

ASTROFISICA

C. Jäschek M. Corvalan

Portada: Esquema de la Galaxia vista de perfil. Los círculos representan cúmulos globulares; S es la posición del Sol y el área rayada, la zona accesible a la observación óptica. (Tomada de "Nebulae and Galaxies" por G. Abetti y M. Hack, 1964. Reproducida con permiso de Faber and Faber Ltd., Londres.)

ASTROFISICA

por

**Carlos Jaschek y Mercedes Corvalan
de Jaschek
Observatorio de Estrasburgo
Estrasburgo, FRANCIA**

**Secretaría General de la
Organización de los Estados Americanos
Programa Regional de Desarrollo Científico y Tecnológico
Washington, D.C.**

© Copyright 1974 by
The General Secretariat of the
Organization of American States
Washington, D.C.

Derechos Reservados, 1974
Secretaría General de la
Organización de los Estados Americanos
Washington, D.C.

Primera edición: 1974
Segunda edición,
revisada y actualizada: 1983

Esta monografía ha sido preparada para su publicación en el Departamento de Asuntos Científicos y Tecnológicos de la Secretaría General de la Organización de los Estados Americanos.

Editora: Eva V. Chesneau

Asesor Técnico de la:

Primera edición:

Dr. Arcadio Poveda
Instituto de Astronomía
Universidad Nacional Autónoma
de México (UNAM)
México 20, D.F., MEXICO

A los lectores

El programa de monografías científicas es una faceta de la vasta labor de la Organización de los Estados Americanos, a cargo del Departamento de Asuntos Científicos de la Secretaría General de dicha Organización, a cuyo financiamiento contribuye en forma importante el Programa Regional de Desarrollo Científico y Tecnológico.

Concebido por los Jefes de Estado Americanos en su Reunión celebrada en Punta del Este, Uruguay, en 1967, y cristalizado en las deliberaciones y mandatos de la Quinta Reunión del Consejo Interamericano Cultural, llevada a cabo en Maracay, Venezuela, en 1968, el Programa Regional de Desarrollo Científico y Tecnológico es la expresión de las aspiraciones preconizadas por los Jefes de Estado Americanos en el sentido de poner la ciencia y la tecnología al servicio de los pueblos latinoamericanos.

Demostrando gran visión, dichos dignatarios reconocieron que la ciencia y la tecnología están transformando la estructura económica y social de muchas naciones y que, en esta hora, por ser instrumento indispensable de progreso en América Latina, necesitan un impulso sin precedentes.

El Programa Regional de Desarrollo Científico y Tecnológico es un complemento de los esfuerzos nacionales de los países latinoamericanos y se orienta hacia la adopción de medidas que permitan el fomento de la investigación, la enseñanza y la difusión de la ciencia y la tecnología: la formación y perfeccionamiento de personal científico; el intercambio de informaciones, y la transferencia y adaptación a los países latinoamericanos del conocimiento y las tecnologías generadas en otras regiones.

En el cumplimiento de estas premisas fundamentales, el programa de monografías representa una contribución directa a la enseñanza de las ciencias en niveles educativos que abarcan importantísimos sectores de la población y, al mismo tiempo, propugna la difusión del saber científico.

La colección de monografías científicas consta de cuatro series, en español y portugués, sobre temas de física, química, biología y matemática. Desde sus comienzos, estas obras se destinaron a profesores y alumnos de ciencias de enseñanza secundaria y de los primeros años de la universitaria; de éstos se tiene testimonio de su buena acogida.

Este prefacio brinda al Programa Regional de Desarrollo Científico y Tecnológico de la Secretaría General de la Organización de los Estados Americanos la ocasión de agradecer a los doctores Carlos Jaschek y Mercedes Corvalan de Jaschek, autores de esta monografía, y a quienes tengan el interés y buena voluntad de contribuir a su divulgación.

ÍNDICE

	Página
A los Lectores.....	iii
CAPÍTULO 1. LEYES DE RADIACIÓN.....	1
CAPÍTULO 2. ESPECTROS ESTELARES.....	11
Composición de las Estrellas.....	17
Temperatura de las Estrellas.....	20
CAPÍTULO 3. DISTANCIAS ESTELARES.....	23
CAPÍTULO 4. MASAS Y DIÁMETROS ESTELARES, OTROS PARÁMETROS.....	31
Masas.....	31
Radios.....	32
Densidades.....	34
Rotación.....	35
Campos Magnéticos.....	37
CAPÍTULO 5. CONSTITUCIÓN INTERNA DE LAS ESTRELLAS.	39
CAPÍTULO 6. EVOLUCIÓN ESTELAR.....	45
CAPÍTULO 7. ESTRELLAS VARIABLES.....	55
Variables Pulsantes.....	55
Variables Irregulares.....	58
Variables Explosivas.....	58
CAPÍTULO 8. SUPERNOVAS.....	63
CAPÍTULO 9. MEDIO INTERESTELAR.....	69
Átomos.....	73
Moléculas.....	75
Radiación Cósmica.....	78
CAPÍTULO 10. NUESTRA GALAXIA.....	81
Distribución de las Estrellas.....	81
Cinemática de las Estrellas.....	88
Gas, Moléculas y Polvo.....	91

	Página
CAPÍTULO 11. OTRAS GALAXIAS.....	93
Aspectos, Magnitudes, Distancias	93
Masas	97
Velocidades Radiales.....	97
Cúmulos de Galaxias	99
Radioemisiones de Galaxias.....	101
Cuasares.....	101
CAPÍTULO 12. COSMOGONÍA.....	105
APÉNDICE I. EL EFECTO DOPPLER	109
APÉNDICE II. ESTRELLAS MÁS BRILLANTES QUE $m_v = 1^m 0$.	110
APÉNDICE III. CONVERSIÓN DE ALGUNAS UNIDADES.....	111
Bibliografía.....	113

LEYES DE RADIACIÓN

En líneas generales, la astronomía se puede dividir en dos partes principales: la astrofísica y la astrometría. La astrofísica se ocupa de la física de los astros y se diferencia de la astrometría en que ésta considera a los astros como puntos (o discos, como en el caso del Sol), sin preocuparse de sus aspectos físicos. Así el astrónomo mide la posición de una estrella en el cielo, y su temperatura, su tamaño, masa, estado físico o composición química le es indiferente. La investigación de todas estas características es tarea del astrofísico.

Si bien el estudio de la astrofísica comenzó en el siglo pasado, sólo desde principios del siglo actual se la puede considerar una rama de la astronomía, cuya importancia se acrecienta con el paso de los años.

Una de las dificultades de la astrofísica es que todos los cuerpos celestes, salvo los del sistema solar, están más allá del alcance de la exploración directa. No se puede desembarcar en una estrella (ni siquiera en la más próxima: el Sol), ni tomar muestras de su superficie, ni analizar su composición en el laboratorio. Todo lo que se sabe de los astros (y en especial de los que se encuentran fuera del sistema solar) está basado solamente en el estudio de la luz o, dicho en forma más general, de la radiación electromagnética que llega hasta nosotros. A modo de introducción, corresponde que nos ocupemos de esta radiación.

La luz es una forma de radiación electromagnética y, como toda radiación, está definida por su frecuencia o por su longitud de onda. Estas magnitudes no son independientes, sino que están ligadas por la relación

$$\lambda \cdot \nu = c \quad [1]$$

La longitud de onda (λ) de una radiación se mide en centímetros, si es grande, y en angstroms si es pequeña ($1 \text{ \AA} = 10^{-8} \text{ cm}$). La frecuencia (ν) se mide en ciclos por segundo, es decir, en s^{-1} (=1 hercio = Hz). Como por lo general en la radiación electromagnética nos encontramos con millones y hasta billones de ciclos por segundo, se ha adoptado como unidad el kilohercio --equivalente a mil ciclos por segundo-- y el megahercio --equivalente a un millón de ciclos por segundo. Finalmente, la velocidad de la luz (c) en el vacío es 299 791 km/s, o sea, aproximadamente, 3×10^{10} cm/s.

(En lo que sigue, se empleará el sistema cegesimal (cm-g-s) para expresar las magnitudes físicas, a menos que se indique lo contrario. Las temperaturas se darán siempre en grados Kelvin. Para la conversión de las unidades al sistema MKS, véase el Apéndice III).

De acuerdo con la mecánica cuántica, la radiación de longitud de onda λ lleva asociada una energía E tal que

$$E = \frac{hc}{\lambda}, \text{ donde } h = \text{constante de Planck} \quad [2]$$

Esta energía asociada se mide en la unidad denominada electrónvoltio (eV). Un electrónvoltio equivale a $1,602 \times 10^{-19}$ ergios, por lo que

$$E(\text{eV}) = \frac{hc}{1,6 \times 10^{-19} \lambda} = \frac{1,24 \times 10^{-4}}{\lambda}$$

Obsérvese que la energía es inversamente proporcional a la longitud de onda. Por esto, la radiación llamada γ es de mucha energía (E grande), mientras que las llamadas *radioondas* son, energéticamente hablando, muy débiles.

Por óptica se sabe que la luz visible está compuesta de radiaciones cuya longitud de onda varía entre 3500 y 7000 Å aproximadamente, que producen en el ojo las sensaciones cromáticas.

Las radiaciones comprendidas entre:

3800 y 4200 Å aproximadamente, nos producen la sensación del color violeta;
 4200 y 4500 Å aproximadamente, nos producen la sensación del color azul;
 4500 y 5000 Å aproximadamente, nos producen la sensación del color verde;
 5000 y 5700 Å aproximadamente, nos producen la sensación del color amarillo;

5700 y 6000 Å aproximadamente, nos producen la sensación del color anaranjado;

6000 y 7000 Å aproximadamente, nos producen la sensación del color rojo.

Adviértase que estos intervalos de longitud de onda son aproximados; además de estos colores hay otros intermedios. También hay otras radiaciones aparte de las mencionadas, de longitud de onda menor o mayor, que el ojo humano no percibe. Las denominaciones habituales de estas radiaciones son:

λ hasta		0,01 Å	$E(\text{eV}) > 10^6$	radiación cósmica
0,01	$< \lambda <$	0,1 Å	$10^5 - 10^6$	radiación gamma
0,1	$< \lambda <$	1000 Å	$10^5 - 10^1$	rayos X
1000	$< \lambda <$	3000 Å	10 - 4	radiación ultravioleta
7000	$< \lambda <$	10 000 Å	apr. 1	infrarrojo cercano
10^4	$< \lambda <$	10^7 Å	$10^{-3} - 10^{-8}$	infrarrojo lejano

Como se ve, la luz visible sólo ocupa una pequeña parte del conjunto de radiaciones, o como se dice técnicamente, una pequeña región del espectro.

Las estrellas emiten radiaciones en casi todas las longitudes de onda posibles, pero la mayoría de ellas no llegan a la superficie terrestre (donde suelen hallarse los observadores), ya que la atmósfera las absorbe. La observación muestra que ninguna radiación de $\lambda < 3300$ Å llega hasta el suelo, lo que significa que la atmósfera debe haberlas absorbido. Cabe preguntarse qué efectos tendrá esta radiación absorbida sobre la atmósfera misma. Como la radiación ultravioleta posee alta energía, su absorción por las capas superiores de la atmósfera "rompe" (disocia) las moléculas, por lo que cabe esperar que en tales capas haya pocas moléculas y sí muchos átomos libres. En cambio, cerca del suelo, a donde llega poca radiación disociante, porque la mayoría fue absorbida ya por la atmósfera, es de suponer que predominen las moléculas. La observación confirma este supuesto, ya que mediante cohetes se ha comprobado que en la alta atmósfera predominan los átomos.

También se ha comprobado mediante la observación que las radiaciones ubicadas más allá del infrarrojo ($\lambda > 10\ 000\ \text{\AA}$) tampoco llegan a la superficie terrestre pues las absorbe el vapor de agua contenido en la atmósfera. Prácticamente la radiación de longitud de onda menor que $9000\ \text{\AA}$ se extingue antes de alcanzar la superficie del planeta. Es decir, la atmósfera sólo permite el paso de radiaciones por un "agujero" o "ventana" entre 3300 y $9000\ \text{\AA}$. Esto es lo que los astrónomos denominan la "ventana óptica". La atmósfera es opaca luego hasta que λ es aproximadamente igual a $1\ \text{cm}$; a partir de esta longitud de onda se vuelve de nuevo transparente y lo sigue siendo hasta $\lambda = 1500\ \text{cm}$, desde donde la ionosfera bloquea otra vez la radiación. La zona entre $\lambda = 1$ y $\lambda = 1500\ \text{cm}$ se denomina "ventana de radiofrecuencia".

Resumiendo: a nivel del suelo (donde se encuentran los observatorios), sólo llegan radiaciones de longitudes de onda:

$$3300\ \text{\AA} < \lambda < 9000\ \text{\AA}$$

$$1\ \text{cm} < \lambda < 1500\ \text{cm}$$

el resto del espectro es eliminado por absorción en la atmósfera.

(Para hablar con precisión, hay que agregar que existen algunas pequeñas "ventanas" adicionales en el infrarrojo --por ejemplo, alrededor de $12\ 500$, $22\ 000$ y $34\ 000\ \text{\AA}$ -- que también son aprovechadas por el astrónomo.)

Esto constituye sin lugar a dudas una limitación muy seria para la astronomía, ya que muchos datos esenciales se pierden así "en el aire". Por esta razón los astrónomos han ansiado la instalación de telescopios y de otro equipo en satélites artificiales que permita el registro de radiaciones electromagnéticas de cualquier longitud de onda y algunos de los avances más espectaculares de la astronomía moderna se deben a las observaciones hechas desde satélites.

Por otra parte, desde un punto de vista diferente, cabe señalar que la absorción atmosférica de ciertas longitudes de onda es un beneficio ya que: a) De no existir gases que absorban las radiaciones cuya $\lambda < 3300\ \text{\AA}$, en la superficie terrestre incidirían continuamente rayos X y rayos ultravioleta que destruirían la vida en muy poco tiempo; b) si no hubiese ionosfera que bloqueara el paso de las radioondas, las radiocomunicaciones de largo alcance serían imposibles, ya que las ondas procedentes de las emisoras se dispararían en el espacio interestelar, sin rebotar hacia la Tierra. Esto sucede, por ejemplo, con las emisiones de televisión, cuyas longitudes de onda son de alrededor de $1\ \text{m}$; al no ser reflejadas por la ionosfera no pueden ser transmitidas directamente a larga distancia.

Volviendo al tema del análisis de la luz, se vio que la luz proveniente de una estrella cualquiera es en realidad una síntesis de muchas radiaciones de distinta longitud de onda. Por óptica sabemos que para descomponer la luz en las distintas radiaciones componentes, o, si se quiere, en los distintos colores que la componen, se emplea el espectrógrafo, cuya parte esencial es un prisma o una red de difracción. Al incidir un rayo de luz en cualquiera de estos dos dispositivos, se descompone en una sucesión de radiaciones simples (monocromáticas) de distinta longitud de onda y, por consiguiente, de distinto color. Esta sucesión de radiaciones de distintos colores forma lo que se denomina espectro. Una observación somera del espectro del Sol muestra una sucesión de colores que va desde el violeta, pasando por el azul, verde, amarillo y anaranjado, hasta el rojo. El color más intenso es el amarillo, lo cual no es casual, ya que a simple vista el

Sol tiene color amarillo. Esta observación no es trivial, pues si se mira el cielo de noche, se advierte que las estrellas no son todas amarillas, sino que las hay rojas, rojo oscuras, blancas y blanco azuladas.

Si se observa el calentamiento de un metal se notará que al calentarse se pone primero rojo oscuro, luego rojo claro, amarillo y, por fin, blanco. Esto muestra que debe haber alguna relación entre el color y la temperatura del cuerpo. Esta relación está dada matemáticamente por la ley de Wien

$$T = \frac{C}{\lambda_m} \quad [3]$$

donde λ_m = longitud de onda en la cual la emisión tiene un máximo de intensidad. C = constante = 0,2898 cm grado.

Si la temperatura se mide en grados Kelvin o absolutos (temperatura absoluta = temperatura en centígrados +273), y λ en Å, la constante es 28 975 000.

En el caso del Sol se dijo que su "color" es amarillo, o sea que la "longitud de onda de la radiación más intensa" es aproximadamente 5300 Å. De la ley de Wien resulta, en consecuencia:

$$T = \frac{28\,975\,000}{5300} = 5500 \text{ K}$$

Para ser exactos, hay que agregar que, en realidad, el máximo de energía se irradia en 4800 Å. La razón por la cual no se percibe así es porque el ojo humano no es un detector imparcial, sino que tiene preferencia por luz de cierta longitud de onda y registra sólo en parte la luz de longitud de onda distinta. Por ejemplo, la luz ultravioleta la percibe mal, y el azul y el verde relativamente mal. Por ello el "color más intenso" del Sol, según el ojo humano es el amarillo, y no el verde, como ocurriría si el ojo fuese un registrador objetivo. La temperatura del Sol, con $\lambda = 4800$ Å, no sería muy diferente del valor anterior, pues tendríamos $T = 6000$ K.

¿Es posible derivar con la ley de Wien la temperatura de todos los objetos astrales? Supóngase que exista una estrella con una temperatura de 60 000°; el λ_m será entonces de 480 Å. Un objeto con una temperatura de 1000° tendría, a la inversa, $\lambda_m = 28\,980$ Å. En ambos casos, el máximo de radiación cae fuera de la ventana óptica y mediante observaciones hechas únicamente desde la Tierra sería difícil encontrar estos objetos si sólo nos guiáramos por la ley de Wien.

Esta dificultad podría obviarse si se conociera la variación de la intensidad de las radiaciones con la longitud de onda, por ejemplo, de las intensidades en las vecindades de λ_m .

La expresión matemática de estas intensidades está dada por la ley de Planck, según la cual:

$$E = \frac{c_1}{\lambda^5} \times \frac{1}{e^{\frac{c_2}{\lambda T}} - 1} \quad [4]$$

donde c_1 = constante = $3,74 \cdot 10^{-6}$ erg cm²/s; c_2 = constante = 1,439 cm grad, y T = temperatura (absoluta).

Cuando λT es pequeña respecto a c_2 se puede reemplazar la expresión exacta de la ley de Planck por la fórmula aproximada.

$$E = C_1 \lambda^{-5} \cdot e^{-\frac{C_2}{\lambda T}}$$

[5]

Esta expresión permite calcular a una temperatura dada, por ejemplo $T = 6000 \text{ K}$, la intensidad E emitida para aquellas longitudes de onda λ tales que $\lambda T \ll c_2$. En la figura 1 están dadas las curvas correspondientes a diferentes temperaturas. Obsérvese que los máximos, señalados con flechas, corresponden a la fórmula [3]. Un examen de las curvas indica que las pendientes en el intervalo $4000\text{-}6000 \text{ \AA}$ son diferentes. Lo que se debe hacer entonces es dibujar las intensidades correspondientes a diferentes longitudes de onda y comparar la curva resultante con las curvas de Planck. La que mejor coincida con la observación permitirá deducir la temperatura de la estrella que emitió la luz.

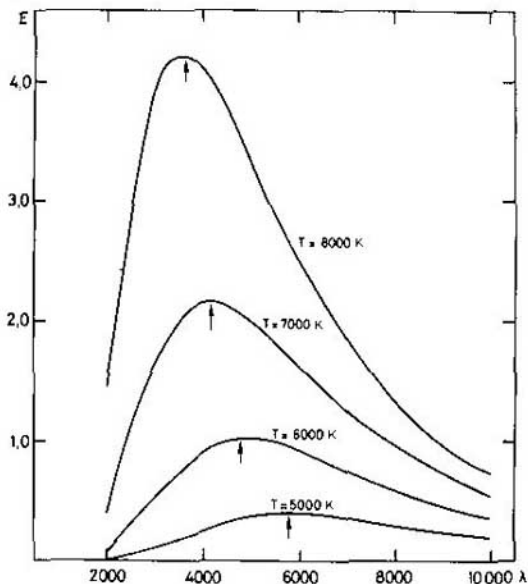


Fig. 1. Curvas de Planck para distintas temperaturas. Abscisas: longitud de onda (λ) en \AA . Ordenadas: intensidades en unidades de $10^{16} \text{ erg/cm}^2 \cdot \text{s}$. Las flechas señalan el máximo de cada curva.

Hay que aclarar que tanto la ley de Wien como la de Planck se aplican a radiadores perfectos, denominados en física, por tradición, "cuerpos negros". No existe un radiador perfecto en la naturaleza, ya que en toda fuente luminosa la radiación emergente está influenciada por la composición química de la materia que emite. De ahí que no se puede esperar que estas leyes se apliquen rigurosamente a las estrellas.

Definamos ahora con más precisión lo que entendemos por "intensidad" y por "color", conceptos que hemos usado hasta ahora en sentido intuitivo.

Es un hecho bien conocido que unas estrellas brillan más que otras. Los astrónomos suelen definir un concepto algo más complicado, la "magnitud", heredado de los griegos. Tolomeo dividió las estrellas en seis "magnitudes", las más brillantes eran de magnitud "uno" y las más débiles, de magnitud "seis". Claro está que mediante un telescopio, se pueden ver estrellas de magnitud más débil aún.

Las magnitudes así adoptadas resultaron de difícil manejo, ya que no se podían medir, sino que eran producto de estimaciones subjetivas. Hasta el siglo pasado no se perfeccionó un método riguroso, basado en la comparación de la intensidad de la luz emitida por cada estrella con la emitida por una fuente de luz de intensidad regulable, de modo que de cada estrella se obtiene una determinada iluminación. Por iluminación entendemos la energía recibida por unidad de superficie y de tiempo, a una distancia dada. El problema de cómo relacionar las iluminaciones medidas con las magnitudes se resuelve mediante la fórmula de Pogson, que establece que las magnitudes de dos estrellas y sus respectivas iluminaciones, I , se relacionan según la fórmula:

$$m_1 - m_2 = -2,5 \cdot \log \frac{I_1}{I_2} \quad [6]$$

El signo negativo indica que al aumentar la iluminación, disminuye la magnitud. Resulta de la fórmula que cuando las iluminaciones difieren en un factor cien, las magnitudes difieren en cinco enteros. Análogamente es fácil calcular que 1^m equivale a un factor 2,51; 0^m a un factor 1,1 y 0^m01 a un factor 1,01. Para determinar la magnitud de una estrella con exactitud de 0^m01 debe determinarse la iluminación con una exactitud del uno por ciento. Esta precisión es alcanzable con los fotómetros fotoeléctricos actuales.

6 Cuando decimos que la iluminación producida por una fuente es igual a otra, hay que decir además entre qué longitudes de onda se mide. El porqué de esto se ve bien en la figura 2 donde está dibujado el gráfico $I = f(\lambda)$ de dos fuentes luminosas, a y b . En la longitud de onda A la iluminación producida por las dos estrellas es igual, en B es $I_b < I_a$ y en C es $I_b > I_a$. Si en cambio se comparan las iluminaciones de varias estrellas a una determinada longitud de onda (por ejemplo, en λ_a) ya no hay ninguna indeterminación. De esto se desprende que lo ideal sería hablar de intensidades (y de magnitudes) monocromáticas medidas, por ejemplo, en $\lambda = 4250 \text{ \AA}$.

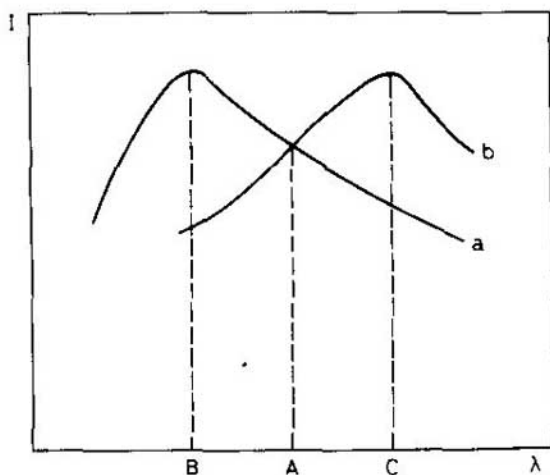


Fig. 2. Curvas de intensidad de dos radiadores (a y b) en función de la longitud de onda.

Esto, sin embargo, acarrea la dificultad práctica de que, como la iluminación que una estrella produce es débil, si sólo se mide la intensidad a 4250 \AA , queda prácticamente tan poca luz que no se puede medir nada. Por ello se toman no las iluminaciones en una longitud de onda, sino en una franja o banda. En otras palabras, en vez de medir una ordenada, medimos el área $ABCD$ (Fig. 3), que nos dará una iluminación o flujo promedio en la longitud de onda λ_1 . Para ello se debe eliminar la luz de longitud de onda mayor que D , y de longitud de onda menor que A . Esto se consigue mediante filtros apropiados, que absorben todas las radiaciones que no pertenecen a la banda elegida.

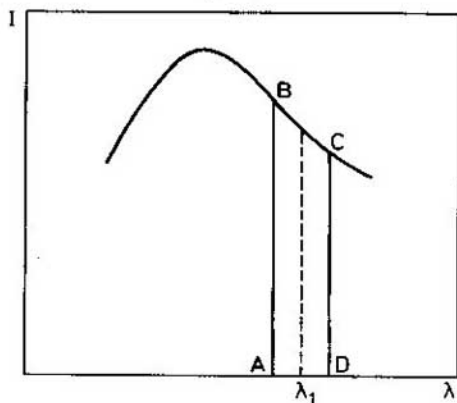


Fig. 3. Ilustración del concepto de medición de magnitud en la longitud de onda λ_1 .

7

En astronomía se emplean varios tipos de magnitudes, cada una definida por la región de longitudes de onda que registra. En la tabla que sigue se dan algunas magnitudes usadas habitualmente

Magnitudes	Denominación	Intervalo de longitud de onda (en \AA)	Longitud de onda media (en \AA)
Ultravioleta	U	3000 - 4050	3600
Azul	B	3700 - 5500	4200
Amarillo	V	4800 - 6500	5500
Rojo	R	6000 - 9200	6700

Demás está decir que lo que se mide son iluminaciones que luego se convierten en magnitudes. La magnitud "B" es aproximadamente equivalente a la antigua "magnitud fotográfica" y la "V" es equivalente a la "magnitud visual".

Con todas las magnitudes determinadas hasta la fecha --alrededor de un millón-- se han compilado catálogos fotométricos especiales. De más de sesenta mil estrellas se han determinado magnitudes más precisas, con una exactitud de hasta unos centésimos de magnitud.

En este orden de ideas, se puede intentar precisar algo más el concepto de "color". Se ha visto que el ojo percibe como color de una fuente

luminosa la sensación correspondiente a la longitud de onda en la cual la fuente irradia más intensamente. Pero si decimos simplemente que la luminosidad de una fuente es de 4^o52 en la longitud de onda 4500 Å, no se ha definido aún el color, porque se necesita referir esta intensidad (o magnitud) a algo, es decir hay que precisar una escala de valores; por ejemplo, la intensidad o magnitud de la fuente en otra longitud de onda. Definiremos así como índice de color la diferencia entre las magnitudes de una estrella en distintas longitudes de onda. Si m_U y m_B son las magnitudes ultravioleta y azul respectivamente de un objeto, en 3600 y 4200 Å, entonces el índice de color U-B se define como

$$m_U - m_B$$

La convención es que siempre figure en segundo término la magnitud correspondiente a la longitud de onda más larga.

Cabe preguntarnos qué pasaría si en vez de considerar la luz que la estrella irradia en una banda, se considerase la luz que la estrella irradia en toda la extensión de su espectro. Esta energía total puede medirse con un instrumento especial, el bolómetro, y la "magnitud" que corresponde a la intensidad medida se denomina "magnitud bolométrica". La energía emitida por centímetro cuadrado de superficie estelar y por segundo es proporcional a la cuarta potencia de la temperatura, según la ley de Stefan:

$$E_1 = \sigma T^4 \quad [7]$$

La dificultad radica en que E_1 es la energía radiada por unidad de superficie y de tiempo, en tanto que lo que medimos es la energía total irradiada por la estrella, es decir el producto de E_1 por la superficie. Dicho en otros términos, en la "magnitud bolométrica" está contenida información sobre la temperatura y el radio de la estrella.

Veamos el caso del Sol. Se puede medir con el bolómetro la energía solar que recibe por minuto cada centímetro cuadrado de superficie terrestre. Esta cantidad se llama "constante solar" y asciende a 1,97 cal/cm²min. De acuerdo con nuestra práctica debe ser reducida a unidades c-g-s-, lo que da 1,37 10⁶ erg/cm² s.

Esta, por supuesto, no es toda la energía irradiada por el Sol, sino sólo la energía que atraviesa un centímetro cuadrado de una superficie esférica concéntrica con el Sol y con un radio igual a la distancia media de la Tierra al Sol. Para calcular la cantidad de energía total irradiada por el Sol, debemos multiplicar esta cantidad (la constante solar) por la superficie de la esfera cuyo radio es igual de la órbita terrestre, o sea: 150 000 000 km = 1,5 × 10¹³ cm, vale decir: $F = 1,37 \times 10^6 \cdot 4\pi (1,5 \times 10^{13})^2 = 3,88 \times 10^{33}$ erg/s.

Para hallar la energía que irradia el Sol por cm² y por segundo debemos dividir esta cantidad por la superficie solar, cuyo radio es de 700 000 km = 7 × 10¹⁰ cm

$$\frac{F}{4\pi R^2} = E_1$$

De aquí resulta: $E_1 = 6,3 \times 10^{10}$ erg/s. Se puede ahora calcular la temperatura del Sol mediante la ley de Stefan:

$$E_1 = \sigma \cdot T^4 \quad \text{donde} \quad \sigma = 5,67 \times 10^{-6} \text{ erg/cm}^2 \text{ grado}^4 \text{ s}$$

resulta $T = 5780$ K.

La ley de Stefan se aplica a veces prescindiendo de si la estrella irradia como un cuerpo negro, es decir, se mide la energía total emitida por la estrella y se la iguala a σT^4 . Esto nos permite derivar una temperatura --denominada "temperatura efectiva"-- que no tiene que coincidir rigurosamente con la temperatura superficial de la estrella.

En lo expuesto más arriba, hemos visto cómo se definen las magnitudes y los índices de color y cómo pueden definirse distintos "índices de colores", es decir, diferencias entre las magnitudes de una misma estrella en diferentes longitudes de onda.

Supongamos que se han medido en una estrella, cuya curva de radiación se representa en la figura 4, las iluminaciones correspondientes a las respectivas longitudes de onda A , B , C , D . La fórmula de Pogson permite pasar de estas iluminaciones a las magnitudes m_A , m_B , m_C , m_D correspondientes. En consecuencia, se pueden definir los "colores" o "índices de color": $m_A - m_B$, $m_A - m_C$, $m_A - m_D$, ó $m_B - m_D$, etc. Surge naturalmente la pregunta de si todos estos colores son independientes, o sea de si una estrella puede tener índices de color cualesquiera. Una pequeña reflexión muestra que esto último no debe ser el caso, ya que si los astros irradian como si fuesen cuerpos negros, la curva de radiación sería una curva de Planck. También se ha visto que una curva de Planck cualquiera queda especificada por la temperatura T . Entonces I_A , I_B , I_C , I_D no pueden ser arbitrarios, ni en consecuencia las magnitudes m_A , m_B , m_C y m_D . De aquí que los índices de color no pueden ser tampoco arbitrarios. Para aclarar esto piénsese en un cuerpo de temperatura $T = 10\ 000$ K; la fórmula de Planck, por ejemplo, nos permite calcular la radiación para $\lambda = 4000$, 5000 , 6000 y 7000 Å. Al convertir estas intensidades en magnitudes, se tendrá m_{4000} , m_{5000} , m_{6000} y m_{7000} , lo cual permitirá calcular teóricamente los colores, una vez conocida la temperatura de la estrella; o la temperatura,

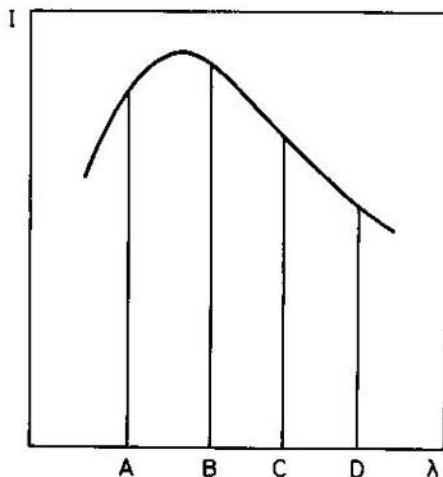


Fig. 4. Curva de Planck para una temperatura dada.

conociendo el color. Se ve pues que, en esencia, sólo se necesita un color (o sea la diferencia entre dos magnitudes monocromáticas) para determinar la temperatura de una estrella. Se debe recalcar que esto

sólo se cumple en la medida en que una estrella cualquiera irradia como 'cuerpo negro'. Si no fuera así, no será válida la fórmula anterior. Se desprende, entonces, que en la práctica no se puede confiar en los cálculos teóricos, sino que se debe medir los colores para controlar en qué medida se ajusta la naturaleza a la idealización de que las estrellas irradian como cuerpos negros.

Para mostrar en qué medida la fórmula es aplicable, se ha representado en la figura 4a el resultado de las medidas de la intensidad y la longitud de onda de tres estrellas diferentes. Obsérvese que se han combinado medidas hechas con satélites (λ 3200) con medidas visuales e infrarrojas. Si bien el acuerdo entre las curvas teóricas (cuerpo negro) y los valores observados no es perfecto, es lo suficientemente exacto para que la fórmula del cuerpo negro pueda utilizarse como una primera aproximación a la realidad.

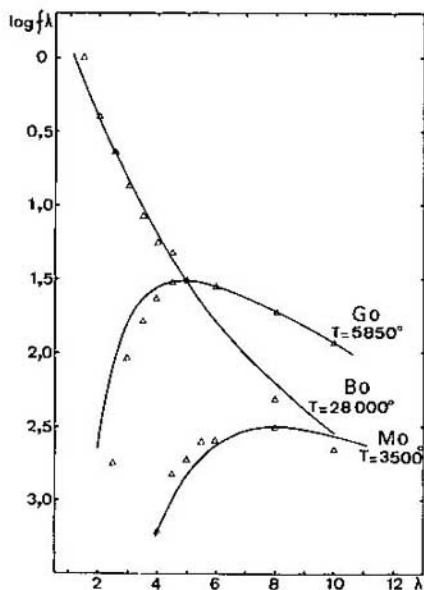


Fig. 4a. Emisión en función de la longitud de onda.

La curva representa la emisión del cuerpo negro para la temperatura indicada y los triángulos las observaciones. En las ordenadas está dado el logaritmo de la emisión; el origen de la escala es arbitrario. En las abscisas se consignan las longitudes de onda en 10^3 \AA ($= 10^{-6} \text{ cm}$).

ESPECTROS ESTELARES

En el capítulo anterior se ha descrito los espectros como una sucesión continua de distintos colores. Esta es poco más o menos la descripción que Newton dio en el siglo XVIII, si bien a principios del siglo XIX Wollaston y luego Fraunhofer encontraron que el espectro del Sol está surcado además por un sinnúmero de finas líneas oscuras. Durante muchos años no se conoció el significado, ni de los espectros, ni de estas "líneas de Fraunhofer". Su interpretación no fue puesta sobre bases firmes hasta que Bunsen y Kirchhoff, a mediados del siglo XIX, demostraron que:

1. Todos los cuerpos, tanto sólidos como líquidos, así como los gases densos en estado incandescente, emiten un espectro continuo, formado por bandas de color que se suceden sin solución de continuidad, es decir carente de líneas.

2. Todos los gases poco densos, en estado incandescente, emiten un espectro discontinuo, compuesto por un cierto número de líneas brillantes, cuya posición e intensidad dependen exclusivamente del gas emisor. Si el gas no está formado por átomos, sino por moléculas, además de líneas aisladas hay bandas formadas por la confluencia de numerosas líneas.

3. En todos los espectros de líneas, éstas pueden ser brillantes (de emisión) u oscuras (de absorción); si antes de llegar al observador el haz de luz atraviesa una capa más fría del mismo gas que existe en la fuente, la línea será de absorción; si la capa es más caliente, el espectro será de emisión.

Apenas descubiertas estas leyes, los físicos y los astrónomos comenzaron la investigación detallada de los espectros de las estrellas y del Sol. El primer resultado sorprendente fue alcanzado al estudiar el espectro solar. Como se dijo ya, el espectro del Sol es continuo y está cruzado por numerosas líneas oscuras (líneas de absorción). Por lo tanto el Sol debe estar constituido por un cuerpo central que produce el espectro continuo (denominado fotosfera) y por una capa más fría que envuelve la fotosfera (denominada capa inversora) que produce las líneas de absorción. ¿Qué pasaría si, por un momento, se pudiese suprimir la fotosfera y observar sólo la capa inversora? La tercera ley nos dice de inmediato que se vería un espectro de emisión, porque la capa inversora, si bien más fría que la fotosfera, es todavía muy caliente. ¿Cómo eliminar la fotosfera? Simplemente esto ocurre durante un eclipse total del Sol; segundos antes de la fase de totalidad, todo lo visible del Sol es un borde delgado, parte de la capa inversora. El espectro de esta capa es idéntico al espectro de absorción del Sol, excepto que las líneas son de emisión y no de absorción, como predice la ley de Bunsen y Kirchhoff.

