論文速報

2015.6.5

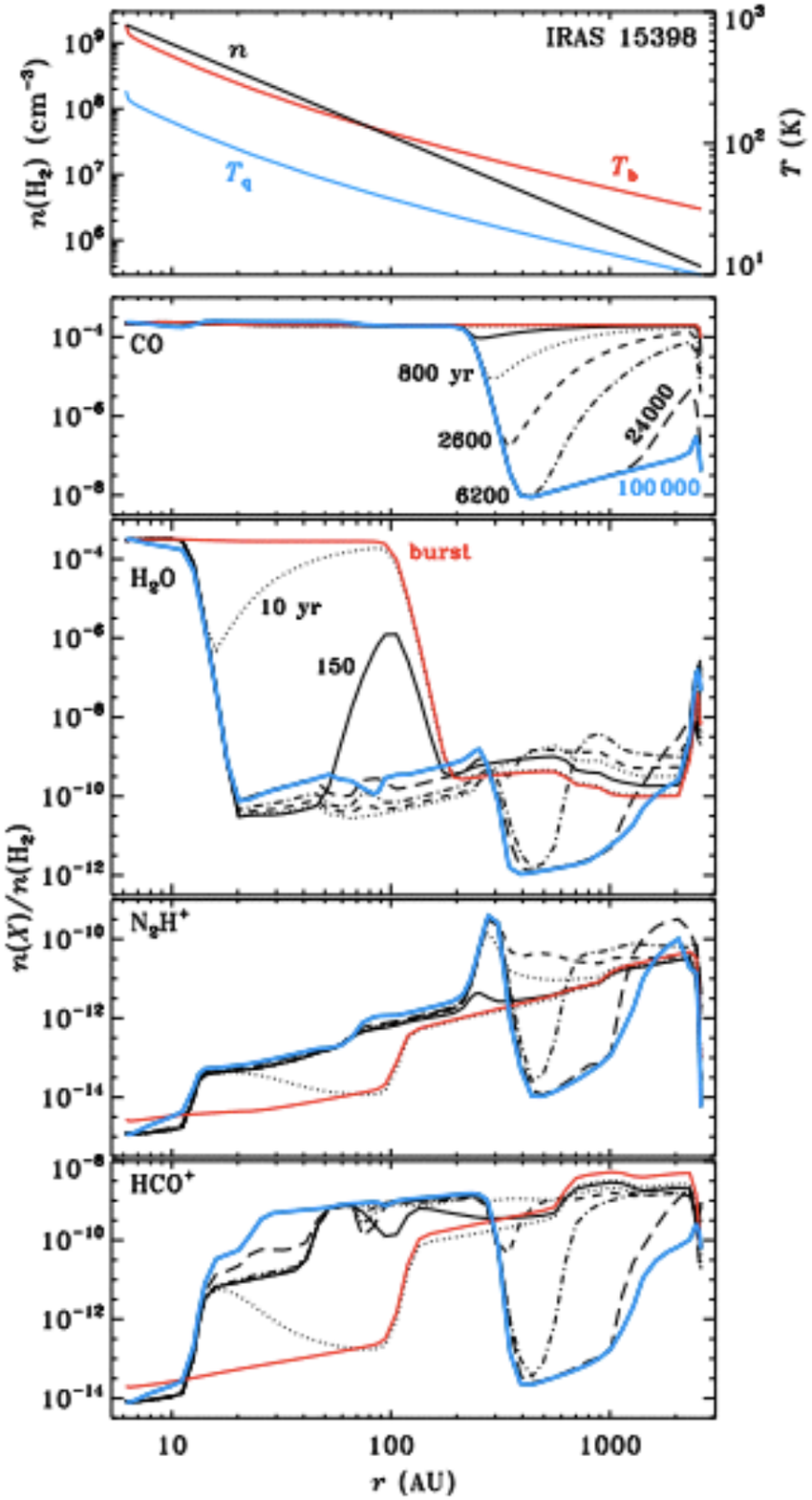
東京大学大学院理学系研究科天文学専攻

原千穂美

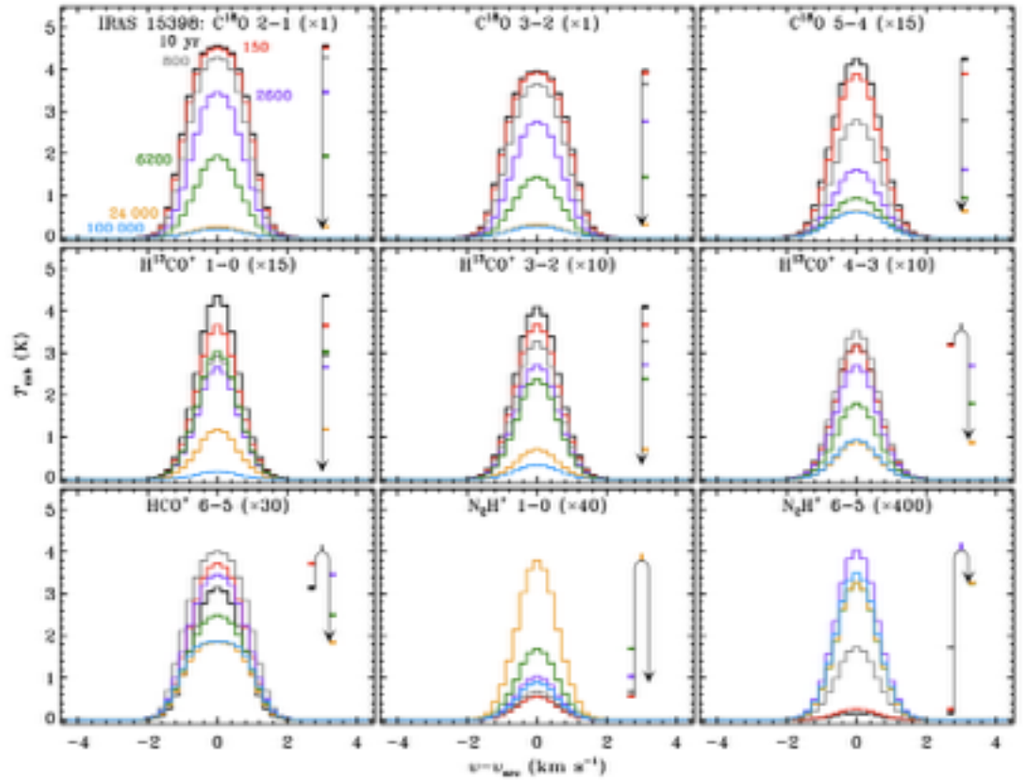
Chemical tracers of episodic accretion in low-mass protostars

Ruud Visser[1,2], Edwin A. Bergin[2] and Jes K. Jørgensen[3]

