

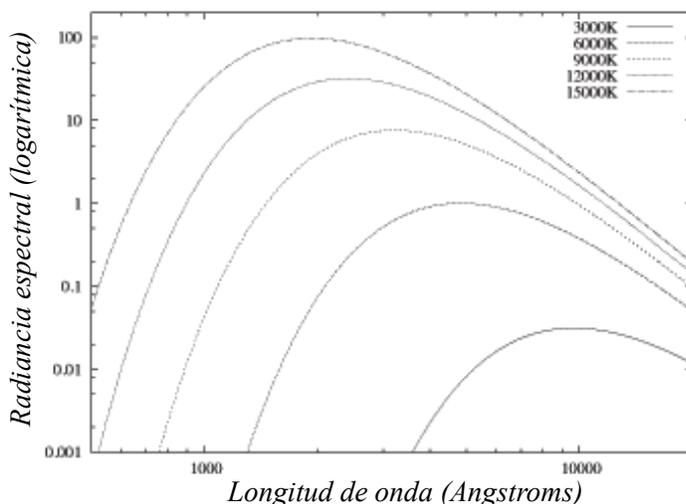
## Apéndice B: Por qué y cómo emiten radiación las estrellas

La cantidad de luz generada por un objeto como una estrella y su espectro dependen de las propiedades físicas de la fuente emisora. El espectro de la luz de una estrella es generalmente muy complejo cuando lo examinamos minuciosamente, pero la física que lo explica puede resumirse en dos procesos: la emisión del espectro continuo y las líneas de emisión y absorción.

La emisión del espectro continuo consiste en cualquier proceso físico que emite fotones en un amplio abanico de diferentes longitudes de onda. Como ejemplo podemos imaginarnos la banda de luz que se ve al observar la luz del día a través de un prisma: se ven varias bandas de colores (rojo, naranja, amarillo, azul, añil y violeta). Todos estos colores están siempre presentes a la vez en la luz del Sol, pero no se aprecian por separado, sencillamente el Sol se ve blanco.

### Radiación del cuerpo negro

Una clase especial de emisión del espectro continuo es la radiación de un cuerpo negro, que es emitida por todo objeto — cualquier objeto — cuya temperatura esté por encima del cero absoluto. La cantidad de luz y la distribución de las longitudes de onda de los fotones en el espectro del cuerpo negro dependen de un parámetro: su temperatura. Los puntos fundamentales que deberemos recordar son que si una estrella es más caliente que otra emitirá más cantidad de luz, por un lado, y el espectro de la luz que emite mostrará más luz en longitudes de onda más cortas, por otro. Si dos estrellas tienen el mismo tamaño y están a la misma distancia de nosotros, pero una está a 10.000 K y la otra a 5.000 K, la más caliente será más brillante (más luz) y más azul (mayor emisión a longitudes de onda más cortas). Así, se puede usar la luz de una estrella para medir su temperatura sin tocarla (¡buen truco!). Las ecuaciones que describen la radiación de un cuerpo negro fueron descubiertas por Max Planck a comienzos del siglo XX y, por ello, a menudo se llama radiación de Planck a la radiación del cuerpo negro.



*Figura B.1 – Espectro en escala logarítmica de un cuerpo negro centrado en la radiación espectral máxima de un cuerpo negro a 6.000 Kelvin. La temperatura efectiva del Sol es aproximadamente 5.774 Kelvin. La de una estrella del tipo A0 es de unos 10.000 Kelvin, mientras que la de una estrella de tipo M es bastante inferior a 4.000 Kelvin. Compárense los pasos de banda de los filtros de la figura 3.1 con las curvas que se muestran aquí.*

Hay algunos conceptos relativos a la radiación de un cuerpo negro que son muy útiles en la astrofísica estelar. En primer lugar, la ley de Wien consiste en una ecuación simple que nos da la longitud de onda a la que la estrella emite más luz (esto es, el máximo del espectro del cuerpo negro).

