



COLLÈGE
DE FRANCE
— 1530 —

Chaire Galaxies et Cosmologie

ETOILES et TROUS NOIRS

Formation des étoiles au coeur des nuages moléculaires

HST Proplyds



Françoise Combes



Laboratoire d'Étude du Rayonnement et de la Matière en Astrophysique

Les grandes questions

1- Observations à grande échelle

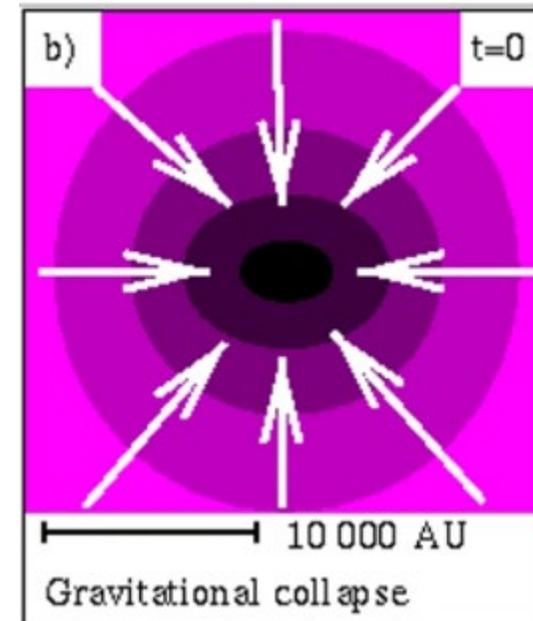
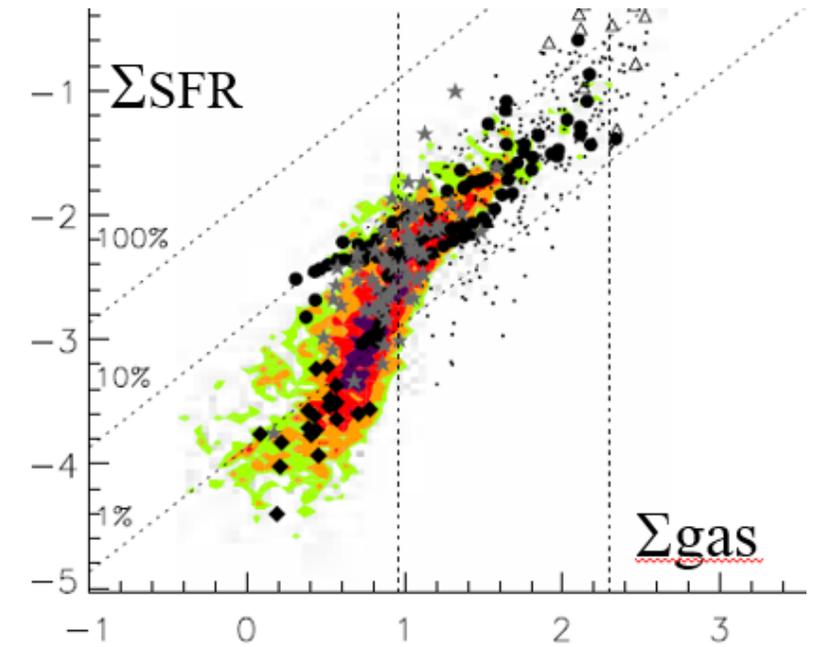
Nuages moléculaires: formation
Structure, évolution, dissolution

2- Processus à petite échelle

Stabilité des nuages, dynamique
Turbulence, Champ magnétique, Pression

3- Les étapes de la formation d'étoiles

Diverses étapes du collapse
Feedback, flows bipolaires

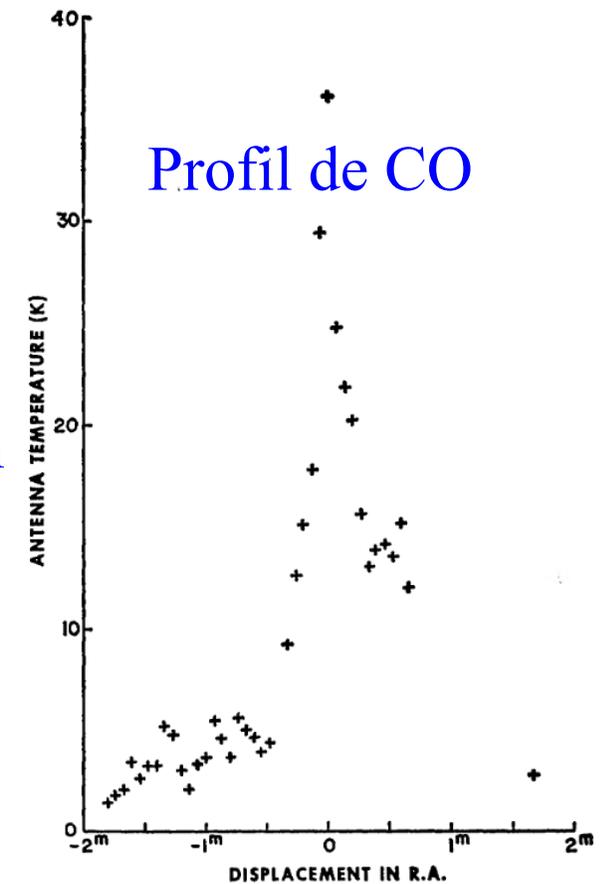
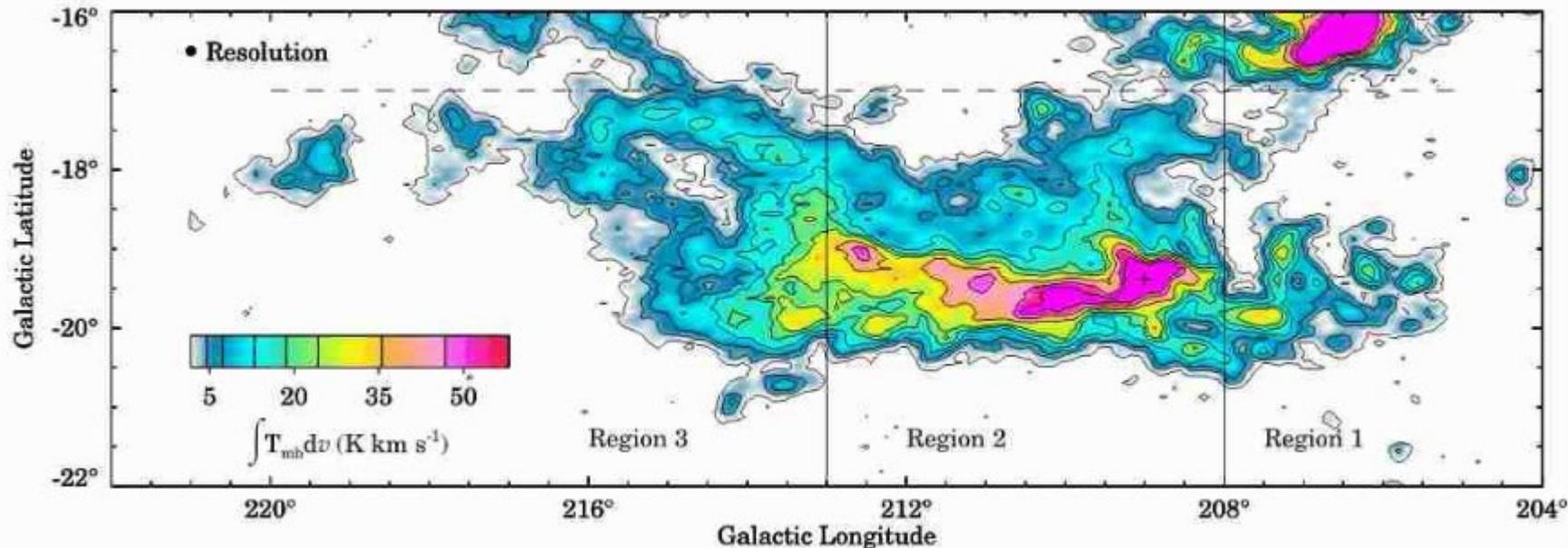


Les nuages moléculaires

Première découverte: R. Wilson et al (1970), dans Orion,
Une raie qu'ils interprètent comme CO(1-0)

“Wilson, Jefferts, Penzias: We have found intense 2.6-mm line radiation from nine galactic sources which we attribute to carbon monoxide.

La molécule H₂ ne rayonne pas **CO/H₂ ~10⁻⁴**



Profil de CO

*Bruno Wilson et al 2005
Orion-Monoceros*

Traceurs du gaz moléculaire

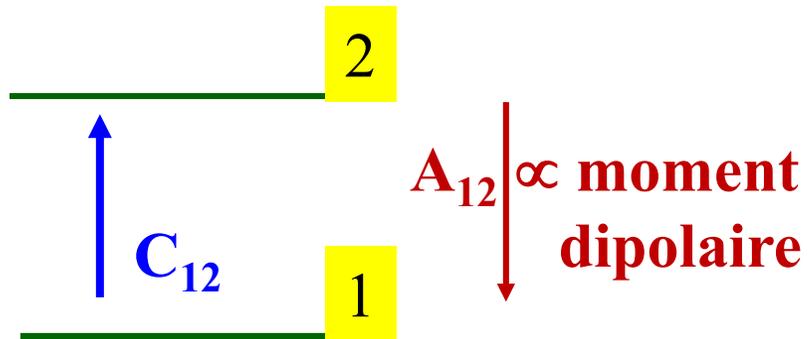
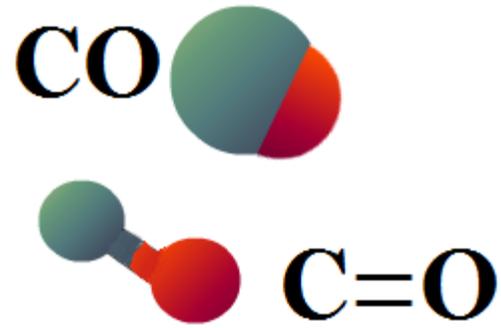
CO: faible moment dipolaire

Densité critique pour CO(1-0)
 $n(\text{H}_2) \sim 10^3 \text{ cm}^{-3}$

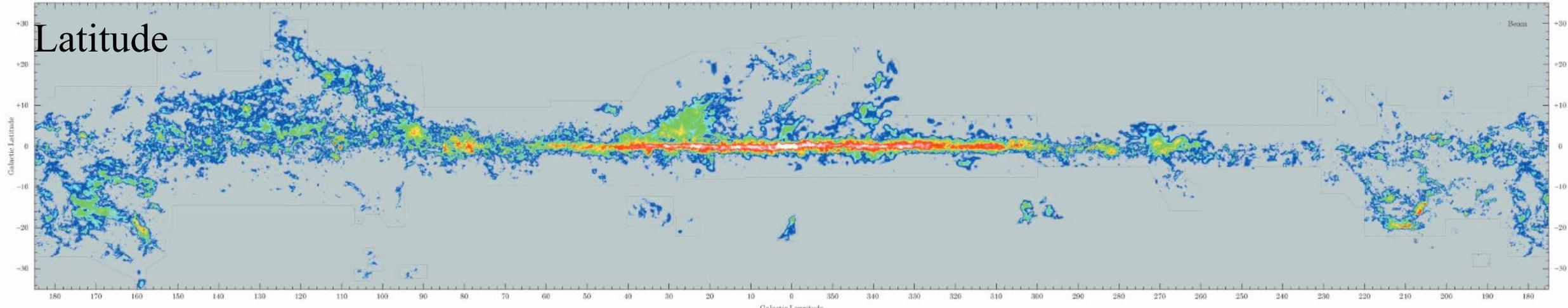
Traceurs de gaz dense

Molécules à **moment dipolaire élevé**

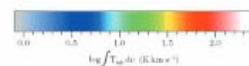
HCN, HCO^+



E=52K	J=4	_____
CO(4-3)	650 μ	460GHz
E=31.2K	J=3	_____
CO(3-2)		345GHz
E=15.6K	J=2	_____
		230GHz
E=5.2K	J=1	_____
		115GHz
E=0	J=0	_____
		2.6mm

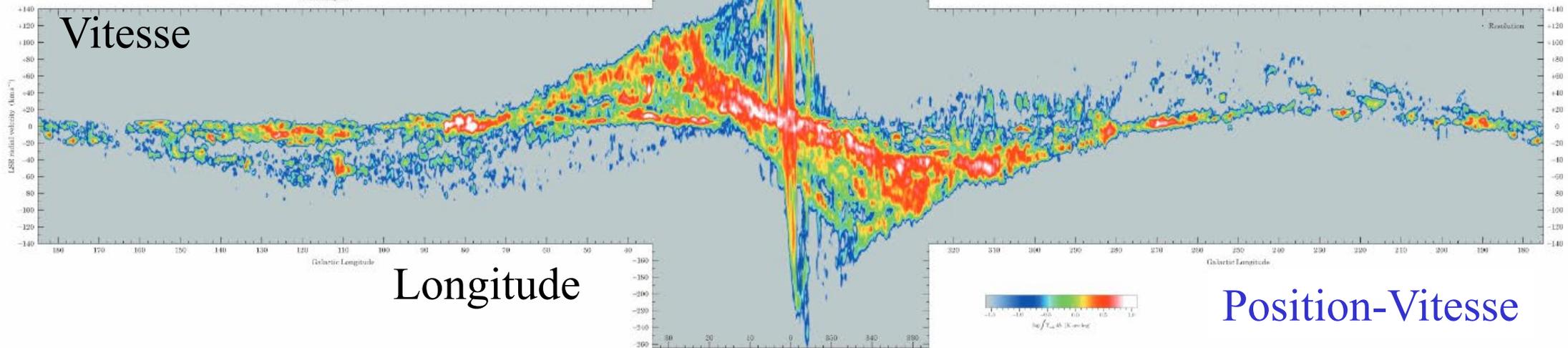
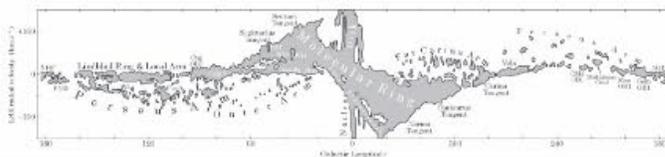
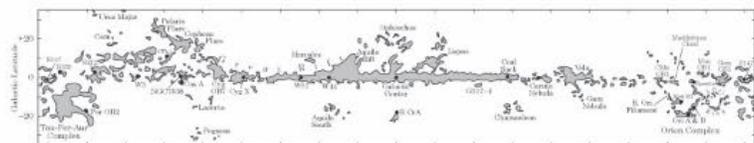


Longitude



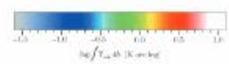
Dame et al. 2001

La Voie lactée

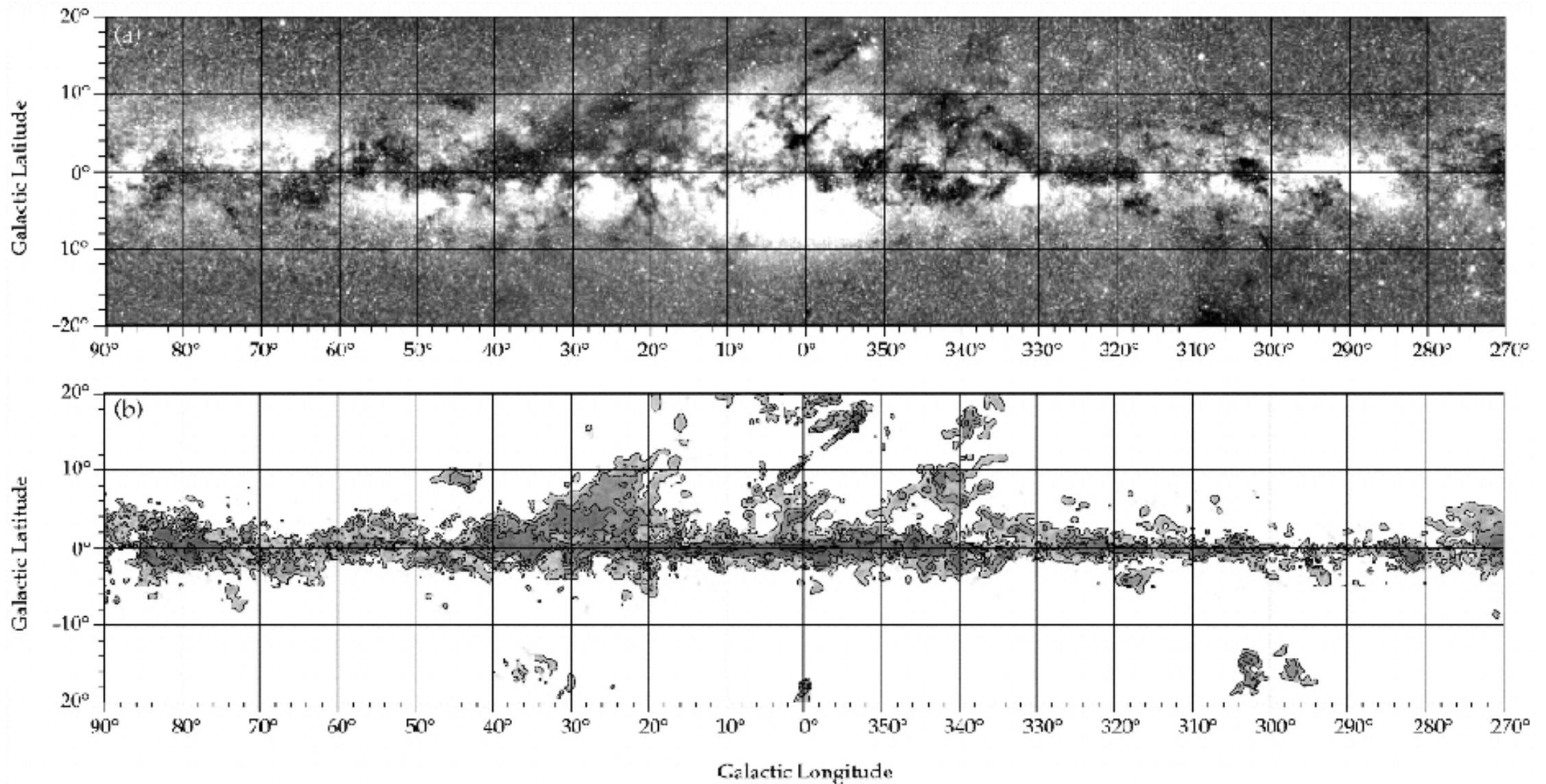


Vitesse

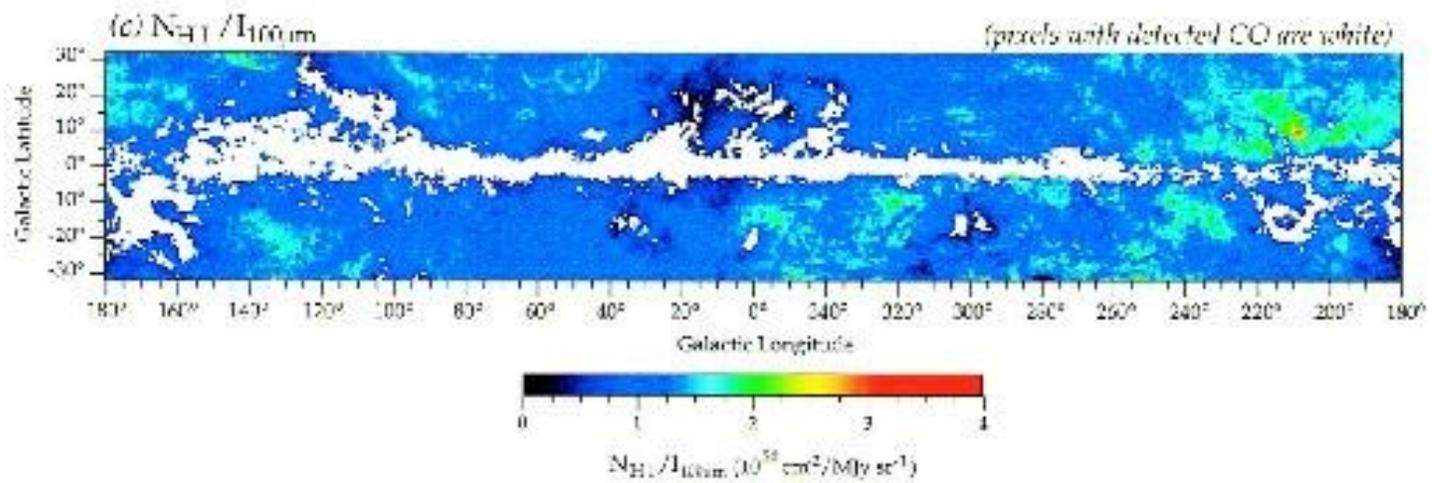
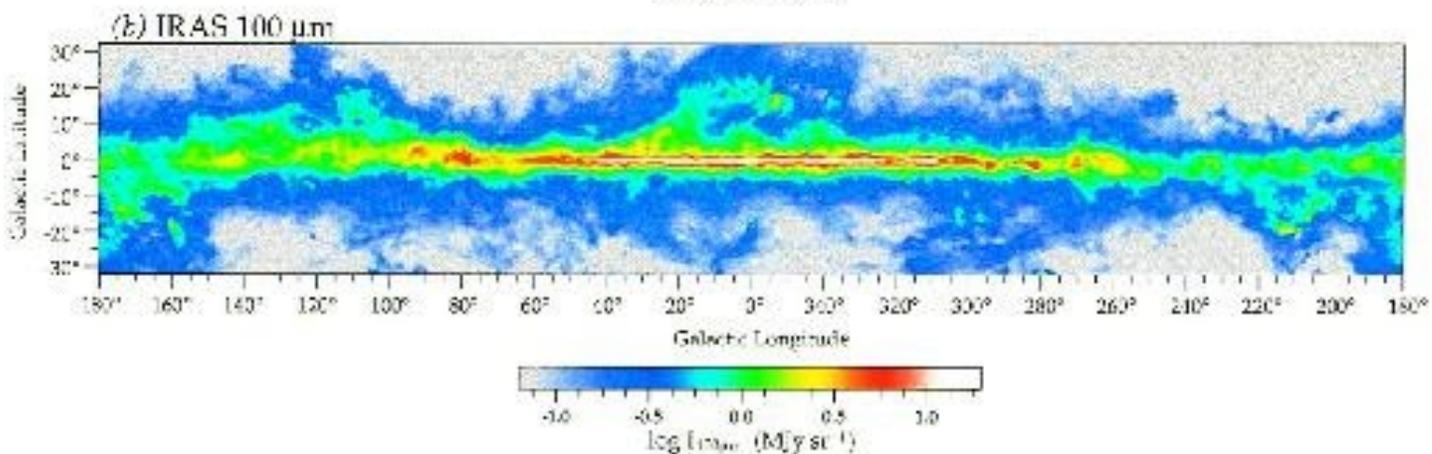
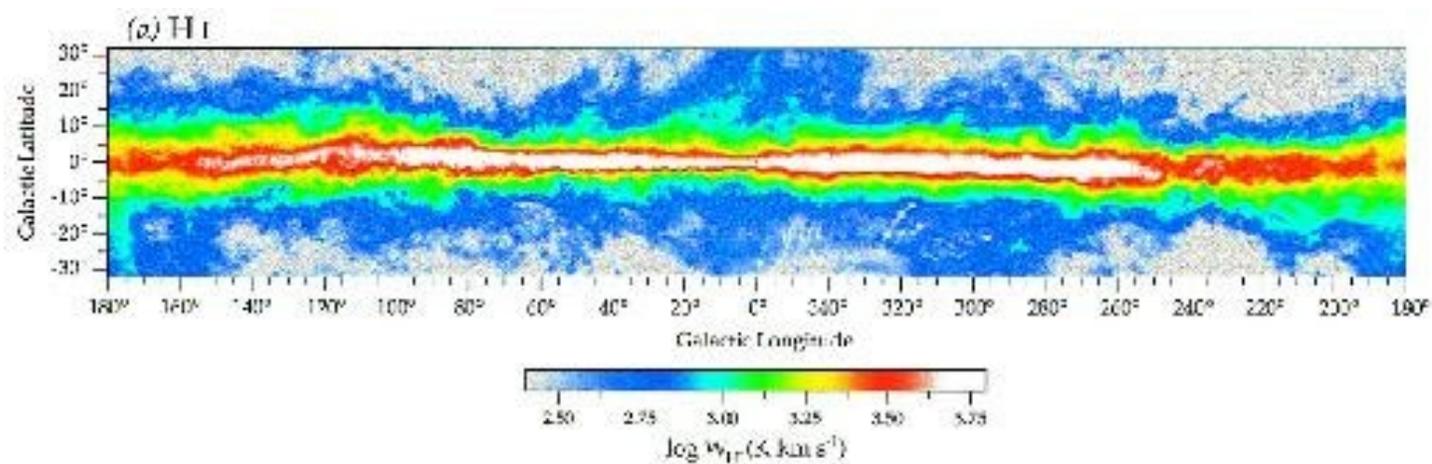
Longitude



Position-Vitesse



Comparaison avec une image optique, de la carte des nuages CO à moins de 2.5kpc de distance (et entre 10 à 35km/s) *Dame et al (2001)*



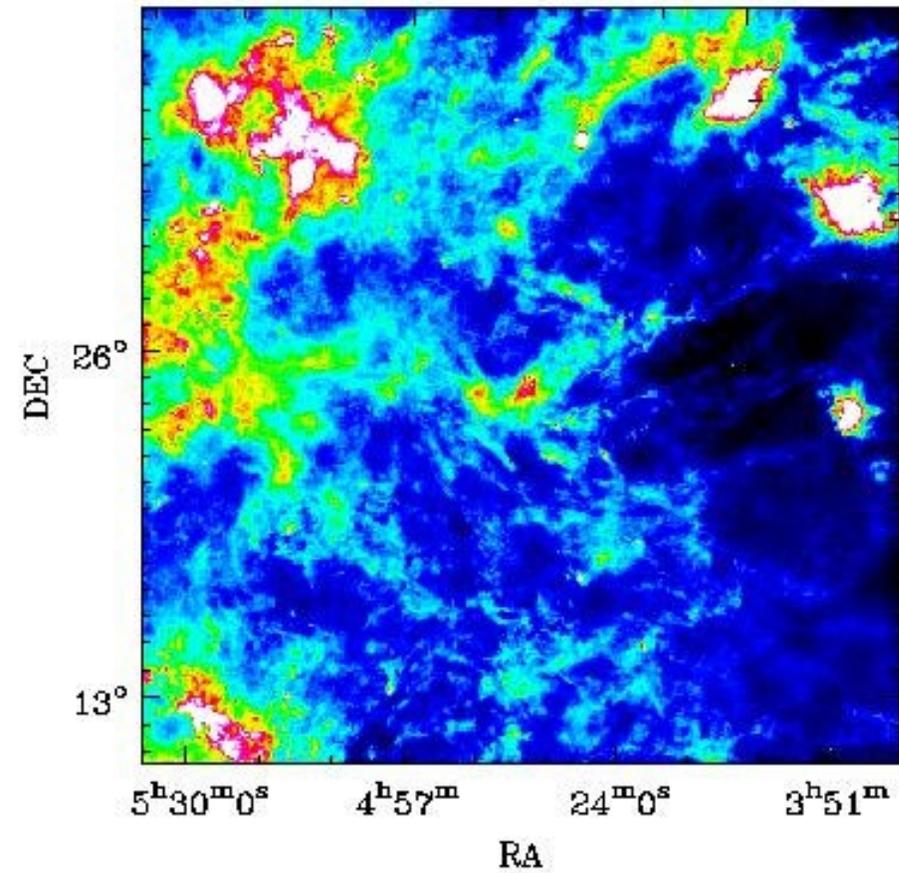
Comparaison
avec le gaz atomique HI

et la poussière en
infrarouge lointain 100 μm
Cartes IRAS

CO lissé à 36'
 $I_{\text{CO}} > 1 \text{ K km/s}$ blanc

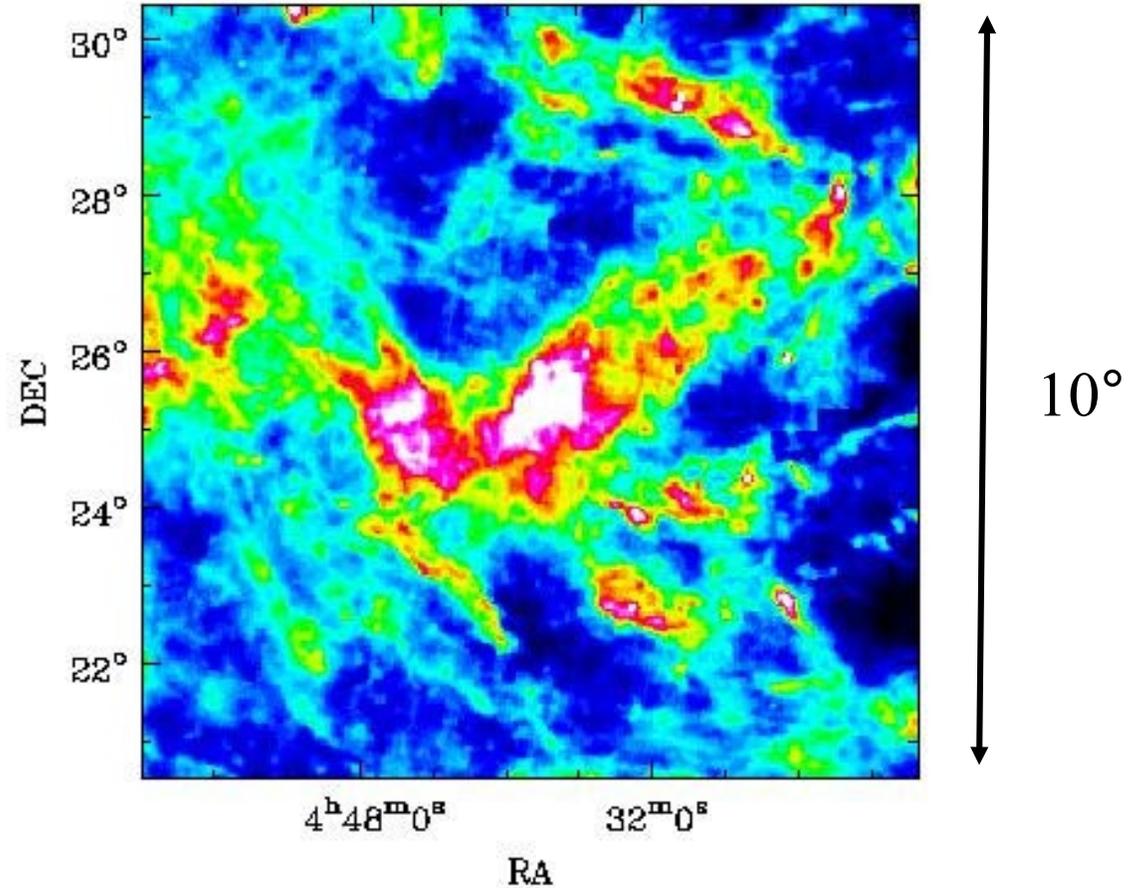
Structure self-similaire (sauf pour la résolution!)

