

Radioastronomía: detección de ondas de radio provenientes del universo

JOSÉ ANTONIO GARCÍA BARRETO*

Radio Astronomy: Detection of Radio Signals from the Universe

Abstract. *The branch of Astronomy that studies the incoming radiation with wavelengths in the radio domain is generally known as Radio Astronomy. The instrumental development has allowed the detection of atomic hydrogen gas (H), and many other molecules like, water vapor (H₂O), ammonia (NH₃), carbon monoxide (CO), etc. They exist in different regions of our galaxy as well as in other external galaxies. In particular, the CO molecule emits with millimeter wavelengths and in order to detect its emission it has been necessary to develop radiotelescopes with extremely smooth surfaces and specialized detectors. In general the signals from objects in the sky are extremely weak and one needs to calibrate the instruments in order to have a comparison scale. To calibrate the instruments, many different methods have been applied over the years and specific new terms in applied physics and electrical engineering have been created. The present paper intends to give a brief introduction to Radio Astronomy and to illustrate some of the many parts that form a radio telescope, and groups of radio telescopes working as radio interferometers. Finally this paper gives a brief description or definition of the different meanings that the word temperature has in this field.*

Introducción

Emisión de Átomos y Moléculas

Podemos considerar que existen dos clases de procesos físicos por los cuales los objetos celestes emiten radiación en ondas de radio:

a) Los mecanismos que producen radiación con una intensidad similar, en un intervalo pequeño de longitudes de onda dentro de la banda de radio, llamada *radiación de continuo*.

b) Los mecanismos que producen radiación con una gran intensidad, pero sólo a una longitud de onda específica, denominada *radiación de línea*. Los

primeros mecanismos son debido al movimiento de electrones y protones libres, es decir, que no pertenecen a ningún átomo o molécula, y constituyen lo que se conoce como gas ionizado o plasma. Dependiendo de la velocidad de movimiento de esas partículas, es la intensidad y característica de la radiación de continuo. Los segundos mecanismos están relacionados principalmente con la energía de los electrones que forman parte de un átomo o una molécula.

El átomo más sencillo es el de hidrógeno con un protón formando el núcleo y un electrón en movimiento a su alrededor, lo cual constituye un sistema. El electrón está en movimiento alrededor del núcleo pero, a diferencia del sistema planetario en donde existen órbitas que trazan un plano, en un átomo el electrón puede moverse en cualquier parte dentro de un radio determinado por su energía. Se denomina molécula a la asociación de dos o más átomos. La molécula más sencilla es la del hidrógeno, con dos átomos de hidrógeno coexistiendo en un volumen de espacio. Esta molécula tiene dos protones en su *centro* y dos electrones moviéndose a su alrededor, pero nunca en el mismo lugar, en un volumen que depende de la energía de éstos. Si la energía es grande el volumen donde se mueven es grande; si la energía es menor el volumen es menor. La rama de la física que estudia a los átomos y moléculas es la Física Atómica y Molecular, la cual se ha beneficiado grandemente de los avances de otra rama de la física que se conoce como Física Cuántica, que es



* Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México. Email: tony@astrocu.unam.mx.

El autor desea expresar su agradecimiento al arbitro anónimo por sus valiosos comentarios y sugerencias para mejorar el presente artículo. Además también desea expresar su agradecimiento a Alberto García y J. Carlos Yustis por su valiosa ayuda en la preparación de las figuras y del material fotográfico.

la que estudia las propiedades electromagnéticas de las partículas elementales como el protón y el electrón entre otras. Los detalles de la física cuántica están más allá del propósito de este artículo. La física atómica nos indica que los electrones alrededor del núcleo de un átomo no pueden tener energías al azar sino que sólo pueden adquirir ciertas energías. Una analogía es pensar en el intervalo de números del 1 al 10. Uno puede pensar en los números enteros 1, 2, 3, ..., 10; o bien, en números decimales como 1, 1.5, 2, 2.5, 3, 3.5, ..., 9, 9.5, 10; o en ir del 1 al 10 con números decimales, con intervalos de 0.1 entre cada uno, es decir, 1, 1.1, 1.2, 1.3, ..., 9.7, 9.8, 9.9, 10. Hay un número infinito de maneras de ir del 1 al 10 por una sucesión numérica dada. Los números enteros 1, 2, 3, 4, 5, 6, 7, 8, 9 y 10 forman sólo una de esas posibilidades. Eso mismo sucede con las energías que puede adquirir el electrón alrededor del núcleo de un átomo de hidrógeno. Lo que nos dice la física atómica es que el electrón sólo puede obtener ciertas energías (pensemos en los números enteros entre 1 y 10), y se dice que estas energías están cuantizadas y a cada una de ellas se le asigna un *nivel*. Así, se habla de que un electrón está en un nivel de energía determinado. Al perder energía un electrón pasa de un nivel superior de energía a un nivel inferior y, en forma análoga, si el electrón gana energía pasa de un nivel inferior a un nivel superior de energía. Cuando un electrón pierde energía se dice que esa energía sale del átomo en forma de radiación, es decir, se emite un fotón con una energía igual a la que perdió el electrón al pasar de un nivel superior a uno inferior de energía. Los electrones que forman parte de una molécula también están moviéndose alrededor del núcleo con ciertas energías, es decir, están en ciertos niveles de energía. En forma análoga de lo que sucede en un átomo, al pasar de niveles superiores a inferiores de energía, los electrones de la molécula pierden energía en forma de radiación que se emite en forma de fotones. Cuando un electrón pierde o gana energía se dice comúnmente en física atómica y molecular que sucede una transición del electrón.

La diferencia de energías entre el nivel superior y el nivel inferior, en una transición determina la longitud de onda o frecuencia del fotón. Un fotón es un elemento de radiación. Longitud de onda λ es la distancia que hay entre dos crestas de una onda y está relacionada con la frecuencia ν , de tal forma que la expresión $\lambda \times \nu = c$ es válida, donde c es la velocidad de la luz, es decir, $c = 299,750$

km por seg. Al conjunto de "intervalos de frecuencia" que se forma dependiendo del valor de ν , se le conoce como *espectro electromagnético*. El intervalo de longitudes de onda que corresponden al radio está aproximadamente entre 3 m y 0.6 mm, mientras que el intervalo entre 0.0003 mm y 0.0008 mm corresponden a la luz visible, y las ondas de rayos X tienen longitudes de onda aún menores. Si la diferencia de energía ΔE , en una transición, es muy grande, la frecuencia del fotón será también muy grande y corresponderá, quizás, a luz infrarroja o a luz visible; si es aún mayor, a rayos X, rayos ultravioleta o rayos gamma, de acuerdo con la expresión $\Delta E = h\nu$. A la constante h se le conoce como la constante de Planck, científico que por primera vez postuló tal relación. Por otro lado, si la diferencia de energías en una transición es pequeña, entonces la energía del fotón será pequeña y su frecuencia corresponderá a ondas de radio. La detección de fotones de baja energía debidos a transiciones de electrones (radiación de línea) en un átomo o molécula, es uno de los retos de la radioastronomía observacional. El otro reto es la detección de emisión de electrones o protones libres, es decir, del plasma. Estos electrones pueden tener velocidades bajas, comparadas con la de la luz, y emitir lo que se conoce como emisión térmica. Si los electrones tienen velocidades cercanas a las de la luz e interactúan con un campo magnético, entonces emiten lo que se conoce como emisión sincrotrón.

La física atómica y molecular ha determinado muchas de las diferencias de energía de las transiciones más comunes en átomos y moléculas. Así, por ejemplo, se sabe que en el átomo de hidrógeno existe un nivel superior al nivel más bajo de energía de su electrón moviéndose alrededor del protón o núcleo, pero la diferencia de energías entre esos dos niveles es tan pequeña que las transiciones del nivel superior al inferior dan lugar a la emisión de radiación con una longitud de onda de 21.1 cm, es decir, cae en el intervalo de longitudes de onda de radio. La frecuencia de la onda electromagnética que corresponde a esta longitud de onda es $\nu = 1,420,406$ ciclos por segundo. A un ciclo por segundo se le denomina Hertz [Hz] en honor al científico Heinrich Hertz, quien en 1887 descubrió las ondas de radio. Otras transiciones importantes en la banda de radio son las de la molécula de OH la cual emite las frecuencias de $\nu = 1,612 \text{ MHz}$, $\nu = 1,665 \text{ MHz}$, $\nu = 1,667 \text{ MHz}$ y $\nu = 1,720 \text{ MHz}$ ($1 \text{ MHz} = 1,000,000 \text{ Hz}$); la de

la molécula del agua (H_2O) la cual emite a una frecuencia de $\nu = 22,235,080 \text{ Hz}$; la de la molécula de amoníaco (NH_3) $\nu \cong 43 \text{ GHz}$ ($1 \text{ GHz} = 1,000,000,000 \text{ Hz}$); las de la molécula de monóxido de carbono (CO) $\nu \cong 115 \text{ GHz}$, $\nu \cong 230 \text{ GHz}$, $\nu \cong 345 \text{ GHz}$, entre otras.

Escalas de Temperatura

En nuestra vida cotidiana asociamos el concepto de *temperatura* a la sensación de frío o calor. Por ejemplo, la *temperatura* en medicina nos indica los grados que debe tener una persona normal, la cual sabemos debe ser alrededor de $37.6 \text{ }^\circ\text{C}$; En meteorología la temperatura nos indica los grados que hay en el aire o ambiente (regularmente en la ciudad de Toluca la temperatura oscila entre $-5 \text{ }^\circ\text{C}$ en las noches de invierno y $30 \text{ }^\circ\text{C}$ al mediodía, en los días de verano). Sabemos también que la temperatura en donde el agua deja de ser líquido para pasar a estado sólido es $0 \text{ }^\circ\text{C}$, y la temperatura de ebullición del agua a nivel del mar es de $100 \text{ }^\circ\text{C}$.

