

Formació d'estels a la nostra galàxia

Robert Estalella*

Introducció

La formació dels estels és un procés en què el material inicial (el tènue gas interestel·lar) es contrau sota l'efecte de la gravetat, de manera que incrementa la seva densitat uns 20 ordres de magnitud i s'escalfa fins a milions de graus, moment en què s'engeguen les reaccions termonuclears de fusió de l'hidrogen que proporcionen l'energia dels estels.

Encara que el procés està bastant ben entès des del punt de vista teòric, ha resultat extremadament difícil d'observar. No va ser fins que es va disposar de les tècniques necessàries per observar les ones mil·limètriques, l'infraroig llunyà i, molt recentment, les ones submil·limètriques, no es van poder explorar les parts més denses i fredes del medi interestel·lar, totalment opaques a la llum visible, on té lloc el naixement dels estels de la nostra galàxia.

Sorprenentment, però, es va descobrir que durant la formació estel·lar, en lloc de l'esperat moviment de contracció gravitatòria del gas interestel·lar, s'observaven moviments expansius d'alta velocitat: fluxos moleculars bipolars, jets extremament col·limats, objectes Herbig-Haro. Tots aquests moviments són diferents manifestacions del mateix fenomen d'ejecció de material a alta velocitat que acompanya l'esfondrament gravitatori que dona lloc a un nou estel.

En aquest article es presenta, primer, el context físic on té lloc la formació estel·lar: els núvols densos i freds d'hidrogen molecular del medi interestel·lar de la Galàxia. Després s'hi descriuen les característiques dels objectes estel·lars més joves. I, finalment, s'hi presenten exemples en què el nostre grup ha fet contribucions rellevants, en particular, sobre dos temes que avui són objecte de debat: el mecanisme regulador de l'activitat de formació estel·lar (camp magnètic o turbulència), i el mecanisme de formació d'estels de gran massa (fusió de protoestels de massa més baixa, o acreció a ritmes molt més alts que per als de baixa massa).

***Robert Estalella** (Barcelona, 1949) és doctor en Ciències Físiques per la Universitat de Barcelona (UB) i professor titular del Departament d'Astronomia i Meteorologia de la mateixa universitat.

Però, es formen estels actualment?

Encara que pugui semblar una obvietat, cal deixar clar que partim de la base que les mateixes lleis de la física que governen el nostre entorn són també aplicables a tots els objectes de l'Univers. Dit en altres paraules, els objectes celestes no són «celestials». Galileu i Newton, entre d'altres, van ser els que van unificar el món dels objectes celestes amb el món ordinari. Galileu, per exemple, va observar que el Sol i la Lluna no són esferes immaculades, i va mesurar l'altura de les muntanyes de la Lluna a partir de la llargada de l'ombra, igual que es pot fer a la Terra. Newton, d'altra banda, va explicar el moviment de la Lluna a partir de la mateixa força que fa caure els objectes a terra, com la famosa poma.

Si apliquem aquesta idea bàsica als estels, és a dir, si considerem que segueixen les lleis de la física, arribem a la conclusió que no són eterns: disposen d'una reserva finita d'energia i, quan se'ls acaba, es moren. Per la mateixa raó, s'han hagut de formar en un moment donat en el passat. Però això no ens diu si el procés de formació estel·lar segueix actiu actualment.

És possible que s'hagin format tots a l'inici de l'Univers (o de la Galàxia)? Si comparem l'edat de l'Univers, t_U , donada aproximadament per l'invers de la constant de Hubble, $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$,¹

$$t_U \simeq (H_0)^{-1} = 14 \times 10^9 \text{ anys}, \quad (1)$$

amb l'edat del Sol, t_\odot (o de la Terra, que té la mateixa edat), $t_\odot \simeq 5 \times 10^9$ anys, veiem que les dues edats són del mateix ordre. No obstant això, sabem que hi ha d'haver hagut generacions d'estels anteriors al Sol perquè la composició química del Sol i de la Terra són diferents de la composició primordial de l'Univers (hidrogen i una petita fracció d'heli). Però això no ens assegura que encara s'estiguin formant estels avui.

L'argument que ens permet de sortir de dubtes i veure realment que la formació estel·lar és un procés que té

¹En aquest article farem servir com a unitat pràctica de distància el parsec (pc) i els seus múltiples, kpc, Mpc; el parsec és la distància des de la qual la distància Sol-Terra (1 ua = 150 milions de km) forma un angle d'1". El seu valor és $1 \text{ pc} = 3,1 \times 10^{18} \text{ cm} = 3,3 \text{ anys de llum}$. Com a unitat pràctica de massa, farem servir la massa del Sol (M_\odot); el valor de la massa solar és $M_\odot = 2,0 \times 10^{33} \text{ g}$. Com a unitat de lluminositat, farem servir la lluminositat solar, $L_\odot = 3,8 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$.

lloc actualment és el temps de vida dels estels massius. El temps de vida d'un estel és proporcional a la seva massa i inversament proporcional a la seva lluminositat. Però la lluminositat dels estels creix molt ràpidament amb la massa i, per tant, els estels més massius que el Sol tenen vides molt més curtes,

$$t_* \propto M/L \propto M^{-2,5}. \quad (2)$$

Per exemple, per a un estel de $30 M_\odot$, $t_* \simeq 2 \times 10^6$ anys, una edat moltíssima més curta que la de l'Univers. Els estels, per tant, s'han d'estar formant actualment.

El context físic: on es formen els estels?

La galàxia de la Via Làctia

La nostra galàxia, la Via Làctia, és un sistema format per uns cent mil milions d'estels, en forma d'un disc molt aplanat (el gruix del disc és aproximadament un 1 % del diàmetre), amb un bulb central i un tènue halo esfèric. El Sol es troba en el pla del disc, allunyat del centre (vegeu l'esquema de la figura 1 i la taula 1).

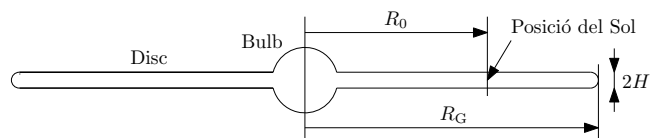


Figura 1: La galàxia de la Via Làctia està formada per un bulb central i un disc molt aplanat. El Sol està en el pla galàctic, allunyat del centre

La distància mitjana entre estels a la Galàxia és aproximadament

$$(\pi R_G^2 2H / N_*)^{1/3} \simeq 1 \text{ pc}, \quad (3)$$

molt més gran que el radi de qualsevol estel. Els estels, per tant, estan molt separats entre si i no ocupen un volum apreciable de la Galàxia (a diferència del que passa, per exemple, amb les galàxies, que tenen dimensions comparables a les distàncies que les separen i estan a tocar les unes de les altres). L'espai entre els estels està ocupat per medi interestel·lar.

Nombre d'estels	$N_* \simeq 10^{11}$
Distància galactocèntrica del Sol	$R_0 \simeq 8,5 \text{ kpc}$
Radi galàctic	$R_G \simeq 15 \text{ kpc}$
Gruix del disc galàctic	$2H \simeq 250 \text{ pc}$

Taula 1: Paràmetres de la Galàxia

El medi interestel·lar de la Galàxia

El medi interestel·lar té aproximadament una massa de $10^9 M_\odot$, un 1 % de la massa de la Galàxia. Està format per dos components principals: una fase sòlida (pols en

forma de grans de $\sim 0,1 \mu\text{m}$) i una altra de gas. El gas interestel·lar és pràcticament tot hidrogen, neutre —en forma atòmica (H I) i molecular (H₂)— o bé ionitzat (H II) (vegeu la taula 2). A més, al medi interestel·lar hi trobem el camp magnètic galàctic (de l'ordre del μG) i raigs còsmics (principalment electrons i protons, d'alta energia) que banyen tota la Galàxia.

