

Bulbo y Halo

Mauro Jélvez

El Bulbo Galáctico

El **bulbo galáctico** es el engrosamiento central de nuestra galaxia. A continuación, se resumen los aspectos más destacados sobre su estructura y propiedades:

Estructura y Observación

- El bulbo se caracteriza por una longitud de escala (*scale-length*) de aproximadamente ~ 1 **kpc**.
- Debido a la fuerte extinción en el disco, el bulbo se observa mejor en el **infrarrojo (IR)**, mediante satélites como IRAS y COBE.

Extinción hacia el Centro Galáctico

- La extinción visual hacia el centro galáctico es alta, con un valor de $A_V \sim 28$ **mag**.
- Sin embargo, existen líneas de visión específicas donde A_V es significativamente menor, lo que permite observaciones en luz **óptica y cercana al infrarrojo (near IR)**. Un ejemplo es la **ventana de Baade**, ubicada $\sim 4^\circ$ por debajo del centro galáctico, donde $A_V \sim 2$ **mag**.

Forma y Distribución de Brillo

- El bulbo galáctico tiene forma de barra, con el eje mayor apuntando a unos 30° de nosotros.
- La altura de escala (*scale-height*) del bulbo es de ~ 400 **pc**, con una relación de ejes de ~ 0.6 .

Distribución de Luz

- Al igual que los perfiles exponenciales que describen la distribución de luz en el disco galáctico, se ha sugerido que el bulbo sigue una distribución funcional de brillo, basada en observaciones de otras galaxias espirales.
- Los perfiles de brillo de los bulbos de otras galaxias, observados desde el exterior, están mucho mejor determinados en comparación con nuestra propia galaxia, donde estamos inmersos en sus estrellas.

El estudio del bulbo galáctico revela propiedades clave sobre su estructura y brillo. Las observaciones en el infrarrojo son esenciales debido a la alta extinción, mientras que regiones como la ventana de Baade permiten estudios ópticos. La comparación con otras galaxias espirales proporciona información adicional sobre la distribución de luz y morfología del bulbo.

El Perfil de de Vaucouleurs

El perfil de brillo superficial del bulbo galáctico puede aproximarse por la **ley de de Vaucouleurs**, la cual describe el brillo



Fig. 1.

superficial $I(R)$ como función de la distancia R desde el centro galáctico:

$$\log \left(\frac{I(R)}{I_e} \right) = -3.3307 \left[\left(\frac{R}{R_e} \right)^{1/4} - 1 \right], \quad (2.39)$$

donde:

- $I(R)$ es el brillo superficial medido, con unidades típicas de L_\odot/pc^2 .
- I_e es el brillo superficial en el *radio efectivo* R_e .
- R_e es el radio efectivo, definido como el radio dentro del cual se emite la mitad de la luminosidad total.

La condición para el radio efectivo R_e se expresa matemáticamente como:

$$\int_0^{R_e} dR R I(R) = \frac{1}{2} \int_0^\infty dR R I(R). \quad (2.40)$$

Otra forma equivalente de expresar la ley de de Vaucouleurs es:

$$I(R) = I_e \exp \left[-7.669 \left(\left(\frac{R}{R_e} \right)^{1/4} - 1 \right) \right]. \quad (2.41)$$

Notas sobre la Ley de de Vaucouleurs

Debido a su forma matemática, esta ley también se conoce como la *ley* $r^{1/4}$. A diferencia de otras leyes (como la exponencial), el decaimiento del brillo para grandes valores de R es más lento.

Para el bulbo galáctico, un valor típico del radio efectivo es $R_e \approx 0.7$ **kpc**.

Luminosidad Total

La luminosidad total del bulbo galáctico se puede calcular integrando el brillo superficial sobre toda el área del disco:

$$L = \int_0^{\infty} dR 2\pi R I(R) = 7.215 \pi I_e R_e^2. \quad (2.42)$$

Distribución de Edad Estelar en el Bulbo Galáctico

Las estrellas en el bulbo galáctico cubren un amplio rango en metalicidad, dado aproximadamente por:

$$-1 \lesssim [\text{Fe}/\text{H}] \lesssim +1,$$

con un valor promedio de aproximadamente $[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0.3$. Esto implica que la metalicidad promedio es aproximadamente el doble de la metalicidad solar.

Esta alta metalicidad sugiere una contribución de una población estelar relativamente joven, aunque el color de las estrellas del bulbo apunta hacia una población estelar predominantemente vieja.

Gas Molecular en el Bulbo

El bulbo también contiene alrededor de $10^8 M_{\odot}$ en gas molecular.

Estrellas Viejas: RR Lyrae

Por otro lado, se encuentran estrellas RR Lyrae con muy baja metalicidad. Estas son estrellas viejas, lo que refuerza la idea de una población estelar antigua en el bulbo.

Sin embargo, la distinción entre las estrellas del bulbo y del disco es difícil. Es posible que el componente joven esté asociado con el disco interno en lugar del bulbo propiamente dicho.

Masa y Luminosidad del Bulbo

La masa total del bulbo es aproximadamente:

$$M_{\text{bulge}} \sim 10^{10} M_{\odot},$$

y su luminosidad es aproximadamente:

$$L_{B,\text{bulge}} \sim 3 \times 10^9 L_{\odot}.$$

Relación Masa-Luminosidad

A partir de estas estimaciones, la relación entre la masa y la luminosidad en el bulbo es:

$$\frac{M}{L} \approx 3 \frac{M_{\odot}}{L_{\odot}} \quad \text{en el bulbo,} \quad (2.43)$$

lo cual es muy similar a la relación encontrada en el disco delgado galáctico.

La Barra Central de la Vía Láctea

Aunque originalmente se pensaba que la Vía Láctea era esencialmente esferoidal en su estructura, diversas campañas de observación y estudios de bases de datos han confirmado que el bulbo galáctico contiene una **barra central bien definida**.

Características de la Barra Central

La barra central de la Vía Láctea tiene las siguientes propiedades principales:

- **Radio:** El radio (o longitud a la mitad) de la barra es de:

$$R = 4.4 \pm 0.5 \text{ kpc.}$$

- **Orientación:** La barra está orientada con un ángulo de:

$$\phi = 44^{\circ} \pm 10^{\circ},$$

con respecto a la línea de visión desde la Tierra hacia el centro galáctico.

- **Dimensiones:** La barra parece ser más gruesa en el plano z (perpendicular al plano galáctico). Las proporciones de las dimensiones son aproximadamente 1 : 0.5 : 0.4.

