

CONTRIBUCIONES
del
INSTITUTO ARGENTINO
de
RADIOASTRONOMIA No 35

3

EL INSTITUTO ARGENTINO DE
RADIOASTRONOMIA
I. INTRODUCCION A LA RADIO-
ASTRONOMIA.

E. Bajaja y W.G.L. Pöppel

E. Bajaja y W. G. L. Pöppel

Plan de publicaciones

El Instituto Argentino de Radioastronomía (I. A. R.) inició los trabajos de construcción de su primera antena parabólica de 30 m de diámetro a fines de 1963 en el Parque Pereyra Iraola (Km 40 del Camino Gral. Belgrano), simultáneamente con las obras civiles necesarias para alojar laboratorios, talleres, sala de observación, oficinas, etc. En marzo de 1966 estas obras fueron inauguradas e inmediatamente comenzaron las primeras observaciones con un equipo receptor para la línea de emisión del hidrógeno neutro en la frecuencia de 1420 MHz ($\lambda = 21$ cm).

Con la presente se inicia una serie de publicaciones destinadas a describir el instrumental de observación con que actualmente cuenta el I. A. R. y las investigaciones que en él se realizan. El objetivo primordial de estas publicaciones es el lograr una mayor difusión de las actividades desarrolladas en el I. A. R. en el campo de la radioastronomía, las cuales ya han alcanzado nivel internacional gracias a la adecuada especialización de sus físicos e ingenieros. En esta primera parte se hará una breve introducción a los diferentes tipos de radioemisiones de origen cósmico y a las técnicas utilizadas para su detección.

La radioastronomía. Historia, objetivos, ventajas y limitaciones

Al hablar del origen de esta nueva ciencia es inevitable mencionar el nombre de Karl G. Jansky (1932, 1933, 1935), un ingeniero de la Bell Telephone Laboratories. Estudiando la naturaleza de los ruidos de fondo no intrínsecos al receptor, que perturbaban las comunicaciones en ondas cortas, y trabajando con una antena direccional y un equipo receptor para una longitud de onda de 14,7 m, Jansky descubrió una intensa fuente de ruido en una determinada zona del cielo. Del estudio sistemático de la misma notó que la señal, con la misma posición de la antena, se repetía aproximadamente cada $23^{\circ} 56'$. Por lo tanto la fuente de ruido debía ser exterior al sistema solar, ya que dicho período corresponde justamente al día sidéreo ($23^{\circ} 56' 04''$).

Jansky había observado el centro de nuestra galaxia realizando así la primera observación radioastronómica y estableciendo las bases para una nueva forma de estudiar el universo. Sin embargo, en esa época las investigaciones de Jansky, simplemente, constituyeron una curiosidad que no despertó el interés de los astrónomos. La resolución angular de la antena (Fig. 1) y la sensibilidad del equipo de Jansky eran demasiado pobres y sólo la enorme intensidad de la fuente en el centro galáctico habían hecho posible la detección de una fuente localizada.

En 1940 otro ingeniero norteamericano, Grote Reber (1940, 1948), con un equipo de su propiedad, compuesto por un reflector parabólico de 9,6 m de diámetro y un receptor para 160 MHz ($\lambda = 1,85$ m) pudo trazar el primer mapa radioeléctrico del cielo. El diagrama característico de la antena en esas condiciones presentaba un lóbulo principal de $10^{\circ} \times 12^{\circ}$.

Posteriormente, el número de equipos y de observaciones, así como el poder de resolución de las antenas y la sensibilidad de los receptores, se fueron multiplicando incesantemente. En Inglaterra, Hey, Parsons y Phillips (1946), y en Australia, Bolton y Westfold (1950), Allen y Gum (1950) y Piddington y Minnett

(1951), fueron pioneros de la nueva ciencia que reclamaba equipos cada vez más elaborados, y paulatinamente el interés de los astrónomos fue volcándose hacia este nuevo modo de observar el cosmos. La enorme importancia de la radioastronomía se fue revelando a través de una serie de factores que se hicieron evidentes a medida que los resultados de las observaciones se iban dando a conocer.