En estos momentos se conocen ya los espectros de más de un millón de estrellas, y de su estudio se pueden deducir dos conclusiones fundamentales. La primera es que, en el 99% de los espectros observados, sólo se ven

líneas y/o bandas de absorción sobre un fondo continuo, en tanto que en el 1% restante se observan líneas y/o bandas de emisión. A partir de la tercera ley mencionada se deduce que esencialmente todas las estrellas poseen fotosfera y capa inversora. La segunda conclusión general del análisis de los espectros es que la aparente multiplicidad de los espectros no es tal, pues casitodo ellos se pueden agrupar en un esquema simple, con no más de una docena de tipos fundamentales, entre los que hay transiciones graduales. La descripción de estos tipos fundamentales, más la reproducción de sus espectros típicos, es lo que se denomina "sistema de clasificación espectral".

Astrónomas de Harvard, en especial Maury y Cannon, crearon a comienzos de siglo el llamado "sistema Harvard", que ha resultado muy útil y es relativamente sencillo, por lo que hablaremos de él. Cada tipo fundamental de espectros se designa mediante una letra en el siguiente orden:

RN
O B A F G K M
S

dando origen al siguiente versito mnemotécnico en inglés:

*Oh Be A Fine-Girl Kiss Me
Right Now
Smack!*

Entre estos tipos generales hay otros intermedios, o de transición. Para denotarlos se agrega al tipo espectral un número del 0 al 9. El tipo A10 es idéntico al F0; el A5 es intermedio entre A0 y F0.

12

Comencemos la descripción de los tipos espectrales a partir del tipo A0, que es el más simple. En efecto, en él se observa un continuo sólo interrumpido por líneas de absorción dispuestas en un cierto orden (marcadas con triángulos en la parte superior), cuyas posiciones se pueden calcular de acuerdo con la fórmula dada por Bohr para la serie llamada de Balmer en el átomo de hidrógeno:

$$\frac{1}{\lambda} = R \left(\frac{1}{2^2} - \frac{1}{n^2} \right) \quad [8]$$

R = constante de Rydberg = $109\,677 \text{ cm}^{-1}$; $n > 2$.

Además de las líneas de hidrógeno sólo se observa una línea fuerte, debida al calcio ionizado ($\lambda = 3933$).

Si se toma un espectro A algo más tardío (avanzando hacia los espectros M), por ejemplo A3, se ven además de las líneas de hidrógeno, que la línea $\lambda 3933$ se ha intensificado con respecto a la de los espectros más tempranos y que hay una línea en 4481 debida al magnesio ionizado y otras líneas más débiles.

En forma análoga se pueden estudiar los restantes tipos espectrales, comparando las líneas que se intensifican o debilitan respecto a las de los tipos vecinos.

Para no recargar al lector con detalles innecesarios se hace a continuación una descripción muy sumaria de los tipos espectrales. (Compárese con las reproducciones de la figura 5).

SECUENCIA PRINCIPAL

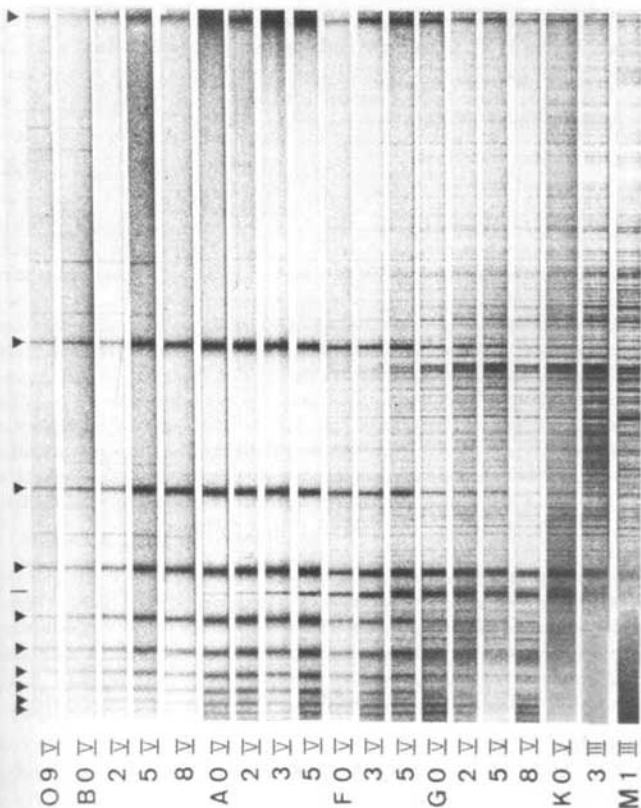


Fig. J. Clasificación espectral de las estrellas enanas. A la izquierda se dan los tipos espectrales. Las diez flechas en la parte superior señalan las líneas de la serie de Balmer del espectro del hidrógeno, y la raya vertical, la posición de la línea del calcio ionizado (λ 3933). En la parte inferior están señaladas las posiciones de las líneas λ 3933 y λ 3968 del calcio ionizado, λ 4226 del calcio neutro y λ 4300 de la molécula CH (Reproducida de "Classification Spectrale" de M. Jaschek, C. Jaschek y J. Marcourt Observatorio de Estrasburgo, Francia.)

Tipo espectral O. Aparecen líneas de hidrógeno, de helio ionizado y de silicio tres veces ionizado.

Tipo espectral B. Los espectros se caracterizan por las líneas de hidrógeno y las líneas de helio neutro, que se van debilitando hacia los últimos subtipos (B8-B9). En cambio las líneas de helio ionizado desaparecen ya en los tipos O9-B0.

Tipo espectral A. Las líneas más intensas son las del hidrógeno. En los últimos subtipos se observan numerosas líneas debidas a metales ionizados. Las líneas K y H del calcio una vez ionizado (λ 3933, λ 3968), apenas visibles en los primeros subtipos, se van intensificando paulatinamente hacia los últimos.

Tipo espectral F. La intensidad de las líneas K y H aumenta y llega a ser mucho mayor que la de las líneas de hidrógeno en los últimos subtipos. El número e intensidad de las líneas metálicas aumentan, en especial los correspondientes al titanio, hierro y cromo ionizado. Comienzan a aparecer líneas correspondientes a metales neutros.

Tipo espectral G. Son estrellas de tipo solar. El Sol tiene espectro G2. Las líneas metálicas son numerosísimas. Aparecen muy intensas la línea λ 4226 del calcio neutro y las primeras bandas moleculares, debidas a las moléculas CN y CH (por ejemplo, 4310). Las líneas de los metales ionizados se debilitan y se refuerzan las líneas debidas a los metales neutros.

14

Tipo espectral K. Las líneas H y K del calcio ionizado alcanzan su máxima intensidad en este tipo. Las bandas moleculares comienzan a reforzarse.

Tipo espectral M. La línea λ 4226 del calcio neutro se intensifica aún más y las bandas moleculares se refuerzan notablemente, en especial las del óxido de titanio. Las estrellas de los tipos espectrales S, R y N son similares a las de tipo M, salvo que en las S aparecen bandas de óxido de circonio, y en las R y N, bandas de carbono, CN y CH.

Las estrellas de los tipos espectrales S, R y N son gigantes de los tipos G, K y M, en las que aparecen muy reforzados algunos elementos. En las estrellas R y N no existe casi oxígeno, pero el carbono es muy abundante. A esto se debe que estas estrellas se llamen también "estrellas de carbono", abreviado C. Las moléculas de C₂, CN y CH están muy reforzadas. En las estrellas S aparecen muy reforzadas las bandas de óxido de circonio.

Cabe observar que las estrellas de los tipos B a M son las más frecuentes. El 99% de las estrellas tienen espectros correspondientes a estos tipos. Los tipos O, R, N y S son muy pocos frecuentes. En el Apéndice II se dan las clasificaciones espectrales de algunas de las estrellas más brillantes.

El próximo paso es considerar un poco más en detalle los datos que brinda el conocimiento del tipo espectral de la estrella. Tomemos un tipo F2.

En primer lugar la clasificación dice que en esta estrella existen ciertos elementos a los que se deben las líneas que observamos. Así se sabe que en su atmósfera hay hidrógeno, calcio, magnesio, hierro, cromo, titanio, etc. Si se analiza con cuidado el espectro se llega a la conclusión

de que todas las líneas espectrales observadas pueden adjudicarse a elementos conocidos en el laboratorio. Esto se puede generalizar afirmando que en ninguno de los espectros analizados aparecen líneas de elementos desconocidos, o sea, que los elementos químicos son los mismos en todo el Universo. Es interesante notar que alguna vez se creyó descubrir elementos nuevos, desconocidos en la Tierra, cuyos espectros se habían observado en las estrellas o en el Sol. El primer caso fue un elemento cuyas líneas aparecían en estrellas de espectro temprano, con gran intensidad y cuya presencia también se detectó en el Sol; este elemento fue llamado "helio" (por Sol). Pocos años después se descubrió en mínimas cantidades en la atmósfera terrestre. Décadas después se "postuló" un nuevo elemento, que se bautizó "coronio", porque aparecía en la corona solar. En 1943 Edlén, físico sueco, probó que no existía como elemento nuevo y único, pues todas las líneas que se le atribuían se debían a elementos conocidos, si bien fuertemente ionizados, tales como hierro diez veces ionizado, calcio once y doce veces ionizado, etc.

El conocimiento de los elementos que hay en una estrella no basta, pues cabe preguntarse porqué sólo se encuentran en ella estos elementos y no otros; por ejemplo, en las estrellas de tipo F2, no se detectan carbono, nitrógeno o helio. Durante mucho tiempo se pensó que no había tales elementos en las estrellas en cuestión, y se hablaba por ejemplo de estrellas de helio (tipo espectral B) en contraposición con las estrellas de hidrógeno (tipo espectral A), compuestas respectivamente de helio y de hidrógeno.

Es fácil de demostrar que esta conclusión es incorrecta, porque en el espectro de las estrellas de tipo espectral B hay líneas de hidrógeno, si bien más débiles que en el de las estrellas de tipo A, e inversamente hay algunas líneas débiles de helio en el de las estrellas de hidrógeno. La separación, si la hay, no es muy nítida. La cuestión fue resuelta por completo en la segunda década del presente siglo por el físico hindú Saha, quien descubrió que en una estrella cualquiera pueden coexistir todos los elementos, aunque sólo unos pocos se manifiestan mediante líneas espectrales. Precizando más, se detectan sólo aquellos elementos que cumplen los siguientes requisitos:

- a. que las líneas producidas caigan en la región del espectro que se observa;
- b. que la temperatura de la atmósfera estelar sea suficiente para excitar los átomos de estos elementos.

En cuanto al requisito a. no hay mucho que aclarar, pues su significación es obvia, pero si cabe hacer algunas observaciones con respecto al requisito b.

Un elemento cualquiera, o mejor dicho, sus átomos, pueden producir líneas espectrales. Es sabido que todo átomo posee un núcleo rodeado de un cierto número de electrones que giran a distinta distancia de éste. Por el momento, considérese únicamente el electrón exterior. Este electrón puede moverse en su órbita normal o en otra órbita más alejada del núcleo. Para que esto último suceda necesita más energía de la que posee en su órbita normal. Al absorberla salta de su órbita primitiva a otra más alejada; pero, en general, devuelve la energía sobrante que absorbió tan pronto como puede, recayendo en la órbita primitiva. La energía excedente la despende en forma de radiación monocromática --o sea en forma de una línea espectral. ¿Cómo se consigue pasar energía al electrón para que al soltarla produzca radiación? Simplemente calentando el gas. Al calentarlo aumenta la agitación de sus átomos, y parte de esta energía cinética

pasa a los electrones. Cuanto más se calienta el gas, tantos más átomos tendrán electrones excitados (es decir, desplazados de su órbita fundamental).

La fracción de los átomos excitados es pues una función creciente de la temperatura, lo que implica que las líneas espectrales se intensifican a mayor temperatura, ya que hay más átomos que emiten radiación. Pero si la temperatura aumenta mucho, se observa que las líneas espectrales se debilitan y aún llegan a desaparecer. Esto se explica considerando que si la energía transmitida a los electrones es excesivamente grande (como sucede a elevadas temperaturas) el electrón no salta a órbitas más alejadas del núcleo, sino que se desprende del átomo. Pero al desprenderse no regresa ya a las órbitas inferiores de aquél y por lo tanto no puede producir radiación o líneas espectrales. Se dice entonces que el átomo está ionizado una vez.

Si se sigue elevando la temperatura, se puede repetir el razonamiento anterior, pero ya no aplicándolo al electrón exterior que se perdió, sino al que le sigue de afuera a dentro.

Lo que precede puede expresarse matemáticamente mediante la fórmula de Saha

$$N(\text{at. ionizados}) \cdot N(\text{electrones}) = \phi(T) \cdot N(\text{at. neutros})$$

o sea

$$16 \quad \frac{N(\text{át. ionizados})}{N(\text{at. neutros})} = \text{fracción de átomos ionizados respecto del total} = \frac{\phi(T)}{N(\text{electrones})}$$

La función $\phi(T)$ es una función de la temperatura, de la forma

$$\phi(T) = b \cdot T^{5/2} \cdot e^{-\frac{\chi}{kT}}$$

donde k es la constante de Boltzmann y χ es una constante que caracteriza la facilidad con que el átomo pierde su electrón, es decir se ioniza.

Sin entrar en detalles, se pondrá un ejemplo numérico de esta fórmula. Tómese el elemento calcio a una presión de 10^4 bar/cm², y calcúlese el porcentaje de átomos de calcio en diferente estado de ionización a diferentes temperaturas.

	Calcio neutro (%)	Calcio ionizado (%)	Calcio dos veces ionizado (%)
$T = 4000$ K	93	7	-
6000 K	1	99	-
8000 K	-	61	39
12 000 K	-	1	99

De acuerdo con la tabla se ve que el espectro del calcio neutro sólo podrá observarse en estrellas cuya temperatura ascienda a 6000 K, porque a temperaturas mayores quedan ya pocos o ningún átomo de calcio neutro. El espectro del calcio ionizado aparecerá entre los 4000 y los 12 000 K. Por encima de los 12 000 K, el calcio sólo aparecerá doblemente ionizado. Esta

misma línea de razonamiento nos da también la clave del comportamiento del hidrógeno. Las líneas del hidrógeno aparecen en el espectro de todas las estrellas; pero, en las más frías (tipo K o M) son débiles. Esto no se debe a que haya poco hidrógeno, sino a que la temperatura no es aún bastante alta. Si se va hacia tipos espectrales más tempranos, es decir de mayor temperatura, las líneas serán cada vez más intensas, porque las producirán más y más átomos. A 10 000 K (estrellas de tipo A) las líneas de hidrógeno alcanzan su máxima intensidad, porque a mayor temperatura una fracción mayor de átomos se ionizan, es decir, el átomo de hidrógeno pierde su (único) electrón y deja de producir líneas de hidrógeno. Cabe esperar (y así sucede) que las líneas de hidrógeno se debiliten en los espectros de tipo B y O.

Es evidente que este razonamiento permite predecir qué temperatura produce líneas de máxima intensidad de cada elemento. Como se conoce la temperatura que corresponde a cada tipo espectral, se puede comprobar si la observación y la teoría concuerdan. En todos los casos se halla que el acuerdo es aceptable. Inversamente, se puede predecir qué elementos cabe esperar en un determinado tipo espectral (o sea a una determinada temperatura). Así, en el caso del carbono, por ejemplo, se puede calcular que en estado neutro debe alcanzar máxima intensidad en el tipo espectral K, como lo confirma la observación y la existencia de moléculas carbonadas, como CH y CN. Se espera que el carbono ionizado tenga su máxima intensidad en tipos tempranos y efectivamente se lo encuentra en los tipos B2-B3. El carbono dos veces ionizado aparece en tipos aun más tempranos, como es de esperar.

COMPOSICION DE LAS ESTRELLAS

17

En el párrafo anterior se dijo que es posible predecir los elementos que pueden observarse (por su espectro) en una determinada estrella. ¿Será posible ampliar algo más esta afirmación y predecir los elementos que debieran estar presentes? La cuestión es algo difícil, pues interviene un nuevo factor, que es el número total de átomos de un determinado elemento. Si el lector relea con cuidado lo que se ha escrito anteriormente en la página 16 verá que siempre se ha hablado de "fracciones" o porcentajes, pero nunca del número total de átomos. Si se consideran los espectros de dos estrellas de exactamente igual temperatura, pero que contienen distinto número de átomos de hierro, parece evidente que, en uno de ellos, las líneas de hierro serán más intensas que en el otro. Supongamos que el número de átomos de hierro sea el doble en la atmósfera de una que en la de la otra. ¿Serán las líneas provenientes del hierro dos veces más intensas en un espectro que en el otro?

Esta pregunta no tiene simple e inmediata respuesta. Considerese un elemento del cual sólo hay pocos átomos; por supuesto, las líneas que producen serán débiles; pero, en general no es fácil establecer (al menos no en forma elemental) cuántos átomos son necesarios para producir estas líneas débiles.

Antes de seguir conviene precisar más el concepto de intensidad de línea. Sea AE (Fig. 6) un trozo de curva de Planck, es decir, de la intensidad en función de la longitud de onda. Se dirá que en λ_1 hay una línea de absorción cuando la curva tiene una entrante. Si la línea es muy intensa, la forma de la entrante (Fig. 7) será dis-

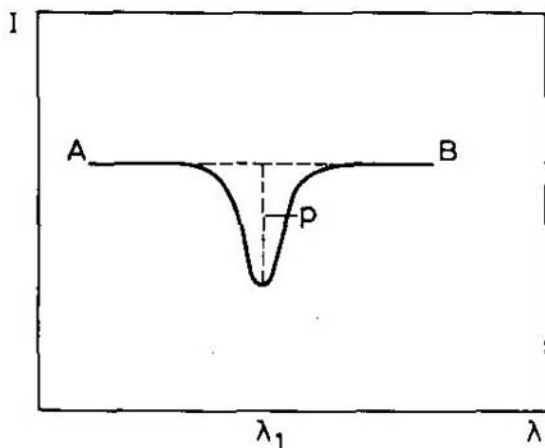


Fig. 6. Línea de absorción. AB representa el fondo continuo.

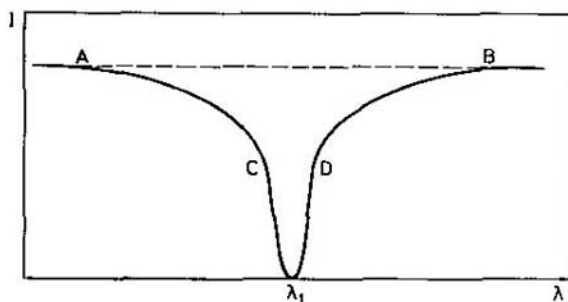


Fig. 7. Línea de absorción intensa. AC y DB se denominan alas de la línea y CD su núcleo. El segmento AB representa el fondo continuo si la línea no estuviera presente.

tinta. Con respecto al continuo hipotético (AB punteado), la línea tendrá un "núcleo" (entre C y D) y "alas" (AC y BD) que se confunden paulatinamente con el continuo.

¿Cómo medir la intensidad de una línea? Se podría medir por la depresión F que causa en el continuo (Fig. 6). Es fácil ver que esto no tiene mucho sentido si la línea es intensa, ya que entonces p es una constante. En este caso la línea se intensifica cuando las alas se extienden más y más. Por ello se conviene en definir la intensidad por el área de la superficie, que la línea ha quitado del continuo. Cuanto mayor sea el área, tanto más intensa será la línea. Teóricamente resulta que la intensidad de la línea es proporcional al número de átomos cuando la línea no es muy intensa (casos a, b y c de la Fig. 8). En cambio, cuando la línea es intensa (caso d), la intensidad es proporcional a la raíz cuadrada del número de átomos. Por lo que vemos, resulta que de la intensidad de las líneas se puede inferir el número de átomos que la producen y así podremos calcular cuántos átomos de cada elemento existen en la atmósfera de una estre-

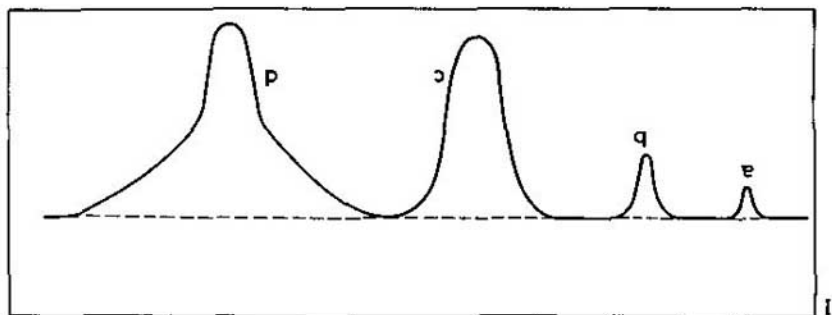


Fig. 8. Líneas espectrales de distinta intensidad.

lla. Es obvio que se omiten aquellos elementos que, por las condiciones de temperatura, no pueden producir líneas espectrales visibles.

Las investigaciones sobre este problema llevadas a cabo durante las últimas décadas dicen que en la atmósfera de todas las estrellas se encuentran los mismos elementos y aproximadamente en la misma proporción. Los elementos más abundantes son el hidrógeno y el helio; de cada 1000 átomos, 910 son de hidrógeno, 80 de helio y los 10 restantes, de otros elementos. Esto mismo, se representa en la figura 9, donde se indican las frecuencias (en escala logarítmica) de cada elemento en función de su número atómico o sea el número de orden en la Tabla Periódica de los Elementos.

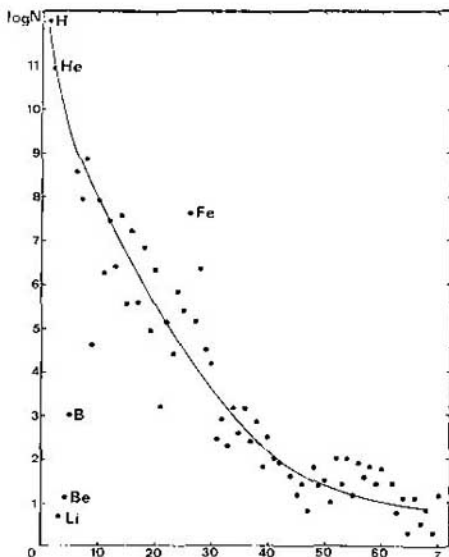


Fig. 9. Abundancia de los elementos en el Universo. Los círculos representan abundancias en estrellas. Abscisas: número atómico (algunos elementos están identificados con su símbolo químico). Ordenadas: logaritmo del número de átomos, tomando la abundancia del hidrógeno como 10^{12} atm/cm³.

De la figura 9 resulta evidente que la abundancia de los elementos disminuye rápidamente al aumentar su número atómico, es decir que en la naturaleza hay mucho menos elementos pesados que elementos livianos. Por ejemplo, la abundancia relativa del hidrógeno ($Z = 1$), del hierro ($Z = 26$) y del plomo ($Z = 82$) es de 30 000 000 000 : 600 000 : 1, respectivamente (Z representa el número atómico en general).

En la figura 9a se compara la composición del Sol con la de la Tierra. Se observa que los elementos más abundantes en el Sol (hidrógeno y helio) están casi ausentes en la Tierra. En cambio, en cuanto a elementos no gaseosos (aproximadamente $Z > 10$), la composición de ésta es muy similar a la de aquél. Resulta interesante comparar la composición química de otros cuerpos del sistema solar con la de la Tierra y la del Sol para ver a cual de ellas se asemejan más. Al analizar muestras de material lunar traído por los astronautas, se observa que la Luna tiene una composición similar a la de la Tierra y diferente a la del Sol. También los meteoritos muestran una composición "terrestre". Sin lugar a dudas, ello tiene que ver con el proceso de formación del sistema solar. Se admite que durante la fase de formación de los planetas, los satélites y los meteoritos, los elementos más livianos, se escaparon y que sólo los más pesados se condensaron.

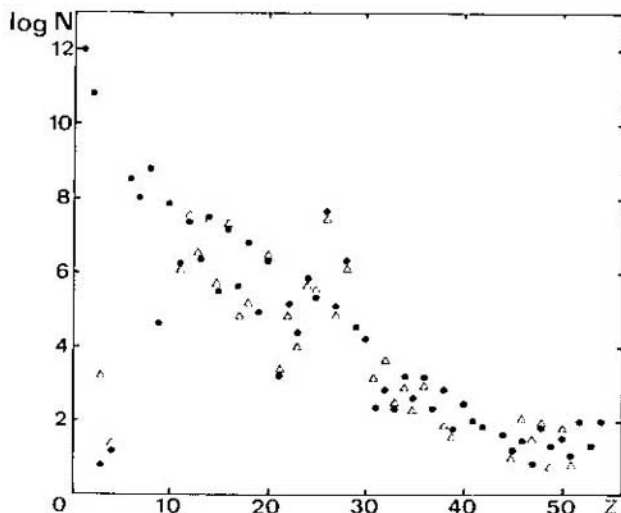


Fig. 9a. Comparación de la composición del Sol con la de la Tierra. Círculos negros: abundancia de los elementos en el Sol; triángulos: abundancia en la Tierra. Obsérvese que para $Z > 10$ círculos y triángulos están en general muy próximos.

TEMPERATURA DE LAS ESTRELLAS

En todo lo anterior se habló muchas veces de la temperatura de una estrella y es tiempo ya de precisar algo más su significado. Supongamos por un momento que un ser extraterrestre pregunte a un habitante de nuestro planeta qué temperatura tiene la atmósfera terrestre; la respuesta será que no es posible dar una contestación general, porque la temperatura atmosférica depende del lugar de la Tierra (polos o ecuador, por ejemplo) y de la altura sobre el nivel del mar.

Lo mismo pasa con las estrellas. La "temperatura" de cualquiera de éstas no es única y depende de dónde se la mida. Recuérdese que al hablar de espectros, se ha dicho que el espectro continuo es producido por la fotosfera, y que las líneas espectrales son debidas a una capa más fría que yace encima de la fotosfera y se denomina comúnmente "capa inversora". Cabe esperar entonces que la temperatura deducida del espectro continuo sea mayor que la deducida de las líneas espectrales. ¿Cómo se mide la temperatura del espectro continuo? Como se dijo ya, comparando la curva de radiación de la estrella con la de un cuerpo negro, o lo que es lo mismo, con una curva de Planck. También se puede medir aplicando la ley de Wien o la ley de Stefan.

De la ley de Wien se dedujo (pág. 4) una temperatura de 6000 K y de la de Stefan (pág. 8) 5780 K. Ahora bien, ¿cómo se deduce la temperatura de la capa inversora? Esta se puede obtener aplicando la fórmula de Saha para distintos elementos y viendo qué temperatura satisface mejor la fórmula. De ello resulta --no se dan los cálculos detallados-- una temperatura de alrededor de 5200 K, lo que muestra que no hay una temperatura única, como se dijo desde el comienzo. Para hablar con propiedad, debe especificarse previamente a qué temperatura se hace referencia y en qué punto se mide. Esto no quita que se utilice la temperatura como un parámetro muy valioso.

Resumiendo lo dicho sobre la temperatura, se concluye:

- a. la temperatura está relacionada con el color de la estrella (Cap. 1); y
- b. la temperatura de la atmósfera en que se originan las líneas espectrales determina la intensidad de éstas.

Esto sugiere la existencia de una relación entre el tipo espectral y el color y las observaciones realizadas han confirmado esta sospecha. En la Tabla I se consignan los valores de las relaciones espectro-color-temperatura.

Tabla I. Relación Espectro-Color-Temperatura

Espectro	Índice de Color (B-V)	Temperatura Efectiva (en K)	Color
O5	-0,35	40 000	azulado
B0	,31	28 000	
B5	,16	15 500	blanco
A0	0,00	9 900	
A5	+ ,13	8 500	
F0	,27	7 400	
F5	,42	6 600	amarillo
G0	,58	6 050	
G5	,70	5 500	
K0	,89	4 900	
K5	1,18	4 100	
M0	1,45	3 500	rojo
M5	1,63	2 800	

Nota: Los objetos más calientes que se conocen tienen temperaturas de 60 000 K y los más fríos de 1500 K.

DISTANCIAS ESTELARES

El método geométrico clásico de determinar distancias de puntos inaccesibles se ilustra en la figura 10, donde el observador se supone colocado en el vértice A y el objeto cuya distancia se desea medir, en el vértice B . Si se miden el lado AS y el ángulo p (o el ángulo $SAB = 90^\circ - p$) del triángulo rectángulo ASB , se puede derivar fácilmente la distancia BS , que es $BS = AS \cdot \text{ctg } p$.

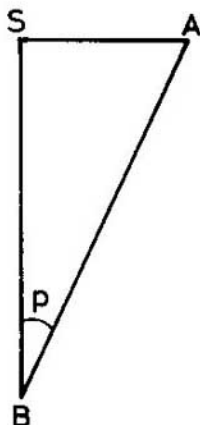


Fig. 10. Cálculo geométrico de distancias estelares.

23

Supóngase ahora que A sea la Tierra, S el Sol y B una estrella. El ángulo p bajo el cual se ve, desde la estrella, la distancia Tierra-Sol es lo que se denomina paralaje. En todos los casos conocidos resulta ser $p < 1''$, lo que implica que las distancias estelares son muy grandes comparadas con el lado AS , que es la unidad astronómica. Una estrella cuyo paralaje fuese de $1''$ se hallaría a la distancia de $3,08 \times 10^{13}$ km = $3,08 \times 10^{18}$ cm, esto es de un parsec (paralaje-segundo). La relación entre p (paralaje medida en segundos de arco) y la distancia r (expresada en parsecs) es

$$r = \frac{1}{p} \quad [10]$$

La Tabla II da la paralaje de algunas estrellas, los errores (probables) y las distancias.

Tabla II

Estrella	Nombre	Paralaje	Distancia (pc)
α Centauri	<i>Rigel Centauri</i>	$0'' 751 \pm 11$	$1,33 \pm 0,01$
β Canis Majoris	<i>Sirius</i>	$'' 375 \pm 4$	$2,67 \pm 0,02$
α Canis Minoris	<i>Procyon</i>	$'' 288 \pm 4$	$3,47 \pm 0,05$
α Bootis	<i>Arcturus</i>	$'' 090 \pm 5$	$11,1 \pm 0,6$
α Arietis	<i>Hamal</i>	$'' 043 \pm 6$	23 ± 3
γ Carinae	<i>Canopus</i>	$'' 018 \pm 6$	56 ± 18
α Orionis	<i>Betelgeuse</i>	$'' 005 \pm 4$	200 ± 160

Para tener una idea de la exactitud de las distancias determinadas mediante el paralaje, se puede razonar así: Si el paralaje es $0''030 \pm 0''006$ puede estar entre $0''036$ y $0''024$, a las que corresponden distancias de 29 y 42 pc, respectivamente. Es decir, la distancia está relativamente mal determinada.

Si se pide una distancia con un error menor del 10%, es fácil de demostrar que también el error de medida de los paralajes debe ser menor que el 10%. Se deduce de la tabla que sólo si $p > 0''050$ el error es menor que el 10%. Esto significa que sólo se puede medir con un error menor que el 10% la distancia de las estrellas no más lejanas que $1/0,050 = 20$ pc.

El problema que se plantea es pues el siguiente. ¿Cómo determinar la distancia de las estrellas que distan de la Tierra más de 20 pc?

Los astrónomos han hallado varios procedimientos para ello; el más común es el de las "distancias espectroscópicas", que se discutirá a continuación.

24

Si deseáramos conocer la distribución de las estrellas en el espacio, mediante el método recién descrito, encontraríamos enseguida que es muy trabajoso, ya que habría que proceder a localizar estrella por estrella de acuerdo con su distancia en un mapa tridimensional. ¿No habrá un procedimiento más rápido? La respuesta es afirmativa. Ya Herschel (1738-1822) analizó este problema y concluyó que existe un principio incontrovertible que puede ser empleado. El principio es que, cuanto más lejos esté una estrella, tanta menos luz se recibe de ella, es decir, tanto más débil será y por ende será mayor su magnitud. Vale decir que si se conoce la magnitud de todas las estrellas, se puede decir de inmediato que las más débiles se encuentran a mayor distancia del Sol. Hay una dificultad que no se le escapó a Herschel: que para que este procedimiento sea legítimo, todas las estrellas deben tener la misma luminosidad intrínseca. De no ser así, es evidente que una estrella puede ser débil por su lejanía o por serlo intrínsecamente, aunque se halle cerca del Sol.

Comencemos entonces por verificar si la luminosidad intrínseca de todas las estrellas es igual. El procedimiento más sencillo es calcular qué luminosidad tendrían las estrellas si se hallasen *todas* a una misma distancia arbitraria.

Para esto recuérdese que, según la fórmula de Pogson [6]

$$m - m_1 = -2,5 \cdot \log \frac{I}{I_1}$$

Por otra parte, de acuerdo con la fórmula fundamental de la fotometría

$$\frac{I}{I_1} = \frac{r_1^2}{r^2} \quad [11]$$

lo que nos da

$$m - m_1 = -2,5 \cdot 2 \cdot \log \frac{r_1}{r} = -5 \log r_1 + 5 \log r$$

Elijase ahora $r_1 = 10$ pc como distancia unidad. Entonces la estrella aparecerá como de una magnitud ficticia m_1 que denominaremos M . La fórmula en consecuencia será:

$$m - M = +5 \cdot \log r - 5$$

de donde

$$M = m + 5 - 5 \log r \quad [12]$$

Esta fórmula permite calcular la magnitud M que tendría una estrella de magnitud aparente m (situada a la distancia r del Sol), si se la desplazase hasta que su distancia al Sol fuese 10 pc. M se denomina "magnitud absoluta" de la estrella, y es una característica intrínseca de la estrella. Hay que agregar que si la magnitud aparente que se utiliza fuese la visual, la magnitud absoluta sería visual también.

En la Tabla III se dan las magnitudes absolutas de las estrellas tabuladas en la Tabla II (pág. 23).

Tabla III. Magnitudes Absolutas de Estrellas

	r	m_v	M_v
α Centauri	1,33	+0,33	+4 ⁷
α Canis Majoris	2,67	-1,63	+1 ²
α Canis Minoris	3,47	+0,48	+2 ⁸
α Bootis	11,1	+0,24	0 ⁰
α Arietis	23	+2,23	+0 ⁴
α Carinae	56	-0,86	-4 ⁶
α Orionis	200	+0,80	-6 ⁷

25

El examen de esta tabla es muy instructivo. Se esperaba que todas las estrellas tuviesen la misma luminosidad intrínseca (es decir, igual magnitud absoluta), pero en la tabla vemos que no es así, ya que hay estrellas entre $M = -6^7$ y $M = +4^7$. Esto equivale a

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log \frac{I_1}{I_2} = 11,4$$

$$\frac{I_1}{I_2} = 36\,000$$

es decir, α Orionis es 36.000 veces más brillante (intrínsecamente) que α Centauri. En realidad hay estrellas más brillantes aun que α Orionis y estrellas mucho más débiles que α Centauri. Los extremos conocidos son estrellas con $M = -8^0$ y $M = +15^0$, lo que, aplicando la fórmula de Pogson, muestra que las estrellas más luminosas radian $1,6 \times 10^9$ veces más energía por segundo que las estrellas intrínsecamente más débiles. La fórmula de la magnitud absoluta se presta a una interesante especulación. Si fuese posible conocer la magnitud absoluta de una estrella --por algún método-- sería fácil obtener la distancia de la estrella, ya que la magnitud aparente, que es el otro dato que entra en la fórmula, se puede determinar sin mayores dificultades. ¿Pero, existe algún método de determinar la magnitud absoluta? Veamos con qué otro parámetro físico está relacionada la magnitud absoluta. Hasta el momento hemos estudiado los siguientes parámetros de las estrellas: magnitud, color, temperatura y espectro. ¿Habrá alguna relación entre estos datos? Comencemos viendo la relación entre magnitud absoluta y el espectro. Para esto representemos en un sistema de coordenadas el tipo espectral y la magnitud absoluta de cada es-

trella. Por convención astronómica se dibujan los tipos espectrales en las abscisas, con los tipos más tempranos hacia la izquierda, y las magnitudes absolutas en las ordenadas, con los valores negativos hacia arriba (porque se trata de los objetos más luminosos). El diagrama que se obtiene de las estrellas con las paralajes más grandes ($p > 0.050$; $r < 20$ pc) está dado en la figura 11.

