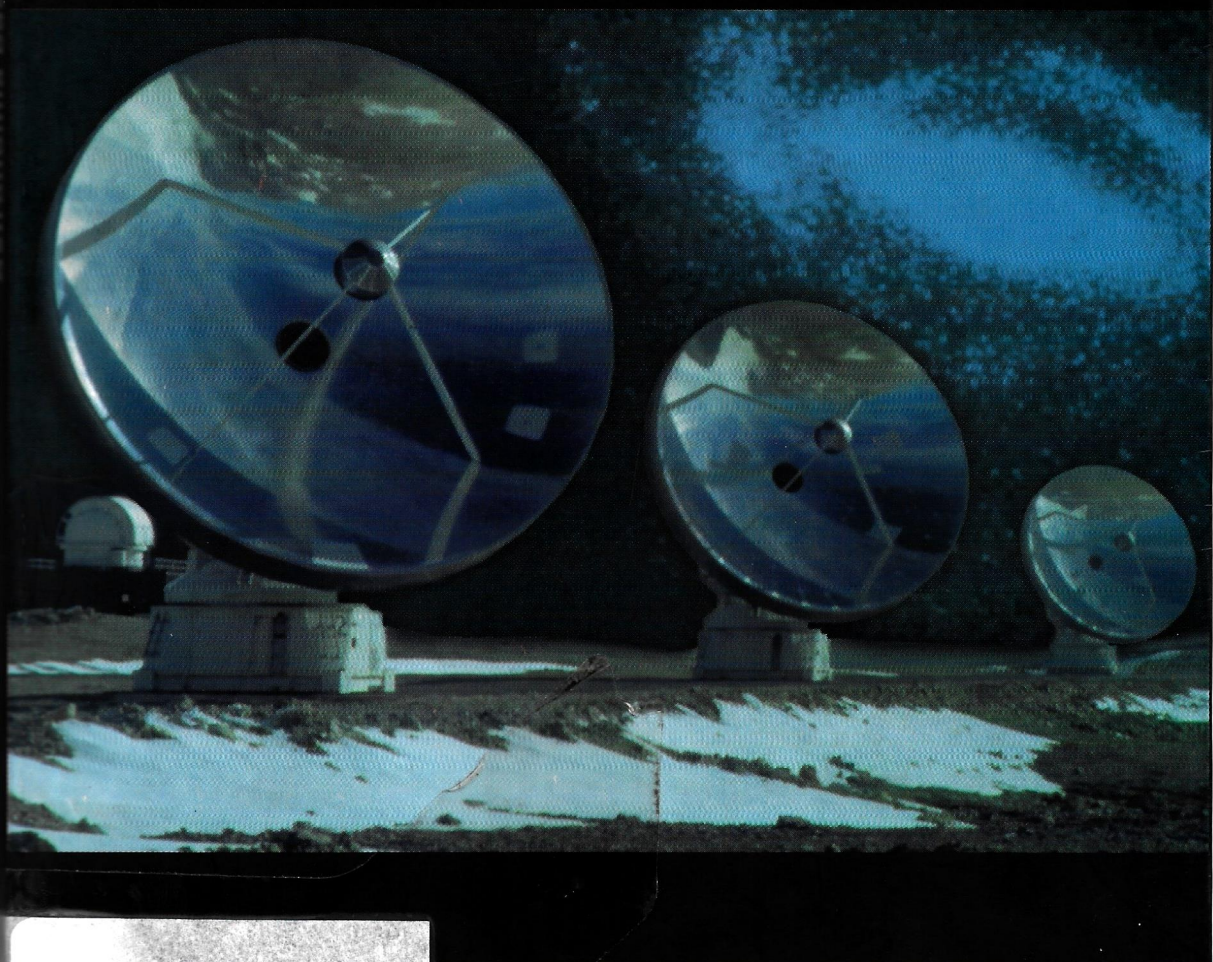


Astronomía básica

JOSÉ ANTONIO GARCÍA BARRETO



QB61/G37



13651

S
AS
ARIAS

TEXTO CIENTÍFICO
UNIVERSITARIO

Se prohíbe la reproducción total o parcial de esta obra
—incluido el diseño tipográfico y de portada—,
sea cual fuere el medio, electrónico o mecánico,
sin el consentimiento por escrito del editor.

D.R. ©, 2000, Universidad Nacional Autónoma de México
Edificio de la Coordinación Científica, circuito exterior,
Ciudad Universitaria, México, D. F.

D.R. © 2000, FONDO DE CULTURA ECONÓMICA
Carretera Picacho-Ajusco 227, 14200 México, D.F.