La astronomía clásica desde la remota antigüedad observa el cielo a través de una ventana relativamente estrecha: la ofrecida por la atmósfera a las frecuencias ópticas, entre el infrarrojo y el ultravioleta, es decir, aproximadamente desde 4000 hasta 8000 Å de longitud de onda ($1 \text{ Å} = 10^{-8}$ cm). Para radiofrecuencias existe otra ventana que se extiende aproximadamente entre 10 GHz y 30 MHz ($3 \text{ cm} \leq \lambda \leq 10 \text{ m}$). Su límite superior lo fijan las bandas de absorción de las moléculas de H_2O y O_2 , mientras que el inferior se debe a la acción de la ionosfera terrestre.

De aquí surge una primera ventaja para la radioastronomía: la mayor extensión relativa de la ventana para las radioemisiones. Mientras que para éstas la relación entre las frecuencias límites superior e inferior supera 300, para las radiaciones ópticas sólo es 2. En la Fig. 2 se ha graficado esquemáticamente esta característica. En cambio, el ancho de banda absoluto de la ventana óptica, evidentemente supera en mucho a la de radio (4×10^{14} Hz frente a 10^{10} Hz), lo que también se revela en la existencia de un número muy superior de líneas espectrales en frecuencias ópticas. Sin embargo, para el estudio de ciertos parámetros en función de las frecuencias, es necesario disponer de un amplio rango de valores relativos de frecuencia.

La astronomía óptica y la radioastronomía son, en consecuencia, dos ramas de la astronomía, distinguibles por los rangos de frecuencia de las ondas electromagnéticas extraterrestres que detectan. Esta diferencia en los rangos de frecuencia utilizados es la causa de la gran diferencia tanto en los tipos de instrumental como en la naturaleza de los objetos observados y de los fenómenos que originan las radiaciones detectadas.

El hombre está dotado naturalmente de un detector de radiaciones ópticas, que es el ojo, pero no así de uno de radioondas. La técnica de las radiocomunicaciones debió primeramente evolucionar hasta lograr un receptor suficientemente sensible para detectar las débiles señales provenientes del cosmos. Empero, una vez que lo obtuvo, no "vio" lo mismo que con su ojo, ya que para éste lo más brillante en el cielo es el Sol, mientras que Jansky, con su receptor, solamente "vio" el centro galáctico.

En lo referente al instrumental, la diferencia entre las técnicas empleadas, evidentemente radica en las diferentes longitudes de onda involucradas. En frecuencias ópticas, con una lente de 10 cm de diámetro ya se obtiene una resolución angular de $1''$, comparable con la turbulencia intrínseca de la atmósfera; en cambio, con $\lambda = 21$ centímetros, para obtener una resolución comparable con la del ojo humano ($\sim 1'$), el reflector necesitaría tener un diámetro de 900 m. El poder resolutivo en ambos casos es del orden de λ/L , donde L es la apertura lineal del detector. Sin embargo, resoluciones comparables y aún superiores a las de los instrumentos ópticos pueden ser obtenidas mediante métodos interferométricos, que emplean simultáneamente antenas separadas por una gran distancia, del orden de centenares o aun miles de kilómetros.

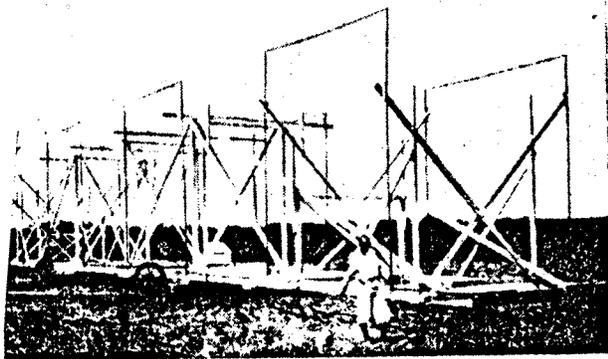


Fig. 1 — La antena giratoria con la cual Karl G. Jansky de la Bell Telephone Laboratories, en Holmdel, Nueva Jersey (E.E. UU. de N. A.), descubriera las radioondas provenientes de la galaxia. (Fotografía de Bell Telephone Laboratories.)

