

2.13. Propiedades de las Estrellas: Hertzsprung y Russell.

2.13.1. Introducción:

En 1905 el astrónomo danés **Ejnar Hertzsprung** (1873-1967) notó que las estrellas K y M no constituían un conjunto homogéneo sino que se podían diferenciar en dos grandes familias: algunas eran cercanas y de baja luminosidad mientras otras eran lejanas y de gran luminosidad. Como tanto las cercanas como las lejanas tienen las mismas temperaturas superficiales, su emisividad por centímetro cuadrado debe ser la misma y por ende sólo una diferencia de tamaños podría explicar las diferencias en luminosidad. Hertzsprung propuso los términos de ENANAS y GIGANTES para los dos grupos de estrellas.

La distinción entre estrellas enanas y gigantes fue confirmada por el astrónomo norteamericano **Henry Norris Russell** (1877-1957) en 1913. Russell graficó la magnitud absoluta como función del tipo espectral, en lo que se llama un diagrama color-magnitud, ahora llamado *diagrama de Hertzsprung-Russell*, abreviado diagrama H-R. La mayoría de las estrellas se sitúan en una franja diagonal que va desde las estrellas azules más luminosas hasta las estrellas rojas de baja luminosidad. Además hay una zona ocupada en el diagrama que corresponde a estrellas rojas de alta luminosidad (estrellas gigantes rojas). En la parte superior del diagrama se encuentra un pequeño grupo de estrellas de luminosidad excepcional y con todos los tipos espectrales posible; esas son las estrellas super-gigantes. Por último en la parte inferior izquierda del diagrama H-R se encuentran las enanas blancas, estrellas de muy baja luminosidad y de alta temperatura.

En 1844 **Friedrich Wilhelm Bessel** (1784-1846) explicó las irregularidades del movimiento propio de Sirio asumiendo que se trata de un sistema doble. Casi veinte años más tarde Alvan Clark Jr., destacado constructor de telescopios norteamericano (construyó, junto con su padre, los mejores refractores después de Fraunhofer) descubrió, en 1862, la compañera de Sirio, predicha por Bessel.

A la estrella brillante se la llamó Sirio A; su compañera "*invisible*", Sirio B. La masa de Sirio B es la mitad de la masa de Sirio A. En esa época, 1862, Sirio B estaba ubicada favorablemente con respecto a Sirio A (la separación entre ambas va desde muy pocos segundos de arco hasta 10 segundos de arco). La masa de Sirio B es comparable con la masa solar pero su luminosidad es muy inferior ($L \sim 10^{-4} L_{\text{Sol}}$). Por mucho tiempo se pensó que la baja luminosidad de Sirio B se debía principalmente a su baja temperatura (pensaron que era una enana roja). Grande fue la sorpresa de los astrónomos cuando **Walter Adams** (1876-1956), astrónomo norteamericano del Observatorio de Monte Wilson, en 1914, encontró que el tipo espectral de Sirio B indicaba una temperatura más alta que la solar, muy parecida a la de Sirio A. Por lo

tanto los 10^{-4} de su luminosidad, con respecto al Sol, se debían a su pequeño radio ($R \sim 10^{-2} R_{\text{Sol}}$). Lo sorprendente de este resultado es que la densidad para Sirio B resulta ser ($\rho \sim 10^{+6} \rho_{\text{Sol}}$) equivalentes a ¡una tonelada por centímetro cúbico! (Una cucharadita de “enana blanca” pesaría en la Tierra ¡5 toneladas!).

La densidad de Sirio B era tan difícil de entender (y por ende de aceptar) que el astrofísico inglés **Arthur Eddington** (1882-1944) propuso un test para confirmar (o refutar) la veracidad del pequeño radio de Sirio B. La teoría de la relatividad predice que un fotón de luz sufre un corrimiento al rojo al escapar de un campo gravitacional. Mientras más intenso sea el campo mayor será el desplazamiento al rojo. El efecto depende de M/R para una estrella. Como para Sirio B la razón M/R resulta ser 31 veces mayor que para el Sol, el efecto del corrimiento al rojo gravitacional resulta ser de 20 km/seg. En 1925 Walter Adams midió 21 km/seg como el corrimiento gravitacional de la luz de Sirio B. Con esto se comprobó que el radio de Sirio B es efectivamente muy pequeño y además se verificó experimentalmente otra predicción de la relatividad.

2.13.2. Luminosidad Solar:

Se define la constante solar como la cantidad de radiación (energía) que se recibe en la Tierra, proveniente del Sol, en cada centímetro cuadrado, en cada minuto. La constante solar es lo que se mediría sin atmósfera en la superficie de la Tierra. En la práctica se mide a diversas alturas y con el Sol a diversas distancias cenitales y a partir de las medidas se proyecta al valor “fuera de la Tierra”.

La constante solar es de 2 calorías por centímetro cuadrado por minuto. Esto es la cantidad de calor que recibe 1 centímetro cuadrado a la distancia de 150 millones de kilómetros del Sol. Se puede calcular la cantidad total emitida por el Sol y se obtiene $5,6 \times 10^{27}$ calorías por minutos, equivalentes a $9,4 \times 10^{25}$ calorías por segundo. Como una caloría equivale a $4,18 \times 10^7$ ergs, la luminosidad solar son $3,8 \times 10^{33}$ ergs/seg.

