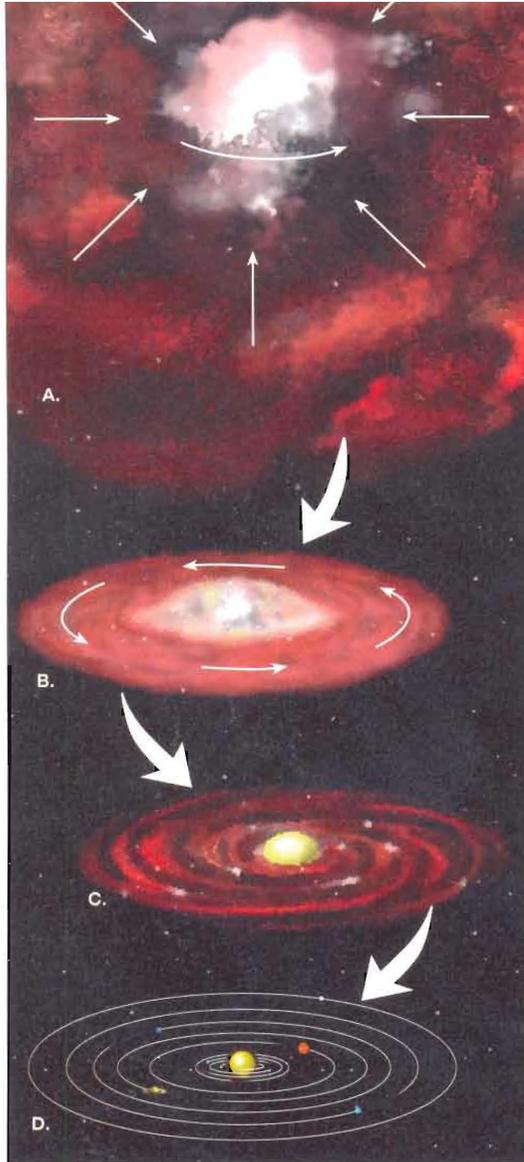


# TEMA 7

- \* Formación de estrellas.
- \* Escalas de tiempo de caída libre y de contracción en cuasi-equilibrio hidrostático.
- \* Rotación de estrellas de diferentes masas.
- \* Formación aislada y en cúmulos.
- \* Discos protoplanetarios.
- \* Tasa de formación de estrellas de diferentes masas (Función Inicial de Masa).

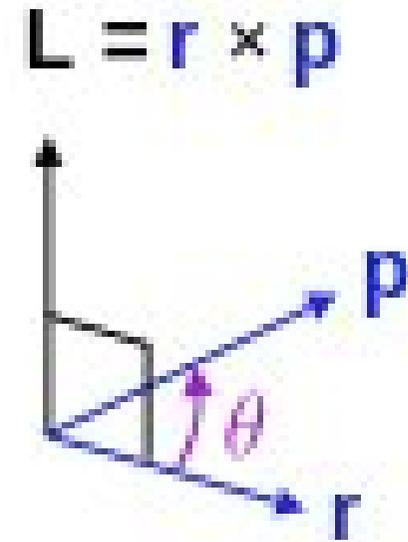
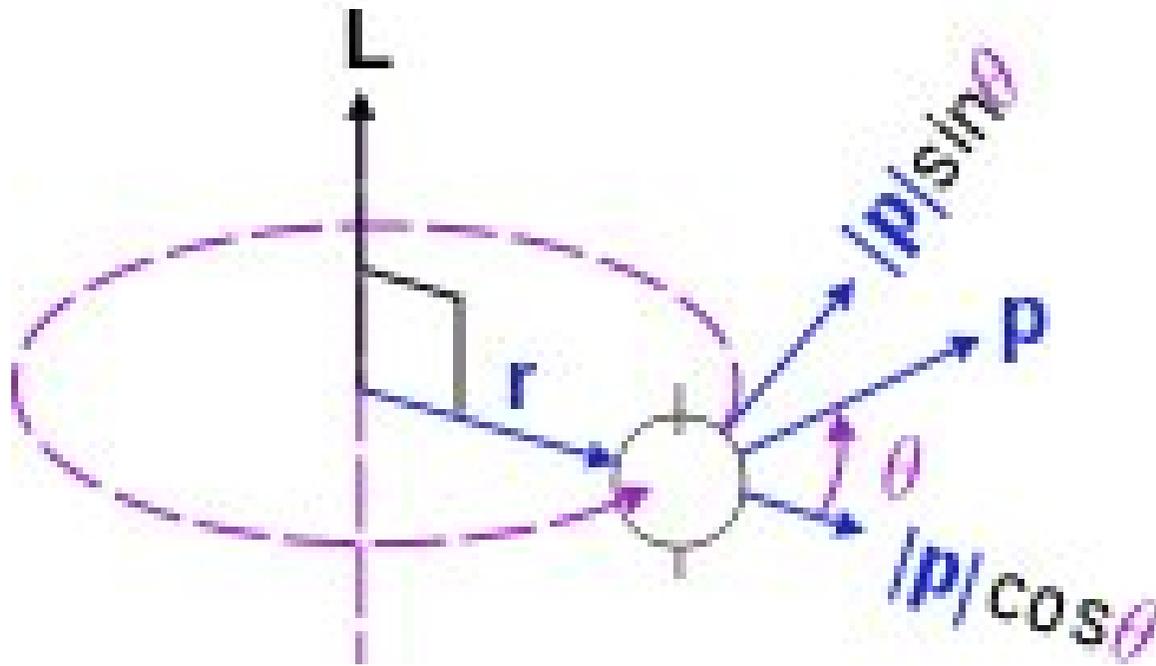
# Las etapas en la formación del sistema solar



