

2.14. Estructura Estelar: Eddington y Chandrasekhar.

2.14.1 Introducción:

Las ecuaciones básicas que gobiernan un interior estelar fueron recopiladas en 1926 por el astrofísico inglés **Arthur Eddington** (1882-1944) en su libro acerca de la estructura interna de las estrellas "*The Internal Constitution of the Stars*". Allí se señala con claridad, por primera vez, todas las relaciones físicas que debe cumplir un interior estelar. Eddington era inglés, educado en las universidades de Oxford y Cambridge, poseía un sólido conocimiento de matemáticas y astrofísica. Entre 1913 y 1944 fue *Plumian Professor* de Astronomía en la Universidad de Cambridge.

Las grandes condiciones de equilibrio en un interior estelar son las siguientes:

Equilibrio Hidrostático:

En el interior de una estrella un elemento de volumen debe estar en estricto equilibrio entre la fuerza de presión y su peso. La presión en su base debe ser mayor que en su parte superior exactamente en la cantidad correspondiente a su peso. La formulación matemática de esta condición de equilibrio permite obtener una ecuación para el gradiente de presión.

Conservación de la Energía:

La energía que sale de una cáscara en el interior de la estrella debe ser igual a la energía que entra, más la energía generada en la cáscara. Esta ecuación nos permite calcular la variación de la luminosidad como función del radio si se conoce la generación de energía como función del radio.

Transporte de Energía:

En un interior estelar hay dos formas principales de transporte de energía: por **radiación** y por **convección**. Dependiendo de la opacidad del gas el transporte se realiza por radiación o por convección. Si la opacidad es baja el transporte radiativo es muy eficiente. Si la opacidad es alta el gradiente térmico se hace mayor y se establece la convección. El máximo valor que puede tener el módulo del gradiente térmico es el valor del gradiente adiabático. Si el transporte radiativo fuese a producir un gradiente mayor que el adiabático se establece la convección en esa zona y el gradiente térmico se hace igual al gradiente adiabático. Esta condición de equilibrio nos permite calcular el gradiente térmico: si el transporte es radiativo el gradiente térmico depende del

coeficiente de opacidad; si es radiativo, el gradiente térmico es simplemente el gradiente adiabático del gas.

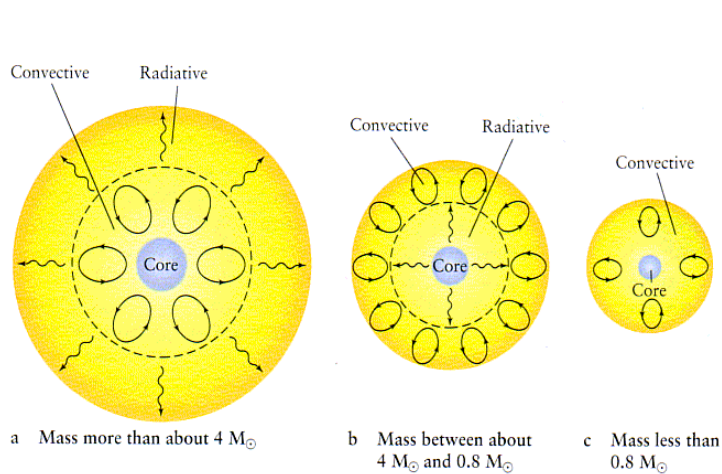


Figure 20-11

Main-Sequence Stars of Different Masses

Stellar models show that when a protostar evolves into a main-sequence star, its internal structure depends on its mass. **(a)** If the star's mass is more than about $4 M_{\odot}$, energy flows outward from the core by convection in the inner part of the star and by radiation in the outer part. **(b)** If the star's mass is less than about $4 M_{\odot}$, but more than about $0.8 M_{\odot}$, energy flows by radiation in the interior and by convection in the outer regions. **(c)** Convection takes place throughout the interior of a star less massive than about $0.8 M_{\odot}$. *Note:* The three stars shown here are *not* drawn to scale. Compared with a $1-M_{\odot}$ main-sequence star like that shown in (b), a $6-M_{\odot}$ main-sequence star like that in (a) has more than 4 times the radius, and a $0.2-M_{\odot}$ main-sequence star like that in (c) has only one-third the radius.