Dado que la masa solar son 2×10^{33} gramos, resulta que cada gramo del Sol debe generar: $(9,4 \times 10^{25} \text{ calorías}) / (2 \times 10^{33} \text{ gramos}) = 4,7 \times 10^{-8} \text{ calorías/gramo/seg.}$

Un gramo de combustible de cohete mezclado con la apropiada cantidad de oxígeno produce, por combustión 200 calorías. El tiempo que “durarían” esas 200 calorías, gastadas a razón de $4,7 \times 10^{-8}$ calorías por segundo es de $4,3 \times 10^9$ segundos, equivalentes a 140 años. Si el Sol (toda su masa) fuese una mezcla perfecta de combustible de cohete y Oxígeno, se consumiría en 140 años. ¡No cabe duda que el Sol ha existido por un período mucho más largo!

En 1854 el físico alemán **Hermann von Helmholtz** (1821-1894) propuso la teoría que el calor solar tendría un origen gravitacional. La teoría de von Helmholtz fue desarrollada por J. Homer Lane en 1869, por August Ritter en 1878 y por **Lord Kelvin** en 1887. Actualmente se la conoce como la “hipótesis de contracción de Helmholtz-Kelvin”.

El teorema del virial establece que en un sistema mecánico la mitad del cambio en la energía gravitacional va a aumentar la energía interna del sistema (calor) y la otra mitad debe ser radiada. Si el Sol hubiese sido inicialmente de un gran tamaño, al irse contrayendo su energía gravitacional va disminuyendo. Por ejemplo si la energía gravitacional actual fuese -1000 , como inicialmente debería haber sido cero, 500 habrían sido radiados y 500 habrían ido a aumentar la energía interna del Sol. Como la energía gravitacional actual es GxM^2/R se puede calcular que la energía gravitacional del Sol es del orden de $1,0 \times 10^{41}$ calorías. Como el Sol emite del orden de $1,0 \times 10^{26}$ calorías/seg el Sol podría haber vivido $1,0 \times 10^{41} / 1,0 \times 10^{26} = 1,0 \times 10^{15}$ segundos o sea $3,0 \times 10^7$ años. El Sol podría haber vivido 30.000.000 de años radiando energía gravitacional. En su momento este mecanismo pareció muy interesante, mucho más que la combustión química del Sol, por supuesto. Kepler, a comienzos del siglo XVII consideraba que la edad de la Tierra era unos 5.000 a 6.000 años. En esa perspectiva el tiempo de Helmholtz de 30 millones de años parecía muy interesante.

Al comenzar el siglo XX se estableció la edad de la Tierra por la radioactividad de las rocas de la corteza. Finalmente se adoptó una edad para la Tierra (y el Sol) de 4.600.000.000 años. Con ello la contracción de Helmholtz-Kelvin se hizo totalmente insuficiente para explicar la energía solar. Quedó corta en algo así como un factor 100; sólo el uno por ciento de su vida puede haber gastado el Sol “girando” de la cuenta de su energía gravitacional.

En 1926 el astrofísico inglés **Arthur Eddington** (1882 - 1944) , en su famoso libro sobre la estructura interna de las estrellas explica que la energía nuclear de las estrellas es su más probable fuente de energía. Con la equivalencia entre masa y energía un gramo de materia tiene un equivalente en energía dado por la fórmula $E=mc^2$. Como la masa solar es de 2×10^{33} gramos, su equivalente en energía corresponde a $1,8 \times 10^{54}$ ergs. Con la luminosidad del Sol de $3,8 \times 10^{33}$ ergs/seg la vida posible del Sol, a costa de su energía nuclear es $1,8 \times 10^{54} / 3,8 \times 10^{33} = 4,7 \times 10^{20}$ segundos equivalentes a 1×10^{13} años. Por fin se encontraba una fuente de energía que podía explicar con holgura la vida del Sol. Esta “escala de tiempo” es evidentemente un límite superior, pues es el tiempo que podrías vivir el Sol si la totalidad de su masa se transformase en energía.

En 1938 **Hans Bethe** (1906 - 2005), en Estados Unidos, y **Carl F. von Weizsäcker** (1912 -) en Alemania, demostraron que las estrellas como el Sol transmutan Hidrógeno en Helio. En el proceso 1.000 gramos de Hidrógeno se transforman en 993 gramos de Helio más 7 gramos de energía. Por lo tanto sólo el 7 por mil de la materia se transforma en energía de acuerdo con la fórmula de Einstein. Adicionalmente, sólo en las zonas centrales de una estrellas están las condiciones de densidad y temperatura para que ocurran transmutaciones nucleares por lo que el 7 por mil se transforma en algo cercano a 1 por mil. Por ello en lugar de los 10^{13} años calculados por Eddington hay que rebajarlos a unos 10^{10} años; esa es aproximadamente el tiempo que le tomará al Sol “quemar su combustible Hidrógeno”. El

Sol ha “vivido” 4.600 millones de años y por ende le quedan 5.400 millones de años de vida.

Bethe y von Weizsäcker propusieron reacciones que involucran al Carbono 12 como catalizador y que se conocen como el **ciclo del CNO**. Paralelamente **Charles L. Critchfield** (1910 -) propuso reacciones que involucran directamente a dos protones como punto de partida; se la llamó **cadena protón-protón**. Bethe demostró que la cadena protón-protón era la más eficiente a bajas temperaturas (para estrellas de baja masa) y que el ciclo CNO era el más importante para estrellas masivas. Ambos procesos tienen una fuerte dependencia de la temperatura; si se expresa como T^n , para la cadena protón-protón $n \sim 6$ y para el ciclo CNO $n \sim 16$. A unos 15 millones de grados ambos procesos generan cantidades semejantes de energía; para temperaturas más altas el proceso importante es el CNO.