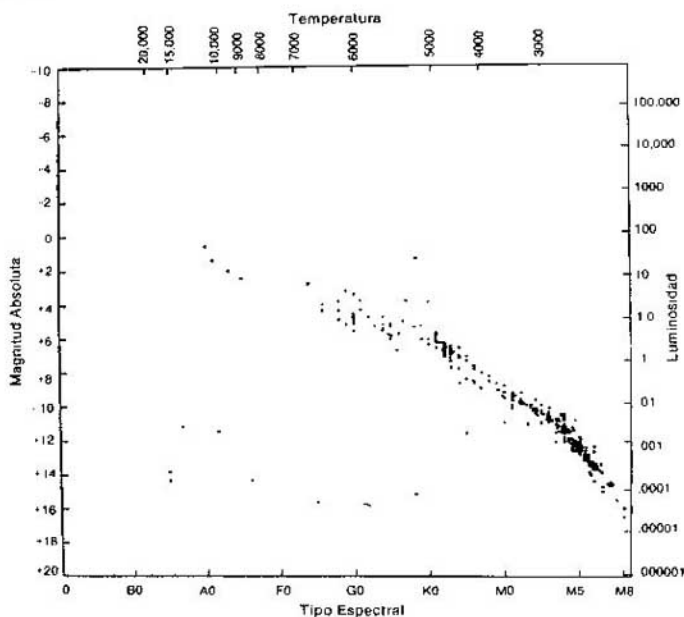


Fig. 11. Diagrama H-R de las estrellas cercanas. Abscisas, arriba: temperatura. Abscisas, abajo: tipo espectral. Ordenadas, izquierda: magnitud absoluta visual. Ordenadas, derecha: luminosidad, tomando como unidad la del Sol. (Reproducida de "Stellar Evolution", por O. Struve, © derechos reservados 1950, por Princeton University Press, Fig. 12, pág. 53. Cortesía de Princeton University Press, Princeton, Nueva Jersey.)

Evidentemente hay una estrecha correlación entre tipo espectral (y/o temperatura) y magnitud absoluta. Conociendo uno, puede deducirse el otro. La correlación, sin embargo, no es perfecta, ya que los puntos no caen rigurosamente sobre una curva, sino que se disponen más bien dentro de una franja. Así, por ejemplo, un tipo espectral G0 (o una temperatura de 5500 K) corresponde a magnitudes absolutas entre 3,5 y 5,0. Esta dispersión se debe a una combinación de los errores en los tipos espectrales y en las magnitudes absolutas.

La franja más poblada del diagrama se denomina 'secuencia principal' y abarca aproximadamente desde el ángulo superior izquierdo hasta el ángulo inferior derecho.

El diagrama "tipo espectral-magnitud absoluta" se suele denominar también diagrama H-R en honor a los astrónomos Hertzsprung y Russell, que señalaron su importancia. Dada la correlación entre tipos espectrales

e índices de color, a menudo se sustituyen los diagramas anteriores por los de índice de color-magnitud absoluta, y se los denomina también, por extensión, "diagrama H-R".

Es menester darse cuenta de la importancia fundamental de este diagrama, pues permite asignar a una estrella la magnitud absoluta que posee, siempre y cuando se conozca su espectro (o su color). Si además se conoce su magnitud aparente se puede obtener su distancia mediante la fórmula [12]:

$$M = m + 5 - 5 \log r$$

$$\log r = \frac{m - 5 - M}{5}$$

El método es, pues, muy sencillo en la práctica y permite determinar la distancia de estrellas muy lejanas.

¿Qué expresa físicamente este diagrama? Que una estrella cualquiera no puede tener magnitud intrínseca y color (o espectro) arbitrarios: sólo se dan unas pocas combinaciones. Fijado uno de los dos datos, el otro queda determinado.

Conviene examinar ahora un punto importante. ¿Hay estrellas fuera de la secuencia principal? La lógica parece indicar que no; pero, en la práctica se encuentran estrellas "anormales". Podemos anticipar que sólo el 10% de las estrellas se hallan fuera de la secuencia principal. ¿Dónde se encuentran y qué son realmente? En la figura 12 se han dibujado las regiones donde aparecen: son las regiones marcadas "gigantes", "super-

27

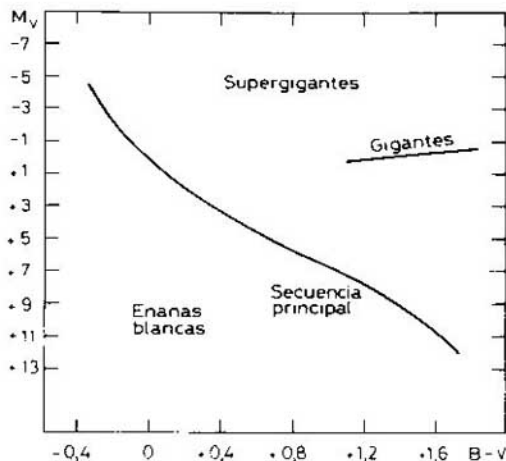


Fig. 12. Diagrama H-R esquemático. Abscisas: índice de color. Ordenadas: magnitud visual absoluta.

gigantes" y "enanas blancas". La secuencia principal se ha dibujado con trazo grueso. Obsérvese que en la figura anterior (Fig. 11) la secuencia principal no va más allá del tipo espectral A0. Esto significa que en la esfera de radio 20 pc alrededor del Sol no hay objetos intrínsecamente muy luminosos. Obsérvese también que hay

algunos denominados "gigantes", además de las estrellas de la secuencia principal (llamadas estrellas "enanas" por contraste). Con esto, el diagrama H-R pierde al parecer la utilidad señalada anteriormente, pues de un tipo espectral dado, por ejemplo, el G2, hay estrellas normales (enanas) ($M \sim +5$), estrellas gigantes ($M \sim 0$) y estrellas supergigantes ($M \sim -6$). Para preservar la utilidad del diagrama, debiera descubrirse, pues, en el espectro alguna característica que permitiese descubrir si es una estrella normal, gigante o supergigante. Tal "señal" existe en efecto. Comparemos en la figura 13, los espectros de tres estrellas luminosas (supergigantes Ia, Ib y II), de una gigante (III) y de una enana (V) del mismo tipo espectral. Obsérvese en especial la nitidez de las líneas. En la supergigante, éstas son muy nítidas -- es decir casi no tienen alas -- mientras que en la enana tienen alas extensas, y de aquí que su aspecto sea más bien difuso. Además en el espectro de la supergigante aparecen algunas líneas intensificadas si se las compara con las mismas líneas en la estrella enana. Como resultado de todo esto, el espectroscopista está en condiciones de decir si se trata de estrellas supergigantes, gigantes o enanas de un cierto tipo espectral. Si se tiene en cuenta este dato en el gráfico, se obtiene de inmediato la correspondiente magnitud absoluta.

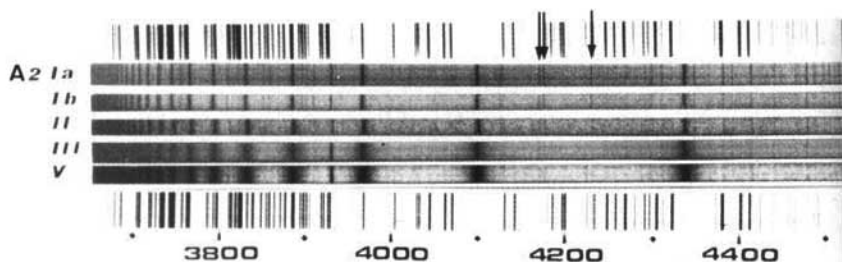


Fig. 13. Espectros de estrellas de igual tipo espectral, pero distinta luminosidad. Los espectros están ubicados en orden de luminosidad, desde la supergigante más brillante (Ia) hasta la enana (V). Obsérvese que las líneas del hidrógeno son considerablemente más anchas en la enana. Las líneas λ 4173, 4178 y 4233 del hierro ionizado (señaladas con flechas) son mucho más fuertes en la supergigante. (Reproducida del "Atlas de Espectros Estelares de Mediana Dispersión" de J. Landi Dessy, Mercedes Jaschek y Carlos Jaschek, Observatorio de Córdoba, Argentina, 1971.)

Conviene reflexionar un poco sobre la aparente incongruencia del último párrafo. Considérense estrellas de un determinado tipo espectral, por ejemplo, A0. Se sabe que deben ser estrellas de una determinada temperatura (10 700 K). Ahora bien, se ha visto ya que hay estrellas de tipo espectral A0 que son intrínsecamente muy luminosas -- las supergigantes -- otras menos luminosas -- las enanas -- y otras subluminosas -- las enanas blancas. ¿A qué se debe esta diferencia? Por la ley de Stefan se sabe que la emisión de un cuerpo (por unidad de superficie) es proporcional a la cuarta potencia de su temperatura. En consecuencia, como la temperatura es igual (porque lo es el tipo espectral), la radiación de la estrella debería ser igual también. ¿Cómo se explican entonces las diferencias de

luminosidad intrínseca? La respuesta sólo puede ser que tanto las estrellas gigantes como las supergigantes tienen mayor superficie que las estrellas enanas, porque la luminosidad intrínseca total depende como ya vimos de la emisión por unidad de superficie (E_1) y de la superficie misma (S). Esto se puede formular así:

$$\text{Luminosidad} = L = E_1 \cdot S$$

por otra parte

$$E_1 = \sigma T^4 \text{ (ley de Stefan)}$$

de modo que

$$\text{Luminosidad} = T^4 \sigma \cdot 4\pi R^2 \quad [13]$$

Esto demuestra que la distinta luminosidad intrínseca de las estrellas supergigantes, gigantes, enanas y enanas blancas de un mismo tipo espectral se debe a su distinta superficie (o sea a su distinto radio). El próximo paso consiste en estudiar cómo se pueden obtener las dimensiones de las estrellas, lo que será tema del siguiente capítulo.

MASAS Y DIÁMETROS ESTELARES. OTROS PARÁMETROS

MASAS

Cuando dos estrellas están muy cerca forman una estrella binaria. La estrella de menor masa se mueve en una órbita cerrada alrededor de la de mayor masa y esta órbita, de acuerdo con las leyes de Kepler, es una elipse. La estrella principal ocupa uno de los focos. El movimiento elíptico se puede caracterizar por el semieje a , la excentricidad e y el período F . Kepler y más tarde Newton estudiaron las leyes de este movimiento y descubrieron que

$$m_1 + m_2 = \frac{a^3}{F^2} \quad [14]$$

donde m_1 y m_2 son las masas de las dos estrellas, expresadas en masas solares; a el semieje mayor de la órbita, expresado en unidades astronómicas (1 U. A. = $1,5 \times 10^8$ km), y F el período de revolución expresado en años. Como por lo general a no se puede medir directamente en kilómetros, se aplica la relación

$$a = \frac{a''}{p''} \quad [15]$$

donde a'' es el semieje mayor de la órbita de la estrella doble, medido en segundos de arco y p'' la paralaje.

Sustituyendo se halla que

$$m_1 + m_2 = \frac{a''^3}{p''^3 \cdot F^2} \quad [16]$$

El estudio del movimiento orbital de una estrella doble nos permite deducir a'' y F . Para poder obtener la suma de las masas hay que conocer además p'' con mucha precisión. En la actualidad sólo se dispone de datos satisfactorios sobre cincuenta sistemas binarios.

El paso siguiente consiste en averiguar la masa individual de cada una de las componentes. Aquí nos ayuda otra vez la mecánica, que permite, si se conoce bien la órbita, hallar la relación de las masas individuales. Por lo tanto se cuenta con unas cien estrellas (cincuenta pares) de las cuales se conoce la masa individual.

Un hecho inesperado e interesante que se desprende del análisis de los datos es que, en todas las estrellas de la secuencia principal, la masa es una función del tipo espectral. Vale decir que una vez conocido el tipo espectral de una estrella, se puede determinar su masa. Como, por otra parte, el tipo espectral y la magnitud absoluta también están relacionados, resulta que la masa es una función simple de la magnitud absoluta de las

estrellas. Esta muy importante función recibe el nombre de relación masa-luminosidad.

Se puede expresar esta relación mediante la fórmula

$$\log m = -0,151 \cdot M_v + 0,00333 \cdot M_v^2 + 0,65 \quad [17]$$

Las masas más grandes que se conocen son del orden de 60 masas solares y las más pequeñas de 0,01 masas solares. Si se consideran las estrellas fuera de la secuencia principal -- las gigantes y las supergigantes -- su masa depende sólo de la magnitud absoluta.

En la Tabla IV se dan los datos numéricos correspondientes a las masas estelares.

Tabla IV. Masas Estelares en Función de la Magnitud Absoluta Visual

M_v	m	M_v	m
-6	65	+ 4	1,2
-4	20	+ 6	0,8
-2	8,5	+ 8	0,6
0	4,0	+10	0,4
+2	1,8	+12	0,25

32

Las masas se expresan en unidades solares; es decir, la masa del Sol = 1,0.

RADIOS

Antes de ver cómo se determina el radio de las estrellas conviene hacerse una idea del diámetro angular del Sol a diferentes distancias. Como se sabe, el Sol se encuentra a la distancia de una unidad astronómica (150 000 000 km) de la Tierra y su diámetro angular mide 32', o sea 1920". Si el Sol estuviese a la distancia de un parsec (o sea 206 000 unidades astronómicas) su diámetro aparente sería 206 000 veces menor, o sea

$$\frac{1920''}{206\,000} = 0''01$$

y éste es un diámetro tan pequeño que no se podría apreciar ni aun con los telescopios más poderosos. Por esta razón siempre se ven las estrellas como puntos. Sólo con instrumentos muy especiales -- el interferómetro -- se ha podido medir el diámetro de alrededor de un centenar de estrellas.

El procedimiento habitual para determinar el radio de las estrellas se basa en el estudio de las variables eclipsantes, o sea de estrellas binarias muy cercanas entre sí, que giran en un plano que contiene la línea visual. Al girar en este plano se eclipsan mutuamente dos veces por período de revolución.

Supongamos, para aclarar ideas, que las estrellas son *A* y *B* (Fig. 14), *A* la mayor y *B* la que gira a su alrededor. Si el observador se encuentra

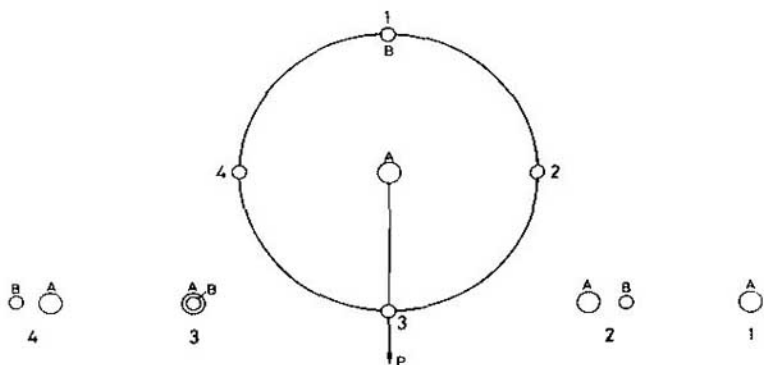


Fig. 14. Aspecto de una binaria eclipsante en diferentes posiciones de su órbita. En la posición 1, la estrella *A* eclipsa a la *B*; en la 3, la estrella *P* transita delante de la *A*, y en los demás puntos de la órbita (por ejemplo, 2 y 4) se ven las dos estrellas. El observador se encuentra en la dirección de *P*, en el plano del papel.

en el plano del papel en la dirección *AP*, cuando la estrella *B* se encuentra en las posiciones 2 ó 4, o en posiciones vecinas, las dos estrellas son visibles, pero cuando se encuentra en las posiciones 1 ó 3 las estrellas se eclipsan.

Es obvio que la cantidad de luz es diferente en las cuatro posiciones. En la 4 y en la 2 se ve la suma de la luz de ambas estrellas, y en la 1, sólo la de la estrella *A*. Si se dibuja la "curva de luz" de la variable eclipsante, o sea de la luz en función del tiempo, se obtiene una curva como la que se ilustra en la figura 15.

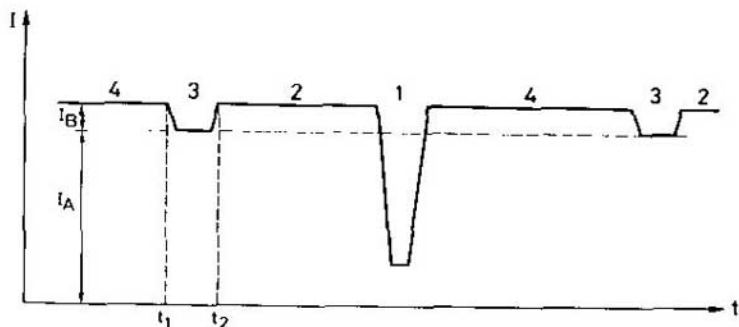


Fig. 15. Intensidad luminosa en función del tiempo (curva de luz) de la binaria eclipsante de la figura 14. Abscisas: el tiempo. Ordenadas: la intensidad luminosa del sistema. Los números corresponden a la figura 14.

El intervalo $\Delta t = t_2 - t_1$ es el tiempo que ha tardado la estrella *B* en recorrer el disco de la estrella *A*. Para deducir de Δt el diámetro de la estrella, basta conocer la velocidad con que la estrella se mueve. Esta velocidad se puede obtener a partir del radio de la órbita (ya conocido del estudio de la órbita) y del período orbital mediante la fórmula

$$V = \frac{2\pi a}{F}$$

Luego, el diámetro de la estrella A se obtiene de la fórmula:

$$\text{diámetro} = V \cdot \Delta \ell$$

Actualmente se conocen unos cien sistemas a los que es aplicable este procedimiento. Los radios (expresados en unidades de radio solares --un radio solar = 7×10^{10} cm) varían entre 900 y 0,015. En la Tabla V se hallan los radios de distintos tipos de estrellas. Estos varían al variar el tipo espectral y la luminosidad. Dentro del mismo tipo espectral, el radio de las estrellas gigantes es mayor que el de las enanas, y el de las supergigantes es mayor todavía. Esta relación de tamaños dio origen a sus respectivas denominaciones.

Tabla V. Radios Estelares en Función del Tipo Espectral y de la Clase de Luminosidad

Espectro	Enanas	Gigantes	Supergigantes	Enanas Blancas
O5	18			
B0	8		20	
B5	4		32	
A0	2,5		40	0,014
A5	1,7		50	
F0	1,4		60	
F5	1,2		80	0,009
G0	1,0	6	100	
G5	0,9	10	125	
K0	0,8	16	200	
K5	0,75	25	400	
M0	0,6		500	
M3	0,4		800	

34

DENSIDADES

Conociendo la masa y el radio de las estrellas es posible computar su densidad media ($\bar{\rho}$) mediante la fórmula

$$\bar{\rho} = \frac{\text{Masa}}{\text{Volumen}}$$

Esta densidad media es ficticia, ya que para su cálculo se supone que la densidad es la misma en toda la estrella. Más adelante se verá que ella es mucho mayor en el centro que en la periferia de la estrella. La densidad media puede utilizarse sólo para comparar distintos tipos de estrellas.

En la Tabla VI se han reunido los datos correspondientes a la densidad media, calculados a base de las masas y los radios tomados de las Tablas IV y V. Se observa que todas las estrellas de la secuencia principal tienen densidades semejantes, que varían entre $1,0 \times 10^{-2}$ y $2,5 \times 10^1$, es decir relativamente altas. Las densidades medias de las gigantes y supergigantes son, en cambio, mucho menor, y alcanzan valores más bajos que la densidad del aire a nivel del mar, que es de 1×10^{-3} .

Tabla VI. Densidades Medias en Función del Tipo Espectral y de la Clase de Luminosidad

Espectro	Enanas	Gigantes	Supergigantes	Enanas Blancas
O5	0,010			
B0	0,060		0,008000	
B5	0,20		0,001250	
A0	0,28		0,000310	500 000
A5	0,55		0,000160	
F0	1,0		0,000063	
F5	1,26		0,000032	600 000
G0	1,30	0,016	0,000012	
G5	1,58	0,004	0,000006	
K0	1,8	0,0012	0,000002	
K5	2,4	0,0004	0,000001	
M0	2,5	0,0001	0,0000002	
M3	6,2			

Nota: La densidad media se expresa en g/cm^3 .

ROTACIÓN

Hasta ahora hemos supuesto que las estrellas son esféricas. Esto es cierto en la mayoría de los casos, pero no en todos. Un estudio cuidadoso de algunas variables eclipsantes ha revelado que las dos componentes no tienen forma esférica sino elipsoidal. Esto es de esperar de acuerdo con la teoría mecánica de un cuerpo no sólido que gira rápidamente sobre un eje. Cuanto mayor sea la velocidad de rotación tanto más se achata el cuerpo. Se debe concluir pues que cuando dos estrellas están muy próximas no sólo gira una alrededor de la otra, sino que además cada una de ellas gira sobre su propio eje.

35

Interesa obtener una prueba independiente de que las estrellas giran. Para ello considérense dos casos, el A y el B (Fig. 16).

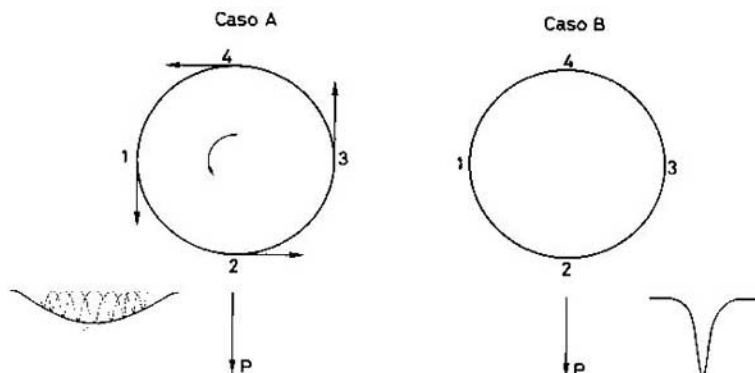


Fig. 16. Rotación de las estrellas. El observador se encuentra en la dirección de P en el plano del papel. Véase en el texto la explicación de la figura.

En el caso *A* la estrella se ve desde el polo y gira en el sentido de la flecha. El observador se encuentra en el plano del papel, en la dirección *P*. Mírese ahora el punto 1. Como este punto gira acercándose al observador, la línea espectral acusará entonces un desplazamiento hacia el violeta, por el efecto Doppler. En el punto 2, la línea no mostrará desplazamiento alguno ya que la dirección de giro es perpendicular a la visual y por lo tanto la velocidad radial es cero. En el punto 3, el desplazamiento por el efecto Doppler será hacia el rojo, porque este punto se está alejando del observador. En consecuencia, en vez de una línea, se verá la superposición de muchas líneas, cada una debida al desplazamiento de la superficie estelar respecto del observador. La resultante será una línea muy ancha, tal como se muestra en el gráfico. A mayor ensanchamiento corresponde una mayor velocidad de rotación de la estrella.

Considérese ahora el caso *B*, en el cual la estrella no gira; en consecuencia los tres puntos 1, 2 y 3 no se mueven, y todos los puntos de la superficie de la estrella contribuyen a formar una sola línea, tal como se ve en el gráfico.

¿Qué nos dicen las observaciones? Que sólo giran en grado apreciable las estrellas de la secuencia principal de los tipos espectrales O, B y A. Ya en el tipo espectral F las velocidades de rotación disminuyen mucho, y desaparecen prácticamente en el tipo F5. El Sol, cuya velocidad de rotación es de 2 km/s se sitúa perfectamente bien en este cuadro. Las estrellas gigantes giran, aunque en general poco, y la velocidad de rotación disminuye al avanzar en los tipos espectrales. Los valores medios y máximos de los distintos tipos espectrales aparecen en la Tabla VII.

36

Tabla VII. Velocidad de Rotación Ecuatorial
(en km/s)

Espectro	Promedio	Máxima
O - B	95	250
A	110	290
F0 - F2	50	250
F5 - F8	20	70
G, K, M	0	5

Una pregunta interesante es de porqué no se observan velocidades de rotación mayores, por ejemplo de unos 1000 km/s. La respuesta es sencilla: si la velocidad de rotación fuese tan grande, la fuerza centrífuga vencería la atracción de la gravedad de la estrella y parte de su masa se escaparía, presumiblemente por la zona ecuatorial.

Es fácil calcular el límite superior de la velocidad de rotación de una estrella. Considérese una partícula de masa m colocada en el ecuador de una estrella que gira. Si su fuerza centrífuga es mayor que la fuerza de atracción que la retiene sobre la estrella, la partícula se escapará. Para que esto suceda, debe ser:

$$\frac{mv^2}{R} \geq G \frac{mM}{R^2} \quad v^2 \geq G \frac{M}{R} \quad (G = 6,68 \times 10^{-8} \frac{\text{cm}^3}{\text{g s}^2}) \quad [18]$$

Para una estrella A0, $M = 3$ masas solares = $3 \times 2 \times 10^{33}$ g = 6×10^{33} g.

$$R = 2,2 \text{ radios solares} = 2,2 \times 7 \times 10^{10} \text{ cm} = 1,5 \times 10^{11} \text{ cm}$$

$$v^2 \approx 2,6 \times 10^{15} \text{ cm/s} \quad v \approx 510 \text{ km/s}$$

A esta velocidad las partículas ubicadas en el ecuador de la estrella se escaparán, o sea que ésta perderá materia. Para que esto no suceda, la velocidad máxima de rotación debe ser inferior a la calculada según la fórmula [18], tal como se observa en la Tabla VII.

Cabe preguntarse si realmente hay estrellas en el límite de la inestabilidad. La respuesta es afirmativa; son las denominadas Be, o sea estrellas B con líneas de emisión. Imaginémosnos una estrella que haya perdido materia en el plano ecuatorial. En el dibujo de la figura 17, sea *E* la estrella, *C* la nube de materia desprendida de la estrella y *P* la dirección en que se halla el observador. En la parte 2 se originará un espectro de absorción, puesto que la estrella está detrás de la nube de gas. En cambio, de las partes 1 y 3 se originarán líneas de emisión. Si la estrella (y su nube circundante) giran en el sentido de la flecha, las emisiones producidas en las regiones 1 y 3 se desplazarán hacia el rojo y el violeta, respectivamente. Así pues, en el espectro de la estrella se hallará cada línea acompañada de emisiones anchas. Esto es lo que caracterizará a una estrella Be.

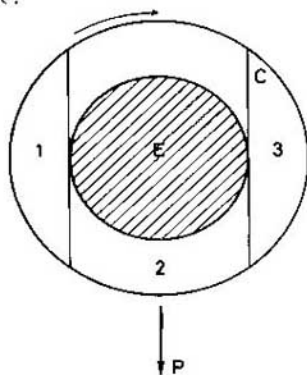


Fig. 17. Esquema de una estrella rodeada por una nube circundante de materia. El observador está en la dirección de *P*, en el plano del papel.

CAMPOS MAGNÉTICOS

Tal vez la introducción más simple a este tema sea recordar que nuestro planeta tiene un campo magnético de 0,7 gaussios de intensidad. El eje magnético de este campo no coincide con el eje de rotación terrestre (es decir, los polos magnéticos son distintos de los polos geográficos); ambos ejes forman un ángulo de unos 20°. En el Sol pasa algo similar; también posee un campo magnético débil, del orden de unos pocos gaussios, y su eje magnético tampoco coincide con el eje de rotación solar. En las manchas solares puede haber campos magnéticos locales (de poca extensión espacial), si bien de enorme intensidad, pues no es raro encontrar campos de algunos millares de gaussios. En general las manchas ocupan una pequeña fracción de la superficie del Sol, de modo que, pese a su intensidad, los campos no influyen en grado significativo en el campo general promedio.

El campo magnético solar (o estelar) puede ser estudiado gracias al efecto Zeeman. Recuérdese que si se produce una línea espectral en un

campo magnético, la línea se divide en dos (o más) componentes situadas simétricamente respecto de la línea primitiva: la distancia entre las dos será tanto mayor cuanto más intenso sea el campo magnético. Las dos componentes tienen polarización distinta; en cambio, una línea espectral producida en un lugar donde no haya campo magnético no está polarizada. Si se observan las líneas con un polarizador, de acuerdo con la orientación de la lámina de polaroide, se verá una u otra componente. Es decir que si una estrella posee un campo magnético intenso y se fotografía su espectro a través de un polaroide una vez en una posición y otra vez en otra que forme un ángulo de 90° la primera, las líneas espectrales más nítidas acusan un pequeño desplazamiento, que será tanto mayor cuanto más intenso sea el campo magnético de la estrella.

Hasta 1945 no se conocía estrella alguna, salvo el Sol, que poseyera campo magnético. En ese año Babcock descubrió y midió los primeros campos magnéticos estelares y hoy se conocen unos centenares de ellos. Los campos magnéticos más intensos se encuentran en las estrellas A, que tienen campos promedios de hasta 40 000 gausios.

Todas las estrellas que poseen un campo magnético fuerte tienen un espectro anómalo, con peculiaridades que se manifiestan en la intensificación extraordinaria de las líneas de ciertos elementos como el silicio, el estroncio, las tierras raras y los elementos pesados (mercurio, osmio y uranio). Por estas peculiaridades, las estrellas A se denominan Ap. Es probable que los intensos campos magnéticos obliguen a todos los átomos de un elemento a concentrarse de preferencia en ciertas regiones, como el polo magnético de las estrellas. Al no coincidir el polo de rotación con el polo magnético de la estrella, a veces aparece a la vista el polo magnético "norte" de la estrella y a veces el "sur", con sus concentraciones de elementos. De ahí que en el curso de la rotación se observe variación del campo magnético y de la intensidad de las líneas espectrales.

Recientemente se ha descubierto que las enanas blancas y los pulsares tienen campos magnéticos aún más intensos: en las enanas blancas hay campos de un millón de gausios, y en los pulsares, de 10^8 gausios. Más adelante se tratará de explicar esto.

CONSTITUCIÓN INTERNA DE LAS ESTRELLAS

¿Cómo estudiar la estructura interna de las estrellas? A priori, parecería que nada se puede saber de su interior, ya que sólo la parte exterior de la estrella es observable. Por ejemplo, del Sol se pueden estudiar las capas exteriores hasta una profundidad de unos diez mil kilómetros. Como su radio es de 700 000 km, apenas $1/70$ (o sea algo más del 1% del radio) es accesible a la observación directa. El intento de saber algo del interior parecería condenado al fracaso.

Sin embargo, se sabe que el Sol es una estrella gaseosa, y estos gases deben obedecer ciertas leyes físicas conocidas. De ahí que se puede suponer que su constitución se ajusta a un modelo sencillo, en el cual se cumplen todas aquellas leyes físicas conocidas. Si es así, se podrán predecir otras propiedades del Sol, y si estas predicciones concuerdan con la observación, será justificado suponer que el "modelo" no está lejos de la realidad.

Las estrellas son esferas gaseosas que se han mantenido en las mismas condiciones desde hace siglos: deben ser, pues, configuraciones estables. Ahora bien, en una masa de gas actúan dos fuerzas internas opuestas, la gravitación, que tiende a desplazar las partículas hacia el centro y la presión de los gases, que tiende a alejarlas de él. Las dos fuerzas deben equilibrarse para que la estrella sea estable. Es decir, es aplicable aquí la ecuación del equilibrio hidrostático, que relaciona la presión y la densidad en cada punto con la distancia de éste al centro.

Además, por ser la estrella gaseosa, podrá aplicarse en cada punto la ecuación de estado de los gases, en la que intervienen la densidad, la presión y la temperatura del gas. Tenemos así dos ecuaciones cuyas incógnitas son: presión, densidad y temperatura, todas en función de la distancia al centro. Se pueden eliminar dos incógnitas utilizándolas en las dos ecuaciones, y obtener así la temperatura (por ejemplo) en algún punto de la estrella.

Mediante razonamientos que no son del caso, se puede demostrar que en el interior de la estrella la temperatura media es:

$$T \sim 5 \cdot 10^6 \frac{M}{R} \text{ K} \quad [19]$$

donde la masa y el radio de la estrella se expresan en unidades solares. Como el Sol tiene $M = 1$ y $R = 1$ (por las unidades elegidas) resulta que

$$T \sim 5\,000\,000 \text{ K}$$

La temperatura central es aproximadamente el doble de esta temperatura media. Análogamente se puede calcular la presión media, que resulta

$$P \sim 10^{10} \frac{M^2}{R^4} \quad [20]$$

La presión se expresa en dinas por centímetro cuadrado. De ambos datos se puede calcular también la densidad media, que resulta de unos 50 g/cm^3 .

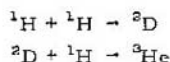
¿Qué pasa a temperaturas, presiones y densidades tan elevadas? Los choques entre átomos se hacen más violentos y frecuentes, pues a mayor temperatura las partículas tienen mayor energía cinética; y así los átomos pierden sus electrones y pasan a ser núcleos de átomos (átomos varias veces ionizados).

El átomo de hidrógeno se transforma por lo tanto en un protón y el átomo de helio en una partícula α . Los electrones desprendidos se mueven libremente entre los protones y las partículas α .

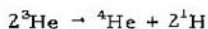
Durante sus movimientos, y siempre que la temperatura no sea muy alta ($T < 100\ 000\text{ K}$), los protones y las partículas α se repelen, ya que el protón tiene una carga positiva y el núcleo de helio, dos, lo que evita sus colisiones. Si la temperatura aumenta, esta repulsión electrostática ya no basta, pues tanto el protón como el núcleo de helio poseen tal energía cinética que la repulsión no pueda evitar el choque. Las partículas perforan por decirlo así su "coraza electrostática" y al hacerlo se fusionan. Se forma entonces un núcleo más pesado, y se dice que ha tenido lugar una reacción termonuclear.

Hay que destacar el papel fundamental de la temperatura en estas reacciones. Por debajo de un cierto límite (algunos millones de grados), no hay reacción termonuclear alguna, mas por encima de él, la cantidad de núcleos que reaccionan entre sí crece muy rápidamente con la temperatura.

Las partículas que chocarán con más frecuencia serán los núcleos de los elementos más abundantes y lo más probable es que choquen dos protones (núcleos de hidrógeno) y den lugar a un núcleo de deuterio, el que, combinado con otro protón, da ${}^3\text{He}$.



El proceso continuará dando lugar a la reacción:



Hay que hacer notar que en estas ocasiones los núcleos formados se denotan por el símbolo del elemento respectivo, más el número que indica su peso atómico. Por ejemplo, ${}^3\text{He}$ y ${}^4\text{He}$ son ambos átomos de helio, pero su peso atómico es distinto. Se trata pues de dos isótopos del mismo elemento.

En conjunto, el resultado es que cuatro átomos de hidrógeno han constituido uno de helio. Si esto es correcto, la masa de cuatro átomos de hidrógeno debiera ser igual a la de uno de helio. Veremos que no es así, puesto que

Masa de un átomo de hidrógeno = 1,00813	4 H = 4,03252
Masa de un átomo de helio = 4,00389	<u>He = 4,00389</u>
Diferencia	0,02863

(Las masas de los elementos están dadas en la escala relativa donde ${}^{12}\text{C}$ tiene masa 12.)

Al parecer esta diferencia de masa ha desaparecido, pero de acuerdo con el principio de equivalencia de Einstein, entre materia y energía

$$\Delta E = c^2 \cdot \Delta m \quad [21]$$

la cifra 0,02863 es equivalente a cierta energía, que debe adoptar alguna otra forma.

Es fácil calcular la energía a que equivale la fracción antes mencionada. Por cada cuatro átomos de hidrógeno se han perdido 0,02863 unidades de masa. Es decir, por unidad de hidrógeno se perdió

$$\frac{0,02863}{4,03} = 0,0071 \text{ de la masa}$$

Así pues, por gramo de hidrógeno resulta una energía de

$$E = 9 \cdot 10^{20} \times 0,0071 = 6,4 \times 10^{18} \text{ erg}$$

ya que

$$c = 3 \cdot 10^{10} \text{ cm/s (velocidad de la luz)}$$

El resultado neto es entonces la conversión de masa en energía. Dicho en otras palabras, la estrella transforma poco a poco su hidrógeno en helio. La energía que se disipa en este proceso termonuclear se manifiesta como luz irradiada por la estrella; es decir, la estrella brilla porque "quema" su hidrógeno transformándolo en helio.

La producción de energía ocurre en realidad sólo en el núcleo de la estrella, que ocupa algo así como el 15% del volumen total, porque los procesos termonucleares dependen de la temperatura y ésta aumenta rápidamente hacia el centro de la estrella. El resto de la estrella --la llamada envoltura-- no produce energía, sino que únicamente la transmite.

41

El hecho de que las reacciones termonucleares no ocurran por debajo de cierta temperatura, permite explicar porqué no hay estrellas de muy poca masa, por ejemplo de un milésimo de masa solar. Ello se debe a que en estrellas de poca masa, la temperatura central, de acuerdo con la fórmula [19] no es lo bastante elevada para que haya reacciones termonucleares y el cuerpo no emite luz propia. Por esto, Júpiter por ejemplo, es un planeta y no una estrella.

Queda por explicar, en el mismo orden de ideas, porque también hay un límite superior para las masas estelares. Hemos dicho que la envoltura de la estrella sólo transmite energía; pero si la energía luminosa transmitida es muy grande (estrellas muy masivas) ejerce una presión sobre la materia, que es la presión de la luz. Esta presión se suma a la presión gaseosa y hace que si, por ejemplo, la estrella tuviera 100 masas solares, la gravedad no podría equilibrar la suma de las dos presiones. Si se hace el cálculo resulta que no puede haber, ni hay, estrellas cuya masa sea sesenta veces mayor que la solar, como se desprende de la Tabla IV.

