

!!!El MIE no es estático!!!

La dinámica del MIE puede describirse mediante

- las ecuaciones de conservación de masa, momento y energía.
- una ecuación de estado
- se integran con las condiciones iniciales y de contorno apropiadas

Vamos a ver: expansión de regiones HII, vientos estelares y remanentes de supernova.

EXPANSIÓN DE REGIONES DE GAS IONIZADO

La evolución de las RHII tiene dos etapas:

① **Frente de ionización (FI). Radio de Strömgren.**

Dura unos pocos miles de años.

Hasta radio de equilibrio:

nro de ionizaciones = nro de recombinaciones.

Por ej: $R_s = 5,6$ pc para una O5 en un medio con $n_o = 100\text{cm}^{-3}$

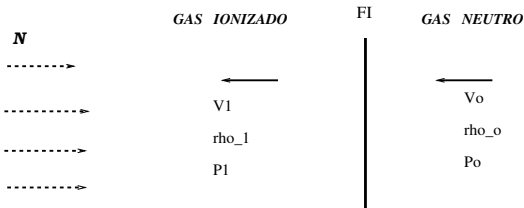
② **Expansión por diferencia de presiones.**

Onda de choque seguida por el FI.

Expansión $\longrightarrow$ volumen aumenta $\longrightarrow$ densidad disminuye $\longrightarrow$
tasa de recombinación disminuye $\longrightarrow$ FI detrás del choque

Expansión de RHII: FRENTE DE IONIZACION (FI)

- Estrellas tipo O $\rightarrow$ RHII
- FI: muy angosto comparado con el tamaño de la RHII $\rightarrow$ podemos considerar un frente plano-paralelo
- el FI cambia las condiciones del gas abruptamente
- si el sistema de referencia está en el FI:



Expansión de RHII: Fase inicial: IONIZACION

Asumimos:

- Medio con densidad uniforme, n
- la estrella central tiene una luminosidad de fotones ionizantes constante N_{Lym}

Al inicio la recombinación es lenta y el radio de la región es :

$$N_{Lym}t = \frac{4\pi}{3} n R_{FI}^3(t)$$

→ la velocidad del FI es:

$$\boxed{\frac{dR_{FI}}{dt} = \frac{1}{3} \left(\frac{3N_{Lym}}{4\pi n} \right)^{1/3} t^{-2/3}} \quad (1)$$

→ El FI va a disminuir su velocidad en el tiempo

Ejemplo: para una estrella O4 en $n = 10^3 \text{ cm}^{-3}$ → velocidad del FI $\sim 4 \times 10^3 \text{ km/s}$ para $t = 100$ años.

Hay un momento en que las recombinaciones empiezan a ser importantes:

- Tiempo característico de recombinación:

$$\tau_{rec} = \frac{1}{\beta_B n}$$

β_B = coef. de recomb a todos los niveles con $n \geq 2$ ($\text{cm}^3 \text{s}^{-1}$)

Ejemplo, para $n = 10^3 \text{ cm}^{-3}$, $\tau_{rec} = 100$ años.

Expansión de RHII: fase inicial

- Incluimos recombinación:
Ahora llegan menos fotones al FI:

$$n 4\pi R^2 dR = (N_{Lym} - \frac{4\pi}{3} R^3 \beta_B n^2) dt$$

$$n = n_e n_p$$

$$\Rightarrow \frac{dR}{dt} = \frac{N_{Lym}}{4\pi n R^2} - \frac{n \beta_B R}{3}$$

- Integrando:

$$R_{FI}^3(t) = R_{s,0}^3 (1 - e^{-t/\tau_{rec}})$$

$$\text{donde } R_{s,0} = \left(\frac{3 N_{Lyc}}{4\pi n^2 \beta_B} \right)^{1/3}$$

$$\tau_{rec} = \frac{1}{\beta_B n}$$

Expansión de RHII: Fase inicial

$$R_{FI}^3(t) = R_{s,o}^3(1 - e^{-t/\tau_{rec}})$$

Al inicio ($t = 0$), $R_{FI}(t) = 0$. No hay gas ionizado aún. Cuando $t = \tau_{rec}$, $R_{FI} \sim 0,87 R_{s,o}$

A medida que pasa el tiempo, la región ionizada crece rápidamente. Cuando $t \gg t_{rec}$, la exponencial se hace muy pequeña y

$$R_{FI}(t) \rightarrow R_s$$

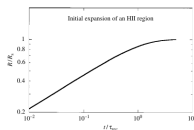
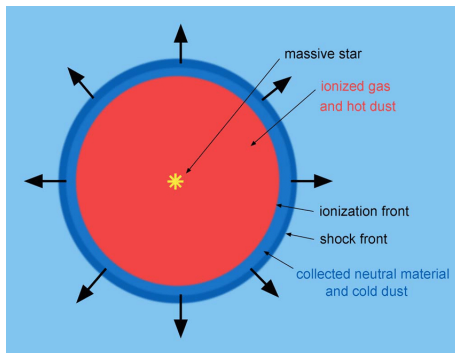


Figure 12.2 The initial expansion of the ionization front after the sudden "turn on" of a massive star in a uniform density cloud. The size is plotted (relative to the Strömgren radius) as a function of the time in units of the recombination time scale, $\tau_{rec} = (\beta_0 n)^{-1}$.