$$\lambda_{max} = b/T$$

donde  $\lambda$  es la longitud de onda,  $T$  es la temperatura del cuerpo negro y  $b$  es una constante (llamada *constante de desplazamiento de Wien*). Se puede deducir a partir de la ecuación del cuerpo negro determinando dónde está el máximo de la curva: se calcula la temperatura y la longitud de onda en las que la derivada es cero. Esta es una ecuación muy útil, ya que nos permite estimar aproximadamente la temperatura de cualquier objeto parecido a un cuerpo negro sencillamente midiendo dónde está el máximo en su espectro. Muchas estrellas se comportan de modo tan parecido a un cuerpo negro que esta medición es muy simple; sin embargo falla en estrellas que muestran una absorción atómica o molecular tan intensa que sus espectros apenas coinciden con el de un cuerpo negro. (Esto sucede a menudo con las estrellas de tipo M cuyos espectros de todos modos tienen el máximo en el infrarrojo cercano).

Otra fórmula es la de la ley de Stefan-Boltzmann, que nos proporciona una relación simple entre el flujo superficial de energía por unidad de área y la temperatura de un cuerpo negro:

$$f_{bol} = \sigma T^4$$

donde  $f_{bol}$  es el flujo total de energía por unidad de área,  $T$  es la temperatura y  $\sigma$  una constante (la constante de Stefan-Boltzmann). Cuanto más caliente es un cuerpo negro, más energía emite. De nuevo, esto nos lleva a otra aplicación interesante en astrofísica. Se podrá calcular la temperatura efectiva de una estrella por varios métodos (fotométricos o espectroscópicos). La luminosidad total (la luz emitida en todas direcciones) de un cuerpo negro es sencillamente esta cantidad  $f_{bol}$  multiplicada por la superficie total  $4\pi R^2$ . Combinando ambas, se obtiene la interesante ecuación

$$L_{bol} = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

Hay aquí algunas cantidades potencialmente interesantes como la luminosidad (que puede ser ligada a la distancia a la estrella) y el radio de la estrella. Desde el punto de vista astrofísico esto es importante; la luminosidad de una estrella es proporcional a su temperatura efectiva y a su radio. Las clases espectrales también incluyen *clases de luminosidad desde enanas a supergigantes*. Una estrella puede tener una temperatura efectiva de 4.000 K, pero habrá una enorme diferencia en luminosidad dependiendo de si su radio es el de una enana o el de una supergigante.

## Líneas de emisión y de absorción

En el segundo proceso, las líneas de emisión y absorción son causadas por el mismo proceso físico, la absorción y emisión de fotones individuales realizada por los átomos. Los átomos están formados por un núcleo (protones y neutrones) rodeado de electrones en órbitas muy específicas. Las órbitas de esos electrones corresponden a niveles concretos de energía. Si un electrón pasa de un nivel elevado a otro más bajo, liberará la energía diferencial resultante en forma de un fotón con esa energía. Como cada longitud de onda se corresponde con una energía concreta, estas transiciones de electrones se corresponderán con luz de longitudes de onda específicas. Estas longitudes de onda —o combinaciones de longitudes de onda— son únicas para cada tipo de átomo. Si tenemos una muestra de gas de hidrógeno y la excitamos (por ejemplo en un tubo fluorescente), emitirá luz en varias longitudes de onda concretas correspondientes a los niveles de energía de los electrones de un átomo de hidrógeno. Del mismo modo, de una muestra de gas de nitrógeno, sodio o neón (habituales en los tubos fluorescentes), se producirán espectros diferentes (por ello los anuncios de neón son de colores diferentes — se usan diferentes gases).

Lo contrario de emisión es absorción: si tenemos un fotón con la longitud de onda exacta para excitar un átomo que tiene una transición permitida entre niveles electrónicos con la energía correspondiente, el átomo absorberá el fotón. Si tenemos una fuente de emisión de un espectro continuo (como la fotosfera de una estrella) junto a algún gas que pueda absorber energía (como el hidrógeno, el calcio, el hierro u otros elementos presentes en la atmósfera estelar) el espectro de la estrella aparecerá como el de un cuerpo negro con algunas líneas debilitadas o ausentes. Así que cuando se obtiene el espectro de una estrella, se observará un espectro continuo con bandas oscuras que aparecerán a lo largo del eje de dispersión. La cantidad de absorción observada depende de muchos factores diferentes incluyendo las abundancias de las diferentes especies de átomos y moléculas y también de la temperatura de la estrella. Las estrellas de tipo A, por ejemplo, se caracterizan por tener las bandas de absorción de hidrógeno muy marcadas en sus espectros. Otro ejemplo: la absorción molecular se da en las estrellas frías de tipo M, y la clase de absorción observada depende de la riqueza en oxígeno y carbono de la estrella.