A continuació, descriurem els components del medi interestel·lar relacionats amb la formació estel·lar.



Figura 2: La nebulosa d'Orió (a la part de baix) és el prototip de nebulosa de gas fotoionitzat per la radiació ultraviolada d'estels joves i massius que estan al seu interior. A dalt a l'esquerra es pot veure la nebulosa fosca del Cap de Cavall, que destaca sobre un fons brillant de gas ionitzat. (Imatge de l'Anglo-Australian Observatory/Royal Observatory, Edimburg. Tots els drets reservats)

Gas ionitzat

El gas ionitzat es troba a les regions H II, al voltant d'estels d'alta massa que, pel fet de ser molt calents, emeten radiació ultraviolada capaç d'ionitzar els àtoms d'hidrogen. Les regions H II tenen un color rosat característic de l'hidrogen ionitzat, que emet la línia de recombinació H α a 656 nm, a la zona vermella de l'espectre visible. El gas ionitzat emet també radiació en el continu, principalment en ones centimètriques, per la interacció dels electrons lliures amb els protons (radiació lliure-lliure).

Pols interestel·lar

La pols interestel·lar representa menys d'un 1 % de la massa del medi interestel·lar i està formada per grans de pols d'una grandària característica de $\sim 0,1 \mu\text{m}$. Els grans tenen un nucli de silicats i carboni, i estan coberts de gels de compostos més volàtils. Algunes reaccions

Component	Fracció de massa	Temp. (K)	Densitat (cm^{-3})	Observables
Sòlid (pols interestel·lar)	< 1 %	10-30		Absorció visible, emissió IR llunyà
Gas Atòmic (HI)	~ 50 %	100	10^2	Línia de 21 cm
Ionitzat (HII)	< 1 %	10^4	10^2-10^4	Ràdio cont., línies recombinació
Molecular (H_2)	~ 50 %	10-30	10^3-10^5	Transicions rotacionals CO

Taula 2: *Components del medi interestel·lar*

químiques, com ara la formació de molècules de H_2 , tenen lloc a la superfície dels grans de pols.

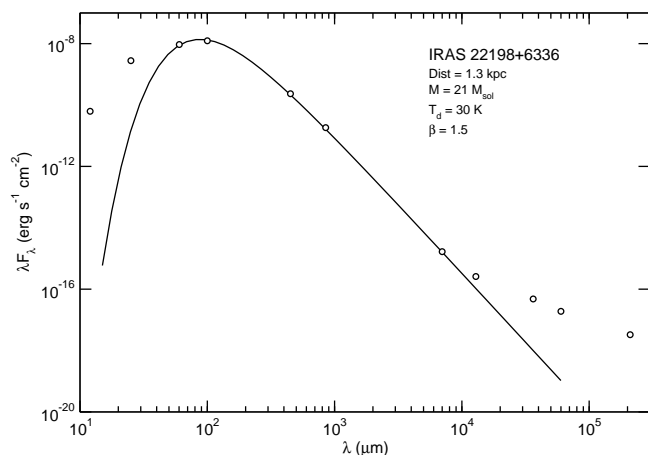


Figura 3: *Distribució espectral d'energia de l'embolcall de pols de l'objecte estel·lar jove IRAS 22198+6336*

Els efectes de la pols interestel·lar a la longitud d'ona visible són l'extinció (absorció de llum), l'envermelliment de la llum (l'extinció és més gran a longituds d'ona més curtes) i la polarització (els grans de pols no són esfèrics i estan alineats pel camp magnètic interestel·lar).

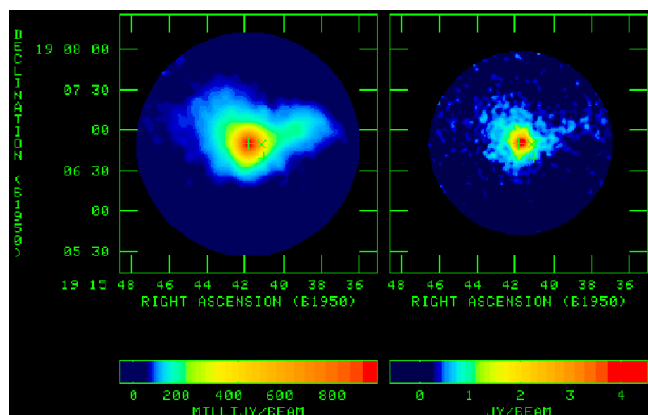


Figura 4: *Emissió tèrmica de la pols, a 850 μm (esquerra) i 450 μm (dreta), de l'objecte estel·lar jove L723, observada amb el James Clerk Maxwell Telescope (Hawaii)*

La dependència de l'opacitat de la pols amb la fre-

qüència es pot aproximar bé per un llei del tipus

$$\kappa_\nu \propto \nu^\beta, \quad (4)$$

amb l'índex $\beta = 1-2$. A longituds d'ona submil·limètriques i de l'infraroig llunyà la pols és òpticament prima i la seva emissió tèrmica és important. En la figura 3 es mostra l'emissió de l'objecte estel·lar jove IRAS 22198+6336, des de l'infraroig fins a les ones centimètriques. L'emissió és deguda principalment a l'embolcall de pols freda del protoestel. Els punts són mesures fetes a diferents longituds d'ona. La línia plena correspon a l'emissió de la pols calculada per a una massa de l'embolcall de $21 M_\odot$ i una temperatura de la pols de 30 K. A longituds d'ona inferiors a $\sim 20 \mu\text{m}$ hi ha un excés d'emissió procedent del disc circumestel·lar més calent, mentre que a longituds d'ona superiors a 1 cm l'excés d'emissió és causat per la radiació lliure-lliure de gas ionitzat. Un altre exemple es pot veure en la figura 4, on es mostra una imatge de l'emissió de la pols de l'embolcall circumestel·lar de l'objecte estel·lar jove L723 a longituds d'ona de 850 i 450 μm .

Gas molecular

La composició del gas molecular és principalment hidrogen en forma molecular (H_2), amb traces d'altres molècules, algunes relativament simples (CO, NH_3 , H_2O), però d'altres que contenen fins a 13 àtoms (HC_{11}N). S'han identificat fins ara un centenar llarg molècules diferents als núvols moleculars. La més abundant, després del H_2 , és la de monòxid de carboni, CO. N'hi ha una per aproximadament cada 5600 molècules de H_2 . També s'han detectat variants isotopòlogues de moltes molècules. Per exemple, del CO (és a dir, $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$), es detecten al medi interestel·lar ^{13}CO , C^{18}O , C^{17}O , $^{13}\text{C}^{18}\text{O}$ i $^{13}\text{C}^{17}\text{O}$.

