

Lej-  
11



Universidad Nacional Autónoma  
de México

---

FACULTAD DE INGENIERIA

RADIO TELESCOPIA

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TITULO DE  
INGENIERO MECANICO ELECTRICISTA

P R E S E N T A N

Mario Raymundo Araíza Quijano

Alberto Curiel Valdés

Nabor Robledo Osorio



Universidad Nacional  
Autónoma de México



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

- I.- Introducción.
  - 1.- Reseña Histórica.
  - 2.- Propósitos del Radio-Telescopio.
  - 3.- Objetivos Estudiados por los Radio-Astrónomos.
- II.- Radio-Telescopios.
  - 1.- Antenas.
    - a) Definición General de Antenas.
    - b) El Dipolo
    - c) Tabla de Diferentes Tipos de Antenas.
  - 2.- Observaciones Radio-Astronómicas.
    - a) Breve Introducción.
    - b) Objetivos del Radio-Telescopio.
    - c) Radiación del Cuerpo Negro
    - d) Radiación Térmica.
    - e) Radiación No Térmica.
  - 3.- Radio-Telescopios de Apertura Completa.
    - a) Reflectores Parabólicos.
    - b) Reflectores Parcialmente Dirigibles, Orientables, -  
con Dirección Parcial.
    - c) Arreglo de Dipolos
    - d) El Radio-Telescopio Cassegrain.
  - 4.- Radio-Telescopio de Apertura Incompleta.
    - a) Radio Interferómetro.
    - b) Radio Interferómetro de Espacio Variable.
    - c) Esquema Funcional del Radio-Telescopio Interferométrico.

- d) Síntesis de Apertura.
- e) Antenas con un rango Incompleto de Espacios y Direcciones.
- f) Independencia de Sensibilidad y Resolución.

### III.- Detectores.

#### 1.- Detectividad

- a) Tipos de Detectores.
- b) Sensibilidad.

#### 2.- Sistemas

- a) Mills Cross.
- b) El Grating Radio-Interferómetro.
- c) Culgoora Radio-Heliógrafo.
- d) Radio-Interferómetro de Gran Línea Base.

### IV.- Astronomía.

#### 1.- La Química de las Estrellas, Espectroscopia.

- a) Espectroscopio.
- b) Espectroscopio de prisma.
- c) Espectroscopio de red.
- d) Comparación de los Espectroscopios.
- e) Clases de Espectros.
- f) Espectro Estelar.

#### 2.- Física de las Estrellas (temperatura de las estrellas).

- a) Calculando las Temperaturas Estelares.
- b) Otros Métodos para Determinar Temperaturas.

#### 3.- Distancias Estelares.

- a) Método Directo.

- b) Unidades de Distancias Estelares.
  - c) Método Indirecto para Medir Distancias Estelares.
  - d) Cefeidas.
  - e) Magnitud Absoluta.
  - f) Período de las Cefeidas y Magnitud Absoluta.
  - g) Determinación de la Distancia con la Magnitud Absoluta.
- 4.- Tamaño de las Estrellas.
- a) Tamaño de las Estrellas Determinado por el Interferómetro.
  - b) Tamaño de las Estrellas Determinado por su Luminosidad.
- 5.- Masas Estelares y Densidades.
- a) Masa de las Binarias Visuales.
  - b) Masa de las Estrellas de Gran Gravedad Superficial.
  - c) Densidades.
- 6.- Movimientos Estelares.
- a) Velocidad Radial.
  - b) Velocidad Tangencial.
  - c) Movimiento Propio.
  - d) Velocidades Espaciales de las Estrellas.
- 7.- Espectros Estelares.
- a) Clases Espectrales.
  - b) Clases Espectrales y Temperaturas Superficiales de las Estrellas.

- c) Diagrama de Russell.
- d) Estrellas Normales.
- e) Estrellas Anormales.

#### V.- Radio-Astronomía.

##### 1.- Las Líneas Espectroscópicas y el Efecto Doppler

- a) El 3c 273
- b) Los Quasars o Cuasiestrellas.
- c) Los Objetos Estelares Azules.
- d) Los Pulsares.
- e) Hoyos Negros o Agujeros Negros.

Apéndice.

Referencias.

## I. INTRODUCCION

## 1. RESEÑA HISTORICA

Las ondas de radio fueron experimentadas en 1888 por Heinrich Hertz, descubriendo la capacidad de los campos electromagnéticos para viajar por el espacio.

Se aplicó este descubrimiento en radio transmisiones comerciales de radio en amplitud modulada en la banda de 50 y 180 KHz.

A medida que se perfeccionaron los equipos, aumentó su sensibilidad, permitiéndose transmisiones a grandes distancias, incluso transmisiones Intercontinentales y a frecuencias más altas. Se iniciaron los sistemas de radar a altas frecuencias y se encontró que existía una señal de ruido que interfería con las señales recibidas, se pensó que eran señales que provenían de la atmósfera y del Sol, debido a que incluso en la noche se presentaba este fenómeno.

En Inglaterra, por los años cuarentas, cohetes V2, representaron un verdadero problema a este País en la segunda Guerra Mundial, intentándose crear sistemas de interceptación para esa amenaza, sin embargo los ruidos de origen desconocido crearon muchos problemas para su desarrollo.

Karl Jansky de los Laboratorios Bell, fue encomendado a investigar el origen y comportamiento de estas señales de interferencia. Obtuvo en sus primeros resultados que, aún cuando no existía indicio alguno de tempestad, descargas eléctricas o algún otro tipo de desórdenes meteorológicos en los equipos receptores, seguía recibiendo una señal de "ruido". Esta señal variaba durante el día y en un período que no corresponde al Día Solar de 24 horas,



sino al de 23 horas 56 minutos que es la duración del día sidereo, (rotación de la Tierra con respecto de las estrellas).

Partiendo de ésta observación, Jansky concluyó sin lugar a dudas que esa señal de ruido debería resultar de la recepción de radio ondas cuyo origen se encuentra en el exterior del Sistema Solar.

Se puede comprobar la existencia de éstas señales de ruido, utilizando un radioreceptor, por ejemplo una televisión y sintonizándolo en un canal que no tenga ninguna transmisión. Se observará que existe una señal de ruido, tanto en audio como en video, y al momento de desconectar la antena del aparato receptor el nivel de ruido disminuye considerablemente, quedando únicamente el ruido generado por los componentes electrónicos del propio aparato.

Varios años dejó de investigarse acerca del descubrimiento de Jansky, y no fue sino hasta el año de 1937, en que Grote Reber construyó el primer Radio-Telescopio de forma cóncava, llamados de espejo parabólico o paraboloide ( Fig. 1.1 ). Lo erigió en el jardín de su casa en Wheaton Illinois, midiendo nueve metros de diámetro. Actualmente se encuentra en el Museo Nacional del Observatorio de Radio Astronomía en el Estado de Virginia Occidental. En él pudo confirmar las observaciones de Jansky, que llegaban del espacio exterior, y creó un mapa aproximado de la intensidad de las fuentes de radio ondas en el firmamento. Observó que las galaxias eran muy semejantes a las cartas de los astrónomos, sin embargo se presentaban hechos que confundieron a muchos científicos de la época, que era que al dirigir el haz del Radio-Telescopio hacia alguna estrella, no había ningún cambio en la intensidad de las ondas captadas, y no solo eso, sino también sucedía lo mismo al di-



Fig. 1.1

rigir el haz hacia el Sol. Reber concluyó en consecuencia que las ondas de radio se originaban en el gas ionizado que llena el espacio entre las estrellas, como el Hidrógeno.

Con el advenimiento de la Guerra, dejó de prestársele atención al estudio de lo que ya empezaba a conocerse con el nombre de Radio Astronomía y se dedicaron esfuerzos a mejorar los equipos de Radar, Radio y equipos estratégicos de guerra.

Como consecuencia del progreso del radar, hubo una gran mejora en la pureza y sensibilidad de los aparatos de radio y no tardaron en efectuarse rápidos adelantos cuando se prestó atención al problema de esas emisiones de radio extraterrestres en el subsiguiente período de Paz. Se llegó a la conclusión de que la recepción con el Telescopio y el Radio-Telescopio era análoga y se enfrentaban a los mismos problemas, uno de ellos es que al querer más resolución para poder captar objetos muy distantes, había que aumentar el diámetro de las lentes o de los espejos parabólicos.

Esta idea estimuló a Jodrell Bank a construir el Radio-Telescopio móvil más grande, el MARK I, con 76.2 metros de diámetro; se comenzó a diseñar en los años 1949-1951, los trabajos de construcción empezaron en Septiembre de 1952 y quedó prácticamente concluido en el verano de 1957 ( Fig 1-2). El 2 de Agosto de 1957, se captaron las primeras señales de dicho Radio-Telescopio ( Fig 1-3 ), y muestran claramente el intenso pico de emisiones de Radio cuando por el movimiento de la Tierra el haz del Radio-Telescopio rastrea el plano de la Vía Láctea.

En el año de 1959, se proyectó el Radio-Telescopio más grande del mundo, un gigantesco esferoide ubicado en la ondada for-

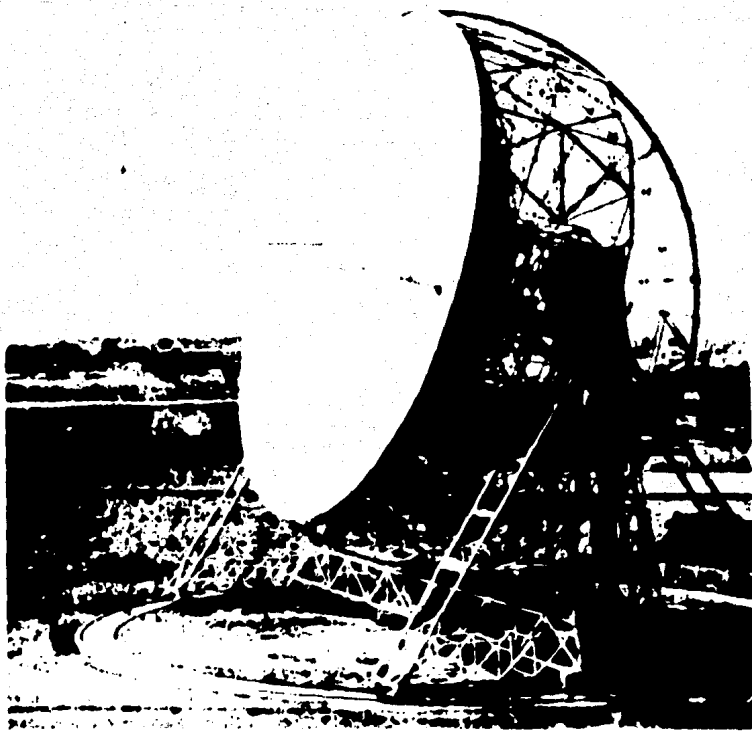


Fig 1.2 Vista general del radiotelescopio Mark I de 262 m. Para tener una idea de su impresionante tamaño véanse las dos personas que andan por el anillo de cemento entre las dos vías sobre las que gira el telescopio. El estrecho camino de hormigón que va desde el centro a la base del telescopio hacia la izquierda conduce a la sala de control y es a su vez el trazo de un túnel subterráneo a través del que pasan todos los cables del telescopio.

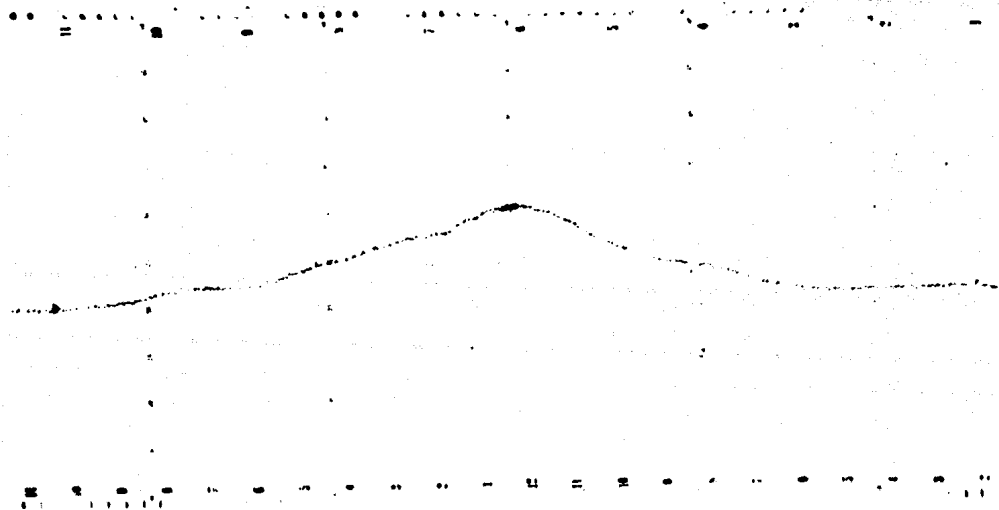


Fig. 1.3 Primer Registro Captado por el Mark I

mada en la cima de una montaña, lo que garantizaría un mínimo de interferencias de origen terrestre, así como la mayor resolución posible. Su reflector esférico de 1000 pies de diámetro concentra las ondas reflejadas en una antena transmisora de un peso de más de 600 toneladas soportada por tres grandes columnas de concreto reforzado con una altura aproximada de 150 metros a través de cables de acero de ocho centímetros de diámetro.

Este radio-Telescopio sería capaz de transmitir una potencia de 100,000 MW y cuando es usado como receptor, tiene una sensibilidad de  $1 \times 10^{-34}$  Wats.

Terminado en el año de 1963 con un costo inicial de nueve millones de dólares, constituido de una malla de alambre en el reflector y con una incertidumbre en la variación de la localización del foco de 1 1/2 pulgada. En el año de 1966, se tuvo la oportunidad de confirmar que la desviación del foco no era mayor de media pulgada y en medio de un huracán ( INES ) de 60 millas por hora, en condiciones normales de desviación, no sería mayor de 3/10 de pulgada. A consecuencia de estas observaciones se decidió incrementar la precisión del sistema, redefiniendo la curvatura del reflector, y sustituyendo la malla de alambre por una serie de 38778 paneles de aluminio ajustables y se comprueba la curvatura por medio de un sistema de medición de rayos laser que permite tener una precisión de menos de un milímetro de desviación en los paneles.

Las mejoras que se hicieron a este reflector tuvieron un costo de más de 8.8 millones de dólares y fueron terminadas en Noviembre de 1974.

Numerosos Radio-Telescopios se han construido hasta la fecha con diversos propósitos y operando a longitudes de onda diferentes, no obstante no han sido suficientemente sensibles como para poder captar las posibles comunicaciones que se suceden en los planetas que posean vida inteligente; a raíz de ésto se creó el proyecto V.L.A. ( Very Large Array ), cuyo propósito es construir un Radio-Telescopio que tenga una sensibilidad equivalente a un reflector de diez millas. Ya que construir un reflector de esa magnitud representaría un costo exageradamente grande, se substituirá por 27 antenas cada una de ellas de 82 pies de diámetro dispuestas en forma radial en tres ejes con forma de Y en construcción actualmente en Nuevo México.

El proyecto "Ciclope", aún más ambicioso tendrá tal vez 1,500 antenas cada una de 100 metros de diámetro, cubriendo un área efectiva de 25 millas cuadradas, tendrá una sensibilidad tal que capte señales tan débiles como las transmisiones de televisión a una distancia de más de 100 años luz. Todo esto es posible basándose en la técnica de síntesis de apertura y con la ayuda de la computación, que se ha convertido en una parte más indispensable para las últimas técnicas de Radio-Telescopía.

## 2. PROPOSITOS DEL RADIO-TELESCOPIO

Durante miles de años el hombre ha observado los objetos del espacio exterior, se aprendió primero por medio de la observación visual, las leyes que rigen el movimiento de estos cuerpos. La invención del Telescopio Optico de una combinación de lentes cóncavas y convexas, permitió la observación más detallada de estos objetos y descubrir otros que no eran visibles con la simple vista humana. El estudio de las leyes físicas, revelaron que el Telescopio debería tener una abertura muy grande para poder observar la estructura fina de los objetos muy distantes. Se desarrollaron telescopios más grandes, pero a medida que aumentaba la capacidad del telescopio, se hacía más patente el problema de la aberración cromática a consecuencia de factores de refracción ligeramente diferentes entre las diversas frecuencias de la luz, esto condujo a utilizar espejos parabólicos e hiperbólicos en lugar del sistema de lentes, permitiendo mayor resolución.

En el campo de la Astronomía Óptica es común hacer mapas de la posición de los cuerpos celestes, sus leyes que los rigen y por medio de la espectrografía, conocer los elementos que componen a un cuerpo luminoso. Hasta aquí llega el alcance de la Óptica en Astronomía y donde el Radio-Telescopio empieza a hacer sus aportaciones de importancia.

El Radio-Telescopio se caracteriza porque recibe una sola longitud de onda en un momento dado, esto es que si quisiéramos observar las diferentes frecuencias emitidas por un cuerpo celeste, tendríamos que estar cambiando la frecuencia con que opera el Radio-Telescopio, o bien utilizar un sistema de varios Radio-Telescopios simultáneamente; si bien esto es una limitación, nos permite estudiar el comportamiento de un elemento en particular en el espacio, puesto que se ha demostrado por medio de pruebas en los

laboratorios, que para ciertos compuestos existen unas frecuencias naturales y características que son consecuencia del movimiento de los electrones de las órbitas de niveles de energía en las moléculas.

El Radio-Telescopio además es capaz de recibir señales del exterior aún a plena luz del día o con nublados, cosa que constituye un verdadero problema para las observaciones ópticas. Además de estas muchas ventajas, se cuenta con la posibilidad de estudiar directamente las ondas recibidas por medio del auxilio de la computadora, la cual está encargada de varias labores como la posición del espejo parabólico o el rastro, la combinación de varios Radio-Telescopios para formar una señal única, el análisis de las señales recibidas, el trazado en forma gráfica de las mismas, etc.

En un principio, los aparatos de Radio-Telescopía se dedicaron únicamente al estudio de ondas provenientes del espacio profundo, pero en vista de que el espejo parabólico y el conjunto del Radio-Telescopio hacen que sea muy apropiado para el rastreo de satélites y cohetes espaciales, se ha aplicado al seguimiento de las sondas espaciales, los viajes a la Luna, Marte, etc. Esta aplicación inmediata del Radio-Telescopio, lateral a su función principal, representa en parte una justificación desde el punto de vista económico, puesto que el estudio puro del espacio exterior, por su propia naturaleza no es un medio para recuperar una inversión de millones de dólares.

El Radar aplicado en sistemas tan sensibles como los Radio-Telescopios tiene efectos sorprendentes, es así como se pudo descubrir la naturaleza del relieve lunar así como el de Marte, haciendo uso de las técnicas más sofisticadas, como la Síntesis de Apertura, en que se llegó a obtener el rebote de una radio onda de alta frecuencia sobre la superficie de Marte y así poder analizar la distancia exacta a cada uno de los puntos donde se dirigió el haz de un sistema de Radio-Telescopía.

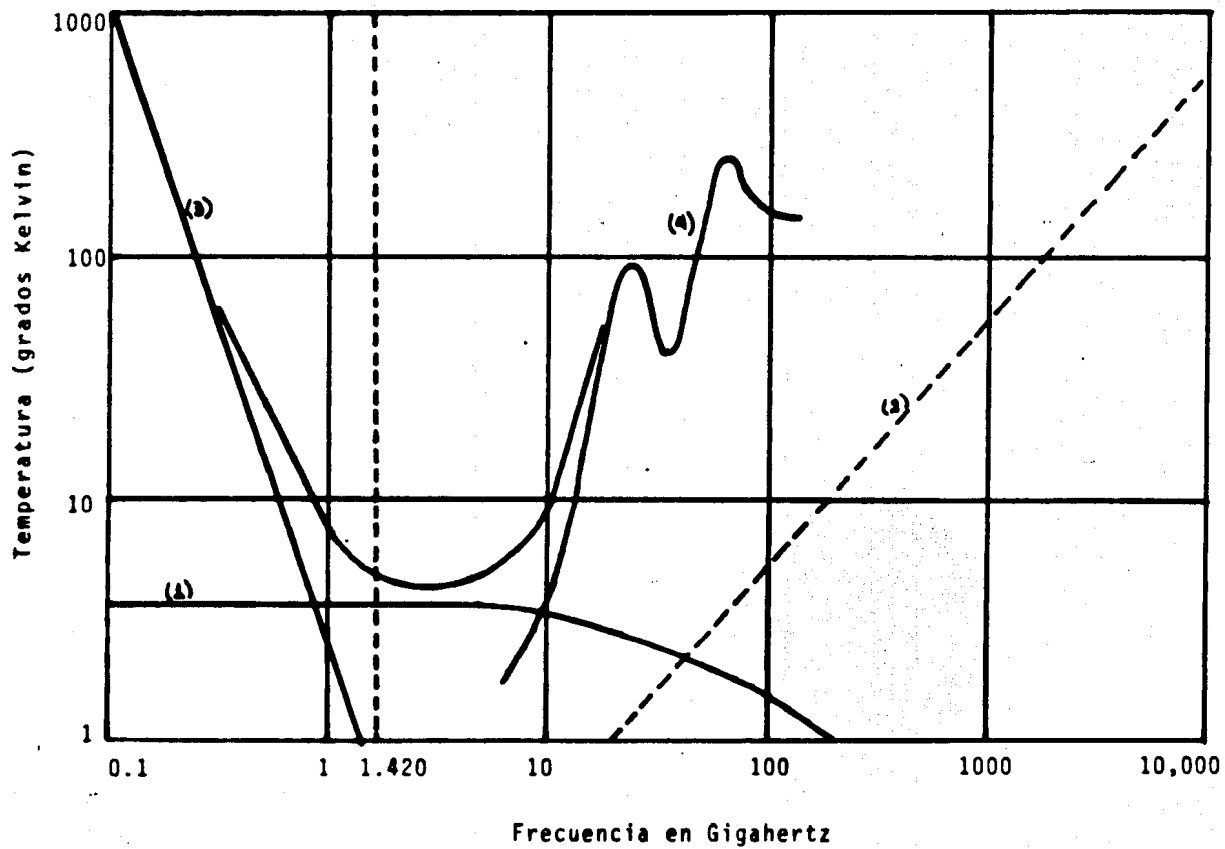


### 3. OBJETIVOS ESTUDIADOS POR LOS RADIOASTRONOMOS

La Astronomía siempre estuvo limitada a la herramienta que tiene a su alcance, estas herramientas han sido objeto de variaciones a lo largo de la historia, así se fue pasando de el Telescopio de lentes al Telescopio de espejos parabólicos, se utilizó también y con mucho éxito la Espectrometría, lo cual pudo dar más información acerca de la composición química de los astros incandescentes, únicamente en su estructura cuantitativa de los elementos, nunca se pudo conocer exactamente las estructuras moleculares de los cuerpos celestes. El principio de la espectrografía se puede extender hasta las bandas del espectro no visible, desde longitudes de onda muy bajas, hasta las que llegan a los Rayos Gamma, sin embargo las longitudes de onda que pueden ser emitidas por los cuerpos estelares son atenuadas considerablemente en nuestra atmósfera, así tenemos que una gran cantidad de rayos X y rayos Gamma son absorbidos por las capas de la ionósfera, los rayos ultravioleta son atenuados considerablemente pero no en su totalidad, la luz visible desde el violeta al rojo no es absorbida y penetra en casi su totalidad, en el rango del infrarojo existe mucho ruido por el que genera la atmósfera y la propia Tierra.

En la región de frecuencias inferiores al infrarojo se pueden recibir en la Tierra las señales del espacio exterior, sin embargo como se observa en la figura ( I-4 ), se vé afectada por (1) la señal del ruido de fondo que corresponde al ruido generado por los cuerpos a temperaturas desde los tres grados Kelvin, atenuándose considerablemente a los 60 gigahertz; (2) el ruido cuántico asociado con la radiación electromagnética de las capas de la ionósfera; (3) el ruido de nuestra Galaxia, asociado con la radiación de partículas girando alrededor de líneas de fuerza en campos magnéticos, (4)

Fig. 1-4 Radio Espectro, Visto desde la Tierra



el ruido generado por las moléculas de agua y de oxígeno en frecuencias de 22 y 60 gigahertz.

Todas estas líneas de ruido y de absorción nos dejan una región de bajo ruido llamada " Ventana " que es el rango en que se pueden hacer observaciones del espacio exterior.

Para cada compuesto se genera una frecuencia natural y su intensidad depende de la cantidad de moléculas, como podemos apreciar en la Figura - ( 1-5 ), la frecuencia del Hidrógeno de 1,420 Mhz corresponde a un nivel de bajo ruido y baja absorción, aunado a que el Hidrógeno libre es un compuesto que abunda en los cuerpos incandescentes, lo cual nos deja un campo muy amplio por analizar.

En esta característica de emisión de radio ondas de moléculas específicas existen más de 100 billones de planetas donde es posible la existencia de vida, en donde una evolución que toma billones de años se puede dar en forma similar a la nuestra y se considera que se puede determinar la evolución de otros sistemas planetarios. Se ha descubierto que existen planetas que tienen existencia de aminoácidos en forma de gases, y que éstos con la presencia de luz ultravioleta, son susceptibles de transformarse en proteínas que son la base de la vida, como se ha podido comprobar experimentalmente en los laboratorios.

Suponiendo que existen billones de planetas en donde hay posibilidad de vida se ha intentado establecer comunicación con ellos, labor que es su mamente difícil, si se considera que el planeta más cercano donde hay posibilidad de vida evolucionada, está a más de 300 años luz y para conseguir una respuesta habría que esperar un lapso de 600 años, y tendría además que seleccionar una frecuencia apropiada, un sistema de modulación y un patrón

|                                  |                              |                                  |            |            |
|----------------------------------|------------------------------|----------------------------------|------------|------------|
| CH <sub>3</sub> OH               | Alcohol Metilico             | 843.3                            | 24,933.4   | 24,959.0   |
|                                  |                              | 25,294.4                         | 36,169.0   | 48,372.4   |
|                                  |                              | 48,396.9                         | 84,521.2   |            |
| H                                | Hidrogeno                    | 1,420.4057                       |            |            |
| OH                               | Hidroxil                     | 1,639.46                         | 1,612.23   | 1,667.35   |
|                                  |                              | 1,720.53                         | 4,660.24   | 4,750.65   |
|                                  |                              | 4,765.56                         | 6,035.08   | 6,030.73   |
|                                  |                              | 8,135.86                         | 13,441.37  |            |
| HCOOH                            | Acido Formico                | 1,638.80                         |            |            |
| CH <sub>2</sub> S                | Tioformaldehido              | 3,139.38                         |            |            |
| CH <sub>2</sub> O                | Formaldehido                 | 4,388.79                         | 4,829.65   | 14,488.65  |
|                                  |                              | 28,974.                          | 140,839.53 | 145,602.97 |
|                                  |                              | 150,498.36                       |            |            |
| NH <sub>2</sub> HCO              | Formamida                    | 4,617.11                         | 4,618.97   | 4,619.98   |
| CH <sub>2</sub> NH               | Metanimina                   | 5,289.00                         | 5,281.82   | 5,290.75   |
|                                  |                              | 5,291.70                         |            |            |
| HCNO                             | Acido Isocianico             | 21,981.7                         | 87,925.40  | 109,905.90 |
| H <sub>2</sub> O                 | Agua                         | 22,235.22                        |            |            |
| NH <sub>3</sub>                  | Amonia                       | 23,694.48                        | 23,722.71  | 23,870.11  |
| DCN                              | Acido Isocianico de Deuterio | 72,414.60                        |            |            |
| OCS                              | Carbonil Sulfuro             | 85,139.0                         | 97,301.2   | 109,462.   |
|                                  |                              | 145,946.                         |            |            |
| CH <sub>3</sub> C <sub>2</sub> H | Metilacetileno               | 85,475.                          |            |            |
| HCN                              | Cianuro de Hidrogeno         | 88,630.                          | 88,631.    | 88,633     |
|                                  |                              | 90,665.                          |            |            |
| CO                               | Monoxido de Carbono          | 109,782.                         | 110,201.   | 115,271.   |
| CH <sub>3</sub> CN.              | Metilcianuro                 | 110,383.                         | 110,381.   | 110,375.   |
|                                  |                              | 110,364.                         | 110,349.   | 110,330.   |
| CN                               | Radical Cianuro              | 113,268.                         |            |            |
| Si O                             | Monoxido de Silicio          | 130,268.                         |            |            |
| CS                               | Monosulfuro de Carbon        | 146,969.                         |            |            |
| H <sub>2</sub> S                 | Sulfuro de Hidrogeno         | 168,762.                         |            |            |
| COMPUESTO                        |                              | FRECUENCIA DE EMISION Mega Hertz |            |            |

Fig. I.5

Espectro de emision de algunos compuestos.

de señales que fuera comprensible para cualquier civilización que tenga tecnología, y así se escogió una frecuencia de 1,420 MHz, un código binario que representa la vida en nuestro Planeta y transmitidas en dirección de todos los planetas que tengan posibilidad de vida inteligente, estas señales fueron ya emitidas por el Radio-Telescopio de Arecibo en Puerto Rico y forman parte del proyecto OZMA encaminado a descubrir señales de vida en otros planetas.

Se ha llegado a proyectar una estación espacial de Radio-Telescopía, manejada a control remoto desde la Tierra, con objeto de estudiar las señales del espacio profundo sin la interferencia de señales de ruido provenientes de la Tierra, esto abriría nuevos campos de investigación, al poder recibir con mayor precisión las señales sobre todo de oxígeno y agua, que hasta la fecha es sumamente difícil de hacer debido a la gran cantidad de dichos elementos en nuestro Planeta.

## II. - RADIOTELESCOPIOS

## 1.- ANTENAS

### a) Definición General de Antenas.

La antena es un sistema de conductores que irradian o reciben energía electromagnética. En términos generales, las propiedades que hacen de una antena un buen irradiador de ondas también hacen de ella una buena antena receptora. Las propiedades prácticas más importantes de una antena son:

- a) Impedancia ( en un punto especificado de la antena );
- b) Longitud Física;
- c) Direccionalidad o diagrama de radiación.

Una antena puede considerarse como una línea de transmisión de  $1/4$ ,  $1/2$  ó  $1$  longitud de onda de largo, dependiendo de la configuración empleada.

En resonancia, la antena puede ser reemplazada por una resistencia equivalente cuyo valor sea igual a :

$$\text{resistencia equivalente de la antena} = R_a = \frac{P_a}{I_{\text{ef}}^2}$$

donde  $P_a$  = Potencia total de RF aplicada a la antena

$I_{\text{ef}}$  = Valor efectivo de la corriente en un punto de máxima corriente.

La resistencia equivalente de la antena está formada por la resistencia de radiación ( $R_r$ ) y la resistencia de pérdidas ( $R_o$ )

$$R_a = R_r + R_o$$

La resistencia de radiación de una antena es:

$$R_r = \frac{P_r}{I_{\text{ef}}^2}$$

donde  $P_r$  = Potencia Irradiada.

$I_{eff}$  = Corriente efectiva en el punto de máxima corriente.

La longitud física de una antena depende del tipo de la misma. La longitud física de la antena es algo más corta que la longitud de onda en el espacio, dependiendo del diámetro del conductor y del efecto terminal debido a la capacidad de los aisladores de soporte.

La longitud aproximada de una antena de un cuarto de onda es:

$$\text{Longitud (metros)} = \frac{\lambda}{4} = \frac{c}{4f} = \frac{3 \times 10^8 \text{ m/seg}}{4 \times \text{frecuencia (c/s)}}$$

En forma similar, la longitud de una antena de media longitud de onda es, aproximadamente:

$$\text{Longitud (metros)} = \frac{\lambda}{2} = \frac{3 \times 10^8 \text{ m/seg}}{2 \times \text{frecuencia (c/s)}}$$

Antena de media longitud de onda

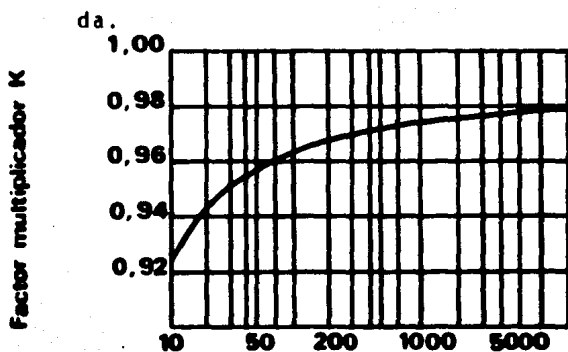
La mayoría de los sistemas de antena están basados en la antena de Hertz o dipolo de media onda cuya longitud física es aproximadamente igual a la mitad de la longitud de onda transmitida y -- que está alimentada en los puntos centrales.

La resistencia de antena de un sistema horizontal muy fino, de media onda, es aproximadamente igual a 73 ohms, pero varía considerablemente, con la altura de la antena (en longitudes de onda) por encima de tierra. Para obtener una buena adaptación las antenas de media onda se alimentan generalmente en el centro, por medio de una línea de transmisión de 75 ohms. La impedancia de una antena de media onda está dada aproximadamente por:

$$Z_a = 276 \log_{10} \frac{1}{p}$$



donde P = Periferia de la varilla de antena en longitudes de onda.