La escala de grados centígrados (o Celsius) es la que se usa en muchos países. Existen 100 divisiones entre la temperatura de congelación y la de ebullición. Hay otras escalas de temperatura, como la de grados fahrenheit, usada principalmente en países anglosajones. La conversión de grados centígrados a fahrenheit es la de todos conocida: $^\circ\text{C} = (^\circ\text{F} - 32)(5/9)$. Así $0 \text{ }^\circ\text{C}$ corresponde a $32 \text{ }^\circ\text{F}$ y $100 \text{ }^\circ\text{C}$ a $192 \text{ }^\circ\text{F}$.

La idea principal en el concepto de temperatura es que de alguna forma estamos midiendo la cantidad de energía en el sistema. El sistema puede ser el conjunto de moléculas que conforman el aire, o el conjunto de átomos y moléculas en nuestra sangre, o el conjunto de moléculas de agua. Si la temperatura es baja decimos que el sistema tiene baja energía. Si la temperatura es alta decimos que el sistema tiene alta energía. Aquí nos referimos al concepto energía como la capacidad de movimiento que tienen los átomos y las moléculas; por ejemplo, alta energía nos indica alta temperatura y en el caso del agua nos indica que al pasar del estado líquido al estado gaseoso, las moléculas tendrán más capacidad de movimiento. Lo contrario sucede en el caso de baja energía, donde el agua pasa del estado líquido al estado sólido, y las moléculas del agua tienen menor capacidad de movimiento. A la rama de la física que estudia estos conceptos se le denomina termodinámica y si se trata de estudiar los procesos de moléculas y átomos de un sistema entonces se le

llama mecánica estadística. Existe otra escala de temperatura que se denomina *escala absoluta de temperatura* y se denota con $^\circ\text{K}$ (grados kelvin) en honor del físico británico Lord Kelvin. Para fijar un punto en esta escala se consideró tomar al agua como sustancia ideal. Existe una temperatura en la cual coexisten los estados de gas, líquido y sólido del agua, a una presión específica. Esta temperatura se escogió por un acuerdo internacional como $T = 273.16 \text{ }^\circ\text{K}$, exactamente. El punto de congelación tiene una temperatura absoluta de $T = 273.15 \text{ }^\circ\text{K}$. La diferencia entre dos grados kelvin es la misma que entre dos grados centígrados. Para convertir grados kelvin en grados centígrados se usa la relación $^\circ\text{C} = ^\circ\text{K} - 273.15$. La escala de temperatura absoluta es la que se utiliza en las investigaciones de la física. El cómo se define la temperatura absoluta está más allá del propósito del presente artículo, pero basta decir que se basa en las leyes que describen el comportamiento macro y microscópico de los objetos que nos rodean, sin importar la sustancia que se use como termómetro.

La física estudia muchos fenómenos de la naturaleza, y han surgido muchas ramas secundarias; una de ellas es la rama de la física conocida como física de materiales, la cual estudia las propiedades de los materiales a bajas temperaturas y su aplicación en el desarrollo de detectores de luz y radiación, a otras longitudes de onda usuales en astrofísica. En particular, en los últimos 45 años se ha desarrollado intensamente el estudio y fabricación de detectores de radiación en longitudes de onda de radio.

La rama de la astronomía que estudia el universo a estas frecuencias se conoce como Radioastronomía. El uso comercial de transmisores de señales terrestres, como teléfonos celulares, comunicación portuaria, aérea, entre otros, usan señales con longitudes de onda de dimensiones diversas (desde centímetros hasta varios metros). Las longitudes de onda para estudiar los objetos en el universo han sido seleccionadas para su protección y se han desarrollado sistemas de detección sensibles a radiaciones con longitudes de onda de 1 m , 30 cm , 21 cm , 5 cm , 3.5 cm , 2.8 cm , 1.3 cm , 0.7 cm , 0.3 cm , 0.1 cm , 0.06 cm , y la tecnología está desarrollando detectores para longitudes de onda cada día más pequeñas. Los detectores son una parte importante del sistema de detección de señales de objetos en el universo. En particular a estos sistemas se les conoce como *radiotelescopios* y, en general, son en forma de pará-

bolas, como las que se usan para detectar las señales de televisión por satélite.

I. Radioastronomía

La radioastronomía es una rama de la astronomía que estudia el universo a través de la detección de

FIGURA 1. ANTENA RADIOTELESCOPIO DE 30 M. DE DIÁMETRO EN LAS MONTAÑAS, EN EL SURESTE DE ESPAÑA. EL RADIOTELESCOPIO PERTENECE AL INSTITUTO ALEMÁN-FRANCÉS-ESPAÑOL CONOCIDO COMO INSTITUTO DE RADIO ASTRONOMÍA MILIMÉTRICA, IRAM. ESTÁ DISEÑADO PARA DETECTAR RADIACIÓN DE OBJETOS CELESTES CON LONGITUDES DE ONDA MILIMÉTRICAS.

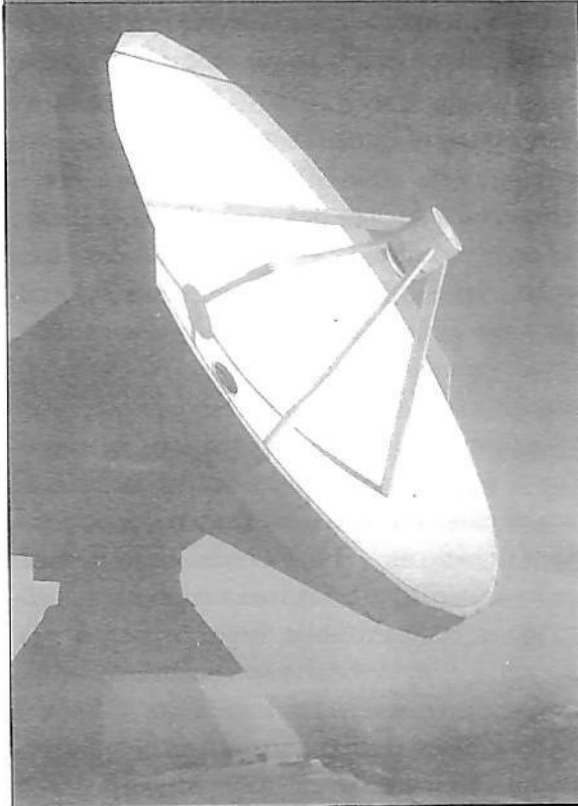
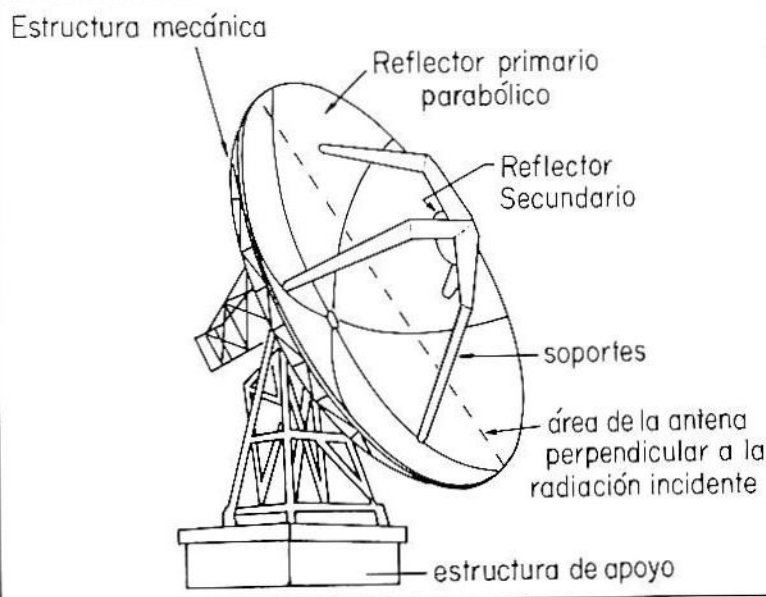


FIGURA 2. DIBUJO ESQUEMÁTICO DE LAS PARTES DE UN RADIOTELESCOPIO CON UNA SUPERFICIE EN FORMA DE PARÁBOLA.



radiación con longitudes de onda en la banda de radio. Esta radiación puede provenir del átomo de hidrógeno o de diferentes moléculas, dependiendo de su energía. Para este propósito, la radioastronomía puede subdividirse en varias especialidades: la relacionada con el desarrollo de detectores; con la construcción de sistemas de detección, como serían las antenas parabólicas, y con las observaciones del universo y su interpretación física y astronómica. Debido a que los objetos en el universo están a grandes distancias de nosotros, su emisión en la región de radio (y en otras regiones) es muy débil. Los sistemas de detección electrónico deben ser muy especializados para distinguir esas señales, en comparación con el ruido que se genera localmente. Por esto, muchos de los actuales detectores deben estar trabajando a muy bajas temperaturas, con respecto a la temperatura ambiente.

1. Detección de Fotones con longitudes de onda de radio: radiotelescopios

La detección de las radiaciones del universo en la banda de longitud de onda de radio se realiza, en la mayoría de los casos, a través de antenas parabólicas conocidas como radiotelescopios (ver figura 1). Los radiotelescopios deben tener la posibilidad de moverse de tal forma que puedan observar los objetos en el universo el mayor tiempo posible. Los radiotelescopios consisten en una montura mecánica que sostiene a la antena parabólica (ver figuras 2 y 3), a los paneles que forman la antena parabólica, un espacio para la colocación del equipo electrónico necesario para detectar los fotones y transmitirlos a la sala de observación (ver figura 4), y engranes necesarios para mover la antena en cualquier dirección (ver figura 5). Las antenas tienen forma de parábola. Una propiedad importante de una figura en forma de parábola es que cualquier rayo de luz o, en este caso, cada fotón que incida sobre la superficie de la parábola se recolecta en un punto que se denomina *foco* principal. Existe la posibilidad de colocar otro dispositivo en el foco principal para guiar a los fotones hacia un foco *secundario* que estaría detrás de la parábola, pero dentro de la sala de equipo de detección. A este arreglo se le conoce como antena tipo Cassegrain (ver figura 6).

Varios factores son importantes en el diseño y construcción de un radiotelescopio:

a) Entre mayor sea el diámetro de la antena más fotones pueden recolectarse; sin embargo, mayor será su peso y más será la dificultad para moverla.