Nuage moléculaire du Taureau
à 100pc du Soleil

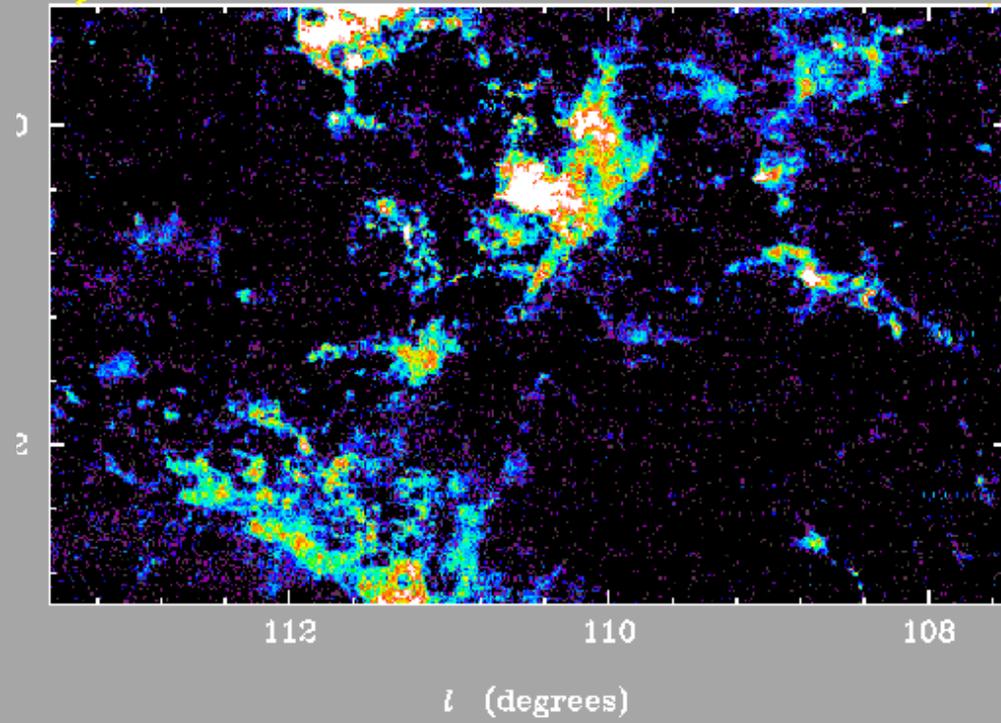
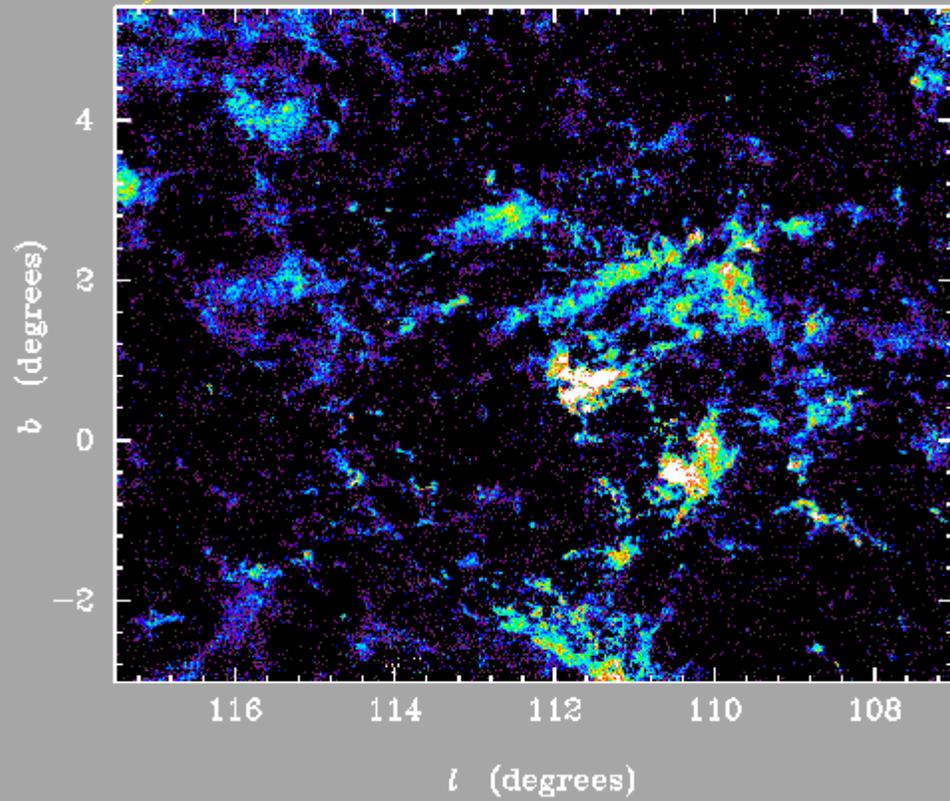
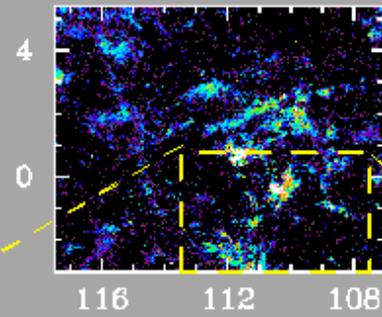
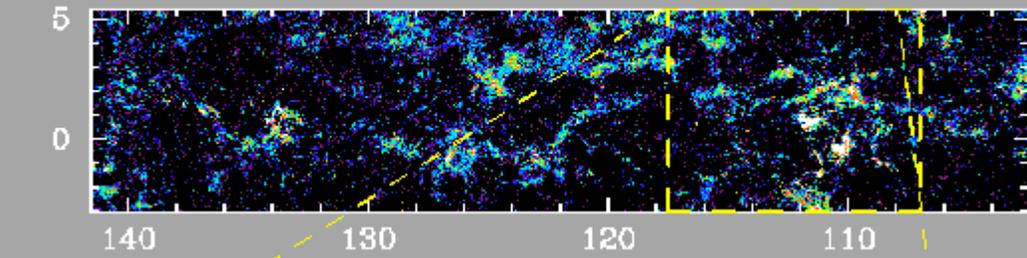


30°

Emission IRAS 100μm
de la poussière chauffée



10°



Survey CO du 2ème quadrant (*Mark Heyer et al*)

Densité de surface du gaz en échelle log (15 mag)

Simulation de N fragments à chaque niveau L
 $N=3-10, L=9$

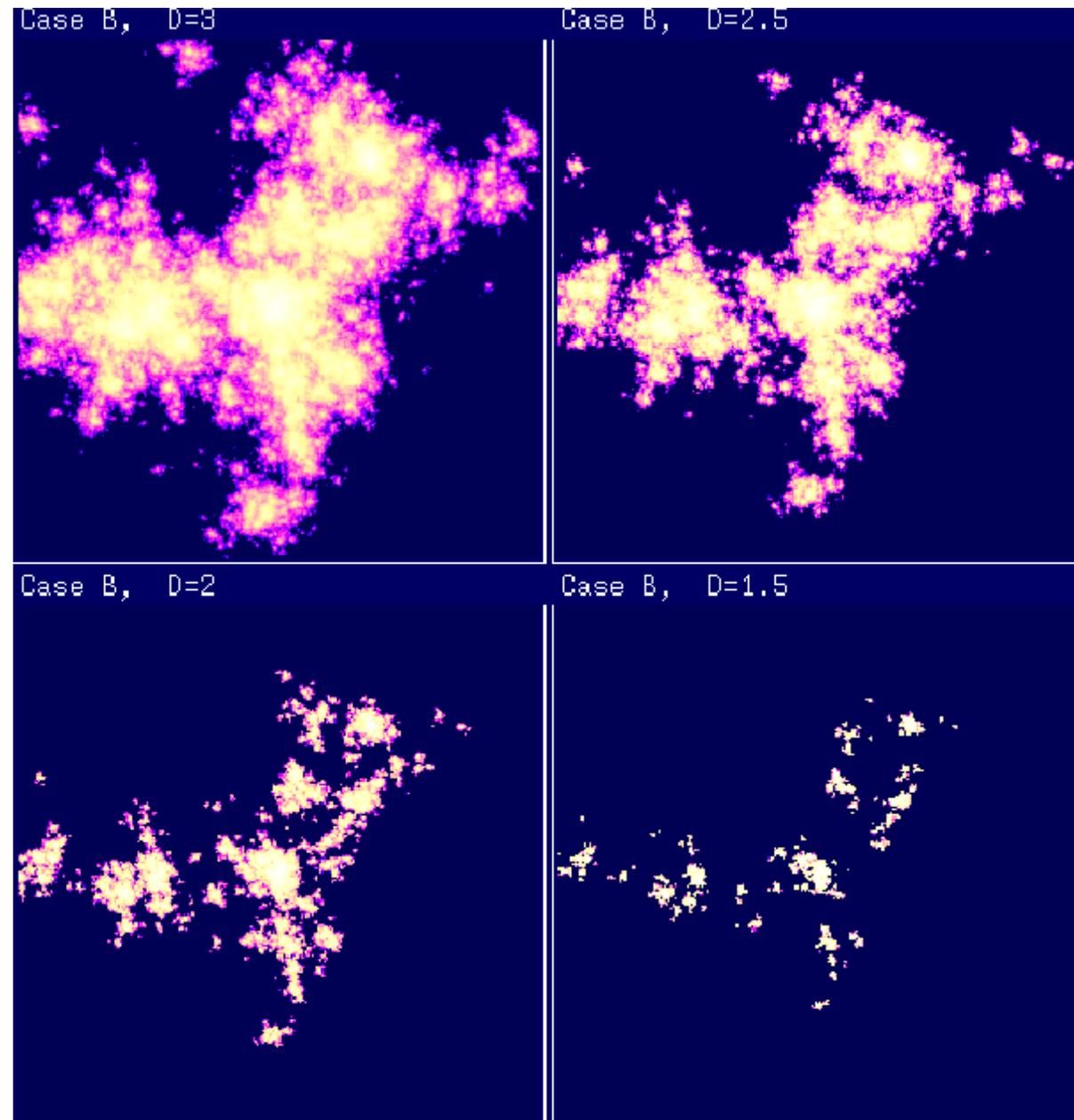
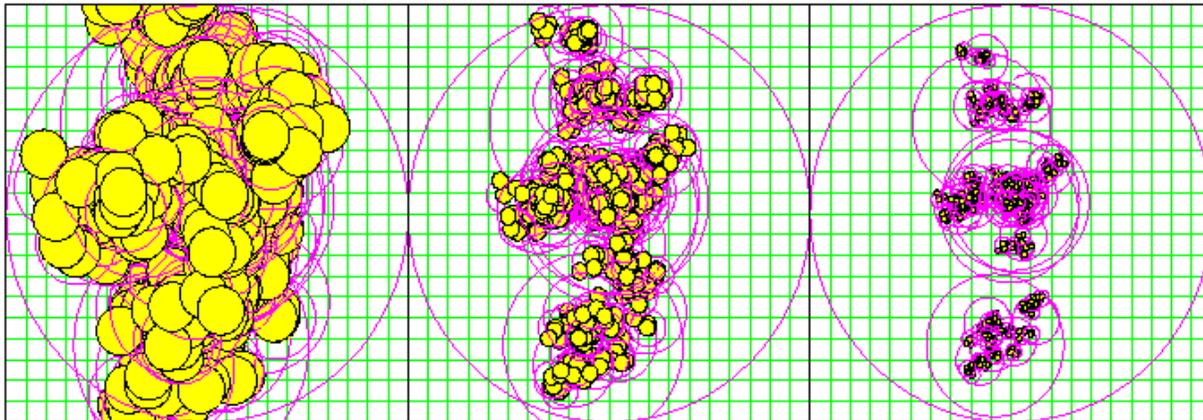
Le facteur de remplissage en surface
dépend de la dimension fractale D
Moins de 1% pour $D=1.7$

$$M(r) \sim r^D$$

$D=3$

$D=2$

$D=1.5$

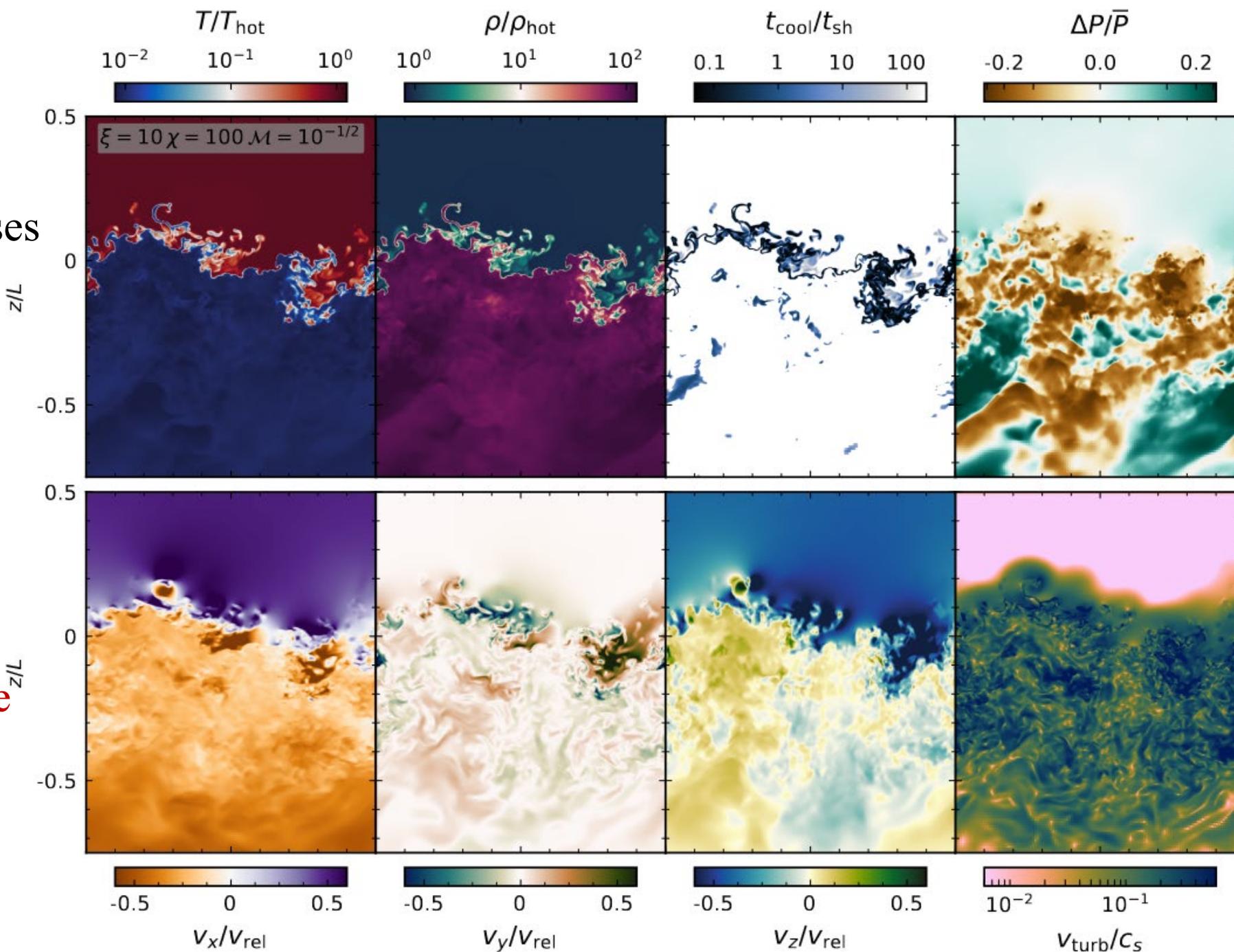


Mélange

Interface entre phases
chaude et froide
→ Instabilités
Kelvin-Helmoltz,
Rayleigh-Taylor

Réduit t_{cool}

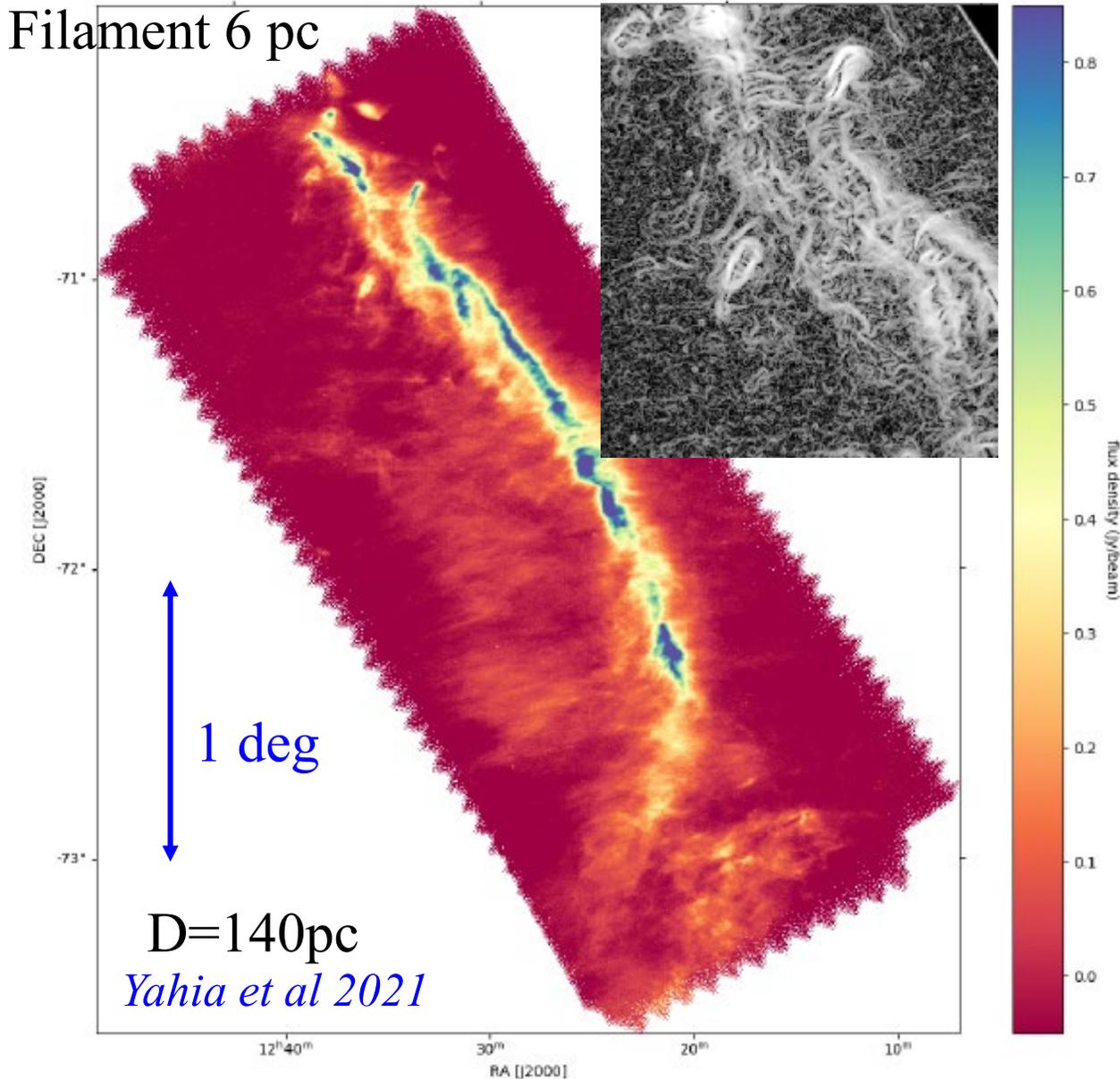
→ Turbulence dans
le gaz froid et dense



Fielding et al 2020

Musca: filament de la mouche

Filament 6 pc



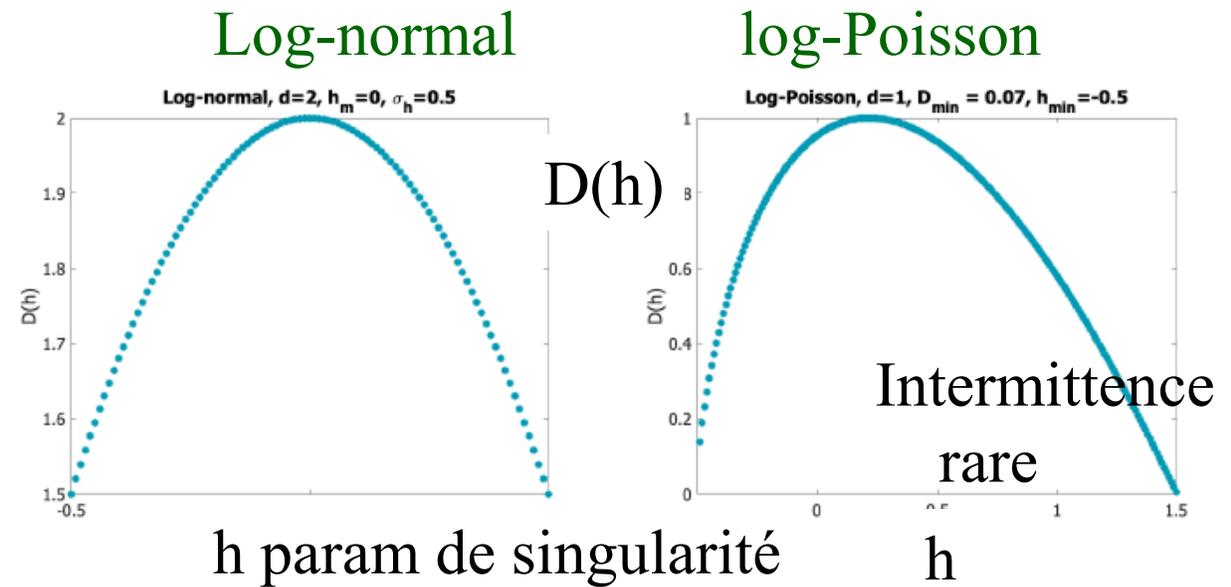
Multi-fractal, simulations

Comparaison avec la carte Herschel 250 μ m de la poussière

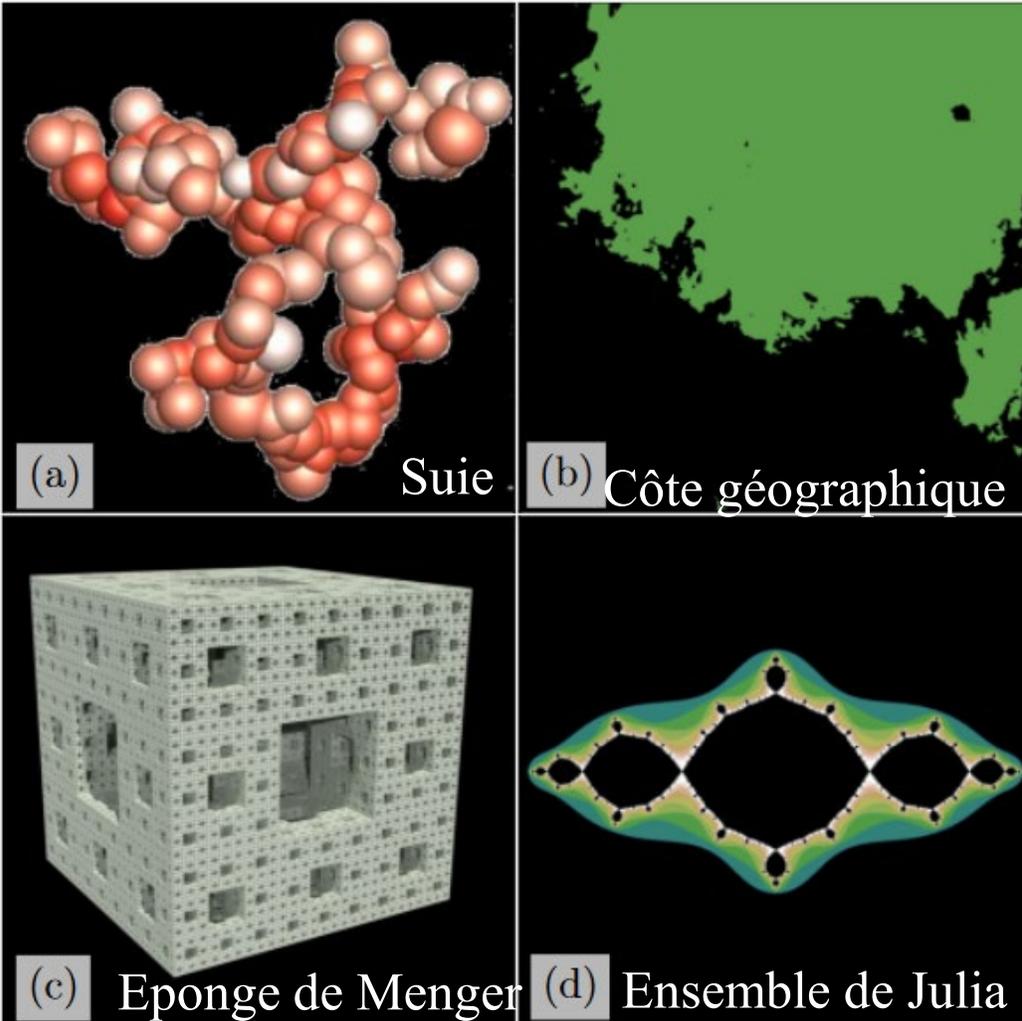
Gaz et poussière distribués en filament de $\sim 0.1-5$ pc environ, dûs à la dissipation

Sans dissipation $D(h)$ log-normale

Avec dissipation, **log-Poisson** \rightarrow **Musca**



Fractal en volume ou surface?



Turbulence interstellaire: isotherme et supersonique $10\text{km/s} \gg c_s = 0.3\text{km/s}$ à $T \sim 10\text{K}$

Pour un fractal 3D en masse $M(r) \propto r^D$

Pour un fractal en surface, $M(r) \propto r^3$

Et $S(r) \propto r^{D-2}$

Les simulations montrent que le fractal serait de surface à faible densité, puis de volume à haute densité

L'énergie cascade des grandes vers les petites échelles

La cascade tend à enfermer plus de surface pour un petit volume

Structure fractale des zones de formation d'étoiles

Images HST de 10 galaxies, lissées par un filtre gaussien
Sur des échelles variées de 10 à 1 kpc le long des bras spiraux
(Elmegreen & Elmegreen 2001)

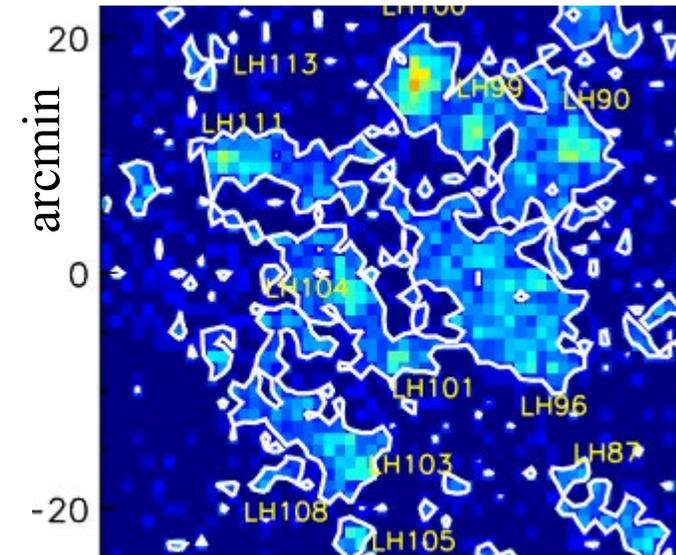
→ Donne une dimension fractale $D = 2.3$

Un peu supérieure à celle des nuages moléculaires ($D=1.7$)
Traceur passif?

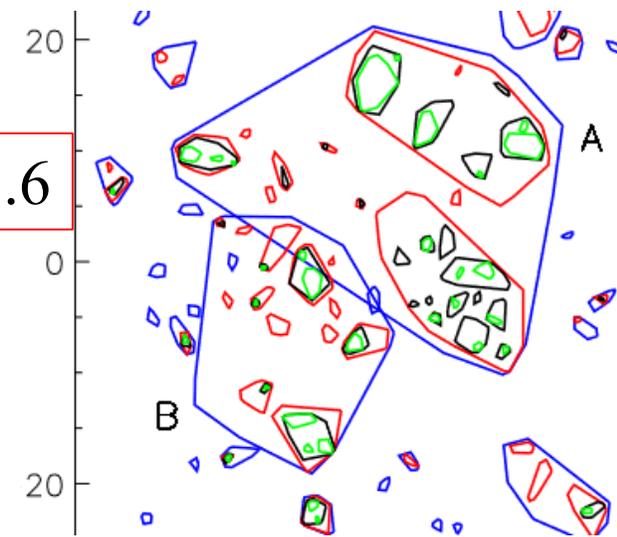
Les structures les plus denses sont comme les Pléiades,
en bas de la hiérarchie

Si toutes les étoiles se forment dans les nuages les plus denses, la
structure fractale n'est due qu'à la **hiérarchie de leur position**

LMC- 30 Doradus



$D_s = 1.6$



Sun et al 2017

Galaxie NGC 2207

6 niveaux de résolution pour
une région de formation d'étoiles
(nombre de pixels 2, 4, 8, 16, 32, 64)

$n(S) d\log(S) \sim S^{-D} d\log(S)$, avec $D=1.12$

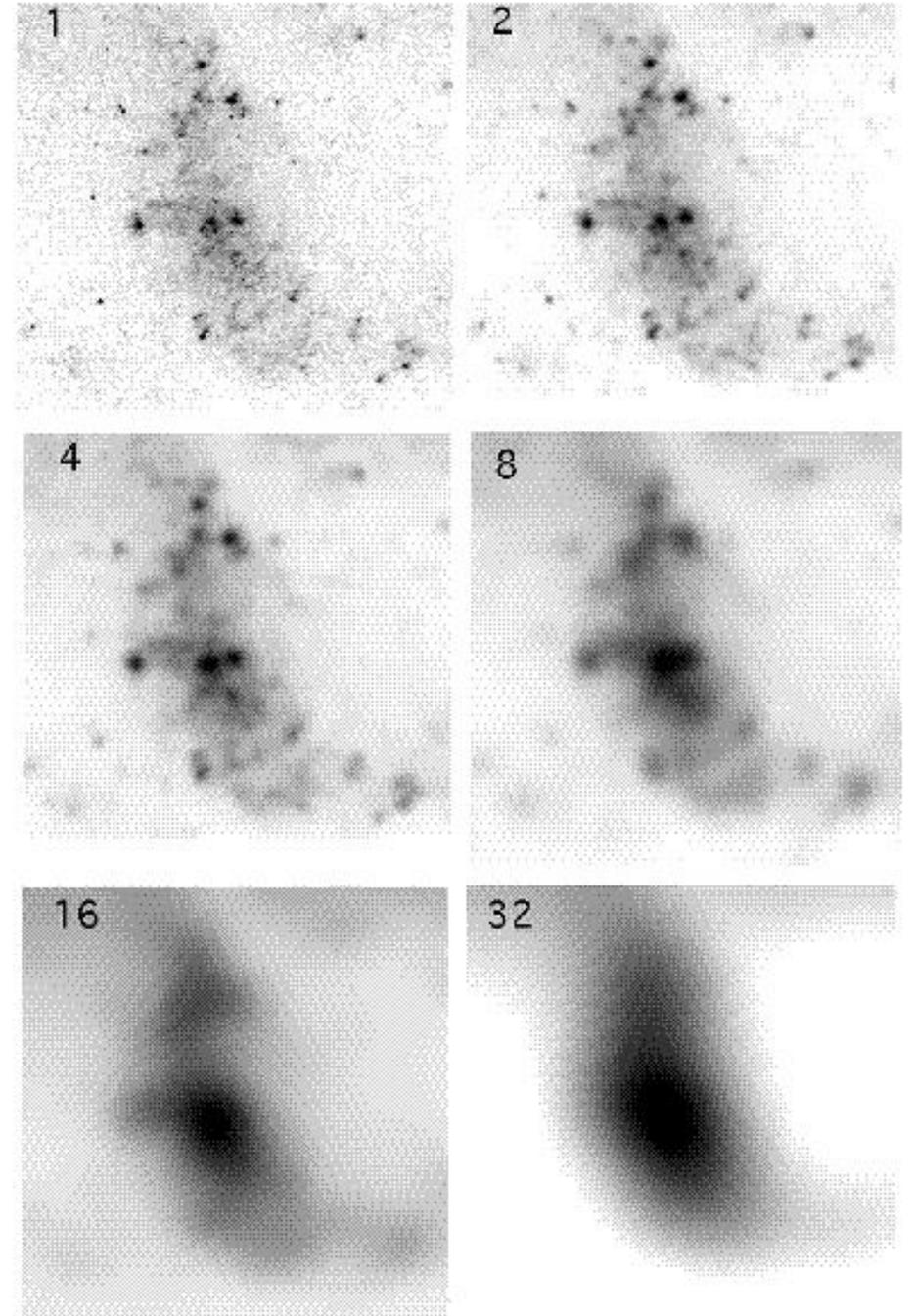
Problème des effets de projection?

