantearon muchos astrónomos pero el planteamiento más interesante es el de Olbers.

La paradoja de Olbers

Supongamos que el universo es infinito, o inmensamente grande, las estrellas (o las galaxias, da lo mismo) son todas del mismo tamaño, y son todas igual de brillantes, y están uniformemente distribuidas por todo el espacio, con una densidad ρ estrellas/superficie.

Nos planteamos cuántas estrellas se encuentran exactamente a una distancia r de nosotros:

$$N = \rho \, 4\pi r^2 \text{ estrellas}$$

Podemos imaginar una “cúpula” que nos rodea, con un radio r , que tendría N estrellas “pegadas” al techo de esa cúpula. Queremos calcular ahora el brillo que tendría cada unidad de superficie de esa cúpula.

Por otra parte, el brillo (B) que nos llega de cada estrella depende de la luminosidad real de la estrella (L) pero, lógicamente, se reduce de manera inversamente proporcional a distancia al cuadrado (r^2):

$$B_{estrella} = \frac{L_{estrella}}{r^2}$$

Por tanto, el brillo que nos aporta la “cúpula” de N estrellas que está a una distancia r sería:

$$B_{cúpula} = \rho \, 4\pi r^2 \frac{L_{estrella}}{r^2} = \rho \, 4\pi L_{estrella}$$

Sorprendentemente, el brillo de la cúpula no dependería de su distancia.

Si cogemos ahora otra cúpula de estrellas que se encuentre a una mayor distancia (R), el número de estrellas será mayor porque la cúpula sería mucho más grande:

$$N = \rho \, 4\pi R^2 \text{ estrellas}$$

Pero el brillo que nos llega de cada estrella sería menor:

$$B_{estrella} = \frac{L_{estrella}}{R^2}$$

El brillo de esta cúpula más alejada, con muchas más estrellas pero mucho más alejadas, sería idéntico:

$$B_{cúpula} = \rho \, 4\pi R^2 \frac{L_{estrella}}{R^2} = \rho \, 4\pi L_{estrella}$$

Si hacemos el sumatorio del brillo de cada una de las infinitas cúpulas posibles que podemos construir a distintas distancias de nosotros, obtendríamos una multicúpula con luz en cualquier dirección que miremos. Si miramos en una determinada quizás podríamos ver una estrella cercana, y si miramos en otra dirección veríamos una galaxia lejana. Ambos objetos tendrían el mismo brillo a nuestros ojos. Y en todas las direcciones donde miremos encontraríamos el mismo brillo. Si vamos sumando capas externas el efecto sería algo así:

[Ver efecto](#)

¿Por qué no vemos entonces un cielo absolutamente brillante en todas las direcciones? ¿por qué lo vemos oscuro?

¿Quizás las estrellas y galaxias no están uniformemente distribuidas? En el caso de las estrellas, si consideramos solo las de la vía láctea, está claro que no están uniformemente distribuidas porque casi todas están contenidas en el plano de la galaxia. Por eso vemos mucho más claro el camino de estrellas de la vía láctea que cualquier otro lugar del cielo.

Pero si consideramos también las galaxias exteriores, que están por todas partes, en la misma proporción y uniformemente distribuidas, deberíamos ver el cielo igual de brillante en todas las direcciones donde miremos.

Las galaxias exteriores deberían proporcionar la misma luminosidad que la que proporciona Andrómeda. Todo el cielo debería estar iluminado con la misma intensidad que nos muestra Andrómeda.

¿Por qué no lo vemos así?

La razón es sorprendente. Se debe a que el universo comenzó a existir hace un tiempo finito. En concreto comenzó hace 13.700 millones de años. Desde entonces el universo se expande. Solo podemos ver las galaxias que se encuentran a una distancia menor que 13.700 millones de años luz, y eso es solo una pequeña porción del universo. Para ser precisos habría que decir que vemos las galaxias que se encontraban a solo 13.700 millones de años luz de distancia, cuando lanzaron sus fotones hacia nosotros, pero ahora mismo se encuentran muchísimo más lejos porque mientras ha estado viajando el fotón hacia nosotros, esas galaxias se han ido alejando de nosotros cada vez más.

Por otra parte, como las galaxias lejanas se alejan de nosotros a gran velocidad, el tipo de luz que nos llega es infrarroja, por el efecto Doppler que ya comentamos, y por tanto la energía y luminosidad de las capas del espacio más lejanas que contienen las galaxias más alejadas, tienen una luminosidad menor que las capas del espacio más cercanas.