Generación de Energía:

En 1938 **Hans Bethe** (1906 - 2005) en Estados Unidos y **Carl von Weizsäcker** (1912 -) en Alemania descubrieron la manera que tienen las estrellas (y el Sol) de transformar Hidrógeno en Helio.

El mecanismo propuesto se conoce como el ciclo del Carbono Nitrógeno (o ciclo del Carbono-Nitrógeno-Oxígeno, ciclo CNO). Cuatro átomos de Hidrógeno se transforman en un átomo de Helio, utilizando el Carbono como catalizador. Como la masa atómica del Hidrógeno es 1,008 y la masa atómica del Helio es 4,003, cada vez que 4 Hidrógenos se transforman en un Helio 0,029 unidades de masa atómica se transforman en energía. Esto corresponde al 0,7% de la masa. En otras palabras, cuando 1000 gramos de Hidrógeno se transforma en Helio se obtienen 993 gramos de Helio y “7 gramos de energía”.

Charles Critchfield (1910 -) propuso otras reacciones nucleares para transmutar Hidrógeno en Helio, conocidas como la **cadena protón-protón**. Ellas no involucran al Carbono (ni ningún elemento como catalizador). La cadena protón-protón es más eficiente que el ciclo de carbón Nitrógeno, a temperaturas inferiores a 10 millones de grados Kelvin. A temperaturas superiores a 20 millones el ciclo CNO es dominante. A temperaturas intermedias ambos procesos coexisten. La generación de energía depende de una fuerte potencia de la temperatura por lo que basta un pequeño aumento de ella para generar inmensas cantidades de energía [la potencia varía entre un valor 6 hasta uno mayor que 15; por ello si la temperatura variase en un orden de magnitud la producción de energía variaría entre 6 y 15 órdenes de magnitud]. Por ello el centro de una estrella nunca excede los 30 millones de grados Kelvin mientras está transmutando Hidrógeno en Helio.

La transmutación de Hidrógeno en Helio aniquila aproximadamente el 1% de la masa disponible. Además sólo el 10% central del Sol está sometido a condiciones de presión y temperatura que hacen posible las reacciones nucleares. Por ende sólo el 0,1% de la masa solar puede ser utilizada como combustible nuclear. Como antes dijimos que el Sol podría vivir 10^{13} años transmutando TODA su masa esa cifra hay que revisarla y sólo puede vivir 10^{10} años con el combustible y la estructura que tiene. La edad del Sol es de $4,6 \times 10^9$ años y por ende el Sol vivirá aún $5,4 \times 10^9$ años antes de “quedarse” sin combustible.

2.14.2 Evolución de una estrella como el Sol:

2.14.2.1 El Sol transmuta hidrógeno en Helio en su centro. Dicha transmutación proporciona la energía para mantener un balance energético en el Sol. La edad del Sol se estima en cuatro mil seiscientos millones de años. El Sol transmutará hidrógeno en Helio por unos 10 mil millones de años. Durante todo ese tiempo la luminosidad del Sol y su temperatura superficial se mantendrán esencialmente constantes. El Sol está y continuará en la secuencia principal en el diagrama de Hertzsprung-Russell (H-R), mientras queme Hidrógeno en Helio.

2.14.2.2 Cuando se acabe en Hidrógeno en el centro el Sol continuará quemando Hidrógeno en una cáscara alrededor del núcleo. Se inicia la contracción del núcleo lo que trae aparejado la expansión y el enfriamiento de la fotosfera del Sol. El Sol se “moverá” hacia arriba y hacia la derecha en el diagrama H-R. Se transformará en una estrella **sub-gigante**.

