

# Enseñanza

## ENSEÑANZA Y DIVULGACIÓN DE LAS CIENCIAS

### INTRODUCCIÓN A LA RADIOASTRONOMÍA

#### INTRODUCCIÓN

El Universo ya no está reducido exclusivamente a lo que podemos observar con nuestros ojos, sino que el ser humano ha sido capaz de construir instrumentos que faciliten el conocimiento de aquello que nuestros ojos no alcanzan a ver o que no están preparados para ver.

A lo largo de la historia, el hombre ha desarrollado instrumentos que le ayudasen a observar el cielo. Primero lo hizo buscando aquellos instrumentos que amplificasen la potencia de sus ojos, los telescopios ópticos, y más tarde buscando instrumentos que abarcasen longitudes de onda distintas a las que se podían observar visualmente: radiotelescopios, telescopios de infrarrojos, etc.

#### ¿QUÉ ES LA RADIOASTRONOMÍA?

La Radioastronomía es la rama de la Astronomía que estudia los objetos celestes y los fenómenos astrofísicos midiendo su emisión de radiación electromagnética en la región de radio del espectro.

Como sabemos, el *espectro electromagnético* (ver Figura 1) es el conjunto de la radiación electromagnética de todas las longitudes de onda. La luz no es más que radiación electromagnética en un pequeño rango de frecuencias a las que el ojo humano (y el de la mayoría de las especies dotadas de visión) es sensible. El hecho de que estemos dotados para la visión en el espectro visible, nos permite aprovechar el máximo de emisión del Sol que se produce en este rango. Probablemente, si nuestro Sol tuviese su máximo en el infrarrojo, nuestros ojos estarían dotados para ese tipo de visión.

Las radiofrecuencias abarcan el espectro electromagnético comprendido entre 5 kHz y 300 GHz. Dentro de las radiofrecuencias se han definido unas bandas estándar determinadas que comprenden un pequeño rango de longitudes de onda, de manera que los telescopios se ajustan para detectar selectivamente radiación en estas bandas.

TABLA I		
Banda	Longitud de onda (cm)	Frecuencia (GHz)
L	30-15	1-2
S	15-7,5	2-4
C	7,3-3,75	4-8
X	3,75-2,4	8-10
K	2,4-0,75	12-40

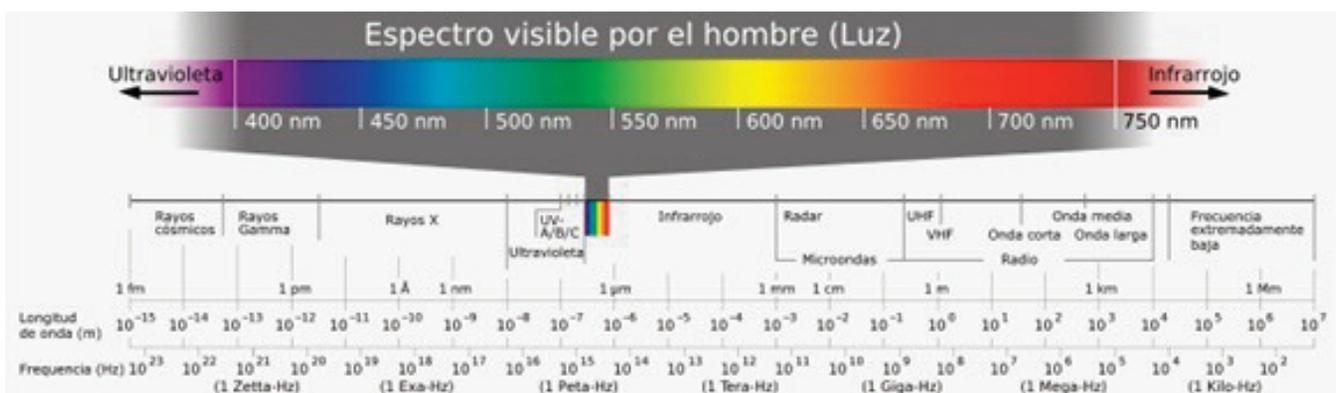


Figura 1. Espectro de absorción de la atmósfera.

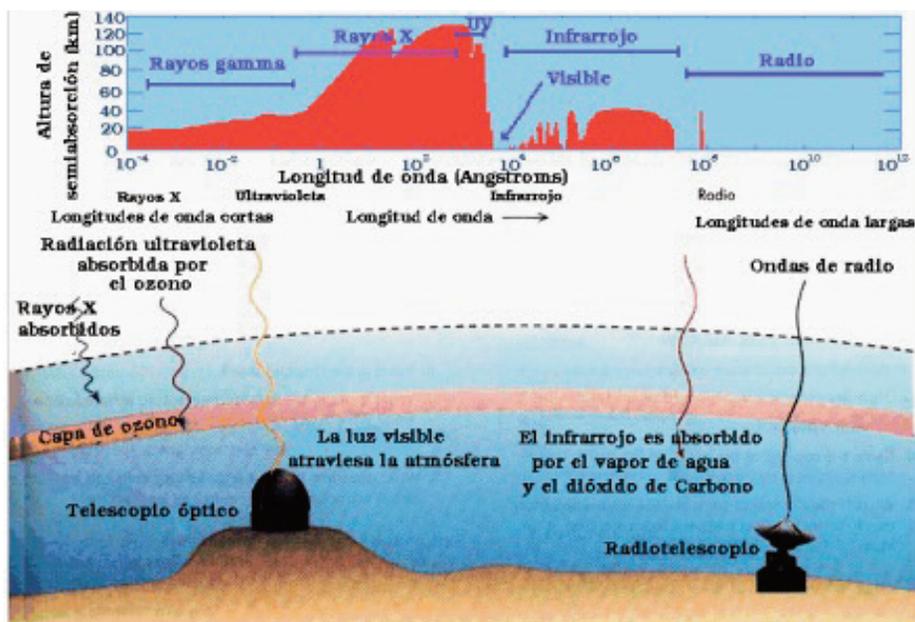


Figura 2. Espectro de absorción de la atmósfera.