Modèles avec $n(R) d\log(R) \sim R^{-2.3} d\log(R)$

dependent essentiellement des positions

Et pas de la forme des nuages

Juste le spectre de taille des nuages

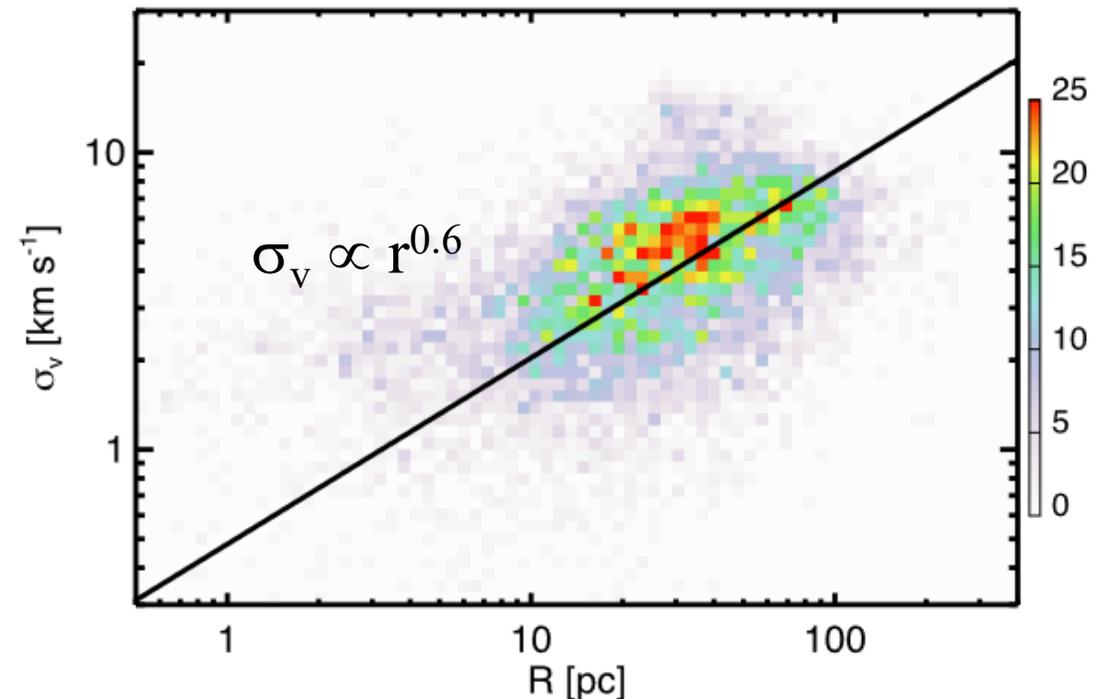
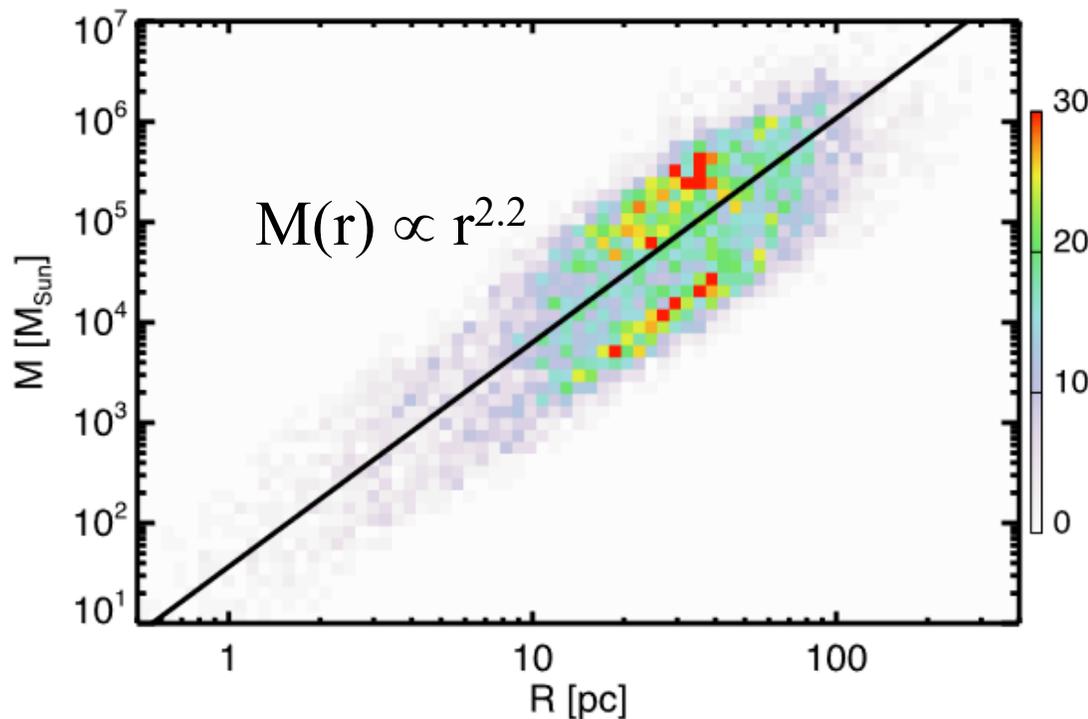


Effondrement des nuages

Distribution de masse des nuages, self-similaire, $M(r) \propto r^{2.2}$, $\sigma_v \propto r^{0.6}$ (Solomon et al 1987)

Les nuages moléculaires, $\rho > 1000 \text{ cm}^{-3}$, ne sont pas en chute libre

Le temps caractéristique $t_{\text{ff}} = (G\rho)^{-1/2}$ très court $\sim 1 \text{ Myr}$ pour $10^3 M_{\odot}$ dans 1pc
1000ans, si $10^{-3} M_{\odot}$ dans 10AU



Exposant Kolmogorov $E(k) \sim k^{-5/3}$ pour la turbulence incompressible

ISM: compressible, chocs exposant 4/3

Miville-Deschênes et al 2017

Formation d'étoiles inefficace

$t_{ff} \sim 10 \text{ Myr}$, $100/\text{cm}^3$

Galaxies: efficacité très faible de formation d'étoiles

MW $\sim 2 M_{\odot}/\text{an}$. $M(\text{H}_2) = 2 \cdot 10^9 M_{\odot} \rightarrow 200 M_{\odot}/\text{an}$

→ Efficacité $\epsilon = 1\%$

$$dM/dt = \epsilon M/t_{ff}$$

Pourquoi tant de stabilité? → Turbulence

Entretien par l'accrétion de gaz venant des filaments cosmiques

Le gaz rayonne et dissipe l'énergie

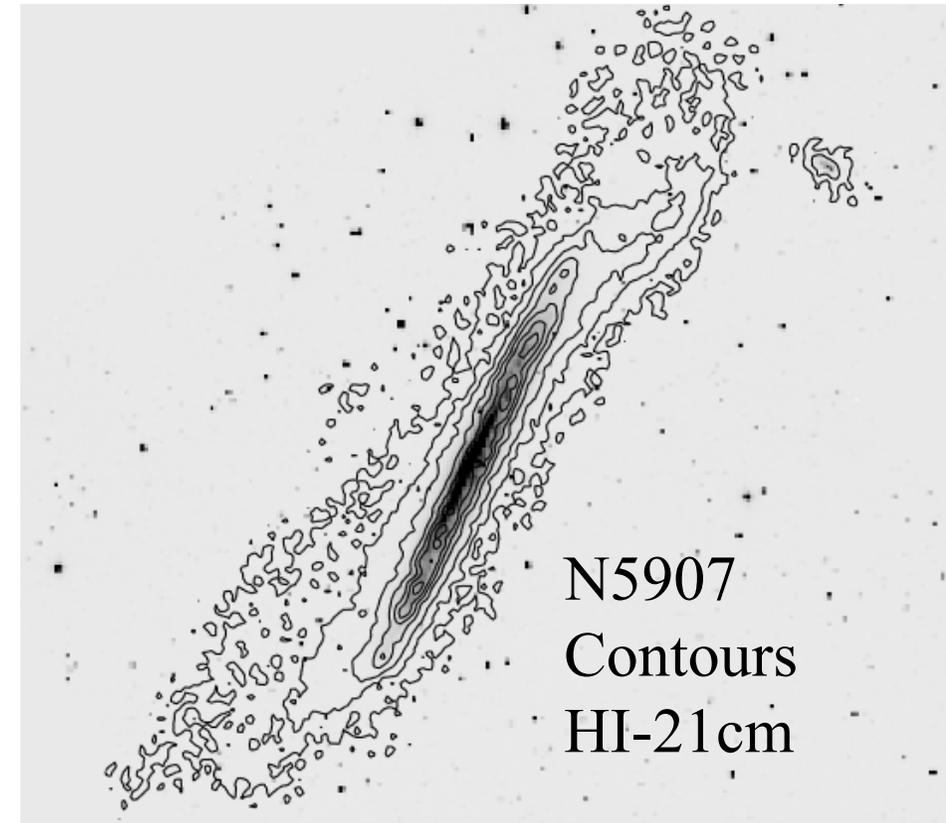
→ tombe vers les centre + self-gravité des nuages

Warps dans les parties externes des galaxies

→ signature de l'accrétion

Dans le disque, feedback des supernovae

→ entretien de la turbulence



Rôle du champ magnétique

Le champ B , en équipartition avec les autres énergies, peut

- procurer une pression $\propto B^2$, stabilisante
- empêcher la compression dans une direction (conservation du flux)
- favoriser la formation de filaments, aux dépens des clumps
- réduire le taux de SF -- Favoriser les étoiles massives

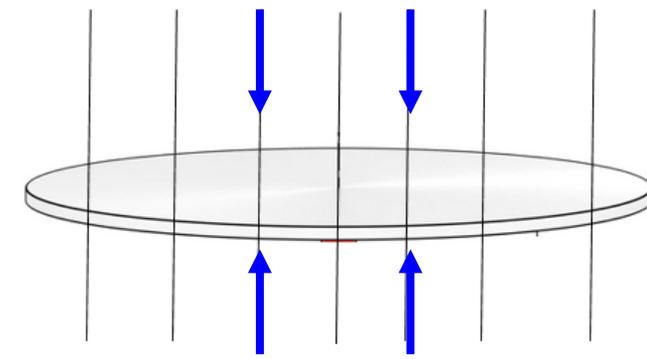
ISM, neutre, chargé à 10^{-7}

Les ions suivent B , les neutres par collision.

Important critère $B \propto n^k$ avec $k=2/3$,

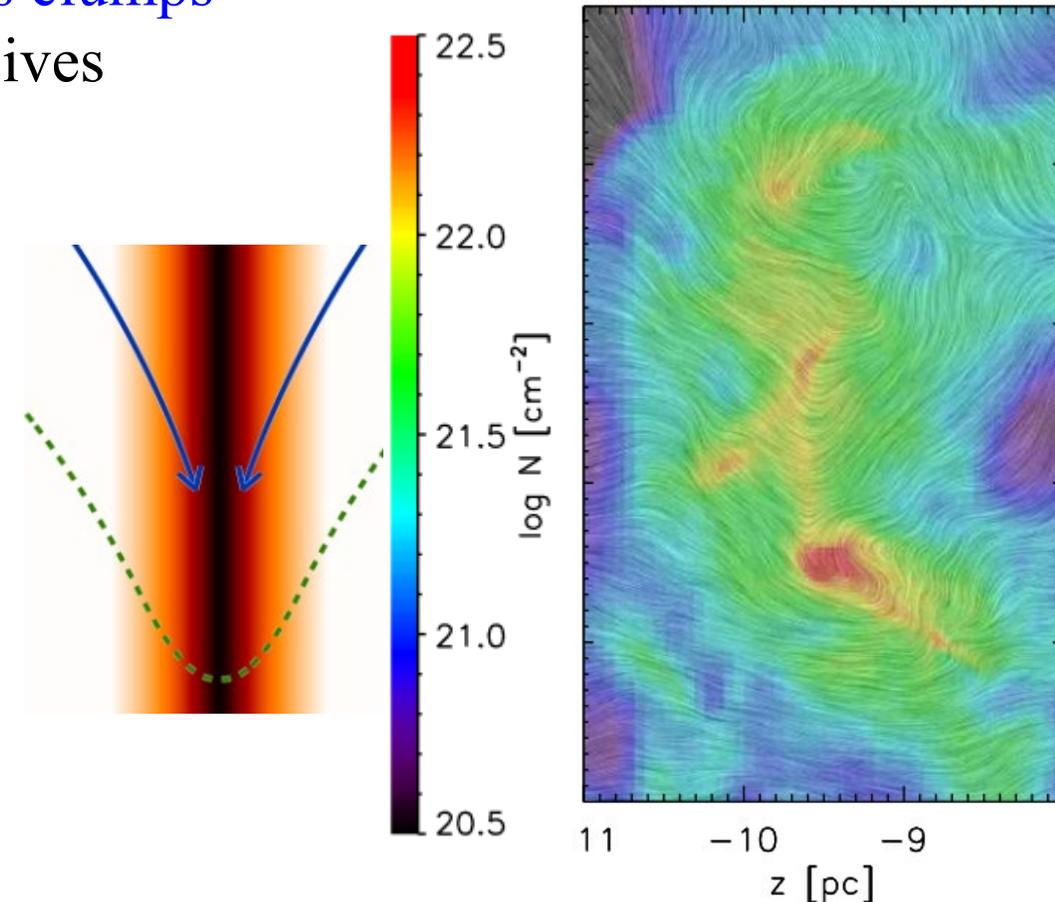
si contraction isotrope

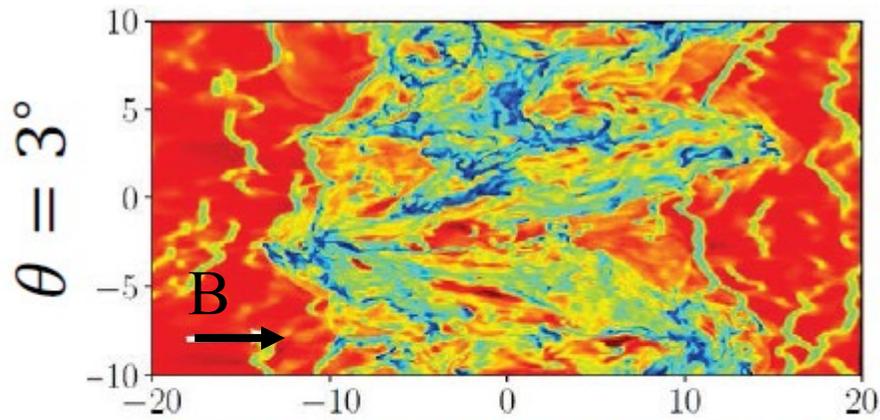
Mais en général la contraction est favorisée // B



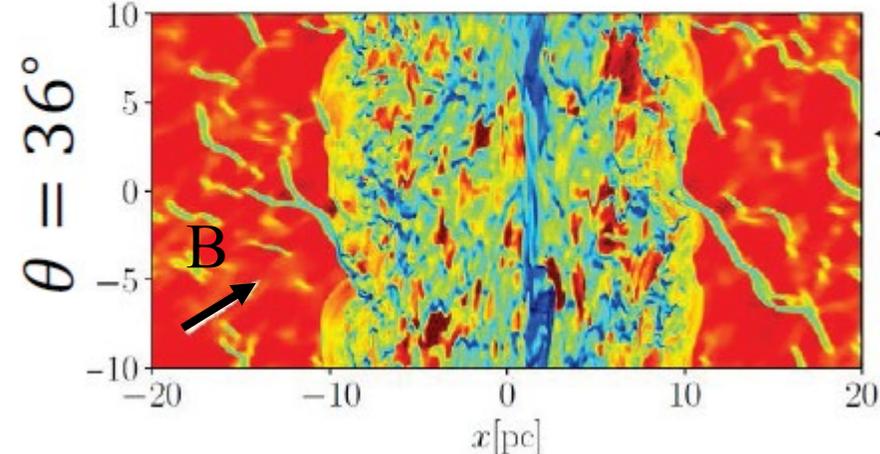
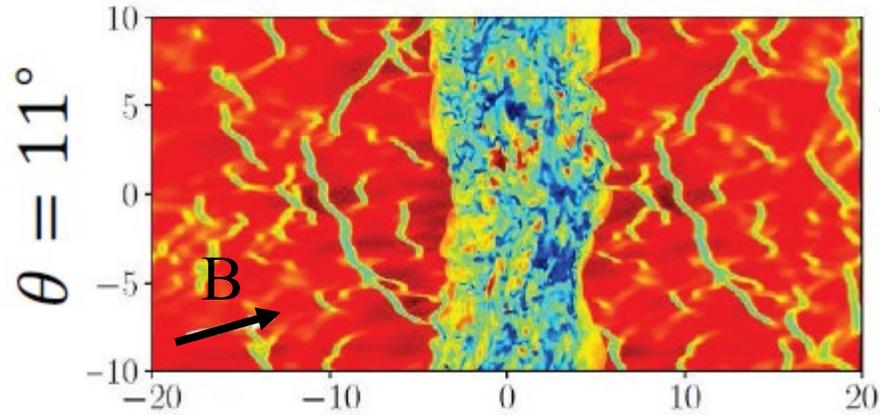
Contraction

G.Gomez+2018

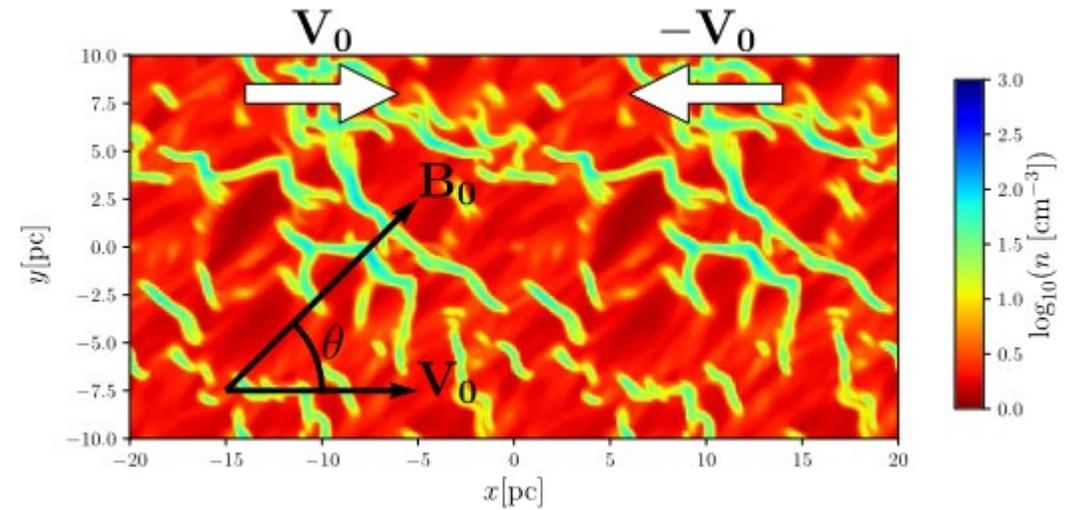




Gaz chaud
Gaz froid



Moins de turbulence, pas de compression



Conditions initiales pour $\theta = 45^\circ$
Angle entre vitesse du gaz et B

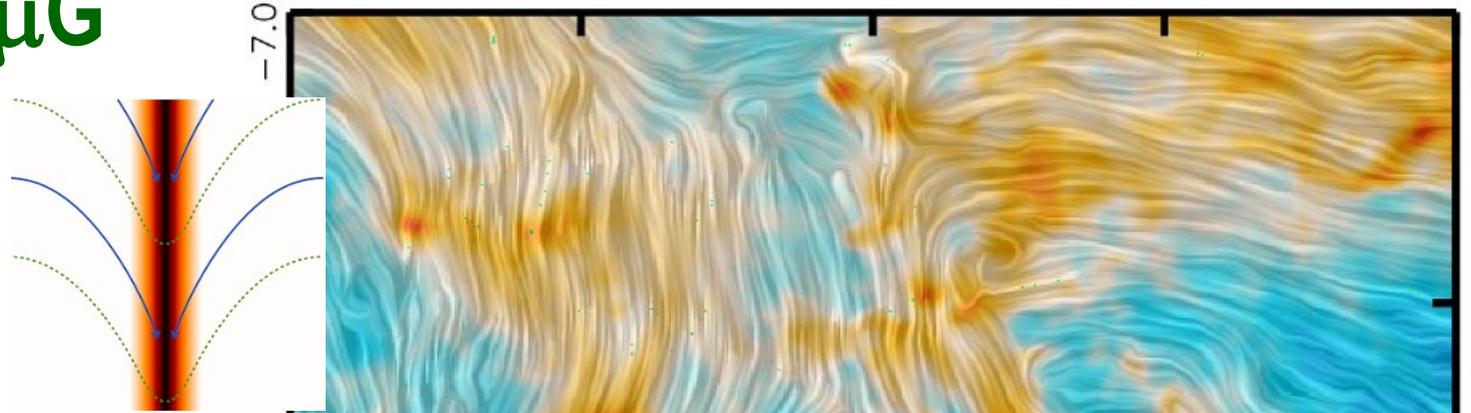
**Collision entre 2 flots de gaz atomique
comprenant 2 phases**

La compression crée des nuages moléculaires
Seulement pour $\theta < \theta_{\text{crit}} \sim 15^\circ$ for $1\mu\text{G}$
Au-delà, le champ B empêche la compression

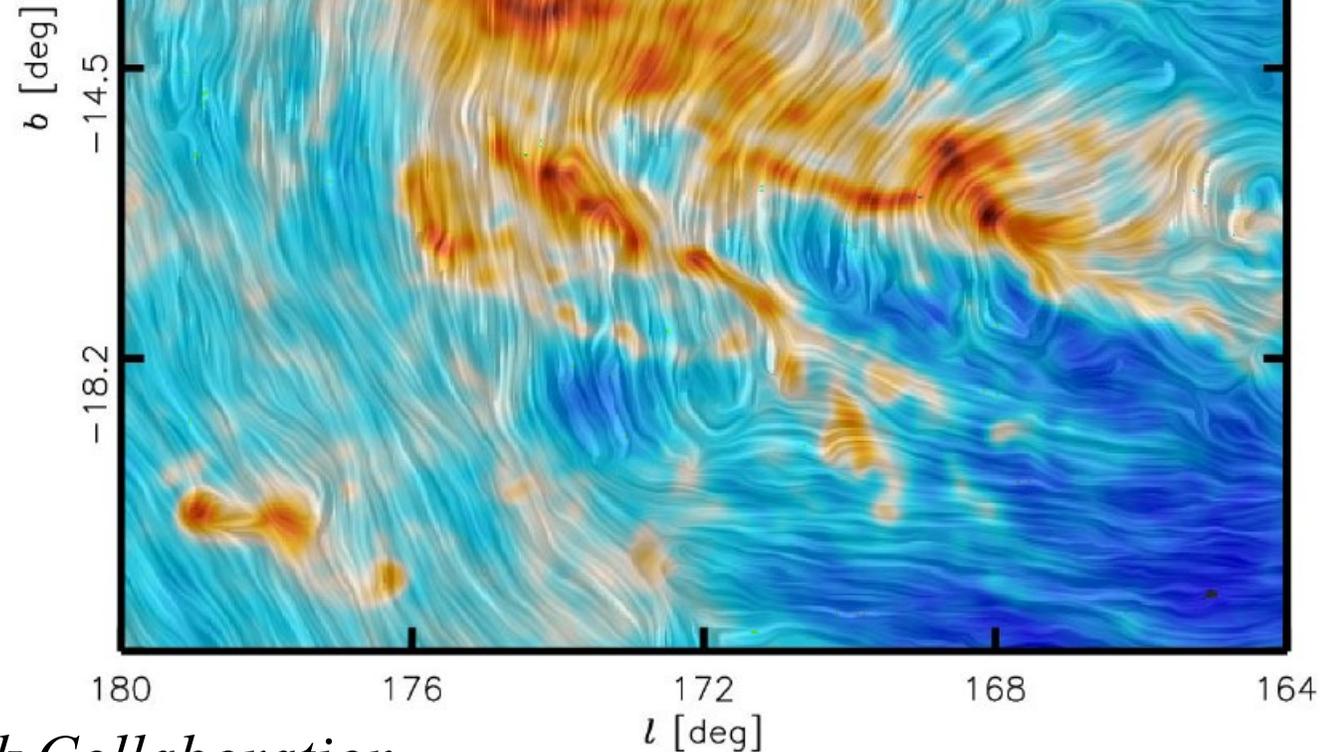
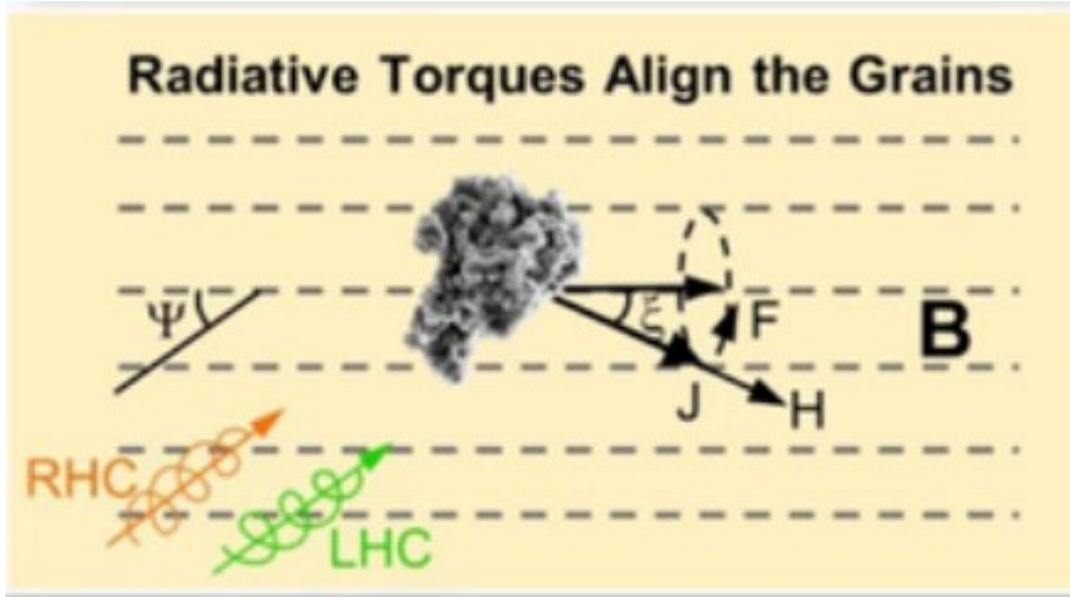
Iwasaki et al 2019

Mesure du champ B $\sim 10\mu\text{G}$

Nuage du Taureau, champ de 40pc
Lignes de champ B, déterminées
par l'alignement de la poussière



→ Formes en U le long des filaments



Simulations de gaz isotherme, et formation d'étoiles

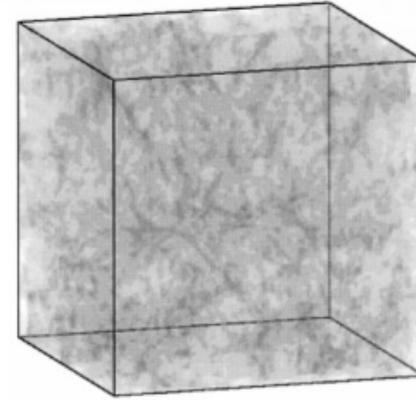
Klessen et al (2001): self-gravité + hydro,
Conditions périodiques aux frontières

Initialement: perturbations gaussiennes

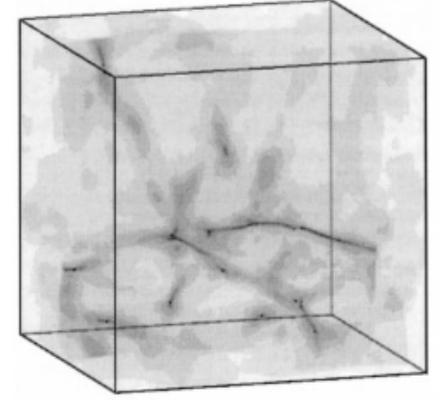
Code ZEUS-3D, ou SPH **impossible**
d'empêcher les coeurs denses de se former
ou nécessite une turbulence locale forcée irréaliste

Il y a toujours effondrement local
Même si stabilité globale

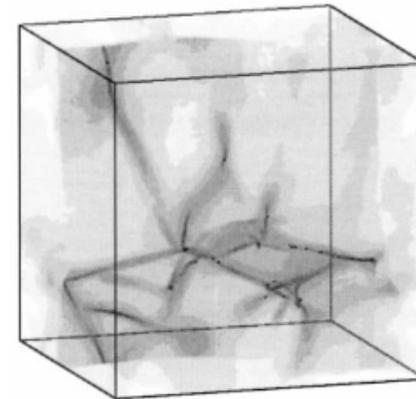
Permet d'expliquer la formation d'étoiles isolées
en plus de la formation **des amas stellaires**



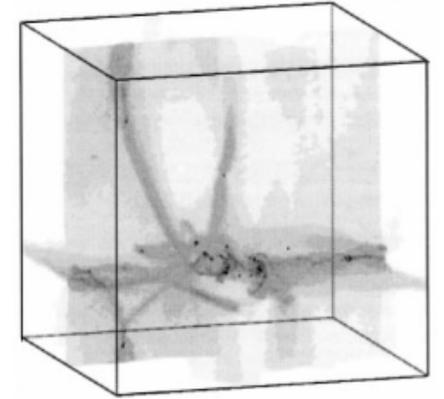
$t = 0.0$
 $M_* = 0\%$



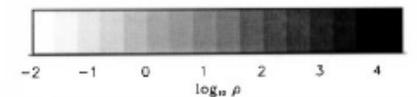
$t = 1.5$
 $M_* = 10\%$



$t = 2.0$
 $M_* = 30\%$



$t = 2.8$
 $M_* = 60\%$



Simulations toujours instables

Les coeurs sont remplacés par des particules spéciales, continuent à accréter du gaz

Le champ magnétique **n'empêche pas l'effondrement**

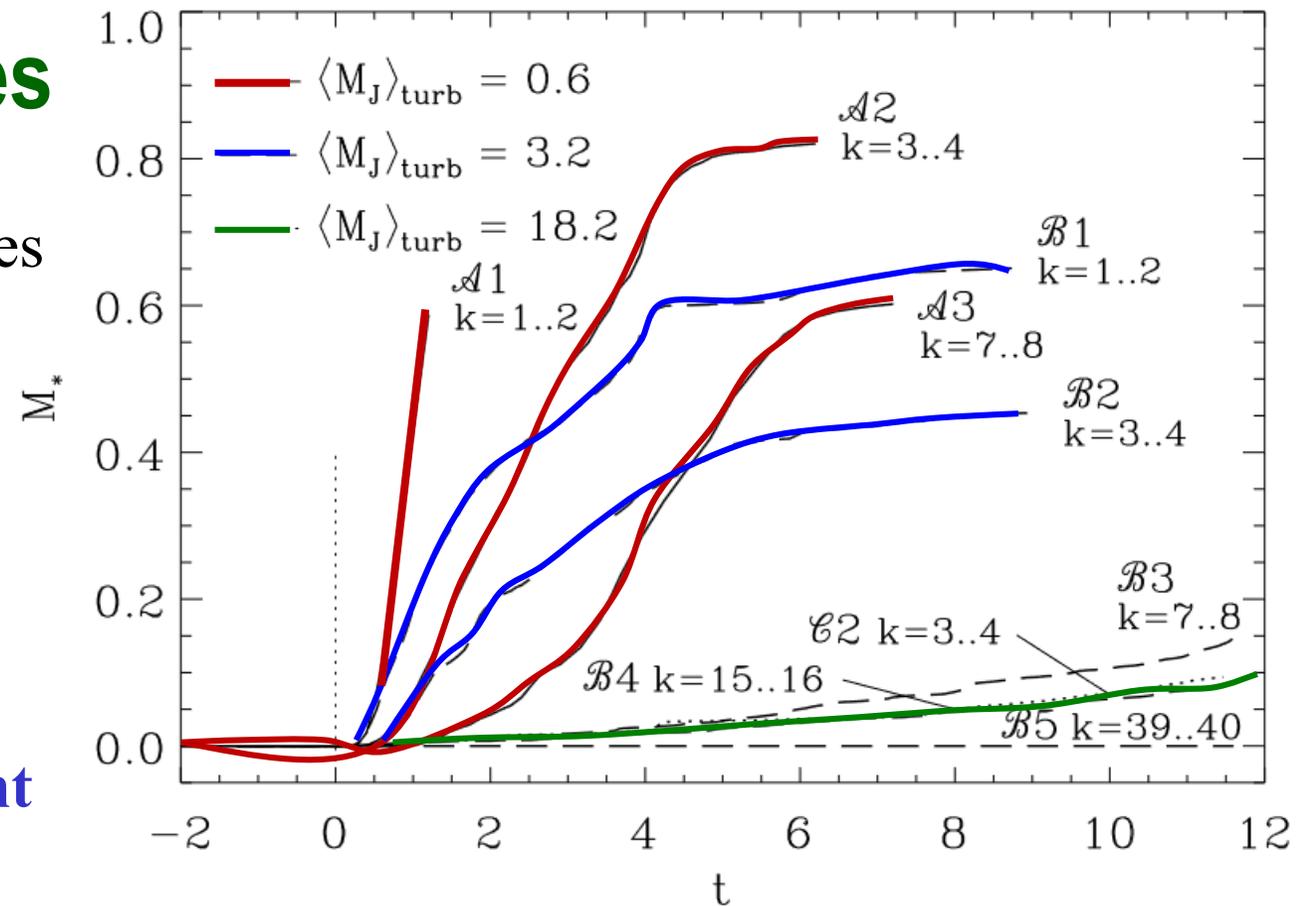
La turbulence supersonique peut aider à retarder, mais **non empêcher l'effondrement**

Fluctuations de la turbulence transitoires, intermittentes se dissipe rapidement

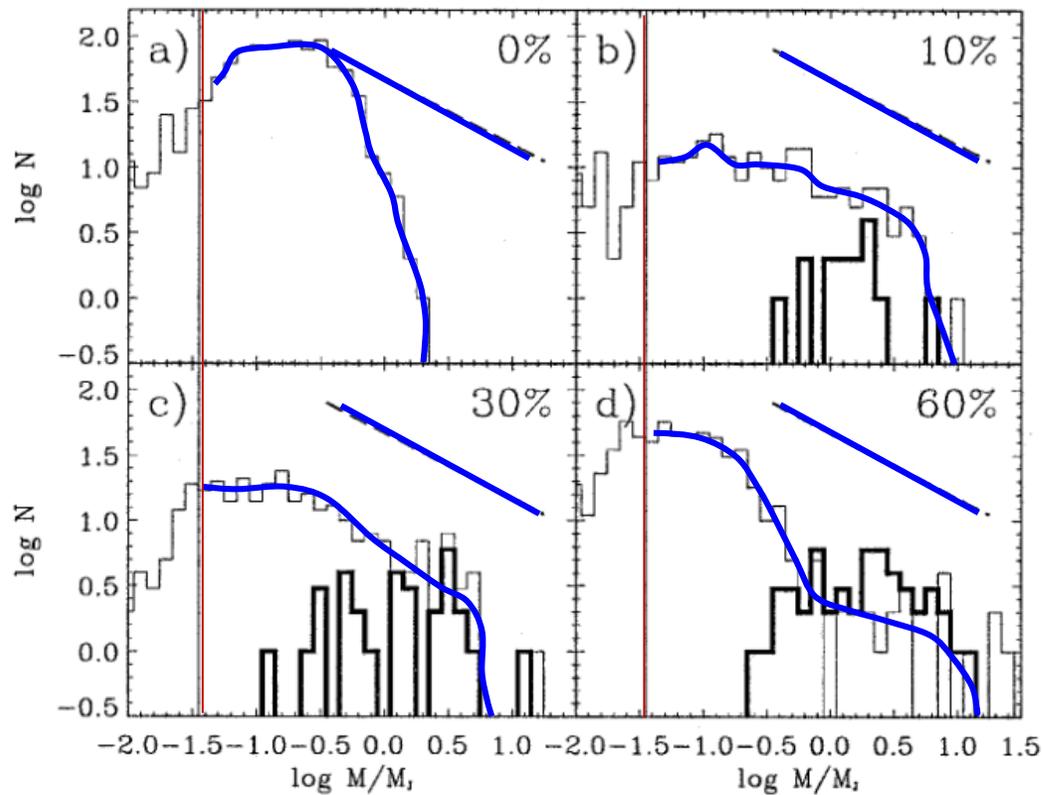
Le maintien de la stabilité des nuages de forcer la turbulence

Feedback des étoiles?