L'hidrogen molecular és difícil de detectar directament perquè és una molècula homonuclear i no emet, per tant, radiació dipolar. La molècula que serveix per traçar el gas molecular és el CO. Això és possible perquè, com ja hem dit, té una abundància elevada. A més, els seus nivells i les seves transicions rotacionals ($J \rightarrow J - 1$) tenen una energia comparable a l'energia cinètica mitjana de les partícules dels núvols moleculars: per a la transició rotacional $\text{CO}(J=1 \rightarrow 0)$, l'energia del nivell rotacional superior (en unitats de temperatura) és $E_1/k = 8,3 \text{ K}$, mentre que el salt d'energia de la

transició és $h\nu_{10}/k = 5,5$ K. Aquests valors són comparables a la temperatura cinètica dels núvols moleculars (vegeu la taula 3). També s'ha de tenir en compte que la població dels nivells rotacionals del CO està controlada per les col·lisions (amb molècules de H_2) per a densitats superiors a $\sim 5 \times 10^2 \text{ cm}^{-3}$, com és el cas dels núvols moleculars (vegeu la taula 3), cosa que permet que l'emissió de les transicions del CO estigui termalitzada, és a dir que es distingeixi de la radiació de fons.

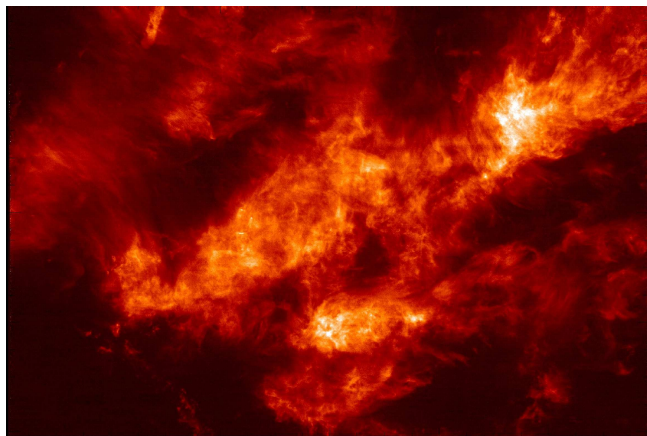


Figura 5: Una de les regions de formació estel·lar més propera és el núvol molecular de Taurus, que veiem traçat per l'emissió de CO ($J = 1 \rightarrow 0$). El núvol és molt extens; el mapa mostra una regió del cel de $11^\circ \times 8,5^\circ$. (Figura de Goldsmith et al. 2006, *Protostars and Planets V*, 8268)

Núvols moleculars del medi interestel·lar

Els núvols moleculars, formats per gas molecular, són les parts més fredes i denses del medi interestel·lar. A diferència d'altres parts del medi interestel·lar, són autogravitants, és a dir que estan confinats per la seva pròpia força de gravetat. Són prou denses perquè la gravetat pugui desencadenar l'esfondrament d'un nucli dens de gas per donar lloc a un nou estel. És als núvols moleculars on té lloc la formació estel·lar.

Propietat	Núvol fosc	Núvol gegant
Massa (M_\odot)	$10^3 - 10^4$	$10^5 - 10^6$
Diàmetre (pc)	2-5	10-100
Densitat (cm^{-3})	$10^2 - 10^4$	$10^2 - 10^3$
Temperatura (K)	~ 10	10-40

Taula 3: Propietats dels núvols moleculars

Hi ha núvols moleculars de totes les grandàries, des dels més petits, d'uns milers de masses solars, als gegants, més escassos, que poden arribar a tenir un milió de masses solars (vegeu la taula 3). Els núvols moleculars petits són més abundants i, per tant, n'hi ha que estan relativament a prop del Sol i, a causa de l'extinció produïda per la seva pols, tenen l'aparença d'un núvol

que tapa els estels de fons. Per aquesta raó se'ls coneix com a *núvols foscos*. Un dels núvols moleculars foscos més propers és el de Taurus, a una distància de 140 pc (vegeu la figura 5). El núvol molecular gegant més proper és el d'Orió, a 500 pc de distància, que conté la nebulosa d'Orió (vegeu la figura 2).

Els núvols moleculars són molt poc homogenis. Tenen una estructura filamentosa, tal com es pot veure en la figura 5. Les parts on la densitat és més alta s'anomenen nuclis denses. Els nuclis denses dels núvols moleculars gegants són els que donen lloc als estels d'alta massa. Els estels de baixa massa, en canvi, es formen als nuclis denses de tots els núvols moleculars, foscos i gegants. En la figura 6 es pot veure un exemple de nuclis denses en la regió de formació estel·lar de baixa massa IRAS 00213+6530, traçats per l'emissió del NH_3 .

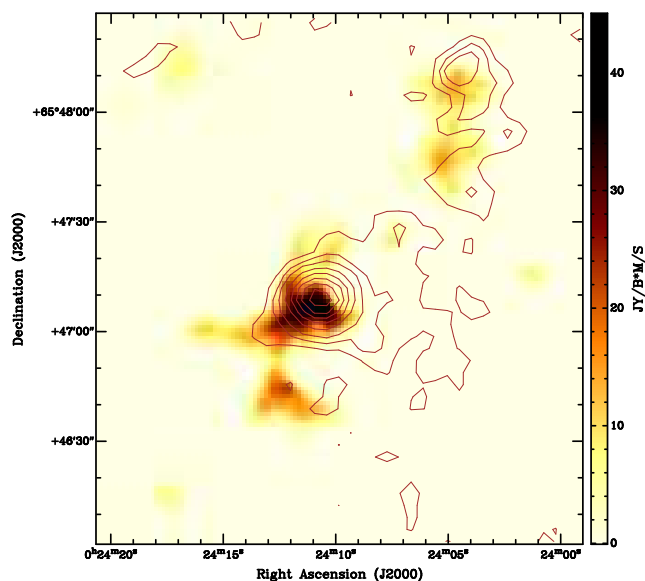


Figura 6: Nuclis de gas molecular dens a la regió de formació estel·lar IRAS 00213+6530 traçats per l'emissió del NH_3 , (escala de color), observada amb el VLA (NRAO). Els contorns mostren l'emissió de la pols a 1 mm, observada amb el 30 m d'IRAM.

Què en podem veure, dels protoestels?

Fluxos bipolars d'alta velocitat

A finals de la dècada dels setanta, quan la tecnologia va permetre d'observar en el rang mil·limètric de l'espectre, tothom esperava poder observar, en les regions de formació estel·lar, els moviments de contracció gravitatòria dels nuclis denses que estiguessin formant protoestels. La sorpresa va ser que, en lloc d'això, es van observar moviments d'expansió a alta velocitat!