- 1) Comienza el colapso gravitacional de una nube interestelar de polvo y gas.
- 2) Las partículas de polvo se asientan en un disco fino en el plano ecuatorial.
- 3) El disco fino será inestable a perturbaciones y se fragmentará en multitud de pequeños objetos denominados *planetesimales*.
- 4) Los planetesimales continuarán creciendo por colisiones mutuas hasta formar un grupo de planetas embrionarios.
- 5) Al final del proceso quedarán unos pocos planetas en órbitas estables, mientras que los objetos residuales serán dispersados por las perturbaciones gravitacionales de los planetas formados.

# La formación de un disco ecuatorial es el resultado de la conservación del momento angular

$$|\mathbf{L}| = |\mathbf{r}||\mathbf{p}|\sin\theta$$



Ley de conservación del momento angular  $\vec{L}$ . Cuando la nube primordial se contrae disminuye su radio  $r$ , lo cual lleva a un incremento de la velocidad de rotación  $V$  y su achatamiento. En la figura  $p$  es la cantidad de movimiento:  $p = mV$ , donde  $m$  es la masa del objeto que gira en torno al eje.

# La formación de las estrellas



\* **Masa de Jeans:** El criterio para el colapso gravitacional de una nube de gas y polvo es que la fuerza gravitacional de la propia nube supere a la presión del gas. Esta condición se traduce en el criterio desarrollado por James Jeans (1902) para la mínima masa  $M_J$  requerida para el colapso:

$$M_J = \left( \frac{kT}{\bar{\mu}m_H G} \right)^{3/2} \frac{1}{\sqrt{\rho}}$$

donde  $T$  y  $\rho$  son la temperatura y la densidad media de la nube.

Si sustituimos por valores típicos de las nubes moleculares interestelares :  $T = 10$  K,  $\rho = 10^4$  moléculas de  $H_2$  /  $cm^3$ , nos queda:  $M \sim 1 M_\odot$ . Si el colapso comienza en una zona menos densa a mayor temperatura, la región colapsante involucrará más masa lo que dará lugar a la formación de un cúmulo de estrellas.

## Escalas de tiempo relevantes

\* **Tiempo de caída libre:** Al comienzo el material se contraerá por autogravedad casi sin resistencia. Podemos asumir que es una caída libre con una aceleración  $a = GM/R^2$  constante. Por lo tanto, si la nube tiene una masa  $M$  y un radio  $R_o$ , la escala de tiempo para "caer" hacia el centro será del orden:

$$R_o = a \times \tau^2 = \frac{GM\tau^2}{R_o^2}$$

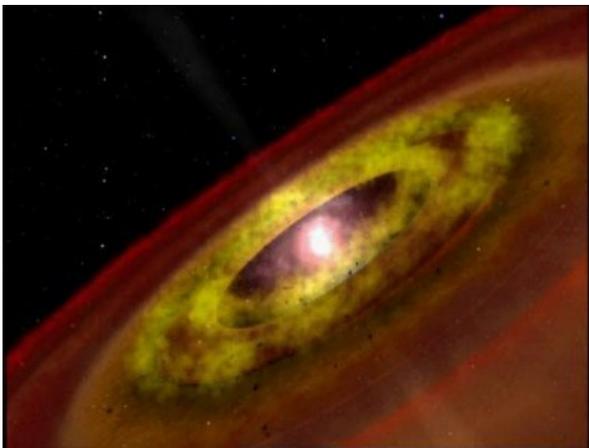
$\Rightarrow$

$$\tau = \left( \frac{R_o^3}{GM} \right)^{1/2} = \left( \frac{3}{4\pi G\rho} \right)^{1/2}$$

donde  $\rho$  es la densidad media dada por:  $M = 4/3\pi R_o^3\rho$ .