Los radiotelescopios que existen en el mundo son el resultado de un compromiso de recolectar el mayor número de fotones al menor precio posible.

b) La superficie de la antena parabólica debe diseñarse de acuerdo con la longitud de onda que se desee detectar. En general, para radiotelescopios grandes la superficie está formada de paneles de menores dimensiones; no obstante, no en todos los casos la superficie debe ser completamente lisa. Si la longitud de onda de los fotones es grande la superficie puede ser una malla (ver figura 7). Si la longitud de onda de los fotones es muy pequeña, la superficie deberá ser muy lisa (piense el lector que para detectar luz visible se necesita una superficie tan lisa como un espejo). El reto principal es ajustar los paneles de la mejor forma posible entre sí y que el conjunto de todos ellos forme la superficie de una parábola (ver figura 8).

Un concepto importante en el tema de radiotelescopios es el área angular de recepción de radiación de la parábola. Esa área es mayor entre más sea la longitud de onda que se desea detectar, pero es menor entre mayor sea el diámetro del radiotelescopio. Es importante no confundirse: el área angular es menor entre mayor sea el diámetro del radiotelescopio, pero el radiotelescopio seguirá recibiendo más fotones entre mayor sea su diámetro. El área angular puede pensarse en forma sencilla como el producto del ángulo que subtende multiplicado por sí mismo. Si a ese ángulo lo representamos como θ , entonces en términos matemáticos puede expresarse como $\theta \sim \frac{\lambda}{D}$, siendo D el diámetro del radiotelescopio y λ la longitud de onda de la radiación recibida. Al área que subtende el radiotelescopio se le conoce como Haz principal, ya que en términos electromagnéticos una parábola puede recibir radiación a través de una área mayor, es decir, existen lo que se denomina haces o lóbulos secundarios. Al área total de un radiotelescopio con forma de parábola por donde puede recibir radiación, se le conoce en ingeniería eléctrica como *patrón de difracción*. Este concepto de patrón de difracción es el mismo que se usa en un sistema óptico.

En términos sencillos un radiotelescopio se comporta como un instrumento para medir la temperatura; sí, *la temperatura equivalente* del universo. Los detalles por los cuales se puede describir esta analogía están más allá del propósito del presente artículo y referimos al lector interesado a la bibliografía pertinente. En esencia, la radiación de un objeto en el universo, detectada por un ra-

diotelescopio, genera una potencia equivalente a la misma que pudiera generar un instrumento que mide temperaturas. En este caso, el instrumento vendría a ser el sistema formado por el radiotelescopio y las componentes electrónicas de detección. La potencia equivalente del radiotelescopio P_e puede expresarse como $P_e = kT\Delta\nu$, donde k es la constante de Boltzmann, T es la temperatura equivalente del sistema y $\Delta\nu$ es el intervalo de

FIGURA 3. RADIOTELESCOPIO DE 70 M DE DIÁMETRO PERTENECIENTE A LA UNIVERSIDAD DE MANCHESTER, EN INGLATERRA. EN LA FOTO SE APRECIA LA PARÁBOLA Y LA COMPLEJA ESTRUCTURA MECÁNICA QUE LA SOSTIENE Y QUE PERMITE QUE LA FORMA PARABÓLICA SE CONSERVE AÚN Y CUANDO SE MUEVA EL RADIOTELESCOPIO.

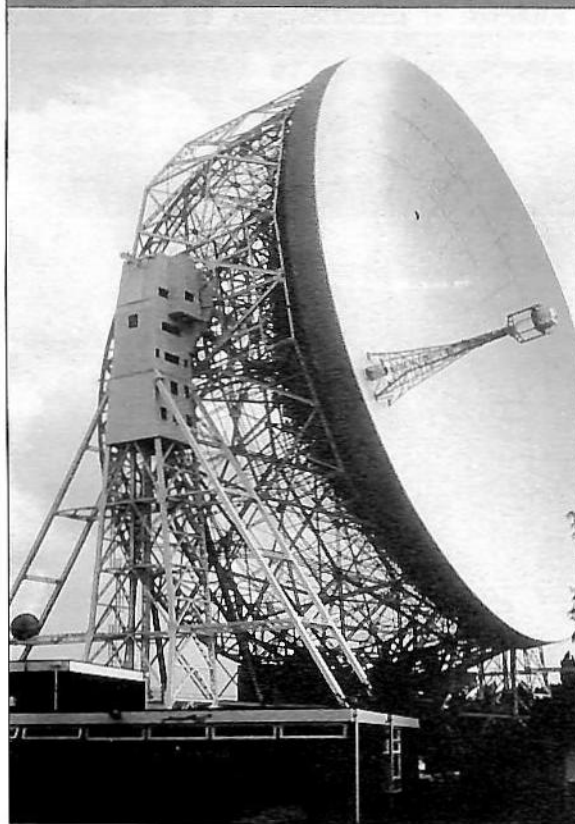
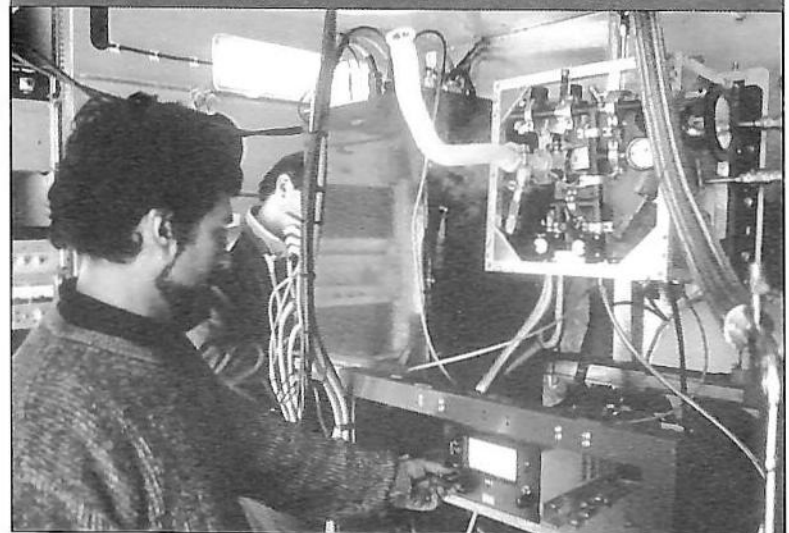


FIGURA 4. PARTE TRASERA DE UN RADIOTELESCOPIO DONDE SE ENCUENTRA EL SISTEMA ELECTRÓNICO DE DETECCIÓN DE LA RADIACIÓN EMITIDA POR OBJETOS CELESTES.



frecuencias recibidas. Es muy común que en radioastronomía se hable de la *temperatura* en lugar de la potencia detectada.

La radiación de los diferentes objetos en el universo no tiene la misma intensidad por varias razones, entre ellas podemos mencionar:

- a) La radiación puede ser más intensa por factores intrínsecos al objeto
- b) La radiación intrínseca puede ser la misma para dos objetos pero éstos pueden estar a diferente distancia del radiotelescopio y, por lo tanto, la intensidad de la radiación detectada será diferente
- c) La radiación de un objeto puede estar distribuida en un área mayor o menor que el área que subtende el radiotelescopio. Es menester tener

una escala con la cual comparar la intensidad de la radiación detectada proveniente de los diferentes objetos en el universo. ¿Cómo se puede tener esta escala de comparación? o, en otras palabras, ¿cómo se puede calibrar el sistema formado por el radiotelescopio y el sistema electrónico de detección? Una forma de hacerlo es comparando la potencia recibida por un objeto celeste (determinando su temperatura equivalente), con la potencia recibida de un material a una temperatura conocida. Un ejemplo de una temperatura de comparación puede ser la temperatura a la cual, a presión atmosférica, el helio pasa de gas a líquido. Esta temperatura es aproximadamente de 4 °K o -269 °C. Otra temperatura de comparación puede ser la del nitrógeno, en la cual se transforma de gas a líquido; ésta temperatura es 77 °K o -196 °C. El procedimiento consiste en que el sistema de detección observe al objeto celeste por un intervalo, y a un envase con helio o nitrógeno líquido durante otro tiempo.

FIGURA 5. SE OBSERVAN LOS MOTORES Y PARTE DE LA ESTRUCTURA BAJA DEL RADIOTELESCOPIO DE 100 M DE DIÁMETRO, EN EFFELSBERG ALEMANIA. ESTOS MOTORES LE PERMITEN AL RADIOTELESCOPIO MOVERSE AGITUMALMENTE HACIA UN LADO Y HACIA EL OTRO. EXISTEN OTROS MOTORES QUE PERMITEN EL MOVIMIENTO DE LA SUPERFICIE DE LA ANTENA HACIA ARRIBA Y HACIA ABAJO.