Si només es pot mesurar la velocitat radial d'allunyament o d'apropament, com es pot distingir un moviment d'expansió d'un de contracció? Un moviment

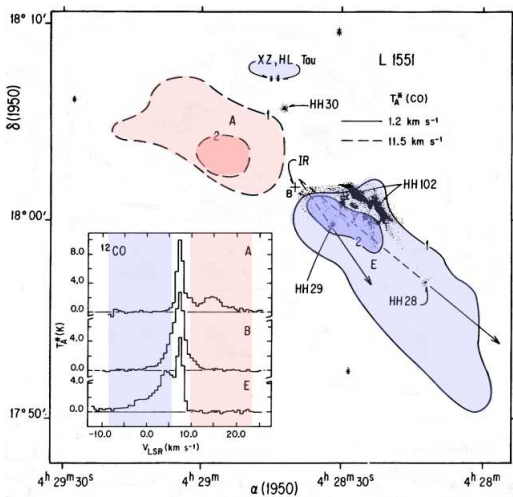


Figura 7: El primer flux molecular bipolar descobert, a L1551. (Figura adaptada de Snell et al., 1980)

de contracció gravitatòria ha d'estar forçosament lligat per la força de gravetat. La velocitat màxima d'un moviment lligat en el camp gravitatori d'una massa M , a una distància R , ve donat per l'equació

$$\frac{1}{2}mv_{m\grave{a}x}^2 - G\frac{Mm}{R} = 0, \quad (5)$$

que correspon a la caiguda lliure des d'una distància infinita. De l'equació en resulta una velocitat màxima

$$v_{m\grave{a}x} = \sqrt{\frac{2GM}{R}}. \quad (6)$$

Les velocitats que es mesuraven eren molt superiors a $v_{m\grave{a}x}$ per a valors raonables de la massa M . Per tant, havien de ser moviments expansius.

Propietat		Valor
Llargada dels lòbuls	R	0,5 pc
Massa	M	$3 M_{\odot}$
Velocitat	V	25 km s^{-1}
Edat característica	$t = R/V$	2×10^4 anys
Energia cinètica	$E_k = \frac{1}{2}MV^2$	10^{45} erg
Lluminositat mecàn.	E_k/t	$0,1 L_{\odot}$

Taula 4: Propietats típiques dels fluxos moleculars d'alta velocitat

L'any 1980 es van descobrir de manera independent els fluxos moleculars bipolars a L1551 (Snell et al., 1980) i Cepheus A (Rodríguez et al., 1980). Els fluxos expansius d'alta velocitat estan constituïts per gas molecular (traçat pel CO) arrossegat per l'intens vent estel·lar del protoestel, col·limat al llarg de l'eix de rotació del protoestel, que dona lloc a la seva estructura bipolar característica. En la taula 4 es donen les característiques físiques típiques dels fluxos moleculars bipolars.

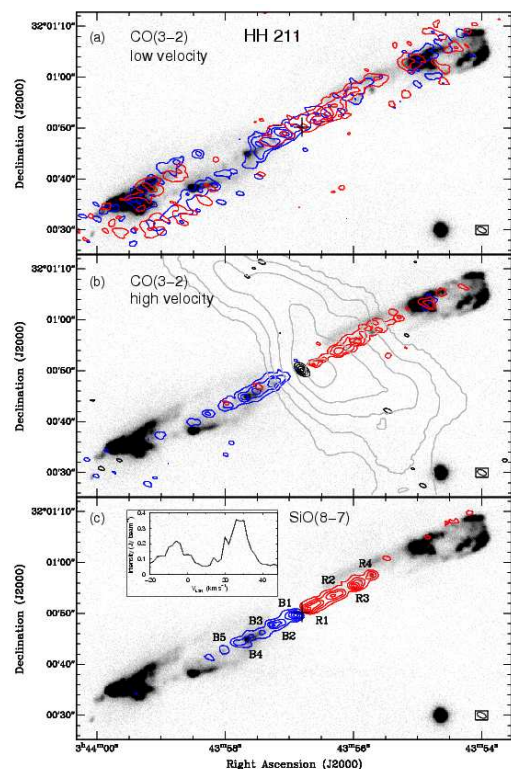


Figura 8: Flux molecular molt col·limat a HH 211 traçat pel CO ($J=3-2$) i SiO ($J=8-7$).

L1551 és bon exemple de flux molecular (vegeu la figura 7) El flux presenta dos lòbuls simètrics respecte a un protoestel embegut (B), que n'és l'impulsor. Els lòbuls tenen emissió correguda al vermell (A), allunyant-se de l'observador, i correguda cap al blau (E), apropant-se a l'observador. Aquesta emissió es detecta com a ales d'alta velocitat al perfil de les línies espectrals de CO($J=1-0$) (requadre). Les fletxes al lòbul blau indiquen els moviments propis (en el pla del cel) dels objectes HH 28 i HH 29, que sembla que s'originen en un punt molt proper a l'objecte impulsor central.

Alguns fluxos bipolars són molt més col·limats, com per exemple el de HH 211 (vegeu la figura 8). L'emissió del H_2 a $2,12 \mu\text{m}$ traça la cavitat excavada pel jet (escala de grisos). El nucli dens de gas molecular és traçat pel NH_3 (contorns grisos del panell central), mentre que l'embolcall de pols del protoestel impulsor és traçat per l'emissió de continu a 1 mm (contorns negres del panell central) (Palau et al., 2006).

L'escala de grisos correspon a la cavitat excavada pel jet, traçada pel H_2 a $2,12 \mu\text{m}$. En el panell central, els contorns grisos corresponen al nucli dens traçat pel NH_3 i els contorns negres a l'emissió de continu a 1 mm de l'embolcall de pols del protoestel impulsor (Palau et al., 2006).

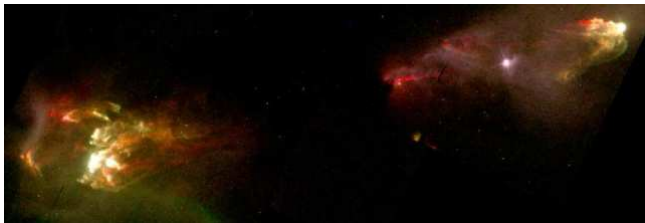


Figura 9: Objectes Herbig-Haro 1 (dreta) i 2 (esquerra). El protoestel impulsor, no visible, està fortament embegut al centre de simetria del sistema. Sorgint del protoestel cap a la dreta, es veu un jet col·limat que apunta cap a l'extrem de HH 1, amb forma de xoc de proa. (Imatge del Hubble Space Telescope)

Objectes Herbig-Haro

Els objectes Herbig-Haro (HH) reben el nom dels seus descobridors, George Herbig (EUA) i Guillermo Haro (Mèxic) (Herbig, 1951). Són nebulositats amb una emissió característica d'excitació per xocs (línies de $H\alpha$ i $[SII]$) que, fins fa poc, no es va descobrir que eren excitades per un objecte estel·lar jove, normalment invisible perquè està fortament embegut dins d'un embolcall de pols. HH 1 i HH 2, els primers descoberts, es mostren en la figura 9. Els més brillants tenen sovint forma de xoc de proa, com HH 1 o HH 34 (vegeu la figura 11 esquerra), i formen sistemes bipolars, amb el protoestel excitador al centre de simetria del sistema, com els sistemes HH 1/2 (figura 9) i HH 34/34 N (figura 11 esquerra). En aquests casos, els objectes HH tenen velocitats d'allunyament de l'estel impulsor de centenars de quilòmetres per segon. Els sistemes HH constitueixen, doncs, fluxos d'alta velocitat, igual que els fluxos moleculars bipolars observats en CO.

Quan s'observen amb molta resolució angular, alguns objectes HH resulten ser un llarg jet, extremadament col·limat, format per un rosari de nusos brillants, que pot arribar a llargades d'un parsec. A l'extrem del jet hi ha el nus més brillant, en forma de xoc de proa, on el jet pateix el xoc terminal amb el material del núvol molecular. Un bon exemple és HH 34, il·lustrat en la figura 11 esquerra. L'objecte Herbig-Haro 34 és la nebulosa brillant en forma de xoc de proa a la part baixa de la imatge. Al centre de la imatge es veu l'objecte estel·lar jove impulsor, del qual surt un llarg jet molt col·limat cap al sud, que apunta cap a HH 34. Cap al nord, es veu un feble xoc de proa, simètric de HH 34 respecte al protoestel impulsor, que rep el nom de HH 34 N.

