

MECANISMOS DE LA EMISIÓN

Hay muchos mecanismos que provocan emisión natural en los objetos astronómicos. Haremos una reseña de los mecanismos en juego.

La radiación que proviene del espacio trae información sobre el fenómeno que la produjo. Nos dedicaremos a reseñar los más importantes.

Radiación monocromática o de línea espectral:

La radiación monocromática o de línea espectral, ya se la mencionó antes siendo su ejemplo más relevante el de la línea del hidrógeno neutro en 21 cm de longitud de onda (1420 MHz) aunque últimamente se han detectado una gran cantidad de líneas correspondientes a moléculas complejas.

La emisión en 21 cm corresponde al cambio en el spin del electrón en los átomos de hidrógeno atómico (no molecular) en su estado fundamental, es decir, con el electrón en la órbita más baja, de menor energía.

El spin electrónico puede tener, en este caso, solo dos estados posibles: el paralelo al del núcleo, y el antiparalelo. Entre estos dos estados existe una pequeña diferencia de energía. Cuando el electrón cambia el spin espontáneamente, lo que suele ocurrir muy raramente, se produce la emisión de la energía sobrante en forma de un fotón, es decir, de un pequeño "paquete" de ondas electromagnéticas.

Hace tiempo Max Planck descubrió la relación que existe entre la energía que lleva un fotón con la frecuencia de las ondas que lo componen.

Cuanto mayor energía contiene el fotón, tanto mayor será la frecuencia de sus ondas.

A pesar de la bajísima probabilidad del cambio espontáneo del spin del átomo de hidrógeno atómico, la gran abundancia en el espacio del gas cubre, con creces, la rareza del fenómeno, y la emisión en la frecuencia mencionada se hace notar fuertemente, y por ello fue la primera línea de emisión detectada con los equipos primitivos.

En el diagrama vemos una distribución aproximada de la radiación proveniente del espacio, tanto del espectro continuo como el de líneas, aunque se incluyen solo dos de ellas.