Volviendo a las reacciones termonucleares, cabe preguntarnos si la reacción arriba descrita, entre protones (la que se denomina también cicloprotón-protón), es el único proceso termonuclear posible. Sería improbable que así fuese. Hay, en efecto, muchos otros procesos posibles, pero pocos son de importancia en las estrellas. Una de las razones es que la energía producida en una reacción es proporcional, entre otras cosas,

al número de reacciones, que a su vez es proporcional al número de átomos de cada elemento que interviene en ella. Como hemos visto, el número de átomos de elementos pesados es pequeño en las estrellas, por lo que estas reacciones producen poca energía total y en consecuencia no son de importancia astronómica.

Los procesos que hay que considerar son aquellos que ocurren con los elementos más livianos, que son los más abundantes --o sea hidrógeno, helio, carbono, oxígeno y nitrógeno.

El proceso más común es el llamado "ciclo carbono-nitrógeno". Básicamente en éste intervienen protones que se agregan a los núcleos de carbono y forman así nitrógeno. El nitrógeno, con el agregado de más protones, se vuelve inestable y se descompone en helio y carbono. Como se ve, el papel del carbono es el de un simple catalizador de la transformación del hidrógeno en helio. Esta transformación va acompañada de una liberación considerable de energía. Este "ciclo C-N" se produce sólo en estrellas calientes, porque su iniciación necesita mayor temperatura (más de 10 millones de grados). En consecuencia las estrellas O, B, A y F de la secuencia principal transforman su hidrógeno en helio por el ciclo C-N, mientras que las estrellas K y M lo hacen por el ciclo protón-protón (pp). En el Sol participan ambos procesos, con predominio del proceso protón-protón.

42

Como el núcleo de una estrella (único lugar donde se producen estas reacciones) contiene una cantidad finita de hidrógeno, la estrella sólo tiene combustible para un tiempo finito. Calculemos, por ejemplo, cuánto puede durar el combustible solar.

Para esto hay que calcular: a) cuánto hidrógeno hay en el núcleo del Sol y cuánta energía puede producir el mismo en total, y b) cuánta energía desprende el Sol por segundo. Dividiendo las dos cantidades, obtenemos la vida máxima del Sol, si éste sigue fabricando su energía mediante la conversión de hidrógeno en helio.

El Sol tiene una masa total de $2 \cdot 10^{33}$ g y al núcleo le corresponde un 15% de ella, o sea $3 \cdot 10^{32}$ g. Esta masa hay que dividirla por dos, ya que sólo la mitad de su peso es hidrógeno. Como se vio anteriormente, en la conversión a helio del hidrógeno se producen $6,3 \times 10^{13}$ erg de energía por gramo de hidrógeno.

Portanto, el total de energía disponible en el Sol será:

$$E = 1,5 \times 10^{32} \cdot 6,3 \times 10^{13} = 9,6 \times 10^{50} \text{ erg}$$

Se ha visto ya que el Sol emite, por segundo, $3,88 \times 10^{33}$ erg.

Por lo tanto la duración del combustible se calcula por el cociente

$$\frac{9,6 \times 10^{50} \text{ erg}}{3,9 \times 10^{33} \text{ erg/s}} = 2,5 \times 10^{17} \text{ s} = 7,8 \times 10^9 \text{ a} \quad [22]$$

Si se acepta, como es usual, que la edad del Sol es de más de $4,5 \cdot 10^9$ años, éste tiene aún combustible para otros tres millones de años. Esto es tranquilizador, ya que satisfaco con amplitud las expectativas de vida de la humanidad.

La edad del Sol se obtiene a partir de los estudios de la desintegración de los elementos radiactivos pesados. La Tierra probablemente se formó unos millones de años después que el Sol y pasó por una etapa de la que no quedan rastros evidentes, ya que las rocas terrestres más antiguas datan de $3,7 \cdot 10^9$ años. Al menos a partir de ese momento la superficie terrestre quedó consolidada. Hace unos $2,10^9$ años atrás nació la vida. Como la materia viva no soporta temperaturas que permanentemente sean superiores a 50° e inferiores a 0° , se concluye que la temperatura de la Tierra no debe haber cambiado mucho durante los últimos $2,10^9$ años. Esto implica que el Sol tampoco debe haberse alterado durante este lapso, ya que toda alteración de la energía solar motiva un cambio en la temperatura terrestre. Todo esto concuerda bien con la generación de energía a partir de la quemazón de hidrógeno, ya que al haber abundante hidrógeno la producción de energía se pudo hacer (y se hizo) sin sobresaltos.

En vista de todo lo expuesto, pareciera que la física nuclear ha resuelto todos los problemas relacionados con la generación de energía de las estrellas. Para no pecar de excesivamente optimistas hay que mencionar un problema que aún está sin resolver. En la conversión de hidrógeno en helio se originan las partículas llamadas neutrinos, de masa muy pequeña y carentes de carga eléctrica. Estas dos propiedades les confieren una libertad de movimiento casi ilimitada, porque pueden atravesar prácticamente cualquier materia. Así, una vez producidos en el interior del Sol, son capaces de atravesarlo ($\approx 700\,000$ km!) sin ser absorbidos, y atravesar luego el espacio interplanetario y la atmósfera terrestre. Como conocemos las reacciones termonucleares, debiéramos ser capaces de predecir exactamente el número de neutrinos que nos llegan del Sol. Experimentos hechos revelan, sin embargo, que el número observado es cuatro veces inferior al número calculado, lo que significa que en algún lado hay un error; o las reacciones no se conocen aún en todos sus detalles o los neutrinos se transforman en otras partículas. Esto significa que todavía no conocemos todos los detalles de estos procesos.

EVOLUCIÓN ESTELAR

Con un razonamiento análogo al del capítulo anterior, se puede calcular la "vida" de las estrellas de los distintos tipos espectrales. Los resultados de los cálculos se dan en la Tabla VIII.

Tabla VIII. Intervalos de Tiempo en que las Estrellas de Distinto Tipo Espectral Pueden Subsistir Mediante la Transformación de Hidrógeno en Helio

Tipo Espectral	Años	Tipo Espectral	Años
O5	3×10^6	G0	7×10^8
B0	2×10^7	G5	1×10^{10}
B5	1×10^8	K0	2×10^{10}
A0	5×10^8	K5	5×10^{10}
A5	1×10^9	M0	8×10^{10}
F0	2×10^9	M3	2×10^{11}
F5	4×10^9		

Como se aprecia, las estrellas de mayor masa queman muy rápidamente su combustible, mientras que las de menor masa lo hacen lentamente. Más adelante se verá que la edad del Universo supera los $1, 10^{10}$ años, lo que significa que una estrella B cualquiera no puede haberse formado cuando se formó el Universo, ya que tendría que haber consumido su hidrógeno hace muchos años, y no se la vería más. Pero, dado que se observan aún estrellas B en el cielo, debieron haberse formado hace unos centenares o decenas de millones de años. En cambio, de la edad de las estrellas G5 a M nada se puede decir, porque pueden existir --o no-- desde el momento en que se formó el Universo.

45

La pregunta que cabe formular ahora es ¿qué ocurre a las estrellas una vez que el hidrógeno de su núcleo se ha agotado? O en otras palabras, cuando su núcleo se ha convertido todo él en helio. Lo más natural parece ser que su núcleo crezca a expensas del hidrógeno que se quema de la capa circundante más próxima. Pero cuando el núcleo se expande, la envoltura se expande también, o lo que es igual, el radio de la estrella se incrementa. Como la masa permanece inalterada, la densidad se hace menor, o sea la estrella se convierte en gigante.

Sea *A* la posición original de la estrella en el diagrama H-R (Fig. 18). Cuando se agota el hidrógeno de su núcleo, su luminosidad incrementa en algo así como una magnitud (posición *E*), y luego, con luminosidad constante, su color aumenta, es decir, se desplaza hacia la derecha del diagrama H-R, a la región de las gigantes (posición *G*).

Como la estrella consume el hidrógeno presente en la envoltura del núcleo y como, por otra parte, su densidad disminuye hacia la periferia, el proceso de "combustión" es lento al principio y rápido al final. Se estima que el proceso tarda sólo un 10% de su fase en la secuencia

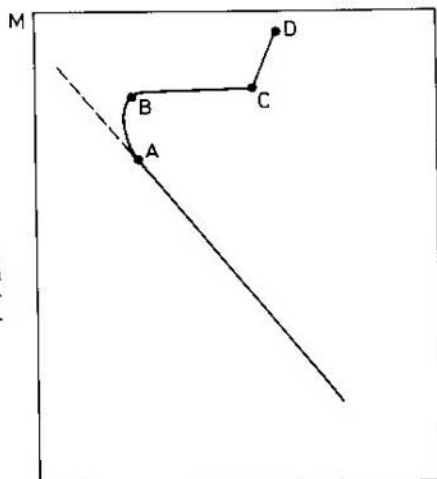


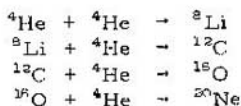
Fig. 18. Diagrama H-R esquemático, donde se muestra la traza evolutiva de una estrella. Abscisas: tipo espectral. Ordenadas: magnitud absoluta.

Tiempo

principal, o sea que si la estrella tardó 5×10^8 años para irse de la secuencia principal (trayecto AB , Fig. 18), sólo permanecerá 5×10^7 en la fase gigante (trayectoria BC). ¿Qué pasa después? La respuesta es menos precisa, pues se sabe poco a este respecto. Mientras aumenta el tamaño del núcleo de la estrella, también puede aumentar la temperatura del mismo. Cuando se trata de un núcleo compuesto principalmente de helio, a temperatura de 10^8 grados, el mismo helio del núcleo comienza a fusionarse, es decir, comienza la etapa de "combustión del helio".

46

Así



y así sucesivamente hasta que se forma ${}^{56}\text{Fe}$. Como el neón se forma del oxígeno y éste del carbono, la cantidad de neón debe ser menor que la cantidad de oxígeno, y la de éste menor que la del carbono. Esto está de acuerdo con lo que se sabe sobre la abundancia de los elementos (véase el capítulo 2), que decrece a medida que aumenta el peso atómico.

¿Qué pasa entonces con las estrellas? Como repentinamente comienza a producirse más energía, aumenta su luminosidad, y la estrella se "levanta" casi verticalmente en el diagrama H-R (trazo CD de la Fig. 18).

Si tuviésemos sobre la secuencia principal un grupo de estrellas "nacidas" en la misma época (t_0) se podría seguir la evolución del grupo siguiendo la evolución de distintas estrellas, tales como las 1, 2 y 3 de la figura 19.

Por la Tabla VIII se ve que unos 2×10^7 años después del instante t_0 , las estrellas B0 habrán quemado todo el hidrógeno de su núcleo. Debemos esperar entonces que los puntos 1, 2 y 3 del primer gráfico se hayan transformado en los puntos 1', 2' y 3'.

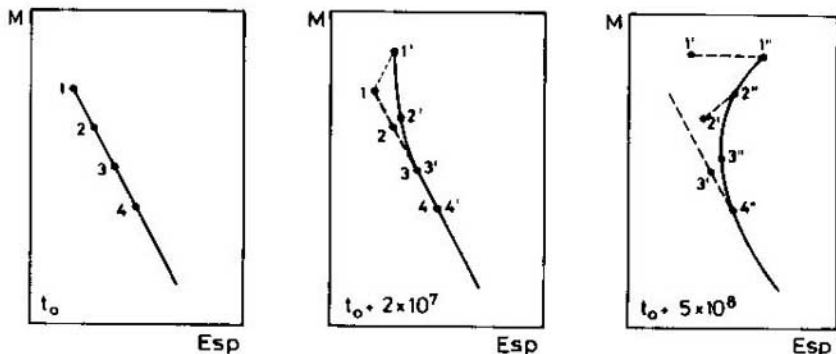


Fig. 19. Diagramas H-R esquemáticos, donde se muestran las trazas evolutivas de cuatro estrellas en diferentes épocas. Abscisas: tipo espectral. Ordenadas: magnitud absoluta. t_0 es la época inicial.

A los 5×10^8 años también las estrellas de tipo A0 se habrán salido completamente de la secuencia, mientras que las F0 aún permanecen en ella. Como consecuencia, los puntos 1', 2' y 3' se habrán transformado en 1'', 2'' y 3''.

Es decir, a medida que un conjunto de estrellas envejece, irá perdiendo las de los primeros tipos espectrales, y aparecerán en él estrellas gigantes, situadas a la derecha del diagrama H-R.

Si las estrellas del grupo tienen 10^8 años a partir del instante t_0 , la configuración que adoptarán podrá deducirse mediante un razonamiento análogo.

Para corroborar lo expuesto, debemos encontrar un grupo cuyas estrellas tengan aproximadamente la misma edad. Por suertela naturaleza nos ha provisto de estos grupos que son los cúmulos abiertos y los cúmulos globulares.

Si se observa el color --o tipo espectral-- y la magnitud de las estrellas de un cúmulo se obtiene gráficos coincidentes con alguno de los gráficos teóricos que se reproducen. Esto confirma la teoría expuesta y permite asignar una edad a cada cúmulo. Si, por ejemplo, en un cúmulo las estrellas de tipo espectral más temprano son A0, la edad del cúmulo no puede exceder 10^8 años, porque en caso contrario ya no habría estrellas A.

Para mostrar un ejemplo, se reproduce en la figura 20 el diagrama color-magnitud de un cúmulo bien estudiado (*Praesepe*), el que puede ser localizado perfectamente entre los diagramas de la figura 19. La edad del cúmulo que resulta es de 3×10^8 años. En la figura 21 se da el diagrama de un cúmulo globular y al lado se ha dibujado el diagrama teórico de una edad de 5×10^8 años.

Hasta aquí, la teoría y la observación parecen estar de perfecto acuerdo. Sin embargo no conviene olvidarse que no se han mencionado dos problemas.

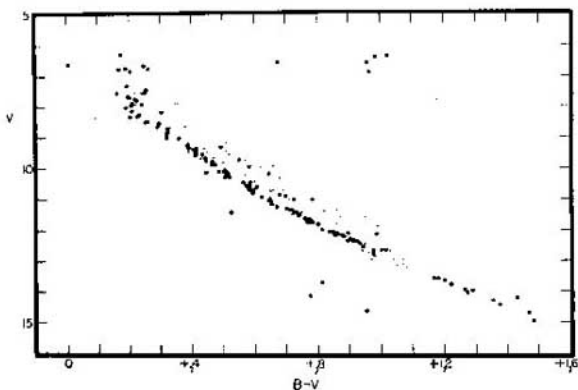


Fig. 20. Diagrama observacional del cúmulo de *Praesepe*. Abscisas: índice de color. Ordenadas: magnitud aparente.

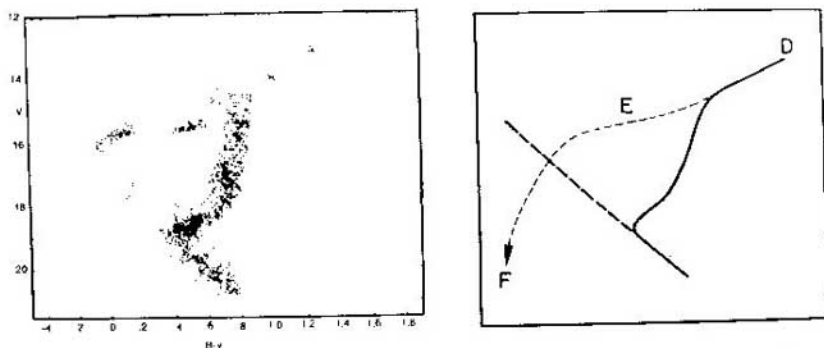


Fig. 21. Diagrama H-R del cúmulo globular M3. Izquierda: diagrama observacional. Derecha: diagrama teórico. Abscisas: índice de color. Ordenadas: magnitud visual (absoluta). (El diagrama de la izquierda fue tomado de H.L. Johnson y A.L. Sandage, *Astrophys. J.*, 124, 379 (1955). Reproducido con permiso de The University of Chicago Press, Chicago, Ill.)

- a. ¿Qué pasa una vez que las estrellas, en el curso de su evolución, alcanzan el punto *D* del gráfico?
- b. ¿Cómo llegaron las estrellas a la secuencia principal?

Pasaremos a contestar estas dos interrogantes.

a. Últimas etapas de la evolución estelar. Se sabe relativamente poco sobre la evolución de la estrella cuando se ha quemado todo su helio. Parece ser que la estrella retrocede por el camino esquemático *DEF* (Fig. 21).

Lo que sí se sabe es cómo será la estrella en la última etapa de su evolución: habrá convertido todo su hidrógeno en helio y éste a su vez se habrá convertido en material pesado. En su interior no habrá más reacciones termonucleares, porque carece de helio y no hay otros procesos

que liberen energía. En consecuencia será una estrella pesada, pequeña y poco luminosa.

¿Se han descubierto estrellas en esta fase? Sí, y se denominan "enanas blancas" o "estrellas degeneradas". Un ejemplo es la componente menos luminosa de Sirio.

La compañera de Sirio es diez magnitudes menos brillante que Sirio. Por otra parte, como forma un sistema doble con Sirio, se puede calcular su masa, la que resulta ser igual a una masa solar. Esto contradice la relación masa-luminosidad, ya que un objeto de masa similar a Sirio debería tener una luminosidad también similar a éste. Por otra parte, el espectro de la compañera de Sirio corresponde al de una estrella A5, de una temperatura superficial de unos 9000 K, lo que lleva a pensar que se trata de un astro de diámetro muy pequeño. Un cálculo no muy complicado, siguiendo el razonamiento de la ecuación [13], muestra que el radio debe ser de 0,022 radios solares, o sea de $1,5 \times 10^8$ cm. Si se calcula la densidad media de la estrella, resulta ser

$$\rho = \frac{\text{masa}}{\text{volumen}} = \frac{2 \times 10^{33}}{\frac{4}{3} \pi (1,5 \times 10^8)^3} = 1,4 \times 10^8 \frac{\text{g}}{\text{cm}^3}$$

¡Esto indica que un cm^3 de esta materia pesa 140 kg! Observaciones de otras enanas blancas muestran que todas ellas son débiles (de poco brillo), de radio pequeño y de densidad muy elevada. El número de estas estrellas debe ser grande, pues debe ser comparable al número de estrellas que, desde la formación del Universo, han pasado la fase de la secuencia principal, la de la secuencia de las gigantes y se han "extinguido". Ha sido posible predecir así cuántas enanas blancas debe haber en cúmulos abiertos. Este número se ha confrontado con el obtenido mediante observaciones y ambos concuerdan bastante bien.

49

El proceso recién descrito tiene un inconveniente: las estrellas degeneradas no pueden tener una masa superior a una masa solar. Si la estrella "original" tuvo más masa, tuvo que desprenderse de ella, ya sea lentamente --por una eyección continua de materia-- o en forma violenta. Y si no optó por ninguno de estos dos procesos, tuvo que terminar en otro estado que el de "estrella degenerada".

b. **Cómo llegan las estrellas a la secuencia principal.** Se partió siempre del supuesto de que las estrellas estaban ya en la secuencia principal, y cabe preguntarse cómo han llegado a ella. Si bien no existe aún una teoría completamente satisfactoria sobre la formación de las estrellas, hay algunos puntos fundamentales sobre los cuales los astrónomos están todos de acuerdo. Uno de ellos es que de algún modo, las estrellas deben haberse formado por contracción de nubes interestelares. ¿Qué pruebas hay de esto?

Ya se ha visto que hay estrellas de formación más reciente que otras. Pertenecen a los tipos espectrales O y B, cuya edad es de unos pocos millones de años. Si se estudia su distribución en el cielo (dibujándolas, por ejemplo, en un mapa celeste) se observa que no están distribuidas uniformemente, sino que suelen agruparse en algunos sitios preferenciales, en las cercanías del ecuador o plano galáctico. Ambartsumian y sus colaboradores llamaron la atención sobre el hecho importante de que donde hay estas estrellas siempre hay nubes de polvo y gas interestelares; estas agrupaciones de materia interestelar y estrellas jóvenes las denominaron

"asociaciones". Hasta el momento se conocen unas cincuenta asociaciones, entre ellas las bien conocidas regiones de la "nebulosa de Orión" y de "η Carinae".

En algunas asociaciones cercanas se pudo medir además el movimiento de estas estrellas jóvenes. Estos movimientos, dibujados en un mapa, muestran un hecho sorprendente: todas las estrellas parecen alejarse del centro de la asociación. Esto permite averiguar mediante el cálculo cuántos años antes del momento actual las estrellas se encontraban agrupadas en el centro de la misma. El resultado enseña que se trata siempre de algunos millones de años, es decir, un intervalo igual al que se sabe que es la vida de las estrellas que participan en la expansión. Esto apunta a una sola cosa: que las estrellas deben haberse formado en o cerca del centro de la asociación, la que es al mismo tiempo el centro de la nube interestelar. Vemos aquí un segundo argumento, independiente del anterior, de que las estrellas jóvenes se forman en una nube interestelar.

Ahora bien, el único camino al parecer posible para que un cuerpo denso (estrella) se forme a partir de un difuso (nube interestelar) es por contracción. Supongamos pues que una nube difusa se contrae por gravitación, o sea por su propio peso.

A medida que se contrae, se genera energía, que en parte es utilizada para aumentar la temperatura interna de la estrella, y en parte se escapa de ésta en forma de radiación. Esto significa que la masa de gas comienza a brillar con luz propia. Evidentemente, la contracción no puede seguir indefinidamente, sino que debe terminar en algún momento. Cuando la temperatura en el núcleo de la estrella alcanza el millón de grados, comienzan las reacciones termonucleares. En este momento la contracción termina, porque hay una fuerza que la resiste, que es la presión del gas al calentarse. La estrella ha alcanzado su posición de equilibrio, o sea que pasa a la fase de la secuencia principal.

Si esto es así, se debe poder calcular el tiempo que la estrella tarda en contraerse desde que la nube tenía una extensión muy grande hasta la secuencia principal. Los cálculos indican que:

1. Las estrellas necesitan, para contraerse hasta la secuencia principal, un tiempo tanto menor cuanto más masivas (y más luminosas) sean en su etapa final.

Esto implica que una estrella de tipo espectral A necesita menos tiempo para contraerse que una estrella F o G. Los datos numéricos se hallan en la Tabla IX.

Tabla IX. Lapso que las Estrellas de Distinto Tipo Necesitan Hasta Alcanzar la Secuencia Principal

Tipo Espectral	Tiempo de Contracción (años)
B0	4×10^5
A0	4×10^6
F0	9×10^6
G0	3×10^7
K0	$1,5 \times 10^8$
M0	5×10^8

2. El tiempo de contracción es breve comparado con el de la vida de la estrella en la secuencia principal.

3. Las estrellas se contraen conservando prácticamente constante su luminosidad y adoptan en sucesión los tipos espectrales K, G, F, ... etc., hasta alcanzar la secuencia principal, en la forma indicada en la figura 22.

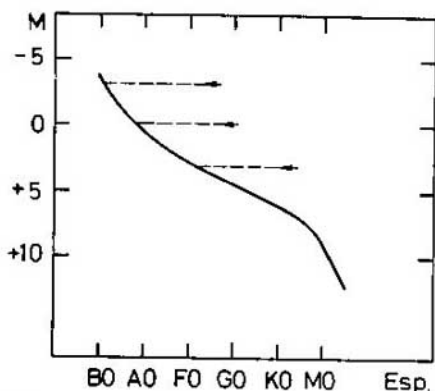


Fig. 22. Diagrama esquemático, donde se ilustran las etapas evolutivas de las estrellas antes de llegar a la secuencia principal. Abscisas: tipo espectral. Ordenadas: magnitud absoluta.

Ahora procede verificar si estos valores son exactos. Para ello se elige un cúmulo joven, es decir, de acuerdo a lo dicho más arriba, un cúmulo cuyas estrellas más luminosas están en la secuencia principal. Supongamos, a modo de ejemplo, que el cúmulo tenga 10^7 años de edad. De acuerdo con la tabla, las estrellas A habrán tenido tiempo de contraerse hasta la secuencia principal, pero las G (por ejemplo) no, vale decir, estarán a la derecha de la secuencia principal. En consecuencia en cúmulos jóvenes las estrellas más tardías no se encuentran en la secuencia principal, sino a la derecha de ella. El apartamiento será tanto mayor cuanto más avanzado sea su tipo espectral, que es exactamente lo que se observa (Fig. 23).

Ultimamente se ha encontrado una serie de estrellas en cúmulos jóvenes que poseen envolturas de gas y polvo bastante espesas. Este descu-

51

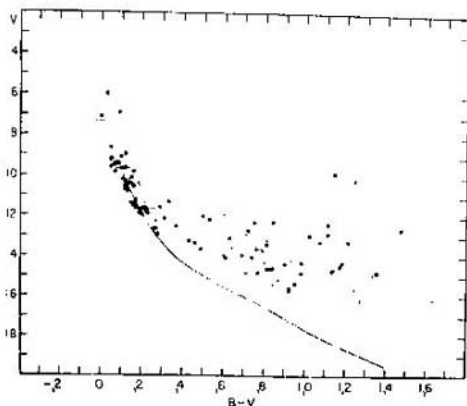


Fig. 23. Diagrama B-V observacional del cúmulo NNC 6530. Abscisas: índice de color. Ordenadas: magnitud aparente visual.

brimiento tiene una interpretación inmediata si se piensa que son estrellas que han acabado de formarse y aún no han tenido tiempo de desprenderse de los residuos de la materia de que se formaron. Estas estrellas deberían estar en el extremo inferior de la secuencia principal, y la observación lo confirma.

Como se ve, hay razones suficientes para justificar la teoría de la "contracción", a pesar de que algunos puntos oscuros quedan en ella. Por ejemplo, no se explica cómo una masa de gas interestelar puede comenzar a contraerse, ya que ésta no está quieta, sino que tiene movimientos internos bastante violentos capaces de frenar la contracción. Debe haber algún proceso, hasta el momento desconocido, que inicia la contracción de la nube.

Para finalizar este capítulo debe señalarse que en toda la discusión precedente se ha supuesto implícitamente que la evolución de una estrella puede cumplirse sin restricción alguna, o sea que cada estrella es un ente aislado, cuyo destino está rígidamente prescrito por su masa inicial.

Pero hay casos en que la naturaleza interfiere en tal evolución. Un primer ejemplo lo constituyen las estrellas binarias cercanas. Imaginemos dos estrellas cercanas entre sí A y B , separadas por la distancia d , y cuyas masas son m_A y m_B , respectivamente. Una partícula que se encuentre cerca de este sistema se moverá bajo la atracción de los dos astros, y el efecto dependerá del lugar donde se encuentre. Si se halla cerca de la A se moverá en una trayectoria cerrada alrededor de ésta; si se encuentra lejos de ambas tendrá una trayectoria cerrada alrededor del sistema. Se puede imaginar una superficie límite que separe las órbitas de una y otra clase, la denominada superficie de Hill. La figura 24, muestra esta superficie, que tiene aproximadamente la forma de un ocho, para distintas masas.

52

Para ver el efecto que esto tiene en la evolución estelar, imaginémosnos que la estrella de mayor masa termina su vida en la secuencia principal.

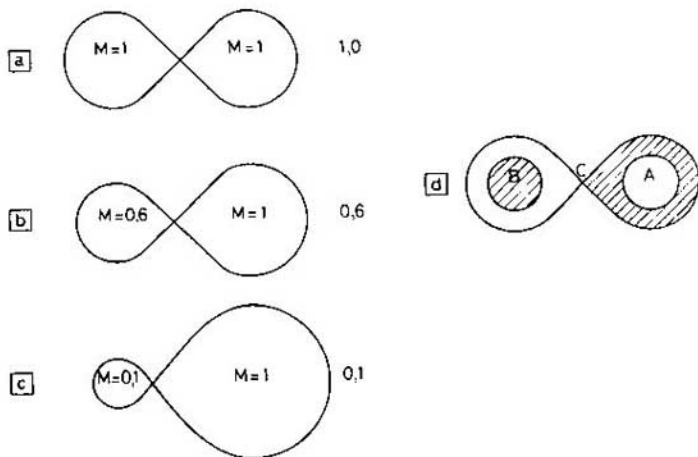


Fig. 24. Superficies de Hill. Los diagramas a, b y c ilustran las superficies de Hill para distintas combinaciones de masas. A la derecha de cada diagrama está indicada la relación de masas. (Véase el texto en el caso del diagrama d.)

Comenzará entonces a expandirse para convertirse en gigante, y este proceso podrá proseguir hasta que la estrella alcanza la superficie de Hill. Una vez alcanzada (figura d) comienza un fenómeno curioso: la materia que se encuentra en las capas que se expanden comienza a volcarse por el punto *C* hacia la estrella de menor masa. La razón de esto es que el punto *C* es un punto de inestabilidad, por decirlo así, un agujero en la superficie de Hill. La estrella *A* estará entonces condenada a no crecer más allá del tamaño del lóbulo que ocupa. También la estrella *B* modificará el curso de su evolución, puesto que su masa aumenta lentamente a expensas del material procedente de la estrella *A*. Este mecanismo opera en todas las estrellas binarias, pero sólo se hará sentir si el lóbulo resulta pequeño, en algún momento de la vida de la estrella, con respecto al tamaño de la estrella, como en el caso bajo consideración. En virtud de que el tamaño del lóbulo depende de la separación de las dos componentes del sistema y de sus masas, esto implica que las binarias cercanas tienen restricciones en su evolución, pero no así las separadas. El cálculo muestra que los sistemas cuya separación es mayor de una unidad astronómica no se perturban mayormente.

Otro caso en el que la estrella tampoco sigue su curso evolutivo normal es cuando pierde materia. Esta pérdida puede ser lenta o violenta (respecto a esta última posibilidad, véanse los capítulos 7 y 8). Si la pérdida es continua, se forma un "viento" estelar que transporta gas estelar hacia afuera. Si la velocidad de expulsión es pequeña, el material puede volver a caer sobre la superficie estelar. Sin embargo, en las estrellas luminosas (O-B2) se observan velocidades de viento de hasta algunos millares de km/s, lo que implica que esta materia se pierde en forma de viento que "barre" el medio interestelar. Si la pérdida de materia continúa durante mucho tiempo, puede disminuir suficientemente la masa total de la estrella para que su trayectoria evolutiva cambie considerablemente. Cabe notar que nuestro Sol también emite un "viento solar". No obstante, la pérdida anual de masa es muy pequeña (aproximadamente 10^{-12}), lo que permite concluir que apenas influye en la evolución del Sol.

ESTRELLAS VARIABLES

VARIABLES PULSANTES

En el capítulo anterior se dijo que las estrellas son estables. Estable es aquel astro cuyas dimensiones o forma no cambian por largo tiempo. Por ejemplo la Tierra es un cuerpo estable, porque su radio es constante. En cambio, un globo de juguete no es estable, ya que cuando el gas de su interior se escape, se desinflará poco a poco. Hay fenómenos más complejos denominados en general "oscilaciones" y que exigen ampliar la definición de estabilidad. Si una pelota se comprime es evidente que al dejar de comprimirse vuelve a su forma primitiva. No dejará de ser estable porque sus dimensiones se hayan alterado momentáneamente. Lo fundamental es que las variaciones de volumen (oscilaciones) no alteren el tamaño "medio" del objeto. Esta definición excluye, por ejemplo, las explosiones, porque después de ellas, los cuerpos no vuelven a su tamaño inicial.

Supóngase ahora que una estrella se ve forzada a contraerse y dilatarse periódicamente, o sea a cambiar su radio rítmicamente. Se puede probar que todo cuerpo esférico de radio r y masa m , oscila con un período dado por la fórmula

$$P = \sqrt{\frac{r^3}{mG}}$$

la que, si se expresa el período en días, la masa en masas solares y el radio en radios solares, se convierte en

$$P = 0,0185 \sqrt{\frac{r^3}{m}} \quad [23]$$

lo que implica que los períodos más largos se encuentren en las estrellas de mayor radio, es decir: en las supergigantes.

Estrellas oscilantes cuyo período está de acuerdo con esta fórmula se encuentran de hecho en la naturaleza --son las estrellas variables pulsantes. En ellas se observa que las magnitudes, tales como radio, temperatura, tipo espectral, color y luminosidad oscilan con el mismo período. En la figura 25 se presentan los resultados para δ Cephei, que es el prototipo de una clase de variables pulsantes, denominadas "cefeidas". De la figura se deduce que la magnitud varía en casi una unidad, lo que facilita su detección fotográfica. (La técnica habitual de descubrir variables es sacar fotografías de la misma región del cielo a intervalos de días y luego compararlas).

La importancia de las variables pulsantes se ve de inmediato al estudiar la fórmula [23]. En efecto, tanto la masa como el radio son funciones de la luminosidad (magnitud absoluta) de la estrella, de modo que una vez conocido su período se puede obtener su magnitud absoluta. La fórmula que se utiliza es

$$M_v = \alpha \cdot \log P + \beta \quad [24]$$

donde P está dado en días y $\alpha = -2,25$, $\beta = -1,5$.

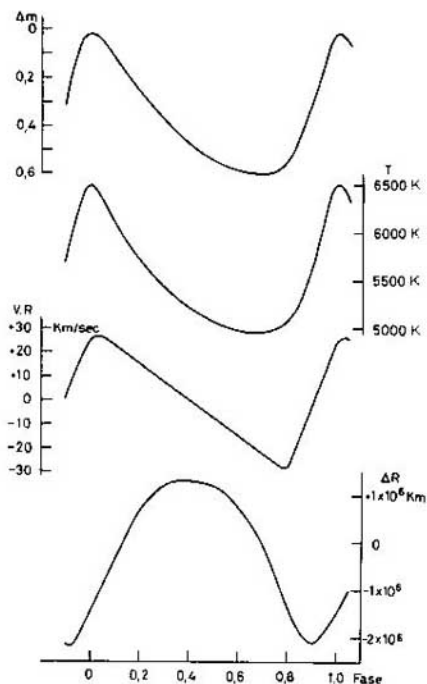


Fig. 25. La variación de los parámetros físicos en la variable δ Cephei a lo largo del ciclo. La curva superior representa las variaciones de magnitud (escala izquierda); la segunda curva da las variaciones de temperatura (escala derecha); la tercera curva da las variaciones de velocidad radial (escala izquierda); y la cuarta curva, las variaciones del radio, expresadas en millones de kilómetros. Las abscisas representan fracciones del período, que es de 5,37 días.

Obsérvese que mediante esta fórmula se pueden obtener primero, la magnitud absoluta, y en función de ella, la distancia de la estrella, ambas a partir del período. No se necesitan otros datos (espectro, velocidad radial, etc.). Por ser las cefeidas estrellas muy luminosas es posible detectarlas hasta en sistemas extragalácticos. Fue, en efecto, la fórmula [24] (denominada relación período-luminosidad), la que permitió establecer las primeras distancias de las galaxias vecinas.

Existen varias clases de variables pulsantes que se diferencian por el período, la amplitud de variación, la magnitud absoluta, la edad y otras características. En la Tabla X se han agrupado los principales tipos.

En la figura 26 se ha dibujado el diagrama H-R de las variables pulsantes, para visualizar mejor su localización. Como se ve éstas cubren toda la gama de magnitudes absolutas desde -6 a 0 .

Hasta el momento no se ha aludido a la causa de la pulsación estelar. A este respecto es ilustrativo notar que las variables pulsantes se hallan sólo en algunas zonas bien delimitadas del diagrama H-R, a la derecha de la secuencia principal. La aparición de pulsaciones está ligada por lo

Tabla X. Principales Tipos de Variables Pulsantes

Variables Jóvenes

Denominación	Períodos	Tipo Espectral	Amplitud Promedio	M_v
δ Cephei	horas	B	0 ^m 1	-3
Cefeidas	1 ^d -50 ^d	F-G	1 ^m	-6 a -2

Variables de Edad Intermedia

δ Scuti	horas	A	0 ^m 05	+2
δ V Tau	50 ^d -100 ^d	G-K		
Mira	100 ^d -800 ^d	M	2 ^m	-2

Variables Viejas

RR Lyrae	<1 ^d	A, F	0 ^m 7	0 ^m
W Virginis	1 ^d -20 ^d	F, G	1 ^m	-2 ^m

Nota: Amplitud se refiere a la diferencia entre luz máxima y luz mínima, en 5500 Å.

tanto a ciertas fases evolutivas de la estrella, y toda estrella que cruza la región de "inestabilidad" se convierte durante algún tiempo en variable. Como, por otra parte, las estrellas deben volver de la región gigante a la región de las enanas blancas, cruzarán otra vez la región de inestabilidad. Es probable que entonces se conviertan nuevamente en variables. Esto explica muy bien la existencia de variables similares de edad muy distinta.