Instabilité globale → formation d'un amas stellaire

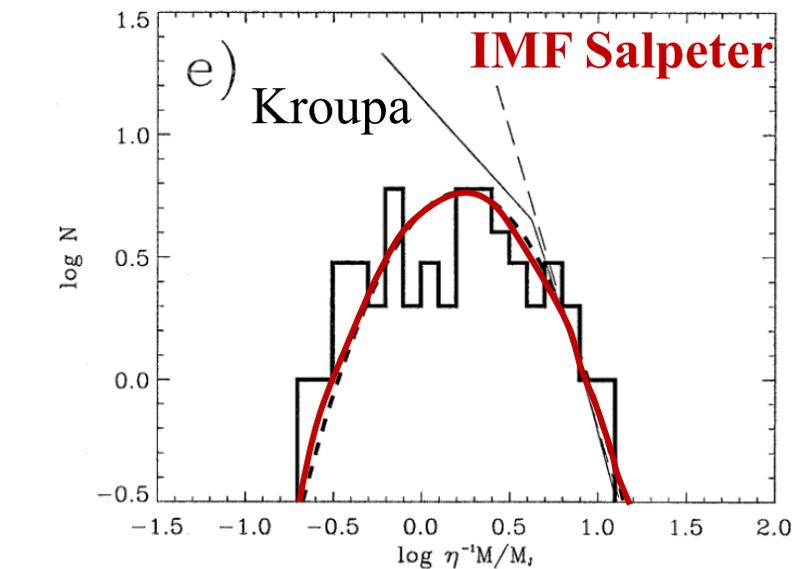


Echelles $k=2\pi/\lambda$ où la turbulence est injectée



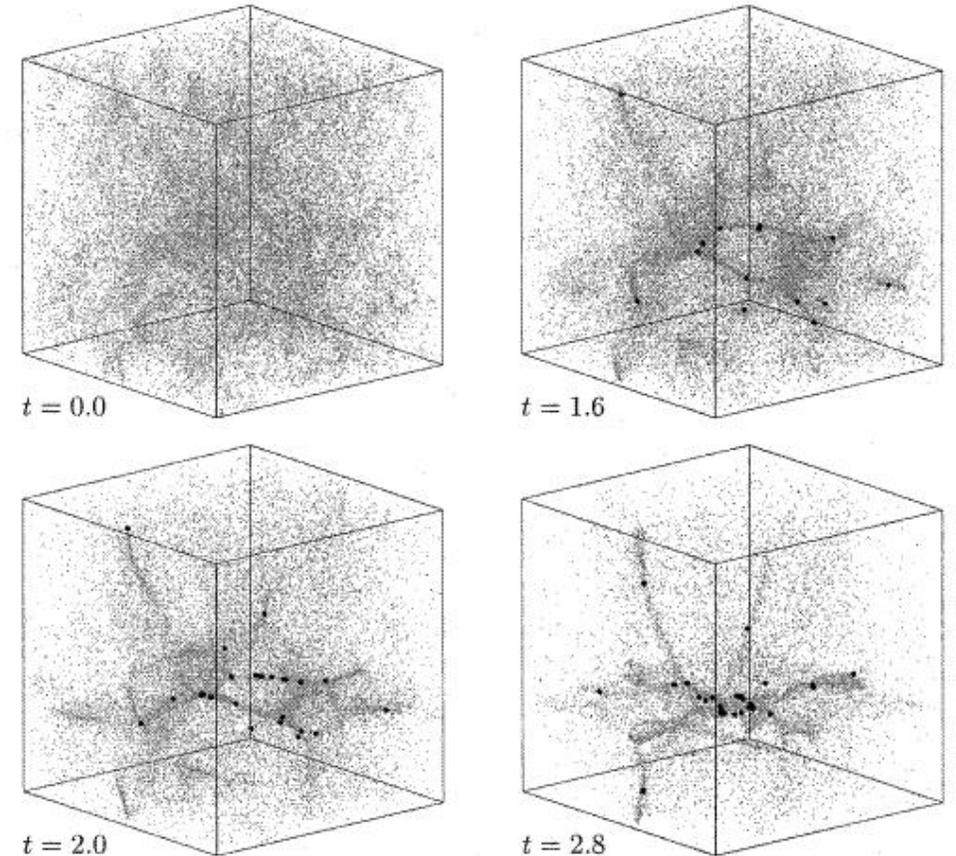
Les nuages de gaz se distribuent $dN/dm \propto m^{-1.5}$

Les coeurs protostellaires, selon **une log-normale** autour de la masse de Jeans $\sim 400 M_{\odot}$



IMF: $dN/dm \propto m^{-2.3}$
tourne à $0.1 M_{\odot}$

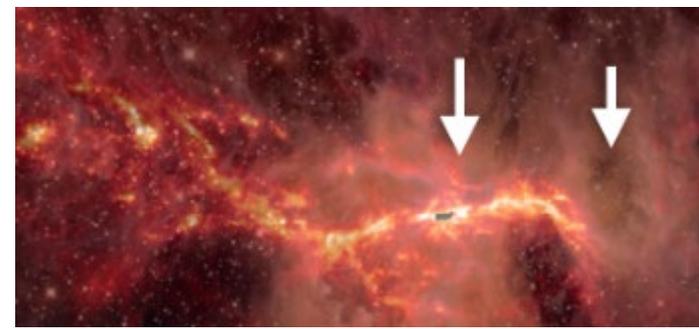
T	Coeurs
0.7	10%
1.3	30%
2	60%



Klessen et al (98)

Comment expliquer l'IMF universel?

$$\text{IMF: } dN/dm \propto m^{-2.3}$$



Les étoiles se forment dans les cœurs denses et froids, sub-soniques

→ Formation d'une **seule étoile**, variation des paramètres donne lieu à plusieurs masses, loi de puissance de la turbulence

→ **Formation d'un amas**, + interactions proto-étoiles collisions, coalescence

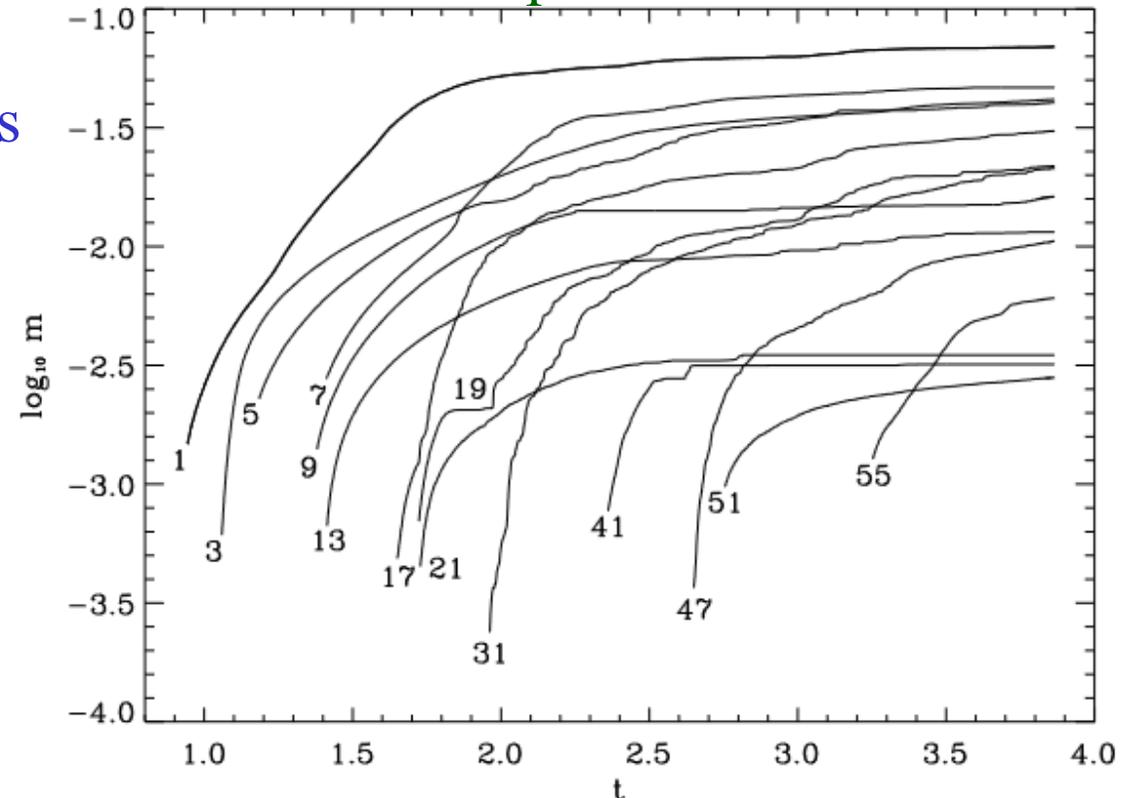
Obs: la plupart des étoiles naissent dans les amas

→ Amas d'étoiles, avec **accrétion compétitive**

Réservoir de gaz uniforme au début

Dans les amas, plus assez de gaz pour toutes!

Les premiers mieux servis



Expliquer l'IMF

→ **La pente:** $dM/dt \propto M^\alpha \rightarrow M \propto \exp(\tau)$ ou $[1-(\alpha-1)\tau]^{1/(1-\alpha)}$

Si l'accrétion se termine $dN/d\tau$, alors

$dN/dm \propto dt/dm \propto M^{-\alpha}$ Taux de Bondi $\alpha=2$

(plus pentu avec compétition pour le gaz)

→ Pourquoi la **masse caractéristique de $0.1 M_\odot$** ?

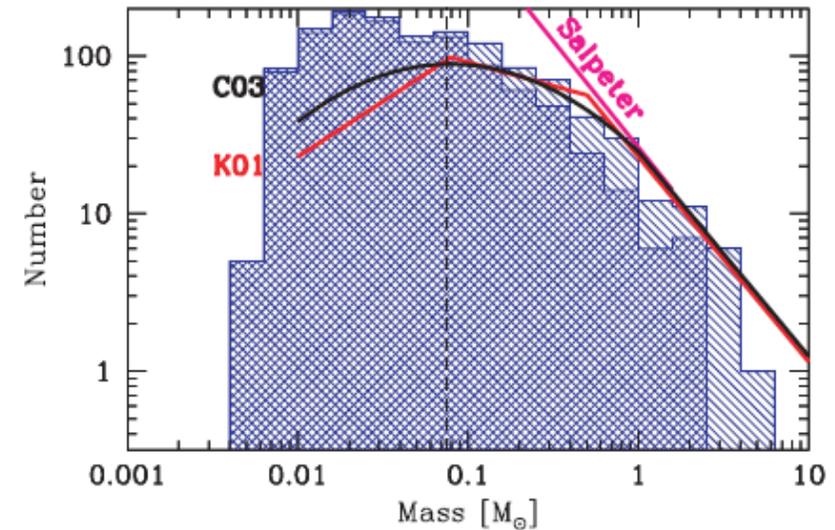
Masse de Jeans, mais surtout le gaz n'est plus isotherme

Isotherme → self-similaire

Si $M \propto r^{1.7}$, la colonne-densité $N_{H_2} \propto r^{-0.3}$ Seuil d'épaisseur optique de la poussière, régime adiabatique atteint

L'opacité stoppe la self-similarité, → **taille caractéristique**

Il existe toutefois une dispersion entre mass initiale du coeur et la masse finale des étoiles, à cause du feedback, turbulence, **ejection des proto-étoiles!**



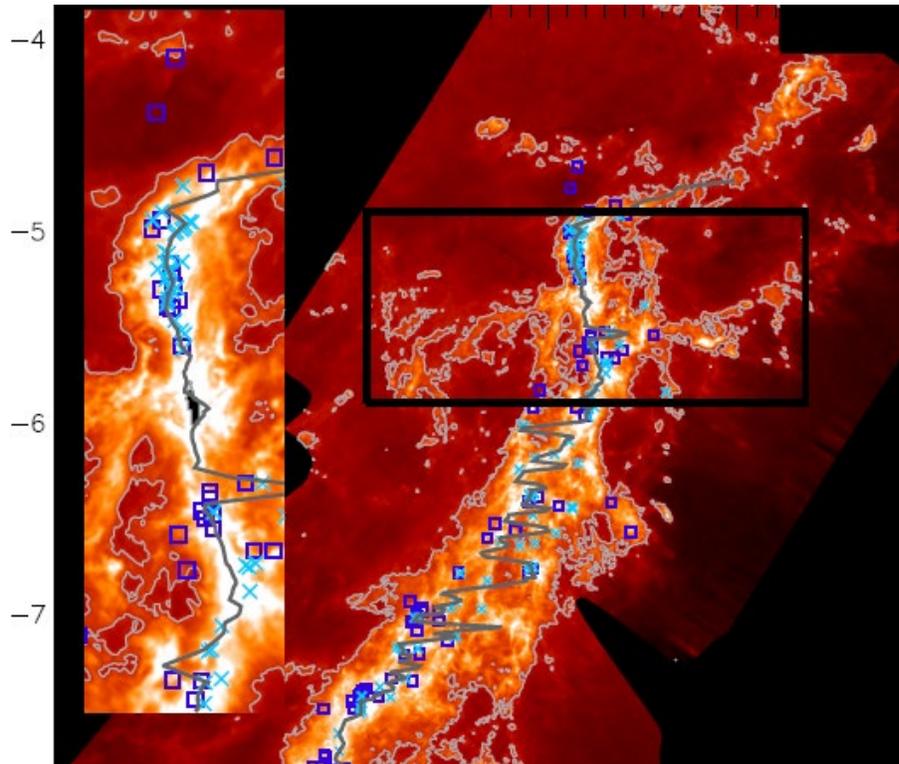
Ejection des proto-étoiles des filaments

L'interaction dynamique entre les proto-étoiles peut conduire à l'éjection ($t \sim 0.6$ Myr)

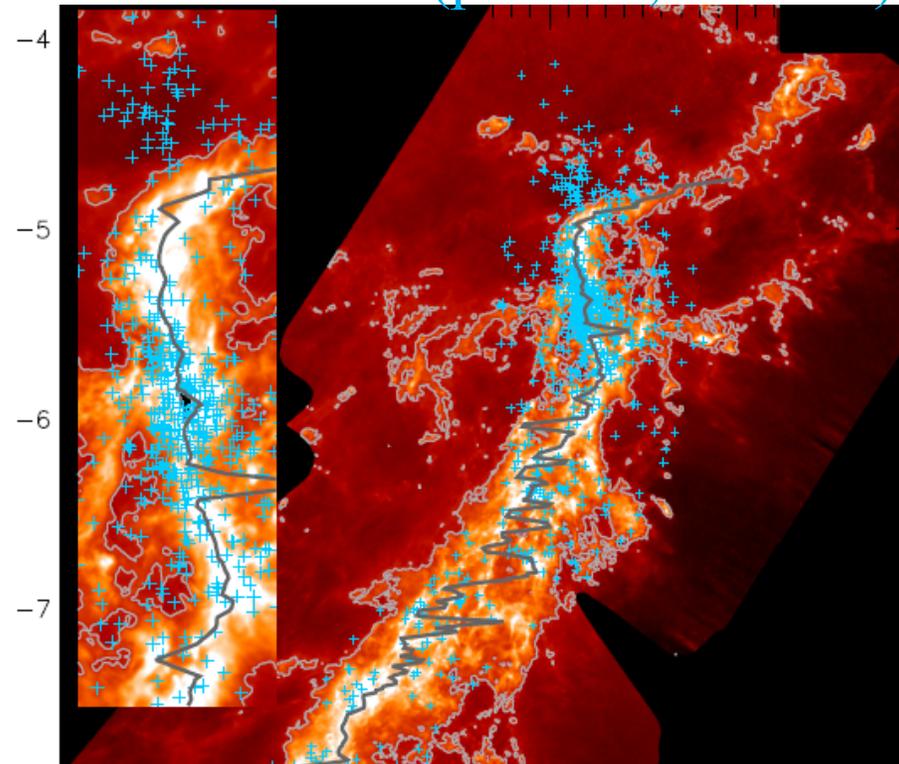
→ Effet de fronde

Aussi l'orbite des étoiles nouvellement formées se désolidarise du gaz

Proto-étoiles



Etoiles (pre-MS, Class II)



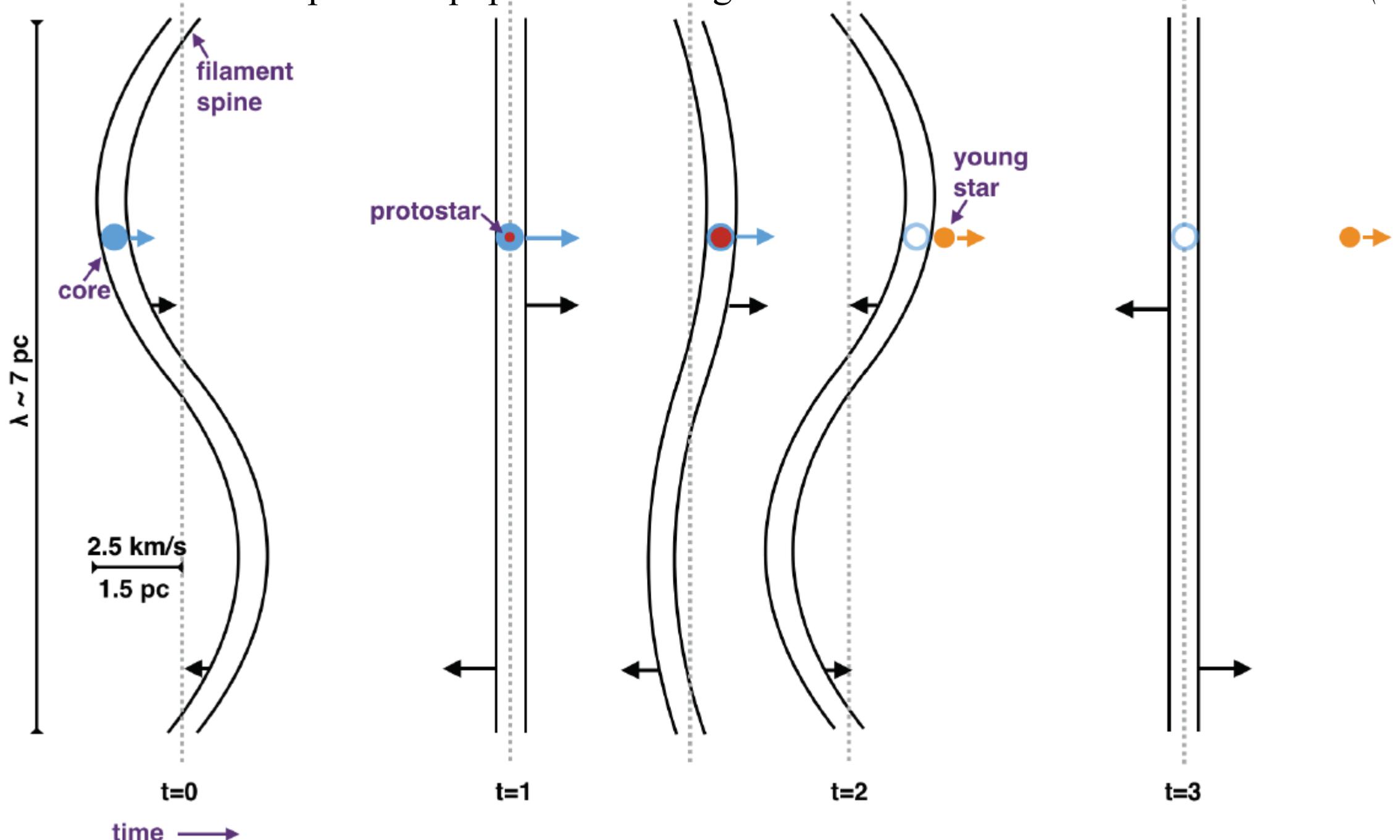
Nuage moléculaire
Orion A
Boite de 19×7.3 pc

Emission de la poussière
(Herschel, WISE)

Stutz & Gould (2016)

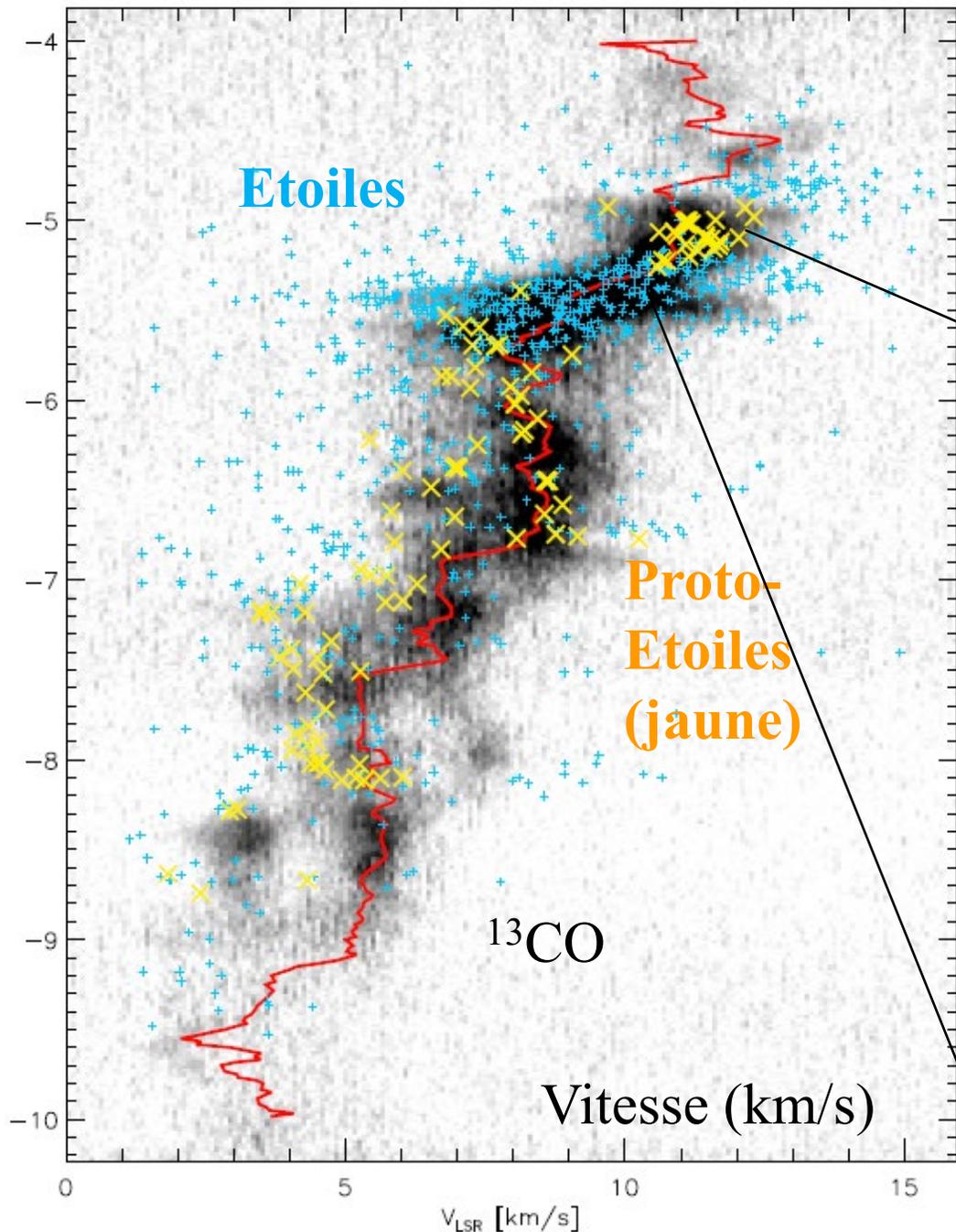
Champ B en équipartition avec gravité

Stutz & Gould (2016)

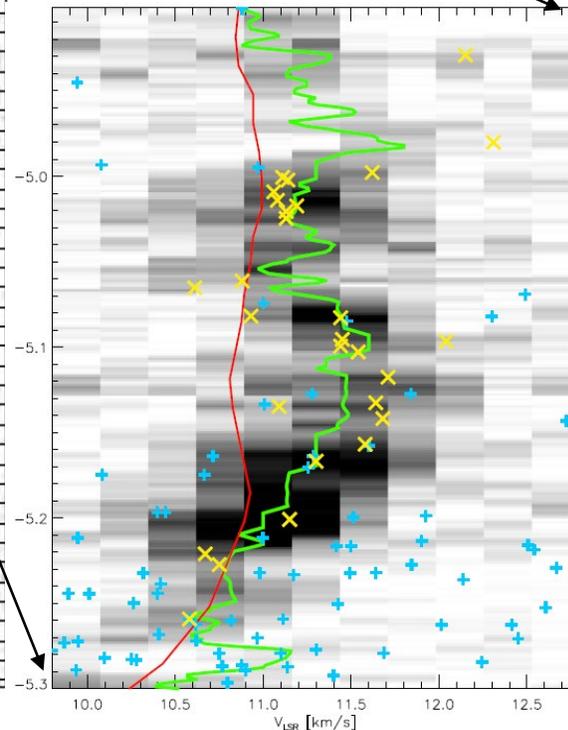


Confirmation avec les vitesses

Les étoiles se désolidarisent du gaz
et ont des vitesses supérieures
Ont été éjectées, il y a 0.44 Myr



zoom



Conséquences sur l'accrétion
stoppée du gaz

Plusieurs épisodes de formation
d'étoiles sont visibles dans
Orion A

Instabilités magnétiques à
petite échelle – oscillations
accélération du gaz en retour

Destruction des nuages moléculaires

Durée de vie de GMC (Giant Molecular Clouds) de l'ordre de **30 Myr**

A partir de l'association entre régions HII et GMC (*Bash & Peters 1976*)

De même M51 (*Koda et al 2009*)

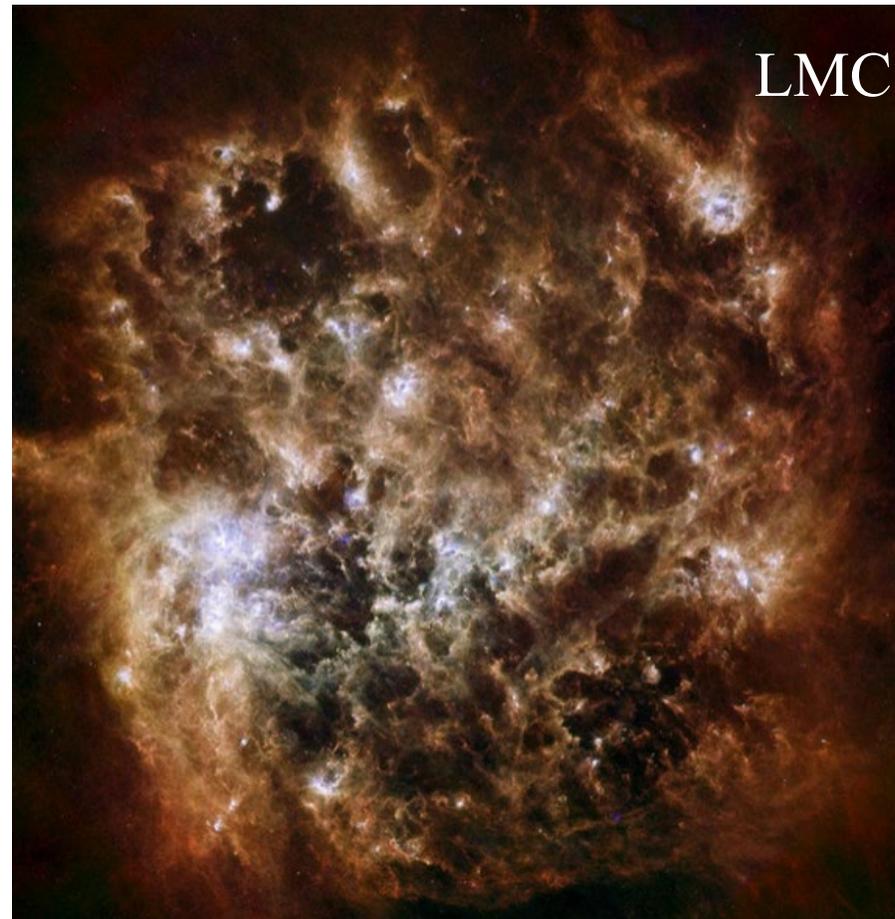
→ Vents stellaires $1 M_{\odot}/\text{yr}$

→ Supernovae: $2.5 M_{\odot}$

à 6000 km/s

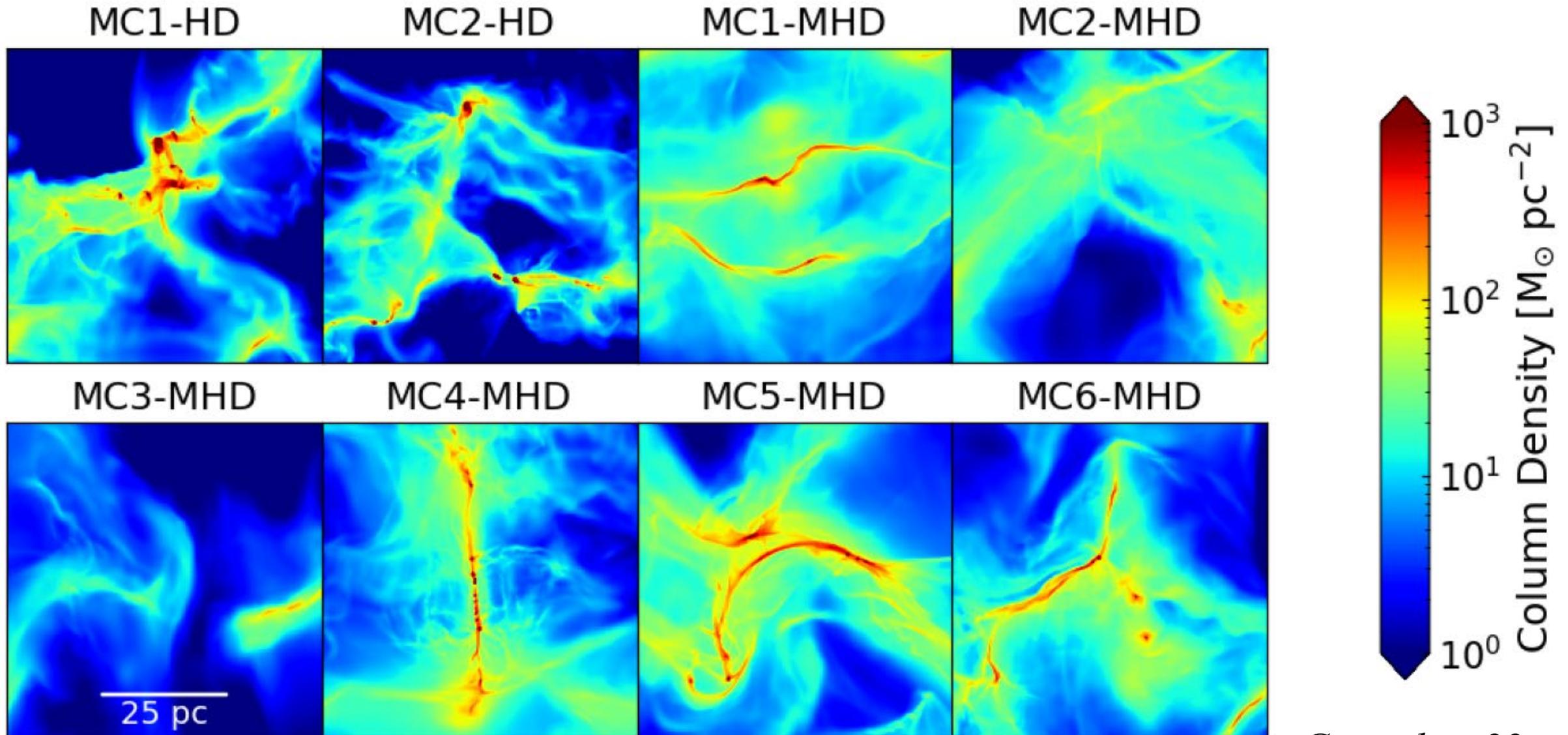
Ces deux processus $\sim 10^{51} \text{ erg}$

→ Ionisation, pression de radiation $\sim 10^{53} \text{ erg}$ de photons Lyman-continuum



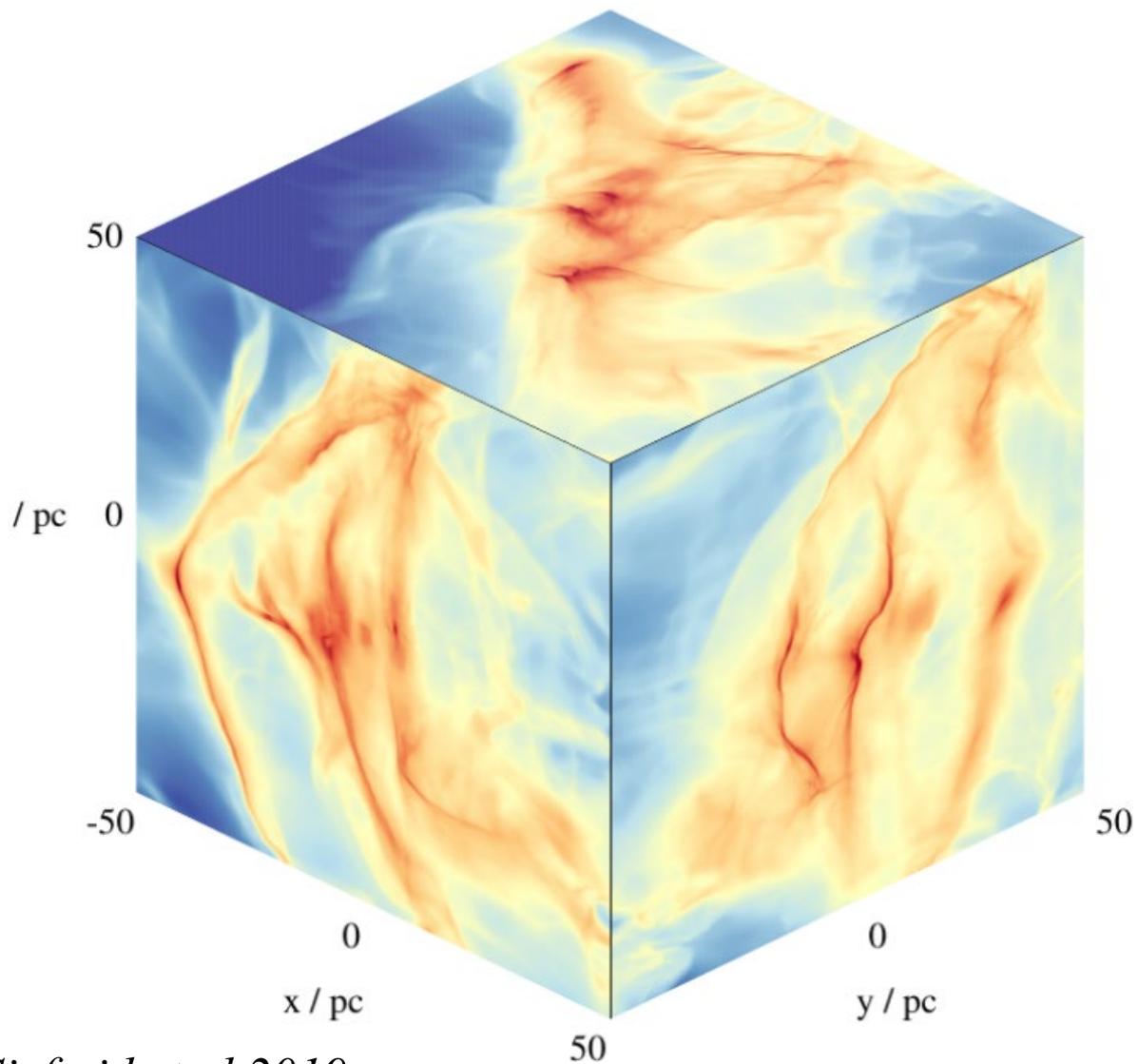
Influence du champ B Turbulence forcée par le feedback (E_{th} , E_{kin} , B , W_g)