Discos de pols

Els nous instruments a l'infraroig d'alta resolució angular, com el Hubble Space Telescope, ha permès d'obtenir imatges dels discos de pols que envolten els objectes estel·lars en formació. Un bon exemple és el disc de HH 30 (vegeu la figura 10). El disc està vist de costat,

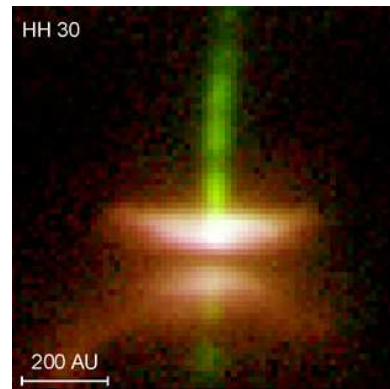


Figura 10: Disc de pols, vist de costat, que envolta el protoestel impulsor de HH 30 i jet col·limat perpendicular al disc. A la part inferior del disc es pot observar un feble contrajet. (Imatge del Hubble Space Telescope)

de manera que la columna de pols al llarg de la visual és molt gran i produeix molta extinció. Així, el disc apareix com un perfil fosc que s'eixampla cap als costats. La part superior i inferior del disc brillen perquè estan il·luminades per la llum de l'estel jove, no visible directament, embegut dins del disc. Un jet molt col·limat surt del protoestel cap a dalt, perpendicularment al disc. Cap a baix es pot veure també un contrajet més feble. El fet que la part superior del disc sigui més brillant que la inferior ens diu que el jet està lleugerament inclinat cap a nosaltres, mentre que el contrajet s'allunya de nosaltres i s'endinsa en el núvol molecular, on la seva emissió està més extingida que la del jet.

Model unificat

Del que hem vist fins ara ens podem fer una idea del que podem trobar quan s'està formant un estel. A grans trets, encara que no puguem veure directament com el material, per efecte de la gravetat, cau sobre el protoestel, sabem que el gas i la pols s'acumulen en un disc perpendicular a l'eix de rotació del sistema. El disc s'anomena *disc d'acreció* (és on s'acumula el material que acabarà caient sobre el protoestel) o *disc protoplanetari* (perquè les restes de material del disc, quan s'ha format el protoestel, acabaran probablement formant un sistema de planetes).

Una part del material que cau sobre el disc és accelerat i ejectat a gran velocitat, perpendicularment al disc. Aquest intens vent estel·lar és a l'origen dels jets col·limats, dels objectes HH quan el material del jet xoca amb el material del núvol ambient, i dels fluxos moleculars bipolars quan el jet acaba arrossegant el material molecular del núvol ambient (vegeu la figura 11).

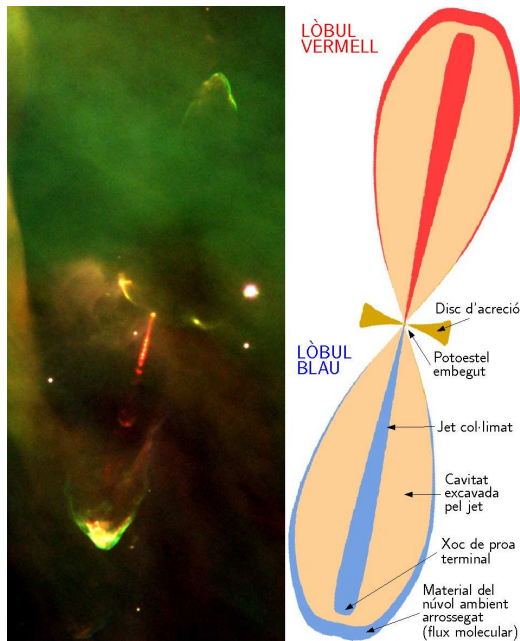


Figura 11: Esquerra: imatge de la regió de HH 34 on es veu, al centre, el protoestel impulsor i el jet col·limat; a baix, HH 34, i a dalt, HH 34 N. (Imatge del VLT, ESO.) Dreta: esquema que il·lustra el model unificat de fluxos bipolars, objectes Herbig-Haro, jets i discos.

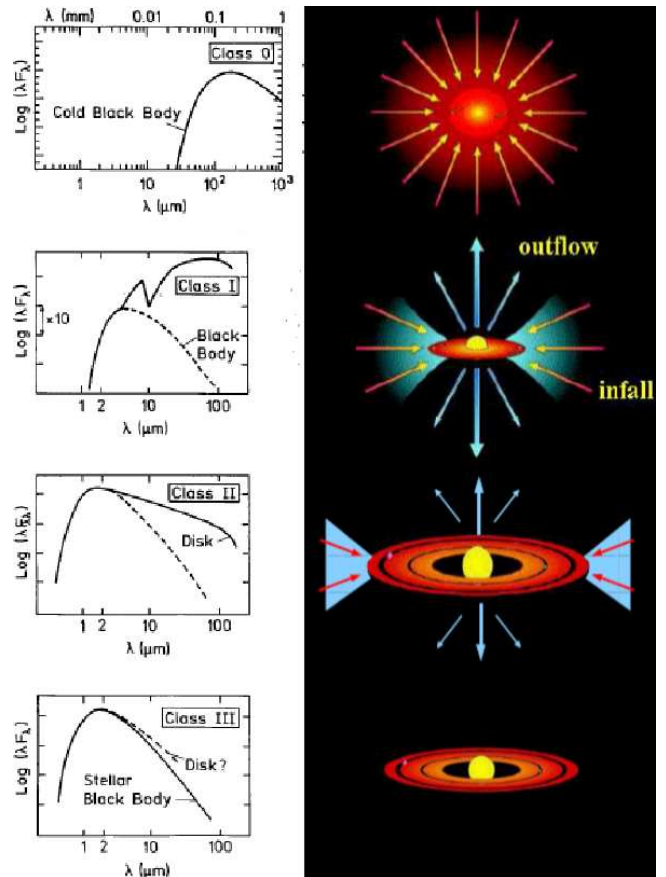


Figura 12: Etapes evolutives de la formació d'un estel aïllat de baixa massa, a l'esquerra segons la seva distribució espectral d'energia i, a la dreta, il·lustrant els processos que hi tenen lloc d'acord amb el model estàndard de formació estel·lar

Com es forma un estel

El cas més fàcil: un estel aïllat de baixa massa

La formació d'un estel aïllat de baixa massa és el cas que es pot estudiar més fàcilment i es coneix com a *model estàndard de formació estel·lar* (Shu et al., 1987). El procés es pot dividir en etapes que es corresponen amb unes propietats observacionals concretes, que permeten de classificar l'estat evolutiu dels objectes estel·lars joves. Aquestes etapes es poden descriure així:

Fragmentació del núvol. Un núvol molecular, per començar a contraure's, ha de vèncer la pressió del gas. Això és possible quan la massa de gas que es contrau és superior a una massa límit, coneguda com a *massa de Jeans*,

$$M_J \propto T_k^{3/2} n^{-1/2}. \quad (7)$$

Quan la contracció fa créixer la densitat del núvol, la massa de Jeans disminueix i el núvol es trenca en diferents fragments, cadascun amb una massa de l'ordre de la massa de Jeans i en contracció. A aquesta etapa corresponen els *nuclis densos preestel·lars*.

