星形成ゼミ

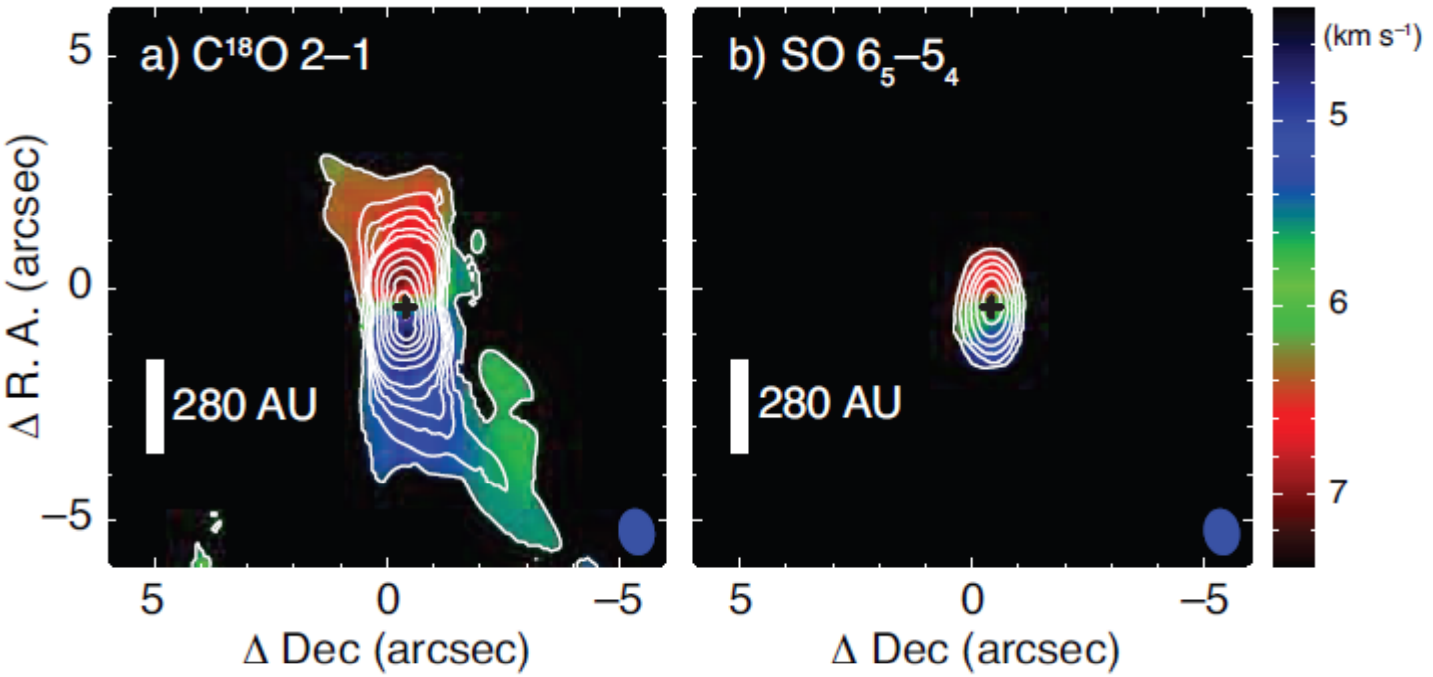
2014. 11. 14

武藤恭之

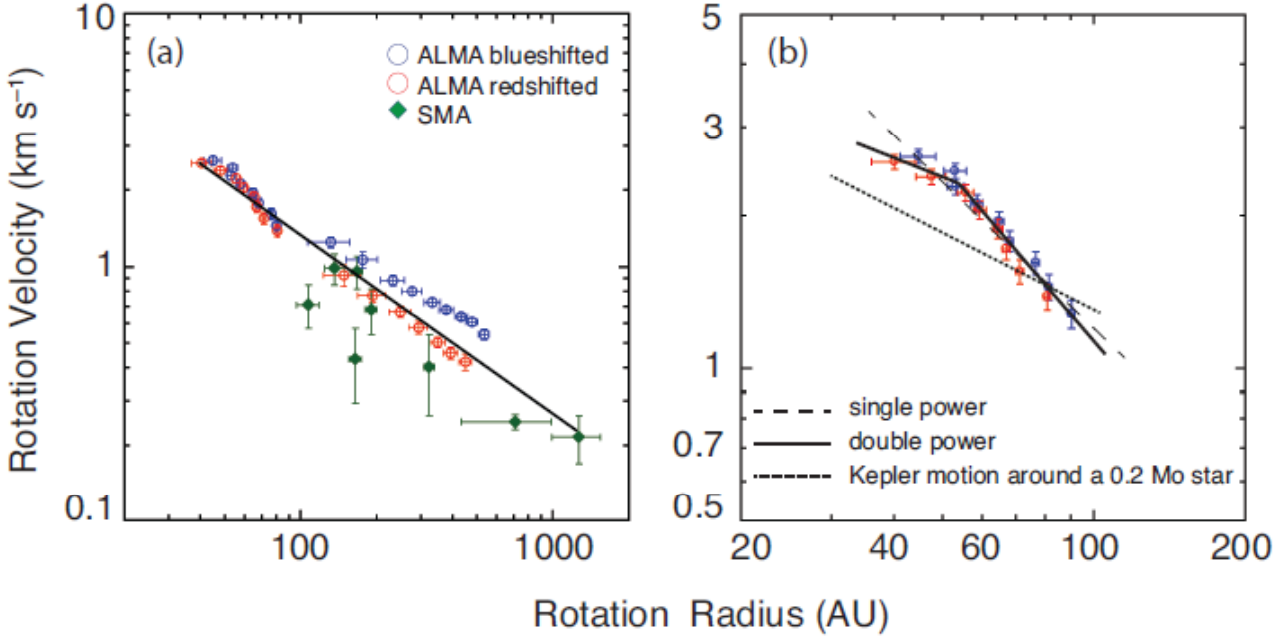
Formation of a Keplerian disk in the infalling envelope around L1527 IRS: transformation from infalling motions to Kepler motions

Nagayoshi Ohashi[1,2], Kazuya Saigo[3], Yusuke Aso[4], Yuri Aikawa[5], Shin Koyamatsu[4], Masahiro N. Machida[6], Masao Saito[7], Sanemichi Z. Takahashi[8], Shigehisa Takakuwa[2], Kengo Tomida[9,10], Kohji Tomisaka[11], and Hsi-Wei Yen[2]