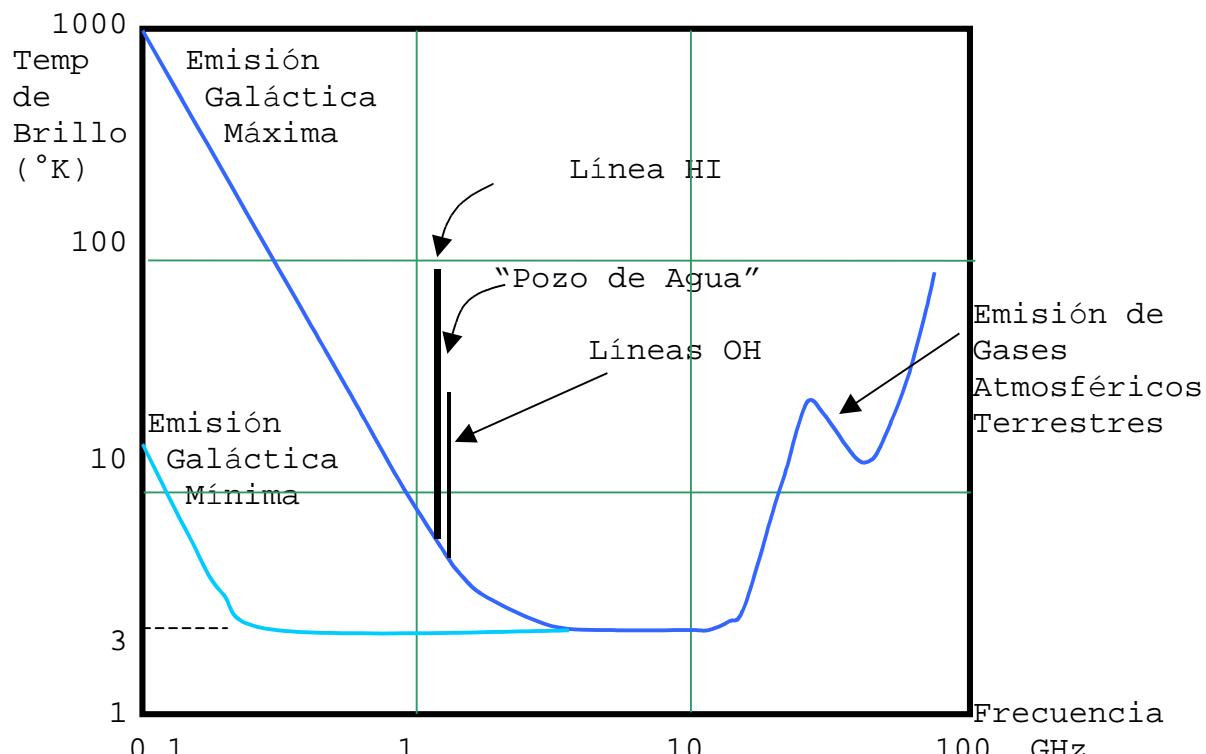


Fig. 8-1

Cuando se descubrió la línea del hidrógeno neutro en espectros tomados por Ewen y Purcell (1951) en Harvard y unas semanas después en Holanda y Australia, inmediatamente se comenzó la búsqueda de otras, y así aparecieron las del radical oxhidrilo OH, un doblete en 1665 y 1667 MHz, descubiertas por Weinreb, Barrett, Meeks y Henry (1963) en absorción sobre la radiación de fondo proveniente desde la fuente Cassiopeia A, dando los primeros indicios de la existencia de agua interestelar.

La propia línea del hidrógeno neutro fue detectada en absorción sobre Cassiopeia A en 1954 por Hagen y McClain en el US Naval Research Laboratory.

La línea OH involucra una transición del dipolo eléctrico que es mucho más fuerte que la transición del dipolo magnético de la línea del hidrógeno. La probabilidad de la transición OH es también más alta.

Como resultado, ha sido posible detectar la línea OH aún aunque la abundancia del OH es mucho menor a la del hidrógeno neutro.

Sobre la dirección de Cassipeia A los átomos de hidrógeno neutro son 20 millones de veces más abundantes que los radicales OH (Barrett, 1964).

Otros observadores australianos afirman que sobre la dirección del Centro Galáctico esta relación es mucho menor (relativamente más OH). También encontraron curiosas concentraciones de OH cerca del núcleo que difieren notablemente en su distribución de velocidades radiales de las concentraciones de hidrógeno neutro (HI). El grupo australiano (Gardner, Robinson, Bolton y van Damme, 1964) también detectó el par de líneas "satélite" del OH en 1612 y 1720 MHz. Estas líneas no son tan intensas como las del par cercano en 1665 y 1667 MHz.

Estas líneas moleculares son originadas por cambios en la forma de vibración de las moléculas que en su mayor parte caen en la zona de radio y de infrarojo. En el presente la tecnología está dirigida a la detección de líneas en las bandas milimétricas y sub-milimétricas, que es donde se está encontrando la mayor abundancia de esta clase de líneas.

Hoglund y Mezger (1965) también detectaron líneas producidas por cambios en los niveles de energía por transiciones cuánticas orbitales, como las que producen las líneas en el espectro visible, correspondiente a órbitas electrónicas elevadas, como la transición 110 a la 109, a una frecuencia de 5008 MHz en las nebulosas de Orión y Omega.

La lista de moléculas interestelares encontradas crece día a día.

Últimamente se ha reportado la existencia de alcohol espacial, dando a algunos adeptos al líquido una esperanza risueña. El estudio de las líneas no solo es provechoso por lo que reporta en el conocimiento de la física y química interestelar sino por los resultados del estudio de la dinámica de las nubes emisoras. Así, nuestra galaxia se ha podido delinear en forma aproximada, dando por vez primera la posibilidad de conocer su forma aparentemente espiralada. De los perfiles de las líneas, donde se muestra intensidad versus la frecuencia (o

velocidad radial) se encuentra que en algunas direcciones el HI se mueve hacia nosotros y en otras direcciones se aleja, con velocidades de hasta varios centenares de kilómetros por segundo. De tales observaciones y ayudados por un apropiado modelo de velocidad-distancia al núcleo galáctico, se hizo posible la construcción de un mapa aproximado de la distribución del HI en la galaxia.

El mapa realizado por holandeses y australianos muestra la posición del Sol y del núcleo galáctico. Su distancia de separación es de unos 25000 años luz.