Importancia de la Barra Galáctica

Las barras galácticas son estructuras dinámicamente estables y son una característica común en muchas galaxias espirales. Ayudan a redistribuir gas, polvo y estrellas en las galaxias, jugando un papel clave en la evolución dinámica.

Figuras Representativas

En la siguiente figura se ilustran dos aspectos de la barra central de la Vía Láctea:

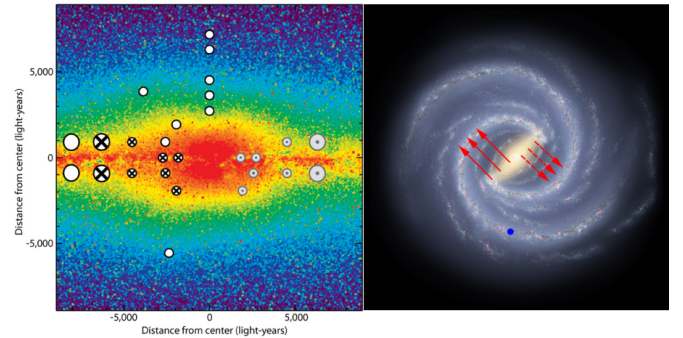


Fig. 2. (Izquierda) Mapa del interior de la Vía Láctea con círculos que indican las regiones exploradas por el proyecto SDSS-III APOGEE. Los lugares marcados con "X" muestran regiones donde se identificaron estrellas de alta velocidad que se alejan de la Tierra. Las regiones más claras, marcadas con puntos en el lado opuesto al centro galáctico, muestran lugares donde se espera identificar contrapartes de estas estrellas. (Derecha) Representación artística de la barra central en el plano galáctico, destacando su orientación y dimensiones.

Resumen

Este descubrimiento y modelado de la barra central ayuda a comprender mejor la dinámica y estructura interna de la Vía Láctea. Además, proporciona pistas sobre la evolución pasada de nuestra galaxia.

Brazo Expansivo de 3 kpc en la Vía Láctea

El **Brazo Expansivo de 3 kpc** es una estructura única en las regiones internas de la Vía Láctea. Se detecta principalmente en la línea espectral de 21 cm del hidrógeno neutro (H I), que

señala la presencia de gas interestelar. Este gas se desplaza hacia nosotros con una velocidad aproximada de 50 km/s. En el pasado, se pensó que este fenómeno era el resultado de una explosión masiva en el centro galáctico. Sin embargo, ahora se sabe que está relacionado con la dinámica de la barra estelar en la galaxia.

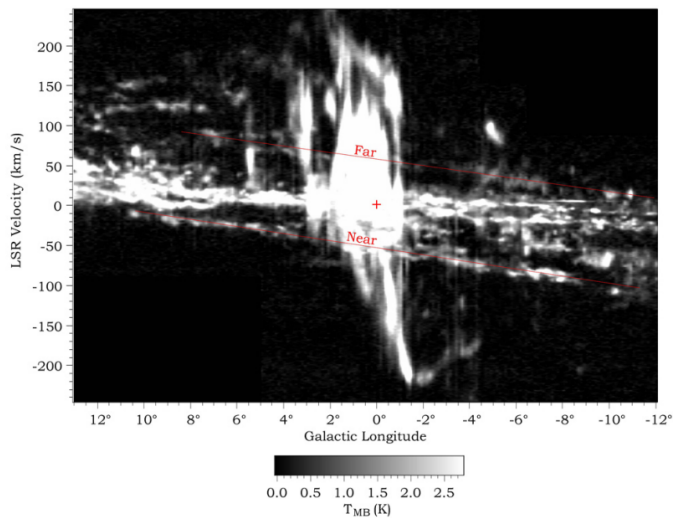


Fig. 3.

Características principales

- La velocidad radial del gas (medida en el marco de reposo local, **LSR**) sugiere que el Brazo Expansivo de 3 kpc no es el producto de un evento explosivo. De hecho, un evento así requeriría una energía poco realista de 10^{52} J.
- En cambio, el movimiento del gas está determinado por una órbita muy elíptica alrededor del centro galáctico, causada por perturbaciones gravitacionales inducidas por la barra estelar.

Evidencia observacional

En la figura incluida, se muestra el diagrama de distribución del gas molecular denso, trazado mediante emisiones de **CO**. Este diagrama utiliza dos ejes principales:

- **Eje horizontal:** Longitud galáctica, medida en grados.
- **Eje vertical:** Velocidad radial del gas (en km/s), relativa al sistema de reposo local.

Las líneas paralelas resaltadas en rojo corresponden a dos brazos espirales prominentes que se extienden desde los extremos de la barra estelar galáctica. Este patrón de dos brazos es una característica esperada en una galaxia espiral barrada. En particular:

- El brazo inferior, más brillante, fue descubierto hace más de 50 años y se denomina el **Brazo Expansivo de 3 kpc**, con una velocidad de expansión de aproximadamente -53 km/s a una longitud galáctica cercana a 0° .
- El brazo superior, más distante, es una contraparte descubierta recientemente y ha sido denominada como el **Brazo Lejano de 3 kpc**.

Conclusiones

El Brazo Expansivo de 3 kpc es una evidencia crucial de la dinámica interna de la Vía Láctea. Su comportamiento orbital no solo refuerza la idea de que nuestra galaxia tiene una barra central, sino que también proporciona información clave sobre la interacción gravitacional entre los brazos espirales y la barra galáctica.

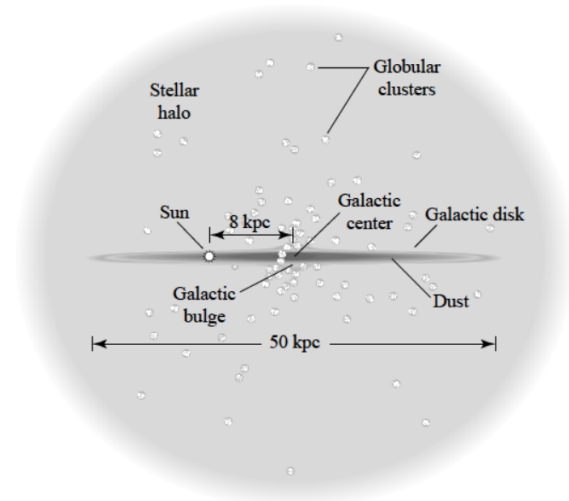


Fig. 4.