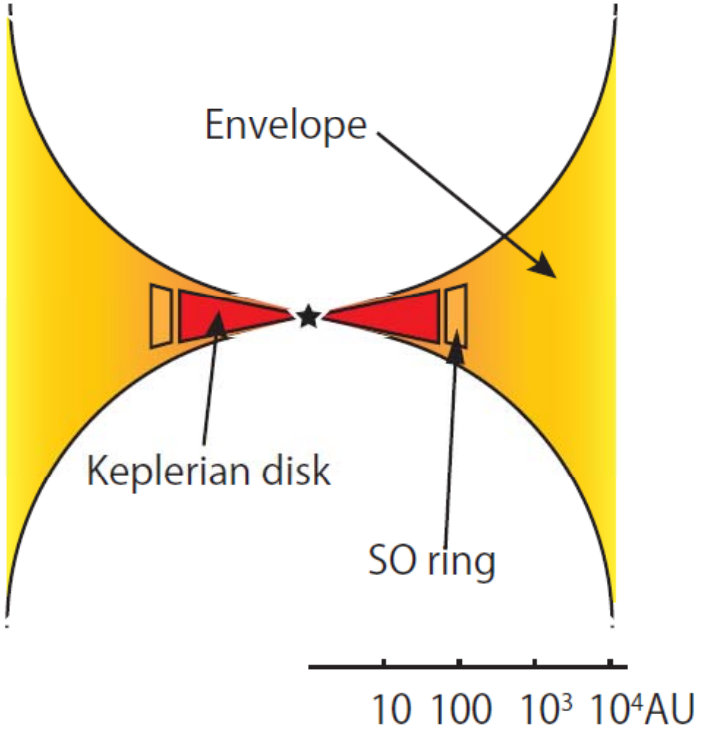
- ALMA Cycle 0での、class 0天体L1527 IRSの観測
- 1.3mm連続波, C18O, SO
- C18O:
  - ダスト連続波に対し、吸収線として見える。赤方偏移している
  - C18Oのenvelopeが、infallしていることを示唆
  - 速度分布は、外側ではr^{-1}になっているが、54AUより内側ではより浅いベキ
  - Kepler円盤が内側でできているかもしれない。中心天体0.13Msun
- SO:
  - 内側では、回転が見えているが、剛体回転のようなプロファイル
- Infalling envelope+回転円盤モデル
  - モデルのinfall速度が、0.3Msunのinfall速度より小さい