Relacion de media longitud de onda al diametro del conductor

Fig. II.1.1

La longitud física de una antena de media onda, por encima de los 30 Mc/s, es aproximadamente el 5% menor que la longitud en el espacio libre:

$$\text{Longitud de la antena de media onda (metros)} = \frac{285}{2 \times f \text{ (mc)}}$$

La longitud física disminuye al aumentar el diámetro de los conductores de antena. Para aquellas construidas con varillas o tubos y que trabajan por encima de los 30 Mc/s se debe emplear la siguiente fórmula, introduciendo un factor de corrección K, que se indica en el gráfico de la Fig. II.1.1

$$\text{Longitud de la antena de media onda (metros)} = \frac{300 \times K}{2 \times f \text{ (mc)}}$$

Dipolo plegado de media onda.

El dipolo plegado de media onda tiene las características de la antena de media onda, pero la resistencia de antena es mayor. El dipolo plegado tiene la misma longitud total y diagrama de radiación que la antena común de media onda y también su resistencia de

radiación es la misma (73 ohms). Pero como la línea de transmisión " ve " solamente la mitad de la corriente en el punto de alimentación, se produce una transformación de impedancia que aumenta la resistencia de la antena ( $R_a$ ) en un factor 4 para conductores de igual tamaño. Entonces, para un dipolo plegado la resistencia de antena:  $R_a = 4 \times 73 \text{ ohms} = 292 \text{ ohms} \approx 300 \text{ ohms}$ . Una línea de transmisión balanceada de 300 ohms puede usarse para adaptar directamente un dipolo plegado a la entrada de 300 ohms de un televisor o receptor de radio. La impedancia de un dipolo plegado es aproximadamente 0,8 veces la del dipolo simple de media onda cuando el espaciado entre los dipolos componentes es pequeño comparado con la longitud de onda ( $1/64\lambda$ ).

#### Antenas de alambres largos.

En vez de ser de media longitud de onda de largo las antenas pueden operar armónicamente en algún múltiplo integral de media longitud de onda dado que la resonancia se produce para cada número integral de ondas estacionarias a lo largo de la longitud de la antena. La ventaja de las antenas de hilo largo es el aumento de la direccionalidad y la ganancia en la dirección favorecida. En la Fig. II.1.2 se indican los diagramas de corriente, de ondas estacionarias, resistencia de radiación aproximada y resistencia de antena para un número de resonancias en antenas de alambres largos. La frecuencia o relación de longitud  $N$  es el número de longitudes de onda sobre la antena y es igual a la relación de la frecuencia de trabajo a la frecuencia para la cual la antena tiene una longitud de media onda.

La longitud física de una antena de alambre largo es:

$$\text{longitud (metros)} = \frac{150 (N - 0,05)}{f \text{ (mc)}}$$

donde N = relación de frecuencia = número de medias ondas sobre la antena.

Para N impar la resistencia de radiación es igual a la resistencia de antena, y ambas están dadas aproximadamente por:

$$R_a = R_r = 69 \log_{10} 10 N$$

Para N par la resistencia de radiación es :  $R_r = 200 \log_{10} 5N$

y la resistencia de antena  $R_a = \frac{Z_a^2}{R_r}$  Siendo  $Z_a =$  impedancia media de la antena.

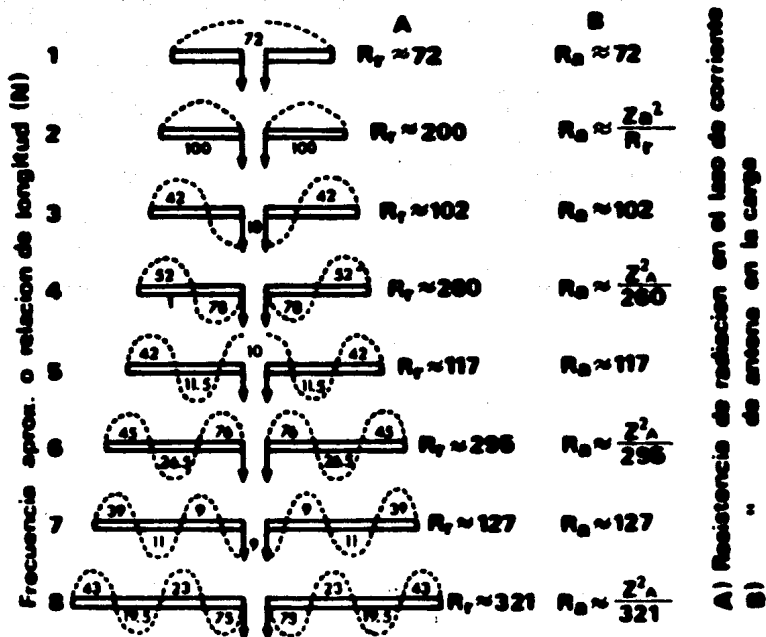


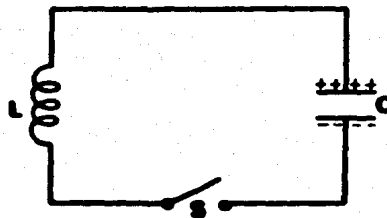
Fig. II.1.2

### b) El Dipolo

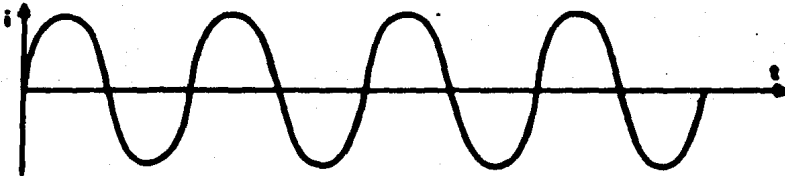
Si cargamos el capacitor de un circuito oscilador Figura -- II.1.3a y se cierra el interruptor (s ), se establece una corriente oscilatoria de una frecuencia determinada por:

$$\omega_0 L = \frac{1}{\omega_0 C} \therefore \omega_0^2 = \frac{1}{LC} ; \quad \omega_0 = \frac{1}{\sqrt{LC}} \quad f_0 = \frac{1}{2\pi\sqrt{LC}}$$

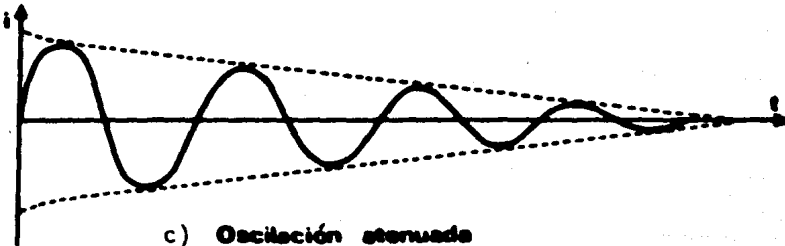
donde (  $f_0$  ) es la frecuencia propia del circuito resonante. Si el circuito tiene resistencia, la oscilación será atenuada como se ve en la Fig.II.1.3c y la Fig.II.1.3b representa una oscilación no atenuada.



a)



b) Oscilación sin atenuación



c) Oscilación atenuada

Fig.II.1.3

Si cargamos por influencia un conductor rectilíneo, dipolo Fig. II.1.4 en tal forma que la parte superior del conductor sea negativa y la inferior positiva, se establece un campo eléctrico cuyo sentido es de (+) a (-)

La carga es máxima en los extremos y se desvanece hacia el centro y el conjunto de líneas de intensidad de campo (E) tiene la forma de una pelota de foot-ball americano, por ser el campo eléctrico de simetría axial, siendo el eje el mismo dipolo.

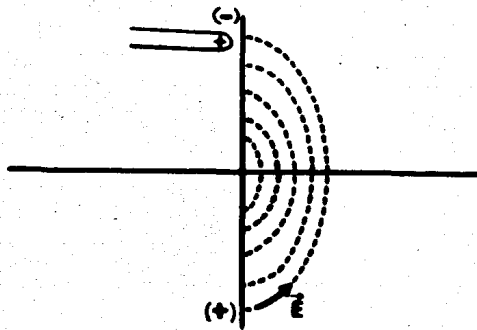


Fig. II.1.4

Si consideramos el dipolo dividido en pequeños segmentos -- iguales, Fig. II.1.5 que forman de dos en dos pequeños capacitores, lo que nos dá la misma configuración de campo eléctrico como en el no dividido.

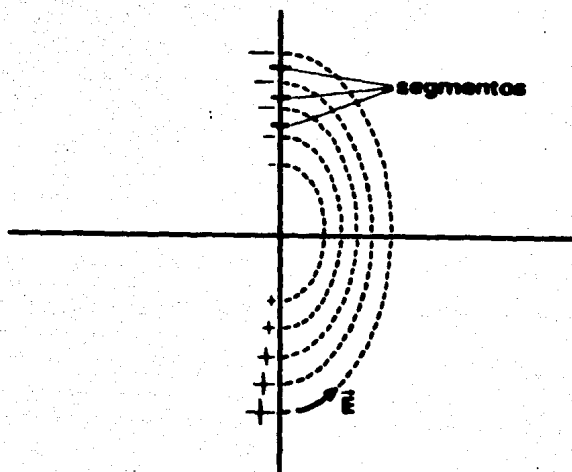


Fig. II.1.5

De la gráfica anterior nos damos cuenta que un dipolo tiene una capacitancia ( $C$ ), que es la suma de todas las pequeñas capacitancias para estar en paralelo.

Ahora, si quitamos bruscamente la barra con carga positiva de la cercanía del dipolo, los electrones del dipolo se moverán hacia las cargas positivas para neutralizarlas, estableciendo así una corriente eléctrica en el dipolo, la cual forma a su vez un campo magnético, de lo que deducimos que el dipolo posee una inductancia ( $L$ ). Esta corriente será oscilatoria, como sucede en el circuito de la Fig. II.1.3a

El dipolo, con todas sus características de ( $C$ ) y ( $L$ ), puede considerarse derivado del circuito oscilatorio como sigue Fig. II.1.6:

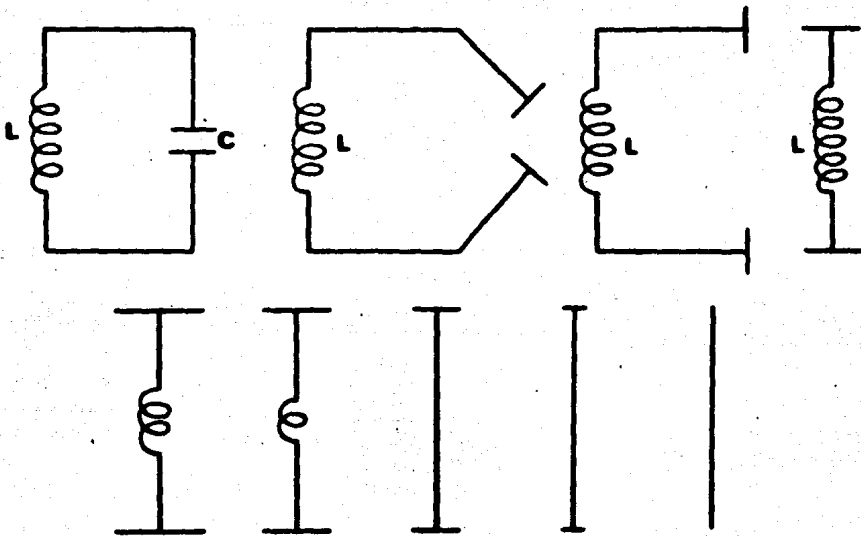


Fig.II.1.6

Como el dipolo tiene resistencia, la corriente será atenuada como lo muestra la Fig. II.1.3c

Supongamos un caso ideal de un dipolo sin resistencia y baja frecuencia; en este caso tendremos un intercambio de energía - entre los campos eléctrico y magnético:

$$C \frac{V^2}{2} = L \frac{I^2}{2}$$

Lo anterior es parecido al caso de un oscilador armónico en el que hay un intercambio de energía potencial y energía cinética.

$$K \frac{x^2}{2} = \frac{mv^2}{2}$$

Cuando la carga es máxima en los extremos, la corriente es cero y cuando la carga es cero en los extremos, la corriente en el centro del dipolo es máxima.

La corriente en los extremos del dipolo siempre es nula, -- porque en estos lugares la carga no se puede desplazar sino solo acumular.

De los conceptos anteriores deducimos que en el dipolo, la corriente ( y con esto H ) y la intensidad del campo eléctrico es tán desfasados en (90°) Ver Fig. II.1.7

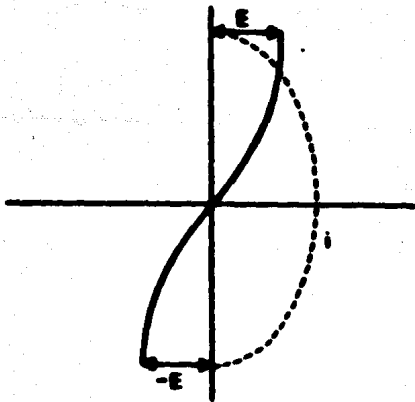


Fig. II.1.7



En la Fig. II.1.8 se muestra como se forma un campo electro--magnético a una distancia considerable del dipolo en cuyo caso, -- (E) y (H) están en fase con respecto al tiempo pero a  $(90^\circ)$  respecto al espacio.

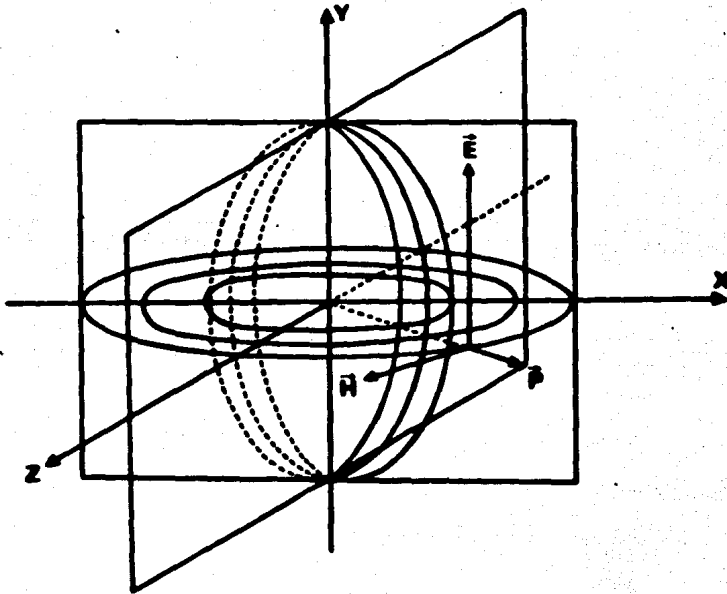


Fig. II.1.8

El sentido de (H) se explica de la siguiente manera, refiriéndose a la Fig. II.1.8

El sentido convencional de la corriente es de positivo a negativo, pero en este caso, cuando se aplica la barra positiva para inducir una polaridad negativa en el extremo superior, la carga positiva se mueve hacia abajo. Esta corriente produce un campo magnético en la dirección y sentido indicados por las circunferencias

en planos perpendiculares al dipolo. En el plano x-y (E) y en x-z (H), tendremos una onda electromagnética que se propaga en la -- dirección de x, y el producto vectorial de (E) y (H) nos da el vector Poynting ( P ) Fig. II.1.9

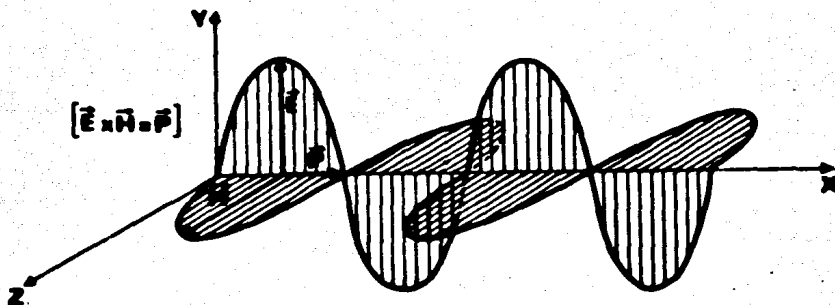


Fig. II.1.9

Midiendo (E) en Volts/metro y (H) en Amp/metro, tendremos:

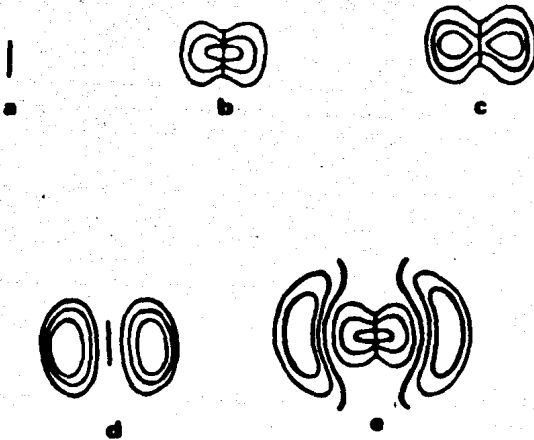
$$P = E \left( \frac{V}{m} \right) \times H \left( \frac{Amp}{m} \right) = \frac{V \times Amp}{m^2} = \frac{Watts}{m^2} = \frac{Joule}{Seg. m^2}$$

De este modo el vector Poynting representa la energía radiada, en Joules, que pasa a través del  $1 m^2$  en 1 seg.

A bajas frecuencias hay un intercambio de energía entre los campos eléctrico y magnético, conservándose la energía dentro del dipolo. Cuando la frecuencia aumenta, se desprenden ondas electromagnéticas del dipolo y se propagan a través del espacio con la velocidad de la luz, formando así la energía radiante Fig. II.1.10 ( pu-

ro campo eléctrico ), que se aleja del dipolo.

Un circuito oscilador cerrado, como el de la Fig.II.1.3a radia muy poco, en cambio un circuito oscilador abierto ( caso dipolo ), radia mucho mejor. Ver en la Fig. II.1.11 los osciladores -- acústicos, cerrado y abierto respectivamente, siendo el último un radiador.



Formación del Campo Eléctrico por un dipolo oscilante.

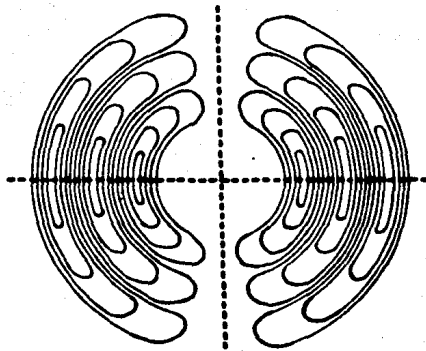
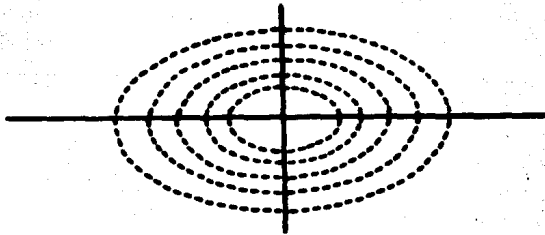
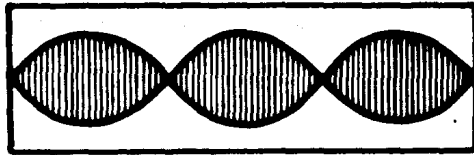


Fig.II.1.10

Campo Eléctrico.

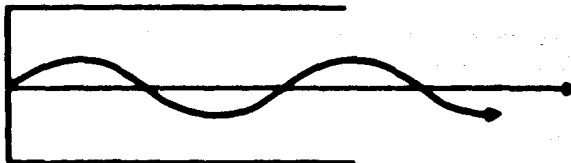


Campo Magnético



Oscilador Acústico Cerrado

Fig.II.1.11



Radiador Acústico.

Como la inductancia y la capacitancia son pequeñas para dipolos de longitudes cortas, las frecuencias de resonancia son altas y los dipolos son buenos radiadores para construir un circuito --abierto.

Un dipolo de dos metros de longitud ( $l = 2 \text{ m.}$ ) y trabajando con ( $l = \lambda/2$ ) tiene una frecuencia propia de :

$$f = \frac{c}{\lambda} = \frac{3 \times 10^{10} \text{ cm/seg.}}{400 \text{ cm.}} = \frac{3}{4} \times 10^8 \text{ seg}^{-1} = 75 \text{ MHz.}$$

Para que un dipolo oscile con amplitud constante se le debe alimentar con un generador cuya frecuencia es igual a la frecuencia propia del dipolo o múltiplos de ésta, o sea  $l = \frac{\lambda}{2}, \frac{\lambda}{4}, \text{ etc.}$   
( Ver Fig. II.1.12 )

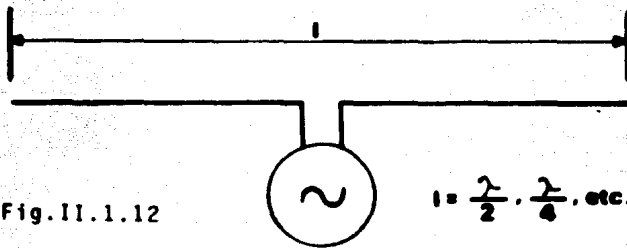
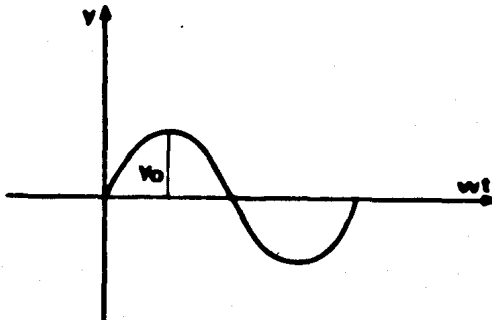


Fig. II.1.12

Cálculo de la potencia radiante de un dipolo.



Partimos de una onda transversal ( como lo es la onda electromagnética ) como sigue:

$$y = y_0 \sin \omega t = y_0 \sin 2\pi f t$$

con:

$$f = \frac{v}{\lambda} \text{ y } v = \frac{x}{t} \therefore v = \frac{x}{t} \Rightarrow t = \frac{x}{v}; \quad y = y_0 \sin 2\pi \frac{x}{\lambda} \cdot \frac{x}{v} = y_0 \sin 2\pi \frac{x}{\lambda} \dots (I)$$

por otro lado tenemos:

$$f = \frac{1}{T}; \quad \omega t = 2\pi f t = 2\pi \frac{t}{T}; \quad y = y_0 \sin 2\pi \frac{t}{T} \dots (II)$$

De (I) y (II) se ve que el desplazamiento de una perturbación depende tanto de la posición de la perturbación como del tiempo  $t$ .

En otras palabras "  $y$  " es función de dos variables independientes  $x$  y  $t$ .

Esta función debe tener la propiedad de que si  $t$  es constante, "  $y$  " variará de acuerdo con  $\sin 2\pi \frac{x}{\lambda}$  como en la ecuación ( I ), y si  $x$  es constante, "  $y$  " variará de acuerdo al  $\sin 2\pi \frac{t}{T}$  como en la ecuación ( II )

Dado que la perturbación necesita el tiempo  $\frac{r}{v}$  para desplazarse hasta la distancia  $r$ , existirá en el punto distante  $r$ , en el tiempo  $t$ , un estado que corresponde al estado en el punto 0, en el tiempo  $t - \frac{r}{v}$

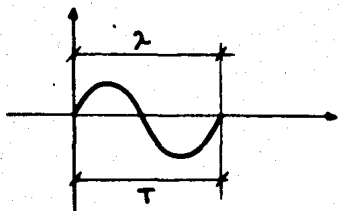
Substituyendo en lugar de  $t$ ,  $( t - \frac{r}{v} )$  en la función original:

$$y = y_0 \sin 2\pi f t.$$

tendremos:  $y = y_0 \text{ sen } 2\pi f \left( t - \frac{r}{v} \right)$  ; con:  $f = \frac{1}{T}$

$$y = y_0 \text{ sen } 2\pi \left( \frac{t}{T} - \frac{r}{vT} \right) = y_0 \text{ sen } 2\pi \left( \frac{t}{T} - \frac{r}{\lambda} \right) \dots \dots \text{(III)}$$

puesto que:



$$\frac{\lambda}{T} = v \quad \therefore \quad vT = \lambda$$

Una antena, al radiar, propaga una onda electromagnética.

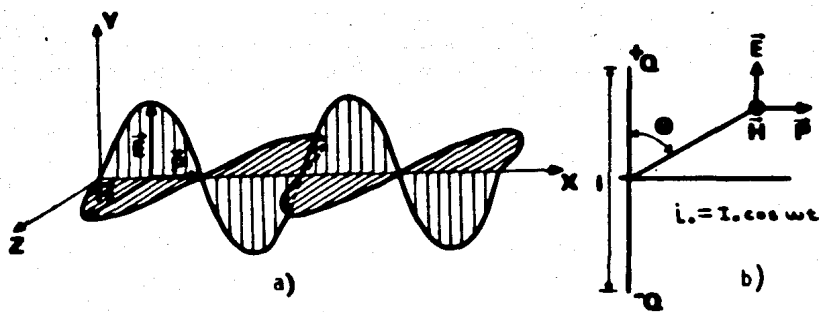


Fig.II.1.13a

Esta es de mayor intensidad mientras mayor es  $l$ , mayor  $i$ , y menor, mientras mayor es la distancia  $r$  de la antena y mayor  $\lambda$ .

La energía de radiación expresada por  $P$  es mayor en el plano perpendicular a la antena a través de  $O$ . Fig. II.1.13a

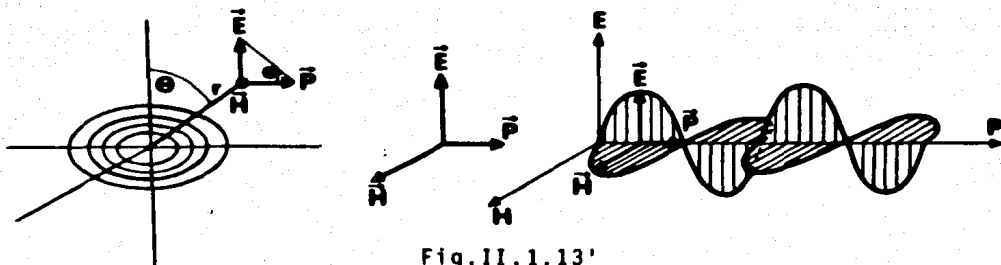


Fig. II.1.13'

Si nos fijamos en la configuración de las líneas magnéticas vemos que la densidad de H disminuye a medida que nos acercamos a los extremos de la antena.

La teoría y la experiencia (las mediciones) nos indican que es una función de  $\Theta$ .

$$H_{\theta} = H \sin \theta$$

Por otro lado sabemos que la H producida por la antena es directamente proporcional a la longitud de la antena, a  $\omega$ , y a la corriente  $i = I_0 \cos \omega t$  e inversamente proporcional a la distancia r.

Siendo H una perturbación que se propaga a través del espacio tendrá la misma estructura como la ecuación ( III )

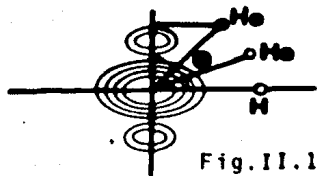


Fig. II.1.14

$$H_{\theta} = \frac{2\pi L I_0}{\lambda r} \cos\left[2\pi\left(\frac{t}{T} - \frac{r}{\lambda}\right)\right] \sin \theta$$

representando esta H la intensidad del campo magnético bajo cualquier ángulo  $\theta$ .



Según la teoría Electromagnética y usando el sistema absoluto Electromagnético sabemos que:  $H = \frac{E}{c}$  ∴  $E = cH$

$c =$  velocidad de la luz.

o sea:

$$H = \frac{2\pi I a^2}{\lambda r} \cos\left[2\pi\left(\frac{t}{\lambda} - \frac{r}{c}\right)\right] \sin\theta = \frac{2I}{c} \frac{\sin\theta}{r}$$

La ecuación anterior es la de una onda que se propaga desde un foco de perturbación puntual en 0, o sea que es válida para -- cuando  $1 \ll r$ .

A continuación calculemos la potencia total radiada por un dipolo a través de una esfera de radio  $r$ , Fig.II.1.15

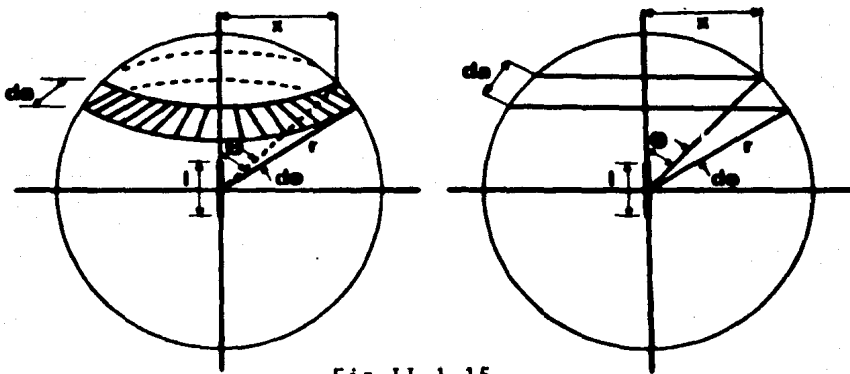


Fig.II.1.15

Sea  $S$  la potencia de radiación.

$$dS = E \cdot H \cdot dA$$

$$S = \int E \cdot H \cdot dA$$

$$dA = 2\pi \cdot x \cdot da$$

da es el ancho de la franja.

$$x = r \cdot \sin \theta$$

$$da = r \cdot d\theta$$

Según la teoría Electromagnética y usando el sistema absoluto Electromagnético tenemos:

$$E \cdot H = c \cdot H \cdot H = c H^2$$

El vector Poynting también en el sistema electromagnético absoluto es.

$$P = \frac{1}{4\pi} [E \times H]$$

$$S = \int E \cdot H \cdot dA = \int E \cdot H \cdot 2\pi x \cdot da = \int E \cdot H \cdot 2\pi r \cdot \sin \theta \cdot r \cdot d\theta$$

$$S = \int E \cdot H \cdot 2\pi r^2 \sin \theta \cdot d\theta = \int c H^2 2\pi r^2 \sin \theta \cdot d\theta$$

$$S = \frac{c 4\pi^2 I_0^2}{2a} \frac{1}{r^2} \cos^2 \left[ 2\pi \left( \frac{t}{T} - \frac{r}{\lambda} \right) \right] \int_0^\pi \sin^2 \theta \cdot 2\pi r^2 \sin \theta \cdot d\theta$$

En el sistema absoluto electromagnético tenemos:

$$S = \frac{1}{4\pi} \frac{4\pi^2 I_0^2}{2a} \frac{1}{r^2} \cos^2 \left[ 2\pi \left( \frac{t}{T} - \frac{r}{\lambda} \right) \right] 2\pi r^2 \int_0^\pi \sin^2 \theta \cdot d\theta$$

$$S = \frac{2\pi^2 I_0^2 c}{2a} \cos^2 \left[ 2\pi \left( \frac{t}{T} - \frac{r}{\lambda} \right) \right] \int_0^\pi \sin^2 \theta \cdot d\theta$$

$$S = \frac{4}{3} \frac{2\pi^2 I_0^2 c}{2a} \cos^2 \left[ 2\pi \left( \frac{t}{T} - \frac{r}{\lambda} \right) \right] \quad \frac{1}{2}$$

Como se ve, (S) es función del coseno, por lo que varía durante un periodo. Se calcula por lo tanto un valor medio durante un ciclo o sea para el tiempo (T).

$$\bar{S} = S_{\text{medio}} = \frac{1}{T} \int_0^T S dt = \frac{4\pi^2 I_0^2 c}{3 \cdot 2a} \underbrace{\frac{1}{T} \int_0^T \cos^2 \left[ 2\pi \left( \frac{t}{T} - \frac{r}{\lambda} \right) \right] dt}_{1/2} = \frac{4\pi^2 I_0^2 c}{3 \cdot 2a} \cdot \frac{1}{2}$$

(1/2 es del valor medio de la función  $\cos^2$  en:  $t = T$ )

$$S = \frac{4\pi^2 c I_0^2}{3 \cdot 2a} = 39.6 \times 10^{10} \left[ \frac{1}{2} \frac{I_0^2}{a} \right]$$

En lugar de :  $I_0 = I_{\max} = I_{\text{ef}} \sqrt{2}$ .

$$\bar{S} = 39.6 \times 10^{10} \left[ \frac{I_{\text{ef}}}{2} \right]^2 = 39.6 \times 2 \times 10^{10} \left[ \frac{I_{\text{ef}}}{2} \right]^2$$

En esta fórmula, la corriente está en abamperes.

$$1 \text{ abamp} = 10 \text{ amp.}$$

Si en la fórmula se substituye amps. en lugar de abamps., se tendrá que dividir.

$$\frac{I_{\text{ef}} (\text{amp})}{10 (\text{amp./abamp})}$$

con lo que :

$$\bar{S} = 79.2 \times 10^{10} \left[ \frac{I_{\text{ef}} (\text{amp})}{2 \times 10} \right]^2 = 79.2 \times 10^8 \left[ \frac{I_{\text{ef}} (\text{amp})}{2} \right]^2 \left( \frac{\text{erg}}{\text{seg}} \right)$$

$$\bar{S} = 79.2 \times 10^8 \left[ \frac{I_{\text{ef}} (\text{amp})}{2} \right]^2 \left( \frac{\text{erg}}{\text{seg}} \right) = \frac{1}{10^3} \left( \frac{\text{erg}}{10 \times 10^{-10}} \right)$$

$$\bar{S} = 792 \left[ \frac{I_{\text{ef}} (\text{amp})}{2} \right]^2 \left( \frac{\text{joule}}{\text{seg}} \right) = 792 \left[ \frac{I_{\text{ef}} (\text{amp})}{2} \right]^2 (\text{watt}).$$

$$\bar{S} = 792 \left[ \frac{I_{\text{ef}}^2}{2^2} \right] [I_{\text{ef}} (\text{amp})] = [I_{\text{ef}} (\text{amp})]^2 R_s.$$

( Tiene la misma estructura de la ley de Joule ).