Self-gravité seulement à petite échelle

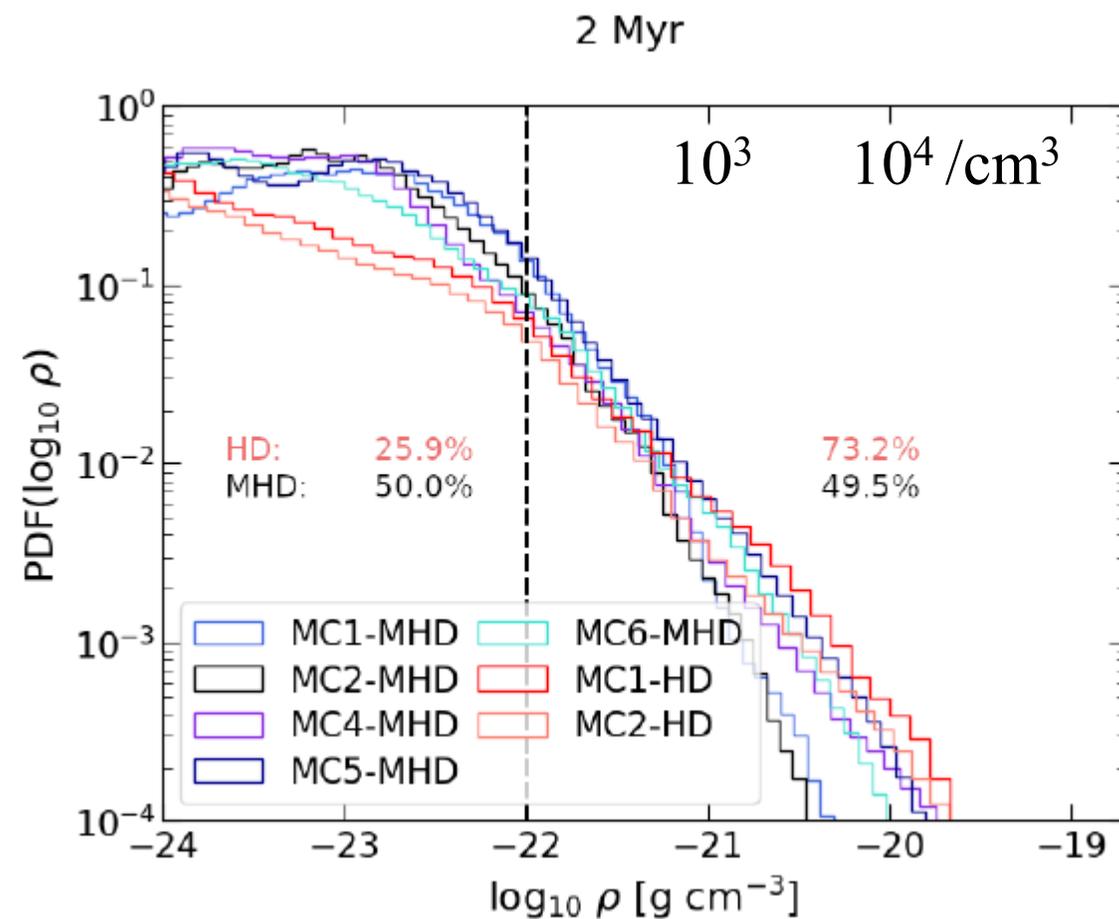


Zoom-in simulations

Ganguly +22

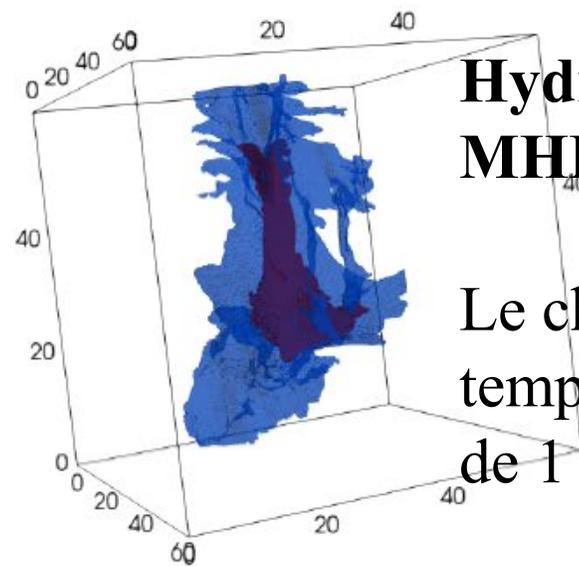
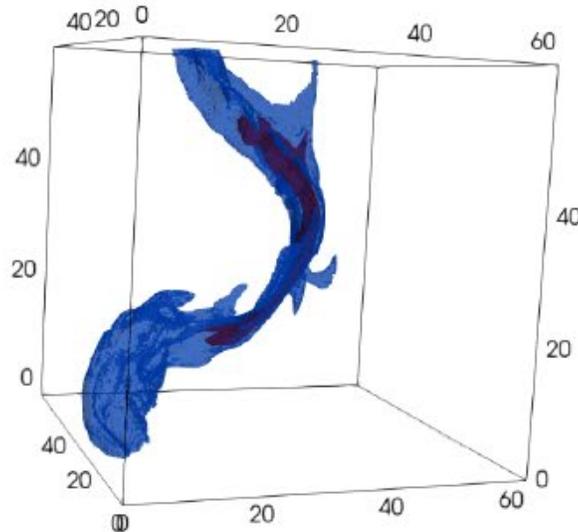
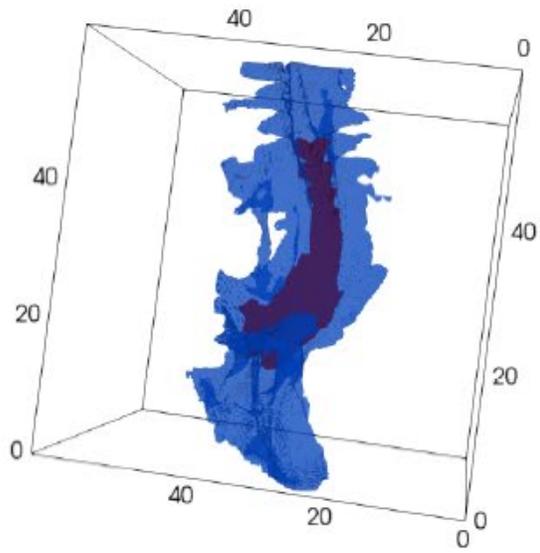


Siefrid et al 2019



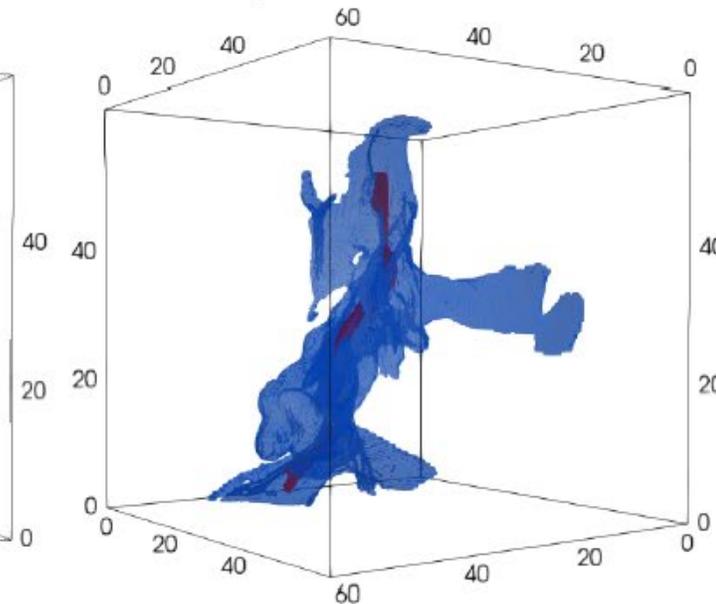
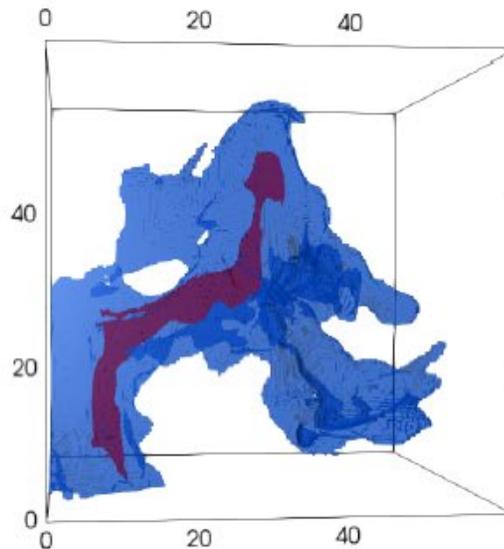
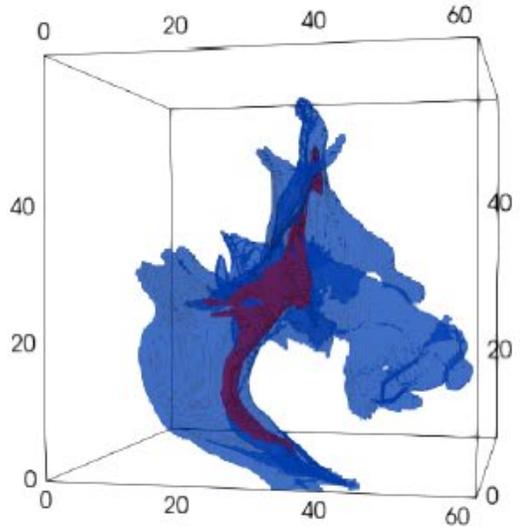
Avec MHD, plus de densité

Identification des surfaces (bleues) et des filaments (rouges) en 3D



Hydro: plus de surfaces
MHD: plus de filaments

Le champ B recule le
temps d'effondrement
de 1 Myr



Relation de Kennicutt-Schmidt $\text{SFR} \propto \text{gaz}^n$

Bigiel et al 2009

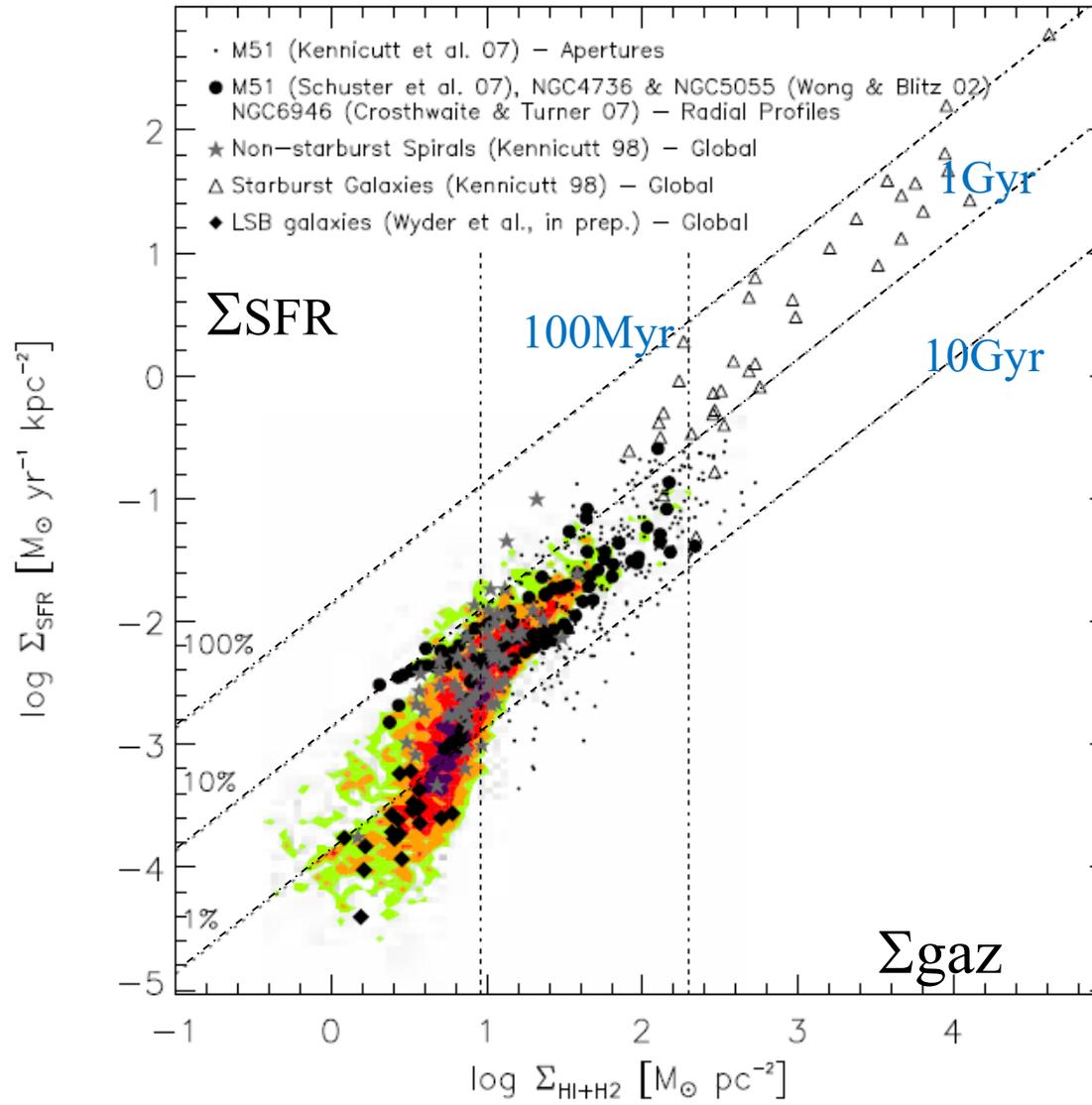
H_2 forme des étoiles avec une efficacité constante ($n=1$)

Temps de consommation t_{dep}
 $M_{\text{gaz}}/\text{SFR} = 2 \cdot 10^9 \text{ yrs}$
À des échelles $< 1 \text{ pc}$

SFR pas bien corrélé
Avec le gaz atomique HI

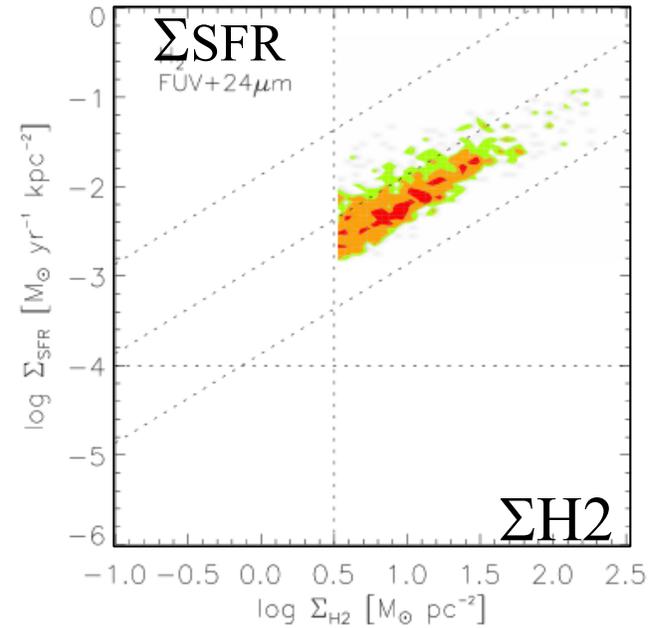
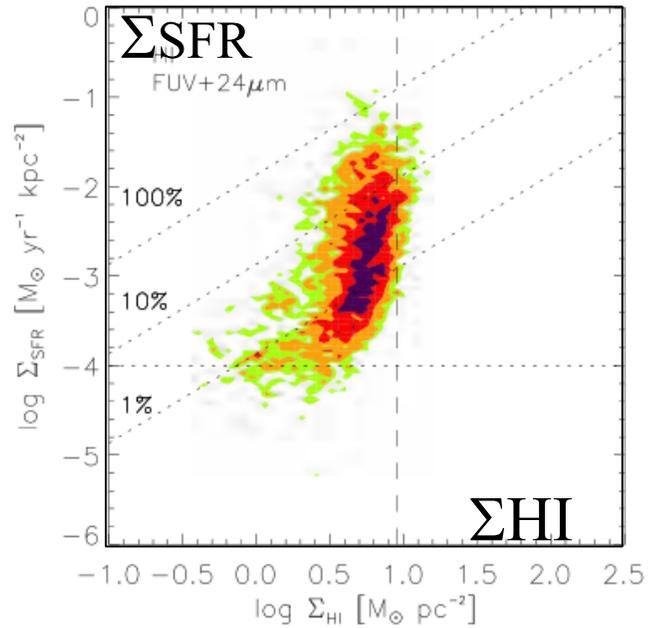
H_2 quand $\Sigma > 9 \text{ M}_{\odot} \text{pc}^{-2}$

$\text{SFE} = \text{SFR}/\text{gaz} = 1/t_{\text{dep}}$



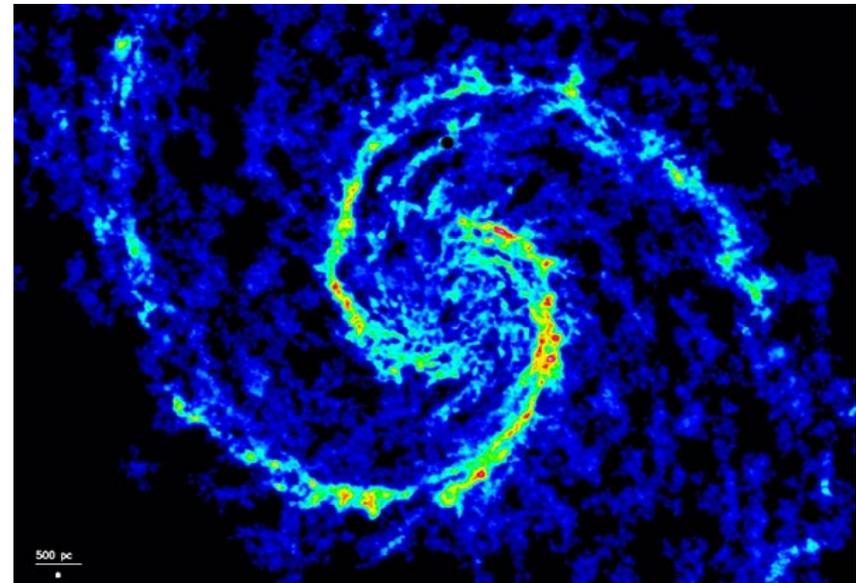
Pente $n=1$

Rôle essentiel de H2

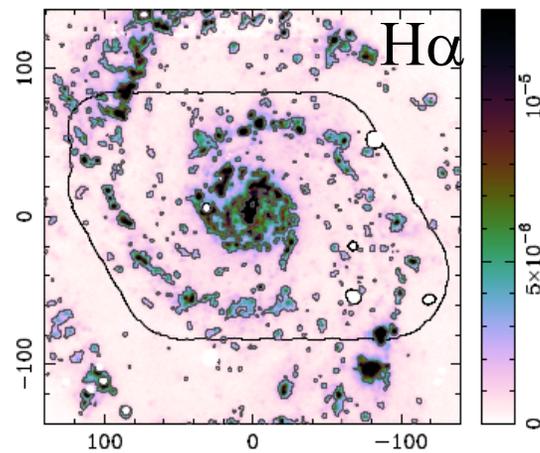
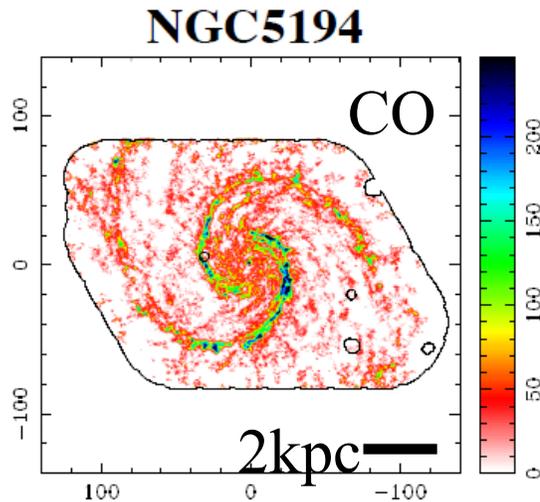
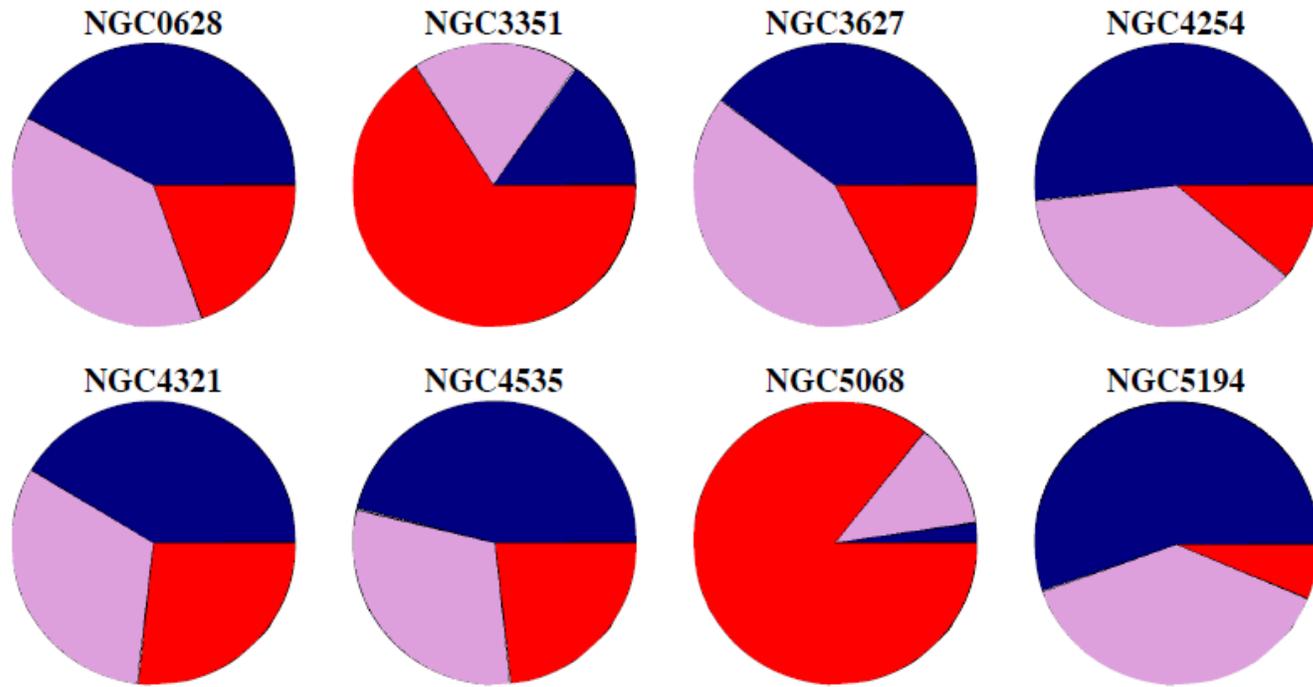


Bigiel et al 2008
Moyenne sur 7 galaxies

M51, CO IRAM-PdB
Schinnerer et al 2013,
Colombo et al 2014



Fractions
CO seul
H α seul
Ensemble



Des régions de 140pc d'ouverture
Feedback et orbites stellaires varient d'une
galaxie à l'autre

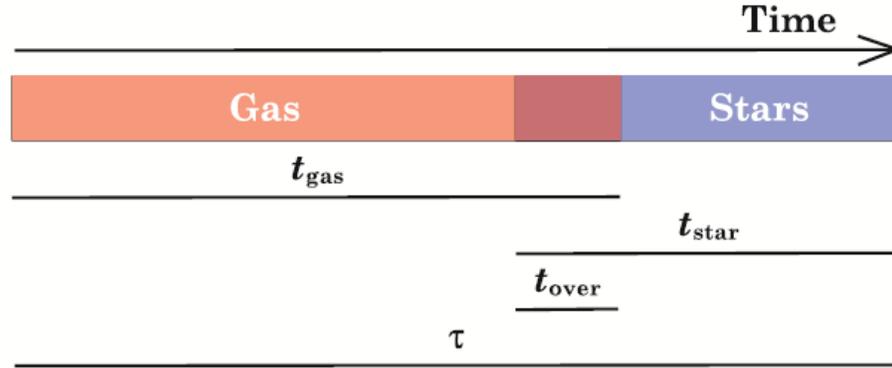
M51, CO PHANGS-ALMA

Schinnerer et al 2019

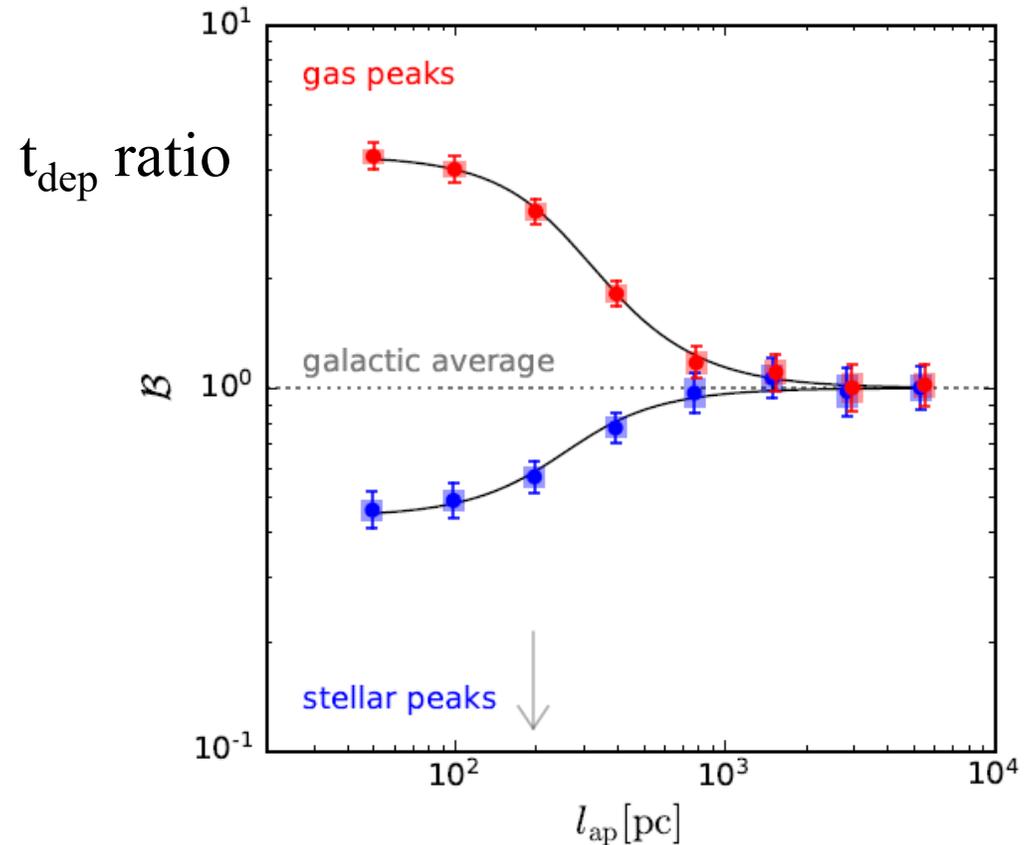
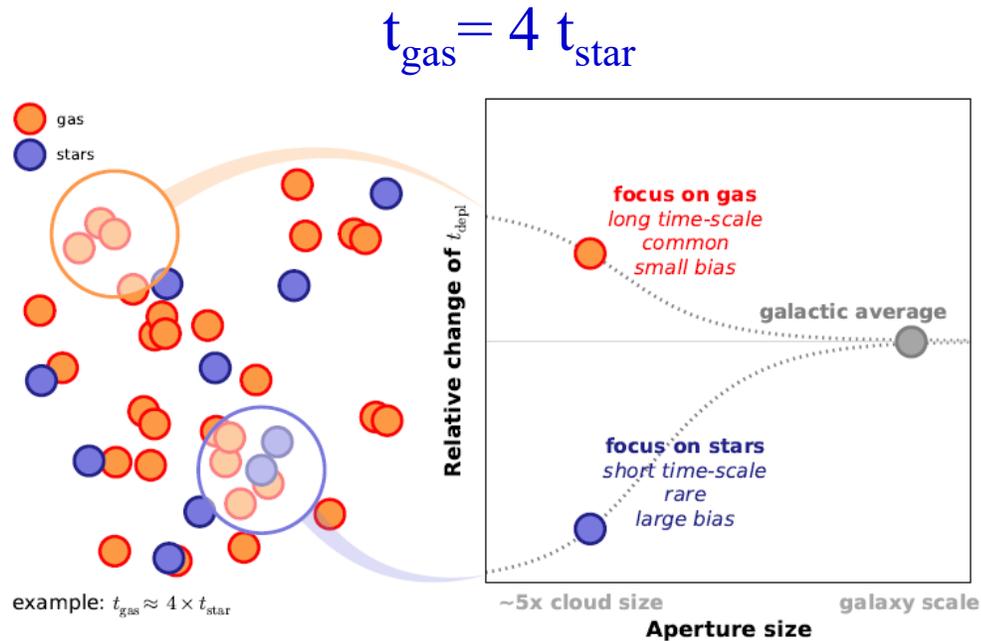
Colombo et al 2014



Echelle de corrélation minimum



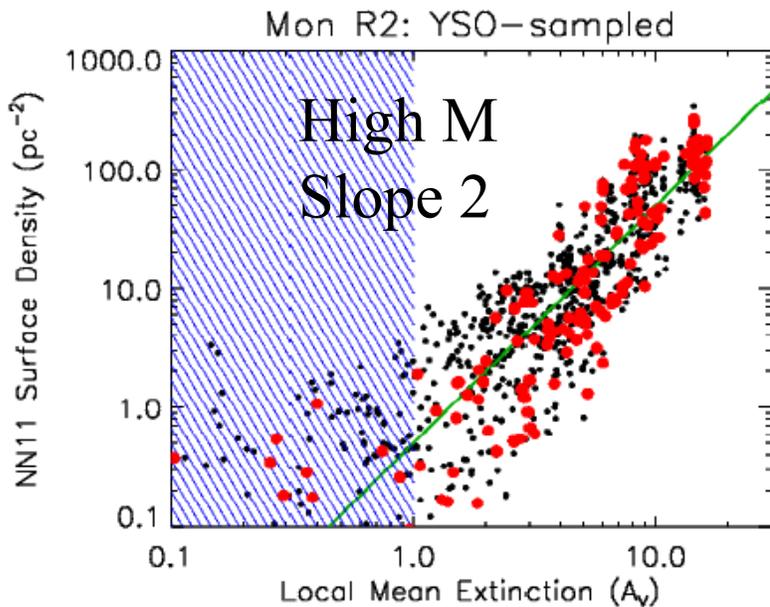
Feedback des supernovae
 Orbites différentes des étoiles
 Echelles 100pc -1kpc sont
 anti-corrélées



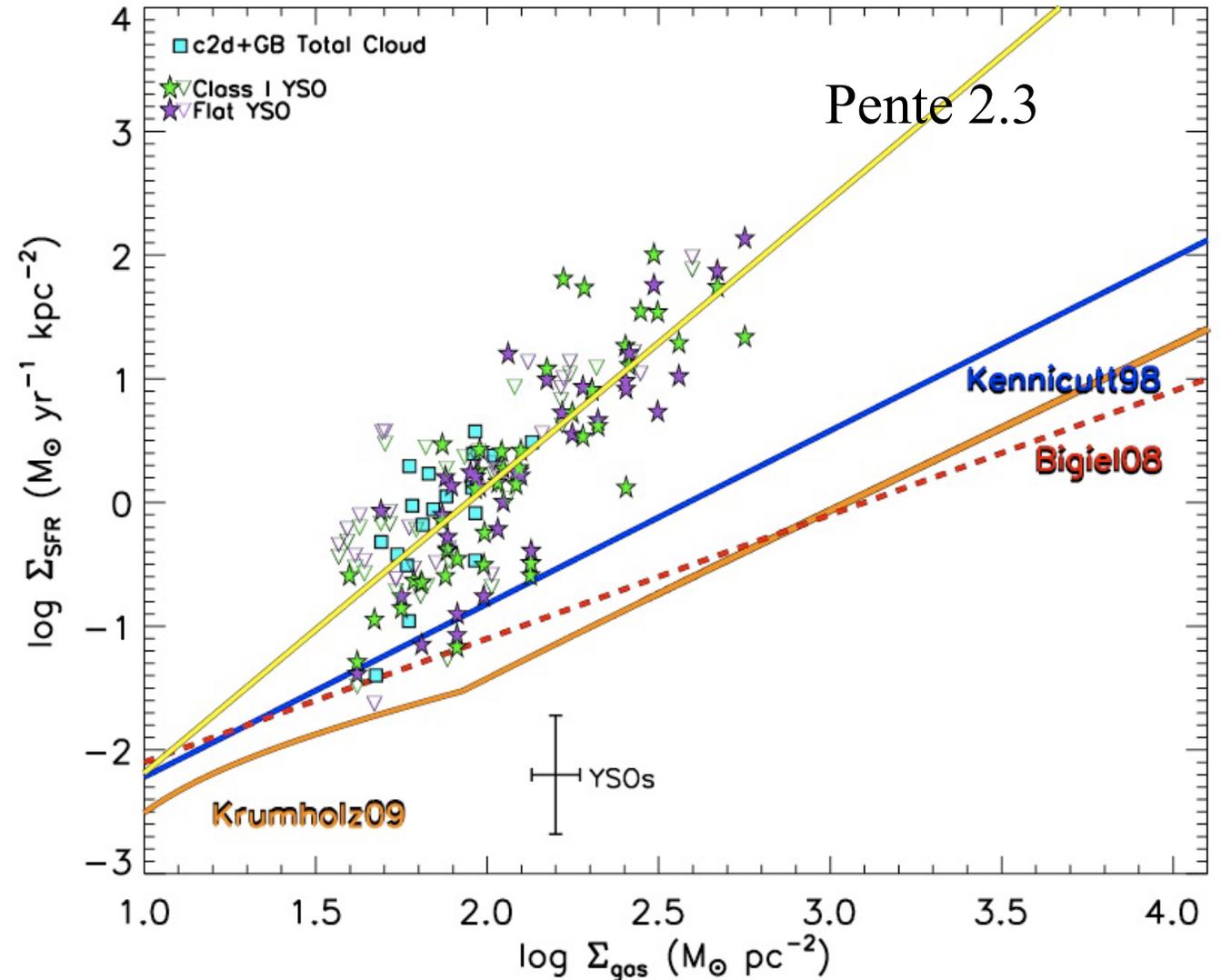
Taux de formation d'étoiles de faible masse