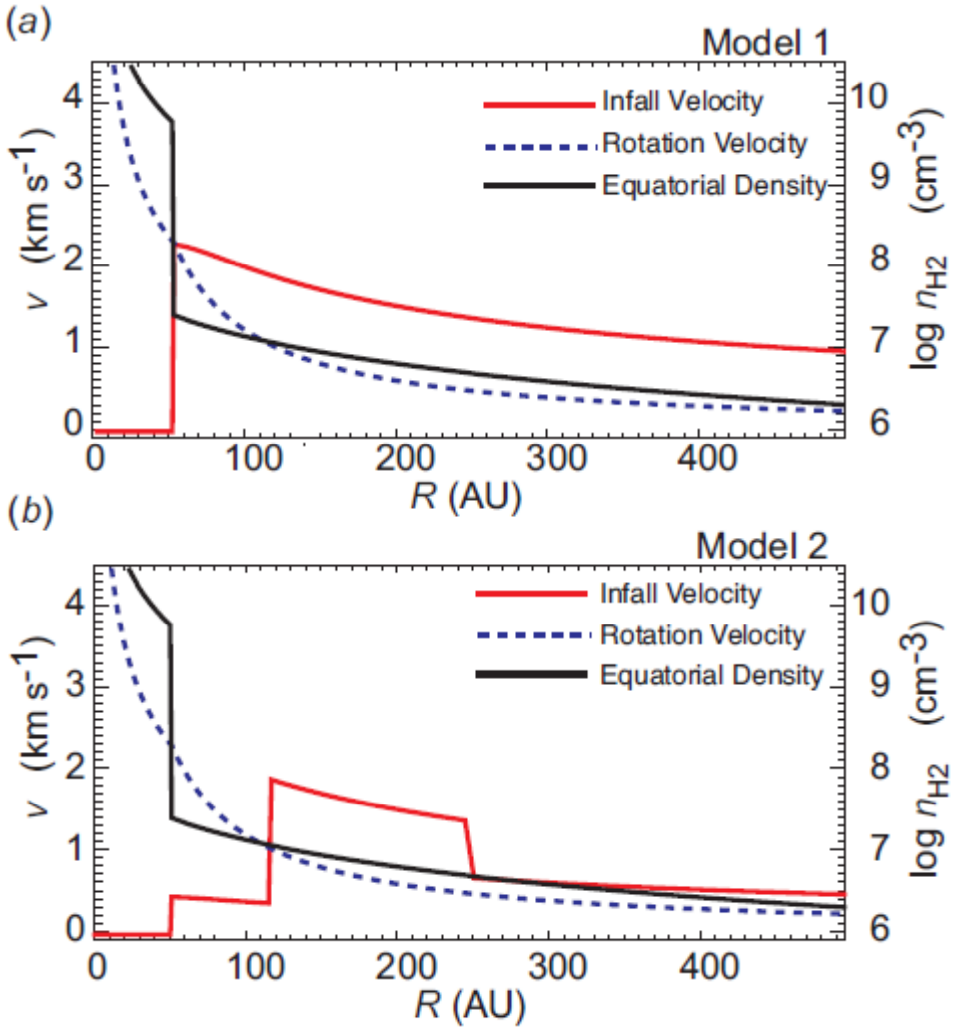
ガスのマップ



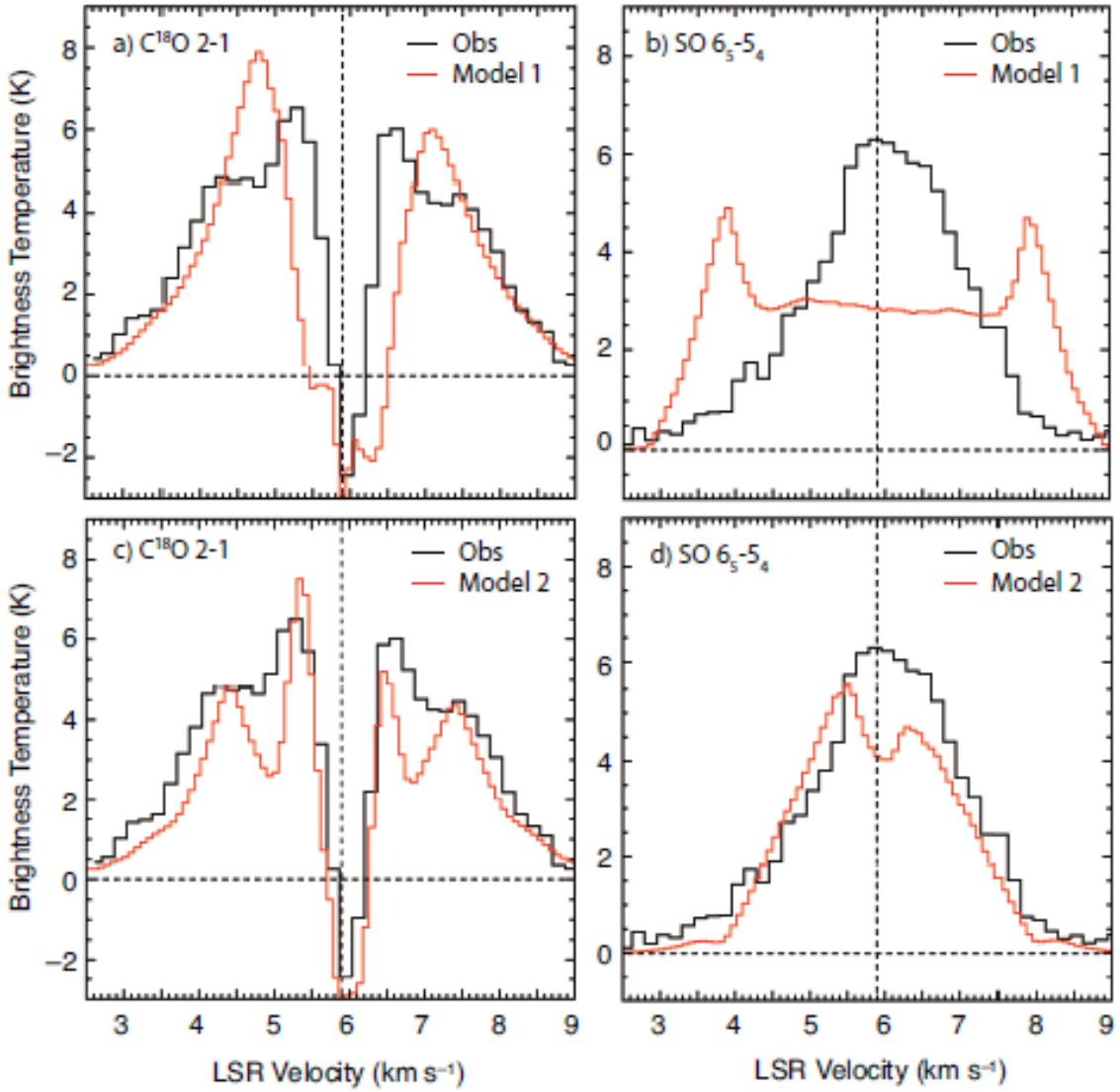
C18O回転プロファイル



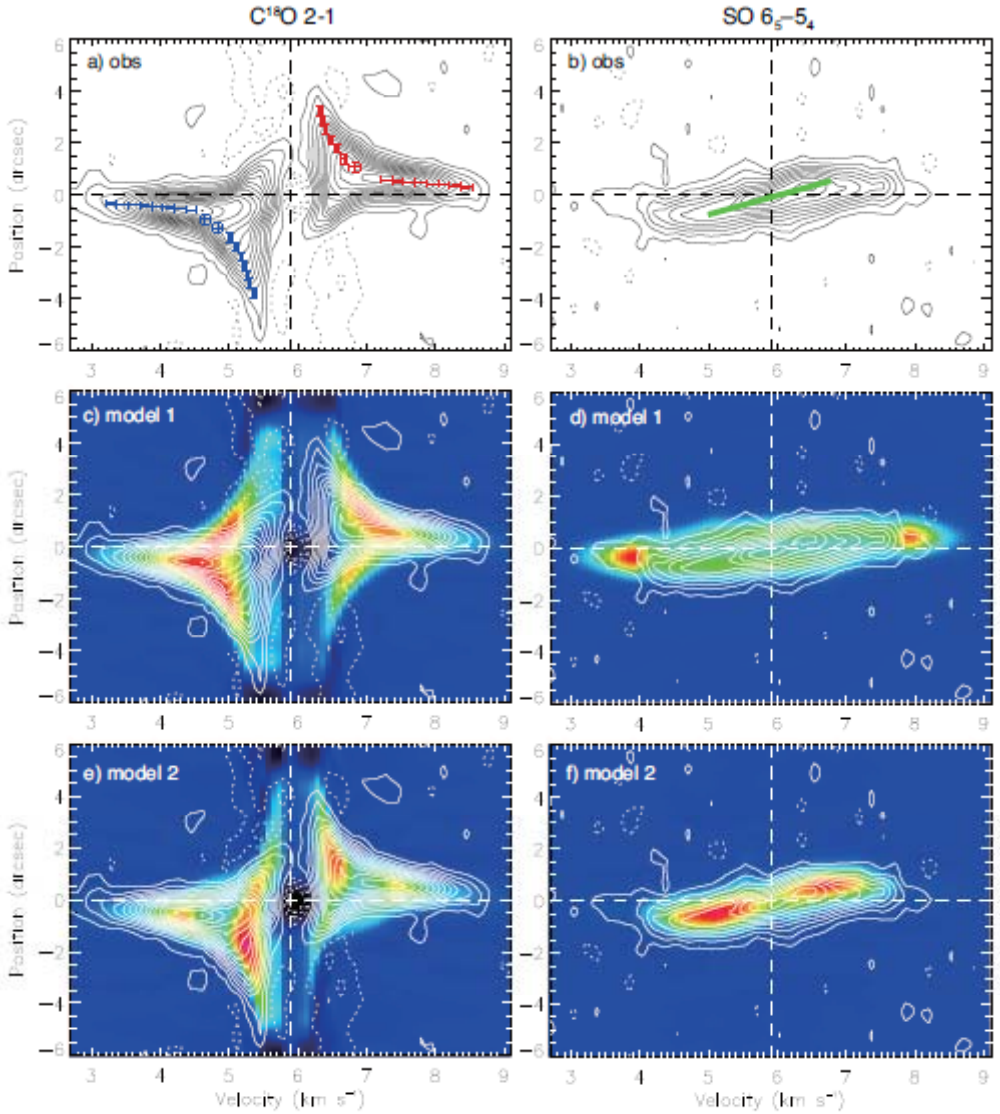
モデル概略図



モデル速度分布



0.75秒四方の内側の輝線プロファイル



観測

モデル1

モデル2

PV図。SOは剛体回転的

Dynamics versus structure: breaking the density degeneracy in star formation

Richard J. Parker⋆

Astrophysics Research Institute, Liverpool John Moores University, 146 Brownlow Hill, Liverpool, L3 5RF, UK

- 星形成領域の初期密度分布は、density degeneracy problemのために、決めるのが難しい
- 近傍の7つの星形成領域について、観測とN体計算の結果をもとに、初期条件を定めた
- Orion, rho Oph, Corona Australisの三つの領域のみ、Kroupaの初期条件＋連星率1の状態から進化したと考えられる

Region	Age	Q	$Q_{\rm alt.}$	$\Sigma_{\rm LDR}$	Refs.	$\rho_{\rm obs.}$	$\rho_{\rm post.}$	symbol
ONC	1 Myr	0.87	0.94	3.7	Hillenbrand & Hartmann 1998	400 $M_\odot$ pc^{-3}	68 000 $M_\odot$ pc^{-3}	■
ρ Oph	1 Myr	0.85	0.56	0.58	Cartwright & Whitworth 2004; Parker et al. 2012	200 $M_\odot$ pc^{-3}	2300 $M_\odot$ pc^{-3}	◆
Taurus	1 Myr	0.48	–	0.28	Cartwright & Whitworth 2004; Parker et al. 2011	8 $M_\odot$ pc^{-3}	350 $M_\odot$ pc^{-3}	•
IC 348	3 Myr	0.92	–	–	Cartwright & Whitworth 2004	180 $M_\odot$ pc^{-3}	9400 $M_\odot$ pc^{-3}	◊
Cham I	3 Myr	0.66	0.71	–	Cartwright & Whitworth 2004; Cartwright & Whitworth 2009	1 $M_\odot$ pc^{-3}	1600 $M_\odot$ pc^{-3}	★
CrA	1 Myr	0.38	0.32	–	Neuhäuser & Forbrich 2008	30 $M_\odot$ pc^{-3}	190 $M_\odot$ pc^{-3}	▲
Upper Sco	5 Myr[a]	0.88	0.75	–	Kraus & Hillenbrand 2007	16 $M_\odot$ pc^{-3}	4200 $M_\odot$ pc^{-3}	○

Density degeneracy problem:

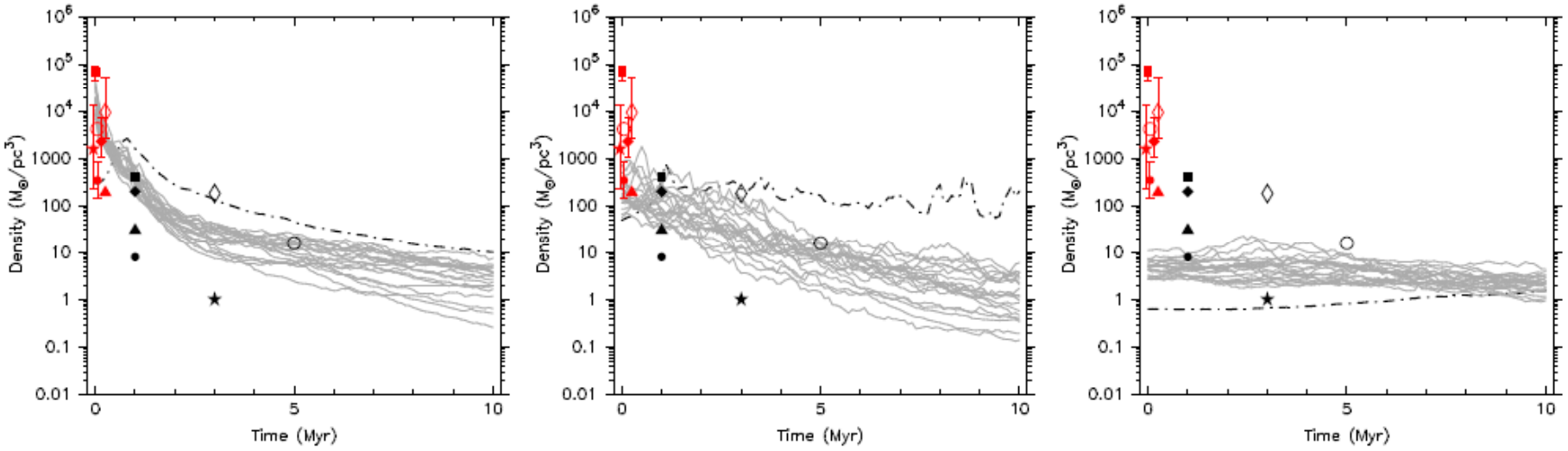
初期に密度の濃い領域は、早く拡がる（二体緩和）

初期に密度の薄い領域は、ゆっくり拡がる

したがって、現在の密度から初期条件を決定することが難しい

➔ 他の観測の情報などから、初期条件を見積もれないか？

➔ 星の密度と、空間構造の情報を用いる



(a) High initial density ($\tilde{\rho} \sim 10^4\,M_\odot\,pc^{-3}$)　(b) Medium initial density ($\tilde{\rho} \sim 10^2\,M_\odot\,pc^{-3}$)　(c) Low initial density ($\tilde{\rho} \sim 10\,M_\odot\,pc^{-3}$)

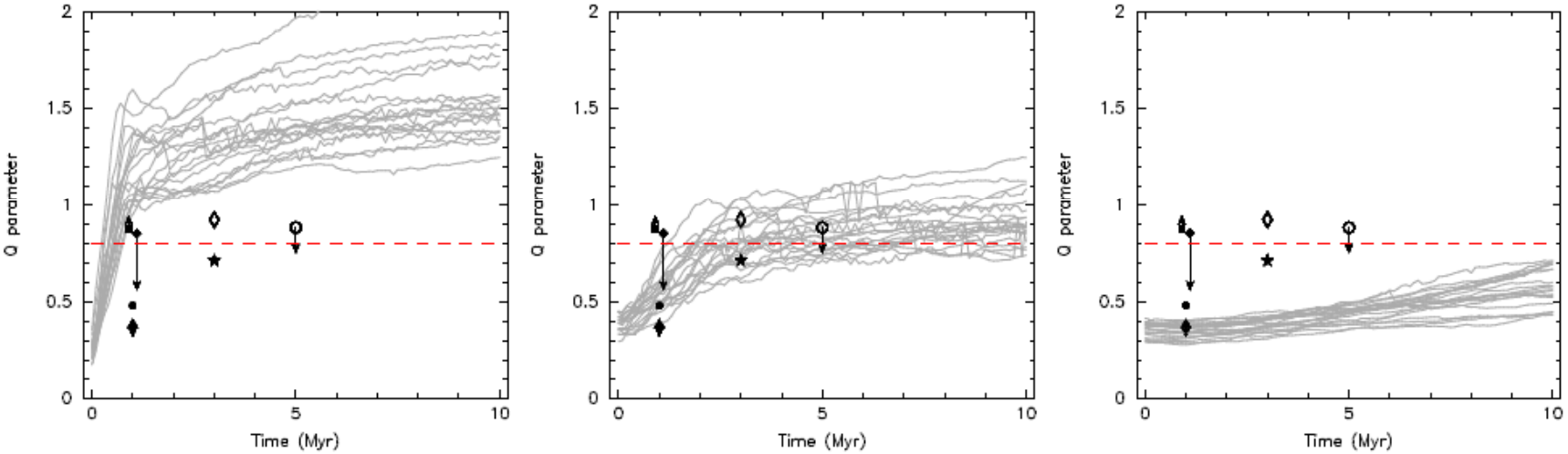
星の密度進化：　初期条件を変えても、最終的に同じようになる

星の空間分布

$$Q = \frac{\bar{m}}{\bar{s}}.$$

m: 全ての星を結ぶ、閉じた部分の無い一筆書きの線の最短距離
s: 星同士の平均距離

Q<0.8なら、substructureのある構造



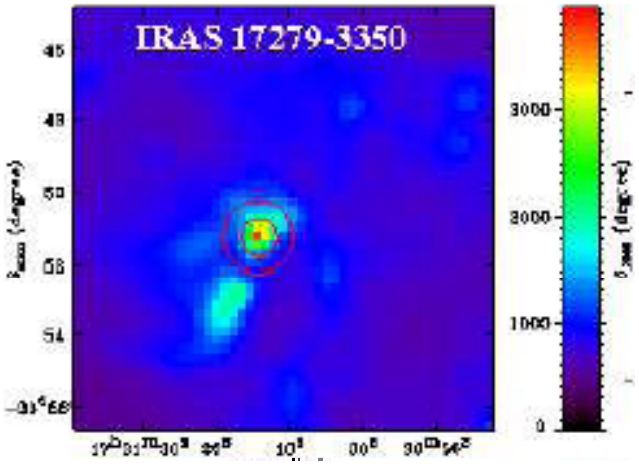
(a) High initial density ($\tilde{\rho} \sim 10^4\,M_\odot\,pc^{-3}$) (b) Medium initial density ($\tilde{\rho} \sim 10^2\,M_\odot\,pc^{-3}$) (c) Low initial density ($\tilde{\rho} \sim 10\,M_\odot\,pc^{-3}$)