Con las técnicas actuales existe en la práctica un procedimiento óptico que no tiene su equivalente en los métodos radioastronómicos: el de la fotografía de campo. Una placa fotográfica registra simultáneamente la radiación proveniente de una infinidad de detalles resueltos angularmente, mientras que en radioastronomía, al menos hasta el presente, sólo es posible observar los diferentes detalles resolubles en el espacio, uno a continuación del otro, mediante un barrido del campo estudiado. Otras técnicas utilizadas en astronomía óptica son la fotometría fotoeléctrica y la espectrografía, técnicas éstas que sí tienen su equivalente radioastronómico, como se verá más adelante.

En cuanto a las diferencias intrínsecas a los objetos y procesos físicos que producen las radiaciones observadas, se las apreciará mejor en la sección siguiente, en la que se detallarán diferentes tipos de radiación. Aquí solamente hacemos notar que las radioondas prácticamente no sufren la absorción causada por el polvo cósmico de nuestra galaxia, constituido por partículas sólidas de dimensiones cercanas a 10^{-6} cm, mientras que las radiaciones ópticas sufren una gran atenuación antes de llegar a la Tierra. Por ejemplo, el centro galáctico, situado a unos 32.000 años luz de distancia, prácticamente no puede verse ópticamente, pudiendo en cambio detectarse fácilmente en forma radioastronómica. Esta diferencia de comportamiento frente a la absorción interestelar ha permitido estudiar la estructura de nuestra galaxia como jamás se hubiera podido hacer disponiendo solamente de observaciones ópticas.

Mencionemos todavía a mero título informativo que, con el perfeccionamiento de las técnicas que emplean globos, cohetes y satélites artificiales, que permiten la recepción de ondas desde fuera de la atmósfera terrestre, en los últimos años la astronomía se está extendiendo paulatinamente a los dominios del infrarrojo, del ultravioleta y de los rayos X y γ .

Descripción general de los diferentes tipos de emisión

La distribución espectral de la energía emitida por un cuerpo negro a la temperatura T , por unidad de tiempo, de superficie normal, de ángulo sólido y de intervalo de frecuencia, está descrita por la ley de Planck:

$$e_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \cdot \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad (1)$$

donde e_ν = emisividad monocromática
 h = constante de Planck ($6,62 \times 10^{-27}$ erg seg)
 ν = frecuencia (c/s)
 c = velocidad de la luz (3×10^{10} cm/seg)
 k = constante de Boltzmann ($1,38 \times 10^{-16}$ erg/°K)
 T = temperatura absoluta (°K)

Cuando $h\nu \ll kT$, como es el caso para las frecuencias utilizadas en radioastronomía, el desarrollo en serie de la exponencial conduce a la ley de Rayleigh-Jeans:

$$e_\nu \cong 2kT \frac{\nu^2}{c^2} = 2kT \lambda^{-2} \quad (2)$$

o sea que $e_\nu \sim \nu^2$ para una temperatura T usual. Las radiaciones espectrales que siguen esta ley se llaman "térmicas" y las que no la cumplen "no térmicas". Por lo tanto, conociendo la temperatura de un cuerpo celeste, por ejemplo una estrella, y admitiendo que se comporte como un cuerpo negro, podremos calcular la intensidad de la radiación que cabe esperar.

