

# La astrofísica nebular

## Elementos de la física del medio interestelar.

OJO: Aquí suponemos que los fotones ionizantes vienen de estrellas, así que habrá diferencias en comparación con galaxias activas.

## Regiones fotoionizadas

- Las nebulosas planetarias son un ejemplo de nebulosas fotoionizadas.
  - Se trata de gas y polvo que rodean a una estrella que emite fotones con la energía suficiente para ionizar los átomos del gas.
  - El gas en las nebulosas planetarias, la “cáscara nebular”, es parte del material que anteriormente constituía la envoltura de la estrella progenitora.
  - La estrella que provee los fotones ionizantes es lo que queda de esa estrella progenitora, el núcleo inerte de C/O recubierto por una envoltura muy delgada ( $\sim 0.01 M_{\odot}$ ).
  - La estrella central evoluciona mucho, tanto en su temperatura (factor de 10) como su luminosidad (factor de 100), provocando cambios notorios en el espectro de la cáscara nebular.
    - La temperatura de la estrella puede fácilmente rebasar 100,000 K.

# Regiones fotoionizadas

- Las regiones H II son el otro ejemplo, probablemente lo más prototípico, de regiones fotoionizadas.
  - Se trata de la nube natal de gas y polvo donde recién se han formado estrellas masivas/calientes, las cuales emiten una cantidad copiosa de fotones ionizantes.
  - A diferencia de las nebulosas planetarias, que son una fase de evolución muy avanzada de estrellas de masa baja e intermedia, las regiones H II contienen estrellas masivas recién formadas.
  - Dado que contienen estrellas más luminosas, las regiones H II son físicamente más grandes que las nebulosas planetarias. En casos extremos su extensión excede 100 pc.
  - Por otra parte, las estrellas en las regiones H II no llegan a tener temperaturas tan altas como las estrellas centrales en las nebulosas planetarias.
    - Típicamente, la temperatura será de 30,000 – 50,000 K.

# Regiones fotoionizadas

- En las regiones fotoionizadas, una estrella (o más) emiten los fotones que ionizan el material circundante.
  - El número de fotones que emiten es finito, por lo que la cantidad de material que se puede ionizar también es finito, aunque dependerá de la densidad.
  - En cualquier parte del plasma, existe un equilibrio entre la fotoionización y la recombinación.
  - El gas/plasma es opaco a los fotones ionizantes, pero generalmente no a los fotones menos energéticos, así que casi cualquier proceso que genera fotones no ionizantes contribuye a enfriar el plasma.
- En las regiones fotoionizadas, la densidad es demasiado bajo para que se cumpla el equilibrio termodinámico.
  - Como resultado, se tiene que calcular la estructura en términos del “balance detallado”, donde un proceso compensa el resultado de otros.

# El equilibrio de ionización

- Equilibrio de ionización implica que la tasa de ionización es igual a la tasa de recombinación. En el caso de H:

$$N(H^0) \int_{\nu_0}^{\infty} \frac{4\pi J_{\nu}}{h\nu} a_{\nu}(H^0) d\nu = N_e N_p \alpha(H^0, T)$$

- $N(H^0)$ ,  $N_e$  y  $N_p$  son las densidades de H neutro, electrones y protones (H ionizado), respectivamente.
- $J_{\nu}$  es el espectro de fotones que emite la estrella ionizante.
- $a_{\nu}(H^0)$  es la sección recta para fotoionización mientras que  $\alpha(H^0, T)$  es el coeficiente de recombinación.
- El lado izquierdo de la ecuación es la tasa de ionización, el lado derecho la tasa de recombinación.

# El equilibrio de ionización

- Esta gráfica presenta las secciones rectas para ionización de  $H^0$ ,  $He^0$  y  $O^0$ .
- La sección recta es más grande para fotones con energías cercanas a la energía de ionización.
- Los tres escalones para  $O^0$  se debe a que su estado base tiene tres configuraciones (de momento angular).

