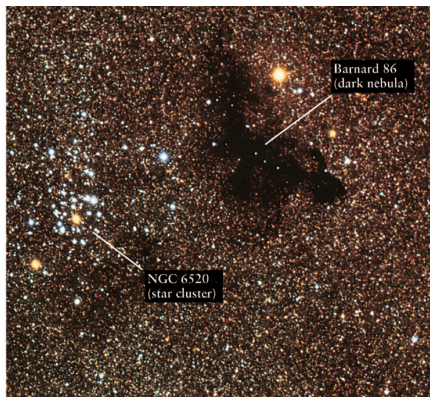


Cuando estudiamos las estrellas vemos que:

- suelen estar en sistemas binarios
- suelen ser parte de asociaciones o cúmulos
- su composición química es bastante constante: 73 % H, 25 % He, 2 % de otros elementos
- tienen masas variadas, desde menores a $1 M_{\odot}$ a más de $50 M_{\odot}$

—→ estas propiedades sugieren que se forman en grandes nubes compuestas principalmente de H y He, la cual se fragmenta en nubes más pequeñas, colapsan y forman estrellas

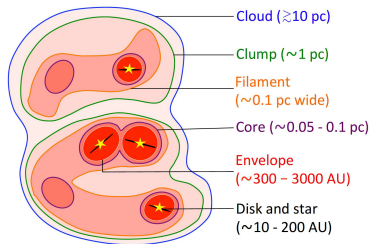
La formación estelar tienen lugar en nubes moleculares gigantes que también contienen polvo:



- masas típicas de varios miles de masas solares
- tamaños mayores a 10 pc
- densidades 100 veces superiores a la densidad media del MIE

La formación comienza en las zonas más densas y frías de las nubes moleculares.

- masa típica de $100 - 1000 M_{\odot}$
- tamaños de 1 pc
- densidades de $10^5 M_{\odot}$, 100 veces mayores a las de las GMC
- la zona más densa empieza lentamente a contraerse y eventualmente forma una protoestrella



Estos núcleos autogravitantes se forman por la fragmentación de la nube a causa de la turbulencia interna del gas y algunos de ellos eventualmente colapsarán para formar estrellas.

Desde el punto de vista observacional, los núcleos fríos se encuentran generalmente dentro de las llamadas “nubes oscuras infrarrojas”, que se observan como regiones con ausencia de emisión en el infrarrojo cercano y medio con respecto al fondo galáctico.

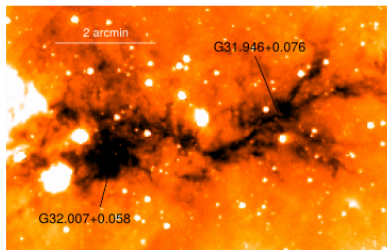


Figura 2.1: Imagen en la banda de $8.0\ \mu\text{m}$ del telescopio espacial infrarrojo *Spitzer* hacia las nubes oscuras SDC G32.007+0.058 y SDC G31.946+0.076.

Formación estelar: Teorema del Virial

¿Qué condiciones deben cumplirse para que una nube se colapse para formar una estrella? (Jeans 1902)

El teorema del Virial:

- Se aplica a cualquier sistema de N partículas interactuantes: estrellas, grupos de galaxias
- Establece que, **para manter el equilibrio hidrostático** la energía total del sistema E es igual a la mitad de su energía gravitatoria $U \implies \boxed{E = U/2}$
- la energía total es la cinética más la gravitatoria

$$\implies \boxed{E = K + U = U/2} \implies \boxed{2K + U = 0}$$

- $K = \frac{3}{2}NkT$
- $U = -\frac{3GM_c^2}{5R_c}$ (nube esférica con R_c y M_c)
- EN EQUILIBIO:

$$\boxed{3NkT - \frac{3GM_c^2}{5R_c} = 0}$$

(1)

Aplicación del teorema del Virial

- El teorema del Virial sirve para estimar las condiciones que tiene que tener la nube para colapsar.
- si $2K > U \rightarrow$ la nube se expande
- si $2K < U \rightarrow$ la nube colapsa
- el caso entre ambas situaciones define el criterio de inestabilidad
- sabemos que $\rho = \frac{M_c}{V_c} = \frac{M_c}{4/3 \pi R_c^3} \Rightarrow R_c = \left(\frac{3M_c}{4\pi\rho} \right)^{1/3}$
- $N = \frac{M_c}{\mu m_H}$ con μ = peso molecular medio



Criterio de inestabilidad de Jeans

¿Podemos encontrar una expresión para el valor de la masa crítica?

- Reemplazamos R y N en la eq. de estabilidad (Eq. 1):

$$3NkT - \frac{3GM_c^2}{5R_c} = 0 \implies \text{la } \mathbf{masa \ de \ Jeans}$$

$$M_J = \left(\frac{5kT}{G\mu m_H} \right)^{3/2} \left(\frac{3}{4\pi\rho} \right)^{1/2} = z \left(\frac{T^3}{\rho} \right)^{1/2}$$

- Criterio de Jeans: si $M_c > M_J$ la nube COLAPSA

¿Podemos encontrar un radio crítico asociado a la masa crítica?