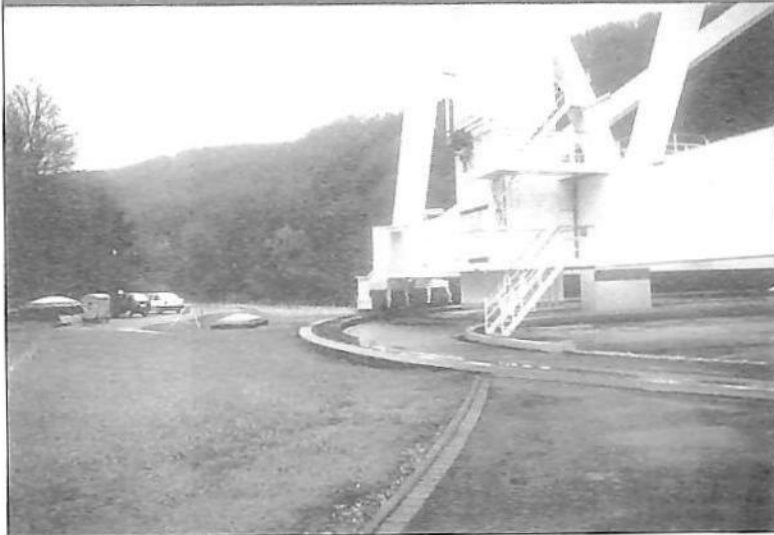
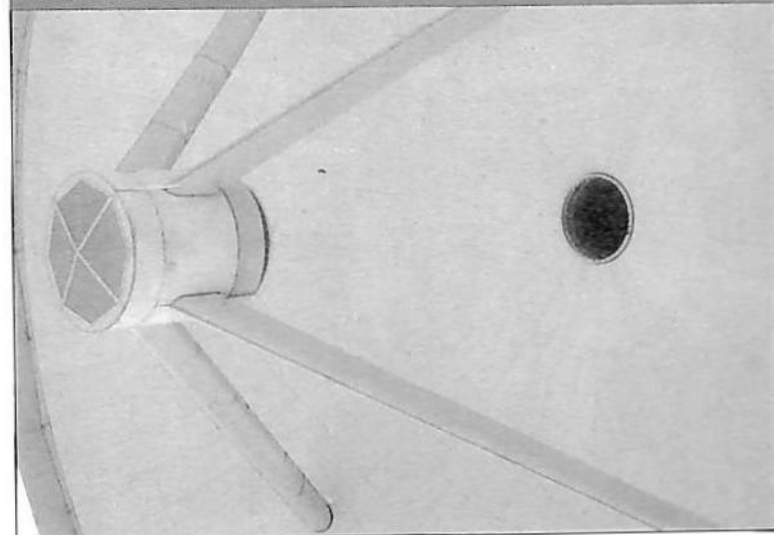


FIGURA 6. SI LA RADIACIÓN QUE RECOLECTA LA SUPERFICIE EN FORMA DE PARÁBOLA NO SE DETECTA EN EL FOCO PRINCIPAL SINO EN EL FOCO SECUNDARIO, SE DICE QUE EL RADIOTELESCOPIO ES DE TIPO CASSEGRAIN. EL FOCO SECUNDARIO ESTÁ PRECISAMENTE EN LA PARTE INFERIOR DEL CENTRO DE LA PARÁBOLA. EN EL FOCO PRINCIPAL EXISTE UN DISPOSITIVO QUE REFLEJA LAS SEÑALES HACIA EL FOCO SECUNDARIO.



2. Diferentes acepciones de Temperatura en Radioastronomía

El financiamiento del proyecto para la construcción y desarrollo de un radiotelescopio en México, sensible a las radiaciones en la banda de radio y con longitudes de onda milimétricas, ya se ha aprobado por parte del Consejo Nacional de Ciencia y Tecnología (Conacyt). La institución responsable del proyecto es el Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica, en Puebla, en colaboración con la Universidad de Massachusetts. Dicho instrumento será único en Latinoamérica por su gran diámetro y nueva tecnología de detección.

En las siguientes secciones se definirán de las diferentes acepciones del término *temperatura* en el campo de la radioastronomía, y se explicará a qué situación se refiere. No se pretende derivarlas de principios básicos porque está más allá del propósito original de este artículo. Se recomienda a los lectores consultar la bibliografía apropiada en caso de requerirlo. Se incluye también la frase en inglés debido a que el avance de esta rama de la instrumentación se ha dado en países donde se publica en ese idioma.

a) Temperatura de Antena T_a (*Antenna Temperature*)

Es la temperatura de una resistencia equivalente, que produzca la misma potencia por intervalo de longitudes de onda medida en las terminales de

salida, que la potencia que se recibe con una antena con área efectiva de recepción A_e , al observar un objeto celeste (ver figura 9). Se puede expresar como:

$$T_a = \frac{P}{k\Delta\nu}$$

en la que P es la potencia recibida a través de la antena, y k la constante de Boltzmann.

b) Temperatura de Antena fuera de la Atmósfera T'_a (Antenna Temperature outside the atmosphere)

La señal observada de un objeto celeste es atenuada al pasar a través de la atmósfera. Esta atenuación se expresa con una función exponencial decreciente del trayecto de la señal. T'_a es por lo tanto, la temperatura de antena como si la antena estuviera fuera de la atmósfera. Se puede expresar como:

$$T'_a = T_a e^{\tau_\nu}$$

donde τ_ν es una cantidad equivalente a la absorción de radiación por parte de la atmósfera (a una longitud de onda dada o una frecuencia de la señal ν , al viajar la señal una distancia l). A τ_ν se le conoce como espesor óptico de la atmósfera.

c) Temperatura de brillo T_b (Brightness Temperature)

Se define como la temperatura equivalente de un cuerpo negro que produciría una brillantez $B(T_b)$, a una frecuencia de la onda ν , de acuerdo con la fórmula de Planck. Se puede expresar como:

$$B(T_b) = \frac{2h\nu^3}{c^2 \left[e^{\frac{h\nu}{kT_b}} - 1 \right]}$$

d) Temperatura de brillo promedio del Haz T_r^* (Beam average brightness temperature)

Esta es la temperatura de brillo multiplicada por un factor que depende de cuál es la relación del área que subtende en el cielo el objeto celeste, Ω_{objeto} , y el área que subtende el radiotelescopio en el Ω_H . En términos sencillos, el área subtendida en el cielo se puede expresar como el producto del ángulo que se subtende: θ multiplicado por sí mismo. Así $\Omega \cong \theta \times \theta$. La temperatura de brillo promedio del haz se puede expresar como:

$$T_r^* = \frac{\Omega_{objeto} T_b}{\Omega_H}$$

e) Temperatura de Calibración T_{cal} (Calibration Temperature)

A longitudes de onda milimétricas la extinción o atenuación debido a la atmósfera es muy grande, y es necesario referir la señal recibida de acuerdo con una temperatura de calibración. Esta se puede expresar como:

$$T_{cal} = (T_{amb} - T_{atm})(1 + g_j) e^{\tau_j} + T_{atm} (1 + g_j e^{\tau_j - \tau_i})$$

siendo τ_j la atenuación de la señal, debido a la atmósfera en el intervalo de frecuencias de la onda j , donde j puede estar en el intervalo superior

FIGURA 7. PANEL DEL RADIOTELESCOPIO DE 305 M DE DIÁMETRO, EN ARECIBO, PUERTO RICO. EL RADIOTELESCOPIO ESTÁ DISEÑADO PARA DETECTAR ONDAS CENTIMÉTRICAS Y POR LO TANTO SU SUPERFICIE PUEDE SER FORMADA POR PANELES TIPO MALLA.

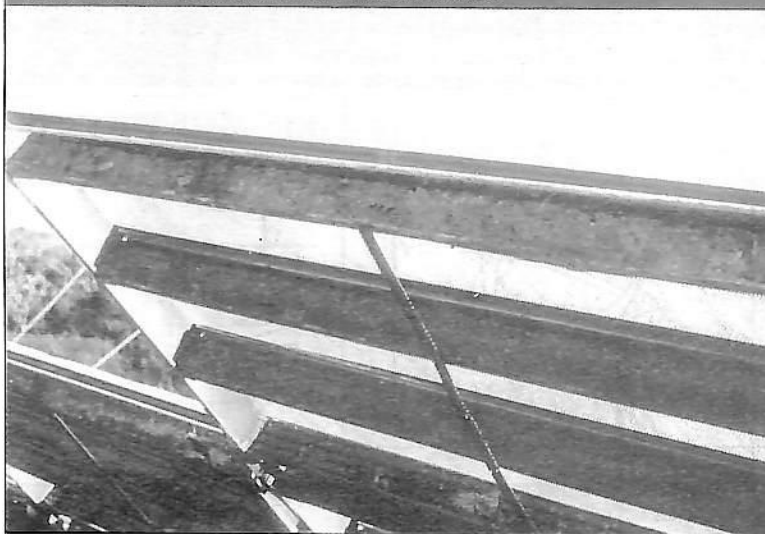


FIGURA 8. SE APRECIA LA SUPERFICIE DE UN RADIOTELESCOPIO FORMADA POR MUCHOS PANELES INDIVIDUALES. LOS PANELES TIENEN UNA SUPERFICIE MUY LISA Y EL EMPALME ENTRE CADA UNO DE ELLOS ES ÓPTIMO, DE TAL FORMA QUE EL CONJUNTO DE ELLOS ASEGURA UNA FORMA PARABÓLICA DE LA SUPERFICIE. EN LA FOTO SE PUEDE APRECIAR EL TAMAÑO INDIVIDUAL DE UN PANEL PUES EXISTE CONDENSACIÓN SOBRE DOS DE ELLOS EN EL MOMENTO EN QUE SE TOMÓ LA IMAGEN. NÓTESE QUE LA SUPERFICIE ES CASI UN ESPEJO. EL RADIOTELESCOPIO ES UNO DE TRES QUE FORMA PARTE DE UN SISTEMA CONOCIDO COMO RADIO INTERFERÓMETRO Y SE ENCUENTRA EN LAS MONTAÑAS DEL SURESTE DE FRANCIA. PERTENECE TAMBIÉN AL IRAM Y SE DISEÑÓ PARA DETECTAR RADIACIÓN A LONGITUDES DE ONDA MILIMÉTRICAS.



de la banda de frecuencia s , o el intervalo inferior de la banda de frecuencia i (*upper and lower side band*). g_i es la ganancia de rechazo de la señal imagen medida en decibeles. T_{amb} es la temperatura ambiente del lugar, y T_{atm} es la temperatura de la atmósfera. Las señales pueden representarse como funciones sinusoidales, y el producto de dos de ellas nos dan como resultado dos señales similares pero centradas en diferente longitud de onda. A una de ellas se le denomina la señal propia, y a la otra la señal imagen. El término decibel se refiere a la razón que existe entre la potencia de dos señales. La ganancia de rechazo es un factor por el cual se multiplica la señal imagen para reducir sus efectos contaminantes, con respecto a la señal propia.

FIGURA 9. DIBUJO ESQUEMÁTICO PARA MOSTRAR LA ANALOGIA ENTRE UNA ANTENA RADIO-TELESCOPIO Y UN CIRCUITO EQUIVALENTE CON UNA RESISTENCIA. SI SE DEJA PASAR CORRIENTE POR LA RESISTENCIA SE PRODUCIRÁ UNA POTENCIA QUE PUEDE SER EQUIVALENTE A LA QUE SE RECIBE CON EL RADIOTELESCOPIO EN UN INTERVALO DE FRECUENCIAS.