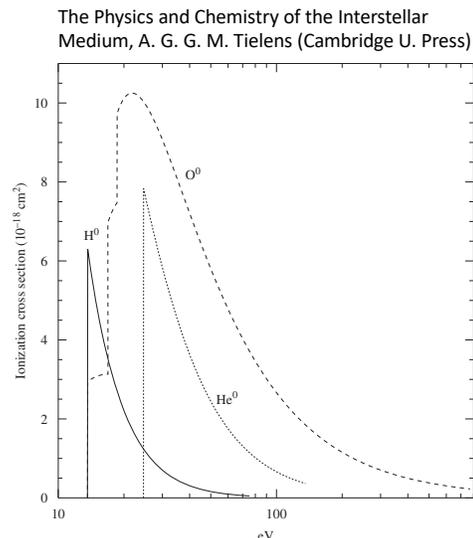
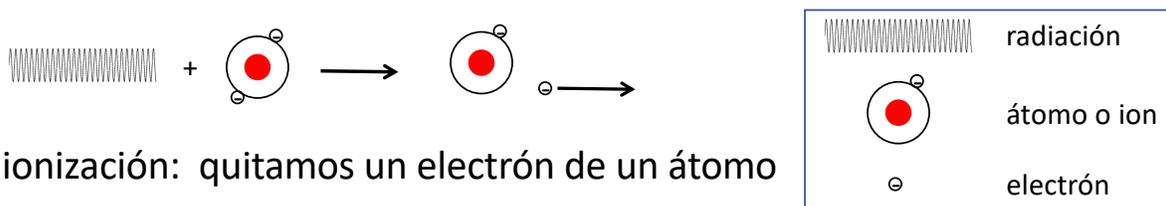


Figure 7.1 The ionization cross sections of hydrogen and helium, showing a maximum at the ionization edge and dropping away approximately as  $\nu^{-3}$ . The ionization cross section of oxygen shows a more complex behavior due to ionization to excited levels within the same configurations.

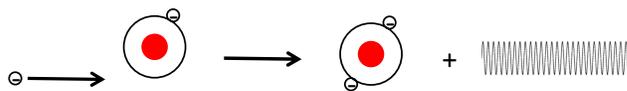
# El equilibrio de ionización

- La ecuación anterior relaciona dos estados de ionización del H. Es el equivalente a la ecuación de Saha cuando no aplica el equilibrio termodinámico.
- Se pueden escribir ecuaciones análogas para relacionar cualquier otro par de estados de ionización para cualquier otro elemento.
- Debido a sus abundancias, el H y He son los elementos más importantes para el “consumo” de los fotones ionizantes.
- En principio, tanto  $N(H^0)$  como  $\alpha_\nu(H^0)$  podrían tomar en cuenta la distribución de los átomos de H con electrones excitados en todos los niveles, pero, en la práctica, no es necesario porque el tiempo transcurrido entre una ionización y otra (meses o años) es mucho mayor al tiempo requerido para que los átomos neutros de H regresan a su estado base (fracción de segundo).
- Dentro del volumen donde el plasma es ionizado, la fracción de H en forma de átomos neutros es muy baja ( $\sim 10^{-4}$ ).

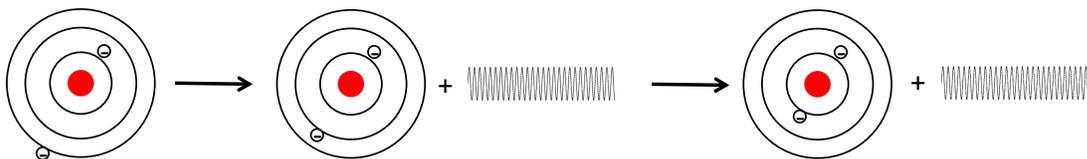
## La física de las plasmas (simplificado)