El estudio de la astrofísica de la radiación y de la transferencia radiativa es muy rico. Gran parte de lo que hemos descrito arriba fue ya expuesto por el físico del siglo XIX Gustav Kirchhoff antes de la llegada de la época dorada de la mecánica cuántica, y se puede resumir con las tres leyes de la radiación de Kirchhoff:

- 1.) Los objetos sólidos (u ópticamente densos) y calientes emiten un espectro continuo.
- 2.) Un gas caliente y ópticamente delgado emite luz con longitudes de onda discretas y características de la composición química del gas.
- 3.) Un espectro continuo que atraviese un gas frío y ópticamente delgado mostrará líneas de absorción características de la composición química del gas (y con idénticas longitudes de onda que las líneas de emisión que aparecerían si el gas estuviera caliente).

Kirchhoff escribió estas reglas en el siglo XIX, antes de que la física atómica y la mecánica cuántica fueran entendidas. Pero en muchos casos de interés de la astronomía de estrellas variables estas reglas describen ampliamente todo lo que se puede ver. Y los modelos matemáticos de la creación y propagación de la luz en un sistema físico están enraizados en las leyes de Kirchhoff.

No cubriremos en este manual el análisis espectral, pero es posible usar la observación y la medición de la intensidad de las líneas espectrales en una estrella para averiguar de qué está compuesta. La medida de las líneas atómicas en el laboratorio fue y aún es un campo fundamental en la astrofísica. Las líneas de emisión y de absorción cambiarán su apariencia en modos muy complejos que dependen de las abundancias relativas en el plasma, la temperatura (y la distribución de temperaturas cuando se mira a través de un gas delgado) y la presión. Algunas líneas y grupos de líneas son tan intensos y prominentes que sirven para aproximar la “abundancia de metales” en general (es decir, la abundancia de todo, excepto el hidrógeno y el helio). En algunos casos, pueden ser tan intensas que incluso pueden detectarse en la luz de banda ancha y, por tanto, pueden ser detectadas mediante fotometría con filtros en lugar de usar espectroscopia.

### **Otros procesos**

Hay otras fuentes de radiación, incluyendo campos magnéticos (especialmente importantes en estrellas activas que generan rayos X), reacciones nucleares y desintegración radioactiva (que alimenta el interior de las estrellas y es también responsable de la energía que producen las supernovas y la evolución de su luz). Muchas estrellas variables tendrán fuentes múltiples de radiación y absorción. Por ejemplo, las estrellas UV Ceti son enanas jóvenes de poca masa y tipo M, normalmente muy frías. Estos objetos por lo general brillan muy débilmente ya que sus bajas temperaturas implican que radian una cantidad relativamente pequeña de luz, sobre todo en el rojo y en el infrarrojo. Sin embargo, también pueden emitir enormes cantidades de luz en azul, ultravioleta y rayos X, e incluso rayos gamma en estallidos muy breves, debidos a procesos de reconexión magnética en sus atmósferas y que son análogos a los que ocurren en nuestro propio Sol. Estas estrellas normalmente brillan muy poco en el azul, así que cuando producen grandes destellos, éstos muestran una enorme amplitud en luz azul, pero relativamente poca en el rojo. Un destello brillante puede tener una amplitud en la banda B de tres o cuatro magnitudes, pero mucho menos de una magnitud en las bandas R o I.

La física de la radiación es uno de los primeros cursos que un estudiante de astronomía recibirá y, aunque no es requisito para ser un astrónomo observacional, el conocimiento de los procesos radiativos puede proporcionar una mejor comprensión de lo que se está observando. Un libro especialmente útil sobre el tema es *Radiative Processes in Astrophysics*, de George Rybicki y Alan Lightman. Como referencia detallada para las líneas espectrales y los espectros estelares es recomendable *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*, de David Gray.