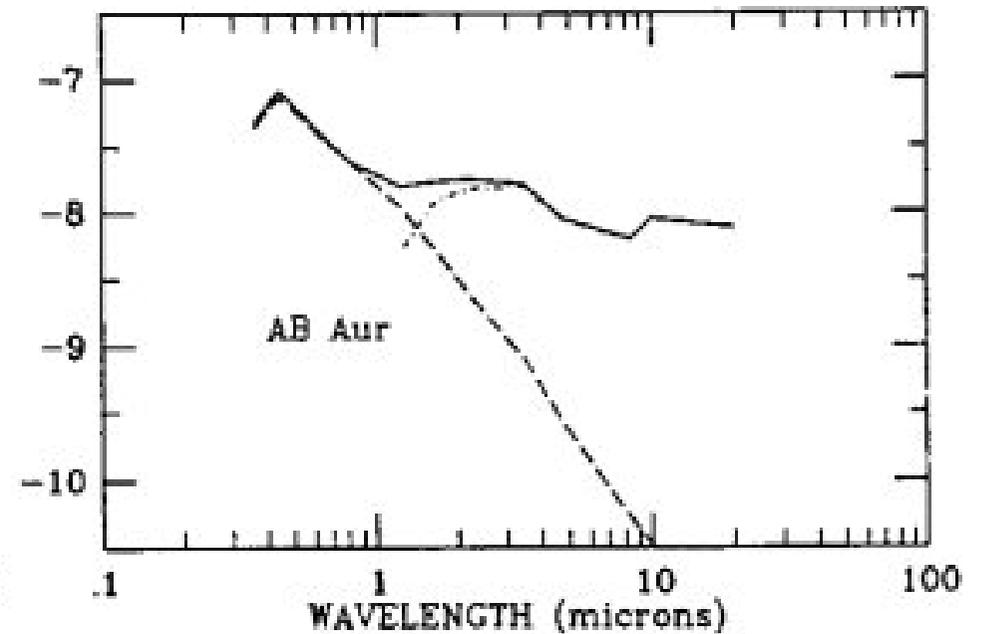
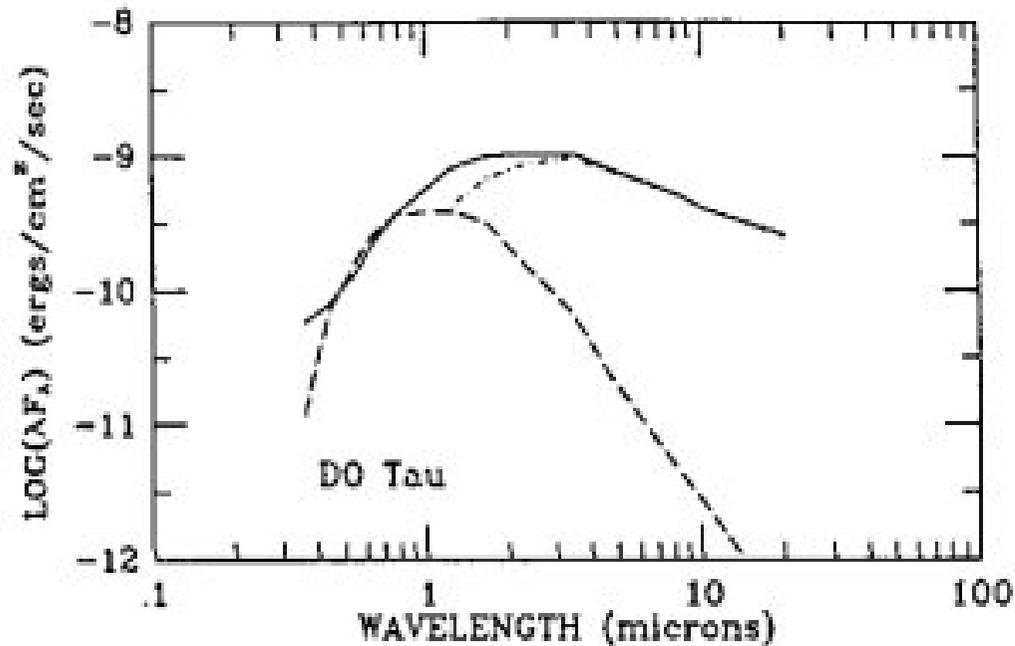
\* **Tiempo de contracción en cuasi-equilibrio hidrostático:** Cuando el material se contrae, aumenta su opacidad lo que dificulta la salida de la radiación. La temperatura y la presión aumentan hasta llegar a un punto en que obstaculiza su contracción ulterior. En ese momento la futura estrella adquiere forma y se la denomina *protoestrella*. Las temperaturas centrales son todavía demasiado bajas para la producción de reacciones termonucleares. La fuente de energía es la conversión de la energía potencial gravitacional en energía cinética y calor. Si  $R$  es el radio de la protoestrella cuando llega a la SP y durante este fase tiene una luminosidad  $L$ , la escala de tiempo en esta fase está dada por:

$$t_{grav} = \frac{GM^2/R}{L} = 4,5 \times 10^7 \times \frac{(M/M_{\odot})^2}{(R/R_{\odot})(L/L_{\odot})} \text{ años}$$