La pregunta que podemos hacernos a continuación es: ¿Por qué observar en estas longitudes de onda invisibles? La respuesta es sencilla, su observación proporciona información adicional que completa la obtenida mediante la observación óptica de los procesos que se están produciendo en el universo. Así, las longitudes de onda cortas nos informarán acerca de los procesos más energéticos, mientras las ondas de radio nos permiten estudiar las regiones más frías del universo.

En particular, las ondas de radio, debido a su baja energía, y por tanto, longitud de onda larga, no interfieren apenas con el material que se encuentran a su paso y por este motivo son especialmente útiles en Astronomía para estudiar objetos que se encuentran en el interior de nubes frías de gas y de polvo.

Otra razón que ha determinado el desarrollo de la radioastronomía es que la atmósfera terrestre es opaca para la mayoría de las longitudes de onda, permitiéndonos sólo la observación de aquellas regiones que la pueden traspasar. En la Figura 2 se muestra el comportamiento de la atmósfera para las distintas regiones espectrales.

Estas regiones son “ventanas” que permiten el paso de ciertas longitudes de onda hasta la superficie terrestre. Las ventanas más importantes se muestran en la Tabla II.

Por lo tanto, los únicos telescopios que tienen razón de ser en la Tierra son los que observan en el rango óptico, algunas regiones del infrarrojo y en radio, inclu-

TABLA II	
Longitudes de onda	Ventana
< 300 nm	Atmósfera opaca por absorción por el ozono
300 – 900 nm	Ventana UV-Visible-IR cercano
1– 5 $\mu\text{m}$	Ventana IR entre $\text{H}_2\text{O}$ y $\text{CO}_2$
8 – 20 $\mu\text{m}$	Ventanas IR
0,8; 0,45; 0,35 mm	Ventanas submilimétricas
1,8 – 1,1 mm	Ventana milimétrica
1,9 mm – 1,3 cm	Ventanas milimétricas-centimétricas
2 cm – 10 m	Ventana de radio
>10 m	Atmósfera opaca por absorción por la ionosfera

yendo longitudes de onda milimétricas y submilimétricas. La observación de las longitudes de onda cortas, como los rayos gamma, X y UV, sólo puede realizarse desde telescopios puestos en órbita, fuera de la atmósfera. La radiación infrarroja, gran parte de la cual es ab-

sorbida por el vapor de agua y el  $\text{CO}_2$  localizados en las zonas de la atmósfera más cercana a la Tierra, se logra situando los telescopios en montañas elevadas donde la atmósfera está más seca y tiene menos  $\text{CO}_2$ .

Es importante no olvidar que los radiotelescopios, aparte de ser muy útiles en radioastronomía, también se utilizan para la comunicación con los vehículos espaciales. Así por ejemplo, los radiotelescopios de Robledo de Chavela forman parte de la Red de Espacio Profundo y su principal misión es transmitir y recibir información de las sondas interplanetarias de la NASA como Cassini en órbita alrededor de Saturno, Mars Exploration Rovers en la superficie de Marte, MGS y Mars Odyssey en órbita alrededor de Marte, etc. Cuando dejan de hacer el seguimiento de la sonda debido a la rotación de la tierra, estos radiotelescopios participan en programas de investigación de Radioastronomía.

### EL ORIGEN DE LA RADIOASTRONOMÍA

En 1931, a KARL G. JANSKY, un ingeniero de radio de los Laboratorios Bell en Nueva Jersey (Estados Unidos), se le asignó la tarea de estudiar las interferencias en las ondas de radio producidas por los relámpagos de las tormentas.

El resultado de sus estudios indicaba que existía una componente importante que se denominó “ruido constante de naturaleza desconocida”.

En un principio, Jansky atribuyó el origen de la radiación al Sol. Sin embargo, un análisis detallado de los tiempos indicaba que la fuente aparecía siempre 4 minutos antes que el día anterior. Esto indicaba que la fuente describía un círculo completo en lo que los astrónomos llaman un día sidéreo, que difiere justamente en 4 minutos respecto a un día solar. Un día sidéreo es el tiempo que tarda la Tierra en dar una vuelta completa alrededor de su eje y que podemos medir tomando como referencia las estrellas lejanas, cuyas posiciones relativas no varían significativamente en dicho período. Un día solar es el tiempo que tarda el Sol en pasar dos veces consecutivas por la misma posición. Jansky siguió investigando y finalmente llegó a la conclusión de que el origen de la emisión era nuestra propia galaxia, la Vía Láctea y en 1933 publicó por primera vez el resultado de sus investigaciones.

A pesar de que el trabajo de Jansky tenía consecuencias muy importantes tanto en el diseño de receptores de radio como para la radioastronomía en general, lo cierto es que sus hallazgos pasaron inicialmente inadvertidos hasta 1937 en que GROTE REBER, otro ingeniero de radio, recogió los descubrimientos de Jansky y construyó en el patio trasero de su casa de Wheaton (Illinois) el primer prototipo de lo que hoy conocemos como radiotelescopio. Sintonizó la antena para detectar radiación de 1,87 metros. En esta longitud de onda detectó emisiones

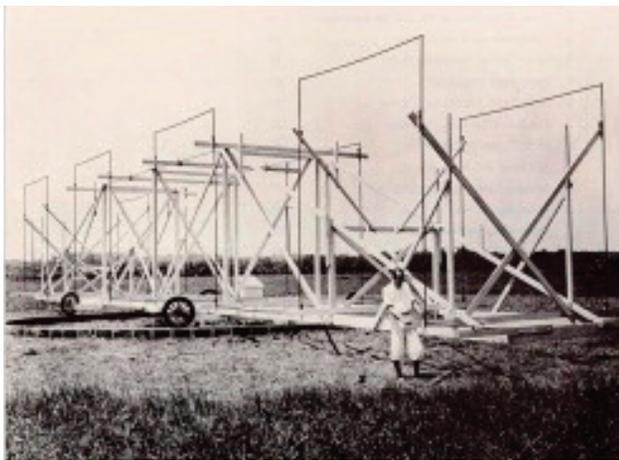


Figura 3. Jansky construyendo su radiotelescopio.



