



ESCUELA TÉCNICA SUPERIOR DE INGENIEROS INDUSTRIALES Y DE TELECOMUNICACIÓN

Titulación :

INGENIERO INDUSTRIAL

Título del proyecto:

RADIOTELESCOPIO

Alumno: Jorge Gayarre Martínez de Lahidalga

Tutores: Pedro Dieguez Elizondo

Silvia Díaz Lucas

Pamplona, 7 de septiembre de 2018

INDICE

INTRODUCCIÓN TEÓRICA

I.	Fundamentos Físicos	2
	1) Propiedades de la radiación electromagnética	2
	2) Comportamiento de la radiación electromagnética	7
	3) Mecanismos de emisión electromagnética	20
II.	Fuentes de Emisión	32
	1) Las galaxias	33
	2) El medio interestelar	38
	3) Las estrellas	43
	4) El sistema solar	53
III.	Radioastronomía y Radiotelescopios	57
	1) Un poco de historia	57
	2) Observación de la radiación electromagnética	60
	3) Observación de las ondas de radio	65
	4) Conceptos técnicos de un radiotelescopio y radiación recibida	72
	5) Observación en radio con una sola antena	81
	6) Orientándose en el Universo: mapas celestes	90

EL RADIOTELESCOPIO DE LA UPNA

IV.	El Radiotelescopio de la Upna	97
	1) Antecedentes	97
	2) Desarrollo	98
	3) Conclusión	121
V.	Motorización	122
	1) Cableado	122
	2) Configuración	124
	3) Programación	130
VI.	Antena	140
	1) Dimensiones	140
	2) Montaje	144
	3) Ubicación	154
	4) Soporte	156

	BIBLIOGRAFÍA	161
--	--------------	-----

I. FUNDAMENTOS FÍSICOS

1.-PROPIEDADES DE LA RADIACIÓN ELECTROMAGNÉTICA

¿Qué es la radiación electromagnética?

La **radiación electromagnética** es el producto de una variación periódica en los campos eléctrico y magnético. Un **campo** es una región del espacio en la que la materia está sometida a algún tipo de fuerza. En el caso de la radiación electromagnética, los campos son producidos por partículas cargadas en movimiento.

Las cargas eléctricas estáticas producen campos eléctricos, mientras que las cargas eléctricas en movimiento producen, además de campos eléctricos, también campos magnéticos. Cambios regularmente repetidos en estas cargas producen en estos campos lo que conocemos como radiación electromagnética.

La radiación electromagnética, al propagar los efectos de estos cambios, transporta energía de un punto a otro dentro del campo. La velocidad de propagación a través del espacio es de 299.792 km/s. Esto es, viajan a la velocidad de la luz. De hecho, la luz es justamente una de estas radiaciones electromagnéticas. Algunos otros ejemplos de radiaciones electromagnéticas son los rayos X, las microondas, la radiación infrarroja, las ondas de radio en AM ó FM, o la radiación ultravioleta.

Al propagarse a través del espacio, la radiación electromagnética se comporta a veces como una **onda** y otras veces se comporta como un haz de **partículas (fotones)**. A este fenómeno se le denomina “dualidad de la radiación”.

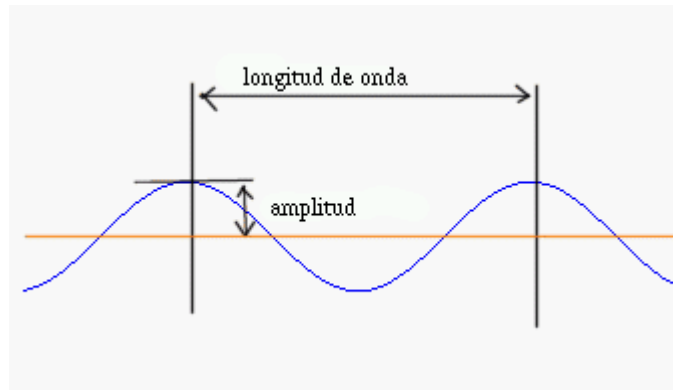
Los distintos tipos de radiación electromagnética dependen directamente de las características de la onda, que son: **frecuencia, longitud de onda y amplitud** o intensidad. Como la frecuencia y la longitud de onda están directamente relacionadas, para describir completamente una onda bastará su amplitud y su frecuencia (o longitud de onda).

Las ondas electromagnéticas transportan energía, y siempre a la misma velocidad. Ésta depende exclusivamente del medio, y en el vacío es 299.792 km/s, lo que se conoce como “velocidad de la luz” (c).

Parámetros de la radiación electromagnética

- **Amplitud (A):** distancia entre el punto de inflexión de la onda y el máximo.
- **Longitud de onda (λ):** es la distancia entre dos máximos consecutivos de la onda. Se mide en unidades de distancia, como el metro o cualquiera de sus submúltiplos. Un ejemplo: el angstrom ($1 \text{ \AA} = 10^{-10} \text{ m}$).
- **Frecuencia (f):** es el número de máximos que pasan por un punto en un tiempo determinado. Sus unidades son los hercios ($1 \text{ Hz} = \text{un ciclo por segundo}$).

Como la velocidad de la luz es constante e igual a c, existe una relación directa entre la frecuencia y la longitud de onda. Sabiendo la velocidad a la que se desplaza la onda, si se conoce la longitud de onda de la onda para saber el número de veces que pasa su máximo por un determinado punto sólo hace falta dividir la velocidad de la onda entre su longitud de onda: $f = c/\lambda$.



Otra característica importante de las ondas es que transportan **energía**. La energía de una onda electromagnética está directamente relacionada con su frecuencia:

$$E = h * f \quad \text{ó bien} \quad E = h * c / \lambda$$

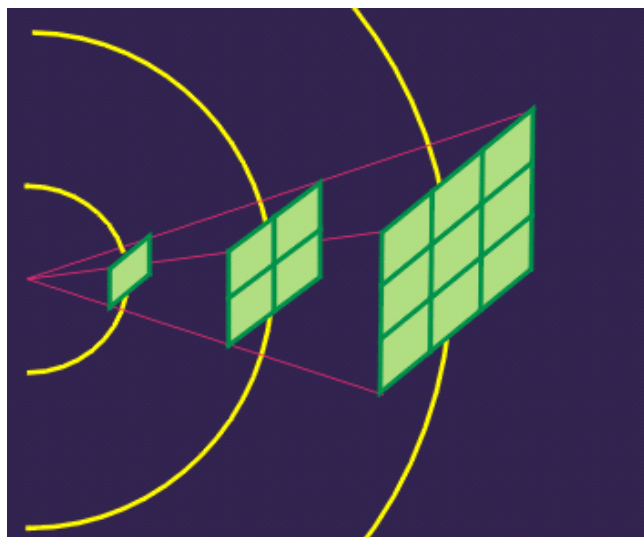
donde h es la constante de Planck ($h = 6,63 \cdot 10^{-34}$ J.s)

Por tanto, las ondas con una frecuencia más alta (= menor longitud de onda) serán más energéticas, mientras que aquellas con frecuencia más corta (= mayor longitud de onda), transportarán menos cantidad de energía.

Ley de propagación del cuadrado de la distancia

Cuando una radiación electromagnética abandona su fuente se expande partiendo de ella siguiendo líneas rectas en todas las direcciones del espacio, que van dibujando en él la superficie de una esfera imaginaria en expansión. El área de esta superficie aumenta proporcionalmente al cuadrado de la distancia recorrida por la radiación (el área de una esfera es $4 \cdot \pi \cdot R^2$, siendo R la distancia recorrida por la radiación que coincide con el radio de la esfera imaginaria en expansión).

La energía radiada que transporta la onda al propagarse se reparte uniformemente por toda la superficie de esa esfera imaginaria que va creciendo conforme aumenta la distancia a la fuente. Es decir, la densidad superficial de energía radiada, y por tanto la cantidad de energía que incide sobre una determinada superficie (lo que conocemos como intensidad de señal) se va debilitando a medida que se aleja de la fuente, siendo inversamente proporcional al cuadrado de la distancia a la fuente de la señal. Este fenómeno se conoce como “**ley del cuadrado de la distancia**”.



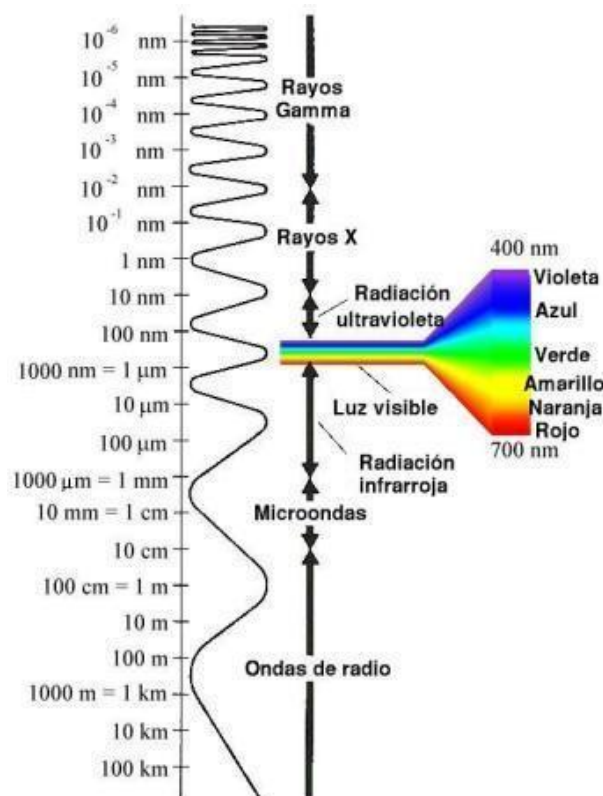
En astronomía las distancias se miden en Unidades Astronómicas (UA). Una UA equivale a la distancia entre la Tierra y el Sol. Saturno está aproximadamente diez veces más lejos del Sol que la Tierra. Es decir, la distancia entre el Sol y Saturno es de aproximadamente 10 UA. Cuando la radiación emitida por el Sol llega a Saturno, su energía se ha expandido por una superficie esférica 100 veces (10^2) mayor que cuando esa misma radiación llega a la Tierra. Por tanto, Saturno recibe sólo una centésima parte (1/100) del flujo de energía (energía por unidad de área) del Sol que recibe la Tierra.

Esta pérdida de señal con el cuadrado de la distancia tiene un efecto muy significativo en la exploración del universo. En el caso de las observaciones en radioastronomía supone que la concentración de radiación electromagnética disminuye muy rápidamente conforme se incrementa la distancia al emisor. Con independencia de la potencia de las señales emitidas, a causa de las grandes distancias a las que se encuentran las fuentes de esas señales y la pequeña área que cubre la Tierra dentro de la inmensa esfera imaginaria cuyo radio es esa distancia, tan sólo una muy pequeñísima porción de la cantidad de energía emitida por la fuente llega finalmente a un detector situado en la Tierra.

El espectro electromagnético

El espectro electromagnético es el conjunto de la radiación electromagnética en todas las longitudes de onda. La luz visible, por ejemplo, nos es más que una radiación electromagnética en un rango de frecuencias en las que el ojo humano (y el de la mayoría de las especies dotadas de visión) es sensible. Cada una de estas frecuencias las percibimos de forma distinta, y a cada una de esas percepciones diferenciadas las denominamos colores.

Sin embargo, la luz visible constituye tan sólo una muy estrecha franja del total de las frecuencias que componen el espectro de radiaciones electromagnéticas. De hecho, el abanico de frecuencias que componen este espectro no tiene un límite superior ni inferior de frecuencia.



En la anterior ilustración se muestra el rango del espectro electromagnético en el que se produce la mayor parte de emisión de las fuentes astronómicas. En orden creciente de frecuencias (y, por tanto, de energía) el espectro está compuesto por las **ondas de radio**, las **microondas**, el **infrarrojo**, la **luz visible**, el **ultravioleta**, los **rayos X** y los **rayos gamma**.

Estos nombres distinguen distintas frecuencias de un mismo fenómeno: la radiación electromagnética. Los límites entre estas distintas regiones del espectro son difusos, y generalmente dependen de las técnicas empleadas para detectar y producir la radiación en esos rangos de frecuencia.

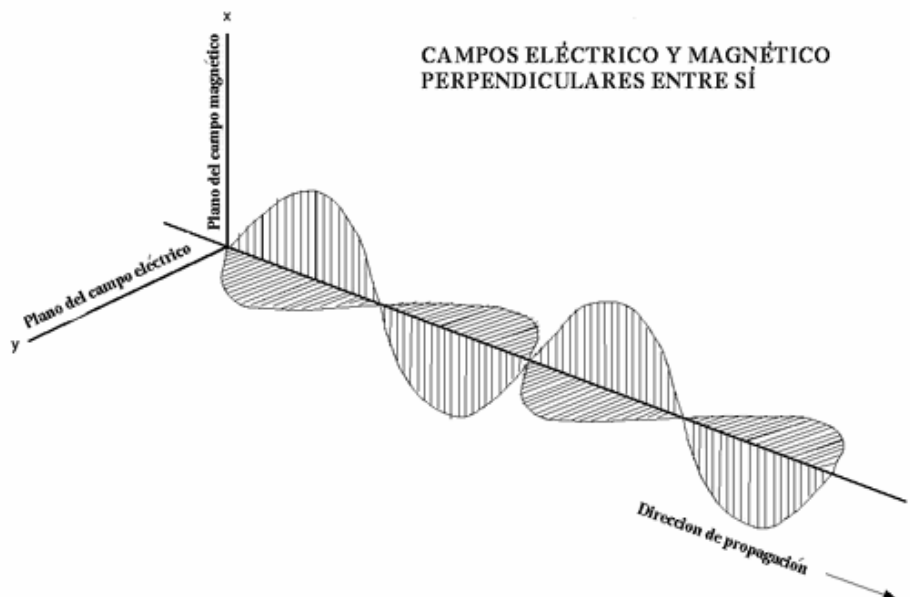
Dentro de la región de las **radiofrecuencias** (entre 5 KHz y 300 GHz), se han definido unas **bandas estándar** determinadas que comprenden cada una un pequeño rango de longitudes de onda. De esta manera se pueden ajustar los aparatos de recepción para detectar selectivamente radiación en estas bandas.

Banda	Longitud de onda	Frecuencia
L	30 – 15 cm	1 – 2 GHz
S	15 – 7,5 cm	2 – 4 GHz
C	7,3 – 3,75 cm	4 – 8 GHz
X	3,75 – 2,4 cm	8 – 12 GHz
K	2,4 – 0,75 cm	12 – 40 GHz

Polarización de las ondas

Como se mencionó al principio de este capítulo, las cargas eléctricas estáticas producen campos eléctricos y las cargas en movimiento producen además campos magnéticos. Cualquier alteración en estos campos se propaga como una misma radiación electromagnética en forma de una onda con dos componentes: una correspondiente al campo eléctrico y otra correspondiente al campo magnético.

Mientras las ondas de radiación electromagnética no encuentren ninguna barrera propagándose a través de un espacio vacío ideal, se desplazarán viajando en línea recta. Las direcciones de las componentes eléctrica y magnética de esta onda forman un ángulo recto con respecto a la dirección de propagación de la onda:

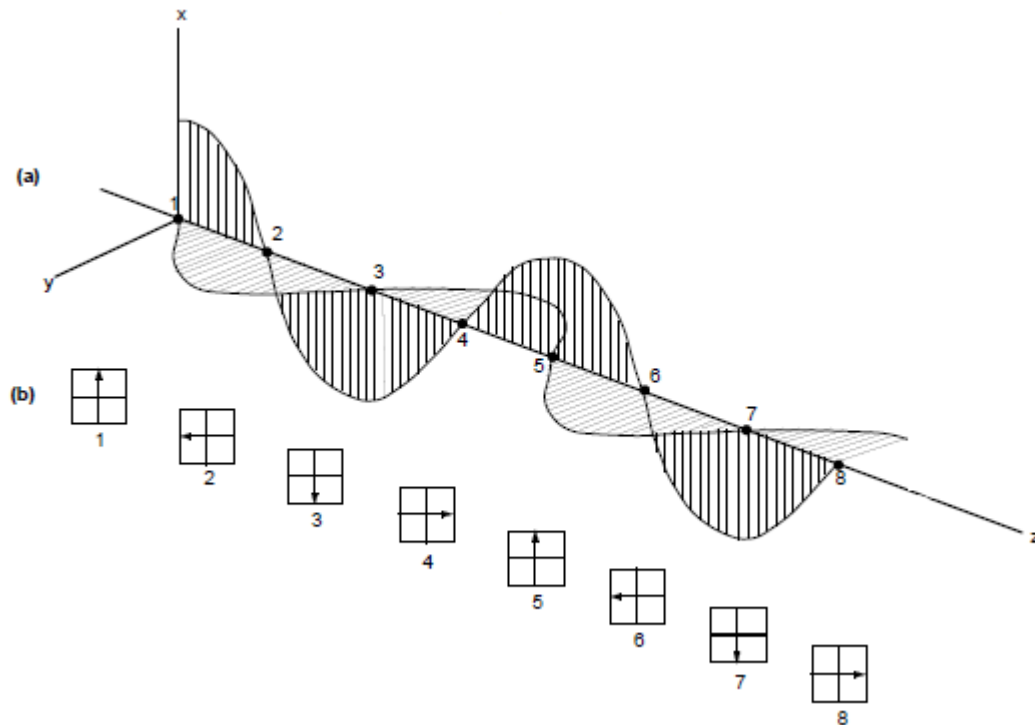


Un **campo vectorial** es aquél que está descrito en todo momento por un vector, que le proporciona una **dirección** y una **magnitud**. Los campos eléctrico y magnético son campos vectoriales, descritos por tanto por los respectivos vectores eléctrico y magnético. Cada uno de estos vectores representa el campo eléctrico/magnético en un determinado instante de tiempo y en un determinado lugar del espacio.

La polarización de las ondas electromagnéticas está definida en función de la dirección en la que varía del vector que representa su componente eléctrica (o la magnética, ya que estas dos componentes siempre forman un ángulo de 90 grados entre sí) a lo largo del tiempo en un determinado punto geométrico. Si este vector varía en magnitud pero mantiene un ángulo mismo constante respecto del horizonte, se dice que la onda está **linealmente polarizada**.

- En radioastronomía, cuando una onda está linealmente polarizada y su vector de campo eléctrico es paralelo a la superficie de la Tierra se dice que se trata de una **polarización horizontal**.
- Cuando por el contrario la polarización se produce en un plano perpendicular al horizonte, se dice que se trata de una **polarización vertical**.

Las ondas también pueden estar **circularmente polarizadas** si el vector eléctrico rota alrededor de la dirección de propagación de la onda. La rotación puede ser **dextrógira**, cuando para un observador que mira la onda en el sentido de propagación ésta rota en el sentido de las agujas del reloj, o **levógira**, cuando el mismo observador ve la onda girando en sentido contrario a las agujas del reloj.

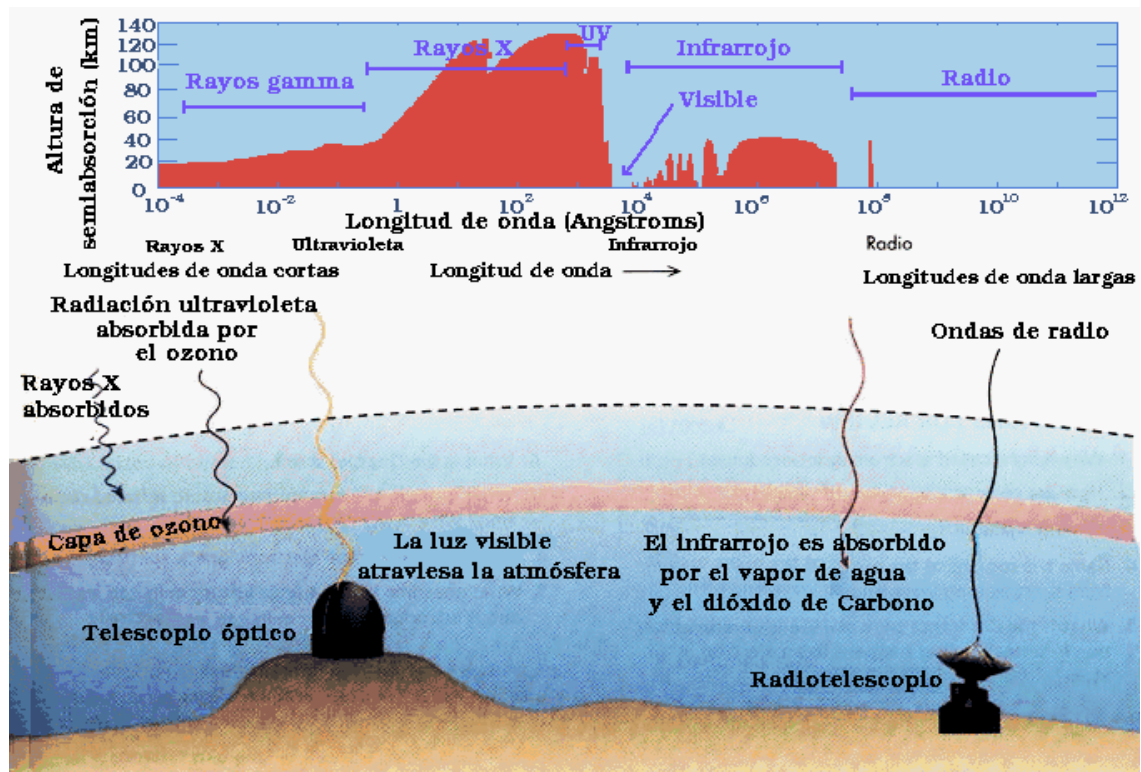


Las ondas de radio procedentes de fuentes extraterrestres pueden estar polarizadas lineal o circularmente, o incluso pueden tener una mezcla de ambas. Las propiedades de polarización de las ondas electromagnéticas proporcionan información complementaria sobre los procesos físicos que tienen lugar en la fuente de dicha radiación.

2.- COMPORTAMIENTO DE LA RADIACIÓN ELECTROMAGNÉTICA

Ventanas atmosféricas

La atmósfera terrestre supone una barrera opaca en la mayor parte del espectro de la radiación electromagnética. Absorbe la práctica totalidad de las longitudes de onda más cortas que el ultravioleta (rayos X, rayos gamma...), de las situadas entre los infrarrojos y las microondas, y de las longitudes de onda más largas en radiofrecuencias.



Las únicas radiaciones electromagnéticas que consiguen atravesar la atmósfera y llegar hasta los instrumentos de observación situados en la superficie terrestre son el rango de la luz visible, con cierta expansión hacia el ultravioleta y el infrarrojo (denominada “**ventana óptica**”), y las longitudes de onda más cortas en radiofrecuencias (denominada “**ventana de radio**”).

La ventana de radio cubre el rango de frecuencias desde alrededor de los 5 MHz hasta alrededor de los 300 GHz (es decir, longitudes de onda de entre aproximadamente los 100 m hasta 1 mm). El límite inferior de frecuencias es debido a la absorción de radiación que se produce en la ionosfera, mientras que el límite superior está determinado por la atenuación de señal a causa de las moléculas de vapor de agua y dióxido de carbono presentes en la atmósfera.

La observación en la ventana óptica de la radiación procedente de fuentes extraterrestres está limitada por las condiciones atmosféricas (como presencia de nubes o contaminación) así como por las interferencias tanto de la luz artificial de noche como, sobre todo, de la luz solar (que imposibilita cualquier observación en horario diurno).

La observación en la ventana de radio, en cambio, no presenta estas limitaciones. Puede llevarse a cabo igualmente tanto en horario nocturno como a plena luz del día. Sin embargo, a frecuencias altas la señal en radio puede ser atenuada por nubes o lluvia.

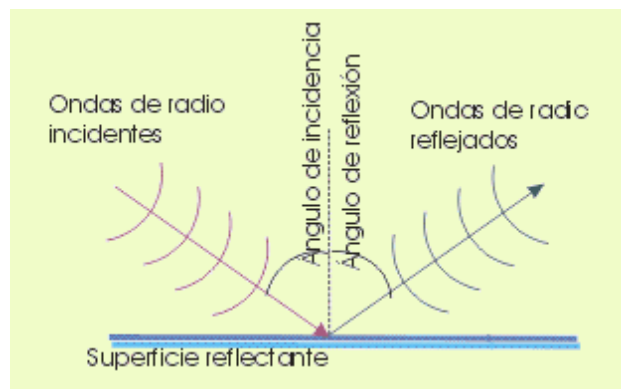
Por esta razón, los radiotelescopios usados para el estudio de longitudes de onda milimétricas y submilimétricas suelen estar ubicados en las cumbres de altas montañas (por encima de las alturas donde se suele producir la formación de nubes, y procurando que la capa de atmósfera que deben atravesar las señales sea lo más fina posible para asegurar la mínima atenuación). Por el contrario, la mayoría de radiotelescopios (que trabajan a longitudes de onda más cortas) suelen construirse en lugares lo más bajos posibles para evitar la interferencia de señales de radio de procedencia humana que se propagan sobre la superficie terrestre.

Interacción de las ondas con la materia

Reflexión

Las ondas de radio se comportan de la misma manera que el resto de las ondas electromagnéticas. Por tanto, en ausencia de obstáculos se propagan a través del espacio en línea recta, y cuando encuentran un obstáculo siguen los mismos principios de la óptica que a todos nos resultan familiares.

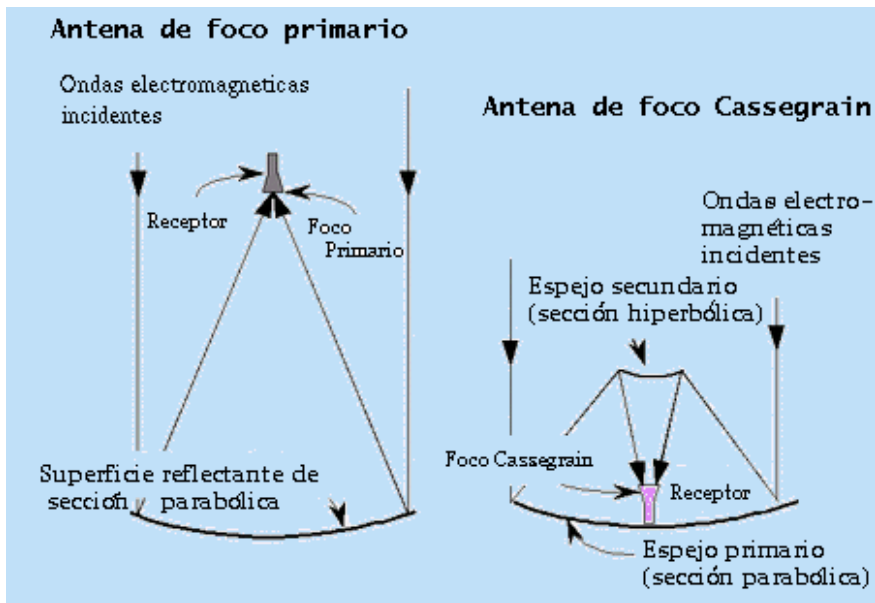
Cuando una onda incide sobre una superficie reflectante, ésta se comporta como un espejo, es decir, la onda es reflejada formando un ángulo de salida con la perpendicular a la superficie (= **ángulo de reflexión**) igual al **ángulo de incidencia**.



Este comportamiento de reflexión se usa en el diseño de las antenas parabólicas de los radiotelescopios. En ellas se utiliza como colector de ondas una superficie reflectora con forma de paraboloide de revolución, que recoge la radiación recibida desde la dirección a la que apunta el eje de la antena y la concentra en un haz estrecho situado en el foco de este paraboloide.

Generalmente se coloca en este foco el instrumental de recepción y tratamiento de señal. Esta configuración se denomina “de **foco primario**”, y proporciona un máximo de apertura (= superficie de antena colectora) que facilita la captación de señales débiles.

Sin embargo si este instrumental es complejo puede suponer un peso considerable, y la estructura de tirantes que lo soportan puede combarse debido a ello afectando a la calibración. Por eso en radiotelescopios más grandes suele sacrificarse una parte de la superficie de captación para colocar en el foco primario una segunda superficie reflectante, en forma de hiperboloide, que redirige el haz de ondas hacia un foco secundario situado sobre la base del paraboloide original y por tanto mucho más cerca del centro de gravedad del conjunto. Esta configuración del instrumental se denomina “**Cassegrain**”.



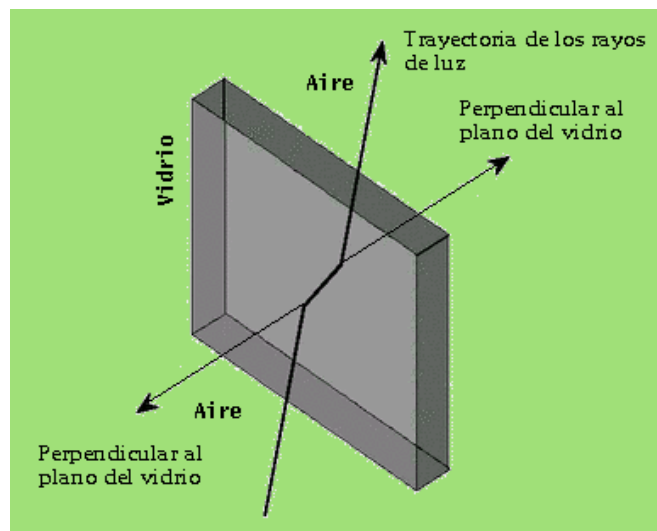
Otra aplicación del principio de reflexión es la técnica de observación conocida como “**radar planetario**”. Con esta técnica se emite un haz de radiación electromagnética dirigida hacia el objeto que se pretende estudiar, donde será reflejado por su superficie de forma que pueda ser recibido de vuelta por una o más estaciones en la Tierra. Analizando y comparando esta señal recibida en términos de tiempo, amplitud, fase y frecuencia, se pueden obtener medidas e imágenes detalladas. Esta técnica es fundamental para el estudio de los asteroides, tanto los situados en el cinturón principal como los que circulan errantes por el Sistema Solar.

Refracción

La refracción es un fenómeno de curvatura de trayectoria que se produce cuando una onda pasa de un medio a otro. La velocidad de la luz en un medio (v) es generalmente diferente a la velocidad de la luz en el vacío (c).

Se puede caracterizar un determinado medio por su **índice de refracción**: $n = c / v$.

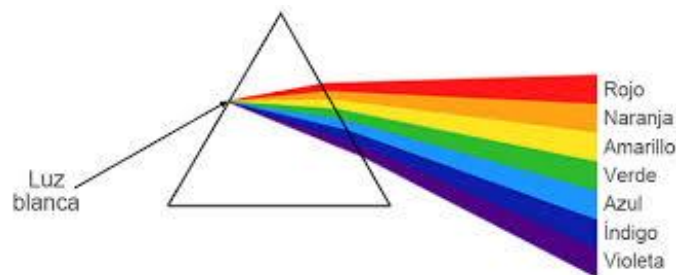
Según la **ley de Snell**, la relación entre el ángulo de incidencia (i) de una onda que se propaga en un medio con índice de refracción n_1 , y el ángulo de refracción (r) en un medio con índice de n_2 es: $n_1 * \text{sen}(i) = n_2 * \text{sen}(r)$.



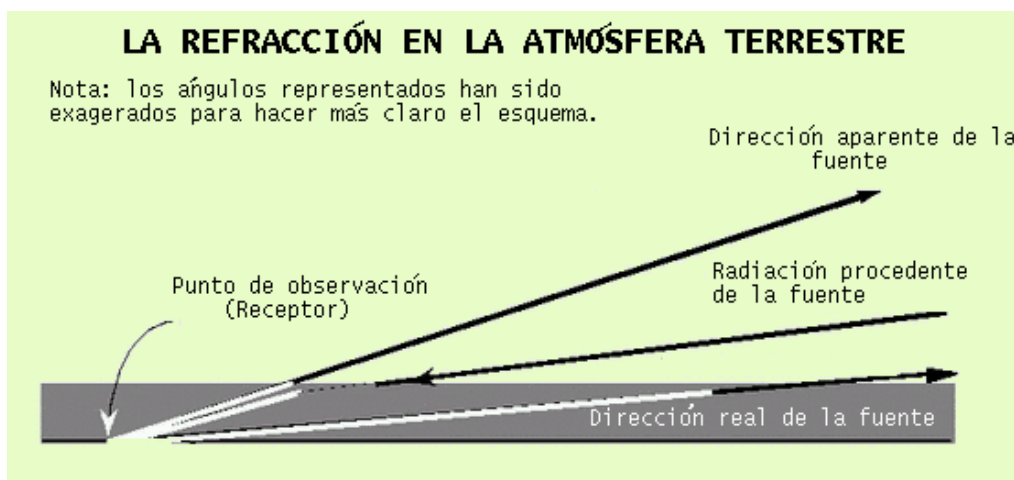
Usualmente las sustancias de mayor densidad presentan mayor índice de refracción. Así, el índice de refracción del vacío es 1,0 (por definición); el del aire es 1,00029; el del agua es 1,3; el del cristal es 1,5; y el del diamante es 2,4.

Éste es un efecto al que estamos acostumbrados en el rango óptico. Por ejemplo, cuando se sumerge una varilla recta o un lápiz en el agua se puede apreciar cómo da la impresión de estar quebrado, puesto que las ondas de luz que atraviesan el agua pasan por un medio con índice de refracción distinto del que presenta el aire.

En general, el índice de refracción de un medio es distinto para longitudes de onda distintas. Así, la luz de distintas longitudes de onda (es decir, de distintos colores) es refractada a diferentes ángulos aun cuando todo el haz de la luz tiene el mismo ángulo de incidencia. Este efecto es el que se observa, por ejemplo, al hacer pasar un haz de luz a través de un prisma, donde el hecho de que cada longitud de onda se refracte con un ángulo ligeramente distinto permite observar la luz descompuesta en sus diferentes longitudes de onda.



De igual manera, las ondas de radiación electromagnética que penetran en la atmósfera procedentes del espacio sufren una ligera desviación debida a la refracción. La **refracción atmosférica**, que así se llama este fenómeno, es más importante cuando la fuente se encuentra próxima al horizonte (por debajo de 15°) y el efecto es el de aumentar la altura aparente de la fuente. Cuando al rotar la Tierra la fuente gana altura en el cielo, los efectos de la refracción disminuyen hasta alcanzar un mínimo cuando el objeto culmina (es decir, alcanza la altura máxima sobre el horizonte). Sólo si en algún momento de esta trayectoria pasase por el cenit (= el punto más alto de la bóveda celeste, el que se encuentra justamente sobre nuestras cabezas) la refracción no afectaría en absoluto a la dirección de propagación de la onda.

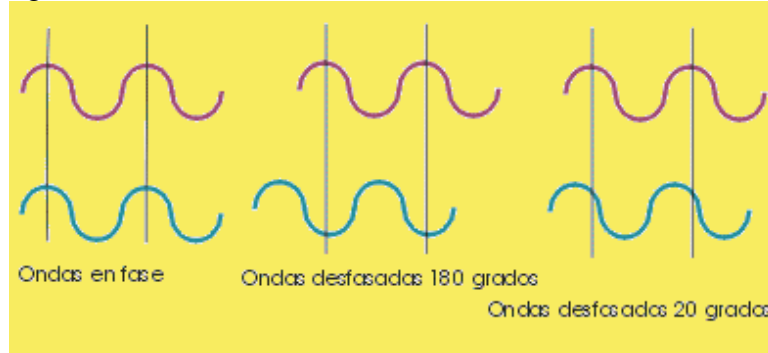


El aumento debido a la refracción de la altura aparente de un objeto hace que éste sea visible cuando en realidad se encuentra por debajo del horizonte. Este efecto hace, por ejemplo, que el día dure cinco minutos más en las latitudes ecuatoriales.

Interferencia

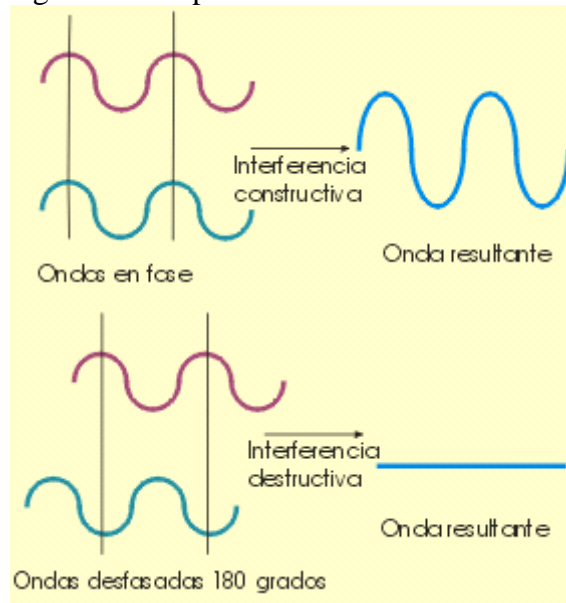
Las ondas siguen el **principio de superposición**, lo que significa que cuando dos ondas se encuentran en el espacio se combinan en ese punto de encuentro siguiendo posteriormente cada una de ellas su camino anterior sin producirse ninguna variación ni en su amplitud ni en su frecuencia ni en su fase.

La **fase** de una onda respecto a otra de la misma frecuencia es el alineamiento relativo de sus máximos y sus mínimos. Se dice que dos ondas están en fase cuando sus máximos y sus mínimos respectivos coinciden exactamente. Se dice que dos ondas están desfasadas 180 grados cuando el máximo de una coincide con el mínimo de la otra.



Si dos ondas coinciden en el espacio, su interacción permanece mientras dura esa coincidencia. Por tanto, si dos ondas superpuestas viajan en la misma dirección su interacción será permanente, produciendo lo que se denomina interferencia. La onda resultante será la suma de las dos ondas iniciales.

- Si las ondas tienen la misma frecuencia y están en fase se dice que su **interferencia** es **constructiva**, dando lugar a una onda resultante de la misma frecuencia cuya amplitud es mayor que las amplitudes de las ondas originales.
- Si las ondas están desfasadas 180 grados su interferencia es **destructiva**, y si sus amplitudes son iguales la amplitud de la onda resultante es cero.



Este último supuesto es una simplificación, ya que supondría que la energía contenida en ambas ondas desaparecería. En realidad no hay ondas infinitamente delgadas, por lo que al superponer dos ondas se dan interferencias constructivas en unas zonas y destructivas en otras.

La combinación de los efectos de la refracción y la interferencia de fase produce fenómenos como el **centelleo** (conocido en el rango óptico como el parpadeo o el “titilar” de las estrellas).

Cuando las ondas de radiación electromagnética atraviesa la atmósfera terrestre pasa a través de diversas capas con diferentes presiones, temperaturas y contenido de vapor de agua. Además, al ser un medio dinámico pueden darse variaciones locales rápidamente cambiantes. Todas estas transiciones entre distintos índices de refracción ocasionan que las ondas tomen caminos variables a través de la atmósfera hasta llegar al observador, siendo unas ondas más “frenadas” que otras. La consecuencia es una aparente variabilidad en la intensidad percibida por el observador.

Una estrella “titilará” más visiblemente cuando está situada en una posición más baja con respecto del horizonte, ya que las ondas de luz procedente de ella deben atravesar una porción más gruesa de la atmósfera al no incidir perpendicularmente a la superficie de la Tierra.

Un planeta, que por su cercanía es más un pequeño disco “emisor” (reflector en este caso) que una fuente puntual, centelleará notablemente menos que una estrella. Esto es debido a que las variaciones que sufren las ondas procedentes de un punto de ese disco se ve compensada por las variaciones que sufren las procedentes de otros puntos, produciéndose un efecto medio que suaviza el fenómeno sobre la imagen percibida.

Del mismo modo que se ha señalado el fenómeno observable en el rango óptico, este fenómeno está también presente en el rango de las radiofrecuencias cuando éstas atraviesan las nubes de polvo y gas interplanetario e interestelar.

Difracción

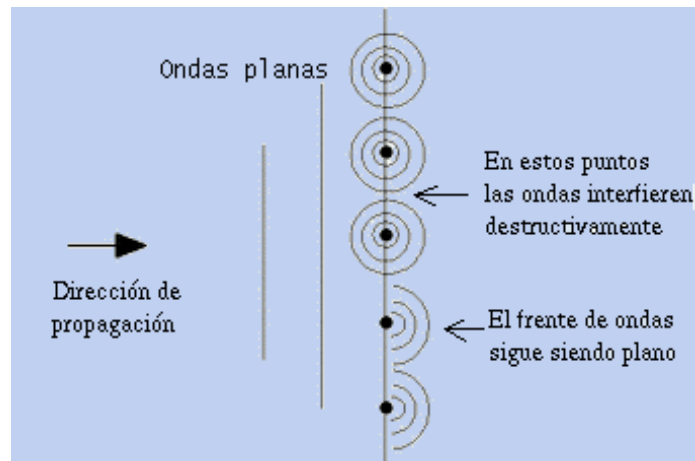
La interferencia tiene un papel muy importante e la difracción de las ondas. Cuando la radiación electromagnética encuentra un obstáculo a su paso, la dirección de propagación de los rayos próximos al borde del obstáculo sufre una desviación.

La desviación es en general lo suficientemente pequeña como para que apenas nos demos cuenta de que ocurre. Sin embargo, es sencillo comprobar sus efectos sin más que colocar dos dedos frente a una fuente de luz a una distancia de unos 10 cm de nuestros ojos, y aproximarlos uno a otro hasta que se encuentren a 1 mm aproximadamente. Con un ligero ajuste de esta distancia se pueden observar franjas claras y oscuras debidas a la interferencia (constructiva y destructiva) de las ondas que sufren difracción al pasar por entre los dedos.

Los efectos de la difracción son más visibles si la luz que produce el fenómeno es monocromática, es decir, si está compuesta por ondas de la misma frecuencia.

La razón por la que ocurre la difracción no es obvia. Christian Huygens propuso una teoría hacia la mitad del siglo XVII que todavía explica bastante bien las observaciones.

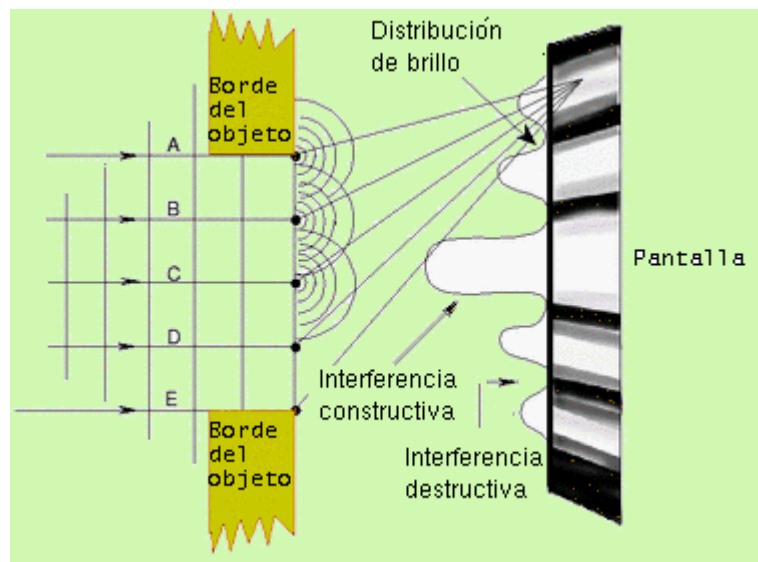
Se puede suponer que la radiación electromagnética se propaga como ondas planas. Huygens supuso que en ese caso es equivalente a tener, en cada punto del frente plano, una fuente de ondas que se propagan en todas direcciones. Las ondas dirigidas hacia los lados se anulan con las emitidas por los puntos vecinos del frente, de forma que la onda sigue siendo plana:



Si este frente de propagación de ondas planas encuentra un obstáculo, los puntos situados junto a su borde van a emitir ondas que no se ven contrarrestadas en los laterales, produciendo así el efecto aparente de desviar la dirección de propagación.

Supóngase que un cierto tipo de radiación electromagnética (por ejemplo, la luz visible) es bloqueada por una superficie (llámese pantalla) poco después de haber pasado por el obstáculo. Entonces, dado un punto de la pantalla la distancia recorrida por las ondas producidas en los bordes del obstáculo (ondas A y E en la figura) será distinta (mayor o menor) que la recorrida por las ondas que lo atraviesan (B, C y D).

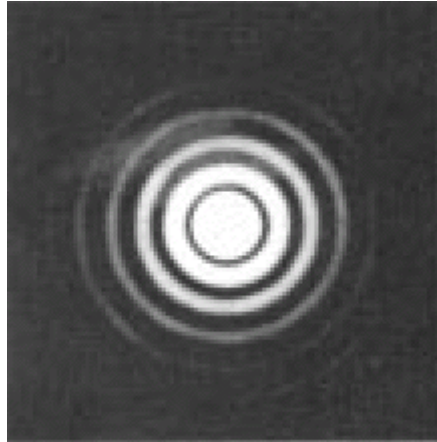
El resultado es que en algunos puntos de la pantalla las ondas que se superponen están desfasadas unas respecto de otras, mientras que a otros puntos llegan en fase. En estos últimos se producirá una interferencia constructiva que dará lugar a una región iluminada. Por el contrario, en los puntos a los que llegue la radiación con diferencias de fase de 180 grados se producirá una interferencia destructiva y quedarán, por tanto, sin iluminar.



Las consecuencias que implica la difracción son importantes, tanto para los telescopios que operan en el rango óptico como para los radiotelescopios, ya que la difracción que se produce en los bordes de la apertura de un telescopio limita su poder de resolución. En radio, el hecho de que las longitudes de onda sean mayores implica que los patrones de refracción (las figuras de bandas brillantes y oscuras alternadas) son de mayor tamaño, empeorando así la resolución de las imágenes. Este efecto puede ser

atenuado si se observa con radiotelescopios de gran tamaño o empleando conjuntos interferométricos.

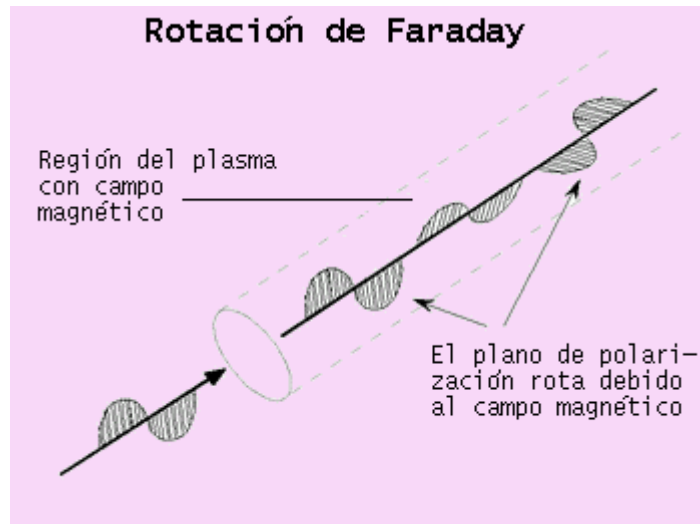
A continuación se presenta un **patrón de difracción** típico de una estrella, obtenido al enfocar los rayos de luz en un punto mediante un telescopio óptico de lente convergente.



Rotación de Faraday

El campo magnético también puede influir sobre las ondas electromagnéticas. Cuando una onda linealmente polarizada (= el campo eléctrico y magnético oscilan en planos fijos) se propaga en presencia de un campo magnético, se produce un cambio en el plano de polarización.

Una onda linealmente polarizada se puede analizar como la suma de dos ondas de la misma frecuencia polarizadas circularmente en sentidos opuestos. Al atravesar una región con un campo magnético, las velocidades de propagación de las dos componentes cambian (una de ellas se adelanta respecto de la otra) produciendo una rotación del plano de polarización de la onda compuesta.



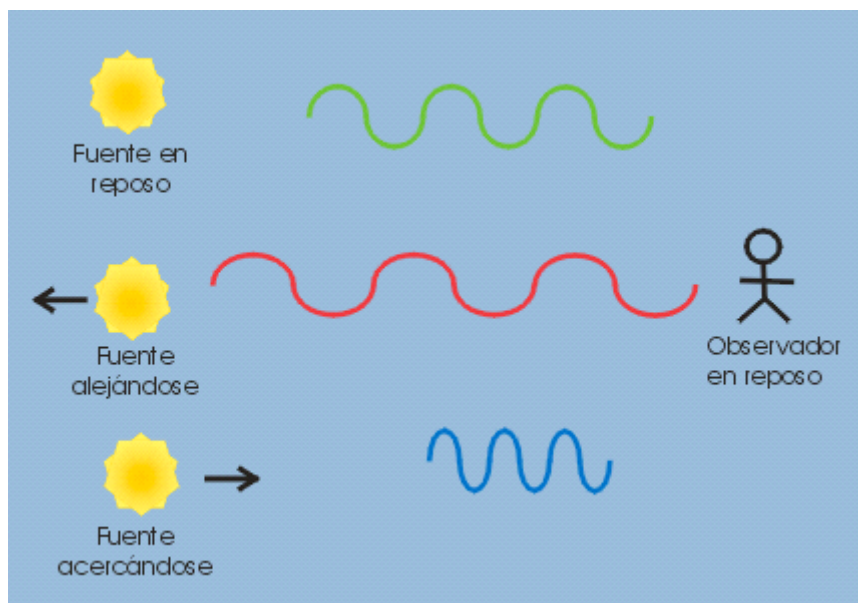
Este efecto se puede utilizar, por ejemplo, para calcular la densidad de un plasma a partir de la diferencia de rotación medida.

Efectos del movimiento y la gravedad

Efecto Doppler

El efecto Doppler consiste en una variación aparente en la longitud de onda (y por tanto, de la frecuencia) de una onda cuando existe un movimiento relativo entre el emisor y el observador.

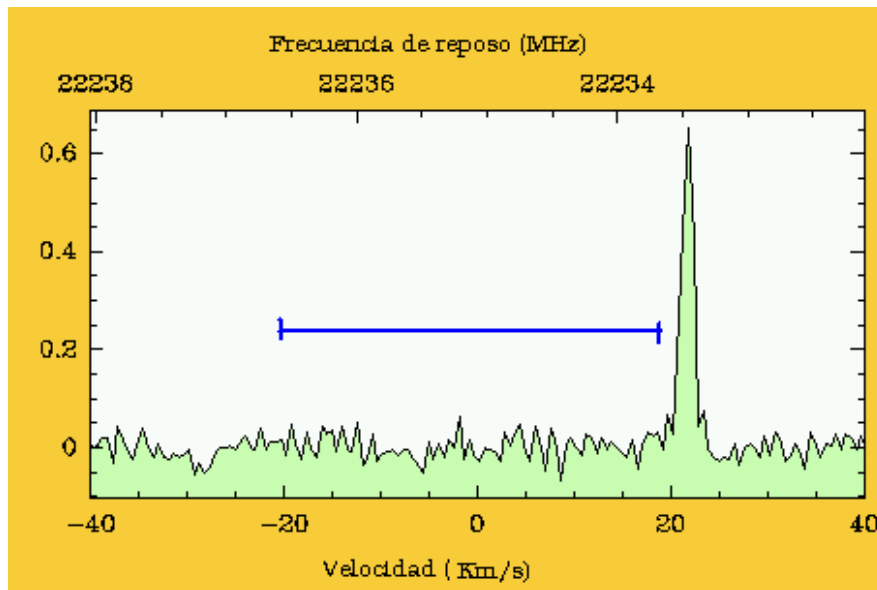
Si una fuente emite una onda a una determinada frecuencia (o longitud de onda) y esa fuente se aleja del observador, la radiación que a éste le llega tendrá una frecuencia menor (= mayor longitud de onda) que la emitida realmente. Por eso se dice en este caso que se produce un **desplazamiento al rojo**. Sin embargo, si el cuerpo emisor se está acercando al observador lo que se aprecia es aumento de la frecuencia (= disminución de la longitud de onda) y por tanto un **desplazamiento al azul**.



Este efecto es el mismo que se produce con las ondas sonoras, y causa que el sonido del motor de un coche que se acerca se oiga más agudo (la longitud de onda se acorta) y cuando se aleja el sonido sea más grave (la longitud de onda se alarga).

El efecto Doppler es muy importante tanto en astronomía óptica como en radioastronomía. Cuando se toma un espectro de un objeto que se está alejando de la Tierra, sus líneas aparecen desplazada hacia longitudes de onda mayores (= frecuencias menores) en una cierta cantidad que depende de la cuál sea la velocidad con la que se aleja. Este efecto es especialmente relevante cuando se quiere hacer detectar una sola línea en el espectro.

En la siguiente figura se muestra un espectro de un máser de agua tomada con la antena de 70 m situada en Robledo de Chavela. La línea está desplazada de su posición de reposo, ya que la fuente se aleja a una velocidad algo mayor de 20 km/s. Esto hace que en lugar de aparecer centrada en la frecuencia adecuada aparezca desplazada aproximadamente 1,5 MHz. Si el espectrómetro tuviera una anchura de menos de 3 MHz (la anchura marcada por la línea azul) no podría verse el máser porque se quedaría fuera del rango de observación. Por eso, en estos casos es importante conocer a priori las velocidades de los objetos cuyos espectros se quieren tomar.



En el Universo la mayoría de los objetos se están alejando unos de otros. Este hecho fue descubierto en los años 20, después de que Hubble confirmase que las galaxias no pertenecían a la Vía Láctea sino que eran objetos lejanos y diferenciados. A partir de entonces comenzaron a realizarse medidas, descubriéndose que cuanto más lejos estaba una galaxia a más velocidad se está alejando. Este hecho confirmaba la teoría de un Universo en expansión, y establece la **constante de Hubble** que relaciona la distancia con la velocidad de expansión de un objeto.

El valor de esta constante marca la diferencia entre tener un Universo que continúe indefinidamente en expansión, uno que atravesase después una fase de contracción, o uno en el que la expansión vaya ralentizándose cada vez más sin llegar nunca a la contracción (lo que parece corresponderse con nuestro Universo).

Debido a la expansión del Universo la mayoría de los objetos que podemos observar, sobre todo aquellos que se encuentran fuera de nuestra galaxia, están alejándose de nosotros. Por ello vemos sus espectros desplazados al rojo. A este efecto se le denomina **desplazamiento al rojo cosmológico**.

En la figura se representa un universo (la línea amarilla) en expansión, y dos galaxias en él entre las que existe una distancia A. Imagínese que las galaxias no tienen ningún desplazamiento propio y que su único movimiento relativo es debido a la expansión del punto en el que se encuentran fijas. Se observa cómo al expandirse el universo la distancia entre ellas pasará a ser B, mayor que A. La impresión que tendrá un observador situado en una de estas galaxias es que la otra se está alejando de ella.



Espectro de los cuásares está considerablemente desplazado al rojo. Junto con otras características, como su gran energía, este pronunciado desplazamiento al rojo sugiere que los cuásares son los objetos más distantes y más antiguos que se han observado. Los cuásares más lejanos se alejan a una velocidad del 90% de la velocidad de la luz.

Desplazamiento al rojo gravitatorio

El **desplazamiento al rojo** gravitatorio tiene lugar cuando la radiación escapa de una atracción gravitatoria. La razón por la que ocurre es la misma por la cual los proyectiles disminuyen su velocidad cuando se elevan: necesitan transformar su energía cinética en energía potencial para ganar altura dentro del campo gravitatorio terrestre.

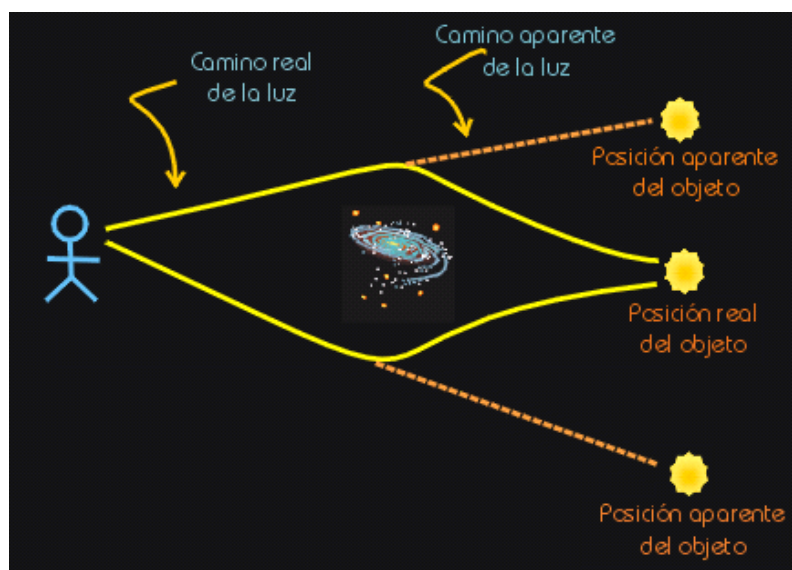
Los fotones de una radiación electromagnética no pueden disminuir su velocidad ya que ésta siempre debe ser igual a la velocidad de la luz (c), así que para liberar energía y poder aumentar su energía potencial lo que hacen es disminuir su frecuencia, lo que supone un alargamiento de su longitud de onda.

Ocurre un proceso similar cuando un fotón cae a un pozo gravitatorio: para aumentar su energía cinética aumenta su frecuencia disminuyendo su longitud de onda, produciéndose un **desplazamiento al azul**.

Lentes gravitatorias

La teoría general de la relatividad de Einstein predice que el espacio se distorsiona alrededor de los objetos masivos. En 1979, los astrónomos observaron dos cuásares notablemente similares muy cercanos entre sí. Tenían la misma magnitud, espectro y desplazamiento al rojo. Resultaba asombroso que dos imágenes tan similares representaran objetos distintos. Finalmente se encontró la presencia de una galaxia en el camino entre los dos cuásares y la Tierra, pero mucho más cerca de esta.

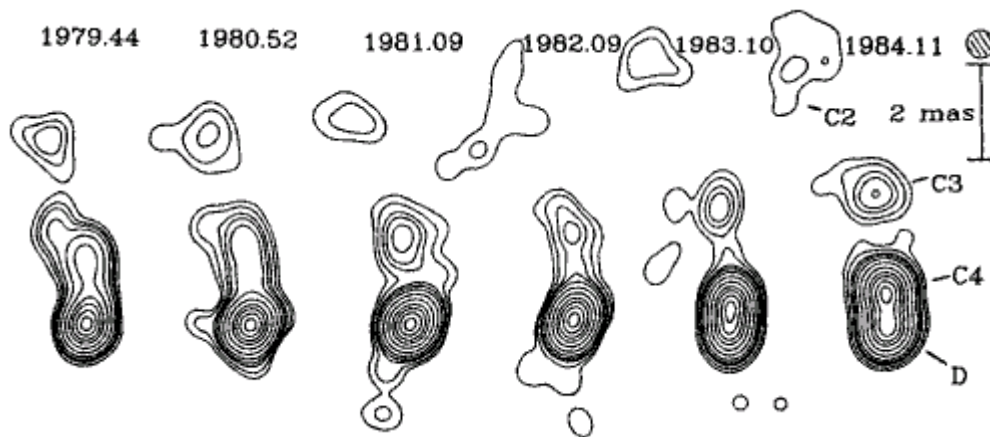
La galaxia curva el espacio de manera que la luz procedente del cuásar tiene dos posibles caminos para llegar a la Tierra. Por tanto, se recibe la imagen doble del cuásar como si estuviera mucho más cerca de lo que realmente se encuentra. La galaxia está actuando de la misma manera que lo hacen las lentes ópticas, ampliando y acercando la imagen de un objeto, con la peculiaridad de que las lentes gravitatorias pueden producir más de una imagen del mismo objeto.