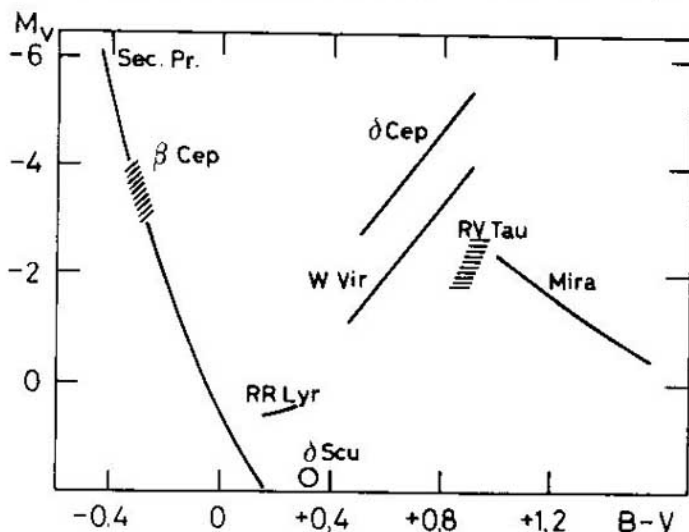


Fig. 26. Diagrama H-R esquemático que ilustra la ubicación de las distintas clases de variables pulsantes. Abscisas: índice de color. Ordenadas: magnitud absoluta visual.

Las variables pulsantes no son las únicas estrellas variables; hay al menos otros dos grandes grupos, el de las variables irregulares y el de las explosivas.

VARIABLES IRREGULARES

La principal característica de estas estrellas variables es, como su nombre lo indica, que su brillantez aumenta considerablemente a intervalos irregulares. *Aparentemente ocurren en ellas explosiones* que producen un aumento de brillo que decae con más o menos rapidez; en general cuanto más violenta ha sido la explosión, tanto más lentamente el brillo decae. Estas explosiones deben estar confinadas a regiones relativamente pequeñas de la estrella. Su explicación no se conoce aún ni se puede predecir cuándo se producirán. Es interesante hacer notar que las estrellas que presentan este tipo de variación son jóvenes. Se ha sugerido que éste es el medio por el cual la estrella recién formada expelle la materia sobrante de su etapa de contracción. La Tabla XI resume los principales subgrupos de esta clase.

Tabla XI. Subgrupos de Variables Irregulares

Nombre	Amplitud	Intervalo Medio	Duración	Tipo Espectral
τ Tau	2^5-3^6	decenas de días	días	F5-G5
Estrellas ráfaga de cúmulo	$\sim 1^3$		horas	K5-M
Estrellas ráfaga	$\sim 2^n$	días	minutos	M

VARIABLES EXPLOSIVAS

58

Este segundo grupo de variables comprende las estrellas en que se producen explosiones súbitas y violentas. El grupo constituye en cierto modo una prolongación de la clase anterior, el de las variables irregulares, hacia el lado de los fenómenos cada vez más violentos. Una clasificación preliminar permite distinguir cuatro tipos principales, enumerados en la Tabla XII.

Tabla XII. Clasificación de Variables Explosivas

Nombre	Aumento de Luminosidad	Ciclo	M al Máximo	Energía Radiada por Explosión (erg)
<i>U Geminorum</i>	5^2	100^3	+5	10^{39}
Novas recurrentes	7^2	decenas de años	-8	10^{44}
Novas	9^2-12^2	?	-8	10^{45}
Supernovas	17^2-20^2	-	-16 a -18	10^{47-49}

Estos grupos están ordenados de acuerdo con la violencia del fenómeno explosivo. Tomaremos el caso de las novas como ejemplo de todo el grupo, dejando para más adelante el análisis de las supernovas. Veamos qué sucede durante una explosión.

La figura 27 muestra una curva esquemática de luz. A partir del estado prenova la estrella explota repentinamente y lanza al espacio una capa esférica de gas a la velocidad de unos 600 km/s. Dado que esta capa es gruesa, la nova se comporta como una estrella que se expandiese rápidamente. En el momento del máximo, su radio inicial ha aumentado hasta

unos cien radios solares, lo que la hace aparecer entonces como una supergigante de tipo espectral A. La capa seguirá expandiéndose, pero a medida que lo hace pierde densidad. Como resultado, el espectro mostrará líneas de emisión sobre el continuo, que se va debilitando, porque proviene de una capa cada vez más delgada y fría, y termina por desaparecer completamente. En la fase final, el espectro sólo estará compuesto de líneas de emisión, debajo de las cuales se volverá a ver el espectro de la estrella, ya que la capa emitida es ahora tan tenue que no obstaculiza la visión de la estrella subyacente.

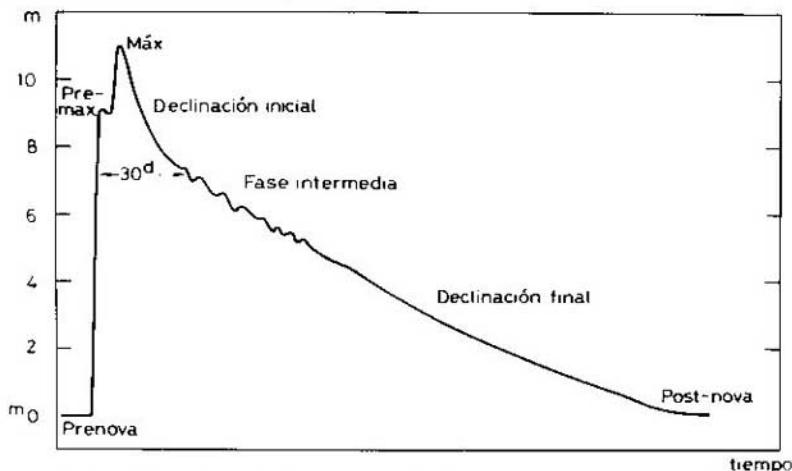


Fig. 27. Curva de luz esquemática de una nova. Abscisas: tiempo. Ordenadas: magnitud aparente.

La pregunta que cabe hacerse es si la explosión modifica sustancialmente la estrella. Para esto se analizará el total de la energía emitida y la masa de la capa. La energía total emitida puede calcularse convirtiendo la escala de magnitudes de la figura 27 en una escala de intensidades, y luego sumando la energía emitida a lo largo del tiempo. El resultado final es 10^{46} erg. La prenova es en general una estrella débil ($M \sim +5^{\text{a}}$), situada por debajo de la secuencia principal, cuyo tipo espectral parece ser A ($T \sim 10\,000$ K). Como la magnitud absoluta de una estrella A normal es $\sim 0^{\text{a}}$, se inferirá que la prenova debe tener un radio menor que el de aquella. Una consideración similar a la de la página 49 muestra que el radio es aproximadamente de 0,3 radios solares. Con este dato es fácil calcular la energía total emitida por segundo, que resulta ser de 3×10^{33} erg/s. Esto implica que la explosión de una nova, que dura poco, disipa la energía que la estrella tardaría diez mil años en emitir. Por lo tanto, la explosión de nova es un medio muy eficaz de disipar energía. No sucede lo mismo con la masa, ya que en la explosión sólo se expulsa algo así como un cien milésimo de la masa total de la nova, lo que lleva a concluir que la estrella apenas se altera durante la explosión.

¿Qué sucede ahora a la materia expulsada? Se fotografiaron novae décadas después de la explosión y en varias de ellas se ha notado una nebulosidad circundante cuyo diámetro aumenta con los años, y esto es justamente lo que era de esperar.

En conexión con este fenómeno de expulsión de masa, hablaremos ahora de otro grupo de astros, descubierto hace mucho tiempo, las "nebulosas planetarias". Estas tienen en general aspecto circular y están constituidas por una capa brillante (blanca o verdosa), que es casi transparente hacia el centro y suele tener en el mismo, una estrella blanca. El nombre de "nebulosas planetarias" se debe al hecho de que, dos siglos atrás, al estudiarlas con telescopios de aumento pequeño, se veía sólo un disco verdoso, de aspecto similar al del planeta Urano. En las más cercanas, el tamaño del disco puede alcanzar hasta unos minutos de arco, pero en la mayoría de las planetarias el diámetro es apenas de algunos segundos. Si se examina en detalle las fotografías de nebulosas planetarias se ve que lo que rodea a la estrella central es una capa esférica, cuya forma de anillo resulta por efecto de proyección. En general estos anillos tienen aspecto filamentosos en su lado interno, mientras que el borde exterior suele ser liso. Al examinar la velocidad de expansión de los anillos, se encuentra que es del orden de unos 20 km/s. Si este dato se compara con el radio de la nebulosa -- que es de unos 30 000 U.A. -- se puede deducir cuándo la nebulosa fue expulsada de la estrella central. Suponiendo que la velocidad de expansión haya sido constante, se encuentra

$$\text{tiempo} = \frac{\text{dist.}}{\text{veloc.}} = \frac{4,5 \times 10^{17} \text{ cm}}{2 \times 10^6 \text{ cm/s}} = 2,2 \times 10^{11} \text{ s} \sim 10^4 \text{ a}$$

Esto indica que las nebulosas planetarias son objetos jóvenes, que no tardarán en desaparecer.

60

Durante un tiempo se creyó que las nebulosas planetarias eran el resultado de una explosión de nova. Hoy día existen dudas sobre esta identificación y se tiende más bien a pensar que las nebulosas planetarias son descendientes de las estrellas variables de largo período. Pero, cualquiera que sea el origen, es obvio que hubo una eyección violenta de materia al espacio interestelar.

Si se examinan las estrellas centrales de estas nebulosas se encuentra una gran variedad de cuerpos con la característica común de ser en extremo calientes, pues su temperatura superficial supera los 30 000 K. Esto se puede homologar intuitivamente con la imagen que tenemos de una estrella, de la que se desprendió la capa exterior. Ahora bien, si se trata de una estrella central muy caliente, de acuerdo con la ley de Wien, la longitud de onda del máximo de la curva de Planck será

$$\lambda_m = \frac{3 \times 10^7}{T} = \frac{3 \times 10^7}{3 \times 10^4} = 100 \text{ \AA}$$

o sea que la estrella debe emitir intensamente en la región ultravioleta. Esta radiación muy energética ioniza todos los átomos de hidrógeno que encuentra a su paso hasta que ocurra una de estas dos alternativas: o que la radiación energética se agote (por haberse consumido toda la luz en la ionización) o que no haya más átomos de hidrógeno. Obviamente habrá una cierta distancia límite más allá de la cual todo el hidrógeno será neutro (no ionizado). Ahora bien, una vez ionizado, el átomo tiende a captar un electrón que pase cerca. Si la densidad (número de átomos/cm³) es alta, la captura ocurrirá rápidamente, pero si la densidad es baja (como en el medio interestelar) el átomo tardará años en neutralizarse otra vez. Una vez captado el electrón tiende a volver al estado fundamental, y al hacerlo

debe radiar el exceso de energía que posee. El resultado será entonces que la estrella central emitirá radiación energética que ioniza el gas circundante y éste brillará por efecto de la radiación emitida por los electrones después de la recaptura. En otras palabras, el gas circundante convierte radiación de alta energía en radiación visible.

Aplicando este razonamiento a las nebulosas planetarias, se puede predecir que el espectro de la capa circundante debe ser un espectro de líneas de emisión y no un espectro continuo. Las observaciones confirman esta predicción.

SUPERNOVAS

Examinaremos ahora otro subgrupo de las variables explosivas: las supernovas. En éstas cabe esperar que ocurran los mismos fenómenos que en las novas, si bien en una mayor escala, pues las explosiones son más violentas.

Una buena parte de lo sabido sobre supernovas se debe al estudio de los restos de la supernova del año 1054, cuya explosión fue observada por astrónomos coreanos, chinos y japoneses. La explosión dejó una nebulosa --la "nebulosa del Cangrejo"-- que aún hoy se está expandiendo. Del estudio de su expansión se puede deducir la fecha en que se formó, que coincide con la de la explosión. La nebulosa emite luz visible de color azulado y también emite radioondas y rayos X. En la figura 28 se representa el flujo de radiación en función de la longitud de onda. Lo más importante de este gráfico es que la curva se diferencia fundamentalmente de la de un cuerpo negro, ya que aumenta hacia las longitudes de onda largas. ¿Qué proceso físico puede dar origen a este tipo de radiación?

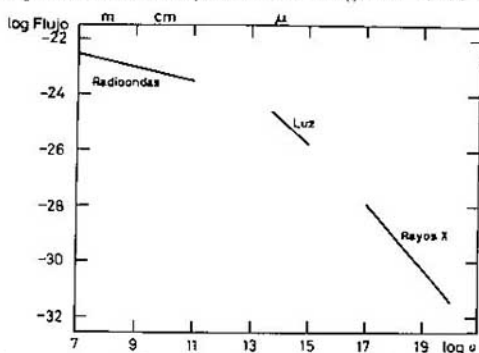


Fig.28. Flujo de radiación en función de la frecuencia de la nebulosa del Cangrejo. Abscisas: logaritmo de la frecuencia. En la parte superior están indicadas las longitudes de onda aproximadas. Ordenadas: logaritmo del flujo. Unidades: $10^{-26} \text{ W} \cdot \text{m}^{-2} \cdot \text{Hz}^{-1}$.

La respuesta la han dado los físicos hace tiempo-- es la radiación sincrotrón. Para comprenderla imagínese el lector un electrón moviéndose en un campo magnético. Se sabe que el electrón sigue en espiral las líneas de fuerza del campo magnético y al hacerlo emite energía en todas las direcciones. Esto se indica esquemáticamente en la figura 29 con el círculo punteado. Si ahora el electrón se mueve a velocidades cada vez mayores hasta aproximarse a la de la luz, ya no emite entodas las direcciones, sino casi exclusivamente en la dirección de su movimiento (que es perpendicular al plano del papel). Un observador lejano sólo "ve" entonces al electrón en los instantes en que su cono de radiación cae en la dirección de la visual. Un estudio detallado permite predecir que habrá más emisión en largas que en cortas longitudes de onda (al revés del cuerpo negro),

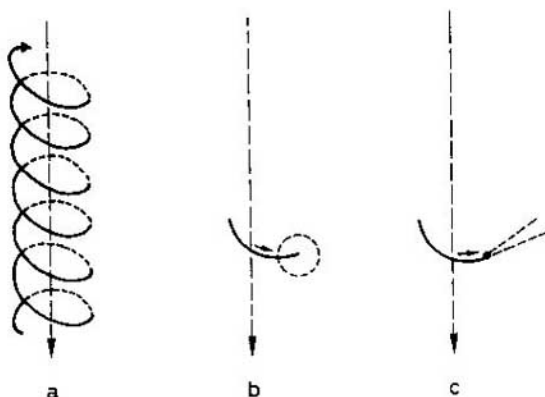


Fig. 29. Trayectoria de un electrón en un campo magnético. a. Movimiento del electrón. b. Emisión isotrópica del electrón que se mueve lentamente. c. Emisión "hacia adelante" del electrón que se mueve muy rápidamente. Las líneas verticales señalan la dirección del campo magnético.

loque, como se vio, sucede en la nebulosa del Cangrejo. Ahora bien, para que los electrones puedan radiar energía deben obtenerla de alguna parte y esto lo hacen a costa de su energía cinética. Pero si se mueven lentamente ya no emiten radiación sincrotrón; es decir, el proceso cesa en la medida en que desaparecen los electrones de muy alta velocidad. Como a novecientos años de la explosión de la supernova, aún la vemos, la explicación estaría en la existencia de un objeto que pudiera servir de fuente de electrones muy acelerados. En 1968, gracias al esfuerzo de un grupo de radioastrónomos ingleses encabezados por Hewish, esta fuente se encontró en los llamados "pulsares". Estos son una fuente invisible que emite en radioondas una serie de pulsos --o "bips" parecidos a la señal del código Morse-- que se repiten a intervalos constantes y breves, del orden de segundos. Actualmente se conocen doscientos pulsares, cuyos períodos están comprendidos entre 0.03 y 2° . Los datos de algunos de ellos están dados en la Tabla XIII.

Tabla XIII. Lista de Algunos Pulsares

Designación	Ascensión	Declinación	Período	Distancia (en pc)
CP 0329+54	03 ^h 29 ^m 2	+54°25'	0 ^s 715	500
NP 0527	05 25 8	+21 58	3 745	1900
NP 0532*	05 31 5	+21 59	0 033	1700
PSR 0833 - 45	08 33 7	-45 00	0 089	400
PSR 0904+77	09 04 0	+77 40	1 579	-
PSR 1133+16	11 33 5	+16 07	1 188	130
PSR 1508+55	15 08 1	+55 43	0 740	500
PSR 1749 - 28	17 49 8	-28 06	0 563	1000
PSR 1919+21**	19 19 6	+21 47	1 337	250
AP 2016+28	20 16 0	+28 31	0 558	300

Ascensión recta (1950, 0)

Declinación (1950, 0)

** Primer pulsar descubierto

* Pulsar ubicado en la nebulosa del Cangrejo.

Hubo muchos intentos de explicar la naturaleza de los pulsares. El primer punto de apoyo fue dado por el cuerpo NP 0532, situado en medio de la nebulosa del Cangrejo. Al fotografiarlo a intervalos de $0^{\circ}033$ se encontró que sólo era visible durante el breve intervalo de la pulsación. La figura 30 reproduce el registro de algunos pulsos consecutivos de la fuente.

¿Qué significa que el pulso se emita sólo durante un intervalo tan breve? Si fuera emisor todo el astro se trataría de un astro pequeño, de lo contrario, la radiación que parte de *A* y la que parte de *E* se recibirían con una diferencia de tiempo con respecto a la que parte de *B* (véase la Fig. 31), dada por la fórmula elemental

$$\Delta t = \frac{ED}{\text{veloc. luz}} \quad [25]$$

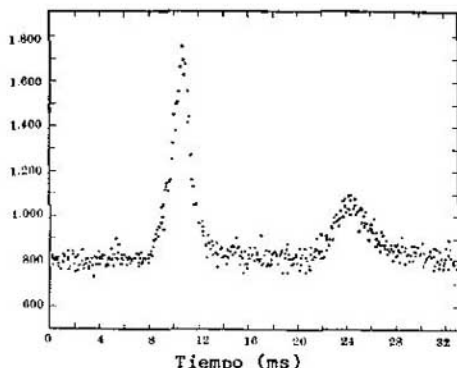


Fig. 30. Curva de luz del pulsar NP 0532. Abscisas: tiempo, medido en milisegundos. Ordenadas: intensidad luminosa promediada de 2300 ciclos. (Reproducida con permiso de R.F. Nather, B. Warner y M. Macfarlane, *Nature*, 221, pág. 527, 1969, Macmillan Journals Ltd., Londres.)

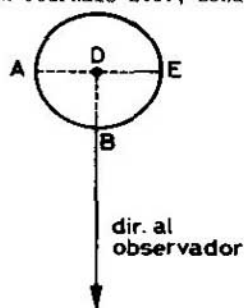


Fig. 31. Retardo de la luz emitida (véase el texto).

Como se aprecia en la figura 30, el pulso dura (Δt), algo así como $0^{\circ}001$, ¡¡ ED debe ser menor que 300 km!! o sea que el pulsar debe ser un cuerpo de increíble pequeñez, que no obstante emite una enorme cantidad de energía.

Para imaginar qué tipo de cuerpo puede ser, comiencese por plantear una pregunta a primera vista alejada del tema ¿Qué pasa con la materia cuando se la comprime? Se sabe que un gas disminuye de volumen cuando se lo comprime, o cuando se lo enfría. En un volumen de gas hay muchí-

simas moléculas que se mueven al azar y chocan entre sí y con las paredes del recipiente. Cuanto mayor es su temperatura, tanto más violentos son estos movimientos y en consecuencia los choques entre partículas. La presión que el gas ejerce sobre las paredes del recipiente es la resultante del choque con ellas. Si fuese posible fotografiar todas las moléculas de un volumen de gas común en un instante dado, se vería que, por término medio, las moléculas se encuentran a unos 100 \AA de distancia ($1 \text{ \AA} = 10^{-8} \text{ cm}$). Esta distancia es considerablemente mayor que el tamaño del átomo, que es 1 \AA . La distancia media disminuye si se comprime el gas. Si la presión se eleva, o la temperatura baja, el gas se licúa primero y se solidifica después. Así, el hidrógeno que en condiciones normales tiene una densidad de $9 \times 10^{-5} \text{ g/cm}^3$, a -252°C se licúa y a -259°C se solidifica y su densidad llega entonces a $0,6 \text{ g/cm}^3$. Este fenómeno de solidificación es un paso del desorden al orden en lo que atañe a la disposición y fijeza de los átomos. En un cristal la distancia entre estos es fija, del orden de 2 a 3 \AA . Evidentemente, es difícil comprimir más la materia, lo que equivale a decir que los sólidos cristalizados son casi incompresibles. Este ordenamiento estable de los átomos es una característica general de los sólidos, bien se trate del hidrógeno o de elementos más pesados como el uranio.

A consecuencia del mayor número de átomos por unidad de volumen, la densidad de los sólidos es mayor que la de los gases, y la más alta es de $18,7 \text{ g/cm}^3$, que es el caso del uranio.

Si los astros son realmente gases (o cuerpos sólidos) cabe esperar que su densidad esté comprendida entre los valores citados (9×10^{-5} y 19), y los datos de la Tabla VI lo confirman con la excepción de las enanas blancas.

Si ahora se comprime un sólido, la densidad aumenta otra vez si la distancia interatómica disminuye. El límite de ésta es 1 \AA , que es el diámetro de los átomos. Indudablemente la situación es algo más compleja, ya que los átomos están constituidos por nucleones (protones y neutrones) y electrones. Al estar los átomos muy cerca, los electrones ya no podrán mantenerse en sus órbitas regulares y comenzarán a desprenderse de los núcleos atómicos. Se puede entonces considerar la materia como compuesta de un cristal de nucleones a cuyo través circula un "gas" de electrones. Su densidad es más alta, pues ya no son las órbitas de los electrones las que determinan el tamaño del átomo. Haciendo los cálculos necesarios se pueden predecir densidades de 10^5 ó 10^6 g/cm^3 , o sea que ¡ 1 cm^3 pesa una tonelada! Densidades de este rango fueron predichas en 1925 por Fermi y por Dirac, e inmediatamente los astrónomos señalaron la existencia de objetos astronómicos de estas densidades: las enanas blancas, ya mencionadas. Cabe agregar que una estrella de masa igual a la del Sol y de esta densidad ocuparía una esfera del tamaño de la Tierra.

Teóricamente es posible comprimir más aún la materia. Se llegaría al límite cuando los núcleos atómicos se tocasen, y como las dimensiones de éstos son del orden de 10^{-6} \AA (10^{-13} cm), ¡la densidad podría llegar a 10^{15} g/cm^3 ! Con una densidad así y la masa del Sol, la estrella (hipotética) tendría un radio aproximado de 8 km. Además si los núcleos se tocan, los electrones no tienen otra posibilidad que la de unirse a los protones, dando origen a la formación de neutrones (y de neutrinos, que se escapan de la materia). El objeto no se compondría entonces de nucleones y de

electrones, sino simplemente de neutrones: sería una estrella de neutrones. Los candidatos más obvios a ser estrellas de neutrones son los pulsares, ya que como se dijo antes sus radios son de unos centenares de kilómetros. Es decir, otra vez la astronomía descubre una clase de cuerpos predichos teóricamente por los físicos.

Hasta el momento no se ha considerado la procedencia de las presiones capaces de comprimir los gases hasta convertirlos en enanas blancas o estrellas de neutrones. En el núcleo de una estrella normal se producen reacciones termonucleares que generan energía y calor, que a su vez generan la presión que equilibra el peso de las capas de gas situadas encima. Si en el curso de la evolución aumenta la temperatura interna de la estrella, también aumenta esta presión y la estrella se expande hasta que el peso de las capas superiores equilibra la presión del interior. Sin embargo, si el combustible de la estrella se acaba, la presión disminuye y la estrella se contrae por el peso de las capas superiores. Si el combustible se acaba de golpe, la contracción es brusca y ocurre el colapso o derrumbe. Pero, a diferencia de un derrumbe que acaba cuando el material llega al suelo (o a algo que resiste al derrumbe), en la estrella no hay nada que detenga el colapso y éste prosigue hasta que la "compactación" de las partículas llega a su límite, es decir que el resultado es o bien una enana blanca o bien una estrella de neutrones. Del mismo modo que un derrumbe va acompañado por lo general de una nube de material más o menos pulverizado, en la estrella hay una expulsión violenta de material. Podemos resumir diciendo que en la etapa final de la vida de una estrella se produce una eyección violenta de material que forma una nebulosa planetaria, transformándose la estrella en un objeto tipo enana blanca. Si la eyección de material es muy violenta --explosión de supernova-- se produce una nebulosa irregular y lo que queda es una estrella de neutrones (pulsar) o bien no queda nada. Cuando el objeto formado es una enana blanca, se ha visto que la cantidad de materia eyectada es muy pequeña. O sea que la masa permanece casi invariante. Con otras cosas pasa lo mismo, por ejemplo con la energía del campo magnético. Pero como la estrella que queda es mucho más pequeña que la progenitora, el campo magnético superficial se intensifica mucho. Esto explica los intensísimos campos magnéticos encontrados en las estrellas degeneradas y en los pulsares.

En cuanto a la materia eyectada, con el tiempo ésta se irá dispersando cada vez más, es decir aumentará su radio y disminuirá su densidad. La parte externa de la capa en expansión "barre" el medio interestelar como una gigantesca escoba, empujando delante suyo todo el material que encuentra a su paso, comprimiéndolo y calentándolo. El gas muy caliente produce radiación X y radioondas que se pueden detectar aun cuando la capa no es ya más visible (o apenas visible), lo que sucede al cabo de algunos millares de años. De este modo se han detectado restos de centenares de supernovas, lo que demuestra que la explosión de supernovas es un fenómeno relativamente frecuente.

Cabe preguntarse si realmente la estrella de neutrones es el último estado de compresión posible. ¿Podrá condensarse más aún la materia? En efecto, parece posible forzar los neutrones hasta que éstos se toquen a su vez. Entonces la materia está tan concentrada que se produce un fenómeno insospechado, que consiste en que los fotones no pueden salir de la estrella debido a la atracción gravitatoria del astro. Es decir, se pre-

senta esta situación paradójica: que puede entrar luz en la estrella desde el exterior, pero no puede salir de ella, por lo que la estrella ultracondensada es invisible. Por esta razón se la suele llamar "agujero negro". Como los agujeros negros son invisibles, el único modo de detectarlos es gracias a su masa: un agujero negro en un sistema binario sigue ejerciendo atracción aunque sea "invisible". De ahí que se han examinado muchos sistemas binarios a fin de encontrar posibles "agujeros negros". Hasta el momento hay muchos candidatos, pero aún no hay seguridad de haberlos encontrado. Sin embargo, como hasta ahora la física predijo con éxito la existencia de enanas blancas y de estrellas de neutrones, cabe esperar que también los "agujeros negros" se encontrarán algún día.

MEDIO INTERESTELAR

Por medio interestelar se entiende todo lo que se encuentra entre las estrellas que forman parte de una galaxia. En primera aproximación se puede decir que está vacío, y así se supuso durante mucho tiempo. Este capítulo servirá para ilustrar las fallas de esta suposición. Como este medio transmite la radiación de las estrellas, sus efectos en consecuencia deberán buscarse en la radiación transmitida.

Para estudiar el medio interestelar conviene comenzar por el estudio del medio con que estamos más familiarizados: la atmósfera terrestre. Esta atmósfera también transmite parte de la radiación del Sol y las estrellas, y su paso por ella le imprime efectos muy especiales. En primer lugar la radiación transmitida se debilita, lo que se comprueba fácilmente si se mira el cielo desde una ciudad o desde una montaña: Cuanta más atmósfera atraviesen los rayos luminosos más se debilitan. En segundo lugar se producen alteraciones en la luz incidente, como vimos, pues el ozono absorbe todas las radiaciones cuya $\lambda < 3000 \text{ \AA}$. En tercer lugar la atmósfera modifica el color de los objetos, pues cuando el Sol se pone, tiene color rojo, mientras que cuando está alto en el cielo es amarillo, cambio que se debe a que cerca del horizonte los rayos de corta longitud de onda son absorbidos en mayor grado que los de longitud de onda larga. Estos tres efectos se deben a los átomos y moléculas de la atmósfera, al polvo y a otras partículas (llamadas genéricamente aerosoles) suspendidas en ella. Agréguese como dato ilustrativo que 1 cm^3 de aire a nivel del mar contiene 3×10^{19} moléculas, y que en una columna de 1 cm^2 de sección que atraviesa toda la atmósfera se encuentran alrededor de 3×10^{25} moléculas.

69

Volvamos ahora al medio interestelar y examinemos si los tres efectos arriba mencionados se hacen sentir en él. Comencemos por el 'cambio de color'. Si algo así existe, debiera esperarse encontrar estrellas que no tienen el color que les corresponde. Este color "que les corresponde" se llama "intrínseco" y está determinado, como hemos visto antes, por la temperatura de la estrella. Todo el problema reside en encontrar un procedimiento capaz de decirnos si el color que se observa en la estrella es el color intrínseco o no. En el último caso, se podrá pensar en el efecto producido por el medio interestelar. El camino más directo encontrado para ello es utilizar el tipo espectral de las estrellas que, como se ha visto, depende de la temperatura de la estrella. En principio a todas las estrellas de un mismo tipo espectral les corresponde el mismo color. Si, por el contrario, se encontraran estrellas de igual tipo espectral con colores distintos habría que atribuirlo a la influencia del medio interestelar. Esto es efectivamente lo que sucede, y la Tabla XIV muestra observaciones afectadas por este efecto.

Se ha supuesto que el color intrínseco de las estrellas B1 es

$$U-B = -1,00 \text{ y } B-V = -0,28$$

En astronomía se han definido las siguientes cantidades (observado = obs, intrínseco = int):

Tabla XIV. Efectos del Medio Interestelar Sobre los Colores de Estrellas Enanas B1

Estrella	(B-V) _{obs}	(U-B) _{obs}	E(B-V)	E(U-B)	$\frac{E(U-B)}{E(B-V)}$
HD 191639	-0,16	-0,92	+0,12	+0,08	0,67
144470	-0,04	-0,82	,24	,18	,75
593	+0,06	-0,75	,34	,25	,73
18352	+0,23	-0,63	,51	,37	,72
315-14	+0,82	-0,21	1,10	,79	,72

$$E(B-V) = (B-V)_{obs} - (B-V)_{int}$$

y

$$E(U-B) = (U-B)_{obs} - (U-B)_{int}$$

E = exceso de color; E(B-V) se lee: exceso de color en (B-V).

De los datos de la Tabla XIV se encuentra empíricamente que

$$E(U-B) = 0,72 \cdot E(B-V) \quad [26]$$

70

Ahora bien, el hecho de que exista una relación del tipo [26] indica que el aumento *relativo* del índice de color es el mismo para todas las estrellas, es decir, conociendo uno se puede deducir el otro. Lo que no se puede predecir es la cuantía del exceso de color de una estrella dada. Una analogía con lo que pasa en la atmósfera puede ayudar a comprender el fenómeno. El cambio de color, como es sabido, se produce cerca del horizonte, o sea cuando los rayos luminosos deben atravesar el camino OA en la atmósfera (Fig. 32), en tanto que atraviesan el camino OB cuando el Sol se encuentra en el cenit. Cabe inferir entonces que lo que influye es el *espesor atravesado* de la capa absorbente. O sea --volviendo al caso de las estrellas-- que el exceso de color más grande se producirá allá donde la "capa absorbente" atravesada es más gruesa. Para saber qué material es el que produce el fenómeno de "coloración" o más propiamente enrojecimiento, podemos recurrir otra vez a la analogía con la atmósfera terrestre. Se sabe por experiencia que las puestas de Sol más espectaculares se producen después de una tormenta de arena --es decir por la

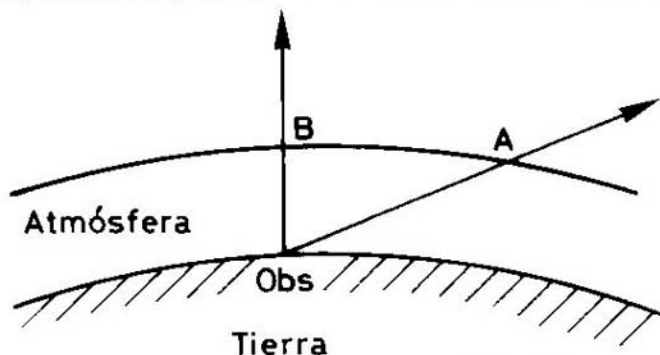


Fig. 32. Trayectoria de los rayos de la atmósfera terrestre (véase el texto).

acción de las pequeñas partículas que flotan en la atmósfera. Podemos agregar que el polvo produce otros efectos espectaculares, así como también las cenizas de incendios de bosques o de erupciones volcánicas.

Si se razona por analogía, se puede suponer que el enrojecimiento se debe al polvo que flota en el espacio (interestelar) y que en los lugares donde el enrojecimiento es mayor debe haber más de estas partículas entre la estrella y el observador.

Estadísticas hechas sobre los excesos de color muestran que éstos son más intensos en la dirección del plano galáctico --o sea del plano en que se halla la Vía Láctea. Fuera de este plano, los excesos son en general pequeños, y mínimos en la dirección de los polos galácticos. Se volverá más adelante sobre este fenómeno.

Sería, por cierto, muy interesante decir algo sobre los granos de polvo que provocan el enrojecimiento. Aquí la física sirve de ayuda otra vez porque dice que el tamaño de las partículas debe aproximarse (o ser mayor) a la longitud de onda de la radiación que más es afectada por la "coloración". Como se vio que los granos afectan a la luz visible y la luz visible tiene longitudes de onda contadas entre

$$3000 < \lambda < 10\ 000 \text{ \AA}$$

o sea

$$3 \times 10^{-5} < \lambda < 10^{-4} \text{ cm,}$$

el tamaño de los granos de polvo debe ser del mismo orden. Se trata pues de partículas muy pequeñas, imposibles de percibir a simple vista. Obsérvese que, por otra parte, son mucho mayores que los átomos, cuyo diámetro es del orden de $1-2 \text{ \AA}$.

Volvamos nuevamente a las ecuaciones escritas al pie de la Tabla XIV. Estas ecuaciones implican que la luz de la estrella ha disminuido tanto en el color U, como en el B y el V. Por efecto de esta disminución (véase la Fig. 33) la curva de radiación observada no pasará por los puntos A, B y C, sino por los puntos A', B' y C'. Las diferencias AA', BB' y CC' representan la intensidad perdida por efecto del medio interestelar --el astrónomo las llama "extinción". Si se dice que una estrella ha sufrido una extinción de 1^a ello significa que la luz que nos llega disminuye en una magnitud, o sea, por la fórmula [6]

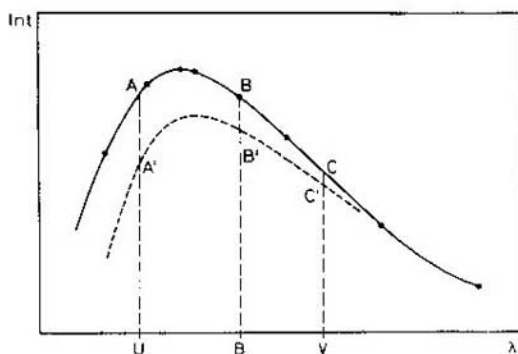


Fig. 33. Alteración de la radiación emitida por el astro (curva de Planck) por efecto de absorción en el medio interestelar. Abscisas: longitud de onda. Ordenadas: intensidad.

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log \frac{I_1}{I_2}$$

con $m_1 - m_2 = 1^a$ debe ser

$$\frac{I_1}{I_2} = 2,5$$

es decir, se recibió una intensidad de luz 2,5 veces menor que la emitida por la estrella. Para familiarizarnos con esta notación se darán dos ejemplos. En el primero de ellos, la luz de una estrella a 2500 pc de distancia ha perdido por extinción 1^a , lo que equivale a que la luz recibida sea un cuarto de la luz emitida. Como esta pérdida se produjo a lo largo de una distancia de $7,5 \times 10^{21}$ cm, la absorción por centímetro es de

$$\frac{0,75}{7,5 \times 10^{21}} = 10^{-22}/\text{cm}$$

En el segundo ejemplo, un automovilista nota que los faros de otro coche, a 100 metros de distancia, se han debilitado hasta un tercio de su potencia por efecto de una tenue neblina. Esto equivale a una pérdida por centímetro de

$$\frac{0,67}{10^4} = 6,7 \times 10^{-5}/\text{cm}$$

72

Es decir que la absorción por centímetro en el espacio interestelar es sumamente pequeña --mucho menor que la de una neblina otoñal. ¡En efecto, una neblina otoñal produce en 100 metros de distancia casi tanta absorción como el espacio interestelar en 2500 pc (75×10^{19} m)!

Partiendo de la fórmula [26] se puede demostrar la validez de la fórmula

$$A(V) = 3 \cdot E(B-V) \quad [27]$$

La importancia práctica de esta fórmula es considerable, ya que permite conocer $A(V)$, o sea la absorción visual de la luz de una estrella, a partir del exceso de color que se puede medir.