Pero (  $R_s$  ) es una resistencia útil ( de radiación ).

Con esto tenemos:

$$R_s = 792 \frac{1^2}{2^2} \approx 800 \frac{1^2}{2^2}$$

Se ve que un dipolo radia más energía mientras más largo es y mientras menor es la longitud de onda con la que oscila.

Como la antena es sostenida por estructuras metálicas y -- alambres, éstos absorben una parte de la energía que debe ser radiada, por lo que el valor de (S) se corrige con un factor que se fija según la experiencia como:

$$\alpha = 0.8$$

Con lo anterior, nuestra fórmula para la radiación es:

$$\bar{S} = 800 \left[ \frac{\pi L}{\lambda} \right]^2 I_{ef}^2 \quad \text{Valor medio de la pot. rad. durante un ciclo (tiempo T)}$$

Ejemplo:  $L = 25 \text{ m.}$   
 $\lambda = 100 \text{ m.} \quad \therefore L = \frac{\lambda}{4} = 25 \text{ m.} ; \quad I_{ef} = 10 \text{ amp.}$

$$R_0 = 800 \left[ \frac{0.8 \times 25}{100} \right]^2 = 800 \left[ \frac{10}{100} \right]^2 = 800 \left[ \frac{1}{10} \right]^2$$

$$R_0 = 800 \times \frac{1}{100} = 8 \Omega ; \quad S_m = I^2 R_0 = 10^2 \times 8 = 800 \text{ W.}$$

Lóbulo de radiación de un dipolo.

Si exploramos el espacio alrededor del dipolo midiendo la energía de radiación en la dirección de las flechas Fig.II.1.16 la longitud de las flechas indicará la intensidad de la radiación.

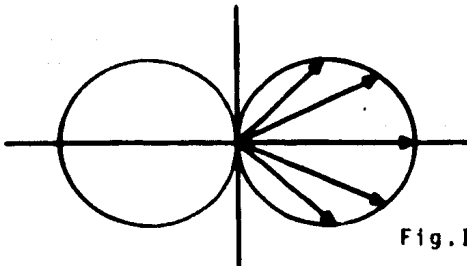


Fig.II.1.16

El dipolo por consiguiente radia un máximo en el plano normal a él y que pasa por su centro (0). En la dirección longitudinal del dipolo la radiación es cero. El lóbulo de radiación tiene la forma de un toroide pero sin hueco en el centro.

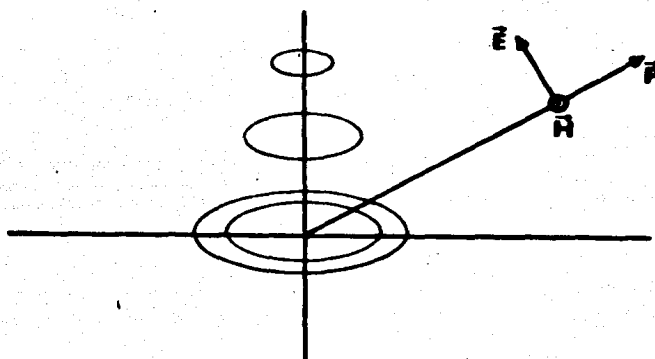


Fig. II.1.17

Las componentes axiales de (P) se anulan y las componentes horizontales son cada vez más pequeñas a medida que se acerca uno a los extremos del dipolo. Fig. II.1.17

c) Tabla de Diferentes Tipos de Antena.

| Tipo de Antena                               | Descripción   | Aplicación  |
|--|---|---|
| Antenas con reflector parabólico.            | Es un irradiador colocado en el foco de una <u>parábola</u> la cual es una superficie reflectora. Según sea la forma de la <u>parábola</u> , así serán los haces producidos.                              | Para radar y <u>microondas</u> .  |
| Reflectores de <u>cuadrado</u> de cosecante. | Es un reflector ideado para originar un haz principal, en el que la energía de la señal es proporcional al cuadrado de la cosecante del ángulo formado por la <u>horizontal</u> y la línea del blanco.    | Para localización de objetos por <u>medio</u> de sistemas de radar <u>aerotransportados</u> .   |
| Antenas de bocina.                           | Formadas por una <u>gufa</u> de onda con su boca <u>ensanchada</u> , con forma de bocina o de embudo. La bocina suele irradiar dentro de un reflector para suministrar la <u>forma</u> del haz requerido. | Muy extendidas en aplicaciones de <u>radar</u> .  |
| Antena alimentada -- por un extremo.         | Irradiador de <u>media longitud</u> de onda, alimentado por un extremo por una línea de transmisión abierta con resonancia.   | Para recibir y <u>transmitir</u> en la banda de 1,6 a 30 Mc/s. La mayoría se utilizan en <u>trabajos</u> multi-bandas, donde el espacio es limitado. Se emplean en instalaciones <u>fijas</u> . |

| Tipo de Antena   | Descripción  | Aplicación   |
|--|--|--|
| Antena con alimentación central (dipolo sintonizado o Sepp - con alimentación central) | Dipolo de media onda con alimentación central, -- que suele utilizar alimentadores separados. La corriente proviene de la fundamental y la tensión de las armónicas pares.   | Para recibir y -- transmitir en la banda de 1,6 a 30 Mc/s. Se puede -- utilizar en cualquier frecuencia si el sistema, -- considerado como un elemento, se -- puede sintonizar a esa frecuencia. |
| Antena Fuchs.  | Irradiador alimentado por tensión con un conductor de hilo cuya longitud es un número par de cuartos de longitud de onda. Un extremo del irradiador -- se conecta directamente al transmisor o unidad sintonizada sin usar una línea de transmisión.   | Para transmitir y recibir a cualquier frecuencia donde se desee -- simplicidad.  |
| Reflector de esquina.  | Irradiador de media onda con dos láminas de metal o pantallas grandes, <u>dis</u> puestas para que sus superficies formen un <u>ángu</u> lo cuyo vértice esté <u>si</u> tuado detrás del <u>irradiador</u> .   | Se utiliza en las bandas de VHF y - UHF, para <u>suminis</u> trar <u>directividad</u> en el plano que <u>bi</u> secta el <u>ángulo</u> - formado por el <u>re</u> lector.                        |
| Marconi  | Irradiador vertical de - longitud aproximada a un cuarto de longitud de <u>on</u> da de la frecuencia de - operación. Un extremo <u>es</u> tá a tierra o trabaja -- contra ella. Se puede -- alimentar en o cerca de la base con una línea de transmisión. La longitud eléctrica puede <u>aumentar</u> se utilizando una bobina de carga en serie con la base o próxima al centro del irradiador, o bien - utilizando una carga <u>ca</u> pacitiva en la parte <u>su</u> perior. | Se utiliza con <u>pro</u> fusión para la <u>re</u> cepción y <u>transmi</u> sión en bajas y <u>me</u> dias frecuencias, - donde se desee <u>po</u> larización <u>verti</u> cal.                  |

| Tipo de Antena  | Descripción   | Aplicación.  |
|-----------------|---|--|
| Antena Parásita | Formada por un irradiador con un reflector situado en su parte posterior, y con uno o más directores delante. Produce una radiación unidireccional principal. La polarización puede ser vertical u horizontal.  | Utilizada para desarrollar alta ganancia en una dirección con poca o ninguna radiación o captación en otras direcciones. Se emplea en todas las frecuencias donde se requieran estas características y exista espacio disponible.  |
| Antena Rómbica  | Sistema formado por cuatro irradiadores dispuestos en rombo y alimentados por un extremo. Si el vértice opuesto al de alimentación es abierto la respuesta es bidireccional, en una línea que pasa por esos dos vértices. Si el extremo abierto se cierra con la resistencia propia, la respuesta es unidireccional en la dirección del vértice cerrado. La ganancia puede variar entre 20 y 40 veces la de un dipolo, dependiendo del número de longitudes de onda en cada rama. | Se utiliza con profusión donde se requiera alta ganancia y directividad. Se puede emplear en un amplio campo de frecuencias, siendo particularmente útil cuando cada rama tiene de largos o más longitudes de onda de la frecuencia más baja. El ángulo de radiación disminuye y la directividad vertical se estrecha al aumentar la longitud de las ramas o al aumentar la frecuencia de trabajo. |
| J vertical      | Irradiador vertical de media longitud de onda, alimentado en su base por medio de un conductor adaptador de un cuarto de onda. Es omnidireccional, proporciona polarización vertical y se puede alimentar convenientemente desde un amplio campo de impedancias de líneas de transmisión.   | Apropiada para utilizarla a frecuencias superiores a los 7-Mc/s. Se emplea normalmente en frecuencias fijas debido a su extrema sensibilidad a las variaciones de frecuencia. Su rendimiento disminuye cuando la frecuencia aumenta.   |



| Tipo de Antena                      | Descripción   | Aplicación.  |
|-------------------------------------|---|--|
| Antena coaxial (antena de manguito) | Irradiador vertical de media longitud de onda. La mitad superior es un irradiador relativamente pequeño, mientras que la inferior es un cilindro de gran diámetro. La alimentación es central por medio de un cable coaxial de 70 a 120 ohms. | Práctica para frecuencias superiores a los 7 Mc/s. Se practica para frecuencias superiores a los 7 Mc/s. Se puede utilizar en frecuencias prefijadas. Las variaciones de frecuencia obligan a volver a sintonizar la antena, variando la longitud de ambas mitades del irradiador. Adecuada para trabajos en hasta 100 Mc/s. |
| Antena con polarización horizontal. | Irradiador vertical de un cuarto de onda, omnidireccional, montado sobre una superficie horizontal. Su impedancia suele ser de unos 36 ohms máxima.   | Adecuada para producir ondas polarizadas verticalmente a frecuencias superiores a los 7 Mc/s. Se suele emplear en frecuencias de unos 300 Mc/s.  |

## **2.- OBSERVACIONES RADIOASTRONOMICAS**

### a) Breve Introducción.

Las primeras observaciones Radio-Astronómicas, fueron hechas con una antena inventada para radio-comunicaciones en onda corta. Durante los primeros años de la Radio-Astronomía se usaron antenas de tipo radar, con un ancho de radiación variando entre  $1^\circ$  en centímetros de longitud de onda y  $10^\circ$  en longitudes de onda mayores. Esto pronto fué desechado por los Radio-Astrónomos.

En el transcurso de los años 40 y comienzos de la década de 1950 fueron inventados muchos tipos de Radio-Telescopios. Algunos de los más importantes se basaron en el interferómetro óptico. -- Los primeros de esos Radio-Telescopios usaron la reflexión de la superficie del mar para proveerse del patrón de rayos secundario pero más tarde los instrumentos tuvieron un par de antenas con espacio variable ( esto se verá en capítulos posteriores ) . A partir de tales interferómetros se desarrolló la poderosa técnica de síntesis de Apertura, la cual forma la base de nuevos y numerosos Radio-Telescopios los cuales son situados para observaciones de Radio fuentes no cambiantes. Simultáneamente estos fueron inventados otros Radio-Telscopios que no están limitados en esa aplicación. Los mejores de estos son : el enrejado de una dimensión, el interferómetro compuesto y la antena cruzada de dos dimensiones. En ese momento por primera vez se usó la rotación de la Tierra para sintetizar la antena de dos dimensiones a partir de la antena unidimensional. También una gran línea base interferométrica fue rápidamente desarrollada. Simultáneamente la medida física de los viejos tipos de antena, tales como el reflector parabólico se incrementó grandemente.

El resultado de esta actividad ha sido que los Radio-mapas - del espacio ahora tienen en resolución angular severos órdenes de magnitud mejores que 20 años antes, y una gran línea base interferométrica ha permitido a los Radio-Astrónomos determinar medidas - angulares de objetos abajo de  $\frac{1}{1000}$  segundo de arco. Además se obtiene información simultáneamente de muchos puntos del espacio en lugar de solo de uno.

Desafortunadamente gran parte de los reportes de estos desarrollos han sido muy pobres o jamás han sido escritos.

## b) Objetivos del Radio-Telescopio.

Uno de los objetivos es el estudio de cantidades directamente perceptibles asociadas con un objeto celestial, ésto es su posición angular con respecto a algún sistema celestial de coordenadas, su tamaño angular y la densidad de flujo en cierto rango de longitudes de onda ( o frecuencia ) de la potencia radiada la cual alcanza el radiotelescopio. La medida angular de los objetos disponibles para la observación para el rango de Radio-Astrónomos está limitado por irregularidades en la atmósfera terrestre en muchos grados.

Densidad de Flujo S.- Esta es medida en términos de la potencia recibida sobre unidad de área de una superficie la cual es normal a la dirección de incidencia de la radiación. La unidad es el Watt por metro cuadrado por unidad de frecuencia ( en ciclos por segundo, o hertz ) y se escribe :

$$W m^{-2} H_z^{-1}$$

La densidad de flujo es una función de la frecuencia de la cual se hacen mediciones, esta función es el radio espectro de la fuente.

La Fig.II.2.1 nos muestra en una escala logarítmica el radio espectro de un número de fuentes. El rango de frecuencia en el diagrama :

10 MHz ( $\lambda = 30 \text{ m}$ ) a 30 000 MHz ( $\lambda = 1 \text{ cm}$ ), incluye la mayoría de los rangos útiles para las observaciones desde la Tierra. Esta Radio-ventana a través de la atmósfera está limitada en baja frecuencia por una reflexión ionosférica y en alta frecuencia por una absorción molecular de unas bandas de agua y oxígeno-

en la atmósfera.

La escala de la densidad de flujo ilustra como minuciosamente las energías están involucradas principalmente en fuentes intensas, así como las densidades de flujo tan bajas como  $10^{-29} \text{ Wm}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$  pueden ser medidas con los instrumentos actuales.

Un Radio-Telescopio de gran tamaño puede percibir radiaciones mayores de  $10 \text{ MM}_\mu$  en su banda de frecuencia incidiendo en un área de  $10^4 \text{ m}^2$  y con el receptor capacitado para medir una potencia de  $10^{-29+7+4} = 10^{-18} \text{ W}$ . Los Radio-Telescopios están entre los instrumentos más sensitivos construidos por el hombre, y las mediciones son fácilmente mal interpretadas debido a las interferencias provocadas particularmente por las transmisiones hechas por el hombre mismo, las cuales con frecuencia implican potencias de más de  $10^6 \text{ W}$ .

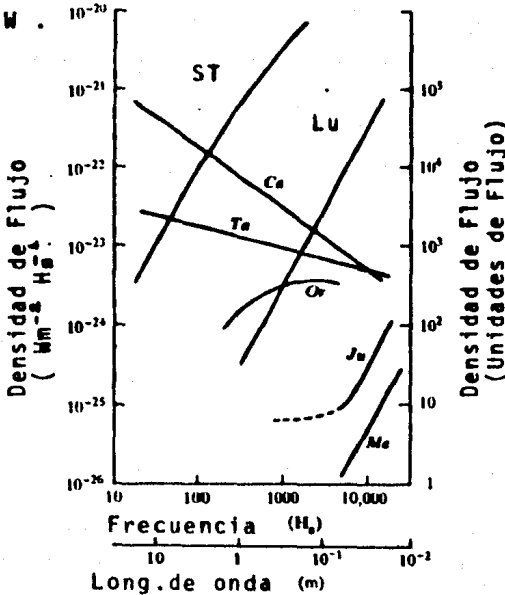


Fig.II.2.1.-Radio-- Espectro de algunas radiofuentes. ST :- Sol Tranquilo o en calma; Lu : Luna;-- Ca: Fuente en Casiopea; Ta: Fuente en Tauro (Nebulosa del Cangrejo); Or: Nebulosa de Orión (Fuente ópticamente transparente); Ju: Júpiter; Ma : Marte.

### c) Radiación del Cuerpo Negro.

La relación entre el calor radiante  $E$  emitido por un cuerpo y su temperatura fue establecida primero por los extensos experimentos de laboratorio de Josef Stefan. La misma Ley fue deducida después a partir de consideraciones teóricas por Ludwig Boltzmann; y ahora se conoce como la Ley de Stefan - Boltzmann.

$$E = kT^4$$

Aquí,  $E$  representa la energía radiada por segundo por un cuerpo a una temperatura absoluta  $T$ , y  $k$  es una constante de proporcionalidad. La ley solo se aplica a los llamados "Cuerpos Negros".

Un cuerpo negro se define como uno que absorbe todo el calor radiante que cae sobre él.

Tal absorbente perfecto será también un emisor perfecto.

Si  $E$  representa el calor en calorías que radia el cuerpo negro por segundo por centímetro cuadrado, entonces  $K = 1.36 \times 10^{-12}$

Si se mide a  $E$  en ergs/cm<sup>2</sup> seg, entonces  $K = 5.7 \times 10^{-8}$

La mejor aproximación de laboratorio a un cuerpo negro es un agujero en una caja ennegrecida. Prácticamente, todo el calor que entre por tal agujero será absorbido en el interior. El terciopelo negro o una superficie pintada mate con negro de humo absorberán cerca del 97% del calor radiante que cae sobre él, y pueden considerarse para muchos propósitos como un cuerpo negro. Sin embargo, las superficies metálicas pulidas, lejos de ser cuerpos negros, tan solo absorben cerca del 6% de la energía incidente y reflejan el resto. La mayoría de las sustancias tienen grados de -

absorción entre estos dos extremos.

El espectro mostrado en la Fig. II.2.1 puede ser dividido - en dos grandes grupos.

. d) Radiación Térmica.

El espectro de ésto, está dado con suficiente exactitud -- por la clásica aproximación a la ley de radiación de Rayleigh, en las frecuencias e intensidades usualmente encontradas en Radio-Astronomía. Un cuerpo negro radiando en una temperatura  $T$  ° K debería por lo tanto, tener una densidad  $S \propto \nu^2 T$ . El índice espectral (exponente en la dependencia de la frecuencia ) para un cuerpo negro radiador es entonces  $\alpha = 2$ . El espectro de los planetas, la Luna y el Sol son de este tipo por lo general ( el Sol y Júpiter tienen además, una componente variable no térmica ), y las correspondientes temperaturas de Radio-brillantez están en un razonable acuerdo con las temperaturas de estos cuerpos medidas por -- otros métodos. La temperatura de brillantez del Sol, cambia por un factor alrededor de 100 de un lado al otro en la escala de la frecuencia. La alta temperatura de radiación que proviene de la atmósfera exterior del Sol ( la corona ), es de unos pocos millones de grados y es opaca en la radiación de baja frecuencia. Esta -- es transparente en la radiación de alta frecuencia la cual por lo tanto alcanza la Tierra con una temperatura menor ( más fría ) -- de aproximadamente  $10^4$  ° K.

Una región que es en parte transparente, puede ella misma radiar únicamente una cierta fracción de la radiación normal del cuerpo negro. Esta fracción es proporcional a la opacidad ( pro-



fundidad óptica ) la cual en muy " claras " regiones ( formadas -- principalmente por hidrógeno ionizado ) es ella misma proporcional a  $1/\nu^2$ . La radiación del cuerpo negro es  $\propto \nu^2$  y la región por lo -- tanto tendrá un índice espectral  $\alpha = 0$  ( un espectro plano ), donde la densidad de flujo es independiente de la frecuencia, hasta cerca de las bajas frecuencias la región viene a ser completamente -- opaca y las curvas del espectro suben la pendiente de un cuerpo negro radiador. El espectro de la nebulosa de Orión es un ejemplo -- de esta conducta general, pero ésto es complicado por la presen-- cia en la nebulosa de varias regiones de diferente densidad.

#### e) Radiación No Térmica.

Existen procesos mucho más efectivos en la producción de -- Radio-Emissiones, que los choques o colisiones aleatorios entre -- iones y electrones. Esos procesos son conocidos con el nombre de -- emisión no térmica. De estos proceso los más comunes aparecen en las emisiones en un sincrotrón ( algunas veces llamados magnetic bremsstrahlung ) provocados por electrones relativísticos en su -- paso a través de campos magnéticos.

La teoría permite un cierto rango de índices espectrales y también alguna curvatura en el espectro individual, que realmente se observa en un número de fuentes. La radiación emitida por el -- sincrotrón puede mostrar una polarización lineal y esto precisa-- mente ha sido observado en muchas radio-fuentes, incluyendo la ra diación de fondo proveniente de nuestra Galaxia. Las fuentes de -- radiación no térmica están entre las más intensas y más interesan-- tes fuentes estudiadas por los Radio-Astrónomos. Es aparente que

muchas de esas fuentes están a enormes distancias, lejanas más allá del alcance del telescopio óptico y se han hecho grandes esfuerzos en el estudio de esas fuentes y su relación con las preguntas de la cosmología tales como la historia y la geometría del Universo-- en gran escala.

Aparte del espectro continuo de la Fig II.2.1 hay líneas espectrales que pueden ser estudiadas con equipo receptor especial. Las más conocidas líneas espectrales están en una frecuencia de 1420 -  $\text{MHz}$  ( $\lambda = 21 \text{ cm}$ ) del átomo de hidrógeno neutral y las de una familia de líneas que están en una frecuencia cercana de 1667 -----  $\text{MHz}$  ( $\lambda = 18 \text{ cm}$ ) del radical hidroxyl. Diversas recombinaciones - de líneas ( alto  $n$  ) del hidrógeno han sido también descubiertas. Las líneas espectrales son extremadamente importantes porque, entre otras cosas, ellas hacen posible medir velocidades radiales-- por medio del efecto Doppler en su frecuencia. La estructura general, y los movimientos en la Galaxia y en muchas galaxias exter-- nas, han sido trazadas por las observaciones de la línea espectral de 21 cm del hidrógeno neutral.

El Sol es la fuente más intensa y también la más variable. Hay en suma a la radiación térmica " tranquila " del Sol ( " quiet Sun radiation " ), una componente no térmica asociada con regiones activas en el Sol. La densidad de flujo puede incrementarse, durante una explosión de radiación en un nivel de  $10^{-10} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$  o más durante períodos de gran actividad. Esto es sin embargo, todavía pequeño en comparación con el flujo normal del Sol en frecuencias ópticas.

Las otras fuentes de Radio emisión en el espacio son más -

débiles que el Sol, pero no en un factor tan grande como en Astro-  
nomía óptica. La atmósfera de la Tierra dispersa las Radio-Ondas--  
mucho menos que las ondas luminosas, y algunas Radiomediciones pue-  
den, si es necesario efectuarse en el día. En el límite superior -  
de la longitud de onda de la radio ventana, aproximadamente  $\lambda = 20\text{m}$ ,  
una gran parte de la radiación de fondo de la Galaxia tiene una ra-  
dio-emisión por unidad de ángulo sólido o radio-brillantez la cual  
es comparable con la radiación "tranquila" del Sol ( quiet Sun --  
radiation ).

En una longitud de onda de 3m éste tiene una caída menor que  
1% de la radiación " tranquila " del Sol. El fondo de radiación de  
la Galaxia es aún menos significativo en centímetros de longitud-  
de onda. Estos cambios ilustran la diferencia entre el espectro -  
de la radiación tranquila del Sol y la radiación de fondo de la -  
Galaxia.

Dos objetos situados en el norte espacial, como las bien co-  
nocidas radiofuentes en Cassiopeia y Cygnus, son rivales en longi-  
tud de onda del flujo de radio energía con la "tranquila" radia-  
ción del Sol que se recibe en la Tierra.

Otras fuentes son más débiles y el número de éstas que pue-  
den ser detectado, se incrementa rápidamente a medida que se van  
debilitando. Si las fuentes fueran iguales en emisión de potencia  
y estuvieran distribuidas uniformemente en un espacio Euclideo,  
entonces el número total de fuentes  $n$  con una densidad de flujo  
 $S \neq S_0$  podría ser proporcional a  $S_0^{-4.5}$ . Porque de este signi-  
ficado, en cosmología, la relación entre  $n$  y  $S_0$  ha tenido ocu-  
pada la atención de los radioastrónomos por más de una década.

### 3.- RADIO-TELESCOPIOS DE APERTURA COMPLETA

#### a) Reflectores Parabólicos.

Los espejos parabólicos son comunmente usados en Astronomía óptica.

El Telescopio más grande del mundo en Monte Palomar, tiene un reflector parabólico de 200 pulgadas de diámetro. De manera -- similar un reflector parabólico puede usarse para reflejar las ondas de Radio y concentrarlas en el foco, donde son transmitidas a un receptor. Ver Fig. II.3.1

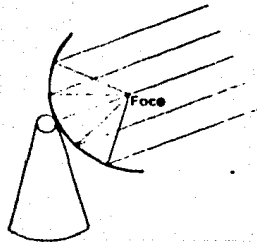


Fig.II.3.1 Reflector Parabólico.

Hay por supuesto diferencias entre los Telescopios ópticos y el Radio-Telescopio, por ejemplo la superficie de un radio-reflector, no necesita ser una superficie pulida, solo se requiere que sea de metal, como acero o aluminio, y no tiene importancia si hay una pequeña capa de pintura de protección sobre la superficie, ya que las ondas electro-magnéticas pasan a través de ella. La superficie puede ser una malla, ya que los huecos en ésta son pequeños comparados con la longitud de onda, de tal manera que casi no se detecta su presencia. Otra diferencia se encuentra en el arreglo en el foco, en el instrumento óptico podemos mirar la imagen y fotografiarla. En el Radio-Telescopio, las radio-ondas o bien son colectadas en una trompeta de metal y enviadas al receptor a través de una guía de ondas, o son transformadas a una señal eléctrica por medio de un dipolo, donde el campo eléctrico de la onda genera un voltaje oscilante que es enviado al radio-receptor. Ver Fig. II.3.2.

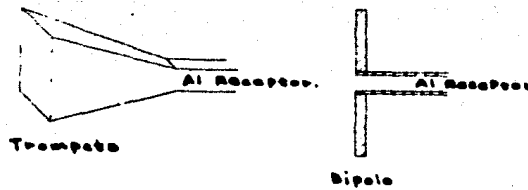


Fig.II.3.2.-Colectores en el Foco.

A menudo se utiliza el cable coaxial para conectarlo con el radioreceptor.

Un buen Radio-Telescopio tiene un pequeño ángulo del haz -- que recibe, y explicaremos la importancia de este concepto.

Un Radio-Telescopio recibe la máxima señal cuando el haz -- apunta exactamente en dirección de la fuente de radio. Si el haz apunta ligeramente desviado de la fuente de emisión sigue reci--- biendo señal y decimos que está dentro del haz del Radio-Telescopio. Es deseable que la señal decaiga rápidamente a cero a medida que - el haz se mueve alejándolo de la señal, de otra manera no se po-- dría distinguir entre dos fuentes de radio-ondas que estén muy cer-- canas, en la misma dirección.

Lo que se necesita es un haz muy estrecho que dé un muy -- buen poder de resolución.

Como se demostrará posteriormente, para poder producir un - haz muy estrecho el Radio-Telescopio debe ser muy grande compara-- do con la longitud de onda que se va a recibir.

Consideremos de nuevo el Radio-Telescopio apuntando direc-- tamente a la radiofuente.

Las señales de radio llegan en fase a la apertura frontal - del Radio-Telescopio como se ilustra en la Fig. II.3.3

Después de arribar en el reflector todas las ondas llegan - al foco con la misma fase y se adicionan. No sucediendo con las - ondas que llegan de todas direcciones, llegando a la apertura -- del Radio-Telescopio fuera de fase, por lo tanto la señal com-- binada disminuye. La señal decae hasta cero cuando la señal reci-

bida en una mitad de la apertura coincide en estar fuera de fase por completo, ésto significa que la cresta de una mitad coincide con los valles de la otra mitad como se muestra en la Fig.II.3.4

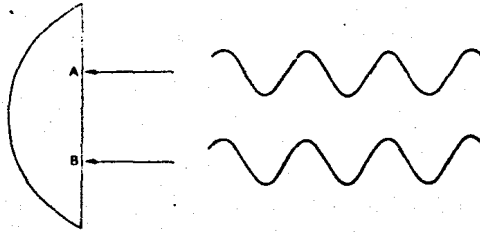


Fig. II.3.3 Ondas arribando en fase.

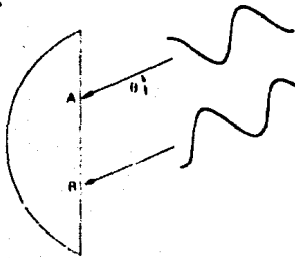


Fig.II.3.4.-Ondas arribando fuera de fase.

Si  $\lambda$  es la longitud de onda y D el diámetro de la apertura, entonces la señal recibida es cero cuando la diferencia de la -- trayectoria es  $1/2\lambda$  en puntos  $1/2 D$  distantes, como se muestra - en los puntos A y B de la Fig. II.3.4 esto ocurre cuando el ángu lo

$$\theta \text{ es : } \frac{1/2 \lambda}{1/2 D} = \frac{\lambda}{D} \text{ rad} = \frac{60 \lambda}{D} \text{ grados aproximada mente.}$$

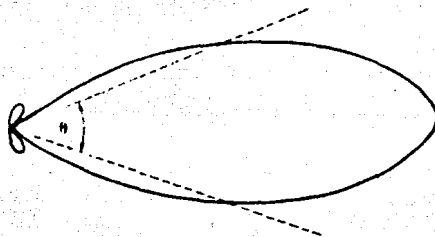


Fig. II.3.5.- Diagrama Polar.

Un diagrama como el que se muestra en la Fig. II.3.5 es usado para representar el haz de un Radio-Telescopio, este es llamado a menudo diagrama polar. Para un receptor el diagrama determina como la sensibilidad para la potencia recibida depende de la dirección.

Para un transmisor al mismo diagrama, muestra como la potencia transmitida varfa en función de la dirección.

El angulo comprendido entre las direcciones que corresponden a la mitad de la máxima sensibilidad es llamado el ancho del haz.

El ángulo es aproximadamente igual al valor de  $\theta$  obtenido anteriormente, esto es:  $\theta = \frac{60\lambda}{D}$  grados



Por Ejemplo un Radio-Telescopio de 25 m. de diámetro usado con una longitud de onda de un metro tiene un ancho de haz de -- aprox. 2 1/2 grados.

Algunos términos frecuentemente usados para calificar la -- efectividad de un Radio-Telescopio son "área efectiva" y "ganancia". El área efectiva es el área que capta la potencia de radio- y normalmente es menor que el área geométrica de la apertura. La razón de esto es que la radiación en el foco es mejor captada -- cuando proviene del centro del reflector que de sus partes extre- mas, luego no recibe uniformemente en todas las partes de la aper- tura. Un buen reflector parabólico tiene un área efectiva de -- aproximadamente 60% del área de la apertura. La ganancia nos per- mite conocer el aumento de potencia que se recibe en comparación con una antena aérea, teniendo la misma sensibilidad en todas -- direcciones.

El área efectiva y la ganancia G están relacionadas entre- sí de una manera muy simple.

El ancho del haz  $\theta = \lambda/D$  rad, y la radiación efectivamen- te concentrada en un ángulo sólido  $\omega = \lambda^2/A$  rad<sup>2</sup>, que comparado con un diagrama polar esférico igual en todas direcciones, cu--- briendo un ángulo sólido de  $4\pi$  la ganancia es  $4\pi/\omega$ . Sustitu- yendo:  $\omega = \frac{\lambda^2}{A}$ , tendremos:  $G = \frac{4\pi A}{\lambda^2}$

Ahora tenemos dos buenas razones por las que deseamos un - Radio-Telescopio grande. Primero recoge más radiación, mientras mayor sea el área de la apertura mayor será la potencia recibida y en segundo lugar el ancho del haz es más estrecho por lo que -

se tiene mayor poder de distinción entre fuentes cercanas, y por lo tanto se pueden encontrar formas más precisas de la estructura de una fuente.

Notamos también en el diagrama polar de la Fig. II.3.5 que tiene pequeños lóbulos fuera del haz principal.

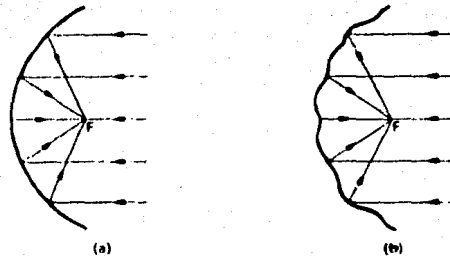


Fig. II.3.6.- a) Ondas llegando en fase al foco  
b) Diferentes patrones de longitud des llegando al foco; ondas -- fuera de fase.

Estos lóbulos se deben a una cancelación incompleta de las ondas a través de la apertura. Estas pueden ser molestas cuando se investigan radiofuentes de poca intensidad en el haz principal y la

radiación del sol se está percibiendo en uno de los lóbulos laterales. Aún las fuentes de radio-ondas del terreno pueden ser captadas por este lóbulo en receptores muy sensibles. Por lo tanto los lóbulos laterales deben de mantenerse tan pequeños como sea posible, y varias precauciones se toman para el diseño de las antenas que lo hagan posible.

El principal problema de Ingeniería no es solo hacer un gran paraboloide direccionable, sino también que la superficie sea realmente parabólica. La Fig. II.3.6 ilustra los efectos de irregularidades en la superficie.