Nuages résolus (Orion, Taureau..)
Étoiles et proto-étoiles détectées
en infrarouge → **Pente 2.3**

Efficacité de formation d'étoiles
dans les nuages denses 3-6%
25% dans les coeurs



Guthermut et al 2011



Selection > Seuil de SF

Heiderman et al 2010

Observation des régions de formation d'étoiles



Longueur d'ondes
Infrarouge, émission de la
poussière à 24 μ m

PAH à 8 μ m

Etoiles à 3.6 μ m

Plus facile d'extraire
les coeurs

Bleu est 3.6 μ , vert est 8 microns, et rouge 24 microns

Scénario standard

→ Class 0 proto-étoile submm

→ Class I: disque infra-rouge

→ Classes II et III SED optiques

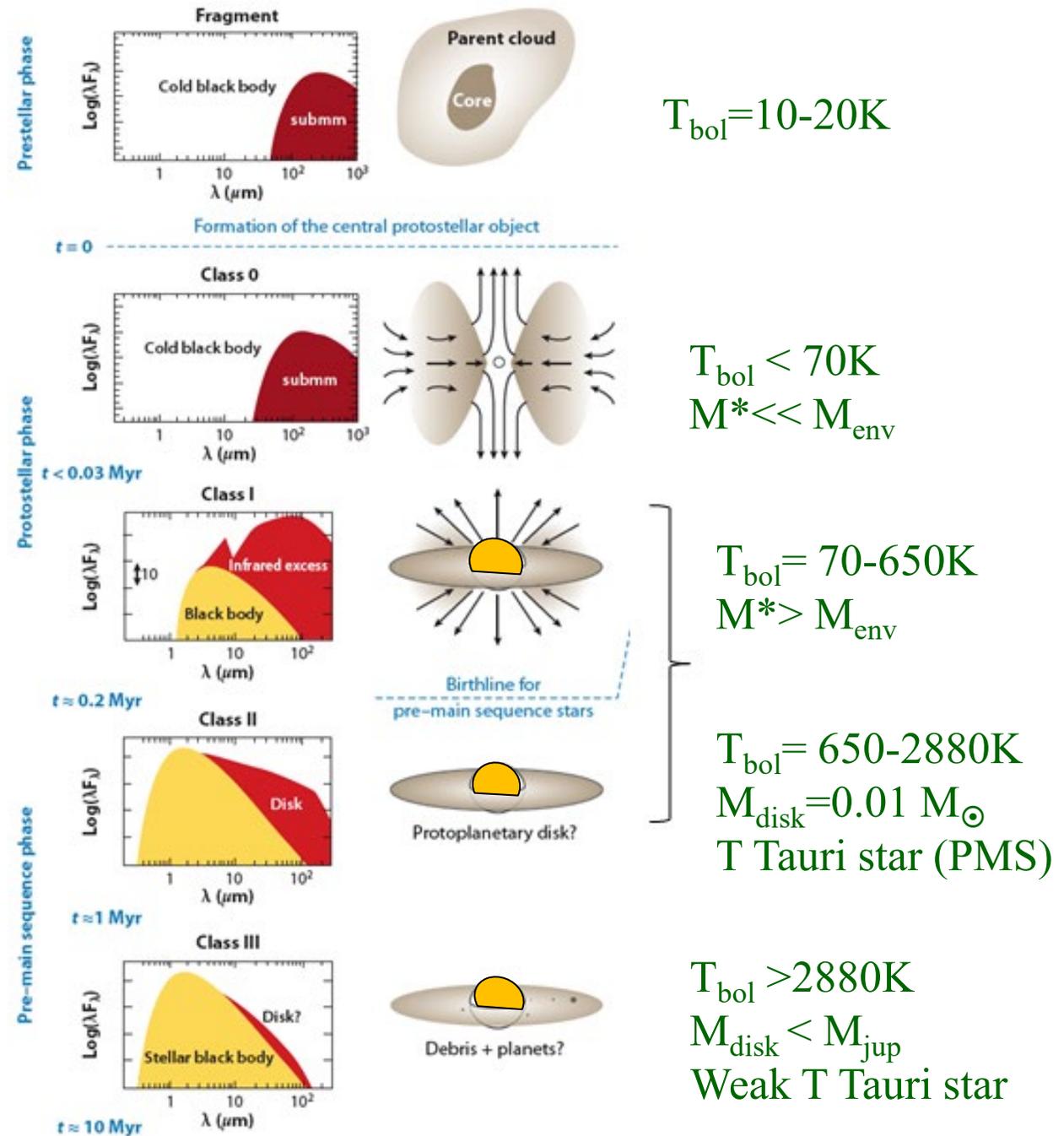
→ Classes II: disques optiquement épais à $1\mu\text{m}$ poussière+gaz

→ Transition-disk ←

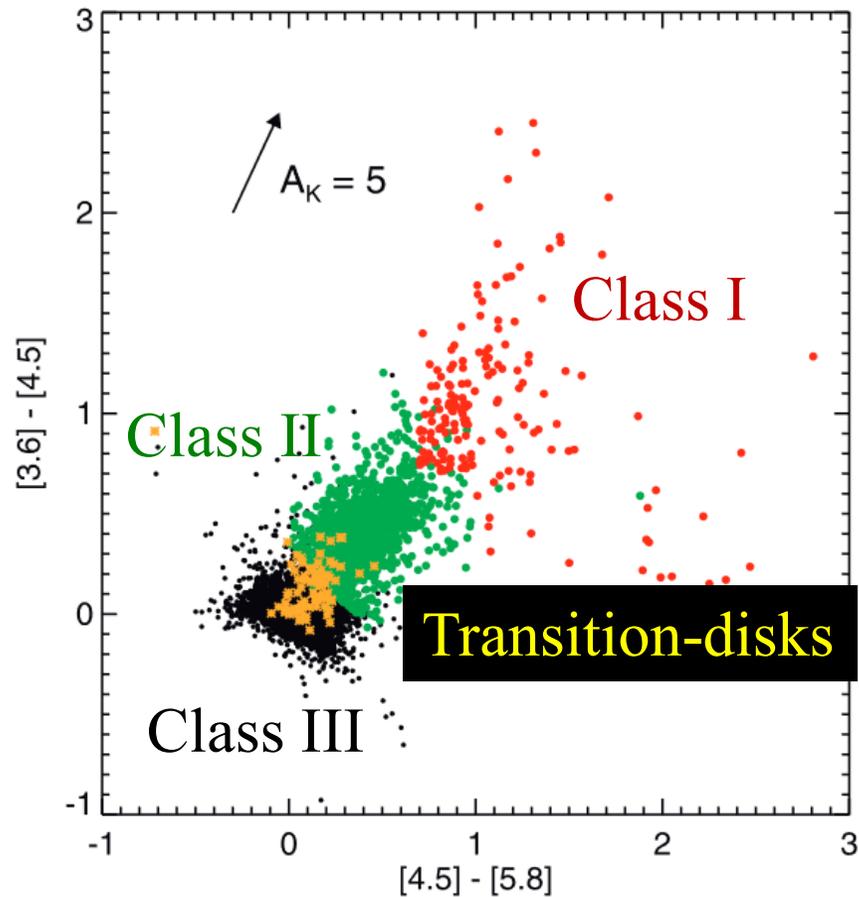
→ Classes III: disques optiquement minces à $1\mu\text{m}$ pas de gaz

→ Disques de débris: disque $\tau(1\mu\text{m}) \ll 1$
les poussières sub- μm sont poussées hors du disque par la pression de radiation

Elles sont ensuite régénérées par cascade collisionnelle de gros planétésimaux



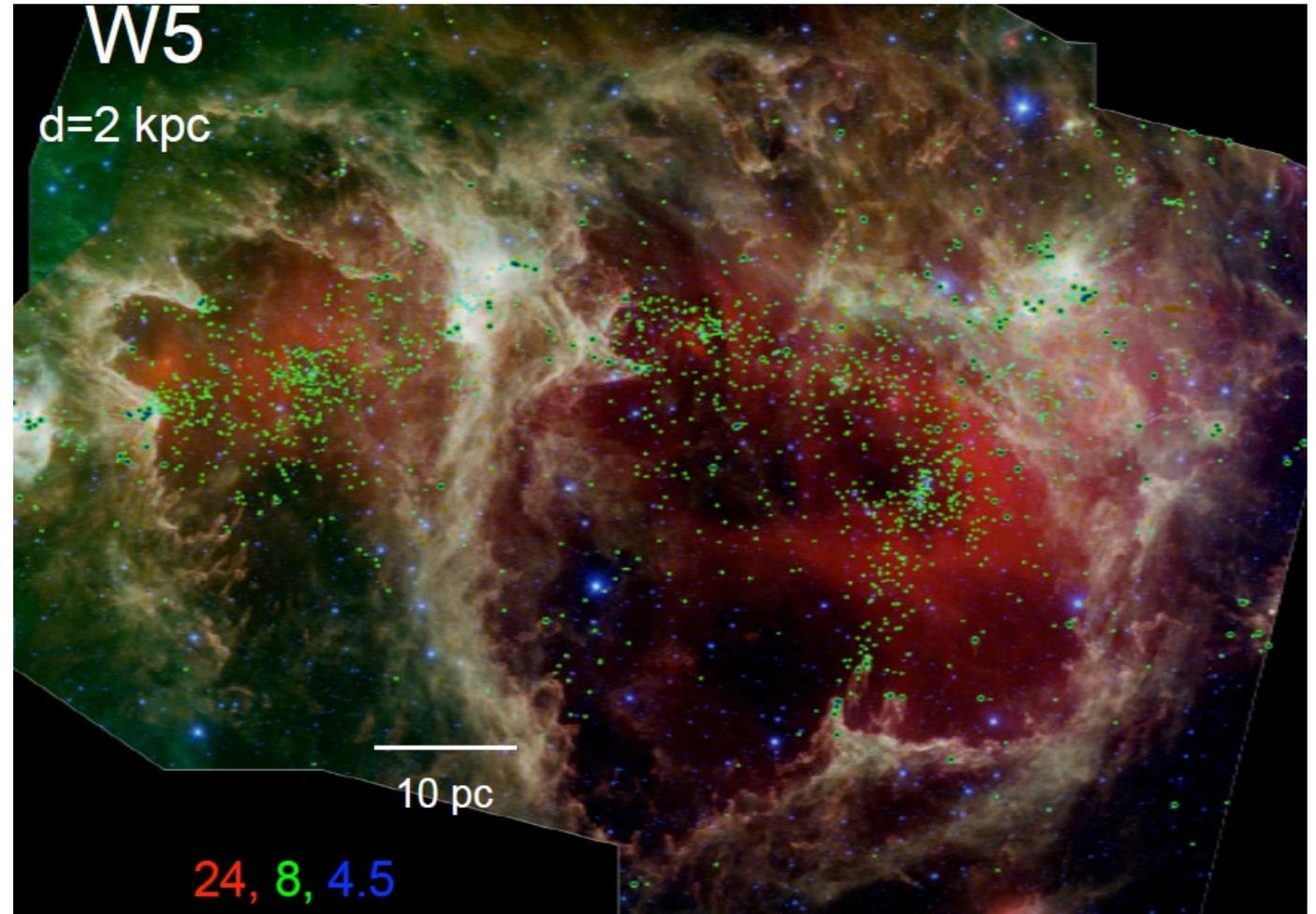
Bulle, explosion supernova, clump, filament



>2000 sources, 40-70% en amas de proto-étoiles
Rapport classII/class I = 7 fois supérieur aux GMC
➔ Plusieurs générations d'étoiles

Proto-étoiles

Koenig et al 2008



Identification des classes

Class I Class II

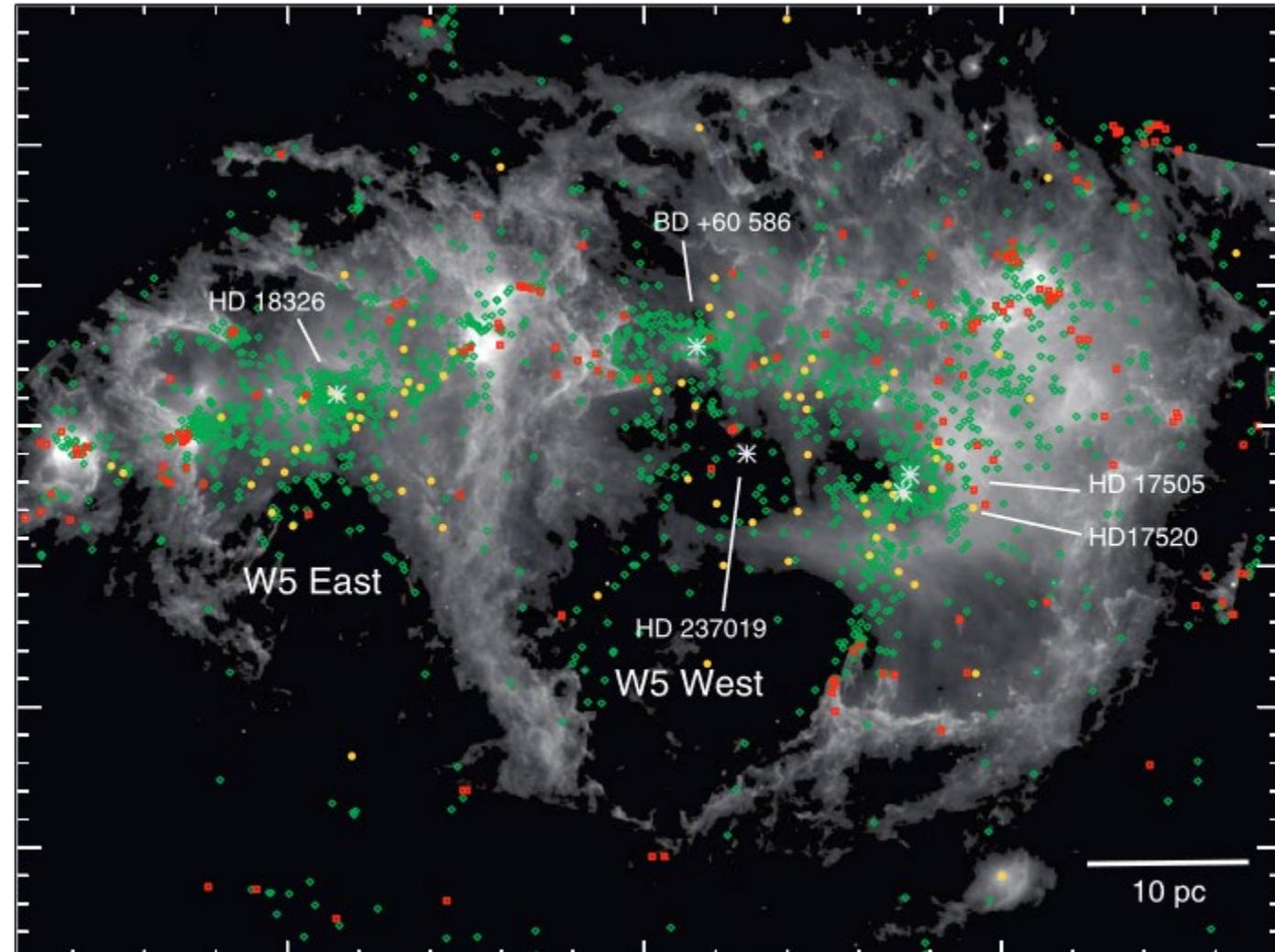
Transition-disks

Les proto-étoiles sont dans les amas

Les cœurs froids encore plus condensés
→ Certaines proto-étoiles éjectées?

Diverses classes identifiées par leur
couleur/température

Fréquence → temps passé dans chaque
étape



Principales questions

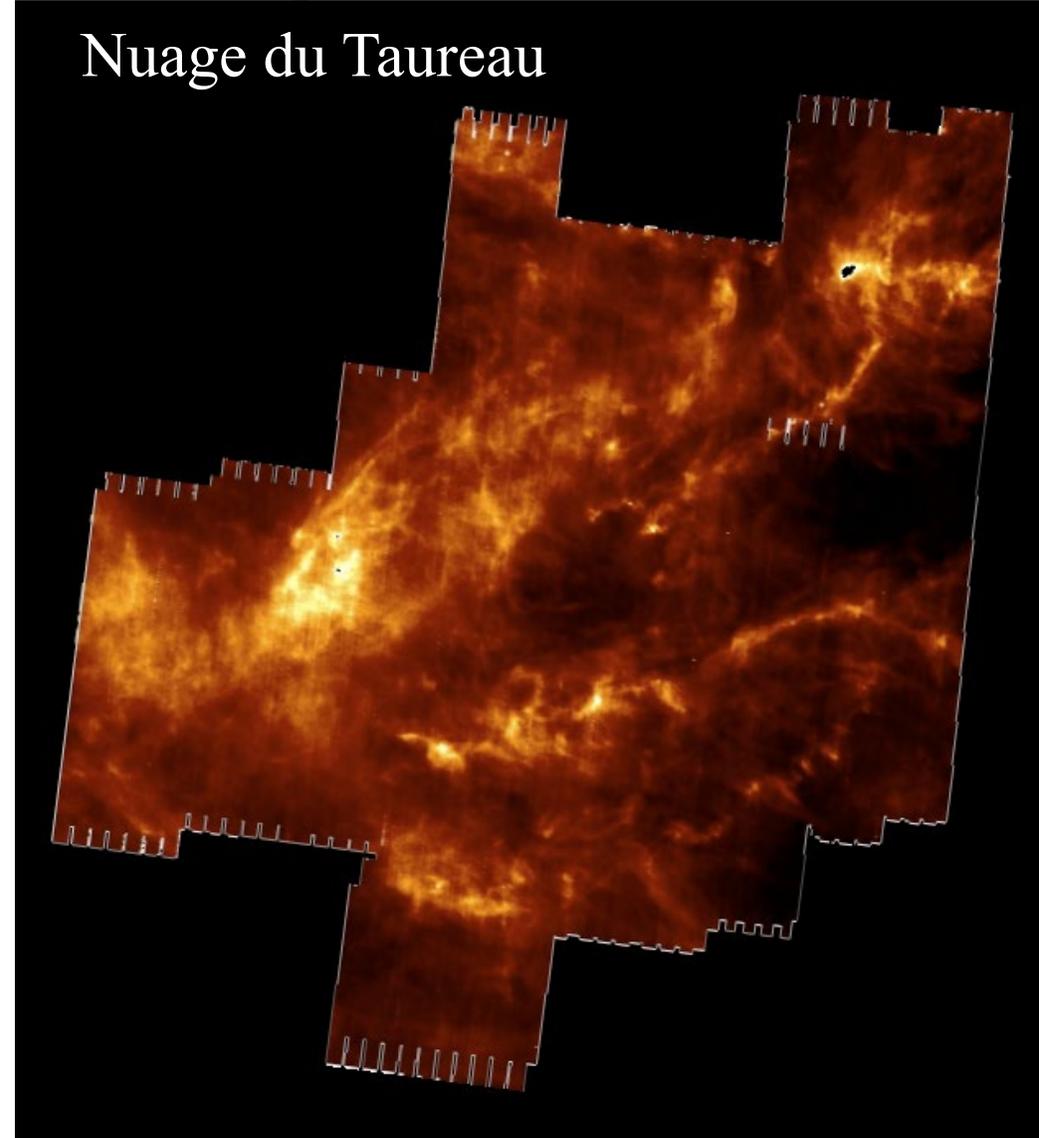
- Où se forment les étoiles dans les grands nuages moléculaires ?
- Qu'est-ce qui détermine l'IMF ?
- Combien de temps durent les différentes étapes du processus ?
- Théories expliquant les données ?
- Quelle est l'efficacité de la formation d'étoiles ?

Surveiller les gros nuages à proximité avec Spitzer
Statistique requise (19 nuages avec des procédures identiques)

Taureau, amas proches (non identiques)

Pourquoi moins d'étoiles?

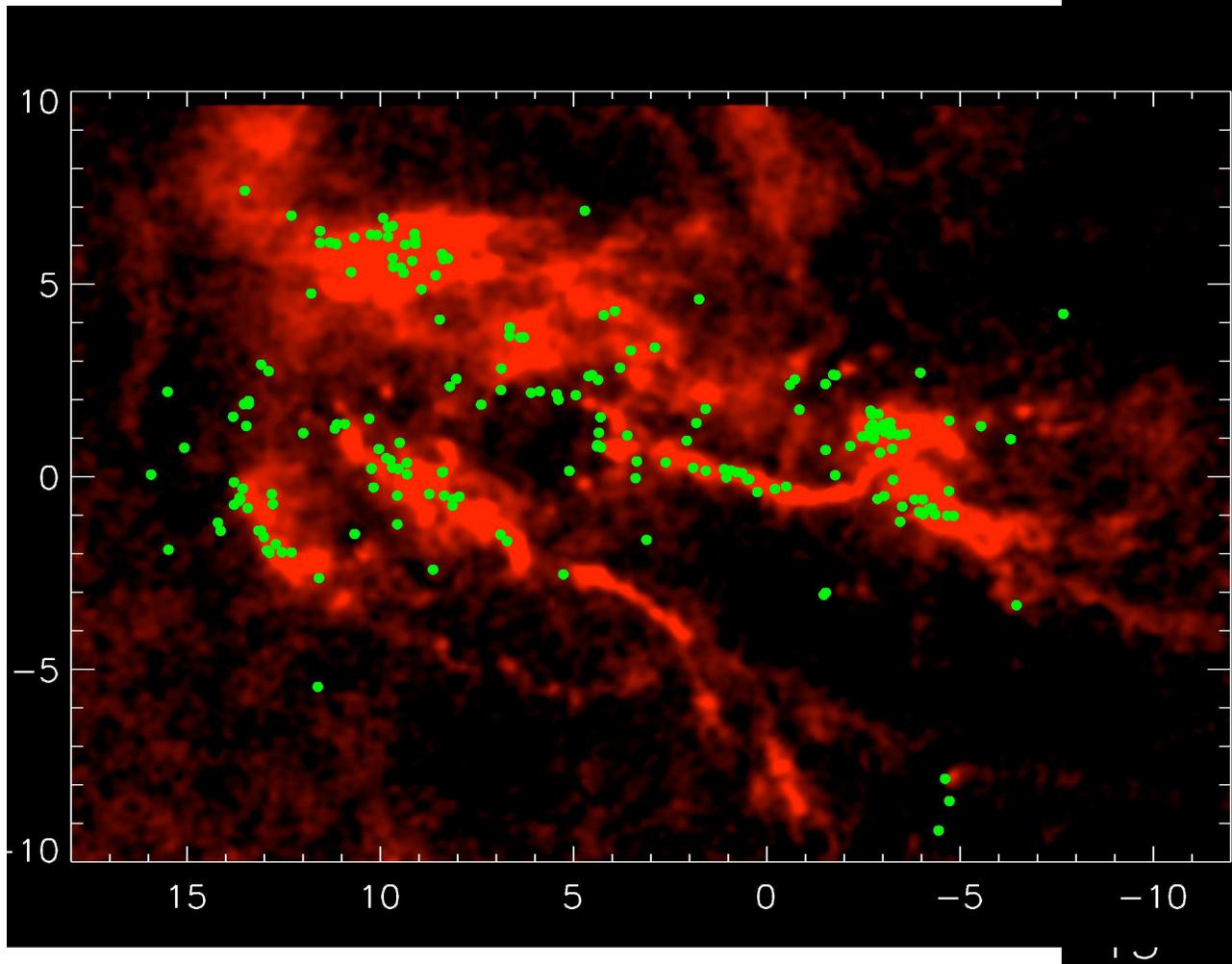
Nuage du Taureau



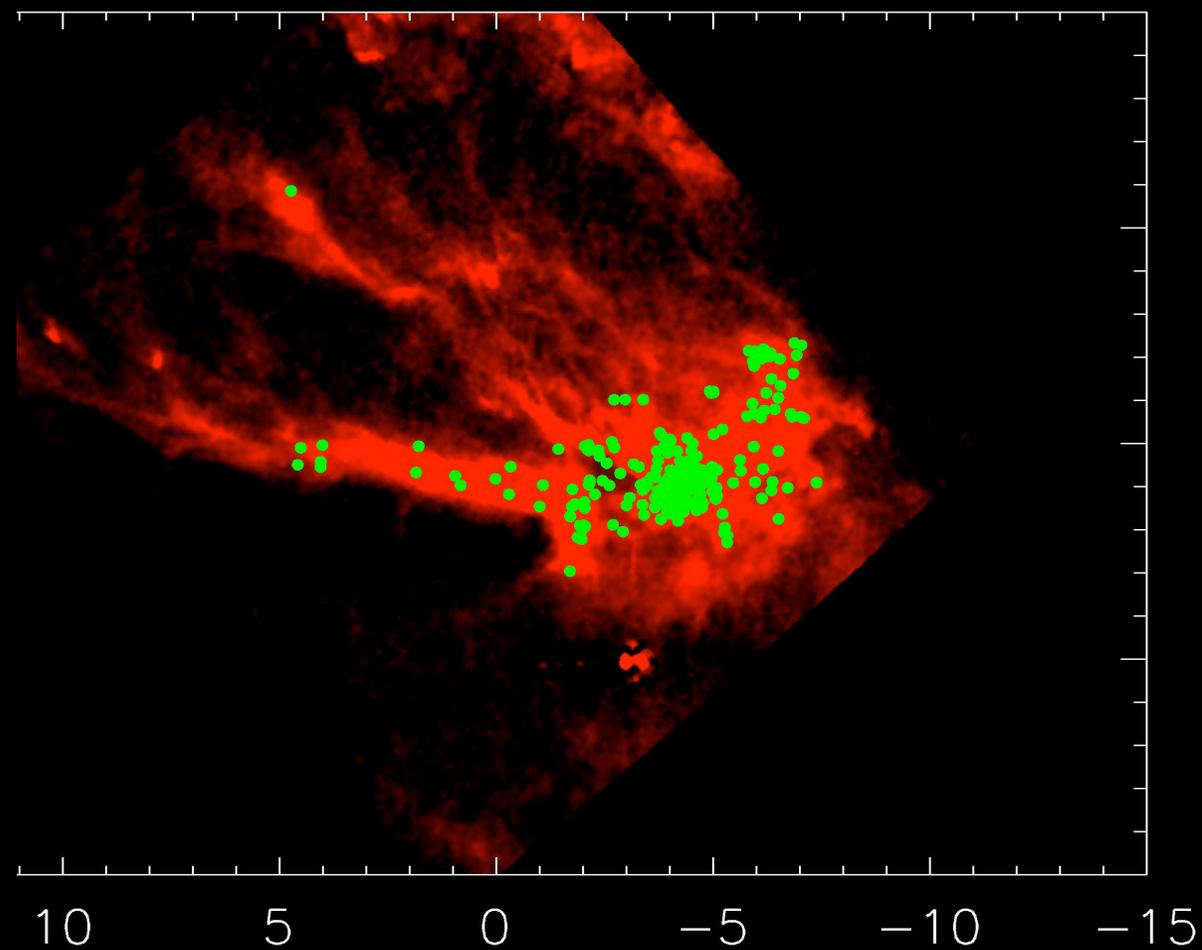
Megeath et al 2010

Où se forment les étoiles?

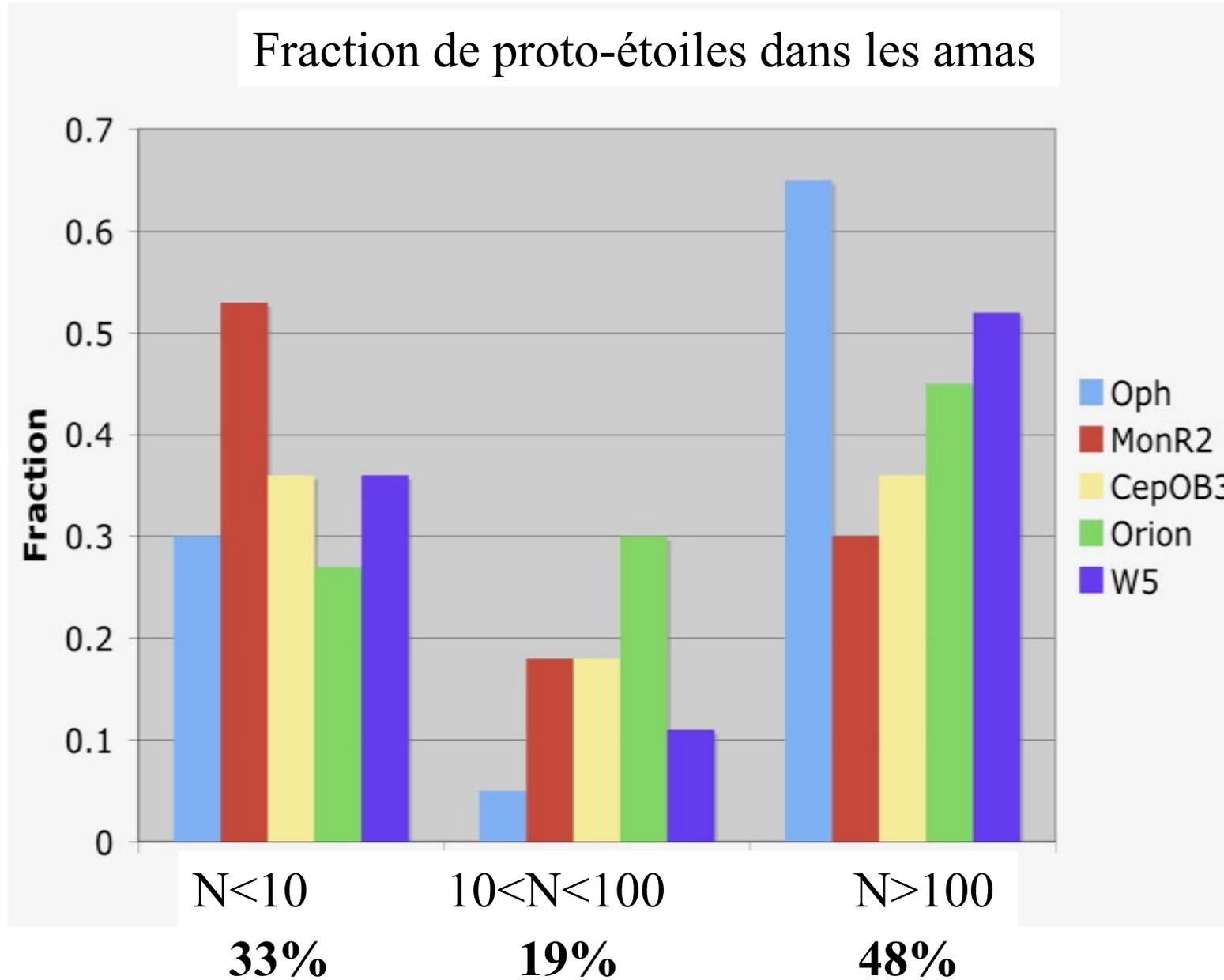
Taureau



Rho-Ophiucus



Jeunes étoiles; 48% dans des amas



Confirme que les étoiles se forment dans les amas denses

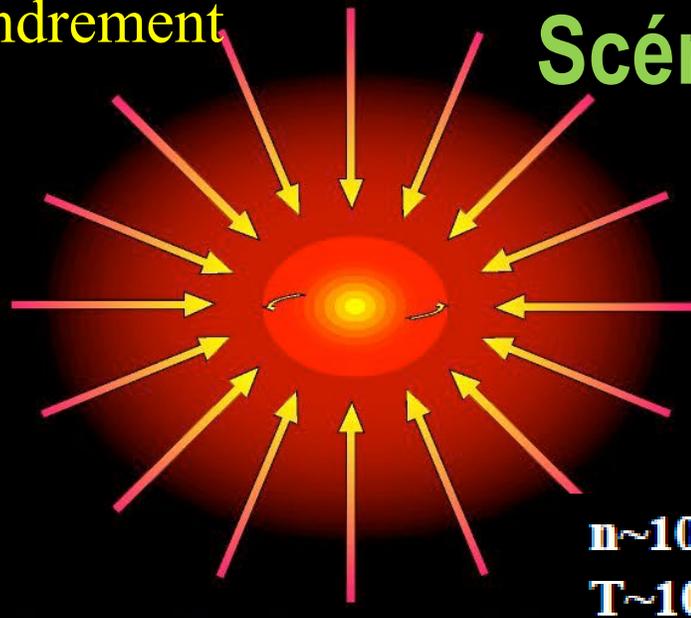
Peuvent se re-distribuer ensuite

Allen et al 2007

ETAPES

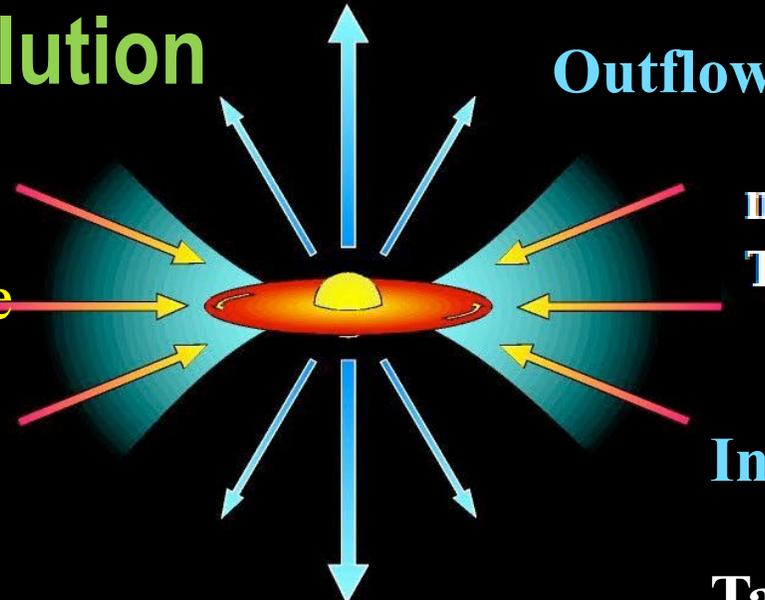
Effondrement

Scénario d'évolution



Proto-étoile
de faible masse
isolée

$n \sim 10^4 - 10^5 \text{ cm}^{-3}$
 $T \sim 10 \text{ K}$



Outflow

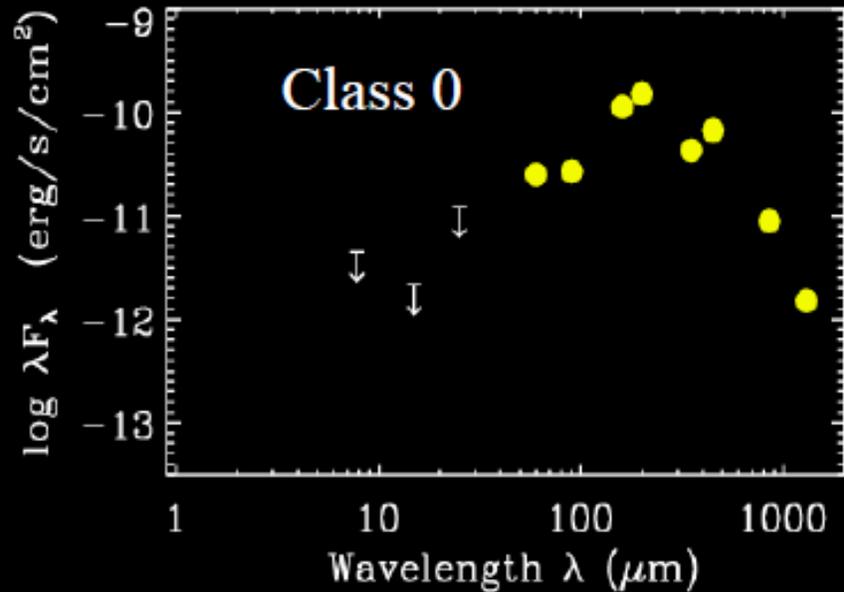
$n \sim 10^5 - 10^8 \text{ cm}^{-3}$
 $T \sim 10 - 300 \text{ K}$