Region	Age	Q	$\rho_{obs.}$	$\rho_{post.}$	$\rho_{max.}$	Universal population?
ONC	1 Myr	0.87 → 0.94	$400\,M_\odot\,pc^{-3}$	$68\,000^{+90\,000}_{-46\,000}\,M_\odot\,pc^{-3}$	$10\,000\,M_\odot\,pc^{-3}$	no[a]
ρ Oph	1 Myr	0.56 ← 0.85	$200\,M_\odot\,pc^{-3}$	$2300^{+7400}_{-1100}\,M_\odot\,pc^{-3}$	$2000\,M_\odot\,pc^{-3}$	yes
Taurus	1 Myr	0.48	$8\,M_\odot\,pc^{-3}$	$350^{+850}_{-140}\,M_\odot\,pc^{-3}$	$10\,M_\odot\,pc^{-3}$	no
IC 348	3 Myr	0.92	$180\,M_\odot\,pc^{-3}$	$9400^{+53\,000}_{-2700}\,M_\odot\,pc^{-3}$	$1000\,M_\odot\,pc^{-3}$	no
Cham I	3 Myr	0.66 → 0.71	$1\,M_\odot\,pc^{-3}$	$1600^{+13\,000}_{-230}\,M_\odot\,pc^{-3}$	$1\,M_\odot\,pc^{-3}$	no
CrA	1 Myr	0.32 ← 0.38	$30\,M_\odot\,pc^{-3}$	$190\,M_\odot\,pc^{-3}$	$100\,M_\odot\,pc^{-3}$	yes
Upper Sco	5 Myr	0.75 ← 0.88	$16\,M_\odot\,pc^{-3}$	$4200\,M_\odot\,pc^{-3}$	$1000\,M_\odot\,pc^{-3}$	no

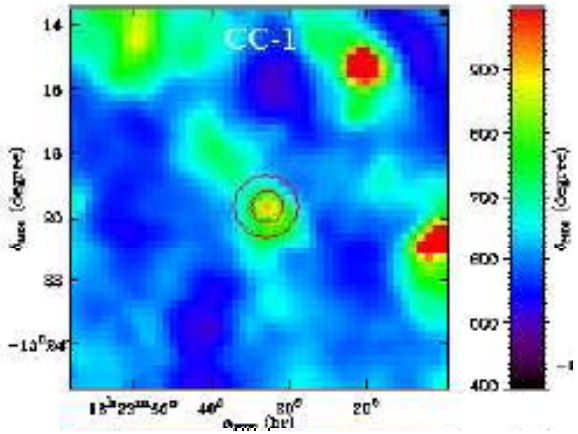
Modeling and predicting the shape of the far-infrared to submillimeter emission in ultra-compact HII regions and cold clumps

D. Paradis[1,2], C. Mény[1,2], A. Noriega-Crespo[3,6], R. Paladini[3], J.-P. Bernard[1,2], C. Bot[4], L. Cambrésy[4], K. Demyk[1,2], V. Gromov[5], A. Rivera-Ingraham[1,2], and M. Veneziani[3]

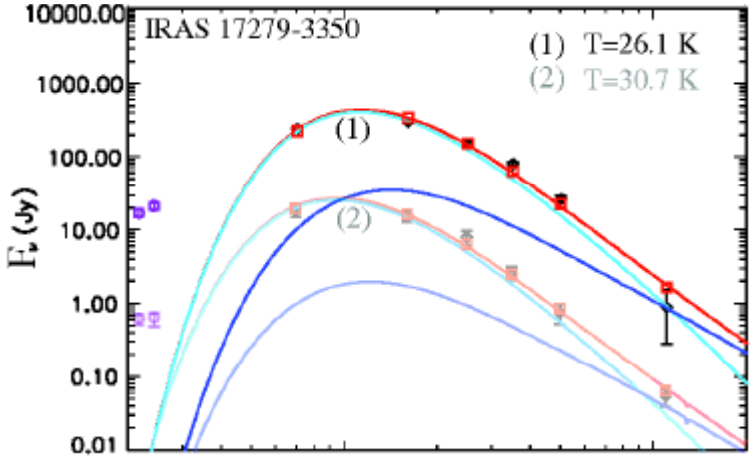
- ダスト粒子の性質が、どのように環境に影響されるか？
- 70-500umのデータ (Herschel Hi-GALサーベイ)＋ 1.1mm連続波 (BGPSサーベイ)を用い、ultra compact HII region（12領域）と、cold molecular clumps（12領域）における、ダスト放射の違いを議論。
- 観測されたダスト放射スペクトルから、ダスト温度を二準位モデル（TLSモデル）を用いて導いた。また、温度とbetaの経験的な関係からも、ダスト温度を導き、比較した
- 温かい領域におけるTLSモデルの妥当性を確認
- TLSモデルは、温かい領域と冷たい領域におけるbetaの値の違いを説明できる