2.13.3. Radios Estelares:

El radio del Sol es 696.000 kilómetros; su diámetro angular es de 1.921 segundos de arco. Como las estrellas están muy lejos del Sol (la más cercana está a 270.000 UA) el diámetro aparente de las estrellas es $< 1.921/270.000$, esto es $< 0,007$ segundos de arco. Esto muestra de inmediato que es difícil medir directamente el diámetro de las estrellas, incluso el de las más cercanas. Por una parte la imagen de difracción de un telescopio es $\sim 0,1''$ para un telescopio de 1 metro de diámetro y disminuye con el inverso del diámetro (un 10 metros tendría una imagen de difracción de $0,01''$). Por ello la totalidad de los telescopios existentes no pueden resolver algo menor de $0,01''$. A ello hay que agregar que la atmósfera terrestre perturba las imágenes y hace ver a las estrellas como si tuviesen 1 segundo de arco de diámetro. Ambos efectos hacen imposible medir directamente el diámetro de una estrella con imágenes ópticas de un telescopio.

Utilizando interferometría clásica en el telescopio de $100''$ de Monte Wilson, **Albert A. Michelson** (1852 – 1931) y **Francis G. Pease** (1881 – 1938) midieron varios diámetros a comienzos del siglo XX, en el Observatorio de Monte Wilson. Una de las primeras que midieron fue Betelgeuse (Alfa Orionis). Su diámetro de $0,047''$ está muy cerca de los valores modernos. El método de las ocultaciones lunares y por sobre todo las estrellas binarias eclipsantes han permitido medir los diámetros (radios) de muchas estrellas. El rango va desde estrellas con un 10% del radio solar hasta estrellas de unos 50 radios solares. Este es el rango de las estrellas normales, de secuencia principal. Las gigantes rojas tienen radios típicamente de 100 radios solares y las supergigantes rojas superan los 500 radios solares. Las estrellas enanas blancas tienen radios en la vecindad del 1% del radio solar.

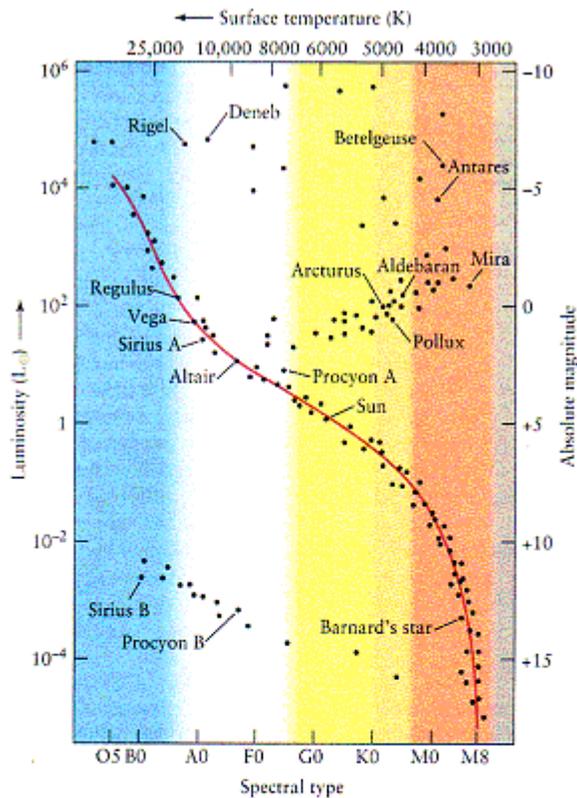


Figure 19-14

A Hertzsprung–Russell (H–R) Diagram On an H–R diagram, the luminosities of stars are plotted against their spectral types. Each dot on this graph represents a star whose luminosity and spectral type have been determined. Included on the diagram are some well-known stars. The data points are grouped in just a few regions on the graph, showing that luminosity and spectral type are correlated. Main-sequence stars lie along the red curve. Giants like Arcturus are to the right of the main sequence, supergiants like Rigel and Betelgeuse are above it, and white dwarfs like Sirius B are below it. The absolute magnitudes and surface temperatures are also shown at the right and top of the graph, respectively.