Si la superficie desvía las señales más de una fracción de la longitud de onda, causará que las ondas lleguen al foco fuera de fase y las señales no se sumarán más. Mientras más grande es un Radio-Telescopio, más difícil es que cumpla con la precisión requerida. Usualmente las especificaciones indican que a una longitud de onda dada la superficie no debe tener más de  $\lambda/16$  de desviación del paraboloide teórico.

Debido a esto es mucho pedir para un Radio-Telescopio direccionable, de cientos de pies de diámetro que solo tenga desviaciones de 2 mm, cuando se estuviera recibiendo en  $\lambda=3$  cm por Ejemplo. Ocurren distorsiones en el paraboloide debidas a los esfuerzos que sufre la estructura, causadas por su propio peso y añadiremos a esto las deformaciones provocadas por el viento y la temperatura.

Todas estas desviaciones son mayores a medida que es más grande en diámetro y se vuelve gradualmente más difícil mantener-

ésta exactitud dentro de  $1/16$  de  $\lambda$ , se han hecho intentos de corregir las deformaciones con algo que lo contrarreste, haciendo más fuerte el reflector y la montura, sin embargo cualquier cosa que se haga las deformaciones se incrementan con el tamaño y se llega a un límite de lo que es mecánicamente posible. Aunado a los problemas estructurales está el costo que aumenta rápidamente llegando a ser prohibitivo en todos los casos.

Un ejemplo de un reflector parabólico dirigible lo mostramos en la Fig. II.3.7

A pesar de que el Radio-Telescopio Australiano no es tan grande como el de Jodrell Bank, es mucho más preciso, por lo tanto capaz de operar con longitudes de onda más pequeñas y producir un haz más estrecho. La construcción del Radio-Telescopio Parkes (Australia) Fig. II.3.8, fue aligerada limitando la dirección en la elevación a  $30^\circ$ . El ancho del arco, a  $10\text{Cm}$  de longitud de onda es de  $7\ 1/2$  minutos.

Para observaciones a pequeñas longitudes de onda hasta de varios mm un Radio-Telescopio completamente direccionable fue construido en Serpukhov en U.R.S.S. en 1958 y tiene un ancho de haz de  $2'$  a  $8\text{ mm}$  de longitud de onda. Fig. II.3.9 a y b

Hemos mencionado que hay un límite práctico para el tamaño de los Radio-Telescopios, determinado por el costo y los problemas mecánicos para cumplir con la precisión requerida. Los límites estructurales no se pueden especificar precisamente y la construcción de grandes Radio-Telescopios direccionables presentan un reto a la habilidad Ingenieril e Ingeniosidad. En términos

de nuestras presentes ideas de posibilidades mecánicas, es factible construir un Radio-Telescopio de 100 pies, con escasos milímetros de longitud de onda y un haz de  $\frac{1}{2}$ ' de ancho, o uno de 500 pies de  $\lambda$  en 21 cm, con un haz de 5' o uno de 1000 pies con 1 m de longitud de onda con 12' de haz de ancho. El costo de estos equipos resultaría extremadamente alto, especialmente cuando debemos tener en cuenta que la precisión que se requiere al apuntar hacia un objeto no debe exceder del 10% del ancho del haz.

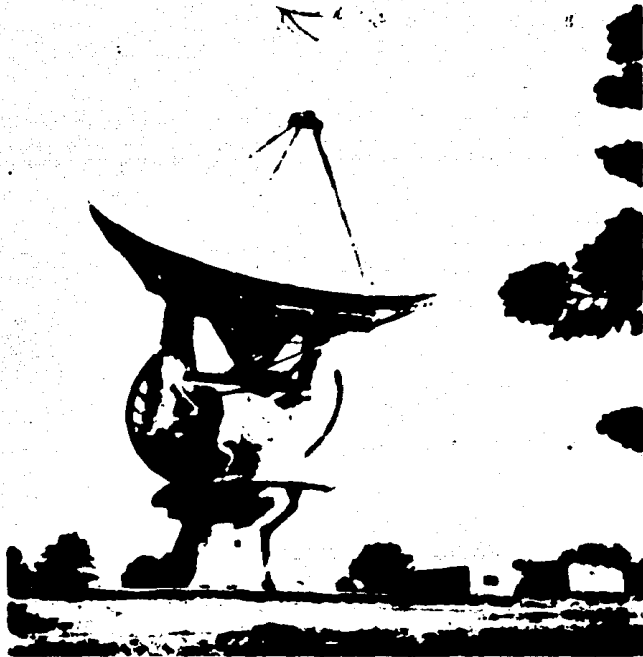


Fig. II.3.7

Radio-Telescopio de Greenbank, West Virginia,  
1965. Con un reflector parabólico de 43 m. de  
diámetro.



Fig. II.3.8

Radio-Telescopio CSIRO de 64 m. de diámetro  
en Parkes, Australia. ( $\lambda \sim 10$  Cm.)

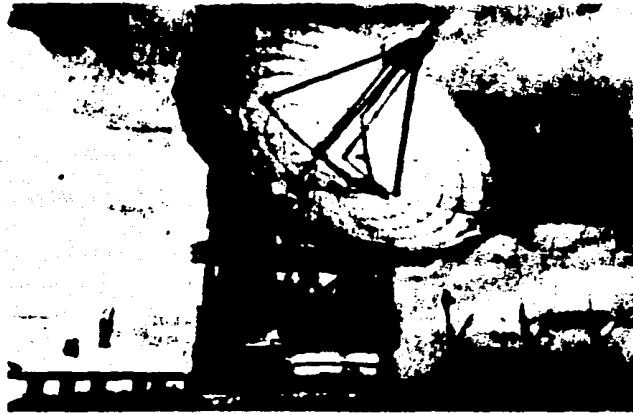


Fig. II.3.9 a

Radio-Telescopio de 22 m. de diámetro en el -  
Instituto Lebedev de Física, en Serpukhov, --  
cerca de Moscú. ( $\lambda \sim 8$  mm. )



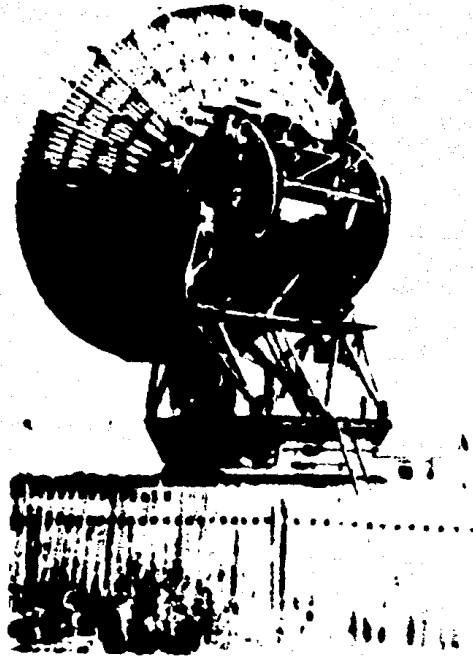


Fig. 11.3.9 b

Otra vista del Radio-Telescopio de Serpukhov.



Fig. II.3.10

Radio-Telescopio de 46 m. de diámetro del Radio-Observatorio de Algonquin, Canadá. ( $\lambda \sim 3$  Cm).



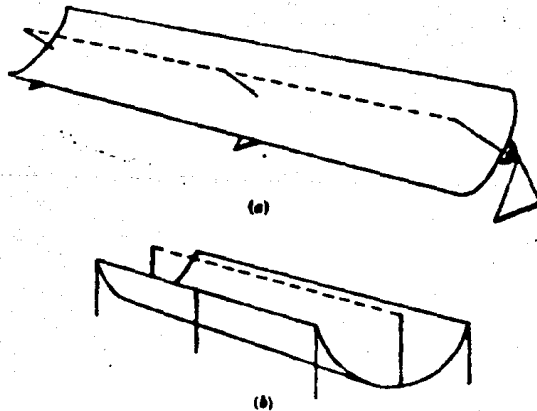
Fig. II.3.11

Esta composición fotográfica nos muestra el Radio-Telescopio de Haystack en el M.I.T. Lincoln Laboratory, U.S.A. El reflector parabólico de 36.6 m. de diámetro está protegido contra la lluvia y el viento, por una cubierta de plástico. ( $\lambda \sim 3$  Cm.).

**b) Reflectores parcialmente dirigibles, orientables con Dirección Parcial.**

Debido a las limitaciones inherentes en tamaño de los paraboloides dirigibles, se han intentado diseñar Radio-Telescopios en los cuales la superficie reflectora está fija, o si es móvil, está soportada por el terreno en varios puntos, de manera que su peso y costo, no se incrementan tan rápidamente cuando aumenta su tamaño, como sucede con los paraboloides dirigibles.

La Fig. II.3.12 nos muestra dos variantes muy importantes de reflectores parabólicos cilíndricos, usados como instrumentos de Tránsito Medio o Meridiano.



**Fig. II.3.12.- Reflectores parabólicos cilíndricos**  
a) En este-oeste antena dirigible - en elevación.  
b) Una combinación Norte-Sur de antena con direccionalidad eléctrica de la respuesta de la antena.

Uno está alineado a lo largo de los ejes este-oeste y puede ser dirigido en altitud, pero las conexiones eléctricas están fijas. Los ejes principales del otro son norte-sur y la respuesta de la antena puede ser dirigida eléctricamente por la suma de las salidas de los dipolos, en la línea focal en diferentes combinaciones de fase, antes de enviar las señales al receptor.

No hay movimiento de partes y el reflector puede, por ejemplo estar formado por una superficie reflectora en una excavación cilíndrica en el terreno.

Este Radio-Telescopio tiene la desventaja que tiene una línea focal en lugar de un punto focal, y por esto todos los dipolos en la línea deberán ser cambiados si se desea trabajar en una longitud de onda diferente.

Por otra parte una de las ventajas que ofrece este Radio-Telescopio es que es mucho más barato que construir un paraboloide dirigible completo de la misma apertura, pero si se desea un haz del tipo "Pencil Beam" en lugar de uno del tipo "Fan Beam", entonces la apertura deberá tener más o menos las mismas dimensiones este-oeste y norte-sur, desapareciendo así muchas de las ventajas en costo.

Otros dos reflectores de apertura completa del tipo Tránsito Medio se muestran en la Fig. II.3.13a

La antena Kraus tiene un reflector plano movable que defleca la energía que llega, dentro del paraboloide fijo, y de ahí se refleja la señal al foco. Esta antena es análoga al Telescopio horizontal fijo con un espejo plano movable, usado algunas veces en Astronomía Óptica.

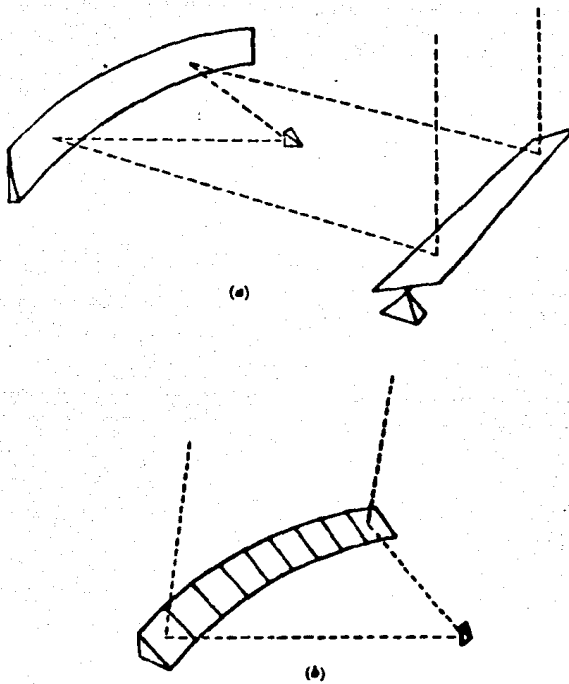


Fig.II.3.13.- a) Antena reflectora tipo Kraus.  
b) Antena reflectora tipo Pulkovo.

Una versión muy grande del Radio-Telescopio Kraus, recientemente construido en Naucay, Francia, tiene una apertura de 670ft. de largo y 120 ft. de altura.

La antena Pulkovo no tiene un espejo plano movable. El reflector primario consiste de un gran número de platos reflectores los cuales se pueden ajustar individualmente para formar parte, de la superficie de un gran paraboloide. El haz puede ser movido en el plano meridiano, por medio del reajuste de posiciones e in-

clinaciones de todos los platos reflectores individuales, de tal forma que se forme parte de otro paraboloide. Fig. II.3.13b

En algunas ocasiones se usan superficies reflectoras esféricas en Radio-Telescopios. Estas a diferencia de los paraboloides no tiene ejes ópticos principales y pueden recibir radio ondas - en un gran rango de ángulos, sin ser movidas. ( Fig. II.3.14 a)

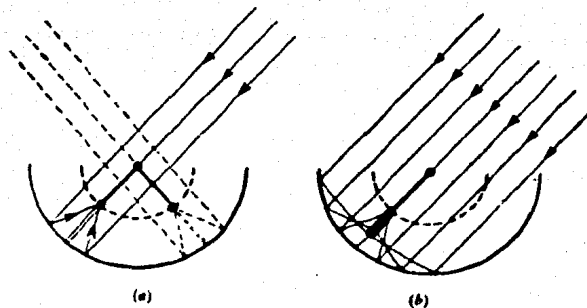


Fig. II.3.14

La trayectoria del cuasi-foco de los haces es una superficie esférica concéntrica de  $\frac{1}{2}$  del radio del reflector y la antena de alimentación puede ser movida sobre esta superficie para

absorber el flujo energético proveniente de diferentes partes del espacio. Alternativamente, muchas antenas de alimentación fijas con receptores individuales, pueden ser situadas en esta superficie y usarse simultáneamente, permitiendo de esta manera construir una "imagen" del espacio. Esto no es muy económico para usar únicamente una pequeña parte del reflector del cual los haces -- pueden ser traídos al foco sin aberración esférica excesiva. Una antena de alimentación lineal radial o un espejo secundario de forma especial como se muestra en la Fig. II.3.14 b hace posible coleccionar la radiación desde una parte mucho más grande de la superficie reflectora.



Otro tipo de reflector fijo puede mencionarse: el arreglo - de dipolos en un plano fijo, con un reflector plano y una direc-- ción eléctrica del haz. Este tipo de reflector solo se usa en me-- tro y decímetros de longitud de onda. Grandes aperturas ( digamos de  $10^4$  longitudes de onda) requerirían un impráctico gran número de dipolos y conexiones. (  $10^8$  ).

Consideremos por un momento que poder de resolución se re-- quiere en Radio-Astronomía. El Sol y la Luna tienen un tamaño angu-- lar de 30 minutos de arco. Andrómeda que es la Galaxia espiral -- más cercana a la nuestra, se extiende por algunos grados.

Para distinguir características en estas fuentes no deben - de exceder de algunos minutos de arco. Pero estos objetos son com-- parativamente grandes en el espacio. Si se van a estudiar deta-- lles de los objetos Astronómicos pequeños debemos mejorar la reso-- lución que proporcionan los Radio-Telescopios completamente direc-- cionables.

Un método de disminuir el alto costo y los problemas de In-- geniería de los grandes Radio-Telescopios como ya se dijo anterior-- mente es restringir el direccionamiento a solo elevación y utili-- zar la rotación de la Tierra para rastrear a través del espacio.

Un Radio-Telescopio de Tránsito Medio o Meridiano, opera - bajo este principio, este es fijado a una cierta elevación hacia el sur, y los objetos pasan a través del haz del Radio-Telescopio. Este método tiene una restricción, que el objeto estudiado puede ser examinado una sola vez por día como cruza el meridiano.

Existe un Radio-Telescopio de este tipo de 300 ft de diá

metro en el Observatorio Nacional de Astronomfa en U.S.A. en ---  
Greenbank West Virginia.

Otra solución es partir de la apertura circular y tener un  
Radio-Telescopio cerca del suelo, aligerando la estructura.

El haz mostrado en la Fig. II.3.15 es de la forma abanico -  
" Fan-Shaped" estrecho en un plano en el sentido de la dimensión  
a lo largo pero ancho en el plano vertical.

Supóngase que un haz del tipo abanico "Fan Beam" es usado  
para examinar una fuente como el Sol. El haz en algún instante -  
recibe radiación de una franja del Sol, donde el haz intersecta  
el disco solar como en la Fig. II.3.16

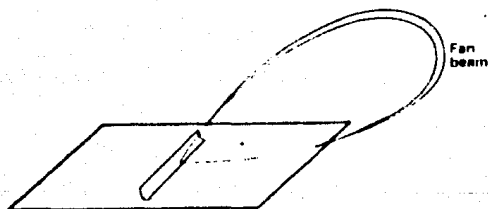


Fig. II.3.15

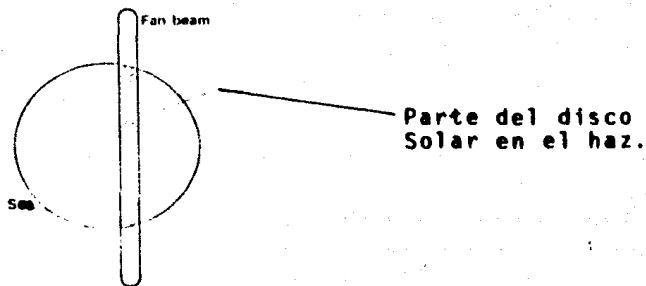


Fig. II.3.16

A manera que el Sol se mueve en el espacio, el haz se des-  
plaza a través del disco solar. Un haz como este, estrecho en una  
dirección, puede ser útil para examinar que tanta radio-emisión -  
proviene de diferentes partes de una fuente.

Hay algunos casos de Radio-Telescopios construidos en for-  
maciones naturales del terreno, ( solucionando así el problema -  
de la edificación de grandes estructuras ) como el reflector es-  
férico de Arecibo en Puerto Rico que tiene un diámetro de 1000ft,  
siendo éste el más grande del mundo. Fig. 11.3.17

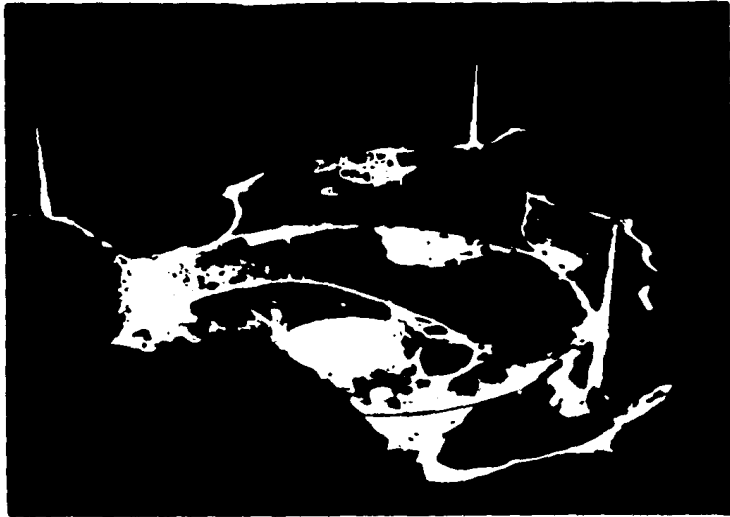


Fig. 11.3.17

La dirección del haz en este Radio-Telescopio puede ser alterada en  $20^\circ$  de la vertical, desplazando la antena de alimentación. Tal movimiento de la antena de alimentación no sería permisible con un reflector parabólico, pues ditorcionarfa el haz. Para eliminar esta dificultad el reflector se construyó esférico -- y ésto introduce un nuevo problema, porque aunque la antena de alimentación puede ser desplazada para alterar la dirección del haz como ya se dijo una superficie esférica no es la forma ideal para un reflector perfecto. Para remediar ésto se diseñó una antena de alimentación especial para corregir esta desviación del reflector esférico, a partir de un perfil parabólico de corrección. De tal manera que la facilidad para alterar la dirección del haz es obtenida más bien por métodos indirectos.

Hemos visto como es posible fabricar Radio-Telescopios mayores, construyéndolos cerca del terreno y limitando su direccionamiento, además de esta manera se incrementa la sensibilidad porque el área de colección es mayor y por lo tanto se mejora la resolución angular. Estos instrumentos de gran apertura son Radio-Telescopios extremadamente útiles, pero desafortunadamente la resolución no cumple con los requisitos de muchas investigaciones en Radio-Astronomía. El reflector de Arecibo trabaja hasta 75 cm. en longitud de onda con un haz de 9'. Un nuevo Radio-Telescopio - Francés con longitud de 200 m puede trabajar con una longitud de onda de 21 cm. y un haz de 5'. Muchos objetos distantes en el espacio tienen dimensiones angulares de menos de 1'. De hecho en muchos casos se desea una resolución de 1" o menos, para coordi-

narse con instrumentos ópticos. Por ejemplo : Si intentáramos identificar una fuente de radio con un instrumento óptico apenas visible con un Radio-Telescopio, en el espacio lleno de estrellas, nebulosas y galaxias, necesitamos conocer la posición de la Radiofuente con una precisión de 1". Ahora digamos que una longitud de onda de 20 cm. un Radio-Telescopio sencillo dando un ancho de haz de 10" sería aproximadamente de 3 millas de diámetro. La solución a este dilema se comenta en la sección de interferómetros.

c) Arreglo de Dipolos.

Un tipo comparativamente de antena, a veces usado en Radio-Astronomía, es un arreglo de dipolos, con una malla plana como reflector en la parte posterior. Los dipolos son conectados entre sí y la señal combinada es mandada al receptor. En la forma más simple del sistema los dipolos son colocados horizontalmente sobre el terreno, obteniéndose así un haz vertical. Fig. II.3.18

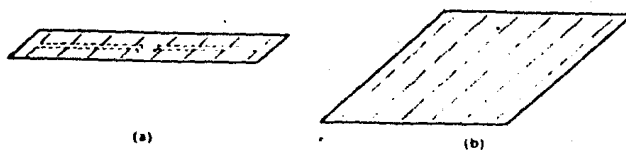


Fig. II.3.18.- a) Gran arreglo de dipolos obteniéndose un "Fan Beam".  
b) Arreglo cuadrado de dipolos obteniéndose un haz estrecho.

El haz puede sufrir una deflexión introduciendo una diferencia de fase entre los elementos del dipolo, alterando las dimensiones de los alimentadores de conexión. Proceso que parece complejo, pero se pueden conectar switches, que proveen de diferentes longitudes en los alimentadores.

Un arreglo de dipolos solo se puede usar para una longitud de onda determinada, porque para recibir en diferente longitud de onda, todos los dipolos y alimentadores deben ser cambiados. La ventaja de este tipo de Radio-Telescopio, es que una vez aceptado que trabajará con direccionamiento fijo y una frecuencia aceptable, se puede construir un gran Radio-Telescopio, por ejemplo: un arreglo de dipolos horizontal construido por un científico americano de nombre Bowles para estudios de radar en la alta atmósfera cubre 22 acres de terreno.

El dipolo con un reflector es el elemento más simple de antena, pero existen otros tipos con los que se obtienen más ganancia por elemento. Algunos ejemplos son el dipolo con reflector en ángulo recto, y un tipo de antena con direccionadores en el frente del dipolo fue diseñado por un Japonés de nombre Yagi. Otro tipo es el de hélice que es un elemento con polarización circular. Los 3 ejemplos se muestran en la Fig. II.3.19.

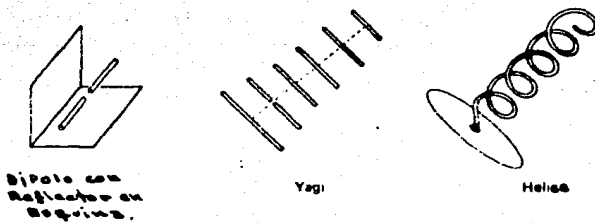


Fig.II.3.19

d) El Radio- Telescopio Cassegrain.

En un intento para superar las limitaciones impuestas por el pequeño radio  $F/D$ , del Radio-Telescopio común, en la formación de imagen los inventores han producido el doble espejo de óptica del sistema Cassegrain, en Radio-Telescopios. Un Radio-Telescopio reflector Cassegrain se muestra en la Fig. II.3.20.

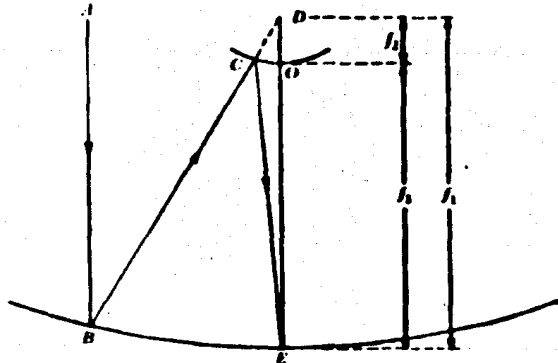


Fig.II.3.20.- El patrón de rayos en un Radio-Telescopio Cassegrain consiste de un reflector parabólico primario BE y un reflector-hiperbólico secundario CO.

Un gran espejo parabólico BE y un pequeño reflector hiperbólico - continen un foco común en D. El segundo foco está respectivamente en infinito y en E. A partir de la geometría de las superficies - tenemos para la parábola  $AB+BC+CD = \text{constante}$  y para la hipérbola  $CE-CD = \text{constante}$ . Sumando éstos tendremos  $AB+BC+CD = \text{constante}$ , - lo cual implica que los rayos paralelos llegando (provenientes) de la dirección axial son llevados a un foco en E. Esto es conveniente para poner E cerca de la superficie del paraboloide. En la Fig. II.3.20 vemos que la longitud efectiva focal de Radio-Telescopio ha sido incrementada a  $f = f_b / f_a$  la cual muchas veces es más grande que  $f_a$ . De este modo un gran foco de Radio-Telescopio, -- puede ser producido sin algún alargamiento de la estructura, en-- frente del espejo principal. Con tal incremento en la longitud fo-- cal puede ser esperada una mejora en la capacidad de formación - de imagen del Radio-Telescopio ya que la investigación en óptica nos muestra que esto es así. El tamaño ( en longitud de onda) de la antena de alimentación en E debe ser por supuesto mucho más - grande que el que se requiere para una antena convencional de pe-- queño foco, ya que debe iluminar eficientemente el pequeño ángu-- lo sólido ocupado por el espejo Cassegrain.

En suma para mejorar la potencialidad en la formación de -- imagen la antena Cassegrain tiene 2 ventajas. La primera es que la antena de alimentación puede ser situada muy cerca del radio re-- ceptor en un mecanismo estable y de fácil acceso, cerca de la ci-- ma del reflector principal.

Esto es muy importante para receptores de bajo ruido tales



como masers.

La segunda ventaja, es que el recogimiento paralelo "Stray Pickup" de radiación, por la antena de alimentación, es de la que viene en dirección del cielo, la cual es relativamente fría en -- longitud de onda corta, en vez de la de la tierra relativamente - caliente. De aquí que la cantidad de ruido térmico introducido en el sistema es conservado en un bajo nivel. Con un Radio-Telescopio Cassegrain con doble reflector la exactitud de la superficie de - los espejos debe ser mejor que con un instrumento sencillo de re-- flexión.

#### 4.- RADIOTELESCOPIOS DE APERTURA INCOMPLETA

La razón para el término Apertura Incompleta debe quedar claro a partir del contenido de esta sección. Esto implica que podemos lograr una resolución angular correspondiente a una gran simple apertura completa de Radio-Telescopio, aún cuando dejemos fuera grandes porciones de la apertura.

El Radio interferómetro fué usado para este propósito en la corta historia de la Radio-Astronomía. El interferómetro tiene un interés especial, desde el punto de vista teórico, debido a que constituye la base fundamental para el desarrollo de Radio-Telescopios de apertura incompleta.

##### a) Radio-Interferómetro.

Vamos a considerar otro aspecto del problema de obtener haces angostos y alta resolución. La posibilidad de aplicar interferómetro a la Astronomía óptica fue propuesta por Fizeau en Francia, -- hace un siglo. Los primeros experimentos fueron hechos por Stephán, pero la interferometría astronómica se le atribuye a Michelson, --- quien en 1891 usó con éxito el método para determinar las dimensiones de las lunas de Júpiter. Más tarde en 1920 con la ayuda de --- Pease en el observatorio de Mt. Wilson en U.S.A. se realizó la primera medición del diámetro de una estrella.

La introducción de los métodos del interferómetro a Radio-Astronomía en 1948, por parte de grupos científicos en Cambridge y en Australia, pronto demostraron su gran valor en el incremento de Radio Resolución.

El radio-interferómetro consiste de 2 antenas separadas conectadas entre sí como lo muestra la Fig. II.4.1

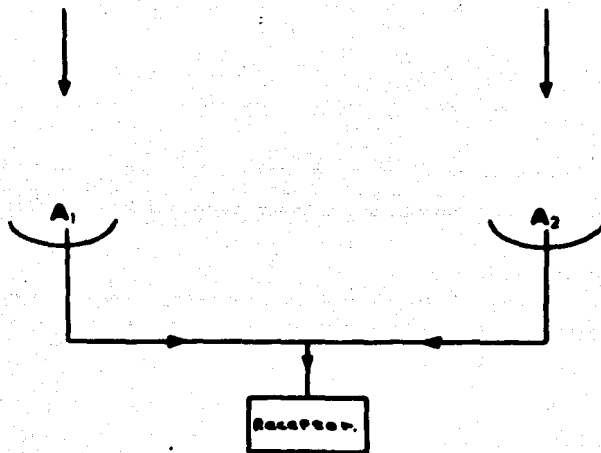


Fig.II.4.1

La señal que llega a las antenas se combina en el receptor.

La línea que une a las 2 antenas es llamada la línea base, para entender la operación del interferómetro, imagine que estamos observando una fuente de radio distante, y nos permite ver como la señal en el receptor depende de la dirección de la fuente. Si la dirección de la fuente está en ángulo recto con la línea base, las señales en las dos antenas están en fase y por lo tanto se suman como lo muestra la Fig. II.4.2a.

Un pequeño tiempo después la fuente aparecerá con alteraciones en su dirección relativa con respecto a la línea base debido a la rotación de la Tierra.

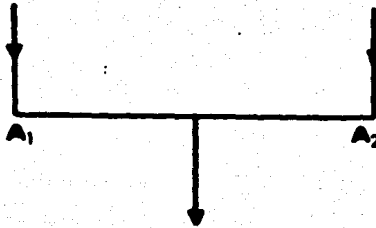


Fig. II.4.2 (a)

Consecuentemente, las ondas en las dos antenas no llegan en fase. Cuando la diferencia de trayectoria es la mitad de la longitud de onda, como se muestra en la Fig. II.4.2b, las señales en las dos antenas están completamente fuera de fase y se cancelan una con otra.

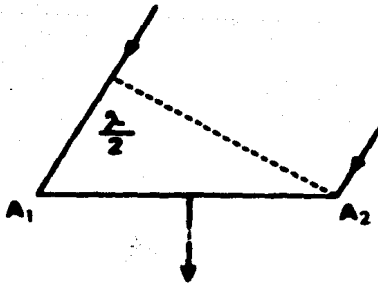


Fig. II.4.2 (b)

La parte positiva de la radio-onda llega al receptor, cuando al mismo tiempo está llegando la parte negativa de la radio

onda de la otra antena y el resultado por lo tanto es cero.

Como la fuente se mueve alrededor, las ondas entran en fase nuevamente. El máximo de la señal se obtiene otra vez cuando la diferencia de trayectoria es la longitud de onda completa como se muestra en la Fig. II.4.2c.

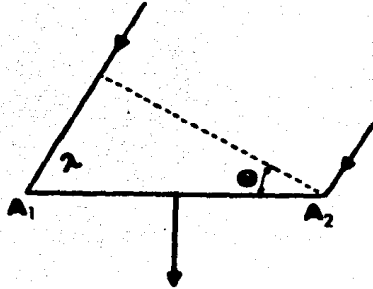


Fig. II.4.2 (c)

Como la fuente continúa moviéndose, las ondas alternadamente entran y salen de fase, dando por resultado una serie de máximos y mínimos.

En la Fig. II.4.2c nosotros vemos que si  $L$  es la longitud de la línea de base, entonces un cambio de  $\theta$  en dirección de la fuente nos provoca una diferencia de trayectoria  $L \theta$ . Entonces  $L \theta = \lambda$ ;  $\theta = \lambda/L$  rad ( $60 \lambda/L$  grados aproximadamente).

El patrón de recepción interferométrica entonces pasa a través de una serie de máximos y mínimos entonces el ancho de cada lóbulo está dado por  $\theta = \lambda/L$ .

El efecto de conectar las dos antenas como un interferómetro es dividir el lóbulo de una antena sencilla en múltiples lóbulos, como se puede ver en Fig. II.4.3

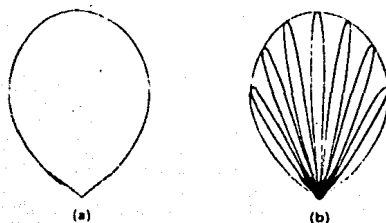


Fig.II.4.3

Una buena potencia de resolución se obtiene de lo estrecho de los lóbulos. Como el ancho del lóbulo depende del espacio  $L$  -- entre las antenas, nosotros podemos hacer este espacio grande, por ejemplo: podríamos tener una distancia  $L$  de una milla ( entre las antenas ) pero difícilmente podríamos imaginar una edificación de un Radio-Telescopio dirigible sencillo, de una milla a través de su apertura.