Infall

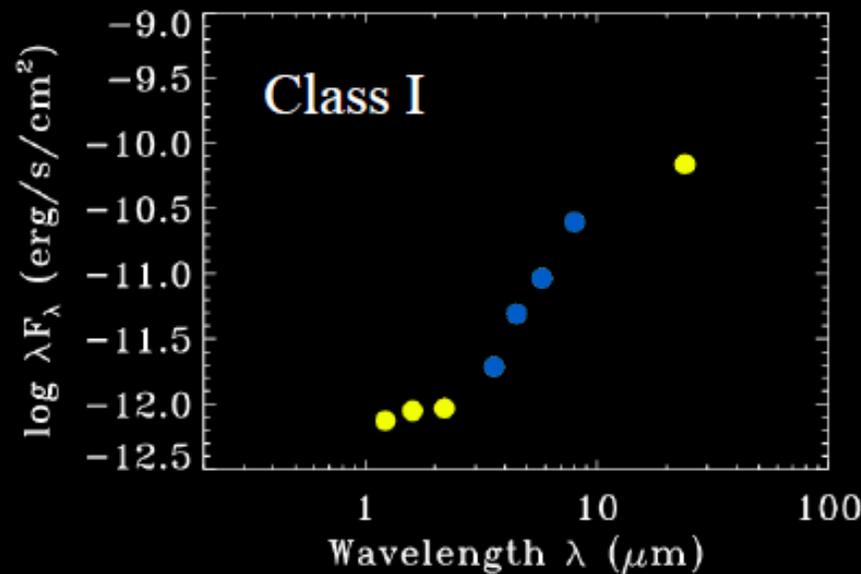
Taille/1000

CLASSES

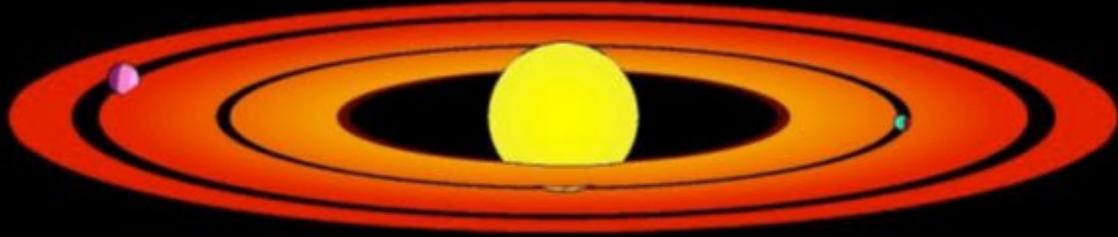
IRAM 04191+1522



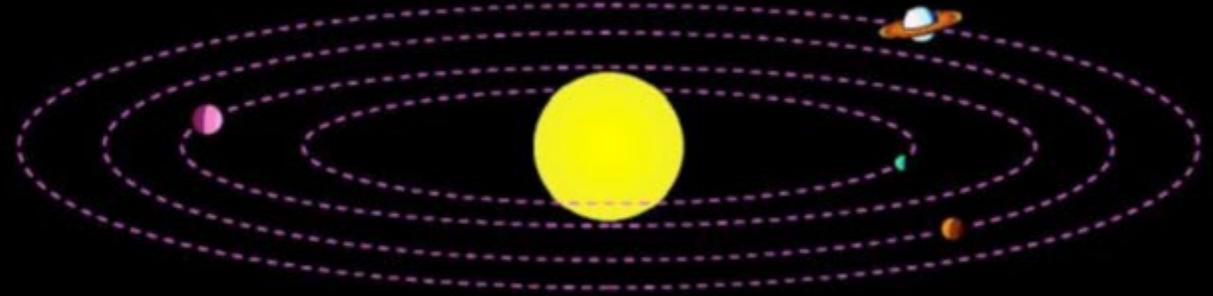
SSTc2dJ277.18+0.867



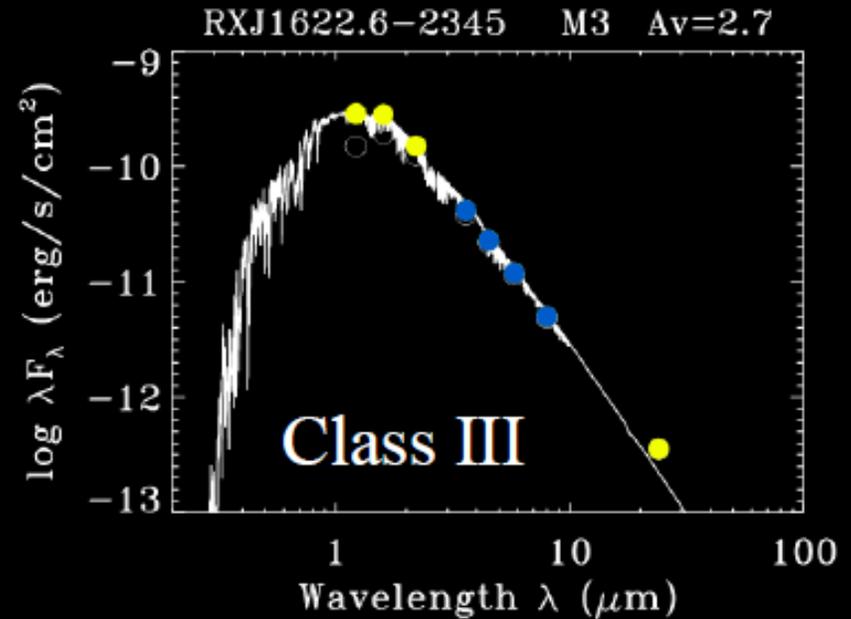
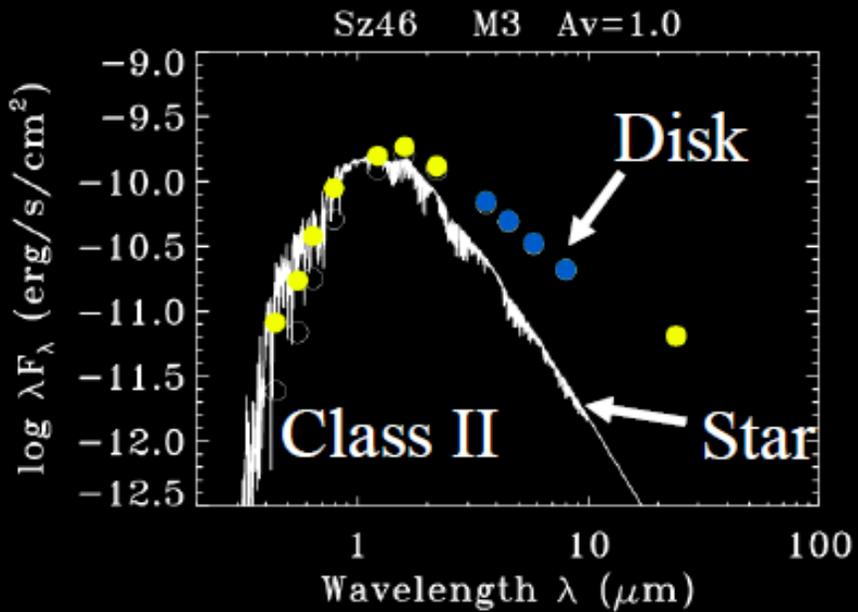
Scénario disque protoplanétaire



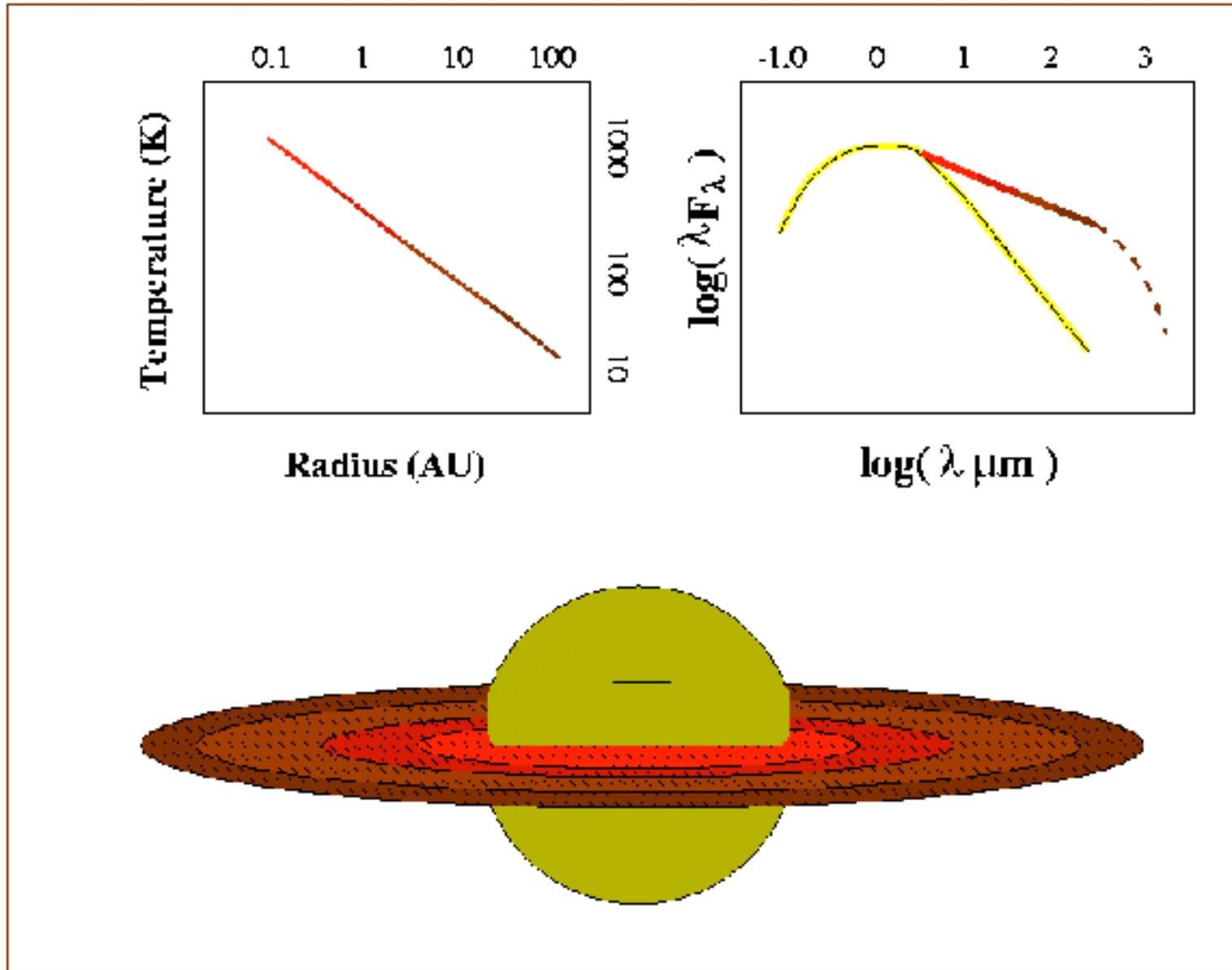
Formation des planètes



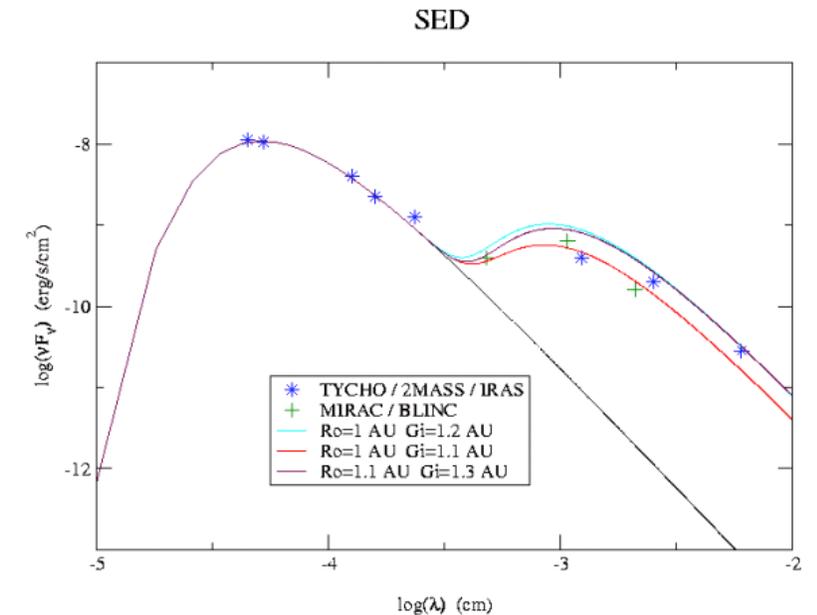
Vers le système solaire



Distribution d'énergie spectrale et comparaison data

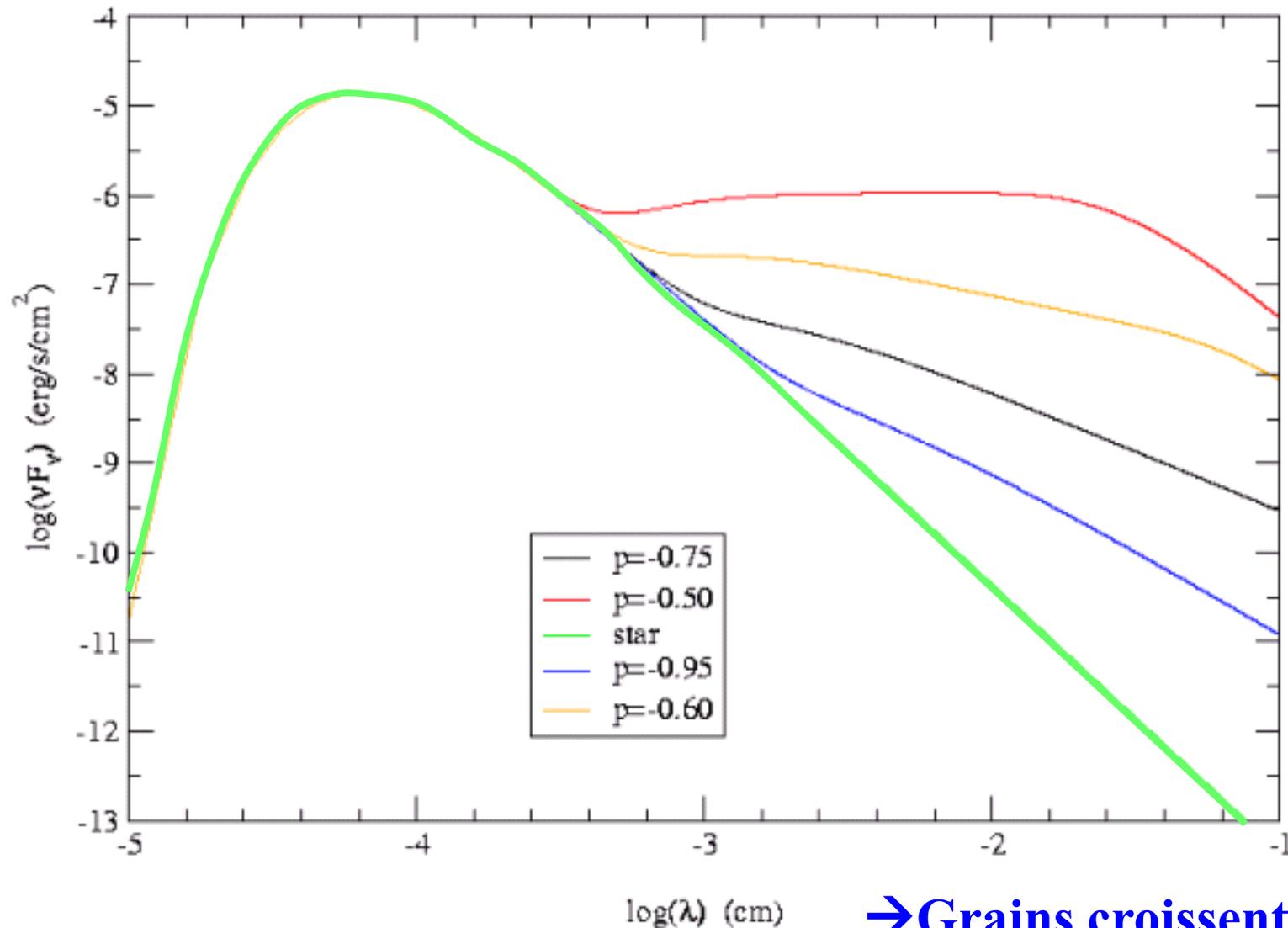


Corps noir de l'étoile
+ disque de poussière
selon sa température
et sa distribution radiale



Distribution spectrale d'énergie SED

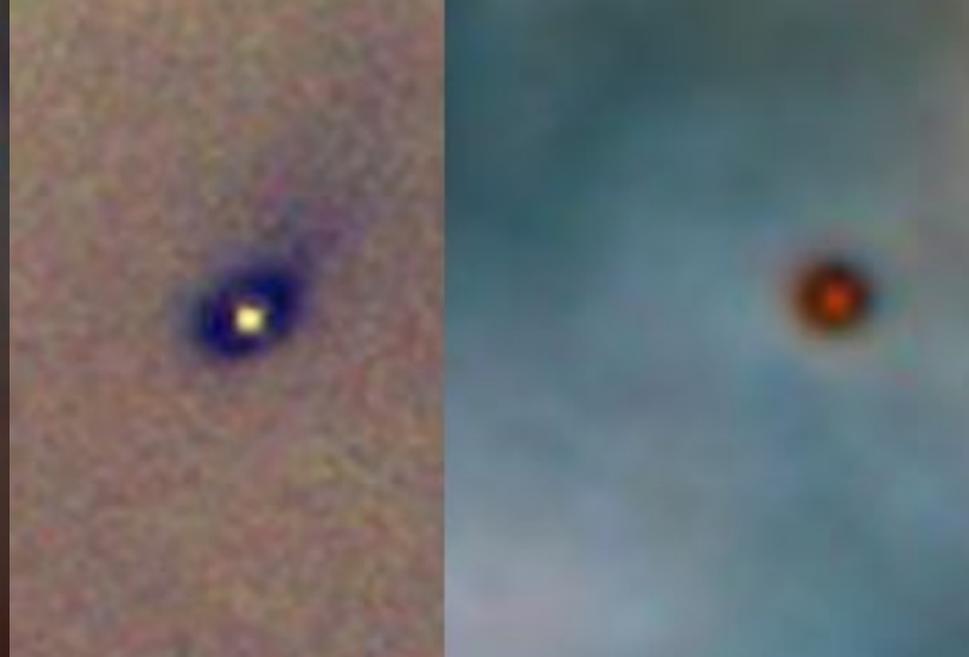
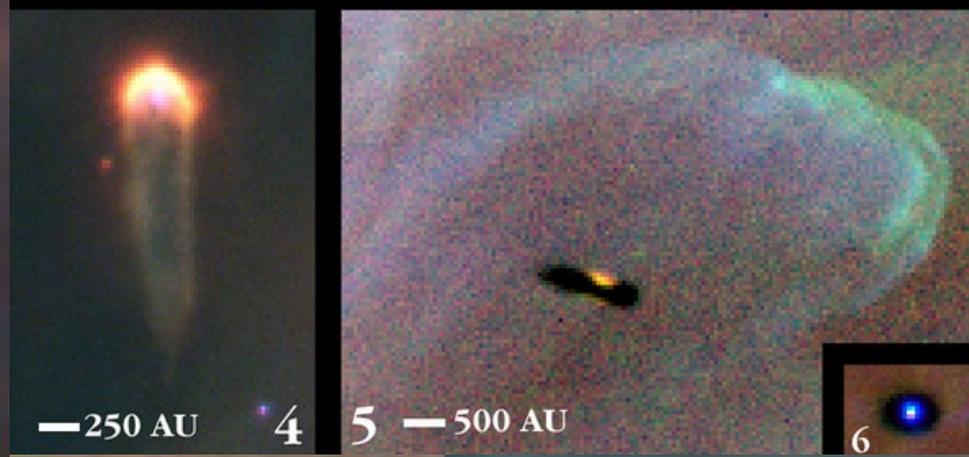
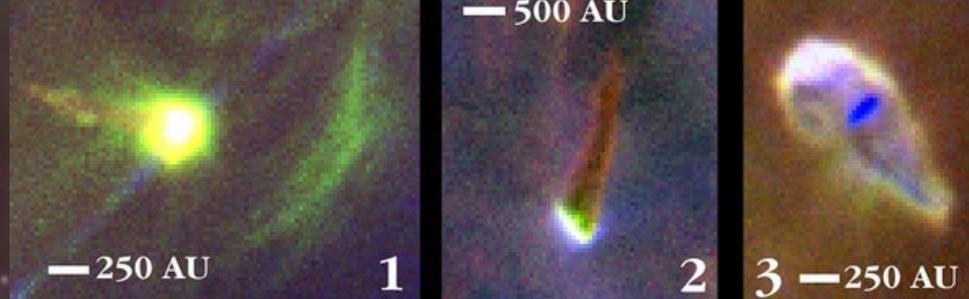
$$T(R) = 2000\text{K} \left(\frac{R}{R_*} \right)^{-p}$$



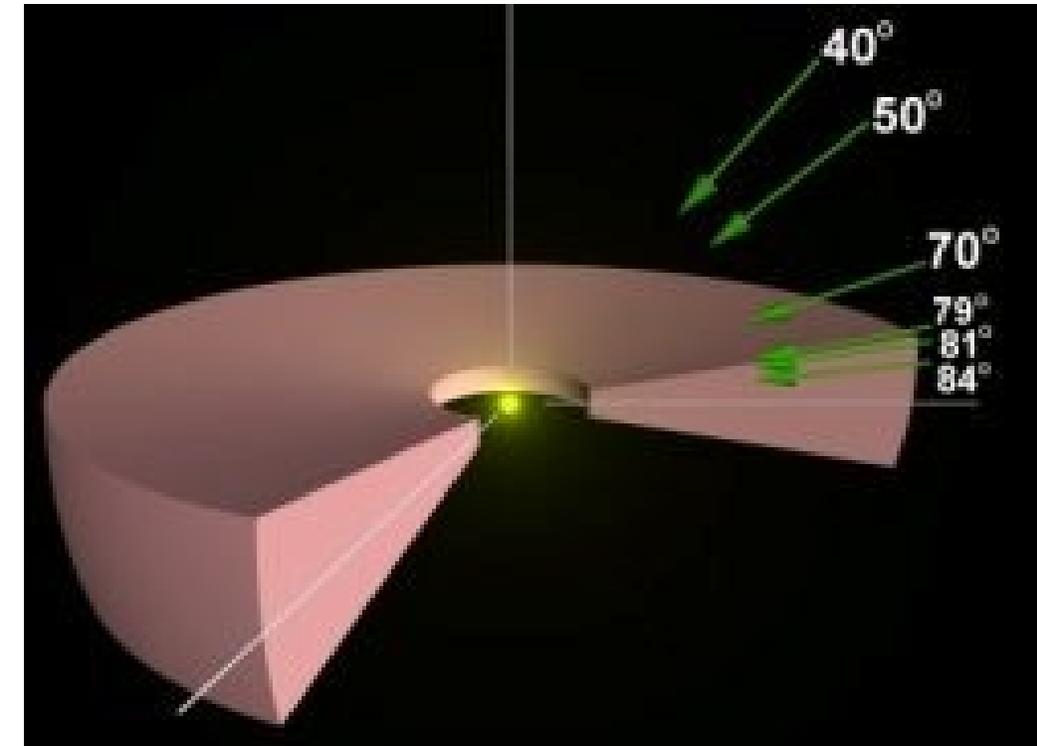
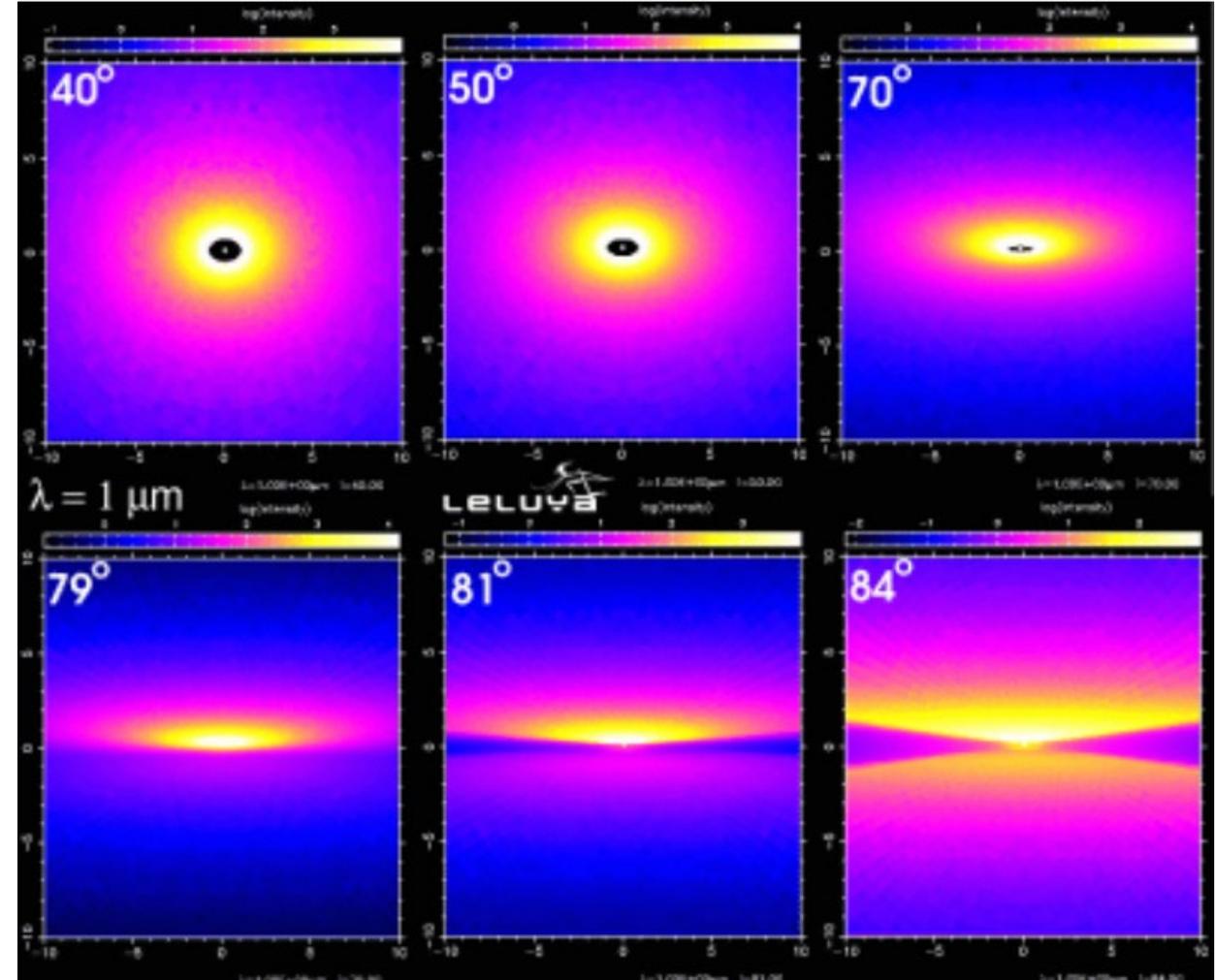
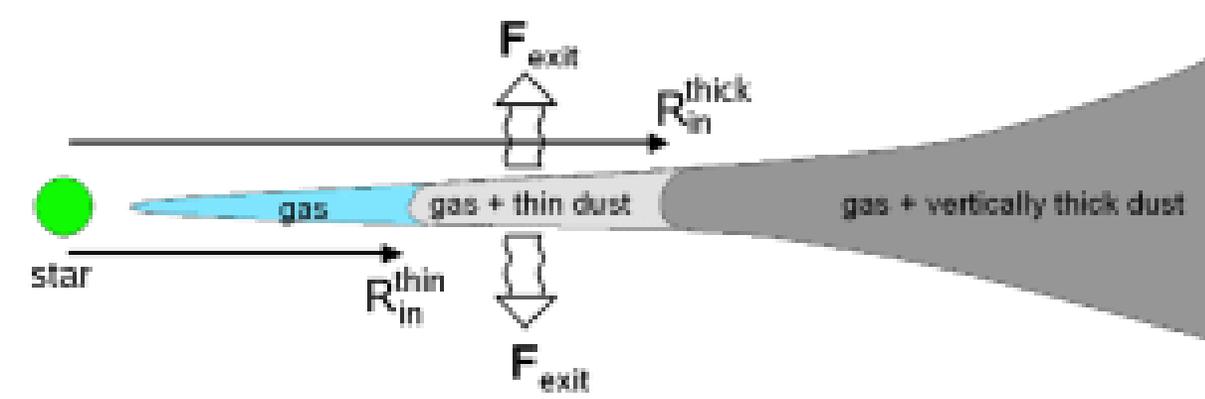
Sublimation de la
poussière à ~ 2000 K

L'exposant p
dépend des
propriétés des grains
de poussière,
 $0 < p < 2$
Plus petits grains =
 $T(R)$ plus plat = p
plus petit