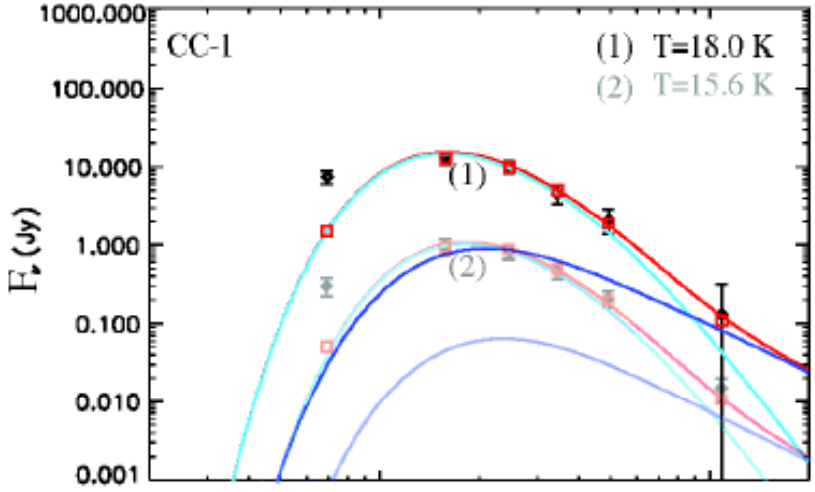
UCHII regionの350umイメージの例



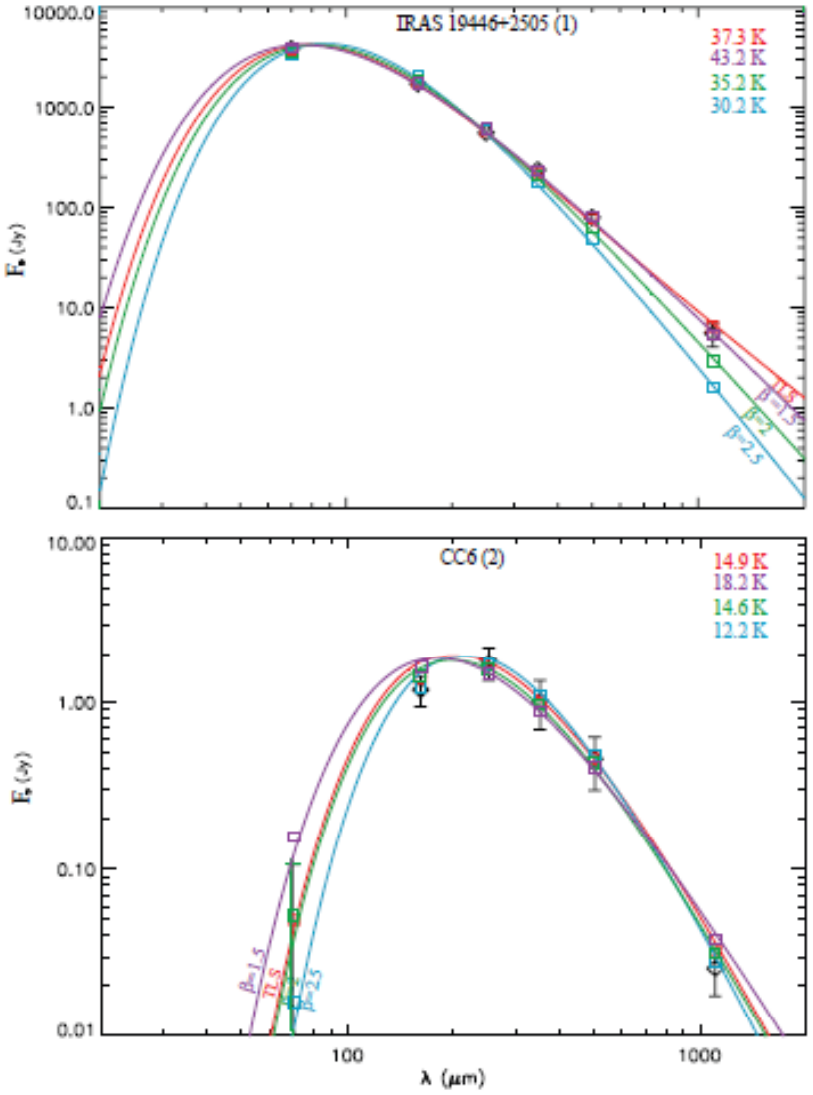
Cold cloudの350umイメージの例



UCHII regionのSEDの例
線はTLSモデルによるフィット
(1)は中心部、(2)は周縁部



Cold cloudのSEDの例
線はTLSモデルによるフィット
(1)は中心部、(2)は周縁部



TLSモデルによるSEDフィットから出る温度と、T-betaモデル（betaをパラメータとする）から出る温度の比較

$$logQ_{abs}(\lambda,T)=\sum k_{j,i}\left((log\lambda-2.00076)/2.70167\times10^{-3}\right)^{i}$$
$$\times\left((T-4.30000)/6.46369\times10^{-1}\right)^{j}+a_0+a_1\times exp(\frac{-U}{2}),(4)$$

$$U=\left(\frac{T-a_4}{a_2}\right)^2+\left(\frac{\lambda-a_5}{a_3}\right)^2$$

Environment	$k_{0,i}$	$k_{1,i}$	$k_{2,i}$	$k_{3,i}$	$k_{4,i}$
Diffuse medium	3.33830	-5.36544e-3	1.65381e-6	1.63754e-11	-6.88816e-12
	-2.98801e-4	1.49526e-5	-1.42524e-7	1.41845e-12	6.72034e-13
	8.54787e-6	-2.17671e-7	1.49001e-9	1.03925e-11	-2.48183e-14
	-3.25327e-8	1.06390e-9	4.20971e-12	-1.37459e-13	2.39831e-16
	4.55497e-11	-1.10996e-12	-3.84120e-14	4.36257e-16	-6.77351e-19
Compact sources	3.34100	-6.57687e-3	1.67055e-5	-7.42107e-8	7.97846e-11
	-1.78243e-3	8.93472e-5	-1.09494e-6	3.82566e-9	-2.98224e-12
	4.27571e-5	-1.54310e-6	1.94520e-8	-5.15802e-11	2.51914e-14
	-2.53887e-7	1.06665e-8	-1.19930e-10	2.44969e-13	-2.12459e-17
	5.47140e-10	-2.43342e-11	2.47310e-13	-3.67727e-16	-2.21749e-19
Standard medium	3.33042	-5.49209e-3	2.14115e-6	-2.14173e-9	-7.90430e-12
	-2.84206e-4	1.12572e-5	-1.11099e-7	-7.48509e-11	9.32649e-13
	9.23806e-6	-1.28278e-7	1.17408e-9	1.19308e-11	-3.01610e-14
	-3.20750e-8	4.97171e-10	5.92135e-12	-1.52179e-13	2.83618e-16
	3.66206e-11	1.88461e-13	-4.33218e-14	4.82933e-16	-7.97139e-19

Environment	a_0	a_1	a_2	a_3	a_4	a_5
Diffuse medium	-0.00050	0.07585	5.36111	100.19785	13.47090	499.96309
Compact sources	-0.00126	0.14795	4.52068	91.28719	9.50025	451.84591
Standard medium	-0.00062	0.09271	5.14453	90.71464	12.36827	484.87299

TLSモデルから導かれる吸収係数のフィッティング公式

Local-density driven clustered star formation: Model and (some) implications

G. Parmentier*

- 分子雲の局所的な面密度と、YSOの局所的な面密度の間に、関係があることが示唆されている
- この関係は、クラスターの性質とどのように関係しているか？
- 観測されたmolecular clumpの密度勾配と、自由落下時間を関係づけ、molecular clumpの中での星形成史を、「自由落下時間当たりの星形成率」を一定と仮定し、追う
- このモデルは、観測された分子雲の面密度とYSOの面密度の間の関係を再現

分子雲の局所的な面密度と、星の面密度との関係

$$\frac{\Sigma_{\rm stars}}{\rm M_\odot\,pc^{-2}} = 10^{-3}\left(\frac{\Sigma_{\rm g}}{\rm M_\odot\,pc^{-2}}\right)^2$$

モデル：

・clumpの質量は初期に十分にある

・最初の数自由落下時間の間は、静水圧平衡状態にある

として、（おそらく）球対称clumpの星形成過程を解析的に求める

$$\rho_g(t,r) = \left(\rho_0(r)^{-1/2} + \sqrt{\frac{8G}{3\pi}}\,\epsilon_{\rm ff}\,t \right)^{-2}$$

ガス密度の進化

$$\rho_\star(t,r) = \rho_0(r) - \rho_{\rm g}(t,r)$$

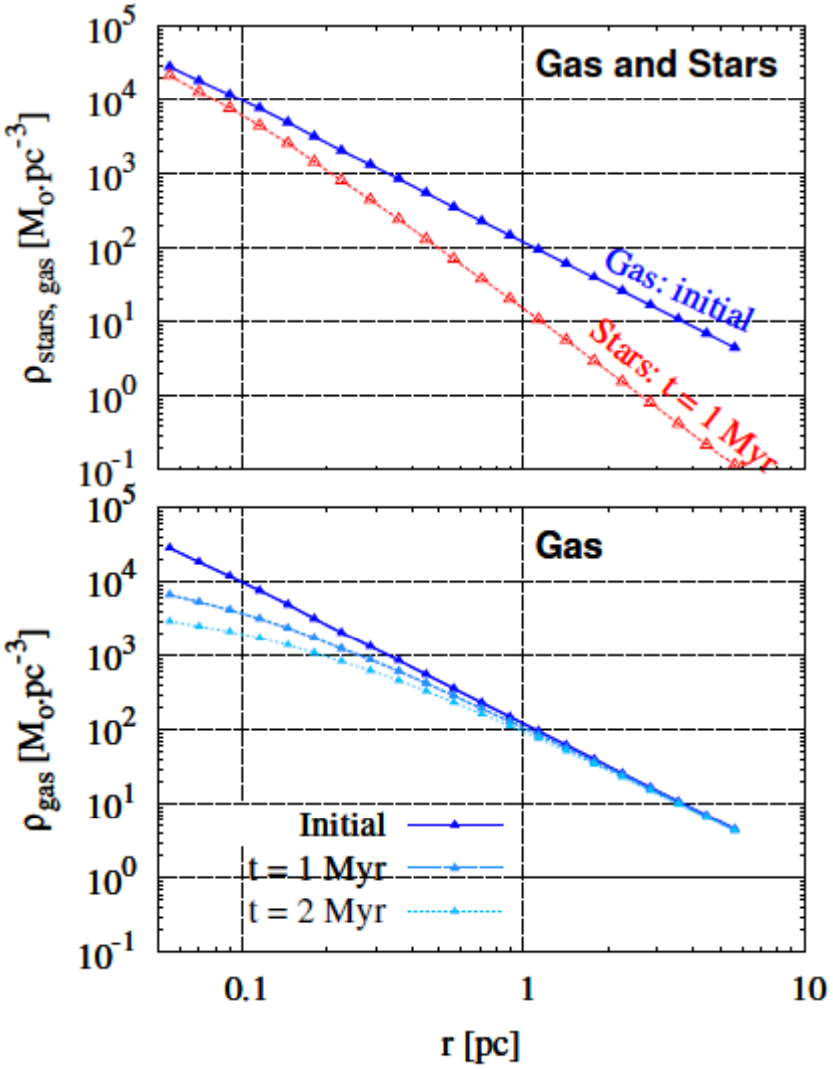
星密度の進化

$$\epsilon_{\rm 3D}(t,r) = \frac{\rho_\star(t,r)}{\rho_\star(t,r)+\rho_{\rm g}(t,r)} = \frac{\rho_\star(t,r)}{\rho_0(r)}$$