En realidad la aplicación de (1) a las observaciones ópticas permiten deducir T , mientras que en radioastronomía, donde las emisiones "térmicas" de cuerpos negros no cercanos frecuentemente son pequeñas frente a otros tipos de radiaciones, se emplea (2) para definir una "temperatura de brillo", T_b , en función de la e_ν medida:

$$T_b \equiv \frac{e_\nu \lambda^2}{2k} \quad (3)$$

En consecuencia, en radioastronomía llamaremos emisiones térmicas a aquellas para las cuales T_b sea independiente de la frecuencia ν .

El espacio entre las estrellas de nuestra galaxia no está totalmente vacío sino que contiene el así llamado "material interestelar" constituido fundamentalmente por H y H_2 y las ya mencionadas partículas de polvo cósmico. Este material interestelar, en determinadas condiciones (por ejemplo, en la vecindad de una estrella de elevada temperatura), puede quedar ionizado liberando electrones. En el caso del hidrógeno ionizado éste origina las así llamadas regiones H_{II} .⁽¹⁾

Es posible demostrar que los electrones libres al pasar por la vecindad de los núcleos atómicos, como consecuencia de la interacción de sus campos eléctricos, emiten una radiación "térmica" que depende de la temperatura cinética de la región H_{II} (del orden de 10.000 °K), o sea:

$$T_b = \frac{\lambda^2}{2k} f(T) \quad (4)$$

El estudio de las regiones H_{II} tiene una importancia particular debido a que las mismas aparentemente están muy relacionadas con el proceso de formación de estrellas y en consecuencia presentan gran interés astrofísico. Como además estas regiones pueden ser visibles y sus distancias evaluadas, constituyen una posibilidad para el estudio de la estructura galáctica.

El tipo de radiación "no térmica" más frecuente es el llamado "radio sincrotrónica", originado en la interacción de electrones de muy alta energía (varios billones de electrón-volts) con campos magnéticos en el espacio interestelar. El efecto de esta interacción es el movimiento helicoidal del electrón a lo largo de las líneas de fuerza del campo magnético, con una aceleración centrípeta que origina una radiación electromagnética muy direccional y polarizada tangencialmente a la trayectoria.⁽²⁾

La dependencia de este tipo de radiación con la frecuencia es de la forma:

$$e_\nu \sim \lambda^{-\frac{\nu-1}{2}} \quad (5)$$

o sea, por (3),

$$T_b \sim \lambda^{-\frac{\nu+3}{2}} \quad (6)$$

γ es un número determinado por la distribución de los electrones energéticos presentes en el espacio interes-

(1) El subíndice I corresponde al átomo neutro, el II al una vez ionizado, el III al dos veces ionizado, etc. El hidrógeno sólo puede presentar las condiciones H_I y H_{II} .

(2) El nombre de radiación sincrotrónica proviene del hecho de que la misma fue estudiada por primera vez como consecuencia de las pérdidas de energía de los electrones en los aceleradores sincrotrónicos.

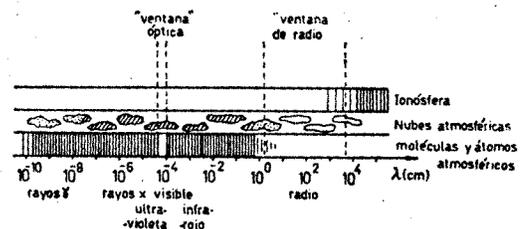


Fig. 2 — Esquema de las transparencias de atmósfera e ionosfera al espectro de las ondas electromagnéticas.

r, en función de la energía, a través de la expresión:

$$N(E) dE = K E^{-\gamma} dE \quad (7)$$

la cual $N(E) dE$ es el número de electrones con rgías comprendidas entre E y $E + dE$. K es un ficiente de proporcionalidad. El valor de γ es del en de 2,5 o sea que $T_b \sim \lambda^{2,5}$ y $e_v \sim \lambda^{0,5}$.