Figura 4. Radiotelescopio de Reber.

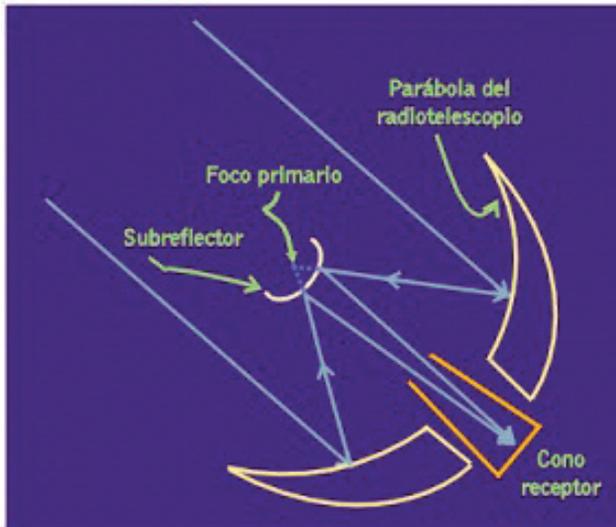


Figura 5. Camino de las ondas en una antena hasta el receptor.

intensas provenientes del plano de nuestra Galaxia. Reber continuó investigando y en 1944 publicó los primeros mapas del cielo en frecuencias de radio.

Al final de la Segunda Guerra Mundial seguía siendo el único radioastrónomo del mundo. Después de la guerra, la radioastronomía empezó a desarrollarse cada vez más rápidamente, hasta convertirse en lo que es hoy: una herramienta fundamental para la observación y el estudio del Universo.

## LOS RADIOTELESCOPIOS

Los principios básicos de funcionamiento de un radiotelescopio son muy similares a los de los telescopios ópticos reflectores. Los tipos más comunes de radiotelescopios están compuestos por un gran plato que actúa de superficie colectora y suelen tener forma de paraboloide de revolución. Esta superficie actúa como un espejo, de forma que las ondas planas que le llegan de la fuente se reflejan en ella y son enviadas hacia el denominado *foco primario*.

En los radiotelescopios más simples, el receptor está situado en el foco primario y desde allí la señal pasa hacia los instrumentos electrónicos que la analizan. Sin embargo, en telescopios más grandes en los que hay receptores para varias bandas, la disposición más usada es la que se presenta en la Figura 5, denominada *Cassegrain*. En esta disposición, en el lugar del foco primario se sitúa el *subreflector*, que tiene forma de hiperboloide de revolución y vuelve a reflejar las ondas enviándolas

hacia los conos receptores, situados en la base del primer reflector.

El poder de resolución (PR) de un telescopio es la facultad que tiene de mostrar claramente separados dos objetos que están juntos en el cielo y viene dado por:

$$PR = 1/\theta_{\min}$$

donde  $\theta_{\min}$  es el ángulo mínimo que se puede resolver, o la resolución del telescopio que es proporcional al cociente entre la longitud de onda y el diámetro del telescopio según la expresión:

$$\theta_{\min} = 206265 \lambda/d \text{ (segundos de arco)}$$

De aquí se deduce que los radiotelescopios tienen un bajo poder de resolución. Las ondas de radio tienen una longitud de onda típicamente cien mil veces menor que la luz visible, por lo que si un radiotelescopio tuviese el mismo diámetro que un telescopio óptico, su poder de resolución sería también cien mil veces menor. Por ejemplo, para que un radiotelescopio tuviese el mismo poder de resolución que un telescopio óptico de 5 m, su diámetro debería ser cien mil veces el diámetro de este telescopio, es decir, alrededor de 500 km.

Este problema se ha resuelto con los interferómetros. La interferometría se basa en el uso de varias antenas observando simultáneamente el mismo objeto, de manera que la resolución total del sistema es equivalente a la que tendría una antena cuyo diámetro fuese igual a la separación máxima de las antenas. Actualmente, el observatorio astronómico más importante es el VLA siglas de (Very Large Array o, en español, "Red Muy Grande"). Está situado en Nuevo México (EEUU) y consta de 27 antenas de 25 m de diámetro cada una, distribuidas en forma de Y.



Figura 6: Fotografía de varias de las antenas del VLA. Cortesía de NRAO/AUI/NSF.

## ¿CÓMO FUNCIONA UN RADIOTELESCOPIO?

Centraremos nuestro estudio en la observación con una sola antena. Es importante saber que una antena no recibe sólo la radiación procedente del punto del cielo al que está apuntando sino que también recibe radiación de otras zonas del cielo. Esto se debe a la difracción de la radiación que llega al borde de la antena procedente de estas zonas.

La respuesta de la antena a la radiación se analiza mediante un diagrama polar. En él se representa un esquema de la cantidad de radiación recibida por la antena procedente de cada zona del cielo, cuando la antena apunta a un punto determinado.