La salida del receptor del interferómetro es una serie de máximos y mínimos como lo muestra la Fig. II.4.4

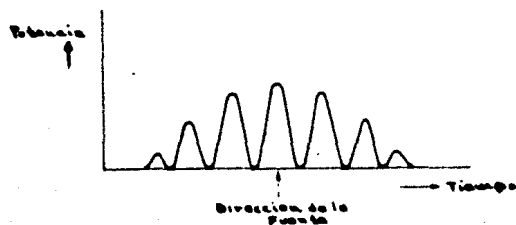


Fig. II.4.4.- Potencia recibida de un punto de la fuente.

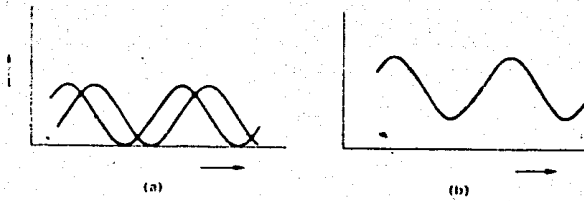


Fig.II.4.5.- a) Potencia recibida desde diferentes partes de la fuente.  
 b) Potencia resultante de la fuente.

El diagrama representa la salida debida a un punto fuente - que pasa a través del campo de visión de las antenas.

La dirección de la fuente puede ser encontrada con bastante exactitud en el patrón de franjas. En el máximo central, la distribución de fuente es exactamente en ángulos rectos a la línea - de base del interferómetro. Podemos usar el interferómetro tam-- bién para medir el tamaño angular de una fuente. Si nosotros obser-- vamos un punto fuente el mínimo cae a cero, pero si la fuente tiene una extensión apreciable podemos estimar a cada parte del punto -- fuente y encontrar el efecto combinado como se ve en la Fig.II.4.5 El patrón de interferencia resultante no es más grande que cero - en el mínimo.

El radio  $(P_{max}-P_{min}) / (P_{max}+P_{min})$  es llamado la franja visi-- ble y su valor indica el ancho angular de la fuente.

### b) Radio Interferómetro de Espacio Variable

Podemos derivar más detalles, acerca de la estructura de una radiofuente por medio de la medición de la franja visible en los diferentes espaciamientos de las antenas del interferómetro. El proceso involucra la síntesis de Fourier, la cual nos dice que -- cualquier grafica o mapa representando una estructura, puede ser formada por la suma de muchas ondas senoidales de amplitudes y fases diferentes. El observar una fuente con un interferómetro en diferentes longitudes de línea base, nos presenta una de las formas de obtener esas ondas senoidales, que por medio de sus combinaciones nos permitirán definir la estructura de la fuente, con mucho más detalle, que una antena sencilla de las mismas dimensiones en apertura, como lo es el máximo espacio usado entre las antenas del interferómetro. Podemos ilustrar la apertura equivalente en la siguiente forma.

Cuando el espacio interferométrico se varía a lo largo de una línea únicamente, la apertura equivalente es larga y estrecha como se muestra en la Fig. : II.4.6



Fig. II.4.6.- a) Interferómetro con espacio variable.  
b) Apertura sencilla.



Tal apertura nos produce un haz del tipo abanico "Fan Beam"; si nosotros queremos obtener un haz del tipo lápiz "Pencil Beam", entonces deberenos tener una amplia apertura, tanto en longitud como en altura. Un interferómetro con espacio variable es la solución a este problema. Un buen método es tener un interferómetro de espacio-variable en forma de una T, como se muestra en la Fig. II.4.7a podemos entonces separar las antenas en alguna dirección y en cualquier espacio según nos permita la máxima longitud de los rieles.

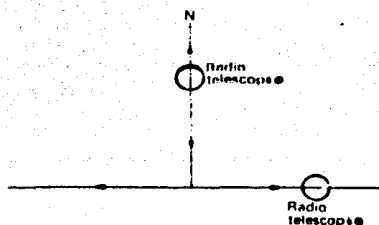


Fig. II.4.7a.- Interferómetro con longitud base variable.

En este sistema, un riel es usualmente alineado Este-Oeste - y el otro Norte-Sur. Para encontrar las posiciones precisas de las fuentes en el espacio, la alineación Este-Oeste se emplea para medir la ascensión y la Norte-Sur para medir la declinación. Por la

variación de la línea base, entre las antenas, las estructuras de las fuentes pueden ser examinadas. Un interferómetro de este tipo, es el Royal Radar Establishment, en Malvern. Fig. II.4.7b

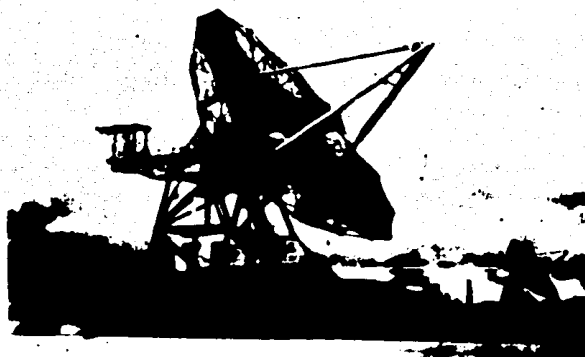


Fig. II.4.7b

Actualmente un interferómetro, es más flexible con respecto a su línea base, de lo que hasta aquí se ha expuesto. Debido a que los dos Radio-Telescopios son dirigibles, no estamos limitados a observar en ángulos rectos, con respecto a la línea base del terreno. Suponiendo que observamos con diferentes ángulos, como se muestra en la Fig. II.4.8, tendremos que la línea base efectiva es  $BC$ .

Con antenas direccionales, por lo tanto, se tiene mayor libertad en variar la línea base efectiva. Nótese que la onda en  $C$ , llega al receptor por el patrón  $CA + AO$ , mientras que en  $B$  la onda viaja a lo largo de  $BO$ . para igualar estas longitudes de patrones,

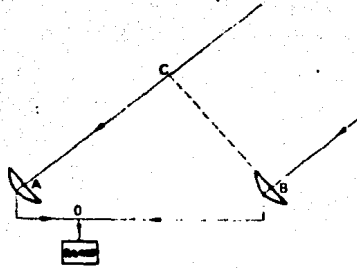


Fig. II.4.8.- Longitud base efectiva (BC) de un interferómetro dirigible.

las longitudes de los cables en la unión O, deberán ser ajustados en forma acorde.

Cabe mencionar aquí, que un radio receptor acepta señales - en una banda de frecuencias centradas por una frecuencia principal  $f$ .

Consecuentemente, un rango de frecuencias ligeramente diferente ( y sus correspondientes longitudes de onda ) son recibidas al mismo tiempo. Los lóbulos interferométricos coinciden, cuando la diferencia del patrón total en la unión es cero.

Si las longitudes del patrón son desiguales, los lóbulos no coinciden exactamente en las diferentes longitudes de onda, de manera que las franjas se obtienen borrosas, si el receptor tiene - un ancho de banda grande. Esto debe estudiarse cuidadosamente, -- cuando se diseñan sistemas interferométricos.

c) Esquema funcional del Radiotelescopio Interferométrico.

Si una radiación está incidiendo en una apertura, nosotros- podemos imaginar que la apertura está compuesta de una reja de --

pequeños elementos, cada uno de los cuales está colectando energía y transfiriéndola a un receptor común en donde todas las contribuciones individuales son sumadas ( Fig. II.4.9 )

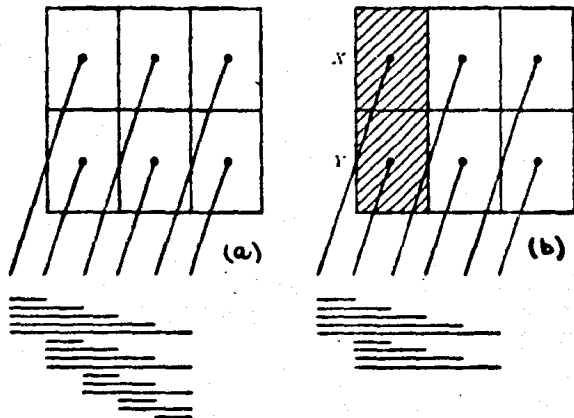


Fig.II.4.9.- Una antena rectangular considerada como un ensamble de pequeños elementos.

- a) Los espacios entre elementos, tomados de dos en dos en un tiempo se muestran en la parte inferior del diagrama.
- b) Los espacios entre elementos X y todos los otros, más los elementos Y y todos los otros.

En el receptor la contribución proveniente de cada elemento producirá, separadamente, en un patrón de interferencia con cada uno de los otros,  $N-1$  elementos. El efecto total puede ser visualizado como  $N(N-1)/2$  patrones de interferencia superpuestos.

El espacio L de los rangos de interferómetros elementales de muy pequeñas distancias a máximas distancias disponibles en la apertura y todas las orientaciones de los ejes son representadas.

En el cuadro de apertura de la Fig. II.4.9b el  $N-1$  patrones de interferencia de X con todos los otros más el  $N-2$  de Y con todos los otros cubriendo todas las distancias y direcciones que fueron encontradas en el  $N(N-1)/2$  patrones de la Fig. II.4.9a deben esos  $2N-3$  patrones contener la misma información que los  $N(N-1)/2$  patrones.

Esto viene a parecer en cierto modo que hay gran redundancia en la información acumulada en una antena de apertura completa y - que podría ser posible que se trazara una apertura en la cual todos los espacios esenciales y orientaciones de ejes para los patrones de interferencia necesarios sean presentes, pero por lo cual el total de área es mucho más reducido.

Esto en realidad es la base para la estructura de las antenas, lo cual ha venido desarrollándose por los RadioAstrónomos. En la Fig. II.4.10a tenemos 2 rayas formando una T invertida. La raya vertical A es cortada en  $\sqrt{N}$  secciones y la raya horizontal B es cortada en 2 partes. Hay  $2N$  diferentes pares interferométricos que pueden ser obtenidos a partir de cada elemento de A con cada elemento de B. Esos  $2N$  pares interferométricos representan todos los espacios y distancias encontrados en el  $N(N-1)/2$  interferómetros de la apertura C de la Fig. II.4.10a.

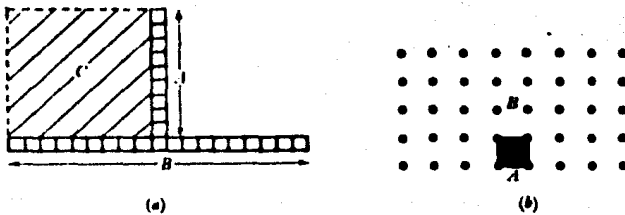


Fig. II.4.10

En un caso similar puede verse que la matriz regular B de pequeños elementos mostrada en la Fig. II.4.10b, cuando combinada -- con un elemento grande de A ( la cual tiene las dimensiones de la matriz de elemento espacio ) produce un sistema interferométrico -- en el cual se representan todos los espacios y direcciones que pueden encontrarse en un cuadro de apertura completa teniendo dimensiones igual a  $B/2$ .

#### d) Síntesis de Apertura.

La simulación de una gran abertura por medio de un espacio variable de interferómetro puede ser considerado en diferentes -- formas como sigue: supóngase que nos imaginamos una gran abertura dividida como lo presenta la Fig. II.4.11 y que tenemos un Radio--Telescopio justamente del tamaño de una pequeña sección. Si podemos entonces situar en la posición de cada sección en turno y combinar las señales conjuntamente entonces debemos tener el mismo resultado que se tiene con una gran abertura completa. A este proceso se le llama Síntesis de Apertura.

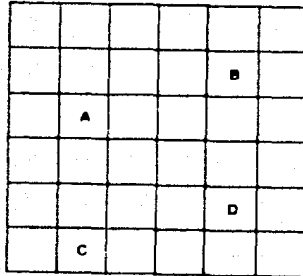


Fig. II.4.11.- Síntesis de Apertura.

Para la combinación de las contribuciones de las diferentes secciones nosotros debemos conocer como los movimientos de onda - están relacionados entre sí en fase. El mejor camino para incluir la relación de fase entre las secciones es obtener la salida de 2 secciones juntas, en otras palabras con un interferómetro. Por -- ejemplo: las secciones A y B del diagrama pueden tomarse juntas.- Las antenas C y D pueden darnos la misma respuesta que A y B porque el espacio relativo es el mismo para ambos. Esto simplifica - el procedimiento, únicamente necesitamos encontrar cuales posicio - nes relativas ocurren en la apertura, haciendo las observaciones - con un interferómetro representando los 2 elementos y entonces -- combinando las salidas juntas en el camino recto obtendremos el -

resultado para una abertura completa.

Un interferómetro con antenas movibles a lo largo de carriles en forma de T es muy apropiado para este tipo de síntesis.

Varias clases de sistemas de antenas múltiples, han sido inventados para simular la resolución de una gran apertura. Generalmente usted podrá encontrar la clave para entender ésto, ya que -- ello implica (la simulación) todos los espacios relativos que se - pueden encontrar en una gran apertura. Si esta condición se cumple, entonces combinando las señales correctamente obtendremos la mis-- ma resolución, de una sencilla gran apertura. Como nosotros única-- mente estamos observando señales en pequeñas antenas, el área se - conjunta y de aquí que la sensibilidad es mucho menor que si se tu-- viera un Radio-Telescopio sencillo de la medida de una gran apertu-- ra.

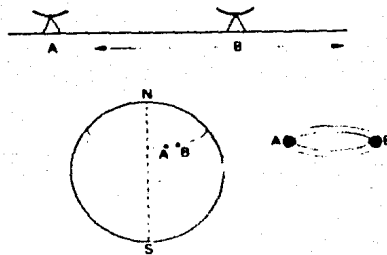
Sin embargo para muchas investigaciones la potencia de reso-- lución es el requerimiento más importante.

Hay miles de radio-fuentes en el espacio y si nosotros pode-- mos distinguirlas debemos tener por lo tanto un lóbulo estrecho - (Narrow Beam).

Teniendo ya el concepto de síntesis de apertura podemos enton-- ces describir el método ahora, empleado en Cambridge, del interfe-- rómetro con antenas dispuestas a lo largo de una línea únicamente. Esto es un espacio variable de interferómetro a lo largo de una lí-- nea E-W usando Radio-Telescopios dirigibles A B como se muestra en la Fig. 11.4.12

Supóngase primero que estamos observando una región del nor-- te polar del cielo. La línea base del interferómetro gira con la - Tierra cada 24 horas. Las antenas entonces cubren todas las posi--





**Fig.II.4.12.- Sistema Cambridge  
de Síntesis de --  
Apertura.**

ciones relativas que ocurren en un viaje circular de diámetro A B, como se muestra en la Fig. II.4.12.

Alterando el espacio A B cubrimos un viaje circular de otro diámetro. Por medio de la variación de los espacios A B, podemos cubrir más viajes circulares y de esta manera podemos completar un círculo. Esto significa que por medio de la rotación de la Tierra es posible sintetizar una apertura circular simple y cuando se conser

ven las antenas del interferómetro a lo largo de una sola línea.

Cuando las antenas están "observando" en una región declive, la proyección de la apertura circular viendo en esa dirección -- vendrá a ser una alipse.

Esto es siempre posible al introducir antenas adicionales al sistema para observar más de un espacio simultáneamente y esto reduce el total de tiempo de observación que se necesita. El sistema Cambridge en realidad tiene tres antenas.

e) Antenas con un Rango Incompleto de Espacios y Direcciones.

Una línea apertura está incompleta en tanto que tenga un rango completo de espacios en una sola dirección.

Como lo hemos descrito el rango de espacios y direcciones puede ser complementado por la rotación de la línea - apertura.

La línea - apertura por si sola puede ser de forma estructural o puede ser sintetizada por el espacio variable del interferómetro

La estructura comunmente usada de la línea de la antena está compuesta por una "discordante" antena, la cual consiste en una - discordancia A (Fig. II.4.13 ) , combinada con una antena simple y que tiene dimensiones comparables con una brecha discordante.

Podemos señalar que no siempre es necesario un rango continuo de espacios y direcciones, en una apertura.

Cuando intensas fuentes aisladas están siendo estudiadas podemos tolerar brechas en la apertura, esto es que podemos muestrear espacios y direcciones. El efecto de las brechas o el procedimiento de muestreo, es para formar múltiples respuestas en el

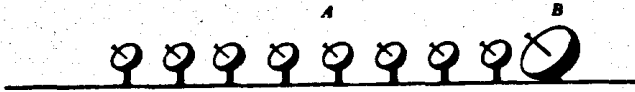


Fig.II.4.13

espacio, pero esto necesita no producir ambigüedades, si una simple e intensa fuente está bajo observación.

Para observaciones con muy alta resolución, es económico -- usar un mínimo muestreo de la apertura. La primera antena en la cual esto se hizo, fue en la antena sencilla discordante "Grating antenna" ( A de la Fig. II.4.13 ) usada para observaciones solares. Más tarde la forma bidimensional de esto fue el sistema discordante cruzado "Grating Cross " empleado para el mismo propósito.

f) Independencia de Sensibilidad y  
Resolución.

Las antenas de apertura incompleta tienen una propiedad importante que consiste en que su resolución angular y el área efectiva pueden ser cambiadas independientemente. Esto significa una economía considerable en materiales sin una reducción en la eficiencia del Radio-Telescopio. Esto no es posible en Radio-Telescopios de apertura completa debido a que el área efectiva y la potencia de resolución no son independientes.

## 1. DETECTIVIDAD

Las señales que se concentran en una antena o en una gafa de ondas provenientes de los reflectores parabólicos sufren un proceso de transformación en otro tipo de señal, que generalmente es una medida de la intensidad o la potencia original. El Receptor es la parte del Radio Telescopio que se encarga de dicha función.

La parte esencial del receptor es el detector, siendo ésta la más sensible y donde recae en gran parte la efectividad de todo el sistema.

Las señales que se reciben de los cuerpos estelares tienen una gama muy amplia que va desde los kilohertz hasta las frecuencias que van más allá del aspecto visible, como los rayos X y los rayos Gamma. Los detectores se limitan a captar un rango muy estrecho que es la comprendida entre los 40 Khertz a los 180 GigaHertz ( 750 metros a 1.7 mm ) y corresponde a todas las posibles frecuencias de emisión de radioondas emitidas por compuestos, y los posibles corrimientos que pueda tenerse por el efecto Doppler a consecuencia de la velocidad con la que se mueven algunos objetos estelares.

La detección no solo se limita al detector en sí, sino al conjunto de equipos que transforman la señal en formas gráficas, visuales, magnéticas etc. Veremos algunos de los detectores más comunes y las características principales de ellos.

a) TIPOS DE DETECTORES.

Las señales que se pretenden analizar son de dos tipos: las que provienen de una antena y son transmitidas por medio de un cable y las que se transmiten a través de una gufa de ondas. Asimismo tenemos señales de baja frecuencia, mediana, alta y muy alta frecuencia. Para cada tipo de señal se debe seleccionar el tipo de detector que brinde las mayores ventajas.

Desde los inicios de las radiotransmisiones se utilizaba el sistema de detección de rectificación, utilizando un cristal que hacía las veces de un diodo permitiendo el paso de la corriente en un solo sentido, captando únicamente una mitad de la onda y aplicando la señal a un filtro paso baja se recuperaba la señal original.

Para los detectores actuales no ha variado mucho este principio, sin embargo se han sofisticado los métodos para evitar al máximo las no linealidades de los componentes y las variaciones que sufren con respecto al tiempo y temperatura.

El sistema de detección más simple es el mostrado en la fig III.1.1 que consiste en un diodo que permite el paso de la corriente en un solo sentido y carga a un capacitor que a su vez se descarga por medio de la resistencia  $R_1$  y siendo el voltaje  $V_0$  la envolvente de la señal.

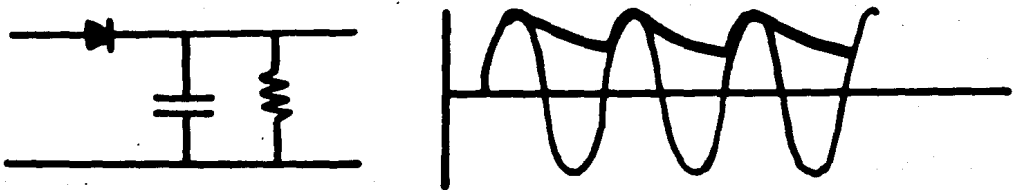


Fig. III.1.1

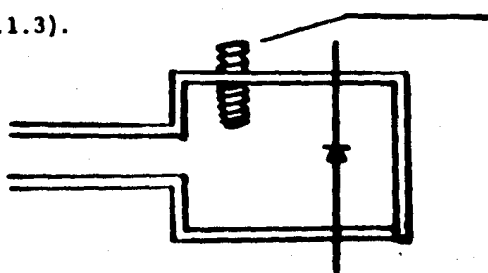
Un inconveniente de este tipo de detector es que se tiene una señal que no es lineal ya que el diodo tiene características no lineales, que se pueden evitar polarizando dicho diodo, es decir hacer pasar una corriente constante, de tal manera que opere en su parte lineal, sin embargo cuando las señales que se reciben son muy débiles no alcanza el voltaje de la señal a llegar al punto de corte del diodo, por lo tanto para operar este tipo de detector la señal debe de ser de un voltaje superior al voltaje de polarización del diodo.

Otro inconveniente se presenta cuando la señal es de alta frecuencia, ya que el diodo presenta características capacitivas y se pierde el efecto de rectificación del diodo. Para reducir este efecto se han utilizado diodos de punto de contacto en los cuales el efecto capacitivo se reduce mucho ya que el efecto capacitivo se limita al punto de contacto con el semiconductor.



fig III.1.2

En las señales conducidas por medio de guías de onda se utiliza el mismo principio, aplicando directamente la señal electromagnética al diodo y colocando este dentro de una cámara de resonancia, la que permite que se seleccione una frecuencia específica al variar las condiciones de resonancia de la cámara (fig III.1.3).



Tornillo para ajuste de la frecuencia de resonancia de la cavidad.

fig III.1.3

Para incrementar la efectividad de un detector se pueden utilizar amplificadores sintonizados a la señal original, de tal manera -- que amplifiquen únicamente una frecuencia determinada.

Otro tipo de detector es el superheterodino que consiste en mezclar la señal recibida con otra señal fija dando como resultado dos señales moduladas, una de las cuales que se producen, es -- amplificada y demodulada (la superior). Este tipo de detector --- superheterodino se caracteriza por una alta selectividad a las -- frecuencias seleccionadas. (Fig.III.1.4) sin embargo tiene su limitación en la alta frecuencia, debido a que al mezclar las señales, la frecuencia resultante del proceso, sobrepasa la capacidad de los componentes electrónicos que integran los instrumentos.

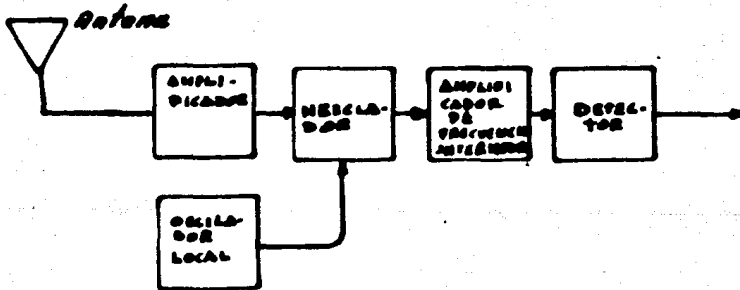


Fig. III.1.4



## b) SENSIBILIDAD

Los detectores se califican de acuerdo con sus características de respuesta de frecuencia, selectividad, ganancia, etc. conjunto de características que determinan la sensibilidad del detector.

La respuesta a la frecuencia y la selectividad de frecuencia son parámetros muy ligados entre sí, la capacidad para que un detector pueda captar frecuencias dentro de un rango determinado, la selectividad consiste en fijar una de esas frecuencias como la deseada. Generalmente esta capacidad de seleccionar una frecuencia determinada reside en el amplificador sintonizado y en las características físicas de la antena. Cuando un detector se le aplica un espectro continuo de frecuencias este discriminara todas aquellas que no estén cercanas a la frecuencia seleccionada, y las frecuencias cercanas las atenuará en la medida que su capacidad le permita, conociéndose como la  $Q$  de sintonía el rango de frecuencias que detecta. fig (III.1.5)

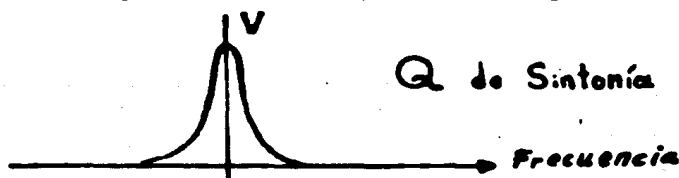


fig. III.1.5

Es deseable que la curva de sintonía  $Q$  se aproxime a una línea recta vertical lo que significaría una sintonía perfecta.

Generalmente los detectores empleados en los RadioTelescopios se seleccionan considerando que una gran parte de la sintonía reside en la antena y se diseña un detector que combinando el efecto de la antena y detector den una curva de sintonía  $Q$  adecuada a los requerimientos.

La sensibilidad de un detector consiste en el poder para captar señales de baja intensidad como lo son las señales provenientes del espacio. Cuando

se recibe una señal de baja intensidad y se amplifica generalmente esta se ve afectada por el ruido propio de los componentes del detector, y la señal recibida no se podrá diferenciar de la señal de ruido del equipo y la señal que se está captando. El ruido de los componentes electrónicos se genera de el voltaje térmico de los transistores, resistencias y capacitores, así como la gran cantidad de señales de ruido que se filtran en el receptor y cables de conexión.

## 2. SISTEMAS

En los capítulos anteriores hemos hablado de arreglos de antenas e interferómetros, por medio de los cuales se consigue una resolución angular muy buena, sin embargo no se ha hecho uso de las herramientas que se tienen disponibles más allá de la antena, ésto es auxiliándonos de filtros pasa banda, Espectrógrafos, Graficadores y sistemas completos de procesamiento de información por medio de computadoras.

Los receptores pueden recibir una señal de cierta magnitud cuando su haz se dirige hacia un punto del espacio, sin embargo esa señal recibida - puede ser la señal que corresponda a un punto de recepción máxima del lóbulo ó a un punto de recepción mínima, si conocemos la dirección exacta donde se encuentra la máxima intensidad, podremos eliminar de la gráfica de recepción la parte que corresponde a las recepciones de menor intensidad. Supongamos un Radio-Telescopio con un patrón de recepción como se indica en la figura ( III.2 1a.) al rastrear un objeto aislado, dará una señal de la forma que se indica en ( III.2-1 b)

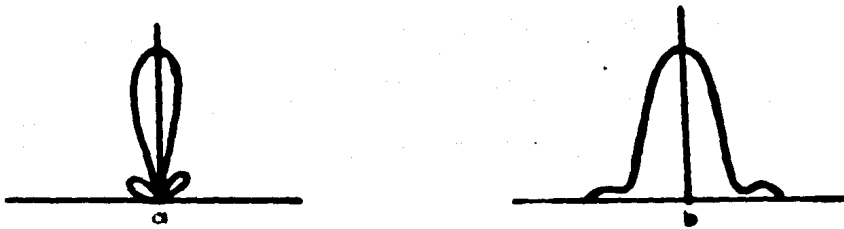
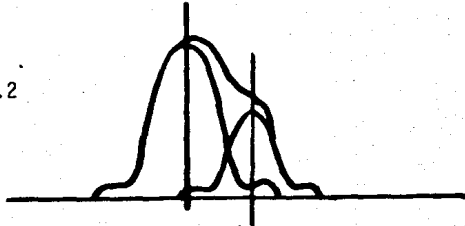


Fig. III. 2.1

de la cual sabemos que por características de la antena, tenemos señales a ambos lados de la señal máxima que no deberfan existir, luego podemos analizar gráficamente las señales y eliminar las señales a ambos lados que no deban estar presentes.

Analicemos por ejemplo una señal proveniente de dos objetos cercanos entre sí y de diferentes magnitudes. La gráfica que se recibe será del tipo mostrado en la figura III 2.2.

Fig. III.2.2



La envolvente de las dos señales, que es la señal que recibimos aparentemente, coincidiría un solo objeto en el espacio de forma irregular, pero por análisis de la onda y auxiliados por medio de una computadora, descomponemos la señal en varias, que nos den por resultado la señal realmente obtenida.

Mediante estos procedimientos, a pesar de no tener resoluciones muy precisas, se puede mejorar en forma radical, formando ya no solo Radio - Telescopios e Interferómetros, sino sistemas complejos de Radio-Telescopfa con métodos digitales por medio de computadoras y además métodos de receptores, detectores y procedimientos especiales. Algunos de los más importantes se mencionan a continuación:

a) MILLS CROSS

Este Radio-Telescopio desarrollado en Australia por B.V. Mills, consiste de dos grandes arreglos dispuestos en dirección Norte-Sur y Este-Oeste en el suelo. El diagrama polar de los dos arreglos son dos lóbulos que se intersectan en un haz estrecho y por métodos ingeniosos se recibe la señal que corresponde a el haz estrecho.

Los dos arreglos se conectan alternadamente en fase y fuera de fase, donde en la intersección se cancelan y se suman alternadamente. El receptor incorpora un sistema de switcheo de tal manera que solo las señales comprendidas en el haz son detectadas. ( Fig III 2.3 ).

En el Mills Cross original, cada arreglo consiste de 250 dipolos, operando a 3.5 metros de longitud de onda y sobre una longitud de 1500 pies. El sistema fue operado primero como un Radio-Telescopio de tránsito, con el haz dispuesto para apuntar a diferentes elevaciones hacia el Sur. Para alterar la elevación del haz, se introducen diferencias de fase en todos los elementos del arreglo Norte - Sur, por medio de switches que varían de longitud. Una nueva versión del Mills Cross, ha sido construída recientemente en Sidney Australia, sus arreglos de una milla de longitud dividido en secciones, permite tener varios haces simultáneamente. Opera en varias frecuencias. La longitud de onda menor es de 75 cm y puede tener 13 haces de 3' de ancho, con recepción simultánea en los 13 receptores.

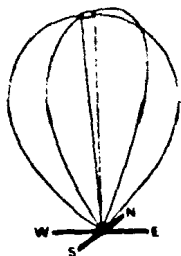


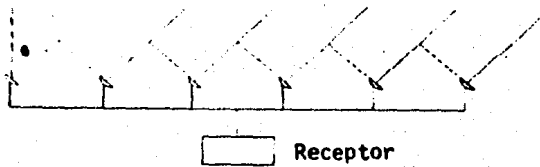
Fig. III.2.1 Mill Cross. Haz estrecho producido por la intersección de dos haces planos.

b) EL INTERFEROMETRO DE SUBDIVISION

Consiste en una serie de elementos receptores conectados entre sí y espaciados en distancias iguales.

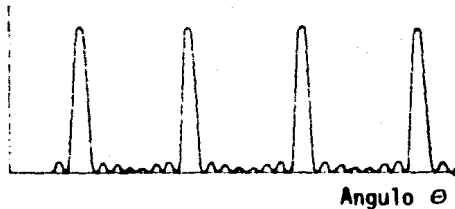
Supóngase que las radio ondas de una fuente inciden en un ángulo como se muestra en la figura III 2.4

Fig.III.2.4



Las ondas de los elementos receptores se sumarán solo cuando las señales lleguen a las antenas en diferencia de fase de ondas completas. Si la diferencia de fase de dos elementos sucesivos es  $N$  las señales se sumarán cuando  $n = 0, 1, 2 \dots$  consecuentemente tendremos una serie de haces con una separación entre ellos como la fig. III 2.5

Sensibilidad  
Fig. III.2.5



Podemos seleccionar un espaciamiento entre antenas de tal manera que los haces queden separados por un ángulo conveniente. Supóngase que hacemos la separación primera y que el sistema es usado para observar al Sol, entonces recibiremos las radio emisiones del Sol conforme va pasando a través de cada uno de los haces formados.

Si las antenas son dispuestas a lo largo de una línea recta, se forma una serie de haces planos. En este caso una banda del Sol se observa.

Un mejor sistema se logra conectando las antenas espaciadas a lo largo de dos ejes y conectados de manera similar, como se hizo en el Mills Cross. El resultado de la combinación de los dos haces planos, es un haz muy estrecho llamado de "Lápiz". El primer sistema de este tipo fue diseñado por - Christiansen en Australia y consta de 64 reflectores parabólicos espaciados en dos líneas en ángulo recto, produciendo un grupo de haces de solo tres minutos de arco, a una longitud de onda de 21 cm. Al pasar el Sol, sucesivamente por la matriz de haces se puede construir un mapa de la distribución solar de las radio emisoras, resultado de una serie de observaciones.

#### c) CULGOORA RADIO - HELIOGRAFO

Algunos tipos de actividad solar, muestran cambios muy importantes en periodos muy cortos de tiempo, del orden de minutos a segundos. Radio emisiones muy altas de intensidades y posición variable, generalmente acompañan estos cambios solares. Este tipo de radio emisión ocurre predominantemente en longitudes de onda de un metro. Lo que se desea es tener un mapa completo del Sol en un periodo corto de tiempo. Un sistema de antenas ha sido recientemente construido por Wild en el observatorio Solar de Culgoora Australia.

El principio empleado puede ser descrito como un sistema simultáneo de síntesis de apertura para observar fuentes fijas de radio emisiones, usando dos antenas y variando sucesivamente el espacio hasta que haya sido cubierta una gran área. Los registros se combinan para simular una extensa apertura, si deseamos acelerar este proceso, podemos considerar no sólo dos antenas, sino varias, dando todas ellas el espacio requerido al mismo tiempo y utilizando una computadora con objeto de combinar los resultados. Si se incluye

las diferencias de fase en los registros, podemos sintetizar haces muy estrechos en cualquier dirección al mismo tiempo. Este proceso es sumamente complejo, pero se ha dado un paso gigante con la construcción de este sistema obteniendo gráficas de gran resolución del Sol a 80 MHz ( 3.75 m ), 96 reflectores parabólicos de 13 metros de diámetro, están dispuestas en círculo como se ilustra en la figura III 2.6.