El siguiente ejemplo numérico dará un indicio de la importancia de la absorción. Supóngase que una estrella enana B1, cuya magnitud aparente visual sea 8^a , no ha sufrido absorción interestelar; entonces puede calcularse su distancia mediante la fórmula [12]:

$$M = m + 5 - 5 \log r$$

por ser $M = -3,8$; $\log r = 3,36$, es decir $r = 2291$ pc. Si, en cambio, la estrella ha sufrido una absorción de 2^a , ello significa que la misma debería verse (en ausencia de la absorción) como de magnitud aparente más brillante ($8^a - 2^a = 6^a$). En este caso, repitiendo el cálculo de la distancia, se obtiene el valor de 920 pc. Se ve entonces que la absorción puede cambiar las distancias galácticas de un modo considerable, lo que hace indispensable tenerla en cuenta.

Hasta el momento sólo nos hemos ocupado del polvo interestelar y es tiempo de preguntarnos si éste es el único material que se encuentra en el espacio interestelar. La respuesta es no, también existen átomos sueltos. De acuerdo con lo dicho antes (cap. 2), si la luz procedente de una estrella encuentra en su camino átomos de menor temperatura, se originarán líneas de absorción. Estas líneas, debidas a los átomos distribuidos en el espacio a lo largo de la visual hacia la estrella, pueden observarse sin dificultad en el espectro de las estrellas que tienen pocas líneas, como el de las estrellas B. En cambio, en los espectros de estrellas tardías, las líneas interestelares se pierden entre el enorme número de líneas de la estrella. ¿Cómo saber si una línea espectral es estelar o interestelar? Un modo sencillo de diferenciarlas es por la velocidad radial de las líneas. Las provenientes de las estrellas están todas afectadas por la velocidad de la estrella en tanto que las interestelares indican la velocidad promedio de los átomos del espacio interestelar, que es diferente de la de la estrella.

Las líneas interestelares que se han observado se deben a átomos de carbono, nitrógeno, oxígeno, azufre, magnesio, silicio, aluminio, cloro y calcio. No se han encontrado, en cambio, líneas provenientes de átomos de hidrógeno y de helio, cuya existencia sería esperable, ya que se trata de los elementos más abundantes del Universo. La explicación más sencilla es que las líneas existen, pero que están "tapadas" por las líneas demasiado anchas de hidrógeno y de helio de la estrella. No obstante es importante averiguar si no se observan porqué están "tapadas" o porqué no existen. Para ello consideremos qué se puede esperar a partir de las condiciones físicas reinantes en el espacio interestelar.

Como se dijo ya, hay muy poco polvo en el espacio. ¿Habrán también muy pocos átomos? Consideremos para ello el hidrógeno que, como se sabe, es el elemento más abundante del Universo. En un átomo de hidrógeno, el electrón puede ocupar una órbita cualquiera de una multitud de órbitas posibles. En cada una de ellas (caracterizada por un número de orden n) el electrón posee una cierta energía y se encuentra a una cierta distancia del núcleo del átomo. Cuanto más grande es n , tanto mayor es la órbita y la energía. La física enseña que la energía y el radio están dados en un átomo de hidrógeno por las fórmulas

$$E_n = -2,14 \times 10^{-11} \frac{\text{erg}}{n^2} = \frac{C}{n^2} \quad [28]$$

$$r_n = 0,53 n^2 \quad [29]$$

donde E_n y r_n están expresados en ergios y en angstroms, respectivamente.

También se sabe que si el electrón se desplaza de una órbita n a otra m , o sea si efectúa una transición entre n y m , la diferencia de energía será

$$E_n - E_m = \frac{hc}{\lambda} \quad [30]$$

lo que da para

$$\lambda = \frac{hc}{E_n - E_a} = \frac{hc}{R \left(\frac{1}{n^2} - \frac{1}{m^2} \right)} \quad [31]$$

De acuerdo con esta fórmula el electrón salta de una órbita de radio grande a otra de radio pequeño y la energía que pierde es emitida como radiación, o sea que se traduce en una línea de emisión. Si, por el contrario, el electrón pasa de una órbita de radio pequeño a una de radio más grande, hay que suministrarle energía, es decir se origina una línea de absorción.

De la fórmula [31] se desprende que si n y m son ambos pequeños (por ejemplo, 2 y 3), la longitud de onda producida será corta, de unos 7×10^{-5} cm, lo que corresponde a la radiación óptica. Por otra parte, cuando n y m son ambos grandes, por ejemplo $n = 151$ y $m = 150$, λ resulta ser de 18 cm y cae en el dominio de las radioondas. Si el hidrógeno interestelar emitiera, tendría que hacerlo tanto en la región óptica como en la de las radioondas. Ya se vió que no se observan transiciones ópticas porque las radiaciones se superponen con las líneas de hidrógeno de las estrellas. Los radioastrónomos, en cambio, han podido detectar muchas líneas de emisión debidas a saltos entre órbitas lejanas, tales como $n = 254$ a 253, 127 a 126, etc., lo que prueba de modo fehaciente que el hidrógeno interestelar existe.

74

Una consecuencia interesante de la fórmula [29] es que si el electrón se encuentra en una órbita de $n = 151$, el radio de esta órbita, o sea el radio del átomo, es de 10 000 Å. En condiciones normales, el radio del átomo de hidrógeno es de sólo algunos angstroms. Como se dijo ya, esta enorme diferencia se debe a que en condiciones normales la distancia media entre átomos es de 100 Å. Un electrón que se halle muy alejado de su núcleo sería arrancado de él por la atracción de los átomos vecinos. Es por esto que en las estrellas sólo se observan transiciones con n bajo (órbitas con radio pequeño). Si los radioastrónomos observaran transiciones con $n = 151$, esto implicaría que cada átomo debe estar muy alejado de sus vecinos. Un cálculo sencillo muestra que no puede haber más que unos pocos átomos por cm^3 , para que un electrón a diez mil Å del núcleo "no corra peligro". ¡Compárese esta densidad a la de 10^{25} partículas por cm^3 en nuestra atmósfera y se verá de inmediato que el espacio interestelar está casi completamente vacío!

Un problema resta: saber cómo llevar un electrón a una órbita con n grande, o sea excitar el átomo. Como la carga positiva del núcleo atrae al electrón (carga negativa) hacia él, es obvio que hay que suministrarle energía al electrón. La fuente más inmediata de esta energía es la radiación de las estrellas vecinas. Las estrellas más calientes (O y B) son las que irradian mayor cantidad de energía, en parte en forma de fotones muy energéticos.

Ahora bien, si los fotones son muy energéticos, su energía puede ser demasiado elevada para el átomo. El electrón es entonces arrancado, o sea que el hidrógeno se convierte en una nube de protones y de electrones. En este caso, se habla de "hidrógeno ionizado". Cabe esperar pues que alrededor de cada estrella O y B se forme una zona de hidrógeno ionizado, que se extienda a muchos parsecs de distancia de la estrella. Esta zona

llamada HII (hidrógeno ionizado), será una zona caliente, ya que una parte de la energía procedente de los fotones energéticos se convierte en energía cinética, o sea agitación térmica de las partículas.

Al alejarse suficientemente de una estrella B, los fotones más energéticos desaparecen porque cada fotón ionizó un átomo. Más allá sólo llegan los fotones menos energéticos que sólo excitan, pero no ionizan, los átomos. En esta zona se observan las transiciones de alto nivel antes mencionado.

Finalmente, cuando el átomo está muy alejado de toda estrella caliente habrán muy pocos fotones capaces de excitarlo y no debiera producirse ninguna línea de emisión. Sin embargo, hay una posibilidad más. Como se dijo ya, cada electrón gira a gran velocidad alrededor del núcleo y además gira sobre su propio eje, tal como la Tierra gira alrededor del Sol y además sobre su propio eje. Pero a diferencia de la Tierra, cuyo eje siempre apunta en la misma dirección, el eje del electrón puede cambiar abruptamente 180 grados, es decir girar en la dirección inversa. Esta "inversión de espín" va acompañada de la emisión de una pequeña cantidad de energía y da origen a una radiación de longitud muy grande que, teóricamente, debe tener $\lambda = 21$ cm. Este fenómeno es muy poco frecuente y sólo podrá observarse cuando el átomo está aislado de sus vecinos. La posibilidad de este proceso fue predicha teóricamente y tuvo brillante confirmación en 1951, cuando los recién construidos radiotelescopios detectaron la anunciada línea de 21 cm.

En los años que siguieron se pudo demostrar que la galaxia estaba llena de hidrógeno atómico (neutro) detectable gracias a esta línea. El hidrógeno está concentrado preferencialmente en el plano de la galaxia y disminuye hacia ambos lados; ya se ha visto que el polvo interestelar tiene comportamiento similar.

Pese al pequeño número de átomos existentes por cm^3 en el espacio, se ha visto que es posible detectarlos. Claro está que esto es posible sólo porque el espacio es tan vasto que el pequeño número por cm^3 es compensado por el gran número de centímetros que un rayo luminoso está obligado a recorrer antes de llegar a nosotros. Si una estrella B se encuentra a 100 pc, una columna de 1 cm^2 de superficie tiene $1 \text{ cm}^2 \cdot 3,1 \cdot 10^{20} \text{ cm} = 3,1 \cdot 10^{20} \text{ cm}^3$ de volumen. Y si en cada cm^3 hay aunque sea un átomo habrá un total de 10^{20} átomos en la columna, lo cual es apreciable y puede producir un efecto.

MOLECULAS

Cuando se analiza la composición del gas interestelar, se llega a la conclusión de que, como en las estrellas, está predominantemente compuesto de hidrógeno y de helio con agregados de otros elementos como carbono, nitrógeno, oxígeno y metales. Ahora bien, entre los granos de polvo interestelar, con diámetros de miles de angstroms, y los átomos, existen en la naturaleza otras partículas de tamaño intermedio que son las moléculas. Las moléculas pueden tener entre dos y muchos miles de átomos. ¿Existen también en el espacio interestelar? y si existen, ¿cómo encontrarlas?

Comencemos por decir que las moléculas son estructuras mucho más frágiles que los átomos, ya que por lo general es mucho más fácil diso-

ciar moléculas que ionizar átomos. Recuérdese que en las estrellas, las moléculas aparecen sólo en las estrellas más frías. Las líneas producidas por una molécula también suelen corresponder a diferencias de energía mucho más bajas que las producidas por un átomo, o sea a longitudes de onda más largas. La mejor posibilidad de detectar moléculas en el espacio es a través de las radiaciones de longitud de onda grande: infrarrojas, milimétricas y centimétricas. ¿Qué tipo de moléculas cabría esperar? Si los elementos más frecuentes son los de pequeño peso atómico (H, He, C, ...), cabe esperar moléculas del tipo H₂, CO, CN y NO. El helio, por ser gas noble, difícilmente forma moléculas. Estas moléculas debieran formarse libremente al azar en el espacio interestelar por encuentros entre átomos. Cabría esperar entonces encontrar moléculas en todas partes, salvo cerca de las estrellas calientes, ya que ahí la radiación energética las destruiría.

Sorprendentemente, mucho de lo hallado fue muy distinto de lo esperado. En efecto, se detectaron moléculas en el dominio radioastronómico, pero no sólo moléculas diatómicas, sino también otras mucho más complejas. Hasta el momento se conocen unas cincuenta moléculas diferentes; algunas de ellas se consignan en la Tabla XV. Casi todas ellas fueron descubiertas radioastronómicamente a partir de 1963, fecha en que se descubrió el OH. Hasta el momento, las moléculas más pesadas que se han descubierto son de ONCE átomos. La simple existencia de moléculas tan complejas hace inverosímil que se produzcan como consecuencia de libres encuentros entre átomos, ya que con la poca cantidad de átomos en el espacio interestelar, la producción de moléculas tan complejas es casi nula. Esto se ve confirmado por el hecho de que las moléculas no se encuentran repartidas uniformemente en el espacio (como sería de esperar), sino que se concentran más bien en bolsones bien definidos cerca de estrellas calientes. Más aún, los "bolsones" de distintas moléculas no coinciden. Esto hace necesario mirar las cosas desde un ángulo distinto y concluir que las moléculas sólo pueden formarse dentro de nubes interestelares. El primer requisito es que la nube sea densa, ya que esto bloquea el paso de los fotones energéticos. El centro de la nube queda protegido de la radiación destructora y el proceso de formación de moléculas puede comenzar. Parece ser que la formación de moléculas es el primer indicio de condensación de la nube, que terminará cuando se formen una o varias estrellas.

76

Esto conduce a hablar nuevamente de la distribución de la materia interestelar. Hay en general dos tipos extremos de distribución: la uniforme y la "nubosa". Ambos pueden coexistir, como lo demuestra el ejemplo de la atmósfera terrestre, donde coexisten gases distribuidos uniformemente y nubes de vapor de agua. Para que las nubes se hagan visibles deben haber corrientes de aire (gas) que arrastren las gotitas de agua e impidan sudispersión. (Aun dentro de la misma nube suelen haber grandes diferencias de velocidad entre las distintas partes.) Volviendo al medio interestelar, la primera cuestión es saber si la materia se distribuye uniformemente o en nubes. Para esto, lo más sencillo es observar estrellas cercanas en el cielo y ver si tienen el mismo exceso de color. Si lo tienen, es porque el medio interestelar es homogéneo; si no, cabe pensar que la materia que produce el exceso de color está distribuida irregularmente. Esto último es lo que sucede y por ello se concluyó, aun antes del advenimiento de la radioastronomía, que el medio interestelar es "nuboso". La radioastronomía ha aportado pruebas más

precisas al mostrar que cuando se observa en una dirección cualquiera el gas, éste se encuentra agrupado en "paquetes" bien definidos que poseen distintas velocidades. La analogía que se hizo del medio interestelar con la atmósfera terrestre se puede extender aún más, ya que en la atmósfera terrestre se encuentran nubes sólo en la parte más densa y no más allá de 12 km de altura. Así también en el medio interestelar, las nubes sólo se encuentran en la parte más densa, cercana al plano galáctico. Lejos de él, el medio es cada vez más tenue y uniforme.

Tabla XV. Algunas Moléculas Descubiertas en el Espacio Interestelar

CH		HC ₃ N	cianopoliino
CN	cianógeno	CH ₃ · OH	alcohol metílico
OH	hidróxilo	HCO · OH	ácido fórmico
NH ₃	amoníaco	SiO	monóxido de silicio
H ₂ O	agua	SiS	sulfuro de silicio
H ₂ CO	formaldehído	HNCO	ácido cianhídrico
CO	monóxido de carbono	CH ₃ CHO	aldehído acético
H ₂	hidrógeno molecular	CH ₃ CH ₂ OH	alcohol etílico
		HC ₉ N	cianopoliino

Las nubes interestelares también son arrastradas por corrientes de gases, a modo de verdaderos "vientos interestelares", que mueven las nubes de un lado al otro. Lo que origina estos vientos es, otra vez, la radiación de las estrellas. Cuando una onda luminosa encuentra una partícula de polvo, ejerce una cierta presión sobre ella: la presión de radiación. Esta presión de radiación hace que las nubes se alejen de las estrellas tanto más rápidamente cuanto mayor es la energía irradiada por la estrella. A su vez, las partículas de polvo arrastran el gas, que adquiere así velocidad gracias a la radiación estelar. Además de este "viento interestelar", se tiene la agitación suplementaria producida por las variables explosivas (novas, supernovas) que inyectan parte de su material al espacio interestelar y contribuyen a contaminarlo. Así, por ejemplo, alrededor de las estrellas variables ricas en carbón se encuentran nubes de moléculas carbonadas (C₂, CH, CN, etc.) que, a las claras, provienen de la estrella.

77

Tenemos, pues, un medio tenue, dentro del cual existen condensaciones que se llaman nubes. Una nube más o menos típica tiene unos diez pc de diámetro, una densidad media de diez átomos/cm³ y una temperatura baja, de algunas decenas de grados. Fuera de la nube, la densidad es aún mas baja. Para que la nube no se disipe inmediatamente debe haber equilibrio de presión, es decir en el borde de la nube debe haber igual presión en el lado de "afuera" y en el lado de "adentro". La ley de los gases perfectos se expresa por

$$P = \frac{RT\rho}{\mu}$$

donde P = presión, T = temperatura, ρ = densidad, μ = peso molecular y R = constante de los gases = $8,31 \cdot 10^7$ erg/grad. mol. Se puede escribir entonces

$$\rho_n T_n = \rho_t T_t$$

donde los subíndices n y f indican respectivamente "dentro" y "fuera de la nube". O sea que el medio exterior, más diluido, tiene que ser más caliente. Si la densidad es cien veces menor, la temperatura será cien veces más alta que en la nube.

Al lado de estas dos componentes del medio -- las nubes y el medio tenue -- existen además las regiones III, con temperaturas de alrededor de 10 000 grados, y las nubes oscuras más densas que contienen en su interior bolsones moleculares. Como se ve, el medio interestelar no es nada uniforme, ya que hay nubes de todo tamaño (desde centenares de pc hasta fracciones de pc), forma, densidad y temperatura.

Se mencionó antes que todo el gas y el polvo están concentrados en el plano galáctico y que fuera de él hay muy poco gas. Si se aplica el razonamiento anterior de equilibrio de presión a este gas, debe concluirse que fuera del plano galáctico el gas debe ser muy caliente. Alrededor del plano galáctico hay, efectivamente, una corona de gas caliente de muy baja densidad. Antes de concluir este capítulo, hay que hablar todavía de los campos magnéticos y de los rayos cósmicos.

78 Todos estamos familiarizados con el fenómeno de la polarización de la luz. Esencialmente, la luz se polariza cuando hay algo en el medio en que se propaga que la haga vibrar de preferencia en un cierto plano. Esta preferencia por un plano puede detectarse mediante el uso de "polaroides". Un hecho curioso es que la luz de las estrellas lejanas está polarizada y, conforme a la regla, la polarización se intensifica a grandes distancias y en las cercanías del plano galáctico. Como el enrojecimiento interestelar tiene el mismo comportamiento, cabe esperar que exista alguna relación entre los dos. En efecto, esto sucede, lo que lleva a suponer que tal vez la causa de ambos fenómenos es el mismo material. Las dificultades comienzan aquí, ya que el enrojecimiento se debe al polvo interestelar y el polvo en general no polariza la luz. La puede polarizar únicamente cuando los granos del polvo interestelar son alargados y están orientados: por ejemplo, apuntando todos en la misma dirección. Por lo tanto, para explicar la polarización debe haber algo en el espacio que oriente los granos. La explicación más sencilla que se encontró es suponer la existencia de un campo magnético que mantenga los granos aproximadamente orientados, tal como lo hace un imán con las limaduras de hierro. Para ello basta un campo magnético muy débil, del orden de 10^{-6} G. Recuérdese que el campo magnético terrestre es de 0,7 G, o sea cien mil veces mayor. Este campo interestelar ha podido ser medido por el efecto Zeeman (pág. 38) y se encuentra que es bastante homogéneo y está concentrado principalmente en el plano galáctico.

Este campo magnético es muy importante para otro fenómeno: la radiación cósmica.

RADIACIÓN CÓSMICA

Se denomina radiación cósmica a una radiación de alta energía que viene del espacio, cuya energía está comprendida entre 10^6 y 10^{18} eV, (pág. 2). Las partículas que la transportan son principalmente protones y núcleos de helio (partículas alfa), es decir partículas cargadas eléctricamente que se desplazan casi a la velocidad de la luz. Al entrar las partículas en la atmósfera terrestre ocurren una serie de colisiones en

cascada con las moléculas y los átomos de la atmósfera terrestre. Lo que llega a la superficie terrestre es una mezcla confusa de las partículas originales (que se denominan primarias) y los fragmentos de las colisiones (partículas secundarias). Las partículas de baja energía son en general destruidas en la atmósfera, o pueden ser frenadas por blindajes de plomo. En cambio las más energéticas atraviesan todo blindaje y se los puede detectar aun en los fondos de minas, después de haber atravesado centenares de metros de roca. §

Los satélites han brindado la posibilidad de estudiar la radiación cósmica lejos de la interferencia de la atmósfera terrestre y han permitido descubrimientos muy significativos. En primer lugar, han permitido precisar que, además de núcleos de hidrógeno y de helio, la radiación cósmica contiene también núcleos de elementos más pesados. Si se compara la proporción relativa de elementos más pesados se cae en la cuenta de que la radiación cósmica tiene prácticamente la misma composición química que las estrellas. La pequeña diferencia encontrada se explica por el hecho de que aun en el espacio interestelar se producen algunas colisiones (pese al número bajo de átomos interestelares) de ahí que en los rayos cósmicos observados mediante el satélite haya algunos núcleos "secundarios".

El hecho de que haya colisiones en el espacio interestelar implica que la radiación cósmica debe producirse y renovarse continuamente. En caso contrario, la radiación cósmica disminuiría poco a poco, ya que cada colisión puede significar el fin de una partícula cósmica. Uno se imagina entonces que basta analizar la dirección en que llegan los rayos cósmicos para saber de donde proceden. Pero cuando se hace esto, se observa algo asombroso: ¡la radiación llega de todos los puntos del cielo, día y noche, con la misma intensidad! En otras palabras, no se ven las fuentes de rayos cósmicos.

79

Este hecho, poco esperado, tiene una explicación sencilla en los campos magnéticos interestelares. En efecto, como la radiación cósmica está compuesta de partículas cargadas eléctricamente (protón = carga positiva), la física enseña que al encontrarse la partícula con una línea de fuerza magnética debe "enroscarse" alrededor de ésta, describiendo una trayectoria helicoidal (Fig. 29a). Una partícula con energía E (expresada en eV), al encontrarse con un campo magnético de intensidad H (expresado en G) describe una helicoide con radio R (expresado en pc)

$$R = 1,08 \cdot 10^{-21} \frac{E}{H}$$

O sea que basta un campo de sólo 10^{-6} G para hacer describir a una partícula con $E = 10^{10}$ eV una espiral con un radio de 100 pc. El rayo cósmico debe seguir descubriendo espirales alrededor de esta línea de fuerza (o de otra que se encuentre en el camino) hasta que una colisión ponga fin a su vida. Esto implica que la dirección de la llegada de la radiación cósmica no puede decir nada sobre el lugar de origen de la partícula, ya que intervino toda la circulación en la galaxia, lo que puede haber durado varios millones de años.

Un aspecto importante de la radiación cósmica es la distribución de las distintas energías. La figura 33a muestra la distribución de los rayos con distintas energías. Se ve que los rayos de baja energía son

muchísimo más frecuentes que los de alta energía. Una parte de los rayos cósmicos de baja energía ($E < 10^9$ eV) debe provenir del Sol, ya que cuando se produce una explosión grande en éste se observa un incremento de radiación cósmica. Pero al parecer el Sol no es capaz de producir radiación con más energía. Uno se imagina de inmediato que otras estrellas tal vez pueden producir radiación más energética, como, por ejemplo, las supernovas. Por el momento, sin embargo, esto se ignora.

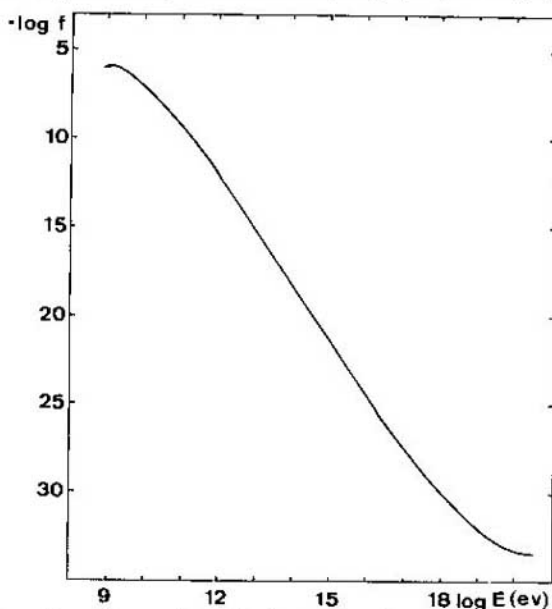


Fig. 33a. Logaritmo del flujo de partículas cósmicas en función del logaritmo de su energía (expresada en electrón-voltios). Obsérvese el enorme decrecimiento en la frecuencia de las partículas con energía creciente.

NUESTRA GALAXIA

DISTRIBUCION DE LAS ESTRELLAS

Hasta el momento sólo se han discutido las estrellas y el medio interestelar, y ahora se tratarán las agrupaciones estelares. Así como en la humanidad hay el hombre, la familia, los pueblos, ciudades y naciones, también en el Universo encontramos agrupamientos de diversa complejidad. Para comenzar, la mayoría de las estrellas no están aisladas, sino que se encuentran en pares --las así denominadas binarias. De las estrellas más próximas al Sol, sólo un tercio son objetos aislados, en tanto que los dos tercios restantes pertenecen a sistemas de dos o más estrellas (binarias, triples, etc.) Un exámen del Apéndice II confirma esto también para las estrellas más brillantes (que no son forzosamente estrellas cercanas al Sol), ya que sobre 16 objetos hay 10 que son dobles. Es posible además que un cierto número de las estrellas simples tengan planetas, o sea astros pequeños que giran en torno de ellas y carecen de luz propia. Pero la detección de estos planetas es tarea muy difícil. Supongamos que la estrella más próxima -- α Centauri-- tenga un planeta como la Tierra. Como ésta recibe solamente un mil millonésimo de la radiación solar total, es fácil calcular que irradiará 23° menos que el Sol. Entonces, como α Centauri tiene una magnitud 0, el hipotético planeta de esta estrella tendría una magnitud 23, que está justo en el límite observable. Además, esta estrella débil estaría tan cerca de α Cen que sería sumamente difícil observarla. Esto explica la dificultad de detectar planetas de otras estrellas.

81

En cuanto a los sistemas triples o cuádruples, cabe decir que la proporción de estrellas triples es menor que la de las binarias, y la de las cuádruples, menor que la de las triples. Siguiendo esta regla, los sistemas de seis o siete estrellas son muy escasos.

Un sistema doble típico está compuesto de dos estrellas que se encuentran a una distancia media de veinte unidades astronómicas, lo que equivale a 3000 millones de kilómetros. Ambas estrellas giran alrededor del centro de gravedad del sistema. Es poco probable que pueda haber vida en planetas de un sistema así, ya que por la atracción de las dos estrellas el planeta tendría que tener una órbita muy compleja, a una distancia sumamente variable respecto de las estrellas. De aquí que el calor recibido variarfa mucho y la hipotética vida se verfa expuesta a variaciones enormes de temperatura. Los seres superiores terrestres --los mamíferos, por ejemplo,-- no resisten cambios de temperatura superiores a unos cincuenta grados.

Los próximos grupos estelares que se encuentran en el Universo son los cúmulos abiertos; éstos comprenden decenas o centenas de estrellas que se hallan a poca distancia unas de otras. Con un anteojo prismático común es fácil observar al menos media docena de cúmulos abiertos. La Tabla XVI da algunos elementos de estos cúmulos.

Tabla XVI. Algunos Cúmulos Abiertos Brillantes

Nombre	Posición		Distancia (pc)	Diámetro Angular	Diámetro Lineal (pc)	Número de Estrellas
	α	δ				
α Perseo	3 ^h 15 ^m	+48°	150	4°	11	80
Pleiades	3 41	+24	125	2°	4	120
Hyades	4 14	+15	40	6°5	5	100
Praesepe	8 34	+20	160	1°5	4	100
σ Vela	8 37	-53	170	0°8	2	15
β Carinae	10 39	-64	190	1°	4	25
κ Crux	12 47	-60	1100	0°2	5	30

Quando se analizan las propiedades de las estrellas de un cúmulo, se advierte que tienen rasgos comunes. Tómese por ejemplo *Praesepe* y mídense las magnitudes y los colores de todas las estrellas que lo forman. Se encontrará que las estrellas se sitúan a lo largo de una secuencia bien definida --la secuencia principal (véase la Fig. 21). Ya hemos señalado en capítulos anteriores que este hecho se puede explicar admitiendo que todas las estrellas del cúmulo deben haberse formado al mismo tiempo. Se ha visto también cómo puede utilizarse este hecho para derivar la edad de los cúmulos mediante dos consideraciones teóricas diferentes. Veamos ahora si las edades así obtenidas pueden ser controladas independientemente. Para ello, piénsese un momento en lo que sucede con un grupo de estrellas que se forman juntas. Como cada estrella nació de una nube interestelar, es lógico concluir que cada estrella se moverá, una vez condensada, con la velocidad de la nube interestelar respectiva. Debe esperarse entonces que entre las estrellas de un cúmulo haya las mismas diferencias de velocidad que entre las nubes interestelares, es decir, algunos km/s. Ahora bien, si las estrellas tienen esa velocidad, es fácil ver que el cúmulo debiera dispersarse con el tiempo. Lo que lo mantiene unido es la atracción mutua de sus miembros. Pero si una estrella de velocidad grande se encuentra cerca del borde del cúmulo, se escapará de éste. El cúmulo irá perdiendo así lentamente sus miembros, que se dispersarán entre las estrellas circundantes. Este proceso de disolución se irá acelerando a medida que queden menos miembros en el cúmulo, ya que la fuerza de atracción es entonces menor y no será suficiente para impedir que los miembros se escapen. No existirán entonces cúmulos muy viejos, y esto es lo que sucede en la Galaxia. Prácticamente no se observan cúmulos abiertos más viejos que 10⁹ años. Sólo podrán subsistir los cúmulos que contengan muchas estrellas, porque en este caso la fuerza de atracción mutua es lo suficientemente grande para retardar el proceso de escape. En la Galaxia hay cúmulos que cumplen estas condiciones: los cúmulos globulares.

Se conoce un centenar de cúmulos globulares en nuestra Galaxia. Un cúmulo globular típico es *w Cen*, que contiene alrededor de un millón de estrellas, las que están muy concentradas en el centro. Además, estos cúmulos se diferencian de los abiertos por su diagrama H-R y por su población estelar. En la Tabla XVII se resumen las características principales de cada tipo.

Otra característica importante de los cúmulos es la presencia de materia interestelar, muy abundante en los cúmulos abiertos jóvenes (asociaciones), poco abundante en los cúmulos abiertos de más edad y escasa o nula en los cúmulos globulares. En resumen, se puede decir que los cú-

Tabla XVII. Contenido Estelar de los Cúmulos

	Abiertos	Globulares
Estrellas tempranas (O-B-A)	muchas	muy pocas
Estrellas enanas tardías (F-G-K)	pocas	muchas
Estrellas gigantes	pocas o ninguna	muchas
Estrellas variables: <i>RR Lyrae</i>	ninguna	muchas
<i>δ Cep</i>	algunas	ninguna
Estrellas binarias	muchas	pocas o ninguna

mulos abiertos y las asociaciones están formados por estrellas jóvenes, en tanto que los cúmulos globulares lo están por estrellas viejas. A las estrellas jóvenes se las suele denominar también estrellas de 'población I', mientras que a las viejas se las denomina 'población II'. Es claro que los términos población I y población II son abstracciones, ya que hay también estrellas de población intermedia. Es como si entre los seres humanos sólo distinguiéramos los 'jóvenes' de los 'ancianos'.

En la Galaxia hay un cierto ordenamiento espacial de las estrellas por la edad, lo que se comprende si se piensa que las estrellas jóvenes, por haberse formado recientemente, deben estar cerca de sus puntos de origen. Como vimos, nacen en las regiones donde abundan el polvo y el gas, y como éstos se concentran hacia el plano galáctico, es natural encontrar las estrellas jóvenes en sus cercanías. ¿Qué es el plano galáctico? Esta pregunta se puede contestar mirando simplemente el cielo examinando la distribución de las estrellas. Si bien hay estrellas diseminadas por toda la esfera celeste, también es cierto que hay una concentración de ellas en la faja denominada Vía Láctea, que tiene un aspecto lechoso (de ahí su nombre). Si se la examina con el telescopio, esta luminiscencia se disuelve en un sinnúmero de estrellas débiles. Viajeros que hayan visto ambos hemisferios, o los habitantes de los trópicos, saben que esta faja forma como una cintura en la bóveda celeste. Este hecho notable nos induce a pensar que la forma de esta Galaxia debe ser la de un disco achatado, en cuyo interior se encuentra el sistema solar. Al mirar en la dirección del disco, se ven muchas estrellas (Vía Láctea), mientras que en otras direcciones se ven pocas. El Sol debe formar parte de este disco, puesto que si estuviera fuera de él (si, por ejemplo, se hallase en el punto A de la figura 34) la Vía Láctea se vería como un círculo contenido en uno de los dos hemisferios celestes. El plano que pasa por el disco es lo que se denomina "plano galáctico". Hay que agregar, por el hecho de haber estrellas a ambos lados de la Vía Láctea, que lo que se dijo sobre la forma de disco achatado de la Galaxia debe tomarse como una aproximación: en el plano galáctico es mayor la concentración de estrellas, y su número disminuye paulatinamente (no abruptamente) a medida que uno se aleja del plano. Para completar la descripción debe agregarse que hay cúmulos globulares muy alejados (fuera) del plano galáctico. Un esquema más complejo sería el de la figura 35. De acuerdo con lo dicho anteriormente, como los cúmulos globulares están compuestos de estrellas viejas, debe concluirse que éstas se encuentran a veces a distancias considerables del plano galáctico. En cambio, las estrellas jóvenes y la materia interestelar siempre se encuentran en él. Se volverá enseguida sobre este tema. Antes se debe dilucidar la posición del Sol en esta galaxia esquemática. Alrededor de 1920 el astrónomo H. Shapley llamó la atención sobre el hecho de que los cúmulos globulares tienen una distribución muy especial en el cielo, ya que aparecen concentrados alrededor de un punto especial de la Vía Láctea: aproximadamente hacia la constelación Sagitario (Fig. 36). Si el Sol estuviese en

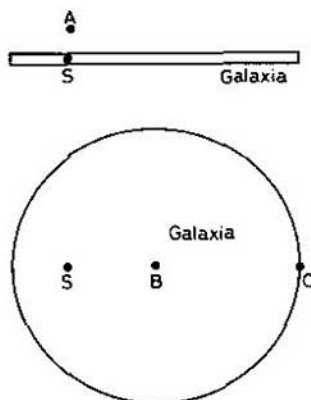


Fig. 34. Esquema de la Galaxia vista de perfil y desde arriba.

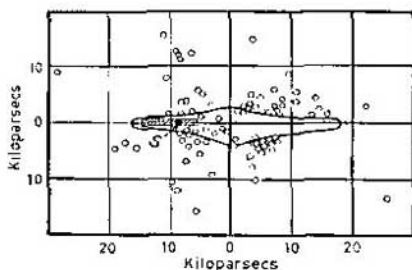


Fig. 35. Esquema de la Galaxia vista de perfil. Los círculos representan cúmulos globulares; *S* es la posición del Sol y el área rayada, la zona accesible a la observación óptica. (Tomada de "Nebulae and Galaxies" por G. Abetti y M. Hack, 1964. Reproducida con permiso de Faber and Faber Ltd., Londres.)

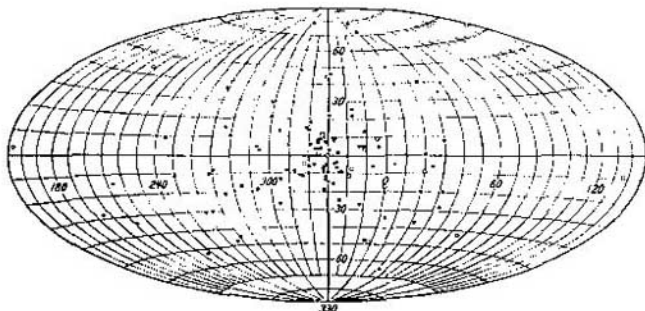


Fig. 36. Distribución de los cúmulos globulares en el cielo. Las abscisas dan longitudes y las ordenadas latitudes galácticas. (Reproducida de un artículo por S. Sawyer Hogg, *Handbuch der Physik*, 53, pág. 166, 1959. Cortesía de Springer-Verlag, Berlín.)

el centro de la Galaxia (punto *B* de la Fig. 34) sería difícil explicar esta distribución, ya que ello implicaría que, por un capricho de la naturaleza, los cúmulos globulares debieran *todos* estar concentrados en un lado de la Galaxia. Shapley propuso la explicación, hoy aceptada por todos, de que el centro de los cúmulos globulares coincide con el centro del disco de la Galaxia (punto *B*, Fig. 34), mientras que el Sol ocupa la posición *S*. La distancia *SE* (distancia del Sol al centro galáctico) la determinó midiendo la distancia de los cúmulos globulares que se encuentran en el centro galáctico, que es de 10 kpc. Hacia "afuera", es decir hacia el borde del sistema, la distancia desde el Sol es de 5 kpc, con lo cual el radio total de la Galaxia resulta ser de 15 kpc.

Volvamos ahora a la distribución de las estrellas en la Galaxia. Una larga serie de trabajos ha permitido derivar la distribución de casi todas las estrellas en las cercanías del Sol. Dada la extensión de la Galaxia, resulta muy difícil estudiar la distribución de objetos muy alejados del Sol. Un simple cálculo basado en la fórmula ya conocida

$$m = M - 5 + 5 \log r$$

muestra que estrellas de magnitudes absolutas, $M_1 = -5$ y $M_2 = +5$ situadas a 5 kpc, tendrán respectivamente $m_1 = 8,5$ y $m_2 = 18,5$; a estos valores debe agregarse todavía la absorción interestelar, que puede ser de varias magnitudes.