Gracias a las lentes gravitatorias se pueden estudiar objetos tan lejanos y tenues que no podrían ser observados de otra manera. Estos estudios están ayudando a confirmar o rechazar distintas teorías sobre la evolución del Universo, ya que los objetos más lejanos son también los más antiguos.

Velocidades superlumínicas

En los años 70 se descubrió, mediante observaciones de radio de alta resolución, que existía un cuásar, 3C345, con dos “puntos calientes” de emisión de radio en su interior. En observaciones hechas entre 1969 y 1976 estos puntos parecían moverse a una velocidad superior a la de la luz. Este hecho dejó atónitos a los científicos, que pronto encontraron una explicación que demostraba que en realidad no se estaba violando la relatividad de Einstein sino que lo que se estaba observando era un defecto del punto de vista del observador. A continuación se reproducen imágenes del cuásar 3C345 tomadas a lo largo de 5 años, donde se aprecian los tres chorros que se mueven a una velocidad aparentemente superlumínica.



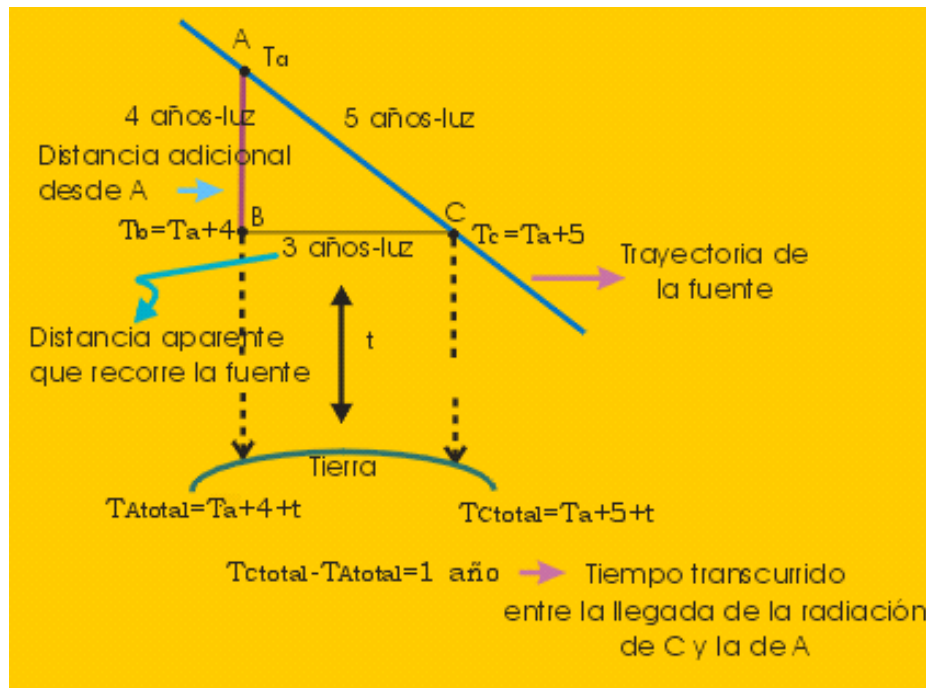
Para explicar este efecto, supóngase un objeto que se mueve formando un ángulo determinado con el observador. En un momento dado, el objeto está en el punto A y emite una cantidad de radiación en un instante a la que se denominará T_a .

Supóngase que el objeto se desplaza de A a C con velocidades relativistas, es decir, muy próximas a la velocidad de la luz. Supóngase que la distancia entre A y C es de 5 años luz, por lo que tardará aproximadamente 5 años en encontrarse en la posición C.

La radiación que emite el objeto desde C habría salido cinco años más tarde que la que salió de A. Sin embargo, al estar el punto C más cerca del observador que A, la luz que se emita desde el objeto en C tardará menos en llegar a él que la emitida en A.

El punto B está situado a la misma distancia del observador que C. Por tanto, la luz emitida desde A tiene que recorrer los 4 años luz adicionales que hay entre A y B.

Si la luz tarda en llegar un tiempo t desde B y C, entonces la radiación que emitida desde A llega al observador en el instante $T_{A\text{total}}=T_a+4+t$. Y la radiación que ha salido desde C llega al observador en un instante $T_{C\text{total}}=T_a+5+t$. Por tanto, la radiación procedente de C será recibida sólo un año después de haber recibido la de A mientras que, aparentemente, en ese año la fuente parecerá haberse movido de B a C (los objetos en el cielo parecen todos situados sobre el mismo plano). Es decir, se habrá movido en apariencia una distancia de 3 años-luz en 1 año. Una velocidad aparente mayor que la de la luz, pero tal como se ha visto se trata sólo de un efecto de la proyección.



Ocultaciones

Cuando un objeto celeste se interpone entre la Tierra y otro objeto celeste, el segundo objeto queda total o parcialmente ocultado por el primero. Algunos ejemplos son:

- La Luna interponiéndose ante una estrella o un planeta.
- Un planeta interponiéndose ante una estrella u otro planeta.

Una ocultación (o eclipse) proporciona una excelente oportunidad para estudiar la atmósfera del planeta eclipsante, “iluminada” por la radiación procedente del objeto eclipsado. Esta radiación sufrirá los efectos de atravesar dicha atmósfera de acuerdo con los fenómenos descritos hasta ahora, de forma que puede ser comparada con la misma radiación recibida sin los efectos de esta ocultación.

Por ejemplo, el grado de refracción aporta información sobre la densidad y espesor de la atmósfera estudiada, así como los estudios espectroscópicos permiten conocer su composición.

3.- MECANISMOS DE EMISIÓN ELECTROMAGNÉTICA

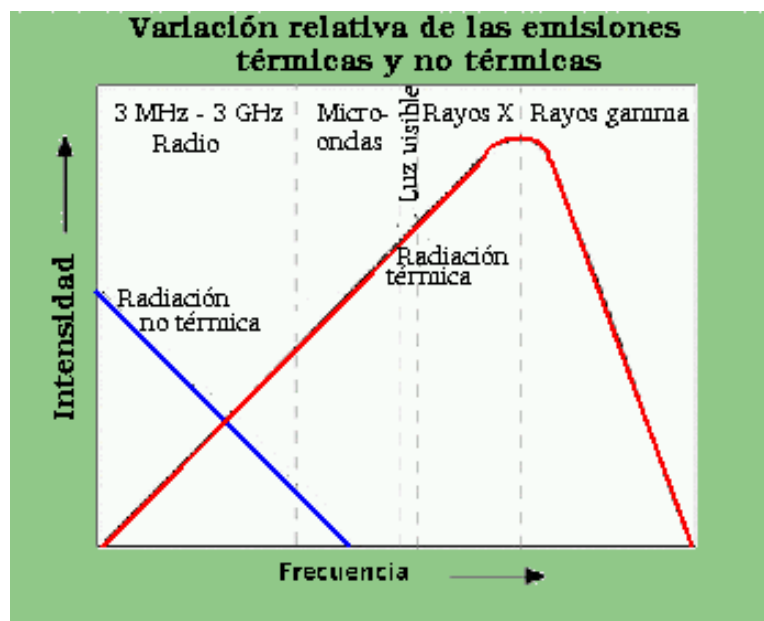
Radiación térmica y no térmica

Los fenómenos que originan la emisión de radiación electromagnética a diferentes frecuencias se dividen en dos grandes grupos:

- La radiación **térmica** se produce por efectos de la temperatura de la fuente:
 - Radiación de cuerpo negro
 - Radiación de frenado
 - Líneas espectrales térmicas
- La radiación **no térmica** es la que tiene lugar por otro tipo de efectos:
 - Radiación sincrotrón
 - Máseres

Gran parte de la radiación que llega a la Tierra procedente de la Vía Láctea o de otras galaxias es en forma de radiación no térmica.

En el caso de la emisión continua, una diferencia muy importante entre ambos tipos de mecanismos de emisión en el rango de ondas de radio es que mientras la intensidad de la radiación térmica aumenta con la frecuencia o se mantiene más o menos constante, la intensidad de la radiación no térmica muestra el comportamiento contrario: normalmente su intensidad disminuye con la frecuencia.



Radiación térmica

Cualquier objeto material que posea energía calorífica (es decir, cuya temperatura esté por encima del cero absoluto), emite radiación electromagnética. Así, algunos objetos astronómicos emiten principalmente en el rango de los infrarrojos, otros en el rango de la luz visible, otros en el rango del ultravioleta, etc.

La propiedad de la materia que determina esta frecuencia principal de la radiación que emite, es su temperatura. Todo cuerpo cuya temperatura esté por encima del cero absoluto, contiene energía calorífica. En un sólido, esta energía se manifiesta en la continua vibración a la que están sometidos sus átomos y moléculas. En un gas, la

energía calorífica hace que las moléculas estén moviéndose de un lado a otro, chocando continuamente unas con otras. La velocidad de este movimiento de las partículas en los gases y su vibración en los sólidos está relacionada con la temperatura de la materia. Cuanto más caliente esté, más rápido se moverán o vibrarán las partículas que la componen.

Cada vez que las cargas eléctricas que contienen estas partículas sufren una aceleración (esto es, cuando cambia bien su velocidad o bien la dirección de su movimiento, lo que ocurre continuamente en un cuerpo “caliente” cuyas partículas están continuamente bien vibrando o bien están chocando unas con otras), se produce una emisión de radiación electromagnética. Esta emisión se produce en todas las frecuencias del espectro electromagnético, sin embargo la cantidad de radiación emitida en cada frecuencia o banda de frecuencias depende de la temperatura del objeto que emite esa radiación.

La intensidad total de esta emisión de radiación térmica y su distribución a lo largo y ancho de las frecuencias del espectro electromagnético es función de la temperatura de la materia emisora y, como ya se ha señalado, cualquier materia cuya temperatura esté por encima del cero absoluto emite radiación electromagnética. Así que, en teoría, es posible detectar estas emisiones de radiación térmica procedente de cualquier objeto del universo y determinar a partir de este análisis su temperatura.

Mecanismos de emisión continua

Se llama emisión continua a aquella que está presente en un amplio rango de frecuencias

Emisión de cuerpo negro

Cuando se coloca una piedra en el interior del fuego de una hoguera y posteriormente se retira al cabo de un tiempo, la piedra caliente emite la energía que ha absorbido en forma de radiación, la cual puede sentirse en forma de calor incluso a una cierta distancia de ella sin llegar a tocarla.

Los físicos llaman a este comportamiento el de un “cuerpo negro” ideal, que absorbe toda la energía que le llega y posteriormente la emite en todo el espectro de frecuencias (aunque no en todas ellas por igual) y a la misma velocidad que absorbió esa energía. Toda la materia presente en el universo conocido se comporta de esta manera.

Un cuerpo negro tiene tres características:

- Todo cuerpo negro a una temperatura superior al cero absoluto, emite una cierta cantidad de energía en todas las longitudes de onda.
- Un cuerpo negro a mayor temperatura emite más energía en todas las longitudes de onda que otro a menor temperatura.
- Cuanto mayor sea la temperatura de un cuerpo negro, más corta es la longitud de onda en la que emite la máxima cantidad de energía.

Un cuerpo negro ideal absorbe toda la energía electromagnética que recibe y, por estar en equilibrio térmico, reemite a su vez toda la energía absorbida. Esta emisión depende exclusivamente de la temperatura del cuerpo, presentando unos patrones característicos.

Este comportamiento de un cuerpo negro viene descrito por la **ley de radiación de Planck**, que expresa matemáticamente las gráficas que se presentan a continuación. Existen otras dos leyes relacionadas con ésta que describen algunas tendencias que se derivan de la ley de Planck.

Un haz de radiación electromagnética puede entenderse como una corriente de pequeños paquetes de energía llamados “fotones”. La ley de Planck establece que la energía transportada por un fotón es directamente proporcional a su frecuencia. El valor exacto de energía se obtiene multiplicando la frecuencia del fotón por la constante de Planck, determinada experimentalmente como $6,625 \times 10^{-27}$ erg.seg.

Cuanto menor es la longitud de onda de una radiación (= mayor es su frecuencia), más energía transporta. Por ejemplo, estando al aire libre en un día soleado, la radiación en infrarrojos que alcanza que la piel produce el efecto de una sensación de calor en su superficie. Sin embargo, es la radiación de más alta frecuencia (y que, por tanto, transporta mayor cantidad de energía) en la banda de los ultravioleta la que consigue penetrar en la superficie de la piel y estimular las capas más profundas estimulando la generación de melanina, provocando el consecuente oscurecimiento de la piel y pudiendo llegar a causar quemaduras si la exposición a esta radiación es prolongada. A más altas frecuencias, los rayos X tienen suficiente energía para atravesar no sólo la piel sino también los tejidos blandos del cuerpo, impresionando una placa fotográfica al otro lado sobre la que dejan la “sombra” de los huesos que no han sido capaces de atravesar

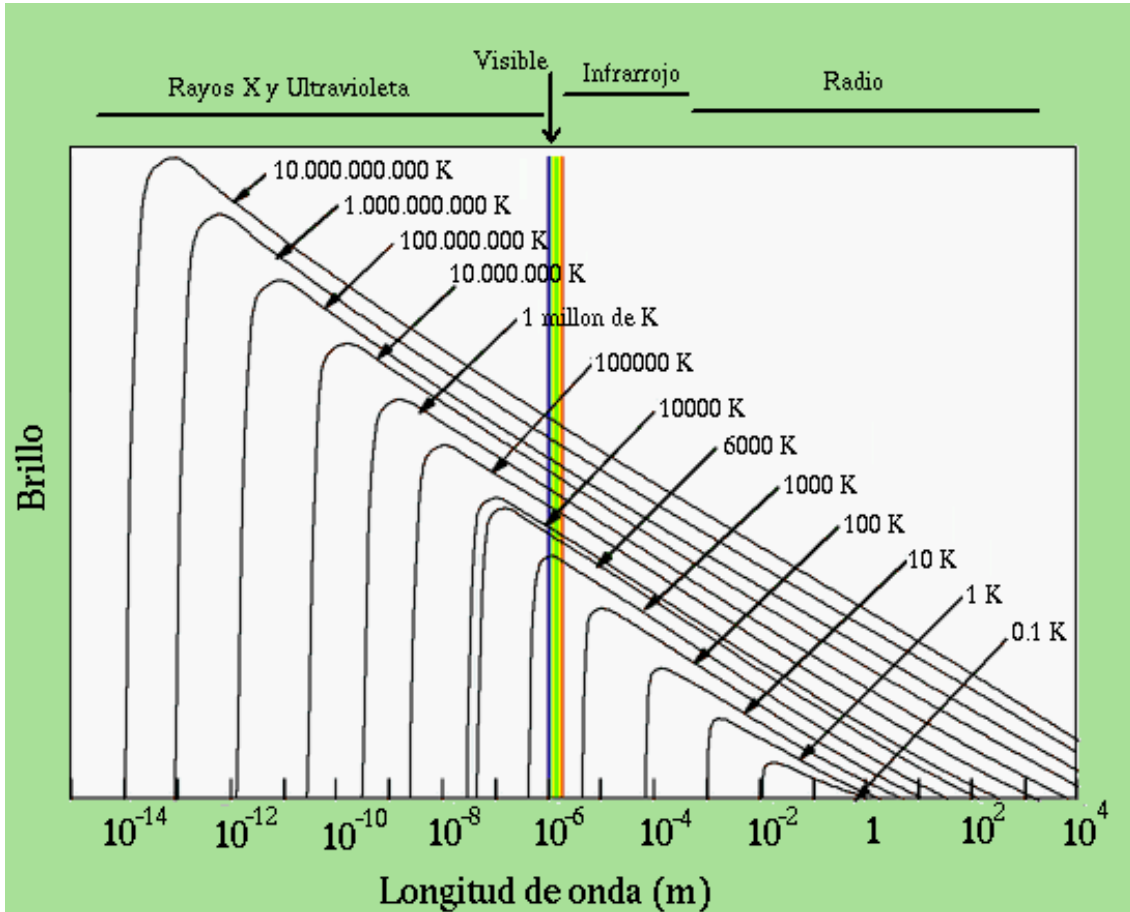
Un cuerpo negro emite radiación en todas las longitudes de onda, pero el pico de máxima emisión de energía se corresponde con longitudes de onda más cortas (= frecuencias más altas) para los emisores a más alta temperatura. Este comportamiento se constata en la **ley del desplazamiento de Wien**, donde se dice que el máximo de emisión se desplaza hacia longitudes de onda menores (= frecuencias mayores) cuando la temperatura del cuerpo negro aumenta.

Para ilustrar este efecto, puede tomarse el ejemplo de una estufa eléctrica que transfiere energía en forma de calor a otros objetos cercanos emitiendo un máximo de radiación en el rango de los infrarrojos. Si se aumenta la temperatura de sus resistencias, el máximo de emisión se traslada al rango de la luz visible en la longitud de onda correspondiente al color rojo (el límite inferior de frecuencia del rango visible). Si el circuito eléctrico permitiese transferir más potencia y la energía de las resistencias aumentase, del color rojo pasarían al amarillo y después al azul.

Si se suman las contribuciones de todos los rangos de frecuencia del espectro electromagnético, se obtiene la energía total emitida por un cuerpo negro en todas las longitudes de onda. La **ley de Stefan-Boltzman** relaciona este total de energía emitido por un cuerpo negro con su temperatura, siendo que la suma total de energía emitida por segundo y por metro cuadrado de superficie emitida por un cuerpo negro a una determinada temperatura es proporcional a la cuarta potencia de su temperatura absoluta. Así, a mayor temperatura de un objeto mayor será la cantidad de energía emitida y por tanto su brillo será también mayor.

Se define la **densidad de flujo** de una radiación como la energía recibida por unidad de área, frecuencia y tiempo. Los astrónomos emplean más frecuentemente el concepto de **brillo** o **intensidad**, que es una descripción matemática más precisa de la energía recibida por unidad de área en una frecuencia determinada, procedente del ángulo sólido subtendido ^{por} la fuente y teniendo en cuenta el ángulo de incidencia. El brillo detectado de una fuente para cada longitud de onda está relacionado con la temperatura del objeto emisor.

La variación del brillo con cada banda de frecuencia se conoce como “espectro de brillo” o “brillo espectral” de una radiación. La “**potencia espectral**” es la energía observada por unidad de tiempo para una determinada banda de frecuencia. Un **gráfico de brillo espectral** muestra la distribución del brillo de una radiación recibida desde una determinada fuente conforme varía su frecuencia/longitud de onda. En el gráfico siguiente se representa esta distribución en las emisiones de un cuerpo negro, colocando el brillo a diferentes temperaturas en el eje vertical y las diferentes longitudes de onda en el eje horizontal.



Una de las principales características que se observa en este gráfico es que las curvas de distribución de brillo a diferentes temperaturas no se cruzan nunca unas con otras. Por tanto, para cada frecuencia o longitud de onda hay una y sólo una temperatura que se corresponda con el brillo medido. Es decir, si se puede medir el brillo de una determinada radiación a una determinada frecuencia, se puede conocer la temperatura del objeto emisor.

También se observa cómo se cumple la ley de Wien, es decir, el pico o máximo de radiación depende únicamente de la temperatura del cuerpo emisor. Por tanto los objetos celestes emitirán fundamentalmente en unas regiones u otras del espectro electromagnético dependiendo de su temperatura. A continuación se muestra una tabla en la que se indica la temperatura necesaria para que un cuerpo emita su pico de máxima intensidad en un determinado rango de frecuencia, así como el tipo de cuerpos que presentan esta temperatura.

Tipo de radiación	Rango de longitudes de onda	Temperatura del objeto emisor	Ejemplos de emisores característicos
Rayos gamma	$< 0,1 \text{ \AA}$	$> 10^8 \text{ K}$	Pocos. Sólo en reacciones nucleares se producen emisiones de rayos gamma.
Rayos X	$0,1 - 200 \text{ \AA}$	$10^6 - 10^8 \text{ K}$	Gas en un cúmulo de galaxias; restos de supernovas; la corona solar.
Ultravioleta	$200-4.000 \text{ \AA}$	$10^5 - 10^6 \text{ K}$	Restos de supernovas o estrellas calientes o muy activas.
Luz visible	$4.000 - 7.000 \text{ \AA}$	$10^3 - 10^5 \text{ K}$	El exterior de las estrellas.
Infrarrojo	$10^4 - 10^7 \text{ \AA}$	$10 - 10^3 \text{ K}$	Nubes de gas molecular y polvo; planetas y satélites.
Radio	$> 10^6 \text{ \AA}$	$< 10 \text{ K}$	Nubes oscuras de gas molecular y polvo.

Como se puede observar en la tabla, los objetos que característicamente tienen su máximo de emisión en el rango de la luz visible son las estrellas. Por eso son las protagonistas del cielo en el campo óptico. Las estrellas con mayor temperatura tendrán máximos de emisión más energéticos (más azules) y estrellas más frías tendrán su máximo en regiones menos energéticas (más rojas) del espectro.

En el caso del Sol, este máximo se encuentra situado en unos 7.000 \AA , lo que proporciona el color amarillo característico de nuestra estrella más cercana. El hecho de que estemos dotados para la visión en el rango visible, nos permite aprovechar el máximo de emisión del Sol que se produce en este rango. Probablemente, si nuestro Sol tuviese su máximo en el infrarrojo nuestros ojos estarían dotados para este tipo de visión.

Emisión continua por gases ionizados

Un gas empieza a ionizarse cuando bien su propia energía calorífica o bien un aporte exterior de energía proporciona suficiente energía cinética a sus partículas en movimiento para que al chochar unas con otras puedan arrancar un electrón de un átomo. Se dice que un gas está ionizado cuando una porción de sus átomos han perdido uno o varios electrones, quedando como iones cargados positivamente y dejando libres esos electrones que han perdido. Estos electrones pueden interactuar de formas diferentes con los átomos ionizados.

Por un lado puede **recombinarse** con ellos, de manera que se unen al ión devolviéndolo a su estado de átomo neutro. Este proceso provoca la emisión de radiación continua, ya que la cantidad de radiación emitida no es fija sino que depende de la energía inicial del electrón que se recombina. Como ésta no tiene un valor determinado, la radiación emitida barrerá un amplio rango del espectro.

Otra forma de interacción es la que produce la **radiación de frenado**. Cuando un electrón se acerca a un átomo ionizado (es decir, cargado eléctricamente) se produce una interacción entre ambos que provoca un cambio en la trayectoria o velocidad del electrón, que tiene como consecuencia una emisión de radiación electromagnética.

Al igual que ocurría en el caso de la recombinación la radiación emitida será continua, ya que estas variaciones de trayectoria o velocidad se producen en un amplio rango de valores dando lugar a emisiones en amplio rango de frecuencias.

La intensidad y frecuencia de esta radiación, en ambos casos, dependerá de la agitación térmica a la que estén sometidos los átomos y electrones del gas, por lo que se trata también de una radiación térmica.

En todo gas hay siempre una proporción de átomos neutros e ionizados. Si la concentración de partículas ionizadas es extremadamente baja la sustancia se seguirá comportando como gas, pero cuando supera un determinado límite se pueden generar concentraciones locales de carga positiva o negativa, afectando el movimiento de otras partículas en regiones distantes y alterando significativamente las propiedades eléctricas de la sustancia, apareciendo nuevas características (como alta conductividad y elevada respuesta a campos magnéticos) cuya magnitud depende del grado de ionización.

A este estado de la materia se le conoce como “**plasma**”. Se llama “densidad de plasma” al número de electrones libres por unidad de volumen.

Siempre que coexistan en un determinado espacio un cierto número de partículas libres con cargas opuestas (lo que ocurre precisamente alrededor de las estrellas, en las nebulosas, en los cúmulos estelares, o incluso en planetas como Júpiter) las interacciones entre ellas pueden producir emisiones continuas en el rango de las radiofrecuencias.

Radiación sincrotrón

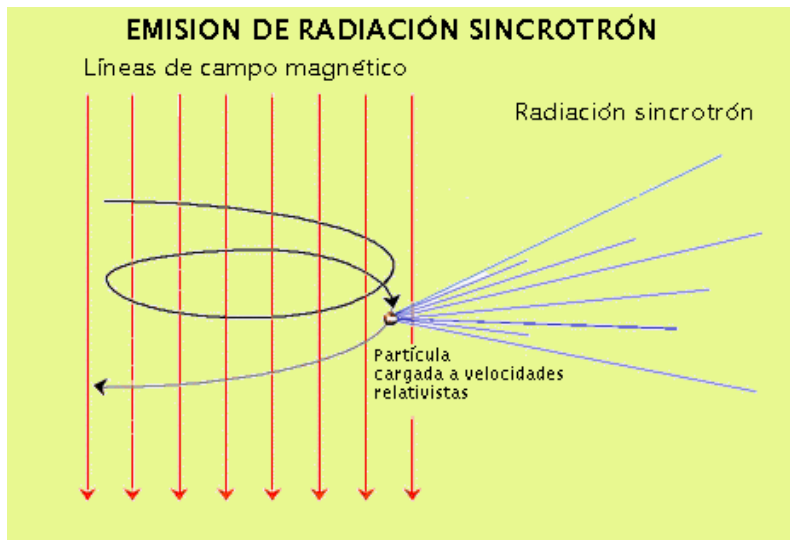
La radiación sincrotrón se debe a que una partícula cargada (como un electrón) al entrar en un campo magnético experimenta una fuerza que le obliga a trazar círculos o espirales alrededor de las líneas de campo. Por tanto, dicha partícula experimenta una aceleración angular que le induce a la emisión de radiación.

En condiciones no relativistas (es decir, cuando las velocidades implicadas están muy por debajo de la velocidad de la luz) esta radiación, denominada **ciclotrón**, no es suficientemente intensa como para ser relevante en los diferentes escenarios astrofísicos. Sin embargo, cuando la velocidad de las partículas cargadas se aproxima a la velocidad de la luz éstas emiten un tipo de particular de emisión ciclotrón mucho más intensa denominada **sincrotrón**.

Una fuente característica de radiación sincrotrón son los cuásares, son sólo en longitudes de ondas de radio sino también en el rango visible y en el de los rayos X.

Estos mecanismos de excitación, a diferencia de los vistos anteriormente, no son térmicos sino que dependen de la interacción de las partículas cargadas con los campos magnéticos. Sin embargo la emisión de radiación también es continua, ya que la cantidad de energía emitida y su frecuencia dependerán del campo magnético y de la velocidad de la partícula, dando por tanto como resultado un rango continuo de valores de frecuencias emitidas.

Como ya se ha indicado al principio de este capítulo, una importante característica de las emisiones no procedentes de mecanismos térmicos es que, a diferencia de estos (donde la intensidad de radiación se incrementa con la frecuencia) la intensidad de estas emisiones es más baja a frecuencias más altas.



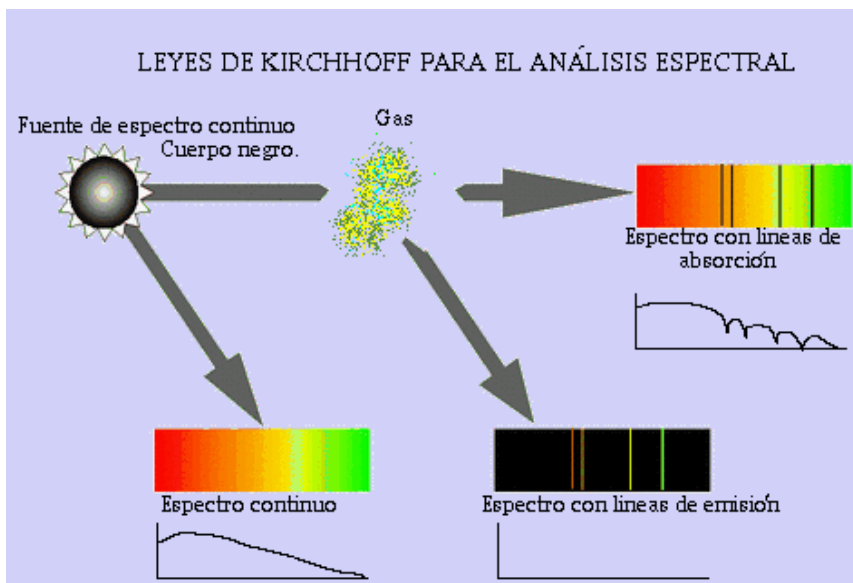
Mecanismos de formación de líneas

Líneas espectrales

Los mecanismos de emisión continua, como el de cuerpo negro, emiten radiación en todas las longitudes de onda. Sin embargo, cuando esta radiación continua pasa a través de una nube de gas algunos de los electrones de los átomos y moléculas del gas pueden absorber parte de la energía que transporta esta radiación continua.

- Las longitudes de onda particulares a las que se produce esta absorción son características de cada átomo y molécula.
- La radiación emergente de la nube de gas presentará un espectro similar a la entrante con la presencia de líneas negras (o ausencia de radiación) en las longitudes de onda donde se ha producido la energía se ha producido la absorción de energía.

Los átomos y moléculas pueden después reemitir esta energía absorbida en las mismas longitudes de onda. Si se pudiera observar esta emisión sin otro fondo de radiación detrás, lo que se verían son líneas brillantes e contraste con un fondo oscuro.



Este fenómeno de absorción y emisión de energía en determinadas frecuencias características se recoge en las **Leyes de Kirchoff de análisis espectral**:

1. Cuando un espectro continuo de emisión es observado a través de una nube fría de gas, aparecen una serie de líneas oscuras sobre el espectro continuo llamadas **líneas de ABSORCIÓN**.
2. Si esa misma nube de gas se observa desde un ángulo respecto a la dirección propagación de la emisión continua, lo que se ve es un patrón de líneas espectrales brillantes (llamadas **líneas de EMISIÓN**) sobre un fondo oscuro.

Líneas de Emisión

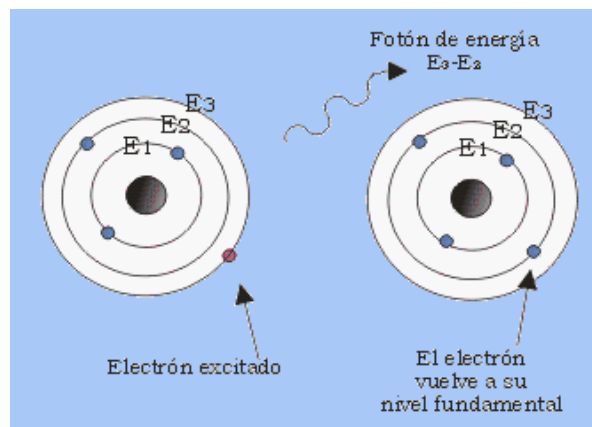
Cuando un átomo o una molécula se excita, pasa del llamado **estado fundamental** (que es el que mantiene el átomo o molécula en su estado de mínima energía) a un **estado excitado** más energético que el anterior. Si entonces el átomo o molécula vuelve a descender a un nivel inferior, emite una cantidad determinada de energía que corresponde a la diferencia energética entre estos dos niveles.

La excitación de átomos y moléculas se puede producir por distintas causas. En el caso de los átomos, la excitación más habitual corresponde al paso de un electrón a un nivel de energía superior.

Para moléculas, la excitación también puede deberse a saltos de electrones, pero existen otras causas de excitación. Las moléculas están formadas por varios átomos unidos que tienen una configuración mínima de energía. Pero la molécula puede rotar en torno a uno de sus ejes, o sus átomos vibrar, pasando así a estados excitados denominados rotacionales o vibracionales. En radioastronomía son especialmente relevantes los estados de excitación rotacionales.

El mecanismo de **emisión por excitación electrónica** se puede analizar utilizando el modelo atómico de Bohr, en el que se representan los distintos niveles energéticos del electrón como órbitas circulares alrededor del núcleo. Aunque no es el modelo más exacto para describir los fenómenos asociados a las transiciones electrónicas, es especialmente útil por su simplicidad para dar una visión intuitiva de estos procesos.

Los electrones de un átomo se encuentran en un número determinado de estados o niveles de energía. Para que el electrón pueda saltar de su estado actual a uno de los estados de mayor energía, el átomo necesita captar una específica cantidad de energía determinada por la diferencia entre los ambos niveles. Cuando el electrón vuelve al nivel inferior, libera esa misma cantidad específica de energía. Los portadores de esos “paquetes de energía” captados o liberados son los **fotones**.



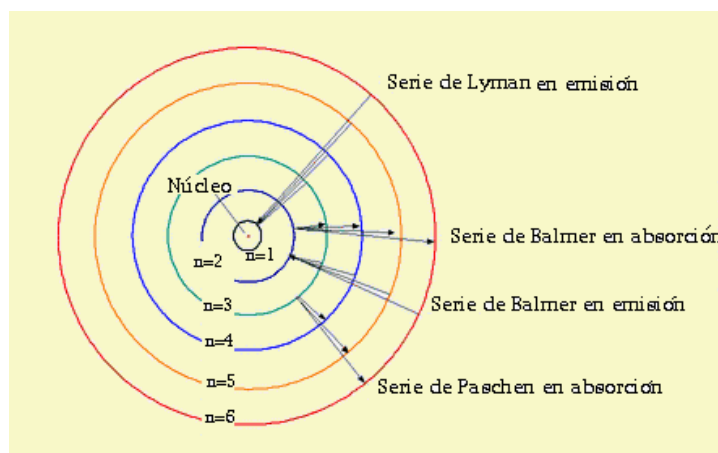
Los distintos niveles energéticos del electrón se corresponden con los distintos valores de “n”, el denominado número cuántico principal. En mecánica cuántica, los estados energéticos de los electrones en los átomos vienen definidos por los llamados “números cuánticos”. Existen cuatro números cuánticos:

- **n:** número cuántico principal.
- **l:** momento angular.
- **m:** número cuántico magnético.
- **s:** número cuántico de spin.

Según los postulados de Bohr, la energía de un electrón es proporcional a $1/n^2$. Si en un átomo de hidrógeno excitado con un electrón en el nivel $n=3$ ese electrón salta al nivel $n=2$, se producirá un fotón cuya energía será proporcional a $(1/3^2) - (1/2^2)$. A las líneas emitidas por este proceso se les denomina **líneas de recombinación**.

Dentro del átomo de hidrógeno las diferentes transiciones, denominadas “**series espectrales**”, están definidas según el nivel final en el que queda el electrón. Algunas de ellas han ido tomando el nombre de sus descubridores.

- serie de Lyman (estado final $n=1$): emisión en ultravioleta.
- serie de Balmer (estado final $n=2$): emisión en ultravioleta cercano y en visible.
- serie de Paschen (estado final $n=3$): emisión en infrarrojo cercano.
- serie de Brackett (estado final $n=4$): emisión en infrarrojo.
- serie de Pfund (estado final $n=5$): emisión en infrarrojo.
- ...
- (sin nombre) (estado final $n=92$): emisión en radio, banda X.



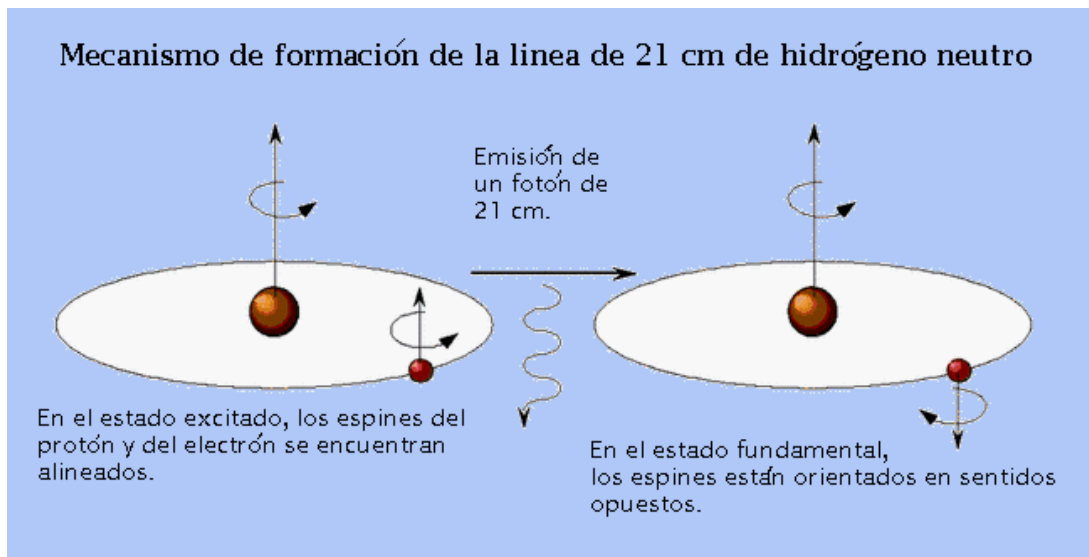
La energía de los fotones emitidos en estas recombinaciones está tan determinada que permite definir el tipo de átomo en el que se está produciendo la emisión electromagnética. Por ejemplo, supóngase un átomo de hidrógeno con su electrón excitado y situado en el nivel $n=3$. Si este electrón se desexcita pasando a un nivel $n=2$, se emite un fotón de energía correspondiente a una longitud de onda de 6.563 \AA . Por tanto, si en el espectro de una estrella (= la representación gráfica del flujo de radiación emitido en cada longitud de onda) se viese una línea 6.563 \AA , automáticamente se sabría que dicha estrella contiene hidrógeno.

Con el hidrógeno esta conclusión no sería demasiado aventurada, ya que es el componente más abundante de nuestro Universo. Pero el método de análisis de líneas espectrales es fundamental para la determinación de la composición de las estrellas, galaxias o material interestelar.

Otro ejemplo de emisión de una línea espectral que puede observarse y que es muy importante en astronomía es la emisión de la **línea de hidrógeno neutro de 21 cm**. Así como la línea de 6.563 \AA está ubicada en el campo óptico, la línea de 21 cm se observa debe ser observada en radio, concretamente en la banda L. El mecanismo de producción de esta línea se explica a continuación de forma simplificada.

En los átomos neutros de hidrógeno (= átomos no ionizados) el nivel más bajo de energía viene dado por la situación en la que los espines del electrón y del protón son antiparalelos, es decir, tienen sentidos opuestos de giro. Si el átomo de hidrógeno neutro adquiere una pequeña cantidad de energía, por ejemplo por colisión, los espines del electrón y del protón pueden alinearse de forma que el átomo quede en un estado excitado. Si el átomo retorna entonces al nivel fundamental de menor energía, lo hace emitiendo un fotón de longitud de onda 21,11 cm (= de frecuencia 1.420,4 MHz).

Como se necesita poca cantidad de energía para que un átomo de hidrógeno se excite para emitir la línea de 21 cm, es posible encontrar esta línea incluso en gases fríos que no sean muy energéticos. Por tanto, esta línea es visible en muchas zonas del cielo, dada la gran abundancia de hidrógeno en el Universo. De hecho esta línea es muy habitual, y ha proporcionado muchísima información acerca del medio interestelar y del tamaño y posición de las nubes de gas frío.



Las líneas de emisión no son solamente producidas por átomos. Como ya se ha visto las moléculas también tienen estados de energía discretos, lo que permite transiciones entre ellos absorbiendo o emitiendo fotones. Las **transiciones moleculares** más típicas son aquellas que involucran cambios en los niveles rotacionales o vibracionales de las moléculas. Al ser muchas las transiciones posibles el espectro de líneas que se produce es muy complejo, apareciendo como una serie de **bandas**.

El estudio de las bandas moleculares, al igual que ocurre con los átomos, se puede emplear para identificar las especies moleculares presentes en un gas (tanto de nuestra propia atmósfera como de cualquier otra atmósfera planetaria o del medio interestelar). Empleando este método, denominado **espectroscopía molecular**, se han detectado numerosas especies moleculares en el espacio incluyendo muchas moléculas orgánicas (= aquellas que contienen cadenas de átomos de carbono). La espectroscopía molecular es una de las áreas de mayor relevancia en el campo de la radioastronomía.

Líneas de Absorción

Los átomos y moléculas no sólo pueden emitir energía en forma de radiación, sino que también pueden absorberla. Un electrón en un determinado nivel energético puede absorber un fotón, pasando entonces a un estado de energía excitado. Las mismas series vistas para emisión son igualmente válidas para los casos de absorción.

Para que esta absorción de energía quede reflejada en un espectro y pueda ser observable, se necesita en primer lugar una fuente de energía cuya radiación sea absorbida por los átomos de un gas. Entonces se podrá observar un espectro de absorción superpuesto al espectro de emisión.

Este proceso es justamente el que ocurre en la emisión de radiación por parte de una estrella. El interior de la estrella emite un espectro de radiación continua de cuerpo negro, que absorbida en determinadas longitudes de onda por los átomos situados en la fotosfera, es decir, la parte más exterior de la estrella. De esta forma, el espectro que se genera en una estrella es aproximadamente el de un cuerpo negro con líneas de absorción en él producidas por los átomos de su envoltura.

Si se pudiese observar únicamente la radiación procedente de la envoltura de la estrella lo que se vería sería un espectro de líneas de emisión, ya que no se tendría ninguna radiación continua de fondo que pudiese ser absorbida por el gas. Lo que se tendría es un gas que está recibiendo la radiación emitida por la estrella y en el que, por tanto, algunos de sus átomos podrían excitarse y desexcitarse emitiendo las líneas características de este proceso que sería lo que podría observarse. El espectro resultante en tal caso sería obviamente un espectro formado únicamente por líneas de emisión.

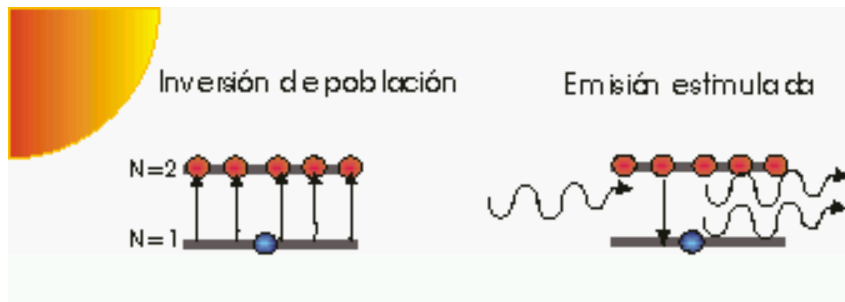
Al pasar por un medio material, la radiación en ciertas longitudes de onda es absorbida apareciendo líneas oscuras en el espectro continuo de emisión original. Esas mismas longitudes de onda aparecen en emisión si se observa el gas de forma que la fuente de radiación quede fuera de la línea de visión.

Máseres

Los máseres son también líneas espectrales, aunque su mecanismo de emisión difiere del anteriormente explicado para las líneas espectrales térmicas. En ambos casos se produce una transición entre dos niveles energéticos de un átomo o molécula, sin embargo en el caso de los máseres la excitación del átomo o molécula se produce de una manera distinta.

Máser es acrónimo de las siglas en inglés “Microwave Amplification by Stimulated Emission of Radiation” (= amplificación de microondas mediante emisión estimulada de radiación). El mecanismo de emisión del máser es idéntico al láser, pero utilizando microondas (que están incluidas dentro del rango de las radiofrecuencias) en lugar de luz visible.

Como ya se ha dicho, en los máseres al igual que en los mecanismos vistos para las líneas de emisión y absorción también se produce una transición de una molécula de un nivel más energético a otro menos energético, con la consiguiente emisión de un fotón. La diferencia radica en que esta emisión se produce por la estimulación de un fotón que posee la misma energía que la transición que se quiere estimular, y que al pasar por las cercanías del átomo provoca la desexcitación del átomo resultando por tanto dos fotones de la misma energía y con la misma dirección.

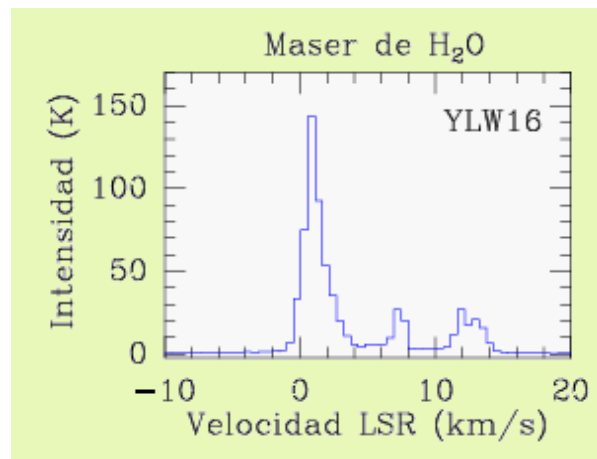


Ya se tiene la **emisión estimulada**, pero aún falta un ingrediente más para tener un máser: la **amplificación**. Si en la figura anterior se tuviesen muchas moléculas en el nivel excitado cada uno de los fotones emitidos en desexcitación podría estimular a su vez la emisión de otro fotón, produciéndose entonces una reacción en cascada que daría lugar a un haz de fotones monocromático (= de la misma energía y longitud de onda) y de gran intensidad.

Para que esto ocurra, hace falta que se produzca la determinada “**inversión de población**”, es decir, que haya algún mecanismo que produzca este estado en el que muchas de las moléculas estén en el nivel excitado. Este mecanismo puede ser originado por una fuente de gran energía, como por ejemplo una estrella.

Los máseres se producen habitualmente en nubes moleculares en las que se estén formando estrellas o en envolturas estelares. Las especies más importantes que dan lugar a máseres son el agua (H_2O), el radical hidroxilo (OH), el monóxido de silicio (SiO), y el metanol (CH_3OH), que están presentes en el medio interestelar y en muchos casos no serían detectables si no se produjera en ellas el fenómeno máser (ya que su emisión espontánea es demasiado débil para que pueda ser detectada).

En la siguiente figura se presenta la imagen de un máser de agua en una región de formación estelar, tomada con la antena de 70 m de Robledo de Chavela:



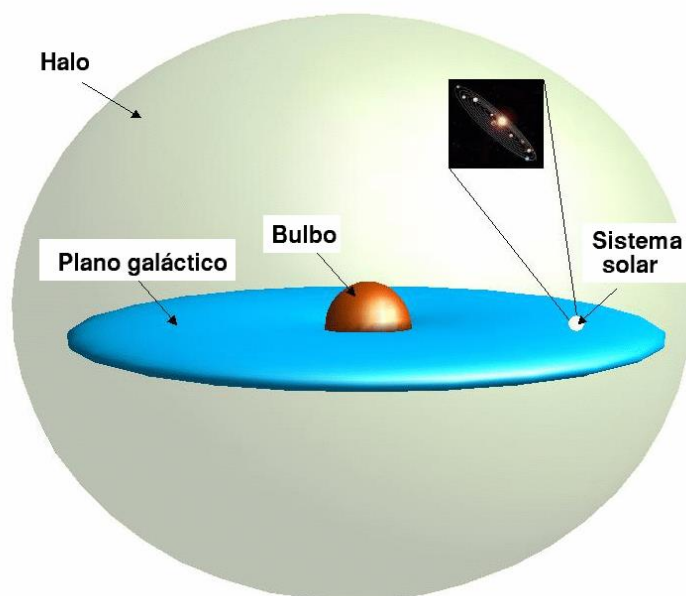
II.- FUENTES DE EMISIÓN

Nuestro punto de observación

La Tierra es parte del Sistema Solar, un sistema planetario compuesto por nueve planetas y varios miles de cuerpos menores (asteroides y cometas). Todos los planetas del Sistema Solar (la excepción era Plutón, hasta que dejó de ser considerado como planeta) giran en torno al Sol aproximadamente en un plano (el **plano de la eclíptica**).

El Sistema Solar está dentro de una galaxia llamada “Vía Láctea”. Muchas de las estrellas y del gas que componen nuestra galaxia se encuentran también en un plano (el **plano galáctico**). Hacia el centro se encuentra una zona más o menos esférica (el **bulbo**). Así que la Vía Láctea tiene un aspecto parecido a un huevo frito. Las estrellas más jóvenes se encuentran siempre en el plano galáctico. Rodeando todo este sistema plano-bulbo se encuentra también una región esférica, con una densidad mucho menor de estrellas: el **halo**. Las estrellas del halo son mucho más viejas. Muchas de ellas podrían aún ser de la primera generación de estrellas de nuestra galaxia.

El Sistema Solar se encuentra en el plano galáctico, a unos 30.000 años luz (8.500 parsec) del centro. El **parsec** es una unidad utilizada en astronomía que equivale a 3,26 años luz. Un objeto está situado a un parsec de distancia de la Tierra cuando su paralaje es un segundo de arco, es decir, cuando su diferencia de posición respecto a las estrellas tan lejanas que se consideran fijas, al observar ese objeto con 6 meses de diferencia, es de un segundo de arco.



1.- LAS GALAXIAS

Clasificación de las galaxias

Durante la segunda mitad del siglo XIX y hasta bien entrado el siglo XX los astrónomos se hallaban enzarzados en un intenso debate sobre la naturaleza de unas nebulosas de forma espiral que se podían observar con los telescopios de la época. Había quienes defendían que esas nebulosas eran nubes de gas de nuestra Galaxia (a modo de sistemas solares en formación) y también estaban los que defendían que se trataba de sistemas muy separados de la Vía Láctea (a modo de los “universos-isla” propuestos por el filósofo Immanuel Kant en 1755).

El debate no se resolvió hasta bien entrado el siglo XX, en el año 1923. Por aquel entonces el astrónomo americano **Edwin Hubble** realizó fotografías de una estas nebulosas, la de Andrómeda, utilizando el telescopio de Mount Wilson (un reflector de 2,5 metros de diámetro). En las fotografías obtenidas pudo distinguir estrellas, que además permitieron determinar una distancia a la nebulosa claramente mayor que los límites de la Vía Láctea.

Hoy día sabemos que las galaxias son sistemas ligados gravitatoriamente de hasta cientos de miles de millones de estrellas, gas y polvo, que muestran una gran variedad de formas y tamaños. El propio Hubble realizó una clasificación basada en la morfología de las galaxias, distinguiendo cuatro tipos básicos:

- Las **galaxias elípticas** son aquellas que no tienen ningún plano dominante de simetría. La nomenclatura de su clasificación es una “**E**” a la que sigue un número que indica la elongación que presentan (correspondiendo 0 a las más esféricas y 7 a las más alargadas).
La mayoría de las galaxias elípticas son galaxias enanas que se denotan con las letras “**dE**” en la clasificación de Hubble (dwarf = enana, en inglés). Pero también existen galaxias elípticas gigantes y supergigantes, con diámetros de hasta 5 millones de años luz.
- Las **galaxias espirales** consisten en un bulbo central similar a una elíptica y un disco estelar que define un plano de simetría. En este plano existe también un fino disco de polvo y gas con una estructura de brazos espirales donde se forman nuevas estrellas. Las galaxias espirales pueden ser de dos tipos:
 - Espirales **normales (S)** en las que los brazos salen directamente del núcleo
 - Espirales **barradas (SB)** que tienen una barra central de la que salen los brazosTanto unas como otras se subdividen en los tipos Sa, Sb y Sc (o bien SBa, SBb y SBc). Una espiral de tipo “c” tiene un bulbo central más pequeño, brazos más estrechos y una estructura espiral más abierta que una galaxia de tipo “a”.
- Las **galaxias lenticulares (S0)** presentan una morfología híbrida entre las galaxias elípticas y las espirales. Muestran una estructura tipo disco como las espirales, pero sin ningún signo de brazos. Es aspecto de una galaxias S0 vista de perfil sería el de una lente con un núcleo.
- Las **galaxias irregulares**, por último, no presentan una morfología claramente definida.

Galaxias “normales”

La mayoría de las galaxias presentan una emisión en radio bastante débil. Esta emisión no proviene de las estrellas que forman la galaxia sino del medio interestelar, salvo que se produzca algún fenómeno del tipo explosión de supernova o que se detecte radiación procedente del núcleo de la galaxia.

Mediante el uso de radiotelescopios se pueden estudiar los tres estados de ionización del hidrógeno presente en este medio interestelar, del mismo modo que se hace en nuestra Galaxia. También se pueden obtener mapas de la distribución de gas molecular (estudiando líneas de CO), del gas atómico (con la línea de 21 cm del hidrógeno neutro) o del gas ionizado (mediante sus emisiones de continuo o las líneas de recombinación).

Con estas observaciones se pueden estudiar, por ejemplo, la dinámica de las galaxias (= curva de rotación), la relación entre el gas y la poblaciones estelares, o las regiones de formación estelar masiva.

En los casos en que existe interacción entre dos o más galaxias las observaciones en radio que trazan la distribución del hidrógeno neutro pueden mostrar las colas de marea que se producen por la interacción gravitatoria (algo que apenas deja rastro en las longitudes de onda del rango óptico).

El núcleo de las galaxias también emite en radio, aunque en el caso de las galaxias normales esta emisión es muy débil. Sólo se puede detectar con facilidad en las galaxias más próximas. El centro de la Vía Láctea, una galaxia “normal” de tipo espiral (probablemente barrada), emite en radiofrecuencias que pueden ser fácilmente detectadas debido a su cercanía.

Un radiotelescopio único verá esta fuente como si se tratase de un punto no resuelto. Sin embargo con un interferómetro se puede detectar imágenes más precisas del centro de nuestra Galaxia.

Galaxias activas

En contraposición con las galaxias “normales” existen otras que liberan grandes cantidades de energía mediante procesos que parecen no estar relacionados con los procesos estelares ordinarios ni con el medio interestelar.

La mayor parte de la energía emitida en estas galaxias activas proviene de una pequeña y brillante región del núcleo de la galaxia. En muchos casos se observan líneas espectrales de emisión anchas, estrechas o ambas, que reflejan la existencia de nubes moviéndose a gran velocidad y excitadas por una fuente de energía muy intensa.

El modelo más satisfactorio hasta la fecha para explicar muchas de las propiedades de la actividad en galaxias consiste en la existencia de un objeto muy masivo en el núcleo de la galaxia, probablemente un agujero negro con una masa equivalente a la de varios millones de soles, rodeado por un remolino de gas y polvo que va cayendo hacia el centro y nubes de gas moviéndose a gran velocidad. Por tanto es el campo gravitatorio el que el proporciona la cantidad de energía necesaria para explicar las observaciones, que en principio no encajan dentro de los esquemas de liberación de energía más tradicionales propios de la física estelar (= reacciones termonucleares en estrellas).

Así pues, el principal elemento necesario para la generación de una galaxia activa es la existencia de un potencial gravitatorio extraordinariamente intenso.

En este sentido el comportamiento de las galaxias activas es similar al de las binarias de rayos X, aunque en una escala mucho mayor. Existe una gran variedad de objetos asociados a actividad intensa en el núcleo de las galaxias. Algunos de ellos emiten fuertemente en radiofrecuencias, aunque la mayoría no. A continuación se exponen los principales tipos.

Galaxias Seyfert

Son galaxias espirales con núcleos puntuales muy brillantes. Presentan espectros en el óptico caracterizados por la presencia de líneas de emisión anchas y estrechas (galaxias Seyfert de tipo 1) o solamente estrechas (galaxias Seyfert de tipo 2). Las galaxias Seyfert emiten también en radio, pero en general lo hacen muy débilmente.

Radiogalaxias

La práctica totalidad de las galaxias del Universo emiten a longitudes de onda de radio, aunque en la mayoría de los casos la emisión es extremadamente débil. Reciben el nombre de radiogalaxias aquellas que tienen una emisión en radio especialmente fuerte (entre 10.000 y 100.000 veces mayor que la de las galaxias normales).

Las radiogalaxias suelen estar asociadas a galaxias con forma elíptica, de tipo E, con un núcleo activo.

A diferencia de la emisión en el rango óptico, generalmente confinada en la región de la galaxia en donde hay estrellas, la emisión en frecuencias de radio puede extenderse hasta regiones muy alejadas del campo estelar.

De hecho, las radiogalaxias son probablemente los objetos individuales más grandes que se conocen en el Universo, pudiendo alcanzar tamaños de hasta varios millones de parsecs. El diámetro de una galaxia espiral típica, como nuestra Vía Láctea, es de unos 30 KParsec. Una radiogalaxia puede llegar a tener tamaños hasta 100 veces mayores, alcanzando incluso el medio intergaláctico.

Las radiogalaxias se conocen prácticamente desde los orígenes de la radioastronomía como técnica observacional, allá por los años 1940, aunque hicieron falta algunos años más para identificar su naturaleza extragaláctica.

Los dispositivos de observación de aquella época, dotados de una pobre resolución angular, detectaron fuentes compactas de emisión distribuidas fuera del plano definido por la Vía Láctea. Conforme la radioastronomía fue depurando su técnica y, sobre todo, con el desarrollo de la interferometría y es espectacular aumento de la resolución angular ligado a ella, fue posible estudiar la estructura de las radiogalaxias.

Aunque existe una gran variedad de formas y tamaños, se puede hablar de una estructura básica característica consistente en un núcleo brillante del que emanan de manera más o menos simétrica dos chorros de partículas altamente energéticas (relativistas).

Estos chorros se abren paso a través del medio externo, ya sea interestelar o intergaláctico, hasta que llegan a un punto en el que encuentran una gran resistencia a su avance. En este punto se produce un fuerte choque que se manifiesta como una zona de emisión muy brillante. Son los llamados “**puntos calientes**” (en inglés, “hot spots”).

A partir de aquí el chorro se rompe y el material transportado en él se desparrama por el medio externo, dando lugar a unos extensos lóbulos.

La radioastronomía permite observar la radiación de sincrotrón que se produce por la presencia de partículas con carga eléctrica (fundamentalmente electrones) moviéndose a altas velocidades en el seno de los campos magnéticos existentes tanto en los chorros como en los lóbulos de una radiogalaxia.

Cuásares

Tienen el mismo aspecto que una estrella, de ahí su nombre, que proviene de la contracción de las palabras cuasi-estelar. Consisten en un núcleo no resuelto y muy luminoso con fuertes líneas de emisión anchas y estrechas en su espectro.

En los cuásares más cercanos se observa una nebulosidad difusa, revelando que este tipo de objetos no son más que los núcleos de galaxias activas lejanas de las que únicamente detectamos la potente emisión nuclear y a duras penas alcanzamos a ver el resto de la galaxia. Posiblemente, una galaxia Seyfert situada a gran distancia tenga el aspecto de un cuásar.

El empleo de grandes telescopios con óptica activa está permitiendo avanzar en el estudio de las lejanas galaxias que albergan a los cuásares.

Aproximadamente un 10% de los cuásares emiten de manera muy intensa en radio (radio-cuásares), con una estructura similar a la de las radiogalaxias más intensas aunque suelen mostrar únicamente un chorro. Algunos de ellos muestran también una fuerte variabilidad en su emisión.

Objetos BL-Lac

Son muy parecidos a los radio-cuásares, pero sus espectros ópticos no presentan líneas anchas de emisión. Muestran una polarización importante y una fuerte variabilidad. Los cuásares y los BL-Lacs muy variables reciben también el nombre genérico de **blásares**.