El estudio de las radiaciones sincrotrónicas tiene enor- importancia en astrofísica por estar ligado a los pros de producción y aceleración de electrones, a la ración cósmica, a los campos magnéticos interestelares, os remanentes de estrellas supernovas, etc.

Las dos clases de radiaciones que hemos tratado hasta íi presentan un espectro continuo o sea que están esentes a lo largo de un amplio rango de frecuencias discontinuidades de su intensidad. Esto se debe a la ntinuidad del espectro energético de los electrones que ervienen en los procesos. Existe sin embargo otro tipo radiación, en el cual intervienen electrones en estados ergéticos cuantificados (discretos), y que por lo tanto lo pueden producir radiación electromagnética a través transiciones entre dichos estados. Este es el caso de s electrones ligados al átomo, los cuales sólo se presen en niveles discretos de energía.

Un electrón que efectúe una transición entre dos de tos niveles caracterizados por las energías E_1 y E_2 emirá o absorberá, según el sentido de la transición, un tanto de frecuencia ν dada por

$$\nu = \frac{E_1 - E_2}{h} \quad (8)$$

Si bien la radiación originada en este proceso aparente- mente sería monocromática, en realidad no lo es sino que en la práctica se distribuye en un intervalo de frecuencias de extensión $\Delta\nu$ generalmente pequeña frente a ν . Ello se debe a la indeterminación natural de los niveles, fenó- meno de naturaleza cuántica, como también a otros me- canismos microscópicos, como ser movimientos térmicos y colisiones de los átomos. Por lo tanto la radiación será observada dentro de un rango muy pequeño de frecuencias y se la conoce como línea espectral. Esta podrá observarse en emisión o absorción, según el sentido de las transiciones efectuadas en los átomos.

Este tipo de emisión es el más rico en información de todos los expuestos. En efecto: de la frecuencia obser- vada para una línea bien identificada se podrá deducir la velocidad radial de la fuente con respecto al obser- vador por efecto Doppler. Del ancho de la línea y de la forma de sus alas se podrán deducir, dentro de ciertos límites, las condiciones físicas de los átomos que la origi- naron (temperatura y presión). De su intensidad podrán extraerse conclusiones sobre el número de átomos que intervienen en el mecanismo. Por estas razones el estudio espectroscópico ha sido enormemente fructífero en la astronomía óptica, y la mayor parte de los conocimientos acerca de la constitución de las atmósferas y movimientos de las estrellas proviene de este tipo de observación.

En el rango de las radioondas afortunadamente tam- bién se encuentran líneas espectrales. Entre las más im- portantes pueden mencionarse las del hidrógeno atómico neutro (H_1) en 21 cm, las del radical oxhidrilo (OH) en 18 cm, las del formaldehído (H_2CO) en 7 cm y ade- más las líneas de recombinación de diversos elementos, especialmente hidrógeno y helio. El estudio de ellas pro- porciona una valiosa información sobre la presencia de

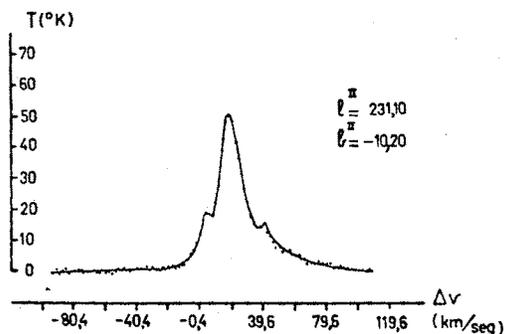


Fig. 3 — Perfil típico obtenido con el receptor del I. A. R.