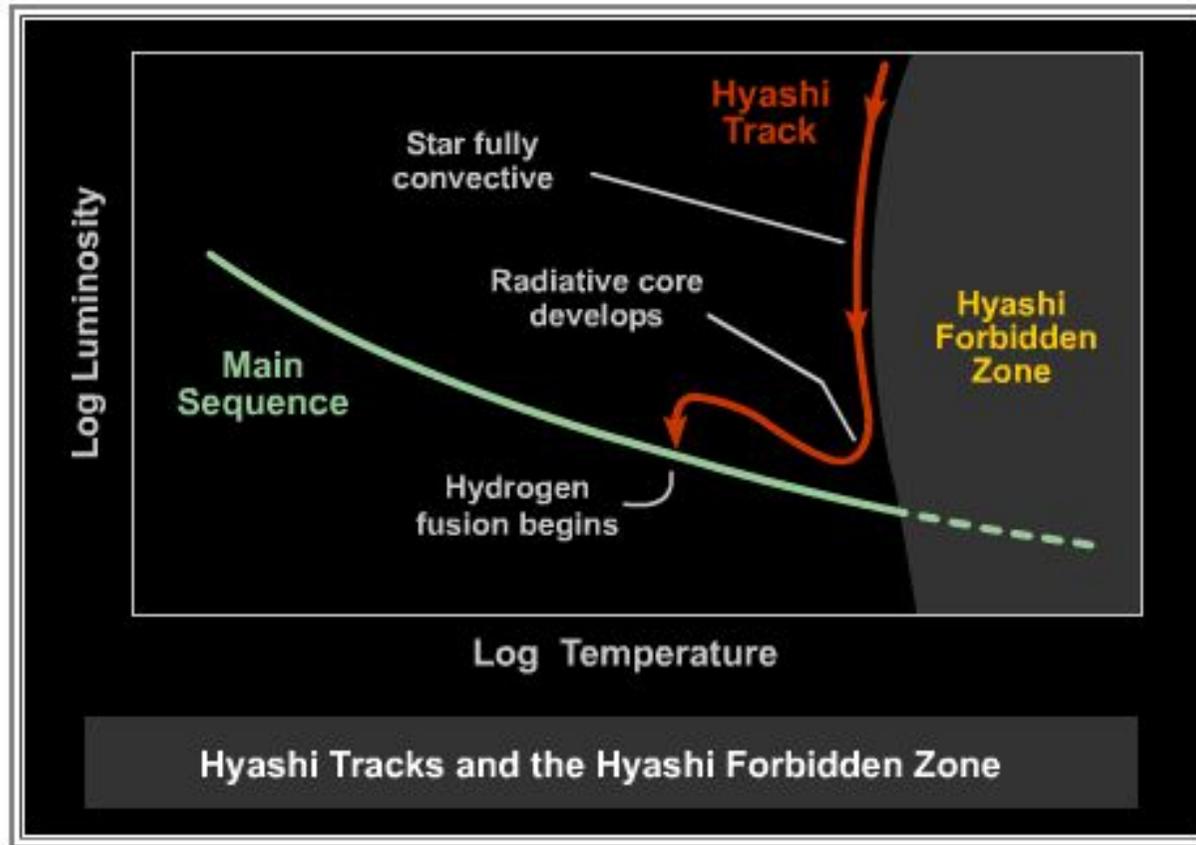


Al final de la fase de cuasi-equilibrio hidrostático tendremos a la protoestrella rodeada de un disco de gas y polvo, aun acretando material y muy activa. Tendrá un brillo variable y un exceso de emisión de radiación en el infrarrojo. Es lo que denominamos una estrella *T Tauri*.

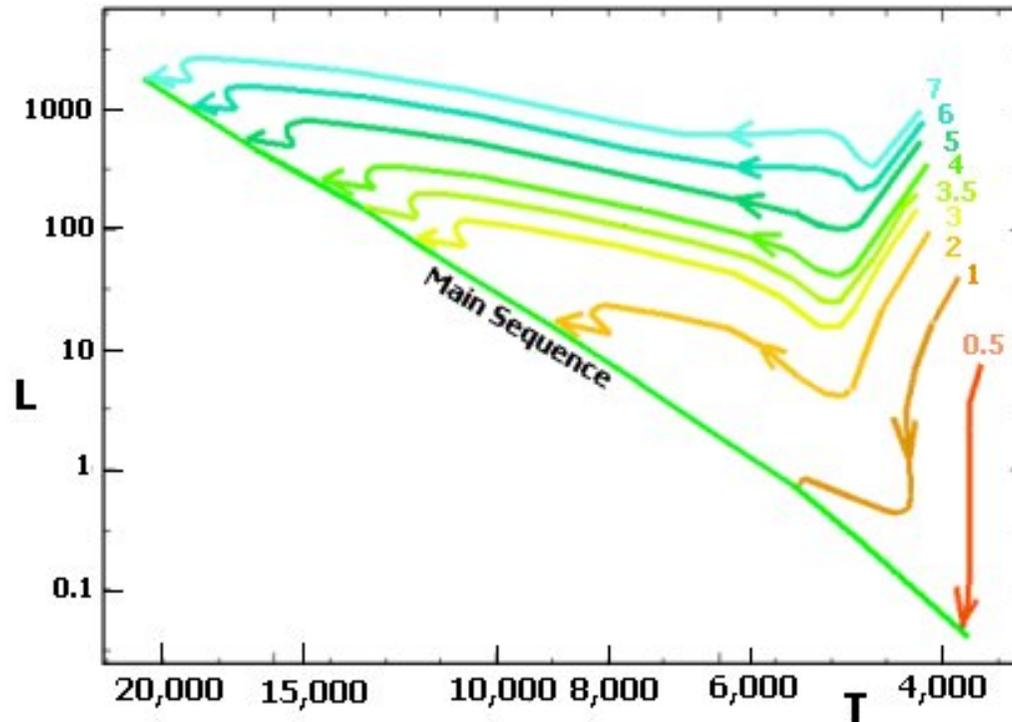
## Curvas de Planck de estrellas T Tauri



Curvas de emisión de radiación electromagnética de 2 estrellas T Tauri muy jóvenes rodeadas de abundante polvo, que se manifiesta como un exceso en el infrarrojo (Rydgren & Zak 1987).



La transferencia de calor en la etapa de pre-Secuencia Principal es por convección. La protoestrella es muy luminosa y de baja temperatura superficial (roja). A medida que se contrae, baja la luminosidad manteniendo su temperatura superficial (curva descendente en el diagrama HR). Este trayecto de la protoestrella se llama *trayecto de Hayashi* y se ubica siempre a la izquierda de una zona prohibida.