→ Grains croissent en taille dès la class 0



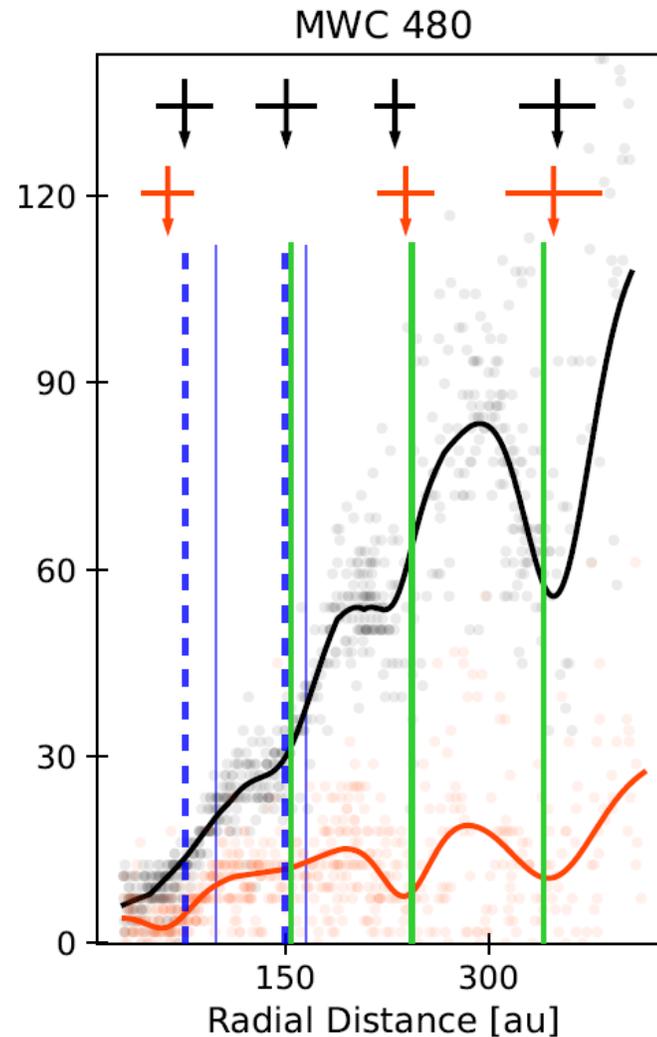
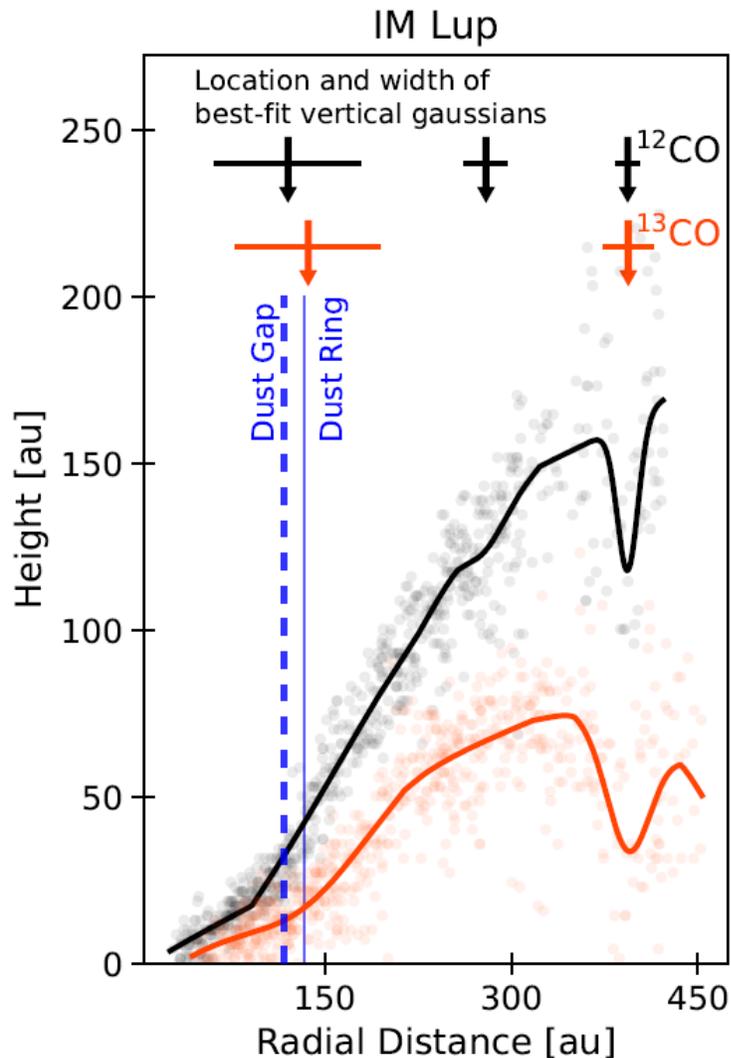
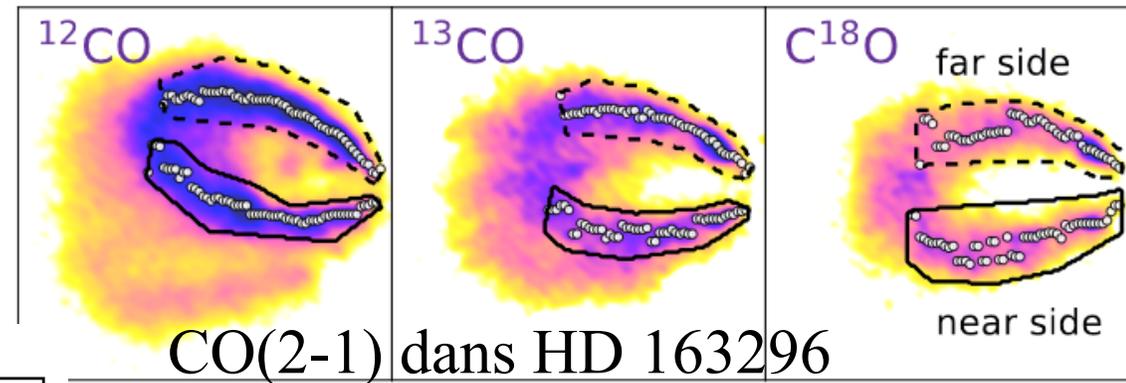
Simulation de la structure verticale



Structure verticale des disques

$$z/r = 0.05 - 0.5$$

La hauteur dépend de l'opacité



Les sillons parmi la poussière sont visibles

Une fois masqués les zones opaques dans le disque

DISQUES avec ALMA

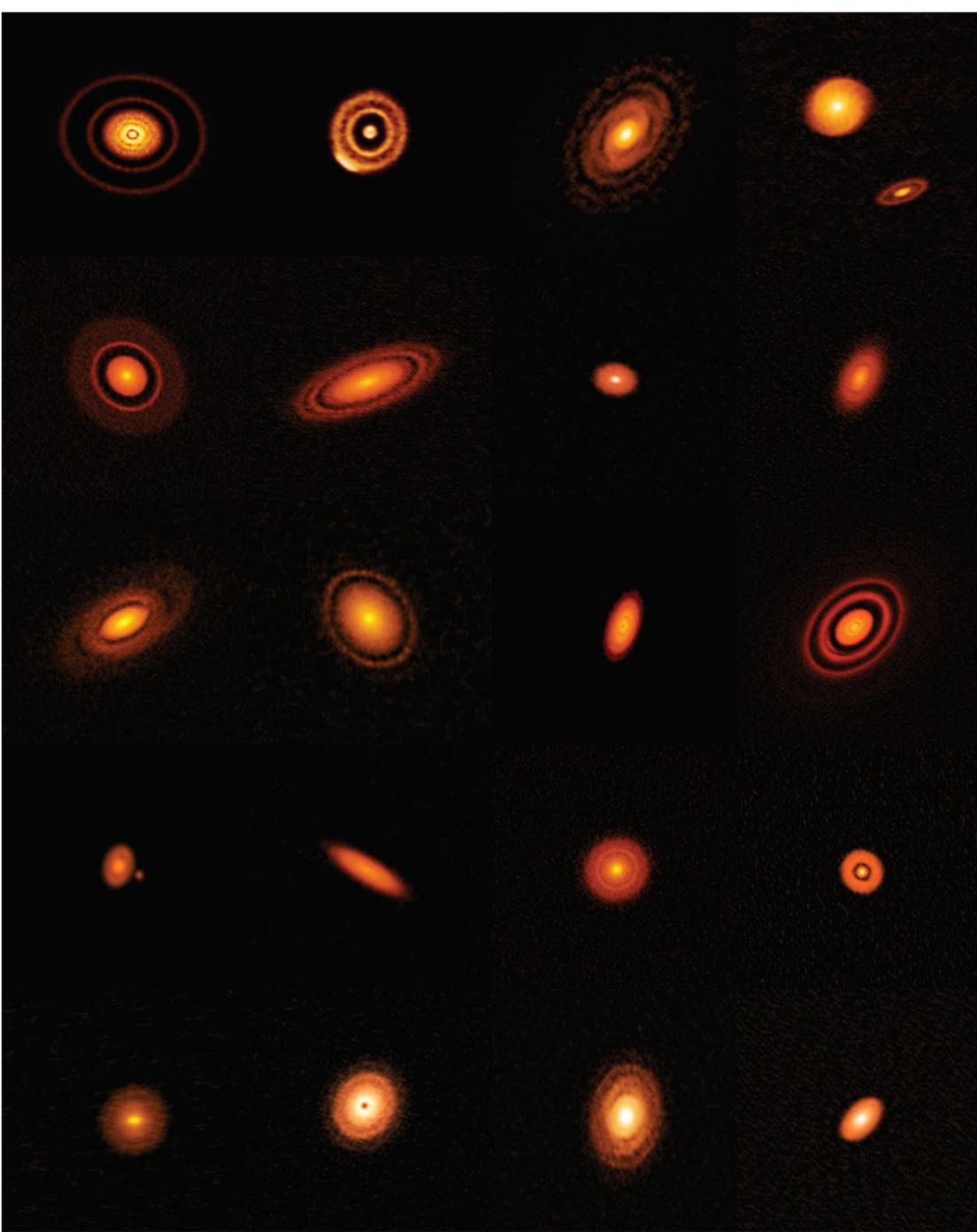
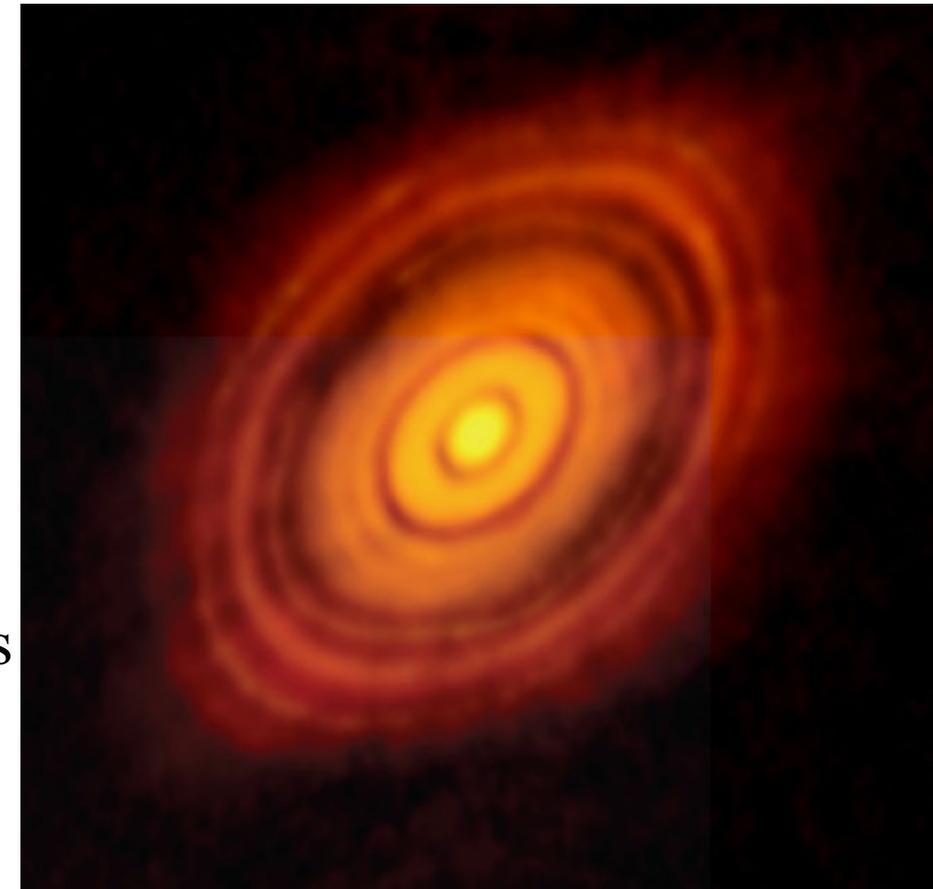
Une galerie de 20 disques
protoplanétaires

HL-Tau ALMA

Anneaux
jusqu'à
100 AU

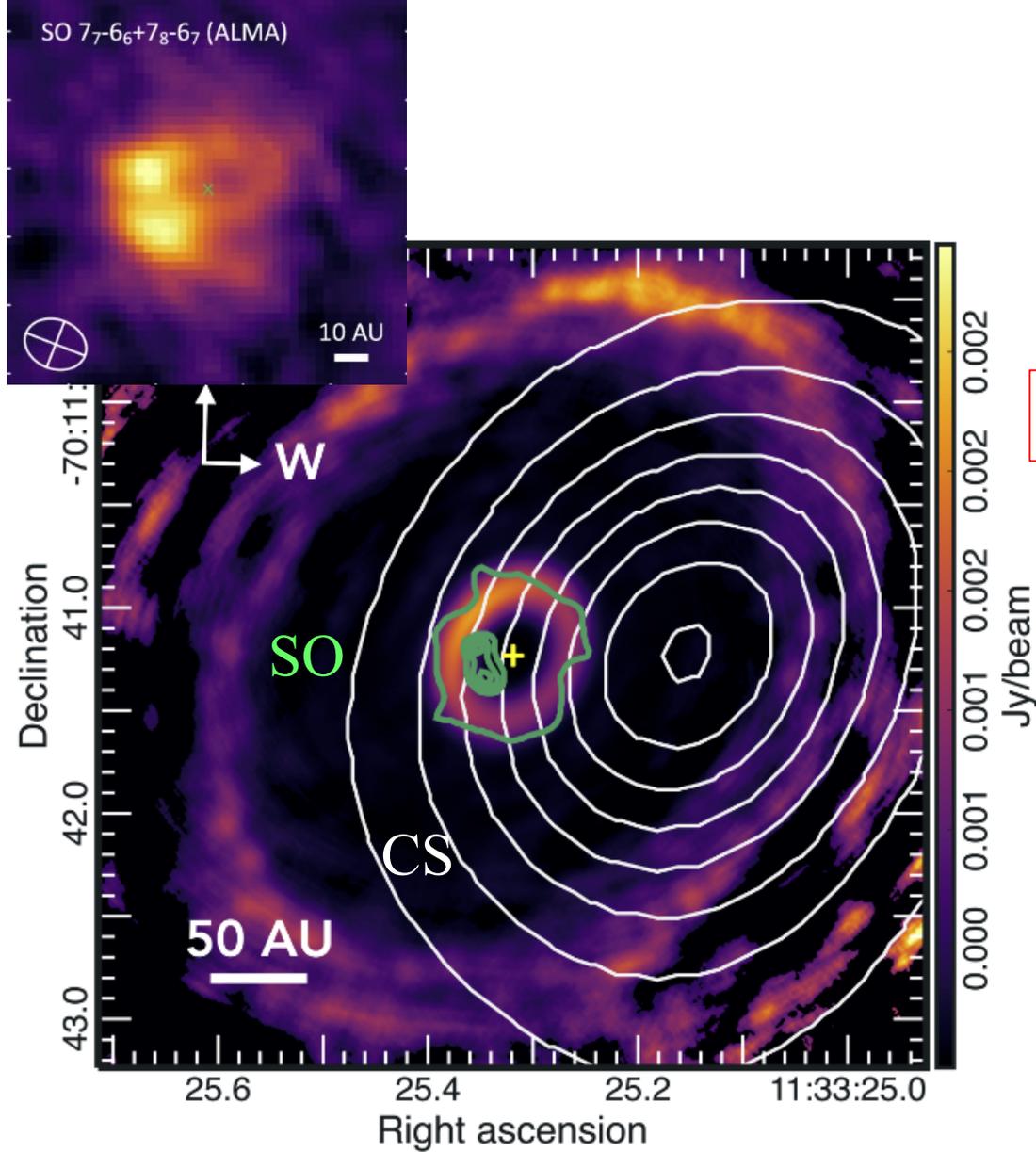
Bras spiraux

Gaps dûs aux
planètes:
Rigoles, sillons



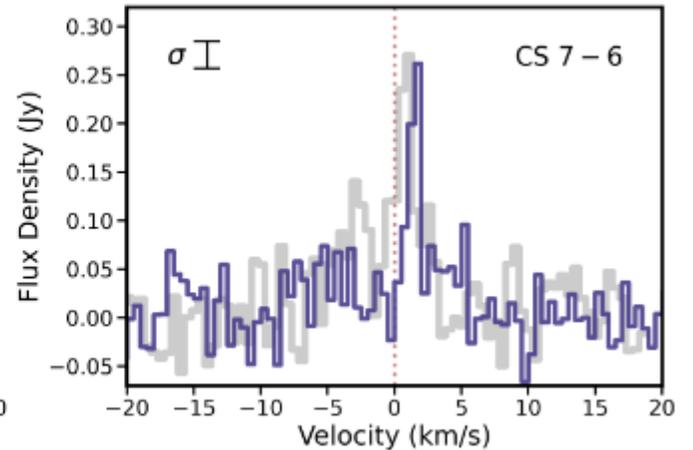
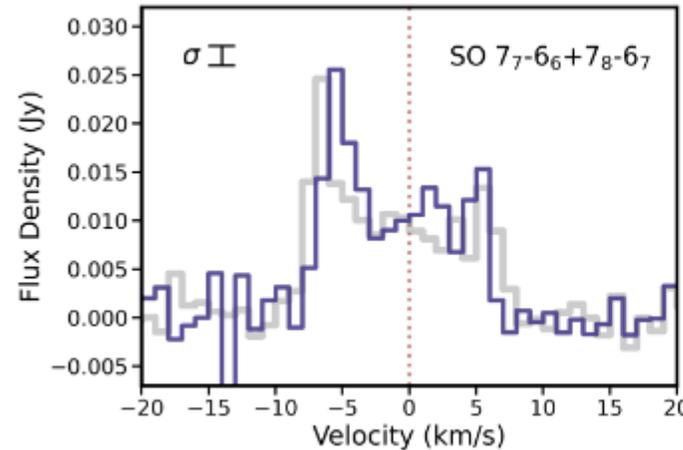
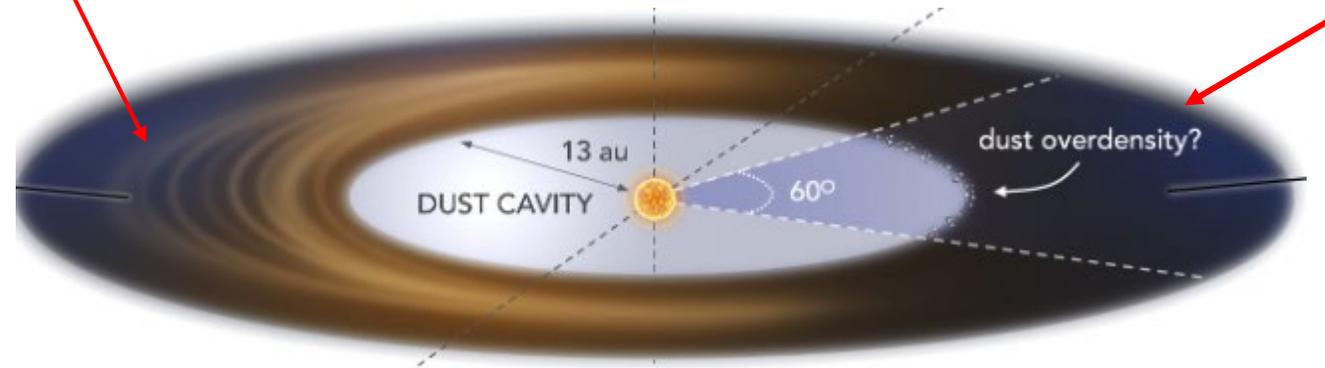
Variations azimuthales

Chimie complexe, dépendant de l'azimut (ombre?)



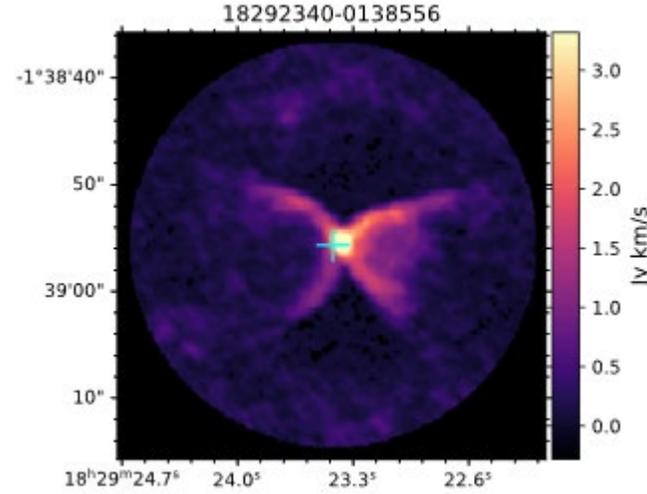
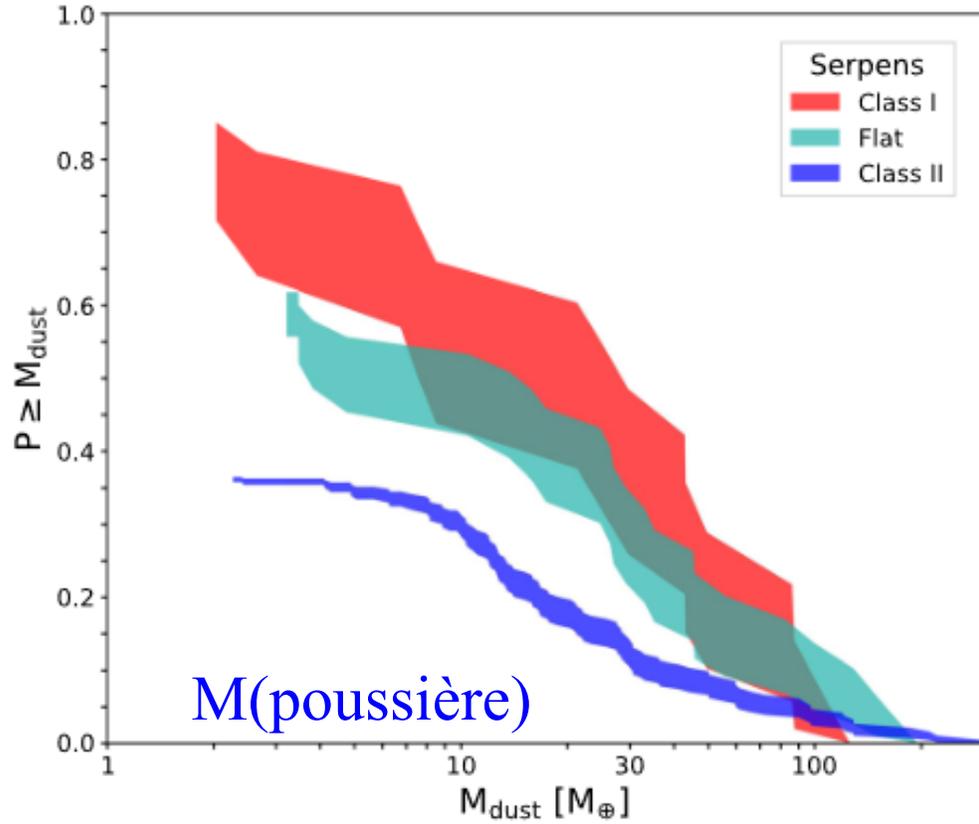
C/O = 0.5

C/O > 1

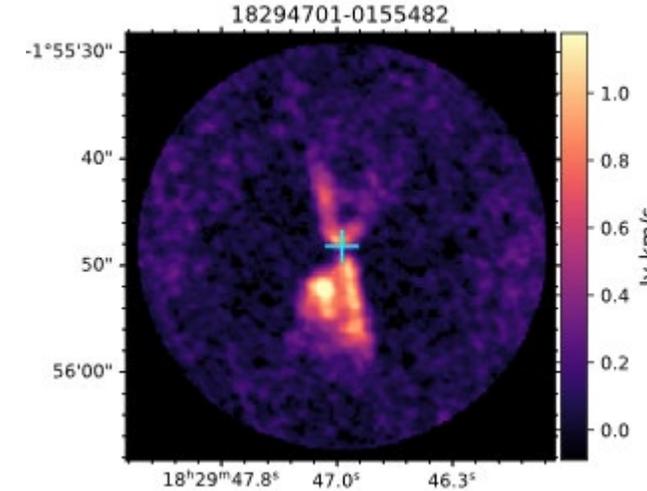


Disque protoplanétaire de HD 100546
Keyte et al 2023

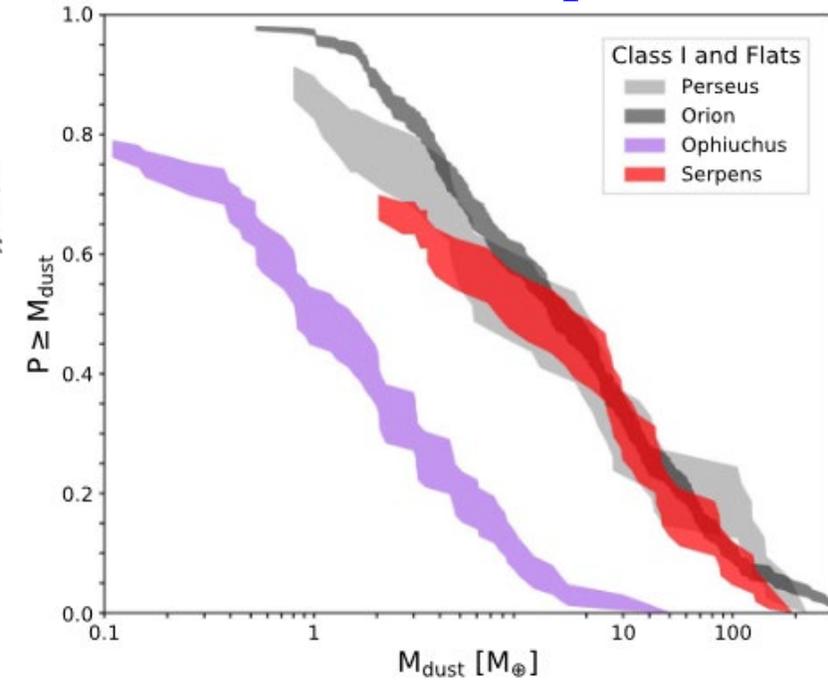
Masse des disques de poussière: proto-étoiles et proplyds



CO outflows



Class I, Flat-spectrum



M(poussière)

La masse de poussière décroît de
Class I, Flat-spectrum, puis Class II

Sauf Rho-oph spécial

- 16 Class I
- 25 Flat
- 235 Class II
- 16 Class III

T Tauri : prototype de proto-étoile: Class II

Raies opt. montrant
l'accrétion du disque
sur l'étoile, avec
taux $\approx 10^{-8} M_{\odot}/\text{an}$

Age $\approx 5 \cdot 10^6$ ans

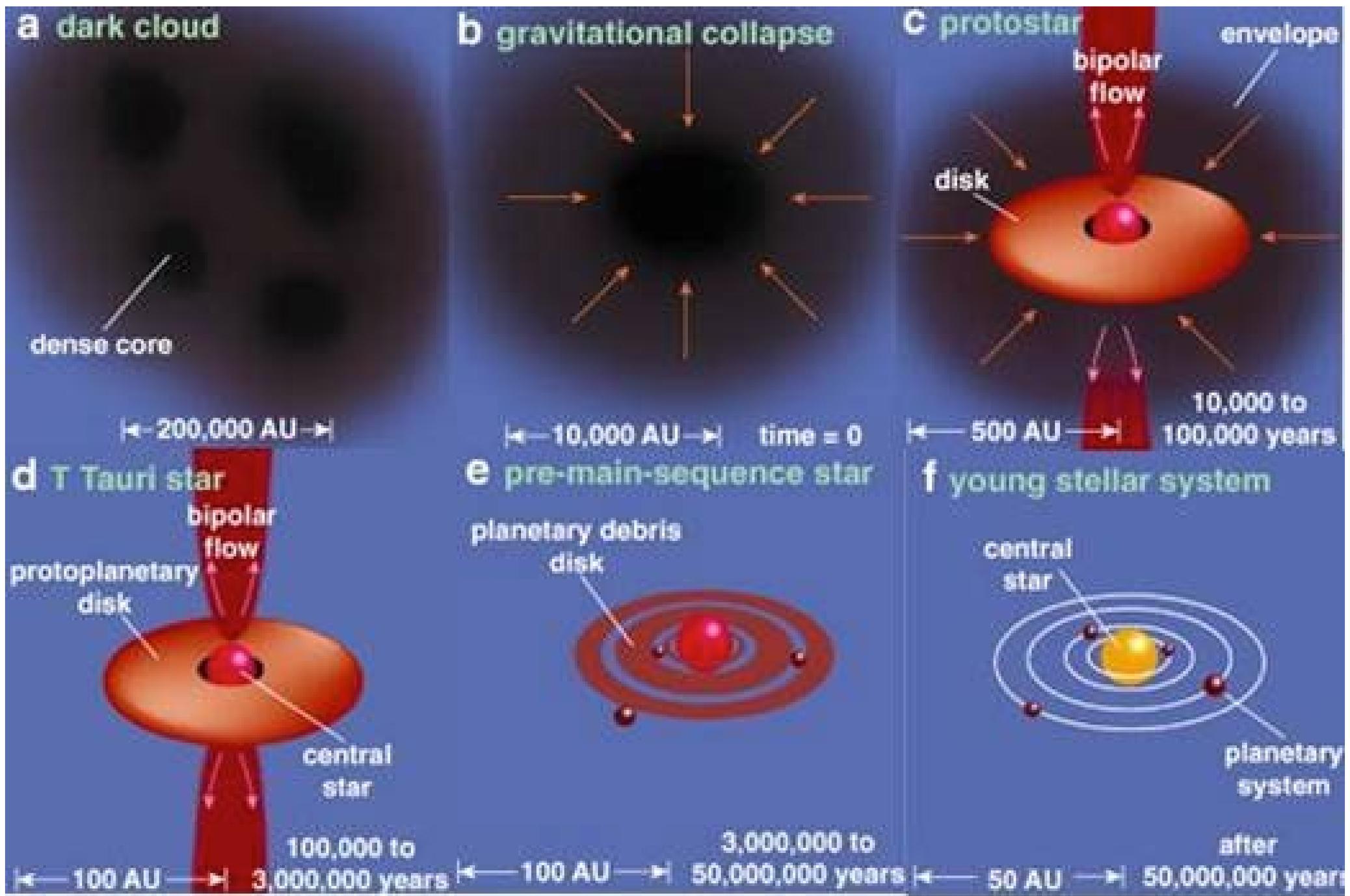
Disque externe étendu

$R_{\text{out}} \approx 600 \text{ UA}$

CO(2-1), continu mm

$M_{\text{Disk}} \approx 3-5 \cdot 10^{-2} M_{\odot}$





Outflow autour de proto-étoile L1527 IRS, avec JWST-NIRCam

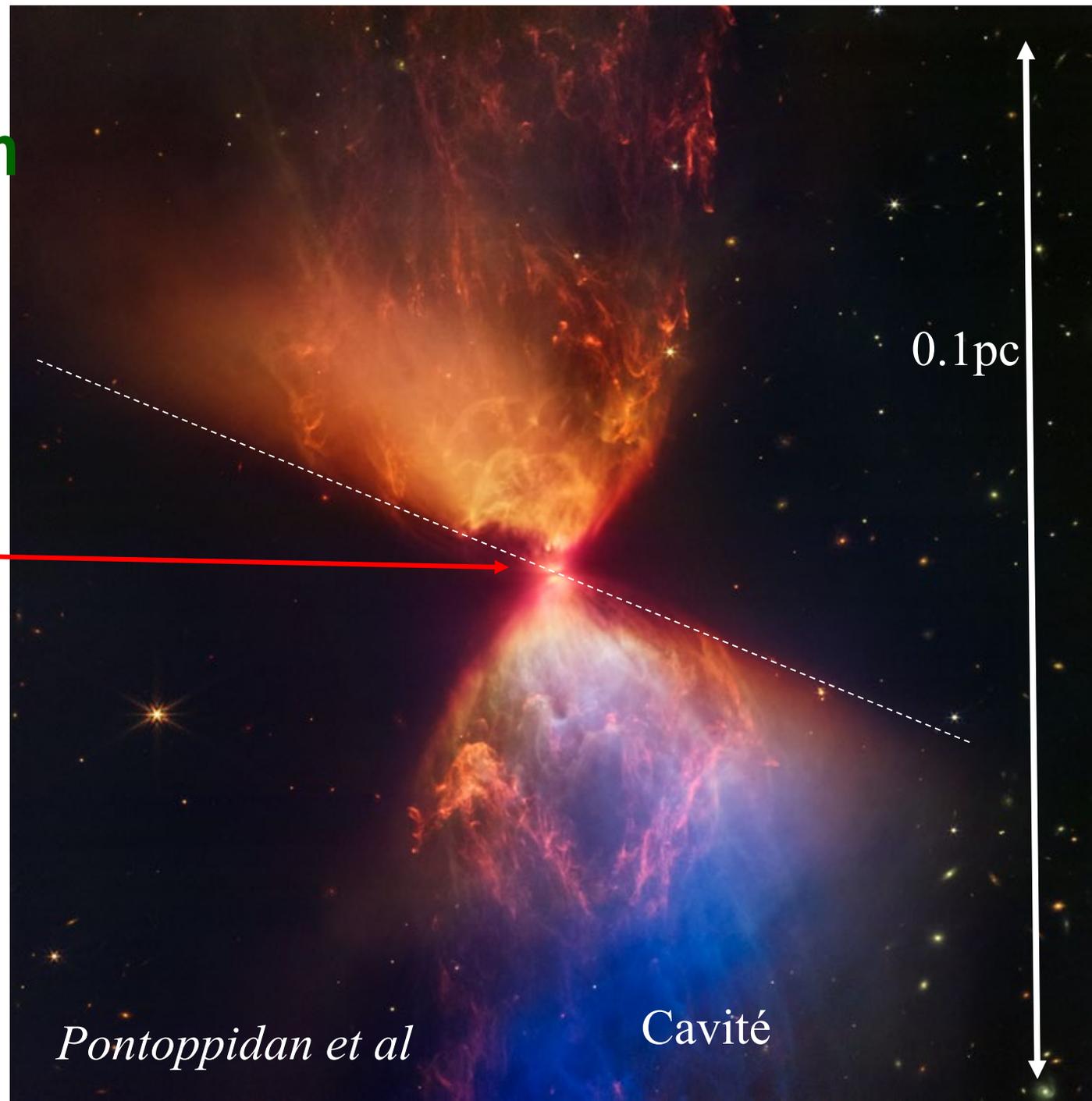
Emission de la poussière chauffée,
Plus ou moins fine, filaments

Disque protostellaire au centre

Ejection bipolaire (droit /bombé)

Rôle du champ B ?

Bleu: F2 μm , Vert: F3.35 μm ,
Rouge: F4.44 μm , Orange: F4.7 μm



Résumé

1- Nuages moléculaires

Structure fractale des nuages

Rôle de la turbulence, du champ B

Faible efficacité de formation d'étoiles

2- Physique et stabilité des nuages

Simulations numériques de l'effondrement

Rôle du feedback, chocs, champ B, etc

3- Etapes de la formation d'étoiles

Formation de cœur, de disque

Transport du moment angulaire

Flots bipolaires