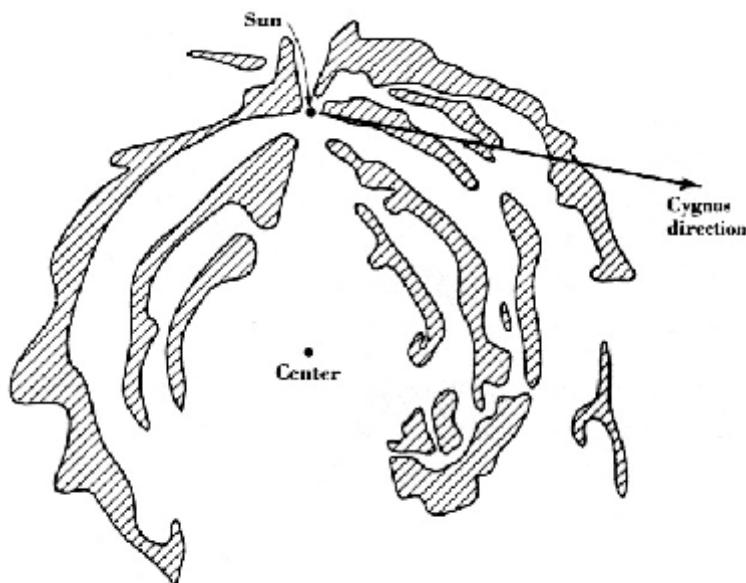


Fig. 8-2
Distribución del hidrógeno neutro en la galaxia, mostrando su compleja estructura. Las áreas sombreadas corresponden a regiones de mayor abundancia del gas deducida de la radiación en 21 cm.

En direcciones hacia el Centro Galáctico, la velocidad radial debido a la rotación tiende a cero y se vuelve confusa con velocidades radiales correspondientes a turbulencias locales.

Por ello se deja en blanco un sector correspondiente al centro. A pesar de este problema, las observaciones del núcleo galáctico (Sagittarius A) en la línea HI y en el continuo indican una remarcable estructura en ese lugar.