El trayecto de Hayashi depende de la masa de la protoestrella, pero siempre se ubican a la izquierda de la zona prohibida. Dentro de la zona prohibida la protoestrella sería dinámicamente inestable y colapsaría.

A medida que la temperatura aumenta y la opacidad decrece, el transporte de energía irá pasando de convectivo a radiativo. La protoestrella se desplaza hacia la derecha y hacia arriba hasta alcanzar el punto en que comienzan las reacciones termonucleares. La protoestrella se convierte en estrella de la SP.

# Rotación de estrellas de diferentes masas

Table 1: Velocidades rotacionales promedio

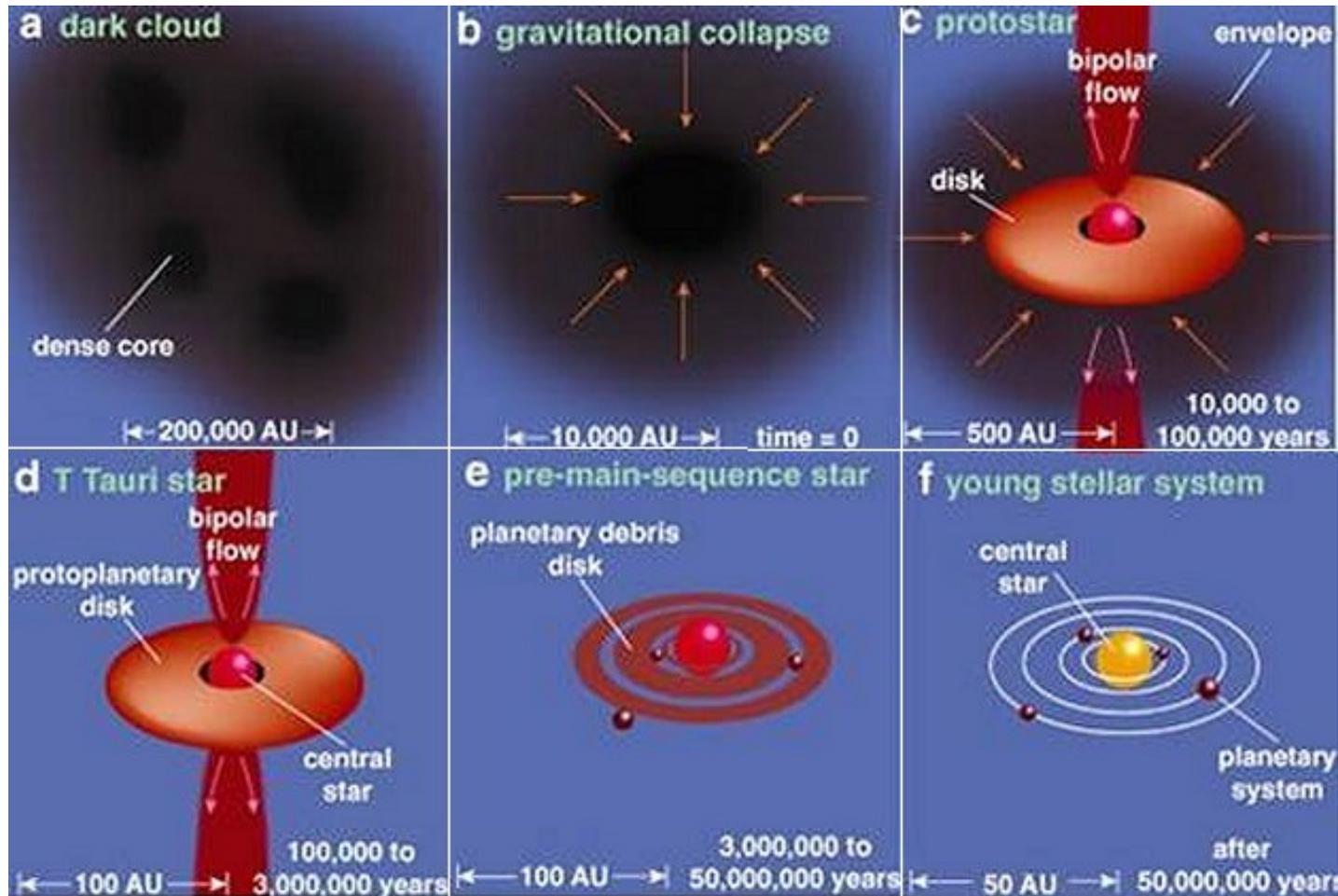
Clase espectral	$v$ (km/s)
O5	190
B0	200
B5	210
A0	190
A5	160
F0	95
F5	25
G0	12

\* Se observa que la mayoría de las estrellas de clases espectrales entre O5 y F5 rotan rápidamente. Para estrellas de estas clases, la velocidad de rotación medida aumenta con la masa. Como el tiempo de vida esperado de una estrella decrece con la masa, esto se puede explicar como una disminución de la velocidad de rotación con la edad de la estrella. Para estrellas de la Secuencia Principal, la disminución de la velocidad de rotación con el tiempo se puede expresar por la relación:

$$\Omega_e \propto t^{-\frac{1}{2}}$$

donde  $\Omega_e$  es la velocidad angular de rotación en el ecuador, y  $t$  es la edad de la estrella. Esta ecuación se conoce como la *ley de Skumanich*, pues fue Andrew P. Skumanich quien la propuso en 1972.