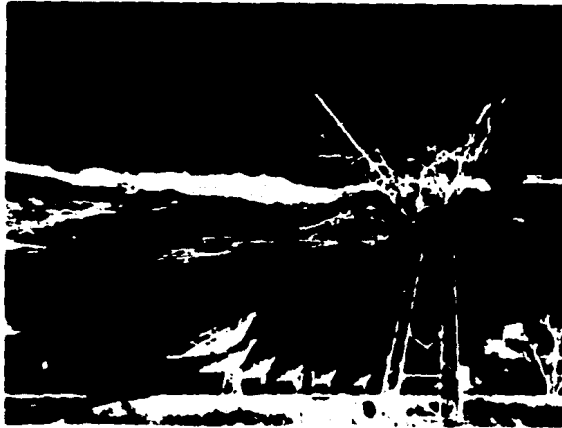


Fig. III.2.6

Las antenas pudieron haber sido colocadas en cruz o en T, pero se demostró ser más conveniente en arreglo circular. El requerimiento esencial está en que las antenas provean todo el espaciamento relativo que se encuentra en un Radio-Telescopio de apertura completa del mismo diámetro. Con una combinación apropiada de antenas es posible sintetizar 48 haces con espacios de 2' de arco en la línea Norte-Sur y esta serie de haces Este-Oeste



a lo largo del Sol, para obtener una imagen completa del Sol en un segundo.

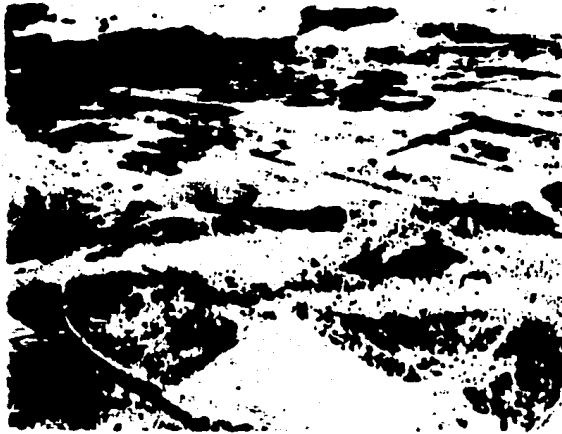


Fig. III.2.7

#### d) RADIO INTERFEROMETROS DE GRAN LINEA BASE

Algunas de las grandes fuentes de radio, como los quasars, están sumamente distantes y consecuentemente a unos ángulos extremadamente pequeños. Si deseamos obtener el tamaño y la estructura de tales señales, necesitamos una resolución inferior a un segundo de arco. Esas líneas base del Interferómetro pueden ser tan grandes como 100 millas o más. Las líneas base son demasiado largas para dos Radio-Telescopios para ser unidos por un cable, pero las señales recibidas en cada Radio-Telescopio pueden conectarse por medio de transmisores de radio.

Una línea base muy notable, es la formada por dos grupos trabajando conjuntamente, Radio-Telescopios de Jodrell Bank y el Royal Radar Establish-

ment en Malvern, con una separación de 127 km o el equivalente a 600,000 longitudes de onda para una longitud de 21 cm. En 1965, se usó para determinar la longitud angular de los quasars, con esta apertura se consiguió una resolución de 0.1 segundo de arco. En 1966 se redujo la operación a 10 cm y 6cm consiguiendo resoluciones de 0.05 segundos de arco. Para comprender esta magnitud y poder de resolución, corresponde al ángulo que forma una moneda de 20 centavos colocada a 3 kilómetros de distancia.

Para lograr la conexión entre las radio antenas, se requiere de radio emisiones entre ellas de tal manera que se conserve la fase original. Nuevas técnicas de micro ondas en donde se emplean osciladores muy estables que trabajan con patrones atómicos, actúan como osciladores de referencia en cada antena. En cada una de ellas la señal es combinada con el patrón de frecuencia y para producir una señal de frecuencia intermedia se mezcla con la señal original, para producir una señal de frecuencia intermedia que se registra en cintas magnéticas las dos cintas son después reproducidas simultáneamente para producir la señal de interferencia adecuada.

#### IV.- ASTRONOMIA

## 1.- LA QUIMICA DE LAS ESTRELLAS ESPECTROSCOPIA.

Uno de los adelantos científicos más notables en las últimas décadas ha sucedido en el campo de la química de las estrellas. Ha sido casi definitivamente establecido que las estrellas están hechas de los mismos elementos que la Tierra, aunque las proporciones relativas de los elementos difieren substancialmente. Así, más del 50 por ciento de la masa de una estrella es hidrógeno, -- generalmente; y el Helio puede contar por casi el 40% de su masa. Todos los otros elementos metálicos y no metálicos cuentan por -- un poco por ciento de la masa de la estrella.

Estos resultados, así como una gran cantidad de otra información sobre las estrellas, se deduzcan de análisis cuidadosos de la luz que llega a nosotros desde las estrellas. La rama de la -- ciencia que trata con esos análisis se llama " Espectroscopia", -- y su instrumento básico es el Espectroscopio.

### a) El Espectroscopio.

La función de un espectroscopio es dispersar un rayo de luz en sus colores constituyentes un proceso similar al efectuado por las gotitas de agua en las nubes para formar un arco iris.

La dispersión de la luz blanca, digamos, en sus diversos -- colores se hace por un prisma de cristal, o por una rejilla.

### b) El Espectroscopio de Prisma.

Un solo rayo de luz ordinaria, por ejemplo la del Sol, se -- dispersará al entrar al cristal del prisma en un arreglo continuo de colores. Se dispersará otra vez al salir del prisma al aire.

Ese arreglo de colores se llama espectro. En el caso de la luz del Sol, el espectro contendrá todos los siete colores principales: - violeta, indigo, azul, verde, amarillo, anaranjado y rojo. También estarán presentes todos los colores de transición intermedios.

Dos principios físicos gobiernan la dispersión en los diversos colores.

- a) La luz es una forma de energía de la cual puede pensarse que consiste en ondas. La evidencia experimental es que la luz roja difiere de la azul solamente en la longitud de onda. La luz roja tiene la longitud de onda más larga del espectro visible; el violeta, la más corta.

La longitud de onda, como su nombre lo indica, es la distancia horizontal entre las crestas de dos ondas adyacentes. Generalmente se dice en términos de una unidad de longitud extremadamente pequeña conocida como Angstrom es igual a  $1/10,000,000,000$  de metro. En estas unidades, la longitud de onda de la luz roja es - aproximadamente de 8000 Angstrom; la longitud de onda de la luz - violeta es aproximadamente de 4000 Angstrom.

- b) La refracción que sufre la luz al entrar al cristal depende de la longitud de onda; al violeta, de onda corta, se refracta más que la luz roja, de onda larga. Los diversos colores originales del rayo de luz blanca se refractan así en diferentes medidas, y por eso se dispersa.

Además del prisma, los otros elementos esenciales de un espectroscopio prismático son una ranura angosta, un colimador y un telescopio.

La ranura angosta es la puerta por la cual entra la luz al-

espectroscopio. La ranura se hace bastante angosta para evitar el traslape de los colores en el espectro.

La ranura angosta se coloca en el foco de una lente acromática llamada " colimador", cuya función es dirigir los rayos de luz en líneas paralelas.

Cada rayo paralelo, al pasar por el prisma, se dispersa en los diversos colores. Así, el rayo A produce un espectro completo, del rojo al violeta, similarmente, el rayo B produce un espectro completo del rojo al violeta, etc.

La tarea de recolectar las componentes rojas de todos los rayos en un lugar es efectuada por el objetivo del telescopio; junta todas las componentes rojas dispersas así como las componentes dispersas de los otros colores, y las pone unas al lado de otras. El ojo, mirando por el ocular del telescopio, ve la procesión de colores que es el espectro-consistente, por supuesto, de imágenes de la ranura angosta, formada cada imagen por luz de una longitud de onda particular. Si la luz admitida por la ranura angosta contiene todas las longitudes de onda, las imágenes forman una sucesión continua. Si faltan algunas longitudes de onda en la luz que entra al espectroscopio, no será continuo el espectro. El lugar generalmente ocupado por las longitudes de onda que faltan aparecerá negro.

Algunas fuentes de luz, por ejemplo la luz neon, emiten -- unas pocas y definidas longitudes de onda al espectro aparecerá -- como una serie de líneas brillantes separadas por amplias bandas-negras. Cada línea brillante es una imagen de la ranura en una --

de las longitudes de onda que estaba presente en la luz.

En la discusión anterior, la luz se describió de dos maneras: como movimientos ondulatorio y como rayo. La onda es la imagen correcta; el rayo se usa solamente para indicar la dirección en que se mueve la onda de luz.

#### c) El Espectroscopio de Red.

En un espectroscopio de red, el prisma se substituye por -- una red en su forma más simple, una pieza de vidrio sobre la cual se tiende un gran número de líneas paralelas. Mientras más líneas -- por pulgada, mejor la red: las redes buenas tienen hasta 50,000 líneas por pulgada. La luz que pasa por una red se dispersa en sus -- diversos colores; la dispersión, sin embargo, no se basa en este -- caso en la refracción, como en el prisma, sino que se debe a la interferencia entre los rayos de luz que se transmiten en los espacios entre las líneas.

#### d) Comparación de los Espectroscopios.

El espectroscopio reticulado es superior al prismático en que da una más amplia dispersión del espectro.

El espectroscopio prismático concentra la luz dentro de un espacio angosto, produciendo un espectro más brillante que el del reticular. Se usa exclusivamente para examinar la luz que viene -- de las estrellas débiles y las nebulosas.

#### e) Clases de Espectros.

Hay varias clases de espectros, tales como: continuos, de línea brillantes; de línea oscura.

Un espectro continuo es, como su nombre lo dice, un desfile

de todos los colores desde el rojo más profundo hasta el ultravioleta del cual es un buen ejemplo el arco iris del cielo. En el laboratorio puede producirse un espectro continuo calentando un sólido, - un líquido o un gas opaco hasta una temperatura bastante alta varios miles de grados Fahrenheit. La luz del filamento de una lámpara -- eléctrica, por ejemplo, produce un espectro tal.

Cuando la luz emitida por un gas por el cual está pasando -- una descarga eléctrica produce un espectro que consiste de unas pocas líneas paralelas aisladas, se conoce como " espectro de líneas brillantes ".

El espectro producido por el hidrógeno consiste de solo -- unas cuantas líneas brillantes sobre un fondo negro.

Nótese que la forma de la " línea brillante " es debida a la ranura angosta. Si la ranura tuviese la forma de una luna creciente, las líneas tendrán esa forma.

El color característico de las luces de neón se debe a las líneas brillantes rojas y anaranjadas de su espectro.

Las líneas brillantes de cualquier elemento pueden producirse también poniendo una sal volátil de ese elemento en una llama.

El espectro debido a los vapores de sodio muestra sólo una línea amarilla visible contra un fondo oscuro. Bajo un examen más detenido, la línea amarilla resulta doble, esto es, dos líneas muy próximas, que se designan por los símbolos  $D_1$  y  $D_2$  .

Habrà de notarse cuidadosamente que cada elemento da siempre el mismo patrón de líneas. Cada elemento, por decirlo así, tiene sus propias huellas digitales, que ningún otro elemento posee.



Se utiliza este hecho en los análisis químicos y en muchos otros - campos de aplicación.

Las líneas oscuras del espectro se deben a la absorción - de la luz de alguna longitud de onda particular por gases relativa mente fríos. Las longitudes de onda absorbidas son idénticas a las longitudes de onda que el gas emitiría cuando se excitan apropiada mente.

El vapor de sodio frío quitaría las dos líneas amarillas -  $D_1$  y  $D_2$  de un espectro continuo.

El espectro del sodio aparecería entonces como dos líneas oscuras próximas sobre un fondo de un espectro que hubiera sido - continuo.

Los espectros de las estrellas son de la clase de " línea oscura ". El espectro continuo se origina en la superficie de la estrella; las líneas oscuras son causadas por la relativamente - fría atmósfera exterior de la estrella.

#### f) Espectro Estelar.

Un análisis de este espectro resolvería las líneas en va-- rios conjuntos, debido cada uno a alguno de los 92 elementos natu-- rales conocidos. Así, la espectroscopía ayuda a determinar los com puestos químicos contenidos en cada estrella y las proporciones -- relativas de estos elementos determinados por el brillo relativo - de los diversos conjuntos de líneas.

El análisis se refiere a los elementos de la atmósfera de-- la estrella. Es altamente probable que la composición del interior de una estrella sea similar a la de su atmósfera.

## 2.- FISICA DE LAS ESTRELLAS.

### Temperatura de las Estrellas.

El espectro que se obtiene de la luz de una estrella se usa también para determinar la temperatura de la estrella en su superficie, la capa conocida como " fotosfera ". La temperatura de las fotosferas estelares es mucho más baja que las temperaturas del interior de las estrellas.

Generalmente se dicen las temperaturas en la escala absoluta ( ° Kelvin ) : para cambiar de la escala absoluta a la Centígrada, se restan 273° de la primera. La temperatura de la fotosfera de las estrellas es de miles de grados de la escala Absoluta.

Las temperaturas típicas de las superficies estelares son de 5,000° a 7,000° K ( Kelvin ). Las estrellas extremadamente, como Zeta Puppis, tienen una temperatura de 30,000° K, y hay razón para creer que hay estrellas que tienen temperaturas estelares tan altas como 50,000 °K. En el otro extremo, la estrella conocida -- más fría, Chi Cygni, una estrella variable, en el tiempo de su brillo mínimo tiene una temperatura de sólo 1,800°K, o sea de unos -- 1,500°C.

#### a) Calculando las Temperaturas Estelares.

Para determinar por su espectro la temperatura de una estrella son necesarios tres pasos preliminares: (a) determinar la distribución energética del espectro; (b) hallar la longitud de onda de energía máxima; y (c) usar la Ley de Wien.

#### a. Determinación de la Distribución Energética del Espectro.

El espectro de luz completo se divide en pequeños rangos de longitud de onda; se cambia luego la energía de la luz en cada rango en energía calorífica por absorción en un cuerpo negro. El valor de la energía existente en cada rango angosto de longitud de onda - puede determinarse así por el aumento de temperatura del cuerpo negro.

Los resultados de este trabajo, cuando se grafican, determinan una curva como la de la Fig. IV. 2.1.

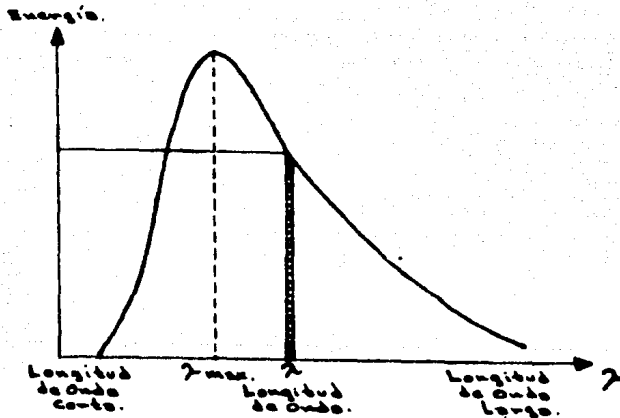


Fig. IV 2.1 Distribución de Energía en el Espectro. Los diversos colores del espectro difieren mucho en intensidad, ésto es, en la cantidad de energía que contienen. Esta es una gráfica típica que muestra la cantidad de energía (escala vertical) que existe en cada longitud de onda. Por ejemplo, en la longitud de onda  $\lambda$ , la cantidad es Energía  $\lambda$ . La particular longitud de onda para la cual la curva tiene su máximo, se designa por  $\lambda$  máx. Este número se usa en la Ley de Wien para determinar la temperatura de la superficie de la estrella.

La escala horizontal está en Angstroms. La longitud media -- de onda para cada faja angosta se usa así al graficar. Las longitudes de onda corta se identifican con la luz violeta; las longitudes de onda larga, con la roja y la infrarroja.

La escala vertical para la cual pueden usarse como unidades ergs, calorías, o BTU- lleva energía existente en estos rangos de longitudes de onda.

b. Longitud de Onda de Energía Máxima.

Es de interés inmediato que para una longitud de onda definida, esta curva tiene un máximo. La longitud de onda se designa -- por el símbolo  $\lambda_{\text{máx}}$ , y se usa para computar la temperatura de la estrella.

c. La Ley de Wien.

Wilhelm ( 1864-1928 ) dedujo una fórmula simple que relaciona  $\lambda_{\text{máx}}$  con la temperatura:

$$T = \frac{289 \times 10^5}{\lambda_{\text{máx}}}$$

Esta fórmula establece que la longitud de onda para la cual la energía está en un máximo es inversamente proporcional a la temperatura, o, a mayor temperatura, menor valor para  $\lambda_{\text{máx}}$ . Fácilmente puede verificarse esto. Cuando se calienta el hierro, da primero -- un color rojo opaco ( longitud de onda larga ): luego, a medida -- que la temperatura aumenta, el color de la luz cambia a anaranjado, amarillo y azul ( longitud de onda corta ).

La fórmula de Wien nos capacita para calcular rápidamente la temperatura de los cuerpos estelares, una vez determinada  $\lambda_{\text{máx}}$ .

En el caso de nuestro Sol, la longitud de onda de energía - máxima es de 4,700 Angstrom. La temperatura de la fotosfera solar - es:

$$T = \frac{289 \times 10^5}{4,700} = 6,150^\circ\text{K}.$$

La temperatura determinada de esta manera se llama temperatura de " cuerpo negro " .

#### b) Otros Métodos para Determinar Temperaturas.

A menudo se usan otros dos métodos una involucra el área total bajo la curva; el otro, valores energéticos tomados en varias - longitudes de onda tomados a lo largo de la curva de energía.

En el primer caso, la energía total bajo la curva, más bien que el puro máximo, se usa para determinar la temperatura del Sol. El valor que se obtiene es 5,750°K. A este valor se le llama " Temperatura Efectiva " .

En el segundo caso, se usa la intensidad relativa de la luz en varias longitudes de onda diferentes. La temperatura que se obtiene por este método se llama " Temperatura del Color " . La temperatura del color del Sol es de casi 7,000°K.

### 3.- DISTANCIAS ESTELARES.

Algunas estrellas están bastante cerca de nosotros; la luz que emana de ellas nos llega en pocos años; la lejanía de otras es trellas asusta a la imaginación.

Esta sección trata de dos métodos para determinar las distancias estelares.

### a) Método Directo

El método que se usa para hallar la distancia a una estrella se llama triangulación. En este método, frecuentemente usado por los topógrafos, una distancia tal como AC se determina midiendo tres cantidades, la longitud de una recta escogida arbitrariamente, tal como AB, y dos ángulos, A y B. La recta AB se llama base. La longitud de la recta AC se calcula usando la base y los dos ángulos.

En estos cálculos están involucradas unas fórmulas comunes de la trigonometría elemental.

Se obtiene una buena precisión cuando la base es de longitud semejante a la distancia por determinarse. Así, si AC mide 2, la base habría de medir también aproximadamente 2.

Para hallar las distancias a las estrellas podría usarse como base el diámetro de la órbita de la Tierra alrededor del Sol AB; se mide el ángulo C, y se hace la suposición de que  $AC = BC$ .

La dificultad que se encuentra en el caso de las distancias estelares es que la base es pequeña en comparación con las distancias por determinarse. La máxima distancia de que dispone el astrónomo es el diámetro de la órbita de la Tierra alrededor del Sol. Aún esta base de 186 millones de millas ( unos 150 millones de Km) es solo una minúscula fracción de la distancia a una de las estrellas más cercanas.

Para hallar el ángulo C se emplea el procedimiento que si que:

Se observa la posición de una estrella próxima al Sistema Solar, respecto a las estrellas lejanas. Cuando la Tierra está en el punto A, se anota la dirección en que vemos la estrella en C -

en relación con la dirección en que vemos las estrellas lejanas. - Seis meses más tarde, cuando la Tierra está en el punto B, la estrella en C se verá en una dirección ligeramente diferente respecto a las estrellas lejanas. Este cambio de dirección es el ángulo C. Este método, que sólo puede usarse para determinar la distancia a las estrellas cercanas, se basa en el hecho de que las estrellas distantes no cambian sus posiciones relativas en un período de seis meses.

Los paralajes de las estrellas son ángulos extremadamente pequeños, aún la estrella más cercana, Alpha Centauri, tiene un paralaje de solo 756 segundos de arco. Es éste un ángulo mucho menor que el diámetro de un dime ( moneda de diez centavos de dólar ) -- subtendería a una distancia de una milla. Otras estrellas subtenden ángulos de .1 segundos, y aún menores. El método directo de los paralajes ha determinado ya las distancias de la vasta mayoría de las estrellas no pueden hallarse por este método, porque los paralajes de esas estrellas son demasiado pequeñas para medirse aun con los mejores instrumentos de que se dispone.

La medición de esos ángulos extremadamente pequeños es una tarea muy precisa y laboriosa.

En el proceso de hallar los paralajes para las diversas estrellas deben aplicarse muchas correcciones a las lecturas hechas por el observador. ( Algunas de estas correcciones se ejecutan automáticamente por técnicas desarrolladas para medir paralajes ).

Algunas de estas correcciones se deben al movimiento de la estrella; otras se deben al movimiento del observador; y aun otras se deben a la refracción de la luz por la atmósfera de la Tierra.

Durante el intervalo de seis meses entre las observaciones la estrella misma se ha movido ligeramente, respecto a las otras estrellas. En el mismo intervalo, el Sistema Solar entero, junto con el observador, puede haber cambiado de posición. Para obtener una estimación razonable de la magnitud de estas correcciones, se toman para cada estrella varios conjuntos de medidas que se extienden sobre un período de varios años. Por medidas tomadas durante un año entero pueden hacerse estimaciones sobre la corrección necesaria para los movimientos. Las correcciones debidas a la refracción de la luz por la atmósfera de la Tierra deben computarse cuidadosamente, porque si no, pueden introducirse errores serios en la determinación de la distancia. En el trabajo rutinario sobre paralajes se efectúan automáticamente varias de estas correcciones.

#### b) Unidades de Distancia Estelares.

Las distancias a las estrellas son tan grandes que ya no son prácticas las unidades ordinarias-millas, kilómetros. La estrella más cercana está a 25,000,000,000,000 de millas ( 40 billones de Km.) un número demasiado difícil de escribir, de recordar, o de usar.

En Astronomía generalmente se usan tres unidades: ( a ) la Unidad Astronómica; (b) el Parsec; (c) el Año Luz.

a) La Unidad Astronómica es, por definición, igual en longitud a la distancia de la Tierra al Sol - 93 millones de millas ( 150 millones de kilómetros ).

Esta unidad, astronómicamente hablando, es bastante pequeña, y se usa principalmente para decir distancias interiores del Sistema Solar. Así, la distancia al planeta Plutón es de 40 Unidades



Astronómicas, o sea de  $40 \times 93,000,000$  millas (  $3,720,000,000$  millas =  $6,000,000,000$  Km. ) ( U.A. es la abreviatura propia para. Unidad Astronómica ).

b) La definición de Parsec se basa en un triángulo, como sigue:

Si I, en un triángulo, uno de los ángulos es de  $90^\circ$ ; y si II, uno de los catetos del triángulo rectángulo es de 93 millones de -- millas ; y si III, el ángulo opuesto es de un segundo; entonces, la longitud del otro cateto es de Un Parsec. Así, si al ángulo B es de  $90^\circ$ , AB mide una U.A., y el ángulo D es de un segundo, entonces - BD tendrá la longitud de Un Parsec.

Un Parsec es una distancia extremadamente grande. En términos de millas, una sola unidad es igual aproximadamente a veinte billones de millas.

Cuando se traza apropiadamente el ángulo A, resulta de casi  $90^\circ$  ( es de  $90^\circ$  menos un segundo ); los lados BD y AD son casi paralelos y el punto D estaría lejos del lado AB.

Un Parsec es 206,265 veces mayor que una Unidad Astronómica.

En términos de esta Unidad, la estrella más próxima, Alpha -- Centauri, está a una distancia de 1.3 Parsecs. Otras estrellas están a distancias de cientos y miles de Parsecs.

Deberá notarse la íntima relación entre el paralaje de una estrella y su distancia en Parsecs. Una es la recíproca de la otra.

Así, una estrella que tiene un paralaje de 0.5 segundos está a 2 Parsecs, una estrella que tiene un paralaje de 0.2 segundos - está a 5 Parsecs, una estrella que tiene un paralaje de 0.1 segundos está a 10 Parsecs, etc.

c) Otra unidad astronómica de distancia es el Año Luz, el cual se define simplemente como la distancia recorrida por un rayo de luz en un período de un año. Sabiendo que la velocidad de la luz es de 186,000 millas por segundo ( 300,000 Km por seg. ), es fácil computar esta distancia. Se multiplica 186,000 por el número de segundos de un año:

La solución es 5.88 billones de millas (  $5.88 \times 10^{12}$  millas =  $9.43 \times 10^{12}$  Km.)

Usando esta distancia, Alpha Centauri está a una distancia de 4.2 años luz; o, la luz por la cual vemos la estrella ha estado en camino durante 4.2 años.

Las distancias en Parsecs fácilmente pueden convertirse a años luz.

|              |   |                     |
|--------------|---|---------------------|
| Un Parsec    | = | 3.26 años luz,      |
| Dos Parsecs  | = | 6.52 años luz,      |
| Diez Parsecs | = | 32.6 años luz; etc. |

Además del Sol, Alpha Centauri y Próxima Centauri, las siguientes se cuentan entre las estrellas más cercanas a nosotros: la Estrella de Barnard está a una distancia de 6.1 años luz; la de Lalander 21185 está a 7.9 años luz; Wolf 359, a 8.0 años luz, ( La Estrella de Barnard, la Estrella de Wolf, etc., se conocen por el nombre de los astrónomos que las investigaron.

#### c) Método Indirecto para Medir Distancias Estelares.

La vasta mayoría de las estrellas están más allá del alcance del método paraláctico; sus distancias han sido determinadas por un método indirecto, aunque simple, de comparar la magnitud aparente de una estrella con su magnitud absoluta. Este método particular

de computar distancias estelares aplicable a todas las estrellas - para las cuales se conoce o puede hallarse la magnitud absoluta. - Así es aplicable para hallar distancias a un cierto tipo de estrellas conocidas como cefeidas; la magnitud absoluta de estas estrellas puede fácilmente hallarse por la curva Período-Magnitud Absoluta.

d) Cefeidas.

Una cefeida es un tipo de estrella cuyo brillo varía periódicamente. Al principio de un período, su brillo aumenta muy rápidamente durante varias horas. De esto sigue un debilitamiento gradual que puede continuar por varios días. Luego se repite este ciclo. -- Las Cefeidas son muy puntuales y regulares en su variación. Generalmente no es muy grande el cambio de brillo de mínimo a máximo; un cambio de una magnitud, digamos de 5.3 a 4.3, en un valor muy representativo.

La primera Cefeida que se descubrió fue la delta de Cepheus y de ahí su nombre. Desde el descubrimiento de la primera cefeida en 1784, se han descubierto cientos de estrellas semejantes.

Las cefeidas se discuten como Estrellas Variables. El aspecto de interés inmediato es el hecho de que

a. Fácilmente puede hallarse la magnitud absoluta de estas estrellas ( de la curva Período-Magnitud Absoluta ), y,

b. Conociendo la magnitud absoluta, y la magnitud aparente media ( la última se obtiene por observación directa ), puede determinarse la distancia a la estrella.

Puede usarse el método siguiente para hallar la distancia a una Cefeida.

1. Determinar el período de una Cefeida.
2. Usar la curva Período-Magnitud Absoluta para hallar la magnitud absoluta de la estrella.
3. Observar la magnitud aparente de la estrella.
4. Poner la magnitud media y la magnitud absoluta en la fórmula para hallar la distancia.

#### e) Magnitud Absoluta.

La magnitud aparente de una estrella depende tanto de su brillo intrínseco como de su distancia.

Para poder comparar brillos intrínsecos de diferentes estrellas es necesario eliminar la dependencia de la distancia.

Eso es justamente lo que hace el concepto de Magnitud Absoluta. En este concepto se supone que todas las estrellas fueron quitadas de sus posiciones reales y puestas en un nuevo lugar exactamente a 10 Parsecs del observador terrestre.

Naturalmente, las estrellas que fueron traídas más cerca del observador terrestre se verán más brillantes, mientras que las estrellas que fueron "empujadas" hasta la línea de los 10 Parsecs se verán ahora más débiles. Se llama magnitud Absoluta a la nueva magnitud que se asignará a las estrellas cuando estén a 10 Parsecs de distancia. La mayoría de las estrellas a distancias mayores que 10 Parsecs; el Sol, sin embargo, con una magnitud aparente de  $-26.7$ , -- cuando se mueve hasta la distancia de 10 Parsecs, tendrá una magnitud absoluta de  $+4.8$ . Se verá entonces como una de las estrellas más débiles y sería invisible para los observadores con vista inferior a la normal.

#### f) Período de las Cefeidas y Magnitud Absoluta.

Se ha descubierto una relación notable entre el período de una Cefeida y su magnitud absoluta.

El descubrimiento data de la investigación que en 1908 hizo -- Miss Henrietta Leavitt en el Harvard College Observatory sobre las estrellas Cefeidas de la Pequeña Nube Magallánica. Las Nubes Magallánicas Pequeña y Grande son en realidad Galaxias - vecinas cercanas de Nuestra Galaxia.

Las nubes que deben su nombre al navegante portugués se ven a simple vista como dos débiles manchas de luz. No se pueden ver desde los Estados Unidos porque están dentro de los 20° del Polo Sur - Celeste.

El resultado importante del descubrimiento hecho por Miss --- Leavitt es que todas las Cefeidas que tienen el mismo período tienen la misma magnitud absoluta. Las estrellas que tienen largos -- períodos tienen valores altos para la magnitud absoluta; las estrellas de período corto, valores bajos.

Esta relación puede expresarse mejor en la forma de una gráfica, en la cual se marca la magnitud absoluta en el eje vertical, y el período en el horizontal.

Las magnitudes, en el caso de las estrellas de brillo variable, se toman como promedio de los valores máximo y mínimo.

#### g) Determinación de la Distancia con la Magnitud Absoluta.

Dada (a) la magnitud absoluta de una estrella, que se designa por  $M$ , y (b) la magnitud aparente de la estrella, que se designa por  $m$ , es fácil computar la distancia.

La fórmula que se aplica en este caso es  $M = m + 5 - 5 \log \text{Dps}$  --  
Dps, donde Dps da la distancia en Parsecs.

También puede describirse esta fórmula como:

$$\log \text{Dps} = \frac{1}{5} (m - M) + 1$$

Ejemplo: La magnitud absoluta M de una estrella es 0.60

La magnitud aparente de la misma estrella es .14

$$\log \text{Dps} = \frac{1}{5} ( .14 - .60 ) + 1 = .91$$

Usando una tabla de logaritmos en base 10, halla uno que  $\text{Dps} = 8.1$  Parsecs.

Este método indirecto de determinar distancias es un ejemplo espléndido del progreso científico. Vinieron primero varios descubrimientos aparentemente no relacionados; después, se estableció -- una conexión entre éstos, y resultó un nuevo y poderoso método. En este ejemplo, se descubrieron primero las Cefeidas ; luego, la relación entre el período y la magnitud absoluta - conduciendo a un procedimiento novedoso para determinar distancias a cuerpos remotos.

#### 4.- TAMAÑO DE LAS ESTRELLAS.

Las estrellas son de diversos tamaños; la más pequeña conocida, con un diámetro de sólo 4,000 millas (6,640 Km ), se identifica técnicamente por su número de catálogo, AC + 70° 8257. ( Catálogo - Astrográfico estrella No. 8247, 70° declinación norte ).

La estrella más grande conocida, Epsilon Aurigas B, tiene un diámetro de casi 3,000 veces el del Sol. ( El diámetro del Sol es de 864,000 millas = 1,390,000 Km. ).

El diámetro de una estrella no puede medirse directamente con la ayuda de un telescopio. Aún con un Telescopio grande, las estre

llas se ven simplemente como puntos de luz, sin diámetro medible.

a) Tamaño de las Estrellas Determinado por el Interferómetro.

Recientemente se ha puesto en uso un método ingenioso - basado en la interferencia de la luz para medir el diámetro de las estrellas. En realidad este método mide sólo angularmente el diámetro; pero no es ésta una desventaja, puesto que fácilmente puede computarse el diámetro verdadero cuando ya se han determinado el diámetro angular y la distancia de la estrella.

El diámetro angular es el ángulo subtendido por el diámetro del ojo del observador.

El método, originalmente sugerido por Michelson, se usó desde 1920 en el Monte Wilson. El interferómetro ajustado al extremo superior del Telescopio de 100 pulgadas consiste básicamente de una viga de acero estructural que lleva cuatro espejos: los dos exteriores, A y D, pueden moverse a lo largo de la viga hasta una separación máxima de 20 pies (6.10 m) ; los dos interiores, B y C, son fijos.

La función del espejo móvil es captar dos rayos, I y II, de la misma estrella, separados por una distancia tan grande como sea posible ( longitud de la viga de acero ).