- $M_c = \frac{4}{3}\pi R_c^3 \rho$
- reemplazando esta masa en M_J obtenemos el radio de Jeans R_J

$$R_J = \left(\frac{15k}{4\pi\mu m_H G} \right)^{1/2} \left(\frac{T}{\rho} \right)^{1/2}$$

- si $R_c < R_J$ la nube colapsa

Propiedades del MIE:

	Medio difuso	Núcleo molecular
T (K)	50	10
ρ (cm^{-3})	500	10^8
M_c ($M_\odot$)	1-100	10 - 1000

Sabemos que si $M_c > M_J$ la nube colapsa:
reemplazando valores en la expresión para M_J :

- Nubes difusas: $M_J \sim 1500 M_\odot$
- Núcleos moleculares: $M_J \sim 15 M_\odot$

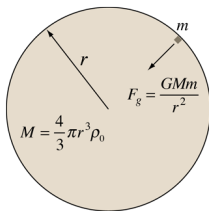
$\Rightarrow$ Bien en el interior de las nubes moleculares, los núcleos colapsan y forman estrellas

Tiempo de caída libre t_{ff}

Cuando los núcleos densos pierden su estabilidad colapsan en tiempos característicos del tiempo de caída libre t_{ff}

El t_{ff} es una estimación del tiempo más corto que tardaría una nube molecular en colapsar bajo su propia gravedad, sin tener en cuenta otros factores como la presión interna del gas.

Por conservación de energía, la energía cinética que gana m es igual a la diferencia en la energía potencial:



Solar parameters $M_{\odot} = 1.99 \times 10^{30} \text{ kg}$
 $R_{\odot} = 6.96 \times 10^8 \text{ m}$

$$\frac{1}{2}mv^2 = GMm \left[\frac{1}{r} - \frac{1}{r_0} \right] \quad \text{where } r_0 = \text{initial radius}$$

$$v^2 = 2GM \left[\frac{1}{r} - \frac{1}{r_0} \right] = \frac{8\pi}{3} G \rho_0 r_0^2 \left[\frac{r_0}{r} - 1 \right]$$

Integrando: $t_{ff} = \frac{3\pi}{32 G \rho_0}$

- Para un núcleo con densidades de 10^5 y 10^6 cm^{-3} , se obtienen tiempos de colapso de $\sim 2 \times 10^5$ y $\sim 5 \times 10^4$ años, respectivamente.
- Estos tiempos pueden ser mayores en presencia de campos magnéticos.

La presencia de campos magnéticos puede influir en la estabilidad de la nube y afectar el equilibrio entre la gravedad y la presión interna. Si el campo magnético es lo suficientemente fuerte, puede proporcionar soporte contra la gravedad y restringir el colapso de la nube.

En este caso el teorema del Virial magnético dice que:

$$2K + U + 2M = 0$$

M es la energía magnética de la nube

- Una vez iniciado el colapso, éste procede de forma no homogénea: las regiones interiores se vuelven más densas y caen hacia el centro más rápidamente que las externas.
- Eventualmente, se forma un núcleo estelar casi estático (la **protoestrella**) rodeado por una envoltura en caída libre.
- El material de la envoltura cae conservando su momento angular → crea una barrera centrífuga que impide que más material siga cayendo directamente al núcleo central → se forma una estructura muy aplanada con forma de **disco de acreción** alrededor de la protoestrella

- A la etapa de colapso le sigue la etapa de **acresión**: la protoestrella aumenta su masa acumulando material del disco y de la envoltura circumestelar.
- Como el material que llega al disco tiene más momento angular del que puede absorber el núcleo, debe surgir algún mecanismo que disipe el exceso de dicho momento → **flujos bipolares (“outflows”)** muy energéticos de material molecular frío que forman dos lóbulos que se expanden en direcciones diametralmente opuestas respecto del núcleo estelar.
- Los “outflows” son la manifestación de un viento altamente colimado generado por la protoestrella y están formados por material del medio circundante que es barrido y acelerado.

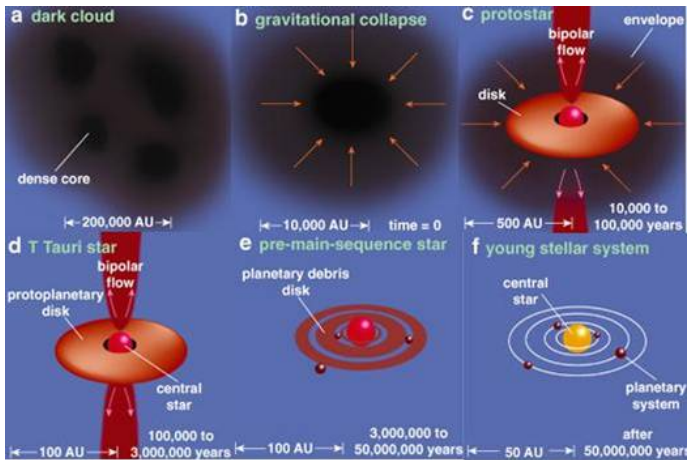


Figura: Diagrama de formación estelar por colapso gravitatorio: a) Nube oscura con núcleo denso. b) Colapso gravitatorio. c) Formación de una estrella. d) Fase T-Tauri. e) Poco antes de entrar en la secuencia principal. f) Joven sistema estelar.

<https://www.youtube.com/watch?v=YbdwTwB8jtc>

Hay varios programas de Herschel dedicados a estudiar el nacimiento de las estrellas en las nubes moleculares de nuestra galaxia.