ionización: quitamos un electrón de un átomo



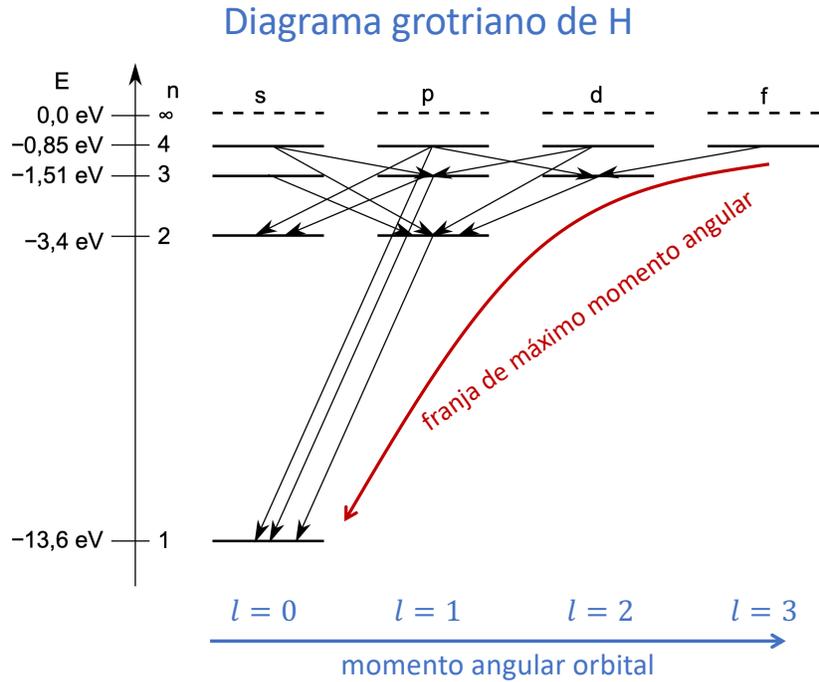
su inverso: recombinación, la recuperación del electrón



detalle de la recombinación: desexcitación radiativa (normalmente, el electrón se captura en un estado excitado)

# La recombinación: detalle

- Las transiciones permitidas, que son las transiciones más rápidas, requieren un cambio de momento angular orbital,  $\Delta l = \pm 1$ .
- Ese cambio de momento angular lo lleva el fotón emitido.
- En la cascada de recombinación, los estados de mayor momento angular son preferidos.



# Estructura de ionización

- Aquí se ve la estructura de ionización en H y He para estrellas más y menos calientes (regiones H II).
- La estrella más caliente es más luminosa, así que la región H II a su alrededor es más extensa.

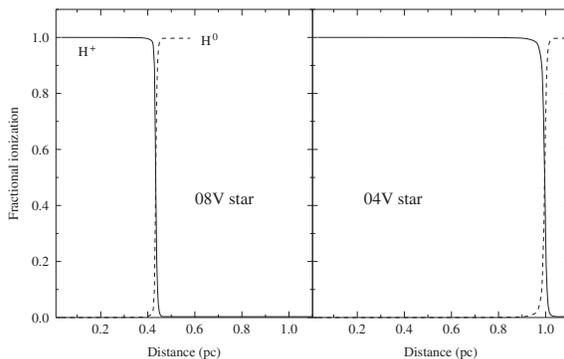


Figure 7.2 The calculated ionization structure of a pure hydrogen nebula ionized by an O4 (right) and an O8 (left) star. The gas is largely ionized throughout the HII region. Near the boundary, the neutral fraction increases sharply.

The Physics and Chemistry of the Interstellar Medium, A. G. G. M. Tielens (Cambridge U. Press)

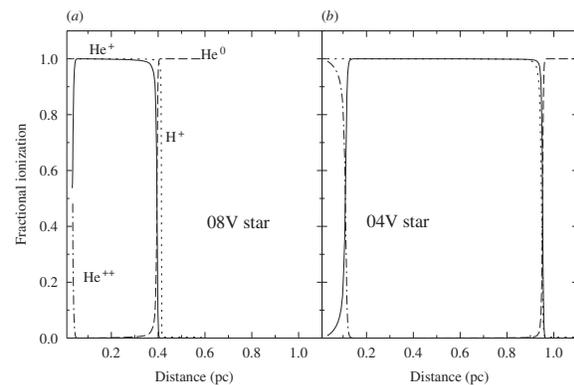


Figure 7.3 The calculated ionization structure of a nebula containing hydrogen and helium. For an O4 star (a), the  $H^+$  and  $He^+$  zones are essentially coincident. For an O8 star (b) and stars cooler than that, the  $He^+$  zone has shrunk to less than the  $H^+$  zone. Near the star, a small  $He^{++}$  zone is evident.