En esta etapa el FI avanza tan rápido que el gas ionizado no tiene tiempo de reaccionar dinámicamente: la velocidad del gas y la densidad no cambian. Fase de "ionización instantánea".

Expansión de RHII: segunda etapa

- Después de la fase de expansión rápida del FI: volumen de gas ionizado separado de una zona neutra (PDR) por un FI, en el cual el grado de ionización cambia drásticamente.
- $P_i \gg P_o \implies$ se expande $\implies$ onda de choque: barre el gas, se forma una cáscara de gas denso y chocado



Expansión de RHII: segunda etapa

Durante esta etapa:

- la densidad del gas chocado es alta $\rightarrow$ enfriamiento rápido $\rightarrow$ capa más angosta y densa (al enfriarse la presión disminuye y el gas se comprime por la presión exterior)
- la mayor parte de los fotones ionizantes son absorbidos por el gas dentro de la RHII, muy pocos llegan al FI (FI 'atrapado' en la cáscara).
- Cuántos llegan depende del número de recombinaciones $\rightarrow$ de la densidad del gas ionizado
- pocos fotones ionizantes que llegan al FI + alta densidad en la cáscara $\rightarrow$ la velocidad del FI es chica comparada con la de la cáscara de gas chocado.
- con el tiempo, el tamaño y la masa de la RHII aumentan y la densidad electrónica y velocidad disminuyen

Fase de expansión: Modelo simple

Consideramos la expansión de la cáscara con sistema de referencia en el frente de choque:

- Por conservación de momento:

$$P_o + \rho_o v_s^2 = P_i + \rho_i v_i^2$$

Adoptando que la presión en el gas pre-choque y la velocidad del gas ionizado detrás del choque son muy chicas:

$$\rho_o v_s^2 = P_i = 2n_i kT = \rho_i c_i^2$$

$$\Rightarrow \boxed{v_s = \left(\frac{n_i}{n_o}\right)^{1/2} c_i = \frac{dR}{dt}}$$

Donde la velocidad del sonido $c_i^2 = P_i/\rho_i$

Fase de expansión: Modelo simple

- Dado que las ionizaciones y recombinaciones ocurren muy rápido comparado con la escala de tiempo de la expansión, podemos suponer que para todo t hay equilibrio de ionización:

$$R(t) = \left(\frac{3N_{Lym}}{4\pi n^2(t)\beta_B} \right)^{1/3}$$

$$\implies R_{s,0}^3 n_o^2 = R^3 n_i^2 \longrightarrow \boxed{\frac{n_i}{n_0} = \left(\frac{R_{s,0}}{R} \right)^{3/2}}$$

Uniendo las ecuaciones:

$$\frac{dR}{dt} = \left(\frac{R_{s,0}}{R} \right)^{3/4} c_i$$

Integrando -:

$$\frac{R}{R_{s,0}} = \left(1 + \frac{7 c_i}{4 R_{s,0}} t\right)^{4/7}$$

12.2 The expansion of HII regions

425

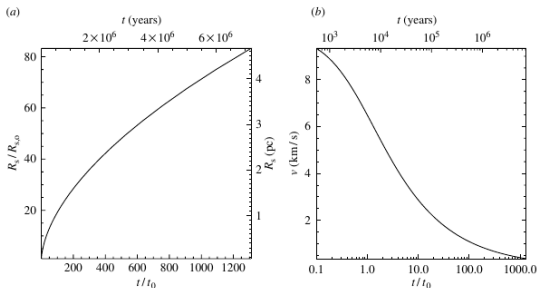


Figure 12.3 The pressure-driven expansion phase of an HII region. (a) Size as a function of time (on a linear scale). The top and right-hand axes refer to an HII region formed in a cloud with an initial density of 10^5 cm^{-3} . (b) Expansion velocity as a function of time (on a logarithmic scale).

Etapas final: Equilibrio de presiones

La expansión termina cuando se igualan las presiones entre el gas ionizado y neutro

- Al final tenemos:

* gas ionizado: T_e , n_f , P_i y R_f

* gas neutro: T_0 , n_0 , P_0

- Equilibrio: $P_0 = P_i \longrightarrow n_0 k T_0 = 2 n_f k T_e$
 $\longrightarrow n_f = \frac{T_0}{2 T_e} n_0$

Si consideramos: $T_e = 10^4$ K , $T_0 = 100$ K :

$n_f \sim \frac{100}{20000} n_0 \sim \frac{1}{200} n_0$ la densidad disminuye mucho!