Esfondrament gravitatori. Al centre del fragment de núvol en contracció, on la densitat és més alta, comença l'esfondrament gravitatori, que es va

propagant cap enfora a la velocitat del so. El material va caient cap al centre, on forma el nucli del protoestel. L'energia alliberada per la caiguda del material escalfa el dens embolcall de gas i pols, que emet a longituds d'ona submil·limètriques com un cos negre relativament fred. És un *objecte de classe 0* (vegeu la figura 12), l'etapa evolutiva més primerenca que es pot observar d'un protoestel. A causa de la rotació es forma un disc al voltant del protoestel, que segueix incorporant material de l'embolcall. Una part del material de l'embolcall que cau no acaba al protoestel, sinó que és accelerat i ejectat a gran velocitat perpendicularment al disc, formant un jet i un flux bipolar d'alta velocitat.

Acreció amb ejecció. L'acreció de material sobre el protoestel i l'ejecció bipolar continuen. Quan l'embolcall deixa de ser tan dens per efecte del vent estel·lar, passa a ser un *objecte de classe I*, amb una distribució espectral d'energia (SED) més ampla que la d'un cos negre, característica d'un

disc gruixut i calent i un embolcall massiu. La SED es caracteritza pel fet de tenir un pendent, $d \log \lambda F_\lambda / d \log \lambda$, positiu entre 2 i $20 \mu\text{m}$ (vegeu la figura 12).

Estel envoltat d'un disc gruixut. L'embolcall ha estat ja gairebé escombrat pel vent estel·lar i la fotosfera del protoestel comença a ser visible. És un *objecte de classe II*, que correspon a estels T Tauri clàssics (estels de baixa massa, preseqüència principal), amb una SED característica d'una fotosfera envoltada per un disc, dins d'un embolcall òpticament prim, amb un pendent negatiu d'entre 2 i $20 \mu\text{m}$.

Estel amb un disc residual. El disc es torna òpticament prim al voltant de l'estel ja format. És un *objecte de classe III*, corresponent a estels T Tauri «febles» o «nus», perquè la seva SED és la d'una fotosfera, amb un lleuger excés d'emissió a l'infraroig del disc. El disc acaba evolucionant cap a un disc de «runa», on la pols s'ha agregat en partícules més grans, que probablement acabarà donant lloc a un sistema de planetes.

Qui controla la formació estel·lar?

Tal com hem explicat, entenem més o menys les etapes de la formació d'un estel aïllat. Però no sabem encara res de com s'inicia el procés. Pot ser que els núvols moleculars estiguin permanentment en un procés d'esfondrament gravitatori? De fet, sabem que no, perquè si fos així haurien desaparegut tots i la seva matèria hauria anat a parar a estels de la Galàxia. El fet que els núvols moleculars existeixin actualment ens diu que estan més o menys en equilibri i que, només quan es trenca localment aquest equilibri en un nucli dens, s'engega el procés de formació estel·lar.

Podem analitzar el balanç energètic dels núvols moleculars a partir del teorema del virial. Si anomenem K l'energia cinètica d'un núvol i U_{grav} la seva energia potencial gravitatòria, el núvol estarà en expansió, en equilibri o en contracció depenent de si el doble de l'energia cinètica supera, és igual o és inferior a l'energia potencial gravitatòria,

$$2K + U_{grav} \begin{cases} > 0 \text{ (expansió)} \\ = 0 \text{ (equilibri)} \\ < 0 \text{ (contracció)} \end{cases} \quad (8)$$

(l'energia gravitatòria es defineix com a negativa). Si només tenim en compte l'energia cinètica tèrmica K_{term} del gas molecular, a una temperatura d'uns 10 K, tenim que $2K_{term} + U_{grav} \ll 0$, cosa que indica que la temperatura del gas és insuficient per impedir que els núvols es condensin sota l'efecte de la força de gravetat. Quin és, doncs, el mecanisme que fa que els núvols moleculars estiguin aproximadament en equilibri?

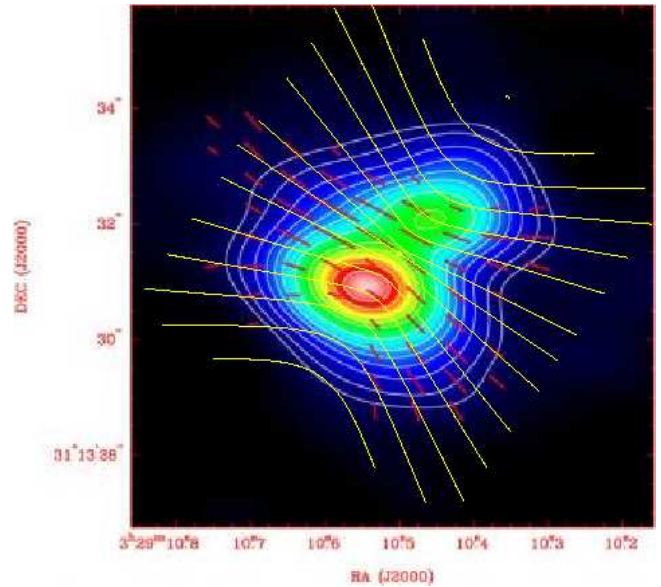


Figura 13: Camp magnètic a NGC 1333-IRS 4A (Girart et al., 2006), observat a partir de la polarització de la radiació amb l'interferòmetre SMA (SAO/ASIAA)

S'han proposat dos mecanismes principals de suport dels núvols moleculars. Un és la turbulència. L'amplada observada de les línies espectrals permet d'estimar l'energia cinètica de la turbulència i veure que possibilita la virialització dels núvols moleculars, $2K_{turb} + U_{grav} \simeq 0$. Si fos així, la turbulència suportaria els núvols moleculars enfront de la gravetat, i la mateixa turbulència podria generar fluctuacions d'alta densitat (nuclis densos), gravitacionalment inestables, que donarien lloc ràpidament a formació estel·lar.

L'altre mecanisme alternatiu és el camp magnètic interestel·lar, que podria ser suficient per suportar els núvols moleculars enfront de la gravetat. Si fos així, el procés que permet que un núvol acabi esfondrant-se seria la difusió ambipolar. El gas molecular està lleugerament ionitzat a causa dels raigs còsmics, i els ions només es poden desplaçar al llarg de les línies de camp magnètic. La difusió ambipolar permet que les partícules neutres del gas es desplacin (lentament) respecte a les ionitzades i es moguin perpendicularment al camp magnètic i l'arrossequin. La contracció gravitatòria acaba fent que el camp magnètic tingui una morfologia de rellotge de sorra.

Això és precisament el que s'ha vist en algun cas. En la figura 13 es mostren les línies de camp magnètic a l'embolcall de pols del protoestel NGC 1333-IRS 4A (Girart et al., 2006), obtingudes a partir d'observacions de la polarització lineal de la radiació. Per tant, en alguns casos sembla que és el camp magnètic el mecanisme que controla l'estabilitat dels núvols moleculars i la formació estel·lar.