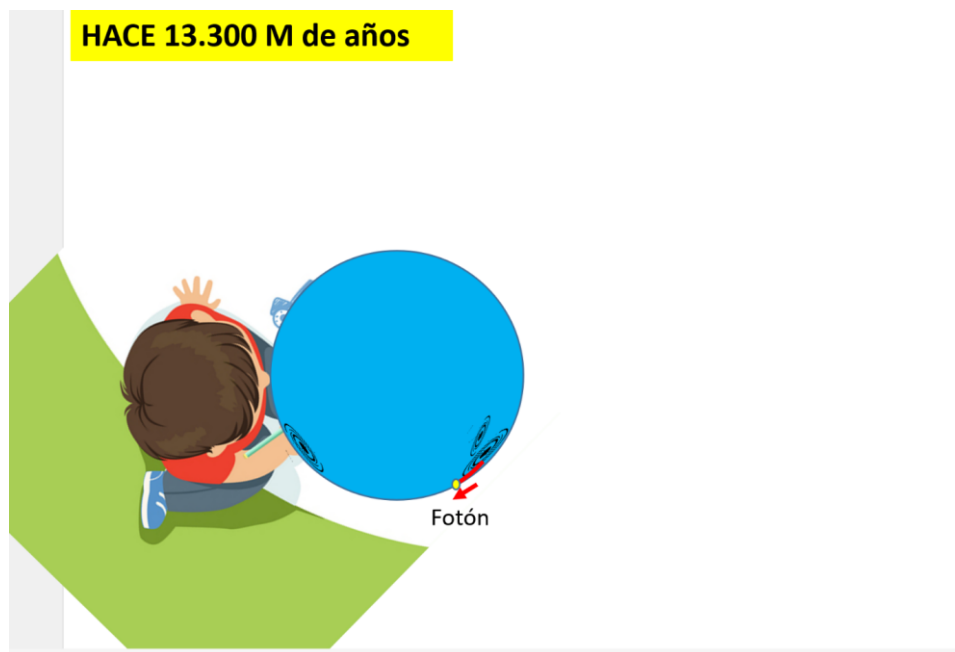
Por tanto, ya sabemos que, si el cielo es oscuro, es por una razón realmente sorprendente. El universo se expande.

1.8.6. ¿Cuál es el tamaño del universo observable?

Si respondemos de manera precipitada a esta pregunta diríamos que, considerando que la antigüedad del universo es de 13.700 millones de años, evidentemente, el tamaño del universo **observable** tendrá un radio de 13.700 millones de años luz desde la Tierra, porque todo lo que esté más lejos no podemos verlo, dado que aún no habría podido llegar la luz.

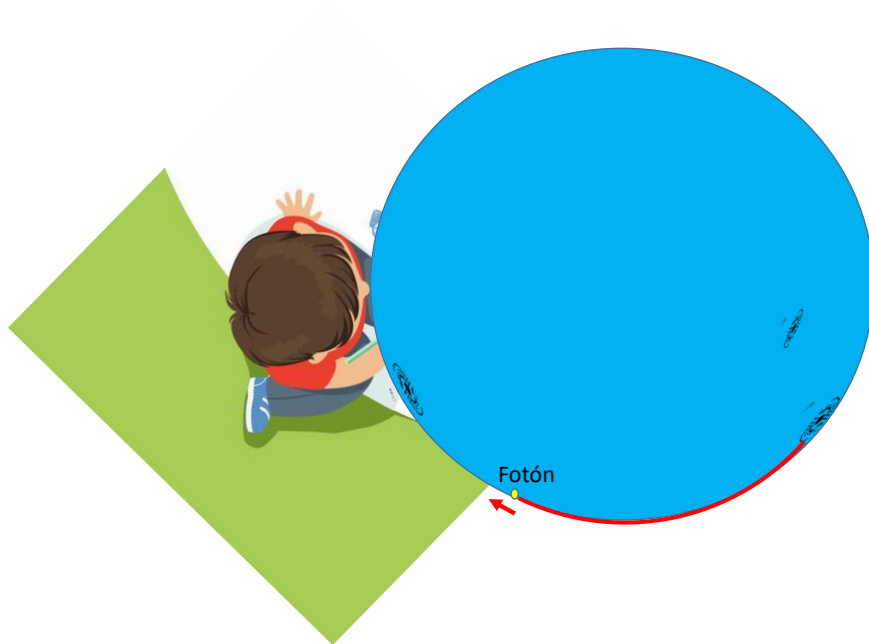
Pero debemos considerar que cuando las galaxias más lejanas que vemos enviaron sus fotones hace, por ejemplo, 13.300 millones de años, el universo era muchísimo más pequeño.

Intentemos explicarlo con la imagen del globo.