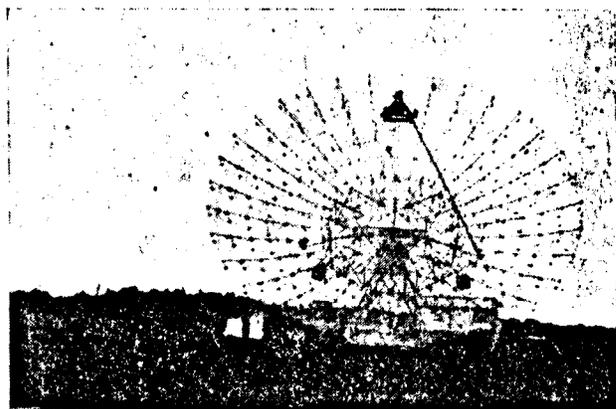


Fig. 4 — Vista de la antena de 30 m del radiotelescopio del I. A. R.

estos compuestos en el espacio interestelar. En la sec- ción siguiente se analizará con más detalles la emisión del hidrógeno en 21 cm.

Volviendo a la consideración de las diferencias entre astronomía óptica y radioastronomía puede entenderse que, aún observando el mismo objeto astronómico, frecuentemente no se "ve" lo mismo por tratarse de proce- sos físicos diferentes, pero aún así la información obte- nida por ambos conductos es complementaria y permite integrar el estudio de un objeto astronómico dado en una faceta mucho más amplia.

La línea de 21 cm

La línea de emisión del hidrógeno en 21 cm será anali- zada aquí más profundamente por dos razones: 1) por- que su observación ha dado lugar a los resultados más importantes en el estudio de la estructura galáctica; 2) porque el receptor con que actualmente cuenta el I. A. R. fue diseñado específicamente para la observación de esta línea.

La existencia de la línea de 21 cm fue predicha teóri- camente por el astrofísico holandés van de Hulst en 1944 (Bakker y van de Hulst, 1945) y detectada por primera vez desde el espacio interestelar por Ewen y Purcell (1951) en Harward. Se origina en la transición entre dos subestados energéticos del nivel fundamental del hi- drógeno, nivel que se designa $1^2 S_{1/2}$. Los dos subestados se originan en la interacción entre los momentos magné- ticos intrínsecos que poseen el núcleo y el electrón, para los cuales existen cuánticamente sólo dos posibilidades: ambos momentos paralelos y de distintos sentidos o bien paralelos y de igual sentido. El segundo caso corres- ponde a la energía mayor.

La diferencia de energía entre ambas condiciones es tal que la frecuencia calculada mediante (8) resulta ser

$$\nu_0 = 1420,406 \text{ Mc/s} \quad (\lambda = 21,12 \text{ cm})$$

La probabilidad de la transición espontánea es de $2,85 \times 10^{-15} \text{ seg}^{-1}$, o sea que un electrón en el subestado superior tardará en promedio 11.000.000 de años en des- cender espontáneamente al subestado inferior emitiendo un cuanto de radiación. Esta pequeña probabilidad se ve sin embargo compensada por la gran cantidad de átomos que se encuentran a lo largo de la visual, ya que los átomos de hidrógeno se agrupan en nubes de gas inter- estelar. A pesar de lo bajo de las densidades medias de estas nubes (1 átomo/cm^3), sus dimensiones son tan gran- des (30 años luz) que el número de átomos de H conte- nidos en ellas es mayor que 10^{60} , posibilitando la recep- ción de la línea mediante un moderno radiotelescopio.

Las excitaciones del electrón al subnivel superior se producen por acción de las colisiones no elásticas entre los átomos de hidrógeno. El tiempo medio que transcurre entre dos colisiones sucesivas de un átomo es, en las condiciones dadas más arriba, de sólo 400 años, lo que muestra que las colisiones rigen las poblaciones relativas de ambos subestados. Otros factores que pueden afectar dichas poblaciones relativas son las radiaciones intensas y la misma radiación de 21 cm actuando como maser.

El ancho natural cuántico de la línea es de $5 \times 10^{-10} \text{ Hz}$, por lo que no influye para nada en los anchos observados,

los cuales son de algunas decenas o centenares de kHz. Estos ensanchamientos se deben principalmente al movimiento macroscópico de subestructuras turbulentas dentro de las nubes. En la Fig. 3 puede verse un perfil típico obtenido con el receptor del I. A. R.