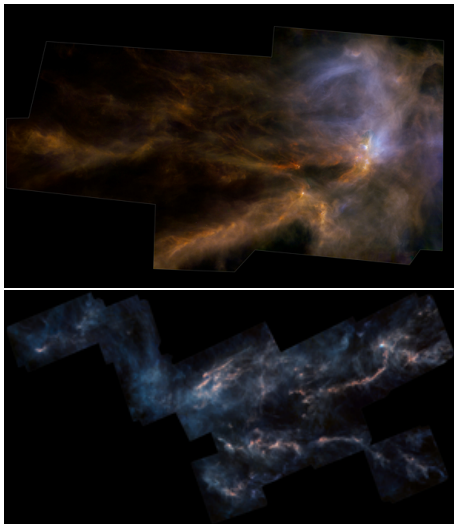


Figura: Ophiuchi y Taurus

Formación de estrellas de baja masa

- observaciones: los filamentos parecen preceder a la formación estelar
- pero sólo los filamentos que superen cierta densidad crítica parecen ser activos en la formación de estrellas
- evidencia observacional → modelos de formación de dos pasos:
 - 1) se forman los filamentos debido a turbulencias, movimientos supersónicos en el gas, campos magnéticos, etc .
 - 2) en los filamentos más densos: la gravedad gana y el filamento se inestabiliza y se fragmenta en grumos que, a su vez, se contraen y generan núcleos pre-estelares.
- si bien los filamentos más densos son los sitios preferidos para la formación estelar, Herschel ha detectado estrellas en formación en sitios donde no se han identificado filamentos.

Formación de estrellas de alta masa

- Las estrellas masivas son pocas pero son muy brillantes y afectan MUCHO el MIE.
- Su formación ha sido un enigma eludido por décadas debido a la dificultad de reconciliar la enorme presión de radiación y que ésta no frene la acreción.
- Las condiciones físicas donde nacen deben ser bien diferentes a las de las estrellas de baja masa.
- Observaciones de Herschel: revelaron que estas estrellas se forman en estructuras gigantes como filamentos muy masivos y con muy alta densidad y en grumos esféricos que parecen surgir de la intersección de filamentos comunes (hubs).
- Estas regiones son enormes depósitos de gas y polvo que permiten un alto nivel de formación estelar ('mini-starbursts'), dando lugar a cúmulos estelares.

Actualmente los modelos teóricos más aceptados son **el de colapso monolítico y el de acreción competitiva**.

- Colapso monolítico (core accretion models):
 - versión escalada de la formación de estrellas de baja masa, pero con tasas de acreción mucho mayores.
 - El núcleo pre-estelar es muy masivo pero no se fragmenta en núcleos menores debido a la turbulencia y/o campos magnéticos. Cuando tiene la masa suficiente, la gravitación 'gana' y comienza el colapso.
 - El disco y los outflows permiten seguir alimentando la estrella pese a la presión de radiación.
 - fuentes con tamaños chicos (e.g. 0.01 - 0.1 pc), densidad alta ($n_{H_2} \sim 10^6 \text{ cm}^{-3}$), y baja temperatura (10 K) son candidatos a núcleos pre-estelares.
 - hay simulaciones numéricas que apoyan este modelo

Formación de estrellas masivas

- Acresión competitiva (competitive accretion models):
 - De acuerdo a este modelo, el gas que forma la estrella proviene de una región más amplia dentro de la nube molecular, y no de un solo núcleo muy masivo.
 - la mayoría de las estrellas se forman en grupos y las más masivas se forman cerca del centro del cúmulo. Las protoestrellas cercanas al centro se benefician del campo gravitatorio de todo el grupo y son las que ganan más masa.
 - Este modelo sugiere que la formación comienza con núcleos pre-estelares de baja masa, y los núcleos masivos no son necesarios. Importa la posición dentro del cúmulo, y no sólo la masa del núcleo original.
 - Cada protoestrella evoluciona de acuerdo a las condiciones iniciales, tienen tasas de acresión diferentes de acuerdo a su ubicación y masa inicial. Varias protoestrellas crecen compitiendo por el gas circundante.
 - Bonnell+(2004) propuso que el proto-cúmulo tiene más estrellas cuando la estrella más masiva acreta más gas. La masa de la estrella más masiva escala con la masa total de las estrellas $M_{max} \propto M_{stars}^{2/3}$. Esta relación reproduce la IMF.

Herschel resalta los diferentes fenómenos que dan lugar a la formación de estrellas de baja y alta masa, pero también pone los procesos en un marco común: gas con turbulencia - se comprime y confina en filamentos - colapsan por la gravedad - se fragmentan - se forman diferentes estrellas.

Nuevos interrogantes: cómo se forman los filamentos? qué rol juegan los campos magnéticos?

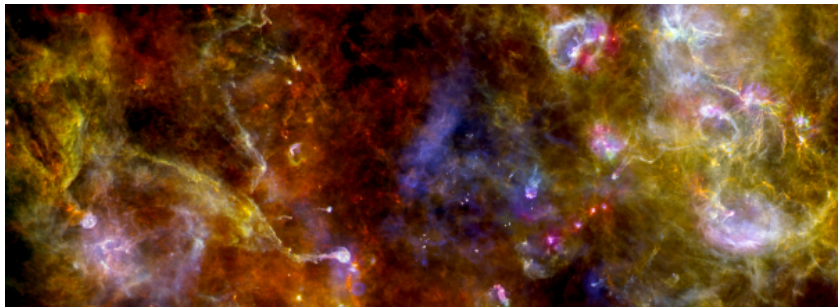


Figura: Massive stars forming in Cygnus X.