El Halo Visible de la Vía Láctea

El **halo visible** de nuestra galaxia está compuesto por aproximadamente 150 cúmulos globulares y estrellas de campo, las cuales tienen un componente de alta velocidad perpendicular al plano galáctico. Los cúmulos globulares son colecciones de cientos de miles de estrellas, típicamente contenidas dentro de una región esférica con un radio de ~ 20 pc. Estas estrellas están gravitacionalmente ligadas y orbitan dentro de un campo gravitacional común.

Distribución de los Cúmulos Globulares

Existen dos poblaciones principales de cúmulos globulares:

- **Cúmulos antiguos:** Tienen un contenido metálico bajo, con $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.8$, y muestran una distribución aproximadamente esférica alrededor del centro galáctico.
- **Cúmulos más jóvenes:** Poseen un mayor contenido metálico, con $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.8$. Estos tienen una distribución más achatada, lo que sugiere que podrían ser parte del disco grueso galáctico debido a que comparten una escala de altura similar.

Propiedades del Halo Visible

- La mayoría de los cúmulos globulares se encuentran a una distancia $r \lesssim 35$ kpc del centro galáctico, donde $r = \sqrt{R^2 + z^2}$. Sin embargo, algunos se localizan a distancias mayores, de hasta $r > 60$ kpc.
- Es difícil determinar si estos objetos externos forman parte de la galaxia o si han sido capturados de sistemas vecinos, como las Nubes de Magallanes.

- Las estrellas de campo también se han identificado a distancias de hasta $r \sim 50$ kpc, lo cual respalda la idea de que el halo visible tiene una extensión característica de $r_{\text{halo}} \sim 50$ kpc.

Regiones y Características Notables

La figura adjunta presenta un mapa del halo visible de la Vía Láctea, destacando varias estructuras importantes:

- **Leading Arm:** Un flujo de material que se extiende hacia el hemisferio norte galáctico.
- **Puente Magallánico (Magellanic Bridge):** Una conexión de gas entre la Gran Nube de Magallanes (LMC) y la Pequeña Nube de Magallanes (SMC).
- **Corriente Magallánica (Magellanic Stream):** Una estructura de gas que fluye hacia el hemisferio sur, extendiéndose desde las Nubes de Magallanes.
- **Región de Interfaz (Interface Region):** La transición entre el gas de las Nubes de Magallanes y el halo galáctico.

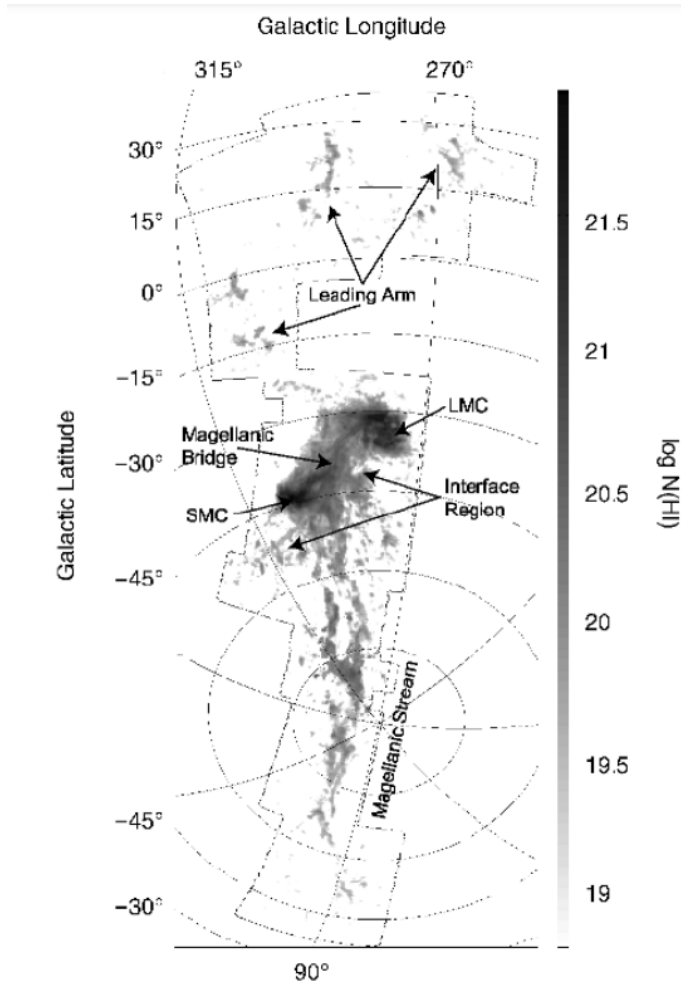


Fig. 5. Mapa del halo visible de la Vía Láctea, mostrando cúmulos globulares, estrellas de campo y estructuras asociadas a las Nubes de Magallanes.

El halo visible es una de las estructuras más fascinantes de la Vía Láctea, ya que no solo contiene pistas sobre la formación y evolución galáctica, sino también evidencia de interacciones pasadas con sistemas cercanos. Las características observadas, como los cúmulos globulares y las corrientes asociadas a las

Nubes de Magallanes, resaltan la complejidad dinámica de nuestra galaxia.

Distribución de Cúmulos Globulares y Nubes de Alta Velocidad en el Halo Galáctico

La distribución de densidad de los cúmulos globulares pobres en metales y las estrellas de campo en el halo galáctico se describe mediante la ecuación:

$$n(r) \propto r^{-3.5}.$$

Esta ecuación indica que la densidad disminuye rápidamente con la distancia r desde el centro galáctico.

Alternativamente, se puede ajustar el perfil de de Vaucouleurs a esta distribución de densidad, lo que resulta en un radio efectivo de $r_e \sim 2.7$ kpc.

Nubes de Hidrógeno Neutro a Grandes Distancias

A grandes distancias del disco galáctico, también se encuentran nubes de hidrógeno neutro (**H I**), visibles en emisiones de línea de 21 cm. Estas nubes tienen las siguientes características:

- Presentan una velocidad radial negativa, es decir, se están moviendo hacia nosotros, con velocidades de hasta $v_r \sim -400$ km/s.
- Estas **nubes de alta velocidad** (*high-velocity clouds*, *HVCs*) no siguen la rotación galáctica general.
- La determinación de las distancias de estas nubes es muy difícil, lo que hace que su origen y naturaleza sean temas abiertos a discusión.