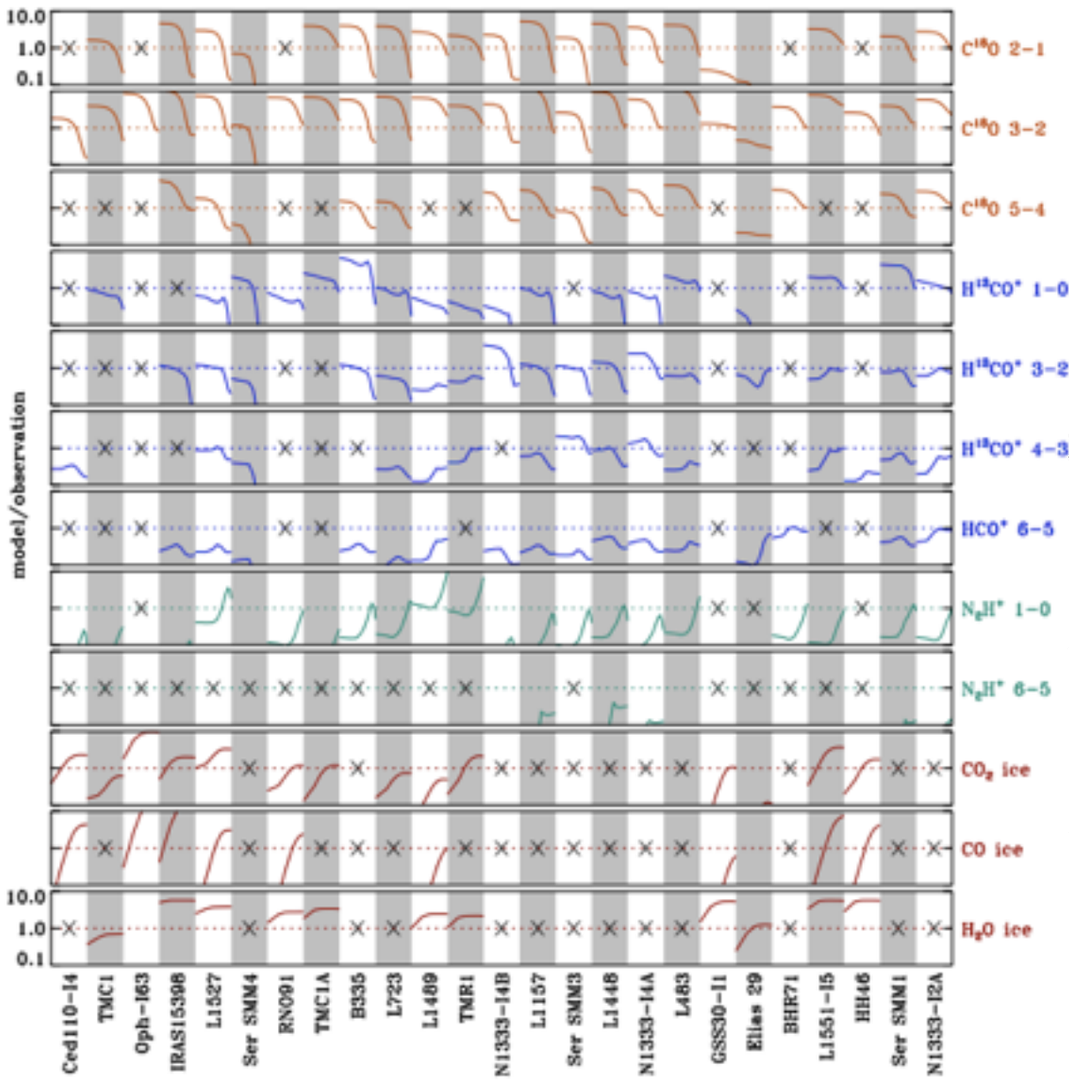
Intro: Episodic accretion は low mass の embedded な原始星でも観測されてきている (ex. ALMA の IRAS15398 観測 in $H^{13}CO^+$ 輝線; Jorgensen et al. 2013)。円盤の成長過程や luminosity problem。
Aim: 輻射輸送コードを用いてモデルを作り、様々な原始星についてとられた単一鏡データや文献で調べられている ice の柱密度と比較。
Assumption: 球対称 envelope, radial profile は Herschel からそれぞれに適用。光度 100 倍が 100 年間続く。現在は quiescent なところ。
Results:
バーストは CO を蒸発させるのに十分 —> HCO^+ の増加、N_2H^+ の減少。これらが戻るためには $10^{(3\text{-}4)}$ yr 必要。
H_2CO snow line は 10 倍になり、100-1000 yr で元に戻る。
化学的な影響は 10^5 yr 残る。
ただし、単一鏡の精度は burst のタイムスケールを得られるほど十分ではなく、これを知るためには干渉計が必要。