Formación de estrellas masivas

¿se forman igual que las de baja masa? ¿forman un disco?

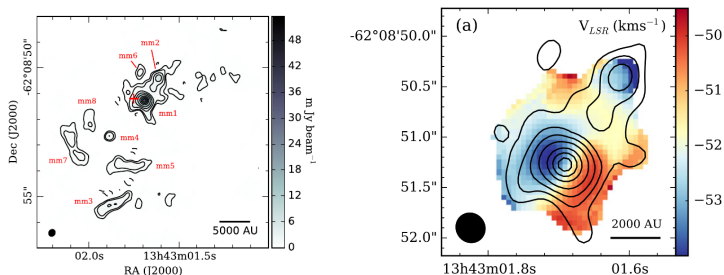
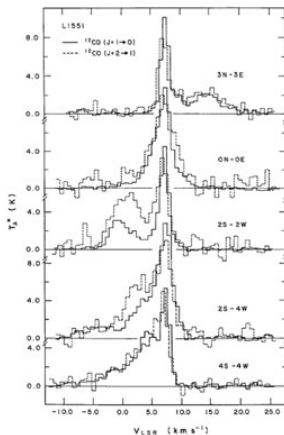
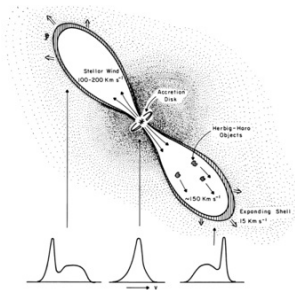


Figura: ALMA continuum emission at 1.21 mm (contours) superimposed on the velocity map of the CH₃CN J=13-12 emission around the high mass protostar AFGL 4176. The gradient in the CH₃CN emission is consistent with a Keplerian rotation of a disk around an O-type star. Figure from Johnston et al. (2015) (A Keplerian-like Disk around the Forming O-type Star AFGL 4176).

Outflows

Primer trabajo: Snell, Loren y Plambeck (1980). Observaron los dos lóbulos moleculares con datos de CO y detectaron los outflows a gran escala.

Esquema que ellos hicieron:



Los outflows bipolares pueden jugar un rol muy importante en la evolución de las estrellas, destruyendo la nube circundante. Pueden también sacar momento angular del sistema de la protoestrella, lo cual le permite a la misma seguir acretando gas del disco.

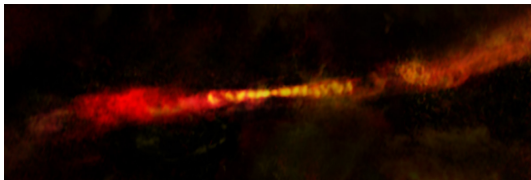


Figura: ALMA image of the CO $J=2-1$ emissions from the molecular outflow from a protostar in the Serpens South molecular cloud (Plunkett et al. 2015). The outflow lobes show distinct peaks that may represent episodic eject from the central protostar.

SiO J:5-4 IN THE HH 211 PROTOSTELLAR JET IMAGED WITH THE SUBMILLIMETER ARRAY (SMA)

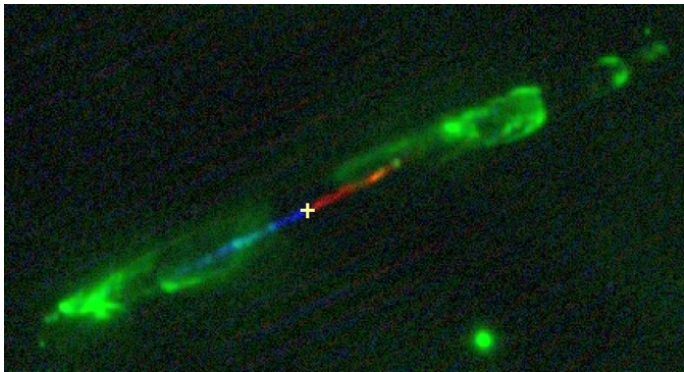


Figura: Verde: H₂ en NIR. Azul (vel. entre -12.8 y 7.2 kms) y rojo (vel. entre 15.2 y 43.2 km/s): SiO J:5-4 (Hirano et al. 2006)

Resolución angular: 1.6" x 0.9 ".

...most of the SiO knots have counterparts in shocked H₂ emission seen in a new, deep VLT near-infrared image of the outflow.