Una excepción notable es la **Corriente de Magallanes**, que es una banda estrecha de emisión de **H I** asociada a las Nubes de Magallanes. Esta corriente sigue la órbita de las Nubes de Magallanes alrededor de la galaxia. Se cree que esta estructura puede ser el resultado de un encuentro cercano entre las Nubes de Magallanes y la Vía Láctea en el pasado. Durante este encuentro, la fuerza gravitacional de la Vía Láctea pudo haber eliminado parte del gas interestelar de las Nubes de Magallanes.

Determinación de Distancias y Estructura

La determinación de las distancias de los cúmulos globulares se realiza mediante métodos fotométricos. Además, se utilizan las estrellas variables RR Lyrae presentes en los cúmulos globulares, ya que su relación período-luminosidad permite determinar las distancias con mayor precisión.

Errores Estadísticos

- El número total de cúmulos globulares conocidos es de aproximadamente 150, lo que introduce un error estadístico significativo en la determinación de su centro común.
- Las estrellas RR Lyrae son mucho más numerosas y están distribuidas en el halo. Las distancias a estas estrellas se miden mediante la relación período-luminosidad, reduciendo significativamente el error estadístico en la determinación de su distribución.

Impacto de la Extinción

La extinción galáctica puede afectar la determinación de las distancias, especialmente en el rango óptico. Sin embargo, al observar las estrellas RR Lyrae en el infrarrojo cercano (NIR), estos efectos se minimizan, lo que permite obtener estimaciones más precisas. Este método ha llevado a una estimación del valor de $R_0 \approx 8.0$ kpc para la distancia al centro galáctico.

La distribución de los cúmulos globulares y las nubes de alta velocidad proporciona información crucial sobre la dinámica y la historia evolutiva de la Vía Láctea. Aunque existen desafíos para determinar las distancias de las HVCs y los cúmulos globulares, las observaciones de estrellas RR Lyrae han mejorado significativamente nuestra comprensión de la estructura del halo galáctico.

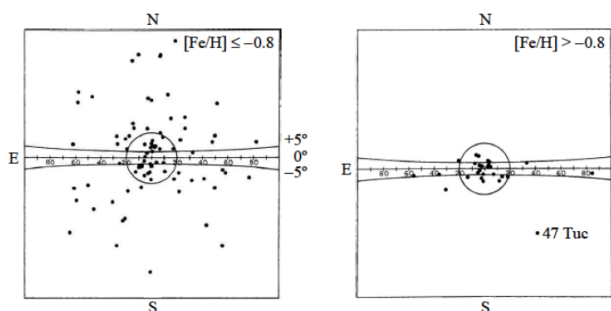


Fig. 6. Los cúmulos globulares pobres en metales forman una distribución casi esférica en torno al centro galáctico, mientras que los cúmulos más ricos en metales se encuentran preferentemente cerca del plano de la Galaxia, posiblemente asociados con el disco grueso.

Los cúmulos globulares ricos en metales presentan muchas características en común con las estrellas de campo del disco grueso, incluyendo su distribución espacial. Al igual que las estrellas del disco grueso, la altura de escala vertical de estos cúmulos es del orden de 1 kpc, a diferencia de la longitud de escala mucho mayor de los cúmulos pobres en metales.

Sin embargo, basándose en estudios que utilizan estrellas RR Lyrae como trazadores de otras estrellas de campo en el halo, surge la pregunta de si estas estrellas de campo comparten realmente el mismo patrón de distribución espacial que los cúmulos pobres en metales correspondientes. En lugar de ello, las estrellas de campo pueden ocupar un volumen apreciablemente achatado, quizás con una relación de eje $c/a \sim 0.6$, donde c representa el eje menor de un esferoide en la dirección perpendicular al plano galáctico y a es el eje mayor.

Tal discrepancia en las distribuciones, de ser real, podría tener una influencia significativa en un modelo final de la formación y evolución de la galaxia.

La Figura 7 muestra un sistema esferoidal triaxial con los siguientes elementos:

- a : El eje mayor, que se extiende en el plano del disco galáctico.
- b : El eje intermedio, perpendicular a a en el plano del disco.
- c : El eje menor, que es perpendicular al plano galáctico.

El halo estelar, representado por el volumen exterior al disco, tiene una relación de ejes c/a que indica su grado de achatamiento. Un valor de $c/a \sim 0.6$ sugiere un halo más plano en comparación con una esfera perfecta ($c/a = 1$). El disco galáctico, por otro lado, se muestra como un círculo achatado en la figura para representar su grosor relativo.

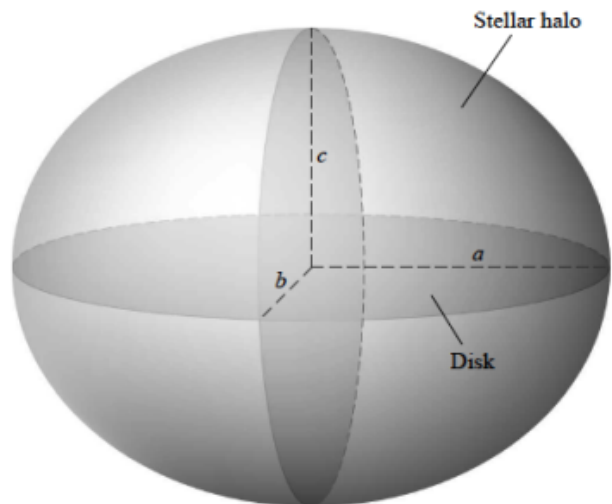


Fig. 7. La forma general de un sistema esferoidal triaxial, donde se asume que los tres ejes del esferoide cumplen $a \geq b \geq c$. El disco galáctico (mostrado en perspectiva) es aproximadamente circular.

Implicaciones

Si la discrepancia en las distribuciones espaciales entre las estrellas de campo del halo y los cúmulos globulares pobres en metales es válida, esto podría desafiar las teorías actuales sobre la formación y evolución galácticas. Dichas diferencias en la geometría y distribución podrían estar relacionadas con procesos dinámicos o de acreción diferentes durante las primeras etapas de la formación de la galaxia.