Modelo de unificación

Desde que se conocen los distintos tipos de galaxias activas, se han intentado imaginar modelos para entender la diversidad dentro de un mismo escenario físico. El modelo que más éxito ha tenido, aunque no carente de dificultades, afirma que la diversidad de núcleos activos se debe a la existencia de dos causas de anisotropía que afectan a cómo el observador percibe un núcleo activo:

- La primera se debe a la existencia de un toroide de gas y polvo que rodea al agujero negro central. Dependiendo de la posición del observador con respecto al toroide, éste podrá ver o no la parte interna en donde se produce la mayor parte de la energía.
- La segunda está asociada al efecto relativista de amplificación de la emisión sincrotrón, que depende del ángulo entre la dirección del flujo de partículas relativistas y el punto de vista del observador. La amplificación, o reforzamiento Doppler, es mayor cuanto más pequeño es este ángulo.

Teniendo en cuenta estas fuentes de anisotropía, si se observa un núcleo activo con el toroide visto de frente y los chorros acercándose al observador se verá la parte más interna con las nubes de alta velocidad responsables de las líneas anchas de emisión. Uno de los chorros estará prácticamente enfocado hacia el observador, por lo que experimenta un reforzamiento muy importante, mientras que el otro, en dirección opuesta, resulta muy debilitado y en la mayoría de los casos no observable.

Es decir, se observan las propiedades típicas de los cuásares (un único chorro muy intenso, líneas espectrales anchas) o de las galaxias Seyfert 1 cuando no existen chorros.

En cambio, cuando se observa con el toroide visto de perfil la opacidad del medio no permite ver la parte interna. No se verán las nubes de alta velocidad y los chorros formarán un ángulo grande con respecto al observador. Sólo se detectarán líneas de emisión estrechas producidas por nubes más alejadas del núcleo, y se observarán dos chorros dispuestos de manera más o menos simétrica.

Éstas son las propiedades típicas de las radiogalaxias, o de las galaxias Seyfert 2 (cuando no existen chorros).

A pesar de los éxitos del modelo de unificación brevemente descrito, aún queda un punto crucial sin aclarar: ¿Por qué unos núcleos activos emiten en radio y otros no?

La razón no se conoce con certeza, aunque los últimos estudios parecen indicar que la existencia de emisión o no en radio está relacionada con la masa del agujero negro central. Es necesario un agujero negro muy masivo (cientos de millones de masas solares) para que se produzcan los chorros relativistas causantes de la emisión sincrotrón.

2.- EL MEDIO INTERESTELAR

El espacio entre las estrellas y galaxias no está vacío. Gran parte de la materia del Universo no forma parte de estrellas, por lo que es difícil de ver mediante telescopios ópticos. Este “medio interestelar” es gas que, con mayor o menor densidad, llena todo el cosmos conocido.

A pesar de estar hablando de “medio interestelar” como nombre para designar la materia que no forma parte de las estrellas, este medio está íntimamente ligado con el origen y el destino final de éstas. Las estrellas no son cuerpos estáticos. A lo largo de su vida van pasando por diferentes etapas, desde el momento de su nacimiento como estrellas, cuando comienzan las reacciones nucleares, hasta el tiempo en el que estas reacciones terminan y la estrella finaliza su vida apagándose.

El medio interestelar, por tanto, puede verse como el eslabón que enlaza la última fase de una estrella con el medio en el que se gesta la formación de nuevas estrellas. La muerte de una estrella, en la mayoría de los casos, pasa por la expulsión de su material al medio que lo rodea (ya sea como supernova o como nebulosa planetaria). Este material expulsado pasará a formar parte del medio interestelar. A su vez, este medio es la materia prima de la que se gestará la siguiente generación de estrellas y planetas.

Por tanto todos los elementos, salvo el hidrógeno y el helio, son productos que se crearon a partir de reacciones nucleares en estrellas. Resulta curioso pensar que la materia que forma nuestros propios cuerpos fue alguna vez parte de una estrella que murió hace millones de años.

La materia del Universo está compuesta, en su mayor parte, por hidrógeno. Un 90% de los átomos totales (que suponen un 70% de la masa total) son de este elemento. Del otro 10% de átomos, prácticamente todos son átomos de helio. El resto de los elementos apenas pasan a ser meras “anécdotas”, a pesar de su evidente importancia para nuestra vida cotidiana.

El medio interestelar no es una excepción, y también está compuesto mayoritariamente por hidrógeno. En general, en el medio interestelar se puede encontrar gas (mayoritariamente hidrógeno, con una pequeña porción de otros elementos) y partículas sólidas (polvo). La cantidad de polvo es mucho menor que la de gas (sólo constituye el 1% de la masa total) pero es importante también para la evolución del medio y para la forma en que se podrá estudiarlo.

El hidrógeno interestelar puede encontrarse en tres estados:

- El **hidrógeno atómico** está compuesto por átomos aislados, cada uno de los cuales consiste en un electrón ligado a un núcleo de hidrógeno (es decir, a un protón). En Astronomía se designa a este estado como **HI**. En esta nomenclatura el número romano designa el estado de ionización: I representa el estado neutro.
- El **hidrógeno molecular** se encuentra en forma de moléculas: dos átomos de hidrógeno ligados entre sí. La molécula de hidrógeno se designa como **H₂**.
- En el **hidrógeno ionizado**, los protones y los electrones se encuentran libres, formando lo que se llama un “plasma”. Este estado del hidrógeno se denomina **III**, es decir, el segundo estado de ionización, en el que el átomo pierde uno de sus electrones. Como el hidrógeno neutro sólo posee un único electrón, no puede

ya tener un tercer estado de ionización (cosa que sí puede ocurrir en otros elementos).

La radioastronomía proporciona las herramientas más adecuadas para estudiar en detalle estos tres estados del hidrógeno en el medio interestelar, organizado en diferentes fases, que se detallan a continuación.

Regiones de gas atómico (HI)

Son regiones compuestas principalmente por hidrógeno neutro atómico (HI), aunque pueden coexistir también algunos iones de baja excitación (CII, CaII).

El gas atómico en la Galaxia puede encontrarse en dos formas:

- **Nubes frías atómicas**, con temperaturas de entre 50 y 100 K, y densidades del orden de 50 partículas por cm^3 .
- **Gas internubes**, menos denso ($\sim 0,5$ partículas por cm^3) y más caliente (5.000 K) que las nubes de gas atómico. Este gas internubes ocupa aproximadamente la mitad de todo el volumen de la Galaxia.

En total el gas atómico (nubes frías y gas internubes) constituye la mitad de la masa del medio interestelar galáctico. Este gas atómico se estudia fundamentalmente mediante la línea de 21 cm del hidrógeno. La importancia de esta línea radica en que permite el estudio de las zonas de la Galaxia completamente invisibles en el rango óptico.

La línea de HI se emite a esta frecuencia característica (1420,4 MHz) en el sistema de referencia del átomo de hidrógeno, es decir, si no hay movimiento relativo entre el átomo emisor y el observador. Si lo hay, se observarán pequeñas variaciones en la frecuencia de la línea percibida debidas al efecto Doppler. Por tanto se verá la línea de hidrógeno desplazada al rojo (= a menor frecuencia) si la nube de gas atómico se aleja del observador, y desplazada al azul (= a mayor frecuencia) si se acerca a él.

En consecuencia, se pueden estudiar los movimientos de las nubes de gas atómico en nuestra galaxia mediante el desplazamiento Doppler en la línea de HI en 21 cm. Por ejemplo, de qué forma el material de la Galaxia gira en torno al centro en función de la distancia a éste (= curva de rotación).

Esta componente atómica del medio interestelar es tan abundante que cuando se sintoniza un radiotelescopio en la frecuencia de la línea de 21 cm siempre se detecta emisión, no importa hacia qué punto del cielo se apunte, aunque la emisión más intensa se concentra en el plano galáctico. Esto complica las observaciones, puesto que se recibe una emisión significativa de los lóbulos secundarios de la antena, es decir, de direcciones bastante alejadas de la dirección apuntada. En la práctica esto introduce un “ruido” en las observaciones de HI que limita la sensibilidad alcanzable.

Regiones de gas molecular

En las imágenes ópticas de nuestra galaxia se observan zonas aparentemente más vacías de estrellas que el resto del cielo. Lo que en realidad ocurre es que se interponen nubes oscuras que impiden ver las estrellas que hay detrás. Estas nubes están compuestas por gas molecular y polvo (siendo éste último el responsable del oscurecimiento de la luz visible). Las nubes moleculares son más frías (10 – 30 K) y densas ($10^3 - 10^5$ partículas por cm^3) que las de hidrógeno atómico.

Aunque en las condiciones de la Tierra dos átomos de hidrógeno se combinan con rapidez para formar una molécula H_2 , en el medio interestelar este proceso no es tan inmediato. Si la densidad de un gas es muy baja, es muy improbable que dos átomos de hidrógeno se acerquen lo suficiente como para que se forme un enlace entre ambos.

Desde luego no es imposible, pero el proceso es demasiado lento como para producir las grandes nubes de gas molecular que se observan. Hay que tener en cuenta que, incluso en las nubes de gas denso, la densidad de partículas es mucho menor que la del mayor “vacío” que puede obtenerse en la Tierra mediante bombas de vacío.

Se piensa que la formación de moléculas de hidrógeno en el espacio utiliza los granos de polvo presentes en la nube como catalizador de la reacción: si los átomos de hidrógeno se adhieren al grano de polvo y permanecen así cierto tiempo, es más fácil que dos de ellos se enlacen.

Las nubes moleculares constituyen el 50% de la cantidad total de masa del medio interestelar de la Galaxia, aunque ocupan menos del 1% del volumen. Estas nubes son muy importantes, porque en su seno se forman las estrellas, y es precisamente con observaciones radioastronómicas como mejor se puede estudiar la formación estelar (dado que, como se ha dicho, el polvo de estas nubes absorbe la luz visible).

Ya ha quedado dicho lo útil que resulta estudiar el hidrógeno atómico mediante su emisión en la línea de 21 cm. Desafortunadamente no existe una línea equivalente que permita observar el hidrógeno molecular.

Las líneas moleculares que se pueden observar en radio suelen ser transiciones entre distintos estados de rotación, pero sólo las moléculas con un momento dipolar significativo pueden emitir estas líneas rotacionales. No es el caso del hidrógeno, que al ser una molécula formada por dos átomos idénticos no tiene momento dipolar neto. Esta molécula sí puede emitir líneas vibracionales (transiciones entre diferentes estados de vibración) en el rango del infrarrojo. Sin embargo se requiere mucha energía para excitar estas transiciones, por lo que sólo se producen en las zonas más cercanas a las estrellas en formación.

Una manera de estudiar el gas de las nubes moleculares es recurriendo a otras moléculas mucho menos abundantes que el hidrógeno, pero que sí tengan momento dipolar. La molécula más abundante después del H_2 es el monóxido de carbono (CO). Las transiciones rotacionales de CO se observan en longitudes de onda milimétricas, y su abundancia relativa es de una molécula de CO por cada 10.000 de H_2 .

Utilizar moléculas diferentes del hidrógeno tiene sus ventajas, porque cada una de ellas puede proporcionar distinta información. Algunas, como el NH_3 o el CS, trazan regiones de gas denso (más de 10^4 moléculas de H_2 por cm^3). De esta forma se pueden conocer las regiones de mayor densidad dentro de una nube, que pueden indicar los focos de formación de nuevas estrellas. El CO puede emitir en zonas menor densidad, y además suele ser una buena herramienta para determinar la temperatura y su distribución dentro de la nube.

Mediante estas técnicas se pueden trazar mapas de emisión de diferentes moléculas y transiciones. En ellos se observa que, al igual que ocurre con el gas atómico, el gas molecular se concentra en el plano galáctico.

Regiones de gas ionizado (HII)

Se puede encontrar hidrógeno ionizado (HII) en dos tipos de regiones del medio interestelar:

- El **gas coronal** (situado entre las regiones de HI).
- Las **regiones HII** (situadas dentro de nubes moleculares)

Gas coronal

Está compuesto por gas ionizado de baja intensidad (menos de 0,01 partículas por cm^3) y muy alta temperatura ($10^5 - 10^6$ K). Se le da el nombre de “coronal” por analogía con la corona solar, que es también gas ionizado, poco denso y muy caliente.

El gas coronal está ionizado y calentado por la explosión de supernovas, y ocupa un 50% del volumen total de la Galaxia. Sin ir más lejos, nuestro Sistema Solar parece estar encerrado en una burbuja de gas muy tenue (0,01 partículas por cm^3) a 10^6 K. Esta “**burbuja local**” tiene un radio de unos 100 parsec y podría haberse formado por la explosión de una supernova no muy lejos del Sol hace unos 100.000 años. El gas ionizado de la burbuja local no es observable en radio sino en rayos X, aunque su contorno puede delimitarse por la emisión en 21 cm del gas atómico que la rodea.

Regiones HII

Las regiones HII se encuentran en el interior de nubes moleculares. Para que el hidrógeno molecular de estas nubes se ionice tiene que haber en sus cercanías una fuente intensa de radiación ultravioleta, con una energía (h) superior al potencial de ionización del hidrógeno (13,6 eV ó $2,2 \cdot 10^{-8}$ jul), es decir, fotones en ultravioleta con frecuencias superiores a 3.287 GHz (= longitudes de onda inferiores a 912 Å).

Los fotones ultravioleta causantes de esta ionización proceden de estrellas jóvenes y muy calientes. El Sol produce una cierta cantidad de fotones ionizantes, pero no podría formar una región de HII a su alrededor si estuviese en el seno de una nube molecular. Para que pueda formarse una región de HII el número de átomos de hidrogeno que se ionizan por segundo (dejando un protón y un electrón libres) debe ser igual o mayor al número de electrones que se recombinan con un protón para volver a formar un átomo neutro. Y esto sólo pueden conseguirlo estrellas de tipos espectrales O y de B0 a B4, que son las de mayor temperatura.

Cuanto mayor sea la tasa de fotones ionizantes emitidos, mayor será el tamaño de la región HII que se forma. Este tamaño “inicial” (ya que no tiene en cuenta cómo evoluciona posteriormente el tamaño de la región HII) viene definido por el radio de Strömgren. Por ejemplo, para una estrella B0 es de unos 23 parsec.

Estas regiones HII pueden estudiarse mediante la radiación de frenado o por la emisión de líneas de recombinación. Por ejemplo, la nebulosa de Orión es una región activa de formación estelar que contiene regiones HII fotoionizadas, lo que permite observar su aspecto tanto en óptico como mediante imágenes en radio de su radiación de frenado.

El equilibrio de fase en el medio interestelar

En la siguiente tabla se muestran las densidades y temperaturas de las distintas fases del medio estelar:

Fase	Densidad (partículas/cm ³)	Temperatura (K)
nubes frías de HI	50	80
gas internubes	0,5	5.000
nubes moleculares	1.000	20
regiones HII	100	10.000
gas corona	0,01	10 ⁶

Haciendo un pequeño cálculo de la presión mediante la ley de gas ideal:

$P = n \cdot k \cdot T$, (donde P es presión, n densidad, k la cte. Boltzman y T la temp. gas) se observa que el gas coronal y el atómico tienen aproximadamente la misma presión. Por tanto estas fases, que son las que ocupan la mayor parte del volumen del medio interestelar, parecen estar en equilibrio de presiones.

En cambio, las nubes moleculares tienen una presión superior. En principio esto podría significar que una nube molecular debería expandirse hacia el medio que la rodea, con lo que se tendría finalmente una nube más fría y menos densa a la misma presión del coronal y las nubes de gas HI.

Sin embargo, esto no ocurre. Aunque la presión externa sea insuficiente para contenerlas, las nubes moleculares son autogravitantes. Esto quiere decir que son lo suficientemente densas como para que su propia gravedad evite su expansión.

Las regiones HII poseen, a su vez, una presión superior a la de las nubes moleculares que las contienen. Pero en este caso, las regiones HII no son autogravitantes.

Cuando se forma una de estas regiones comienza su expansión en la nube molecular, pudiendo llegar a romper el borde de la nube y salir al exterior. El efecto sería algo parecido a lo que ocurre al abrir una botella de champán que ha sido previamente agitada. La nebulosa de Orión es un ejemplo de estas regiones HII que ha salido al exterior de su nube molecular. Esta expansión de regiones HII puede terminar por deshacer completamente la nube molecular.

3.- LAS ESTRELLAS

Las estrellas son los objetos más conocidos en el rango óptico, ya que tienen su máximo de emisión térmica de cuerpo negro justo en este rango de frecuencias. A su vez, muchas de ellas se han revelado como fuentes de intensas emisiones en radiofrecuencias a causa de la presencia en ellas de otros mecanismos de emisión.

El brillo de una estrella no se mantiene uniforme a lo largo del tiempo, sino que va variando con evolución (las estrellas tienen nacen, maduran, envejecen, y finalmente mueren) y con sus ciclos de actividad dentro de estas etapas de vida.

Algunas estrellas, como las del tipo “Cefeidas”, presentan ciclos absolutamente regulares, variando desde unos pocos días a unas pocas de semanas. Se comprueba que las estrellas que presentan ciclos más largos son siempre más luminosas (= emiten más energía) que las que tienen ciclos más cortos.

Las estrellas con ciclos más cortos (1,25 a 30 horas) se denominan del tipo “RR-Lyrae”. Ninguna de estas estrellas de ciclo corto es suficientemente brillante para poder ser observada con los ojos desnudos, sin ningún instrumento de apoyo.

La relación entre luminosidad y periodicidad de sus ciclos es tan exacta que estas estrellas variables pueden ser utilizadas para medir distancias interestelares e incluso intergalácticas, utilizando para ello la medición de su periodo y brillo percibido junto con la ley de propagación del cuadrado de las distancias.

Otras estrellas variables presentan ciclos menos regulares, de periodos menos regulares, y presentan una magnitud (brillo) mucho mayor. Un ejemplo de este tipo es la gigante roja “Betelgeuse”, en la constelación de Orión.

También hay estrellas absolutamente irregulares, cuyos ciclos de actividad no presentan ningún patrón de periodicidad. Suele tratarse de estrellas jóvenes, y su luminosidad varía en intervalos de tiempo a gran escala.

Algunas presentan repentinas “llamaradas”, como los repentinos incrementos de luminosidad con unos pocos minutos a una hora de duración que se observan en las enanas rojas (más viejas y débiles que las enanas blancas). Ejemplos de estas estrellas son “UV Ceti” y “AD Leonis”.

Las estrellas binarias (o dobles) también presentan variaciones aparentes en su brillo con ciclos de bastante regularidad, pero no es debido a variaciones de emisión sino a que una estrella eclipsa a la otra al sobreponerse en ella siguiendo su órbita. La interacción entre las magnetosferas de ambas estrellas y el viento estelar procedente de ellas, hace que estas estrellas presenten emisiones en radio frecuencias mucho más intensas que las que se observan en estrellas unitarias.

La formación de nuevas estrellas

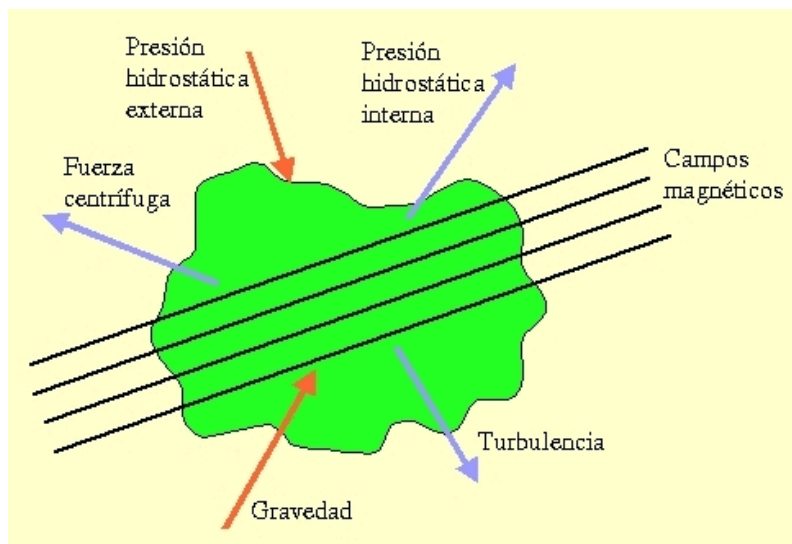
Como ya se ha indicado, la formación de nuevas estrellas tiene lugar en las nubes moleculares. Este hecho, así como el proceso general que lleva de la materia prima (gas molecular) hasta el producto final (una estrella), parecen firmemente establecidos. Lo que no parece tan claro es cuándo ni por qué comienza el proceso de formación estelar.

Por tanto, es relevante hacer de nuevo hincapié en la importancia del estudio de en radio de estas regiones para avanzar en el conocimiento de los procesos que en ellas se

producen, ya que el polvo existente en estas regiones hace imposible la observación en el rango óptico.

En principio las nubes moleculares están en equilibrio de fuerzas. Las fuerzas que compiten en ellas son, básicamente:

- **Fuerzas expansivas:**
 - Presión hidrostática interna debida a la densidad y temperatura de la nube
 - Presión por turbulencia
 - Movimientos sistemáticos, como la fuerza centrífuga por rotación
- **Fuerzas compresoras:**
 - Presión externa ejercida por el medio interestelar que rodea la nube
 - Gravedad (con diferencia, la fuerza compresora dominante)
- **Campos magnéticos:** tienden a oponerse a cualquier movimiento de partículas, sean de expansión o contracción. Su efecto es débil, porque sólo ejercen fuerzas sobre partículas con carga eléctrica (iones) y prácticamente todo el gas de una molecular está en forma de H_2 (que no es un ión).



El nacimiento de una estrella tiene lugar cuando en un cierto volumen de la nube de gas molecular se rompe el equilibrio, de modo que la gravedad domine sobre el resto de fuerzas. Para que esto ocurra, la masa encerrada en ese volumen debe superar un cierto valor crítico denominado “**masa de Jeans**” que es $45 \cdot T^{(3/2)} / n^{(1/2)}$ masas solares (la masa del sol es de $1,9891 \cdot 10^{33}$ g) siendo T la temperatura y n la densidad de moléculas del gas.

Por tanto, la cantidad mínima de materia necesaria para iniciar la formación de una prototestrella depende la densidad y la temperatura del gas.

Cuanto menor sea la masa crítica de Jeans más fácil será que se inicie la formación de una estrella. La fórmula indica que las estrellas tienden a formarse en las zonas más densas y frías de la nube. La forma más sencilla de romper el equilibrio inicial y hacer que se alcance la masa de Jeans es que la densidad del gas aumente localmente.

La pregunta clave es: ¿qué proceso consigue “encender la chispa” de la formación estelar, aumentando la densidad del medio? Una posibilidad es la explosión de una supernova en las inmediaciones de la nube molecular, si bien tampoco es imposible que se consiga llegar de forma espontánea a la masa crítica: las nubes moleculares pueden estar en equilibrio como un todo pero producirse pequeños grumos locales en los que ese equilibrio se rompa.

Pocos astrónomos dudan de que la formación de estrellas comienza con este colapso gravitatorio, aunque no se puede decir a ciencia cierta que se tengan pruebas directas observacionales. Se han publicado muchas pruebas aparentes de colapso, si bien todas ellas son muy controvertidas.

Un ejemplo del estudio de colapso en radio es la observación de los perfiles de líneas espectrales. Al observar una zona en contracción se verá la parte más cercana al observador desplazada al rojo (alejándose) mientras la zona más lejana aparecerá desplazada al azul (acercándose). Esto queda reflejado en los espectros de emisión de líneas moleculares, en los que se ven ambas zonas de emisión a velocidades desplazadas al rojo y al azul respecto de la velocidad general de la nube.

La formación de estrellas no suele producirse de manera aislada sino en grupos, con lo que al final se obtienen cúmulos de estrellas jóvenes. Un ejemplo de la formación estelar en grupos son los cúmulos abiertos como las Pléyades o W49A.

Se puede entender la formación de cúmulos si se vuelve a observar la fórmula de la masa de Jeans. Cuando se inicia el colapso gravitatorio la densidad va aumentando, con lo que la masa crítica disminuye. Esto quiere decir que la masa que comenzó a colapsar puede posteriormente fragmentarse en varias porciones, cada una de ellas con la masa crítica suficiente para seguir el colapso por su cuenta.

Un gas que se contrae va aumentando en este proceso su densidad y temperatura, a menos que pueda evacuar energía irradiándola con la suficiente rapidez. Esta pérdida de energía sólo puede producirse en las primeras fases del colapso gravitatorio. En las últimas fases, cuando la densidad de gas y polvo es ya muy elevada, la temperatura aumenta significativamente. Cuando se llega a temperaturas de unos 10^7 K (diez millones K) comienzan las reacciones nucleares de fusión, que son la fuente de energía propia de las estrellas. Estas reacciones aumentan aún más la temperatura del gas, y al final del proceso se reestablece el equilibrio: las altas temperaturas hacen que la presión hidrostática del gas (que tiende a expandirlo) compensen la fuerza de la gravedad (que tiende a contraerlo). Comienza así la vida de una estrella.

Este proceso descrito desde la nube de gas a una estrella joven no es tan directo como puede parecer. La fuerza centrífuga impone ciertas restricciones al final del proceso que impiden que todo el gas en colapso forme parte de la nueva estrella directamente.

El gas que comienza el colapso tiene una cierta cantidad de momento angular (o cinético) que siempre debe conservarse. Esta conservación del momento angular implica que al disminuir el tamaño de un cuerpo aumente su velocidad de rotación, y por tanto la fuerza centrífuga que sufre. Así, el gas que va cayendo en el colapso gravitatorio se encuentra una barrera centrífuga que frena momentáneamente su caída.

Como consecuencia de la conservación del momento angular, en la primera fase de formación estelar se tiene una **protoestrella** central rodeada de un disco de gas y polvo en rotación alrededor de ella. Se cree que estos discos son precursores de nuevos sistemas planetarios, por lo que se llaman “**discos planetarios**”.

Algunos de estos discos se han fotografiado en óptica con el telescopio Hubble. En radio pueden verse, por ejemplo, en el caso de estrellas jóvenes con máseres de agua.

La protoestrella central sigue creciendo según engulle material de este disco, en un proceso denominado “**acrecimiento**”. Pero para que esto ocurra debe compensarse de alguna forma el momento angular que se perdería en su caída de masa hacia la

protoestrella. Una manera de conseguirlo es expulsando materia a gran velocidad de forma simultánea al acrecimiento.

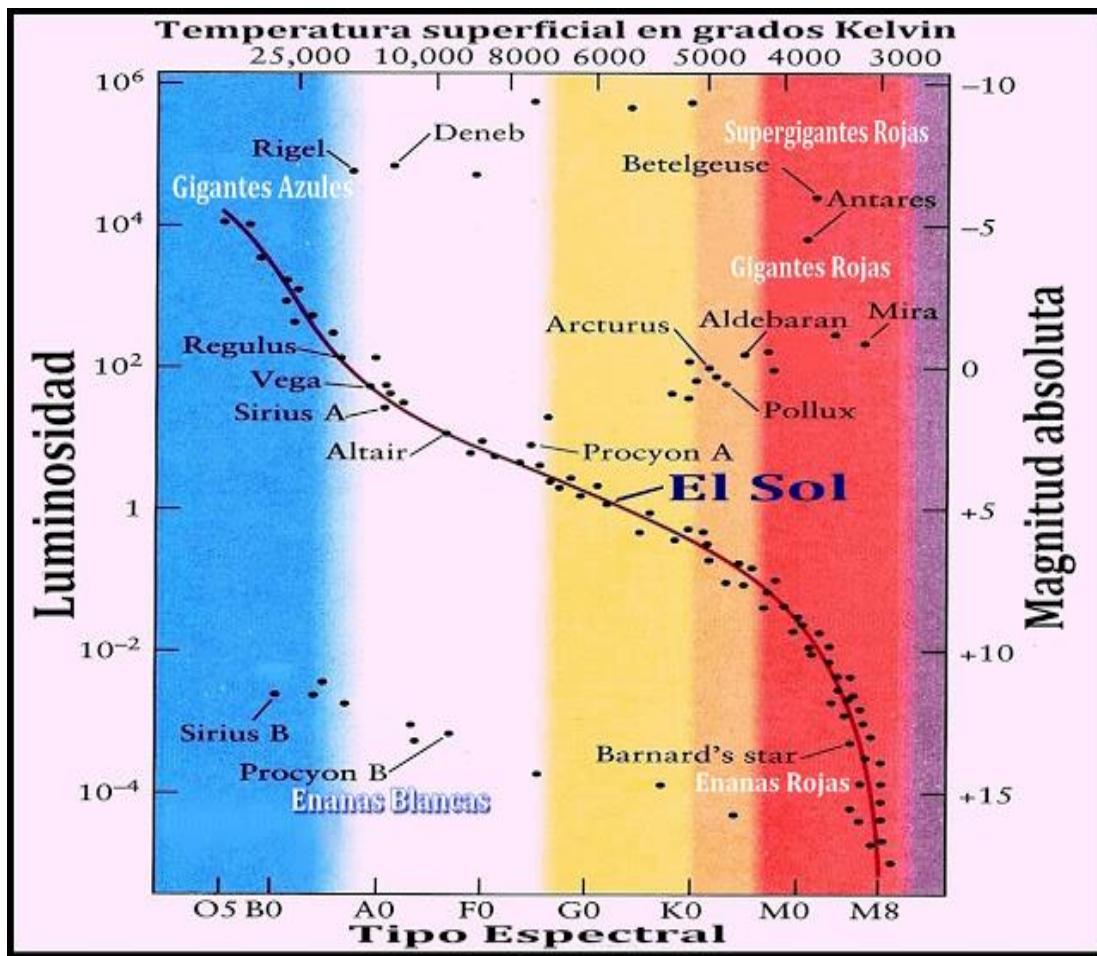
En efecto, en estrellas jóvenes es muy común encontrar chorros de materia muy energéticos que parecen ser expulsados de manera perpendicular a los discos y en direcciones opuestas (geometría bipolar). El material expulsado en los chorros es detectable en radio por la radiación de frenado, emitida por el viento ionizado.

El viento expulsado, a su vez, empuja el gas molecular ambiente que rodea a la estrella joven en lo que se llama un “**flujo molecular**”. Estos flujos moleculares también pueden detectarse mediante efecto Doppler en líneas moleculares como las de CO ó HCO⁺, y en muchos casos se observa un alto grado de colimación.

La secuencia principal de la evolución estelar

La fase de secuencia principal comienza con el inicio de la transformación de hidrógeno en helio mediante fusión en el núcleo de la estrella. Ésta es la etapa más larga y más estable dentro de la evolución estelar, y por eso es en la que se observa un mayor número de estrellas. En esta fase es en la que se encuentra nuestro Sol.

En los estudios de evolución estelar se suele utilizar como caracterización el **diagrama de Hertzsprung-Russell (H-R)**, en el que se representa la temperatura de la estrella frente a su luminosidad. Este diagrama permite establecer la etapa evolutiva de la estrella en función de su posición en él.



Las estrellas que inician su andadura por la secuencia principal se colocan en un punto del diagrama H-R que viene determinado por su masa. Cuanto mayor sea ésta, mayor luminosidad y temperatura tendrá la estrella, lo que las llevará a situarse dentro de la secuencia principal hacia la parte superior izquierda del diagrama. Por el contrario, las estrellas con masas menores se situarán en la parte inferior derecha.

La velocidad de la reacción termonuclear depende de la temperatura del núcleo estelar, acelerándose a medida que ésta aumenta. Por este motivo las reacciones nucleares en las estrellas más masivas (que son las que tienen las temperaturas más altas) transcurren con mayor rapidez, lo que supone una evolución a mayor velocidad y un menor tiempo de permanencia en la secuencia principal para estas estrellas.

Por ejemplo, una estrella cuya masa durante la secuencia principal sea de 10 veces la masa del Sol tendrá una temperatura de alrededor de 25.000 K y pasará unos 10^7 años (diez millones de años) la fase de secuencia principal. El Sol, por el contrario, tiene una temperatura de unos 6.000 K y pasará unos 10^{10} años (diez mil millones de años) en la etapa de secuencia principal, en la que se encuentra ahora mismo.

Últimos estados de evolución

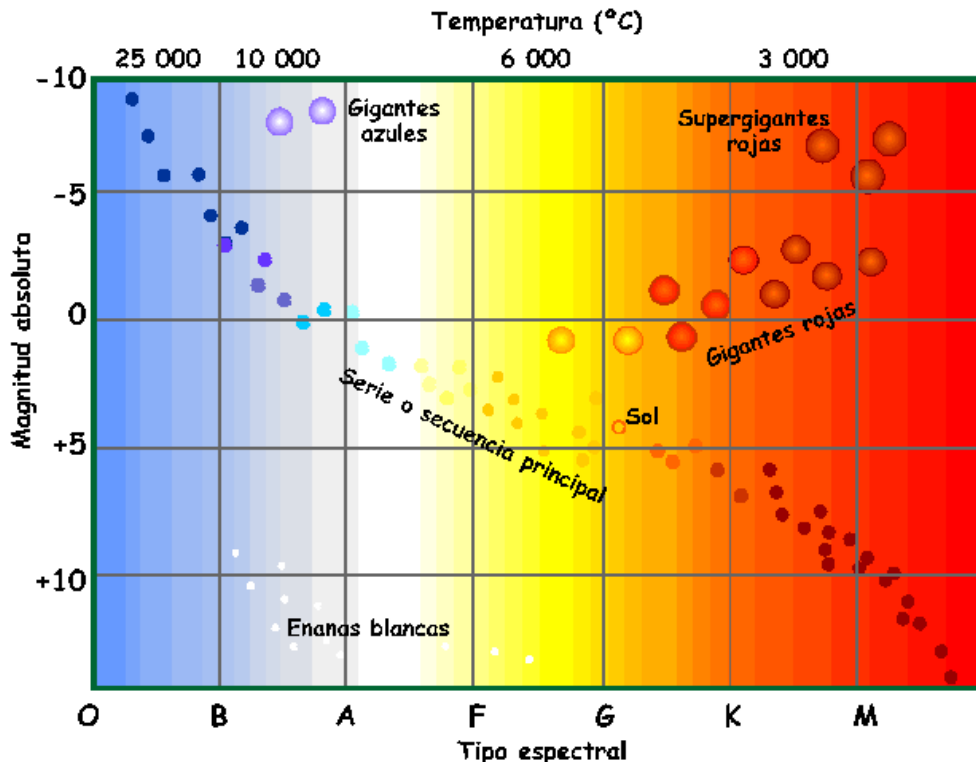
Siguiendo con la evolución de las estrellas, toca ver finalmente qué ocurre al final de sus vidas. Ya se ha visto cómo durante su etapa en la secuencia principal las estrellas producen su energía mediante la fusión del hidrógeno. Cuando todo el hidrógeno del núcleo se ha transformado en helio, las reacciones nucleares prosiguen en el límite exterior del núcleo. A esto se le denomina “**combustión de hidrógeno en capa**”.

Con esta combustión la estrella abandona la secuencia principal e inicia su fase post-secuencia principal, en la que los diferentes caminos evolutivos dependerán en gran medida de la masa estelar. Esta etapa será mucho más rápida que la anterior, pero es a la que están asociados los fenómenos observables más espectaculares.

Cuando el hidrógeno comienza su combustión en capa el núcleo se comprime, incrementando su densidad y temperatura. Este proceso conduce a la expansión de la envoltura estelar, lo que lleva asociado un aumento de la luminosidad y el radio de la estrella, que se transforma así en una **gigante roja**.

En esta etapa su luminosidad puede alcanzar cientos o miles de veces la luminosidad del Sol. El Sol pasará unos 10^9 años (mil millones de años) en su etapa de gigante roja, y su radio será unas 100 veces mayor que ahora. Lo que significa que Mercurio, Venus y la Tierra habrán sido tragados por esta estrella. Afortunadamente todavía queda demasiado tiempo para que llegue este momento... (unos tres mil millones de años).

El siguiente paso en la evolución comienza cuando el helio del núcleo alcanza la temperatura suficiente para iniciar su ignición. Entonces la estrella se desplaza hacia rama horizontal del diagrama H-R, que transcurre prácticamente paralela al eje de abscisas, y a mayor temperatura y menor luminosidad que la rama de las gigantes rojas.



El helio del núcleo también se agotará cuando haya sido transformado en carbono y oxígeno mediante reacciones nucleares. Entonces el núcleo estelar tiende a contraerse, calentando los alrededores ricos en helio de forma que comienza una nueva etapa de combustión de este elemento, esta vez en capa.

En este momento la estrella tiene una estructura de **supergigante**, que consiste en un núcleo de carbono y oxígeno (cuyo radio es aproximadamente similar al de la Tierra) rodeado por una capa de helio, ambos a su vez dentro de una extensa envoltura rica en hidrógeno. La combustión de este hidrógeno y helio de las capas exteriores se produce de forma alternada en el tiempo.

Durante las últimas etapas evolutivas, en las capas exteriores que se separan paulatinamente de la estrella central se dan las condiciones adecuadas para la formación de moléculas, algunas de las cuales (como el OH, el SiO o el H₂O) producen transiciones más ser que son observables en radio y dan información importante sobre la estructura de estas envolturas.

Estos elementos suelen distribuirse de manera esférica alrededor del núcleo de la estrella, y su distribución no suele ser uniforme sino que usualmente presenta “grumos”. Como las envolturas se están expandiendo, algunas de estas emisiones presentarán desplazamientos mayores o menores al rojo o al azul, en función de las distintas velocidades de alejamiento o acercamiento al observador de las distintas capas. El resultado es como si se hicieran varios cortes paralelos en la envoltura que rodea la estrella, lo que permite el estudio de las distintas zonas o de esta envoltura.

A partir de este punto, la evolución de una estrella siguiendo un camino u otro dependerá drásticamente de su tamaño.

El final de las estrellas masivas

SUPERNOVAS

Cuanto más masiva es una estrella, mayor será la temperatura que podrá adquirir su núcleo por compresión gravitatoria. Por este motivo sólo las estrellas muy masivas (con masa mayor que 9 masas solares) son capaces de alcanzar la temperatura necesaria para comenzar la combustión de elementos más pesados (primero el carbono, después el neón, y posteriormente el oxígeno).

Cada uno de estos nuevos elementos que comienzan a ser utilizados como combustible de las reacciones nucleares van dejando residuos (como silicio, fósforo o magnesio) que experimentarán también reacciones nucleares si la temperatura sigue manteniéndose en valores suficientemente elevados.

El único elemento estable que no puede tomar parte en este tipo de reacciones nucleares es el isótopo hierro 56 (^{56}Fe), ya que contiene menos energía nuclear que cualquier otro átomo y por lo tanto no es posible extraer energía de él. Por esta razón, en último caso la estrella contendrá un núcleo compacto e inerte de hierro rodeado por sucesivas capas en combustión de elementos más ligeros a medida que aumenta la distancia al núcleo.

Cuando el núcleo estelar está compuesto por hierro la única fuente de energía de la estrella es su contracción y calentamiento rápido, de forma que la temperatura del núcleo puede alcanzar valores de más de 10^{10} K (diez mil millones K). Los fotones de radiación gamma emitidos a esta temperatura producen la desintegración del núcleo de hierro en partículas alfa (es decir, núcleos de helio).

Los electrones, protones y neutrinos liberados en este proceso aumentan enormemente la presión y temperatura del núcleo, llevando a la estrella a un estado crítico en el que se produce violenta explosión, dando como resultado una nube de materia que se expande como una onda hacia sus límites exteriores y dando lugar a una **supernova**.

Esta onda de materia provoca la expulsión de casi la totalidad de la masa estelar, quedando en ocasiones como único residuo una **estrella de neutrones**, de una densidad extremadamente alta (toda su materia está concentrada en una esfera de unas pocas decenas de km diámetro) y una nebulosa en expansión alrededor.

Estas estrellas de neutrones presentan densidades de hasta 1.014 veces la del agua. La gravedad en su interior es tan elevada que los protones y electrones de los átomos colapsan y se fusionan, cancelando sus cargas eléctricas y formando neutrones. A causa de su pequeño tamaño, y debido a la conservación del momento angular, sus velocidades de rotación son elevadísimas, lo que también explica la presencia de extremadamente potentes campos magnéticos.

PÚLSARES

Los púlsares fueron descubiertos en 1967 por Jocelyn Bell y Antony Hewish. Como en tantas otras ocasiones en la ciencia, el descubrimiento fue fortuito. Jocelyn Bell realizaba su doctorado bajo la supervisión de Hewish. Durante dos años contruyó un radiotelescopio para estudiar el centelleo de fuentes de radio en el medio interplanetario. En el laborioso análisis de los datos recogidos descubrió que ciertos objetos emitían pulsos regularmente, con una periodicidad muy precisa y corta (del orden de 1 segundo).

Cuando se detectó el primer púlsar, al ser una emisión tan regular se pensó que podría tratarse de señales emitidas por una civilización extraterrestre tratando de comunicarse con nosotros. Sin embargo, esta explicación se descartó al irse descubriendo otras fuentes similares muy alejadas entre sí y comprobar que ninguna de ellas mostraba los desplazamientos Doppler que cabría esperar de los movimientos orbitales de un planeta.

Se revisaron entones ciertas teorías que, años atrás, predecían que las estrellas de neutrones en rotación podrían emitir radiación debido a su inmenso campo magnético. Curiosamente, fue Hewish y no Bell quien recibió el premio Nobel por este descubrimiento en 1974.

Años después de este descubrimiento se sabe ya que realmente los púlsares son estrellas de neutrones con un campo magnético muy intenso. Una estrella de neutrones tiene aproximadamente la misma masa del Sol pero en un radio que puede llegar a ser de solamente 10 km. Esto supone unas densidades elevadísimas (una “cucharada” de una estrella de neutrones pesaría 1.000 millones de toneladas), lo que conlleva campos magnéticos muy altos. Estos campos magnéticos provocan una intensa emisión de radiación concentrada en un cono, que unida a la rotación de la estrella hace que se vean como una radiación pulsante.

El comportamiento de un púlsar es similar al de un faro. La luz del faro va girando y un observador estático sólo la verá “encenderse” cuando esta luz se dirija a él, dando la impresión de que la luz se enciende y se apaga aunque en realidad la emisión sea continua y este efecto se deba exclusivamente a la rotación de la fuente.

Los periodos que se observan en los púlsares son extremadamente regulares y pueden ir desde varios microsegundos (10^{-8} segundos) hasta varios segundos. El púlsar de la nebulosa del Cangrejo, por ejemplo, tiene un periodo de 33 milisegundos.

Durante el breve lapso de tiempo que se lleva observando estos objetos se ha podido comprobar que todos los púlsares se van frenando lenta y gradualmente. Ello es debido a la pérdida de energía que se produce al ir disipándola con sus potentes emisiones electromagnéticas. Una vez corregido matemáticamente este efecto, la extrema regularidad de los púlsares y su periodicidad de giro en el rango de los milisegundos hace que puedan ser utilizados como “relojes cósmicos” tan precisos como el mejor de los relojes atómicos.

AGUJEROS NEGROS

Otro posible fin para las estrellas de masa muy elevada es de acabar como un agujero negro. Para que éste se forme la estrella debe poseer unas condiciones iniciales características. Si la masa de un objeto, después de haber expulsado su envoltura, es superior a un determinado límite denominado “**límite de Chandrasekhar**” (alrededor de 1,5 masas solares) la fuerza de la gravedad será superior a cualquiera de las otras fuerzas de la naturaleza (electromagnéticas o nucleares). Por tanto, no habrá ninguna manera de detener el colapso gravitatorio y toda la masa de la estrella quedará reducida a un solo punto en el espacio.

Los agujeros negros no emiten por sí solos radiación alguna que pueda ser detectada. Sin embargo, cuando forman parte de un sistema binario se puede detectar su presencia porque el material de su vecindad va cayendo hacia él. En esta caída se pierde energía potencial gravitatoria con gran rapidez, lo que se traduce en una potente emisión en todas las longitudes de onda.

Además, como ya se vio en el caso de las estrellas jóvenes, para que la materia pueda caer hacia el sumidero gravitatorio central debe liberarse una fracción del momento angular del sistema. Por ello también se debe esperar que se formen discos de acrecimiento y que se produzcan expulsiones energéticas de chorros de materia que permitan liberar el momento angular.

Este es el caso de las **binarias de rayos X**, en las que se pueden detectar en radio los chorros emitidos cuando el agujero negro absorbe la masa de la estrella compañera.

El final de las estrellas poco masivas: nebulosas planetarias

La evolución de las estrellas con masas menores a ocho veces la masa solar no es tan espectacular como la evolución vista para las estrellas más masivas, pero es por este otro camino evolutivo por el que pasarán el 90% de los objetos estelares (incluido nuestro Sol).

Retómese la última fase de la evolución estelar y vuélvase la atención hacia una estrella en la **rama asintótica de gigantes AGB** (de las siglas en inglés “Asymptotic Giant Branch”). Como ya se ha visto, la estrella en esta fase contiene un núcleo interte de carbono y oxígeno rodeado por una capa de hidrógeno y otra de helio, en las que alternativamente se producen reacciones nucleares. En esta etapa la estrella expulsa parte de su material al medio que la rodea, pudiendo llegar a expulsar hasta 10^{-4} masas solares por año.

El material expulsado es el culpable de que en ocasiones estas estrellas sean invisibles en el óptico, ya que la luz de la estrella centra es oscurecida por este material circumestelar. Algunas de las moléculas presentes en esta envoltura tienen transiciones másers en radio, como el OH, el SiO ó el H₂O. Algunos de estos másers sobreviven incluso a la propia evolución de la estrella (primero hacia la etapa post-AGB y después hacia la fase de nebulosa planetaria).

La estrella central, al ir desembarazándose de su envoltura, va dejando al descubierto capas cada vez más internas que están más calientes, lo que produce un aumento progresivo de su temperatura efectiva hasta que ésta llega a ser tan elevada (alrededor de 40.000 K) que es capaz de ionizar la envoltura expulsada. Es entonces cuando se dice que la estrella se encuentra en la fase de **nebulosa planetaria**.

La primera nebulosa planetaria fue descubierta en 1764 por Charles Messier, pero fue William Herschel en 1784 quien bautizó a estos objetos como “nebulosas planetarias”. La imagen de estas estrellas e los telescopios de aquellos tiempos era muy parecida a la de los planetas lejanos (como Urano, descubierto también por Herschel), por lo que en un principio se pensó que podrían tener alguna relación. Aunque con los años se colocó finalmente a estos objetos en su posición correcta dentro del puzzle de la evolución estelar, el nombre de “nebulosas planetarias” se ha mantenido.

La morfología de este tipo de objetos es muy variada. Algunas son bipolares, otras son redondeadas y otras presentan simetría axial pero con morfologías complejas. Los procesos que llevan a un objeto que originalmente era esférico en etapas anteriores a presentar estas morfologías complejas, no están completamente claros.

Hay teorías que postulan que estas morfologías son debidas a fases de vientos intensos y colimados que proceden de la estrella central y son capaces de modificar la geometría de la envoltura. Otras teorías proponen el protagonismo de los campos magnéticos, y otras apuntan a la binariedad de la estrella central como responsable de las morfologías complejas. Pero todavía no se ha llegado a un consenso global de cómo se modelan estas impresionantes envolturas.

Las nebulosas planetarias y las estrellas en etapas tardías de evolución presentan importantes emisiones en radio:

- Por una parte son fuertes emisoras de continuo, generado por la radiación libre-libre de los elementos ionizados. Además, en ocasiones se mantiene alguna transición máser (como la molécula OH).
- Recientemente también se ha constatado que la molécula de agua sobrevive en las nebulosas planetarias, al descubrirse en ellas emisión procedente de transiciones máser de la molécula H₂O.
- También existen moléculas que aunque no presentan transiciones máser sí tienen líneas térmicas que se pueden observar en radio (como el CO), y también se pueden observar líneas de recombinación de elementos excitados (como el hidrógeno o el helio).

La detección, observación y estudio de estas emisiones permite conocer la composición de la envoltura de estas estrellas, y en muchas ocasiones su morfología.

4.- EL SISTEMA SOLAR

El Sol

Como ya se ha indicado el Sol, nuestra estrella, se encuentra en la secuencia principal. Esto significa que su fuente de energía son las reacciones nucleares de fusión donde dos núcleos de hidrógeno se convierten en uno de helio. El Sol lleva alrededor de 5.000 millones de años en la secuencia principal, quemando unos 500 millones de toneladas de hidrógeno por segundo, y continuará en este estado otros 5.000 millones de años hasta que comience su evolución hacia el estado de gigante roja.

Las estrellas de la secuencia principal no tienen una emisión potente en radio, por lo que no suelen observarse en radiotelescopios. Su emisión se produce principalmente por el mecanismo de cuerpo negro. El pico donde se emite más energía está situado en el rango óptico y la “cola” de la distribución de energía en longitudes de radiofrecuencias es muy débil comparada con la intensidad que se observa en el visible.

Sin embargo en el Sol y en otras estrellas parecidas existen fenómenos que producen emisiones en radio y en el caso de nuestra estrella, debido a su cercanía, sí que es posible detectarlas desde la Tierra con facilidad. Incluso es posible observar su emisión térmica de cuerpo negro.

La temperatura superficial del Sol es de aproximadamente 6.000 K. Este valor, junto a su masa ($2 \cdot 10^{30}$ Kg), radio (700.000 km) y luminosidad ($3,85 \cdot 10^{26}$ w) –valores utilizados todos ellos como referencia para medir los mismos parámetros en el resto de estrellas- lo sitúan en la zona inferior derecha de la secuencia principal. En comparación con otras estrellas, el Sol es un objeto más bien “frío” y poco masivo.

La estructura de la atmósfera del Sol es peculiar, en el sentido de la temperatura crece con la altura (de forma contraria a lo que podría pensarse de forma intuitiva, al recordar lo que ocurre cuando aumenta la distancia con un foco de calor):

- La **fotosfera**, la parte más interior la atmósfera solar, es donde se emite la mayor parte de la luz visible.
- La **corona**, la parte más exterior, es mucho menos densa y emite sólo una pequeña parte la luz visible. En la corona solar se pueden alcanzar temperaturas de hasta 3.000.000 K.
- La **cromosfera**, fría y oscura comparada con la fotosfera, forma la frontera entre esta y la corona.

La emisión en radio del Sol está constituida por tres componentes principales:

- La **emisión del Sol sin perturbar** es la emisión global del Sol excluyendo fuentes discretas localizadas, y tiene la forma de radiación térmica de cuerpo negro emitida por partículas moviéndose al azar en un gas caliente. Además de la emisión de radioondas en la superficie (fotosfera) hay que tener en cuenta las emisiones de las capas de la atmósfera (cromosfera y corona) que se encuentran a temperaturas aún mayores que la de la fotosfera.

La cantidad total de radiación emitida por todo el Sol rara vez es mayor que el nivel del “Sol sin perturbar”, pero tiene picos localmente intensos y depende del nivel de actividad solar (es decir, de la presencia o no de manchas solares en la superficie).

- Los **componentes de variación lenta** (denominada S, del inglés “slow”) es también radiación térmica pero es emitida desde regiones localizadas de la atmósfera solar. Esta componente es importante en el rango de longitudes de onda entre unos 10 y 50 cm (frecuencias de unos 3 GHz a 600 MHz).
- **Destellos o fulguraciones**, que pueden tener lugar sobre todo el espectro de radio con escalas de tiempos desde menos de 1 segundo hasta varias horas. La potencia emitida puede entre 1.000 y 10.000 veces superior a la del Sol sin perturbar, y la radiación es básicamente de naturaleza no térmica. Es emitida por electrones que en lugar de moverse al azar como en un gas caliente poseen movimientos dirigidos bajo la influencia de un campo magnético (radiación sincrotrón). En estos casos la radiación está polarizada.

La radiación emitida por el Sol puede ser estudiada por los radioastrónomos tanto directa como indirectamente (observando los efectos de esta radiación al interactuar con la ionosfera terrestre).

La emisión solar en radio está muy relacionada con los niveles de actividad y la presencia o no de manchas solares en la superficie. En los periodos “tranquilos” las emisiones en radiofrecuencias provienen mayoritariamente de la fotosfera (la capa responsable también de la mayor parte de las emisiones en el rango visible).

Las emisiones en radio procedentes de la fotosfera se caracterizan por una longitud de onda de aproximadamente 1 cm, mientras las que proceden de la corona tienen una longitud de onda característica de alrededor de 1 m.

El tamaño del disco solar visto en radiofrecuencias en el rango de longitudes de onda entre 1 y 10 cm, es sólo ligeramente mayor que el disco solar visto en el rango óptico. Sin embargo, cuando se observa en frecuencias correspondientes a las emisiones de la corona este tamaño crece considerablemente (ésta se extiende varios millones de kilómetros más allá de los límites de la fotosfera).

El Sol presenta ciclos de actividad con una duración media de 11 años entre máximos (o mínimos) donde la característica más evidente es el aumento (y disminución) del número de manchas solares y fenómenos relacionados, como las fulguraciones o las erupciones de material.

Una mancha solar (umbra) es una zona en la superficie de su fotosfera que se presenta oscura en el rango óptico debido a que está más fría (~ 4.000 K) que el gas que la circunda (~ 6.000 K). La parte más externa de la mancha, compuesta por una mezcla de filamentos brillantes y oscuros, se denomina “penumbra”.

El campo magnético en el centro de las manchas solares es muy intenso, y es el origen de las fulguraciones y otros fenómenos violentos que se observan en la atmósfera solar.

Es fácil distinguir la radiación procedente de las fulguraciones solares porque presenta polarización circular, frente a la polarización aleatoria presente en las emisiones de otras fuentes extraterrestres. Se cree que esta polarización puede ser debida al giro de los electrones a causa de los intensos y muy localizados campos magnéticos presentes allí donde se origina una fulguración.

Estas **fulguraciones** producen intensas emisiones tanto en visible como en radio, con longitudes de onda de entre 1 y 60 m (300-5 MHz) fácilmente observables desde la superficie terrestre. Las emisiones en radio parecen proceder de un área más amplia de

la superficie solar que las del rango visible, pero parece claro que ambas son el resultado del mismo fenómeno.

Estas fulguraciones van asociadas también a emisiones de haces de partículas de alta energía, viajando a velocidades de entre 500 y 1.000 km/s (= **viento solar**). Cuando este haz de partículas cargadas choca con el campo magnético de la Tierra, se producen tormentas magnéticas y auroras boreales.

La Luna y los planetas

La Luna y los planetas emiten como **cuerpos negros**. Esto significa que su emisión depende únicamente de su temperatura. Venus, por ejemplo, tiene una emisión en radio equivalente a un cuerpo negro de unos 700K, y la Luna emite como un cuerpo negro de algo más de 200 K.

Júpiter

Júpiter se sale de esta norma y tiene un comportamiento algo distinto, ya que dependiendo de la longitud de onda se manifiesta de tres formas diferentes:

- **Emisión decamétrica.**
En longitudes de onda mayores de 8 m, Júpiter presenta una potente emisión debida a la interacción de su campo magnético con el satélite Io. El mecanismo de emisión es radiación ciclotrón: partículas ionizadas de baja velocidad moviéndose en el seno del intenso campo magnético del planeta.
Esta emisión es muy variable, y en ciertos momentos se observan grandes “explosiones” en las que la emisión decamétrica aumenta significativamente.
- **Radiación sincrotrón.**
Entre 8 m y 1 cm de longitud de onda hay una importante contribución de la emisión producida por los electrones que se mueven a velocidades cercanas a la de la luz siguiendo las líneas del campo magnético de Júpiter.
Esta emisión de sincrotrón es la dominante en la banda S (12 cm). En la banda X (3,6 cm) es difícil separarla de la emisión térmica, pues ambos tipos de radiación tienen intensidades comparables.
- **Radiación térmica.**
A longitudes de onda menores de 5 cm Júpiter emite como un cuerpo negro de unos 140 K. En torno a los 2 cm ésta es ya la emisión dominante.
La emisión térmica es mucho más estable que los otros dos mecanismos de radiación mencionados. Por lo tanto, en longitudes de onda cortas se puede utilizar para calibrar el flujo recibido por la antena.

Júpiter es una de objetos preferidos para la observación por parte de radioastrónomos aficionados, tan fascinante o más como se presenta en el rango visual.

La primera sorpresa que ofrece Júpiter es que la mayor parte de su emisión es mucho más intensa y a mayores longitudes de onda que la que cabría esperar de la radiación térmica de cuerpo negro típica de un objeto inerte. Además, gran parte de esta radiación está circularmente polarizada.

La mayor parte de estas emisiones se debe a la radiación de sincrotrón, producida por los iones y electrones que son acelerados por los intensos campos magnéticos del planeta.

La masa de Júpiter es 318 veces la de la Tierra. El eje de su campo magnético está desplazado 15° de su eje de rotación, y unos 18.000 km en su punto más cercano del centro del planeta. Su polaridad es opuesta a la de la Tierra (es decir, una brújula apuntaría en Júpiter hacia el polo Sur).

El campo magnético de Júpiter es entre 20 y 30 más intenso que el campo magnético de la Tierra. La **magnetosfera** de un planeta es la región que lo circunda en donde el campo magnético del planeta domina sobre el campo interplanetario creado por el viento solar. Si se pudiera ver la magnetosfera de Júpiter desde la superficie de la Tierra, se vería como un disco del mismo tamaño que el disco lunar.

Cuanto más lejos se encuentra un planeta del Sol menos intensa es la presión que ejerce el viento solar sobre su magnetosfera. En el caso de la Tierra, la presión del viento solar hace que su magnetosfera está contenida en una esfera relativamente próxima a la esfera terrestre. La magnetosfera de Júpiter es muchísimo más extensa debido tanto a la intensidad de su campo magnético como a su distancia del Sol.

La magnetosfera de Júpiter se expande y se contrae con las variaciones de intensidad que presenta el viento solar que le llega (en función de cómo de lejos o cerca del Sol se encuentre en su órbita planetaria), pudiendo variar su radio entre 50 y 100 veces el radio del propio planeta. Es decir, la magnetosfera de Júpiter engloba las órbitas de sus cuatro satélites principales (los conocidos como cuatro satélites galileanos, observables en el rango óptico con unos simples prismáticos).

La magnetosfera de un planeta atrapa en las líneas de fuerzas de su campo magnético el plasma procedente de los protones y electrones transportados por el viento solar, así como de átomos e iones que escapan de la atmósfera del planeta.

En el caso de Júpiter, su magnetosfera es tan amplia que atrapa también átomos procedentes de la superficie de sus satélites. **Io**, el más cercano a Júpiter de los cuatro satélites galileanos, es una fuente especialmente rica de iones de oxígeno y azufre, procedentes de su intensa actividad volcánica. Se estima que la contribución de Io a la magnetosfera de Júpiter es de unas 10 Tm de material por segundo.

Como consecuencia de ello, se constata la existencia de un toroide de plasma alrededor de la órbita de Io (a un radio de unas cinco veces el radio de Júpiter). La parte interior de este toroide es una fuente intensa de radiación, siendo la parte exterior menos activa.

Para completar el cuadro, al atravesar Io las líneas de fuerza del campo magnético de Júpiter siguiendo su propia órbita alrededor de él, se genera una corriente eléctrica de más de 5.000.000 A entre el planeta y su satélite. Cuando esta corriente alcanza la atmósfera de Júpiter genera auroras y fuertes emisiones de radio que sirven para localizar con precisión la posición de Io en su órbita.