Episodic molecular outflow in the very young protostellar cluster Serpens South

Adèle L. Pineda¹, Håkan G. Arén², Diego Nandori³, Peter van Dokkum⁴, Michael M. Dunham⁵, Manuel Fernández-López⁶, José Gallardo⁶ & Stuart A. Gordon⁷

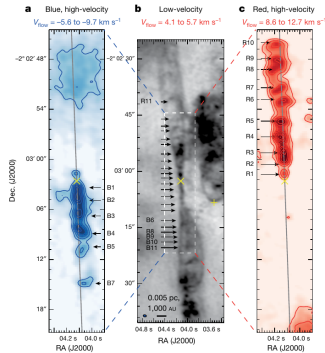


Figure 1 | ^{12}CO molecular outflow emission centered at the class 0 protostar CARMA-7 (C7). C7 is marked by the yellow cross at right ascension RA = 18 h 30 min 04.1 s, declination dec. = $-02^\circ 03' 02.6''$. The numbers on the x axes are truncated to show seconds only, omitting hours and minutes for brevity. The y axes are likewise simplified. **a**, **c**, High-velocity blueshifted and redshifted channels, respectively. **b**, Low-velocity channels, to show the cavity surrounding collimated ejecta. Contours in **a** and **c** begin with 8 σ and increment by 4 σ and 8 σ , respectively. Labels B1–B11 and R1–R11 indicate 22 ejecta features. The grey lines mark the 4° position angle of the C7 outflow lobes. The yellow ‘plus’ symbol marks a neighbouring protostar, CARMA-6 (ref. 21), which provides contaminating emission, especially for the blueshifted southern outflow lobe.

Clumpy CO emission suggests an episodic ejection mechanism, rather than a smooth outflow.

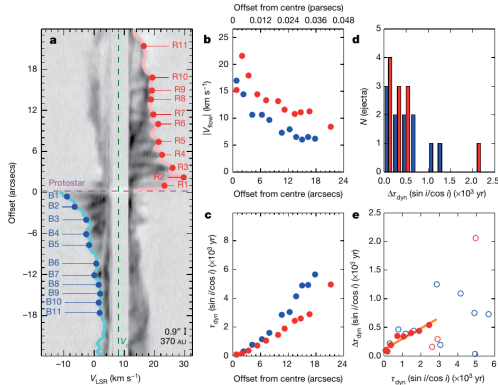


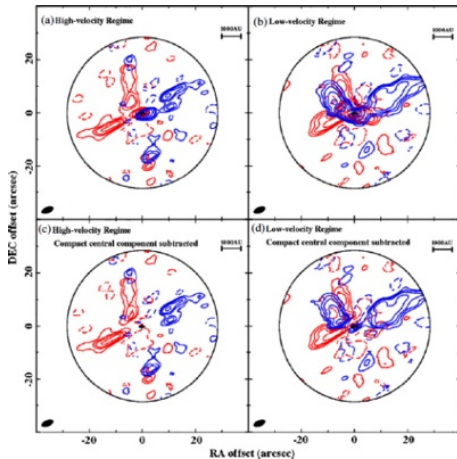
Figure 2 | Outflow ejecta from C7. **a**, Position–velocity diagram along the outflow axis (see Fig. 1). Points correspond to velocity maxima where we identified outflow knots. Northern emission features are mostly redshifted and are shown in red; southern emission features are mostly blueshifted and are shown in blue. The scale bar shows 370 AU, or 0.9". The dashed pink line marks the location of the protostar; the dashed green line shows the cloud central velocity, V_c , in the same units as those of V_{LSR} . **b**, Knot velocity (V_{flow})

versus distance relative to C7 (in arcsecs or parsecs). Blue (red) points mark southern (northern) features, as in **a**, **c**. Dynamical timescales (τ_{dyn}) for each knot, with no correction for inclination angle. **d**, Histogram showing the number (N) of ejecta that have been emitted at the given times since the previous ejection ($\Delta\tau_{dyn}$), with 200-year bins. **e**, $\Delta\tau_{dyn}$ as a function of τ_{dyn} for northern (red) and southern (blue) knots. Recent northern ejecta (solid points) are fit with a linear trend (orange line).

- La velocidad de los knots decrece con la distancia a C7: el jet se frena por la interacción con el medio y/o las eyecciones pueden ser intrínsecamente variables
- Azules menor velocidad que rojas (y por ende mayor τ_{dyn}): medio más denso? ángulo de inclinación?.

Outflows

Many outflows originate in multiple systems and clusters.



SMA (Sub-millimeter Array) : 3 arcsec de resolución

Identificaron 3 sistemas de outflows con distintas morfologías

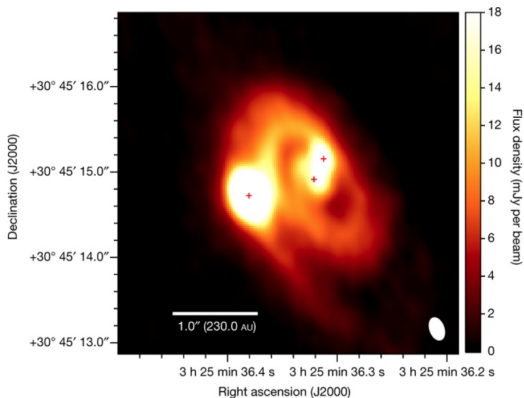


Figura: ALMA 1.3mm continuum image of the triple system L1448 IRS3B. The crosses indicate the position of the three protostars (IRS3B-a, b, and c). The three protostars are embedded within a spiral arm that appears to emerge from the close pair (IRS3B-a and b) and extends to IRS3B-c. Figure from Tobin et al. (2006).

Emisión infrarroja de los YSOs

- Los YSOs emiten en la banda infrarroja del espectro debido a la gran cantidad de polvo presente en el material circumestelar que rodea a la protoestrella central.
- El flujo total del YSO incluye contribuciones de la protoestrella central y un exceso infrarrojo debido a la emisión del polvo presente en el disco y/o en la envoltura circumestelares.
- Dependiendo de la etapa evolutiva del YSO, el espectro se verá modificado según si prevalece la emisión del objeto central o de las componentes circumestelares.