IRAS 15398 について
様々なデータ



IRAS 15398 についてバーストした後一定の期間が経ったときのラインプロファイル



様々なライン + ソースに対してバーストしてからのタイムスケール vs model/obs

Variable protostellar accretion with episodic bursts

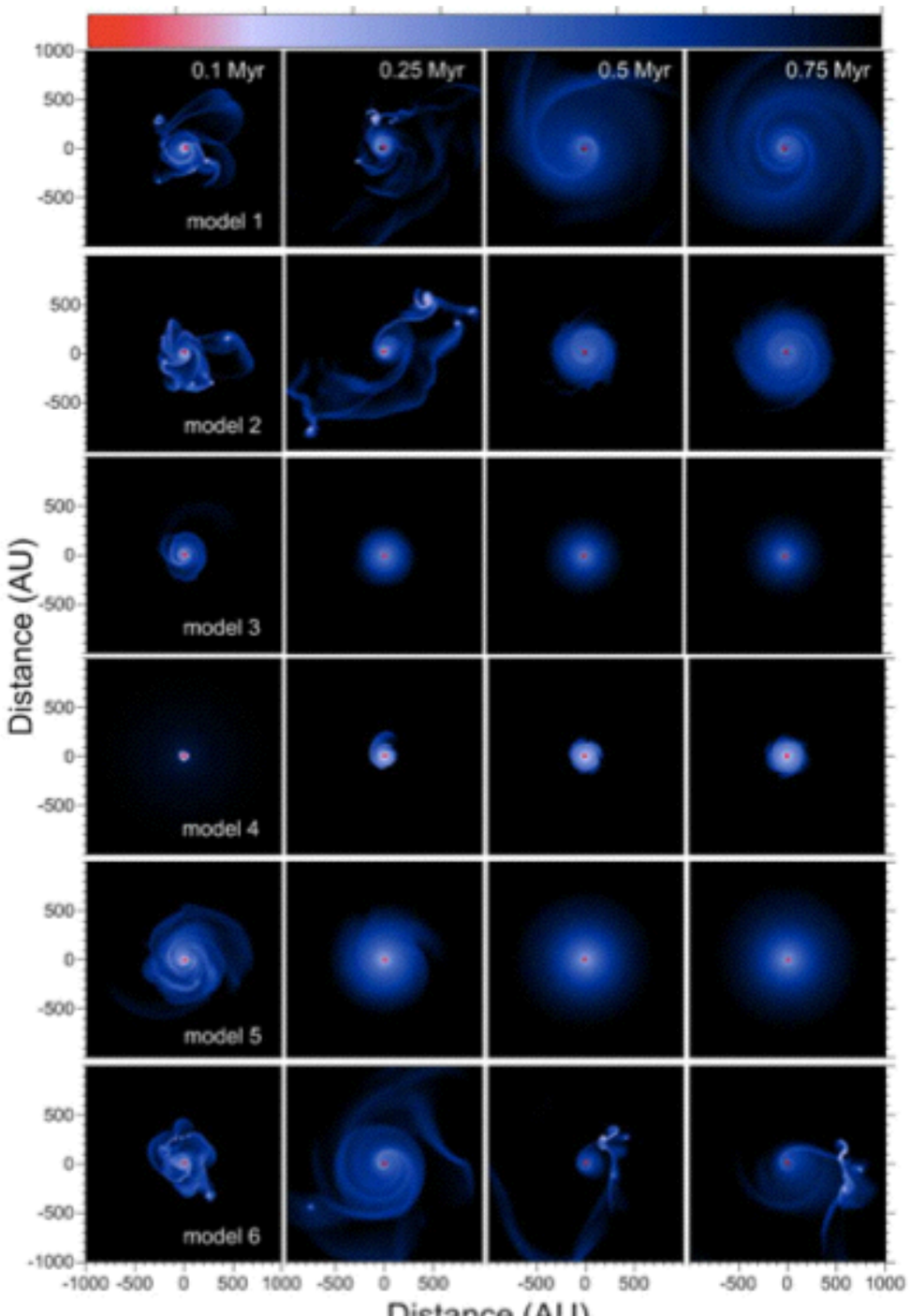
Eduard Vorobyov[1] and Shantanu Basu[2]