Las observaciones en radio de las emisiones procedentes de Júpiter permiten estudiar la magnetosfera y el toroide de plasma, así como la rotación del núcleo de Júpiter y su diferencia con el rotación de su atmósfera visible.

III.- RADIOASTRONOMÍA Y RADIOTELECOPIOS

1.- UN POCO DE HISTORIA

El nacimiento de la radioastronomía

Antes de 1931, la palabra “astronomía” se refería exclusivamente al estudio de los objetos visibles en el cielo nocturno, estudio al que los astrónomos se dedicaban empleando como instrumentos de observación sus ojos desnudos o bien mediante el uso de binoculares o telescopios. No se conocía otra manera de observar el universo que se abre más allá de la atmósfera de nuestro planeta.

En 1931, sin embargo, ya se sabía de la amplitud del espectro electromagnético, y se conocía que dentro de él la luz visible abarca sólo una franja muy estrecha de longitudes de onda y frecuencias. Se conocían longitudes de onda más cortas que las de la luz visible, y de hecho Wilhelm Röntgen ya había construido en 1895 una máquina que generaba rayos-X. También se conocía la existencia de longitudes de onda más largas que las de la luz visible, como los infrarrojos, que aunque no pueden ser vistos en determinadas circunstancias pueden llegar a sentirse en forma de calor. En longitudes de onda más largas, eran bien conocidas la emisión y recepción de radiaciones en las llamadas radio frecuencias (RF), que estaban siendo utilizadas para el desarrollo de tecnologías de comunicación como la televisión, la radio y el teléfono desde que Heinrich Hertz produjo por primera vez ondas de radio de unos pocos centímetros de longitud de onda en 1881.

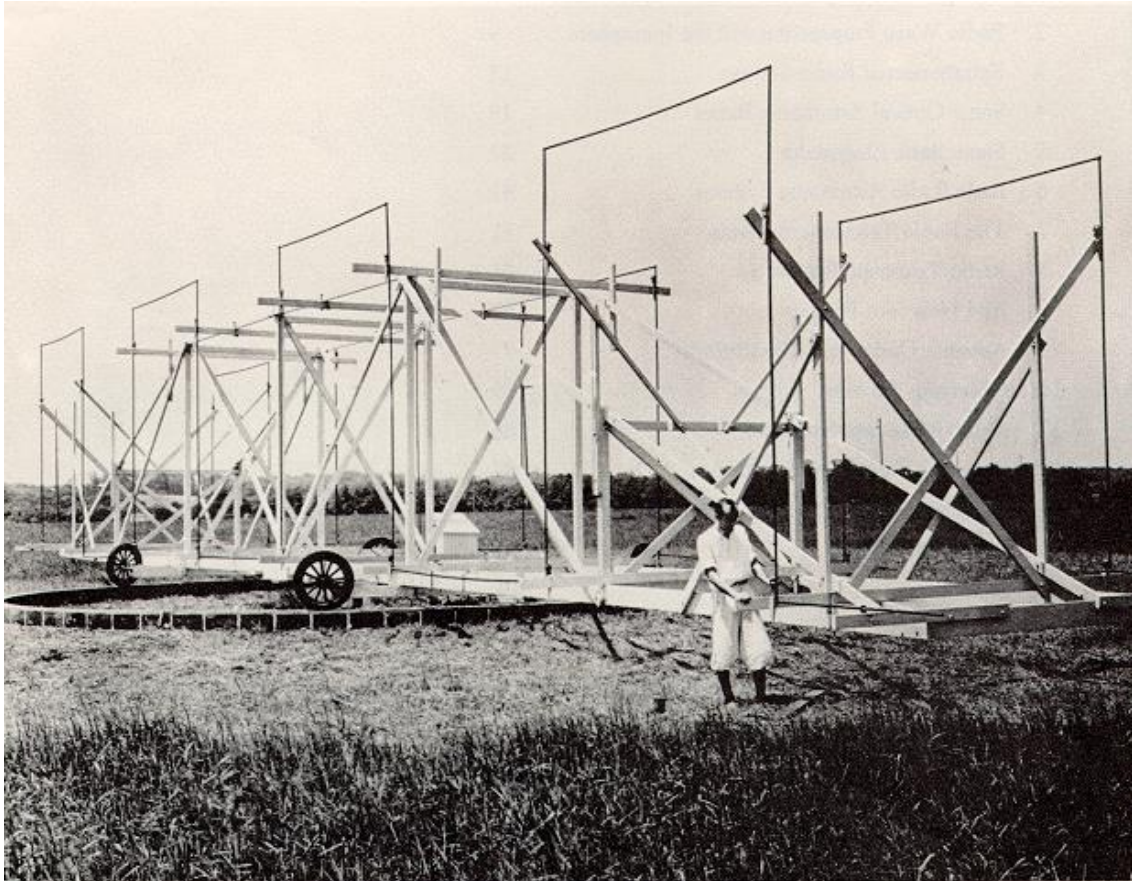
Pero en 1931 todavía nadie era consciente de que las radiaciones en radio frecuencias también son emitidas por billones de diversas fuentes de naturaleza extraterrestre, y mucho menos de que una determinada franja de esas frecuencias son capaces de atravesar la atmósfera terrestre y llegar hasta el espacio que habitamos en la superficie de nuestro planeta. Todo lo que necesitamos para detectar esta radiación es cambiar nuestros instrumentos de observación astronómica.

Del experimento de Jansky al primer radiotelescopio

Como a menudo suele ocurrir en la historia de la ciencia, las emisiones de radiación en radio frecuencias procedentes del espacio exterior fueron descubierta mientras alguien buscaba otra cosa completamente diferente.

Karl G. Jansky (1905-1950) trabajaba como ingeniero de radio en los laboratorios de la compañía telefónica Bell en Holmdel, Nueva Jersey (EEUU). En 1931 se le encargó el estudio de las interferencias en las comunicaciones por radiofrecuencias procedentes de tormentas eléctricas, para ayudar a Bell a diseñar una antena que pudiese minimizar la influencia de estas interferencias de ruido estático en las comunicaciones mediante señales de radio-teléfono transoceánicas.

Para ello, Jansky diseñó un artefacto extraño, un dispositivo receptor direccional más parecido a un tiovivo de madera que a una antena moderna o un radiotelescopio, sintonizado para captar radiaciones de frecuencia a longitudes de onda de 14.6 metros y montado sobre un mecanismo que lo hacía rotar en círculo cada 20 minutos. La antena estaba conectada a un receptor y su señal era registrada en una cinta continua.



Mediante la observación de las señales registradas por este dispositivo y su confrontación con los partes meteorológicos, Jansky fue capaz de atribuir una fracción significativa del llamado ruido estática de radio (procedente de señales en RF no moduladas) a tormentas cercanas y otra parte a tormentas más lejanas. Sin embargo, aún quedaba una última parte a la que no pudo asignar una fuente y al que denominó “silbido constante de ruido estático de origen desconocido”.

Gracias a la rotación de su antena direccional, Jansky fue capaz de determinar que la dirección de la que procedían estas emisiones de origen desconocido cambiaba gradual y periódicamente describiendo un círculo completo cada aproximadamente 24 horas, por lo que desde el principio le atribuyó una cierta correlación con la rotación de la Tierra.

En un primer momento señaló al Sol como fuente de estas emisiones. Sin embargo, observó que el pico de radiación se adelantaba aproximadamente 4 minutos cada día. Por geometría, cada vez que la Tierra completa la longitud del recorrido de su órbita alrededor del sol completa a su vez una rotación más respecto del Sol que las aproximadamente 365 rotaciones que completa sobre su propio eje. Es decir, que respecto al resto de estrellas más allá del sistema solar un año terrestre tiene un día más que el número de amaneceres y atardeceres observados desde la Tierra. En consecuencia, el periodo de rotación de la Tierra con respecto a las demás estrellas (denominado “día sidéreo”) es aproximadamente 4 minutos más corto que el periodo de rotación de la Tierra con respecto del Sol (denominado “día solar”). Por tanto, la conclusión de Jansky fue que esa radiación de origen desconocido debía proceder de una fuente mucho más lejana que el Sol. Siguiendo con sus investigaciones determinó finalmente que esa fuente era la Vía Láctea, y en 1933 publicó su descubrimiento.

A pesar de las implicaciones de las conclusiones de los descubrimientos de Jansky, apenas tuvieron ninguna repercusión en un primer momento. Hubo que esperar hasta 1937, cuando Grote Reber, otro ingeniero de radio, recuperó el trabajo de Jansky y basándose en él construyó el primer prototipo de un moderno radiotelescopio en el jardín de su casa en Wheaton, Illinois.

Empezó por buscar la radiación en las longitudes de onda más cortas, pensando que éstas serían más intensas (según la ecuación de Planck, $E = h \cdot f$, la energía de una onda de radiación electromagnética es proporcional a su frecuencia) y por tanto más fáciles de detectar. Sin embargo no consiguió obtener resultados satisfactorios, por lo que decidió modificar la antena para detectar radiaciones de una longitud de onda de 1,87 metros (aproximadamente la altura de una persona), donde sí encontró fuertes emisiones a lo largo del plano de la Vía Láctea.

Reber continuó con sus investigaciones a lo largo de los años 40, y en 1944 publicó los primeros mapas del cielo en radio frecuencias. Hasta el final de la Segunda Guerra Mundial, Reber fue el único radioastrónomo del mundo. Mientras tanto, los operadores de radar británicos durante la guerra ya habían documentado las emisiones de radio que habían detectado procedentes del Sol. Una vez finalizada la guerra, la radioastronomía comenzó a desarrollarse rápidamente, hasta adquirir el papel fundamental que tiene hoy en día en nuestras observaciones y estudio del universo.



El radiotelescopio de Reber

2.- OBSERVACIÓN DE LA RADIACIÓN ELECTROMAGNÉTICA

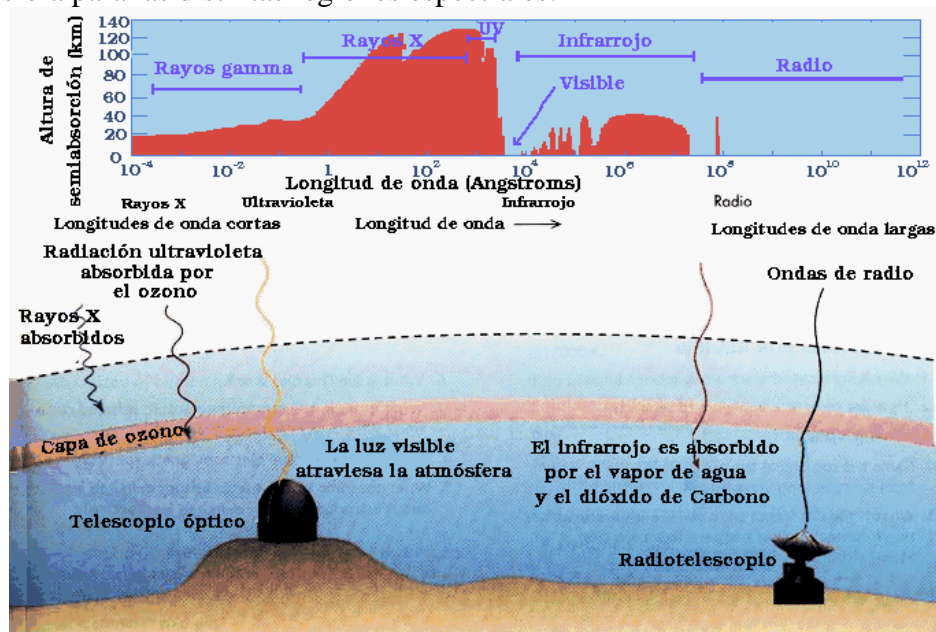
Rangos de observación

Las observaciones son una parte fundamental dentro de la astronomía. Hay ciencias que se basan en la experimentación, porque mediante experimentos se pueden reproducir las condiciones para que se den determinados fenómenos en un laboratorio y puedan ser estudiados. Sin embargo en astronomía pocas cosas pueden ser reproducidas en un laboratorio, y las únicas vías para avanzar en el conocimiento son la vía observacional, que trata de tener constancia de la realidad astronómica, y la vía teórica, que intenta elaborar modelos que sean capaces de reproducir esa realidad.

El desarrollo de instrumentos cada vez más potentes para las observaciones astronómicas ha sido determinante en el avance de los conocimientos de esta ciencia, ya que estos se han ido desarrollando a lo largo de los años a la par que las observaciones. Las primeras observaciones que se realizaron, se hicieron utilizando los instrumentos “naturales” que el ser humano tienen para la observación: los ojos. Estos instrumentos fueron los únicos participantes en los primeros descubrimientos acerca de los movimientos de los planetas y el brillo de las estrellas.

Aunque la observación a simple vista puede proporcionar imágenes muy bellas es evidente, con las técnicas que conocemos en la actualidad, que no es el método más práctico para el desarrollo científico de la astronomía. Por una parte, porque el uso de los grandes telescopios permite la observación de objetos muchísimo más lejanos que los que pueden ser alcanzados a simple vista, y por otra parte, no menos importante, porque nuestros ojos están restringidos a un pequeño rango del espectro electromagnético, y no nos permiten recoger la información que nos llega en longitudes de onda distintas del visible.

Otro problema que existe al realizar observaciones desde la Tierra, independientemente del instrumento que utilicemos para ello, es que la atmósfera es opaca para la mayoría de las longitudes de onda, permitiéndonos sólo la observación de aquellas regiones del espectro que la pueden traspasar. En la siguiente figura se observa el comportamiento de la atmósfera para las distintas regiones espectrales:



En la parte superior del gráfico, la zona roja indica aproximadamente las alturas en las que la radiación es absorbida en la atmósfera para cada longitud de onda. Se observa que la atmósfera presenta algunas “ventanas” que permiten el paso de ciertas longitudes de onda hasta la superficie terrestre. Las ventanas más importantes aparecen listadas en la siguiente tabla:

Longitudes de onda	Ventana
< 300 nm	Atmósfera opaca por absorción por el ozono
3.000 – 9.000 Å	Ventana UV-Visible-IR cercano
1 – 5 micras	Ventana IR entre H ₂ O y CO ₂
8 – 20 micras	Ventanas IR
1,3 cm– 1,9 mm	Ventanas centimétricas-milimétricas
1,8 – 1,1 mm	Ventana milimétrica
0,8, 0,45, 0,35 mm	Ventanas submilimétricas
2 cm – 10 m	Ventana de Radio
> 10 m	Atmósfera opaca por absorción por la ionosfera

La única información que desde la superficie de la Tierra se puede obtener del espacio es la correspondiente a las ventanas de transparencia citadas en el cuadro anterior. Se observa que los únicos telescopios que tienen razón de ser en la Tierra son los de rango óptico, algunas regiones del infrarrojo, y en radio, además de las longitudes de onda milimétricas y submilimétricas.

Instrumentos para la observación astronómica

A lo largo de la historia el hombre ha desarrollado instrumentos que le ayudasen a observar el cielo. Primero lo hizo buscando aquellos instrumentos que amplificasen la potencia de sus ojos (los telescopios ópticos) y más tarde buscando instrumentos que abarcasen longitudes de onda distintas a las que se podían observar visualmente (radiotelescopios, telescopios de infrarrojos). Por último, con el desarrollo de la tecnología espacial se decidió poner telescopios en órbita para evitar el efecto de la atmósfera sobre las observaciones.

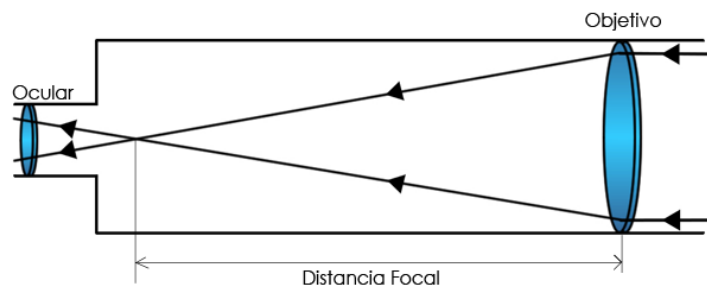
En esta sección se dedica una parte importante a los telescopios ópticos, ya que ayudarán a comprender algunas nociones importantes dentro de la radioastronomía y que, en general, todos estamos más familiarizados con el comportamiento de las lentes y los espejos que con el de los amplificadores.

Telescopios terrestres

LOS TELESCOPIOS ÓPTICOS

Los telescopios ópticos comenzaron a desarrollarse como una extensión del ojo humano. De hecho, los primeros telescopios se elaboraron hacia principios del siglo XVII con lentes que se usaban para corregir defectos de la visión ya desde el siglo XV.

Un telescopio es un instrumento que recoge la luz de un objeto y reconstruye su imagen en un punto llamado “foco”. Los telescopios ópticos pueden ser “**reflectores**”, si utilizan espejos para controlar el camino de los rayos de luz, o “**refractores**”, si lo que utilizan son lentes.



Los telescopios son básicamente instrumentos diseñados para recoger fotones. Por este motivo, en astronomía se necesitan telescopios muy grandes, para que puedan recoger la mayor cantidad posible de luz. La cantidad de luz que una lente o un espejo es capaz de recoger es directamente proporcional a su superficie. Se denomina “**poder de captación de luz**” (**LGP**, por sus siglas en inglés “light gather power”) y, como las lentes y espejos del tubo de un telescopio siempre son circulares, resulta proporcional al cuadrado del diámetro de su apertura:

$$LGP = K.(\pi.D_1/2)^2 / K.(\pi.D_2/2)^2 = (D_1/D_2)^2$$

Tal como se observa, este parámetro se utiliza de forma relativa, para comparar dos instrumentos y saber cuánta luz recoge uno más que otro. Por ejemplo, si se quiere comparar un telescopio con un objetivo de 50 cm de diámetro con el ojo humano desnudo, cuya pupila tiene un diámetro aproximado de 0,5 cm, el poder de recogida de luz del telescopio frente al del ojo humano desnudo es:

$$LGP = (50/0,5)^2 = 100^2 = 10.000 \text{ veces mayor}$$

Una segunda característica importante de los telescopios es su “**poder de resolución**” (**PR**), que es la facultad que tiene un telescopio de mostrar claramente separados dos objetos que están muy próximos en el cielo. Suele estar expresado en función del ángulo mínimo (en segundos de arco) que debe haber entre dos objetos en el cielo para que su imagen pueda ser resulta (= aparezca claramente separada) y también está estrechamente ligado al diámetro de apertura (a mayor diámetro, mayor poder de resolución):

$$PR [“] = 4,56 / D[\text{pulgadas}] \quad \text{ó} \quad PR [“] = 115,82 / D[\text{mm}]$$

Para longitudes de onda diferentes del rango visible (cuyo centro está en 5.000 Å), el poder de resolución es directamente proporcional a la longitud de la onda.

$$PR [“] = PR(\text{luz visible}) \cdot (\lambda/5000\text{Å})$$

Por tanto, para alcanzar el mismo poder de resolución a frecuencias más bajas (= longitudes de onda mayores) se necesitan proporcionalmente mayores diámetros de apertura en el instrumento.

En este cálculo hay que tener cuenta también el “**patrón de difracción**” producido por una apertura circular. Cuando la luz se encuentra con un obstáculo, en los extremos del mismo se producen fenómenos de interferencia constructiva y destructiva, apareciendo franjas oscuras y claras. El efecto de esta difracción es una disminución del poder de resolución, por lo que en la práctica hay que multiplicar el poder de resolución calculado por un factor (1,22 para el rango óptico) para obtener el poder de resolución real.

Además, en las observaciones reales, los efectos de la atmósfera tienen una importancia fundamental, ya que la turbulencia atmosférica impide alcanzar el poder de resolución teórico. Si no existiese esta turbulencia, las estrellas se observarían en direcciones fijas y bien definidas. Sin embargo, dentro de la atmósfera el aire se mueve en celdas de unas decenas de centímetros, provocando que los rayos de luz procedentes de las estrellas se tuerzan y desvíen.

Por este motivo, al observar una estrella con un telescopio de diámetro mayor que 10 cm los rayos de luz que lleguen al objetivo habrán pasado por celdas turbulentas distintas, lo que hará que cada uno haya sido desviado de manera diferente. Por tanto, en lugar de percibir un único punto se observará una mancha extensa como resultado de la superposición de múltiples imágenes en movimiento. El tamaño de esta mancha será el que realmente determine la resolución del telescopio. Este fenómeno, totalmente ajeno al instrumento en sí, se denomina “**seeing**” o “**visibilidad**”.

En los grandes telescopios, en los que se cuidan al máximo las condiciones ambientales que pueden determinar la visibilidad, el valor del seeing puede llegar a ser en los mejores casos del orden de medio segundo de arco, aunque generalmente rondará un segundo de arco. Por este motivo, aunque el cálculo teórico del poder de resolución arroje un valor mucho mejor que éste, en la práctica este parámetro queda determinado únicamente por el seeing. Para evitar este efecto, la única solución es elevar al máximo la colocación de los telescopios para que eviten en la medida de lo posible el efecto de la atmósfera terrestre, o bien utilizar directamente telescopios espaciales fuera de ella.

LOS TELESCOPIOS DE LAS REGIONES “INVISIBLES”

La observación de las longitudes de onda fuera del rango visible desde la superficie de la Tierra, está condicionada principalmente por las ventanas atmosféricas ya vistas. Y de hecho son pocas las regiones, aparte de la región óptica o visible, que no son absorbidas por la atmósfera terrestre. Las longitudes de onda cortas (= frecuencias altas), como los rayos Gamma, X y ultravioletas, son absorbidas en la ionosfera y en la estratosfera (capa de ozono), impidiendo cualquier observación en este rango desde la superficie terrestre. Parte de la radiación infrarroja es absorbida por el vapor de agua y el CO₂ que está localizado en la zona de la atmósfera más cercana a la Tierra, por lo que existen algunos telescopios de infrarrojos situados en las cimas de altas montañas (como el Telescopio Carlos Sánchez, en Tenerife, o el UKIRT –United Kingdom InfraRed Telescope- en Hawaii).

Gracias a la ventana de radio sí que se pueden observar desde la Tierra las emisiones celestes en esta región del espectro electromagnético. Aunque la atmósfera no es absolutamente transparente en todo el rango de las radiofrecuencias, como demuestra que para la transmisión de ondas de radio en la Tierra se utilice el rebote en la atmósfera, sí que lo es un amplio rango del espectro que permite la utilización eficiente de radiotelescopios en la superficie terrestre.

Satélites

Tal como se ha visto, es imposible llevar a cabo observaciones de astronomía de altas energías (= altas frecuencias y cortas longitudes de onda) desde la superficie terrestre. Por este motivo, en cuanto el desarrollo técnico lo permitió se comenzaron a realizar observaciones desde lugares elevados, tratando de salvar al máximo posible los efectos de la atmósfera terrestre. En los primeros tiempos se realizó utilizando aviones o globos,

y después de la Segunda Guerra Mundial se emplearon también misiles alemanes modificados. Aunque sus vuelos duraban sólo unos pocos minutos, permitieron la observación del Sol y de otros objetos celestes en estas longitudes de onda.

Con el desarrollo de la astronáutica se logró poner en órbita satélites que transportasen telescopios y permitiesen realizar observaciones durante un periodo de tiempo más largo. El primer satélite astronómico enviado al espacio fue el **Ariel 1**, lanzado por Gran Bretaña en 1962, que estudió los rayos cósmicos y las radiaciones X y ultravioleta procedentes del Sol. Después de este, otros muchos han orbitado alrededor de la Tierra abriendo nuevas puertas al conocimiento del Universo.

Entre ellos ha habido varios satélites especialmente relevantes:

- El satélite **IRAS** (InfraRed Astronomical Satellite), en el rango infrarrojo, fue lanzado en enero de 1987 y su misión duró hasta noviembre del mismo año. En estos diez meses cartografió completamente el cielo en cuatro bandas fotométricas del infrarrojo lejano: 12, 25, 60 y 100 micras.
- El satélite **IUE**, (International Ultraviolet Explorer), en el rango ultravioleta, fue lanzado en 1978 y tuvo una vida activa de 18 años, algo insólito en un satélite espacial, durante los cuales realizó importantes descubrimientos.
- El satélite **Compton Gamma Ray Observatory** (observatorio Compton de rayos Gamma), puesto en órbita en 1991, terminó su misión en el año 2000.
- El satélite **MINISAT-01**, de INTA, fue el primer satélite completamente diseñado y construido en España. Fue lanzado en 1987 y terminó su periodo activo en febrero de 2002. En sus primeros cinco años de vida realizó importantes observaciones. EURD, uno de sus instrumentos, estudió el gas caliente que rodea el Sistema Solar, procedente de la explosión de una supernova.

Los satélites más importantes que están actualmente en activo, son el **XMM** (en la región de los rayos X) y el **HST** (Hubble Space Telescope) en el rango óptico. Este último es uno de los proyectos espaciales más ambiciosos realizados hasta el momento. Fue lanzado en 1990 y, después de la corrección de su óptica en 1993, ha proporcionado las imágenes en el rango más visible más espectaculares obtenidas hasta el momento sobre objetos celestes, y ha servido también para favorecer grandes avances científicos.

3.- OBSERVACIÓN DE LAS ONDAS DE RADIO

Las ondas de radio

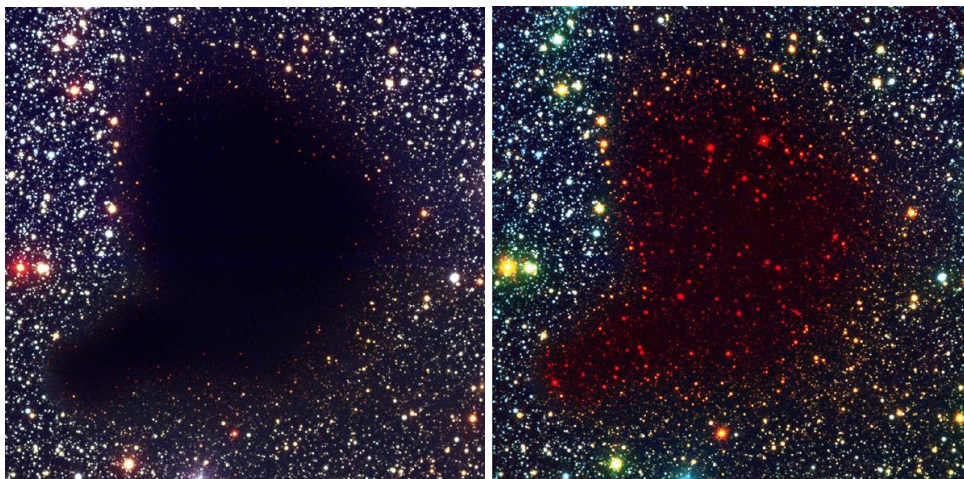
Las ondas de radio son radiación electromagnética de longitud de onda larga (aproximadamente entre 1 cm y varios metros, aunque la región utilizada para radioastronomía suele llegar sólo hasta decenas de centímetros).

Estas longitudes de onda tienen ciertas ventajas sobre otro tipo de radiación. Para empezar, comparte con el óptico el privilegio de poder ser observada desde la Tierra. La atmósfera terrestre impide el paso a la mayoría de las longitudes de onda del espectro de radiación electromagnética (en algunos casos afortunadamente para la salud humana, como ocurre con la radiación X o la ultravioleta). Tanto la radiación en radiofrecuencias como la situada en el rango visible atraviesan las denominadas “ventanas atmosféricas” y pueden llegar hasta la superficie de la Tierra.

Otra ventaja importante de las ondas de radio es que debido a su baja energía (= longitud de onda larga) apenas interfieren con el material que se encuentran a su paso (salvo determinados materiales, como por ejemplo aquellos de los que están construidas las antenas y que actúan como reflectores de ondas de radio). Por este motivo se puede oír las emisiones comerciales de radio dentro de los edificios, ya que las ondas atraviesan las paredes y son detectadas por los receptores que las convierten en sonido.

Este hecho hace que las ondas de radio sean especialmente útiles en astronomía para estudiar objetos que se encuentran en el interior de nubes de gas y polvo. La radiación en el rango visible de estos objetos está totalmente oscurecida por el material que se encuentra delante de ellos, por lo que no se pueden observar con telescopios ópticos. Sin embargo las ondas de radio, al tener una longitud de onda mayor, no son afectadas por el gas o el polvo y permiten así el estudio de objetos en regiones densas y oscurecidas (como pueden ser las regiones de formación estelar).

En la siguiente figura se presenta una nube oscura de gas (B68) en la que pueden estar formándose estrellas. En la imagen de la izquierda, tomada en el rango óptico, se aprecia la imposibilidad de detectar las estrellas del interior de la nube o las situadas detrás de esta, mientras que en la imagen de la derecha, tomada en el rango infrarrojo (con mayor longitud de onda) sí se pueden observar esas estrellas. En una imagen en radio de la misma nube se podrían apreciar también aquellos objetos tan oscurecidos que ni siquiera pueden ser detectados en el infrarrojo.



Los radiotelescopios

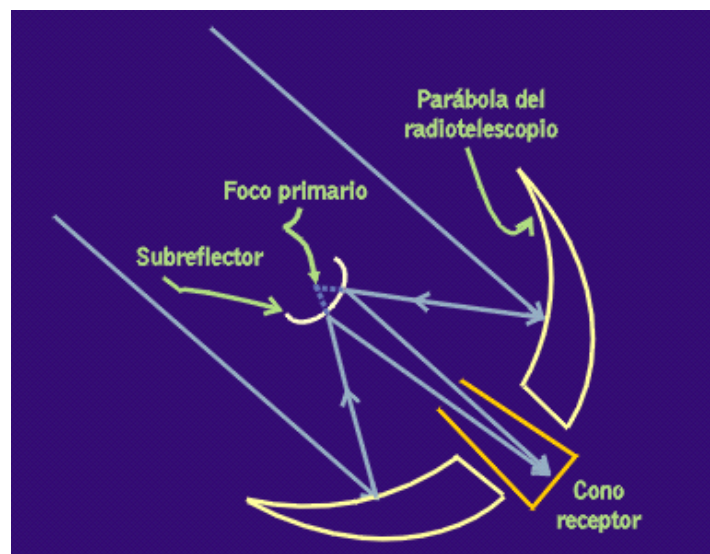
La finalidad de un radiotelescopio es recoger toda la radiación del objeto que se desea estudiar en la banda de frecuencia en la que está sintonizado y presentársela al observador para su estudio. Los principios básicos de funcionamiento de un radiotelescopio son muy similares a los ya vistos para los telescopios ópticos

Los tipos más comunes de radiotelescopios están compuestos por un gran plato que actúa como reflector de las ondas de radio, focalizándolas en un punto que contiene los detectores de radiofrecuencias

Esta superficie suele tener forma de **paraboloide de revolución** que actúa como un espejo, de forma que las ondas planas que le llegan de la fuente se reflejan en ella y son enviadas hacia el denominado “foco primario”. Esta forma en la superficie colectora permite filtrar interferencias procedentes de otras fuentes a las que no se está apuntando, ya que las ondas que no incidan frontalmente con dicha superficie no serán reflejadas hacia el foco primario.

La pequeña corriente producida por la radiación concentrada en el foco se amplifica en un receptor de radio, de forma que pueda ser medida y registrada. A continuación se emplean filtros electrónicos para amplificar selectivamente determinados intervalos de frecuencia que se denominan habitualmente “bandas”. Incluso se pueden utilizar complejas técnicas de procesamiento de señal para detectar simultáneamente miles de estrechas bandas de frecuencias. De esta forma se puede analizar la distribución espectral de la radiación. La intensidad relativa de la radiación en las distintas bandas de frecuencia y su polarización nos permite averiguar muchas cosas sobre la naturaleza de las fuentes de las ondas de radio

En los radiotelescopios más simples este sistema receptor está situado en el foco primario, y desde allí la señal pasa hacia los instrumentos que la analizan. En los radiotelescopios más grandes, en los que hay receptores para varias bandas, la disposición más usada es la denominada “**Cassegrain**”: en la posición del foco primario se coloca un **subreflector**, que tiene forma de hiperboloide de revolución y cuya función es volver a reflejar las ondas enviándolas hacia los conos receptores situados en la base del primer reflector. De esta forma se facilita el acceso a la instrumentación del receptor para su mantenimiento y reparación, y se permite que ésta suponga un peso mayor por estar en un punto más estable.



El diseño y construcción de los radiotelescopios depende en gran medida del rango en el que operen. Por ejemplo, los telescopios diseñados para operar en longitudes de onda milimétricas necesitan una superficie reflectora muy precisa, ya que las variaciones de la forma parabólica son apreciables cuando alcanzan el 10% de la longitud de onda de operación.

Por ello estos telescopios para los rangos milimétricos y submilimétricos se suelen encerrar en cúpulas protectoras que permiten mantener intactas sus superficies y evitan los problemas de vibración producido por el viento (imagen izquierda).

Cuando se observan longitudes de onda más largas, la superficie reflectora puede estar formada por una trama de varillas metálicas en lugar de ser una superficie continua. De esta manera se reduce el peso total de la antena y su resistencia al viento (imagen derecha).



Uno de los mayores problemas que presentan los radiotelescopios a la hora de realizar observaciones es su bajo poder de resolución angular. Esto les impide apreciar detalles pequeños. Tal como se ha visto, la resolución es directamente proporcional a la longitud de onda dividida por el diámetro del recolector de fotones. Las ondas de radio tienen una longitud de onda típicamente 100.000 veces mayor que la luz visible, por lo que si un radiotelescopio tuviese el mismo diámetro que un telescopio óptico su poder de resolución será también 100.000 veces menor.

Por ejemplo, para que un radiotelescopio tuviese el mismo poder de resolución que un telescopio óptico de 5 m, su diámetro debería ser 100.000 veces el diámetro de este telescopio, es decir, alrededor de 500 km.

La alternativa a la construcción de radiotelescopios de ese tamaño es el uso de **interferómetros**, que permiten alcanzar una excelente resolución en radio (muy superior en algunos casos a la de los telescopios ópticos).

El radiotelescopio más grande que se ha construido es el de Arecibo, con 305 m de diámetro. Está encajado en un valle que suporta su estructura en varios puntos, por lo que en lugar de ser la superficie reflectora la que se mueve para seleccionar el objeto a observar es el subreflector el que se coloca en la posición adecuada para reflejar las ondas procedentes del objeto de interés. Esta limitación de movimiento sólo permite detectar las fuentes cuando pasan cerca del cenit, pero es suficiente para que con él se hayan realizado importantes descubrimientos.

Los radiotelescopios que siguen en tamaño al de Arecibo tienen alrededor de 100 metros de diámetro (Effelsberg, en Alemania, o Green Bank, en Estados Unidos). Después hay varios cuyo diámetro está entre 60 y 70 metros, como los de la red de Estaciones de

Espacio Profundo (DSN) de la NASA (Parkes, en Australia, o Robledo de Chavela, en España). El siguiente rango de tamaños es de entre 30 y 40 metros (Medicina, en Italia, de 32 m, Haystack, en Estados Unidos, de 37 m, o la antena PARTNeR de 34 m en Robledo de Chavela). Los radiotelescopios de menor diámetro que estos suelen operar en el rango de las ondas milimétricas o submilimétricas (como el de 12 de Kitt Peak).

Los citados radiotelescopios son usado en radioastronomía profesional, y junto con los interferómetros constituyen la base observacional de esta rama de la astronomía.

Los interferómetros

La interferometría se basa en el uso de varias antenas que observan la misma fuente de manera simultánea, de manera que la resolución total del sistema es mucho mayor que la resolución de cada antena por separado.

La radiación recibida por las antenas se hace interferir por parejas. El resultado de la interferencia de dos ondas es una serie de franjas de mayor o menor brillo. Midiendo el contraste de brillo de estas franjas de interferencia se puede reconstruir, por sorprendente que parezca, la imagen del objeto observado con una resolución equivalente a la que tendría un radiotelescopio cuyo diámetro fuese igual a la máxima separación entre las antenas del interferómetro.

En el caso de algunos interferómetros, las antenas están conectadas entre sí de forma de que la radiación que reciben se puede hacer interferir en tiempo real. Son los llamados “**interferómetros conexos**”. El primero de los observatorios astronómicos de este tipo fue el **VLA** (Very Large Array, red muy grande).

El VLA está situado en Nuevo México (EEUU) y consta de 27 antenas de 25 m de diámetro cada una, distribuidas en forma de Y. Las antenas pueden moverse a través de railes, lo que permite que distintas configuraciones más o menos alejadas unas de otras. De esta manera se puede mejorar la distancia angular, o bien colocarlas más cerca unas de otras si lo que interesa es estudiar regiones de gran tamaño. Otros ejemplos de este tipo de estaciones son el de Owens Valley en Estados Unidos, el de Plateau de Bure, en los Alpes franceses, o MERLIN en Gran Bretaña.

También puede realizarse interferometría con antenas que no estén conectadas entre sí. Esta técnica se denomina “**interferometría de muy larga base**” (**VLBI**, del inglés Very Large Baseline Interferometry). En este caso la señal recibida de cada antena se graba en cintas magnética junto con señales de tiempo muy precisas (obtenidas en relojes atómicos). Las cintas se envían a centros de correlación donde las señales se hacen interferir en ordenadores.

Para estas observaciones de VLBI se coordinan grandes radiotelescopios distribuidos por los diferentes continentes, a largo de toda la Tierra, todos ellos observando simultáneamente la misma fuente y cuyas señales respectivas son grabadas en cintas magnéticas y combinadas después en un ordenador. El límite de separación entre las antenas en este caso viene dado por el diámetro de la Tierra (12.000 km) y por tanto la resolución que se alcanza es elevadísima: del orden de tres milésimas de segundos de arco para la línea del hidrógeno de 21 cm.

Además de esta coordinación de antenas en redes de VLBI también hay estaciones dedicadas a observaciones mediante esta técnica, como el Very Large Baseline Array

(VLBA). Este interferómetro cuenta con diez antenas repartidas por la superficie del territorio de Estados Unidos.

La radioastronomía del futuro

La radioastronomía sigue avanzando, y continuamente se plantean nuevos proyectos para retos científicos más ambiciosos. Los radiotelescopios que se construirán en las próximas décadas superarán a los actuales en varios aspectos:

- **Mejor resolución angular.**
Permitirá estudiar el Universo cada vez con mayor detalle. Por ejemplo, en el caso de sistemas solares en formación sería interesante poder distinguir el nacimiento de planetas individuales. Para lograr mejorar la resolución angular se necesitan interferómetros con líneas de base (= separación entre antenas) muy grandes, longitudes de onda cortas, o ambas.
- **Mayor sensibilidad.**
Para detectar fuentes muy débiles, por ser muy lejanas, frías o de pequeño tamaño. En este caso, se necesitarán interferómetros con superficies colectoras (es decir, el área total de las antenas) muy grandes.
- **Longitudes de onda poco estudiadas.**
Hay fenómenos físicos interesantes o determinadas moléculas que emiten en ciertas longitudes de onda. Sin embargo algunas de estas longitudes de onda son difíciles de observar (como ocurre con el rango submilimétrico, $\lambda < 1$ mm), porque la atmósfera es poco transparente a ellas. Varios radiotelescopios futuros se diseñarán para captar y estudiar estas ondas submilimétricas.

Interferometría de muy larga base (VLBI espacial)

Con la interferometría se consiguen resoluciones angulares equivalentes a las que conseguiría una antena cuyo diámetro fuese el mismo que la mayor distancia entre antenas del interferómetro. Por tanto, realizando interferometría con los radiotelescopios presentes sobre la superficie de la Tierra la mayor línea de base que se puede conseguir será igual al diámetro de la Tierra.

Si se quieren obtener líneas de base mayores para mejorar la resolución angular, se deberán utilizar radiotelescopios situados en el espacio.

El primer proyecto de interferometría espacial (**VSOP**) se llevó a cabo con éxito entre los años 1997 y 2002. Consistió en la puesta en órbita del satélite japonés **HALCA**, con un radiotelescopio de 8 m que contaba con receptores para longitudes de onda de entre 1,3 y 18 cm. Realizando observaciones coordinadas con radiotelescopios terrestres se consiguieron resoluciones angulares de hasta 50 microsegundos. Si el ojo humano tuviera esa resolución, podría verse desde Madrid una moneda de céntimo situada en Barcelona y distinguir perfectamente todos los detalles del dibujo de la Catedral de Santiago que aparece en la moneda.

Otros proyectos de radiotelescopios espaciales son:

- **RadioAstron**, un proyecto ruso para poner en órbita una antena de 10 m, cuyo lanzamiento se produjo en 2006.

- **VSOP2**, proyecto japonés que sería la continuación de VSOP-HALCA. La antena de 10 m se puso en órbita en 2007, y con ella se logró una sensibilidad 10 veces mayor que con VLSOP.
- **ARISE**, es un proyecto estadounidense que consisten en una antena hinchable de 25 m que consigue superar en 50 veces la sensibilidad de VSOP. Esta antena trabaja en longitudes de onda de entre 3 mm y 6 cm, y consigue una resolución angular de 10 microsegundos. Su lanzamiento se produjo en 2008.

Interferometría milimétrica (SMA y ALMA)

Estos ambiciosos proyectos pretenden abordar los tres retos mencionados anteriormente: mejorar la resolución angular, aumentar la sensibilidad y explorar longitudes de onda poco estudiadas.

- **Submillimeter Array (SMA)** es un proyecto desarrollado por el Smithsonian Astrophysical Observatory (EEUU) y el Instituto de Astronomía y Astrofísica de la Academia China de Ciencias (Taiwan). El interferómetro cuenta con 8 antenas de 6 m de diámetro en la cima del volcán extinto Mauna Kea, en Hawái, donde ya se encontraba un importante observatorio con otros 12 telescopios. SMA trabaja en longitudes de onda de entre 350 micras y 3 mm, y logra resoluciones angulares de 0,1 segundos.
- **Atacama Large Millimeter Array (ALMA)** es un proyecto común entre instituciones de diferentes países que se encontraban desarrollando por separado proyectos de similares características, todos ellos con el objetivo de construir un gran interferómetro milimétrico-submilimétrico en algún lugar del hemisferio sur. Así, el National Radio Astronomy Observatory (EEUU) preparaba su proyecto “Millimeter Array”, mientras que Europa y Japón desarrollaban respectivamente el “Large Southern Array” y el “Large Millimeter and Submillimeter Array”.

Evidentemente, es mucho más interesante aunar esfuerzos y financiación económica para construir un instrumento tres veces mejor que hacer tres instrumentos iguales compitiendo por estudiar lo mismo.

Finalmente la lógica se impuso y se inició el proyecto conjunto ALMA. Cuenta con 54 antenas de 12 m de diámetro y otras 12 de 7 m de diámetro, trabajando en longitudes de onda de entre 350 micras y 4 mm. Puede alcanzar una resolución angular de 50 milisegundos en 800 micras, suficiente para distinguir planetas individuales en formación en torno a otras estrellas.

Las longitudes de onda inferiores a 1 mm constituyen el eslabón entre las ondas de radio y las de infrarrojo (1 a 100 micras). Observar estas sondas submilimétricas requiere superar muchas dificultades técnicas.

En primer lugar, para este rango del espectro electromagnético la atmósfera terrestre ya no es tan transparente como para las ondas de radio más largas. Las moléculas de la atmósfera, fundamentalmente las de agua, tienen una especial predilección para absorber estas ondas. Sólo para unas determinadas zonas del espectro submilimétrico la transparencia de la atmósfera aumenta lo suficiente como para poder observar estas emisiones desde la superficie terrestre. Son las llamadas **ventanas submilimétricas**.

Pero aun en el caso de estas ventanas la opacidad de la atmósfera es bastante grande. Por tanto no todos los lugares son igual de adecuados para construir un radiotelescopio

submilimétrico. Para minimizar la absorción atmosférica deben buscarse lugares secos y a gran altitud. De esta forma se consigue que por encima del radiotelescopio exista el menor número posible de moléculas de agua que pueda absorber la radiación.

Es el caso de los dos proyectos mencionados. El SMA está construido en Mauna Kea, a una altitud de 4.000 m, mientras que ALMA se sitúa en los Llanos de Chajnantor, una meseta de los Andes chilenos en la zona del desierto de Atacama (el más seco del mundo), a 5.000 m de altitud.

Square kilometer array (SKA)

Mediante la interferometría se busca fundamentalmente mejorar la **resolución angular**. Así, si las antenas de un interferómetro se separan 50 km en una observación, se consigue la misma resolución que con una gran antena única de 50 km de diámetro.

Sin embargo se siguen construyendo grandes antenas, como la de 100 de Effelsberg, cuando todo parece indicar que sería más barato conseguir el mismo efecto utilizando unas cuantas antenas parabólicas de las que se venden en los centros comerciales para televisión por satélite, separarlas hasta 100 metros y hacer interferometría.

La diferencia estriba en la **sensibilidad**, es decir, la cantidad de radiación recibida por las antenas. La sensibilidad limita el brillo de las fuentes que se pueden observar. Sólo los radiotelescopios más sensibles pueden detectar las fuentes más débiles, y la sensibilidad de los telescopios es proporcional al área colectora total. La superficie de parabólica proporcional al cuadrado de su diámetro, por lo que es fácil calcular la diferencia entre una única antena de 100 m de diámetro y otras 20 de 1 m.

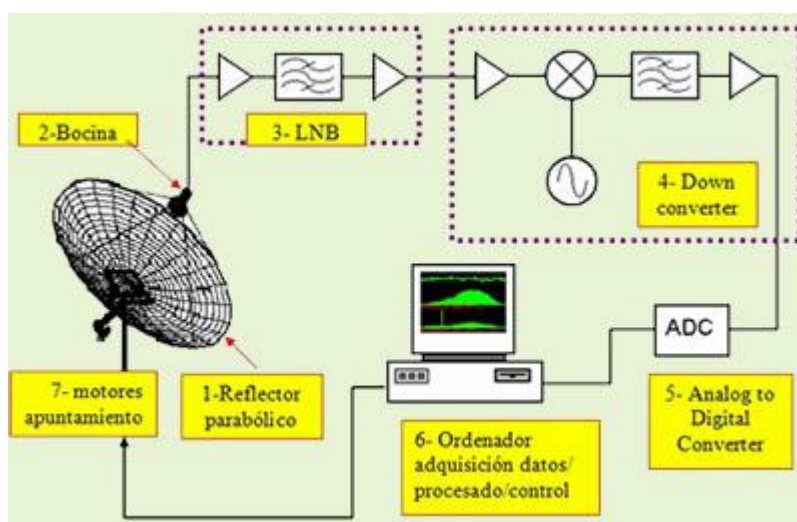
El proyecto SKA consiste en un interferómetro que trabaja en longitudes de onda centimétricas con una longitud colectora total de 1 km². Es decir, las mismas que observa el VLA pero con mucha mayor sensibilidad.

Se puede conseguir una gran área colectora usando muchas antenas pequeñas o pocas antenas grandes. En el proyecto SKA ha optado por la primera solución, con alrededor de 2.000 antenas parabólicas repartidas en dos sedes (la región del desierto de Karoo, en Sudáfrica, donde se ubicará el núcleo de antenas de alta y media frecuencia, y la de Murchison Shire, en Australia Occidental, que albergará las antenas de baja frecuencia) elegidas fundamentalmente por la calidad atmosférica en ambos desiertos, la escasez de presencia de vapor de agua y su baja contaminación radioelectromagnética.

4.- CONCEPTOS TÉCNICOS DE UN RADIOTELESCOPIO Y RADIACIÓN RECIBIDA

El camino de la señal

Antes de comenzar a describir los parámetros de las antenas se va a describir el camino que recorre la señal, desde la llegada de las ondas a la antena hasta su entrada en el analizador final.



Filtrado y amplificación

La radiación electromagnética es recogida por la parábola de la antena y enviada hacia el foco primario (o, a través del subreflector, al secundario), donde se encuentran colocadas las **bocinas receptoras**. Allí la frecuencia a estudiar se selecciona del espectro recibido mediante **filtros**, y se envía la señal resultante (previo paso por un **amplificador de bajo ruido**) hacia un convertidor de frecuencia intermedia.

Disminución de frecuencia

Las señales de alta frecuencia, como las recibidas por un radiotelescopio, se atenúan muy rápidamente al ser transmitidas por cable. Por ello si se trabajase directamente con estas frecuencias el sistema receptor sufriría grandes inestabilidades.

Para transmitir una señal con una pérdida mínima es conveniente bajar su frecuencia. Esto se realiza mediante un **convertidor de frecuencia intermedia**. Se trata de un mezclador que combina la señal original recibida del LNB de la antena con otra señal artificial y monocromática (= de frecuencia fija) proporcionada por un oscilador local. Como salida se obtienen dos señales: una cuya frecuencia es la suma de la original más la del oscilador local y otra cuya frecuencia es la resta (en valor absoluto) de las mismas.

Es esta última señal (llamada “señal de frecuencia intermedia”) la que se utiliza para ser finalmente propagada con las mínimas pérdidas, ya que proporciona exactamente la misma información que la señal original y resulta más fácil de transmitir. Lo habitual es bajar la frecuencia de la señal recibida (inicialmente por encima de 1 GHz) al rango de las decenas de MHz.

Por ejemplo, supóngase que se quiere estudiar la emisión en radio de una galaxia en 2 GHz y que el sistema está preparado para procesar señales de 300 MHz a la salida del convertidor de frecuencia intermedia. En este caso para bajarla señal astronómica a 300 MHz se podrá utilizar un oscilador local que proporcione una señal bien de 2,3 GHz o bien de 1,7 MHz (en ambos casos la frecuencia intermedia, original – oscilador local, será de 300 MHz.). Si, por ejemplo, se elige el segundo, la señal recibida también saldrá del convertidor a 3,7 GHz (original + oscilador local) que al ser una frecuencia superior a la original sufrirá aún más problemas de pérdidas, por lo que no resulta muy útil.

Hay que tener en cuenta que usando el oscilador local de 1,7 GHz no sólo se baja a 300 MHz la radiación que la galaxia observada emite en 2 GHz sino también la que emite en 1,4 GHz (la diferencia 1,7 GHz – 1,4 GHz también es 300 MHz). Por eso es importante filtrar la señal de 1,4 GHz antes de llegar al conversor de frecuencia, ya que de no hacerlo se tendrían las señales originales de 1,4 GHz y 2 GHz superpuestas a la salida del convertidor.

Si se hace este filtrado previo se tendrá un sistema receptor de **banda simple** (que es lo más habitual). Si no se realiza el filtrado se tendrá un sistema receptor de **banda doble**, y se estará procesando simultáneamente la emisión en dos frecuencias diferentes.

Análisis final de la señal

Finalmente la señal obtenida con la frecuencia intermedia es amplificada de nuevo y enviada bien a un medidor de potencias o bien a un espectrómetro para su análisis:

- Un **medidor de potencia** simplemente cuantifica la energía recibida por unidad de tiempo en el intervalo de frecuencias determinado por los filtros. Éste es el tipo de medida típicamente utilizado para medir radiación continua, ya que esta emisión no cambia mucho en un intervalo de frecuencias (anchura de banda) relativamente estrecho. Pero si se amplía demasiado esta anchura de banda (por ejemplo, más allá de $\Delta 1\text{GHz}$), puede que las variaciones de emisión de la fuente dentro de la banda observada empiecen a ser importantes.
- Un **espectrómetro** realiza un análisis de cómo varía la emisión en función de la frecuencia dentro del intervalo de frecuencias que se está observando. Este tipo de equipos es útil para observar líneas de emisión o absorción, que sólo tienen incidencia en una zona de frecuencias muy estrecha.

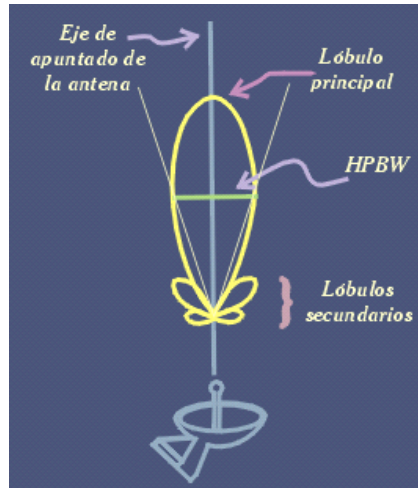
Parámetros de la antena

Patrón de una antena

Las antenas están diseñadas para recibir la señal procedente de un punto localizado en el cielo. Por este motivo la respuesta de la antena a una emisión es diferente según la dirección desde la que proceda esta radiación. El estado ideal sería aquél en el que se recibiese únicamente la señal de una determinada fuente cuando la antena estuviera apuntando a dicha fuente, sin recibir radiación alguna de ningún otro punto del cielo.

Desafortunadamente este estado ideal no coincide con lo que sucede en la realidad. En la vida real las antenas reciben también radiación de zonas celestes que pueden estar muy alejadas del punto que se pretende observar. Esto es debido a la difracción de la radiación que llega al borde de la antena.

Para representar la respuesta direccional de la antena a la radiación se utiliza el llamado **diagrama polar**. En él se representa, para cada longitud de onda, un esquema de la cantidad de radiación recibida por la antena (en escala logarítmica, medida en dB) procedente cada zona del cielo cuando la antena apunta a un punto determinado. Los lóbulos indican la cantidad de radiación que recibiría la antena de cada punto del cielo.

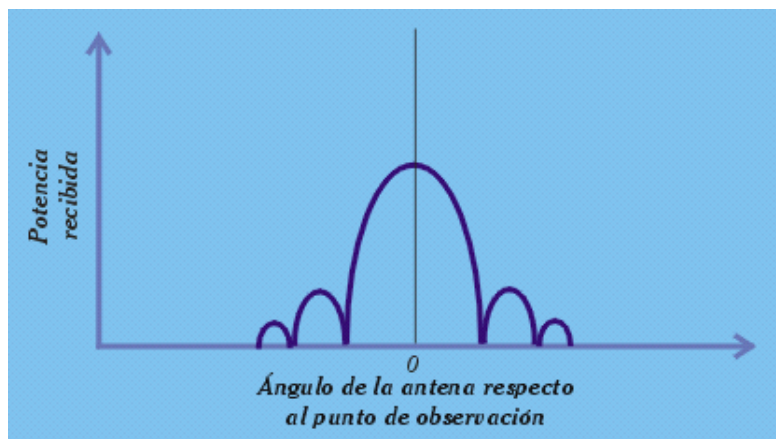


El máximo de esta cantidad se obtiene en el punto hacia el que está orientada la antena, que es el máximo del denominado “**lóbulo principal**”.

El ángulo entre los puntos del lóbulo en los que la intensidad recibida es la mitad del máximo se llama “**anchura a media altura**” o HPBW (en inglés, Half Power Beam Width) y se suele definir como el **tamaño del haz** de la antena. El tamaño del haz determina el poder de resolución del radiotelescopio, y será más estrecho cuanto mayor sea el diámetro de la antena o menor sea la longitud de onda observada. Dos objetos separados en el cielo por un ángulo menor que este tamaño de haz serían imposibles de distinguir y se verían como un único objeto.

Los **lóbulos secundarios** son los culpables de que entre en la antena radiación procedente de otras zonas del cielo distintas a aquella a la que está apuntando la antena.

Este patrón de lóbulos primarios y secundarios se corresponde con el **patrón de difracción** de la radiación al encontrar la abertura circular de la antena. Para una antena de sensibilidad uniforme en toda su superficie, el patrón de difracción de la antena seguiría la función $(\text{sen}(x)/x)^2$, siendo “x” el ángulo con respecto a la dirección a la que está apuntando la antena. Sin embargo, para simplificar el análisis se puede considerar que el lóbulo principal sigue una curva gaussiana (curva de Gauss o distribución normal).



En la figura anterior se ha dibujado el patrón de detección de la antena en un diagrama plano, representando en el eje X el desplazamiento angular y en el eje Y la potencia recibida por la antena desde cada una de estas direcciones. El punto marcado como 0 se corresponde con la dirección a la cual apunta la antena, y de él se recibe el máximo de intensidad. A ambos lados de ese pico se encuentran dos mínimos, y a mayor separación dos máximos relativos de intensidad más baja que el pico principal.

Eficiencia de haz y directividad

Estos parámetros están directamente relacionados con los diagramas recién vistos, y dan una idea matemática de lo buena que es la antena recogiendo radiación de un único punto. La antena será más “directiva” cuanto más estrecho sea su lóbulo principal y más pequeños sean sus lóbulos secundarios.

Una antena ideal, totalmente directiva, tendría un único lóbulo de anchura infinitesimal. Esta antena detectaría el máximo de emisión cuando apuntase a la fuente y cero cuando se desplazase cualquier distancia fuera de esta dirección.

Una antena muy directiva es muy útil para determinar de dónde proviene la radiación recibida, que es justamente lo que se quiere en un radiotelescopio. Por el contrario la antena de la radio de un coche necesariamente deberá ser muy poco directiva, para poder recibir la señal de la emisora independientemente de la orientación del coche.

Se llama **ángulo sólido** a la integral del patrón de la antena a lo largo de todas las direcciones del cielo (4π estereorradianes).

$$\Omega_a = \iint_{4\pi} P \cdot d\Omega$$

Si en lugar de integrar sobre todo el cielo (4π estereorradianes) se integra sólo en las direcciones ocupadas por el lóbulo principal, se obtiene el **ángulo sólido del lóbulo principal (Ω_m)**.

Si los lóbulos secundarios son muy pequeños comparados con el lóbulo principal casi todo el patrón de la antena está concentrado en el lóbulo principal, es decir, **$\Omega_m \approx \Omega_a$** .

Se define la **eficiencia del haz** como: $\eta = \Omega_m / \Omega_a$

Su valor varía entre 0 y 1, y será mayor cuanto más concentrado esté el patrón de la antena en el lóbulo principal.

Se define la **directividad** como: $D = 4\pi / \Omega_a$

Su valor mínimo es uno, y correspondería a una antena que recibe con la misma sensibilidad desde todas las direcciones.

Abertura efectiva y eficiencia de apertura

Una antena no es capaz de captar y enfocar hacia el sistema receptor toda la radiación que incide en su superficie. La eficiencia con la que un radiotelescopio recoge las ondas de radio depende en gran medida de la calidad de su superficie.

Por un lado, a pequeña escala la superficie del reflector primario presentará ciertas rugosidades. Una buena antena deberá tener su superficie bien pulida, con rugosidades muy inferiores a la longitud de onda que se pretenda observar.

En longitudes de onda superiores a 3 cm esto es fácil de conseguir. Para longitudes de onda milimétricas y submilimétricas las antenas deben estar pulidas con una precisión de micras, de modo que su superficie refleja casi como un espejo.

Por otro lado, si la forma general del reflector primario se aleja de la de un paraboloide de revolución también disminuirá la eficiencia de la recogida de onda. Esto puede afectar de forma especial a antenas de gran tamaño, que debido a las tensiones originadas por la gravedad pueden deformarse de forma apreciable.

Se llama **abertura efectiva (Ae)** al área que tendría una antena de eficiencia perfecta que recibiese la misma cantidad de radiación que la antena real. Se mide en m^2 , y siempre será menor que el área de la superficie reflectora.