La distancia al centro galáctico

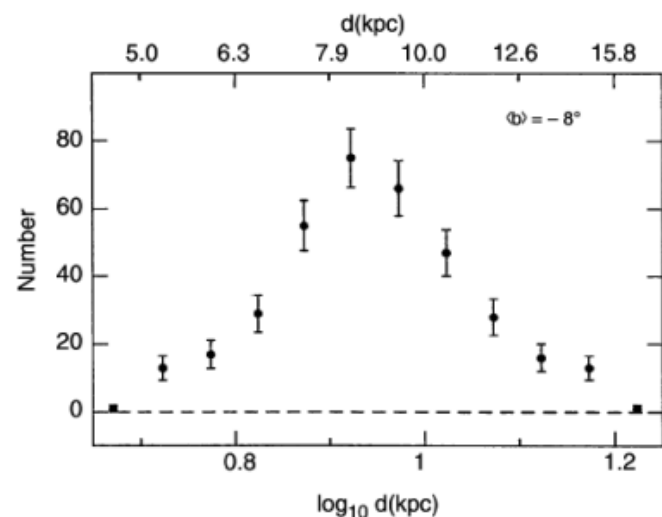


Fig. 8. Número de estrellas RR Lyrae en función de la distancia d (en kpc), medidas en dirección cercana al centro galáctico. El máximo de la distribución corresponde a la distancia al centro galáctico.

Como ya se mencionó, medir nuestra distancia al centro galáctico es una tarea difícil y, por lo tanto, no se conoce con gran precisión. El problema principal radica en la alta extinción en el disco, que impide medir la distancia de estrellas individuales cercanas al centro galáctico. Por ello, se debe recurrir a métodos indirectos, los cuales se describen a continuación.

El halo visible de nuestra Vía Láctea está poblado por cúmulos globulares y también por estrellas de campo. Estos objetos presentan una distribución esferoidal (o en algunos casos, casi esférica). El centro de esta distribución corresponde claramente al centro de gravedad de la Vía Láctea, alrededor del cual los objetos del halo están en movimiento.

Si se mide la distribución tridimensional de la población del halo, el centro geométrico de dicha distribución debería coincidir con el centro galáctico. Este método puede aplicarse porque, debido a su distribución extendida, los objetos del halo pueden observarse en una gran región.

La Figura 8 muestra el número de estrellas RR Lyrae como función de la distancia (d), medida en una dirección que pasa cerca del centro galáctico, con coordenadas galácticas $\ell = 0^\circ$ y $b = -8^\circ$. Asumiendo una distribución esférica simétrica de las estrellas RR Lyrae concentradas hacia el centro, la distancia al centro galáctico puede identificarse con el máximo de esta distribución.

El pico en la distribución alrededor de $\log_{10}(d) \approx 1.0$ (o $d \approx 10$ kpc) sugiere que el centro galáctico se encuentra a esa distancia, de acuerdo con la distribución esférica simétrica asumida.

Pulsaciones estelares

Relación Período-Luminosidad

Aproximadamente 40 000 estrellas pulsantes han sido catalogadas.

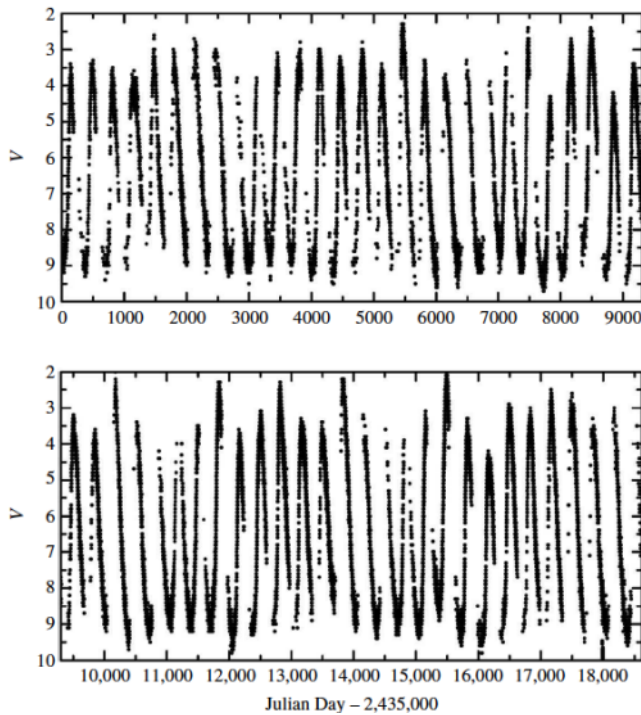


Fig. 9. La curva de luz de Mira desde el 14 de septiembre de 1954 (JD 2,435,000) hasta septiembre de 2005. Recuerde que las magnitudes más débiles que 6 son indetectables para el ojo humano desprotegido.

Relación período-luminosidad para Cefeidas clásicas

La Figura 11 muestra la relación período-luminosidad para las Cefeidas clásicas, adaptada del trabajo de Sandage y Tammann

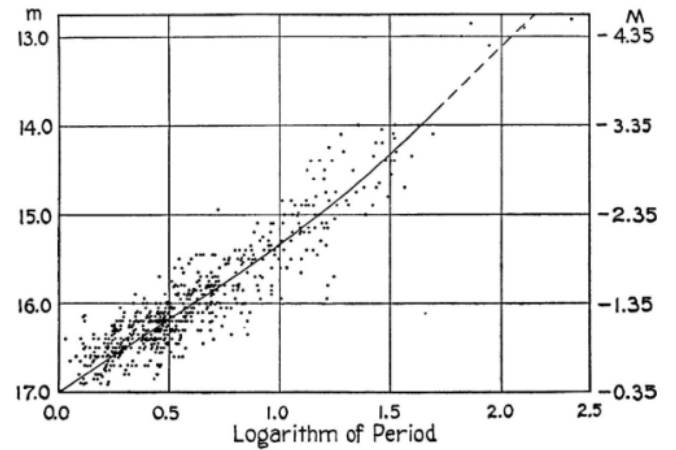


Fig. 10. Cefeidas clásicas en la Pequeña Nube de Magallanes, con el período en unidades de días.

(Ap. J., 151, 531, 1968). Las Cefeidas son variables pulsantes que siguen una relación definida entre su período de pulsación y su luminosidad. Esta relación permite utilizarlas como indicadores de distancia en astronomía.

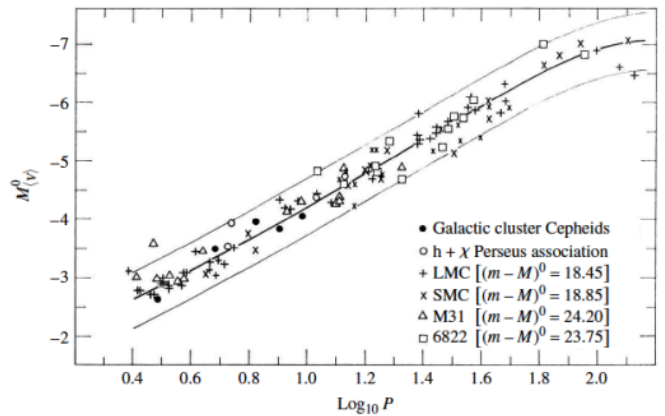


Fig. 11. Relación período-luminosidad para las Cefeidas clásicas. Los puntos corresponden a diferentes poblaciones estelares: cúmulos galácticos, la asociación $h + \chi$ de Perseo, la Nube Menor de Magallanes (SMC), la Nube Mayor de Magallanes (LMC), M31, y 6822. Las pendientes representan la relación calibrada en magnitudes absolutas en la banda V.