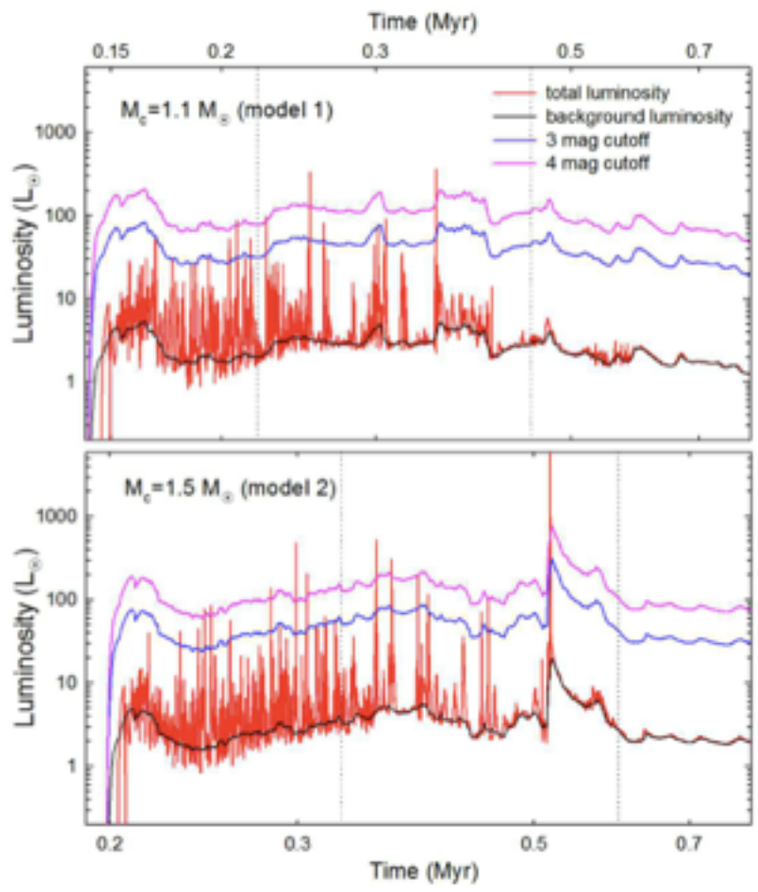
Intro: 実際の光度の観測値が古典的なモデルでは説明できないという問題が明らかになってきている —> episodic accretion ? episodic accretion は円盤の成長を知る上でも重要。
episodic accretion を再現する HD コード (starless core ~ 星の年齢 1 Myr; thin disk approximation; 円盤において z 軸方向の磁場は一定) をアップデート。このアップデートによって
1) 円盤の熱力学をより精密に取り扱うことが可能となった
2) ダストオパシティを 同上
3) 原始星の photosphere, accretion luminosity を精密に解くことが可能となった。
—> 観測と比較可能。

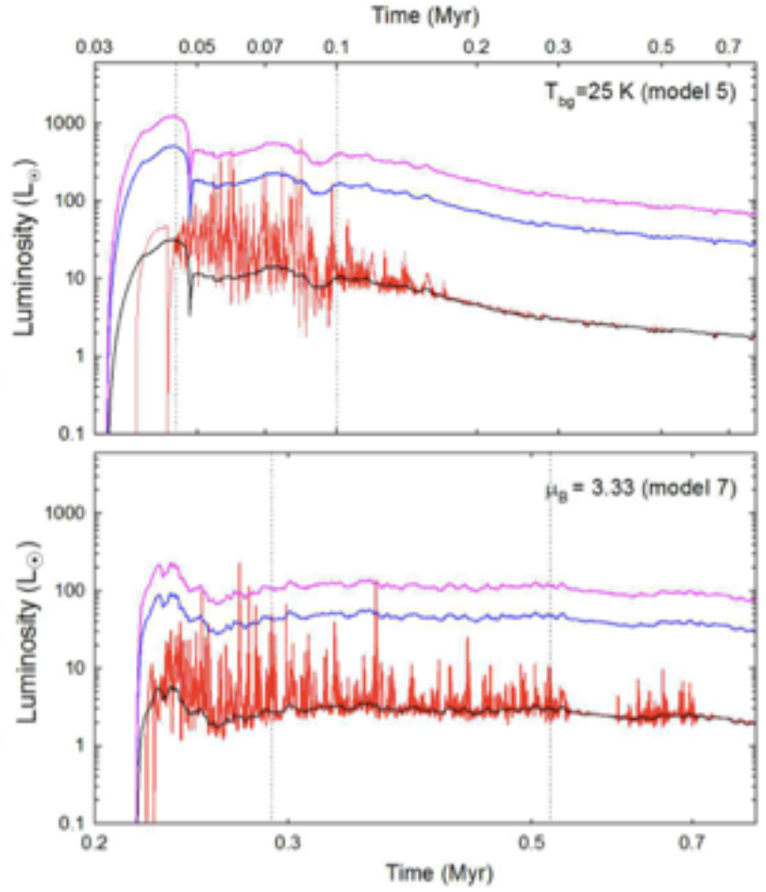
Results: 1) initial mass が大きいとき、大きな角運動量をコアが持つときは円盤は分裂し安い。星にあぶられているとき、磁場があるときは円盤は分裂しづらい。
2) accretion の variation は円盤のスパイラルアーム/フラグメント片の interaction によって起こる
3) ほとんどの burst は Class-I の時に起こり、Class-0 ではほとんど起こらない。Class-II では少々。
4) burst が続く期間と luminosity は FU-Ori type star をよく説明する。
5) 2 種類のバースト ① 定期的に長期的な周期 (~10^4 yr) で起こるもの ② 数100年の間に複数回起こるもの; 前者は fragment がそのままの形を保って accretion, 後者は filament 状に引き延ばされて accretion
6) 40-70 % のコアで burst が起こる。