Este parámetro está relacionado con la directividad mediante la fórmula: $D = 4\pi.Ae/\lambda^2$

Se observa cómo las antenas más directivas son también las que recogen más cantidad de radiación. Por eso para detectar señales débiles deben usarse antenas muy directivas. Por ejemplo, si se quiere recibir en casa la señal de televisión por satélite no sirve la habitual antena de televisión. Se necesitará una antena parabólica, mucho más directiva (y precisamente por su directividad se deberá asegurar que está apuntando correctamente hacia el satélite que actúa como repetidor de señal).

La **eficiencia de apertura** es el cociente entre la apertura efectiva y el área física de la antena, y su valor varía entre 0 y 1. Una antena perfecta tendría una eficiencia de apertura igual a 1. Para antenas grandes la eficiencia de apertura no es un valor fijo sino que varía con la elevación a la que esté orientada, debido a que las tensiones gravitatorias sobre su superficie también varían con ella.

Parámetros de la radiación

Densidad de flujo e intensidad

En el cielo hay fuentes que emiten ondas de radio de forma más potente que otras. Esta potencia de emisión se cuantifica mediante dos magnitudes físicas, la densidad de flujo y la intensidad, que se relacionan entre sí como una magnitud “extensiva” e “intensiva”, respectivamente, de forma análoga a como se relacionan la masa y la densidad para medir la cantidad de materia.

La densidad de un cuerpo es su cantidad de masa por unidad de volumen, y no depende del tamaño del cuerpo. La misma densidad tiene un gramo de agua que una tonelada. La medida de la cantidad de masa la da la masa, que sería la integral de la densidad en todo el volumen ocupado.

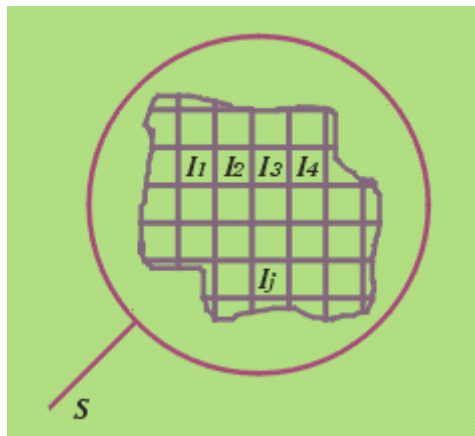
Una nota de precaución en esta analogía presentada: en el caso de la cantidad de materia el término “densidad” se refiere a la magnitud intensiva, mientras que en el caso de la cantidad de radiación, por el contrario, “densidad” se refiere a la magnitud extensiva.

La **densidad de flujo** es la potencia total recibida de un cuerpo emisor de ondas de radio, mientras que la **intensidad** es la emisión por unidad de ángulo sólido. Por lo tanto la densidad de flujo será el resultado de integrar la intensidad en todo el ángulo sólido subtendido por el emisor.

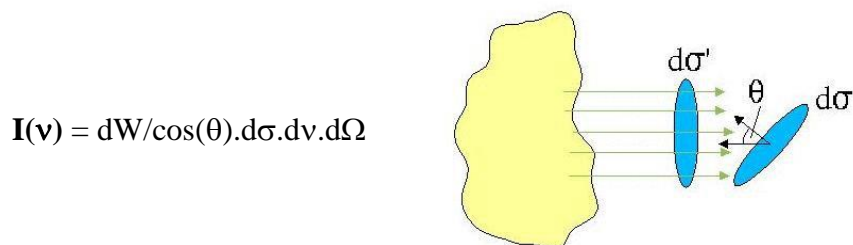
Volviendo a la analogía anterior, la masa de un cuerpo tiene un valor determinado, único. Por el contrario su densidad puede variar a lo largo de su extensión, de forma que se podría confeccionar un “mapa” de su densidad.

En el caso de una fuente emisora de radiación electromagnética, la densidad de flujo es un valor único mientras que la intensidad emisora puede variar. Se pueden obtener mapas de esta intensidad si se tiene la suficiente resolución angular como para ver el objeto como algo extenso y no como un algo puntual.

En la siguiente figura se puede ver esto mismo de forma gráfica. La intensidad con la que emite un objeto (I_1, I_2, I_3, \dots) puede variar a lo largo del ángulo sólido que subtende. Su densidad de flujo (S) tiene un valor determinado igual a la integral de la intensidad en todo el ángulo sólido subtendido por el objeto.



La **intensidad** emitida por un objeto (o la que se recibe de él) es la potencia (W, energía por unidad de tiempo) emitida por unidad de área, frecuencia y ángulo sólido.



La intensidad depende de la frecuencia (ν) que se está observando, así como la orientación respecto a la fuente con la que se está observando. A mayor inclinación respecto a la perpendicular de la superficie emisora (θ) menor radiación se intercepta.

La intensidad emitida por un objeto es igual a la intensidad recibida de él, y no depende de la distancia a la que se sitúe el observador. A mayor distancia el ángulo subtendido será menor, pero la intensidad mide potencia por unidad de ángulo sólido y no importa cuál sea el ángulo sólido total.

La **densidad de flujo** es la integral de la intensidad a lo largo del ángulo sólido subtendido por la fuente: $S(\nu) = \int I(\nu) \cdot d\Omega$

La densidad de flujo sí depende de la distancia a la fuente. Por tanto no es una magnitud característica del objeto emisor sino que se refiere a la energía que recibe el observador. Como el ángulo sólido subtendido por un objeto disminuye con el cuadrado de la distancia, también la densidad de flujo recibida del objeto disminuye con el cuadrado de la distancia. Este fenómeno se conoce como “**ley del inverso de la distancia**”.

La unidad de la densidad de flujo en el sistema internacional sería el $\text{w.m}^{-2}.\text{Hz}^{-1}$. En radioastronomía esta unidad sería muy incómoda, ya que las fuentes de radio son débiles y se tendrían que manejar siempre números muy pequeños. Por tanto la unidad habitual de densidad de flujo en radioastronomía es el Jansky (en honor a uno de los pioneros de esta ciencia), definida por:

$$1 \text{ Jy} = 10^{-26} \text{ w.m}^{-2}.\text{Hz}^{-1} = 10^{-23} \text{ erg.s}^{-1}.\text{cm}^{-2}.\text{Hz}^{-1}$$

La unidad básica de intensidad será el Jansky por estereorradián.

Temperatura de brillo

Es muy común en radioastronomía medir la intensidad de la emisión de un cuerpo en una escala de temperaturas. Cuando se habla de la temperatura de brillo se refiere simplemente a la intensidad de radiación ya vista pero medida en escala de temperaturas (K) en lugar de en unidades de Jy.sr^{-1} .

La relación entre potencia de una radiación y unidades de temperatura no es una relación directa. Se trata de lo que se llama una “**escala equivalente**”. Se utilizan escalas equivalentes para cuantificar magnitudes difíciles de medir en términos absolutos. Si hay un otra magnitud más fácil de medir y que esté relacionada de alguna manera con la magnitud de interés, se puede utilizar la primera como referencia de la segunda.

Por poner un ejemplo, se podría utilizar una escala equivalente para medir el contenido energético de los alimentos en unidades de terrones de azúcar en lugar de calorías. Así, 100 gramos de pechuga de pollo asada tienen el mismo contenido energético (unas 100 Kcal) que 5 terrones de azúcar.

Al utilizar la escala equivalente de temperaturas de brillo para medir la intensidad de la radiación emitida por un objeto se está dando la temperatura de un hipotético cuerpo negro que emitiera la misma intensidad que el objeto que se está estudiando. Como éste no tiene por qué ser un cuerpo negro, en general la temperatura de brillo no coincidirá con la temperatura real del objeto.

La intensidad que emite un cuerpo negro a una determinada frecuencia depende únicamente de su temperatura: $I(\nu) = 2.h.\nu/c = 1/\exp[(h.\nu/k.T)-1]$

La relación entre intensidad y temperatura es, en principio compleja. Sin embargo, para las ondas de radio $h.\nu \ll k.T$, con lo que se puede hacer un desarrollo en serie de Taylor para la exponencial que da como resultado: $I(\nu) = (2.h.\nu^2/c^2).k.T$

A esta simplificación en el rango de las ondas de radio se la conoce como **aproximación de Reyleigh-James**. En ella se observa como la intensidad emitida por el cuerpo negro es directamente proporcional a la temperatura. Por esta razón en la mayoría de las fórmulas en las que aparece la intensidad puede ser sustituida por la temperatura de brillo.

Si el objeto que se está estudiando se comporta aproximadamente como un cuerpo negro, la temperatura de brillo es constante (independientemente de la frecuencia a la que se está observando) aunque la intensidad será muy diferente al variar la frecuencia.

Si el objeto no se comporta como un cuerpo negro, la temperatura de brillo variará pero siempre menos que la intensidad correspondiente.

Por tanto, en cualquier caso resulta más sencillo comparar las observaciones tomadas en distintas frecuencias cuando se utiliza la escala de temperaturas de brillo.

Temperatura de antena

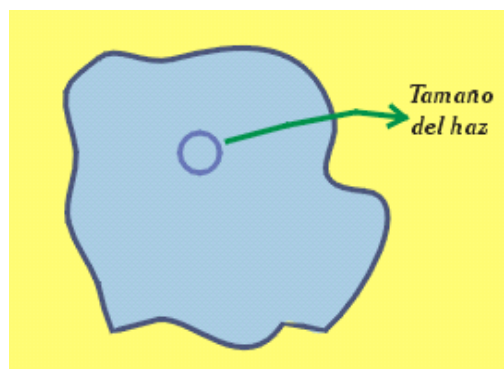
La intensidad, y por tanto también la temperatura de brillo, son dos magnitudes características del cuerpo emisor que nunca podrán ser conocidas con exactitud porque el instrumento de medida (el radiotelescopio) tiene una resolución limitado. Hay que conformarse con medir una intensidad media.

Volviendo a la analogía de la densidad de masas, supóngase que se quiere hacer un mapa de la densidad del agua de una piscina en función de su posición a lo largo, a lo ancho, y en profundidad. Se sitúa para ello un recipiente de un litro en la posición y profundidad adecuadas, y a continuación se abre para que llene de agua justo en el punto deseado. Posteriormente se extrae el recipiente y se pesa su contenido de agua, pudiéndose medir así la densidad del agua en cada punto.

Sin embargo con este sistema no se está midiendo realmente la densidad en cada punto, sino la densidad media del litro de agua extraído. No hay manera de saber si hay partes de ese litro de agua más densas que otras.

Es decir, la densidad puntual es una magnitud que nunca podrá ser conocida con exactitud. Para ello se necesitaría poder medir un volumen infinitamente pequeño y pesar una masa infinitamente pequeña. La precisión con que podemos llegar a conocer la distribución de densidad está limitada por la precisión de los instrumentos de medida.

En el caso de la medición de la intensidad emitida por un objeto la limitación está dada por la resolución del radiotelescopio, que a su vez viene dada por el tamaño del haz. Si se mide la emisión en radio de un objeto extenso se estará recogiendo la densidad de flujo (medida en Jansky) que entra en todo el haz (medido en estereorradianes). Se puede obtener así una intensidad media del haz medido dividiendo esa densidad de flujo medida entre el tamaño del haz en el que ésta se ha recogido.

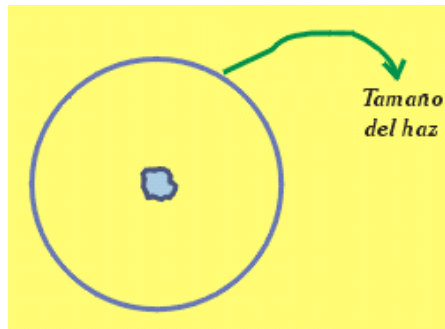


Si se utiliza la escala de temperaturas también se obtendría una temperatura de brillo media. Sería la temperatura de un cuerpo negro que diera, dentro del mismo haz, la misma cantidad de radiación que se está midiendo. A esta temperatura de brillo media, que es la que realmente se puede medir, se le llama **temperatura de antena**.

Temperatura de antena y densidad de flujo para fuentes puntuales

En gran parte de las observaciones de radioastronomía el tamaño del haz es mucho mayor que el del objeto emisor. Se dice entonces que la fuente no está resuelta por el radiotelescopio, y se puede decir que la fuente es una **fente puntual** a todos los efectos, esto es, contenida en punto sin dimensiones.

En este caso todo el ángulo sólido subtendido por la fuente está dentro del haz del radiotelescopio, y cuando éste se apunte hacia ella se estará recogiendo toda la densidad de flujo. En estas condiciones no hay manera alguna de saber la intensidad.



En el proceso de calibración de una observación, cuando se observa una fuente puntual se obtiene también una temperatura de antena. En rigor, la temperatura de antena es una medida de intensidad media. Sin embargo, para el caso de una fuente puntual representará la medida de su densidad de flujo.

En la analogía que se ha estado siguiendo, no habría ningún problema en estimar la densidad del agua de una piscina utilizando un recipiente de un litro. Cuando el recipiente esté completamente lleno, el agua contenida pesará aproximadamente 1 kg, y se podrá decir que la densidad es de aproximadamente 1 kg/l.

Pero si se utiliza el mismo recipiente para intentar medir la densidad de un charco pequeño y toda el agua del charco no llena el recipiente, entonces comienzan los problemas. Será imposible determinar la densidad.

Si se pesa el contenido (inferior ya a 1 kg) y se divide entre el volumen del recipiente, se obtiene una densidad inferior a lo habitual. Si se hace lo mismo con un charco más pequeño, se obtendrá una densidad media aún menor.

Por definición la densidad es una magnitud intensiva, y no depende del tamaño del cuerpo. Pero en este caso no se están midiendo densidades. Si utilizando este sistema se mide una densidad media de 200 gr/l, lo único que se sabrá es que toda el agua del charco pesa 200 g. Se podrá saber la masa del charco, pero no su densidad.

En el caso de una observación de Radioastronomía, al obtener una temperatura de antena en una fuente puntual, se haría el siguiente cálculo:

1. Con la ecuación $I(\nu) = (2 \cdot h \cdot \nu^2 / c^2) \cdot k \cdot T$, se obtendría la intensidad (Jy sr⁻¹) que emitiría un cuerpo negro de esa temperatura.
2. Con el ángulo sólido (en sr) ocupado por el haz, $\Omega_a = \iint_{4\pi} P \cdot d\Omega$, se obtendría la densidad de flujo (en Jy) del cuerpo negro que nuestra antena recogería dentro de este haz. Esa es justamente la densidad de flujo total de la fuente observada, que cae enteramente dentro del haz. Esa es justamente la densidad de flujo total de la fuente observada, que cae enteramente dentro del haz.

5.- OBSERVACIÓN EN RADIO CON UNA SOLA ANTENA

Antena única e interferometría

Las observaciones con **antena única** (en inglés, **single dish**) son las que se realizan con datos procedentes de una sola antena.

Las observaciones de **interferometría**, por el contrario, utilizan varias antenas simultáneamente. Las técnicas de observación interferométrica son muy diferentes (y mucho más complicadas) a las de la antena única.

No sólo la fuente contribuye a la radiación recibida

Cuando se realiza una observación en astronomía, se busca medir la intensidad o la densidad de flujo de la radiación procedente de las fuentes astronómicas que se pretenden estudiar.

Es decir, lo que se busca es obtener la temperatura de antena debida a la fuente. Sin embargo, hay otros elementos además de la fuente que contribuyen a la temperatura de antena medida por el sistema receptor. Las calibraciones, observaciones y el posterior procesado de datos, estarán diseñados para eliminar esas contribuciones no deseadas.

Cuando se apunta el radiotelescopio a una fuente, la **temperatura de antena medida (Tm)** presenta contribuciones debidas a:

- La **fente observada (Tf)**, que es el valor que interesa conocer.
- La **atmósfera (Tatm)**, por la que la radiación de la fuente debe propagarse, atravesándola hasta llegar a la superficie terrestre.
- El **sistema receptor (Trec)**, es decir, la propia antena, cables, amplificadores, mezcladores y cualquier otro equipo que se encuentre entre el primer punto de la antena a la que llega la radiación y el aparato final de medida.

Estas contribuciones son aditivas, de forma que: $Tm = Trec + Tatm + Tf*Atm$

El factor **Atm** también afecta a la temperatura de antena de la fuente, y representa la absorción de ondas de radio procedentes de la fuente producida por la atmósfera terrestre. Su valor varía entre 0 (cuando la atmósfera absorbe toda la radiación que le llega) y 1 (cuando la atmósfera es totalmente transparente). Por eso aparece como un factor que multiplica (disminuyendo) la temperatura de la fuente.

Las contribuciones a la temperatura de antena que no provienen de la fuente pueden agruparse en un solo término denominado **temperatura de sistema (Tsis)**, es decir:

$$Tsis = Trec + Tatm \rightarrow Tm = Tsis + Tf*Atm$$

El objetivo, por tanto, será medir Tm y a partir de ella deducir Tf.

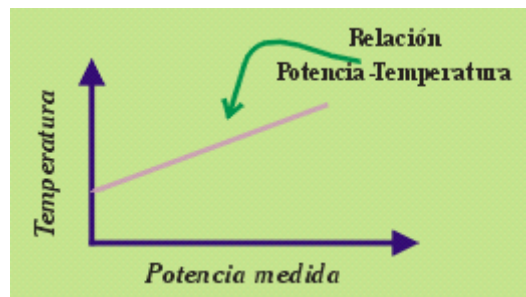
La calibración en escala de temperaturas

El aparato de registro final (un medidor de potencias) mide la potencia en watios o en cualquier otra unidad arbitraria. Por tanto, la primera tarea será averiguar la correspondencia entre las unidades del medidor de potencia y la temperatura de antena. Es decir, calibrar el aparato de medida.

Para radiaciones electromagnéticas en longitudes de onda de radio, la relación entre intensidad (potencia) y temperatura es lineal, pues se puede aplicar la aproximación de Rayleigh-Jeans a la intensidad emitida por un cuerpo negro. Si el comportamiento del medidor de potencia es también lineal (esto es, cuando le llega el doble de intensidad la medida que proporciona es también el doble) el problema es parecido a calibrar un termómetro de mercurio, en el que la relación entre la longitud de la columna de mercurio y la temperatura es también lineal.

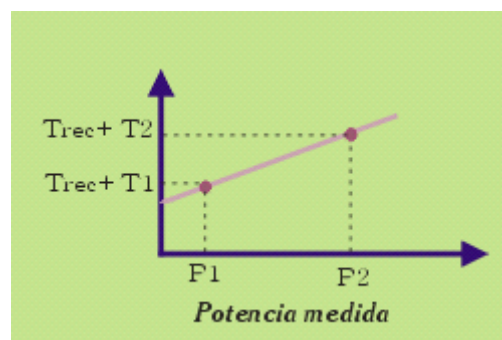
Lo que se hace es ajustar una recta (correspondiente a la citada relación lineal) entre los datos de potencia medida por el instrumento de registro (P) y los de temperatura de antena equivalente (T): $T = a \cdot P + b$

donde los parámetros a y b son la pendiente y la ordenada en el origen, respectivamente. El objetivo de la calibración será determinar estos dos parámetros.



Para determinar la ecuación de una recta se necesitan al menos dos puntos. Por ello, lo que se hace es registrar las lecturas del medidor de potencia cuando la radiación llega de dos “cuerpos negros” de temperaturas conocidas. Los cuerpos de calibración se colocan a la entrada del receptor, bloqueando la llegada de cualquier emisión procedente de fuentes astronómicas y de la atmósfera. La lectura del medidor de potencia corresponderá entonces a la temperatura del cuerpo negro (T) más la del sistema receptor (T_{rec}) (exceptuando los reflectores de la antena).

Repetiendo esta operación con dos temperaturas diferentes se pueden definir exactamente los parámetros a y b de la ecuación de la recta. Ya que según la fórmula de Rayleigh-Jeans el parámetro b debería ser nulo, es fácil deducir el valor de T_{rec} .



De los dos cuerpos de referencia utilizados en la calibración, uno de ellos suele estar a temperatura ambiente (aproximadamente 300 K) por lo que se llama “carga ambiente” y el otro suele estar a una temperatura más fría (“carga fría”). Suele ser habitual que la carga fría esté en el punto de ebullición del nitrógeno (78 K) o del helio (4,2 K).

Otra posibilidad es utilizar una carga ambiente y un diodo con temperatura equivalente conocida. En este caso, $T_1 = T_{carga}$ y $T_2 = T_{carga} + T_{diodo}$

Sustracción de la temperatura del sistema

Una vez retiradas las cargas y los diodos del sistema receptor, se tiene a éste listo para recibir las señales del cielo ya calibradas en unidades de temperatura. Al apuntar a una fuente, la temperatura de antena medida será: $T_m = T_{sis} + T_f * A_{tm}$

La temperatura de sistema (T_{sis}) engloba todas las contribuciones que no provienen de la fuente, y es por tanto un término que se pretende eliminar. Sustraerlo es una tarea sencilla, ya que basta con tomar una medida apartada de la fuente (donde $T_f = 0$) pero lo suficientemente cerca de ella para que la contribución atmosférica sea muy parecida. En este caso, la medida coincidirá con la temperatura de sistema: $T_m' = T_{sis}$

Restando las medidas en la fuente y fuera de ella se obtendrá la temperatura de la fuente, aunque atenuada por la atmósfera (factor A_{tm}): $T_f' = T_m - T_m' = T_f * A_{tm}$

La forma de realizar esta observación de referencia fuera de la fuente (T_m') será diferente según el método de observación (continua o espectroscopía).

Aunque con este método la temperatura de sistema desaparece de la fórmula, su valor no es irrelevante en una observación. La emisión de sistema puede considerarse como un ruido de fondo, y determina directamente la calidad de la observación.

La temperatura de antena generada por una fuente suele ser mucho menor que esta temperatura de sistema, y cuanto mayor sea la temperatura de sistema menor será la contribución relativa de la fuente en la medida obtenida. Por tanto, la fuente produce menos “contraste” respecto al ruido de fondo y la observación será de menor calidad.

En términos más técnicos, se puede decir que al aumentar la temperatura de sistema se degrada la **relación señal/ruido**.

Volviendo a la fórmula de la emisión total: $T_m = T_{sis} + T_f * A_{tm}$, la observación tiene mejor relación señal/ruido cuanto mayor sea el cociente: $(T_f * A_{tm}) / T_{sis}$

Por tanto es muy importante mantener la temperatura de sistema lo más baja posible. Como $T_{sis} = T_{rec} + T_{atm}$, hay dos contribuciones a esta temperatura de sistema: la emisión del sistema receptor y la emisión de la atmósfera:

- Todos los elementos del sistema receptor emiten radiación térmica. Cuanto mayor sea su temperatura, más cantidad de ondas de radio espúreas introducen en el sistema, aumentando por tanto el ruido de fondo. Por ello algunos de los elementos de los receptores suelen mantenerse refrigerados mediante helio o nitrógeno líquido para disminuir su contribución a la temperatura de sistema.
- En cuanto a la atmósfera, poco se puede hacer para mitigar su contribución al ruido de fondo. Su peor contribución a la temperatura medida no depende de la temperatura ambiente, sino de su mayor o menor opacidad. Es decir, del tiempo meteorológico. En días despejados la atmósfera es más transparente a las ondas de radio.

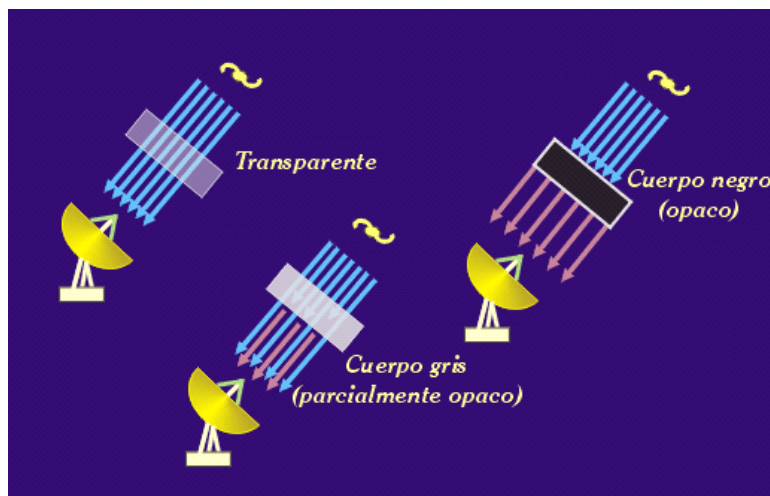
Estimación de la opacidad atmosférica

Por desgracia, el hecho de que la Tierra tenga una atmósfera densa influye en gran medida en las observaciones. A pesar de que la atmósfera terrestre presenta una ventana para las ondas de radio, lo que permite su observación desde la superficie, no se puede despreciar su contribución como emisora y absorbente de esta radiación.

Cualquier material situado entre un emisor y un receptor de ondas electromagnéticas absorberá parte de la radiación del emisor en función de su opacidad. A su vez, él mismo emitirá radiación, dependiendo de su temperatura.

El caso extremo sería un cuerpo negro, que absorbe totalmente la radiación que le llega y emite la máxima cantidad de radiación térmica. Cuando la atmósfera sea tan opaca que se aproxima a un cuerpo negro, será imposible observar las fuentes celestes. En cambio, se recibirá gran cantidad de señal procedente de la propia atmósfera.

Independientemente de las condiciones atmosféricas, cuando se realiza la observación de un objeto que está situado cerca del horizonte la absorción (y emisión) de la atmósfera será mucho mayor ya que la capa que tienen que atravesar las ondas de radio para llegar al receptor es más espesa.



El principal responsable de la opacidad atmosférica en ondas de radio centimétricas es el vapor de agua. En longitudes de onda milimétricas y submilimétricas también el oxígeno contribuye de forma importante. Los días más lluviosos, como cabría esperar, son peores para realizar observaciones, ya que el efecto del vapor de agua es mayor a longitudes de onda más cortas.

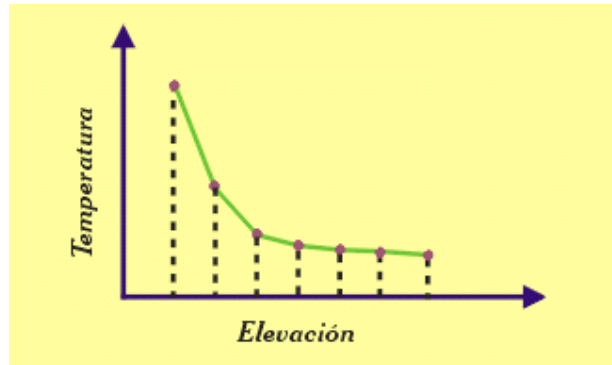
La meteorología apenas influye en banda S (12 cm), y puede observarse incluso en días muy nublados. Sin embargo puede afectar bastante a las observaciones en banda X (3,6 cm). En telescopios milimétricos y submilimétricos se requieren unas condiciones atmosféricas excelentes para poder obtener datos de calidad. Para minimizar la cantidad de agua en las observaciones es preferible construir estos radiotelescopios milimétricos en lugares altos, secos y fríos.

En cualquier caso, lo que se obtiene es una temperatura de antena de la fuente afectada por la absorción de la atmósfera ($T_f' = T_f \cdot A_{tm}$): Por tanto, para obtener la intensidad real de la fuente es preciso estimar este factor de absorción.

Una forma de realizar esta estimación es utilizando un modelo de atmósfera que permita calcular la cantidad de vapor de agua presente en la línea de visión a partir de medidas meteorológicas de temperatura y humedad relativa en superficie. Estos modelos son adecuados cuando la opacidad de la atmósfera es moderada, pero su precisión es menor al aumentar la longitud de onda observada.

Un método más preciso es obtener una curva de temperatura del sistema. En este caso, para estimar la absorción atmosférica se utiliza el hecho de que los cuerpos más opacos son los que más radiación emiten.

Como al observar cerca del horizonte la atmósfera es más opaca, también emite más. Es decir, la temperatura de sistema es mayor a elevaciones bajas. La **curva de temperatura de sistema** se obtiene midiendo dicha temperatura a diferentes elevaciones, desde el cénit (a 90° de elevación) hasta el horizonte. Esta curva permite calcular la opacidad de la atmósfera a diferentes elevaciones, y servirá para corregir los datos de la influencia atmosférica.



La temperatura de sistema incluye las contribuciones de la emisión del sistema receptor y de la atmósfera: $T_{\text{sis}} = T_{\text{rec}} + T_{\text{atm}}$

La contribución atmosférica a la temperatura de sistema es: $T_{\text{atm}} = T_{\text{mat}} \cdot (1 - A_{\text{atm}})$

donde T_{mat} es la temperatura equivalente media de la atmósfera (unos 265 K), que es prácticamente constante, y A_{atm} es la absorción atmosférica.

De esta forma, es posible estimar A_{atm} en función de la elevación.

Así, al realizar la observación de una fuente es posible corregir la absorción atmosférica que corresponde a la elevación a la que está situada la antena en ese momento, para obtener finalmente la temperatura de antena debida a la fuente (T_f).

Toma de datos

Hay dos maneras fundamentales de realizar una observación en radioastronomía: observación en continuo y observación espectroscópica (= de líneas espectrales). En la primera el objetivo es conocer cuánta radiación llega de un determinado punto del cielo dentro la banda elegida de observación. En la segunda interesa saber la radiación que llega dentro de cada frecuencia en la banda en la que se observa.

Apuntado

Cualquiera que sea el método elegido para realizar la observación astronómica, en ambos casos es fundamental el buen apuntado de la antena.

En las observaciones de radio no es trivial saber si la antena está o no apuntada correctamente. A diferencia de los telescopios ópticos (o de unos simples prismáticos) un radiotelescopio no proporciona una imagen inmediata del campo que se está observando, por lo que no se puede saber a priori si el objeto de interés está en el centro del campo de observación o no.

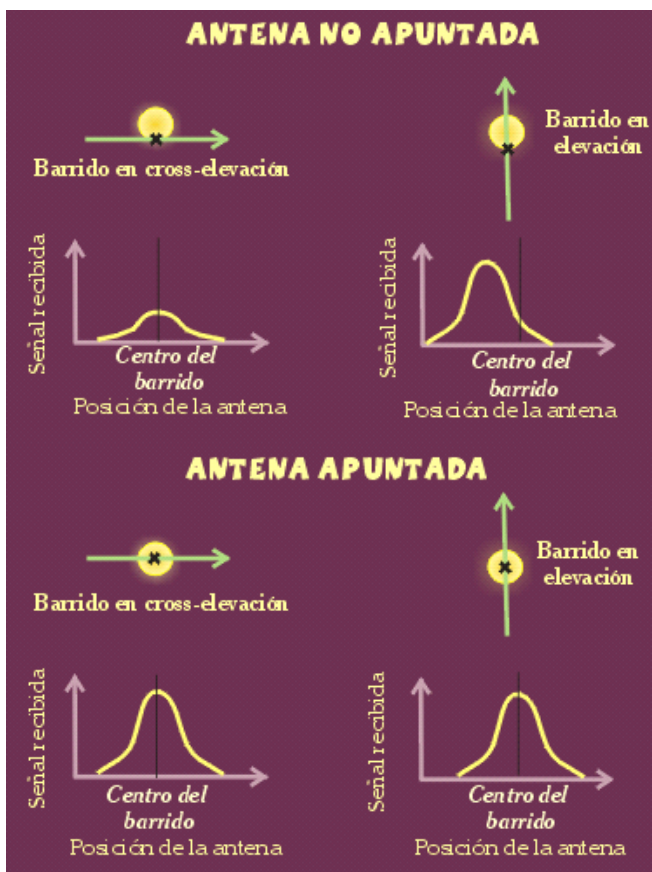
El método que se suele seguir para apuntar una antena es hacer pruebas con un objeto brillante cuya posición sea bien conocida y que se encuentre cerca de la fuente que se pretende observar. A este objeto se le denomina **calibrador de apuntado**. Suele tratarse

de cuásares que están muy bien apuntados, y aunque su flujo puede ser variable su posición se conoce con mucha precisión. La estrategia que se sigue es la siguiente:

1. Se envía la antena a la posición del calibrador elegido.
2. Se hace un barrido por encima de la fuente en **elevación** y **cross-elevación** (la dirección perpendicular a la elevación), si el telescopio es de montura altazimutal, o bien en **declinación** y en **cross-declinación** si el aparato es de montura ecuatorial.
3. Se corrige la posición de la antena según los resultados obtenidos.

La idea básica del apuntado es hacer barridos en forma de cruz por encima del calibrador. La potencia recibida de una fuente varía con la dirección del apuntado según el patrón de recepción de la antena, siendo máxima cuando la antena apunta justo en la dirección de la fuente. La representación de la potencia recibida al realizar el barrido tendrá justamente la forma del haz de la antena, cuyo lóbulo principal es aproximadamente gaussiano.

Si al realizar un barrido se obtiene una forma gaussiana cuyo máximo se encuentra justamente en el centro, la antena estará bien apuntada. Si no ocurre eso habrá que corregir la posición de la antena hasta que la fuente se encuentre en el centro.



Antena no apuntada:

la cruz negra marca el lugar donde está apuntando la antena, que no coincide con el centro de la fuente. Así, el máximo de la gaussiana no coincidirá con el centro de al menos uno de los dos barridos, por lo que se deberá corregir la posición de la antena.

Antena apuntada:

en este caso sí se tiene la antena apuntada justamente en el centro de la fuente, por lo que en cada uno de los dos barridos se obtiene una curva de forma gaussiana con su máximo en la posición central de barrido. Ambas curvas son de igual intensidad.

Es necesario realizar siempre las correcciones de apuntado antes de realizar la observación de la fuente. Se debe utilizar para ello un calibrador lo suficientemente intenso para ser detectado con facilidad y que se encuentre lo más cerca posible de la fuente a estudiar. Lo normal es realizar varios barridos en el calibrador hasta que las correcciones sean mínimas y estables. Entonces será el momento de apuntar hacia la fuente y comenzar la toma de datos.

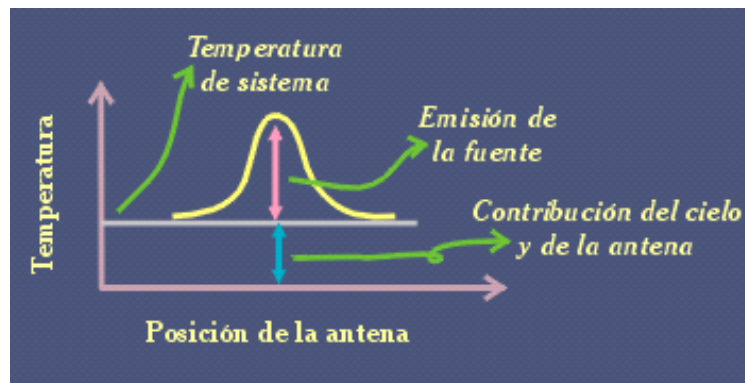
Observaciones de emisión continua

Cuando se quieren hacer observaciones de continuo se utilizan también los **barridos sobre la fuente** a estudiar. Con este método de observación se puede obtener la densidad de flujo total emitida por fuentes puntuales, o bien la variación de temperatura de brillo en el caso de fuentes extensas. Este tipo de observaciones permite, por ejemplo, estudiar la variabilidad de objetos puntuales o detectar estallidos en radio como los que producen las binarias de rayos X.

En el caso de observaciones de fuentes puntuales el método consiste, al igual que en el caso del apuntado, en realizar dos barridos perpendiculares entre sí sobre la fuente y medir la temperatura de antena emitida por el objeto. La antena no está recogiendo únicamente la radiación procedente de la fuente a estudiar, sino que también llegan otras contribuciones caracterizadas mediante la “temperatura de sistema”. Por tanto, el primer paso será sustraer de la temperatura de antena medida esta temperatura de sistema.

Dicha corrección se realiza de la siguiente manera:

- El resultado de los barridos es una gaussiana, que si únicamente tuviera contribución del objeto a estudiar tendría como base la línea del cero (ya que fuera de dicho objeto no se recibiría ninguna señal).
- Sin embargo, lo que se obtendrá en realidad es una gaussiana cuya línea de base es la temperatura del sistema. Para eliminar esta contribución a la señal medida basta con tomar únicamente la altura de la gaussiana hasta su línea de base, no hasta la línea del cero.



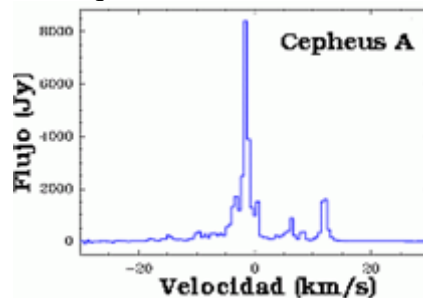
Con el método de observación de barridos es posible que no se pueda detectar fácilmente la fuente si ésta es muy débil. Si se trata de un objeto muy débil que no se detecta en un solo barrido lo que se hace es realizar varios barridos sobre la posición donde se encuentra el objeto, sumando después los datos obtenidos para tener así una mejor relación señal/ruido.

Observaciones de líneas espectrales

Para obtener información acerca de la emisión del objeto en cada longitud de onda dentro de la banda de observación se realiza un análisis de **espectroscopía**. Los espectros son representaciones del flujo recibido en función de la frecuencia. Permiten estudiar las líneas de emisión (o absorción) de átomos o moléculas, que aportan información tanto sobre la composición de la fuente que se está observando como sobre su densidad, temperatura, morfología y movimientos.

En las observaciones de espectroscopía, la señal se analiza mediante un **espectrómetro**. Este instrumento separa las frecuencias de la banda de observación en otras bandas más estrechas, asignando a cada una de ellas su temperatura de antena correspondiente. De esta forma, a la salida del analizador se obtienen medidas de intensidad o densidad de flujo para cada frecuencia.

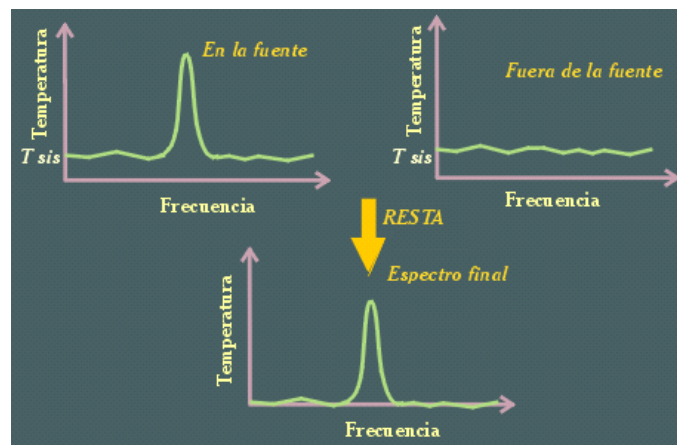
En la siguiente figura se puede observar el espectro de un máser de agua en una región de formación estelar, tomado con la antena de 70 m de Robledo de Chavela. En ella se puede ver que las intensidades están medidas en unidades de densidad de flujo (Janskys) y en el eje X las frecuencias aparecen como velocidades (km/h). Esta relación entre frecuencias y velocidades viene dada por el efecto Doppler, que relaciona la velocidad con la que se mueve un objeto respecto al observador con la variación en la frecuencia que recibe dicho observador. De esta manera, si se conoce la frecuencia exacta a la que emite una determinada línea y se centra el espectrómetro en dicha línea se puede calcular la velocidad relativa a la que se está moviendo la fuente observada.



En las observaciones espectroscópicas también existe el problema de eliminar la señal producida tanto por la atmósfera como por el propio sistema de medición. Es decir, corregir la observación de la temperatura de sistema. Para ello existen dos métodos de observación: el position switching (cambio de posición) y el frequency switching (cambio de frecuencia).

El método de **position switching** (cambio de posición) consiste en mover ligeramente el radiotelescopio durante la observación, de manera que se va alternando entre medidas en la fuente y medidas fuera de la fuente. Este movimiento lo realiza automáticamente el programa de adquisición de datos, por lo que no es necesario realizarlo manualmente.

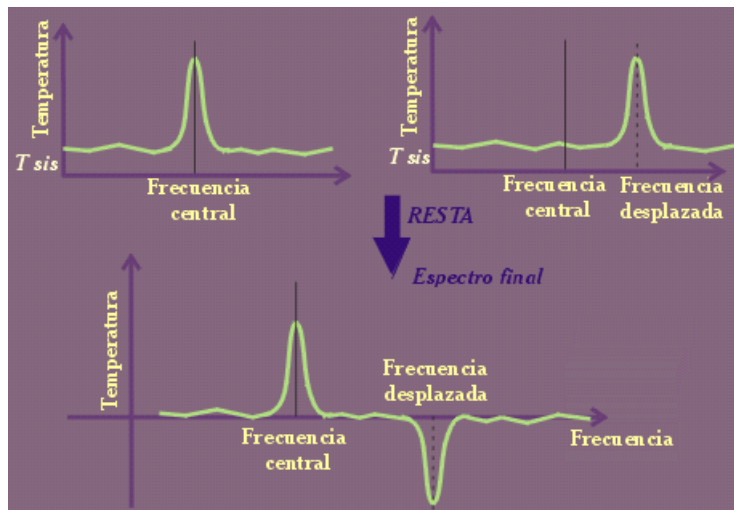
Con este método se obtienen dos conjuntos de medidas distintos. Uno de ellos contendrá la información de la fuente, incluyendo el ruido de fondo, y el otro será únicamente ruido. Para rescatar los datos espectroscópicos procedentes únicamente de la fuente en estudio basta restar ambos conjuntos.



El mayor problema que presenta esta forma de observación es la pérdida de tiempo de observación real que se produce cuando se observa fuera de la fuente. De cada 60 segundos dedicados a la observación total sólo 30 de ellos serán sobre la fuente, por lo que si se quisiera realizar una observación integral de 60 segundos sobre la fuente habría que emplear un total de 120 segundos.

El método de **frequency switching** (cambio de frecuencia) requiere una explicación algo más compleja. Consisten en realizar observaciones sobre el objeto de interés pero variando lentamente, y de manera alternada, la frecuencia central de la observación. Así, la mitad del tiempo de observación el espectro estará centrado en la frecuencia de la línea que se quiere estudiar y el resto del tiempo se centrará el espectro en una frecuencia próxima a ella (de manera que entre en el rango del espectrómetro).

En este caso se obtienen dos conjuntos de espectros centrados en dos frecuencias ligeramente distintas. Al igual que en el caso anterior, para eliminar el ruido se restan ambos conjuntos. En el espectro resta, en cual ya no se tiene ruido, aparece dos veces la línea espectral medida, en un caso con valores positivos y en el otro con negativos.



Con este método no se pierde tiempo en observación, ya que las dos líneas que aparecen en el espectro resta son iguales y proceden del objeto de interés. Para recuperar toda la señal sólo hace falta invertir el signo de la mitad del espectro y sumarle la otra mitad. El resultado final será un espectro cuyo tiempo total de integración real sobre la fuente será el mismo que el tiempo empleado en tomarlo.

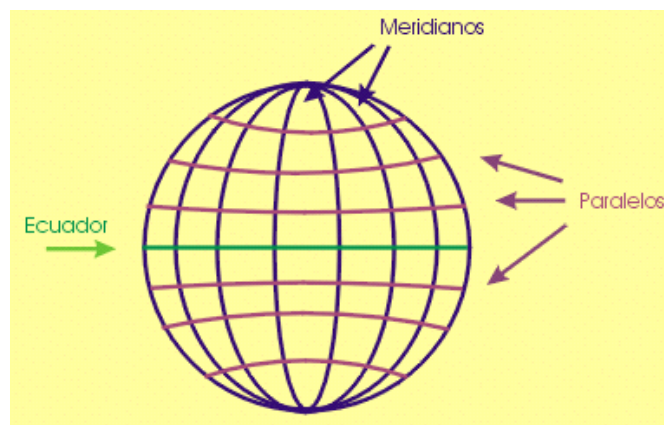
6.- ORIENTÁNDOSE EN EL UNIVERSO: MAPAS CELESTES

Para poder explorar el Universo es necesario establecer un sistema de coordenadas que permita identificar tanto la localización del observador como la de los objetos observados en el cielo. Como las observaciones se realizan desde la Tierra, lo primero es establecer un sistema de coordenadas sobre la superficie de la Tierra.

Coordenadas terrestres

Para localizar cualquier punto sobre la superficie terrestre de la misma manera que se haría con una superficie plana, se establecen unas coordenadas sobre la superficie esférica de la Tierra dibujando en ella unas líneas imaginarias y perpendiculares entre sí llamadas paralelos y meridianos.

- Los **paralelos** son círculos contenidos en planos perpendiculares al eje de la Tierra, y como su propio nombre indica son paralelos unos a otros. El **ecuador** es un paralelo que divide a la Tierra en dos **hemisferios** iguales, todos sus puntos son equidistantes tanto del Polo Norte como del Polo Sur y es también el único paralelo que describe un círculo máximo. El ecuador es la referencia para medir la “**latitud**”. Se dice que un punto está a una latitud de 20 grados norte cuando dicho punto está situado a 20 grados por encima (hacia el norte) del ecuador.
- Los **meridianos** son círculos máximos perpendiculares todos ellos al ecuador, y que pasan siempre por los dos polos de la Tierra. La “**longitud**” no tiene un punto de referencia "natural", ya que todos los meridianos son absolutamente iguales unos a otros. Sin embargo, para poder orientarnos y decir que un punto está al Este o al Oeste, hay que indicar respecto a qué meridiano. Por razones históricas, el meridiano elegido como meridiano cero, a partir del cual se comienza a contar hacia el Este o al Oeste, es el meridiano que pasa por el observatorio de **Greenwich** (Inglaterra).



El meridiano de Greenwich tardó en ser adoptado mundialmente. Fue en 1871, en el primer congreso geográfico internacional, cuando los geógrafos se pusieron de acuerdo en utilizar el mismo punto de referencia en todos los países. Hasta entonces existían varios meridianos que habían sido adoptados como referencia por cada país. En España, por ejemplo, se utilizaba el meridiano del observatorio de San Fernando, en Cádiz.

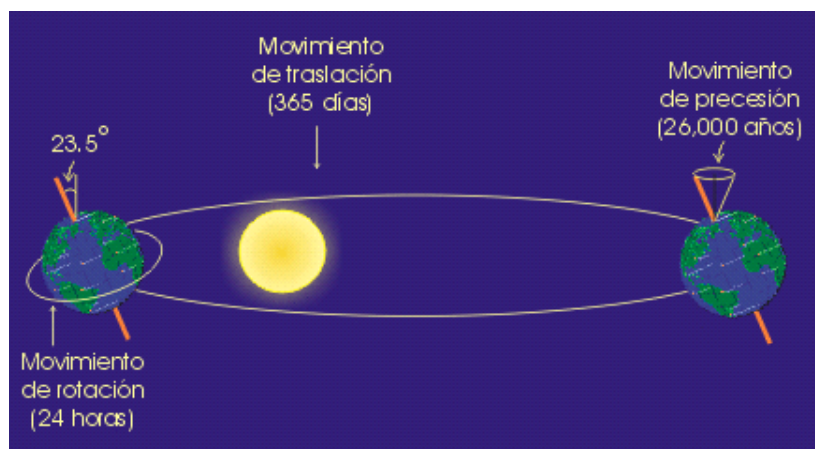
A partir de esta conferencia, aunque en los mapas locales y las cartas marinas se utilizaban los meridianos elegidos por cada país, se empezaron ya a dar las posiciones de los barcos referidas al meridiano de Greenwich.

Movimientos de la Tierra

Localizar una posición en el cielo a partir de una determinada posición sobre la superficie de la Tierra no es tan inmediato, ya que la Tierra rota diariamente sobre su eje y anualmente alrededor del Sol. Por ello históricamente se han utilizado las estrellas como puntos de referencia, ya que el movimiento relativo de las estrellas en el cielo es inapreciable durante el lapso de una vida humana.

La Tierra tiene tres movimientos fundamentales:

- **Rotación.**
Es el movimiento que realiza la Tierra al girar sobre sí misma, y el responsable de la sucesión de días y noches. Se completa una vuelta cada 23 horas, 56 minutos y 3,5 segundos. Este periodo se denomina “**día sidéreo**”.
- **Traslación.**
Es el movimiento que realiza la Tierra en su movimiento alrededor del Sol, describiendo una elipse que tiene al Sol en uno de sus focos. Este movimiento, junto con la inclinación del eje terrestre, es el responsable de las estaciones. Se completa una vuelta cada 365 días, 6 horas y 9 minutos. El exceso de 6 horas y 9 minutos sobre los 365 días del año oficial hace que cada 4 años sea necesario añadir un día al calendario, denominándose ese año “**año bisiesto**”.
Aun así este ajuste cuatrianual no es perfecto, dando un de más cada 100 años. Por ello, el último año de cada siglo no es bisiesto.
Como todavía el ajuste no es suficientemente exacto, cada 400 años se añade un año bisiesto. Es decir, que finalmente se tiene que el último año de cada siglo será bisiesto si es divisible por 400.
- **Precesión.**
Es un movimiento de giro del eje de rotación de la Tierra alrededor de un eje perpendicular a su plano de traslación, manteniéndose siempre entre ambos un ángulo de 23,5 grados. El giro se completa cada 26.000 años, por lo que este movimiento no es apreciable por el ser humano.

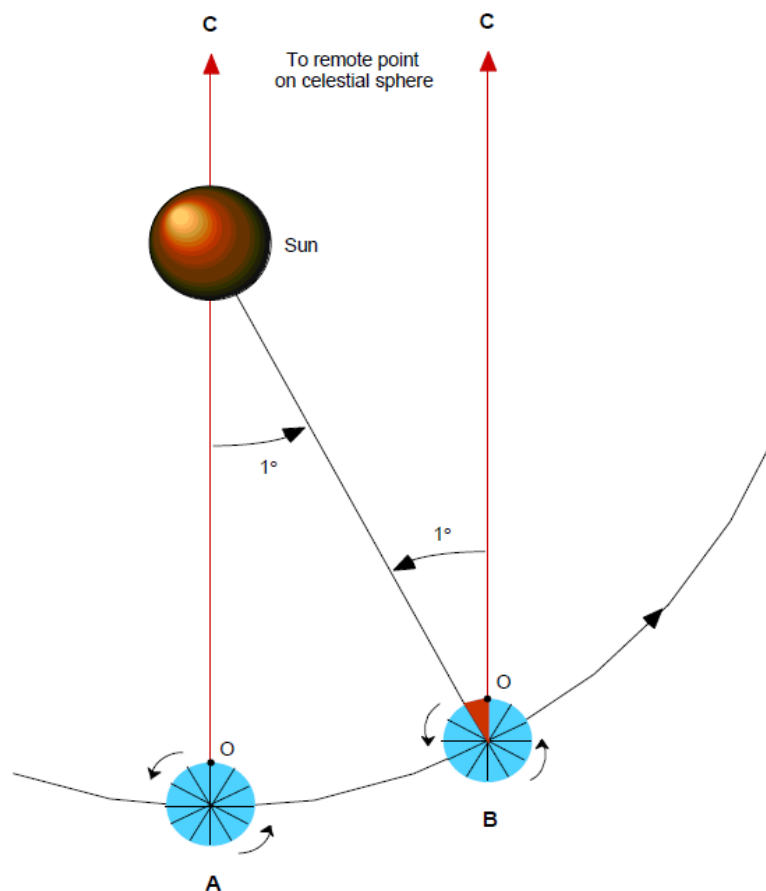


Tiempo sidéreo

La combinación de los movimientos de rotación y traslación produce una aparente paradoja: la medida del día es distinta si se observa respecto del Sol o respecto de las otras estrellas (que al estar muchísimo más lejos pueden ser consideradas como fijas).

El periodo de rotación de la Tierra es de 23 horas, 56 minutos y 3,5 segundos. Éste es el tiempo que tarda un determinado punto de la superficie de la Tierra (O) en volver a su posición respecto a las estrellas fijas, y es lo que se denomina un **día sidéreo**.

Sin embargo, para que ese mismo punto vuelva a estar en la misma posición respecto del Sol tiene que girar, además de los 360 grados requeridos para completar su rotación, un ángulo adicional igual a $360/365$ grados (ya que éste es el ángulo que recorre la Tierra en un día en su movimiento de traslación alrededor del Sol). La Tierra tarda en recorrer este ángulo adicional los 3 minutos y 56,5 segundos que hacen que el **día solar** tenga 24 horas.



La diferencia entre un día sidéreo y un día solar es la responsable de que cada día se vea aparecer las estrellas en el horizonte con 4 minutos de antelación sobre el día anterior.

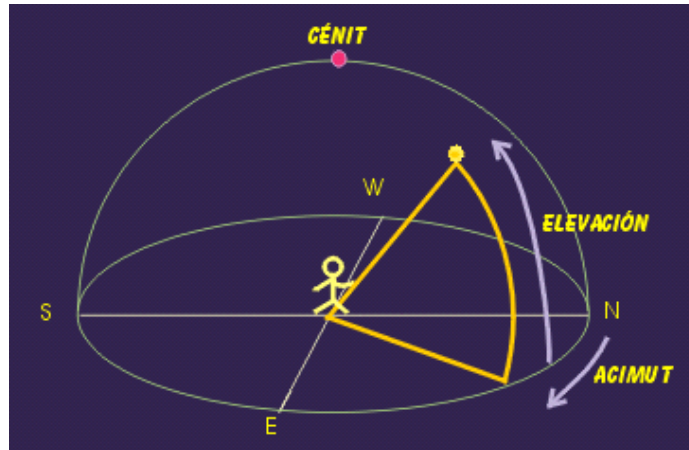
Coordenadas celestes

La orientación celeste es bastante similar a la terrestre. En este caso la superficie sobre la que se definen las coordenadas es una esfera imaginaria que rodea la Tierra, y los objetos celestes se sitúan según el punto donde cruce su proyección sobre esta esfera imaginaria. Bastará por tanto con definir unas referencias sobre esta esfera para poder precisar las coordenadas desde esta base sobre la esfera imaginaria.

Coordenadas altacimutales

Las coordenadas altacimutales siguen las indicaciones que alguien situado sobre la superficie terrestre daría al señalar con el dedo una estrella en el cielo (a una cierta altura sobre el horizonte, y a una cierta distancia a la derecha del norte):

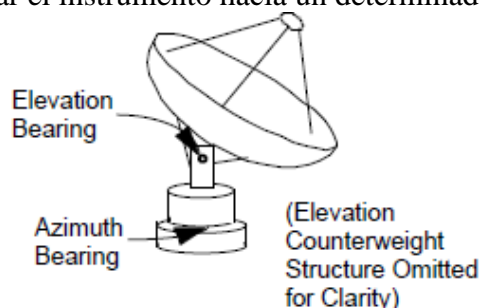
- La **altura** o **elevación** es el ángulo que forma la posición del objeto en el cielo respecto del horizonte.
- El **acimut** es el ángulo que forma la posición del objeto con un punto de referencia situado por convenio en el Norte. De esta forma, en el Este el acimut será 90 grados, en el Sur 180 y en el Oeste 270 grados.



El problema que tienen estas coordenadas es que no son fijas para cada objeto en el cielo, sino que varían dependiendo de la posición del observador. Por ejemplo, un observador en el Polo Norte, tendría la estrella polar justo encima de su cabeza, en el punto denominado **cénit**. Por tanto, para este observador la estrella polar estaría a una elevación de 90 grados. Sin embargo, un observador que estuviese en el ecuador apenas alcanzaría a ver la estrella polar, ya que ésta se encontraría justamente en el horizonte (es decir, a una elevación de 0 grados).

Otro problema que tiene este sistema de coordenadas, es que las estrellas van variando su posición en el cielo a lo largo de la noche. Debido al movimiento de rotación de la Tierra, las estrellas aparecen en el cielo por el Este y se mueven en él describiendo un círculo alrededor de la estrella polar hasta que se ponen por el Oeste. Esto supone que a lo largo de la noche el acimut y la elevación de una estrella van cambiando, pasando por un punto de elevación máxima que es donde se dice que el objeto **culmina**.

Por ambas razones este sistema de coordenadas no es verdaderamente útil para definir la posición de un objeto en el firmamento. En cambio sí que puede serlo para indicar la posición de un telescopio o un radiotelescopio con montura altacimutal (es decir, con rotación sobre un eje horizontal y otro vertical), ya que da una idea muy clara de cómo debe moverse para apuntar el instrumento hacia un determinado punto del cielo.



Coordenadas ecuatoriales

Para poder determinar la posición de las estrellas de una manera clara y con unas coordenadas fijas independientes del momento y lugar de la observación, en lugar de tomar como referencia el plano donde se encuentra el observador se fija como referencia para cualquier observador el plano que pasa por el ecuador terrestre, que es perpendicular al eje de rotación de la Tierra y no varía con ella.

Si se prolonga en el espacio el plano del ecuador terrestre se tiene un plano que divide en dos hemisferios a la esfera celeste. Al igual que sucede con los dos hemisferios de la Tierra se denominan “Hemisferio Norte” y “Hemisferio Sur”. Procediendo de la misma manera, la prolongación del eje de la Tierra atravesará la esfera celeste en los puntos denominados “Polos Norte y Sur celestes”.

Si se trazan unos círculos paralelos al ecuador celeste y otros círculos perpendiculares a él que pasen por los polos celestes, se tendrá un sistema de coordenadas en el cielo muy similar al de paralelos y meridianos que utilizamos en la Tierra.

En este punto vuelve a aparecer el mismo problema que con el meridiano cero de las coordenadas terrestres: hace falta establecer un meridiano como punto de partida de las medidas de las desviaciones al este y oeste. Se ha elegido el denominado **equinoccio vernal** o meridiano celeste correspondiente al **punto de Aries**. Este es el punto en el que el Sol cruza el ecuador celeste en el equinoccio de primavera, y es uno de los dos puntos en los que se cruzan la eclíptica y el ecuador celeste.

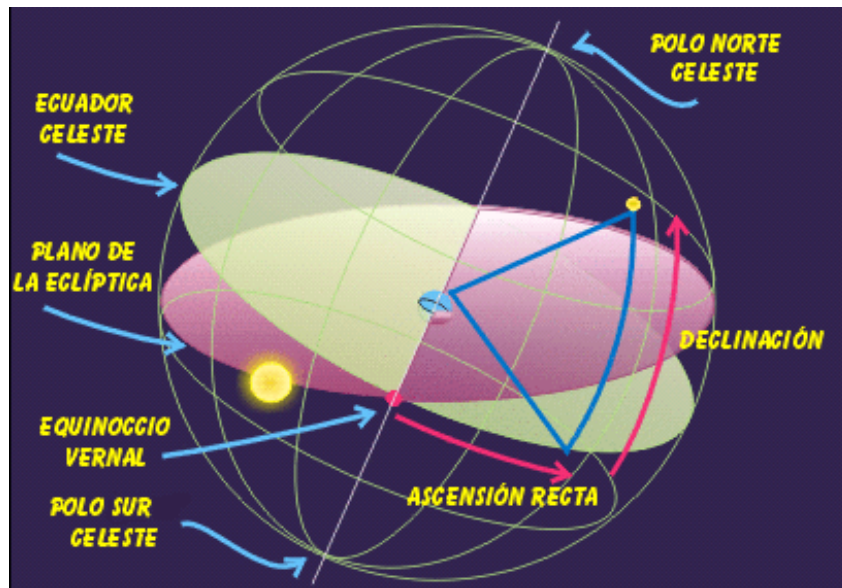
La **eclíptica** es la trayectoria aparente que describe el Sol respecto a las estrellas fijas a lo largo del año. Como el eje de la Tierra está inclinado $23,5^\circ$ con respecto al plano de su órbita de traslación alrededor del Sol, el movimiento aparente del Sol en el cielo describe una trayectoria curva sobre un plano inclinado $23,5^\circ$ respecto al plano ecuatorial llamado “plano de la eclíptica”. La intersección de este plano orbital sobre la esfera celeste imaginaria es la eclíptica. Como las órbitas de los demás planetas del Sistema Solar siguen planos muy similares al plano orbital terrestre, también los planetas parecen moverse en el cielo siguiendo la misma línea eclíptica.