# Estructura de ionización

- Aquí se presenta la estructura de ionización de O y N.
- Aunque las energías de ionización de O y N son similares, las estructuras de ionización difieren, lo cual debe a diferencias en las secciones rectas de ionización.
- Los cambios de ionización no son tan abruptos porque estos iones no dominan el consumo de los fotones ionizantes.

Energías de ionización		
	O	N
neutro	13.6 eV	14.5 eV
ionizado	35.1 eV	29.6 eV
ionizado x 2	54.9 eV	47.4 eV

The Physics and Chemistry of the Interstellar Medium, A. G. G. M. Tielens (Cambridge U. Press)

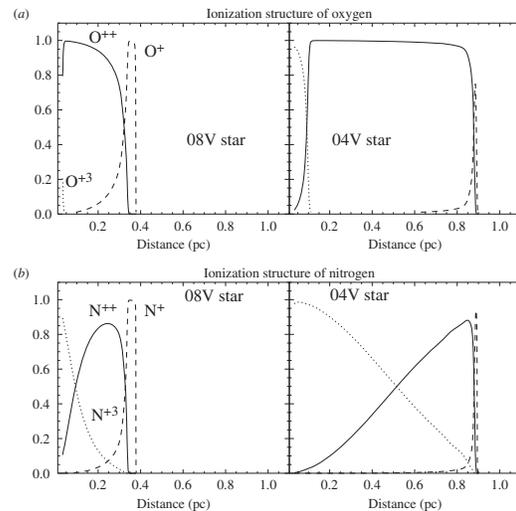
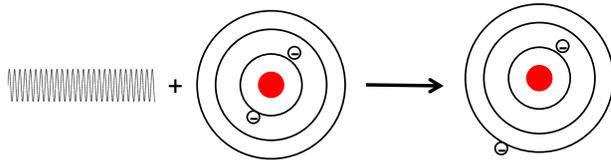


Figure 7.4 The calculated ionization structure of oxygen (a) and nitrogen (b) for an O4 star (right) and an O8 star (left) at a density of  $10^3 \text{ cm}^{-3}$ . Note the onion-like shell structure of sequential ionization stages with the highest ionization stages closest to the star. Except near the boundary of the HII region, the transition from one stage of ionization to the next is quite gradual.

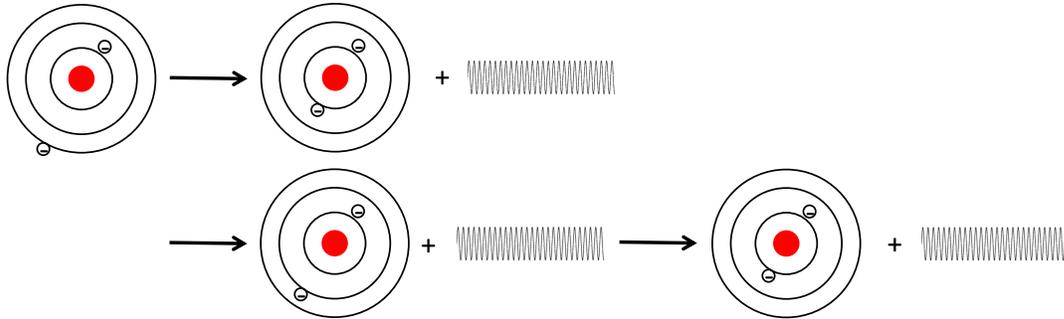
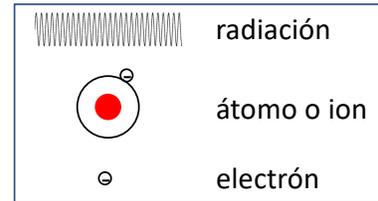
## Otros procesos físicos (resumido)