En general la densidad de las estrellas (no. de estrellas/volumen) disminuye rápidamente fuera del plano galáctico. Se puede caracterizar esta disminución por un número que da la altura (sobre o debajo del plano galáctico) a la que la densidad de las estrellas ha disminuido a la mitad de su valor. La figura 37 da un gráfico tipo. En el punto z_0 , resulta $n = 1/2 n_0$, lo que nos da $z_0 = 0,693\alpha$ de acuerdo con la definición dada. Si α es pequeño, ello significa que las estrellas están muy concentradas hacia el ecuador galáctico; en cambio, si α es grande, las estrellas están poco concentradas. La Tabla XVIII da este parámetro para distintos grupos de estrellas y la edad promedio de los mismos.

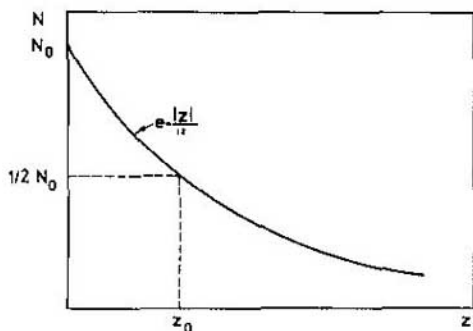


Fig. 37. Disminución de la densidad estelar (n) en función de la distancia ($|z|$) al plano galáctico. Abscisas: la distancia al plano galáctico.

Tabla XVIII. Concentración de Estrellas Hacia el Plano Galáctico

Grupo	Población	α (pc)	Edad (años)	v_z (km/s)
Estrellas O y B	I	40	10^6	8
Supergigantes	I	40	10^6	8
Variables Cefeidas	I	40	10^6	8
Estrellas tipo A	Intermedia	80	1×10^7	10
Variables novas	Intermedia	140	2×10^8	16
Variables de largo periodo	II	1000	5×10^9	25
Subenanas	II	2100	6×10^9	75
Variables RR <i>Lyræ</i>	II	2100	6×10^9	75

La tabla muestra que existe una progresión bastante uniforme en los parámetros tabulados, y que las estrellas más viejas son las que están menos concentradas hacia el plano galáctico. Obsérvese además que α es siempre pequeño respecto de la distancia Sol-centro galáctico, que es de 10 kpc. La Galaxia es entonces muy achatada, tal como lo muestra esquemáticamente la figura 35.

Hasta ahora se ha hablado de la disminución de la densidad estelar con la distancia al plano galáctico, pero no se ha dado ningún número real de estrellas por unidad de volumen. ¿Cómo establecer este valor? El método más fácil es contar todas las estrellas próximas al Sol y dividir este número por el volumen del espacio en que están contenidas. Esto es válido solamente si se localizan todas las estrellas próximas al Sol, y esto es justamente lo difícil. Como hay muchísimas estrellas, el problema está en encontrar entre ellas las que están próximas al Sol. Esto lleva a considerar el problema del número total de estrellas. ¿Cuántas estrellas hay? Una mirada al cielo nos dice que hay pocas estrellas brillantes, pero muchísimas estrellas débiles. Si se saca una fotografía de una región del cielo se verá que hay más estrellas aun que las visibles a simple vista, y con telescopios se ven todavía más. Si se cuentan todas las estrellas que hay hasta una determinada magnitud, se puede establecer una tabla como la XIX.

Tabla XIX. Número Total de Estrellas Más Brillantes que Una Determinada Magnitud Visual

m	Número (N)	$\log N$	m	Número (N')	$\log N'$
0	2	0,30	12	$2,4 \times 10^6$	6,38
2	39	1,60	14	$1,5 \times 10^7$	7,17
4	523	2,72	16	$8,2 \times 10^7$	7,91
6	$4,7 \times 10^3$	3,67	18	$3,7 \times 10^8$	8,57
8	$4,1 \times 10^4$	4,61	20	$1,1 \times 10^9$	9,06
10	$3,4 \times 10^5$	5,53			

Hasta la magnitud 20^ª (visual) hay más de mil millones de estrellas. Si ahora se vuelve al problema de contar todas las estrellas que hay en la vecindad del Sol (por ejemplo, las que estén a menos de 5 pc) se ve de inmediato que las dificultades son enormes, pues se trata nada menos que de encontrar entre los mil millones de estrellas las pocas centenas (o millares) que estén próximas al Sol. Esto no se puede hacer mediante parajes trigonométricas (véase el capítulo 3), ya que sólo se conocen las paralajes de unas 6×10^3 estrellas.

El método que se utiliza con más éxito para descubrir estrellas vecinas es el de buscar las de gran movimiento propio. Por definición el movimiento propio de una estrella es el ángulo (medido desde la Tierra) que una estrella recorre en el cielo durante un año. Si suponemos que todas las estrellas del cielo se mueven con una velocidad de V km/s (por ejemplo 30 km/s) es fácil demostrar que

$$V = 4,74 \cdot \mu \cdot r \quad [32]$$

donde 4,74 es un factor que tiene en cuenta las unidades que se utilizan. Si entonces queremos encontrar estrellas cuya distancia sea menor que 5 pc, debe ser (con $V = 30$ km/s)

$$\mu > \frac{30}{23,70} \text{ o sea } \mu > 1''27/a$$

Todo consiste pues en buscar estrellas cuyo movimiento propio sea mayor que $1''27/año$, las que con toda probabilidad serán vecinas al Sol. Para encontrarlas, se sacan fotografías de una región del cielo (o de todo el cielo) con un mismo telescopio, por ejemplo a intervalos de diez años, y se las superpone. Las estrellas lejanas que no tienen gran movimiento propio se encontrarán en ambas placas en la misma posición, mientras que las imágenes de las que tienen gran movimiento propio aparecerán desplazadas una respecto de la otra. De este modo es fácil "pescar" las estrellas que cumplen la condición requerida. Una vez halladas estas estrellas, se mide su paralaje trigonométrica y si resulta que su distancia al Sol es menor de 5 pc, se las incorpora al recuento. De este modo se ha establecido la distribución de las estrellas indicada en la figura 38. Esta figura muestra claramente que hay muy pocas estrellas intrínsecamente brillantes, mientras que las débiles abundan. Obsérvese que en este gráfico el Sol (con $M_v = +4^m8$) resulta ser una estrella relativamente brillante y de las poco frecuentes. El número total de estrellas en un volumen de 5 pc de

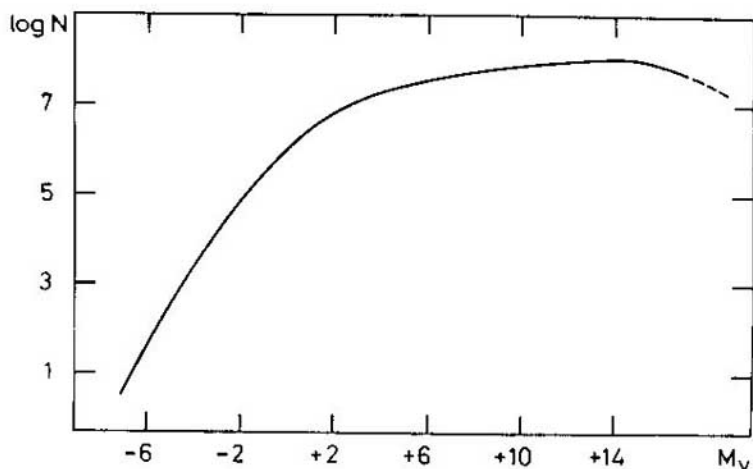


Fig. 38. Función luminosidad. Abscisas: magnitud absoluta visual de las estrellas. Ordenadas: logaritmo del número de estrellas que tienen una magnitud absoluta dada, por 10^{10} pc³.

radio es aproximadamente de 60, lo que da en promedio una estrella cada 12 pc³. Este resultado implica que cada estrella ocupa por sí sola una esfera de 1,26 pc de radio, radio que viene a ser algo así como la mitad de la distancia promedio entre estrellas. Si se compara esta distancia media con el tamaño del sistema planetario, en el que el radio de la órbita de Plutón mide 40 U. A. (= 0,0002 pc), o con la separación media de las estrellas dobles que es de 15 U. A. (= 0,0001 pc), se verá que el espacio interestelar está realmente vacío. Si el radio del Sol se redujese a un centímetro, la Tierra se hallaría a dos metros, Plutón a 800 metros y ¡la próxima estrella a... 590 kilómetros!

CINEMÁTICA DE LAS ESTRELLAS

Examinemos ahora un poco más en detalle los movimientos estelares. Los primeros astrónomos que se ocuparon del problema imaginaron las estrellas como las partículas de un gas. En un gas los movimientos son totalmente desordenados si se los mira desde un punto fijo. Hay en todo momento tantas partículas que se desplazan hacia la izquierda como a la derecha y lo mismo vale para las otras dos dimensiones. Pero en el Universo no existe un punto fijo y las velocidades se miden respecto del Sol, que también se mueve. El Sol se dirige hacia un punto de la esfera celeste llamado *ápe*x y las estrellas, por un efecto de movimiento relativo, parecen dirigirse hacia el punto opuesto de la esfera celeste llamado *antápe*x. De las mediciones se desprende que el Sol se desplaza a una velocidad de 20 km/s hacia un punto de la constelación de Hércules ($\alpha = 18^h$, $\delta = +30^\circ$). Como el Sol es una estrella cualquiera, cabe suponer que las velocidades de las demás estrellas también serán del orden de las decenas de km/s, lo que ha sido confirmado por las observaciones.

88

Si de la velocidad de cada estrella se descuenta la componente producida por el movimiento del Sol, se halla el movimiento "peculiar" de la estrella. La velocidad peculiar media y la edad promedio de varios grupos de estrellas se dan en la Tabla XX.

Tabla XX. Velocidad Promedio de Distintos Grupos Estelares

Tipo	V(km/s)	Edad (años)
O y B enanas	16	10 ⁸
Supergigantes	18	10 ⁸
A enanas	20	10 ⁹
G y K gigantes	30	3 × 10 ⁹
G y K enanas	50	6 × 10 ⁹
Subenanas	70(?)	
Materia interestelar	10	

Un hecho que llama la atención es que a medida que se pasa de objetos jóvenes a otros más viejos, la velocidad media aumenta en forma considerable.

Para explicar este fenómeno imagínese el lector un recipiente lleno de gas, en cuyo interior las moléculas se mueven desordenadamente por efecto de la temperatura. Inténtese ahora el experimento ideal de introducir una molécula en el recipiente. Al cabo del tiempo habrá adquirido el movimiento de las demás moléculas. Algo enteramente similar pasa en la Galaxia -- las estrellas necesitan tiempo para acrecentar su velocidad.

Lo dicho hasta ahora se refiere, sin excepción, al movimiento de estrellas próximas al Sol. Es muy difícil medir la velocidad de estrellas

alejadas, por lo que es oportuno preguntarse si la correlación de la Tabla XV es aplicable a todas las estrellas, o lo es sólo a la parte de la Galaxia donde nos encontramos. Para dilucidarlo recuérdese que la Galaxia tiene la forma de un disco muy achatado. Ahora, si todas las estrellas que componen este disco poseen movimientos desordenados, al cabo de algunos millones de años se habrían alejado del mismo, es decir, la forma de disco habría dejado de existir en breve plazo. Como esto no sucede, para contrarrestar esta tendencia a la dispersión, debe existir algo que lo impida, y este algo es la rotación del disco. La física enseña que si un cuerpo gira rápidamente, se achata. Razonando por analogía, el disco galáctico, que está muy achatado, debe girar muy rápidamente. ¿Cómo se podría comprobar la rotación de todas las estrellas del disco galáctico?

Supongamos que el disco galáctico esté contenido en el plano del papel y que C sea su centro (C = centrogaláctico). Sean A , B y S dos estrellas y el Sol respectivamente, y sean v_1 , v_2 y v_0 las velocidades correspondientes (Fig. 39).



Fig. 39. Movimiento relativo de las estrellas B , S y A (véase el texto). El punto C representa el centro de la Galaxia.

Como en el gráfico $v_2 > v_0 > v_1$, resultará en apariencia que la estrella en B se adelantará, y la estrella en A se quedará atrás, es decir habrá un efecto sistemático que será tanto mayor cuanto más grandes sean BS y SA , pues las diferencias de velocidad entre S , A y B se harán mayores. El efecto resulta ser de 15 km/s por cada kiloparsec de distancia desde el Sol, lo que da la *diferencia* entre las velocidades v_1 y v_0 , pero no dice nada sobre sus valores absolutos. En el lugar del Sol, v_0 tiene el valor de 250 km/s, lo que significa que todas las estrellas en la vecindad del Sol se moverán en conjunto con esa velocidad. La figura 40 da una idea de cómo varía la velocidad en función de la distancia. Cerca del centro galáctico la velocidad es baja, luego crece y pasa por un máximo y finalmente disminuye otra vez. Como la distancia Sol-centro galáctico es de 10 kpc ($= 3,08 \times 10^{17}$ km), el Sol da una vuelta al centro galáctico en

$$T = \frac{2\pi r}{v} = \frac{6,28 \times 3,08 \times 10^{17} \text{ km}}{2,50 \times 10^5 \text{ km/s}} = 7,7 \times 10^{15} \text{ s} = 2,5 \times 10^8 \text{ a}$$

o sea en 250 000 000 años.

Las estrellas que están fuera del disco galáctico también rotan, pero lo hacen en planos inclinados que pasan por el centro galáctico.

Ahora bien, si todas las estrellas se mueven alrededor del centro de la Galaxia, es fácil calcular la masa de ésta. La atracción que la masa (M) de la Galaxia ejerce sobre una estrella de masa m (por ejemplo, el Sol), que se encuentra a una distancia R ($= 10$ kpc) del centro galáctico, estará dada por la ley de Newton

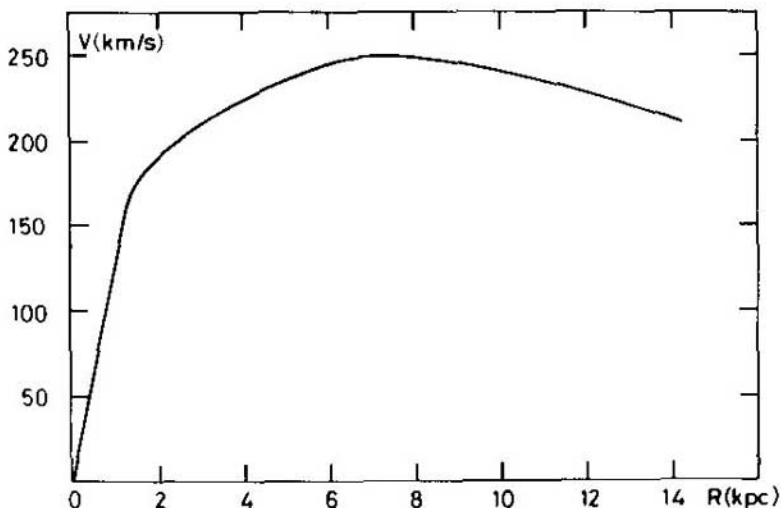


Fig. 40. Velocidad de rotación de la Galaxia en función de la distancia desde su centro. Abscisas: distancia en kpc desde el centro galáctico. Ordenadas: velocidad de rotación, en km/s.

$$F = G \frac{Mm}{R^2}$$

Esta fuerza debe estar equilibrada por la fuerza centrífuga, que es

$$F = m \frac{V^2}{R}$$

donde V es la velocidad del Sol. Igualando

$$G \frac{Mm}{R^2} = \frac{mV^2}{R},$$

se deduce

$$M = \frac{V^2 R}{G} = 2,9 \times 10^{44} \text{ g} = 1,4 \times 10^{11} \text{ m. s.}$$

m. s. = masas solares.

¿Cómo se compagina esta rotación estelar con el movimiento desordenado de las estrellas al que se aludió antes? Para ello basta pensar en que si todas las estrellas giran (incluyendo el Sol), lo que se mide en realidad como movimiento peculiar es sólo la diferencia entre la velocidad de la estrella y la del Sol. De modo que si se observa una estrella que se mueve a 20 km/s respecto del Sol, ello significa que respecto del centro galáctico gira con velocidad de 250 ± 20 km/s, dependiendo el signo de si la estrella va "con" o "contra" el movimiento promedio. Por lo expuesto se ve entonces que todas las estrellas de la vecindad del Sol se mueven con una velocidad de 250 km/s, más o menos unas decenas de km/s. Esto tiene un paralelo perfecto con los movimientos de los pasajeros que caminan por los pasillos de un tren --el tren como conjunto se desplaza a una determinada velocidad, en cambio cada pasajero se mueve a la velocidad del tren combinada con la propia.

GAS, MOLÉCULAS Y POLVO

Hasta aquí nos hemos ocupado exclusivamente de las estrellas, en lo que sigue nos interesaremos en los otros componentes de la Galaxia: el gas, las moléculas y el polvo.

Se ha dicho ya en el capítulo anterior que estos componentes están concentrados hacia el plano galáctico y esto se puede apreciar cuantitativamente en la Tabla XXI, que es análoga a la Tabla XVIII.

Tabla XXI. Concentración Galáctica de las Componentes no Estelares

Grupo	α (pc)	V (km/s)
Gas hidrógeno	140	
Nubes moleculares (CO)	60	7
Polvo	40	

Según se aprecia en la Tabla que hay una especie de "sedimentación", con los componentes más pesados (el polvo) más concentrado hacia el plano. Estos valores de α son los valores en las cercanías del Sol. Si nos alejamos de él en dirección opuesta al centro galáctico, la distribución del hidrógeno se ensancha (es decir α crece) y éste no permanece ya en el plano galáctico, sino que sale de él, tal como se indica en la figura 41.

91

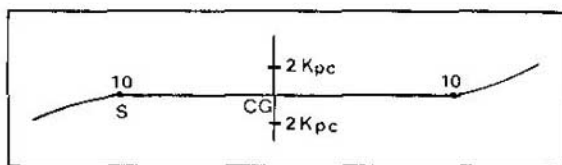


Fig. 41. A semejanza de la figura 35, esta figura representa un corte de nuestra Galaxia. Las escuadras están marcadas en kpc - s = Sol; CG = centro galáctico.

Si se examina la distribución del gas y de las moléculas dentro del plano de la Galaxia, se encuentra que su densidad varía del centro galáctico hacia afuera. Esto está representado en la figura 42. Tanto en las nubes moleculares como en el gas hidrógeno hay un máximo alrededor de los 5 kpc del centro, lo que implica la existencia de un "aro" a su alrededor. En el centro de dicho aro la densidad es menor tanto para el gas hidrógeno como para las nubes moleculares. También se ha representado en la figura 42 una tercera curva que representa el número de regiones de hidrógeno ionizado. Se ha visto que estas regiones HII son producidas por las estrellas jóvenes, de modo que esta curva indica dónde se ubican las concentraciones de estrellas jóvenes. El hecho de que esta curva, marcada E_V , sea similar a la curva de distribución de las nubes moleculares era de esperar si las estrellas se han formado a partir de la condensación de nubes moleculares.

En la figura 42, el centro galáctico ocupa una posición especial en las tres distribuciones. El centro galáctico es el asiento de fenómenos violentos cuya causa aún no se comprende bien. Un examen atento muestra que algunas decenas de nubes de gas hidrógeno son expulsadas del centro a velocidades de varios centenares de km/s en direcciones fuera del plano galáctico. En el capítulo siguiente se describirá este tipo de actividad, bastante común en las galaxias.

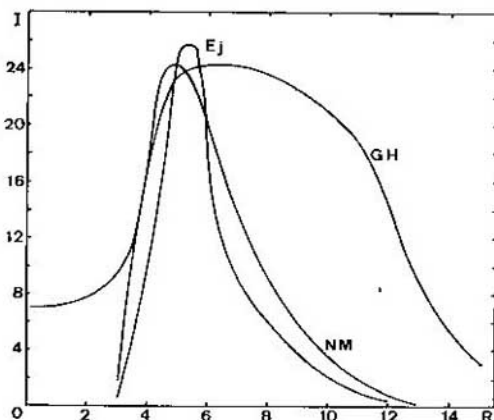


FIG. 42. Distribución de nubes moleculares (NM), del gas hidrógeno (GH) y de las regiones de hidrógeno ionizado (estrellas jóvenes = EJ) en función de la distancia al centro galáctico (R). El Sol se encuentra a $R = 10$ kpc. La intensidad (en ordenadas) tiene un origen arbitrario.

OTRAS GALAXIAS

ASPECTOS, MAGNITUDES, DISTANCIAS

En el capítulo precedente se ha descrito lo que llamamos nuestra Galaxia -- formada por estrellas, cúmulos y materia interestelar -- que gira alrededor de su centro. La primera pregunta que a uno se le ocurre es la de si es un objeto único en el Universo o si existen otros similares.

Una mirada al cielo muestra que en el hemisferio austral hay dos manchas nubosas irregulares, denominadas Nubes de Magallanes, de diferente tamaño; la mayor tiene un diámetro de 8° y la menor de $2^\circ 5'$. Observadas con el telescopio se ve que ambas están compuestas de infinidad de estrellas; entre ellas hay un número considerable de cefeidas, que son estrellas variables con períodos de decenas de días (Tabla X). Las cefeidas más brillantes tienen una magnitud aparente de 14 y períodos de treinta días.

Ahora bien, si se utiliza la relación período-luminosidad derivada anteriormente respecto a las cefeidas (fórmula [24]).

$$M = -2,25 \log P - 1,5$$

se obtiene para M un valor de $-4^m 8$, el que, junto con $m = 14^m$, y a partir de la fórmula [12]

$$\log r = \frac{m + 5 - M}{5} = \frac{23,8}{5} = 4,76$$

da para r un valor de 58 000 pc.

Con un diámetro de 8° , el diámetro del sistema resulta de 8 kpc, el cual es demasiado grande para un cúmulo, si bien es del mismo orden que el radio de nuestra Galaxia. Se infiere entonces que debe tratarse de una galaxia.

Una atenta observación del cielo revela una gran cantidad de galaxias -- grandes algunas, muy pequeñas otras -- de formas muy variadas. Como ejemplo de galaxia de otro tipo véase la figura 43, que muestra la nebulosa de Andrómeda (M 31). Esta galaxia es muy grande y tiene una forma muy peculiar, pues consta de un núcleo rodeado de varios brazos dispuestos aproximadamente en espiral. Si bien su contorno es elíptico, esto parece ser sólo un efecto de inclinación, ya que hay numerosas galaxias espirales donde la figura es redonda. Este hecho nos induce a pensar que todas las galaxias son redondas y que parecen elípticas sólo si se las ve de costado.

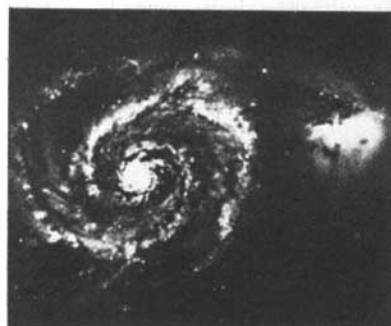
También en el caso de la galaxia Andrómeda la distancia pudo establecerse mediante las cefeidas descubiertas en ella, y resultó ser de 570 kpc. Además de cefeidas también se hallaron en Andrómeda otras estrellas variables -- por ejemplo, variables de largo período y novas -- las que permiten determinar y confirmar la distancia obtenida a base de las cefeidas. La galaxia M 31 posee asimismo cúmulos globulares y abiertos, asociaciones y materia interestelar. Esta última se puede ver muy bien cerca del núcleo, donde las nubes interestelares se destacan sobre el fondo



(a)



(d)



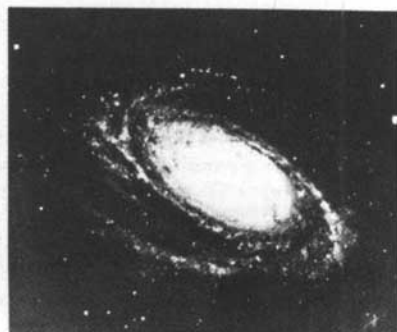
(b)



(e)



(c)



(f)

Fig. 43. Galaxias de diferentes tipos. (a) La galaxia espiral M 31 (Andrómeda). En el ángulo izquierdo inferior aparece NGC 205, otra galaxia espiral, y en el centro, una galaxia elíptica, M 32. (b) La galaxia espiral M 51. (c) La galaxia espiral (Sb), NGC 4594. (d) La galaxia irregular más próxima a la Vía Láctea: la Nube Mayor de Magallanes. (e) La galaxia elíptica NGC 7457. (f) La galaxia espiral NGC 3031. ((a), (c), (d) y (e) reproducidas por cortesía de Hale Observatories; (b) y (f) por cortesía de Lick Observatory.)

brillante de aquél. Todo esto sugiere que la galaxia Andrómeda es bastante similar a la nuestra. Pero si así fuera también en ésta debiera haber, como en aquélla, brazos en espiral. ¿Qué son estos brazos en espiral? Análisis detallados han permitido concluir que se trata de grupos

El hecho de que las galaxias se estudian sólo en imágenes fotográficas lleva consigo otra dificultad. Si se comparan fotos tomadas con distintos tiempos de exposición, se observa que las fotos de exposición más larga muestran más detalles y que la imagen de la galaxia crece al aumentar el tiempo de exposición. Esto equivale a decir que las galaxias, a diferencia de las estrellas, no tienen un borde nítido. Pero, además del tiempo de exposición, el diámetro depende también del receptor utilizado. Por ejemplo, si se mide el diámetro de una galaxia con un radiotelescopio, se obtendrá en general un diámetro diferente que el obtenido con la placa fotográfica, ya que en un caso se observa el gas y en el otro las estrellas.

Estas dificultades se presentan también cuando se intenta medir la radiación total emitida por una galaxia (luminosidad total, magnitud aparente total). En efecto, cuando se mide la magnitud de una estrella, lo que se hace es contar todos los fotones que llegan de ella a través de un pequeño diafragma centrado en la estrella (este diafragma debe utilizarse a fin de excluir los fotones de otras estrellas). Si se intenta medir todos los fotones que llegan de una galaxia, la operación es mucho más compleja, porque para cada galaxia habría que utilizar un diafragma distinto, adaptado a su forma, y condímetros diferentes para saber cuál es el que mejor se adapta. Lo que se puede hacer es medir la cantidad de fotones que llegan por unidad de superficie en todos los puntos de la galaxia (por ejemplo, de todos los puntos de la Fig. 43a). Luego se elige un punto lejos de la galaxia y se fija el "umbral", es decir el número de fotones que llega por unidad de superficie en puntos donde no está la galaxia. Este valor "umbral" se descuenta de todos los números de fotones medidos en los puntos que corresponden a la galaxia a fin de eliminar lo que se llama la contribución del "fondo". Una vez descontado el "umbral" se suma el número de todos los fotones que han llegado de puntos que corresponden a la galaxia y se obtiene el número total de fotones emitidos por la galaxia ¡como se ve es una operación bastante engorrosa!

96

Con este número total de fotones, convertido en magnitud aparente (ecuación [6]), y la distancia a la galaxia se puede definir la magnitud absoluta de la galaxia (ecuación [12]). Las magnitudes absolutas de las galaxias varían entre -21 (las más brillantes) y -9 (las más débiles). Este último valor es apenas algo más grande que el correspondiente a un cúmulo globular.

Se dijo al comienzo de este capítulo que las Nubes de Magallanes se encuentran a una distancia de 58 000 pc = 58 kpc. ¿Es posible observar estrellas aisladas en esta Galaxia? ¿Cuáles? Gracias a los telescopios modernos se pueden estudiar con algún detalle estrellas de $m = 15$ a la distancia de las nubes.

$$M = 15 + 5 - 5 \cdot \log(58\ 000) = -3,8$$

Esto significa que sólo se pueden estudiar los objetos intrínsecamente más brillantes. De la figura 12 se desprende que estos objetos son las estrellas supergigantes, las estrellas O y B de la secuencia principal y algunas variables como las cefeidas (Fig. 26), las novae y las supernovas. Los otros objetos, mucho más numerosos, escapan la observación directa por su débil luminosidad. Y si esto sucede con las galaxias más cercanas, a las claras será peor la situación con galaxias más alejadas.

Si no es posible estudiar en detalle cada estrella, se puede en cambio estudiar su distribución dentro de la galaxia. Como todas las estrellas de una galaxia se encuentran a (prácticamente) la misma distancia de la Tierra, todos los objetos de un mismo tipo en la galaxia se pueden ver simultáneamente. En contraste, recuérdese que en nuestra propia Galaxia sólo se estudian bien los objetos que nos rodean, los más alejados se ven afectados en medida creciente por la extinción interestelar. Los estudios extragalácticos han permitido una visión de conjunto de la que carecemos en nuestra propia Galaxia. Así, se puede estudiar la distribución de los cúmulos abiertos y globulares, del gas, del polvo, de las variables novas, cefeidas, etc. Esto ha permitido comparar nuestra galaxia con las vecinas y destacar las coincidencias y las diferencias. Por ejemplo, del punto de vista del gas se encontró que las galaxias irregulares poseen mucho más gas que las espirales, y éstas más gas que las elípticas. Probablemente, ello se deba a que las estrellas se formaron a distinta velocidad: en las elípticas todo el gas se condensó en estrellas, en tanto que el proceso fue menos completo en las galaxias espirales e irregulares.

MASAS

Para obtener la masa de las galaxias hay que medir la velocidad de rotación de la galaxia a distintas distancias del núcleo, y utilizar estos resultados tal como se hizo en la Vía Láctea, mediante la fórmula

$$m = \frac{V^2 R}{G}$$

Otro modo de obtener la masa consiste en elegir galaxias dobles, es decir, pares de galaxias vecinas, que, es de suponer, se mueven una alrededor de la otra. Aplicando la ley de Kepler se puede obtener la suma de las masas de las dos galaxias. Ambos procedimientos conducen a resultados concordantes. Se puede decir que, en promedio, las galaxias espirales y las galaxias irregulares tienen masas de 5×10^{10} masas solares, y las galaxias elípticas de 5×10^{11} masas solares. Nuestra Galaxia con una masa de 1.2×10^{11} masas solares es de un tipo intermedio.

Si se compara la masa con la luminosidad se observa un hecho interesante. Si las galaxias elípticas son menos luminosas que las espirales, pero tienen más masa, la relación masa-luminosidad será grande en las galaxias elípticas y pequeña en las galaxias espirales, lo que se explica admitiendo que las galaxias elípticas contienen estrellas débiles en su mayoría, en tanto que las espirales contienen estrellas más luminosas. Como las estrellas intrínsecamente brillantes tienen índice de color menor que el de las estrellas débiles, sería de esperar que las galaxias espirales fuesen más azules que las elípticas, lo que realmente sucede. Si, por otra parte, se obtiene el espectro de una galaxia, se obtendrá el espectro promedio de las estrellas más brillantes de esta galaxia. Cabe esperar pues que el tipo espectral de las galaxias espirales sea más temprano que el de las elípticas, lo que la observación también confirma.

VELOCIDADES RADIALES

Como se ve es posible obtener el espectro de una galaxia, el que es igual a la suma de los espectros de las estrellas más brillantes de ésta. Como cada estrella de la galaxia participa del movimiento de conjunto de la misma, es de esperar que el espectro permita medir la velocidad radial de la galaxia.

En la Tabla XXII se da la velocidad radial de algunas galaxias, ordenadas por distancias crecientes.

Tabla XXII. Velocidades Radiales de Algunas Galaxias y Cúmulos de Galaxias

Nombre	V (km/s)	Distancia (kpc)
Nube de Magallanes Mayor	+280	52
M 31	-270	690
M 82	+388	7400
M 87	+1200	22 000
Coma	+6700	136 000
Ursa Major I	+15 400	300 000
Ursa Major II	+41 000	790 000

Obsérvese el fenómeno curioso de que la velocidad crece monótonamente con la distancia. Las primeras son de signo positivo o negativo, y pasan a ser siempre positivas a mayor distancia. Esta relación se ha representado en la figura 46. Como se ve la recta que pasa por los puntos tiene una inclinación tal que la velocidad aumenta en casi exactamente 50 km/s cada vez que la distancia aumenta un megaparsec (1 Mpc = 10^6 pc). El valor de la pendiente de la recta

$$H = 50 \frac{\text{km}}{\text{s Mpc}}$$

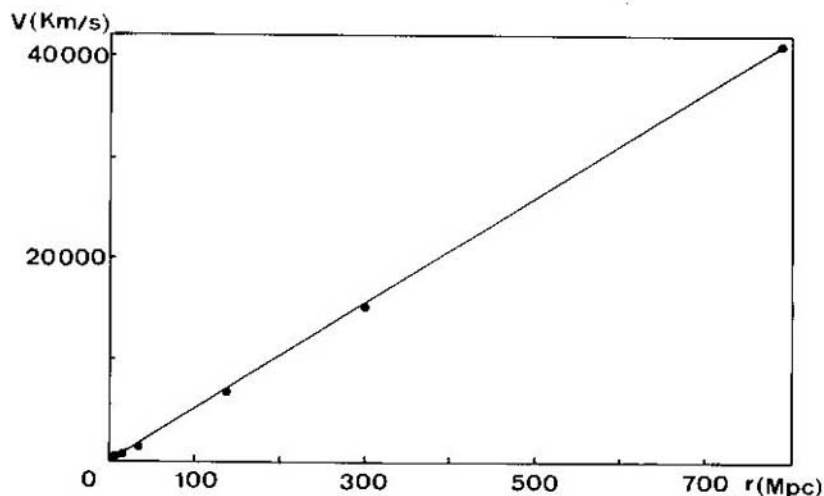


Fig. 46. Velocidades radiales de galaxias en función de su distancia. El gráfico sólo reproduce las velocidades de las galaxias enumeradas en la Tabla XXI. Abscisas: distancia, en Mpc. Ordenadas: velocidad radial, en km/s.

se ha denominado constante de Hubble en honor al astrónomo que la determinó por primera vez.

Dados los errores de las distancias de las galaxias, es posible que el valor de H arriba dado no sea el definitivo. Algunos astrónomos prefieren el valor $H = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

Como se sabe que la velocidad radial se mide por el desplazamiento Doppler (véase el Apéndice I) es fácil calcular en cuánto se desplaza una línea espectral por efecto de una determinada velocidad radial. La Tabla XXIII muestra algunos resultados.

Tabla XXIII. Desplazamiento de la Línea λ 3933 del Ca II en Galaxias

V (km/s)	λ (Å)	V (km/s)	λ (Å)
0	3933	10 000	4064
300	3937	30 000	4328
1000	3946	60 000	4735
3000	3972	100 000	5323

Se ve que una línea espectral que se encuentra en la zona ultravioleta del espectro (λ 3933) se desplaza sucesivamente hacia el violeta, el azul, el verde y hasta el amarillo. Es evidente que cuando uno se refiere a la región azul del espectro de una galaxia se debe especificar cuidadosamente si se refiere a la región azul del espectro incluyendo o no el desplazamiento por efecto de la velocidad radial.

Si se reflexiona un poco más sobre este fenómeno, se ve que implica un resultado importante: todas las galaxias lejanas deben ser rojas. Para demostrarlo, veamos la figura 47. Resulta evidente que en el caso (b) toda la porción del espectro donde se emitía más energía se desplazó a la zona amarillo-roja; la galaxia aparecerá como roja simplemente por efecto de la velocidad radial. Este efecto sólo se produce en galaxias lejanas por ser la velocidad radial muy alta y se denomina genéricamente "enrojecimiento de las galaxias".

99

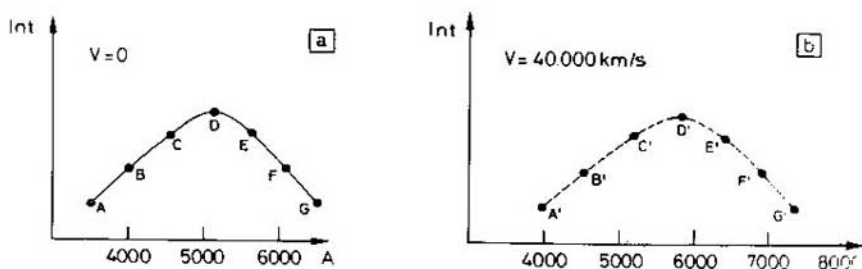


Fig. 47. Corrimiento al rojo. A la izquierda, la curva de distribución de energía de una galaxia en reposo. A la derecha, la misma curva observada en una galaxia que se aleja con una velocidad $V = 40\,000$ km/s. Los puntos $A', B' \dots G'$ corresponden a los puntos $A, B \dots G$. Abscisas: longitud de onda, en Å. Ordenadas: intensidad.