Una vez definidas las dos referencias (ecuador y meridiano del equinoccio vernal), ya se tiene completo el sistema de coordenadas ecuatorial.

- Se llama **declinación** al ángulo de elevación, medido en grados, en que se separa la fuente hacia arriba o hacia abajo con respecto al plano ecuatorial celeste (positivos cuando el objeto está en el Hemisferio Norte celeste y negativos cuando está en el Hemisferio Sur; por tanto la declinación varía entre 90 y -90 grados).
- Se llama **ascensión recta** o al ángulo de giro en sentido horario, medido en horas, minutos y segundos que separa el objeto del meridiano cero celeste (equinoccio vernal). Varía entre 0 y 24 horas.

Es interesante en este punto introducir el concepto de **ángulo horario**, que no sino la diferencia entre la ascensión recta de la fuente a observar y la hora sidérea. Dicho ángulo se mide en grados.

- Si el ángulo horario es positivo, significa que la fuente no ha llegado todavía al meridiano en que se sitúa el observador y se encuentra hacia el Este.
- Si es negativo, significa que la fuente ya ha rebasado este meridiano y se encuentra hacia el Oeste.



Un ejemplo de cómo calcular el ángulo horario sería el siguiente: sea una fuente con ascensión recta igual a 17 h 00 m 00 s (es decir, se encuentra a $17 \cdot (360^\circ/24h) = 255^\circ$ al Este del punto vernal). Supóngase que el reloj sidéreo del observador marca las 10h 00m 00s (convertido a grados, $10 \cdot (360^\circ/24h) = 150^\circ$). En este caso, a la fuente le faltan $17-10=7$ horas para llegar al meridiano donde se encuentra el observador.

Este sistema de coordenadas, que aparentemente debería ser inmutable ya que no depende del punto de la Tierra desde el que se observa ni del momento en que se realiza la observación, en realidad no lo es del todo. Cuando se estableció los astrónomos no eran conscientes del movimiento de precesión de la Tierra que, con un ciclo de 26.000 años supone, un aparente deslizamiento de las estrellas hacia el este del equinoccio vernal a una velocidad de 0,01 grados por año (360 grados cada 26.000 años).

Este cambio es evidente si se considera, por ejemplo, que Vega estaba situada en el polo norte celeste (donde ahora está Polaris, la estrella polar) hace algo más de 14.000 años y que lo volverá a estar dentro de otros 12.000 años, o que el equinoccio vernal estaba situado en la constelación de Aries en tiempos de la antigua Roma y actualmente lo está en la constelación de Acuario.

Debido a este movimiento los astrónomos tienen que actualizar sus catálogos con las nuevas coordenadas de los objetos, y siempre indicar junto a las coordenadas el año al que están referidas. Dichas coordenadas serán exactas, por norma, a 1 de enero del año indicado.

Coordenadas eclípticas

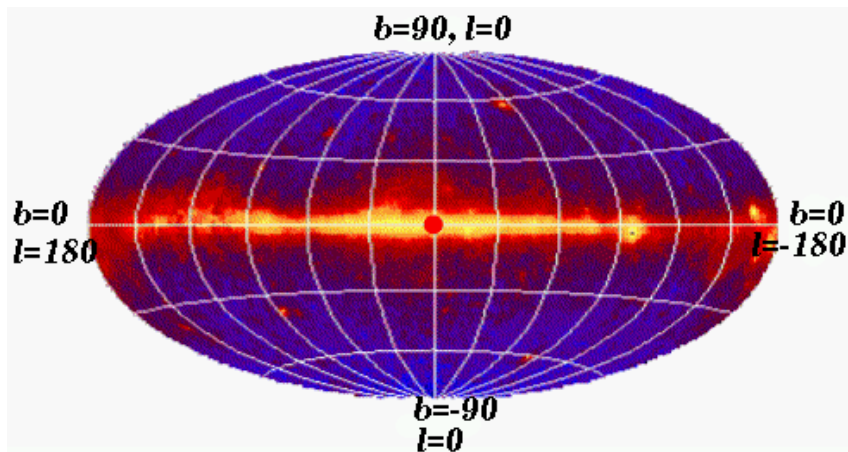
El sistema de coordenadas eclípticas es similar al sistema de coordenadas ecuatorial, pero tomando como plano de referencia el plano de la eclíptica (= el plano que forma la órbita de traslación de la Tierra alrededor del Sol) en lugar del plano ecuatorial terrestre. Este sistema es útil para estudiar el Sistema Solar ya que, como se ha indicado, los planos de las órbitas de los demás planetas son muy cercanos al plano de la eclíptica (salvo el correspondiente a la órbita de Plutón, que se encuentra inclinado 7°).

Coordenadas galácticas

Las coordenadas galácticas también se utilizan en Astronomía, y tienen como referencia el centro y el plano de nuestra galaxia. El **plano galáctico** hace las veces de ecuador en estas coordenadas, mientras que el **centro galáctico** cumple con el mismo rol que el equinoccio vernal o el meridiano de Greenwich en las coordenadas ecuatoriales celestes o geográficas, respectivamente.

- La **latitud galáctica (b)** es la distancia en grados que se separa un objeto hacia el norte o sur del plano galáctico,
- y la **longitud galáctica (l)** es la distancia en grados que se separa un objeto del centro galáctico.

Estas coordenadas son útiles para saber, sobre todo, la posición de un objeto en el plano galáctico. En la siguiente figura se muestra la imagen de nuestra galaxia en rayos gamma representada en coordenadas galácticas. El punto rojo señala el centro galáctico, que visto desde la Tierra está en la constelación de Sagitario. El plano galáctico está localizado en $b=0$, y en la figura se aprecia que es la zona con más emisión.



IV.- EL RADIOTELESCOPIO DE LA UPNA

1.- ANTECEDENTES

En el año 2014, la empresa Telefónica hace donación de un paraboloide de aluminio de 2.440 mm de diámetro, espesor 3,5 mm, distancia focal de 920 mm y peso 51,25 kg, a los laboratorios de investigación de Ingeniería de Telecomunicaciones del edificio El Sario de la universidad, del cual se hace cargo José Javier Vesperinas Oroz.

El paraboloide se cede sin ningún tipo de soporte, y en condiciones que evidencian una larga vida útil seguramente en condiciones meteorológicas adversas. J.J. Vesperinas se encarga de reacondicionarlo, limpiando los restos de pintura, procediendo a un pulido de la superficie para eliminar irregularidades, y aplicando finalmente varias capas de pintura gris para proteger la superficie. A continuación se presentan imágenes del antes y después de este proceso.



En conversaciones con los grupos de radio y astronomía de la universidad, se decide destinar el paraboloide como reflector de un futuro radiotelescopio que cumpla funciones tanto de investigación como divulgativas para la universidad. Liderando este ambicioso proyecto se sitúan J.J. Vesperinas y Silvia Díaz Lucas.

El siguiente paso es proporcionar al paraboloide un soporte articulado que permita girarlo 360° en horizontal y al menos 90° en vertical, con el fin de orientarlo hacia cualquier punto del cielo definido por sus coordenadas azimutal (giro horizontal) y cenital (giro vertical).

Para ello se pide en 2015 presupuesto para el diseño y construcción de un sistema mecánico que responda a estos requerimientos a la empresa HUTIPRE Mechanical Systems. El coste estimado de la propuesta asciende a 40.055,46 € (+ IVA), cantidad para la que no se consigue acomodo en ninguna de las partidas de los presupuestos de la universidad para ese año, por lo que se debe desistir por el momento de seguir adelante.

En junio de 2016, la alumna Ángela Grandíval García presenta un Trabajo Fin de Grado en Ingeniería Mecánica consistente en el cálculo de una estructura articulada para convertir el paraboloide en la antena de un radiotelescopio. El proyecto está dirigido por Pedro Diéguez Elizondo, y los trabajos mecánicos se llevan a cabo en el taller de Ingeniería Mecánica, Energética y de Materiales del edificio de talleres de la universidad, a cargo de José Carlos Urroz Unzueta.

Este trabajo presenta una propuesta que incluye no sólo una estructura articulada con los requerimientos citados anteriormente, sino también una solución para alojar un conjunto receptor de unos 10 kg. de peso en el foco del paraboloide.

El coste total estimado para esta propuesta es de 7.861,30 € (IVA incluido), principalmente debido a las reductores especiales elegidas para conseguir la precisión necesaria en los giros, que se deben realizar manualmente.

Esta característica de ausencia de motorización es común a ambas propuestas, tanto la de Hutypre como la del TFG de Ángela Grandíval, y supone un inconveniente para la operación del radiotelescopio ya que no permite realizar con facilidad el tracking de los objetos celestes a observar. La señal recibida debe ser integrada durante un periodo de tiempo para poder ser útil, y durante este tiempo el radiotelescopio se debe mantener orientado hacia el mismo punto del cielo. Es decir, la antena debe moverse continuamente durante este tiempo de integración en ambos ángulos (azimutal y cenital) para compensar el movimiento de la Tierra.

Por ello, en 2017 Jorge Gayarre Mtz. de Lahidalga, firmante del presente Proyecto Final de Carrera inician conversaciones con Silvia Díaz y Pedro Dieguez, a la postre tutores del mismo, de cara a estudiar la posibilidad de añadir una motorización a la estructura propuesta por Ángela Grandíval y presentar el resultado como PFC.

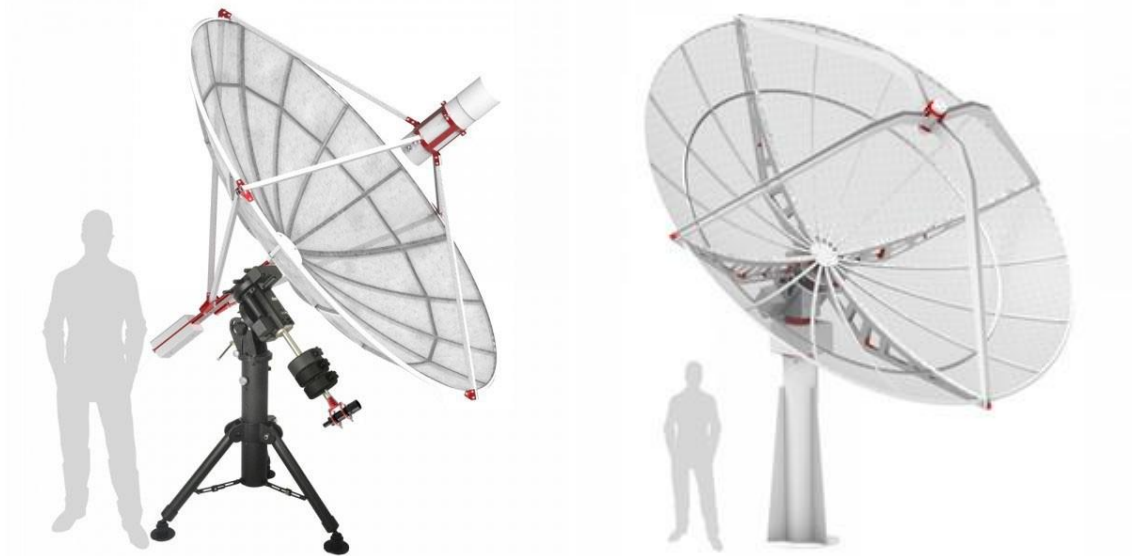
2.- DESARROLLO

Para enmarcar el abanico de posibles soluciones comerciales que ofrece el mercado, se hace una primera prospección en clubes de radioaficionados de todo el mundo buscando recomendaciones dentro de las dimensiones de partida del proyecto.

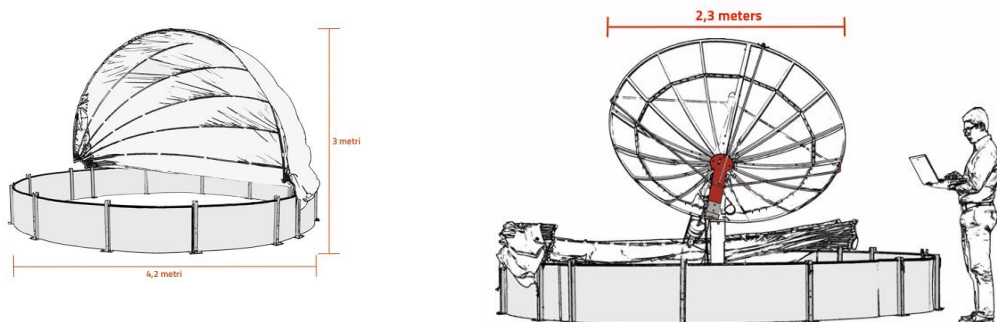
De esta primera toma de contacto destaca la propuesta comercial de la casa italiana **Prima Luce Labs**, que con su gama Spider ofrece una solución completa (antena, montura motorizada con mástil de soporte, contrapesos, bocina, receptor y software) al reto que supone el diseño e instalación de un radiotelescopio aficionado.



La gama **Spider** ofrece tres modelos, denominados 230C, 300A y 500A en función del diámetro en cm de los respectivos paraboloides, todos ellos de superficie perforada para presentar menor resistencia al viento. En la imagen anterior se ilustra el modelo 300A, y en las dos siguientes el 230C y el 500A:



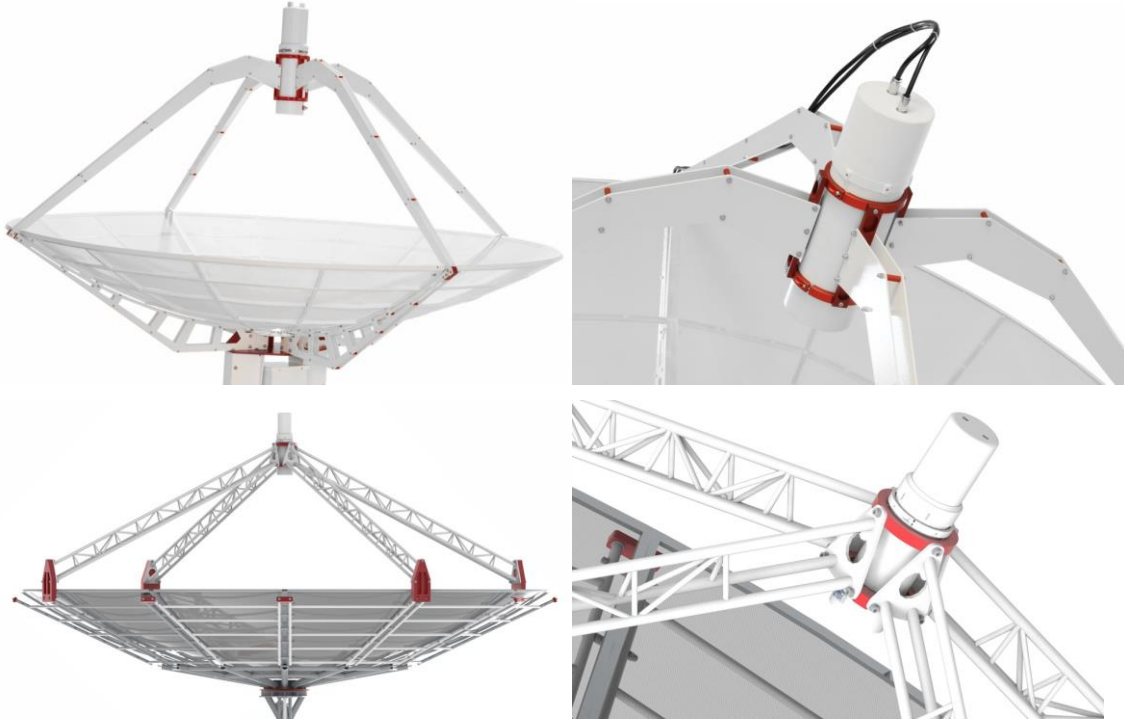
El Spider 230C está motorizado mediante un soporte ecuatorial estándar (EQ-8) con el sistema informatizado GO-TO (muy utilizado para el posicionado de telescopios ópticos en el ámbito aficionado) y no requiere ser montado en un lugar fijo, si bien el conjunto mecatrónico no está preparado para sobrevivir a la intemperie (aunque se suministra aparte una cúpula que lo protege de las inclemencias meteorológicas cuando no está siendo utilizado).



Por contra, tanto el 300A como el 500A, por la diferencia en tamaño y peso de sus antenas, sí requieren ser montados en un lugar fijo y estable, y tienen motores altacimutales específicamente diseñados para pasar toda su vida útil a la intemperie de forma permanentemente.

En todos los modelos, la superficie del reflector está construida con una malla de aluminio con agujeros cuadrados de 2x2 mm, que permiten obtener una reflexión óptima de las ondas con frecuencias hasta los 12 GHz. La precisión de la forma parabólica depende de la estructura mecánica que da soporte al reflector y del amarre de a esta de la malla de aluminio.

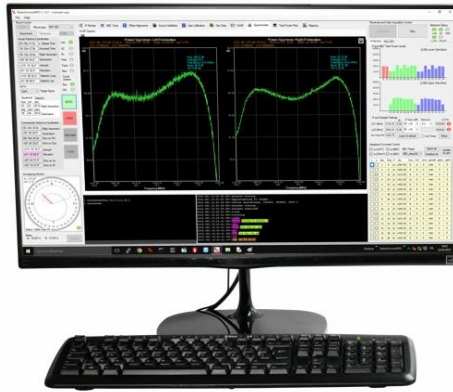
Aunque la antena puede llegar hasta los 12 GHz, la bocina de alimentación que se sirve con ella está diseñada para recibir señal a 1,42 GHz con doble LNA, y se fija en el foco primario de la antena mediante cuatro brazos que presentan la máxima rigidez con una mínima obstrucción. En las imágenes se ilustran las fijaciones tanto del modelo Spider 300A (con brazos de doble soporte) como del Spider 500A (con brazos arriostrados).



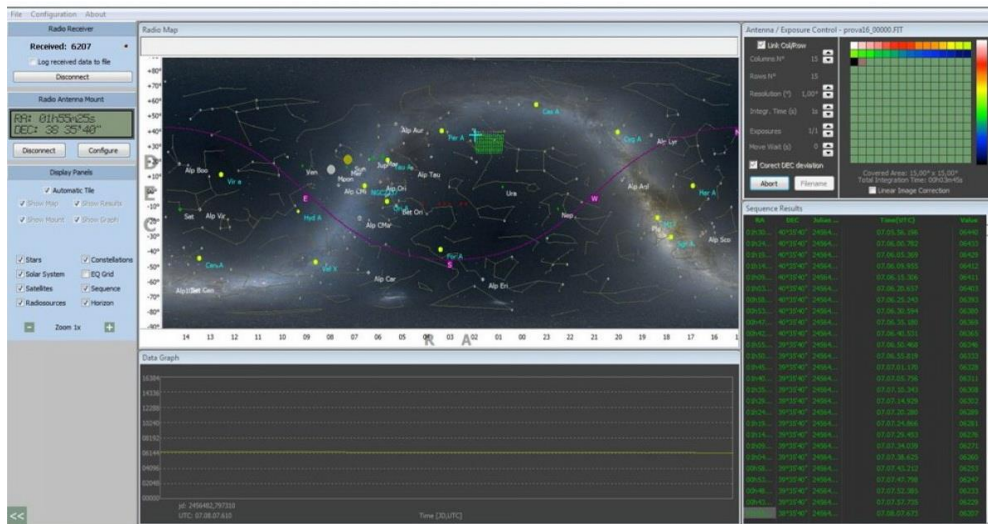
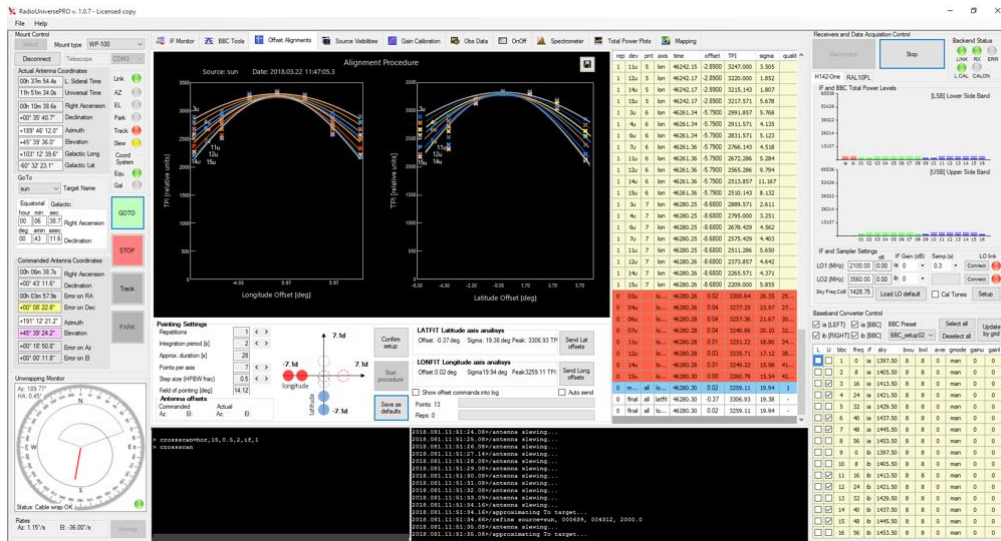
El sistema de motorización permite mover cargas de hasta 100 Kg con una precisión de los encoders de hasta $0,0015^\circ$, si bien necesita un sistema electrónico de seguridad que automáticamente coloque la antena en posición segura (paralela al suelo, apuntando directamente al cénit) cuando la velocidad del viento supera los 50 km/h. Este sistema de seguridad se vende aparte, así como la posibilidad de montar una cámara detrás de la bocina que permita una visión directa de la región del cielo a la que se está apuntando.

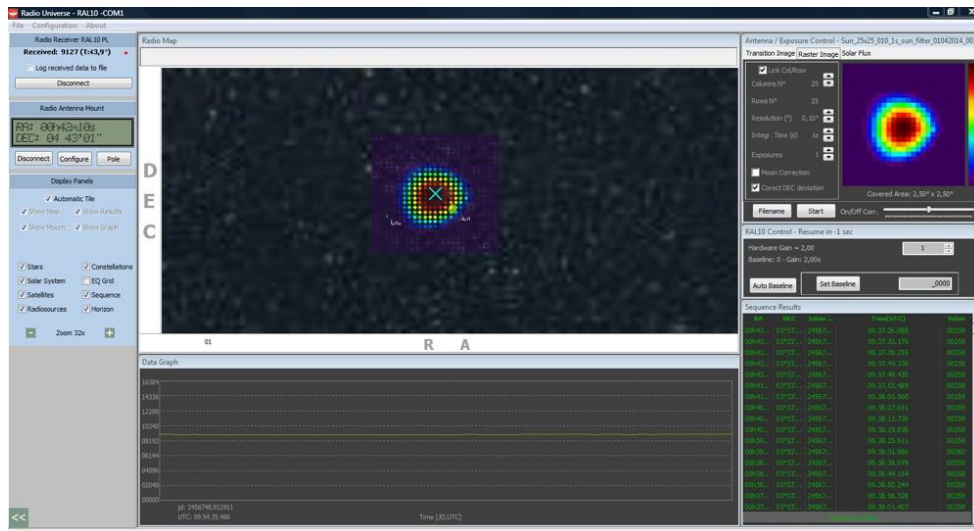


Todos los modelos se sirven con un receptor y un software propios, específicamente desarrollados para estos radiotelescopios. El receptor (H142-One) es un radiómetro/espectrómetro, y está diseñado para sintonizar a 1,42 GHz (con un ancho de banda de 50 MHz) y un convertidor analógico a digital de 14 bits. Lleva incluido un espectrómetro de 1.024 canales, cada uno de ellos de 61 KHz, que son procesados y presentados en tiempo real por el software del conjunto.

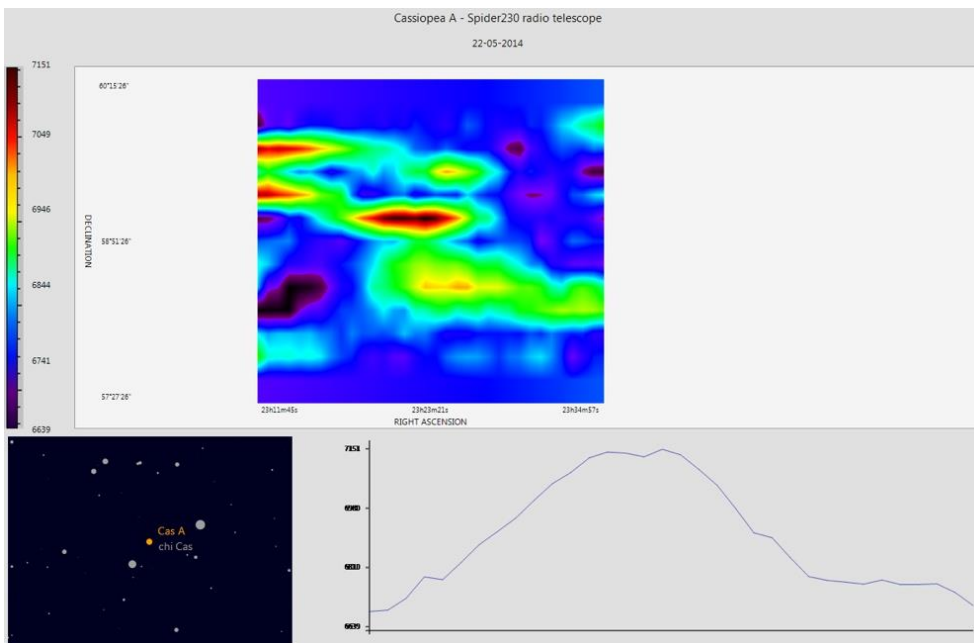


El software RadioUniversePRO integra diversas funciones, permitiendo tanto controlar la operación del radiotelescopio como parametrizar su configuración, así como observar en tiempo real y registrar en archivos la señal que se está recibiendo en él. Es compatible con todas las versiones de Windows desde Windows 7, y su interfaz gráfico tiene también integrado un planetario que permite posicionar en tiempo real la orientación de la antena hacia un determinado punto del cielo.





Para cada objeto celeste, el conjunto de software y receptor obtiene resultados tanto de radio-imágenes, como de tránsitos o monitoreo continuo de un solo punto.



Los precios recomendados por el fabricante para estos productos son (IVA incluido) de 23.740 € para el Spider 230C, de 35.640 € para el Spider 300A, y de 76.100 € para el Spider 500A. Estos mismos precios son los que se encuentran habitualmente en las diversas webs comerciales que se han consultado, salvo en una (telescopiomania.com) donde se ha encontrado el Spider 230C al sorprendente precio de 9.650 €.

Es de destacar que los diversos componentes (software, receptor...) así como los complementos (como la cámara óptica montable sobre la bocina) se venden también independientemente por separado.

Todos estos modelos se salen también del presupuesto de la universidad, si bien se incluyen aquí como referencia de lo que se pretende conseguir y de un precio máximo por el cual no merece la pena construir un radiotelescopio de manera individual, que es el trabajo cuya memoria se muestra a continuación.

MOTORIZACIÓN

En primer lugar se buscan motores para posicionar la antena de 2.440 mm cedida por Telefónica, tanto en altura como en giro azimutal. No se buscan altas velocidades de giro, más bien al contrario, y sí un par elevado (tanto en movimiento como en parado, para fijar la posición) así como una extrema suavidad en arranques y paradas debido a la inercia del conjunto mecánico, además de precisión en el posicionado.

La especificación de par elevado y bajas velocidades de funcionamiento ya enfocan la solución hacia el uso de reductoras, preferentemente planetarias para evitar el juego de holgura al cambiar de dirección que restaría precisión, y de medidas estándar para no disparar su coste.

En el sector industrial hay soluciones compactas y económicas con alto par y baja aceleración (menos de 500 € el conjunto) que incluyen el motor, reductora integrada de diferentes medidas y control en lazo cerrado mediante encóder en el eje, basados tanto en motores CA (con función de variador integrada en la electrónica del motor) como en motores CC brushless (sin escobillas), así como en motores paso a paso. Un ejemplo es la serie de motores **Lexium ILA** (CA), **ILE** (CC), **ILS** (PP) de la marca **Schneider Electronic** (otras marcas también tienen soluciones similares, así que se presenta aquí como ejemplo de las características de cada tipo de motor).



- Lexium ILA (servomotor síncrono de CA con variador integrado), es adecuado para soluciones que requieran alto par y elevadas aceleraciones.
- Lexium ILE (motor CC brushless con variador integrado), con alto par en parado
- Lexium ILS (motor paso a paso), con par elevado y constante a bajas velocidades y prestaciones superiores en velocidades bajas y constantes.

Cualquiera de estas opciones de motor serían una elección válida para mover la antena del radiotelescopio, pero entre ellas destaca como óptima la opción del motor paso a paso. Además de las características dinámicas (alto par constante, en parado y bajas velocidades), al no necesitar variador ni, en principio, lazo cerrado de control de posición (se gobierna mediante trenes de impulsos) suele resultar también opción más económica de las tres.

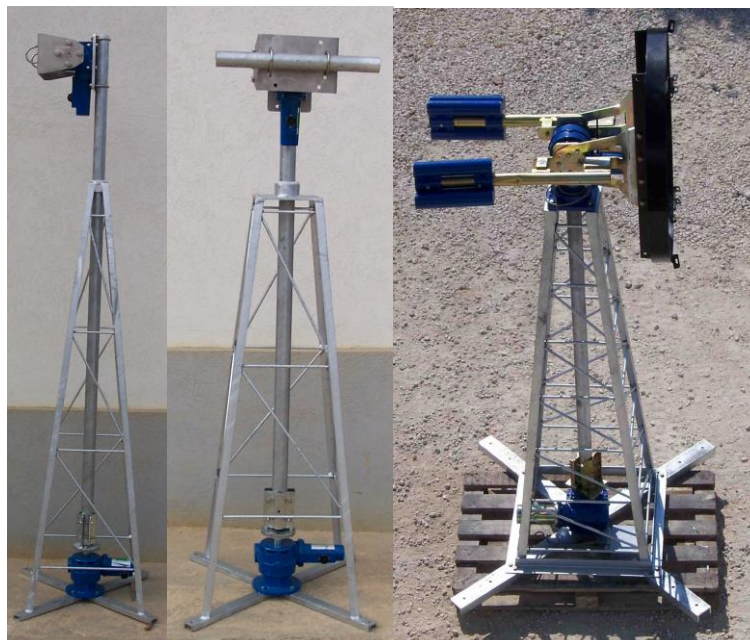
La limitación de los motores paso a paso (funcionan mejor a velocidades bajas y constantes) no es ningún problema para los requerimientos de posicionado y tracking.

Lo que sí supone un problema importante en estos motores industriales es que no están diseñados para trabajar a la intemperie ni están impermeabilizados ni suficientemente protegidos para poder trabajar en condiciones climatológicas adversas.

Por ello se decidió aparcar esa línea de catálogos y se prosiguió la búsqueda en series de motores específicamente diseñados para girar antenas y trabajar de modo continuo a la intemperie. Son sistemas que ofrecen un conjunto compacto de motor y reductora que se acopla al mástil de la antena, y un controlador electrónico que se sitúa aparte. Tanto el conjunto de motor y reductora (con engranajes estancos y pre-engrasados, sin mantenimiento) como las cajas de conexiones para conectarlo al controlador y alimentarlo de potencia, están diseñadas para pasar toda su vida útil trabajando y estando continuamente a la intemperie.

De las principales marcas de este tipo de motores (Yaesu, Hy-gain, Big-Boy, AlfaSpid...) la mayoría de modelos son de eje único, sólo para el giro azimutal, y muy pocas de ellas ofrecen más de un modelo de doble eje (azimutal y elevación).

Big Boy (Prosistel) ofrece una solución de doble motor, que se montan de manera separada, y un controlador común para ambos que se puede conectar al ordenador mediante comunicación serie RS232:



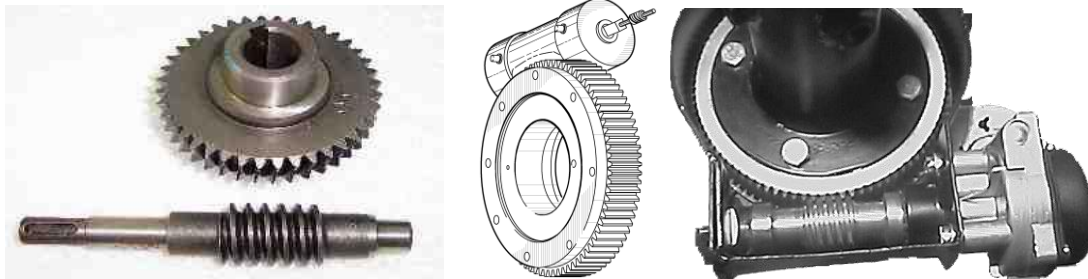
Los precios del combo de motores (IVA no incluido), son:

- PST2051D-PRO + PST2051E COMBO (max 1,5m mesh dish) = 1152.60€
- PST61D-PRO + PST61E COMBO (max 3m mesh dish) = 1662.60€
- PST71D-PRO + PST71E COMBO (max 4m mesh dish) = 3192.60€

Las principales características del modelo más robusto (el último en la anterior lista) son las siguientes, según la hoja del fabricante:

- Tensión en el motor: 24 VDC
- Tensión de entrada al controlador: 230 VAC
- Par de giro: 14.000 Kg.cm (~ 1.373 Nm)
- Par de freno: 52.325 Kg.cm (~ 5.131 Nm)
- Máxima carga vertical: 1.000 ,Kg.
- Máxima superficie de antena: 8,8 m²
- Velocidad de giro: 120"/360°
- Resolución: 1 grado
- Peso del motor: 30 Kg.

Al igual que en otros modelos, la transmisión a la salida de la reductora del motor va con piñón de ataque contra tornillo sinfín (como se ilustra en la siguiente imagen) y los engranajes van en compartimentos estancos, lubricados de por vida (sin mantenimiento).



Yaesu (Vertex Standard), la marca más reconocida de posicionadores de antenas, ofrece múltiples soluciones diferentes para el giro azimutal de menor a mayor robustez (en la imagen izquierda), y una única solución separada (modelo G550) para el eje de elevación (imagen central). También ofrece una solución conjunta para ambos ejes de giro (modelo **G5500**, imagen derecha)



Las hojas de características de los dos últimos modelos indican como principales datos:

- Tensión en el motor: 24 VAC
- Tensión de entrada al controlador: 230 VAC
- Par de giro: 14 Kg.m (~ 137,3 Nm) en elevación, 6 Kg.m (~ 58,8 Nm) azimuth
- Par de freno: 40 Kg.m (~ 392 Nm) tanto en elevación como en azimuth
- Máxima carga vertical: 200 Kg.
- Máxima superficie de antena: 1m²
- Velocidad de giro: 134"/360° en elevación, 58"/360° en azimuth
- Resolución: ± 4%
- Peso del motor: 9 Kg.

Según estos datos se trata de motores AC con variador (alta velocidad, bajo par), lo que (tal como se ha indicado anteriormente) se aleja de la solución óptima para los requerimientos del caso en estudio. Además, el fabricante advierte que estos motores no deberían tener intervalos de funcionamiento continuo superiores a 5 minutos, lo que dificultaría notablemente las funciones de tracking del radiotelescopio. Es una solución concebida para otro tipo de antenas.

Otra de las soluciones basadas en motores AC con variador es el modelo **AER-5** de **GES Electronics**, que combina dos de sus rotores monoaxiales (ERC-51 y RC5-3P) en un único conjunto y se vende por un precio de 1.882 € (IVA incluido).



En los datos de la hoja de características ofrecida por el fabricante destacan:

- Tensión en el motor: 100 VAC
- Tensión de entrada al controlador: 230 VDC
- Par de giro: 7 Kg.m (~68,6 Nm) en elevación, 6 Kg.m (~ 58,8 Nm) en azimuth
- Par de freno: 100 Kg.m (~ 98 Nm) en elevación, 90 Kg.m (~ 88,2 Nm) azimuth
- Máxima carga vertical: 50 Kg.
- Máxima superficie de antena: ---
- Velocidad de giro: 100-160°/360° en elevación, 35-150°/360° en azimuth
- Resolución: 2-4 % en elevación, 4-8% en azimuth
- Peso del motor: 23 Kg.

El fabricante pone en 10 minutos el límite temporal de funcionamiento continuo, y en el propio catálogo propone su uso como soporte de antenas yagui.

Dentro de las soluciones presentes en el mercado de posicionadores biaxiales basadas en motores paso a paso (más adecuados para antenas parabólicas), una primera opción podría ser el **Profitracker** que ofrece **EGIS**. Se presenta en dos versiones, Profitracker CL y Profitracker XL, según el tipo de cargas (medianas o pesadas) previstas.



Las características técnicas según la hoja del fabricante son:

- Tensión en el motor: 24 VDC
- Tensión de entrada al controlador: 230 VDC
- Par de giro: ---
- Par de freno: ---
- Máxima carga vertical: 300 Kg.
- Máxima superficie de antena: safe for antennas up to 3,7 m diameter.
- Velocidad de giro: 360°/360° en elevación, 180°/360° en azimuth
- Resolución: 0,1 grados
- Peso del motor: ---

Las características son prometedoras, pero la comunicación con este fabricante no es nada fácil y no se encuentra disponible en el catálogo de ninguno de los distribuidores con los que se ha contactado.

También con motores paso a paso, la gama **AlfaSpid** de la mucho más conocida marca **Spid Electronics** (con mayor cobertura de distribuidores) ofrece dos posicionadores biaxiales (azimuth/elevación): RAS, para cargas medianas, y BIG-RAS para cargas pesadas. Ambos están específicamente diseñados para trabajar con antenas parabólicas. Las características del más robusto, según la hoja del fabricante, son:

- Tensión en el motor: 24 VDC
- Tensión de entrada al controlador: 24 VDC
- Par de giro: 610 Nm
- Par de freno: 2.712 Nm
- Máxima carga vertical: 318 Kg.
- Máxima superficie de antena: mesh dishes up to 6 meter
- Velocidad de giro: 222°/360°
- Resolución: 0,1 grados (versión HR, con sensores de efecto Hall)
- Peso del motor: 23 Kg.



El precio (IVA incluido) para el modelo BIG-RAS/HR (alta resolución, con sensores de efecto Hall) es de 1.859 €, y el fabricante ofrece también una fuente de alimentación con entrada de 230 VAC para servir tanto a la electrónica módulo de control como a la potencia de los motores por un precio (IVA incluido) de 445 €.

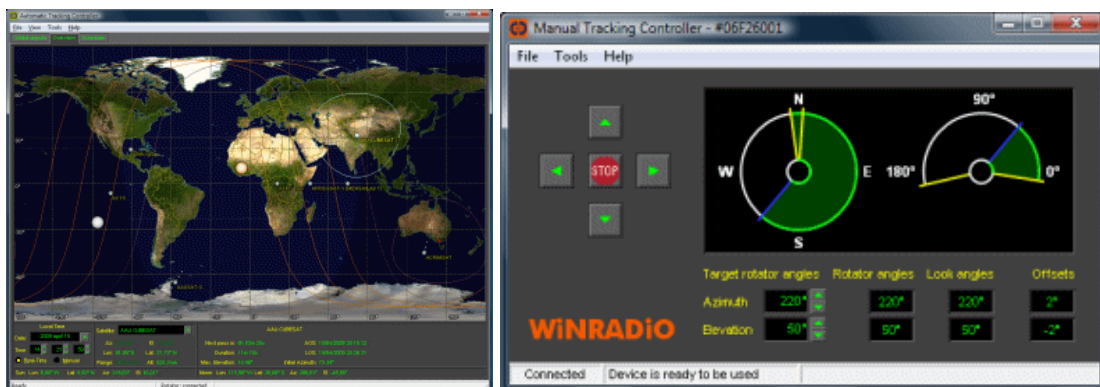
Tanto la fuente (PS-01) como el controlador el controlador (MD-02) son enrackables.



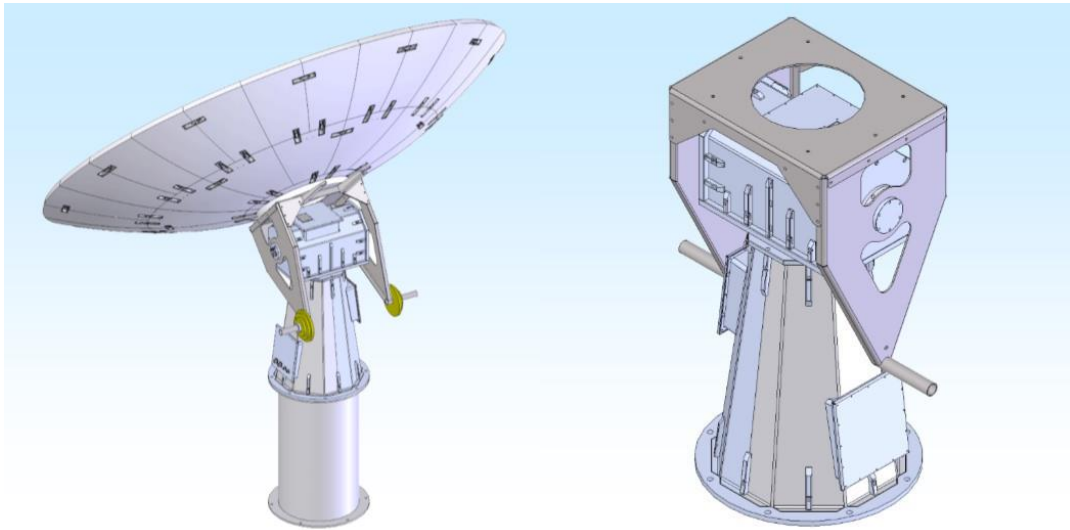
En este caso la reductora va sobre doble sinfín, para mejorar la repetitividad en uno y otro sentido de giro, y el módulo de control puede ser conectado al ordenador tanto por conector serie como por USB o incluso por Ethernet, mediante protocolos propios de comunicación o emulando el protocolo de Yaesu.

Hy-Gain no tiene soluciones propias de doble eje, y en su catálogo ofrece los modelos AlfaSpid (RAS y BIG-RAS) desarrollados por Spid Electronics, con los mismos controladores electrónicos (MD) y fuentes de alimentación (PS).

El fabricante **Winradio** presenta como solución el modelo **WR-ARP-ELAZ-100**, compuesto por el posicionador RAS de Spid Electronics con un controlador (WR-RCU-100) y un software (WR-RCU-100-ATC), ambos de diseño propio, que permiten realizar tanto las funciones más básicas de control de los motores como funciones de tracking y avanzadas mediante ordenador.

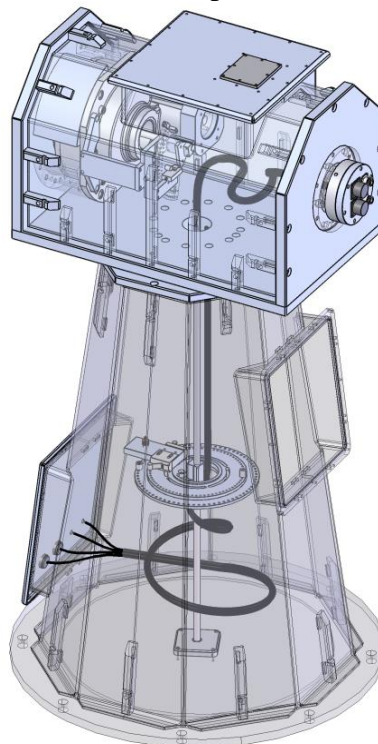


Otra propuesta más, esta vez basada en servomotores (cuyas prestaciones de elevada aceleración y altas velocidades sobrepasan las necesidades del caso en estudio), es el modelos **AE2000** (de **M2 Antenna Systems**):



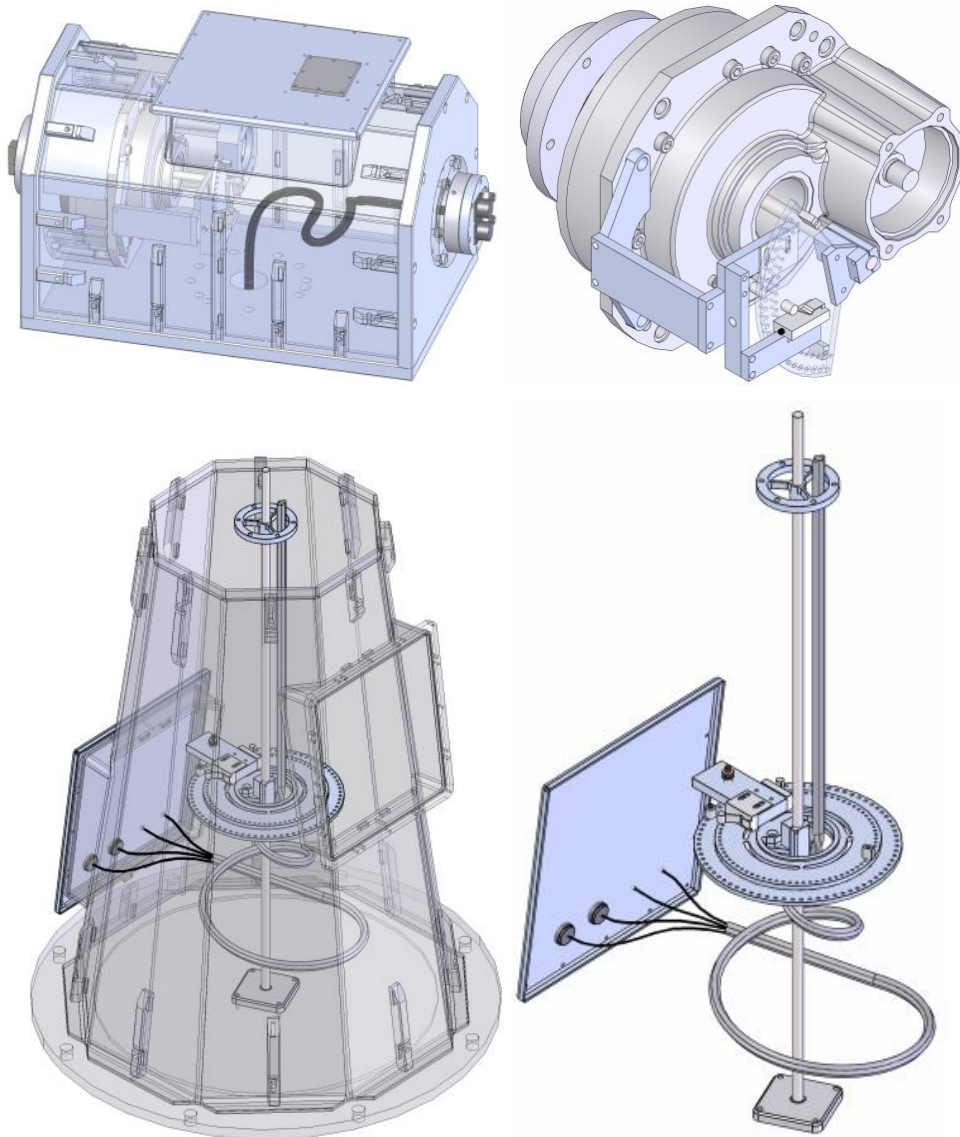
- Tensión en el motor: 48 VDC
- Tensión de entrada al controlador: 230 VAC
- Par de giro: 6.700 lb.ft (~ 9.084 Nm)
- Par de freno: ---
- Máxima carga vertical: 700 lb (~ 317,5 Kg)
- Máxima superficie de antena: 8-16 feet Ø (2,4 – 4,8 m diámetro)
- Velocidad de giro: 18"/360°
- Resolución: 0,05 grados
- Peso del motor: ---

Su precio (17.150 \$) excede el de otras opciones que se ajustan mejor a las necesidades del proyecto, pero se incluye en esta relación por su diferente construcción mecánica.



En primer lugar, presenta engranajes cicloidales en ambos ejes, con un anillo de rodamientos para el eje azimutal entre la base y el arca superior, lo que permite al conjunto soportar con notable robustez las cargas debidas a picos puntuales de viento. A lo largo del eje azimutal se aloja un canal de cableado hasta el parte superior, con conexiones accesibles en una trampilla lateral con cierre hermético en la base.

Además, para contrarrestar la debilidad de estos motores en cuanto a freno en parado (sin alimentar) frente a las soluciones basadas en motores paso a paso, el fabricante dota al conjunto de frenos de seguridad mecánicos regulables para asegurar la antena en una posición estable cuando el sistema no está siendo utilizado.



ANTENA

En los mismos catálogos de distribuidores que se estudiaron para elegir los motores se encontraron también diversas propuestas de antenas de diferentes tamaños. Todas ellas se dividen en dos grandes familias: antenas de superficie continua y antenas de malla o superficie perforada.

Las primeras tienen como inconveniente frente a las segundas su mayor peso y mayor resistencia al viento para el mismo diámetro. La superficie receptora, que como se ha visto es la que marcará el poder de resolución del radiotelescopio, es proporcional al cuadrado del diámetro. Por tanto, con las antenas perforadas o de malla se consigue mayor poder de resolución con menores pesos y menor resistencia al viento.

El principal inconveniente a cambio de una notable reducción de peso y resistencia al viento para un poder de resolución superior, es que el rendimiento en la práctica de estas antenas es alrededor de un 70% menor que las antenas sólidas. La razón es que la malla no consigue mantener con exactitud la forma matemática de un paraboloide (y más a la intemperie, expuesta a vientos etc.).

Otro inconveniente es que este tipo de antenas frente a las de superficie continua es que a diferencia de estas la superficie reflectora no refleja la señal todas las frecuencias. Las frecuencias más altas (= longitudes de onda más corta) se pierden, con un valor límite en función del tamaño de la apertura de malla.

Para el caso en estudio esta pérdida de frecuencias no sería un problema siempre que la malla permita al reflector trabajar con longitudes de onda hasta el rango centimétrico, ya que las dificultades de recepción que presentan las ondas milimétricas y submilimétricas (ver introducción teórica) hace que queden fuera de las posibilidades de observación.

En principio, la apertura de la malla no debería ser mayor que $\lambda/10$, siendo λ la longitud de onda correspondiente a la máxima frecuencia de trabajo. Con una apertura de $\lambda/2$ la malla es transparente y no refleja absolutamente nada de la señal incidente en esa frecuencia. Con una apertura de $\lambda/4$ refleja la mitad (lo que supone una penalización de -3dB). Sin embargo el resultado práctico es todavía peor, ya que cuando la antena se encuentra apuntando al cenit (paralela al suelo) también estará recogiendo el 50% de la señal térmica procedente de la Tierra que atraviesa la malla y aparece como ruido.


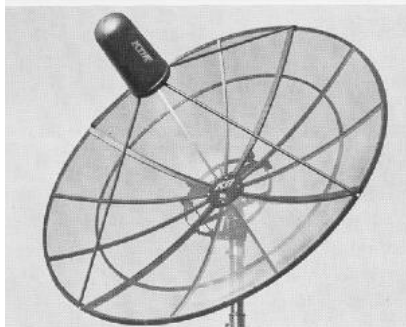
Las antenas de malla se sirven por piezas que se pueden montar in situ, facilitando enormemente su transporte. Dado que esta característica permitiría evitar la necesidad de contratar una grúa para mover la antena original, se decide indagar la posibilidad de adquirir una antena de mayor poder de resolución (= mayor tamaño) por el mismo precio que costaría la grúa (~ 1.000 – 1.500 €).


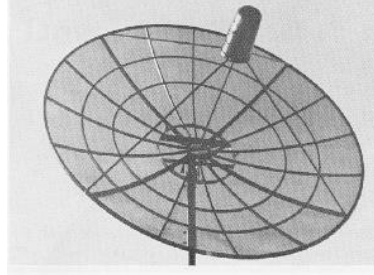
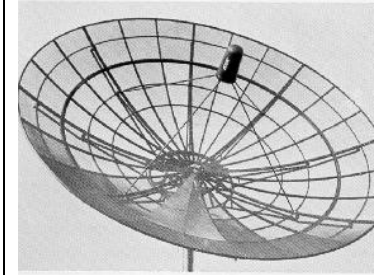
A continuación se presenta las gamas, con características y precios, ofrecidas por diversos fabricantes dentro del tamaño y rango de precios marcados como objetivo. Todas estas antenas están diseñadas para trabajar en configuración de foco primario, con frecuencias de trabajo de entre 1,0 GHz y 12,75 GHz.

Una medida del rendimiento que dan estas antenas es el dato que ofrece el fabricante sobre ganancia (en dB) para cada rango de frecuencias. Esta ganancia va a estar determinada principalmente por el diámetro exterior y por el coeficiente de forma (que mide con qué precisión superficie sigue la forma matemática de un paraboloide, sin rugosidades ni imperfecciones).

KAUL TRONICS (Wisconsin, USA):

Fabricadas con malla de aluminio de 1 mm de apertura cubierta con una capa de pintura plástica. Se sirven en sectores o “gajos” que se montan unos sobre otros para completar el paraboloide. Finalmente, se añaden los cuatro tirantes que dan soporte a la bocina en el foco primario.




		
Tamaño:	6' (~ 1,8 m) Ø [4 sectores]	7,5' (~ 2,3 m) Ø [4 sectores]
Dist.Focal:	27,25" (~ 0,69 m)	36,125" (~ 0,92 m)
Ganancia:	35,7 dBi (a 4,2 GHz, banda C) 46,5 dBi (a 12,2 GHz, banda Ku)	38,1 dBi (a 4,2 GHz, banda C) 46,1 dBi (a 12,2 GHz, banda Ku)
Peso:	60 lbs (~27,2 Kg)	99 lbs (~44,9 Kg)
Precio:	399,99 \$	749,99 \$




		
10' (~ 3 m) Ø [8 sectores]	12' (~ 3,7 m) Ø [8 sectores]	16' (~ 4,9 m) Ø [8 sectores]
45,6" (~ 1,16 m)	57,6" (~ 1,46 m)	59" (~ 1,50 m)
40,2 dBi (a 4,2 GHz, b/C) 48,2 dBi (a 12,2 GHz, b/Ku)	42,3 dBi (a 4,2 GHz, b/C) 50,6 dBi (a 12,2 GHz, b/Ku)	44,5 dBi (a 4,2 GHz, b/C) 52 dBi (a 12,2 GHz, b/Ku)
158 lbs (~71,7 Kg)	177 lbs (~80,3 Kg)	536 lbs (~243 Kg)
799,99 \$	1.599,00 \$	5.800,00 \$

Se vende a través de distribuidores de EEUU, como SatelliteDish.com (Florida, USA).

TEK 2000 (Ontario, Canadá):

La malla de aluminio de 1,5 mm de apertura está recubierta de una capa de pintura plástica (poliester). También se sirven en sectores o “gajos” que se montan unos sobre otros para completar el paraboloide con tirantes traseros de refuerzo. Finalmente, se añaden los cuatro tirantes frontales que dan soporte a la bocina en el foco primario.






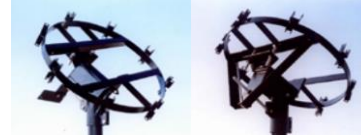
		
6' (~ 1,8 m) Ø [4 paneles]	7' (~ 2,1 m) Ø [4 paneles]	8' (~ 2,4 m) Ø [4 paneles]
28,5" (~ 0,724 m)	32,5" (~ 0,826 m)	35,75" (~ 0,908 m)
36,3 dBi (a 4,2 GHz, b/C) 44,4 dBi (a 12,2 GHz, b/Ku)	37,2 dBi (a 4,2 GHz, b/C) 45,2 dBi (a 12,2 GHz, b/Ku)	38,1 dBi (a 4,2 GHz, b/C) 46,1 dBi (a 12,2 GHz, b/Ku)
45 lbs (~ 20,4 Kg)	55 lbs (~ 24,9 Kg)	75 lbs (~ 34,0 Kg)
289,00 \$	299,00 \$	389,00 \$



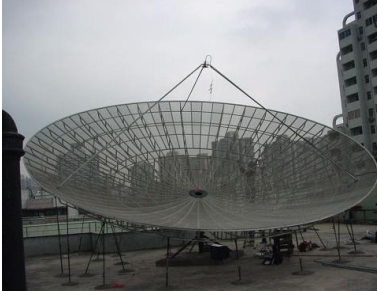
		
10' (~ 3,0 m) Ø [8 paneles]	12' (~ 3,5 m) Ø [8 paneles]	13,5' (~ 4,0 m) Ø [8 paneles]
46" (~ 1,168 m)	52,5" (~ 1,295 m)	59,0" (~ 1,499 m)
40,3 dBi (a 4,2 GHz, b/C) 48,3 dBi (a 12,2 GHz, b/Ku)	42,8 dBi (a 4,2 GHz, b/C) 51,1 dBi (a 12,2 GHz, b/Ku)	44,0 dBi (a 4,2 GHz, b/C) 52,8 dBi (a 12,2 GHz, b/Ku)
125 lbs (~ 56,7 Kg)	175 lbs (~ 79,4 Kg)	175 lbs (~ 79,4 Kg)
729,00 \$	1.149 \$	1.399 \$

Se vende desde la página del propio fabricante.

COMSTAR ANTENNAS (Guangzhou, CHINA):

La malla de aluminio tiene ,07 mm de apertura, también con una capa de pintura plástica, y también se sirve en “gajos” que deben ser montados.

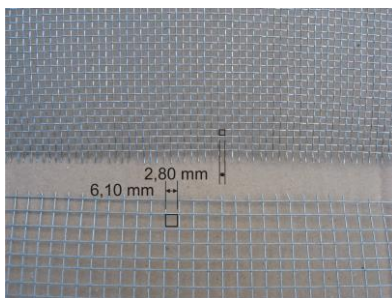
ST-7,5	ST-10	ST-12
 	 	 
90" (~ 2,3 m) Ø [4 sectores]	120" (~ 3,0 m) Ø [8 sectores]	145" (~ 3,7 m) Ø [8 sectores]
0,915 m	1,16 m	1,46 m
38,3 dBi (a 4,2 GHz, b/C) 46,5 dBi (a 12,2 GHz, b/Ku)	40,3 dBi (a 4,2 GHz, b/C) 47,8 dBi (a 12,2 GHz, b/Ku)	42,3 dBi (a 4,2 GHz, b/C) 49,8 dBi (a 12,2 GHz, b/Ku)
40,5 Kg	58,5 Kg	76,5 Kg

ST-15	PSF-16	PSF-20
		
177" (~ 4,5 m) Ø [12 sectores]	192" (~ 4,9 m) Ø [16 sectores]	240" (~ 6,1 m) Ø [20 sectores]
1,80 m	1,96 m	2,44 m
43,9 dBi (a 4,2 GHz, b/C) 50,8 dBi (a 12,2 GHz, b/Ku)	44,5 dBi (a 4,2 GHz, b/C) 52,0 dBi (a 12,2 GHz, b/Ku)	46,0 dBi (a 4,2 GHz, b/C) 53,1 dBi (a 12,2 GHz, b/Ku)
148 Kg	249 Kg	341 Kg

Se sirve a través de grandes distribuidores, como Pacific Satellite (en Hong Kong) o Skycomsatellite (Singapur), así como en infinidad de pequeños distribuidores en páginas como MadeInChina o incluso Alibaba.com. Por ello el abanico de precios es muy amplio, en un rango cercano (aunque por debajo) a los del fabricante canadiense.