La Figura 7 muestra el diagrama polar típico de una antena que apunta en la dirección cenital. Los lóbulos indican la cantidad de radiación que recibe la antena de cada punto del cielo. El máximo de esta cantidad se obtiene en el punto hacia el que está orientada la antena, que es el máximo del denominado lóbulo principal (de color rojo). El ángulo entre los puntos del lóbulo principal en los que la intensidad recibida es la mitad del máximo se conoce como anchura del lóbulo principal o por sus siglas en inglés HPBW (Half-Power Beam Width), y

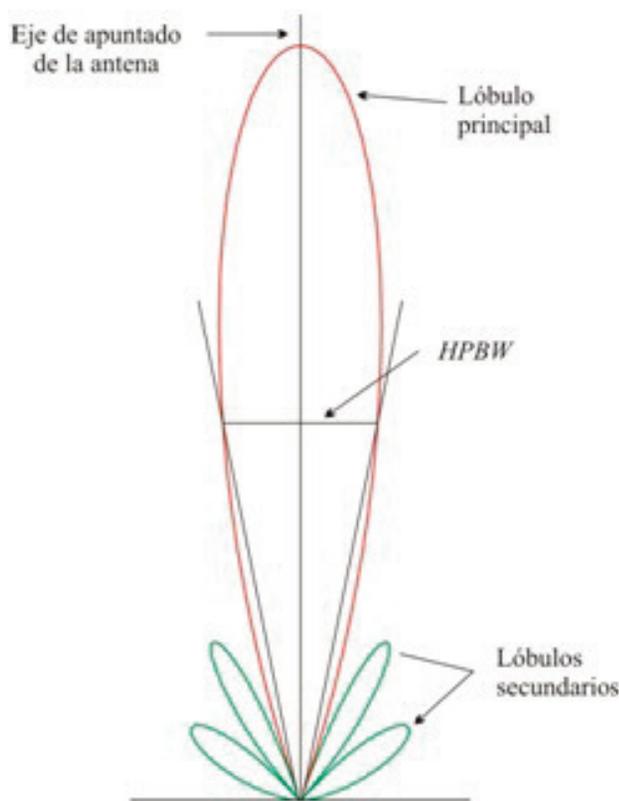


Figura 7: Diagrama de radiación de una antena.

se suele definir como el tamaño del haz de la antena. El tamaño del haz determina el poder de resolución del radiotelescopio. De lo visto anteriormente podemos deducir que el haz de un radiotelescopio será más estrecho cuanto mayor sea el diámetro de la antena o menor sea la longitud de onda observada.

Los lóbulos secundarios (lóbulos verdes) son los responsables de que la antena detecte radiación de otras zonas del cielo distintas a aquella a la que apunta. Las antenas se construyen minimizando esta contribución, es decir, se intenta que los lóbulos secundarios sean lo más pequeños posible.

La antena será más “directiva” cuanto más estrecho sea su lóbulo principal y más pequeños sean sus lóbulos secundarios. Una antena ideal, totalmente directiva, sería aquella que sólo tuviese un lóbulo principal de anchura infinitesimal. Esta antena detectaría el máximo de emisión cuando apuntase a la fuente y cero cuando se desplazase cualquier distancia fuera de la fuente.

No siempre interesa una alta directividad. Por ejemplo, una antena muy directiva es útil para determinar de dónde proviene la radiación recibida, que es justamente lo que queremos en un radiotelescopio mientras que en telefonía móvil son más útiles las antenas omnidireccionales para poder recibir la señal independientemente de nuestra orientación con respecto a la antena.

En la Figura 8 se muestra el camino que sigue la señal una vez que es recogida por la parábola de la antena y enviada, mediante el subreflector, hacia las bocinas receptoras. En primer lugar se filtra la señal para seleccionar unas determinadas frecuencias (banda S, banda X, por ejemplo). La señal resultante se envía a un amplificador de bajo ruido (amplificadores de estado sólido enfriados criogénicamente) para obtener la mayor sensibilidad posible.

Tras la amplificación, la señal se envía a un convertidor de frecuencia intermedia. La razón de esta operación es que las señales de alta frecuencia (banda S, banda X) se atenúan muy rápidamente al transmitirlas por sistemas guiados (guías de ondas, cable coaxial). El convertidor de frecuencia intermedia es, en realidad, un mezclador que combina la señal original recibida en la antena con otra señal monocromática proporcionada por un oscilador local. Esta mezcla tiene como consecuencia la obtención de dos señales: una cuya frecuencia es la suma de la original más la del oscilador local y otra cuya frecuencia es la resta, en valor absoluto, de las mismas.

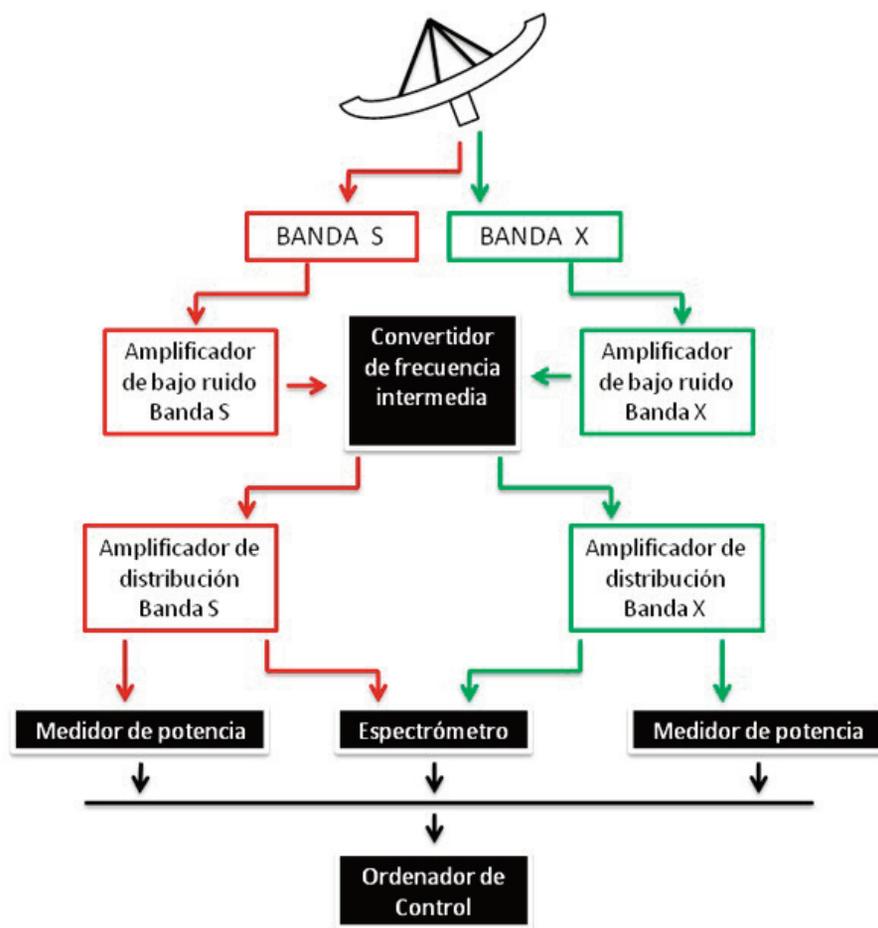


Figura 8. Diagrama del camino de la señal en un radiotelescopio.