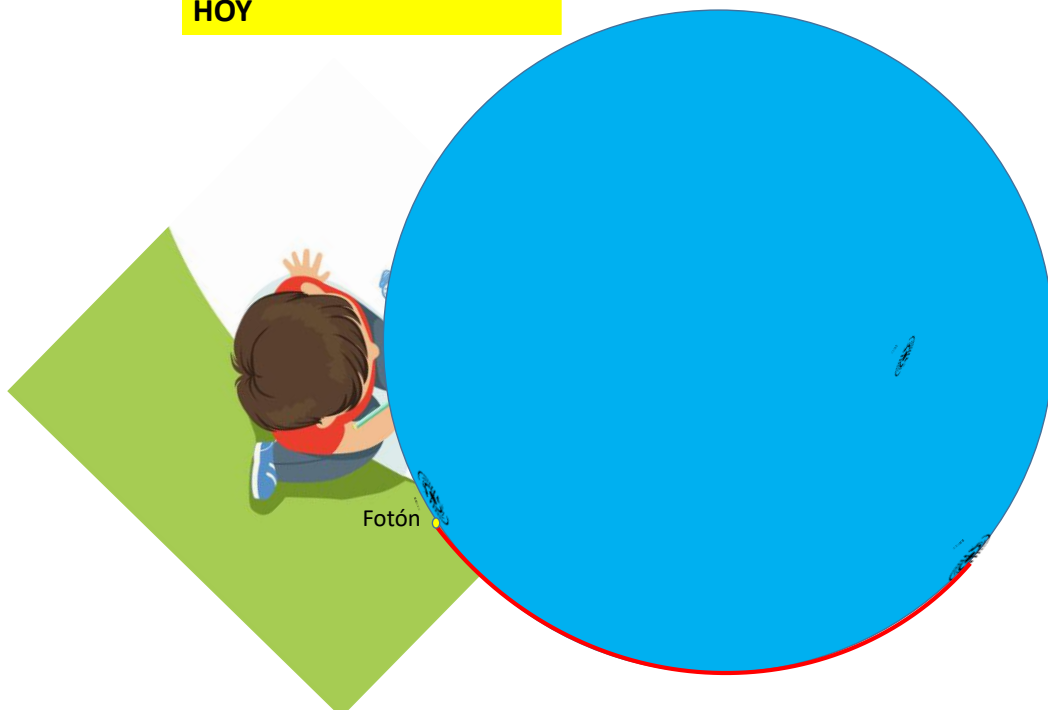


Hace 13.300 millones de años los fotones de las galaxias más lejanas (que estamos viendo hoy desde el Hubble) comenzaron su viaje hacia nosotros. En esos momentos el universo era mucho más pequeño de lo que es ahora, y las galaxias estaban mucho más apelotonadas (así de apelotonadas las está viendo el Hubble)