E_{rot}/E_{grav}

Model	M_{core} ($M_\odot$)	β (%)	T_{init} (K)	Ω_0 (km s^{-1} pc^{-1})	r_0 (AU)	Σ_0 (g cm^{-2})	R_{out} (pc)	α	μ_B
1	1.1	0.88	10	1.4	2400	5.2×10^{-2}	0.07	5×10^{-3}	0
2	1.5	0.88	10	1.0	3400	3.7×10^{-2}	0.1	5×10^{-3}	0
3	0.31	0.88	10	3.3	685	1.8×10^{-1}	0.03	5×10^{-3}	0
4	1.1	0.14	10	0.57	2400	5.2×10^{-2}	0.07	5×10^{-3}	0
5	1.1	0.88	25	5.7	960	3.2×10^{-1}	0.028	5×10^{-3}	0
6	1.1	0.88	10	1.4	2400	5.2×10^{-2}	0.07	3×10^{-2}	0
7	1.1	0.88	10	1.4	2400	5.2×10^{-2}	0.07	5×10^{-3}	3.33







Close encounters involving free-floating planets in star clusters

Long Wang[1,2], M.B.N. Kouwenhoven[2,1], Xiaochen Zheng[1,2], Ross P. Church[3], Melvyn B. Davies[3]

Intro: 太陽系近くには main-sequence の２倍近く free floating planet (FFP) があるかもしれず (from micro lens observations) free floating planet がどのように出来るのかを知ることは重要である。一方で理論的には single star からの planet の放出のみでは (FFP) の全てを説明できず、星団中での相互作用が重要であるということがわかっている
—> cluster 中での惑星の星や惑星同士の重力相互作用を調べ、cluster 中での FFP がどのような進化をたどるのかを追う。 (cluster の規模は 500-2000 の single/binary stars)

Results:

いくつかの惑星は星から放出されてすぐに星団から抜け出すが、大部分はもう少し後に抜けていく。N_{planet}/N_{star} はリニアに減少していき、惑星は星よりも 40% 早く星団から抜け出す。
初期に星団から抜け出す惑星は close encounter (<1000 AU) を数十回ほど経験する。惑星は close encounter を経験しないほど星団に残るが、encounter の数は初期速度が早く、星の密度が低いほど少なくなる。

Table 1. Initial conditions for the modelled star clusters.

Quantity	Value
Number of stars & binaries	$N = N_s + N_b = 500, 1000, 2000$
Half-mass radius	$r_{hm} = 0.38, 0.77, 1.54$ pc
Dynamical model	Plummer (1911)
Virial ratio	$Q = 1/2$
Tidal field	Galactic Solar orbit
Initial mass function	Kroupa et al. (1993), $0.2 - 5M_\odot$
Binary fraction	$\mathcal{B} = N_b/N = 0\%, 20\%, 50\%$
Semi-major axis distr.	$f_a(a) \propto a^{-1}$; $(10^{-6} - 10^{-3}) \times r_{vir}$
Mass ratio distr.	Random pairing
Eccentricity distr.	$f_e(e) = 2e$ $(0 \leq e < 1)$
Orbital orientation	Random
Planet-to-star ratio	$\mathcal{R} = N_p/N_{sb} = 0.5, 1, 2$
Planet mass	$M_p = 1M_J$
Density distribution	Equivalent to that of stars
Planet ejection velocity	M_s, f_{ej} (see Figure 1 and § 2.2)