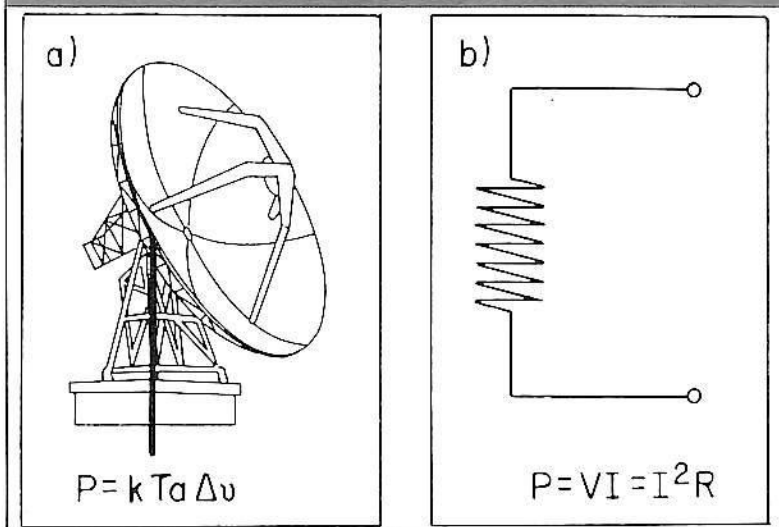
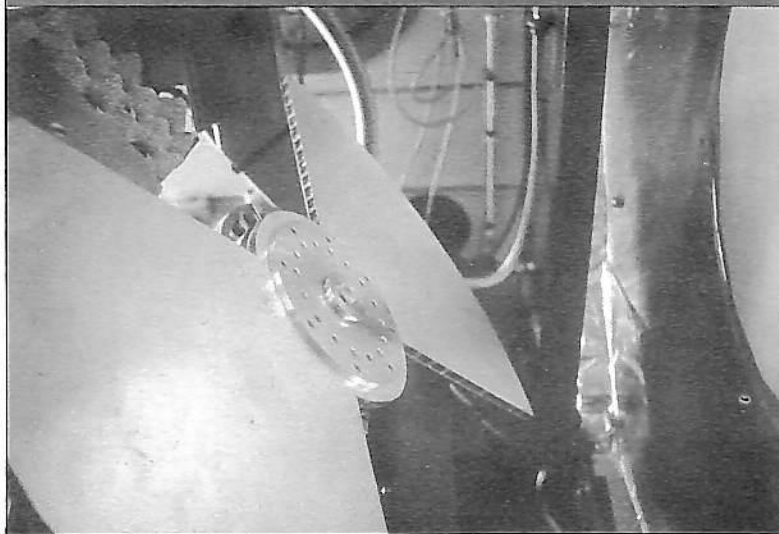


FIGURA 10. SISTEMA CORTADOR DE LA SEÑAL. ESTÁ FORMADO POR DOS ASPAS Y ROTA A UNA VELOCIDAD CONOCIDA, DE TAL FORMA QUE EL RECEPTOR DE SEÑALES RECIBE LA RADIACIÓN DEL OBJETO CELESTE POR UNOS SEGUNDOS Y DURANTE OTRO INTERVALO EL RECEPTOR NO RECIBE SEÑAL ALGUNA PUES LAS ASPAS BLOQUEAN LA RADIACIÓN INCIDENTE. ESTE SISTEMA CORTADOR DE SEÑALES ES PARTE DEL SISTEMA COMPLETO DE RECEPCIÓN DE RADIACIÓN DE OBJETOS CELESTES EN EL RADIOTELESCOPIO DE 15 M DE DIÁMETRO DEL IRAM, EN FRANCIA.



f) Temperatura del cortador o de comparación T_{chopp} (Chopper Temperature)

Este término se refiere a la temperatura física de los paneles de un disco o abanico de material absorbente, situado frente al receptor de la señal. El disco tiene sólo dos o tres paneles y se hace girar (ver figura 10). El receptor de la señal recibe la radiación del objeto celeste por unos instantes, y después percibe la temperatura del material absorbente que forman los paneles del disco. Es esta técnica de *cortar* la señal lo que le da su nombre. Esta técnica fue introducida en el campo de la radioastronomía por los investigadores norteamericanos A. Penzias y C. A. Burrus para calibrar las señales que estaban recibiendo en su radiotelescopio.

g) Temperatura de Radiación del Fondo Cósmico T_{fondo} (Cosmic Background Radiation temperature)

Esta temperatura es la equivalente de un cuerpo negro que emite radiación con una temperatura similar a la que emite el universo, en su conjunto. Se define igualando la brillantez que se observa a través de un radiotelescopio con la fórmula de Planck:

$$T_b = \frac{h\nu}{k \left[e^{\frac{h\nu}{kT_{fondo}}} - 1 \right]}$$

donde la temperatura de brillo observada es igual a la temperatura de fondo, en el caso de que la absorción debida al material disperso en el universo sea muy grande a las frecuencias de la señal (como lo es a longitudes de onda de microondas). T_{fondo} es aproximadamente 2.7 °K.

h) Temperatura de Polvo T_D (Dust Temperature)

Es la temperatura en la cual las partículas de polvo cósmico emiten radiación térmica. Las partículas son calentadas al absorber radiación ultravioleta, y arrojan radiación térmica equivalente a la emisión de un cuerpo negro a la temperatura del polvo. Estas emisiones son a longitudes de onda de lejano infrarrojo y en la banda de radio.

La temperatura de polvo cósmico se puede estimar con las observaciones recientes de satélites sensibles a radiación en el lejano infrarrojo, y con radiotelescopios sensibles a radiaciones con longitudes de onda milimétricas. Uno de esos satélites es el conocido en inglés como IRAS. Este sa-

télite detectó la emisión de objetos celestes a longitudes de onda de 12, 25, 60 y 100 μm . Una manera de estimar la temperatura del polvo cósmico es usando las observaciones en 60 y 100 μm . Si el polvo tiene ciertas características fisicoquímicas que hacen que su emisión de radiación sea proporcional al inverso de una potencia de la longitud de onda, su temperatura se puede expresar como:

$$T_D = \frac{h(\nu_{100} - \nu_{60})}{k \left[\ln \left(\frac{S_{60} \left(\frac{\nu_{100}}{\nu_{60}} \right)^{3+n}}{S_{100} \left(\frac{\nu_{60}}{\nu_{100}} \right)^{3+n}} \right) \right]}$$

donde S_{100} y S_{60} son los flujos de radiación detectados por el IRAS a 100 y 60 mm respectivamente; ν_{100} y ν_{60} son las frecuencias de las señales correspondientes a longitudes de onda de 100 μm y 60 μm respectivamente, es decir, $\nu_{100} = 2.99 \times 10^{12} Hz$ y $\nu_{60} = 4.98 \times 10^{12} Hz$; n es una constante que depende de las propiedades de absorción y emisión de las partículas de polvo.

i) Temperatura electrónica t_e (electron temperature)

En una región en donde existe un gas ionizado o plasma, cuyos principales elementos constituyentes son electrones y protones, la temperatura cinética del gas de electrones se conoce como *Temperatura Electrónica*. En tales regiones siempre existe la posibilidad de que los átomos de hidrógeno estén ionizados (con esto se tendrían electrones y protones libres), y también de que algunos de esos electrones libres se *adhieran* a un protón formando átomos de hidrógeno. A este proceso se le conoce como recombinación. En un estado en equilibrio termodinámico, donde la temperatura es constante, el número de átomos que se ionizan debe ser igual al número de átomos que se forman. La expresión matemática de esta igualdad nos define la temperatura electrónica:

$$\frac{N_p N_e}{N_i} = \left[\frac{2\pi m_e k T_e}{h^2} \right]^{\frac{3}{2}} e^{-\frac{\chi_0}{k T_e}}$$

donde N_e y N_p son las densidades volumétricas de electrones y protones; N_i es la densidad total de partículas en el estado i ; χ_0 es el potencial de ionización del átomo; k es la constante de Boltzmann; m_e es la masa del electrón, h es la constante de Planck y T_e es la temperatura electrónica.

j) Temperatura de Excitación T_{ex} (Excitation Temperature)

La transición de un electrón, de un nivel de energía superior a otro inferior, significa un cambio en la energía del mismo. La temperatura de excitación está definida a través de la población electrónica en esos dos niveles de energía de acuerdo con la fórmula de Saha. Esta fórmula indica que normalmente la población de electrones en el nivel superior de energía, es menor que la población de electrones en el nivel inferior por un factor exponencial decreciente proporcional al cociente de la diferencia de energía de los niveles involucrados, y la energía térmica necesaria para excitar a los electrones en el nivel inferior para llegar al nivel superior. La fórmula se puede expresar como:

$$\frac{N_s}{N_i} = \frac{g_s}{g_i} e^{-\frac{h\nu_{si}}{kT_{ex}}}$$

FIGURA 11. DIBUJO ESQUEMÁTICO DE UN SISTEMA SIMPLE DE DOS NIVELES DE ENERGÍA DE LOS ELECTRONES PERTENECIENTES A UN ÁTOMO O MOLÉCULA.