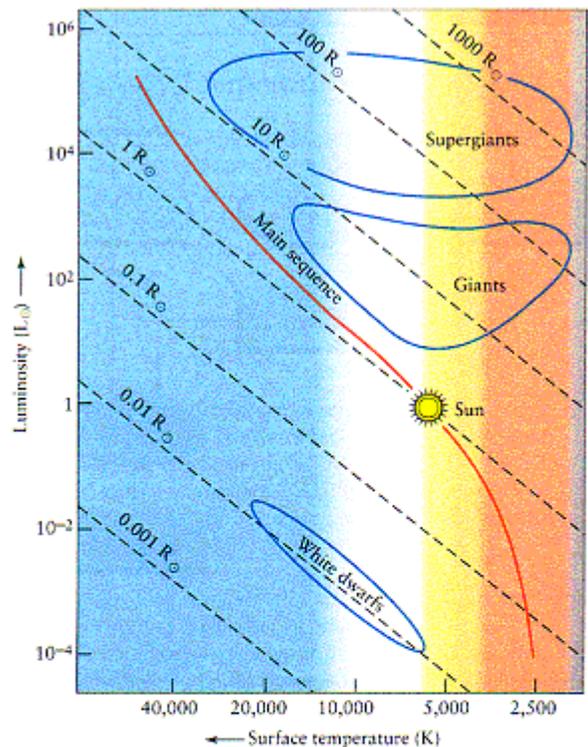


Figure 19-15

The Sizes of Stars on an H–R Diagram This H–R diagram plots stellar luminosities versus surface temperature. The dashed diagonal lines indicate different radii. These lines were drawn using the equation $L = 4\pi R^2 \sigma T^4$ relating a star's luminosity (L), radius (R), and surface temperature (T). For a given stellar radius, as the surface temperature increases (corresponding to moving from right to left in the H–R diagram), the star glows more intensely and the luminosity increases (corresponding to moving upward in the diagram). While individual stars are not plotted, we show the regions of the diagram in which main sequence, giant, supergiant, and white dwarf stars are found. Note that the Sun is intermediate in luminosity, surface temperature, and radius; it is very much a middle-of-the-road star.

El radio de una estrella depende de su masa y de su edad. Una estrella como el Sol vivirá el 90% con un tamaño como el que tiene ahora. Sin embargo, cuando agote el Hidrógeno en su núcleo se transformará en gigante roja, con un radio del orden de 100 veces el actual. Al concluir su “vida” el Sol se transformará en enana blanca, con un radio de 0,01 veces el actual.

2.13.4. Masas Estelares:

El rango de masas de las estrellas va desde 0,08 veces hasta 100 veces la masa del Sol. El Sol tiene una masa de 330.000 veces la masa terrestre. Una estrella es un cuerpo celeste que emite una gran cantidad de energía que es obtenida por ella a partir

de reacciones nucleares en su interior. Para que eso sea posible es necesario que la temperatura de la zona central de la estrella supere los 5 millones de grados Kelvin. Si la masa de la estrella es menor que 0,08 masas solares la temperatura no llega al nivel de gatillar reacciones nucleares y por ende la “cuasi-estrella” sólo puede radiar convirtiendo energía gravitacional en energía radiante. Como esas estrellas brillan miles de veces menos que el Sol pueden radiar por un tiempo considerable, pese a no tener una fuente de energía nuclear. Estas “quasi-estrellas” se las llama *enanas café* o en español peninsular *enanas marrón* (en inglés *brown dwarf*).

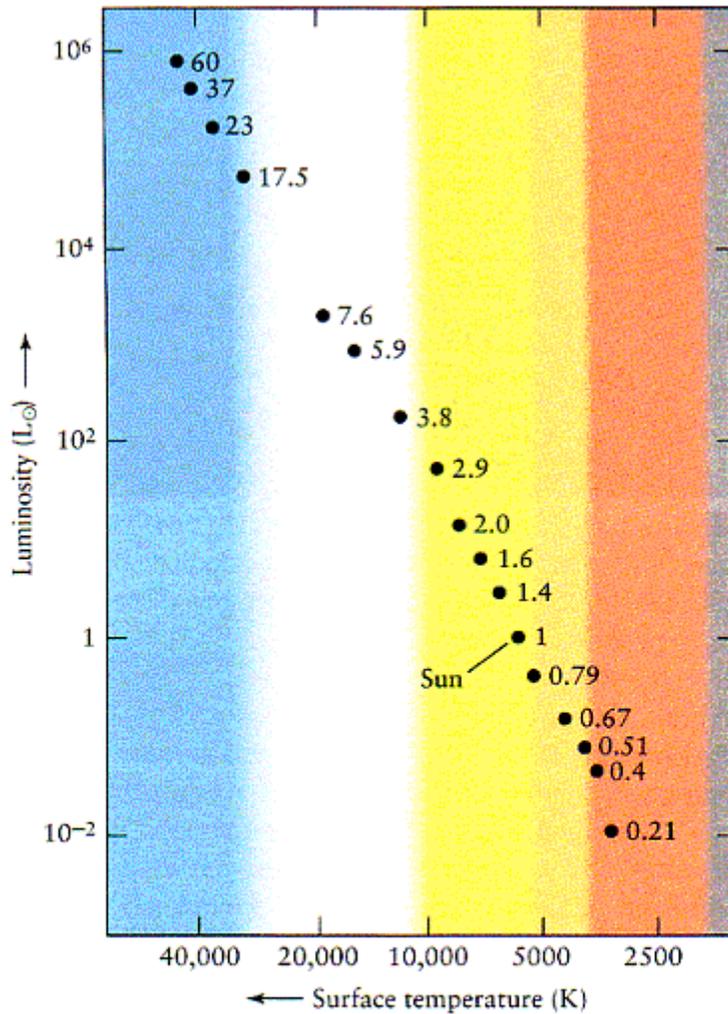


Figure 19-23

The Main Sequence and Masses On this H-R diagram, each dot represents a main-sequence star. The number next to each dot is the mass of that star in solar masses (M_{\odot}). As you move up the main sequence from the lower right to the upper left of the H-R diagram, the mass, luminosity, and surface temperature of main-sequence stars all increase.