Relación calibrada para la banda V

La relación período-luminosidad calibrada en la banda V se describe mediante la ecuación:

$$M(V) = -2.81 \log_{10} P_d - 1.43, \quad (1)$$

donde:

- $M(V)$ es la magnitud absoluta promedio en la banda V.
- P_d es el período de pulsación en días.

La ecuación (1) indica que existe una relación lineal entre $\log_{10} P_d$ y la magnitud absoluta $M(V)$, con una pendiente de -2.81 y una intersección en -1.43 .

Relación en términos de luminosidad promedio

En términos de la luminosidad promedio $\langle L \rangle$, la relación período-luminosidad se puede expresar como:

$$\log_{10} \left(\frac{\langle L \rangle}{L_{\odot}} \right) = 1.15 \log_{10} P_d + 2.47, \quad (2)$$

donde:

- $\langle L \rangle$ es la luminosidad promedio de la estrella.
- L_{\odot} es la luminosidad solar.

Esta ecuación sugiere que la luminosidad promedio de las Cefeidas crece exponencialmente con el período de pulsación, lo que reafirma su utilidad como indicadores precisos de distancia.

Descripción del gráfico

El gráfico en la Figura 11 presenta:

- El eje x : $\log_{10} P$, donde P es el período de pulsación en días.
- El eje y : $M(V)$, la magnitud absoluta promedio en la banda V .
- Diferentes símbolos que representan datos de Cefeidas en diversos entornos:
 - Cefeidas de cúmulos galácticos.
 - Asociación $h + \chi$ de Perseo.
 - Nube Mayor de Magallanes (LMC, $(m - M)^0 = 18.45$).
 - Nube Menor de Magallanes (SMC, $(m - M)^0 = 18.85$).
 - M31 ($(m - M)^0 = 24.20$).
 - 6822 ($(m - M)^0 = 23.75$).

Las líneas continuas y punteadas muestran la tendencia general de la relación período-luminosidad para las diferentes poblaciones estelares.

Relación Período-Luminosidad en el Infrarrojo

La ecuación general para la relación período-luminosidad en el infrarrojo se expresa como:

$$H = -3.234 \log_{10} P_d + 16.079,$$

donde:

- H : Magnitud absoluta en la banda infrarroja.
- P_d : Período del ciclo luminoso en días.

Esta relación muestra cómo el brillo intrínseco (H) de una estrella Cefeida está relacionado con su período de variabilidad (P_d).

Relación Período-Luminosidad-Color

Para reducir aún más la dispersión de los datos, se introduce un término de color que mejora la precisión del ajuste. El término de color considera la diferencia de magnitudes en las bandas J y K_s (centradas en $1.215 \mu\text{m}$ y $2.157 \mu\text{m}$, respectivamente). La nueva relación es:

$$H = -3.428 \log_{10} P_d + 1.54(J - K_s) + 15.637,$$

donde:

- $J - K_s$: Índice de color en el infrarrojo cercano.

Importancia de las Cefeidas Clásicas

Las Cefeidas clásicas son supergigantes luminosas (clase de luminosidad Ib), cuyo tamaño es aproximadamente 50 veces el del Sol. Estas estrellas son miles de veces más luminosas y pueden observarse a grandes distancias intergalácticas. Debido a esta propiedad, las Cefeidas se utilizan como *candelas estándar*, lo que significa que son marcadores fiables para determinar distancias astronómicas.

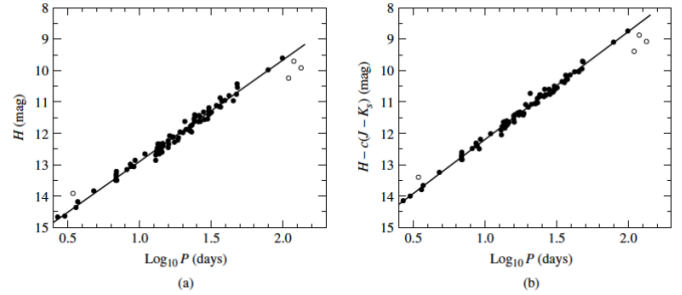


Fig. 12.

Gráficos Presentados

En la figura se presentan dos gráficos:

1. **Gráfico (a):** Relación período-luminosidad infrarroja. En el eje y se representa la magnitud H , mientras que en el eje x está $\log_{10} P_d$. Los círculos abiertos corresponden a cuatro Cefeidas excluidas del ajuste de mínimos cuadrados.
2. **Gráfico (b):** Relación período-luminosidad-color, que incorpora el término de color $J - K_s$. El ajuste es más preciso, con una menor dispersión de los datos.

Ambos gráficos ilustran cómo la relación se ajusta a los datos observacionales y demuestran la utilidad del término de color para mejorar la precisión.

The Instability Strip

La sección analizada en la imagen describe el **Instability Strip** o Franja de Inestabilidad, una región clave en el diagrama Hertzsprung-Russell (H-R) donde se encuentran la mayoría de las estrellas pulsantes.

La Vía Láctea contiene varios millones de estrellas pulsantes. Dado que nuestra galaxia tiene cientos de miles de millones de estrellas, se concluye que la pulsación estelar es un fenómeno transitorio. Este fenómeno se confirma observando las posiciones de las variables pulsantes en el diagrama H-R.

Franja de Inestabilidad

En lugar de estar ubicadas en la secuencia principal, donde las estrellas pasan la mayor parte de sus vidas, la mayoría de las estrellas pulsantes se encuentran en una franja estrecha del diagrama H-R conocida como **Franja de Inestabilidad**. Esta franja tiene un ancho de aproximadamente 600–1100 K y es casi vertical. Está ubicada en el lado derecho del diagrama H-R.