HACE 5.000 M de años



HOY

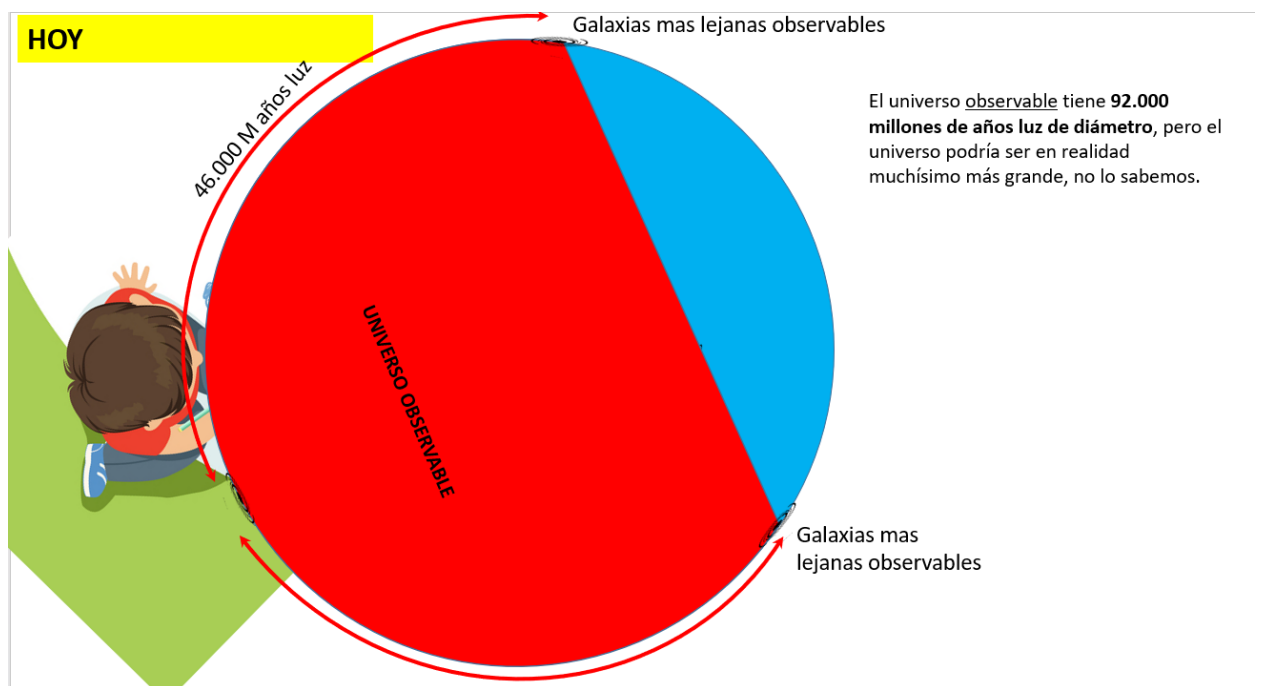


Hoy están llegando esos fotones que salieron hace 13.300 millones de años y nos muestran cómo era el universo en aquella época.

Esto es lo que explica por qué las galaxias más lejanas las vemos tan cerca unas de otras formando un universo muy denso. En realidad, estamos viendo cómo estaban hace 13.500 millones de años.

Por tanto el universo que observamos tiene un radio mucho más grande que 13.500 millones de años luz. Las galaxias más lejanas que observamos se encuentran hoy a unos 45.000 millones de años luz, pero quizás ya hayan cambiado mucho a lo largo de los últimos 13.500 millones de años (desde luego es seguro que están mucho más separadas que como las vemos).

El universo observable tiene **92.000 millones de años luz de diámetro**, pero el universo podría ser en realidad muchísimo más grande, no lo sabemos.



1.8.7. El ser humano necesita un universo inmenso y muy antiguo para existir

La reflexión que hacemos a continuación nos servirá para hacer un repaso de algunas de las cosas importantes que hemos visto hasta ahora.

Recordemos que, para que exista el ser humano, es **totalmente necesario** que hayan ocurrido antes una serie de acontecimientos imprescindibles que precisan de muchísimo tiempo.

Ha sido necesario, desde luego, un inicio (hablaremos del Big Bang en el capítulo de desafíos de la física. Posteriormente fue necesaria la formación de una estrella supergigante, capaz de cocinar en su núcleo interior los elementos pesados (carbono, silicio, etc.) a partir del hidrógeno.

Después, esa estrella tuvo que morir, y explotar formando una potentísima supernova, que esparció esos elementos pesados por el espacio.

Al cabo de un tiempo se estaría formando en las vecindades una nueva estrella. Esta vez debía ser una enana amarilla, porque debía ser estable y durar muchos miles de millones de años para poder permitir el desarrollo de la vida, y además, no debía emitir superllamaradas como hacen las enanas rojas, que son estables, pero son nocivas.

Esta enana amarilla (nuestro sol), tenía a sus alrededores nubes de gas y materia que habría sido contaminada por los elementos pesados de la supernova anterior. Esos gases y restos materiales acabaron formando los planetas del sistema solar que hoy conocemos. En concreto La Tierra acabó formándose con una atmósfera totalmente saturada de dióxido de carbono. Ese carbono será fundamental.

Pasados muchos millones de años, el planeta Tierra se fue enfriando, y de alguna forma, a lo largo de tres mil millones de años de evolución, fueron surgiendo primero los seres unicelulares, después los pluricelulares, después las algas, los peces, los anfibios, los animales terrestres... y finalmente el ser humano.

A lo largo de todos esos miles de millones de años que fueron precisos para cocinar el carbono y el resto de los elementos pesados en el interior de una supergigante roja, y los miles de millones de años necesarios para permitir la evolución de la vida y de las distintas especies **el universo no ha dejado de expandirse.**

De manera que, cuando miramos al cielo y vemos la inmensidad en la que habitamos, cuando miramos por el telescopio y vemos miles de millones de galaxias a 13.000 millones de años luz de distancia, debemos pensar que **es necesario que el universo sea tan antiguo y, por tanto, que el universo sea tan inmenso, para que yo pueda existir.**

Necesario, pero no suficiente.



Contact. Película de Jodie Foster. "Si solo estamos nosotros, cuanto espacio desaprovechado"

La verdad que, no sé si estamos solos o no, pero toda esa inmensidad de espacio es imprescindible para que yo pueda existir.