En el otro extremo, una estrella de 100 masas solares resulta ser una estrella tan brillante y de tan alta temperatura superficial que el campo radiativo en su atmósfera introduce sobre ella una fuerza debido a la presión de radiación que produce un viento estelar que provoca pérdida de masa que hace que la estrella pierda la mayoría de su masa en un corto tiempo. La pérdida de masa es muy importante en cualquier estrella de más de 50 masas solares que las hace “evaporarse” y llegar a una cifra cercana a 50 masas solares en dos o tres millones de años.

Las masas estelares se determinan utilizando la tercera ley de Kepler a estrellas binarias.

$$4\pi^2 a^3 = G \cdot (m_1 + m_2) \cdot P^2$$

El período se determina a partir de las observaciones y de las curvas de velocidad de ambas componentes del sistema binario se puede calcular “a” y el cociente m_1/m_2 , a partir de la tercera ley de Kepler se puede conocer la suma de las masas y por ende calcular las masas individuales.

2.13.5. Relación Masa-Luminosidad:

Al determinarse docenas de masas estelares se pudo comprobar que existe una relación clara entre la masa y la luminosidad de una estrella. La luminosidad crece con la masa y la potencia promedio es 3,5; para masas como el Sol o más bajas la luminosidad aumenta con una potencia de la masa cercana a 3 y para masas grandes la potencia se acerca a 4. En general se puede decir que:

$$L \propto M^{3,5}$$

Una estrella de 10 masas solares tiene una luminosidad mayor que mil veces la luminosidad del Sol y una estrella de 0,1 masas solares es más de mil veces menos luminosa que el Sol.

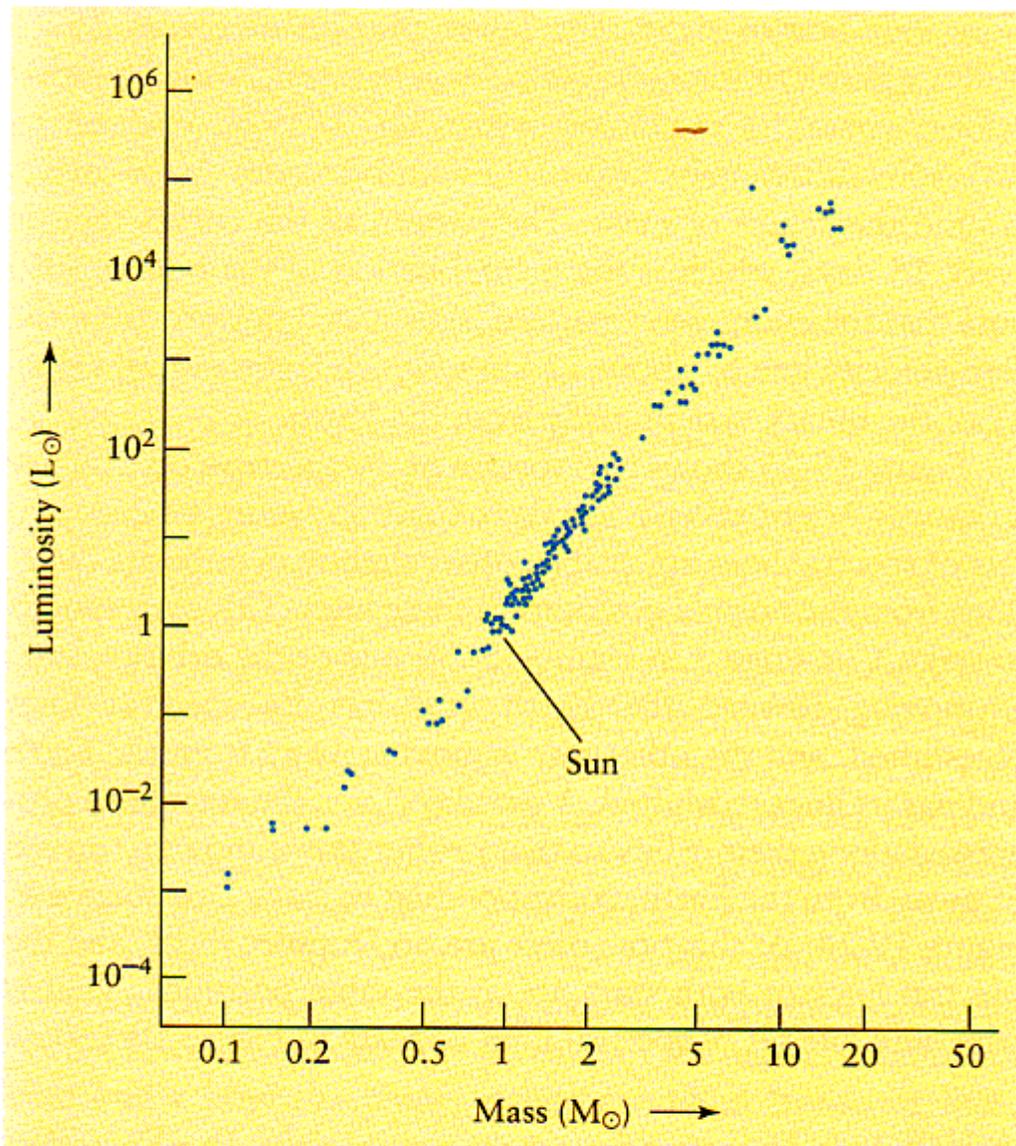


Figure 19-22

The Mass-Luminosity Relation For main-sequence stars, there is a direct correlation between mass and luminosity—the more massive a star, the more luminous it is. A main-sequence star of mass $10 M_{\odot}$ (that is, 10 times the Sun's mass) has roughly 3000 times the Sun's luminosity ($3000 L_{\odot}$); one with $0.1 M_{\odot}$ has a luminosity of only about $0.001 L_{\odot}$.