2.14.2.3 La contracción del núcleo continuará como también la expansión y enfriamiento externo de la estrella. El Sol se transformará lentamente en una estrella **gigante roja**, contraerá su núcleo hasta que alcance una temperatura central de 200 millones de grados Kelvin. En ese momento será posible la transmutación nuclear del Helio en Carbono; tres átomos de Helio-4 producirán un átomo de Carbono-12. Esto sólo es posible si se produce un choque triple entre núcleos de Helio-4. Esta reacción se conoce como la triple-alfa (las partículas alfa son núcleo de Helio-4). Al encenderse el Helio el núcleo del Sol se expandirá y con ellos sus capas externas se contraerán, aumentando también su temperatura superficial. El Sol pasará a situarse en la **rama horizontal** del diagrama H-R. La estrella disminuirá notablemente su radio y su luminosidad (unas tres magnitudes que corresponde a un factor 16).

2.14.2.4 La **rama horizontal** es el lugar geométrico del diagrama H-R donde las estrellas están quemando Helio en el núcleo y el Hidrógeno en una cáscara más externa. El Helio le proporcionará energía a la estrella por algo similar a un 10% de lo que había vivido en la secuencia principal quemando Hidrógeno. El Sol vivirá mil millones de años adicionales quemando Helio. Transmutar 1.000 gramos de Hidrógeno en Helio produce 7 gramos de energía.; transmutar 1.000 gramos de Helio en carbono produce menos de 1 gramos de energía.

2.14.2.5 Cuando el Helio se empieza a agotar en el núcleo la estrella, el Sol, quemará Helio en una cáscara que rodeará un núcleo, que contendrá sólo Carbono-12. Además hacia fuera de la cáscara quemando Helio habrá una zona de Helio inerte y luego una cáscara quemando Hidrógeno. La estrella empezará lentamente a contraer el núcleo y sus capas exteriores volverán a expandirse. La estrella (el Sol) seguirá una trayectoria en el diagrama H-R por encima de la rama gigante pero que tiende a ella; se la llama **rama asintótica**. En la rama asintótica la estrella obtiene su energía de dos cáscaras que se irán consumiendo lentamente a medida que la zona central de la estrella continúa contrayéndose.

2.14.2.6 Cuando el Sol intente quemar el Carbono-12 será imposible que su interior, por compacto que sea llegue a alcanzar la temperatura para producir Oxígeno a partir del Carbono. El Sol arrojará una cáscara con su atmósfera al espacio, se transformará en una **nebulosa planetaria** y su núcleo se terminará de contraer produciendo una **enana blanca**. La enana blanca se enfriará con el paso del tiempo y no experimentará ningún cambio posterior pues su presión interna estará determinada por su densidad y no por su temperatura y densidad como en la materia ordinaria (ecuación de estado de un gas ideal). En ese estado de altísima densidad el interior de la estrella está soportado por la presión de electrones degenerados. El principio de exclusión de Pauli impide que más de dos electrones ocupen el mismo volumen, en el espacio de fase. Por ello pese a que la temperatura tienda a cero los electrones están obligados a moverse incluso a altas velocidades. El movimiento de los electrones y sus colisiones proporcionan la presión al interior de la enana blanca. Por ello la enana blanca se puede enfriar indefinidamente y su presión interior no variará y seguirá soportando a la estrella.