各半径・時刻での星形成率

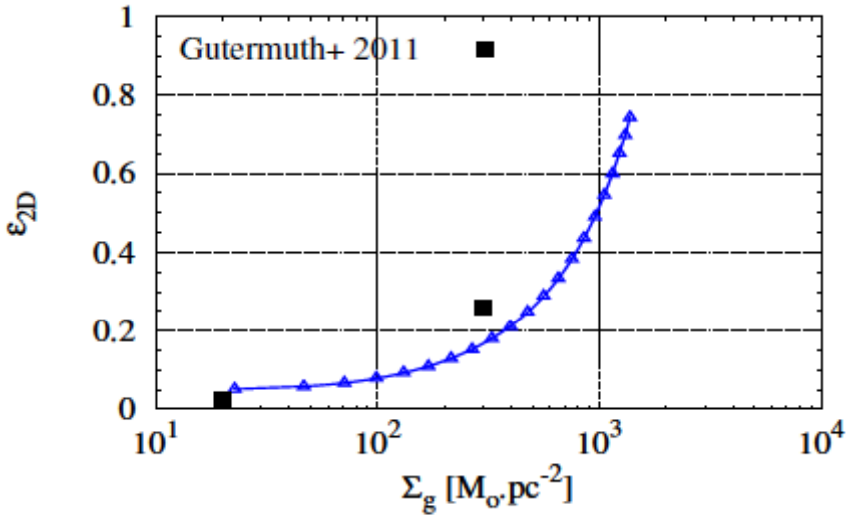
$$\epsilon_{\rm 2D}(t,s) = \frac{\Sigma_{\rm stars}(t,s)}{\Sigma_{\rm stars}(t,s)+\Sigma_{\rm g}(t,s)} = \frac{\Sigma_{\rm stars}(t,s)}{\Sigma_0(s)}$$

面密度でみた各半径・時刻での星形成率←観測量

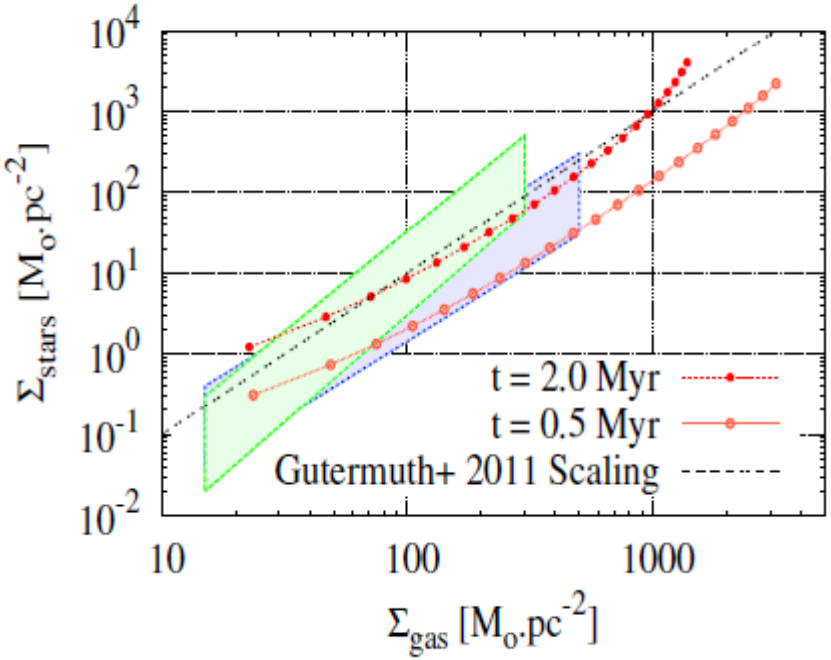


ガスの分布と星の分布の進化

epsilon_ff = 0.1



200万年後の2D星形成率



Sigma_starとSigma_gasの関係

STELLAR AGE SPREADS IN CLUSTERS AS IMPRINTS OF CLUSTER-PARENT CLUMP DENSITIES

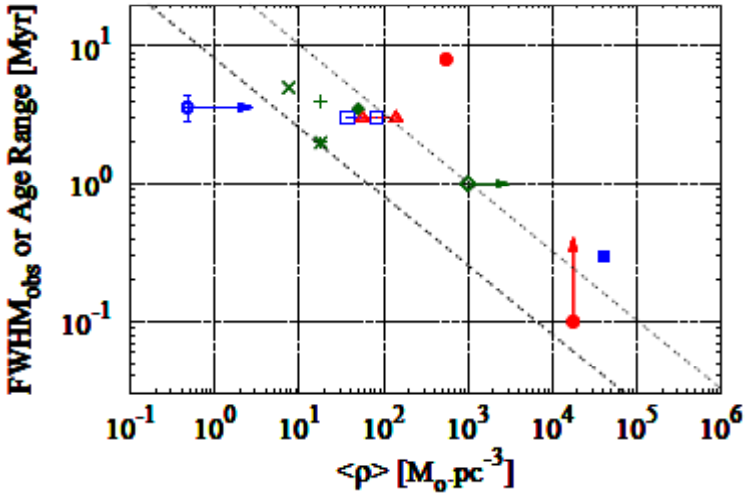
G. PARMENTIER[1], S. PFALZNER[2], E. K. GREBEL[1]

- 観測で、高密度のclusterは、星の年齢のscatterが小さいことが示唆された
- これは、高密度のガスほど星形成が速く起こることによる可能性があることを示す
- モデルの予測:
  - 星形成率は、時間とともに減少する
- 自由落下時間当たりの星形成率e_{ff}をパラメータとして:
  - e_{ff}=0.1のとき、星形成の持続時間は自由落下時間程度で、高密度clumpほど星の年齢分布はscatterが小さい
  - e_{ff}=0.01のとき、星形成はより長期間(10自由落下時間ほど)起こるが、やはり星の年齢分布は高密度ほど集中する

モデルから出てくる、星形成率の解析的表式:

$$SFR(t) = \int_0^R \sqrt{\frac{32G}{3\pi}}\epsilon_{ff}\left(\rho_0(r)^{-1/2} + \sqrt{\frac{8G}{3\pi}}\epsilon_{ff}t\right)^{-3} 4\pi r^2 \mathrm{d}r$$