2.13.6. Temperaturas Estelares:

La clasificación de los espectros estelares desarrollada en el Observatorio de la Universidad de Harvard contempla siete tipos principales de espectros que cubren un rango de temperaturas fotosféricas desde algo menos de 3.000 K hasta algo más de 30.000 K.

El rango de temperaturas estelares por tipo espectral es de:

Estrella tipo	Rango de temperatura
O	> 30.000 K
B	10.000 K - 30.000 K
A	7.000 K - 10.000 K
F	6.000 K - 7.000 K
G	5.000 K - 6.000 K
K	4.000 K - 5.000 K
M	2.500 K - 4.000 K

El Sol es una estrella tipo G2 con una temperatura de 5.800 K. Las temperaturas de las fotosferas estelares se determinan mediante un análisis detallado de sus características espectrales o mediante la fotometría en distintas bandas (colores). La razón de flujos en distintas bandas (B, V, R, I) de unos mil Ångstrom de ancho en el azul, amarillo rojo e infrarrojo permiten obtener “temperaturas de color” que son más fáciles de conseguir y más rápidas que las temperaturas derivadas de espectros.

2.13.7. Actividad Solar:

Las manchas solares fueron descubiertas en 1611 por **Galileo Galilei** (1564-1642), **Johannes Fabricius** (1587 – 1619) y el jesuita **Christoph Scheiner** (1573 – 1650). Las manchas solares permitieron descubrir la rotación lenta del Sol, con un período de aproximadamente 25 días.

A partir de 1826 el químico de Dessau, Alemania, **Heinrich Schwabe** (1789 – 1875) observó las manchas solares descubriendo que el número de manchas variaba significativamente, siendo máximo entre 1828-1829 y 1836-1839 y siendo mínimo en 1833 y 1843. De ello Schwabe dedujo que el Sol tiene un ciclo cercano a una década; sus resultados los publicó en 1843.

El astrónomo suizo **Rudolf Wolf** (1816 – 1893) demostró, analizando registros históricos del número de manchas que el ciclo solar es de 11,1 años, variando desde 7 hasta 17 años.

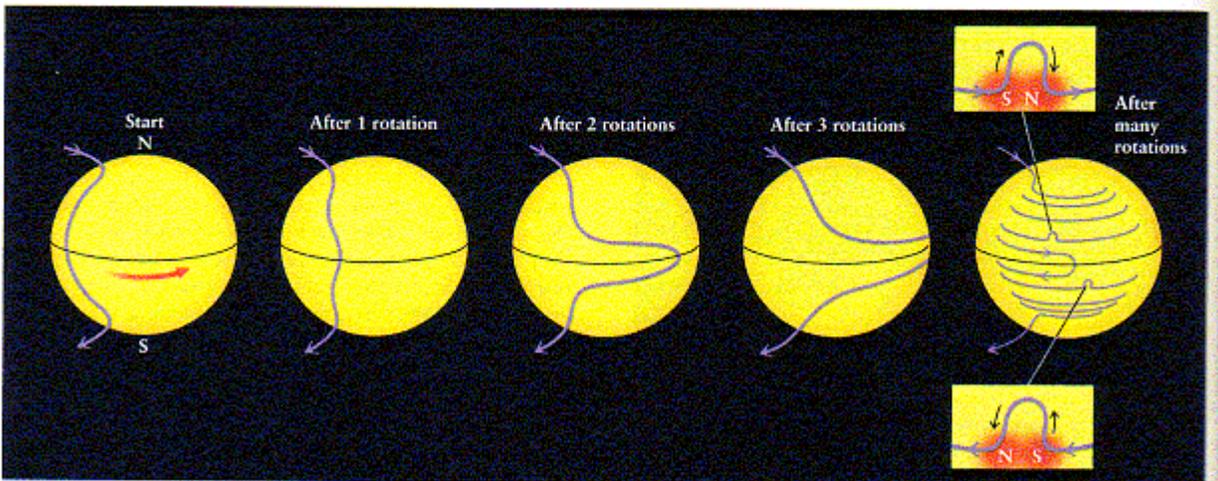


Figure 18-26

Babcock's Magnetic Dynamo The sunspot cycle may be due in part to the Sun's differential rotation. Magnetic field lines tend to move along with the plasma in the Sun's outer layers. A field line that starts off running from the Sun's north magnetic pole (N) to its south magnetic pole (S), as in the drawing on the far left, soon becomes distorted because the Sun's equator rotates faster than the poles. After many rotations the magnetic field is wrapped around the Sun like twine wrapped around a ball. The insets on the far right show how sunspot groups appear where the concentrated magnetic field breaks through the solar surface. In each sunspot group, the preceding members—in the insets, the sunspots on the right—have the same polarity as the Sun's magnetic pole in that hemisphere (in this drawing, N in the upper hemisphere and S in the lower hemisphere).