- Considerando la relación radio/densidad dada por el radio de Stromgren:

$$R_f^3 n_f^2 = R_{s,o}^3 n_0^2$$

$$R_f^3 = \left(\frac{n_0}{n_f}\right)^2 R_{s,o}^3$$

$$\text{ó } R_f = \left(\frac{2 T_e}{T_0}\right)^{2/3} R_{s,o} \sim 34 R_{s,o}$$

- salvo para densidades altas, esto no ocurre antes que la estrella muera

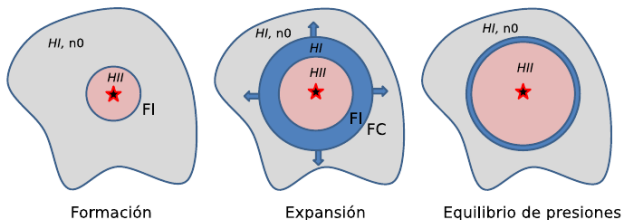
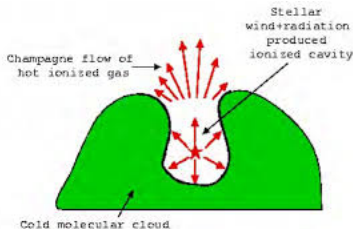


Figura 2.4: Esquema de la estructura de una región HII expandiéndose en un medio compuesto por hidrógeno neutro. Se indican el frente de ionización (FI) y el frente de choque (FC).

Ejemplo: densidad = 100 cm^{-3} , $N_{\text{Ly}\alpha} = 10^{49} \text{ fotones s}^{-1}$ (O6)
 → el equilibrio se alcanza después de 80×10^6 años!!! una
 estrella O6 deja la sec. ppal en 8×10^6 años

¿Por qué no se ven esféricas?

- Asumimos que el FI se expande en un medio de densidad **uniforme**. Esto no suele ser así y puede ser diferente en distintas zonas → RHII asimétrica. Champagne. Ejemplo: Orión.

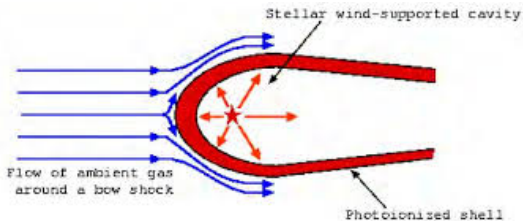


- **Vientos estelares:** producen cavidades, no previstas en los modelos de Stromgren



Figura: The Rosette Nebula is a stunning HII region. Here, the colors denote three ionized elements - hydrogen (H-alpha) is shown in red, oxygen (OIII) in green, and sulfur (SII) in blue.

- Campos magnéticos pueden introducir asimetrías.
Simulaciones hechas por Krumholz et al. (2007): El B suprime el efecto del viento en la dirección perpendicular al campo
→ RHII elongadas en la dirección de B.
- Velocidad peculiar de la estrella. Este movimiento puede causar RHII asimétricas aún en un medio con densidad uniforme.



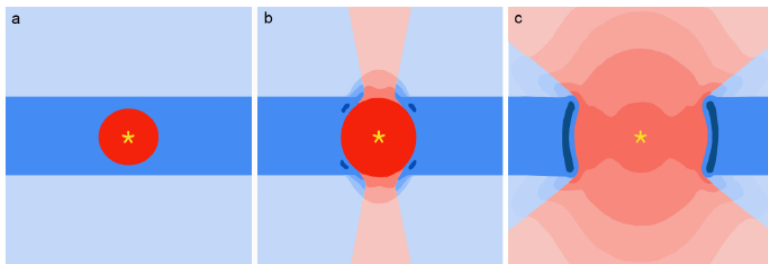


Fig. 1. Formation of a bipolar HII region, according to the simulation of Bodenheimer et al. (1979; their Fig. 4; the thickness of the parental plane is 1.3 pc, its density $300 \text{ H}_2 \text{ cm}^{-3}$). The ionized material appears in red, the neutral material in blue; the density of the material is indicated by the saturation level. Schema **a**) shows the dense molecular plane surrounded by low density material, the initial Strömgren sphere around its central exciting star ($T_e = 4 \times 10^4 \text{ K}$). In schema **b**), at $3 \times 10^4 \text{ yrs}$, the expanding HII region reaches the border of the parental cloud, and the low density material is quickly ionized; a bipolar nebula forms. In schema **c**), at $1 \times 10^5 \text{ yrs}$, the high density ionized material flows away from the central region; high density molecular material accumulates at the waist of the bipolar nebula, forming a torus of compressed material.

Deharveng+(2015)

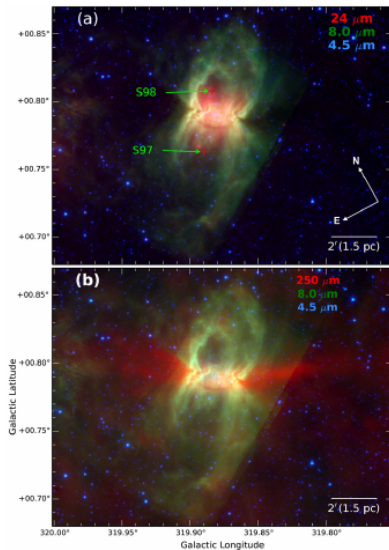
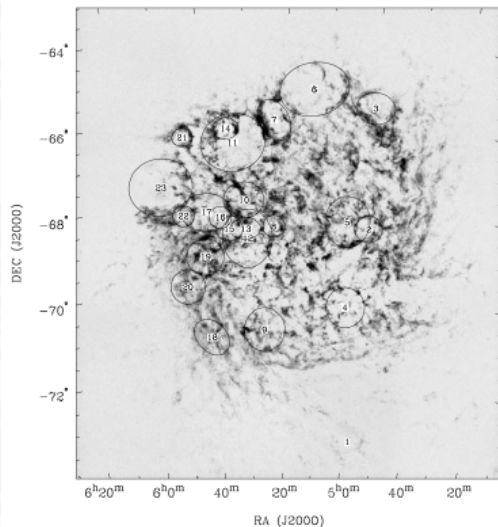