CÚMULOS DE GALAXIAS

Así como hay cúmulos de estrellas, también los hay de galaxias. Para descubrirlos se puede aplicar, con ciertas modificaciones, el mismo método seguido para descubrir cúmulos estelares lejanos: se cuentan las

estrellas registradas en una placa fotográfica, zona por zona, definiendo como tal los cuadrados de un papel reticulado. Si no hay un cúmulo, el número de objetos celestes será aproximadamente el mismo en todas las zonas; en caso contrario, algunas zonas contendrán un número decididamente mayor de objetos. Mediante este método, se ha podido descubrir una serie de cúmulos de galaxias, cada uno de los cuales contiene un número de éstas comprendido entre algunas decenas y millares. El cúmulo se designa por la constelación en que se encuentra y por un número romano adicional para los casos en que haya varios cúmulos en una misma constelación. En la Tabla XXIV se dan algunos ejemplos.

Tabla XXIV. Ejemplos de Cúmulos de Galaxias

Nombre	No. Galaxias	Diámetro (grados)	Distancia (Mpc ³)	Velocidad Radial (km/s)
Grupo local	30			-100
Virgo	2500	12°	11	+1150
Perseus	500	4°	58	5400
Coma	1000	6°	68	6700
Ursa Major I	300	0° 7	160	15 400
Ursa Major II	200	0° 2	380	41 000

Nota: "Velocidad radial" es el promedio de las velocidades radiales de algunas galaxias del grupo.

100

Los cúmulos de pocos miembros se denominan también "grupos" como, por ejemplo, el "grupo local". El grupo local, del cual la galaxia en que vivimos forma parte, tiene un radio aproximado de un Mpc $\approx 10^6$ pc y consta de una treintena de galaxias, las que si estuvieran repartidas uniformemente en el espacio, la distancia promedio entre ellas sería de 300 kpc. Sin embargo, las Nubes de Magallanes se encuentran a sólo 58 kpc y esto puede significar una de dos cosas: o bien faltan por descubrir mucho más galaxias del grupo local, o bien las Nubes de Magallanes son "planetas" de nuestra galaxia y están ligadas a ella por la atracción gravitacional. Esto último parece verosímil porque se han encontrado trazas de la atracción de las Nubes sobre nuestra galaxia.

En los cúmulos de galaxias es posible contar el número de éstas de los distintos tipos (E, S, I) y se obtiene así información sobre cuál es el tipo más frecuente. La estadística hecha muestra que predominan las elípticas, a las que siguen las espirales y por fin una pequeña proporción de irregulares. El porcentaje de galaxias peculiares es todavía menor. Por "peculiares" se entienden todas aquellas galaxias de formas inusitadas o de espectro con líneas de emisión. También se puede contar el número de galaxias con distinta magnitud absoluta --esto es similar a la "función de luminosidad" establecida para las estrellas (véase la Fig. 38). La función de luminosidad de las galaxias es semejante a la de las estrellas en que hay poquísimos objetos intrínsecamente muy brillantes y un gran número de objetos intrínsecamente más débiles. Cuando se estudian cúmulos lejanos de galaxias, las únicas que se ven son las muy luminosas, por lo que hay que cuidarse mucho de considerarlas "galaxias típicas".

Algunos autores también han tratado de demostrar la existencia de cúmulos de cúmulos de galaxias, o sea de supercúmulos. No hay aún consenso sobre si realmente existen. De haberlos, debieran tener dimensiones del orden de 10-20 Mpc y contener muchos millares de galaxias.

RADIOEMISIONES DE GALAXIAS

Un primer descubrimiento importante de la radioastronomía fue que todas las galaxias similares a la nuestra emiten también radioeléctricamente. Así, por ejemplo, la galaxia Andromeda (M 31) emite en la región centimétrica tanto como lo haría nuestra propia galaxia si estuviera en vez de M 31.

Bastante más difícil de explicar es la radioemisión de galaxias, tales como M 82 y NGC 5128, donde hay una radioemisión muy fuerte asociada a un objeto ópticamente muy débil. Evidentemente objetos débiles debieran tener radioemisiones débiles, si todas las galaxias emitieran como la nuestra. Si se estudia en detalle la fotografía de la galaxia M 82 se advierte que su apariencia no encaja en el esquema propuesto por Hubble --a lo que más se asemeja es a una espiral rota por alguna explosión central. Un estudio detallado revela que se trata de eyecciones de hidrógeno en dos direcciones perpendiculares al plano de la galaxia; ¡lo más sorprendente es que el gas sale a casi 3000 km/s! Como aun a 4 kpc del centro de la galaxia se encuentra gas, se puede calcular fácilmente mediante la fórmula

$$T = \frac{d}{v} = \frac{4000 \text{ pc}}{3000 \text{ km/s}} = 1,3 \times 10^4 \text{ a}$$

cuando ocurrió la explosión inicial. Este hecho abre una perspectiva completamente nueva al estudio de las galaxias. Hasta el momento, una galaxia se tenía principalmente por una acumulación de estrellas, con algo de gas entre ellas, que evolucionaba de un modo "tranquilo" y sin sobresaltos. Pero el descubrimiento de galaxias explosivas y el descubrimiento (que ya se comentó) en el centro de nuestra propia galaxia de nubes que salen impelidas a gran velocidad, muestran que probablemente todas las galaxias sean asientos de fenómenos violentos, cuya explicación aún se ignora.

CUASARES

Al tiempo de haberse descubierto las galaxias radioemisoras, el astrónomo Schmidt del Observatorio Palomar se propuso buscar qué clase de objetos visibles ópticamente eran la causa de algunas radioemisiones intensas. Lo desconcertante era que no había galaxias en el punto del cual emanaba la radioemisión. Las únicas fuentes posibles eran algunas estrellas, cuyos espectros decidió observar. Al principio no fue fácil la interpretación de los espectros observados, que mostraban un fondo continuo más una serie de líneas de emisión. Estas líneas de emisión no correspondían a las de ningún elemento conocido. Como es sabido, en el Universo no existen elementos fuera de los que se conocen en los laboratorios terrestres. El enigma recién se resolvió al demostrarse que las líneas en cuestión eran de elementos conocidos, pero desplazados a enormes velocidades desde la zona ultravioleta (donde corresponden) a la región roja del espectro. ¡Las velocidades observadas corresponden a centenares de miles de km/s! Según la ley de Hubble, estos objetos deben encontrarse muy, muy lejos, lo que explica su aspecto cuasistelar, ya que las partes externas de la galaxia, fuera del núcleo, no alcanzan a fotografiarse. Por otra parte, si la radioemisión es fuerte, pese a la gran distancia, es obvio que esas galaxias deben producir una cantidad enorme de energía.

A la clase de objetos caracterizados por un

- a) aspecto cuasiestelar sobre la placa
- b) color azulado
- c) fuertes radioemisiones
- d) líneas de emisión en el espectro
- e) velocidades muy altas y positivas ($v > 50\,000$ km/s)

se los denominó cuasares (quasi stellar astronomical radio source).

Obsérvese que la distinción entre galaxias, cuasares y estrellas ya no se basa sólo en el aspecto de su imagen sobre la placa, sino también en otras características físicas. Al poco tiempo un nuevo descubrimiento complicó más el panorama, al entrar en escena una tercera clase de objetos, la de los "cuasares quietos". Estos cuasares quietos se distinguen de los cuasares hasta ahora mencionados en que no radioemiten (es decir, están quietos). Casi es seguro que los cuasares y los cuasares quietos forman una sola clase de objetos, cuya denominación varía según emitan o no en la actualidad.

Observaciones posteriores agregaron más incógnitas a estos objetos. Por ejemplo, una gran parte de los cuasares presentan fluctuaciones luminosas importantes en lapsos de meses o de años. Si recordamos lo dicho anteriormente sobre la relación entre intervalo de variación y tamaño de la fuente (fórmula [25]), resulta que las dimensiones de las regiones que emiten en los cuasares son del orden de meses o de años-luz, ¡es decir décimos de parsec! En una región tan pequeña del espacio se produce la energía que irradia un cuasar, que equivale a 10^{13} - 10^{14} soles, superior a la que emite una galaxia normal en un volumen de muchos kiloparsec de diámetro.

Estas grandes energías han planteado interrogantes sobre la interpretación de estos fenómenos. En efecto, a la energía emitida se debe que veamos los objetos como muy luminosos, a pesar de su gran distancia. Una explicación diferente sería suponer que los cuasares se encuentran mucho más cerca de lo calculado, y en este caso la emisión de energía podría ser mucho menor. Recordemos que la distancia se obtiene a partir de la relación distancia-velocidad (Fig. 46). Arp, astrónomo de Monte Palomar, ha puesto en duda la validez de esta interpretación y cita ejemplos en los que hay cuasares situados en la inmediata vecindad de galaxias normales. Lo que cabría esperar es que todos los objetos estuviesen a la misma distancia y tuviesen la misma velocidad, pero contra lo esperado se observan a veces diferencias de velocidad de hasta $10\,000$ km/s. Esto hace dudar de la estricta aplicabilidad de la relación velocidad-distancia, lo cual a su vez pone en duda si la distancia es tan grande y por ende si la energía emitida por los cuasares es realmente tan grande.

Si se admite que la relación velocidad-distancia es válida, los cuasares se encuentran en los confines del Universo, ya que su velocidad es cercana a la velocidad de la luz. ¡Se han encontrado cuasares que se desplazan a una velocidad equivalente al 96% de la velocidad de la luz!

Los objetos se ven tal cual fueron cuando el rayo de luz que ahora se observa abandonó el cuasar. Como éste se halla a la distancia

$$r = \frac{v}{H}$$

(H = constante de Hubble, v = velocidad del cuasar) y la luz tardó en recorrer esa distancia un tiempo T

$$T = \frac{r}{c} = \frac{v}{cH}$$

se obtiene, para el cuasar que se mueve a 96% de la velocidad de la luz, la friolera de $18,7 \cdot 10^9$ años --o sea cuando el Universo tenía 780 millones de años. Los cuasares muestran pues cómo fue el Universo en sus comienzos: cuánto más lejos están, mejor transmiten la imagen del Universo primitivo.

El astrónomo soviético Ambartsumian sostuvo hace muchos años la idea de que las galaxias nacen como entes muy compactos, es decir como un núcleo denso que, luego, mediante explosiones gigantescas, forman su envoltura y se transforman en galaxias normales. Obsérvese que esto tiene un cierto paralelo con la formación de nebulosas planetarias a partir de estrellas, si bien aquéllas se producen al final de la evolución del núcleo y no al principio. En este contexto hay que mencionar también el descubrimiento de las llamadas galaxias compactas. Estas son galaxias menos brillantes que los "cuasares quietos", pero comparten con ellos el diámetro extremadamente pequeño (aspecto casi estelar). No tienen en general velocidad radial muy grande, lo que implica que tampoco están muy lejos. Bien podrían ser, dentro del esquema de Ambartsumian, las galaxias aún no evolucionadas que en algún momento futuro darán lugar a las galaxias espirales, elípticas o irregulares clásicas. Como se ve, las perspectivas abiertas en los últimos años son realmente apasionantes.

COSMOGONÍA

Por definición, el Universo es el conjunto de todos los objetos que conocemos o podemos conocer. La cosmogonía, por otra parte, es el estudio de la formación y del desarrollo del Universo, y se ocupa de problemas tales como el origen de las galaxias, su edad, su evolución, su tamaño.

El primer problema se presenta cuando se trata de precisar la definición de Universo dada más arriba. De acuerdo con lo dicho en el capítulo anterior, las galaxias más lejanas se mueven a velocidades cercanas a la velocidad de la luz. Si nos imaginamos una galaxia cuya distancia sea tal que su velocidad iguale la de la luz, un rayo luminoso emitido por ella no podría llegarnos nunca, ya que la galaxia se aleja a una velocidad igual a la de propagación de la luz. Debe concluirse pues que el Universo observable se acaba allí donde las galaxias alcanzan esa velocidad de expansión. En principio puede existir materia más allá, pero nunca se la podría observar. Esto exige que en la definición de Universo se tenga mucho cuidado con la expresión "podemos conocer". Por otra parte, se ve la importancia fundamental del fenómeno de la expansión de las galaxias, que pone límite al tamaño del Universo explorable.

105

Una teoría cosmogónica muy en boga interpreta la expansión de las galaxias como una consecuencia de un estallido primitivo.

De acuerdo con esta teoría, las galaxias --y toda la materia del Universo-- estuvieron contenidas en una inmensa bola de materia muy concentrada. En un cierto momento esta bola estalló y los fragmentos se dispersaron con diferentes velocidades. Los de mayor velocidad alcanzaron mayores distancias; de ahí la relación velocidad-distancia. Según esta teoría, más allá de donde la velocidad excede los 300 000 km/s, no hay nada. Si las cosas sucedieron como las relatamos, la constante de Hubble permitirá obtener de inmediato la edad del Universo. En efecto, si

$$H = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$$

esto significa que una galaxia a 1 Mpc ($= 3,1 \times 10^{24}$ cm) tiene una velocidad de 50 km/s. Para recorrer esta distancia, el tiempo necesario será

$$t = \frac{3,1 \times 10^{24} \text{ cm}}{5 \times 10^5 \text{ cm/s}} = 6,2 \times 10^{17} \text{ s} = 2 \times 10^{10} \text{ a}$$

Este es el tiempo transcurrido desde que todas las galaxias estaban fundidas en un supernúcleo hasta ahora. Dicho en otras palabras, 2×10^{10} años es la edad del Universo. En consecuencia no puede haber ni galaxia ni estrella cuya edad supere esta cifra y la observación así lo confirma.

Si uno reflexiona un poco, puede parecer extraño que todas las galaxias se alejen de NUESTRA galaxia. Esto induce a pensar que nuestra

galaxia se encuentra en el centro del Universo, lo cual es incómodo porque hace recordar otras tentativas fracasadas de colocarnos en el centro del Universo. Tolomeo estaba equivocado al suponer que la Tierra era el centro del sistema solar, y luego erraron quienes creyeron que el Sol estaba en el centro de la Galaxia. ¿No será que la fuga de las galaxias nos vuelve a poner en una posición privilegiada? Se puede demostrar que esto no es así, puesto que si nos imaginamos situados en cualquier otra galaxia observaríamos exactamente el mismo fenómeno de expansión. Para comprenderlo, supongamos un caso sencillo en que hay ocho galaxias a distancias de 1, 2, 3, ... Mpc, que se alejan a velocidades crecientes de 100, 200, 300 ... km/s (Fig. 48).



Fig. 48. Esquema que representa la "fuga" de las galaxias.

Si nos desplazamos hacia el punto 1, las velocidades relativas que se observan referidas a la galaxia en 1- serán +100 +200 +300 km/s en los puntos 2, 3 y 4. El punto 0 (observador) se desplazará hacia la izquierda con velocidad de 100 km/s, el 5 con velocidad $100 + 100 = 200$, el 6 con $+100 + 200 = +300$, etc. O sea que el observador en 1 también advierte que hacia ambos lados las galaxias se alejan de él. Esto muestra claramente que nuestra Galaxia no tiene ninguna posición de privilegio y que no está, sino en apariencia, en el centro de la expansión.

106

Una reflexión relacionada con la anterior y ya mencionada antes es que la imagen que tenemos del Universo en estos momentos responde a instantes muy diversos. Si se observa una galaxia, lo que se observa no es la galaxia tal como es ahora, sino como lo era cuando la luz que hoy recibimos partió de tal galaxia. Como $1 \text{ pc} = 3,26$ años-luz, la distancia de un parsec equivale a que dicha luz la recibamos con un atraso de algo más de 3 años, una de mil pc ($= 1 \text{ kpc}$) con uno de 3260 años y una de 1 Mpc con 3 260 000 años. Si hace veinte años M 31 se hubiese disuelto en la nada, nos enteraríamos recién de ello dentro de un millón ochocientos mil años. Por cierto que no hay posibilidad alguna de enterarse antes, ya que la velocidad de la luz es la velocidad más grande que existe para transmitir mensajes. Conforme a este razonamiento se comprende fácilmente que los objetos más lejanos se vean como eran cerca del momento de su nacimiento. Los cuasares más alejados que se han observado corresponden a una edad de sólo 8×10^8 años después del estallido inicial. Es decir, por fantástico que ello parezca, se puede ir "atrás" en el tiempo.

Volviendo ahora a nuestra bola inicial hipotética cabe preguntarnos cuál fue su estado inicial y su composición. La primera observación que puede hacerse es que la bola debió haber sido muy masiva, ya que toda la materia del Universo estaba contenida en ella -- ¿pero cuánta materia hay en el Universo?

Si el Universo actual termina allí donde la velocidad de las galaxias alcanza la velocidad de la luz, el radio actual del Universo será

$$R = \frac{c}{H} = \frac{300\,000 \text{ km/s}}{50 \text{ km/s} \cdot \text{Mpc}} = 6000 \text{ Mpc} = 1,9 \times 10^{23} \text{ cm}$$

Por otra parte, en el capítulo anterior se mencionó que dentro de un radio de un megaparsec alrededor de nuestra galaxia hay una treintena de galaxias, cuya masa total puede estimarse en 5×10^{12} masas solares. Si se supone que en todo el Universo hay la misma densidad de materia, es posible calcular la masa total del Universo (M) a partir de la proporción

$$\frac{5 \times 10^{12}}{M} = \frac{4\pi/3 (1 \text{ Mpc})^3}{4\pi/3 (6 \times 10^3 \text{ Mpc})^3}$$

y de ahí resulta $M = \text{masa total} \approx 1,1 \times 10^{24}$ masas solares $\approx 3,3 \times 10^{57}$ g. Si se retrocede en el tiempo, el Universo aparentemente se contraerá. Si el radio disminuye, pero la masa permanece constante, la densidad de materia aumentará con rapidez. O sea que en sus comienzos el Universo fue una bola sumamente masiva y densa.

El mismo razonamiento puede aplicarse a la radiación que hoy llena el Universo. Todos los fotones y neutrinos que hoy lo llenan también estaban en aquel entonces, sólo que "apretados" en un volumen pequeño. Ahora bien, si la radiación era muy intensa, el Universo estaba forzosamente muy caliente en sus comienzos.

Recordando lo dicho en capítulos anteriores sobre la relación entre la temperatura y la longitud de onda de las radiaciones más intensas, se sigue que una temperatura muy alta implica radiaciones muy energéticas. Si la temperatura pasa de los 10^4 o 10^5 K, todos los átomos serán ionizados, es decir disueltos en electrones, neutrones y protones. Y si la temperatura es más alta aún, va asociada a energías capaces hasta de deshacer esas partículas elementales.

Resumiendo, muy al principio de la existencia del Universo, la radiación dominaba todo. En el momento del estallido, el radio comenzó bruscamente a aumentar y la temperatura y densidad a descender. A medida que pasaba el tiempo, lo primero que se "cristalizó" fueron las partículas estables: protones, electrones y neutrinos. Inmediatamente los protones comenzaron a reaccionar entre sí, como en el interior de una estrella, para producir, mediante la quemazón de hidrógeno, átomos de helio. Pero este proceso pronto se interrumpió porque inexorablemente la temperatura de la bola-Universo descendía y con ello la producción de helio. Algo de helio pudo formarse, pero no mucho. Una vez en este estado, la bola no guardó más tiempo su forma y regularidad: estalló en pedazos. Cada uno de esos fragmentos dio origen a una galaxia. Si hubo fragmentos mayores, tuvieron a su vez que haberse fragmentado. Los fragmentos menores, o bien pudieron haberse dispersado, o bien haber formado galaxias pequeñas o cúmulos globulares. Una vez producida la fragmentación de la masa inicial, se inicia la segunda etapa, la de la expansión de la materia de cada uno de los fragmentos. Esto fue debido a que la bola inicial era muy densa; liberados los fragmentos de la atracción gravitatoria que los mantenía unidos, se habrán expandido hasta donde la fuerza gravitatoria de cada fragmento lo permitió. Una vez alcanzada esta extensión máxima, se inicia el colapso. La materia, ahora expandida

y fría, comienza a contraerse hacia su centro. De esta condensación nacieron las primeras estrellas que se formaron allí donde la densidad era mayor, es decir en el plano galáctico (si la galaxia giraba y tenía forma achatada) o en el núcleo (si la galaxia era esférica o elipsoidal). Una vez producida la primera generación de estrellas, la contracción de la galaxia se hizo más lenta, pues la presión de la luz de las estrellas formadas frenó la caída de más materia hacia el plano galáctico.

Como se ve, la teoría del gran estallido inicial parece marchar bastante bien, ya que en forma lógica encadena muchos hechos. Un descubrimiento importante a este respecto fue el de la radiación de "fondo" que llena toda la galaxia y que tiene 3 K (-270°C). Esta radiación que "baña" todo el Universo es el residuo de la intensa radiación inicial, la cual disminuyó a medida que el Universo aumentó su volumen. ¡Cuando el Universo tenía una edad de sólo un millón de años, la temperatura de la radiación era de 10^8 K!

Pese a todos los argumentos dados no quisiéramos dar la impresión de que todos los astrónomos aceptan la teoría de la explosión inicial como única y verdadera; existen otras teorías que también pueden explicar algunos, si no todos, los hechos aquí expuestos. La falta de espacio y la complejidad del tema hacen imposible entrar en más detalles.

APÉNDICE I

EL EFECTO DOPPLER

Si una fuente luminosa emite n vibraciones por segundo, la luz que llega de ella tendrá una longitud de onda $\lambda = \frac{c}{n}$. Si la fuente se acerca, llegarán más vibraciones por unidad de tiempo; si se aleja, las mismas llegarán más espaciadas. Esto hace que las longitudes de onda se modifiquen en la siguiente forma

$$\lambda_{\text{obs}} - \lambda = \Delta\lambda$$

donde $\lambda_{\text{obs}} > \lambda$ si la fuente se aleja y $\lambda_{\text{obs}} < \lambda$ si la fuente se acerca. La relación entre la velocidad de la fuente v y el $\Delta\lambda$ es

$$v = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} \cdot c$$

llamada también fórmula de Doppler. Si la velocidad v es muy grande, la fórmula debe ser sustituida por la fórmula relativista

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c} \left(1 - \frac{v^2}{c^2}\right)^{-\frac{1}{2}}$$

Para pequeñas velocidades ($v < 40\,000$ km/s) las dos fórmulas dan resultados que difieren menos del 1%.

APÉNDICE II

ESTRELLAS MÁS BRILLANTES QUE $m_v = 1^{\circ}0$

Nombre	Designación	m_v	B-V	Tipo Espectral	M_v	Comentarios
<i>Érico</i>	α CMa	-1,46	0,00	A1 V	+1,4	doble
<i>Cabosus</i>	α Car	-0,72	0,15	F0 Ib	-4,7	
<i>Antares</i>	α Boo	-0,04	1,23	K1 III	-0,2	
<i>Rigel Kent</i>	α Cen	-0,01	0,71	G2 V	4,3	doble
<i>Vega</i>	α Lyr	0,03	0,00	A0 V	0,5	variable (?)
<i>Capella</i>	α Aur	0,08	0,80	G5 III	-0,6	doble
<i>Rigel</i>	β Ori	0,12	-0,03	B8 Ia	-7,0	doble
<i>Procyon</i>	α CMi	0,38	0,42	F5 IV	2,6	doble
<i>Achernar</i>	α Eri	0,46	-0,16	B3 V	-2,2	
<i>Betelgeuse</i>	α Ori	0,50	1,86	M2 Ia	-6,0	doble, variable
<i>Altair</i>	β Cen	0,61	-0,23	B1 III	-5,0	doble
<i>Altaír</i>	α Aql	0,77	0,22	A7 V	2,3	
<i>Aldebaran</i>	α Tau	0,85	1,54	K5 III	-0,7	doble
<i>Antares</i>	α Sco	0,96	1,81	M1 Ib	-4,7	doble
<i>Spica</i>	α Vir	0,98	-0,23	B1 III	-3,4	doble

Las abreviaturas de las constelaciones son CMa = *Canis major*; Car = *Canis minor*; Boo = *Bootes*; Cen = *Centaurus*; Lyr = *Lyra*; Aur = *Auriga*; Ori = *Orion*; CMi = *Canis Minor*; Eri = *Eridanus*; Aql = *Aquila*; Tau = *Taurus*; Sco = *Scorpius*; Vir = *Virgo*.

Los números romanos que acompañan al tipo espectral significan V = enana; IV = subgigante; III = gigante; II = gigante brillante; I (Ia o Ib) = supergigante.

APÉNDICE III

CONVERSIÓN DE ALGUNAS UNIDADES

Magnitud	Unidad c-g-s	Unidad MKS
longitud	centímetro = cm	metro = m = 10^2 cm
tiempo	segundo = s	segundo = s
masa	gramo = g	kilogramo = kg = 10^3 g
energía	ergio = erg	julio = J = 10^7 erg
fuerza	dina = dyn	newton = N = 10^5 dyn
flujo luminoso	lumen = lm	lumen = lm
iluminación	fot	lux = 10^4 fot
campo magnético	gausio	$3,767 \times 10^9$ esu = = $1,257 \times 10^{-4}$ emu

El sistema c-g-s se llama también cegesimal y el MKS, SI. En este Apéndice sólo se consignan algunas unidades importantes para la lectura de esta monografía.

BIBLIOGRAFÍA

Entre los textos publicados en castellano sobre astronomía se recomiendan los siguientes:

CASINELLI, A. Elementos de Astrofísica, Editorial Kapelusz, Montevideo (1974).

AGUEKIAN, T. Estrellas, Galaxias y Metagalaxias, Editorial MIR, Moscú (1974).

OSTER, A. Astronomía Moderna, Editorial Reverté, España (1978).

UNSOELD, A. El Nuevo Cosmos, Editorial Siglo Veintiuno, México (1977).

FEINSTEIN, A. Astronomía Elemental, Editorial Kapelusz, Buenos Aires (1976).

En francés se recomienda:

ACKER, A. Initiation à l'Astronomie, Editorial Masson, París (1979).

ACKER, A. y JASCHEK, C. Astronomie-Méthodes et Calculs, Editorial Masson, París, (1981).

PECKER, J. C. Clefs pour l'Astronomie, Editorial Seghers, París (1981).

En inglés hay muchas obras, de las cuales se recomiendan:

KRAUS, J. Our Cosmic Universe, Quasar Books, Powell, Ohio (1980).

PASACHOFF, J. M. Contemporary Astronomy, W. B. Saunders Company, Filadelfia, Pa. (1981).

LONG, Ch. Discovering the Universe, Harper & Row Publishers, Nueva York, N. Y. (1980).

ROY, A. E. y CLARKE, D. Astronomy, Adam Hilger, Bristol, 2 Vols. (1977).

MITTON, S. The Cambridge Encyclopaedia of Astronomy, Crown Publishers, Inc., Nueva York, N. Y. (1977).

KLECZEK, J. The Universe, D. Reidel Publishing Company, Dordrecht, Holanda (1976).

Publicadas

Serie de matemática

- N° 1. La Revolución en las Matemáticas Escolares, por el Consejo Nacional de Maestros de Matemáticas de los Estados Unidos de América.
- N° 2. Espacios Vectoriales y Geometría Analítica, por Luis A. Santaló.
- N° 3. Estructuras Algebraicas I, por Enzo R. Gentile.
- N° 4. Historia de las Ideas Modernas en la Matemática, por José Babini.
- N° 5. Álgebra Lineal, por Orlando E. Villamayor.
- N° 6. Álgebra Linear e Geometría Euclidiana, por Alexandre Augusto Martins Rodrigues.
- N° 7. El Concepto de Número, por César A. Trejo.
- N° 8. Funciones de Variable Compleja, por José I. Nieto.
- N° 9. Introducción a la Topología General, por Juan Horváth.
- N° 10. Funções Reais, por Djairo G. de Figueiredo.
- N° 11. Probabilidad e Inferencia Estadística, por Luis A. Santaló.
- N° 12. Estructuras Algebraicas II (Álgebra Lineal), por Enzo R. Gentile.
- N° 13. La Revolución en las Matemáticas Escolares (Segunda Fase), por Howard F. Fehr, John Camp y Howard Kellog.
- N° 14. Estructuras Algebraicas III (Grupos Finitos), por Horacio H. O'Brien.
- N° 15. Introducción a la Teoría de Grafos, por Fausto A. Toranzos.
- N° 16. Estructuras Algebraicas IV (Álgebra Multilineal), por Artibano Micali y Orlando E. Villamayor.
- N° 17. Introdução à Análise Funcional: Espaços de Banach e Cálculo Diferencial, por Leopoldo Nachbin.
- N° 18. Introducción a la Integral de Lebesgue en la Recta, por Juan Antonio Gatica.
- N° 19. Introducción a los Espacios de Hilbert, por José I. Nieto.
- N° 20. Elementos de Biomatemática, por Alejandro B. Engel.
- N° 21. Introducción a la Computación, por Jaime Michelow.
- N° 22. Estructuras Algebraicas V (Teoría de Cuerpos), por Héctor A. Merklen.
- N° 23. Estructuras Algebraicas VI (Formas Cuadráticas), por Francisco M. Piscoya.
- N° 24. Estructuras Algebraicas VII (Estructuras de Álgebras), por Artibano Micali.

Serie de física

- N° 1. Concepto Moderno del Núcleo, por D. Allan Bromley.
- N° 2. Panorama de la Astronomía Moderna, por Félix Cernuschi y Sayd Codina.
- N° 3. La Estructura Electrónica de los Sólidos, por Leopoldo M. Falicov.
- N° 4. Física de Partículas, por Igor Saavedra.
- N° 5. Experimento, Razonamiento y Creación en Física, por Félix Cernuschi.

- Nº 6. Semiconductores, por George Bemski.
- Nº 7. Aceleradores de Partículas, por Fernando Alba Andrade.
- Nº 8. Física Cuántica, por Onofre Rojo y Harold V. McIntosh.
- Nº 9. La Radiación Cósmica, por Gastón R. Mejía y Carlos Aguirre.
- Nº 10. Astrofísica, por Carlos Jaschek y Mercedes C. de Jaschek.
- Nº 11. Ondas, por Oscar J. Bressan y Enrique Gaviola.
- Nº 12. El Láser, por Mario Garavaglia.
- Nº 13. Teoría Estadística de la Materia, por Antonio E. Rodríguez y Roberto E. Caligaris.
- Nº 14. Aplicações da Teoría de Grupos na Espectroscopia Raman e do Infra-Vermelho, por Jorge Humberto Nicola y Anildo Bristoti.

Serie de química

- Nº 1. Cinética Química Elemental, por Harold Behrens LeBas.
- Nº 2. Bioenergética, por Isaias Raw y Walter Colli.
- Nº 3. Macromoléculas, por Alejandro Paladini y Moisés Burachik.
- Nº 4. Mecanismo de las Reacciones Orgánicas, por Jorge A. Brioux.
- Nº 5. Elementos Encadenados, por Jacobo Gómez Lara.
- Nº 6. Enseñanza de la Química Experimental, por Francisco Giral.
- Nº 7. Fotoquímica de Gases, por Ralf-Dieter Penzhorn.
- Nº 8. Introducción a la Geoquímica, por Félix González-Bonorino.
- Nº 9. Resonancia Magnética Nuclear de Hidrógeno-1 y de Carbono-13, por Pedro Joseph-Nathan.
- Nº 10. Cromatografía Líquida de Alta Presión, por Harold M. McNair y Benjamín Esquivel H.
- Nº 11. Actividad Óptica, Dispersión Rotatoria Óptica y Dicroísmo Circular en Química Orgánica, por Pierre Crabbé.
- Nº 12. Espectroscopia Infrarroja, por Jesús Morcillo Rubio.
- Nº 13. Polarografía, por Alejandro J. Arví y Jorge A. Bolzan.
- Nº 14. Paramagnetismo Electrónico, por Juan A. McMillan.
- Nº 15. Introducción a la Estereoquímica, por Juan A. Garbarino.
- Nº 16. Cromatografía en Papel y en Capa Delgada, por Xorge A. Domínguez.
- Nº 17. Introducción a la Espectrometría de Masa de Sustancias Orgánicas, por Otto R. Gottlieb y Raimundo Braz Filho.
- Nº 18. Cinética Química, por Rodolfo V. Caneda.
- Nº 19. Fuerzas Intermoleculares, por Mateo Díaz Peña.
- Nº 20. Físico-Química de Superficies, por Tibor Rabockai.
- Nº 21. Corrosión, por José R. Galvele.
- Nº 22. Introducción a la Electroquímica, por Dionisio Posadas.
- Nº 23. Cromatografía de Gases, por Harold M. McNair.
- Nº 24. Cinética de Disolución de Medicamentos, por Edison Cid Cárcamo.
- Nº 25. Introducción a la Química de Suelos, por Elemer Bornemisza.

Serie de biología

- Nº 1. La Genética y la Revolución en las Ciencias Biológicas, por José Luis Reissig.
- Nº 2. Bases Ecológicas de la Explotación Agropecuaria en la América Latina, por Guillermo Mann F.
- Nº 3. La Taxonomía y la Revolución en las Ciencias Biológicas, por Elías R. de la Sota.

- Nº 4. Principios Básicos para la Enseñanza de la Biología, por Oswaldo Frota-Pessoa.
- Nº 5. A Vida da Célula, por Renato Basile.
- Nº 6. Microorganismos, por J. M. Gutiérrez-Vázquez.
- Nº 7. Principios Generales de Microbiología, por Norberto J. Palleroni.
- Nº 8. Los Virus, por Enriqueta Pizarro-Suárez y Gamba.
- Nº 9. Introducción a la Ecología del Bentos Marino, por Manuel Vegas Vélez.
- Nº 10. Biosíntesis de Proteínas y el Código Genético, por Jorge E. Allende.
- Nº 11. Fundamentos de Inmunología e Inmunquímica, por Félix Córdoba Alva y Sergio Estrada-Parra.
- Nº 12. Bacteriófagos, por Romilio Espejo T.
- Nº 13. Biogeografía de América Latina, por Angel L. Cabrera y Abraham Willink.
- Nº 14. Relación Hospedante-Parásito. Mecanismo de Patogenicidad de los Microorganismos, por Manuel Rodríguez Leiva.
- Nº 15. Genética de Poblaciones Humanas, por Francisco Rothhammer.
- Nº 16. Introducción a la Ecofisiología Vegetal, por Ernesto Medina.
- Nº 17. Aspectos de Biología Celular y la Transformación Maligna, por Manuel Rieber.
- Nº 18. Transporte a Través de la Membrana Celular, por P. J. Garrahan y A. F. Rega.
- Nº 19. Duplicación Cromosómica y Heterocromatina a Nivel Molecular y Citológico, por Néstor O. Bianchi.
- Nº 20. Citogenética Básica y Biología de los Cromosomas, por Francisco A. Sáez y Horacio Cardoso.
- Nº 21. Ecología de Poblaciones Animales, por Jorge E. Rabinovich.
- Nº 22. Metodología para el Estudio de la Vegetación, por Silvia D. Matteucci y Aída Colma.
- Nº 23. Los Sistemas Ecológicos y la Humanidad, por Ariel E. Lugo y Gregory L. Morris.
- Nº 24. A Germinação das Sementes, por Luiz Gouvêa Laboriau.
- Nº 25. Introducción a la Farmacocinética, por Edison Cid Cárcamo.

En preparación

Serie de matemática

- Ecuaciones en Derivadas Parciales, por Lorenzo Lara-Carrero.
- Geometrías Finitas, por Oscar Barriga.
- Álgebra Elemental, por Leopoldo Nachbin.

Serie de física

- Teoría de Fluidos en Equilibrio, por Antonio E. Rodríguez y Roberto E. Caligaris.
- Geofísica, por Alvaro F. Espinosa.
- Superconductividad, por Miguel Kiwi.
- Fundamentos de Cristalografía Física, por Jaime Rodríguez Lara.
- Introducción a la Espectroscopia Atómica, por Mario Garavaglia y Athos Giacchetti.
- Aplicaciones Metroológicas del Láser, por Mario Garavaglia.
- Teoría Cuántica del Impulso Angular, por Manuel de Llano y Mauricio Fortes.

Fisicoquímica de Interfases, por Francisco Javier Garfias.
Introducción a la Electrocatálisis, por Alejandro J. Arvía y María Cristina Giordano.
Química de Sólidos, por Julio César Bazán.
Química Bioinorgánica por Henrique E. Toma.
Introducción al Estudio de los Productos Naturales, por Eduardo G. Gros.

Serie de biología

Etología: El Estudio del Comportamiento Animal, por Raúl Vaz-Ferreira.
Principios Básicos de la Contracción Muscular, por Carlos Caputo.
Clastogénesis y Contaminación Ambiental, por Fernando Noel Dolout.
Fotosíntesis, por Rubén H. Vallejos.
Introducción a la Teoría y Práctica de la Taxonomía Numérica, por Jorge V. Crisci y María Fernanda López Armengol.
Cromosomas Humanos y de Primates, por Máximo E. Drets y Héctor Seanez.
¿Qué es la Diferenciación Celular?, por Roberto B. García y Susana Pereyra-Alfonso.
Limnología Sanitaria. Estudio de la Polución de Aguas Interiores, por Samuel Murgel Branco.
Aprovechamiento de Aguas Dulces y el Cultivo de Peces, por Argentino Bonetto y Hugo P. Castillo.

Nota: Las personas interesadas en adquirir estas obras deben dirigirse a la Unidad de Ventas y Promoción, Organización de los Estados Americanos, Washington, D. C., 20006 - 4499 o a las Oficinas de la OEA en el país respectivo.