La función de los espejos fijos es hacer divergir ambos rayos hacia el Telescopio.

Ha sido bastante bien establecido que dos de esos rayos que vienen, por así decirlo, de dos regiones diferentes de la misma estrella habrán de producir interferencia. La imagen de la estrella en el Telescopio no será ya un punto de luz, ni un disco espurio de difracción, sino un conjunto de franjas muy finas, luminosas y

oscuras, que tienen un aspecto semejante a los dientes de un peine.

Se ha determinado teóricamente y comprobado experimentalmente que para una cierta separación entre los espejos móviles las -- franjas desaparecen. En esa distancia, si la estrella es grande, - las franjas luminosas producidas por una mitad de la estrella se-- trasladan con las franjas oscuras producidas por la otra mitad. Con esta separación de los espejos, la imagen se ve igualmente bri-- llante todo el tiempo.

Si se designa por  $S$  la distancia entre los espejos móviles, - el diámetro angular de la estrella puede computarse por la fórmula.

$$\text{Diámetro Angular} = \frac{125}{S}$$

La distancia  $S$  debe escribirse en centímetros; la solución-- para el diámetro angular está en segundos de arco.

Este método es aplicable, solamente a las estrellas más gran-- des, cercanas y más brillantes. Por el método del interferómetro - se han medido los diámetros angulares de menos de 20 estrellas. Los diámetros angulares pequeños requerirían separaciones entre los es-- pejos de cientos de pies. Sin embargo, aún las pocas que han sido-- medidas son importantes porque comprueban los diámetros de las es-- trellas computados por métodos menos directos.

Entre las estrellas que fueron medidas con el interferómetro están Betelgeuse, Arcturus y Aldebaran; sus diámetros angulares -- son de  $.047''$ ,  $.020''$  y  $0.20''$ , respectivamente.

Como se conoce la distancia a estas estrellas, puede compu-- tarse su diámetro lineal multiplicando el diámetro angular por la



distancia. El diámetro de Betelgeuse es igual a 420 veces el diámetro del Sol. Los diámetros lineales para Arcturus y Aldebaran son de 23 y 36 veces el diámetro del Sol.

b) Tamaño de las Estrellas Determinado por su Luminosidad.

Otro método para determinar los diámetros de las estrellas se basa en la relación entre luminosidad, L, Temperatura, T, y Diámetro de la estrella, D.

La luminosidad es una medida del brillo verdadero de una estrella. Generalmente se dice en múltiplos o submúltiplos del brillo del Sol. La estrella más luminosa es una de la Gran Nube Magallánica, conocida como S Doradus. Su luminosidad de 600,000 significa que es 600,000 veces más brillante que nuestro Sol; esto es, si el Sol y S Doradus se colocaran a distancias iguales de nosotros, digamos un Parsec, el último se vería 600,000 veces más brillante. También significa que envía 600,000 veces más luz por segundo hacia la Tierra que el Sol.

La estrella conocida de mayor opacidad intrínseca es la compañera de BD + 4° 4048. ( Estrella No. 4048 del Catálogo Bonn de estrellas. Su declinación es de 4° N ) Su luminosidad es de sólo aproximadamente 1/500,000 de la del Sol.

La luminosidad de una estrella depende de dos factores: (1) El tamaño de la estrella; y (2) La cantidad de radiación visible que emite por cada milla cuadrada de superficie, lo cual a su vez depende de la temperatura superficial.

La fórmula que relaciona los tres es: 
$$D = \left( \frac{5750}{T} \right)^2 \sqrt{L}$$

D está en unidades del diámetro solar.

T es la temperatura de la superficie de la estrella en grados Kelvin; y L está, como de costumbre, en términos del brillo del Sol.

5,750 es la temperatura efectiva de la superficie del Sol (fotosfera ).

Debe notarse que el brillo de las estrellas puede decirse de varias maneras. Son de uso general tres medidas distintas: (a) Magnitud Aparente, (b) Magnitud Absoluta y (c) Luminosidad.

En la lista siguiente se dan los valores de estas tres magnitudes para las cinco estrellas que vemos más brillantes:

| <u>Estrella</u> | <u>Mag. Aparente</u> | <u>Mag. Absoluta</u> | <u>Luminosidad(Sol=1)</u> |
|-----------------|----------------------|----------------------|---------------------------|
| SIRIO           | - 1.58               | + 1.3                | 30                        |
| ALPHA CENTAURI  | + 0.06               | + 4.7                | 1.3                       |
| VEGA            | + 0.14               | + 0.5                | 60                        |
| CANOPUS         | - 0.86               | - 3.2                | 1900                      |
| CAPELLA         | + 0.21               | - 0.4                | 150                       |

Esta lista muestra que si se colocaran estas estrellas a una distancia de diez parsecs ( para obtener magnitudes absolutas ), - Canopus sería con mucho la estrella más brillante. También muestra que Vega tiene una luminosidad doble y Capella una luminosidad cinco veces mayor que Sirio.

#### 5.- MASAS ESTELARES Y DENSIDADES

Las estrellas muestran sólo variaciones pequeñas de masa. La gran mayoría tiene masas entre un quinto y cinco veces la del Sol.

También el rango está limitado. La estrella más pesada conocida HD 698 ( estrella número 698 de un catálogo de espectros estelares, preparado en la Universidad de Harvard y que debe su nombre al gran científico americano Henry Draper ) tiene una masa 113 veces mayor que la del Sol. Una de las estrellas conocidas más lige-

ras es Krueger 60B, con una masa de solamente 1/7 de la del Sol.

No existe en la actualidad ningún método directo para hallar la masa de una estrella. Hay, sin embargo, varios métodos indirectos; uno de éstos puede usarse solamente en el caso de las parejas de estrellas conocidas como binarias visuales.

#### a) Masa de las Binarias Visuales.

Una binaria es un par de estrellas que, como la Tierra y la Luna, giran alrededor de un centro de gravedad común. Si son visibles separadamente las dos estrellas del par, se les llama "binarias visual". Se conocen ahora unas 20,000 binarias visuales.

El principio involucrado en el método para hallar la masa de una binaria se basa en la Ley Armónica de Kepler, la cual puede expresarse en términos de una fórmula simple que relaciona la suma de las dos masas, la distancia entre ellas, y el período de revolución.

$$\text{La fórmula es: } M + m = \frac{p^2}{a^3}$$

donde  $M + m$  es la suma de las dos masas expresada en unidades de la masa solar;  $p$ , el tiempo requerido por la línea que une las dos estrellas para completar una revolución ( que habrá de decirse en años ) ; y  $a$ , la distancia media entre las dos estrellas ( en Unidades Astronómicas ). Tanto la distancia, " $a$ " como el período, " $p$ " se determinan por observación directa; la masa del sistema binario,  $M + m$ , se calcula con la ayuda de la fórmula.

Para calcular las masas de las estrellas individuales del par deben hacerse observaciones adicionales. Tratan éstas del movimiento absoluto de cada estrella del sistema binario alrededor -

del centro de gravedad común. La componente más pesada describirá una elipse pequeña alrededor del centro, mientras que la más liviana describirá una mayor. Por las magnitudes de estas elipses se determina la razón de las dos masas, la cual, con la suma de las masas, es todo lo que se necesita para determinar la masa de cada estrella.

Si la suma es, digamos, de ocho masas solares, y la razón es de 3 a 1, entonces sus masas individuales son de 6 y 2 veces la del Sol.

También pueden determinarse las masas para otro tipo de sistema binario conocido como "binarias espectroscópicas".

Una binaria espectroscópica es un par de estrellas que se ven como una sola unidad aún con un telescopio grande. Solamente en el estudio espectroscópico se muestra el verdadero carácter de la unidad. El espectro indica que la unidad consiste de dos estrellas que están alternativamente acercándose y alejándose, siendo su movimiento semejante a las dos masas de una mancuerna giratoria. Se conoce más de un millar de binarias espectroscópicas.

Capella, la quinta estrella en brillo aparente, es una binaria espectroscópica. La masa de la componente más brillante es de 4.18 y la de su compañera es de 3.32 veces la masa del Sol.

#### b) Masa de las Estrellas de Gran

##### Gravedad Superficial.

Este método para determinar la masa es aplicable en los casos en que las estrellas tienen una gravedad superficial muy grande. Los grandes valores de fuerza gravitacional se presentan en dos casos de estrellas; unas son las Enanas Blancas, y las otras -

las estrellas de Trumpler. La gravedad superficial del tipo de las Enanas Blancas se debe a los valores fantásticamente altos de la densidad de la materia que compone estas estrellas.

Las Enanas Blancas tienen un valor bastante normal, para la masa, pero un valor completamente subnormal (de ahí el nombre de "enanas") para el volumen. Las estrellas de Trumpler (cuyo nombre es en honor del descubridor, Robert Julius Trumpler) son de tamaño normal pero tienen un valor muy alto para la masa.

Las masas de estas estrellas pueden computarse con la ayuda de la Teoría General de la Relatividad de Einstein.

De acuerdo con esta teoría, la luz sufre un ligero cambio en su longitud de onda al partir de una estrella que tiene un alto valor de atracción gravitacional en su superficie. Toda longitud de onda luminosa resulta ligeramente aumentada al salir. Este corrimiento de todas las longitudes de onda de las líneas espectrales hacia el rojo se llama "corrimiento relativístico", y generalmente es muy pequeño, aunque medible. Los valores medidos se usan para computar las masas de las estrellas que producen estos corrimientos de las longitudes de onda.

### c) Densidades.

La densidad, como de costumbre, se determina dividiendo la masa entre el volumen. El cociente indica que tan compacta está la materia de que la estrella consiste.

Las estrellas varían mucho en densidad, debido principalmente al amplio rango de volúmenes.

Estremece a la imaginación humana aun sólo tratar de visua-

lizar los valores extremos de las densidades estelares. Una de las estrellas de mayor densidad es la "Pup", la compañera de Sirio. En masa es igual al Sol; sin embargo, de tamaño es 30,000 veces menor. Puesto que la densidad media del Sol es 1.5 veces la del agua, la densidad media de Pup es 50,000 veces la del agua. Una cucharadita de esta substancia pesaría: Una tonelada y Pup no es la estrella - más densa.

Esta distinción la tiene ahora la estrella más pequeña, AC + 70° 8247 ( estrella número 8247 del catálogo Astrográfico 70° -- N de declinación ). La estimación actual de su densidad es de ---- 36,000,000 de veces la del agua. Una cucharadita de esta substancia pesaría : 720 toneladas.

En el otro extremo, hay estrellas que tienen densidades menores que 1/1000 de la del aire. La densidad de éstas es menor que la densidad del vacío ordinario que se puede obtener en el laboratorio. Se llaman a veces, en efecto, "vacío rojo caliente". La estrella más grande que se conoce, Epsilon Aurigas B, tiene también la distinción de la densidad mínima. El valor que se le da es ---- 1/ 100,000,000 de la del agua.

#### 6. - MOVIMIENTOS ESTELARES.

Ahora es un conocimiento bastante común que las estrellas - " fijas " se mueven, y lo hacen a grandes velocidades; y que en el curso de, digamos, un siglo, estos movimientos cambiarán ligeramente la forma de la Constelación. El hecho de que estas grandes velocidades no hayan desarreglado mucho las constelaciones se debe, - por supuesto, a la gran distancia de las estrellas; y también a -

la brevedad del período de tiempo ( en términos astronómicos ) en que han estado bajo observación sistemática las estrellas.

La medida de las velocidades estelares requiere gran precisión, y se complica más por el movimiento del observador. No solamente la estrella se mueve, sino el observador también participa -- del movimiento : (a) la revolución diaria de la Tierra alrededor de su eje; (b) ligeros cambios de dirección del eje de la tierra; (c) -- rotación anual de la tierra alrededor del Sol; (d) el movimiento -- del Sol y del Sistema Solar entero en el espacio. Estos movimientos causan desplazamientos de las estrellas, llamados "movimientos comunes" los cuales no tienen, por supuesto, nada que ver con los mo vimientos reales de las estrellas.

Los movimientos comunes deben restarse de los desplazamientos totales de las estrellas para obtener los movimientos verdaderos.

La velocidad real de una estrella, llamada velocidad espacial, se calcula por sus dos componentes: una es la visual y se llama -- velocidad radial de la estrella; la otra es perpendicular a la visual y se llama movimiento cruzado a velocidad tangencial.

#### a) Velocidad Radial.

El valor de esta velocidad se determina por el espectro de -- una estrella. En los cálculos se emplea un principio básico de física, conocido como Principio de Doppler, de acuerdo con el cual -- el espectro de una fuente de luz que se acerca tiene acortadas todas sus longitudes de onda. El cambio en cada longitud de onda, -- que se designa por  $\Delta\lambda$  está dado por la fórmula :  $\Delta\lambda = \lambda \cdot \frac{v}{c}$ .

En esta fórmula:

- $\lambda$  Es la longitud de onda de la luz original,
- $v$  Es la velocidad relativa de acercamiento, y
- $c$  Es la velocidad de la luz.

En la fórmula,  $c$  y  $\lambda$  son conocidas. Fácilmente puede medirse el cambio de las longitudes de onda y calcularse la velocidad relativa de acercamiento. La misma fórmula se aplica al alejamiento de una estrella, en cuyo caso el cambio es hacia la longitud de onda más larga. Las líneas en lugar de aparecer en su posición normal - en el espectro se ven en posiciones nuevas; las nuevas posiciones de todas las líneas están más cerca del extremo rojo del espectro.

En la práctica se usan métodos fotográficos en esta clase de trabajo. Se fotografían simultáneamente dos espectros en una placa, uno encima del otro. El espectro de la estrella bajo estudio se coloca junto a un espectro de comparación, generalmente uno del hierro. Si la estrella no tiene velocidad radial, las líneas del hierro en el espectro estelar coincidirán con las líneas del espectro de comparación. Estas líneas se colocarán en ambos espectros en -- patrones idénticos.

En el caso de una estrella que tiene velocidad radial, las líneas serán desplazadas. El valor de este desplazamiento para cualquier línea de longitud de onda  $\lambda$  se obtiene directamente de la placa. Estos valores indican la velocidad radial de la estrella cuando se substituyen en la fórmula de Doppler.

#### b) Velocidad Tangencial.

La velocidad tangencial de una estrella también se llama Mo-



vimiento Cruzado, y se refiere a la velocidad de una estrella en un plano perpendicular a la visual. Generalmente se dice en millas por segundo o en kilómetros por segundo.

No puede hallarse directamente la velocidad tangencial: se obtiene multiplicando la velocidad angular de la estrella por su distancia. Es común llamar " Movimiento Propio " a la velocidad angular, y decir su valor en segundos de arco por año.

### c) Movimiento Propio.

El movimiento propio más grande lo tiene la Estrella de Barnard (que lleva el nombre de su descubridor, Edward Emerson Barnard 1857-1923 ). La estrella se mueve transversalmente casi 10.5 segundos de arco cada año, y se moverá 1/2 grado (ángulo subtendido por la Luna) en aproximadamente 180 años. La mayoría de las estrellas están demasiado remotas para manifestar movimientos propios.

De los 25 millones de estrellas que han sido investigadas hasta ahora, menos de un tercio del uno por ciento han mostrado evidencia de movimiento propio.

La tasa de estudiar tan gran número de estrellas se simplifica mucho usando métodos fotográficos junto con una clase especial de microscopio conocido como "microscopio blink" ( blink = pestañear ). Con intervalos de 30 años se toman fotografías de grandes regiones del cielo. Luego se ven dos fotos a través de un microscopio blink. Hay un aditamento en el microscopio para iluminar primero una foto y luego la otra, en rápida sucesión. Las estrellas que se han movido tanto como 6" en esos 30 años parecen pestañear, mientras que las otras permanecen fijas.

Como se indicó antes, el producto de movimiento propio por -

la distancia estelar da el valor tangencial de la velocidad estelar.

#### d) Velocidades Espaciales de las Estrellas.

Conociendo las componentes radial y tangencial es fácil hallar la velocidad espacial verdadera de la estrella. La velocidad es la diagonal de un rectángulo cuyos lados son las velocidades radial y tangencial.

La más alta velocidad espacial conocida de una estrella es de 660 Km/seg, o sea de 410 millas por segundo.

### 7.- ESPECTROS ESTELARES.

En una noche clara son visibles a simple vista unas 5,000 estrellas; por un telescopio pequeño, millones; y por el telescopio del Monte Palomar se ven billones de estrellas. Se estima que el número de estrellas de nuestra Galaxia solo es del orden de los cien mil millones y hay probablemente más de dos mil millones de Galaxias en el Universo.

#### a) Clases Espectrales.

Cuando se analizan los espectros de muchas estrellas, se encuentra que se pueden agrupar naturalmente en varias clases. La clasificación presente es base en un extenso estudio llevado a cabo en el Harvard College Observatory, que incluye un estudio comparativo de los espectros de más de 300,000 estrellas. Se reconocen diez clases distintas que se designan por las letras O, B, A, F, G, K, M, R, N, S.

Se reconocen subdivisiones de cada una de estas clases y se usan para ellas designaciones tales como B2, K5, G8, etc. designa un espectro con características intermedias entre K y M.

Las estrellas Sirio y Vega son de la clase A, mientras que la estrella Altair se designa como A5. Los espectros de la clase A son emitidos por estrellas blancas que tienen temperatura superficiales próximas a 12,000 K. Las características de las estrellas de la clase A son: (a) Líneas oscuras muy fuertes debidas al hidrógeno; --- (b) no hay líneas de helio; (c) muy pocas y débiles líneas debidas a los metales.

También otras clases tienen características bien definidas.- Las características de los grupos pueden resumirse como sigue:

a) Hay líneas de helio en las clases D y B, que alcanzan su máximo en B2 y desaparecen antes de llegara la clase A.

b) El hidrógeno es el único elemento presente en todas las - diez series. Las líneas más fuertes son en los espectros de la clase A.

c) Las líneas metálicas de alta temperatura hacen su primera aparición en la clase A, y suben hasta su fuerza máxima en la - clase G.

( El Sol es una estrella de la clase G )

d) Las líneas metálicas de baja temperatura se hacen visi-- bles en la clase G y suben hasta sobresalir mucho en la clase M.

e) Las bandas de óxido de titanio son prominentes en las -- estrellas de la clase M. ( Betelgeuse y Antares son estrellas de la clase M. )

f) Amplias bandas de absorción del carbono y de sus compues- tos se presentan en los espectros de la clase N.

g) Las estrellas de la clase S se identifican por la presen- cia de bandas debidas al óxido de zirconio.

## b) Clases Espectrales y Temperaturas Superficiales de las Estrellas.

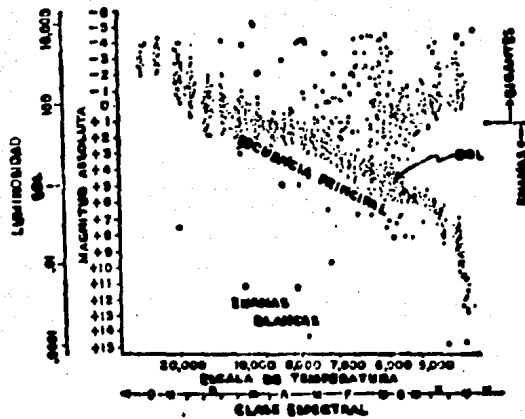
Un uso incidental pero importante de esta clasificación es - determinar la temperatura de las estrellas. La variación de clase a clase, se debe, en muy alto grado, a la temperatura de la superficie de la estrella. Así, los espectros de la clase G vienen de estrellas que tienen temperaturas superficiales de 6,000° K; los de la clase B, de 2,300° ; los de la clase M, de 3,200° etc. En efecto, de una mirada al espectro de cualquier estrella puede determinarse su temperatura superficial los valores deducidos así -- son estimaciones bastante precisas. La relación entre las clases - espectrales, la temperatura y el color, se da en la tabla para las clases de O a M.

|                                       |                   |                     |                |
|---------------------------------------|-------------------|---------------------|----------------|
| Clase espectral                       | O                 | B                   | A              |
| Temperatura (en grados - absolutos ). | 25,000            | 23,000              | 10,000         |
| Color                                 | Muy azul          | blanca azulosa      | blanca.        |
| F                                     | G                 | K                   | M              |
| 7,000<br>blanca amarillenta.          | 6,000<br>amarilla | 5,000<br>anaranjada | 3,200<br>roja. |

## c) El Diagrama de Russell.

Cada estrella se indica por un punto. La posición del punto se determina por la luminosidad de la estrella y la clase espectral. Un cuidadoso marcado de estos puntos pone de manifiesto dos importantes modalidades de este diagrama, (Fig. IV 7.1.)

a. La gran mayoría de las estrellas se acomodan en una banda angosta que corre desde la esquina superior izquierda hasta la



El Diagrama de Russell. En un diagrama completo hay varios cientos de puntos. Cada punto representa la luminosidad y el espectro estelar de una estrella. Pueden usarse los valores de la magnitud absoluta en lugar de los valores de la luminosidad para la escala vertical. Similarmente, puede usarse la temperatura superficial de una estrella en lugar de la clase espectral para la escala horizontal. El punto que representa a nuestro Sol se indica en el lugar apropiado; el Sol tiene una magnitud absoluta de +4.8 y está en la clase espectral G. Las estrellas más brillantes que +1 en magnitud absoluta se clasifican como gigantes; todas las otras estrellas se clasifican como enanas. Muchos astrónomos definen una estrella enana como una cualquiera de la Secuencia Principal, o debajo de ella.

Fig. IV. 7.1.

esquina inferior derecha del diagrama. Se llama Secuencia Principal y las estrellas que le pertenecen, incluyendo a nuestro Sol, se llaman Estrellas Normales, o Estrellas de la Secuencia Principal.

b. La marcada regularidad de la Secuencia Principal tiene dos excepciones importantes. Los puntos para dos bien definidos tipos de estrellas caen lejos de la Secuencia Principal. Un conjunto de puntos está disperso en el lado superior derecho del diagrama. Son éstas las estrellas que tienen gran luminosidad, pero baja temperatura y se llaman "Gigantes Rojas". ( La estrella Capella pertenece a esta clase ). El otro conjunto de estrellas que queda fuera de la Secuencia Principal se concentra en una región pequeña del lado inferior izquierdo del diagrama. Estas son estrellas de baja luminosidad, pero de alta temperatura superficial. Apropriadamente se llaman " Enanas Blancas ". Pup 9 la compañera de Sirio ) es un --- ejemplo clásico de Enana Blanca.

#### d) Las Estrellas Normales.

El hecho de que estas estrellas estén arregladas a lo largo de una banda angosta y no distribuidas de manera desordenada sobre todo el diagrama sugiere que hay una íntima relación entre ellas.

Es de suponerse que las estrellas de esta secuencia sean semejantes en la mayoría de sus características. Probablemente su -- distribución a lo largo de la secuencia se debe principalmente a -- las diferencias de masas, siendo las estrellas de mayor masa las -- más luminosas.

La masa de una estrella está íntimamente relacionada con su luminosidad. Puede deducirse la relación entre las dos por consideraciones puramente teóricas. Se conoce como Ley de Masa - Lumi-

nosidad. Así, mientras más masa tenga la estrella, más luminosa será. Para ser exactos, la masa de la estrella determina solamente la luz que emana por unidad de área de la estrella. La cantidad total de luz que sale de la estrella depende de su masa y de su tamaño.

Se llaman Gigantes las estrellas de gran luminosidad que ocupan la porción superior del diagrama. Las estrellas de poca luminosidad se llaman Enanas. La frontera entre las Gigantes y las Enanas se debe a la magnitud absoluta del brillo. Las estrellas que son más brillantes que la magnitud absoluta  $+1$  se llaman Gigantes -- las que son más débiles que la magnitud absoluta  $+1$  (esto es, magnitudes de  $+2$ ,  $+3$ , etc.) se llaman Enanas. La Secuencia Principal recorre la gama entera desde las Gigantes azules hasta las Enanas Rojas.

#### e) Las Estrellas Anormales.

Las estrellas que están fuera de la Secuencia Principal se llaman "Anormales" o "Peculiares". Estas estrellas, así como otras "peculiares", tales como las novas y las supernovas, son el objeto del capítulo siguiente.

## V.- RADIO-ASTRONOMIA



Las estrellas y otros cuerpos celestes emiten radiaciones - electromagnéticas de diversas frecuencias. Sólo una parte de esta radiación llega al observador terrestre porque la atmósfera de la Tierra es opaca para todos excepto dos limitados rangos de radiación, la " Ventana Óptica " y la " Ventana de Radio". La ventana - óptica permite la transmisión de ondas electromagnéticas que tienen longitudes de onda mayores que 3,000 Angstroms y menores que - 10,000 ; este rango incluye el ultravioleta, lo visible y la radiación infrarroja. A través de la ventana de radio llegan a la Tierra las ondas desde 0.25 cm hasta 30 m de longitud. El rango está limitado por el lado corto por la absorción atmosférica y por el - lado largo por la reflexión desde la ionosfera.

Hasta hace unos treinta años, todo el conocimiento del Universo se basaba en un estudio de las radiaciones visibles, del --- infrarrojo, del ultravioleta y de diversas líneas espectrales que llegan a la Tierra a través de la ventana óptica.

Los estudios recientes de las ondas de radio y de la línea-espectral de 21 cm, que llegan a la Tierra, detectadas por el Radio Telescopio, han aumentado nuestro conocimiento del Universo.- Esta rama de la Astronomía se llama Radio-Astronomía.

Se han dedicado las investigaciones en Radio-Astronomía -- principalmente al estudio de la distribución de la intensidad, -- las fuentes discretas, la línea de hidrógeno de 21 cm, y la emisión solar y planetaria.

a. Distribución de la intensidad. Se han hecho varias exploraciones de las intensidades de las ondas de radio del cielo.

b. Fuente discreta. Hay aproximadamente 200 puntos del cielo desde los cuales se emite intensa radiación. Estos puntos, llamados antiguamente radio estrellas se llaman ahora "fuentes discretas". La primera radio estrella verdadera que fue posible ver y escuchar al mismo tiempo fue descubierta a principios de 1961. Es una estrella de decimasexta magnitud, conocida como 3C - 48, en la constelación de Triangulum.

En la mayoría de los casos son otros objetos, y no estrellas, los responsables de estas ondas. Estos puntos son las fuentes discretas más intensas.

La fuente discreta de segundo lugar en intensidad se localiza en Cygnus, y se conoce como Cygnus A. Las fotografías muestran que la fuente está asociada con la colisión de dos Galaxias espirales.

Otra fuente discreta intensa está asociada con la Nebulosa del Cangrejo en Taurus. La Nebulosa del Cangrejo resultó de la explosión de una supernova en Taurus.

c. La línea de 21 cm. del hidrógeno. Los átomos neutros del hidrógeno pueden admitir radiación de 21 cm de longitud de onda, cuando el spin electrónico cambia de orientación. Con la ayuda de esta línea espectral y un conocimiento del principio de Doppler pueden estudiarse la distribución y el movimiento del hidrógeno presente en el espacio inter-estelar en nuestra Galaxia y en otras.

d. Emisión solar y planetaria. El Sol es una intensa fuente de radio, especialmente durante un período de manchas solares y flamas. Actualmente se hacen investigaciones sobre la relación entre estas emisiones y la ionosfera. También planetas tales como-

Júpiter emiten señales de radio.

## 1.- LAS LINEAS ESPECTROSCOPICAS Y EL EFECTO DOPPLER.

Los investigadores de los fenómenos luminosos habfan observado que cuando se eleva la temperatura de un elemento a un grado -- determinado, como sucede en las estrellas, se producen " estados - de excitación " y la luz emitida, al pasar a través de un prisma - o de otro dispositivo de dispersión, se descompone en un espectro, y sobre la gama de colores extendida entre el rojo y el violeta -- aparecen líneas oscuras y claras, llamadas líneas espectrales o -- espectroscópicas, caracterfsticas para cada uno de los elementos - químicos naturales. Así, según cuales sean las líneas que aparez-- can en la banda cromática, puede conocerse qué sustancias existen en el material incandescente o en la estrella examinada.

Però habfa algo más, y de tanta importancia como el espectro mismo. Las líneas espectrales producidas por una fuente luminosa- cambian de posición relativa cuando ésta se desplaza. Si la estrella observada se aleja, sus líneas aparecen corridas hacia el la- do rojo del espectro, el de las ondas más largas, y si la estrella se acerca, el desplazamiento se realiza hacia el lado violeta.

Como los astrónomos tenían medidas las distancias de algunas galaxias relativamente cercanas, obtenidas por los métodos tradi- cionales, fué posible verificar que mientras más lejanas estaban, el desplazamiento de las líneas espectroscópicas hacia el rojo era mayor y sus velocidades de alejamiento aumentaban.

Luego se comprobó que este fenómeno, llamado efecto Doppler,

se realiza manteniéndose además una relación permanente ( constante de Hubble) entre la velocidad de la estrella y su distancia al observador, de modo que su análisis permite conocer con exactitud:

10. Si la estrella se aleja o se acerca;
20. La velocidad de movimiento de la fuente luminosa y
30. Su distancia a la Tierra.

La primera constatación que pudo obtenerse de esta integración de conocimientos fue sorprendente; todas las galaxias, con excepción de las del grupo local que parecen tener un movimiento común, se alejan de la Tierra. El Universo parece expandirse uniformemente.

#### a) El 3 C - 273

Por más de una década ( aproximadamente 1950-1960), los pacientes investigadores, con la penetrante ayuda de la radioastronomía, se habfan intrigado observando varias docenas de puntos azules relativamente débiles que emitfan ondas largas, llamadas ondas galácticas, en cantidades notablemente mayores que las de los otros cuerpos celestes conocidos. Sus ondas ultravioletas, por añadidura, también tenían una proporción obsoleta y para terminar de distinguirse mostraban un engañoso parpadeo o pulsación, difícil de explicar.

Designados con letras que recordaban el nombre del observatorio que los había localizado, y con números de orden, fueron quedando archivados.

Un día Maarten Schmidt y Jesse Greenstein, destacados astrónomos de Caltech ( California Technical Institute ), decidieron investigar el problema de estos curiosos objetos utilizando el Gi -

gante anteojo de reflector de Monte Palomar. Para empezar, lo dirigieron hacia uno de los puntos azules denominado 3C - 273 (la letra C correspondía a Cambridge ). Grande fue su sorpresa: las líneas espectroscópicas aparecían con un corrimiento masivo hacia el rojo y de tal magnitud que el conjunto debería encontrarse ubicado a 2,000 millones de años de luz de distancia, con una "recesión" de 50,000 kilómetros por segundo, o sea, 1/6 de la velocidad de la luz.

Los astrónomos dudaron de la veracidad del espectrógrafo. El gran Catalejo de California había recibido antes, luz de objetos - situados a distancias parecidas, tal vez galaxias, pero sus efectos luminosos eran borrosos y apenas podían localizarse. En cambio, el 3C-273, desde tan remota distancia, emitía suficiente luz como para ser captado por un modesto telescopio corriente.

Era ésta verdad? y de serlo, cómo podía explicarse ?

Después la sorpresa se hizo mayor: en el año 1965 Schmidt anunció que había ubicado otro objeto semejante, pero el nuevo, el 3C-9, estaba situado a 9,000 millones de años luz y se alejaba a 240,000 kilómetros por segundo (4/5 de la velocidad de la luz).

Entretanto se habían dado diversos nombres a estos lejanos y misteriosos objetos. Radiofuentes, cuasiestrellas y finalmente un nombre popular aunque no muy del agrado de los astrónomos: "Quasars" - ( sigla de la expresión inglesa "quasi stellar radio sources".)

#### b) Los Quasars o Cuasiestrellas

Existe gran preocupación por ellos entre los investigadores las opiniones son incongruentes. Todos están de acuerdo en que - emiten energía en forma de ondas largas, en cantidades despropor-

cionadas a sus posibles tamaños. Algunos astrónomos los creen galaxias; otros, estrellas sencillas gigantescas en un colapso gravitacional; finalmente, hay quienes imaginan que pueden ser trozos de la materia primigenia del Universo en proceso de explosión. Cualquiera cosa que sean, se trata de objetos distintos a todos los conocidos anteriormente. Para que puedan observarse con tanta facilidad desde tan abismales distancias, deben irradiar más energía que 100 galaxias semejantes a nuestra Vía Láctea. "La gigantesca cantidad de energía de los cuasars, ha dicho Schmidt, está muy por encima de toda producción de alguna de las reacciones actualmente conocidas por los físicos.

#### c) Objetos Estelares Azules (B.S.O.)

Sin embargo un nuevo descubrimiento esperaba a los descubridores de estrellas. El mismo año 1965, Allan Sandage, de Monte Palomar, ubicó también a tremendas distancias unos que llamó Objetos Estelares Azules (B.S.O. Blue Stellar Objects). Tienen luminosidad azul y débil, emiten rayos ultravioletas en proporciones obsoletas, pero no producen ruido galáctico, no emiten ondas largas de radio.

Uno de ellos estaba situado a la distancia de 6,000 millones de años luz y se alejaba a razón de 210,000 kilómetros por segundo  $7/10$  de la velocidad de la luz.

Además de las indicadas, estos nuevos viandantes tienen tres peculiares y sorprendentes características:

1. Ninguno ha sido observado a menos de algunos miles de millones de años luz de distancia.
2. Son sumamente numerosos, 100 veces más que los cuasars, y

3. Mientras más lejos se observa, mayor número de ellos se encuentra.

Sandage expresó: "Mientras más lejos miremos en el pasado, más densamente poblado de B.S.O. aparece el Universo". Y esto podría tener trascendentales consecuencias.