Esta última señal, llamada de *frecuencia intermedia* es la que se analiza y proporciona exactamente la misma información que la señal inicial. Lo habitual es bajar la señal recibida, que puede ser de más de 1 GHz, a varias decenas de MHz.

La señal de frecuencia intermedia se amplifica de nuevo y se envía a un medidor de potencias o a un espectrómetro para su análisis. Un medidor de potencia simplemente cuantifica la energía recibida por unidad de tiempo en el intervalo de frecuencias determinado por nuestros filtros. Es el tipo de sistema de medida que utilizaríamos para medir radiación continua.

Un espectrómetro realiza un análisis de cómo varía la emisión en función de la frecuencia dentro del intervalo de frecuencias que estamos observando. Es el equipo que se utiliza para observar líneas de emisión, que son señales que sólo emiten en una zona de frecuencias muy estrecha.

Para cuantificar la emisión electromagnética de la fuente se utilizan dos magnitudes denominadas *densidad de flujo* e *intensidad*.

La intensidad emitida por un objeto es la potencia emitida por unidad de área, de frecuencia y de ángulo sólido:

$$I_v = \frac{dW}{dS dv d\Omega}$$

Como puede observarse, la intensidad emitida por un cuerpo depende de la frecuencia que estamos estudiando.

La intensidad emitida por un cuerpo es igual que la intensidad que recibimos de él. Además, la intensidad recibida no depende de la distancia a la que esté el objeto. Si situamos el cuerpo a mayor distancia, el ángulo sólido que subtende será menor.

La densidad de flujo es la “suma” de la intensidad a lo largo del ángulo sólido subtendido por la fuente:

$$S_v = \int I_v d\Omega$$

La densidad de flujo sí depende de la distancia que nos separe del objeto. Por tanto, no es una magnitud característica del objeto que emite, sino que se refiere a la

energía que recibe el observador y varía con el cuadrado de la distancia.

Las unidades de la densidad de flujo en el sistema internacional serían  $[Wm^{-2} Hz^{-1}]$ , sin embargo, en Radioastronomía estas unidades son muy incómodas, porque las fuentes de ondas de radio son débiles y tendríamos, por tanto, que manejar siempre números muy pequeños. La unidad habitual de densidad de flujo en Radioastronomía es el Jansky (Jy) en honor a este pionero y se define como:

$$1 \text{ Jy} = 10^{-26} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$$

Por consiguiente, la unidad básica de intensidad será el Jansky por estereorradián  $[Jy \text{ sr}^{-1}]$ .

Si el objeto que observamos es lo suficientemente cercano y tenemos la suficiente resolución angular como para verlo como una fuente extensa, podemos obtener mapas de intensidad como muestra la Figura 9.

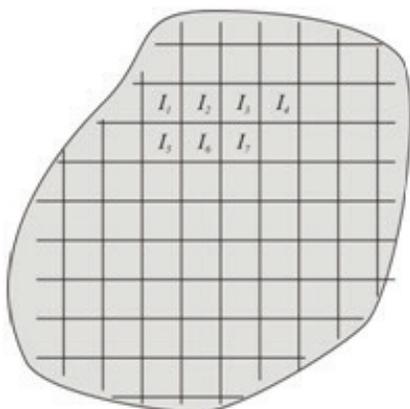


Figura 9. La intensidad con que un objeto emite ( $I_1, I_2, I_3, I_4, I_5$ , etc.) puede variar a lo largo del ángulo sólido que subtende.

Es muy común en Radioastronomía medir la intensidad de la emisión de un cuerpo en una escala equivalente de temperaturas, denominada *temperatura de brillo*. Esta forma de medir consiste en dar la temperatura de un cuerpo negro que emitiese la misma intensidad que el objeto que estamos estudiando. Como éste no tiene por qué ser un cuerpo negro, la temperatura de brillo, en general, no coincidirá con su temperatura real.

Podemos usar esta escala de temperaturas para medir intensidades porque la intensidad que un cuerpo negro emite a una determinada frecuencia depende únicamente de su temperatura según la expresión:

$$I_v = \frac{2h v^3}{c^2} \frac{1}{e^{hv/kT} - 1}$$

La relación entre intensidad y temperatura no es lineal, sin embargo en el caso de las ondas de radio, en las que  $hv \ll kT$ , mediante un desarrollo en serie, la expresión anterior se aproxima por:

$$I_v = \frac{2v^2}{c^2} kT$$

Esta simplificación en el rango de las ondas de radio se denomina aproximación de Rayleigh-Jeans. Este resultado pone de manifiesto la utilidad de expresar la intensidad de un objeto mediante su temperatura de brillo en lugar de emplear unidades de  $[Jy \text{ sr}^{-1}]$ . Si el objeto que estamos estudiando es aproximadamente un cuerpo negro la temperatura de brillo es constante, independientemente de la frecuencia a la que observemos, mientras que la intensidad será muy diferente al cambiar de frecuencia. Si