- Aparte de la fotoionización y la recombinación, suceden otros procesos físicos entre iones, fotones y electrones en el plasma.
  - **Fluorescencia:** En este caso, luz, de la estrella ionizante o del plasma mismo, excita una transición en un átomo o ion. Las transiciones deben obedecer la misma regla del momento angular orbital como en la recombinación,  $\Delta l = \pm 1$ . Al desexcitarse, el átomo/ion emite uno o varios fotones. El caso más famoso es la fluorescencia de Bowen.
  - **Intercambio de carga:** Aquí, se trata de que un átomo o ion le roba electrones a otro átomo o ion. Usualmente, son especies distintas que roban y son robados. La reacción más importante de este tipo es  $\text{O}^{3+} + \text{H}^0 \rightarrow \text{O}^{2+} + \text{H}^+$ .
  - **Excitación colisional:** Anteriormente, vimos esto como excitación térmica/colisional. Normalmente, se trata de la colisión entre electrones e iones. (La velocidad térmica de los electrones es mayor.) Normalmente, los electrones no tienen suficiente energía para ionizar los iones, pero sí pueden excitar electrones ligados de un estado a otro. Este proceso es muy importante en elementos pesados comunes (C, N, O, Ne, S, Cl, Ar, Fe) y para el equilibrio térmico.

# La física de las plasmas (simplificado)

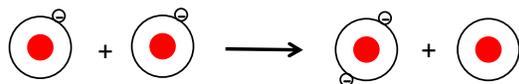


fluorescencia: excitación radiativa

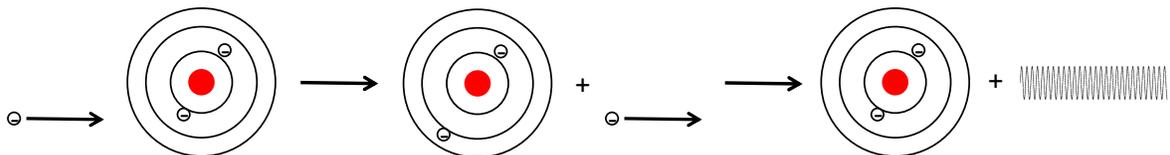
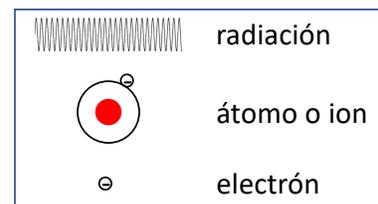


seguido de desexcitación radiativa (múltiples rutas son posibles)

# La física de las plasmas (simplificado)



intercambio de carga (robo de electrón)



excitación colisional, seguido de desexcitación radiativa

En este caso, iniciamos y terminamos con un electrón libre, que pierde energía en el proceso. Esa energía se utiliza para excitar el átomo y la energía es finalmente radiada.

# El equilibrio térmico

- En la ecuación del equilibrio de ionización,

$$N(H^0) \int_{\nu_0}^{\infty} \frac{4\pi J_{\nu}}{h\nu} a_{\nu}(H^0) d\nu = N_e N_p \alpha(H^0, T),$$

la energía mínima para ionizar el átomo es  $h\nu_0$ .

- La energía restante se convierte en energía cinética del electrón libre.
- Por lo tanto, la ionización es un proceso de calentamiento del plasma. El calentamiento total,  $G(H)$ , es (considerando solamente el H)

$$G(H) = N(H^0) \int_{\nu_0}^{\infty} \frac{4\pi J_{\nu}}{h\nu} h(\nu - \nu_0) a_{\nu}(H^0) d\nu .$$

- El calentamiento aumenta con  $(\nu - \nu_0)$ . Esto es particularmente importante en la ionización de iones de alto grado de ionización (como  $\text{He}^+$ ;  $E_i = 54.4$  eV).

# El equilibrio térmico

- De la misma manera, una primera fuente de enfriamiento del plasma es la recombinación.
- En la recombinación, desaparece un electrón con cierta energía cinética y se emiten uno o varios fotones.
- La pérdida de energía cinética es (considerando H):

$$L_{rec}(H) = N_e N_p k T_e \beta(H^0, T_e),$$

donde  $N_e$  y  $N_p$  son la densidad de electrones y protones,  $T_e$  es la temperatura cinética de los electrones y  $\beta(H^0, T_e)$  es la sección recta para recombinación pesada por la energía cinética de los electrones.