# Sumario: del colapso inicial hasta el sistema extrasolar

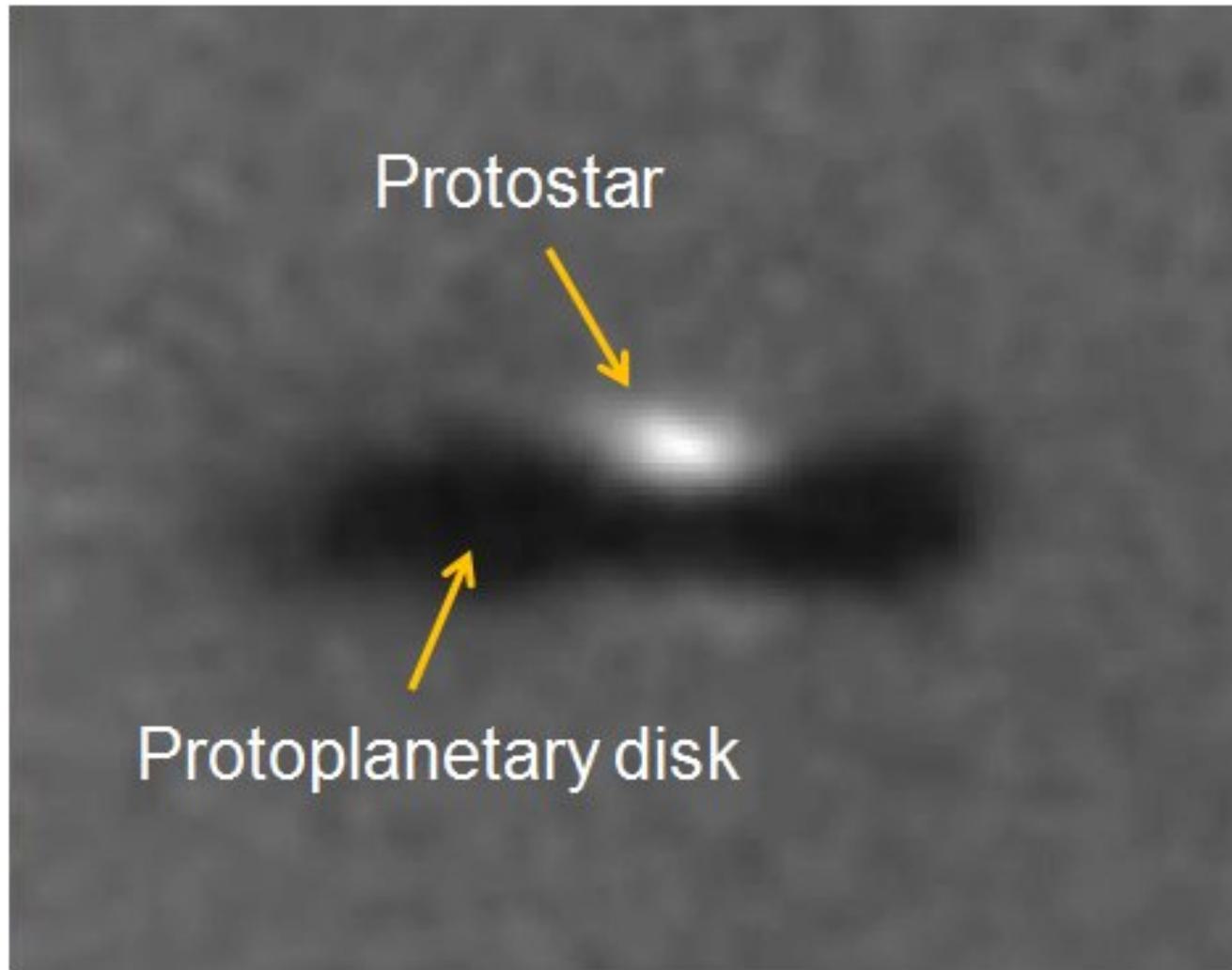


Las estrellas, como el Sol, se formaron dentro de nubes interestelares rodeadas en general por discos protoplanetarios. A su vez, en esos discos se pueden formar planetas.