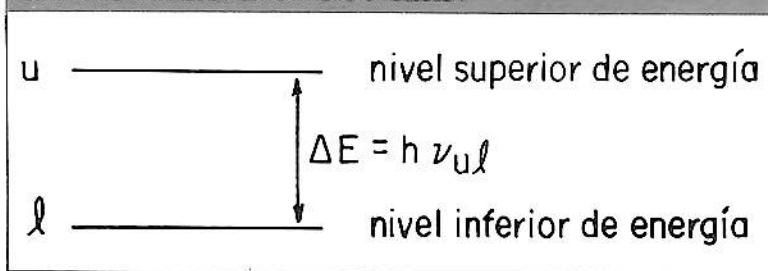
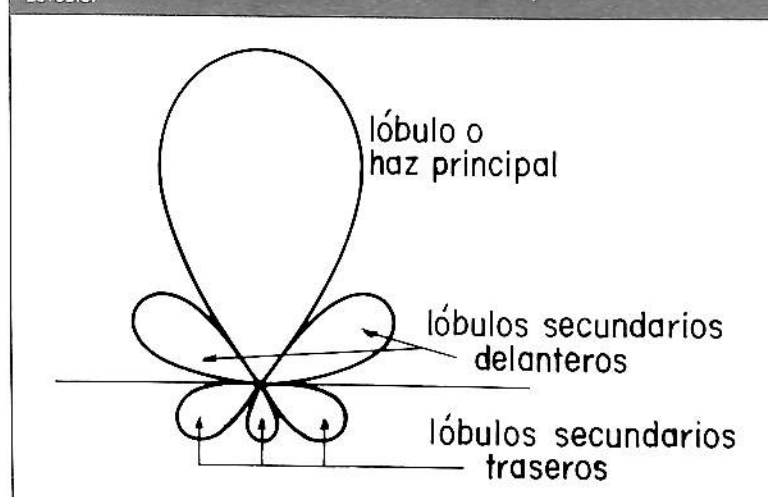


FIGURA 12. UNA ANTENA-RADIOTELESCOPIO CON UNA SUPERFICIE RECEPTORA EN FORMA DE PARÁBOLA PUEDE RECIBIR RADIACIÓN DE OBJETOS CELESTES A TRAVÉS DE UNA ÁREA CIRCULAR DETERMINADA POR SU DIÁMETRO. SUS PROPIEDADES ELECTROMAGNÉTICAS DEFINEN UN ÁNGULO SÓLIDO QUE SE DENOMINA HAZ. EL HAZ DE UNA ANTENA-RADIOTELESCOPIO CON SUPERFICIE PARABÓLICA PRESENTA VARIOS LÓBULOS. EL LÓBULO PRINCIPAL O HAZ PRINCIPAL ES EL ÁNGULO SÓLIDO POR LA CUAL SE RECIBE LA MAYOR PARTE DE LA RADIACIÓN CELESTE. EXISTEN OTROS LÓBULOS SECUNDARIOS DELANTEROS Y TAMBIÉN TRASEROS DEBIDO A LA DEPENDENCIA ACIMUTAL POR LOS QUE TAMBIÉN SE PUEDE RECIBIR RADIACIÓN. SIN EMBARGO SÓLO EL HAZ PRINCIPAL ESTÁ SIEMPRE EN LA DIRECCIÓN DEL OBJETO CELESTE Y ES EL HAZ IMPORTANTE. LOS LÓBULOS SECUNDARIOS ESTÁN DIRIGIDOS HACIA OTRAS REGIONES Y EN PRINCIPIO PUEDEN DETECTAR RADIACIÓN DE OTROS OBJETOS CELESTES Y NO NECESARIAMENTE DEL OBJETO CELESTE EN ESTUDIO.



en la cual g_i y g_e son los pesos estadísticos de los niveles de energía superior e inferior; k es la constante de Boltzmann; ν_{ie} es la frecuencia del fotón emitido y es proporcional a la diferencia entre las energías superior menos la inferior; N_i y N_e son las densidades volumétricas relativas de los niveles superior e inferior (ver figura 11).

k) Temperatura de Brillo del Haz delantero T_a^* (Forward Beam Brightness Temperature)

Esta es la temperatura de antena o radiotelescopio debida a la radiación de un objeto celeste, considerando que la antena sólo recibe radiación con un ángulo sólido de 2π de su patrón de difracción delantero (ver figura 12). Se puede expresar como:

$$T_a^* = \frac{T_a'}{F_{ef}}$$

donde F_{ef} es la eficiencia delantera del radiotelescopio o antena. La eficiencia de una antena se puede definir como la capacidad de transmitir o recibir radiación a través de su ángulo sólido, en comparación con una distribución angular total de 4π .

l) Temperatura de Suelo o Piso T_{suelo} (Ground Temperature)

Es la temperatura física del suelo, percibida por la estructura trasera de la antena o radiotelescopio, es decir, por los lóbulos secundarios en dirección

opuesta a la del haz principal (ver figura 12). Se puede expresar como:

$$T_{suelo} = (1 - F_{ef}) T_{amb}$$

Aquí T_{amb} es la temperatura ambiente en °K.

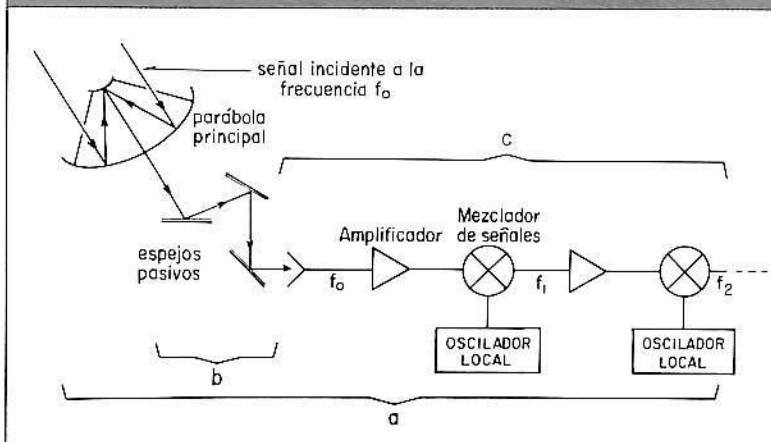
m) Temperatura de Frecuencias Intermedias T_{if} (IF Temperature)

Las frecuencias de las ondas de radiación de los objetos celestes son, en general, muy altas, que como lo habíamos mencionado, son mayores que varios millones de ciclos por segundo (MHz) y quizás que varios cientos de miles de millones de ciclos por segundo (GHz). Los detectores de las señales en el radiotelescopio pueden procesar la señal si ésta está a una frecuencia más baja. Para esto se *mezclan o multiplican* las señales de los objetos celestes con señales en el laboratorio producidas por un oscilador local, de tal forma que el resultado son dos señales, una con mayor frecuencia que la original del objeto celeste y otra con una frecuencia menor. Con dispositivos electrónicos se desecha la frecuencia mayor y sólo se queda uno con la señal que tiene una frecuencia menor. A esta frecuencia se le conoce como frecuencia intermedia. Temperatura de frecuencia intermedia es la que tendría una resistencia que produjese una potencia similar a las señales con frecuencias intermedias (ver figura 13).

n) Temperatura cinética t_{cin} (kinetic temperature)

En física atómica y molecular las poblaciones relativas de electrones, en los niveles superior e inferior de energía en un átomo o molécula, están relacionadas por la ecuación de Saha (ver temperatura de excitación). Sin embargo, la densidad relativa de los niveles puede alterarse por los procesos de colisión entre átomos o moléculas. En el caso sencillo de tener dos niveles de energía, los electrones de una molécula, que originalmente están en el nivel inferior pueden ganar energía o excitarse y pasar al nivel superior. Esta energía puede obtenerse debido a colisiones entre moléculas, sin necesariamente absorber ningún fotón. En el caso contrario, también puede suceder que los electrones en un nivel superior pierdan energía y pasen a un nivel inferior, debido a colisiones de la molécula, sin necesariamente emitir ningún fotón. Ambos coeficientes de colisión de la molécula dependen de la energía cinética del gas ambiental, y se pueden representar matemáticamente por:

FIGURA 13. A) DIBUJO ESQUEMÁTICO DEL SISTEMA DE RECEPCIÓN DE SEÑALES EN UN RADIOTELESCOPIO. EL SISTEMA CONSISTE EN VARIOS COMPONENTES, ENTRE ELLOS; B) UN SISTEMA QUASI-ÓPTICO PARA GUIAR A LA RADIACIÓN DEL OBJETO CELESTE HACIA EL SISTEMA DE RECEPCIÓN PROPIAMENTE DICHO. CONSTA, ENTRE OTRAS PARTES, DE LA SUPERFICIE DE LA PARÁBOLA DEL RADIOTELESCOPIO, LA SUPERFICIE EN FORMA DE UN HIPERBOLOIDE EN LA POSICIÓN DEL FOCO PRINCIPAL DE LA PARÁBOLA Y OTRAS SUPERFICIES REFLECTORAS QUE REFLEJAN LA RADIACIÓN DEL OBJETO CELESTE FINALMENTE HACIA EL SISTEMA ELECTRÓNICO DE DETECCIÓN, Y C) SISTEMA ELECTRÓNICO DE DETECCIÓN DE LAS SEÑALES QUE CONSISTE A SU VEZ EN VARIOS COMPONENTES ENTRE ELLOS AMPLIFICADORES DE SEÑAL, MEZCLADORES DE SEÑALES, FILTROS, FUENTES DE VOLTAJE, OSCILADORES LOCALES QUE PRODUCEN SEÑALES CON FRECUENCIAS DETERMINADAS, ETCÉTERA. EN INGLÉS A ESTE SISTEMA SE LA CONOCE COMO FRONT-END. LAS SEÑALES DESPUÉS DE PASAR POR ESTE SISTEMA DE DETECCIÓN CONTINÚAN A UNA SEGUNDA ETAPA DE PROCESAMIENTO QUE PUEDE SER POR MEDIO DE PROGRAMACIÓN COMPUTARIZADA.



$$C_{is} = C_{si} \frac{g_s}{g_i} e^{-\frac{h\nu_{si}}{kT_{cin}}}$$

donde C_{is} y C_{si} son los coeficientes de colisión para posibilitar la ganancia o pérdida de energía de los electrones y, por lo tanto, permitir su paso de un nivel de energía a otro. En el momento que existe equilibrio, el número de electrones en el nivel inferior debe ser igual al de electrones en el nivel superior, a una temperatura constante. Esto se puede expresar como:

$$N_i C_{is} = N_s (C_{si} + A_{si})$$

en la cual A_{si} es el coeficiente de Einstein, que describe la probabilidad de que exista una transición espontánea del nivel superior de energía al nivel inferior.