ISBN 968-16-6092-7

Impreso en México

Una estrella se puede considerar como un objeto individual, aislado, a una temperatura superficial, T , y por lo tanto tiene un brillo dado por la expresión de un cuerpo negro, es decir, este brillo se determina según la ley de radiación de Planck:

$$B_{\nu} = \frac{2h^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1},$$

la cual nos indica la dependencia de la emisión del cuerpo a una determinada frecuencia y a una determinada temperatura. Si se desea conocer la energía total radiada por una estrella con dimensión conocida, se debe hacer la suma de su brillo a cada frecuencia y la suma de la emisión de cada segmento de la estrella. Como se mencionó en el capítulo IV, esas sumas se pueden expresar como integrales y el resultado final nos dice

$$E_{\text{radiada}} = \sigma T^4,$$

donde E_{radiada} es equivalente al flujo de radiación emitida desde la estrella. Hay que mencionar nuevamente que esta emisión sólo depende de la temperatura (superficial) de la estrella, ya que σ es la constante de Stefan-Boltzmann.

TEMPERATURA EFECTIVA DE UNA ESTRELLA

La temperatura efectiva de una estrella, T_e , se define como la temperatura de un cuerpo negro que nos da la luminosidad de una estrella, es decir,

$$L = 4\pi R^2(\sigma T_e^4),$$

donde L es la luminosidad de una estrella y R su radio. Aquí el problema práctico consiste en determinar la distancia R , y entonces esta última expresión se utiliza más como método para determinar R , una vez determinadas L y T_e por otros métodos.

Se han adoptado en general dos métodos para la determinación de la temperatura efectiva de una estrella, y ambos se basan en la idea de que la temperatura efectiva es un indicador de la *calidad* del campo radiativo emergente de las atmósferas estelares. El primer método es la *fotometría de colores UVB* y el segundo es el método de *clasificación espectral*.

- *Fotometría de colores UVB*. La idea básica de este método es medir las proporciones de energía radiante que emite un cuerpo negro en longitudes de onda que correspondan al Ultravioleta, al azul B y al Visible con filtros anchos (véase la introducción de este capítulo). Puesto que la brillantez superficial depende solamente de la temperatura efectiva, T_e , entonces si un astrónomo determina el flujo en esos tres intervalos de longitud de onda, f_U , f_B , f_V , los cocientes de éstos *sólo* dependerán de la temperatura efectiva de la misma estrella. Por lo tanto tenemos que en la relación entre flujo y magnitud,

$$m_B - m_v = 2.50 \log_{10} \left(\frac{f_V}{f_B} \right),$$

y

$$m_U - m_B = 2.50 \log_{10} \left(\frac{f_B}{f_U} \right).$$

Por costumbre, a las magnitudes aparentes m_U , m_B y m_V se les denota simplemente como U , B , V . Entonces la determinación de f_V/f_B , es decir, $(B - V)$ y/o f_B/f_U , es decir, $(U - B)$ da la posibilidad de determinar o estimar la temperatura efectiva, T_e .

- *Clasificación espectral de las estrellas*. La idea principal de este método es que las estrellas emiten radiación a diferentes longitudes de onda desde su superficie, pero al pasar por su atmósfera, compuesta por diferentes elementos químicos, parte de esa radiación será absorbida. Al observar desde la Tierra la *luz* de una estrella se notará que parte de esa luz *no* se detecta, es decir, es absorbida y se puede determinar cuál es la longitud de onda de esa radiación. La distribución de líneas de absorción indica la presencia de diferentes átomos dentro de la atmósfera estelar y la presión y temperatura efectiva o local a la que se encuentran los gases. Diferentes estrellas tendrán diferente composición química de sus atmósferas y también diferente temperatura efectiva y presión. Si se clasifican las estrellas de acuerdo con las líneas de absorción, es decir, el tipo espectral que presentan, nos dan a primera aproximación una estimación de su

temperatura efectiva,

Tipo espectral $\sim$ función de T_e .

Haciendo un poco de historia tenemos que las señoritas Cannon y Pickering asignaron los tipos espectrales. Ellas trabajaban para el Observatorio del Colegio de Harvard. Siguieron un orden alfabético determinado principalmente por la intensidad decreciente de las líneas de absorción del átomo de hidrógeno.

Una estrella de clasificación espectral A indica una estrella con líneas intensas de hidrógeno; una estrella de clasificación espectral B indica una estrella con líneas menos intensas de hidrógeno, y así sucesivamente.

El astrofísico Saha, sin embargo, se dio cuenta de que el orden alfabético *no* necesariamente ordenaba a las estrellas en orden de temperatura efectiva. Saha mostró que las estrellas de clasificación espectral O tenían muy débiles sus líneas de absorción de hidrógeno porque tenían una temperatura tan elevada que casi todo su hidrógeno estaba ionizado. Por otro lado, las estrellas de clasificación M (muy cercanas en orden alfabético a las tipo O) tenían muy débiles sus líneas de hidrógeno porque tenían tan baja temperatura que el gas no estaba en condiciones de absorber los fotones que dan origen a las líneas de hidrógeno.

Cuando las estrellas se clasifican en orden descendente de su temperatura efectiva, se tiene la siguiente secuencia:

O B A F G K M,

y para recordar este orden fácilmente se puede pensar en la siguiente frase en inglés: *Oh!, be a fine girl and kiss me.*