	21h 30m 49s	21h 30m 49.5s	21h 30m 50s	21h 30m 50.5s	21h 30m 51s	21h 30m 51.5s	21h 30m 52s	21h 30m 52.5s	21h 30m 53s	21h 30m 53.5s	21h 30m 54s	21h 30m 54.5s	21h 30m 55s	21h 30m 55.5s	21h 30m 56s	21h 30m 56.5s	21h 30m 57s
-15d 21m 00s	0	5	0	5	10	5	5	5	5	5	5	5	5	5	10	5	10
-15d 21m 7.5s	0	5	0	5	5	5	5	0	5	5	10	10	5	5	0	5	0
-15d 21m 15s	5	20	15	0	10	5	10	5	5	5	0	5	0	5	5	5	5
-15d 21m 22.5s	5	5	5	10	10	10	10	10	5	10	5	10	10	5	5	10	5
-15d 21m 30s	5	10	20	15	15	20	10	10	10	15	15	20	30	20	15	15	10
-15d 21m 37.5s	20	25	30	35	45	45	25	15	15	30	70	75	60	50	40	25	20
-15d 21m 45s	15	30	55	60	100	125	70	5	10	20	150	165	110	80	65	50	25
-15d 21m 52.5s	40	65	80	85	130	145	35	40	45	45	65	190	155	115	100	85	45
-15d 22m 00s	65	90	115	135	185	160	70	95	105	110	125	415	255	190	155	105	60
-15d 22m 7.5s	55	105	130	160	260	205	95	90	80	75	180	135	100	95	70	40	40
-15d 22m 15s	30	65	75	85	110	135	65	30	30	15	170	150	100	70	60	30	20
-15d 22m 22.5s	20	35	50	60	75	100	60	20	20	20	65	70	55	40	30	30	20
-15d 22m 30s	15	20	25	35	35	30	15	10	15	10	10	20	25	30	20	10	15
-15d 22m 37.5s	10	10	10	15	20	10	10	5	0	5	5	15	10	5	0	5	5
-15d 22m 45s	10	5	10	10	5	10	0	0	5	10	10	5	5	5	5	5	5
-15d 22m 52.5s	5	5	5	5	0	10	10	5	5	5	5	5	5	5	5	5	5
-15d 22m 00s	10	0	0	10	5	5	0	5	5	5	5	5	5	5	5	10	0

Figura 10. Mapa de temperatura de brillo de una región del cielo.

el objeto no es un cuerpo negro, la temperatura de brillo variará con la frecuencia pero mucho menos que la correspondiente intensidad. Esto facilita la comparación de observaciones tomadas en diferentes frecuencias.

Finalmente, tanto la intensidad como la temperatura de brillo son características del cuerpo emisor cuyo valor exacto no podremos determinar debido a que el radiotelescopio tiene una resolución limitada que viene dada por el tamaño del haz. Si realizamos un barrido de una región del cielo, en cada posición de apuntado estaremos recogiendo la densidad de flujo del área subtendida por el haz. La intensidad media la obtendremos dividiendo esa densidad de flujo entre el tamaño del haz. Si utilizamos la escala de temperaturas, lo que obtendremos es una temperatura de brillo media. Esta temperatura de brillo media que es la que realmente podemos medir se denomina *temperatura de antena*.

### ¿CÓMO VEMOS CON UN RADIOTELESCOPIO?

En realidad lo que obtenemos con un radiotelescopio son los valores de la intensidad o temperatura de antena de la región del espacio que estamos observando. Para construir una radio-imagen los valores de intensidad o temperatura registrados se disponen en una matriz como la que se muestra en la Figura 10, en la que cada celda está identificada por las coordenadas celestes correspondientes a ese punto del cielo.

A continuación se dibujan contornos correspondientes a distintos valores de temperatura de antena, asig-

nando a cada contorno un color. El resultado es una imagen en falso color. En la Figura 11 se muestra una radio-imagen de la nebulosa del cangrejo y su correspondiente imagen óptica.

### EL MEDIO INTERESTELAR

La Radioastronomía ha llevado a un importante incremento en el conocimiento astronómico, particularmente con el descubrimiento de muchas clases de nuevos objetos, incluyendo los púlsares, cuásares y radiogalaxias. Los radiotelescopios también se han utilizado para investigar objetos mucho más cercanos a la tierra, incluyendo observaciones de la actividad solar y mapeos por radar de los planetas del Sistema Solar.

Entre los problemas que la radioastronomía ayuda a estudiar, se encuentra la formación estelar y dentro de este campo, el estudio del medio interestelar es muy importante ya que es en su seno donde se forman las estrellas. La radioastronomía es especialmente útil en el estudio de este medio debido a que las longitudes de onda larga no interfieren apenas con el material que se encuentran a su paso y nos permiten estudiar los objetos que se encuentran en el interior de nubes frías de gas y polvo y que son opacos a la luz visible.

El medio interestelar es gas que, con mayor o menor densidad, llena todo el cosmos conocido. En nuestra galaxia, constituye un 1% de la masa total. La materia del Universo está compuesta por: 90% de hidrógeno, 10%,