Close encounters involving free-floating planets in star clusters

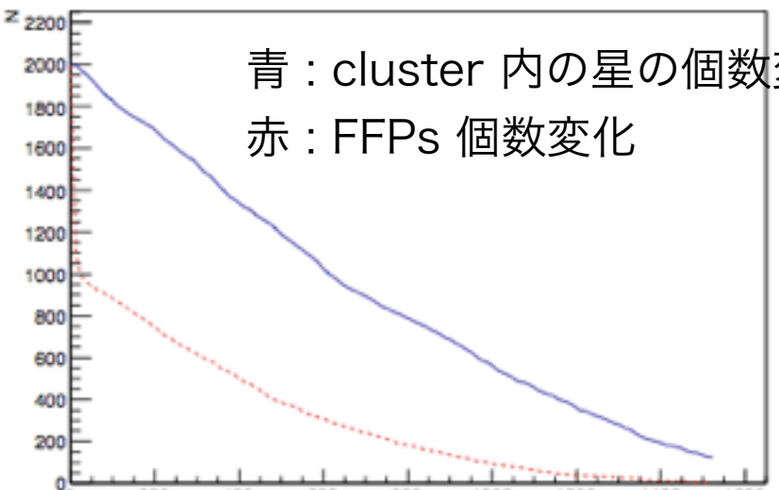
Long Wang[1,2], M.B.N. Kouwenhoven[2,1], Xiaochen Zheng[1,2], Ross P. Church[3], Melvyn B. Davies[3]

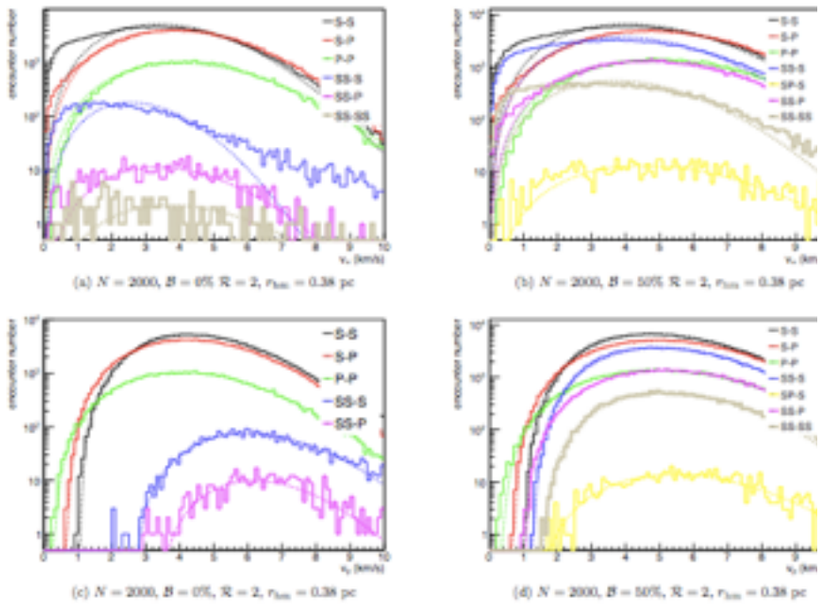
ほぼ半分の encounter は最初の 30 Myr で起こり、100 Myr たってから起こる encounter は全体の 10 % ほどしかない。