En 1852 **Edward Sabine** (1788-1883), astrónomo Irlandés, en Toronto, Canadá, y luego Rudolf Wolf y **Jean-Alfred Gautier** (1793-1881) en Suiza y **Johann von Lamont** (1805-1879) en Alemania, encontraron una correlación entre el número de manchas y las perturbaciones del campo magnético terrestre (presencia de auroras boreales).

Edward Walter Maunder (1851-1928) de Greenwich, analizando datos históricos, encontró que no hubo manchas solares entre 1645 y 1715. Este intervalo, conocido como el **mínimo de Maunder**, es un tiempo en que la temperatura de la Tierra fue menor que lo habitual, lo que produjo inviernos particularmente duros. Diversas evidencias apuntan a una anomalía climática durante dicho período. No hay ninguna evidencia sólida que ligue el ciclo solar con ciclos meteorológicos en la Tierra pero, si el Sol deja de presentar actividad magnética por un período mucho mayor de los 11 años del ciclo solar (en el caso del mínimo de Maunder el Sol se “olvidó” de producir manchas por casi 7 ciclos) cambios en la magnetósfera terrestre producen cambios que disminuyen la temperatura en la Tierra. El mínimo de Maunder es conocido como la “mini-era glacial”.

Richard Christopher Carrington (1826 - 1875) encontró que la latitud heliográfica de las manchas solares cambia de 30 a 40 grados al comienzo del ciclo, a 15 grados en el máximo para llegar a 5 grados de latitud hacia fines del ciclo. Si se grafica la latitud de las manchas como función del tiempo se encuentra un gráfico que se asemeja a las alas de una mariposa. Maunder, en 1904, fue el primero en

representar el **diagrama de Mariposa**. Nunca hay manchas más lejos del ecuador solar que 45 grados y tan cerca como 5 grados. A medida que avanza el ciclo la latitud media de las manchas disminuye.

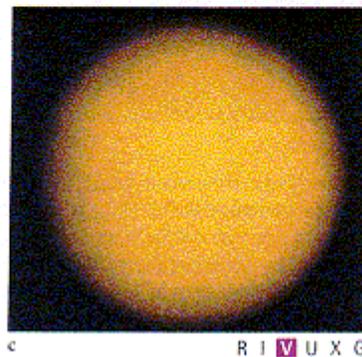
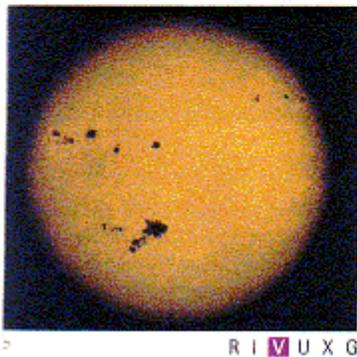
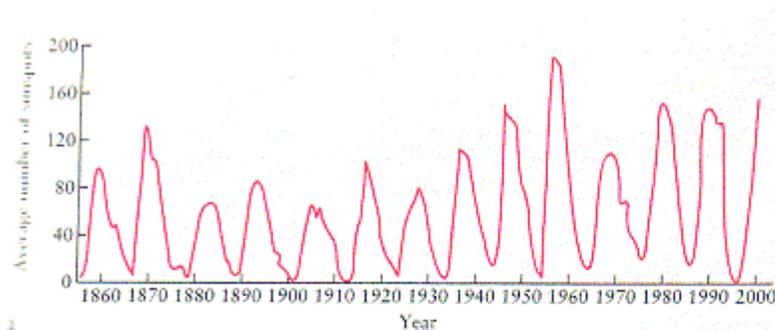


Figure 18-21

The Sunspot Cycle (a) The number of sunspots on the Sun varies with a period of about 11 years. The most recent sunspot maximum occurred in 2000, and the most recent sunspot minimum occurred in 1996. (b) This photograph, taken near sunspot maximum in 1989, shows a number of sunspots and large sunspot groups. The sunspot group visible near the bottom of the Sun's disk has about the same diameter as the planet Jupiter. (c) Near sunspot minimum, as in this 1986 photograph, essentially no sunspots are visible. (NOAO)

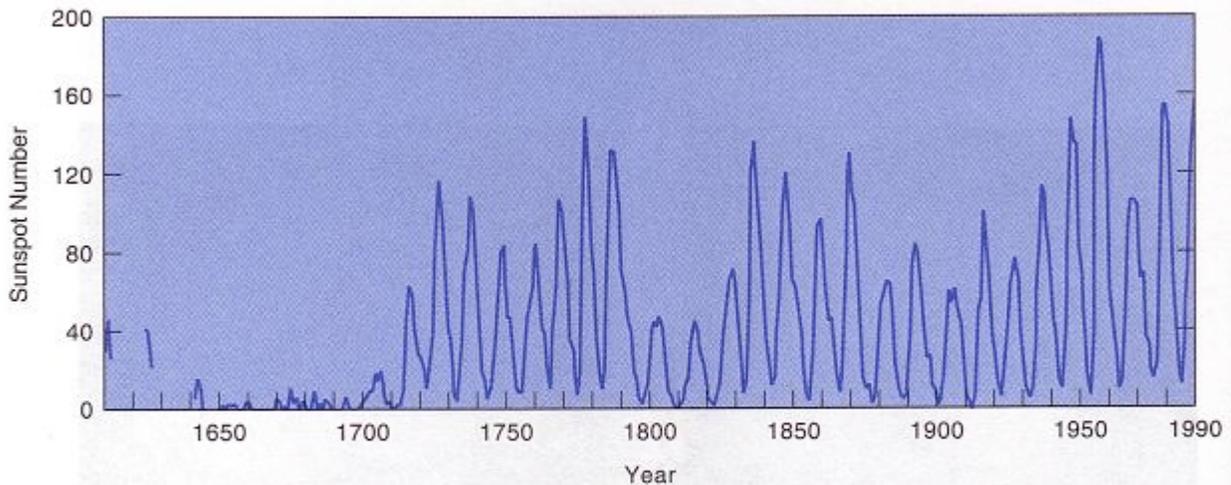


Figure 11.20. Sunspot numbers since early in the 1600s. Note the absence of spots during the second half of the seventeenth century.