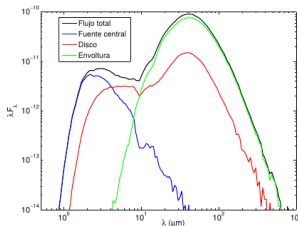


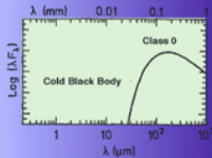
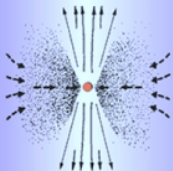
Figura 3.4: El flujo total del YSO contiene contribuciones de la radiación proveniente del objeto central, del disco y de la envoltura. El objeto central emite principalmente en el infrarrojo cercano y medio, mientras que el material circumestelar (disco y envoltura) emite en el infrarrojo medio y lejano.

De acuerdo a la forma del SED, se identifican 4 etapas:

- **Clase 0:** embebidos en núcleo denso y frío. Se detectan en long. de onda mm y sub-mm. Fase de unos 10^{4-5} años de duración.
- **Clase I:** Fase de acreción. Outflows $\rightarrow$ se llevan parte de la envoltura $\rightarrow$ se hace visible en el NIR
- **Clase II:** En aprox 10^6 años la envoltura se disipa, la estrella se hace visible en el óptico. Estrella de PMS. TTauri clásicas.
- **Clase III:** la estrella termina de dispersar el gas circundante mediante vientos. Se puede formar un sistema planetario a partir del disco circumestelar remanente.

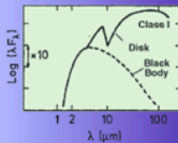
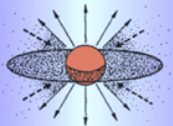
CLASS 0:
Main accretion
phase?

Age $\leq 10^4$ years
 $M_{\text{env}} \geq 0.5 M_{\odot}$



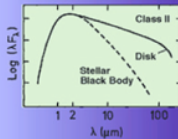
CLASS I:
Late accretion
phase?

Age $\sim 10^5$ years
 $M_{\text{env}} \leq 0.1 M_{\odot}$



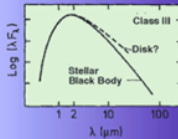
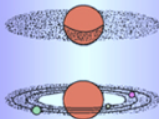
CLASS II:
Optically thick
disk

Age $\sim 10^6$ years
 $\langle M_{\text{disk}} \rangle \sim 0.01 M_{\odot}$



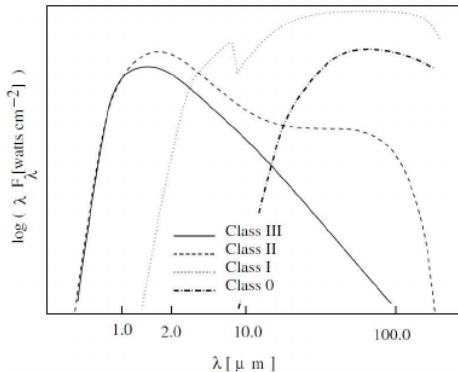
CLASS III:
Optically thin
disk?

Age $\leq 10^7$ years
 $\langle M_{\text{disk}} \rangle < 0.003 M_{\odot}$



Planetary system

Las distintas componentes de los YSOs van emitiendo en distintas longitudes de onda de acuerdo a su estado evolutivo.



Identificación de fuentes IR candidatas a ser YSOs

Dado que los YSOs son detectables en el IR, se utilizan catálogos de fuentes puntuales infrarrojas y se les aplica criterios de color para identificarlos.

- **Fuentes IRAS:**

- bandas a 12, 25, 60 y 100 μm .
- Bajo poder resolvente (del orden de 2-5 arcmin): zonas de formación estelar
- FIR: YSOs en estado evolutivo temprano (Clase 0)
- Criterios de Juncos+(1992) para identificar regiones de formación estelar:
 - ① $F_{100} > 20Jy$
 - ② $1,2 < F_{100}/F_{60} < 6$
 - ③ $F_{60}/F_{25} > 1$
 - ④ $Q_{100} + Q_{60} > 4$
- los Q son las calidades fotométricas en cada banda. $Q = 1$: flujo detectado, $Q = 2$: flujo de calidad moderada, $Q = 3$: flujo de alta calidad

- Flujos a 8.3, 12.3, 14.2 y 21 μm
- Resolución angular de 18 arcsec
- Criterios de Lumsden+(MNRAS 336, 621, 2002):
 - ① Candidatos a MYSOs:
 $F_{21}/F_8 > 2$ y $F_{14}/F_{12} > 1$
 - ② Regiones HII compactas:
 $F_{21}/F_8 > 2$ y $F_{14}/F_{12} < 1$
 - ③ Estrellas evolucionadas:
 $F_{21}/F_8 \leq 2$ y $F_{14}/F_{12} < 1$
- ojo calidad de los flujos