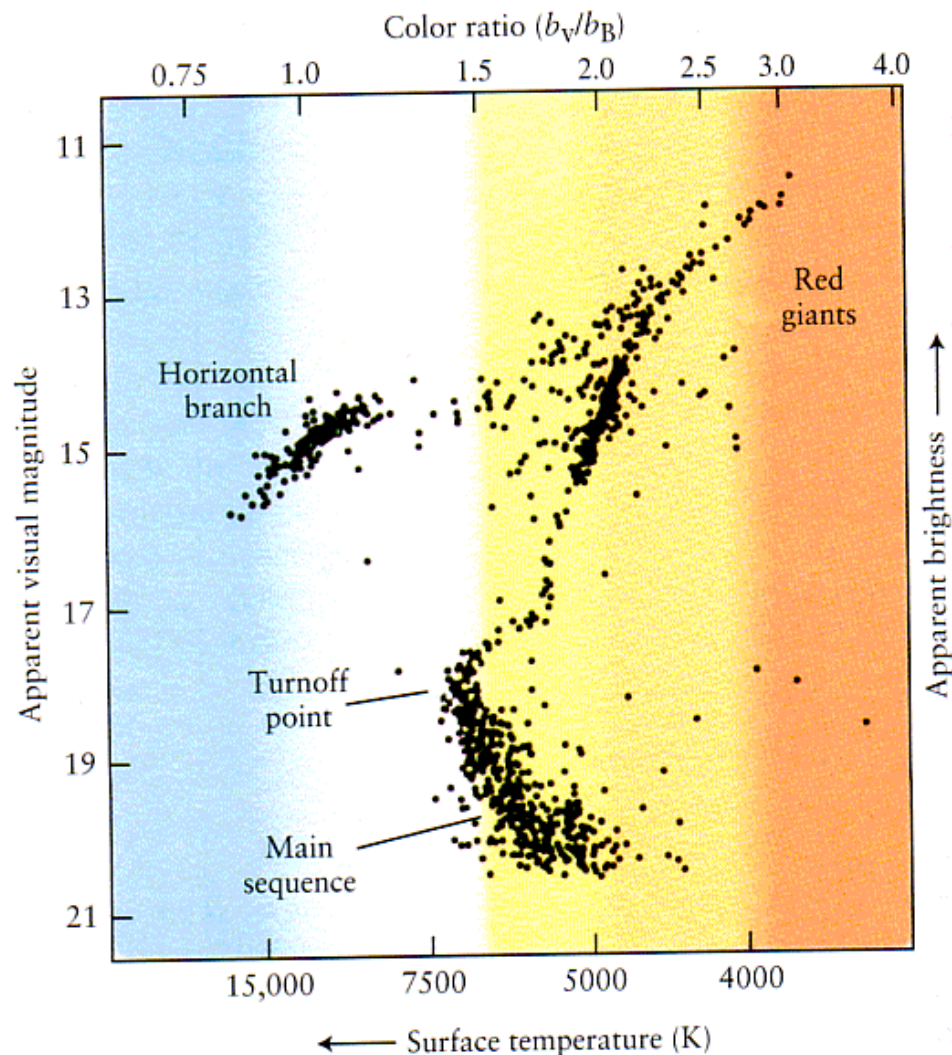


Figure 21-9

A Color-Magnitude Diagram of a Globular Cluster

Each dot in this diagram represents the apparent magnitude (measured through a V filter) and surface temperature (as measured by the color ratio b_V/b_B) of a star in the globular cluster M55 in Sagittarius. Because all the stars in M55 are at essentially the same distance from the Earth (about 6000 pc or 20,000 ly), their apparent visual magnitudes (a measure of apparent brightness) are a direct measure of luminosity. Note that the upper half of the main sequence is missing. The horizontal-branch stars are low-mass stars that recently experienced the helium flash and now exhibit core helium burning and shell hydrogen burning. (Adapted from D. Schade, D. Vandenberg, and F. Hartwick)