- Si lo anterior fuera lo único que sucediera en el plasma (o si el plasma fuera de H puro), el equilibrio térmico exige

$$G(H) = L_{rec}(H) .$$

# El equilibrio térmico

- Si tuviéramos un plasma de H puro, queda claro de las ecuaciones de equilibrio de ionización como de calentamiento que la temperatura de equilibrio del plasma será relacionada a la temperatura de la estrella ionizante. (Su espectro aparece en ambas ecuaciones.)
- En este caso, debemos también incluir el proceso de enfriamiento debido a emisión libre-libre, porque también sucede en un plasma de H puro.
- La gráfica ilustre la relación (hipotética, porque no hay plasma de H puro) entre la temperatura de la estrella ionizante y la temperatura de los electrones en el plasma.

The Physics and Chemistry of the Interstellar Medium, A. G. G. M. Tielens (Cambridge U. Press)

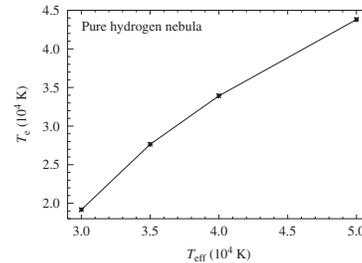


Figure 7.7 The calculated electron temperature,  $T_e$ , for a pure H nebula ionized and heated by a star with an effective temperature  $T_{\text{eff}}$ .

# El equilibrio térmico

- Normalmente, el proceso más importante de enfriamiento del plasma se debe a la excitación colisional de transiciones “prohibidas” en elementos pesados.
  - De 1880-1930, en la literatura astronómica, se comentaba del “nebulio”, un elemento hipotético que daba origen a las líneas brillantes que se observan en las nebulosas. Ira Bowen, usando la entonces nueva mecánica cuántica, los explicó como líneas de iones de N, O, Ne, S y Ar.
- La tasa de excitación colisional es

$$N_e N_i q_{e \rightarrow b} = N_e N_i \sqrt{\frac{2\pi}{kT_e}} \frac{\hbar^2}{m_e^{3/2}} \frac{\Omega(b \rightarrow e)}{\omega_b} e^{-E_{b \rightarrow e}/kT_e}$$

donde  $N_e$  y  $N_i$  son las densidades de electrones e iones,  $q_{e \rightarrow b}$  es el coeficiente de emisión de la transición (excitado a base),  $\omega_b$  es el peso estadístico del estado base y  $\Omega(b \rightarrow e)$  es la fuerza de colisión (dos parámetros que se calculan de la mecánica cuántica).

- La tasa de enfriamiento debido a la excitación colisional es (hay que calcularlo para cada transición de cada ion relevante)

$$L_{\text{col}} = N_e N_i q_{e \rightarrow b} h\nu_{e \rightarrow b}$$



# El equilibrio térmico

- La temperatura que alcanza el plasma depende básicamente de qué tan eficiente son los mecanismos de enfriamiento.
- Si el enfriamiento es eficiente, la temperatura será baja aun si el calentamiento es alto.
- Igualmente, si el enfriamiento es ineficiente, la temperatura será alta.
- La eficiencia del enfriamiento depende de las especies (iones) disponibles para enfriar el plasma.

The Physics and Chemistry of the Interstellar Medium, A. G. G. M. Tielens (Cambridge U. Press)

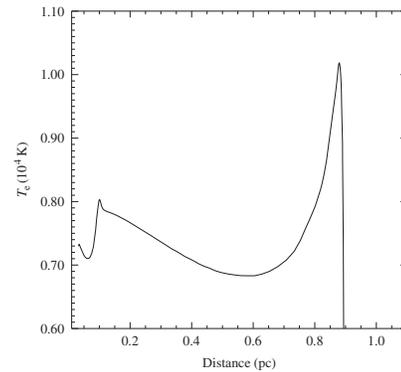


Figure 7.9 Calculated temperature structure for an HII region with a density of  $10^3 \text{ cm}^{-3}$  powered by an O4 star. The cooling rates and ionization structure for this nebula are shown earlier in this chapter.