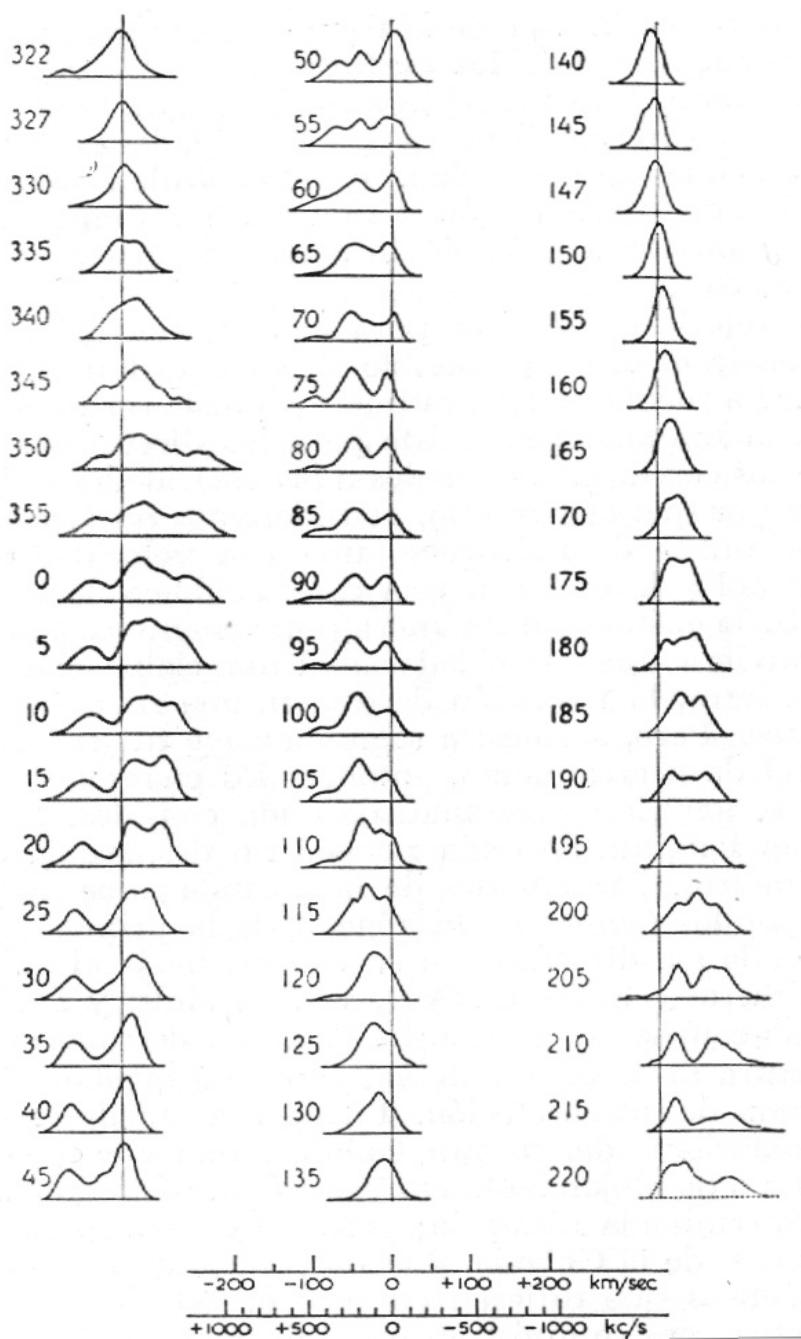


Fig. 8-3
 Perfiles de
 21 cm
 obtenidos por
 van de Hulst,
 Muller y Oort
 de toda la
 extensión
 galáctica
 entre las
 longitudes
 322° y 220° y
 para puntos
 de 5° de
 separación a
 lo largo del
 círculo
 galáctico. El
 efecto
 producido por
 los brazos
 espirales
 pueden
 seguirse
 fácilmente
 comparando un
 perfil con el
 que sigue o
 el que lo
 precede. La
 escala de
 velocidades
 radiales está
 impresa al
 pie del
 diagrama.
 (Institutes
 of the
 Netherlands)

Podemos ver en la tabla siguiente un resumen muy escueto sobre algunas líneas espectrales registradas

Tipo	Frecuencia (MHz)	Detalles
HI	1420	fuerte
Deuterio	327	
O16H	1612	débil
	1665	fuerte
	1667	fuerte
	1720	débil
O18H	1584	débil
	1637	fuerte
	1639	fuerte
	1692	débil
HII	1425	
HII	5009	
HII	5736	
HII	8872	
SH	111	
SiH	~2400	
CH	~1000	
CH	~3180	
CN	~113 GHz	
NH	~950 GHz	

Emisión de espectro continuo

Radiación térmica:

Todos los cuerpos con una temperatura sobre el cero absoluto (-273° Celsius = 0° Kelvin) emiten radiación electromagnética con una distribución espectral a lo largo de las frecuencias, que es altamente dependiente de la temperatura de esos cuerpos.

En general, todos los cuerpos reflejan y absorben partes de la radiación que incide en ellos, pero también emiten. Un cuerpo absorbedor perfecto es llamado "cuerpo negro" y se caracteriza por absorber toda radiación que incide en él. Cuando un cuerpo de tal naturaleza está en equilibrio con un medio homogéneo cerrado, su temperatura permanece estacionaria pues no se queda con nada de la energía que en él incide, lo que significa que también la irradia. Discriminadamente para cada frecuencia de radiación, irradia todo lo que absorbe. En este caso la distribución espectral de la radiación de este cuerpo negro toma una forma determinada solamente por su temperatura.

La forma de medir esa distribución de la radiación de un cuerpo negro en función de la longitud de onda (o de su frecuencia) es usando un fotómetro (contador de fotones) limitando su campo de medición a un pequeño ángulo, y su extensión espectral a un fino grupo de longitudes de onda (radiación monocromática).

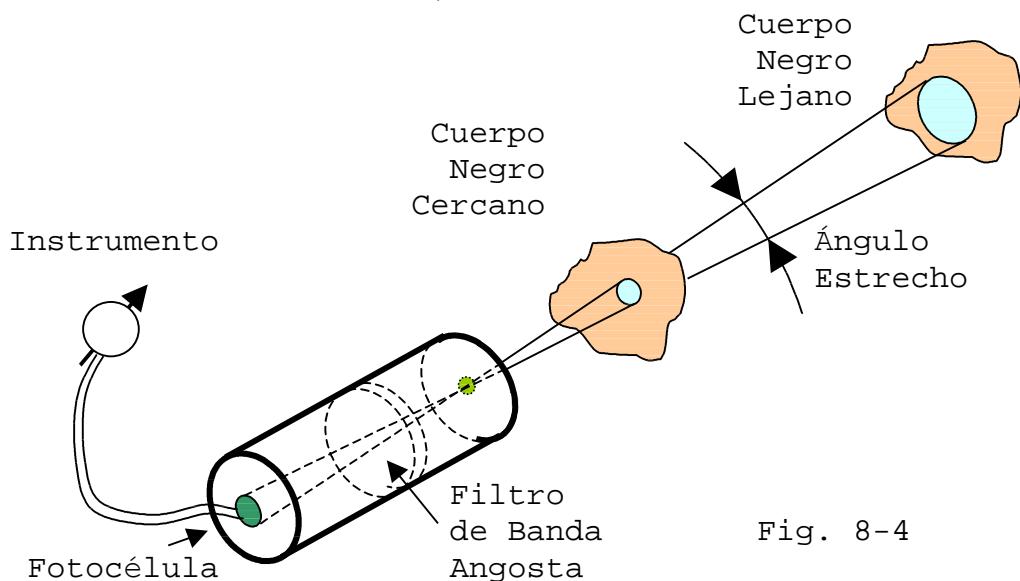


Fig. 8-4

Con tal tipo de medidor, la distancia a que esté el cuerpo no incide en la medición mientras no exista en el camino ningún elemento absorbente.