Fig. 4. Bipolar nebula G319.88+00.79, composed of the S97 & S98 bubbles (Churchwell et al. 2006; the centres of the bubbles are indicated). **a)** Composite colour image based on *Spitzer* observations. Red, green, and blue are for the 24 μm , 8.0 μm , and 4.5 μm emissions, respectively. **b)** Composite colour image, with red, green, and blue for the 250 μm , 8.0 μm , and 4.5 μm emissions, respectively (logarithmic units). The cold parental filament (or sheet) appears in red, and the PDR surrounding the ionized lobes in green.

VIENTOS ESTELARES



Kim et al., *Astron. J.* **118**, 2797 (1999)

Figura: Cáscaras de HI en LMC

Vientos estelares

- Las estrellas de gran masa inyectan masa y momento al MIE a través de sus vientos.
- Cambian la dinámica y estructura del MIE.
- Los vientos se caracterizan por dos parámetros:
 - * Velocidad terminal: v_w . Máxima velocidad que alcanza el viento.
 - * Tasa de pérdida de masa: $\dot{M}$
- Para estrellas masivas de SP:
 - + $v_w \sim 1500 - 3000 \text{ km/s}$ (para el Sol: $\sim 500 \text{ km/s}$)
 - + $\dot{M} = 10^{-7} - 4 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ (para el Sol: $10^{-14} M_{\odot}/\text{año}$)
- Para supergigantes, el viento es más denso:
 - + $\dot{M} = 3 \times 10^{-6} - 10^{-5} M_{\odot}/\text{año}$

La luminosidad mecánica del viento es

$$L_w = \frac{1}{2} \dot{M} v_w^2$$

$$L_w = 1,3 \times 10^{36} \left(\frac{\dot{M}}{10^{-6} M_{\odot} / \text{año}} \right) \left(\frac{v_w}{2 \times 10^3 \text{ km/s}} \right)^2 \text{ erg/s}$$

Suele tomarse 10^{36} erg/s como valor típico.

Si $t \sim 10^6$ años $\rightarrow E_w \sim 10^{50}$ erg: $\sim$ SN

Burbuja Interestelar (BI): ESTRUCTURA

Debido a la acción del viento, en el MIE se forma la siguiente estructura:

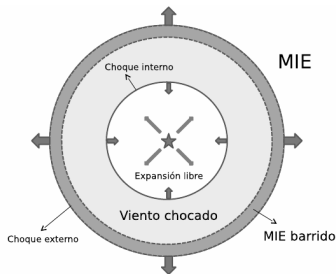
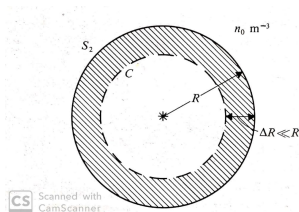


Figura 2.7: Esquema de la estructura de una burbuja interestelar.

- (a) Zona de expansión libre
- (b) Zona de viento chocado, muy caliente ($E_k \rightarrow$ Energía térmica). $T \sim 10^7 \text{ K}$
- (c) Zona de MIE chocado y barrido. Ionizado, quizás parte neutra. $T = 10^4 \text{ K (ioniz)}$ o $T = 100 \text{ K (neutro)}$
- hay 2 frentes de choque (uno inverso) y una discontinuidad de contacto

Suposiciones:

- Cascara fina $\Delta R \ll R$. R es el radio de la BI y de la cáscara.
- la zona (b) es ancha, se considera que dentro de R todo es viento chocado.
- el MIE no perturbado está en reposo



- **1) Expansión libre:**

En las etapas iniciales, la masa del viento es mayor que la masa del MIE barrido y el frente de choque se expande casi libremente a la misma velocidad que el viento. La expansión libre finaliza al cabo de unos pocos cientos de años cuando la masa del material barrido es comparable a la masa del viento. Cuando el viento ha barrido suficiente masa del MIE, se forma un **choque inverso**, que desacelera y calienta el viento. Entre ese gas caliente y la cáscara barrida, se forma una **discontinuidad de contacto**.

Esa discontinuidad no permite el paso de masa (en principio), porque hay un gradiente fuerte de densidad y temperatura pero igual presión.

- **2) Expansión adiabática:**

Expansión muy rápida → pérdidas radiativas no afectan al sistema y la dinámica de cada región puede describirse como la de un flujo adiabático. Fase muy corta, unos miles de años.

- **3) Fase de conservación de momento (o fase radiativa): formación de una cáscara fría.**
 - Empieza cuando el enfriamiento radiativo se hace importante **en la zona de MIE chocado**. La cáscara de MIE chocado se comprime. La región de viento chocado aún conserva la energía porque su temperatura es mucho mayor y la densidad mucho menor.
 - Esto ocurre a un tiempo:
$$t = 1,7 \times 10^3 \left(\frac{L_w}{n_o} \right)^{1/2} \text{ años } (L_w \text{ en } 10^{36} \text{ erg/s y } n_o \text{ en cm}^{-3})$$
 - Diferencia de temp. entre zona (b) y (c) muy grande $\rightarrow$ transporte convectivo de calor mediante electrones $\rightarrow$ la superficie interna de la cáscara se evapora y el gas fluye hacia la zona caliente, aumentando su masa.