- **Fuentes del catálogo 2MASS:**

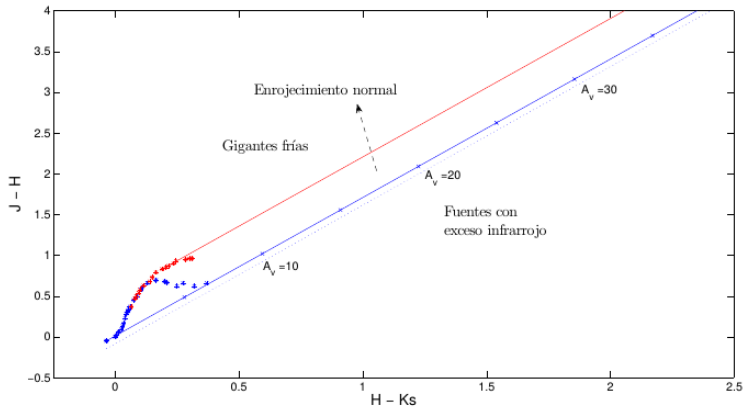
- magnitudes J, H y K_s : centradas en 1.25, 1.65 y 2.2 μm
- se define el parámetro q

$$q = (J - H) - 1.83 (H - K_s)$$

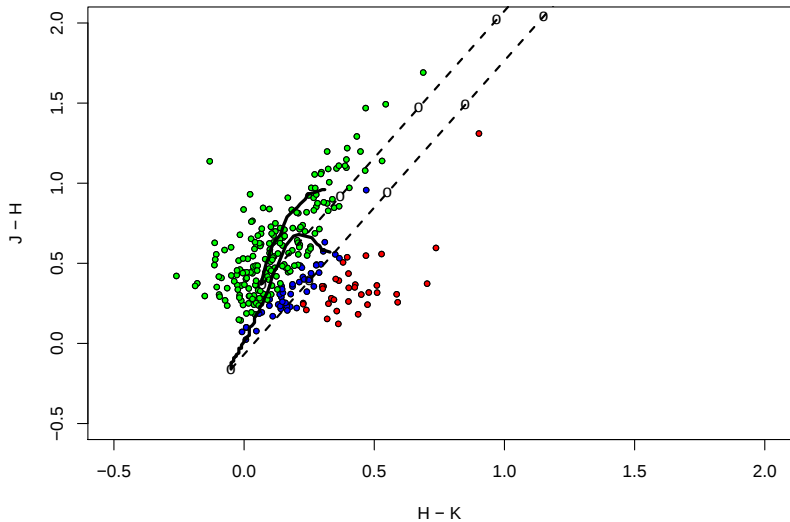
- * si $q > 0,10 \implies$ estrellas gigantes
- * si $-0,15 < q < 0,10 \implies$ Secuencia principal
- * si $q < 0,15 \implies$ objeto con exceso IR: YSO

- permite detectar objetos Clase 1 y 2
- cuidado con la calidad de los datos!

2MASS: Diagrama color-color



2MASS: Diagrama color-color



- Criterios de Koenig+(ApJ, 744, 130, 2012)
- Primero se remueven fuentes contaminantes: galaxias enrojecidas, AGNs y emisión de PAHs.
Se clasifican las fuentes que quedan.

① Clase 1:

$$[3,4] - [4,6] > 1,0 \text{ y } [4,6] - [12,0] > 2,0$$

② Clase 2: objetos un poco menos enrojecidos

$$[3,4] - [4,6] - \sigma_1 > 0,25 \text{ y } [4,6] - [12,0] - \sigma_2 > 1,0$$

$$\sigma_1 = \sigma([3,4] - [4,6]) \text{ y } \sigma_2 = \sigma([4,6] - [12,0])$$

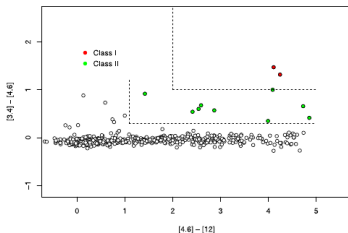


Figure 8. *WISE* colour-colour diagram showing the areas where the Class I and Class II YSO candidates are located according to the Koenig et al. (2012) criteria.

- Criterios de Gutermuth+ (2009)
- Al igual que en WISE, primero se sacan fuentes contaminantes

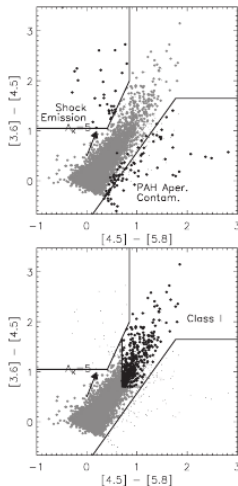


Figure 15. Color-color diagram used for the isolation of unresolved shock emission knots, objects that suffer from structured PAH aperture contamination (filled black circles in top plot), and finally Class I YSOs (filled black circles in bottom plot) from previously unclassified sources (filled gray circles). Previously classified sources are excluded (small black dots).

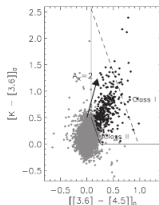


Figure 18. Color-color diagram used for isolation of Class I and Class II YSOs (filled black circles) in the Phase 2 classification. The dashed black line denotes the separation between the Class I and Class II YSOs.