La curva de distribución se obtiene midiendo la salida del fotómetro a medida que se va variando la longitud de onda de medición (cambiando el filtro de banda estrecha).

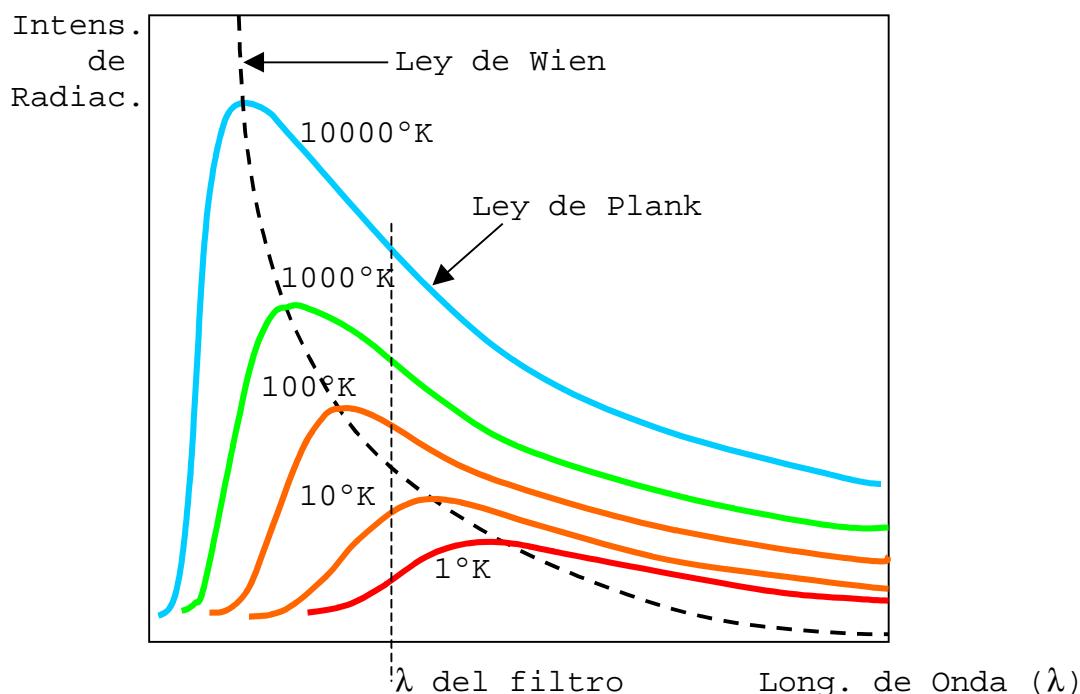


Fig. 8-5 Curvas obtenidas midiendo la Intensidad de Radiación que proviene de cuerpos negros a diferentes temperaturas. La curva I vs. l responde a la Ley de Plank. Otra curva que liga los máximos de las diferentes curvas de Planck responden a la Ley de Wien.

Estas curvas fueron obtenidas en forma teórica por Max Planck en 1901 y se llaman curvas de la ley de radiación de Planck.

En ellas se notan varios detalles:

El máximo de energía emitido se corre hacia las longitudes de onda más cortas, cuando aumenta la temperatura del cuerpo (Wien).

La curva de una temperatura superior está siempre por encima de la correspondiente a una temperatura menor.

La clave para la obtención analítica de estas curvas que se corresponden con la realidad, estuvo en el descubrimiento de que la radiación se emite en quantos, que son pequeños paquetes de energía. Los intentos anteriores a Plank de explicar la radiación fracasaban por no tener en cuenta este detalle clave. La cantidad de energía emitida en cada quanto depende de la frecuencia de la emisión y se llama fotón.

$$\epsilon f = h * f$$

donde ϵf : Energía del fotón (joule)

h : Constante de Plank ($6.62 * 10^{-34}$ joule.sec)
 f : Frecuencia de la onda (Hz)

La ecuación de las curvas de Plank da la Intensidad de Radiación que emite la superficie de un cuerpo negro y se llama Emisividad de un cuerpo negro

$$If = \frac{2 h c}{\lambda^3} \frac{1}{(e^{hc/k\lambda T} - 1)}$$

watt

donde: If : Emisividad del cuerpo negro ($\frac{\text{watt}}{\text{m}^2 \text{ Hz str}}$)

h : Constante de Plank
 k : Constante de Boltzmann ($1.38 * 10^{-23}$ joule/°Kelvin)
 λ : Longitud de onda considerada (m)
 c : Velocidad de la luz (300000 m(seg)
 T : Temperatura absoluta del cuerpo negro (°K)