# Visión del disco protoplanetario de una estrella hipotética recién formada

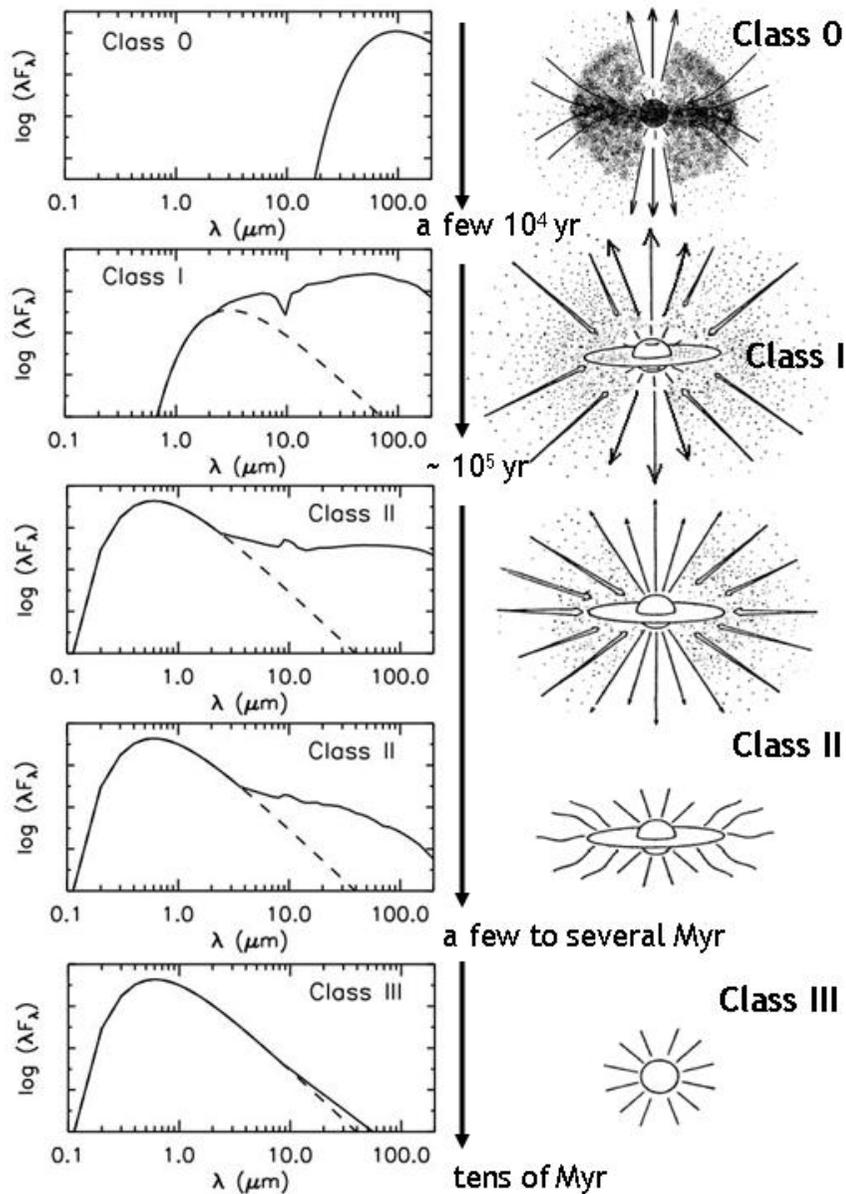


## Observación de estrellas en formación con discos



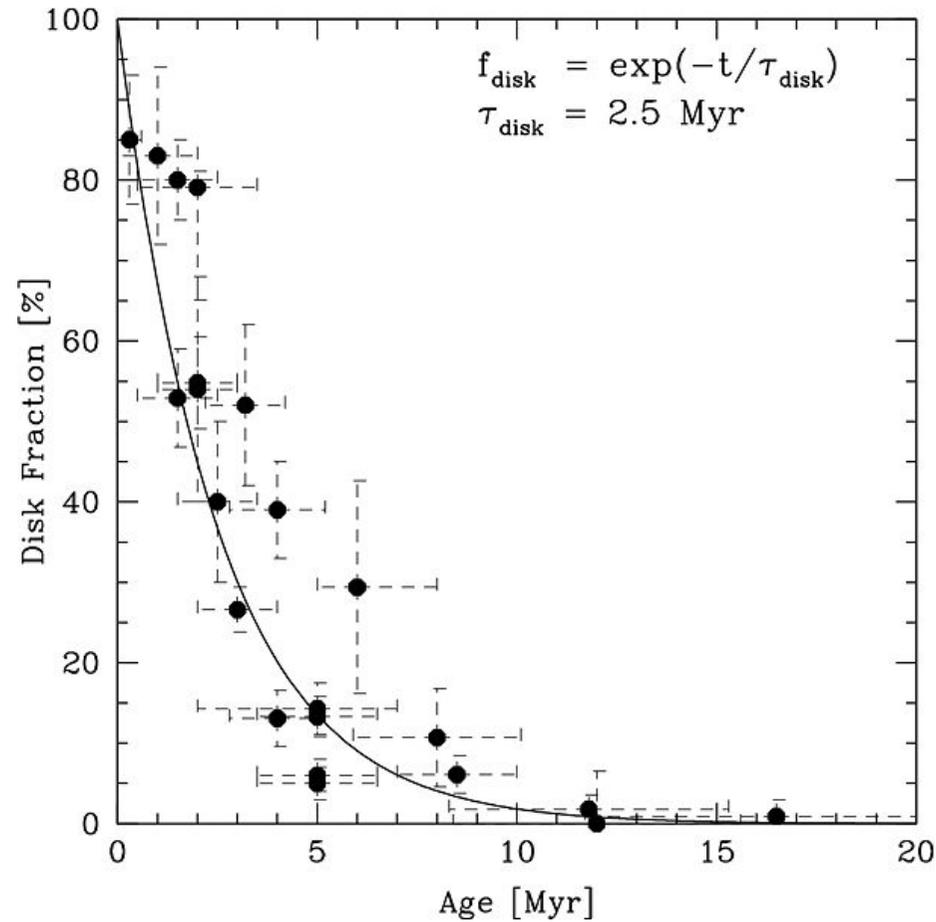
Las imágenes obtenidas por el telescopio espacial Hubble confirmaron la teoría de formación de estrellas con discos protoplanetarios.

# Curvas de Planck para estrellas en formación o muy jóvenes



Al comienzo tenemos una nube en contracción gravitacional que produce un espectro infrarrojo. Cuando se forma la estrella central tendremos una combinación del espectro de la estrella (con máximo en el visible) mas el espectro infrarrojo del disco protoplanetario. A medida que este disco se disipa la componente infrarroja se hace menor.