RF HAMDESIGN (Drachten, HOLANDA):

Este distribuidor de componentes para radioaficionados ofrece una gama de antenas de malla artesanales, que se sirven completamente desmontadas y hay que ir construyendo como si se tratase de un mecano. La malla, que se sirve en rollos y hay que ir cortando y “cosiendo” sobre las costillas de la armadura, es de acero galvanizado y se sirve en dos medidas: 6 mm y 2,8 mm de apertura.



Estas dimensiones reducen considerablemente la resistencia al viento de la antena, sobre todo en el caso de grandes diámetros, si bien limitan su funcionamiento a una frecuencia máxima 6 GHz (en malla de 6 mm) o bien 11 GHz (en malla de 2,8mm).

Las diversas piezas de la estructura son de aluminio y/o acero galvanizado. Esta estructura se monta a partir de dos discos centrales de aluminio sobre los cuales están mecanizados los huecos donde se asientan las costillas que forman el “esqueleto” de la antena. Sobre estas costillas se colocan una serie de anillos, sobre los que ir atando con bridas la malla (que va a su vez sujeta por flejes sobre las costillas).

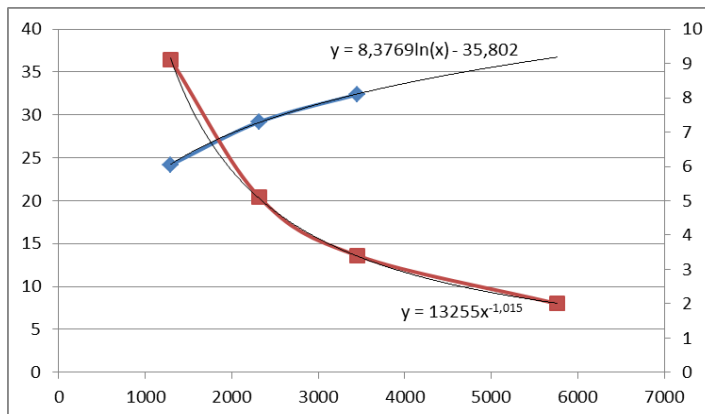


Las medidas disponibles son de 1,9m Ø, 2,4m Ø, 3,0 m Ø, y 4,5 m Ø. Al no llegar en ningún caso a las frecuencias de banda Ku, el fabricante aporta los valores de ganancia y ángulo de apertura para -3dB (lo que da una medida de la directividad de la antena) a diversas frecuencias, con los que se puede reconstruir las respectivas curvas. También se aportan las curvas de resistencia al viento para diferentes velocidades de este.

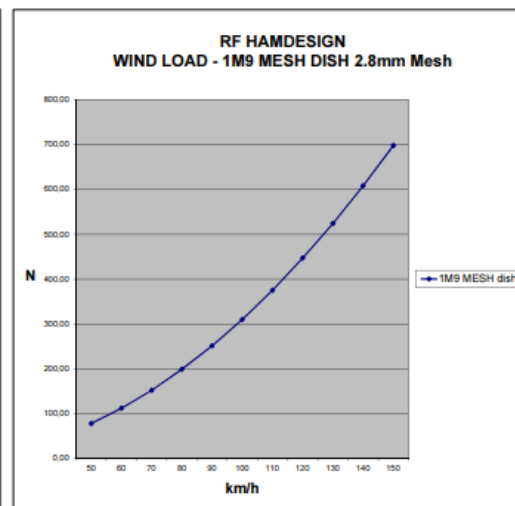
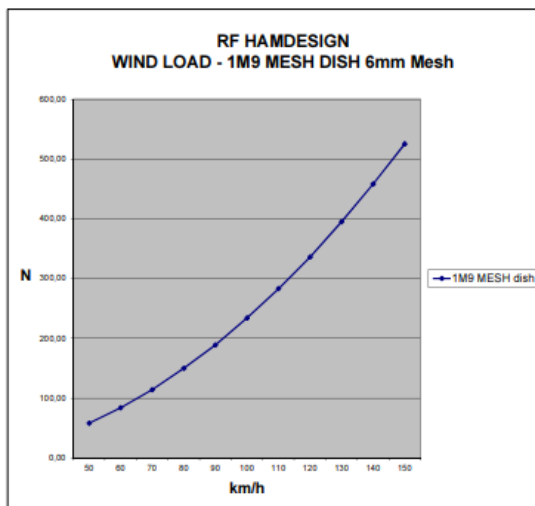
1,9 m Ø:



- Peso: 7,6 Kg (6 mm) / 9,8 Kg (2,8 mm)
- Precio: 395 € (6 mm) / 460 € (2,8 mm), IVA incluido
- Ganancia en dB (en rojo, escala izquierda) y ángulo a -3dB (en °, escala derecha), para diversas frecuencias de MHz (en el eje de abscisas)



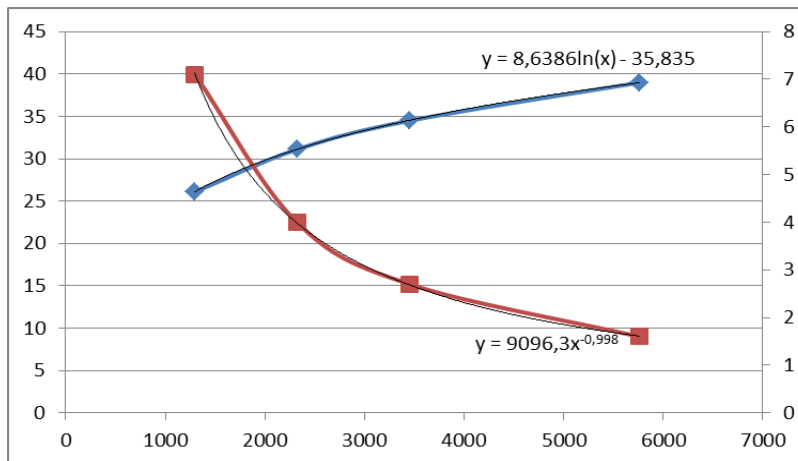
- Resistencia al viento:



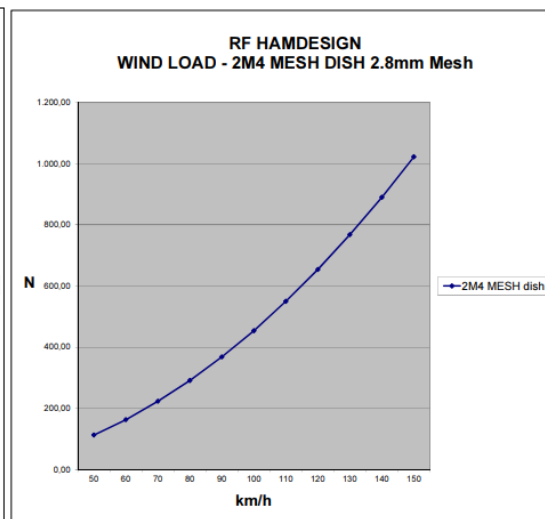
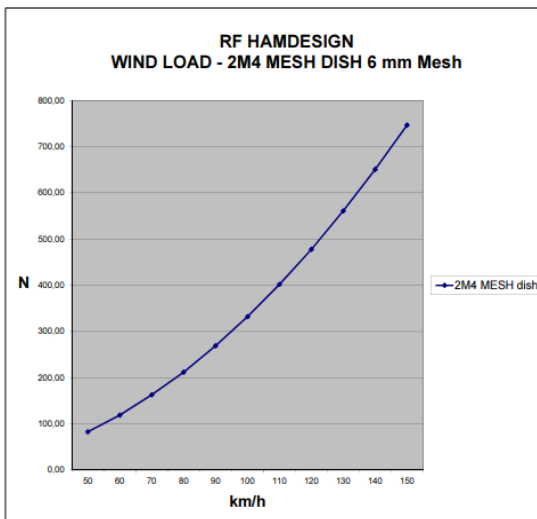
2,4 m Ø:



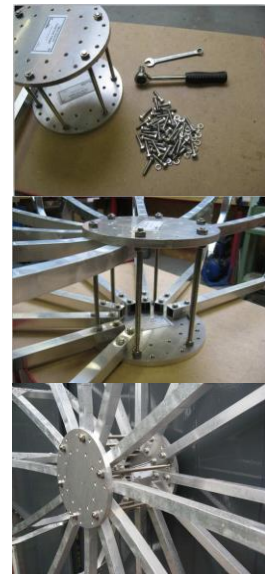
- Peso: 14 Kg (6 mm) / 18 Kg (2,8 mm)
- Precio: 783 € (6 mm) / 868 € (2,8 mm), IVA incluido
- Ganancia en dB (en rojo, escala izquierda) y ángulo a -3dB (en °, escala derecha), para diversas frecuencias de MHz (en el eje de abscisas)



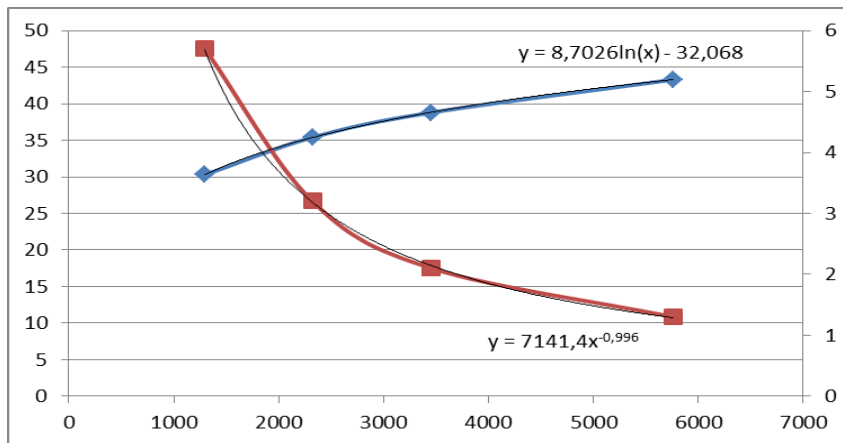
- Resistencia al viento:



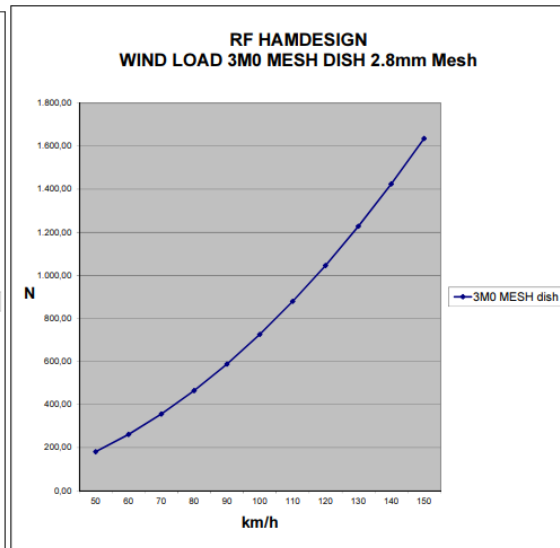
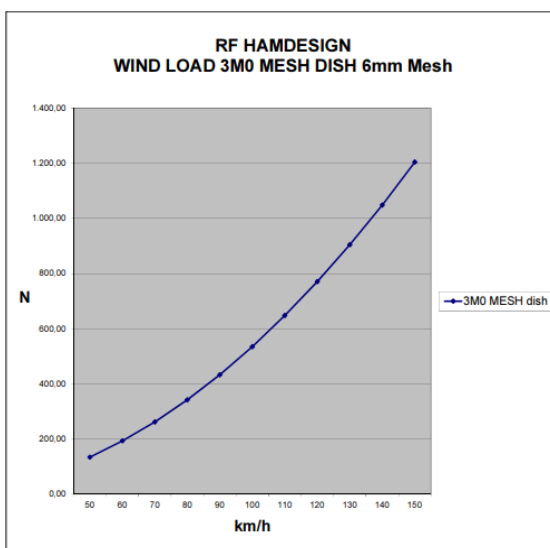
3,0 m Ø:



- Peso: 27 Kg (6 mm) / 31,5 Kg (2,8 mm)
- Precio: 1.392 € (6 mm) / 1.542 € (2,8 mm), IVA incluido
- Ganancia en dB (en rojo, escala izquierda) y ángulo a -3dB (en °, escala derecha), para diversas frecuencias de MHz (en el eje de abscisas)



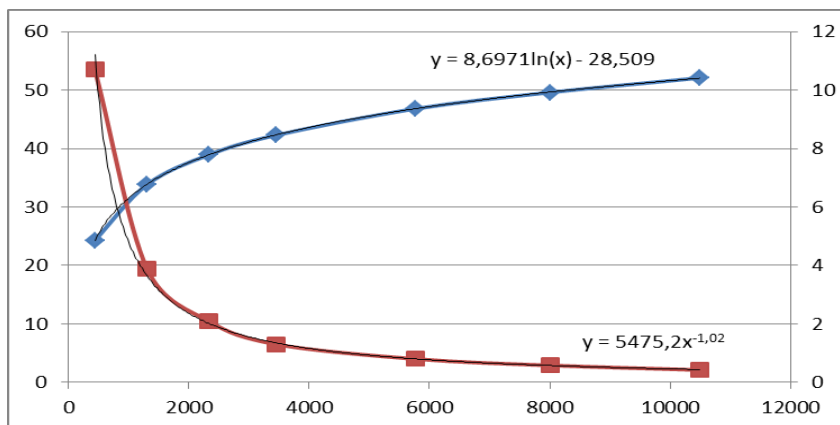
- Resistencia al viento:



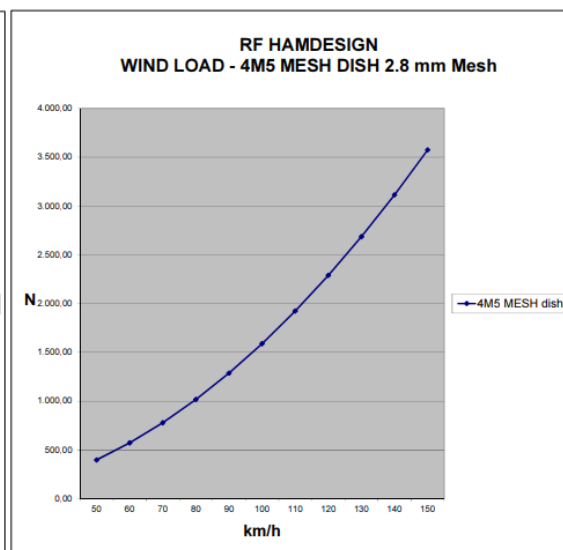
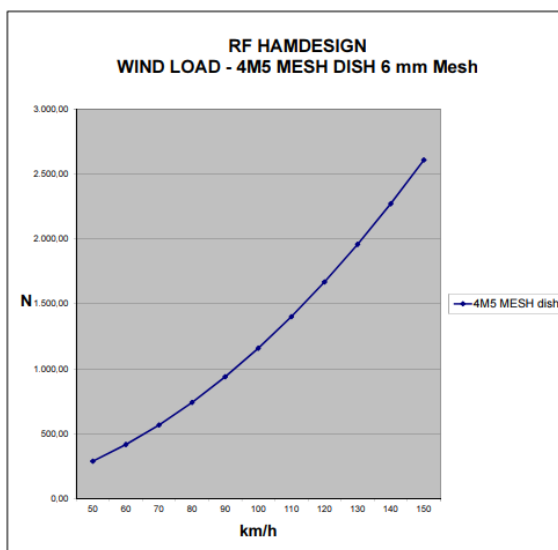
4,5 m Ø:



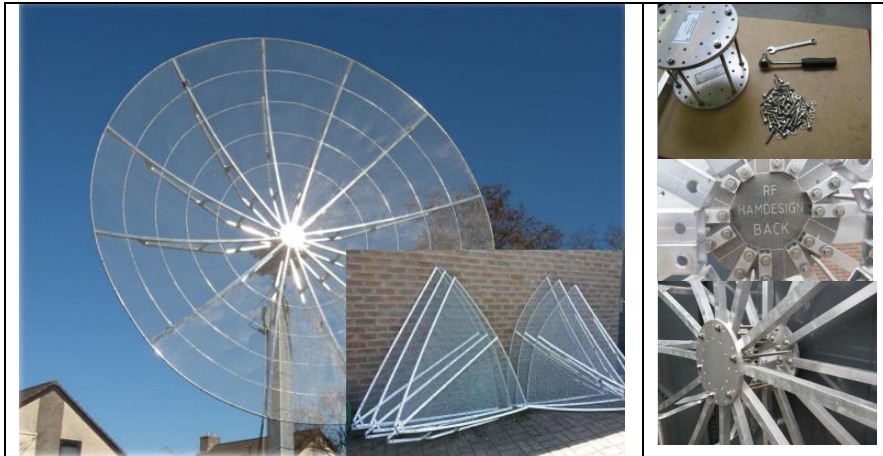
- Peso: 68,5 Kg (6 mm) / 78 Kg (2,8 mm)
- Precio: 2.511 € (6 mm) / 2.761 € (2,8 mm), IVA incluido
- Ganancia en dB (en rojo, escala izquierda) y ángulo a -3dB (en °, escala derecha), para diversas frecuencias de MHz (en el eje de abscisas)



- Resistencia al viento:

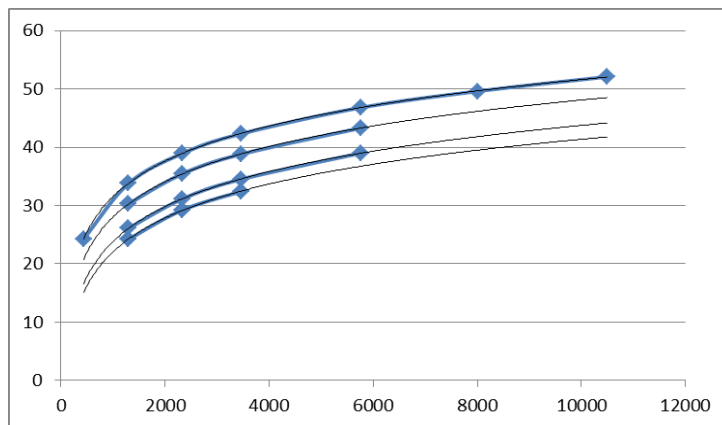


También se ofrece una versión para el modelo de 3,0 m Ø con pétalos o paneles pre-ensamblados, listos para ser montados unos sobre otros:

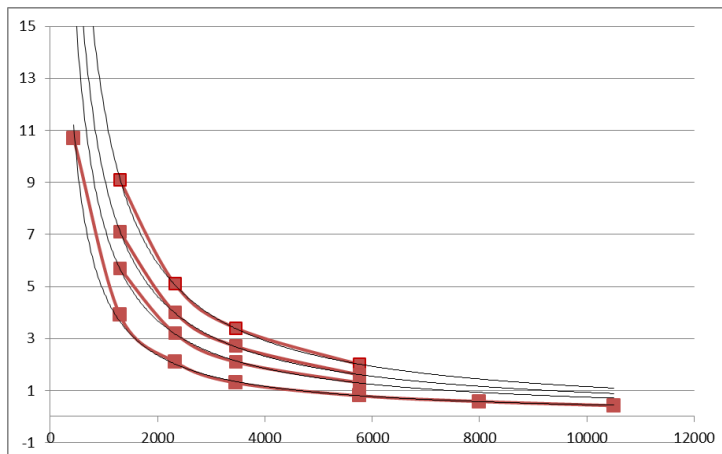


- Peso: 30 Kg (6 mm) / 36,5 Kg (2,8 mm)
- Precio: 2.020 € (6 mm) / 2.170 € (2,8 mm), IVA incluido
- La ganancia, ángulo a -3dB y resistencia al viento, son las mismas que las del otro modelo de 3,0 m Ø

En la siguiente figura, se presentan las ganancias de los cuatro tamaños de antena en un mismo gráfico. Como era previsible, a mayor tamaño se obtiene mejor rendimiento.



A continuación se presentan los ángulos de -3dB para los cuatro tamaños de antena en un mismo gráfico. Como era previsible, a mayor tamaño se consigue mayor directividad (= menor ángulo)



3.- CONCLUSIÓN

Todas las antenas vistas presentan unos valores similares de ganancia para un mismo tamaño. La diferencia más importante entre fabricantes es el espaciado de la malla, lo que redundará en el peso (= manejabilidad) y resistencia al viento. Así, se considera una ventaja clave la malla de 2,8 mm de espaciado, ya que la limitación que presenta en cuanto a frecuencia máxima (11 GHz, $\lambda=2,8$ cm) entra dentro de lo admisible.

Tal como se indicó al principio del epígrafe anterior, se descarta trabajar con longitudes de onda milimétricas y submilimétricas debido a los problemas de recepción que presentan, y se coloca el límite superior de observación en las frecuencias centimétricas. Por ello se descarta la malla de 6 mm, ya que bajaría la frecuencia máxima a 6 GHz.

El diseño de la estructura de las antenas que ofrece RF-Hamdesign, con las costillas insertadas en un disco central macizo en lugar de simplemente soldadas o atornilladas a un aro central, también es más robusto y duradero que el de otros fabricantes.

Además, la cercanía de un fabricante europeo ofrece garantías de servicio (en repuestos, garantías, etc.), respuesta y ausencia de cualquier problema y/o retraso con las aduanas frente a los fabricantes y distribuidores americanos y asiáticos.

Por todo lo anterior la decisión respecto al fabricante se decanta claramente a favor de RF-Hamdesign, y aunque su precio excede ligeramente el presupuesto inicial y el peso total es algo superior a la antena original, la enorme mejora de prestaciones que ofrece la antena de 4,5 m \varnothing hace que finalmente sea este el modelo elegido.

Finalmente, se decide comprar a este mismo distribuidor también los motores que en el epígrafe dedicado a ellos se encontró que se ajustaban más a las necesidades del proyecto (motores paso a paso con reductora integrada del fabricante polaco Spid Electronics), y dentro de la gama AlfaSpid se decide optar por el BIG-RAS HR (el modelo biaxial más robusto, con la opción de sensores de posición de alta resolución), junto a la fuente de alimentación que suministra el fabricante para el controlador.

Al conjunto se le añade también una estructura (UA-02) específicamente diseñada para unir mecánicamente esta antena a este conjunto de motores biaxiales, con soporte para dos brazos de contrapesos (para los que se pueden utilizar discos de pesas de gimnasio).

Los precios de cada componente y la suma total, IVA incluido, son:

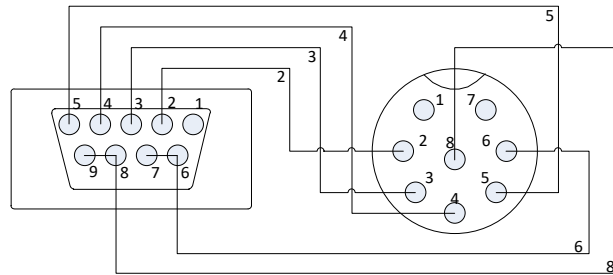
- | | |
|--|-----------------------|
| • Antena parabólica de 4,5 m \varnothing , con malla espaciada 2,8 mm: | 2.761 € |
| • Motor biaxial (incl. controlador MD-01) BIG-RAS HR: | 1.859 € |
| • Fuente de alimentación PS-01: | 486 € |
| • Estructura de soporte y brazos de contrapesos UA-02: | 479 € |
| • TOTAL: | <u>5.585 €</u> |

V.- MOTORIZACIÓN

1.- CABLEADO

En primer lugar hay que preparar dos cables que conecten los sensores de los motores BIG-RAK con el controlador MD-01, y éste con los bobinados de los motores.

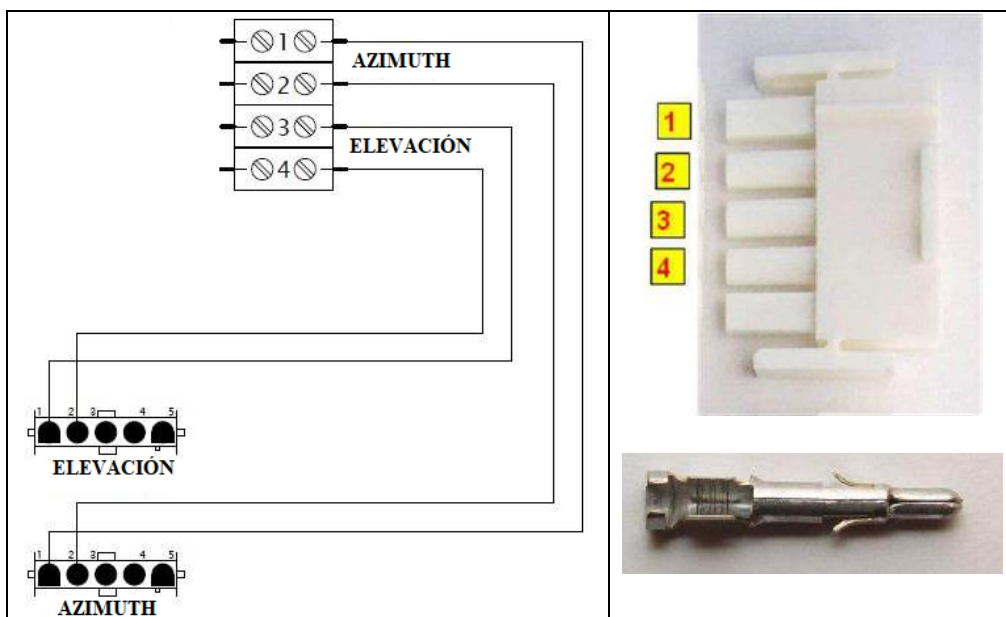
Para el primero se utiliza un conector MIC-338 hembra por el lado de los motores y un conector DB9 macho por el lado del controlador. La conexión de los pines entre uno y otro, y la relación de señales que va por cada uno de esos pines es la siguiente:



- Pin 1: no conectado
- Pin 2: IMP2 Elevación
- Pin 3: IMP1 Elevación
- Pin 4: IMP1 Azimuth
- Pin 5: IMP2 Azimuth
- Pin 6: VV++
- Pin 7: VV++
- Pin 8: VV--
- Pin 9: VV--

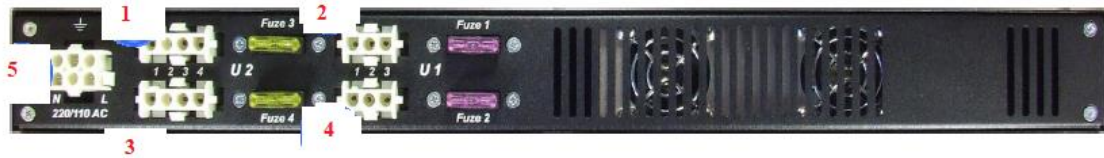
El cable debe ser de al menos $0,15 \text{ mm}^2$ de sección y una longitud menor que 25 m.

A continuación se prepara el cable de potencia. Éste se conecta a la parte trasera del MD-01 mediante los conectores de 5 pines (de los cuales sólo se utilizarán 2) suministrados por el fabricante en los que se inserta los cables mediante las clavijas también suministradas (ver figura inferior). Tal como se indica en el diagrama, la otra parte del cable se conecta directamente a la caja de conexiones de los motores.



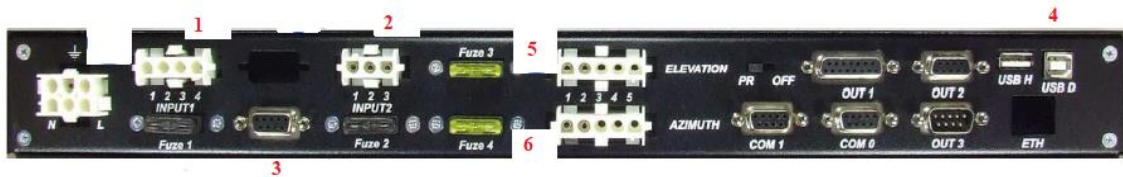
Este cable precisa de una sección de $1,5 \text{ mm}^2$, y su longitud máxima son 100 m.

En la siguiente imagen se reproduce la trasera de la fente de alimentación PS-01, con las conexiones presentes en ella. De dichas conexiones, las numeradas como 1 y 2 alimentan el controlador MD-01, y van conectados a él en las conexiones numeradas igualmente como 1 y 2 en el siguiente figura mediante los cables suministrados por el fabricante. Como la fuente de alimentación puede alimentar dos controladores MD-01, los conectores 3 y 4 irían a los conectores 1 y 2 del segundo controlador. En el presente caso, no se van a utilizar. Finalmente, en el conector numerado como 5 se conecta el cable de alimentación a 230 VAC que se enchufa en cualquier enchufe schuko estandar.



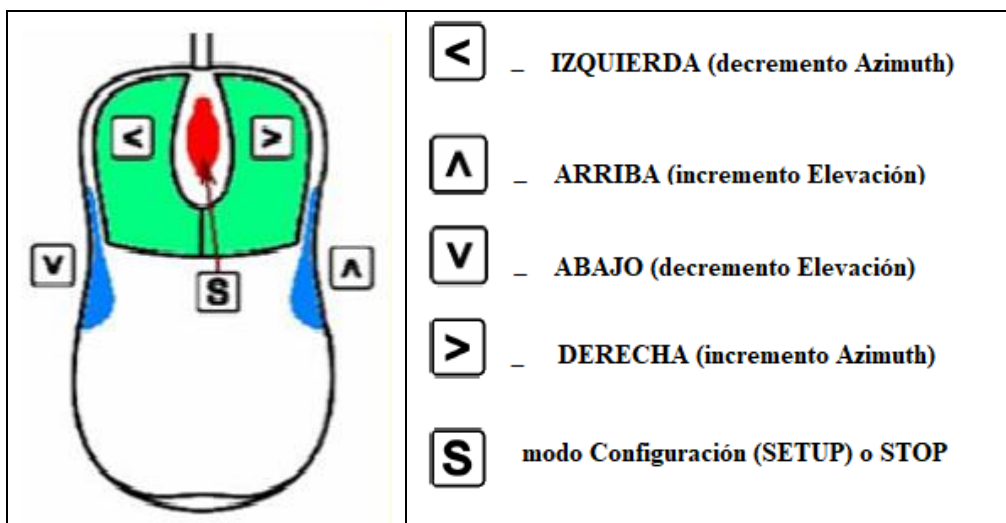
En esta segunda imagen se reproduce la trasera del módulo controlador MS-01, y sus conexiones. Como ya ha quedado dicho, las numeradas como 1 y 2 se conectan a las conexiones fuente de alimentación con la misma numeración. En la conexión numerada como 3 se conecta el terminal DB9 macho del cable que conecta con los sensores de los motores, cuyas bobinas se alimentan desde las conexiones 5 y 6.

Estas tres últimas conexiones (3 sensores, 5 y 6 bobinados) se corresponden con los cables cuya preparación se describe en el inicio de este epígrafe.



En la conexión 4 se conecta el cable USB que comunica el controlador con un ordenador, si no utiliza para ello la comunicación Ethernet.

En el cable OUT 3 se conecta el ratón (ojo, es un ratón especial, no vale cualquiera) que se puede utilizar para gobernar el movimiento de los motores del mismo modo que el teclado frontal del controlador:



2.- CONFIGURACIÓN

En la siguiente imagen se presenta la parte frontal del controlador MD-01, en la que se distingue el teclado (1), el display digital (2) y el interruptor de encendido/apagado (3).

En modo normal de funcionamiento el display (en cuya primera línea aparece la leyenda “MODE: NORMAL”) informa en su segunda línea de la posición (en ángulos) en la que se encuentra cada eje.

En este modo, los motores pueden ser operados bien desde el ordenador, bien desde el ratón o bien desde las teclas (↔↑⇒↓) del frontal del controlador. En el eje azimutal, el giro “a derecha” se entiende como un giro en el sentido de las agujas del reloj. En el eje de elevación, el sentido de giro se entiende mejor con una imagen:



Pulsando la tecla “F” del teclado se entra en el modo de calibración. En este modo, la primera línea del display indica “MODE: MOTOR ANGLES” y se puede establecer el valor en grados para la posición actual de cada eje sin mover los motores.

- Para poner a cero el ángulo de Azimuth, pulsar simultáneamente “F” y ↔.
- Para poner a cero el ángulo de Elevación, pulsar simultáneamente “F” y ⇒.
- Para modificar el ángulo de Azimuth, pulsar las teclas ↔ ó ⇒.
- Para modificar el ángulo de Elevación, pulsar las teclas ↑ ó ↓.

Para dejar este modo de funcionamiento y volver al modo normal, pulsar la tecla “F”.

Pulsando la tecla “S” del teclado se entra en el modo de configuración. Los parámetros de configuración del controlador se ordenan en una estructura de árbol que puede ser recorrida a través de menús y submenús.

Dentro de un mismo nivel de menú se pueden recorrer los elementos del mismo (que van apareciendo en el display uno a uno) a través de las teclas ↔ y ⇒, y entrar en el elegido pulsando la tecla “S”. Aparecen entonces en forma de submenú los parámetros correspondientes al apartado elegido. Se puede navegar por ellos de igual manera que por los elementos de menú (utilizando las teclas ↔ y ⇒) y los valores de cada parámetro se modifican mediante las teclas ↑ y ↓.

Para dejar este modo de funcionamiento y volver al modo normal, pulsar la tecla “F”. Aparece entonces en el display un mensaje pidiendo la confirmación de los cambios (“SAVE CHANGES?”), a la que se responde con las teclas ↔ (Sí) y ⇒ (No).

A continuación se describen los elementos de este menú y sus parámetros. En **negrita** se resaltan los valores sugeridos por el firmante del proyecto para el presente caso.

1. MOTOR CONFIGURATION

- TEMPLATE: describe el tipo de motores conectados al controlador:
 - 1:NC, 2:NC (no hay motores conectados).
 - 1:AZ, 2:NC (sólo un motor conectado, cuyo bobinado está conectado en el conector trasero etiquetado como AZIMUTH; el controlador moverá únicamente este motor).
 - 1:NC, 2:EL (sólo un motor conectado, cuyo bobinado está conectado en el conector trasero etiquetado como ELEVATION; el controlador moverá únicamente este motor).
 - **1:AZ, 2:EL** (dos motores conectados al controlador, con sus bobinados conectados a los conectores traseros etiquetados como AZIMUTH y ELEVATION).
 - 1:AZ, 2:AZ (dos motores conectados al controlador, pero los dos se moverán como motores de AZIMUTH).
- SHOW AZIMUTH: describe el formato en el que se presentará el ángulo de giro azimutal. La diferencia estriba en qué ocurre cuando se gira a la izquierda de la posición marcada como 0 grados.
 - **MATH**: comienza a contar grados negativos: -1°, -2°, ...
 - **NORMAL**: comienza a contar un arco superpuesto al anterior, con el mismo valor absoluto y signo negativo: -359°, -358°...
- SHORT WAY: habilita o deshabilita la función de “ruta más rápida” cuando se le indica al motor una posición de destino.
 - **ON**: habilitado.
 - **OFF**: deshabilitado.
- USE EL. MAP: habilita o deshabilita la función de “mapa de elevación”, que especifica ángulos mínimos de elevación para determinados ángulos de giro azimutal. Esta función es útil cuando, por ejemplo, hay árboles o edificios en los alrededores de la antena que entorpecen la visibilidad. El mapa de elevación se crea mediante el programa “spidMD01dde.exe”.
 - **ON**: habilitado.
 - **OFF**: deshabilitado.

El mapa de elevación es ignorado por el controlador cuando la posición de los motores se gobierna manualmente, y en cualquier caso los límites MIN ANGLE y MAX ANGLE establecidos en SET MOTOR 1 y SET MOTOR 2 tienen prioridad sobre los ángulos del mapa de elevación.

- CONST EL. MAP: cuando esta opción está habilitada, el controlador ignora el “mapa de elevación” y establece un mínimo ángulo de elevación igual a cero para todos los ángulos de giro azimutal.
 - **ON**: habilitado.
 - **OFF**: deshabilitado.

En cualquier los límites MIN ANGLE y MAX ANGLE establecidos en SET MOTOR 1 y SET MOTOR 2 serán siempre respetados y nunca serán superados por el controlador.

- **START**: modo de arranque de los motores (que puede ser especificado individualmente para cada motor dentro de los elementos del menú SET MOTOR 1 y SET MOTOR 2):
 - **INMEDIATLY**: el motor arranca a máxima velocidad.
 - **SOFTLY**: se activa un arranque suave, configurado según los parámetros de SET MOTOR1 y SET MOTOR 2.
- **STOP**: modo de parada de los motores (que puede ser especificado en SET MOTOR 1 y SET MOTOR 2 del mismo modo que el arranque):
 - **INMEDIATLY**: el motor para de inmediato.
 - **SOFTLY**: se activa la parada suave, configurada según los parámetros de SET MOTOR1 y SET MOTOR 2.
- **MOUSE CONTROL**: habilita o deshabilita el control de ambos motores mediante el ratón especial conectado al puerto OUT3 del controlador.
 - **ON**: habilitado.
 - **OFF**: deshabilitado.
- **CONTROL XX (EXTERNAL CONTROL)**: especifica el puerto en la trasera del controlador a través del cual se conectará un control externo (por ejemplo, un PC) que gobierne el movimiento de los motores:
 - **NONE**: ningún control externo conectado. Los motores se controlan manualmente mediante teclado o ratón.
 - **COM 0**: control externo mediante protocolo especificado (también funciona el control manual).
 - **COM 1**: control externo mediante protocolo especificado (también funciona el control manual).
 - **USB**: control externo mediante protocolo especificado (también funciona el control manual).
 - **ETH**: control externo mediante protocolo especificado (también funciona el control manual).

Las letras genéricas XX toman diferentes formas según el tipo de motores conectados (especificado en el primer parámetro de este menú)

CONTROL A1: Motor Template 1:AZ, 2:NC.

CONTROL E2: Motor Template 1:NC, 2:EL.

CONTROL AE: Motor Template 1:AZ, 2:EL.

CONTROL A2: Motor Template 1:AZ, 2:AZ.

- **PROT.XX (PROTOCOL)**: especifica el protocolo de comunicación entre el controlador y el dispositivo externo conectado al puerto seleccionado en el parámetro anterior. Las letras XX son las mismas que en este.
 - **NONE**: ningún protocolo especificado.
 - **SPID ROT 1**: protocolo estándar de comunicación para los motores y controladores AlfaSpid en modo Azimuth.
 - **SPID ROT 2**: protocolo estándar de comunicación para los motores y controladores AlfaSpid en modo Elevación/Azimuth.
 - **SPID MD-01**: nuevo protocolo de comunicación Spid Electronics.

- **YAESU:** emulación del protocolo de los motores Yaesu para motores AlfaSpid de Spid Electronics (puede no soportar todas las características que ofrecen estos últimos).
- **PAIR:** Sólo cuando el controlador está configurado según el Template 1:AZ, 2:AZ y está gobernado por un dispositivo externo, cuando se especifica desde éste un ángulo de posición azimutal ambos motores se desplazan a este mismo ángulo especificado.
 - **ON:** habilitado.
 - **OFF:** deshabilitado.

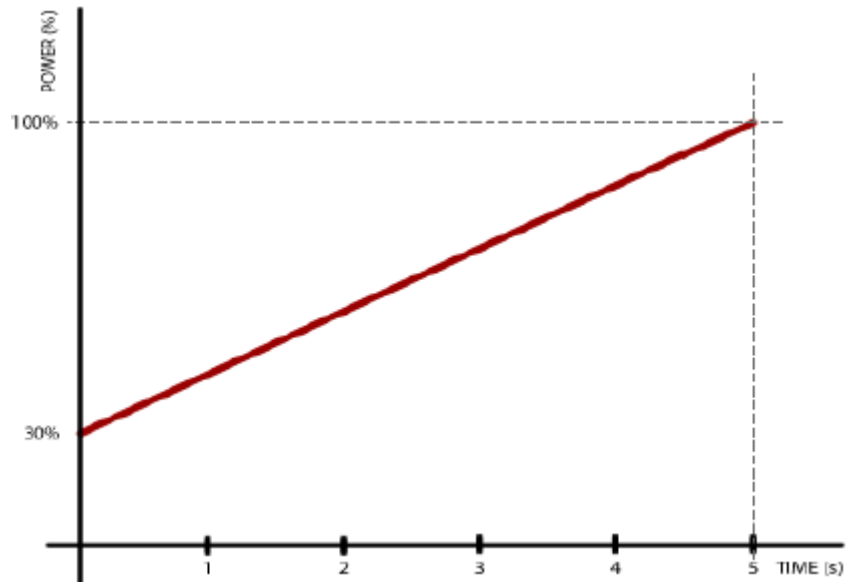
2. SET MOTORS (SET MOTOR 1, SET MOTOR 2)

- **STATE:** (sólo lectura). Según el modo de configuración especificado en el parámetro Motor Template, en este parámetro aparecerá en el display si el motor está o no habilitado.
 - **ON:** habilitado.
 - **OFF:** deshabilitado.
- **TYPE:** define el tipo de señal de retorno desde el motor:
 - **DIGITAL:** el controlador cuenta pulsos digitales.
 - **ANALOG:** el controlador mide voltajes (no implementado).
- **KIND:** (sólo lectura) Según el modo de configuración especificado en el parámetro Motor Template, en este parámetro aparecerá en el display el tipo de motor configurado:
 - **AZIMUTH:** el motor gira en el eje de Azimuth.
 - **ELEVATION:** el motor gira en el eje de Elevación.
- **INPUT:** define al controlador el tipo de sensores utilizado por el motor (sólo si en el parámetro TYPE se ha escogido la opción DIGITAL).
 - **ELECTRONIC:** mediante sensores electrónicos (de efecto Hall).
 - **MECHANIC:** mediante pulsadores mecánicos.
- **GEAR:** define la relación de transmisión. Posibles valores para AlfaSpid:
 - **0,0937:** para BIG-RAS/HR
 - **0,1250:** para RAS/HR
 - **1,0000:** para RAU, RAK, RAS
 - **0,5000:** para BIG-RAK y BIG-RAS
- **MIN ANGLE:** establece un límite inferior de posición (en grados):
 - **-180** (valor defecto).
- **MAX ANGLE:** establece un límite superior de posición (en grados):
 - **+180** (valor defecto).
- **MAX POWER:** máxima potencia (en % de su máxima capacidad) que se permite al controlador entregar al motor:
 - **90%**

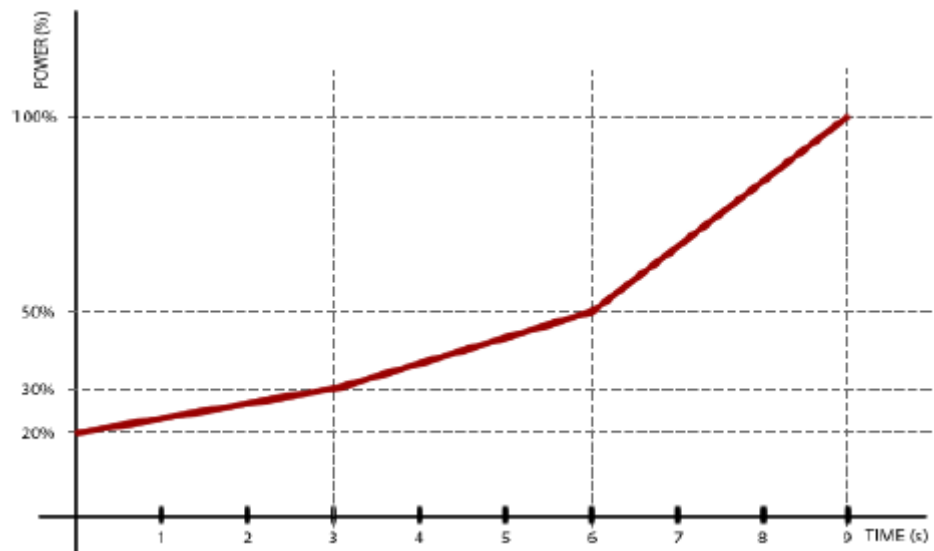
- START POWER, START TIME: si se ha elegido la opción de “arranque suave”, aquí se pueden configurar una, dos o tres etapas lineales hasta llegar al 100% de la potencia del motor.

Para cada una de ellas se especifica el tiempo de duración (en segundos) y % de potencia al inicio de la misma.

Ejemplo: arranque en una sola etapa, de 5 segundos de duración, empezando con el 30% de potencia.



Ejemplo: arranque en tres etapas iguales (no tienen por qué serlo), de 3 segundos de duración, iniciando cada una con un 20%, 30% y 50% de potencia respectivamente.



- STOP POWER, STOP TIME: si se ha elegido la opción de “parada suave”, aquí se pueden configurar una, dos o tres etapas lineales de modo similar a como se hace con el parámetro anterior.

- STOP AT: si se ha elegido la opción de “parada suave”, especifica cuántos grados antes de llegar a la posición requerida por un dispositivo externo de control debe empezar el motor a decelerar.
- PULSE TIMEOUT: especifica durante cuánto tiempo la salida hacia el motor se mantendrá activa si el controlador no recibe retroalimentación desde el motor. Solamente se aplica si se ha elegido TYPE: DIGITAL.

3. SET COM (SET COM 0, SET COM 1)

- STATE: (sólo lectura). Posibles valores: ON, OFF.
- BAUD: velocidad de transmisión. Posibles valores: 600, 1200, 2400, 4800, 9600, 19200, 38400, 57600, 115200, 230400 y 460800.
- DATA BITS: bits de datos por Byte. Posibles valores: 4,5, 6, 7 u 8 bits.
- STOP BITS: bits de parada por Byte. Posibles valores: 1 ó 2.
- PARITY: bit de paridad. Posibles valores:
 - None: sin bit de paridad.
 - Odd: bit activo si paridad impar.
 - Even: bit activo si paridad par.

4. SET USB COM

- STATE: (sólo lectura). Posibles valores: ON, OFF.
- BAUD: velocidad de transmisión. Posibles valores: 600, 1200, 2400, 4800, 9600, 19200, 38400, 57600, 115200, 230400 y 460800.

Se debe establecer el mismo valor en los dos extremos de comunicación (es decir, el controlador MD-01 y el dispositivo externo, p.ej. PC), y la manera de elegirlo es ir subiendo hasta llegar al máximo en el que se pueda conseguir una comunicación fiable entre ambos.

5. SET ETHERNET

- STATE: Posibles valores: ON, OFF.

La dirección IP del puerto Ethernet puede establecerse de forma dinámica (mediante un servidor DHCP) o bien de forma fija. Una vez establecida, conectarse mediante un programa tipo “HyperTerminal”, seleccionar conexión “TCP/IP (Winsock)”, y a continuación poner en “host address” la dirección IP establecida y en “por number” el puerto número 23.

Para configurar todos los parámetros de esta comunicación, basta con conectarse a la IP establecida mediante un navegador web (puerto 80, http) y aparece el menú de configuración. Cambiar los valores que sean necesarios (se puede cambiar aquí la dirección IP), pulsar “SUBMIT” y una vez recibido el cambio reiniciar el controlador.

NOTA: todos estos parámetros de configuración se pueden controlar de forma mucho más cómoda, una vez establecida la comunicación, desde un ordenador a través del programa **spidMD01dde.exe**, que se suministra por fabricante junto al controlador. Este programa permite también guardar la configuración en un archivo como backup.

3.- PROGRAMACIÓN

En este epígrafe se van a detallar algunos de los componentes de la librería **spidcomm.dll**, que permite programar la comunicación entre un PC y el controlador MD-01. Todos los Strings en C++ son AnsiStrings.

LISTA DE ERRORES:

0 - MD_NO_ERROR:

La función se ha ejecutado sin errores

1 - MD_WRONG_PARAMETER

A la función se le han pasado parámetros incorrectos

2 - MD_COM_PORT_NOT_OPEN

El puerto de comunicación seleccionado no está abierto.

3 - MD_DATA_SEND_ERROR

Los datos no pudieron ser enviados.

4 - MD_DATA_RECV_ERROR

No se ha recibido ningún dato; el dispositivo no responde.

5 - MD_HOST_NOT_EXISTS

El servidor no existe.

6 - MD_NOT_READY

El dispositivo no está listo

7 - MD_BAD_RESPONSE_FROM_DEVICE

Respuesta errónea desde el dispositivo: respuesta incorrecta, o chequeo incorrecto.

-1 - MD_UNEXPECTED_ERROR

Ocurrió un error indefinido.

ESTRUCTURAS DE DATOS:

TMD_DEVICE_ID

Todos los comandos enviados al controlador MD-01 incluyen esta estructura.

6. Sintaxis Delphi (Pascal):

```
PMD_DEVICE_ID = ^TMD_DEVICE_ID;  
TMD_DEVICE_ID = record  
    group: word;  
    number: word;  
end;
```

7. Sintaxis C++:

```
struct TMD_DEVICE_ID {
    uint16 group;
    uint16 number;
};
```

8. Campos:

- GROUP: grupo al que pertenece el dispositivo de destino. Si el grupo es igual a 0, el comando será recibido por todos los dispositivos en todos los grupos cuyo número sea igual al establecido en el campo “NUMBER”.
- NUMBER: número del dispositivo al que se destina el comando en su grupo. Si este número es igual a 0, el comando será recibido por todos los dispositivos en este grupo.

TMD_APP_ID

Presente como parámetro en todos los comandos, contiene los cambios en la configuración del dispositivo (incluyendo cambios en los ángulos de destino de los motores). Se genera con la función “MD_NEW_APP_ID”.

9. Sintaxis Delphi (Pascal):

```
PMD_APP_ID = ^TMD_APP_ID
TMD_APP_ID = record
    hiPart: cardinal;
    loPart: cardinal;
end;
```

10. Sintaxis C++:

```
struct TMD_DEVICE_ID {
    uint32 hiPart;
    uint32 loPart;
};
```

TMD_ROTOR_CONFIG

Esta estructura contiene los parámetros de configuración de un motor.

11. Sintaxis Delphi (Pascal):

```
PMD_ROTOR_CONFIG = ^TMD_ROTOR_CONFIG;
TMD_ROTOR_CONFIG = record
    min_angle: single;
    max_angle: single;
    gear: single;
    stop_at: single;
    state: byte;           //sólo lectura
    r_type: byte;
    kind: byte;           // sólo lectura
    input: byte;
    start_time: array [0..2] of byte;
```

```

start_power: array [0..2] of byte;
stop_time: array [0..2] of byte;
stop_power: array [0..2] of byte;
max_power: byte;
puls_timeout: byte;
end;

```

12. Sintaxis C++:

```

struct TMD_ROTOR_PARAM {
    float min_angle;
    float max_angle;
    float gear;
    float stop_at;
    uint8 state;           //sólo lectura
    uint8 r_type;
    uint8 kind;           // sólo lectura
    uint8 input;
    uint8 start_time[3];
    uint8 start_power[3];
    uint8 stop_time[3];
    uint8 stop_power[3];
    uint8 max_power;
    uint8 puls_timeout;
};

```

13. Campos: ver la sección “SET MOTORS” del epígrafe de configuración.

TMD_MD01_CONFIG

Esta estructura contiene los parámetros de configuración del controlador MD_01

14. Sintaxis Delphi (Pascal):

```

PMD_MD01_CONFIG = ^TMD_MD01_CONFIG;
TMD_MD01_CONFIG = record
    bTemplate: byte;
    bUseShortWay: byte;
    bUseElMap: byte;
    bConstElMap: byte;
    bMouseControl: byte;
    bMotorStart: byte;
    bMotorStop: byte;
    bShowAzimuth: byte;
    bPair: byte;
    bControlM1: byte;
    bProtocolM1: byte;
    bControlM2: byte;
    bProtocolM2: byte;
end;

```

15. Sintaxis C++:

```
struct TMD_MD01_CONFIG {  
    uint8 bTemplate;  
    uint8 bUseShortWay;  
    uint8 bUseElMap;  
    uint8 bConstElMap;  
    uint8 bMouseControl;  
    uint8 bMotorStart;  
    uint8 bMotorStop;  
    uint8 bShowAzimuth;  
    uint8 bPair;  
    uint8 bControlM1;  
    uint8 bProtocolM1;  
    uint8 bControlM2;  
    uint8 bProtocolM2;  
};
```

16. Campos: ver la sección “MOTOR CONFIGURATION” del epígrafe de configuración.

- **bTemplate**: valor en función del modelo de configuración elegido:
 - = 0, si configuración 1:NC, 2:NC.
 - = 1, si configuración 1:AZ, 2:NC.
 - = 2, si configuración 1:NC, 2:EL.
 - = 3, si configuración 1:AZ, 2:EL.
 - = 4, si configuración 1:AZ, 2:AZ.
- **bControlxx**: valor en función del puerto de comunicación elegido:
 - = 0, si NONE.
 - = 1, si COM0.
 - = 2, si COM1.
 - = 3, si USB.
 - = 4, si ETH.
- **bProtocolxx**: valor en función del protocolo de comunicación elegido:
 - = 0, si NONE.
 - = 1, si SPID ROT 1.
 - = 2, si SPID ROT 2.
 - = 3, si SPID MD01.
 - = 4, si YAESU.
 - = 5, si HYGAIN.

TMD_LOGON_PARAMS

Esta estructura es usada como parámetro por las funciones “MD_LOG” y “MD_LOGOUT”.

17. Sintaxis Delphi (Pascal):

```
PMD_LOGON_PARAMS = ^TMD_LOGON_PARAMS;  
TMD_LOGON_PARAMS = record  
    dev: TMD_DEVICE_ID;  
    app: TMD_APP_ID;  
end;
```

18. Sintaxis C++:

```
struct TMD_LOGON_PARAMS {  
    TMD_DEVICE_ID dev;  
    TMD_APP_ID app;  
};
```

19. Campos:

- DEV: identificador del dispositivo al que se quiere conectar o desconectar.
- APP: identificador de aplicación, generado mediante la función “MD_NEW_APP_ID”

TMD_STOP_ALL_ROTORS_PARAMS

Esta estructura es usada como parámetro por la función “MD_STOP_ALL_ROTORS”.

20. Sintaxis Delphi (Pascal):

```
PMD_STOP_ALL_ROTORS_PARAMS =  
    ^TMD_STOP_ALL_ROTORS_PARAMS  
TMD_STOP_ALL_ROTORS_PARAMS = record  
    dev: TMD_DEVICE_ID;  
    app: TMD_APP_ID;  
end;
```

21. Sintaxis C++:

```
struct TMD_STOP_ALL_ROTORS_PARAMS {  
    TMD_DEVICE_ID dev;  
    TMD_APP_ID app;  
};
```

22. Campos:

- DEV: identificador del dispositivo en el que se quieren detener todos sus motores
- APP: identificador de aplicación, generado mediante la función “MD_NEW_APP_ID”

TMD_STOP_ROTOR_PARAMS

Esta estructura es usada como parámetro por la función “MD_STOP_ROTOR”.

23. Sintaxis Delphi (Pascal):

```
PMD_STOP_ROTOR_PARAMS = ^TMD_STOP_ROTOR_PARAMS
TMD_STOP_ROTOR_PARAMS = record
    dev: TMD_DEVICE_ID;
    app: TMD_APP_ID;
    rotor: integer;
end;
```

24. Sintaxis C++:

```
struct TMD_STOP_ROTOR_PARAMS {
    TMD_DEVICE_ID dev;
    TMD_APP_ID app;
    int rotor;
};
```

25. Campos:

- DEV: identificador del dispositivo en el que se quieren detener uno de sus motores
- APP: identificador de aplicación, generado mediante la función “MD_NEW_APP_ID”
- ROTOR: índice del motor que se quiere detener en el dispositivo (la numeración empieza por cero).

TMD_MOTOR_CONFIG_PARAMS

Esta estructura es usada como parámetro por la función “MD_GET_ROTOR_CONFIG”.

26. Sintaxis Delphi (Pascal):

```
PMD_MOTOR_CONFIG_PARAMS =
    ^TMD_MOTOR_CONFIG_PARAMS
TMD_MOTOR_CONFIG_PARAMS = record
    dev: TMD_DEVICE_ID;
    rotorIx: integer;
    config: PMD_ROTOR_CONFIG;
end;
```

27. Sintaxis C++:

```
struct TMD_ROTOR_CONFIG_PARAMS {
    TMD_DEVICE_ID dev;
    int32 rotorIx;
    TMD_ROTOR_CONFIG *config;
};
```


28. Campos:

- DEV (input)
identificador del dispositivo del que se quiere obtener la configuración de uno de sus motores.
- ROTORIX (input)
índice del motor en el dispositivo (la numeración empieza por cero).
- CONFIG (output)
puntero a una estructura TM_ROTOR_CONFIG donde se escribirán los parámetros de configuración recogidos del dispositivo.

Lista de Funciones

MD_COM_INIT

Prepara el protocolo de comunicación para comunicación serie (puertos COM o USB).

29. Sintaxis Delphi (Pascal):

```
function md_com_init (  
    aComNumber: integer,  
    aBaudrate: integer  
): integer; stdcall;
```

30. Sintaxis C++:

```
int _stdcall md_com_init (  
    int aComNumber,  
    int aBaudrate  
);
```

31. Parámetros:

- aComNumber (input): número del puerto serie (1 ... 255).
- aBaudrate (input): velocidad de la comunicación (600, 1200, 2400, 4800, 9600, 19200, 38400, 57600, 115200, 230400, 460800). Los dos últimos valores sólo son válidos en comunicaciones vía puerto USB.

32. Valor de retorno:

Si la función termina con éxito retornará MD_NO_ERROR.

Si no, algunos de los posibles errores que puede retornar son:

- MD_BAD_PARAMETERS
- MD_COM_PORT_NOT_OPENED
- MD_UNEXPECTED_ERROR

MD_ETH_INIT

Prepara el protocolo de comunicación para comunicación TCP/IP (puerto ETHERNET).

33. Sintaxis Delphi (Pascal):

```
function md_eth_init (  
    aHost: pchar,  
    aPort: integer  
): integer; stdcall;
```

34. Sintaxis C++:

```
int _stdcall md_eth_init (  
    char *aHost,  
    int aPort;  
);
```

35. Parámetros:

- aHost (input): nombre del host o dirección IP.
- aPort (input): número de puerto (por defecto, el 23).

36. Valor de retorno:

Si la función termina con éxito retornará MD_NO_ERROR.

Si no, algunos de los posibles errores que puede retornar son:

- MD_BAD_PARAMETERS
- MD_HOST_NOT_EXISTS
- MD_UNEXPECTED_ERROR

MD_FREE

Cierra todos los puertos de comunicación abiertos (COM, USB y ETHERNET)

37. Sintaxis Delphi (Pascal):

```
function md_free: integer; stdcall;
```

38. Sintaxis C++:

```
int _stdcall md_free (void);
```

39. Parámetros: sin parámetros.

40. Valor de retorno:

Si la función termina con éxito retornará MD_NO_ERROR.