Reemplazando valores

$$If = \frac{3.97 * 10^{-25}}{\lambda^3 (e^{0.0143/\lambda T} - 1)}$$

Sin embargo, en las relativamente bajas frecuencias tratadas en Radioastronomía no hace falta considerar toda esta ecuación debido a que en este rango de frecuencias se cumple que

$$h c \ll k \lambda T$$

en el exponente del número e de la ecuación de Plank. Esto conduce a que

$$e^{hc/k\lambda T} \sim 1 + hc/k\lambda T$$

que nos lleva a la simplificación de Rayleigh-Jeans de la ecuación de Plank

$$I_f = \frac{2 k T}{\lambda^2}$$

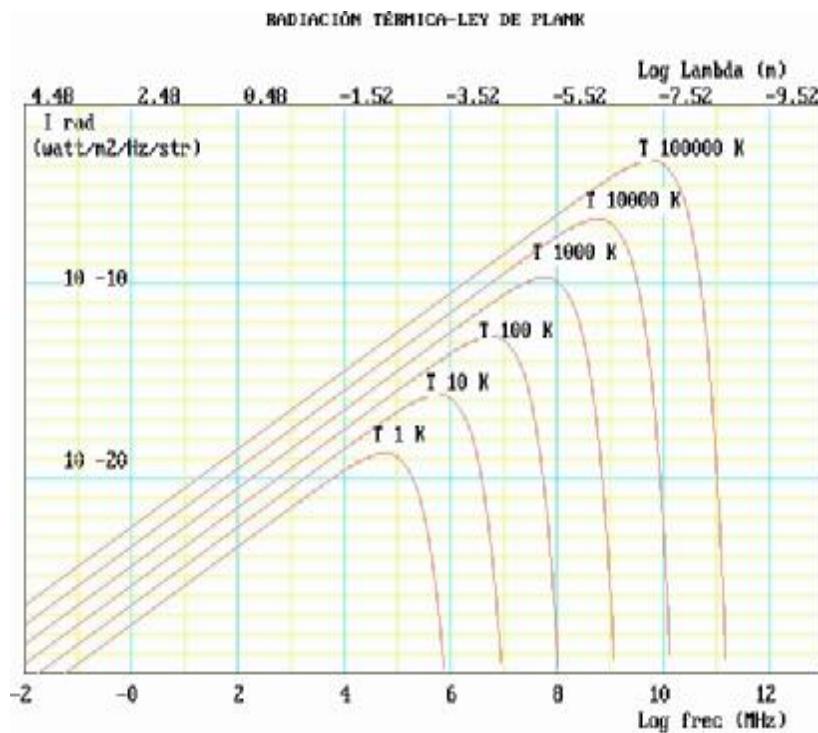


Fig 8-6
Diagrama doble logarítmico de las curvas de Planck
Intensidad-frecuencia. En la región de la izquierda están las ondas de radio, donde se nota que las curvas se aproximan a rectas. Aquí se usa la simplificación de Rayleigh-Jeans.

Esta es la ecuación que se usa universalmente para todos los cálculos sobre Intensidad de Radiación en Radioastronomía.

Por otro lado, la Ley de Wien relaciona la temperatura absoluta del cuerpo negro (T) con la longitud de onda del máximo de las curvas de Plank

$$\lambda_m = \frac{5.08 \times 10^{-3}}{T}$$

donde λ_m : Longitud de onda de la Intensidad máxima(m)
 T: Temperatura absoluta del cuerpo negro (°K)

Todo esto sugiere que, conocidas estas curvas de distribución, se puede medir, con el citado fotómetro monocromático, la radiación correspondiente a una dada longitud de onda emitida por un cuerpo negro, y con ello, entrar en las curvas de Plank, con las que se determina la temperatura del cuerpo en forma directa.

No haría falta realizar mediciones en otras longitudes de onda, pues sabemos de antemano como es la curva correspondiente a esa temperatura.

Sin embargo, los cuerpos reales no son cuerpos negros; y a veces su distribución espectral difiere notablemente de la de aquellos. Esto significa que cuando se mide la radiación monocromática emitida por un cuerpo real a una dada longitud de onda, y se entra en las curvas de los cuerpos negros, se obtiene un valor que es solo la temperatura que tendría un cuerpo negro, que en esa dada longitud de onda, emitiera el valor fotónico medido.

Al medir con el mismo fotómetro en otra longitud de onda al cuerpo real, seguramente el valor de temperatura obtenido será diferente al anterior indicando claramente que el cuerpo posee diferentes temperaturas según la longitud de onda de medición.