Trayectorias Evolutivas Teóricas

En la figura incluida en la imagen, se presentan las trayectorias evolutivas teóricas para estrellas de diferentes masas. Algunas características importantes de estas trayectorias incluyen:

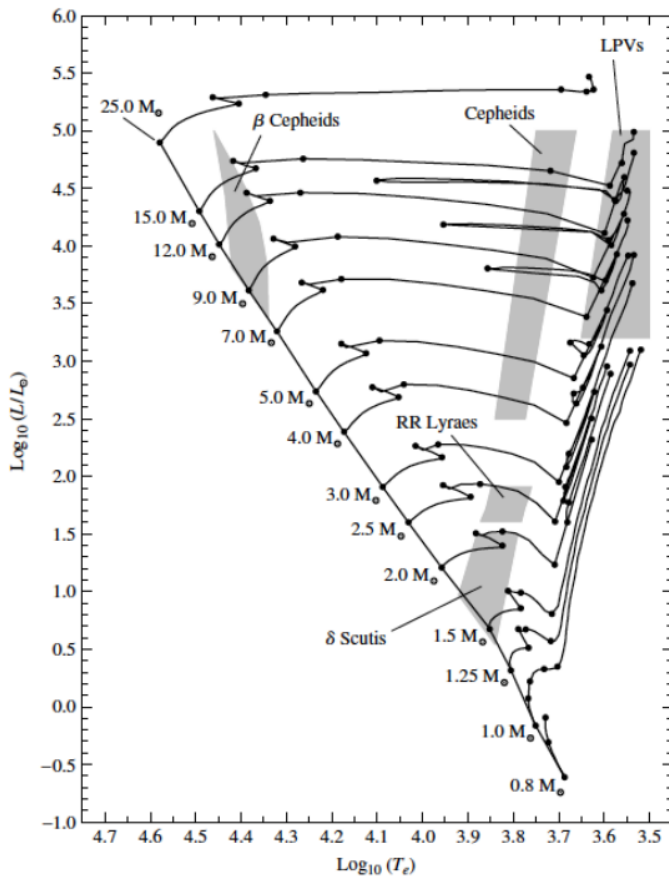


Fig. 13.

- A medida que las estrellas evolucionan a lo largo de estas trayectorias, comienzan a pulsar al ingresar a la Franja de Inestabilidad.
- Las estrellas cesan sus oscilaciones al abandonar esta franja.

Escalas Temporales Evolutivas

Aunque las escalas de tiempo evolutivas son demasiado largas para observar directamente el inicio o la finalización de las pulsaciones en una sola estrella, varias estrellas han sido detectadas en la fase final de su historia de pulsación.

Descripción de la Figura

La figura presentada en la imagen muestra:

- **Ejes del diagrama H-R:**
 - Eje x: Temperatura efectiva, representada en escala logarítmica.
 - Eje y: Luminosidad relativa a la del Sol ($\log(L/L_\odot)$).
- **Clases de estrellas pulsantes:** Dentro de la Franja de Inestabilidad se encuentran distintos tipos de estrellas pulsantes, como:
 - **Cefeidas Clásicas:** Están en la parte superior de la franja, asociadas a estrellas masivas.
 - **RR Lyrae:** Están en la región media de la franja, relacionadas con estrellas de menor masa.
 - **Delta Scuti:** Están en la región inferior de la franja.
- **Trayectorias evolutivas:** Las trayectorias corresponden a estrellas de distintas masas, desde $0.9 M_\odot$ hasta $25 M_\odot$.

- **Franja sombreada:** Representa la Franja de Inestabilidad, que delimita la región donde las estrellas comienzan y terminan su pulsación.

El estudio del Instability Strip es fundamental en la astronomía estelar, ya que ayuda a entender la evolución de las estrellas pulsantes y su ubicación en el diagrama H-R. Además, las estrellas en esta franja son esenciales como *candelas estándar* para medir distancias astronómicas.

Type	Range of Periods	Population Type	Radial or Nonradial
Long-Period Variables	100–700 days	I,II	R
Classical Cepheids	1–50 days	I	R
W Virginis stars	2–45 days	II	R
RR Lyrae stars	1.5–24 hours	II	R
δ Scuti stars	1–3 hours	I	R,NR
β Cephei stars	3–7 hours	I	R,NR
ZZ Ceti stars	100–1000 seconds	I	NR

Fig. 14.

Ondas en gas

Considerando un gas ideal, la velocidad más rápida a temperaturas más altas y más lenta para gases más pesados. Para la velocidad del sonido en el aire $v = 343$ m/s.

$$v = \sqrt{\frac{\gamma RT}{M}}$$

La Relación Período-Densidad

Las oscilaciones radiales de una estrella pulsante son el resultado de ondas sonoras que resuenan en el interior de la estrella. Una estimación aproximada del período de pulsación, Π , se puede obtener fácilmente considerando cómo una onda larga tardaría en cruzar el diámetro de una estrella modelo de radio R y densidad constante ρ .

La velocidad del sonido adiabático viene dada por:

$$v = \sqrt{\frac{\gamma P}{\rho}}$$

La presión se puede encontrar para el equilibrio hidrostático utilizando el supuesto no realista de que:

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM\rho}{r^2} = -\frac{4}{3}\pi G\rho^2 r$$

Integrando esto con la condición de contorno de que $P = 0$ en la superficie, se obtiene:

$$P(r) = \frac{2}{3}\pi G\rho^2(R^2 - r^2)$$

| Así, el período de pulsación es aproximadamente:

$$\Pi \approx 2 \int_0^R \frac{dr}{v_s} \approx 2 \sqrt{\frac{3\pi}{4\gamma G\rho}} = \Pi \approx \sqrt{\frac{3\pi}{2\gamma G\rho}}$$

Efectos de Opacidad y los Mecanismos κ y γ

Las regiones de una estrella donde el mecanismo de Eddington's puede operar con éxito son las *zonas de ionización parcial*. En estas capas de la estrella, donde los gases se ionizan parcialmente, parte del trabajo realizado en los gases a medida que se expanden se compensa por un aumento correspondiente en la capacidad de los Kramers.

De manera similar, durante la contracción, cuando la temperatura aumenta, el aumento en la densidad con la compresión produce un aumento correspondiente en la capacidad de los Kramers; es decir, ver Fig 15 Del mismo modo, durante la expansión, la disminución de la temperatura no disminuye tanto la capacidad de los Kramers, y el término de densidad domina, lo que lleva a la reabsorción de energía.