観測された星の年齢分布の幅と、密度の関係

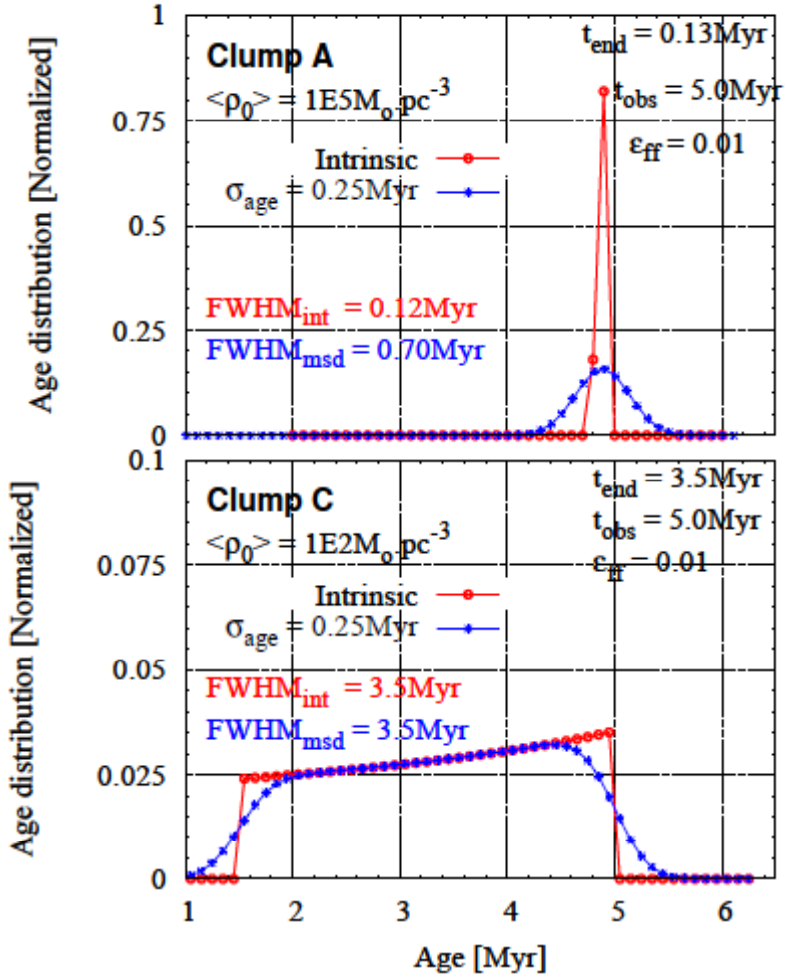


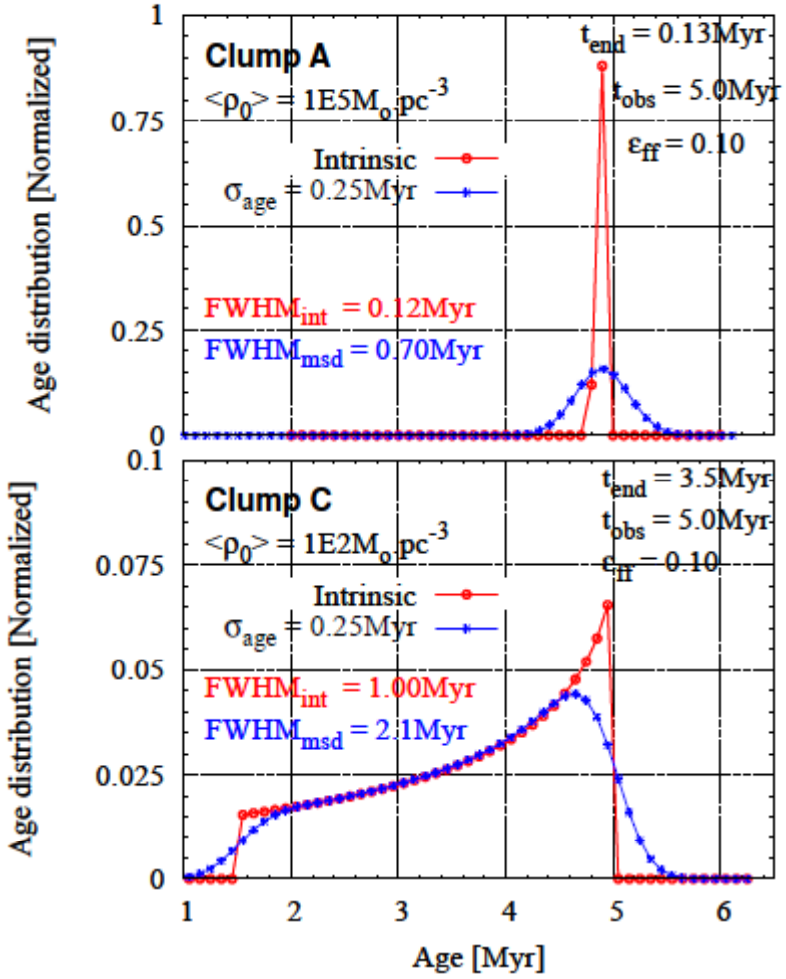
モデルは、基本的にひとつ前の論文と同じ（ようだ）
--- 初期条件などに、多少の違いはある

特に、二つのモデルclump (AとC)を扱う
A: 高密度領域
C: ONCを模擬

	Clump A	Clump C
R [pc]	0.5	2.0
$M_0[M_\odot]$	$6 \cdot 10^4$	$4 \cdot 10^3$
$\langle\rho_0\rangle[M_\odot \cdot pc^{-3}]$	$1.2 \cdot 10^5$	$1.2 \cdot 10^2$
$\langle\rho_0\rangle[g \cdot cm^{-3}]$	$7.8 \cdot 10^{-18}$	$7.8 \cdot 10^{-21}$
$n_{H_2}[cm^{-3}]$	$1.6 \cdot 10^6$	$1.7 \cdot 10^3$
$< \Sigma_0 > [M_\odot \cdot pc^{-2}]$	$7.6 \cdot 10^4$	$3.2 \cdot 10^2$
$< \Sigma_0 > [g \cdot cm^{-2}]$	$1.6 \cdot 10^1$	$6.7 \cdot 10^{-2}$
$\tau_{ff}(t=0)$ [Myr]	0.02	0.74
r_c [pc]	0.01	0.01
$\rho_c[M_\odot \cdot pc^{-3}]$	$1.1 \cdot 10^8$	$1.7 \cdot 10^6$
$t_{1/2}$ [Myr] ($\epsilon_{ff} = 0.10$)	0.05	0.80

星の年齢の分布


Clump A
<ρ0> = 1E5M⊙pc-3
tend = 0.13Myr
tobs = 5.0Myr
εff = 0.01
Intrinsic
σage = 0.25Myr
FWHMint = 0.12Myr
FWHMmsd = 0.70Myr
Clump C
<ρ0> = 1E2M⊙pc-3
tend = 3.5Myr
tobs = 5.0Myr
εff = 0.01
Intrinsic
σage = 0.25Myr
FWHMint = 3.5Myr
FWHMmsd = 3.5Myr
Age distribution [Normalized]
Age [Myr]


Clump A
<ρ0> = 1E5M⊙pc-3
tend = 0.13Myr
tobs = 5.0Myr
εff = 0.10
Intrinsic
σage = 0.25Myr
FWHMint = 0.12Myr
FWHMmsd = 0.70Myr
Clump C
<ρ0> = 1E2M⊙pc-3
tend = 3.5Myr
tobs = 5.0Myr
εff = 0.10
Intrinsic
σage = 0.25Myr
FWHMint = 1.00Myr
FWHMmsd = 2.1Myr
Age distribution [Normalized]
Age [Myr]