- La cavidad se encuentra ocupada por el gas caliente del viento, a presión cte y muy baja densidad,
Esta zona transmite la energía cinética del viento a la cáscara de MIE barrido.
- El crecimiento de la región (c) y su velocidad en esta etapa son:

$$R(t) = 28 \left(\frac{L_w}{n_o} \right)^{1/5} t_6^{3/5} \text{ pc}$$

$$v(t) = 17 \left(\frac{L_w}{n_o} \right)^{1/5} t_6^{-2/5} \text{ km/s}$$

t_6 tiempo en 10^6 años

- Después las pérdidas radiativas de la zona del viento chocado dejan de ser despreciables. Esta zona se comprime y el viento vuelve a chocar contra la cáscara.
 - El radio y la velocidad de expansión varían como:

$$R_2(t) = \left(\frac{3\dot{M}v_w}{2\pi\rho_o} \right)^{1/4} t^{1/2} \text{ pc}$$

$$v_2(t) = \frac{1}{2} \left(\frac{3\dot{M}v_w}{2\pi\rho_o} \right)^{1/4} t^{-1/2} \text{ km/s}$$

- **4) Disipación de la cáscara:**

Cuando la velocidad de expansión es del orden de la velocidad turbulenta del MIE ($\sim 7 \text{ km/s}$), la estructura pierde su identidad dinámica.

Eficiencia de conversión de energía del viento en energía cinética de la estructura.

$$\epsilon = \frac{E_k}{E_w} = \frac{0,5 M_{casc} v_{exp}^2}{L_w t}$$

- si $\epsilon > 1 \longrightarrow$ la estrella sola no puede haber generado eso
- Modelos teóricos predicen $\epsilon = 0,2$
- Observaciones: $\epsilon \sim 0,02 - 0,04$
- A tener en cuenta: vientos no isotrópicos y/o no constantes en el tiempo , velocidad peculiar de la estrella, densidad del MIE no uniforme, estrella binaria, campos magnéticos.

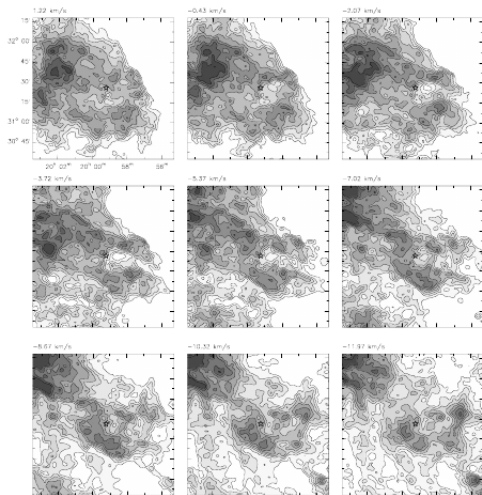


FIG. 12.—DRAO gray-scale images showing the H I gas distribution in the velocity range 1.22 to -11.97 km s^{-1} , with a velocity resolution of 1.65 km s^{-1} . Images have been smoothed to a resolution of $3'$. The central velocity of each map is indicated in the top left corner. The star symbol indicates the position of WR 130. Contour levels are -10 to 30 K in steps of 5 K .

WR130: H I + continuo de radio a 1420 MHz

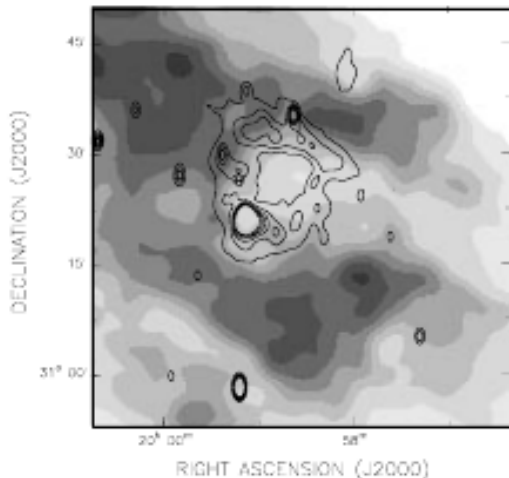
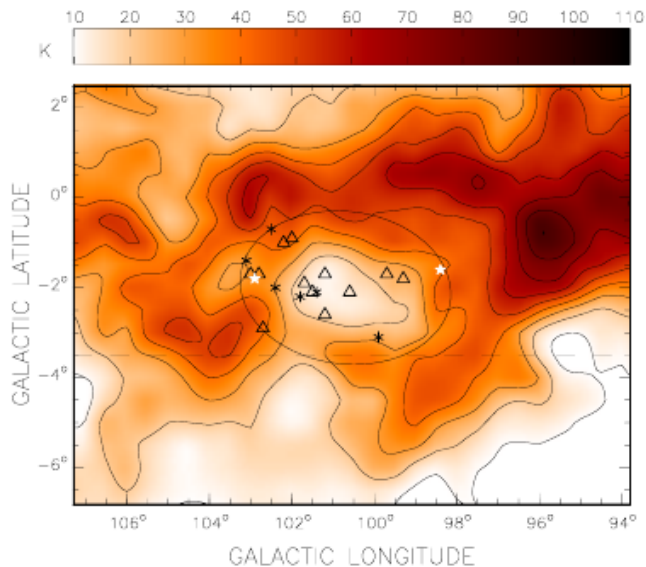


FIG. 14.—Radio continuum contours at 1420 MHz superposed on the H I emission (gray scale) from Fig. 13a. The star symbol indicates the position of WR 130. Contours are at 9–14 K in steps of 1 K.