# Fracción de estrellas que poseen discos protoplanetarios



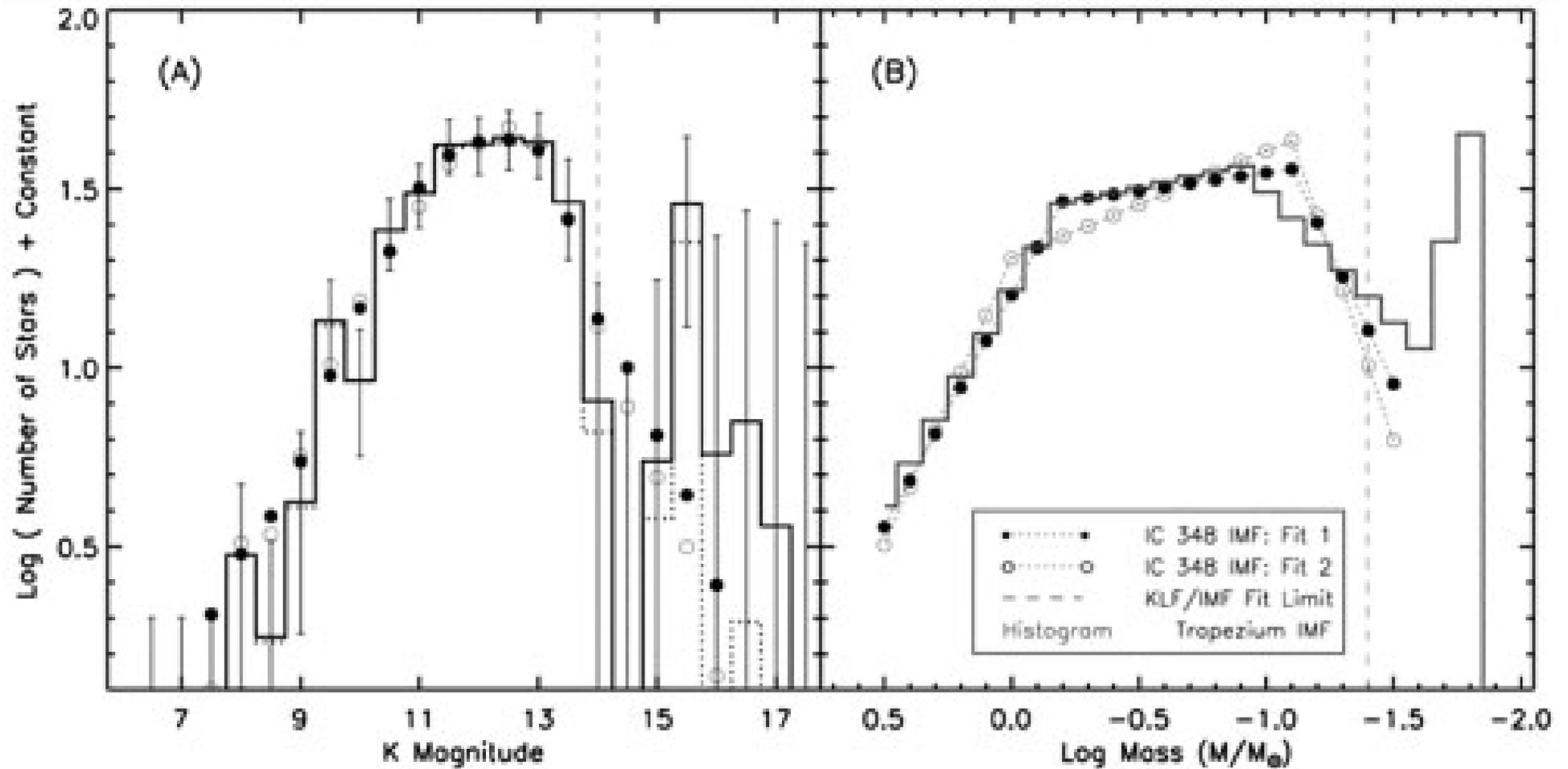
Se observa que la fracción de estrellas rodeadas de discos protoplanetarios decrece con la edad, lo cual sugiere que el material del disco o bien se incorpora a planetas, o bien termina disipado.

## La función inicial de masa (IMF)

En astronomía se entiende como IMF a una función empírica que describe la distribución de masas iniciales de una población dada de estrellas. Esta se expresa usualmente como una ley de potencia. Si  $\xi(m)\Delta m$  es el número de estrellas dentro de un cierto volumen con masas en el rango  $m, m + \Delta m$ , la ley IMF se puede expresar como:

$$\xi(m)\Delta m = \xi_0 \left( \frac{m}{M_{\odot}} \right)^{-\alpha} \left( \frac{\Delta m}{M_{\odot}} \right)$$

Edwin Salpeter en 1955 halló un exponente  $\alpha = 2,35$  para estrellas más masivas que el Sol. Pavel Kroupa en 2001 mantuvo  $\alpha = 2,3$  para estrellas por encima de media masa solar. Para estrellas pequeñas con  $m < 0,5$  masas solares halló un achatamiento en la pendiente de la distribución con  $\alpha = 1,3$ .



La caída hacia magnitudes K mayores (o masas menores) es en gran medida un efecto de selección porque estrellas más débiles son más difícil de descubrir.