El hidrógeno atómico constituye alrededor del 75 % del material interestelar en nuestra galaxia y de ahí la importancia del conocimiento de su distribución y características dinámicas, todo lo cual conduce a la determinación de la estructura y movimiento de la misma. El gas no es visible ópticamente, y aún si lo fuera, el polvo cósmico oscurecería su visión hasta límites mucho más cercanos que los que se logran en 1420 MHz, frecuencia con la cual prácticamente puede estudiarse toda la galaxia sin problemas importantes de absorción.

Equipos utilizados en radioastronomía

La detección de las señales descriptas en las secciones anteriores requiere básicamente:

a) Un sistema de captación con un área de recolección grande y un diagrama direccional suficientemente agudo para obtener un señal adecuadamente intensa y una resolución angular buena.

b) Un receptor de alta sensibilidad y muy bajo nivel de ruido.

El continuo y acelerado desarrollo de las técnicas empleadas en los instrumentos de observación radioastronómica ha permitido lograr, en los pocos años de existencia de esta ciencia, equipos de alta precisión, estabilidad y sensibilidad. La evolución simultánea de la electrónica y de la computación automática han facilitado este desarrollo, que continúa en pos de mayores sistemas de antenas, rangos más amplios de frecuencias, menor ruido propio en los equipos, etc. Esto requiere una enorme inversión en la investigación, desarrollo, construcciones e instalaciones. De esta manera dos carreras mutuamente emuladas se hallan tras objetivos cada vez más ambiciosos: la de la investigación del universo y la del desarrollo tecnológico. Nunca la astronomía se vio tan precisada de la mutua colaboración de técnicos y científicos.

Los sistemas de antena ofrecen actualmente una variedad de diseños bastante amplia. El más comúnmente empleado es el que utiliza un reflector parabólico desplazable en dos coordenadas angulares; es el diseño radioastronómico más semejante al de los telescopios ópticos que cuentan con reflector circular, llegando la semejanza hasta el montaje ecuatorial, es decir, a la ubicación de uno de los ejes de rotación paralelamente al de la Tierra. Este montaje es el empleado en el reflector del I. A. R. en Parque Pereyra Iraola, de 30 metros de diámetro (Fig. 4).

Los radiotelescopios con reflectores parabólicos mayores no son de montaje ecuatorial por las dificultades mecánicas inherentes a la construcción. En dichos casos el seguimiento de las radiofuentes debe realizarse moviendo la antena simultáneamente alrededor de un eje vertical y otro horizontal lo que requiere el empleo de una computadora. Es el caso de los radiotelescopios de Parkes, en Australia, de Jodrell Bank, en Inglaterra, y del Eifel, en Alemania, cuyos reflectores tienen diámetros de 64, 76 y 100 metros, respectivamente.

GENERADOR DE DIENTE DE SIERRA...

(de la pág. 502)

tan grande como se desee, con lo cual pueden llegar a medirse campos muy débiles. En ese caso, sin embargo, habrá que tener en cuenta otras fuentes de error.

Para valores mayores que E disminuye el error introducido por T , pues éste es inversamente proporcional a E . Por último, es de destacar la sencillez del circuito utilizado.

Referencias

- Caranti; Díaz de Guíjarro, y Marqués, 1972. Prepublicaciones del IMAF (a publicarse próximamente).
 Sylvan, T. P., 1961. Notes on the Application of the Silicon Unijunction Transistor. Appl. Note 90.10, General Electric Company, Syracuse, N. Y., mayo 1961.

Radiotelescopios aún mayores solucionan los problemas mecánicos derivados del montaje, reduciendo el movimiento a una sola posibilidad de giro alrededor de un eje horizontal orientado en la dirección este-oeste. Se trata, en consecuencia, de instrumentos de tránsito, vale decir que el movimiento en la otra coordenada es provisto por la rotación terrestre. Tal es el caso del reflector de Green Bank en los EE.UU. de N.A., de 91 m de diámetro.