Si no, algunos de los posibles errores que puede retornar son:

- MD_BAD_PARAMETERS
- MD_UNEXPECTED_ERROR

MD_LOGON

Inicia la sesión de comunicación con el dispositivo indicado.

41. Sintaxis Delphi (Pascal):

```
function md_logon (  
    aParams: PMD_LOGON_PARAMS  
): integer; stdcall;
```

42. Sintaxis C++:

```
int _stdcall md_logon (  
    TMD_LOGON_PARAMS *aParams  
);
```

43. Parámetros:

- aParams: un puntero a una estructura TMD_LOGON_PARAMS

44. Valor de retorno:

Si la función termina con éxito retornará MD_NO_ERROR.

Si no, algunos de los posibles errores que puede retornar son:

- MD_BAD_PARAMETERS
- MD_NOT_READY
- MD_DATA_SEND_ERROR
- MD_BAD_RESPONSE_FROM_DEVICE
- MD_UNEXPECTED_ERROR

MD_LOGOUT

Cierra la sesión de comunicación con el dispositivo indicado.

45. Sintaxis Delphi (Pascal):

```
function md_logout (  
    aParams: PMD_LOGON_PARAMS  
): integer; stdcall;
```

46. Sintaxis C++:

```
int _stdcall md_logout (  
    TMD_LOGON_PARAMS *aParams  
);
```

47. Parámetros:

- aParams: un puntero a una estructura TMD_LOGON_PARAMS

48. Valor de retorno:

Si la función termina con éxito retornará MD_NO_ERROR.

Si no, algunos de los posibles errores que puede retornar son:

- MD_BAD_PARAMETERS
- MD_NOT_READY
- MD_DATA_SEND_ERROR
- MD_BAD_RESPONSE_FROM_DEVICE
- MD_UNEXPECTED_ERROR

MD_STOP_ALL_ROTORS

Detiene todos los motores conectados en el dispositivo indicado.

49. Sintaxis Delphi (Pascal):

```
function md_stop_all_rotors (  
    aParams: PMD_STOP_ALL_ROTORS_PARAMS  
): integer; stdcall;
```

50. Sintaxis C++:

```
int _stdcall md_stop_all_rotors (  
    TMD_STOP_ALL_ROTORS_PARAMS *aParams  
);
```

51. Parámetros:

- aParams: un puntero a una estructura TMD_STOP_ALL_ROTORS_PARAMS

52. Valor de retorno:

Si la función termina con éxito retornará MD_NO_ERROR.

Si no, algunos de los posibles errores que puede retornar son:

- MD_BAD_PARAMETERS
- MD_NOT_READY
- MD_DATA_SEND_ERROR
- MD_BAD_RESPONSE_FROM_DEVICE
- MD_UNEXPECTED_ERROR

MD_STOP_ROTOR

Detiene el motor seleccionado en el dispositivo indicado.

53. Sintaxis Delphi (Pascal):

```
function md_stop_rotor (  
    aParams: PMD_STOP_ROTOR_PARAMS  
): integer; stdcall;
```

54. Sintaxis C++:

```
int _stdcall md_stop_rotor (  
    TMD_STOP_ROTOR_PARAMS * aParams;  
);
```

55. Parámetros:

- aParams: un puntero a una estructura TMD_STOP_ROTOR_PARAMS

56. Valor de retorno:

Si la función termina con éxito retornará MD_NO_ERROR.

Si no, algunos de los posibles errores que puede retornar son:

- MD_BAD_PARAMETERS
- MD_NOT_READY
- MD_DATA_SEND_ERROR
- MD_BAD_RESPONSE_FROM_DEVICE
- MD_UNEXPECTED_ERROR

MD_GET_ROTOR_CONFIG

Obtiene la configuración del motor seleccionado.

57. Sintaxis Delphi (Pascal):

```
function md_get_rotor_config (  
    aParams: PMD_GET_MOOR_CONFIG_PARAMS  
): integer; stdcall;
```

58. Sintaxis C++:

```
int _stdcall md_get_rotor_config (  
    TMD_GET_MOTOR_CONFIG_PARAMS *aParams  
);
```

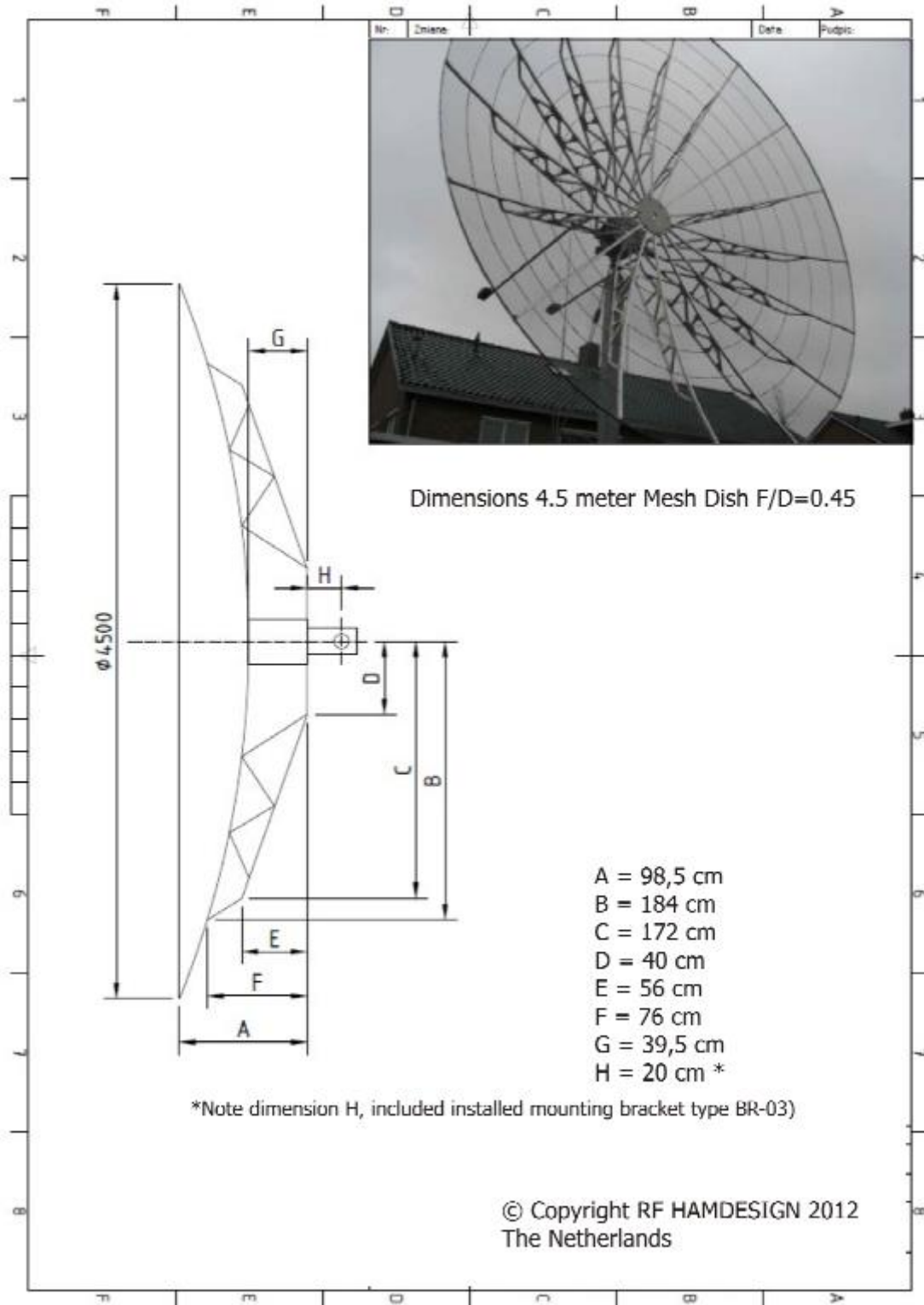
59. Parámetros:

- aParams: un puntero a una estructura TMD_GET_MOTOR_CONFIG_PARAMS

VI.- ANTENA

1.- DIMENSIONES

Las dimensiones de la antena elegida, según el fabricante, son las siguientes:



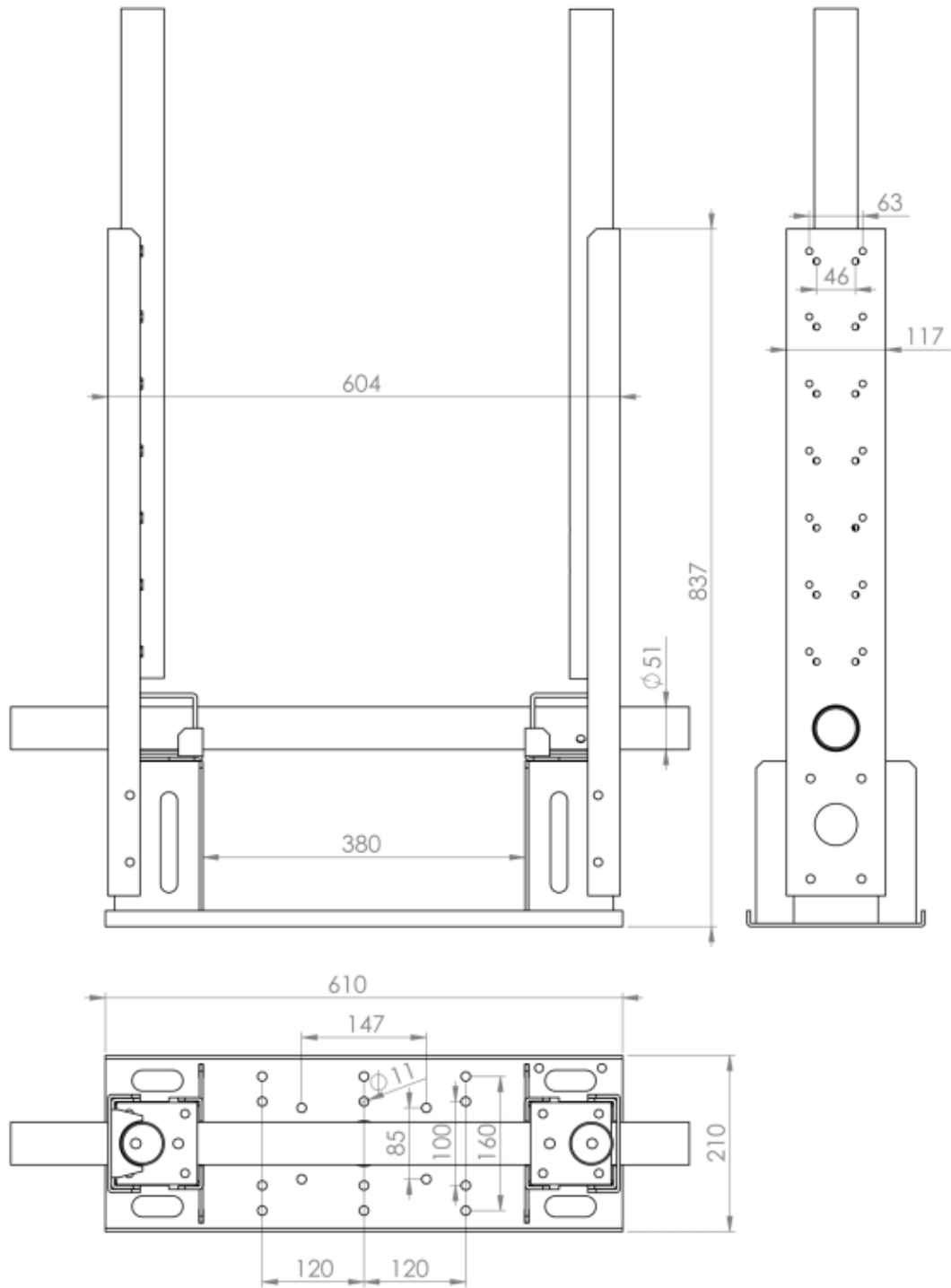
Esta antena va atornillada a una estructura, también suministrada por el fabricante de la antena y específicamente diseñada para los motores elegidos, que se monta sobre estos y sirve también de soporte para los contrapesos:

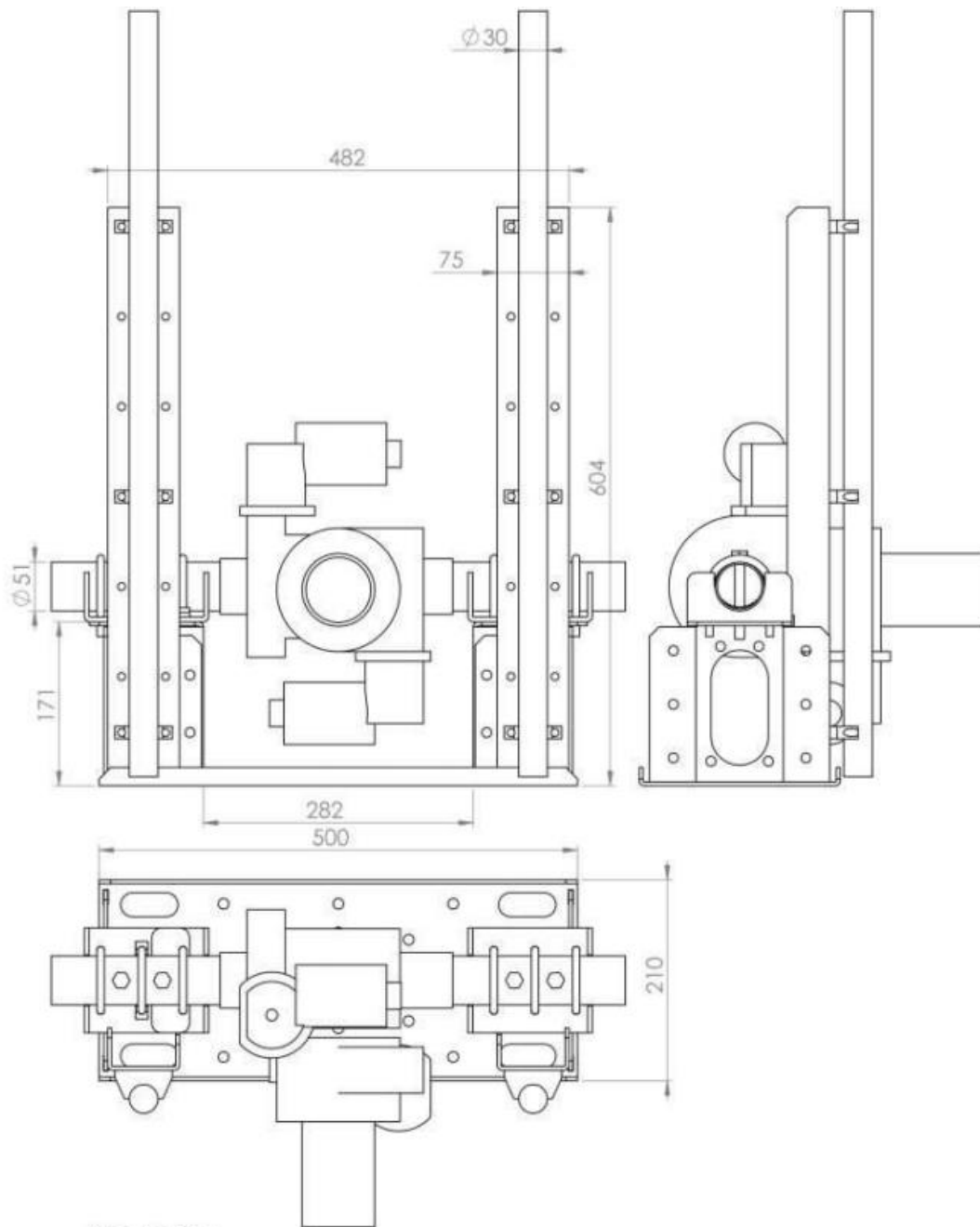


Como contrapesos se utilizan discos de los utilizados en levantamiento de pesas con mancuernas, que son baratos, fáciles de manejar y fáciles de encontrar en cualquier tienda de deportes:



Las dimensiones de esta estructura se detallan en las dos siguientes páginas:

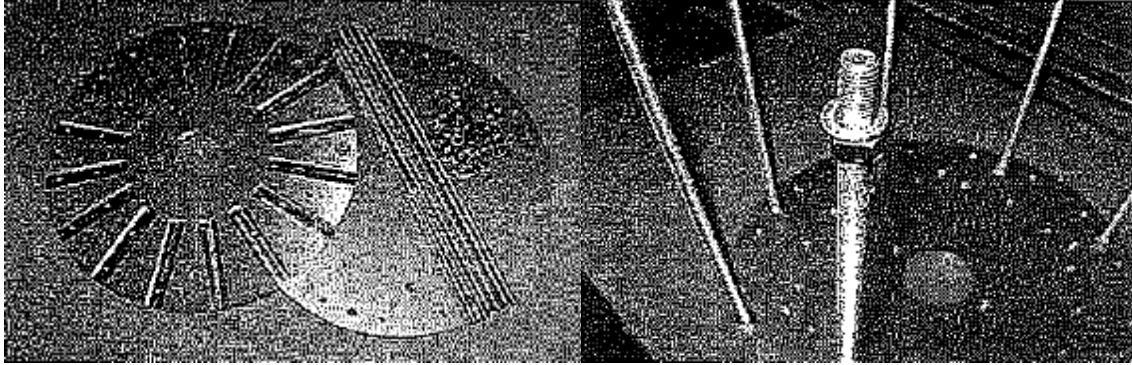




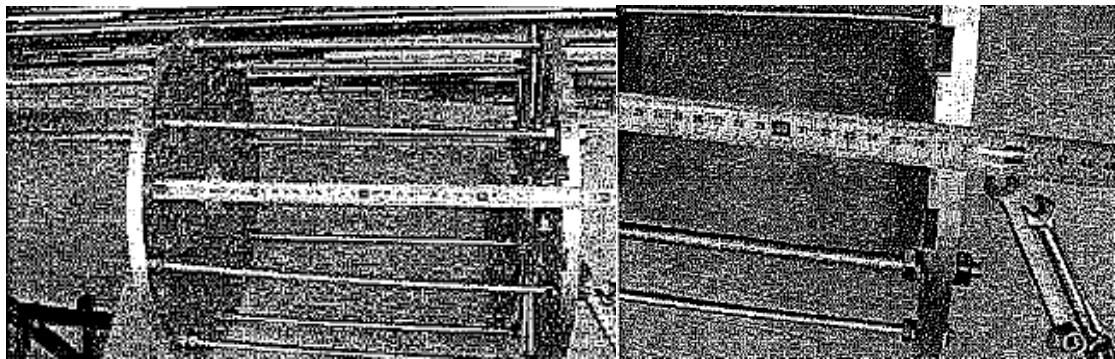
Weight 13kg
AZ/EL-02M

2.- MONTAJE

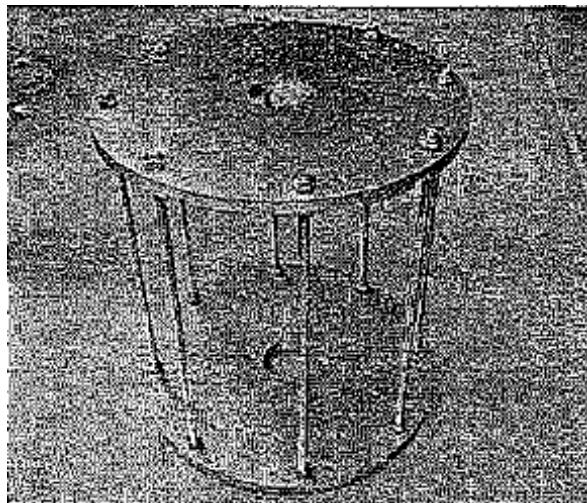
El primer paso para el montaje de la antena es unir los discos de aluminio mecanizado que forman el centro de la misma mediante los 8 espárragos que se suministran, fijándolos mediante tuercas.



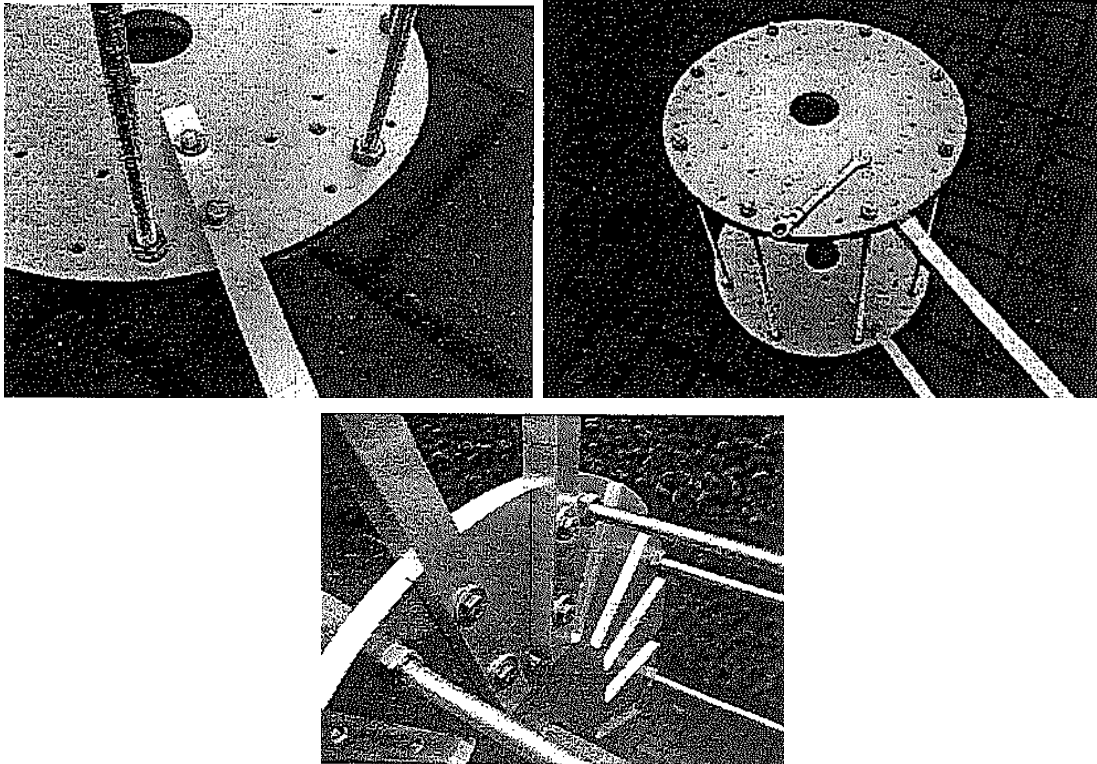
La distancia entre ambos discos debe de ser de 36,5 cm (y constante en toda la superficie de los discos), lo que se consigue ajustando con cuidado las tuercas y tornillos que fijan los espárragos.



Finalmente, el centro de la antena queda como sigue:



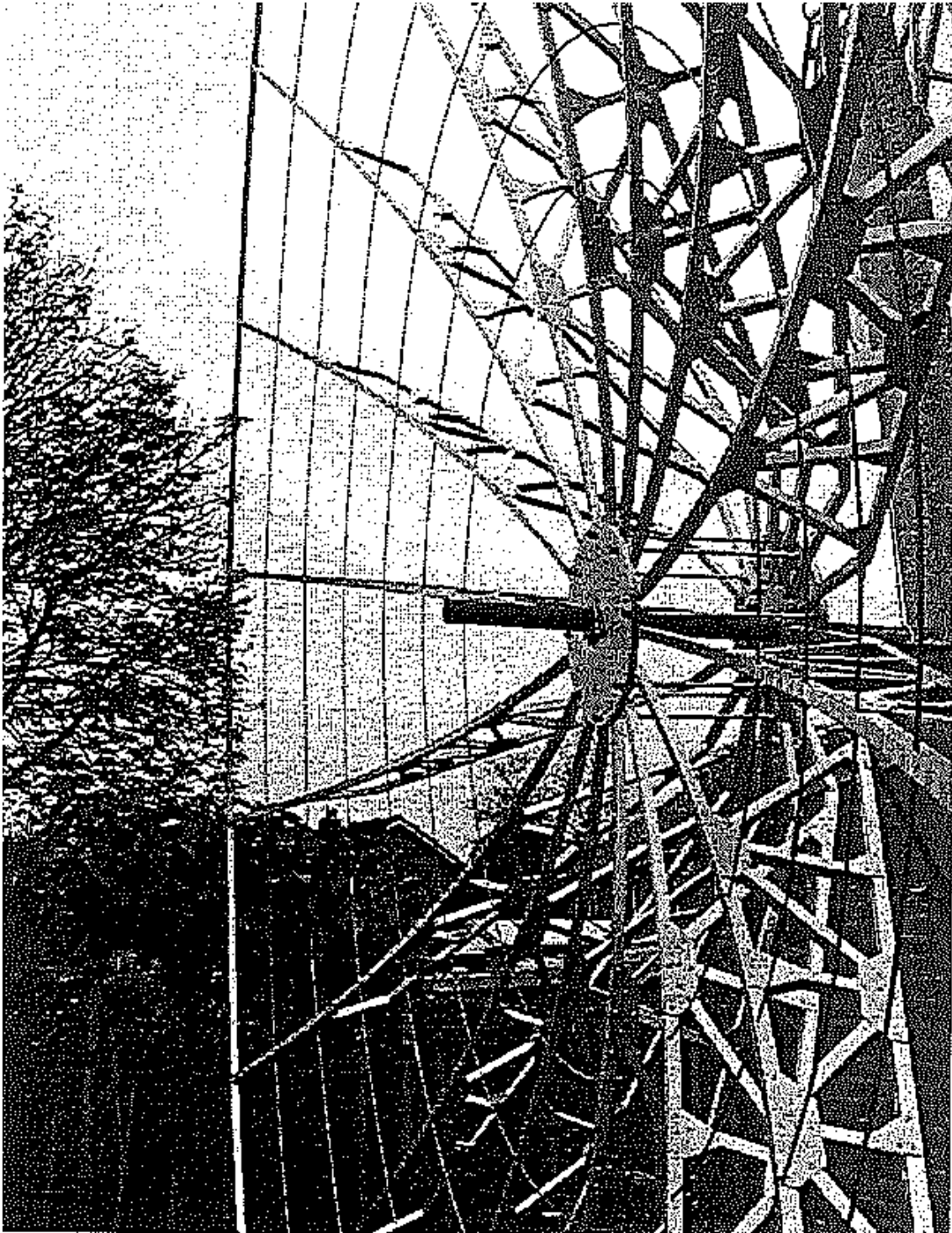
A continuación se van construyendo las 16 costillas que constituyen el esqueleto de la antena, insertándolas una a una en los huecos mecanizados en los discos centrales y fijándolas a ellos con tornillos.



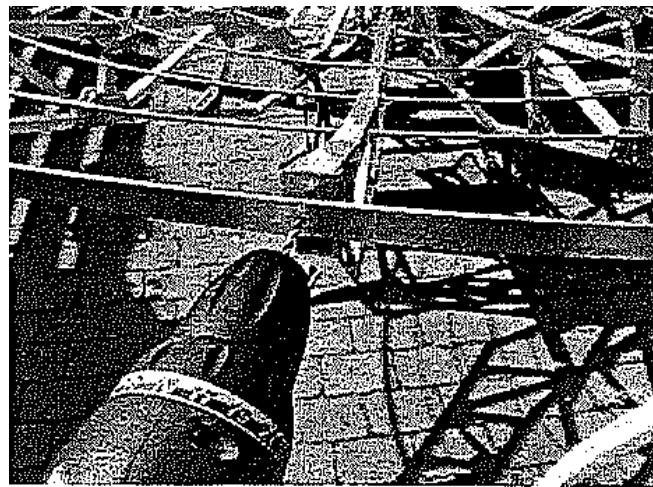
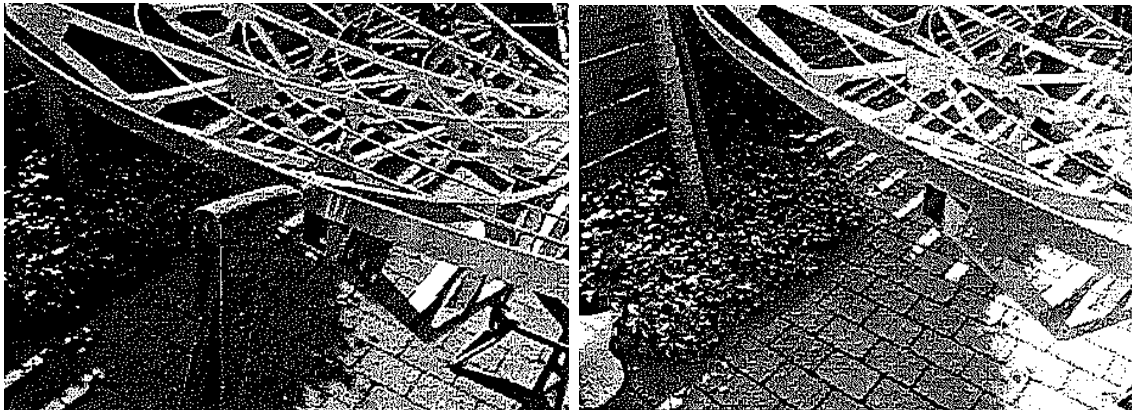
Cuando todas las costillas están montadas, la antena adquiere ya un aspecto así:



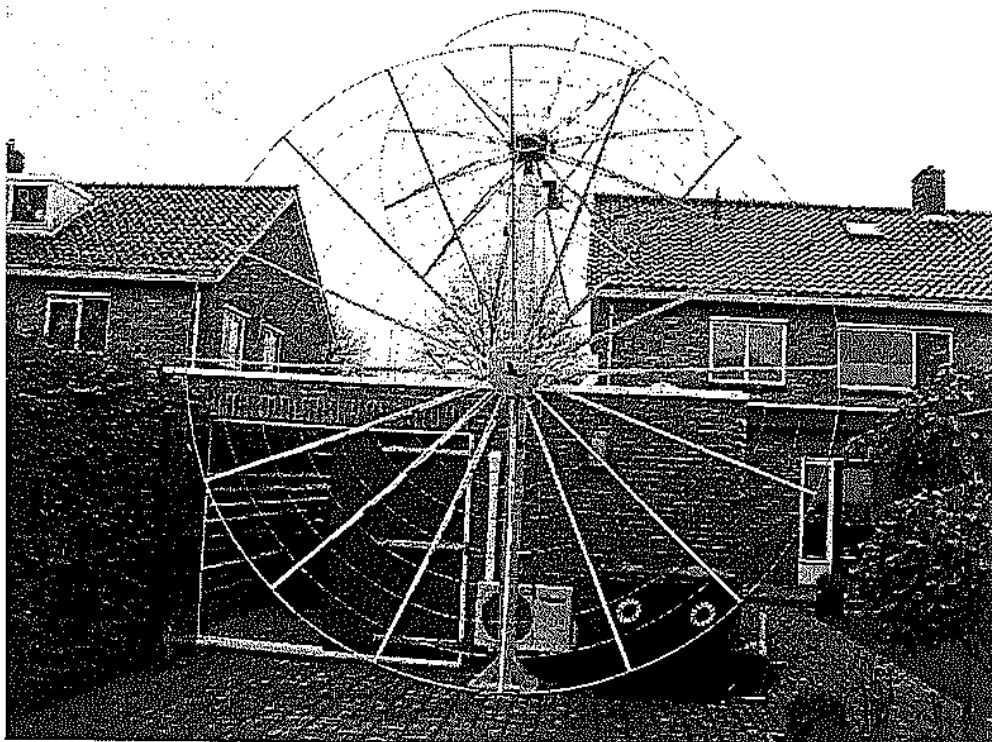
El siguiente paso es construir los aros concéntricos que van “cosiendo” las costillas, para fijarlas y darles estabilidad. Para construirlos se van uniendo las partes que los componen mediante los acopladores que se suministran (todas las uniones son mecánicas, sin pegamento). Al terminar, la antena quedará así:



A continuación se fija el ribete exterior de la estructura, doblando el fleje que se suministra para que siga el diámetro exterior de la antena y fijándolo al extremo de cada costilla mediante tornillos pasantes como se indica en la figura:



Al terminar, la antena toma este aspecto:

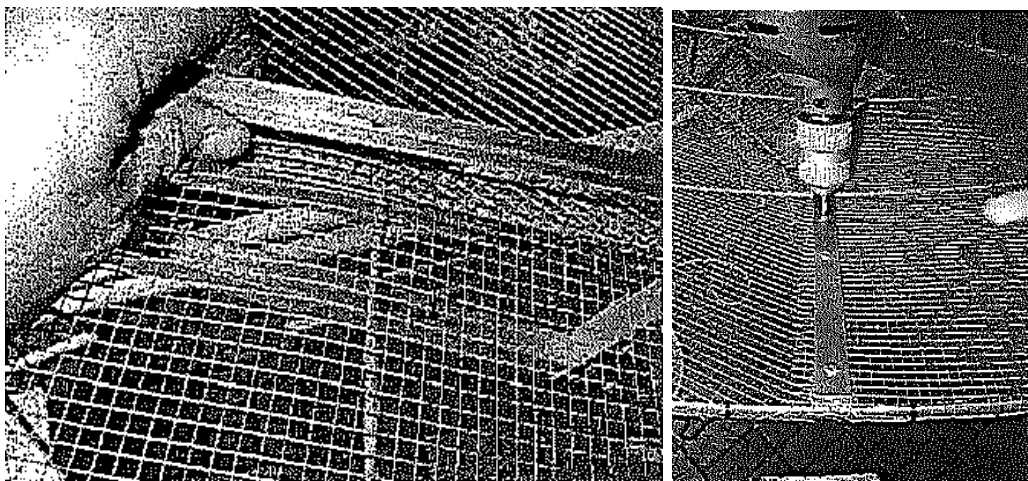


La siguiente fase de montaje es la instalación de la malla. La malla debe ser preparada en 16 piezas, y para ello debe cortarse el rollo en porciones de 2,4 m de largo. Estas porciones se colocan primeramente sobre cada par de costillas, tal como se indica en la figura, tratando de ajustar la malla lo más posible a la superficie de la parábola, y a continuación se cortan según la geometría del espacio entre dicho par de costillas.

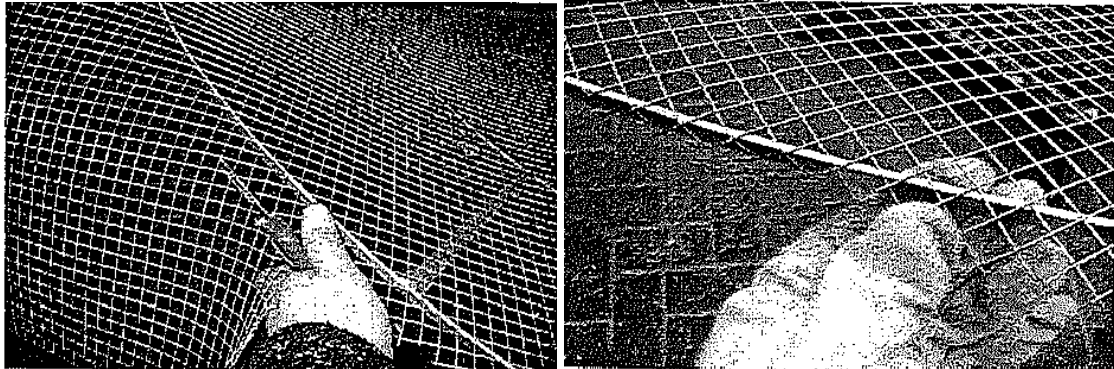
Hay que reseñar que debido a la propia construcción y montaje de la antena, cada espacio entre costillas tendrá unas medidas diferentes. Por tanto, cada uno de ellos deberá estar numerado y cada pieza de malla deberá estar identificada y emparejada con uno concreto de estos espacios.



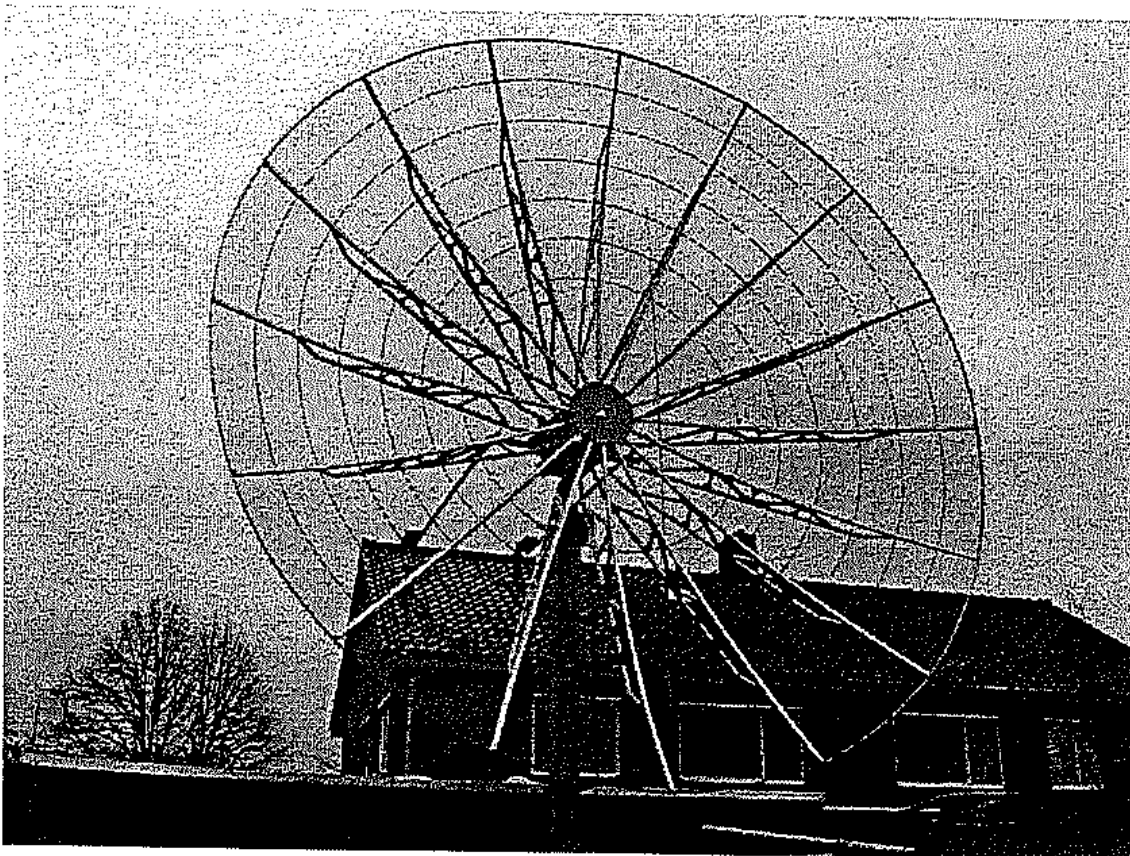
Una vez se tienen cortadas y preparadas las 16 porciones de malla, se van fijando cada una a su espacio correspondiente sobre las costillas y se coloca a su vez sobre la malla y sobre cada costilla un fleje que se sujeta a estas mediante tornillos pasantes, sujetando de esta manera la malla a cada costilla.



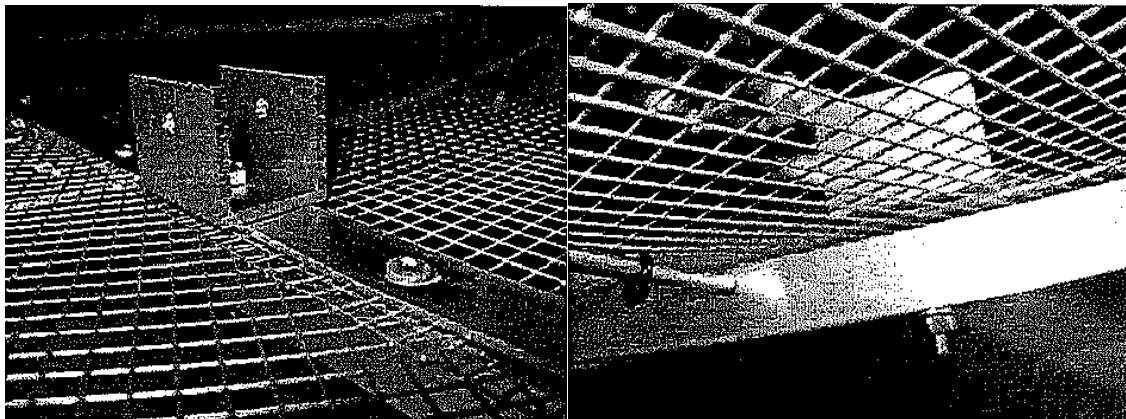
Una vez colocada la malla, se va ajustando lo más posible a la superficie parabólica que marca la estructura de la antena mediante bridas sobre los anillos concéntricos (las bridas que se suministran son resistentes a UV). Para esta operación se recomienda utilizar guantes, ya que la malla puede ocasionar cortes.



Al finalizar, la antena tiene esta forma:



La última fase de la construcción de la antena es colocar sobre las costillas los soportes de los cuatro tirantes que sujetarán el alimentador en el foco primario:



En el momento de presentar la presente memoria, la antena se estaba montando en una de las salas de los talleres de auxilio a la investigación del edificio El Sario. Se muestra en las siguientes imágenes el estado de dicho montaje:







3.- UBICACIÓN

Para la ubicación de la antena se han valorado diferentes ubicaciones en el campus de la Universidad, de las que se han seleccionado finalmente cuatro, que se sitúan mediante la siguiente imagen y se describen a continuación:



- (1) Patio superior del edificio Aulario, entre ambas alas del tercer (último) piso.
Esta ubicación presenta unas facilidades inigualables en cuanto a las acometidas de red y tensión, así como ubicación segura de los sistemas electrónicos (controlador, receptor, etc.). Sin embargo la superficie de cielo libre queda reducida por la cercanía de los muros de ambas alas del edificio, y el movimiento de una antena de estas dimensiones queda muy limitado. Además, se midieron todo tipo de interferencias, desde armónicos de wifi (el segundo armónico está muy cercano a la frecuencia de la banda del nitrógeno neutro) hasta transitorios eléctricos debidos a ascensores y otros equipos electrónicos.
- (2) Terraza del edificio Jerónimo de Ayanz.
Presenta una amplitud de cielo libre inigualable, así como suficiente espacio libre para el movimiento de la antena. También ofrece una ubicación excelente para los sistemas electrónicos, en una pequeña sala donde ya está colocado actualmente el receptor del sistema de captación de trazas de meteoros. Sin embargo, esta terraza está muy desprotegida y expuesta a la acción de los vientos, y sería muy complicado asegurar la fijación de la antena en los días de condiciones meteorológicas más adversas. Además, en esta terraza se ubican diversas antenas repetidoras de wifi, y se han medido en ella intensas interferencias del segundo armónico.

- (3) Pradera situada entre la calle Tajonar, el aparcamiento de Rectorado, el edificio departamental Los Olivos (Escuela de Ingenieros Agrónomos) y el edificio Jerónimo de Ayanz.

El espacio libre para el movimiento de la antena es máximo, y la amplitud de superficie de cielo libre es aceptable. Las interferencias de wifi no son tan intensas, aunque habría que realizar obra de acometida de canalizaciones de tensión y red, así como construir una pequeña caseta donde ubicar los sistemas electrónicos. Tanto al firmante como a los directores de este proyecto les preocupa la seguridad física de la antena en esta ubicación, ya que se encuentra muy visible y muy expuesta a robos y vandalismo.

- (4) Jardines del edificio El Sario, entre los rosales donde termina la finca de prácticas y el espacio donde se ubica la ludoteca infantil en verano.

La amplitud de superficie de cielo libre es buena, y el espacio libre para el movimiento de la antena es excelente. En las mediciones que se realizaron destaca la ausencia de interferencias, por lo que la limpieza del espectro radioeléctrico es óptima. Las acometidas de tensión y red serían muy sencillas de realizar, dada la cercanía del edificio El Sario (donde se podrían ubicar sin mayor problema los sistemas auxiliares), y las labores de traslado y mantenimiento se verían enormemente facilitadas al encontrarse inmediatamente próximos los laboratorios de investigación. Esta ubicación se encuentra protegida tanto de vandalismo (no es visible desde el exterior, y hay varias cámaras de vigilancia) como de vientos (por el perímetro arbolado alrededor). Por todo ello, se considera la ubicación óptima para la antena.

4.- SOPORTE

Para calcular el soporte sobre el que se colocará la antena, se necesita conocer las solicitaciones a las que estará sometido. Estas solicitaciones serán por un lado las cargas verticales (debida tanto al peso propio como al peso de todos los elementos soportados) y por otro el momento de vuelco debido al viento.

La suma de pesos de los elementos soportados es la siguiente:

Peso de los motores.	25 Kg.
Peso de la antena:	78 Kg.
Peso en el foco:	~ 12 Kg.
Peso del soporte de contrapesos:	13 Kg
Peso de los contrapesos:	~ 20 Kg.
<u>TOTAL:</u>	~ <u>148 kg.</u>

En cuanto a las cargas de vientos, si la antena se ubica en suelo deberá cumplir lo recogido en el RD 346/2011 que se reproduce a continuación:

EXTRACTO DEL RD 346/2011 (Anexo I capítulos 2.1 ; 4.2.1. y 4.2.2.)

Conjunto de elementos de captación de señales.

Es el conjunto de elementos encargados de recibir las señales de radiodifusión sonora y televisión procedentes de emisiones terrestres y de satélite.

Los conjuntos captadores de señales estarán compuestos por las antenas, mástiles, torretas y demás sistemas de sujeción necesarios, en unos casos, para la recepción de las señales de radiodifusión sonora y de televisión procedentes de emisiones terrestres, y, en otros, para las procedentes de satélite. Asimismo, formarán parte del conjunto captador de señales todos aquellos elementos activos o pasivos encargados de adecuar las señales para ser entregadas al equipamiento de cabecera.

Características de los elementos de captación.

Características del conjunto de elementos para la captación de servicios terrestres y por satélite.

Las antenas y elementos anexos: soportes, anclajes, riostras, etc., deberán ser de materiales resistentes a la corrosión o tratados convenientemente a estos efectos.
Los mástiles o tubos que sirvan de soporte a las antenas y elementos anexos deberán estar diseñados de forma que se impida , o al menos se dificulte , la entrada de agua en ellos y, en todo caso, se garantice la evacuación de la que se pudiera recoger.
La altura máxima del mástil será de 6 metros . Para alturas superiores se utilizarán torretas .
La ubicación de los mástiles o torretas de antena será tal que haya una distancia mínima de 5 metros al obstáculo o mástil más próximo ; la distancia mínima a líneas eléctricas será de 1,5 veces la longitud del mástil .
Los mástiles de antenas se fixarán a elementos de fábrica resistentes y accesibles y alejados de chimeneas u otros obstáculos .
Los mástiles de antena deberán estar conectados a la toma de tierra del edificio a través del camino más corto posible, con cable de, al menos, 25 mm² de sección
Las antenas y elementos del sistema captador de señales soportarán las siguientes velocidades de viento : a) Para sistemas situados a menos de 20 m del suelo: 130 km/h. b) Para sistemas situados a más de 20 m del suelo: 150 km/h.
Los cables de conexión serán del tipo intemperie o en su defecto deberán estar protegidos adecuadamente .
Todas las partes accesibles que deban ser manipuladas o con las que el cuerpo humano pueda establecer contacto deberán estar a potencial de tierra o adecuadamente aisladas .

mientras que si se ubica en una superficie elevada sobre un edificio (terrace, etc.) deberá cumplir el CTE, que exige resistir vientos de 140 km/h.

Se toma por tanto este valor como el más restrictivo para realizar los cálculos.

La resistencia que presenta una antena parabólica al viento es elevada, depende de las dimensiones de la antena y de la velocidad del viento, y se obtiene mediante tablas.

Para el caso de una antena de superficie continua, la tabla es la siguiente:

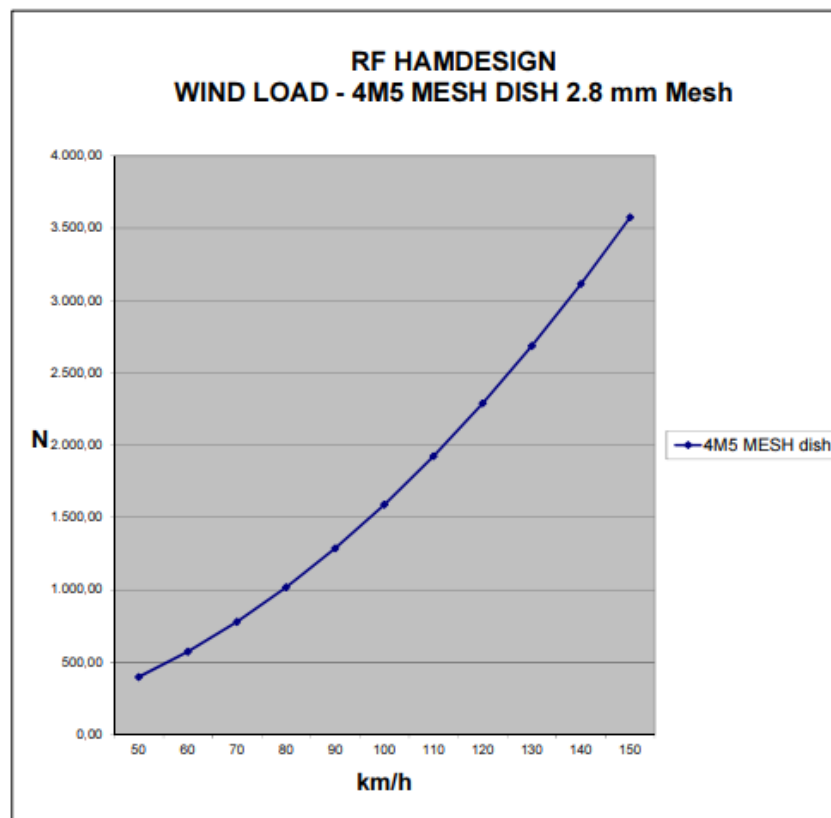
Fuerza del Viento sobre la Parabólica

FTApinamar



En ella se comprueba que para la antena original cedida por Telefónica (2,4 m Ø) la carga debida a un de viento de 140 km/h sería de 427,61 Kg (~ 4190,6 N).

Para la antena de malla con la que se ha decidido sustituir a la original, el fabricante aporta la siguiente gráfica para obtener su resistencia al viento:



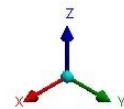
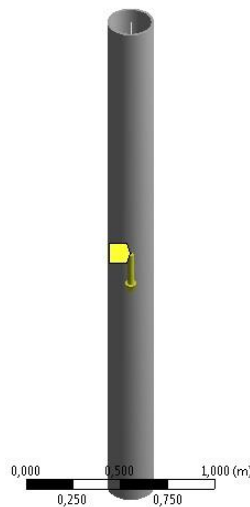
Se comprueba que la resistencia a vientos de 140 km/h es de 3.000 N. Se observa cómo a pesar del notable aumento de poder de resolución (proporcional al cuadrado del diámetro de la antena) conseguido al aumentar el tamaño de antena, la resistencia al viento de la misma es mucho menor debido a la malla.

Concretamente, con un poder de resolución ~ 4 veces mayor, la resistencia al viento es tan solo un 75% que la que presentaba la antena original.

Se toma como soporte un **cilindro de hierro de 25 cm de diámetro exterior y 1,5 cm de espesor** (tubo soldado normalizado servido por Hierros Landaben, con un peso según catálogo de 0.90 Kg/m), y una vez elegido el material y geometría se introducen las cargas enunciadas al inicio de este epígrafe en el programa de cálculo ANSYS 18.1.

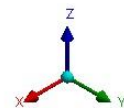
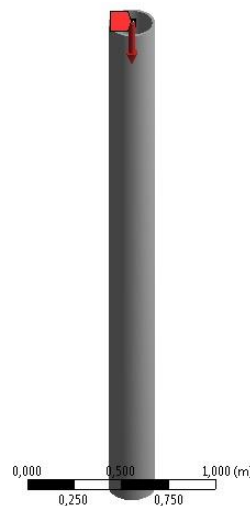
Carga de peso propio:

A: R1
Standard Earth Gravity
Time: 1, s
03/09/2018 10:11
Standard Earth Gravity: 9,8066 m/s²
Components: 0,0,-9,8066 m/s²



Carga de los elementos soportados (se toman 150 Kg.)

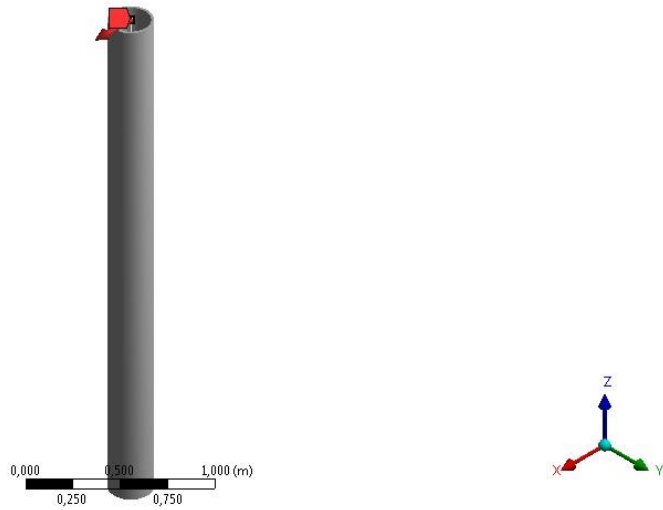
A: R1
PesoAntena
Time: 1, s
03/09/2018 10:14
PesoAntena: 1500, N
Components: 0,0,-1500, N



Carga de viento:

A: R1
 FuerzaViento
 Time: 1, s
 03/09/2018 10:14

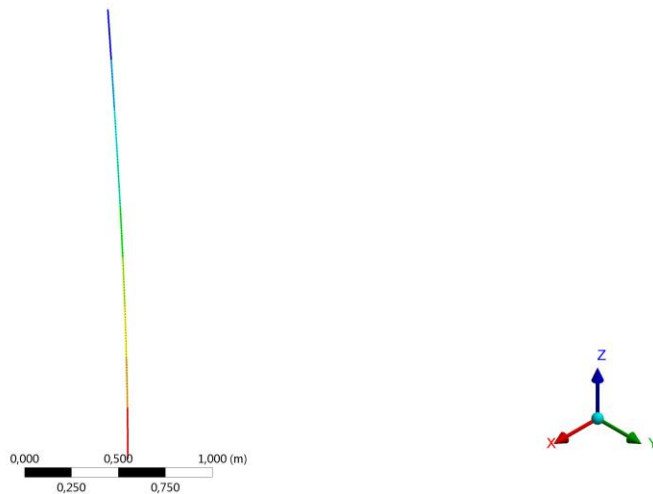
FuerzaViento: 3000, N
 Components: 3000,0,0, N



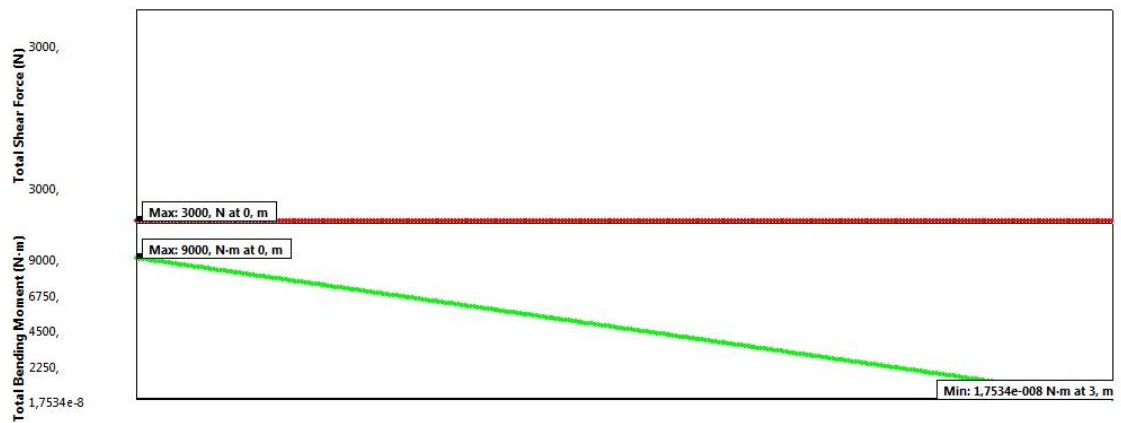
Con estas solicitaciones, se comprueba que la máxima tensión en el soporte queda varios órdenes de magnitud por debajo del límite elástico del material:

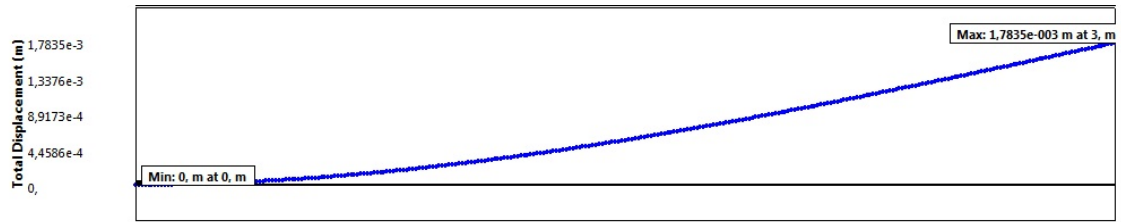
A: R1
 Maximum Combined Stress
 Type: Maximum Combined Stress
 Unit: Pa
 Time: 1
 03/09/2018 10:08

1,432e7 Max
 1,2714e7
 1,1108e7
 9,5017e6
 7,8955e6
 6,2893e6
 4,6831e6
 3,0769e6
 1,4707e6
-1,3556e5 Min



Se adjuntan los diagramas obtenidos para la fuerza de corte, el momento de flexión y el desplazamiento a lo largo de la longitud del cilindro:





Este soporte cilíndrico se unirá provisionalmente a una estructura de perfiles en L colocados en cruz, en cuyos extremos se colocarán una serie de pesos de hormigón para fijarla al suelo provisionalmente y poder comprobar el correcto funcionamiento del radiotelescopio antes de ejecutar la obra definitiva de cimentación y acometidas.



BIBLIOGRAFÍA

- An Introduction to Radio Astronomy (Burke, Bernard F. & Graham-Smith, Francis). Cambridge University Press, 1998.
- Introducción a la radioastronomía (proyecto educativo del radiotelescopio Goldstone-Apple Valley, USA): <http://www.jpl.nasa.gov/radioastronomy>
- Proyecto académico del complejo espacial de comunicaciones lejanas de Robledo de Chavela (Madrid): <http://www.partner.cab.inta-csic.es>
- Introducción a la Radioastronomía NRAO
<http://www.cv.nrao.edu/course/ast534/IntroRadioastro.html>
- <http://radiojove.gsfc.nasa.gov>
- Resources for amateur radioastronomers, teachers and students:
<http://www.radiosky.com>
- Construction de Télescopes Motorisés (Ollivier Lobet, Thierry Restout, Cyrille Tessier): <http://www.astrosurf.com/newton200/index.html>
- <http://www.radioastronomysupplies.com/index.php>
- Teoría de Antenas (Jaume Anguera y Antonio Perez). La Salle, Universitat Ramon Llull (2008)
- TFG Ángela Grandíval García (junio 2016).

- Así como las diversas webs y catálogos de los diversos fabricantes y distribuidores citados a lo largo del texto.