#### d) Los Pulsares.

El descubrimiento de cuatro fuentes radiales de rápida pulsación designadas con el nombre de "pulsares". han provocado una corriente de informaciones dirigidas a las revistas "Nature" -- "Science" y "The Astrophysical Journal", dando nuevos detalles sobre los extraños objetos y sugerencias con respecto a lo que son. La característica principal de los pulsares es el muy pequeño intervalo que existe entre los pulsos y la extremada uniformidad del tiempo de repetición de esta especie de latido.

El primer pulsar, designado como CP 1919 (pulsar Cambridge), emite un pulso radial cada 1,3372795 segundo. Otros dos pulsares tienen repeticiones similares: El CP 0834 emite pulso cada 1,27379 segundo, y el CP 1133, un pulso cada 1,1880 segundo. Sin embargo -- un cuarto pulsar, el CP 0950, emite casi 4 pulsos por segundo; -- su intervalo interpulsario es solamente de 0,253071 segundo.

El CP 1919 ha sido el más estudiado de los cuatro. Sus caudencias generalmente indican tres puntos altos comprimidos dentro de 37 mili-segundos. La forma e intensidad relativa de estos puntos altos suelen variar entre pulso y pulso. Una serie de ondas -- o señales fuertes es generalmente seguida por una serie cinco veces más débil que la primera. Sin embargo, la duración de los --

períodos activos varía con frecuencia y va desde segundos en las -  
frecuencias bajas hasta una hora, más o menos en las altas. La --  
componente de baja frecuencia del pulso sigue invariablemente a la  
de alta frecuencia. Se supone que sean los electrones del espacio  
interestelar la causa de la demora. Si la densidad se supone de 1  
electrón por cada 10 centímetros cúbicos, el CP 1919 debe estar -  
más o menos a 420 años de luz de distancia, y el CP 0950, entre -  
50 y 100 años de luz. El largo del pulso corto de todos los pul--  
sares observados indica que sus dimensiones físicas van desde ---  
3,000 a 10,000 kilómetros, o sea, en promedio, bastante menos que  
el diámetro de la Tierra.



### e) Hoyos Negros ó Agujeros Negros

Al estudiar la naturaleza se encuentran muchas veces fenómenos nuevos e inexplicables; inexplicables porque chocan contra todas las teorías y expectativas existentes. Se hace necesario entonces construir una nueva teoría capaz de explicar los nuevos -- fenómenos. Un ejemplo radial lo suministra la mecánica cuántica: -- teoría que nació en este siglo para explicar fenómenos del mundo -- microscópico imposibles de entender con la física del siglo XIX.

Si bien la necesidad de nuevas teorías ha aparecido frecuentemente en la historia en la física, no es esa la regla. Algunas veces una teoría puede estar tan adelantada para su época que predice la existencia de fenómenos que no se han observado aún, pero que, al pasar el tiempo, pueden llegar a descubrirse. Un ejemplo es la teoría general de la relatividad que predijo, hace más de medio siglo, la existencia de "hoyos negros" en el universo.

¿ Qué es un hoyo negro ? El primero a quien se le ocurrió que tales cosas podrían existir fue a Laplace, en 1795. La idea de Laplace era bastante simple. Es sabido que para escapar de un cuerpo celeste es necesario alcanzar una cierta velocidad, llamada velocidad de escape. La velocidad de escape depende de la masa del cuerpo celeste y de su radio (más precisamente, de la distancia entre el centro del cuerpo celeste y la superficie desde la cual se trata de escapar). Por ejemplo, para la Tierra esa velocidad es de 13.6 Km/s y si una nave cohete no alcanza esa velocidad llegará a cierta altura y después bajará otra vez. Mientras más pequeño es el radio y mayor es la masa del cuerpo celeste, mayor será la velocidad de escape. Así la velocidad de escape desde la superficie del Sol es de 615 Km/s. ¿ Qué pasaría si el radio del-

Sol fuese cuatro veces menor, permaneciendo con su misma masa? En tal caso, la velocidad de escape sería el doble: 1,230 Km/s. Y si una estrella tuviera la misma masa que el Sol, pero su radio inferior a 3Km, i entonces la velocidad de escape sería mayor que la velocidad de la luz: 300 000 Km/s !

De acuerdo con el razonamiento de Laplace, de la superficie de un cuerpo celeste con estas últimas características no se escaparía ningún rayo de luz, ni ningún otro objeto que tuviera la desgracia de moverse con una velocidad menor que la de la luz. En otras palabras, ese cuerpo celeste no emitiría ni el más leve rayo de luz, y para cualquier observador sería como un "hoyo negro" en medio del espacio.

No obstante, el "simple" argumento de Laplace no era muy convincente en su época debido a dos razones:

1a. Si bien todos los cuerpos masivos son atraídos gravitacionalmente ¿quién asegura que la luz, que no es un cuerpo masivo, también sufre la influencia gravitacional?

2a. La masa de un "hoyo negro" debería estar concentrada en un volumen increíblemente pequeño. Como mencionamos, para que una estrella de la masa del Sol se vuelva "hoyo negro", tendría que comprimirse en una esfera de sólo 3 km de radio. Esto significa que un  $\text{cm}^3$  de "hoyo negro" pesaría alrededor de diez mil millones de toneladas! ¿Pueden existir tales cuerpos en el universo? Y aun suponiendo que existen ¿de dónde proceden y cómo pudieron formarse?

La primera de estas dudas la aclaró la teoría general de la relatividad de Einstein, formulada alrededor de 1915. La segunda

fue explicada por los astrónomos hace apenas unos años y es actualmente tema de candentes discusiones, aunque las pruebas en favor de la existencia de los "hoyos negros" se van acumulando día con día.

Para aclarar lo anterior, presentaremos una concisa descripción de la teoría general de la relatividad y de astrofísica, directamente relacionados con los "hoyos negros".

## LA TEORÍA GENERAL DE LA RELATIVIDAD

Fundamentalmente la teoría general de la relatividad es una teoría de la gravitación, ideada por Einstein algunos años después de que él mismo propusiera la teoría especial de la relatividad. Esta última nació en 1905 y revolucionó la física con conceptos nuevos y chocantes para el "sentido común". Según la teoría especial, ningún cuerpo puede viajar más rápidamente que la luz y el espacio y el tiempo transcurre más o menos lentamente, según la velocidad de quién lo mide; es decir, no existe una medida absoluta del tiempo.

Además, la teoría especial de la relatividad introdujo otro nuevo concepto: el espacio-tiempo de cuatro dimensiones. Este espacio es la unión del espacio "común y corriente" -que todos sabemos tiene tres dimensiones- y del tiempo, interpretado como una cuarta dimensión.

Sin embargo, la TER (teoría especial de la relatividad) no explica los fenómenos gravitacionales y por ello, alrededor de 1915, Einstein propuso una nueva teoría: la TGR (teoría general -

de la relatividad). Esta contenía a toda la TER, pero además -y esto es fundamental- interpretaba a la gravitación de una manera realmente revolucionaria: según la TGR, el espacio-tiempo se deforma alrededor de una masa, y es esa curvatura la que produce la atracción gravitacional.

Tratemos de explicar esto con un ejemplo sencillo: si una canica se mueve sobre una superficie deformada, no seguirá una línea recta sino que su trayectoria se curvará al pasar por la deformación. Para explicar la gravitación decimos que un cuerpo masivo deforma el espacio-tiempo a su alrededor. Debido a la existencia de esa deformación, un cuerpo que pase por ella no seguirá una línea recta, sino que su trayectoria torcerá, curvándose. En la práctica, esto es lo que observamos como atracción gravitacional: la Tierra gira alrededor del Sol porque éste deforma el espacio-tiempo a su alrededor y el movimiento de la Tierra sigue esa deformación. La diferencia es que en el caso gravitacional el espacio-tiempo tiene cuatro dimensiones, mientras que en el ejemplo de la canica, la superficie sobre la que se mueve es de dos dimensiones.

Lo importante para nosotros es que la deformación del espacio-tiempo actúa también sobre los rayos de luz, éstos se curvan ligeramente al pasar cerca del Sol (lo que se ha comprobado observando durante un eclipse la posición de las estrellas cerca del disco solar). Además, la TGR, al igual que la Especial, predice una relatividad del tiempo; es decir, un observador lejano vería que el tiempo transcurre más lentamente cerca de un cuerpo cuyo

campo gravitacional es sumamente intenso.

Poco tiempo después de que Einstein propuso su teoría general de la relatividad, Schwarzschild encontró, en 1916, la manera de calcular los efectos gravitacionales que, según esa teoría, aparecen alrededor de una estrella. Esta solución de Schwarzschild incluía aproximadamente los mismos fenómenos que se explican con la teoría de Newton, aunque también padecía otros efectos, casi imperceptibles, pero que hoy en día han sido comprobados con bastante precisión, como: la curvatura de los rayos luminosos al pasar cerca del Sol y el corrimiento del perihelio de los planetas. Pero, además de estos efectos, la solución de Schwarzschild predecía un fenómeno curioso: si un cuerpo tiene toda su masa concentrada en una esfera de cierto radio, llamado radio de Schwarzschild, entonces ni la luz, ni ningún otro cuerpo, puede escapar de esa esfera.

¡ Pero esto es ni más ni menos un "hoyo negro", tal como lo había propuesto Laplace ! En el lenguaje de la TGR, un "hoyo negro" aparece cuando el espacio-tiempo se curva a tal grado que... ¡ se cierra sobre sí mismo ! Todo lo que está atrapado en ese pedazo de espacio cerrado nunca podrá salir al mundo exterior. Un objeto puede entrar en un "hoyo negro", pero nunca podrá escaparse de ahí.

#### ASTROFISICA Y EVOLUCION ESTELAR

Hemos visto ya que la TGR predice la existencia de los hoyos negros. Para poder responder la segunda pregunta que nos habíamos planteado: "¿de dónde proceden y cómo pudieron formarse?", debemos

recurrir a la astrofísica y, en particular, analizar algunos conceptos de la evolución estelar.

Uno de los procesos de la naturaleza más difíciles de comprender es la formación de una estrella. La hipótesis de trabajo más aceptada nos dice que las estrellas se forman a partir de las nubes de gas y polvo que hay en el medio interestelar. Bajo ciertas condiciones, este material se condensa y forma una "protoestrella", la cual se sigue contrayendo bajo la acción de su propia gravedad. Al contraerse, la temperatura y la presión internas aumentan hasta que llega un momento en el que en el interior de la protoestrella se desencadenan una serie de reacciones llamadas -  
termonucleares, en este momento la protoestrella "se enciende" y se convierte en una estrella. La forma como evoluciona cada estrella, de aquí en adelante, depende fundamentalmente de la cantidad de masa que haya tenido al formarse. A nosotros nos interesa en este momento sólo la etapa final de esta evolución: la agonía de la estrella.

Al final de su vida algunas estrellas explotan, volviendo a ser lo que eran antes de formarse: nubes de gas y polvo. A estas estrellas se les llama "Novas" o "Supernovas" (dependiendo de la intensidad de la explosión). En la mayoría de los casos, sin embargo, la estrella no se desintegra por completo como consecuencia de la explosión, quedando una parte central íntegra, llamada el "remanente" de la explosión.

Ahora bien, ¿qué sucede con las estrellas que no explotan y con los remanentes de las que no se desintegran por completo al -

explotar? Al agotarse todas las fuentes de energía (termonuclear) interna de la estrella, ésta continúa su interrumpida contracción gravitacional, su radio disminuye paulatinamente, aumentando por lo tanto su densidad (se vuelve más y más compacta) y se va enfriando.

¿ Existe algún límite a esta contracción?

Un primer límite lo encontró en 1930 Chandrasekhar, quien demostró que cualquier estrella que tenga una masa menor que 1.2 veces la del Sol puede llegar, al final de su vida, a un estado de equilibrio en el que la contracción se detiene. Cuando una estrella está en ese estado se le llama "enana blanca". Pero si al iniciarse la contracción final la masa de una estrella es mayor que 1.2 veces la masa del Sol, entonces ella se sigue contrayendo, ¿ hasta cuándo ?.

En 1932 Landau demostró que si la masa de la estrella fuera mayor que 1.2 veces la masa del Sol, pero menor que 3 veces la masa del Sol, la estrella todavía tendría salvación, y que en este caso debería llegar nuevamente a un estado de equilibrio. Poco después de la publicación del trabajo que Landau, de hecho en el mismo año, fue descubierta una nueva partícula: el neutrón (cuyo nombre proviene de que no tiene carga eléctrica), y ya en 1934 los astrónomos Baade y Zwicky hablaron por primera vez de la posible existencia de estrellas de neutrones y de su relación con las explosiones de supernovas. Se pensó entonces que precisamente estas estrellas estaban en el estado del que había hablado Landau. En 1939 Oppenheimer y Volkoff hicieron los primeros cálculos teóricos concernientes a la estructura de las estrellas de

neutrones, confirmando la posibilidad de su existencia.

Sin embargo, esta teoría salva del colapso total sólo a las estrellas con masas menores que aproximadamente 2 veces la del Sol. ¿ Qué sucederá con las más masivas ? Esto no es mera especulación, se sabe que existen muchas estrellas con masas hasta 50 veces mayores que la del Sol. También en 1939 Oppenheimer y Snyder demostraron que estas estrellas no podían tener salvación. En este caso no puede existir ninguna configuración de equilibrio que sea capaz de detener la contracción gravitacional; esto produce el colapso gravitacional de la estrella, que se haría cada vez más y más pequeña, más y más densa, ¿ hasta convertirse en ... ? : en uno de esos objetos celestes de los que hablaba Laplace, tan compactos que se vuelven invisibles, en uno de esos objetos tan densos que el espacio en su alrededor se curva a tal punto que la luz queda atrapada, perdiendo el objeto toda conexión con el mundo exterior; la estrella desaparece del universo dejando tras de sí ... i un hoyo negro i

Así la TGR predice la existencia de hoyos negros y la teoría de la evolución estelar explica como podrían formarse. Muy bien, pero ¿ qué relación tienen todas estas teorías con la realidad ?, ¿ existen realmente las estrellas de neutrones y los hoyos negros ?

Las enanas blancas ya se conocían desde antes de que fuesen estudiadas teóricamente y, efectivamente, todas las que se conocen tienen masas menores que 1.2 veces la del Sol, sus radios varían entre 3 000 y 20 000 Km. y sus densidades son tan altas que un  $\text{cm}^3$  pesa i una tonelada i.



Las estrellas de neutrones se descubrieron 35 años después de haberse predicho su existencia. En 1968 se publicó un pequeño trabajo en el que se anunciaba que los radiotelescopios habían detectado un nuevo tipo de objetos celestes : unas fuentes de ondas de radio muy compactas, que emitan pulsos regulares de unos cuantos segundos. Se les llamó pulsares. En el mismo año, y a partir de consideraciones teóricas, Gold explicó que estos nuevos objetos debían ser estrellas de neutrones en rotación; idea que se confirmó posteriormente por las observaciones.

Ya hablamos de las supernovas y de sus remanentes. Con frecuencia las masas de estos remanentes son una vez y media o dos veces la del Sol, de modo que, según la teoría de Landau, Oppenheimer y Volkoff, deben contraerse hasta convertirse en estrellas de neutrones. Ya en 1942 Mayal o Oort habían deducido que la nebulosa del Cangrejo es lo que ha quedado de la explosión de una supernova que fue observada y registrada por los astrónomos chinos en el año 1054 y cuyo material, arrojado a grandes velocidades durante la explosión, se ha expandido formando la nebulosa que ahora vemos. En el mismo año, Baade y Minkowski identificaron el remanente de la estrella que explotó en 1054 con una pequeña estrellita, cerca del centro de la nebulosa. ¡ Y en 1969 se descubrió que tal estrellita es un pulsar. ¡ De esta manera se unieron las piezas del rompecabezas para confirmar las ideas que Baade y Swicky habían expuesto en 1934, acerca de las estrellas de neutrones y de su posible relación con las supernovas. Las estrellas de neutrones existen, se han detectado; sus radios son de unos 10 Km. y la densidad de estas estrellas es de ... ¡ cien-

millones de toneladas por  $\text{Cm}^3$  i

La confirmación de la existencia de los hoyos negros ofrece, sin embargo, muchos más problemas. Si un hoyo negro no emite luz, ni ninguna otra señal ¿ cómo podemos saber si existe o no ? Desde luego que no podemos ver un hoyo negro. No obstante, sí - podemos detectar su presencia ya que el campo gravitacional alrededor de un hoyo negro debe ser sumamente intenso.

Existe una manera de detectar la presencia de hoyos negros mediante sus efectos gravitacionales:

La gran mayoría de las estrellas no están aisladas, sino - que forman sistemas de dos, tres o más estrellas que interactúan gravitacionalmente entre sí. A un sistema de dos estrellas unidas gravitacionalmente se le llama sistema doble o binario. En estos sistemas las dos estrellas giran alrededor del centro de masa - de ambas. Si las estrellas están suficientemente separadas entre sí, se pueden ver a simple vista o con el telescopio; pero hay - algunos sistemas en los que no se distingue una estrella de la - otra, ni aún con los telescopios más potentes. En estos casos - vemos una sola estrella, aunque tenemos varias maneras de saber si se trata de una sistema binario: en algunos casos las estrellas se eclipsarán mutuamente al pasar una frente a la otra, lo que se manifiesta como una variación en el brillo observado. - Además, al descomponer la luz de una estrella en sus colores, - esto es, al obtener su "espectro", encontramos que en muchos -- casos aparecen 2 espectros sobrepuestos que corresponden a las dos estrellas y podemos saber de la presencia de dos estrellas - debido al desplazamiento de las líneas del espectro, producido-

por efecto Doppler.

Se sabe también que si las dos estrellas están muy próximas entre sí puede pasar materia de una a la otra, debido a la atracción gravitacional. A este fenómeno de chupar materia se llama -- acreción de materia.

¿ Qué sucedería entonces si en uno de estos sistemas binarios una de las componentes fuese un hoyo negro y la otra una estrella normal ? En primer lugar, veríamos una sola estrella y un solo espectro (el de la estrella), pero con las líneas desplazándose. No podríamos observar ningún eclipse, puesto que el hoyo negro es muy pequeño (de unos cuantos kilómetros) y su paso frente a la estrella sería indetectable. Pero hay un punto clave: se ha encontrado teóricamente que si en un sistema binario existe un hoyo negro o una estrella de neutrones chupándose el material de la otra estrella, el fenómeno de acreción sería tan intenso -- que, se emitiría una gran cantidad de rayos X. Entonces, para -- distinguir entre la presencia de un hoyo negro y una estrella de neutrones todo lo que necesitamos es conocer la masa del objeto (como ya dijimos, si la masa es mayor de dos veces y media la del Sol tiene que ser un hoyo negro).

Mediante las observaciones realizadas desde satélites artificiales se han logrado detectar unas 100 fuentes de rayos X en nuestra galaxia. Algunas de estas fuentes son regiones extendidas (como nebulosas) y otras vienen de regiones muy compactas (estrellas o sistemas de estrellas). Entre este último tipo de fuentes de rayo X, algunas se han identificado como sistemas binarios y, más -- aún, como estrellas que deben ser dobles, a pesar de que se obser-

va un solo espectro. Uno de los ejemplos más interesantes, por ser el más estudiado hasta ahora, es el de la fuente de rayos X llamada Cyg X-1, ubicado en la constelación del Cisne. Esta fuente se ha identificado con una estrella doble, en la que el compañero no se ve. Sobre el espectro de la estrella aparecen ciertas líneas que no pertenecen al espectro estelar, y de las cuales -- se puede deducir que hay material que sale de la estrella y va hacia el objeto invisible. Resta así el punto fundamental: ¿Cuál es la masa de ese objeto invisible? Desgraciadamente, esto es -- lo más difícil de determinar, ya que se puede hacer sólo de manera indirecta. No obstante, los cálculos realizados parecen indicar que la masa de este objeto i es más de 10 veces la del Sol.

Para muchos astrónomos y físicos esta evidencia es contundente y están convencidos de que en la constelación del Cisne se ha descubierto por primera vez un hoyo negro. Sin embargo, para otros la evidencia es convincente, más no contundente.

#### CONCLUSIONES Y ELUCUBRACIONES.

Cabe señalar que los estudios teóricos de los "hoyos negros" comenzaron desde hace muchos años siendo sus iniciadores Oppenheimer y Snyder en 1939. Sin embargo, dichos estudios no eran tomados muy en serio por la mayoría de los físicos pues parecían estar completamente desligados de la realidad y se asemejaban -- más a la ciencia-ficción. Pero, con los últimos descubrimientos, el estudio teórico de los "hoyos negros" ha cobrado nueva vida.

En 1939 Oppenheimer y Snyder obtuvieron un resultado asombroso: si un observador está montado sobre la superficie de una

esfera que se contrae debido a su propia fuerza de gravedad, -- verá como ésta se contrae más y más, cruza el radio de Schwarzschild y se sigue contrayendo hasta que toda la masa de la esfera se concentra en un punto; todo este proceso dura un cierto tiempo finito, perfectamente determinado. Sin embargo, un observador que ve el mismo proceso de contracción desde un lugar lejano observará algo muy distinto. Desde su punto de vista la esfera se contraerá, pero llegará a su radio de Schwarzschild después de un tiempo... ¡infinito!. Es decir, según él, el radio de la esfera se acerca poco a poco al radio de Schwarzschild, de modo que estará "a punto" de cruzar ese radio, pero este observador lejano tendría que esperar una eternidad para ver a la esfera desaparecer dentro del radio de Schwarzschild. En pocas palabras, el proceso tarda un tiempo finito para el observador que está sobre la superficie de la esfera, mientras que el mismo proceso, visto por un observador lejano, tarda un tiempo infinito: ¡que mejor ejemplo de la relatividad del tiempo !

Si los estudios de Oppenheimer y Snyder son válidos para la descripción del colapso gravitacional de una estrella, resulta que las estrellas colapsadas que detectaríamos en el Universo no sería exactamente hoyos negros, sino que estarían "a punto" de serlo. Esto no está aún del todo claro hoy en día, porque las estrellas reales tienen otras características, tales como presión, rotación, campo magnético y otras, que podrían influir en el proceso del colapso: razón por la cual este problema todavía sigue estudiándose.

Sigamos especulando acerca de lo que le sucede a la esfera

en contracción. Como ya dijimos, la estrella, al colapsarse, cruzará el radio de Schwarzschild y se contraerá hasta que quede convertida en un punto material. ¿ Que pasaría cuando toda la masa se concentre en un solo punto ? Esto tampoco se ha podido aclarar, - aunque se podría esperar que la materia, después de contraerse lo más posible, explotará y comenzará a expandirse. En tal caso la - teoría predice que los rayos de la luz emitidos por esa masa en ex - pansión sí podrían escaparse hacia el exterior, pero, en cambio, - ningún rayo de luz (u otro objeto) podría entrar dentro del radio de Schwarzschild. En pocas palabras, se tendría un "hoyo negro al revés": ¡ un "hoyo blanco" ! ¿ Es esto realidad o una curiosidad matemática ? Algunos astrónomos han propuesto que los famosos y misteriosos "cuasares" son en realidad "hoyos blancos". Tenemos - que reconocer, sin embargo, que todo esto es por ahora puramente especulativo.

Regresando a nuestro observador montado sobre la esfera, él verá que ésta se contrae y luego se expande y, subido sobre esa - esfera en expansión, logrará cruzar el radio de Schwarzschild y - escaparse al espacio exterior. Todo este proceso tardaría para él un tiempo finito, pero para sus compañeros que se quedaron afuera habr<sup>á</sup> pasado un tiempo infinito: ellos ya no existirán, ni el Uni- verso en que vivían. Entonces, ¿ a dónde emergió nuestro observa- dor ? ¿ en un nuevo Universo ?

Finalmente hay que hacer notar que aparte de estrellas colap- sadas, bién podrían existir "hoyos negros" en el Universo. Serían pedazos de Universo que no lograron expandirse suficientemente des

¿Dónde nació el Universo. Algunos astrónomos piensan que podría existir un gigantesco "hoyo negro" en el centro de nuestra galaxia. Además, la existencia de "hoyos negros" gigantes en el espacio intergaláctico no está excluida.

Repetimos: todo esto último es por ahora sólo especulación. Pero toda teoría científica empieza con especulaciones: algunas se comprueban, otras se modifican y otras simplemente se desechan. ¿Cuál será la suerte de las especulaciones relativas a los "hoyos negros" ? El tiempo lo dirá.

# A P E N D I C E



## ESPECTRO LUMINOSO

Como ejemplos del mencionado análisis espectral luminoso podemos mencionar el del sodio ( Na ) que presenta una sola raya en el espectro y el del Hidrógeno que presenta 5 series de líneas espectrales, a saber:

|                       |         |                       |
|-----------------------|---------|-----------------------|
| Serie Lyman (1906)    | $m = 1$ | $n = 2,3,4,5,6 \dots$ |
| Serie Balmer (1885)   | $m = 2$ | $n = 3,4,5,6 \dots$   |
| Serie Paschen (1908)  | $m = 3$ | $n = 4,5,6,7 \dots$   |
| Serie Brackett (1922) | $m = 4$ | $n = 5,6,7,8 \dots$   |
| Serie Pfund (1924)    | $m = 5$ | $n = 6,7,8,9 \dots$   |

Según los valores de  $m$  y  $n$  se distinguen las series que llevan los nombres de sus descubridores.

La serie de Lyman corresponde a las líneas espectrales, -- cuando las transiciones son a partir de los niveles  $n = 2,3,4$  etc. con el nivel más bajo  $m = 1$

La serie de Balmer corresponde a las líneas espectrales, -- cuando las transiciones se efectúan a partir de los niveles ----  $n = 3,4,5$  etc., hacia el nivel más bajo  $m = 2$

Lo mismo rige en forma análoga para las otras series.

La luz de las distintas series corresponde a las siguientes gamas:

| Serie   | Primera Línea Espectral | Ultima Línea Espectral. |
|---------|-------------------------|-------------------------|
| Lyman   | Ultravioleta            | Ultravioleta.           |
| Balmer  | Rojo                    | Ultravioleta.           |
| Paschen | Infrarojo               | Infrarojo               |

Brackett

Infrarojo

Infrarojo

Pfund

Infrarojo

Infrarojo.

Cada línea en el espectro corresponde a una longitud de onda

(  $\lambda$  ) determinada.

La longitud de onda se expresa de la siguiente forma:

$$\lambda = \frac{c}{\nu}$$

En donde : C = Velocidad de la luz (  $3 \times 10^8 \frac{m}{seg}$  )

$\nu$  = Frecuencia ( Hertz ).

## **El Radio-Telescopio Direccional mas Grande del Mundo**

**El Radio-Telescopio completamente direccional mas grande del Mundo se encuentra situado en el Radio Observatorio de Effelsberg en las montañas Eifel, Alemania Occidental.**

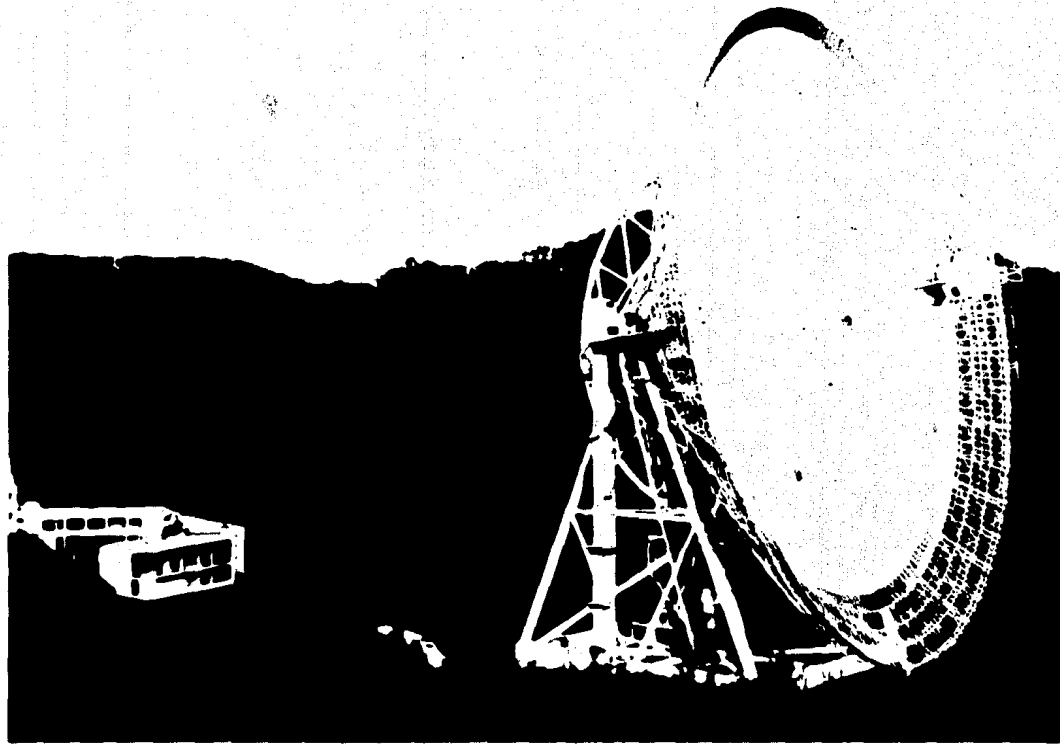
**El plato Reflector de este instrumento mide 100 m. de diámetro con una distancia focal de 30 m. Trabaja en longitudes de onda menores de 1cm. La Base gira sobre rieles circulares de 64 m. de diámetro, el movimiento de rotación y elevación es controlado por medio de una computadora desde el edificio del Observatorio.**

**Las deformaciones mecánicas del plato reflector mayores de 1mm. deben evitarse o medirse y ser corregidas. Las causas principales de error por deformación mecánica se deben a la fuerza de atracción gravitatoria y las variaciones de temperatura, ya que la radiointerferencia terrestre y el viento son disminuidos considerablemente por las montañas que le rodean.**

**La fuerza de gravedad provoca deformaciones en la antena de 2 a 3 cm. cuando esta es operada en elevación.**

**Esta deformación puede ser de dos tipos:**

- a) Deformación de primer orden.- La antena permanece parabólica pero el foco cambia. Esto puede ser corregido mecánicamente**
- b) Efecto de segundo orden.- Se producen desviaciones de la forma parabólica, pero gracias al diseño estructural "homólogo" de la antena, los efectos residuales (después de la corrección focal) son reducidos a la tolerancia permisible de 1 mm. en la antena de 100 m. de diámetro.**



Radio-Telescopio de Effelsberg. Situado en las montañas Eifel en Alemania Occidental. Con un reflector de 100 m. de Diámetro lo hace el mas grande del Mundo

Los efectos por variación en la temperatura implican el empleo de sistemas mas sofisticados para la detección de la temperatura en los diferentes puntos del reflector y estructura. Estos sistemas de detección transmiten sus señales al centro de control en el observatorio, a fin de detectar las deformaciones producidas y calcular las correcciones que anulen las desviaciones.

## REFERENCIAS

- \* W.M. Christiansen  
Radiotelescopes  
Cambridge 1969
- \* J.S. Hey  
The Radio Universe
- \* Lovell Bernard  
Conocimiento Actual del Universo  
Editorial Labor 1975
- \* Glem  
Vademecum de Electricidad y Electrónica
- \* H.E. White  
Física Moderna Universitaria  
U.T.E.H.A. 1962
- \* Levi Marrero  
La Tierra y sus Recursos  
Publicacion Cultural, 1965
- \* Mehl Blum D.W.  
Física Nuclear  
1963
- \* Mehl Blum D.W.  
Apuntes sobre antenas  
Curso U.N.A.M.
- \* M.L.Meeks  
Methods of Experimental Phisics: Astrophisics  
Academic Press, 1976
- \* Richard Simpson, Ronald C. Houts  
Fundamentals of Analog and Digital Comunications  
Allin & Bacon, 1971
- \* Hewlett Packard  
Microwave Theory and Aplications  
Prentice Hall, 1969
- \* Enciclopedia Ilustrada Cumbre  
Editorial Cumbre, 1964

## SCIENTIFIC AMERICAN

- a) **Black Holes**  
Mayo, 1972
- b) **The Search for Black Holes**  
Diciembre, 1974
- c) **The Search for Extraterrestrial Intelligence**  
Mayo, 1975
- d) **The Quantum Mechanics of Black Holes**  
Enero, 1977
- e) **Pulsating Stars**  
Junio, 1975
- f) **Rotation in High Energy Astrophysics**  
Febrero, 1973
- g) **Interstellar Molecules**  
Marzo, 1973
- h) **The Dynamics of Andromeda Nebula**  
Junio, 1973
- i) **The Highest Energy Cosmic Rays**  
Julio, 1978
- j) **Gaseous Nebulae**  
Diciembre, 1978
- k) **Intercontinental Radioastronomy**  
Febrero, 1972
- l) **X Ray Emitting Double Stars**  
Marzo, 1975
- m) **Electron-Positron**  
Junio, 1975
- n) **Supernovas**  
Jul, 1971 . Jun, 1976, Dic, 1976
- o) **Quasars**  
Mayo, 1971. Nov, 1976
- p) **Pulsares**  
Enero, 1971
- q) **Deuterio en el Universo**  
Mayo, 1974

**Naturaleza**

**a) Los Hoyos Negros  
Vol 5, 1974**

**b) Cosmologia  
Vol 9, 1978**