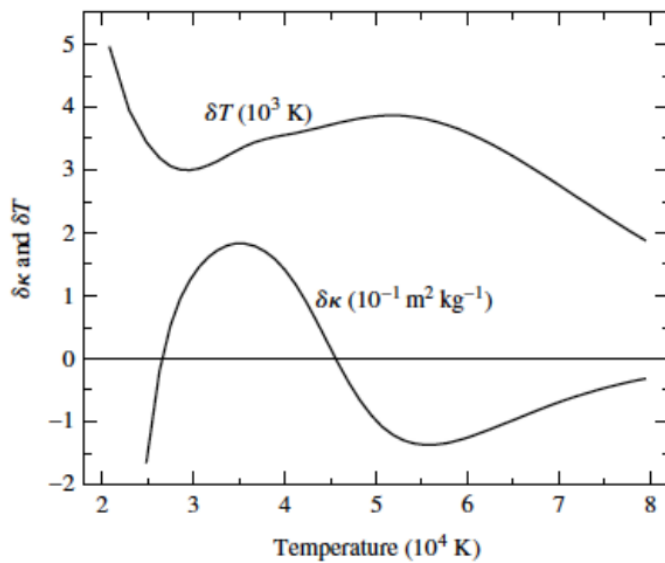


Fig. 15. Variaciones en la temperatura y la opacidad a lo largo de un modelo de estrella RR Lyrae. En la zona de ionización parcial ($T \approx 40,000$ K), la opacidad κ se reduce, lo que conduce a los mecanismos κ y γ que impulsan las oscilaciones de la estrella.

En resumen, los mecanismos κ y γ identificados por los investigadores son los responsables de excitar y mantener las oscilaciones estelares en las regiones de ionización parcial de la estrella.

Las Zonas de Ionización Parcial de Hidrógeno y Helio

En la mayoría de las estrellas, hay dos zonas principales de ionización. La primera es una zona amplia donde ocurre tanto la ionización del hidrógeno neutro ($H I \rightarrow H II$) como la primera ionización del helio ($He I \rightarrow He II$) en capas con una temperatura característica de 1 a 5×10^4 K. Estas capas se conocen colectivamente como la zona de ionización parcial del hidrógeno.

La segunda zona, más profunda, implica la segunda ionización del helio ($He II \rightarrow He III$), que ocurre a una temperatura característica de 4×10^4 K y se denomina zona de ionización parcial del He II.

La ubicación de estas zonas de ionización dentro de la estrella determina sus propiedades de pulsación. Como se muestra en la Fig. 16, si la estrella es demasiado caliente (7500 K), las zonas de ionización estarán ubicadas muy cerca de la superficie. En esta posición, la densidad es bastante baja y no hay suficiente

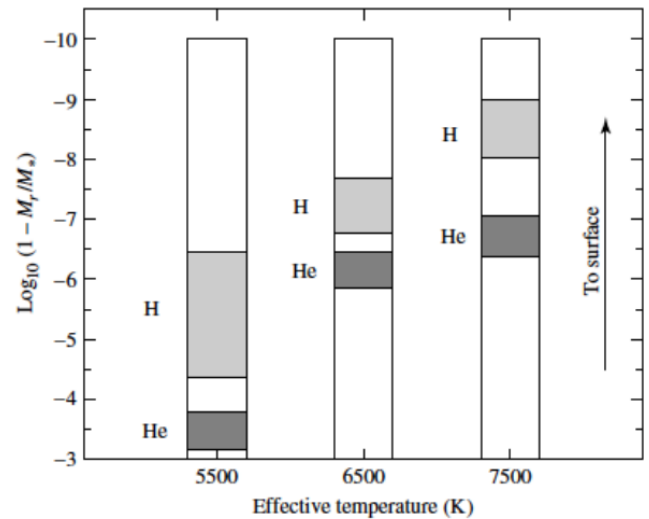


Fig. 16. Zonas de ionización de hidrógeno y helio en estrellas de diferentes temperaturas. Para cada punto en la estrella, el eje vertical representa la fracción de la masa de la estrella que se encuentra por encima de ese punto.

masa disponible para impulsar las oscilaciones de manera efectiva. Esto explica el borde azul caliente de la banda de inestabilidad en el diagrama HR. En una estrella más fría (6500 K), las zonas de ionización características se ubican más profundamente en la estrella, donde la densidad es mayor y hay suficiente masa para impulsar las oscilaciones.

Esto es importante porque a mayor profundidad hay más masa disponible para impulsar las oscilaciones de pulsación de manera eficaz. En una estrella más fría (5500 K), las zonas de ionización del hidrógeno y el helio se encuentran lo suficientemente profundas como para excitar el modo fundamental de pulsación. Sin embargo, si la temperatura superficial de la estrella es demasiado baja, la convección en las capas exteriores puede amortiguar las oscilaciones.

Esto se debe a que el transporte de energía por convección es más efectivo cuando la estrella está comprimida. Al perder calor en el radio mínimo, el material convectivo puede ver obstruida la transferencia de calor hacia las zonas de ionización, lo que amortigua la pulsación.

Este efecto de amortiguación por convección da lugar al borde rojo de la banda de inestabilidad en el diagrama HR.

Los cálculos numéricos detallados de la pulsación en modelos estelares reproducen con precisión la ubicación observada de esta banda de inestabilidad, y muestran que son las zonas de ionización parcial del He II las responsables principales de impulsar las oscilaciones de las estrellas dentro de la banda.

El papel de la zona de ionización de hidrógeno en la pulsación estelar

La zona de ionización del hidrógeno desempeña un papel más sutil en la pulsación de las estrellas. A medida que la estrella oscila, esta zona se mueve hacia la superficie o se aleja de ella, en respuesta a los cambios de temperatura del gas estelar.

Se afirma que la estrella es más brillante cuando la masa del gas se encuentra entre la zona de ionización del hidrógeno y la superficie. Esto se debe a que en ese momento, la luminosidad incidente en la parte inferior de la zona de ionización del hidrógeno es máxima, pero esta luminosidad se proyecta hacia

el exterior de manera más rápida cuando la zona se encuentra más cerca de la superficie.

Este retraso en la proyección de la luminosidad produce el desfase observado en las Cefeidas clásicas y las estrellas RR Lyrae. Por lo tanto, se considera que la zona de ionización del hidrógeno es la responsable principal de la pulsación de las estrellas dentro de la banda de inestabilidad.

Sin embargo, los mecanismos responsables de la pulsación de las estrellas fuera de la banda de inestabilidad no se entienden tan bien. Las estrellas variables de período largo (AGB) tienen características diferentes, como grandes envolturas convectivas difusas que rodean un núcleo compacto. Estos detalles adicionales sobre la interacción de la pulsación con la atmósfera exterior aún requieren una mayor explicación.