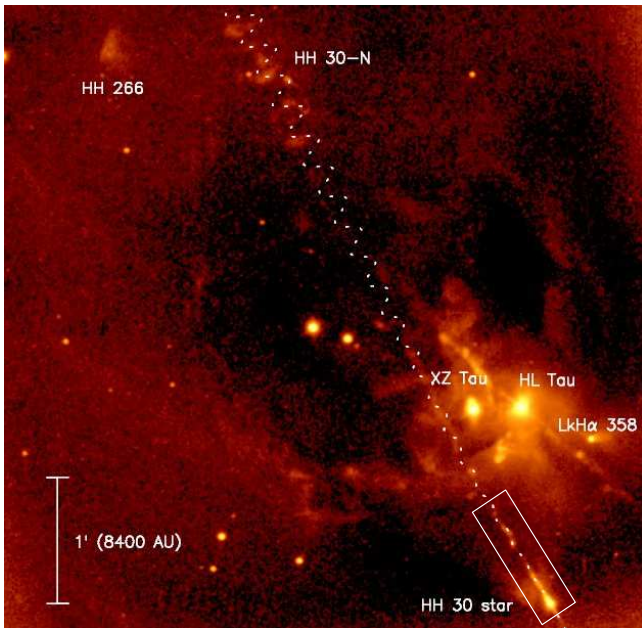


Figura 14: Imatge del jet de HH 30, de l'emissió de [SII] obtinguda amb el NOT (ORM). Noteu la trajectòria ondulant del jet, indicada per la línia de punts, que suggereix que l'estel impulsor és un sistema binari (Anglada et al., 2007). El requadre marca la part central del jet de HH 30, ampliat en la figura 15

Un exemple: el que desvela el jet de HH 30

Moviments propis

Alguns jets són extraordinàriament collimats i estan formats per un llarg rosari de nusos brillants, cadascun dels quals és, de fet, un objecte HH. Un bon exemple n'és el jet de HH 30 (vegeu la figura 14). A prop del protoestel impulsor, a la part baixa de la imatge, el jet és bastant brillant. Però es pot seguir la trajectòria del jet fins a la part alta de la imatge, on els nusos del jet s'anomenen *HH 30 N*.

Si el jet està sent ejectat pel protoestel, s'hauria de poder veure com els nusos es van desplaçant amb el temps. Això s'ha dut a terme comparant dues imatges fetes amb uns anys d'interval i, efectivament, s'ha pogut mesurar que els nusos tenen velocitats alineades amb l'eix del jet, d'uns 200 km s^{-1} (Anglada et al., 2007).

Un sistema binari al cor de HH 30

La trajectòria del jet és lleugerament ondulant (vegeu la figura 15). Això fa pensar que el protoestel impulsor pot formar part d'un sistema binari: l'ondulació de la trajectòria pot ser causada pel moviment orbital al voltant del centre de masses del sistema, o bé per la precessió del disc circumstel·lar sota l'influència de l'estel acom-

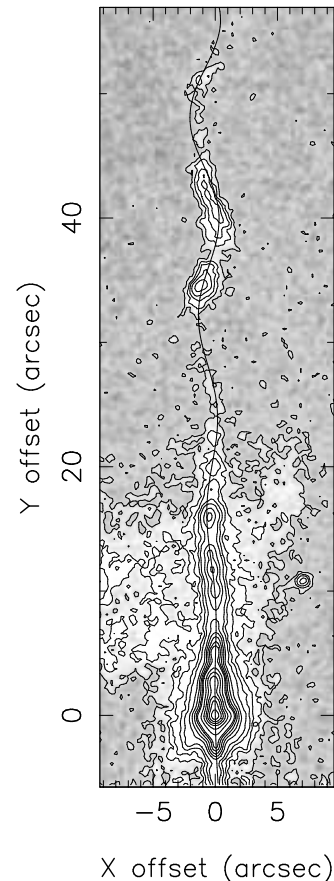


Figura 15: Part central del jet de HH 30, on s'ha superposat la trajectòria del model de jet ondulant produït per un sistema binari impulsor (situat a l'origen de coordenades). La separació del sistema binari és $\ll 1''$ (Anglada et al., 2007)

panyant. Es podria distingir entre les dues possibilitats si es pogués observar prou bé el contrajet, que s'intueix a la part baixa de la figura 14: el moviment orbital produeix un jet i contrajet amb simetria plana, mentre que en el cas de la precessió la simetria és puntual. Però el contrajet és tan feble que és molt difícil d'observar.

La forma de la trajectòria, juntament amb el coneixement de la velocitat del jet, fa possible deduir els paràmetres físics del sistema binari. Depenent de quin dels dos mecanismes és el responsable, la separació dels components del sistema binari seria de $0,1''$ (unes 10 ua a la distància de HH 30), per al cas de moviment orbital, o $0,01''$ (de l'ordre d'1 ua), per al cas de precessió. En qualsevol dels casos, aquesta separació és molt difícil d'observar amb els instruments disponibles actualment.

El disc de HH 30 (figura 10), que hem donat com a exemple de disc circumstel·lar, té unes 100 ua de radi; és molt més gran que la separació del sistema binari que hi ha probablement al cor de HH 30. Per tant, ha de ser, de fet, un disc circumbinari. Al voltant del protoestel impulsor, membre del sistema binari, hi ha d'haver un

disc d'acreció molt més petit que el de la figura 10.

Els estels d'alta massa

Es poden formar estels de més de $10 M_{\odot}$?

El model estàndard de formació estel·lar no funciona per a estels de més d'unes $10 M_{\odot}$. Això es pot veure comparant dues escales de temps que governen, d'una part, la durada de l'acreció de material per formar el protoestel i, de l'altra, el temps que tarda el nucli protoestel·lar en contraure's i escalfar-se per poder iniciar les reaccions termonuclears al seu centre.

Com a temps característic de l'acreció es pot agafar el temps de caiguda lliure, que depèn només de la densitat inicial del material, ρ ,

$$t_{ff} = \sqrt{\frac{3\pi}{32G\rho}}. \quad (9)$$

El temps característic de contracció del nucli protoestel·lar es pot estimar tenint en compte que la lluminositat del protoestel ve de part de l'energia gravitatòria alliberada per la contracció. És l'anomenat *temps de Kelvin-Helmholtz*,

$$t_{KH} = \frac{GM_*^2}{R_*L_*}, \quad (10)$$

on M_* , R_* i L_* són la massa, el radi i la lluminositat del protoestel.

Per a un estel de baixa massa, $t_{ff} \ll t_{KH}$, i el protoestel té temps d'acretar tota la seva massa abans de contraure's. Per tant, el protoestel passa per una etapa preseqüència principal abans de començar la combustió termonuclear de l'hidrogen i convertir-se en un estel adult, de la seqüència principal. En canvi, per a un estel d'alta massa, el temps de caiguda lliure no es modifica, però el temps de Kelvin-Helmholtz es redueix moltíssim, amb el resultat que $t_{ff} \gg t_{KH}$. En conseqüència, el protoestel no té temps d'acretar més d'unes $10 M_{\odot}$ quan comença ja a cremar hidrogen, i es converteix en un estel de la seqüència principal.