Lo relatado es exactamente lo que sucede cuando se intenta determinar temperaturas de las nubes espaciales (ver Fig. 8-1) observadas con un radiotelescopio sintonizado a una banda de frecuencias estrecha (monocromático).

Quizás el comienzo de la Radioastronomía se favoreció en que la diferencia con los cuerpos negros ideales que poseen las nubes interestelares galácticas es muy grande. Tanto que, para las frecuencias usadas por el pionero Karl Jansky, estas nubes llegaban a cientos de miles de grados, brillando copiosamente en forma inesperada. Este brillo decayó fuertemente al

aumentar la frecuencia de medición y a 1000 MHz ya queda prácticamente en 3 grados kelvin, que es la temperatura del fondo cósmico descubierta hace poco por Penzias y Wilson.

Resultaba evidente que esta radiación no era de naturaleza térmica, y en un principio quedó en una absoluta incógnita pero después se develó el misterio atribuyéndose esta radiación al movimiento masivo de electrones dotados de velocidades muy cercanas a la de la luz que entraban en espacios atravesados por débiles campos magnéticos interestelares (no se debe confundir con los campos existentes en las coronas estelares).

Las curvas de la radiación térmica deben su forma a una lucha entre la emisión y la absorción de la energía dentro de un cuerpo negro. El razonamiento es el siguiente:

Una partícula componente de un cuerpo tiende a radiar su energía espontáneamente luego de un tiempo determinado. Si la cantidad de partículas radiantes aumenta, así se incrementará la energía radiada.

Pero las citadas partículas no solo irradian sino que también absorben.

Cuanto mayor sea el recorrido de los fotones dentro del cuerpo, mayor será la probabilidad de que sean absorbidos, por lo que las partículas situadas muy por debajo de la superficie libre del cuerpo no tendrán prácticamente oportunidad de hacer salir sus fotones al exterior.

El resultado es que de un cuerpo que irradia por efecto térmico solo vemos los fotones que provienen de partículas cercanas a su superficie.

Lo que dan las curvas de Planck es entonces una cota máxima de la radiación que puede escapar de un cuerpo negro para cada frecuencia, dada la temperatura del mismo.

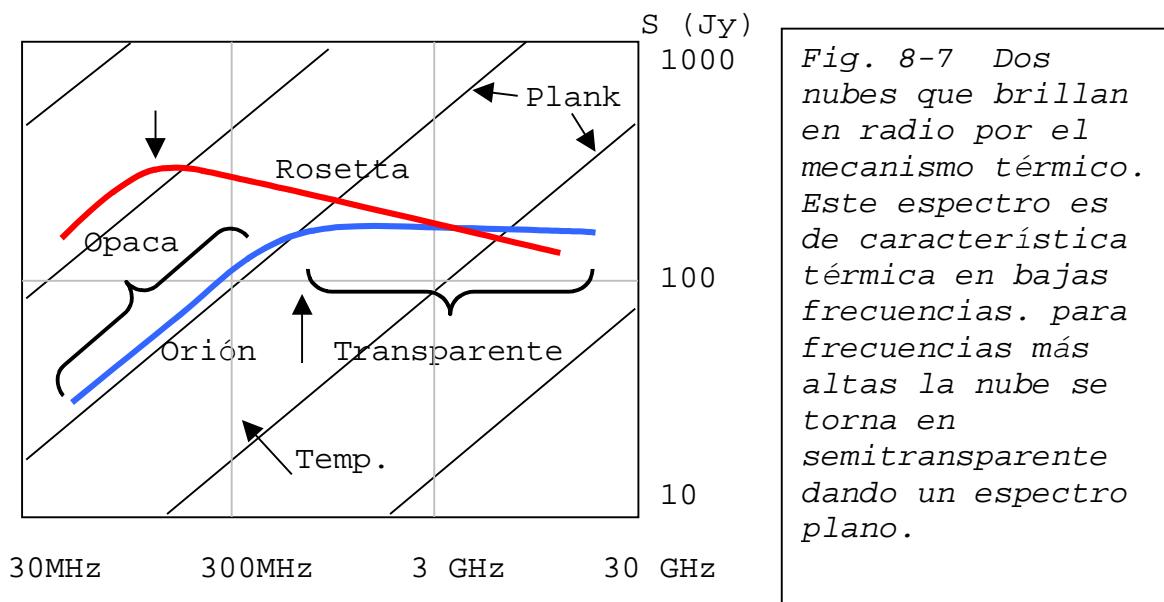
En las nubes interestelares, la radiación térmica se relaciona con gases ionizados. La energía proviene del proceso conocido como libre-libre.