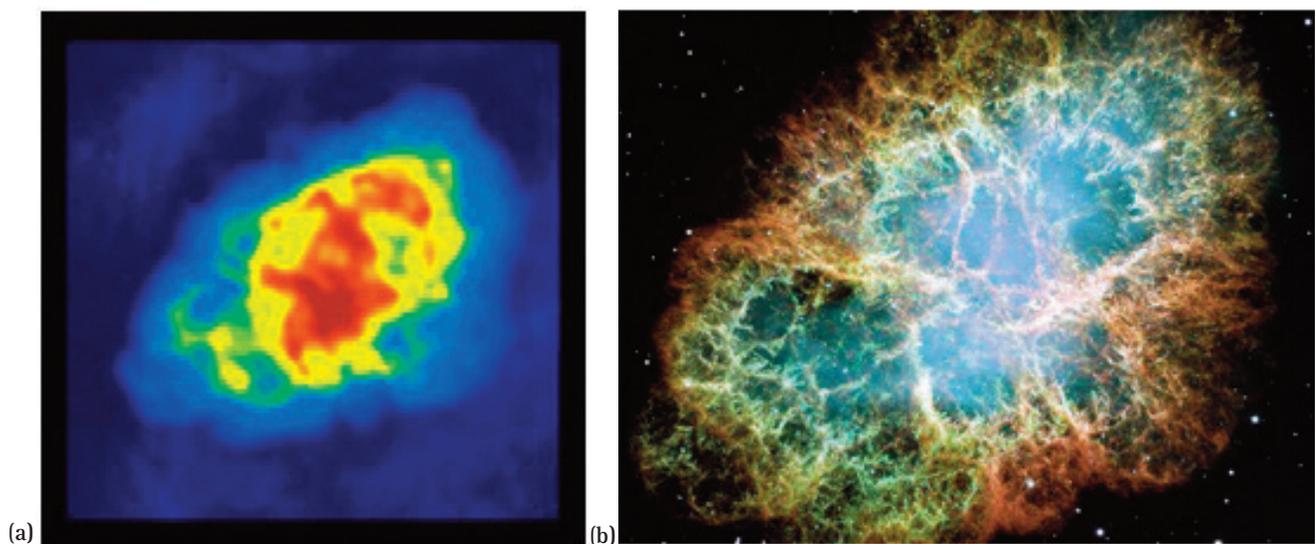


Figura 11. (a) Imagen de la Nebulosa del Cangrejo en radio, obtenida con el VLA (cortesía de NRAO-AUI). (b) Imagen óptica de la misma región, tomada por el HST.

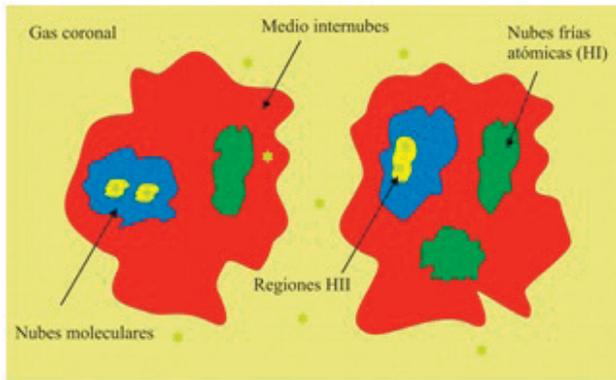


Figura 12. Representación del medio interestelar.

de átomos de helio y el resto de los elementos que apenas pasan de ser meras “anécdotas”.

En general, en el medio interestelar encontramos gas y partículas sólidas (polvo). La cantidad de polvo es mucho menor que la de gas (sólo constituye un 1% de la masa total) pero es importante también para la evolución del medio y para la forma en que podemos estudiarlo. El gas es mayoritariamente hidrógeno que puede encontrarse en tres estados: atómico, molecular e ionizado. Según este estado, el medio interestelar se organiza en diferentes regiones como se muestra en la Figura 12.

### REGIONES DE GAS ATÓMICO (HI)

Son regiones compuestas principalmente por hidrógeno neutro atómico (HI), aunque pueden existir también algunos iones de baja excitación (CII, CaII). El gas atómico en la galaxia podemos encontrarlo de dos formas: Nubes frías atómicas y gas internubes.

El gas atómico se estudia fundamentalmente mediante la línea de 21 cm del hidrógeno. La importancia de esta línea radica en que permite el estudio de zonas de la galaxia completamente invisibles en el rango óptico. En la Figura 13 se muestra un mapa de nuestra galaxia tomado en la línea de HI, a 21 cm. En este mapa no se ven estrellas, sino que se aprecia el gas atómico, que se concentra fundamentalmente en el plano galáctico.

La línea de HI se emite a 1420.4 MHz en el sistema de referencia del átomo de hidrógeno, es decir, si consideramos que el hidrógeno está en reposo. Sin embargo, si los átomos emisores se mueven respecto a nosotros, veremos pequeños desplazamientos en la frecuencia debidos al efecto Doppler.

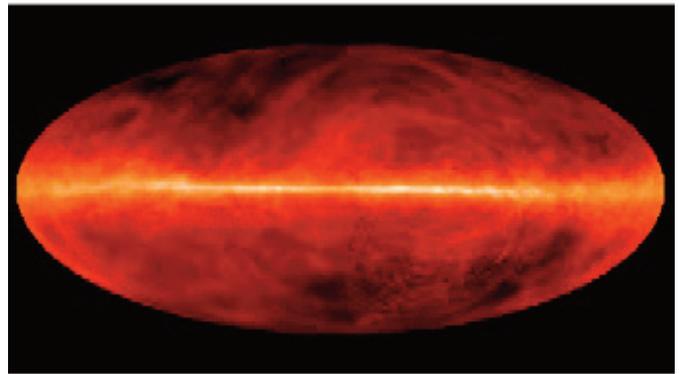


Figura 13. Imagen de la galaxia en la línea de HI (21 cm). Cortesía de J. Dickey (UMn), F. Lockman (NRAO), SkyView.

Por lo tanto, detectaremos la línea de hidrógeno desplazada al rojo (a menor frecuencia) si la nube de gas atómico se aleja de nosotros y desplazada al azul (mayor frecuencia) si se acerca. Es decir, podemos estudiar los movimientos de las nubes de gas atómico en nuestra galaxia mediante el desplazamiento Doppler en la línea de HI en 21 cm.

### REGIONES DE GAS MOLECULAR

Las nubes moleculares constituyen el 50% de la cantidad total de masa del medio interestelar de la galaxia, aunque ocupan menos del 1% del volumen. Estas nubes son muy importantes, porque en su seno se forman las estrellas. Y es precisamente con observaciones radioastronómicas como mejor podemos estudiar la formación estelar ya que las observaciones ópticas no son posibles por la absorción que el polvo produce sobre la luz visible.