ñ) Temperatura de Brillo del Haz Principal T_{mb} (Main Beam Brightness Temperature)

El desarrollo de radio interferómetros –sistemas con dos o más radiotelescopios que observan al mismo objeto celeste simultáneamente (ver figuras 14 y 15)– que trabajan a ondas milimétricas, tienen un haz o patrón de difracción de tamaño comparable o menor que el angular de los objetos celestes. Esto ha dado como resultado la definición de la temperatura de brillo del haz principal T_{mb} . Esta definición relaciona el flujo de radiación S_ν , recibida por un radiotelescopio a través del ángulo sólido de su haz principal Ω_{mb} , y se puede expresar como:

$$S_\nu = \frac{2k}{c^2} \nu^2 T_{mb} \Omega_{mb}$$

donde S_ν es el flujo de radiación recibido por el radiotelescopio, a una frecuencia ν ; T_{mb} es la temperatura del haz principal y Ω_{mb} es sólo el ángulo sólido del haz principal del radiotelescopio por donde se recibe radiación, sin considerar los lóbulos secundarios o traseros (ver figura 12).

o) Temperatura del Mezclador T_M (Mixer Temperature)

Esta es la temperatura que tendría una resistencia que produjera una potencia similar a la que fabrica la señal que pasa por el mezclador de señales en el sistema electrónico que recibe la señal de los objetos celestes en el radiotelescopio (ver figura 13).

p) Temperatura del Receptor T_{rec} (Receiver Temperature)

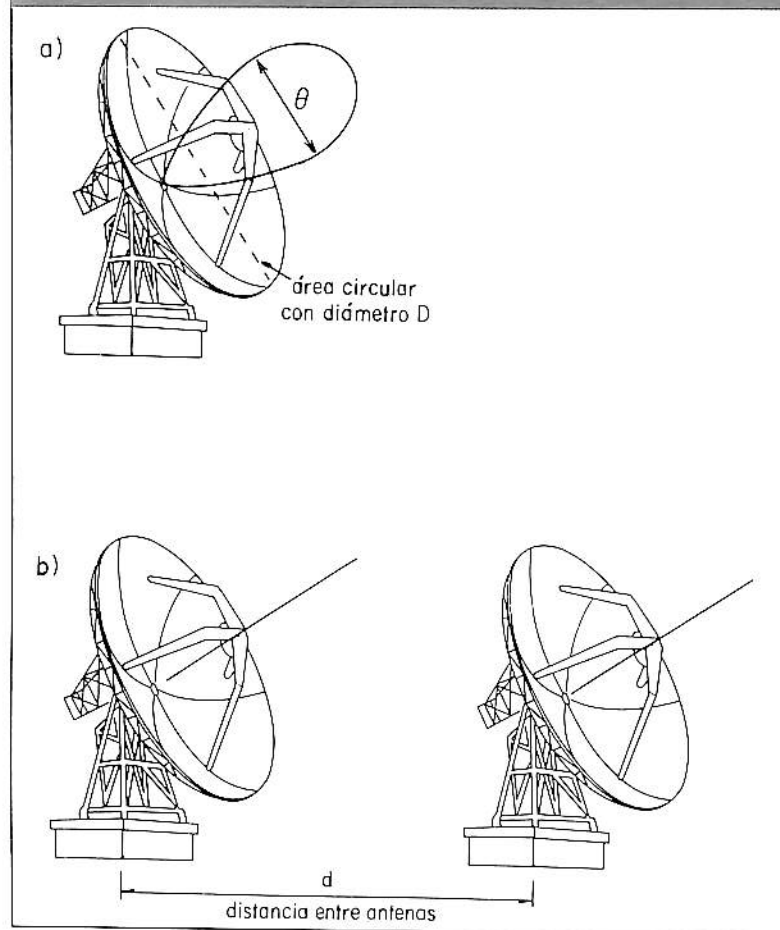
La señal de un objeto celeste se recolecta con la

superficie del radiotelescopio y después debe llegar al sistema electrónico detector de señales conocido como receptor. Como mencionamos anteriormente, la señal recibida se procesa de tal forma que al final se tiene una señal con menor frecuencia de onda. El receptor de señales consta de varios componentes como son: amplificadores, mezcladores de señales, filtros eléctricos y otros componentes. Por lo tanto, se conoce como temperatura de receptor a la que tendría una resistencia que produjera una potencia equivalente a la de la señal al final del receptor, de acuerdo con la fórmula de Nyquist, es decir, la potencia $P = kT_{rec} \Delta\nu$. Esta temperatura se puede expresar como:

$$T_{rec} = T_M + L T_{if}$$

donde T_M es la temperatura del mezclador, T_{if} es

FIGURA 14. UNA ANTENA-RADIOtelescopio PRESENTA SU HAZ PRINCIPAL DIRIGIDO HACIA LA DIRECCIÓN EN DONDE SE ENCUENTRA EL OBJETO CELESTE EN ESTUDIO. ESTE HAZ SE PUEDE CONSIDERAR COMO UN LÓBULO EN DONDE SU ANCHO ANGULAR A MEDIA INTENSIDAD, DENOTADO POR θ , ES MENOR ENTRE MAYOR SEA EL DIÁMETRO DE LA ANTENA Y ES MAYOR ENTRE MAYOR SEA LA LONGITUD DE ONDA QUE SE DESEE RECIBIR, $\theta \sim \lambda/D$ DONDE D DENOTA EL DIÁMETRO DE LA SUPERFICIE RECEPTORA DEL RADIOtelescopio. ENTRE MENOR SEA θ MAYOR SERÁ EL DETALLE QUE PUEDA ESTUDIAR DEL OBJETO CELESTE Y ESO REQUIERE DE DIÁMETROS MUY GRANDES. SI SE TIENEN MÁS DE DOS ANTENAS-RADIOtelescopios FORMANDO UN SISTEMA CONOCIDO COMO RADIO INTERFERÓMETRO, EL HAZ PRINCIPAL, θ , SERÁ MENOR ENTRE MAYOR SEA LA DISTANCIA ENTRE LOS RADIOtelescopios, Y SERÁ MAYOR ENTRE MAYOR SEA LA LONGITUD DE ONDA QUE SE DESEE RECIBIR, ASÍ $\theta \sim \lambda/D$, DONDE D , DENOTA LA DISTANCIA ENTRE LOS RADIOtelescopios. PARA UN SISTEMA FORMADO POR VARIOS RADIOtelescopios, CON EL MISMO O DIFERENTE DIÁMETRO, EL RADIO INTERFERÓMETRO PUEDE ANALIZAR A LOS OBJETOS CELESTES CON MÁS DETALLE QUE SI SE ESTUDIASE CON UN SOLO RADIOtelescopio.



la temperatura de frecuencia intermedia, y L es una constante que depende del número de etapas (amplificador-mezclador) en el sistema receptor de señales (ver figura 13).

q) Temperatura del Cielo T_{cielo} (Sky Temperature)

Esta es la temperatura de antena, al apuntar el radiotelescopio a un lugar diferente del lugar donde se encuentra el objeto celeste en observación. La temperatura del cielo es la temperatura de una resistencia que produciría una potencia equivalente

a la recibida por el radiotelescopio dentro de un intervalo de frecuencias de onda $\Delta\nu$, centrado en una frecuencia ν_0 . Se puede expresar en función del factor de eficiencia delantera del radiotelescopio y la atenuación de la señal, debido al paso de la radiación a través de las capas de la atmósfera. Esto es:

$$T_{\text{cielo}} = F_{\text{ef}} T_{\text{amb}} (1 - e^{-\tau_\nu})$$

en el que τ_ν es el espesor óptico de la atmósfera y es proporcional a la cantidad de material absorbente de la atmósfera a la frecuencia ν (ver figura 16).

r) Temperatura de Espín T_s (Spin Temperature)

Esta temperatura es equivalente a la definición de temperatura de excitación, al considerar el número relativo de electrones en dos niveles de energía en un átomo. En radioastronomía esta temperatura se refiere a la existencia de un nivel superior con respecto al nivel base de energía del átomo de hidrógeno. Este nivel superior es el resultado del alineamiento relativo entre los spins del electrón y del protón. Cuando los spins son paralelos dan lugar al nivel superior de energía, y cuando los spins son antiparalelos el electrón permanece en el estado base de energía (ver figura 17). La expresión matemática de este hecho es la fórmula de Saha:

$$N_s = N_i \left(\frac{g_s}{g_i} \right) e^{-\frac{h\nu_{21}}{kT_s}}$$

En este caso, el cociente $\frac{g_s}{g_i}$ es aproximadamente

3, es decir, la probabilidad de que el electrón esté en el nivel superior es 3 veces la probabilidad de que esté en el nivel inferior del átomo de hidrógeno. Cuando el electrón está en el nivel superior podrá perder energía en forma espontánea, de acuerdo con lo establecido por Einstein, y pasar al nivel inferior liberando una energía en forma de fotón, con una frecuencia de onda proporcional a la diferencia de energías de los dos niveles involucrados. La diferencia de estos dos niveles es muy pequeña de tal forma que el fotón tendrá una frecuencia también pequeña y estará en el rango de las microondas, es decir, la longitud de onda de tal fotón es de 21.1 cm o $\nu \cong 1.420$ GHz. Al utilizar la fórmula de Saha y observaciones de nubes cósmicas de hidrógeno, se acepta un valor de la temperatura de espín del hidrógeno como $T_s =$

FIGURA 15. EN ESTA FOTOGRAFÍA SE APRECIAN TRES DE LOS RADIOTELESCOPIOS QUE FORMAN PARTE DEL INTERFERÓMETRO DEL INSTITUTO IRAM, EN LAS MONTAÑAS DE FRANCIA. ESTE RADIOINTERFERÓMETRO ESTÁ DISEÑADO PARA DETECTAR RADIACIÓN DE OBJETOS CELESTES CON LONGITUDES DE ONDA MILIMÉTRICAS. NÓTESE LA SUAVIDAD DE LAS SUPERFICIES RECEPTORAS DE CADA ANTENA. LA DISTANCIA MÁXIMA DE SEPARACIÓN ENTRE LAS ANTENAS PUEDE SER DE HASTA 250 M. PARA DETECTAR RADIACIÓN MILIMÉTRICA ES NECESARIO ESTAR EN LUGARES ALTOS DEBIDO A QUE ENTRE MAYOR ALTURA MENOR SERÁ LA CAPA DE AIRE ABSORBENTE Y TAMBIÉN HABRÁ MENOR VAPOR DE AGUA EN LA ATMÓSFERA.