Las manchas solares son zonas de intensos campos magnéticos en la fotosfera solar. Siempre (o casi siempre) las manchas se presentan en pares a la misma latitud. Si en el hemisferio norte la primera del par es un polo magnético norte la segunda tiene

polaridad sur. En el hemisferio sur en cambio la primera será de polaridad sur y la siguiente de polaridad norte. En el ciclo siguiente las polaridades se invierten. Por ello se dice que el ciclo solar en verdad es de 22 años y no sólo de 11.

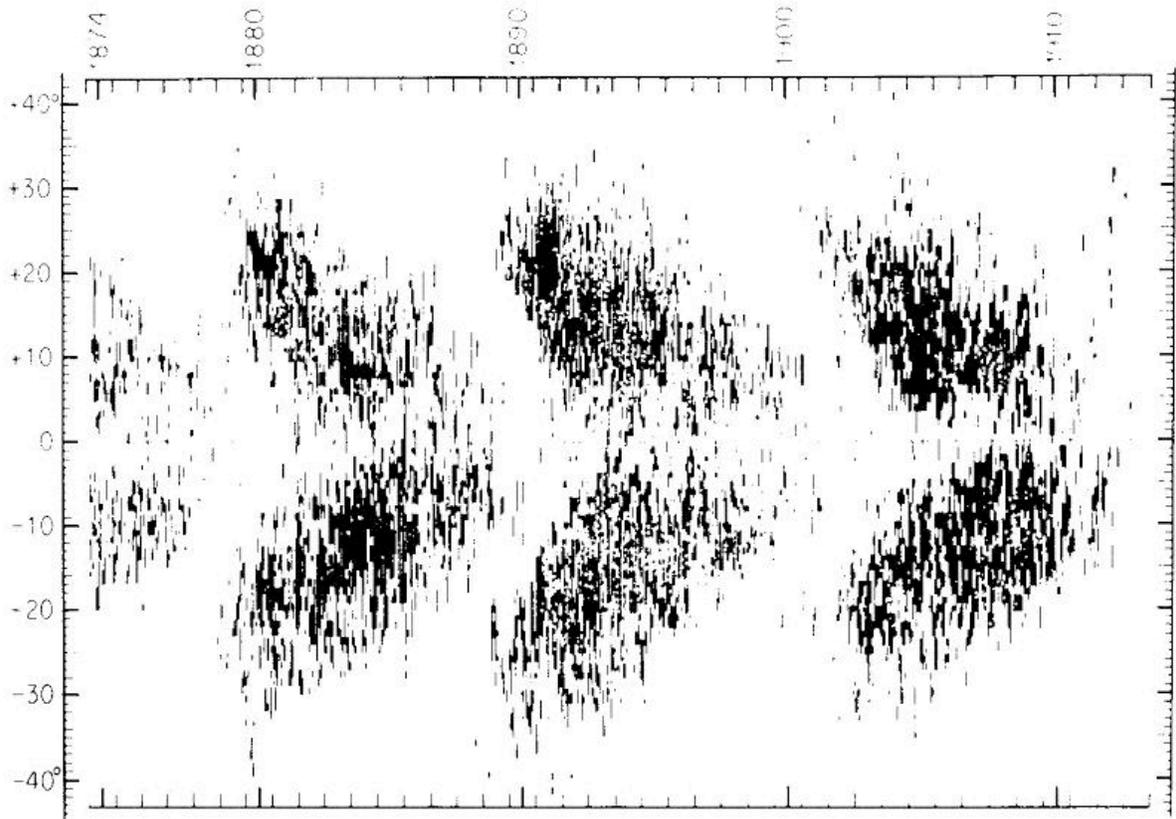


FIGURE 3.3 The Maunder butterfly diagram, showing the distribution of spot centers in heliographic latitude. *By permission from E. W. Maunder, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society.*

Los cambios climáticos en la Tierra tienen una directa relación con cambios en el Sol. El mínimo de Maunder es un ejemplo reciente. Durante el siglo XX la intensidad de los máximos solares ha ido aumentando y también la temperatura global de la Tierra. Si esta tendencia continuara durante el siglo XXI podrían producirse importantes cambios climáticos en la Tierra (una fracción de los hielos polares se podrían derretir elevando el nivel de los mares). Por el contrario si el Sol disminuyese su actividad magnética la temperatura podría disminuir. En los cambios globales la contaminación terrestre puede ser importante pero el Sol es sin duda el factor primario del clima.

Referencias:

George Gamow "*Una Estrella Llamada Sol*", Ed. Labor, 1966.

David Leverington "*A History of Astronomy from 1890 to the present*", Springer, Londres, 1996.

Lloyd Motz y J.H.Weaver "*The Story of Astronomy*", Plenum, N. York, 1995.