Desafortunadamente no existe una línea equivalente a la del hidrógeno en 21 cm que permita observar el hidrógeno molecular. En consecuencia los radioastrónomos tuvieron que acudir a otros elementos menos abundantes y que se encuentren en estas nubes moleculares. Las líneas espectrales que se pueden observar en radio suelen ser transiciones entre distintos estados de rotación de moléculas con un momento dipolar significativo. No es el caso del hidrógeno que, al ser una molécula formada por dos átomos idénticos, no tiene momento dipolar neto.

La molécula más abundante después del  $H_2$  es el monóxido de carbono (CO). Su abundancia relativa es de una molécula de CO por cada diez mil de  $H_2$ . Las transiciones rotacionales del CO se observan en longitudes de onda milimétricas. En la Figura 14 se puede ver un mapa de la nube gigante de Orión.

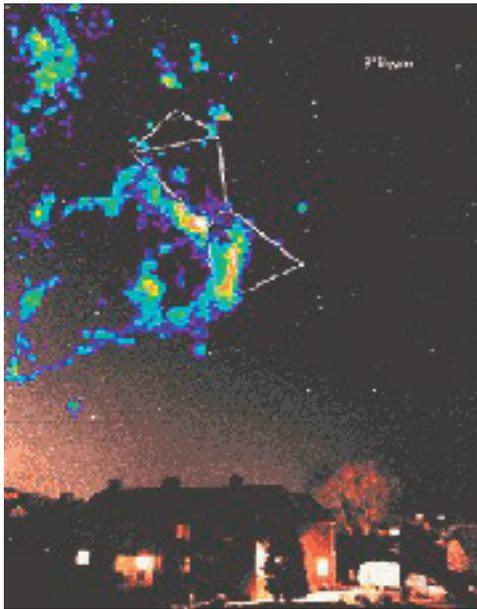
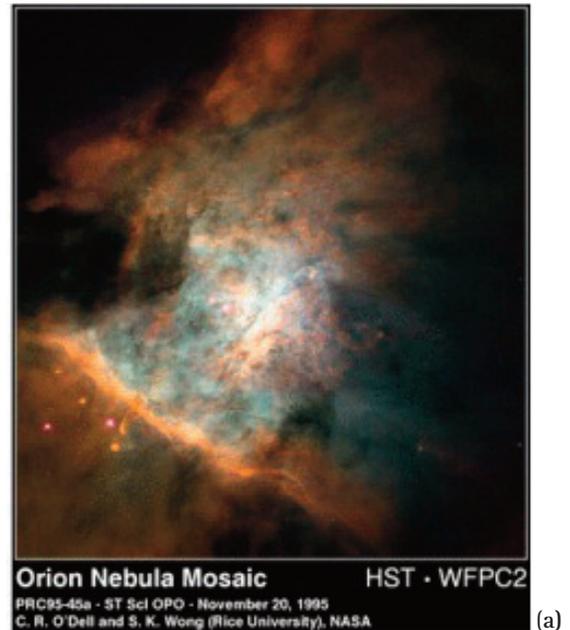


Figura 14. Emisión de la nube molecular gigante de Orión en CO. Cortesía de T. Dame (CfA, Harvard) et al., Columbia 1,2 m Radio Telescopes.



(a)

## REGIONES DE GAS IONIZADO

Podemos encontrar hidrógeno ionizado (HII) en dos tipos de regiones del medio interestelar: *el gas coronal* que se encuentra entre las regiones de hidrógeno atómico y es poco denso y muy caliente; y las regiones HII situadas dentro de nubes moleculares. Para que el hidrógeno molecular de estas nubes se ionice, tiene que haber cerca de ellas una fuente intensa de radiación ultravioleta, como pueden ser las estrellas de tipos espectrales O y de B0 a B4, que son las de mayor temperatura.

Las regiones HII presentan una presión superior a la de las nubes moleculares que las contienen. Cuando una de estas regiones se forma, comienza su expansión en la nube molecular y puede llegar a romper el borde de la nube y salir al exterior. La nebulosa de Orión es un ejemplo de una de estas regiones HII que ha salido al exterior de la nube molecular. Esta expansión de regiones HII puede terminar por deshacer completamente las nubes moleculares.

Las regiones HII pueden estudiarse mediante la radiación de frenado o por la emisión de líneas de recombinación. En la Figura 15 se muestra la imagen en radio de la radiación de frenado de la nebulosa de Orión y el aspecto en óptico de la misma región, en una imagen tomada por el Hubble Space Telescope.

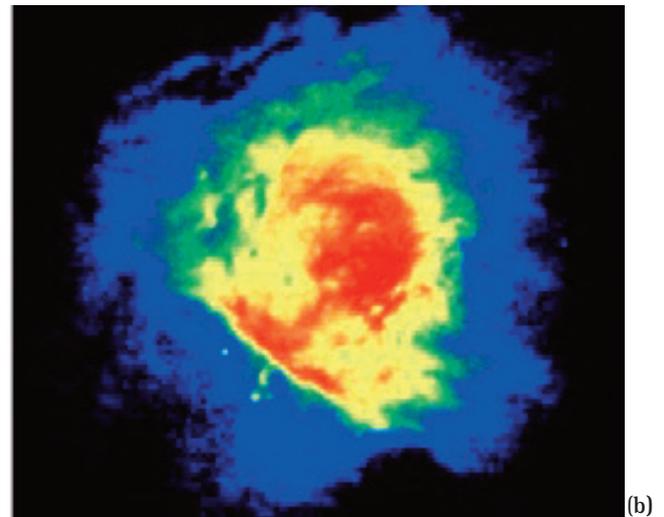


Figura 15. (a) La Nebulosa de Orión: Imagen en radio de su radiación de frenado, obtenida con el VLA (cortesía de NRAO-AUI). (b) Imagen óptica de la misma región, tomada por el HST.

## CRÉDITOS Y AGRADECIMIENTOS:

Los materiales de este artículo han sido adaptados, con permiso, del curso de Radioastronomía del *Proyecto Académico con el Radiotelescopio de NASA en Robledo (PARTNeR)*.

M.<sup>a</sup> del Mar Montoya Lirola  
Dpto. de Física de los Materiales