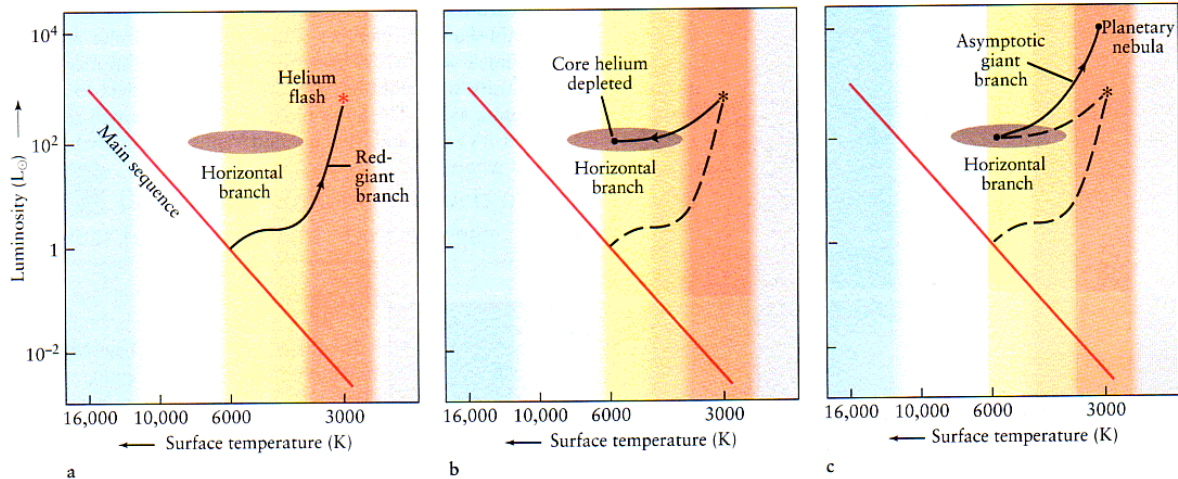


Figure 22-1

The Post-Main-Sequence Evolution of a 1-M_☉ Star

(a) When a star becomes a red giant, its core shrinks and its outer layers expand, and the star moves up and to the right on the H-R diagram. The asterisk shows the star's position on the H-R diagram when the helium flash occurs. (b) After the helium flash, helium burning in the core produces carbon and oxygen. The core

expands and cools while the outer layers contract again and heat up. This continues until all of the helium in the core has been depleted.

(c) After the core has been converted completely to carbon and oxygen, it again shrinks. Helium is still being burned in a shell around the core, and this makes the outer layers expand once again. The star eventually evolves into a planetary nebula (described in Section 22-3).

- La estrella que agotó su Hidrógeno en el núcleo empieza a quemarlo en una cáscara alrededor del núcleo de Helio y sube por la rama de las gigantes rojas. Cuando finalmente su temperatura central alcanza los 200 millones de Kelvin se produce el flash del Helio, su ignición en Carbono. La estrella salta a la rama horizontal.**
- En la rama horizontal la estrella quema Helio en su núcleo e Hidrógeno en una cáscara exterior. En esa fase dura un 10% de lo que tardó la estrella en agotar en Hidrógeno en el núcleo.**
- Cuando se agota el Helio en el núcleo la estrella se expande nuevamente y sube la rama asintótica quemando Helio en una cáscara y más afuera quemando Hidrógeno en otra cáscara.**