En este proceso, un electrón libre pasa por las proximidades de un núcleo atómico ionizado (despojado de alguno de sus electrones, y por lo tanto cargado positivamente) acelerándose, especialmente por el cambio de la dirección de

su movimiento, pero volviendo a quedar libre luego de esa acción. Esta aceleración provoca la emisión de tipo térmico, pues la distribución de las energías de los fotones emitidos copia la de la temperatura electrónica del medio, es decir, la medida de las velocidades electrónicas en el mismo.

La emisión es también acompañada de absorción por los mismos electrones, lo que termina de clasificar como térmico al proceso en consideración, por lo que la distribuciónpectral de esa radiación sigue las curvas de Planck antes mencionadas.

Sin embargo, en muchos casos la temperatura deducida de la medición de la energía recibida arroja un valor menor al que existe en el medio, y esto suele suceder desde cierta frecuencia en adelante.



La causa de este efecto reside en la falta de opacidad de la nube emisora para ese rango de longitudes de onda.

Un cuerpo negro sólido tiene una opacidad total, por lo que la curva de distribuciónpectral tiene la forma característica ya conocida, pero una nube interestelar puede no ser suficientemente opaca, o en otras palabras, puede no poseer la cantidad suficiente de partículas radiadoras/absorbedoras que manifiesten totalmente su temperatura. Esta opacidad se puede calcular y medir y en Astronomía se la llama "profundidad óptica".

La profundidad óptica se mide en términos relativos (no tiene unidad como metros, kilómetros, etc.) sino que, para dar una idea, se puede decir que una nube oscura con una profundidad óptica = 1 absorbe aproximadamente un setenta por ciento de la radiación que incide en ella. El resto la atraviesa.

Como la profundidad óptica de una nube con una densidad electrónica dada depende de la frecuencia de la radiación, en una misma nube habrá una banda de frecuencias para las que tendrá una gran opacidad, y por consiguiente en esa banda responderá a las curvas de Planck, pero luego de una cierta frecuencia, la distribución espectral de su emisión se alejará de las curvas, hacia temperaturas de brillo aparentes menores pues su opacidad no alcanzará para llegar a las curvas.

El punto de cruce, es decir, la frecuencia donde se empieza a apartar de la conocida emisión de cuerpo negro, sirve para determinar las condiciones físicas del medio emisor.

Una nube típica que se estudia en la literatura y muy conocida por los aficionados es la Gran Nebulosa de Orión, que debe su energía a un grupo de estrellas muy jóvenes envueltas por la nube. La copiosa y energética radiación ultravioleta que alcanza a gran parte de los gases presentes mantiene el entorno ionizado, dando lugar a los fenómenos explicados anteriormente. Aquí, a frecuencias del orden del GigaHertz se comienza a diferenciar la distribución a la dada por Planck (ver Fig. 8-6).

La densidad electrónica en la parte densa de la Nebulosa de Orión alcanza a varios miles de electrones por cm^3 , y en sus bordes a unos 10 por cm^3 .

Según vemos en la obra de Kraus, la nebulosa Rosetta, en cambio, es más densa en los bordes, con un promedio de aproximadamente 10 electrones por cm^3 . Además la nube Rosetta es mucho más masiva, conteniendo unas 10000 masas solares, comparada con la nebulosa de Orión con sus 100 masas solares.

También se han estimado cotas superiores para las edades de estas nubes en 10000 años para Orión y 50000 para Rosetta. Estas edades se refieren al tiempo durante el que fué de importancia la excitación ultravioleta producida por las estrellas de tipo temprano (clases O y B) que están

relacionadas con las nubes. Como resultado de la excitación se producen movimientos de los gases dentro de las nubes que originan las irregularidades en la distribución de densidades encontradas, por ejemplo en la Rosetta.

El estudio de algunas nubes de nuestra galaxia ilustra de algún modo el concepto.

Objeto	Densidad de Flujo radiante	Distancia
Cygnus X	~5000	~3300
Nebulosa Omega (M17)	1000	5500
Neb. Norteamérica	550	2900
Neb. de Orión (M42)	520	1600
Neb. Rosetta	260	4600
Neb. Laguna (M8)	260	3900

Las mediciones fueron realizadas en una frecuencia de 1400 MHz y dan la energía de radio que nos llega de las fuentes tomando como patrón la unidad de densidad de flujo: El Jansky

$$1 \text{ Jansky} = 10^{-26} \frac{\text{watt}}{\text{m}^2 * \text{Hz}}$$

Las distancias están expresadas en años luz.

La radiación más abundante que proviene de las nubes interestelares en la zona de frecuencias de radio es la producida por el mecanismo sincrotrón.