Para diámetros mucho mayores los radiotelescopios deben recurrir a reflectores fijos, ya que sería prácticamente imposible construir una estructura con libertad de movimiento para tales tamaños. En estos casos, lo que se mueve es el excitador sobre la superficie focal, pudiéndose disponer de esta manera de un instrumento capaz de barrer una franja en el cielo. Esto sucede con el radiotelescopio de Arecibo, Puerto Rico, cuya antena, en forma de sector esférico, mide 305 m de diámetro.

Cuanto mayor es la dimensión del reflector, tanto más difícil es mantener su superficie ajustada a una superficie parabólica ideal, lo que significa que la longitud de onda mínima utilizable queda acotada y la resolución angular sólo puede aumentarse construyendo superficies más precisas y por tanto, de alto costo adicional.

Una manera de aumentar enormemente el poder resolutivo angular de un sistema receptor, es apelando a métodos interferométricos, que en la actualidad acaparan la mayor parte de las inversiones destinadas a antenas de radioastronomía en los países altamente avanzados en esta materia y, por supuesto, económicamente capacitados para afrontar los gastos que demandan dichas instalaciones.

El objeto de un receptor de radioastronomía es, en definitiva, detectar débiles señales de ruido en audiofrecuencia, o sea, que se trata de un radiómetro. Su sensibilidad está dada por la mínima variación de señal ΔS que alcanza a distinguir. Para la desviación standard ΔR de la lectura R a la salida del receptor, vale la siguiente expresión:

$$\frac{\Delta R}{R} = \frac{\alpha}{(\Delta v \cdot \tau)^{1/2}}$$

donde α es una constante adimensional que depende del receptor, Δv es el ancho de banda y τ la constante de tiempo del sistema.

Como ΔS tiene que ser mayor que ΔR para poder ser apreciada, cabe deducir que Δv y τ deben tener los máximos valores posibles. Ello queda, sin embargo, limitado por una serie de factores. Un valor excesivo de Δv , por ejemplo, conduciría a deteriorar los diagramas direccionales interferométricos; por otro lado, las ganancias de las etapas amplificadoras, al disminuir, aumentarían el ruido propio del receptor. Además, para el estudio de las radioondas interesa conocer la distribución espectral de la energía, y un ancho de banda excesivo enmascararía esa información. En cuanto a la constante de tiempo, ella queda limitada por las inestabilidades del equipo.

El radiómetro debe medir señales y esto involucra tener un patrón de referencia con respecto al cual comparar la señal recibida en antena. La comparación se realiza mirando alternativamente la señal y la fuente de referencia, generalmente un punto en el cielo, de intensidad fija y conocida. En el próximo trabajo de esta serie se hará una breve descripción de los receptores utilizados en radioastronomía.

Referencias

- Allen, C. W. y Gum, C. S., Austral. J. Sci. Res., 3A, 224-233, 1950.
 — Bakker, C. J. y van de Hulst, H. C., Nederl. Tijds. v. Nat., 11, 201-221, 1945.
 — Bolton, J. G. y Westfold, K. C., Austral. J. Sci. Res., 3A, 19-33, 1950.
 — Ewen, H. I. y Purcell, E. M., Nature, 168, 356, 1951.
 — Jansky, K. G., Proc. I. R. E., 20, 1.920-1.932; 21, 1.387-1.398; 23, 1.158-1.163, resp., 1932, 1933, 1935.
 — Hey, J. S., Parsons, S. J. y Phillips, J. W., Nature, 158, 234, 1946.
 — Piddington, J. H. y Minnett, H. C., Austral. J. Sci. Res., 4A, 459-475, 1951.
 — Reber, G., Astroph. J., 61, 621-624, 1940.
 — Reber, G., Proc. I. R. E., 36, 1.215-1.218, 1948.