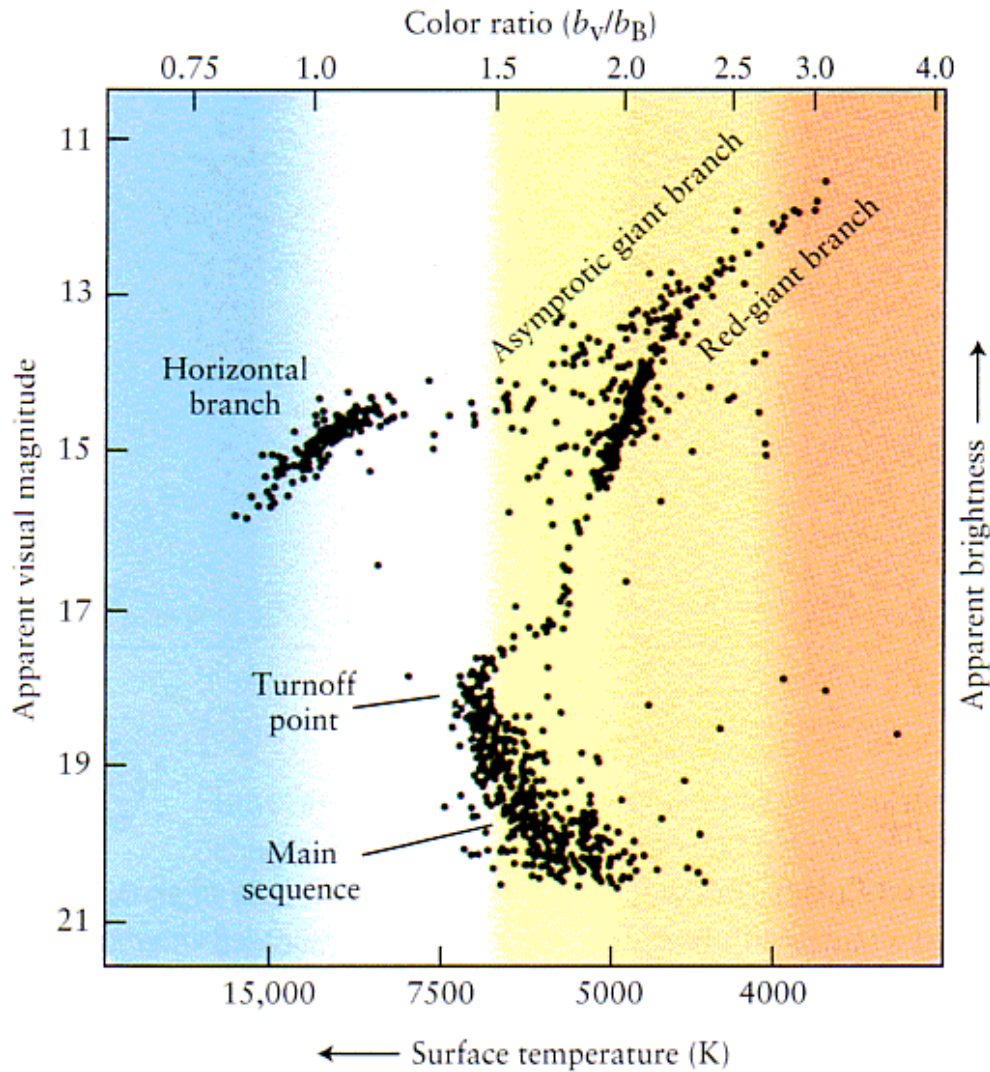


Figure 22-3

Stellar Evolution in a Globular Cluster

This color-magnitude diagram for the globular cluster M55 shows several stages in the evolution of stars. The lowest-mass stars in this cluster (less than about $0.8 M_{\odot}$) are still on the main sequence, converting hydrogen into helium in their cores. Slightly more massive stars have consumed their core hydrogen and are ascending the red-giant branch. Other, even more massive stars have begun helium core burning; these are found on the horizontal branch. The cluster's most massive stars (which still have less than $4 M_{\odot}$) have consumed all the helium in their cores and are ascending the asymptotic giant branch. (Compare with [Figure 21-9](#).) (Adapted from D. Schade, D. Vandenberg, and F. Hartwick)

En 1931 el joven astrofísico indio **Subrahmanyan Chandrasekhar** (1910 – 1995) estudiante de R.H. Fowler en Cambridge, Inglaterra, calculó el límite de masa que puede tener una enana blanca, conocido hoy como **límite de Chandrasekhar**. Dicho límite es de 1,4 masas solares. La presión de electrones degenerados que proporciona la presión interna en una enana blanca no puede soportar una estrella de más de 1,4 masas solares. Al alcanzar dicho límite los electrones degenerados se deben mover con una velocidad tan alta que empiezan a interactuar con los bariones produciendo neutrones a partir de los protones.

Las estrellas de menos de 8 masas solares terminan su “vida” como enanas blancas. Las estrellas más masivas transmutarán Carbono-12 en Oxígeno-16, Oxígeno-16 en Neón-20, Neón-20 en Magnesio-24, Magnesio-24 en Silicio-28, etc. hasta formar un núcleo de Hierro-56. Posteriormente la estrella implotará y explotará produciendo una Supernova. El producto final de la supernova será una estrella de neutrones o un hoyo negro; de ello hablaremos más adelante.

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.