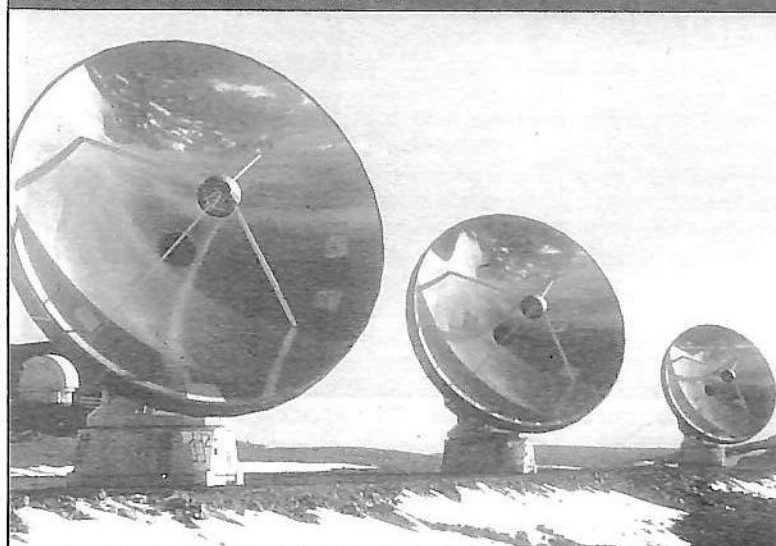
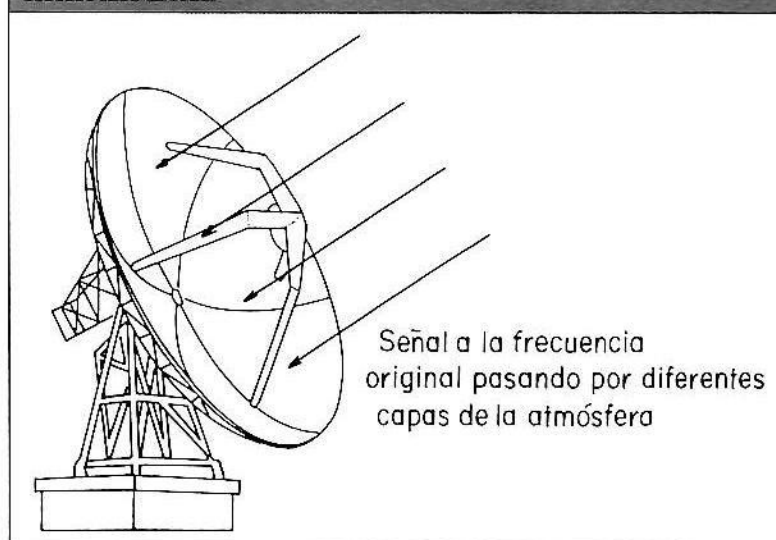


FIGURA 16. LA RADIACIÓN DEL OBJETO CELESTE QUE FINALMENTE LLEGA A LA SUPERFICIE DE UN RADIOTELESCOPIO HA ATRAVESADO VARIAS CAPAS DE LA ATMÓSFERA TERRESTRE. LA ATMÓSFERA TERRESTRE ABSORBE RADIACIÓN A VARIAS LONGITUDES DE ONDA Y POR LO TANTO LA RADIACIÓN DETECTADA ES ATENUADA. LA MAYOR PARTE DE LA RADIACIÓN RECIBIDA POR EL RADIOTELESCOPIO ES A TRAVÉS DE SU HAZ PRINCIPAL (~ 80%) AUNQUE TAMBIÉN RECIBE POR SUS LÓBULOS SECUNDARIOS.



100 °K. Nótese que T_r no refleja necesariamente la temperatura cinética del gas.

s) Temperatura del Sistema T_{sis} (System Temperature)

Es la temperatura de una resistencia que produciría una potencia equivalente a la potencia de la señal, al final del sistema de detección. Como sistema de detección se considera el formado por la superficie del radiotelescopio, su montura, y el sistema electrónico de recepción (ver figura 13).

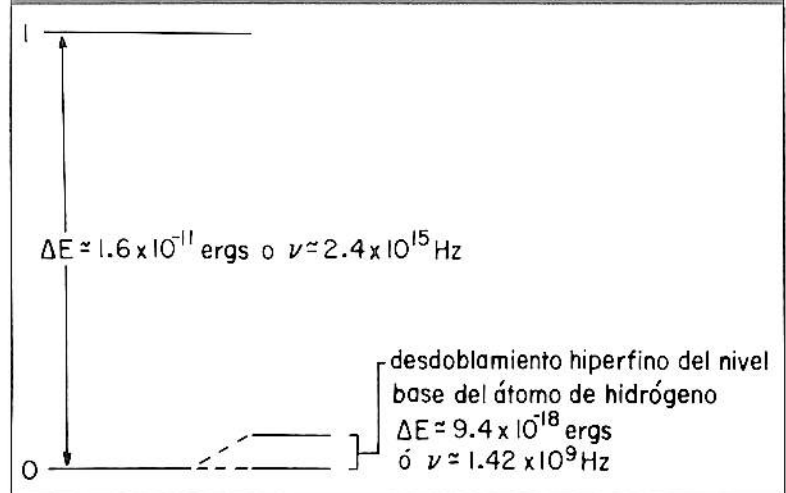
Conclusión

El avance del conocimiento astronómico se basa fundamentalmente en la observación detallada de los diferentes objetos en el universo. En particular, los objetos celestes pueden emitir radiación con longitudes de onda en la región de microondas o, en general, en la banda del espectro electromagnético conocida como la región de radio. Esta emisión es el resultado de varios y diferentes procesos físicos intrínsecos de los objetos celestes. La detección de ondas de radio ha sido posible gracias al desarrollo de instrumentos y sistemas que han posibilitado el procesamiento electrónico de señales. Una parte importante de la instrumentación en radioastronomía, es la construcción de parábolas o radiotelescopios de grandes dimensiones capaces de recolectar suficientes fotones; otra parte importante es el desarrollo de sistemas electrónicos de recepción y procesamiento de esas señales. La rama de la astronomía que estudia al universo, a través de la detección e interpretación de las radiaciones en la banda de radio, se le denomina radioastronomía. Como los objetos celestes están a gran distancia de nosotros y como la intensidad de la radiación que emiten es muy débil, es necesario detectar esas señales y calibrarlas para saber su intensidad relativa. El desarrollo instrumental en la radioastronomía se ha dado en los últimos 50 años y ha tenido como resultado un aumento en el número de significados de algunas palabras, entre ellas, la temperatura. En este artículo hemos descrito varios de los significados del término temperatura usado generalmente en radioastronomía. ♦

BIBLIOGRAFÍA

- Allen, C. (1973). *Astrophysical Quantities*. The Athlone Press, University of London, Londres.
- Downes, D. (1988). *Radio Astronomy Techniques* en las notas de los cursos de posgrado en Les Houches, Francia, septiembre.

FIGURA 17. EL ELECTRÓN QUE FORMA PARTE DEL ÁTOMO DE HIDRÓGENO PUEDE TENER DIFERENTES ENERGÍAS O ESTAR EN VARIOS NIVELES DE ENERGÍA. PARA QUE PASE EL ELECTRÓN DEL NIVEL MÁS BAJO AL PRIMER NIVEL SE NECESITA QUE EL ELECTRÓN ABSORBA UNA GRAN ENERGÍA. SIN EMBARGO, DEBIDO A LA ALINEACIÓN RELATIVA DE LOS SPINS DEL ELECTRÓN Y PROTÓN EXISTE UN NIVEL UN POCO MÁS ARRIBA DEL NIVEL MÁS BAJO. LA SEPARACIÓN CORRESPONDE A UNA DIFERENCIA DE ENERGÍA MUY PEQUEÑA. SI LOS SPINS SON PARALELOS EL ELECTRÓN SE ENCONTRARÁ EN ESTE NIVEL SUPERIOR. EN EL MOMENTO EN QUE EL ELECTRÓN PASA DEL NIVEL SUPERIOR AL NIVEL INFERIOR PIERDE ENERGÍA Y LA EMITE CON UN FOTÓN CON LA MISMA ENERGÍA. EL FOTÓN TIENE UNA LONGITUD DE ONDA DE 21.1 CM. ESTOS FOTONES PUEDEN DETECTARSE CON RADIOTELESCOPIOS SENSIBLES A ESTAS LONGITUDES DE ONDA.



Field, G. (1959). "The spin temperature of intergalactic neutral hydrogen", en *Astrophysical Journal*, Vol. 129.

García Barreto, J.

____ (1983). "Radio interferometría; métodos avanzados para observar el universo", en *Ciencia y Desarrollo*, Conacyt, Vol. 53. México.

____ y Tapia, M. (1983). *La Astronomía Contemporánea*. L. F. Rodríguez, UNAM, México, D. F.

____ (1984). "El radiotelescopio: las imágenes de lo invisible", en *Información Científica y Tecnológica*, Conacyt, Vol. 6, Num 93. México.

____ y Rodríguez, L. (1984). *Temas Selectos de Astrofísica*. M. Peimbert (ed), UNAM, México, D. F.

____ (1984). *Notas del Curso de Radioastronomía*. Facultad de Ciencias de la UNAM.

Kraus, J. (1966). *Radio Astronomy*. Mc Graw Hill, Nueva York.

Mandl, F. (1971). *Statistical Physics*. John Wiley & Sons, Nueva York.

Penzias, A. y Burrus, C. (1973). "Millimeter-wavelength radio-astronomy techniques", en *Annual Reviews of Astronomy and Astrophysics*, Vol. 11.

Reif, F. (1965). *Fundamentals of Statistical and Thermal Physics*. Mc Graw Hill, Nueva York.

Rohlfs, K. (1986). *Tools of Radio Astronomy*. Springer-Verlag, Nueva York.

Thompson, A.; Moran, J. & Swenson, G. Jr. (1986). *Interferometry and Synthesis in Radio Astronomy*. John Wiley & Sons, Nueva York.

Verschuur, G. y Kellermann, K. (1988). *Galactic and Extragalactic Radio Astronomy*. Springer-Verlag, Nueva York.