Un ejemplo: cYSOs sobre una nube molecular

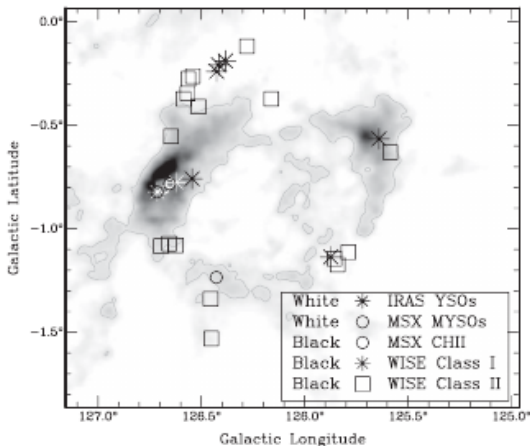


Figure 9. Infrared point sources classified as cYSOs overlaid on to the CO distribution averaged between the velocity range from -6.4 to -19.6 km s^{-1} .

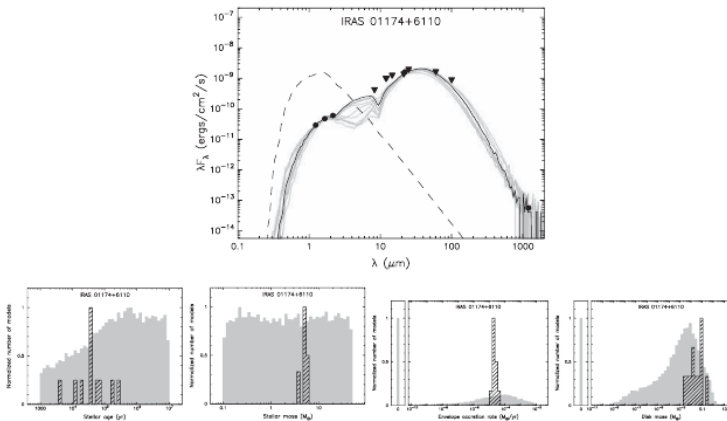


Figure 10. IRAS 01174+6110 SED. Top panel: the filled circles show the input fluxes and the triangles the ones that were set to upper limits fluxes. The black line shows the best fit, and the grey lines show subsequent good fits. The dashed line shows the stellar photosphere corresponding to the central source of the best-fitting model, as it would look in the absence of circumstellar dust (but including interstellar extinction). Lower panels: stellar age, stellar mass, envelope accretion rate and disc mass distributions. The grey histogram shows the distribution of models in the model grid, and the hashed histogram shows the distribution of the selected models.

Parámetros de los cYSOs

Table 7. SED parameters for the WISE YSO candidates with 2MASS magnitudes.

No.	χ^2_{best}	Nro. models $\chi^2 - \chi^2_{\text{best}} < 14$	Stellar age yr	Stellar mass $M_{\odot}$	Envelope accretion rate $M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$	Disc mass $M_{\odot}$
9	0.14	10000	$>10^4$	3.9 ± 1.9	$<10^{-4}$	
10	0.13	10000	$>10^4$	< 5.0	$<10^{-4}$	
11	7.62	23	$10^4 - 4 \times 10^5$	< 1.5	$<10^{-5}$	$10^{-5} - 0.02$
12	14.51	174	$>10^5$	2.3 ± 0.9	$<5 \times 10^{-4}$	$5 \times 10^{-5} - 0.1$
13	6.69	16	$(7.7 \pm 2.5) \times 10^6$	2.2 ± 0.3	0	$8 \times 10^{-6} - 0.007$
15	0.06	1831	$>10^5$	< 3.4	$<4 \times 10^{-5}$	
17	1.56	1204	$>3 \times 10^5$	1.4 ± 0.6	$<10^{-6}$	
18	1.65	716	$>2 \times 10^4$	<3.0	$<4 \times 10^{-5}$	$10^{-5} - 0.1$
19	0.22	2941	$>10^5$	1.2 ± 0.6	$<5 \times 10^{-5}$	
20	0.54	816	$>5 \times 10^4$	$<3.3 <4 \times 10^{-5}$	$10^{-5} - 0.1$	
21	0.87	461	$>1.3 \times 10^5$	3.1 ± 0.6	$<10^{-5}$	
22	0.98	705	$>10^5$	<2.5	$<5 \times 10^{-5}$	$10^{-5} - 0.1$
23	1.78	79	$(5.6 \pm 2.4) \times 10^6$	2.5 ± 0.6	0	
24	1.0	127	$(4.1 \pm 2.2) \times 10^6$	2.6 ± 0.5	0	$10^{-5} - 0.1$
25	12.98	40	$(1.8 \pm 1.0) \times 10^5$	0.15 ± 0.04	$<2 \times 10^{-5}$	$3 \times 10^{-6} - 0.007$
26	1.35	87	$>4.4 \times 10^4$	<1.5	$<2 \times 10^{-5}$	$10^{-5} - 0.006$
27	0.97	1340	$>10^5$	<2.6	$<5 \times 10^{-5}$	$10^{-6} - 0.04$
28	8.13	46	$>2 \times 10^4$	<3.3	$<4 \times 10^{-5}$	$10^{-5} - 0.008$
29	16.94	8	$(1.3 \pm 0.9) \times 10^5$	<0.7	$<10^{-5}$	$7 \times 10^{-5} - 0.007$
30	6.8	52	$>5 \times 10^4$	<1.4	$<4 \times 10^{-5}$	0.005 ± 0.003
31	3.14	52	$>10^4$	<3.2	$<4 \times 10^{-5}$	0.011 ± 0.008
32	2.53	150	$>2 \times 10^4$	<2.9	$<2 \times 10^{-5}$	$10^{-5} - 0.02$

The Recycling Process of the ISM