Però segur que es formen estels més massius, perquè n'hi ha! El problema és saber com s'arriben a formar. S'han proposat dos mecanismes diferents. Segons el primer, els protoestels d'alta massa es formen per fusió d'altres de massa més baixa. Té a favor que els estels d'alta massa no es formen aïlladament, sinó en cúmuls de molts protoestels. Segons l'altre, es formen de manera semblant als de baixa massa, però amb una accreió a ritmes molt més alts que per als de baixa massa.

G24.78+0.08, un exemple de llibre

Actualment, les observacions semblen que afavoreixen la idea que els estels d'alta massa es formen de manera semblant als de baixa massa: en els protoestels d'alta massa trobem els mateixos fenòmens que en els de baixa massa: discos en rotació, fluxos bipolars d'alta velocitat, contracció gravitatòria.

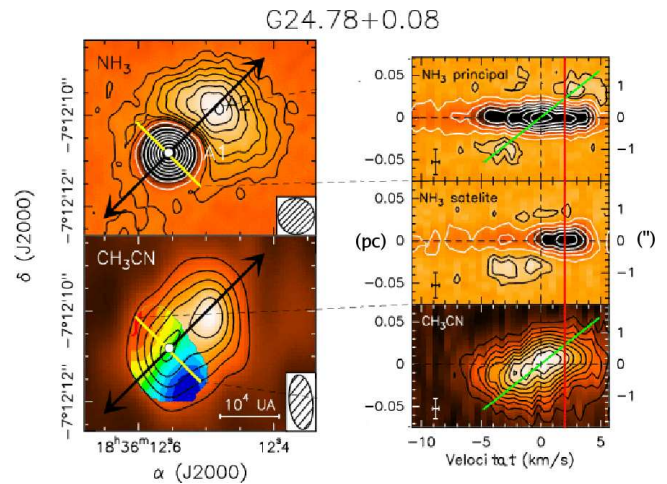


Figura 16: Flux molecular, disc en rotació i contracció gravitatòria a G24.78+0.08, un protoestel de $20 M_{\odot}$

Un dels casos més clars vistos fins ara és el de G24.78+0.08 A1 (Beltrán et al., 2006). Es tracta d'un objecte estel·lar jove d'alta massa (unes $20 M_{\odot}$), que ha fotoionitzat el material del seu voltant i ha creat una regió H II compacta, submergida dins d'un nucli de gas dens que engloba també l'objecte estel·lar jove A2, una mica més al nord (vegeu la figura 16). La intensa radiació de continu de la regió H II és absorbida per les molècules de NH_3 de la part de l'embolcall situat entre la regió H II i l'observador, de manera que la línia del NH_3 apareix en absorció (zona en negre al panell superior esquerre) a la posició de A1. A la resta del nucli dens, en canvi, apareix en emissió. Les fletxes negres dels panells de l'esquerra indiquen l'eix del flux molecular bipolar originat per A1. El panell inferior mostra, a l'esquerra, en escala de colors, la velocitat de l'emissió de CH_3CN , que traça un disc o toroide en rotació, d'unes 10^4 ua de radi, perpendicular al flux molecular, i a la dreta el diagrama posició-velocitat al llarg del pla del toroide.

El moviment de contracció gravitatòria de A1 s'ha pogut mesurar gràcies al fet que la transició de NH_3 té un desdoblament i se n'observa una línia principal òpticament més gruixuda i una línia satèl·lit òpticament més prima (vegeu els panells superior i del mig, a la dreta). La línia principal, més gruixuda, s'origina en la part externa del nucli (més a prop de l'observador). La línia satèl·lit, en canvi, traça la part més interna del nucli dens (més lluny de l'observador i més a prop del protoestel). Tal com es pot veure als panells, la velocitat central de la línia satèl·lit és uns 2 km s^{-1} superior a la principal, és a dir que el material més a prop del protoestel s'allunya de l'observador més de pressa que el material extern: està caient sobre el protoestel.

En conclusió, en aquest protoestel d'alta massa, el mecanisme de formació és semblant al dels estels de bai-

xa massa. El material del nucli dens forma un disc o toroide en rotació al voltant del protoestel, i aquest origina un flux col·limat al llarg de l'eix de rotació. Però les escales són diferents que en el cas de baixa massa. El ritme d'acreció de matèria ha de ser molt més elevat perquè el protoestel tingui temps d'acretar la seva massa abans que l'estel s'enguegui i escombri tot el material del seu voltant.

Agraïments

Vull agrair l'ajuda i la col·laboració de la resta del grup de medi interestel·lar: Rosario López (UB), Àngels Riera (UPC), Josep-Miquel Girart (ICE), Maite Beltrán (UB), Aina Palau (LAEFF), Gemma Busquet (UB), Josep-Maria Masqué (UB), Álvaro Sánchez (UB). La recerca del grup està finançada pel MEC espanyol, projecte AYA2005-08523 i fons FEDER.

Bibliografia citada

ANGLADA, G., LÓPEZ, R., ESTALELLA, R., MASEGOSA, J., RIERA, A. I RAGA, A. C., Proper Motions of the Jets in the Region of HH 30 and HL/XZ Tau. Evidence for a Binary Exciting Source of the HH 30 Jet, *The Astronomical Journal*, **133**, 2799–2814 (2007).
BELTRÁN, M. T., CESARONI, R., CODELLA, C., TESTI, L., FURUYA, R. S. I OLMÍ, L., Infall of Gas as the Formation Mechanism of Stars up to 20 Times More Massive than the Sun, *Nature*, **443**, 427–429 (2006).
GIRART, J. M., RAO, R. I MARRONE, D., Magnetic Fields in the Formation of Sun-Like Stars, *Science*, **313**, 5788, 812–814 (2006).
HERBIG, G. H., The Spectra of Two Nebulous Objects Near NGC 1999, *The Astrophysical Journal*, **113**, 697–699 (1951).

PALAU, A., HO, P. T. P., ZHANG, Q., ESTALELLA, R., HIRANO, N., SHANG, H., LEE, C. F., BOURKE, T. L., BEUTHER, H. I KUAN, Y. J., Submillimeter Emission from the Hot Molecular Jet HH 211, *The Astrophysical Journal*, **636**, L137–L140 (2006).

RODRÍGUEZ, L. F., MORAN, J. M. I HO, P. T. P., Anisotropic Mass Outflow in Cepheus A, *The Astrophysical Journal*, **240**, L149–L152 (1980).

SHU, F. H., ADAMS, F. C. I LIZANO, S., Star Formation in Molecular Clouds – Observation and Theory, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, **25**, 23–81, (1987).

SNELL, R. L., LOREN, R. B. I PLAMBECK, R. L., Observations of CO in L1551 – Evidence for Stellar Wind Driven Shocks, *The Astrophysical Journal*, **239**, L17–L22 (1980).

Bibliografia complementària

BELTRÁN, M. T., Formación de estrellas masivas, *Investigación y Ciencia*, **en premsa**, (2007).
ESTALELLA, R. I ANGLADA, G., *Introducción a la física del medio interestelar*, Textos Docents, 50, Edicions de la Universitat de Barcelona (Barcelona, 1997).
GIRART, J. M., Campos magnéticos en nubes moleculares y su papel en el proceso de formación estelar, *Boletín de la SEA*, **17**, 14–29 (2007).
HARTMANN, L., *Accretion Processes in Star Formation*, Cambridge University Press (Cambridge, 1998).
STAHLER, S. W. I PALLA, F., *The Formation of Stars*, Wiley-VCH Verlag (Wenheim, 2005).