Supercáscaras



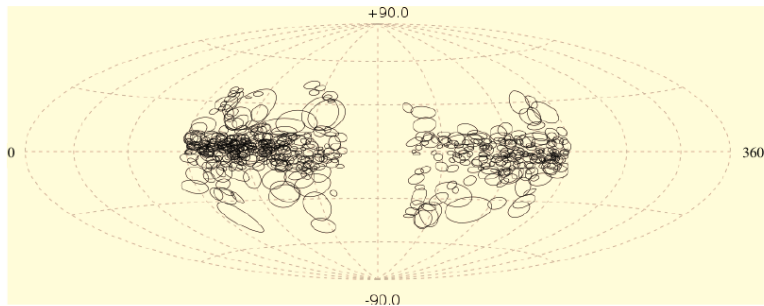


Fig. 3. Supershell candidates in a Hammer-Aitoff projection, centered on $(l, b) = (180^\circ, 0^\circ)$.

Suad+(2014)

Interstellar & Circumstellar Bubbles

O star →	LBV →	WR (60 $M_{\odot}$)
O star →	RSG →	WR (35 $M_{\odot}$)
fast wind	slow wind	fast wind
1000 - 2000 km/s	10 - 50 km/s	2000 - 3000 km/s
$10^{-7} M_{\odot}/\text{yr}$	$10^{-4} M_{\odot}/\text{yr}$	$10^{-5} M_{\odot}/\text{yr}$
↓	↓	↓
interstellar bubble	circumstellar nebula	circumstellar bubble

Low-mass ★ → RG, AGB → planetary neb.

Distintas fases evolutivas → diferentes tipos de vientos

MODELO DE LOS 3 VIENTOS

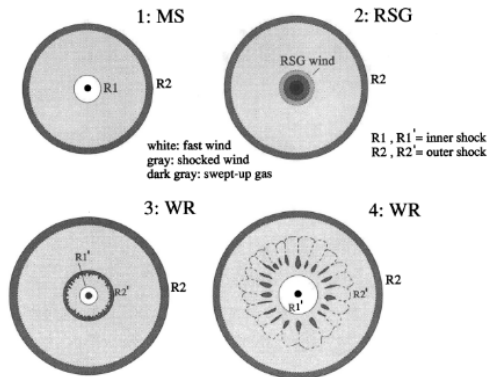


FIG. 1.—Four stages of the three-wind model

1: Se forma la burbuja con la estrella en la SP

2: **RSG:** viento **DENSO** y **LENTO**
Se expande en el interior de la burbuja generada en la SP

3: El viento rápido de la fase WR barre el viento lento, generando las conocidas nebulosas WR

4: Finalmente, la nebulosa WR rompe el viento de la fase RSG y el viento caliente de la WR se expande dentro de la burbuja de SP

Burbujas en el IR

(a)
Spitzer

3.6 μm -> STARS
8 μm -> PAHs
24 μm -> hot dust (~ 100 K)

(b)
Herschel

70 μm -> hot (100 K) & cool dust (20 K)
160 μm -> cool dust
250 μm -> cool dust

8 degrees longitude

WISE morphological study of Wolf-Rayet nebulae

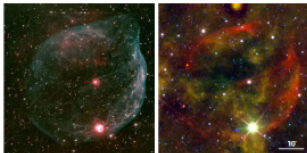
J.A. Toalá¹, M.A. Guerrero¹, G. Ramos-Larios², and V. Guzmán²

B - WR Bubble.

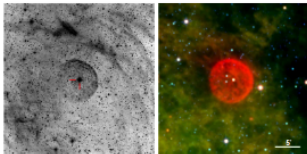
óptico

IR

WR6



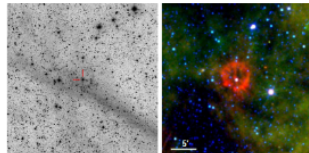
WR16



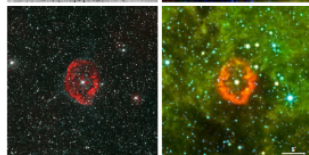
C - Clumpy/Disrupted WR bubbles.

óptico

IR



WR8



WR40

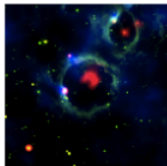
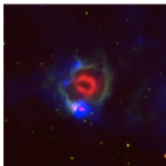
Fig. 1. Examples of WR nebulae with a *B* type morphology: WR 6 (top panels) and WR 16 (bottom panels). Left panels show the optical morphology while right panels show the *WISE* W2 (blue), W3 (green), and W4 (red) color-composite picture. The central WR stars are marked with red lines in the optical images. The colour-composite optical picture of WR 6 has been done using H α (red) and [O III] (blue) narrow-band images. North is up, east to the left.

Fig. 2. Same as Fig. 1 but for the cases of WR nebulae with a *C*-Clumpy morphology: WR 8 (top panels) and WR 40 (bottom panels). The color-composite optical image of WR 40 has been done using H α (red) and [O III] (blue) narrow band images.

Bubble morphologies

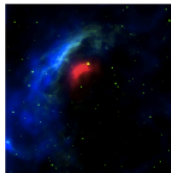
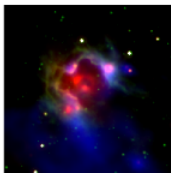
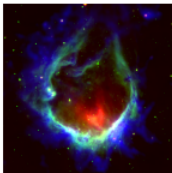
Red: 24 μm
Green: 8 μm
Blue: 250 μm

**Closed
bubbles**



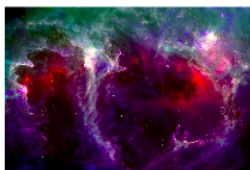
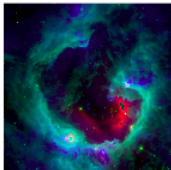
*$\sim 1-10$ pc
 $\sim$ few Myr*

**Open
bubbles**

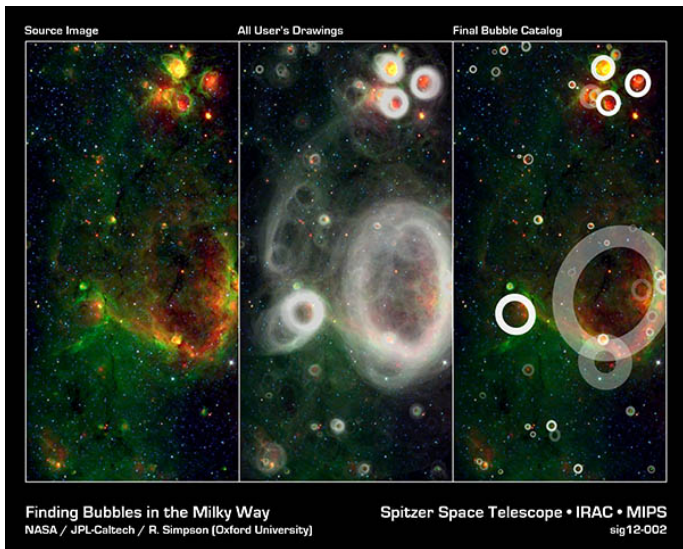


*$\sim 1-10$ pc
 $\sim$ few Myr*

**'Large'
bubbles**



*$\sim 10 - 100$ pc
 $\sim$ few Myr*



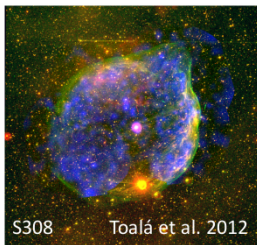
MNRAS, 424,2442–2460 (2012)

<https://www.zooniverse.org/projects/povich/milky-way-project/about/results>

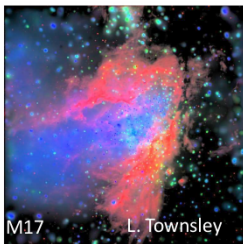
Wind-blown bubbles

-> Look for diffuse X-ray emission from hot plasma (10^6 - 10^7 K)

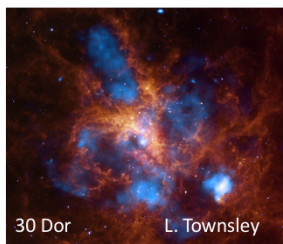
Wolf-Rayet stars



Clusters



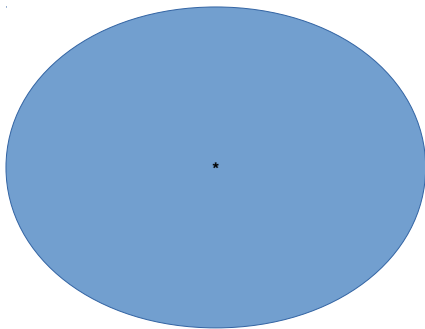
Super star clusters



Blue = X-rays

aunque muchas BI no se detectan en X (extinción? menor temp?)

Tenemos una nube molecular **homogénea** y una estrella tipo OV que comienza a perturbar el gas.



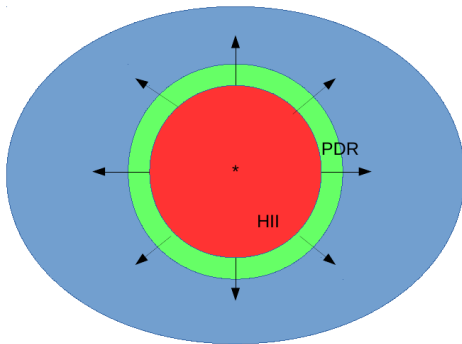
Impacto en el MIE

Fotones energéticos: **disocian (PDR)** e **ionizan (RHII)**.

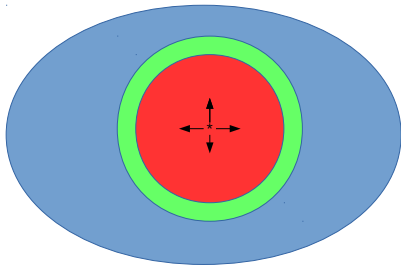
Simetría esférica

$$\text{Radio de Strömgen: } R_s = \left(\frac{3 N_{\text{Lyc}}}{4 \pi n^2 \beta_B} \right)^{1/3}$$

$$P_{\text{ionizado}} \gg P_{\text{neutro}} \implies R(t) = R_s \left(1 + \frac{7 c_i}{4 R_s} t \right)^{4/7}$$

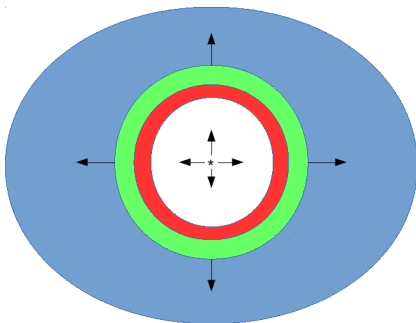


Viento estelar isotrópico

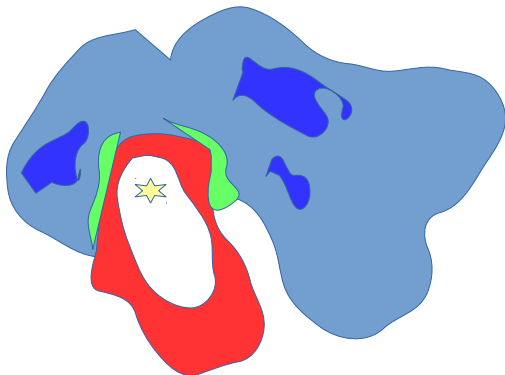


Burbuja interestelar

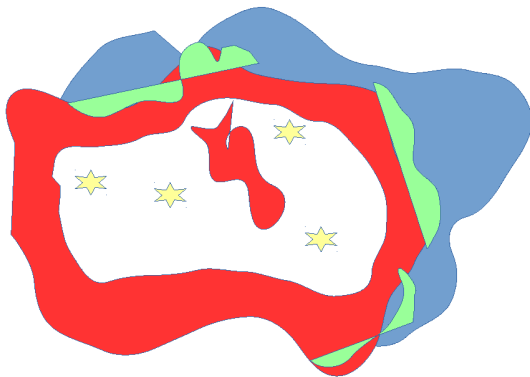
$$R(t) \simeq 32 \left(\frac{L_w}{10^{36} \text{ erg s}^{-1}} \right)^{1/5} \left(\frac{0,5 \text{ cm}^{-3}}{n_0} \right)^{1/5} \left(\frac{t}{10^6 \text{ yr}} \right)^{3/5} \text{ pc}$$



pero el MIE no es homogéneo

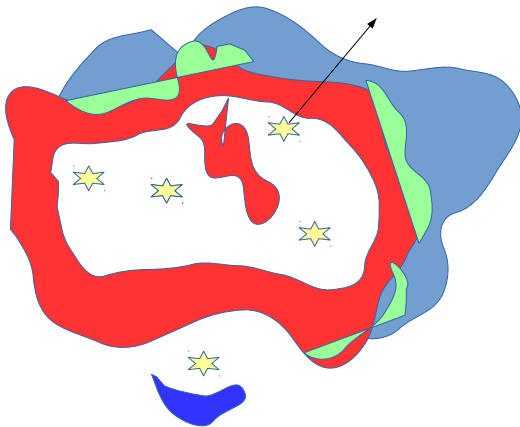


... y estas estrellas no suelen estar aisladas

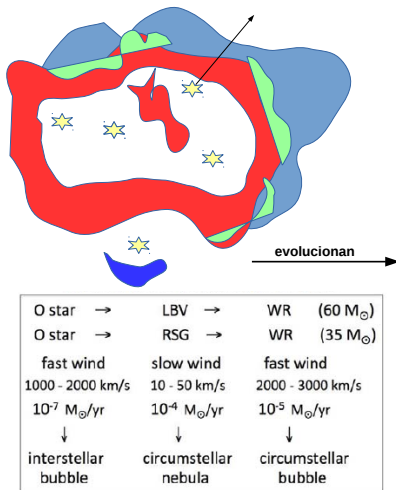


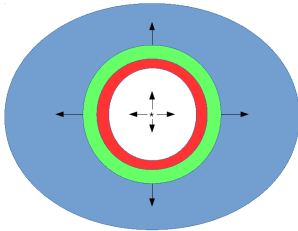
pueden llegar a tener grandes dimensiones: **supercáscaras**

...pueden tener movimientos propios grandes

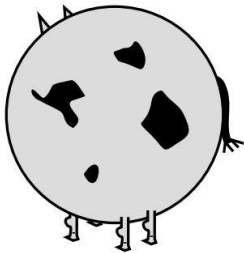


Impacto en el MIE

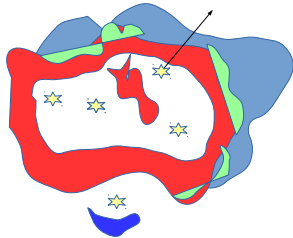




1 m



s / Consider a spherical cow.



¿Cómo podemos observar estas estructuras?