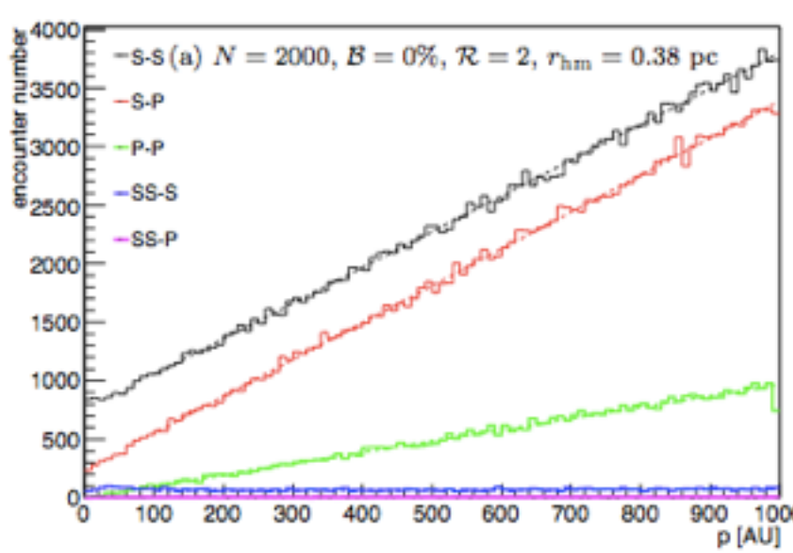
encounter 時の最も近づいたときの速度分布は Maxwell-Boltzman 分布をしており、そのときの距離はほぼ linear。非常に近いときは強い重力のため flat な分布に。

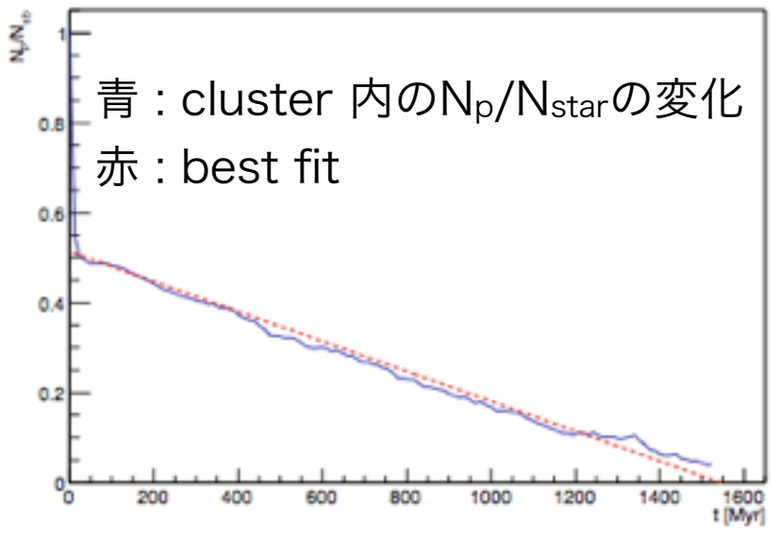
FFPs の close な encounter は惑星系や debris system を乱し、惑星を捕まえる。

Conclusion : 観測との比較により、星団内での 星/FFPs の進化がわかるだろう

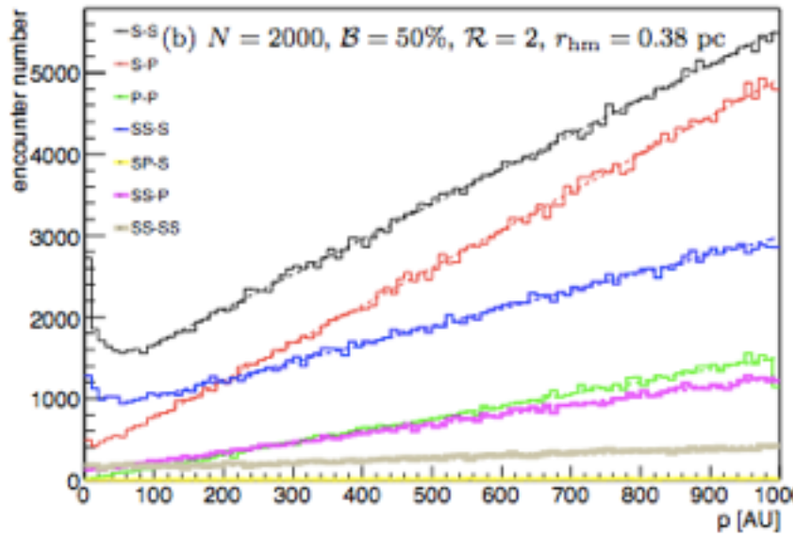








右 距離分布
上 速度分布



Dimming and CO absorption toward the AA Tau protoplanetary disk: An infalling flow caused by disk instability?

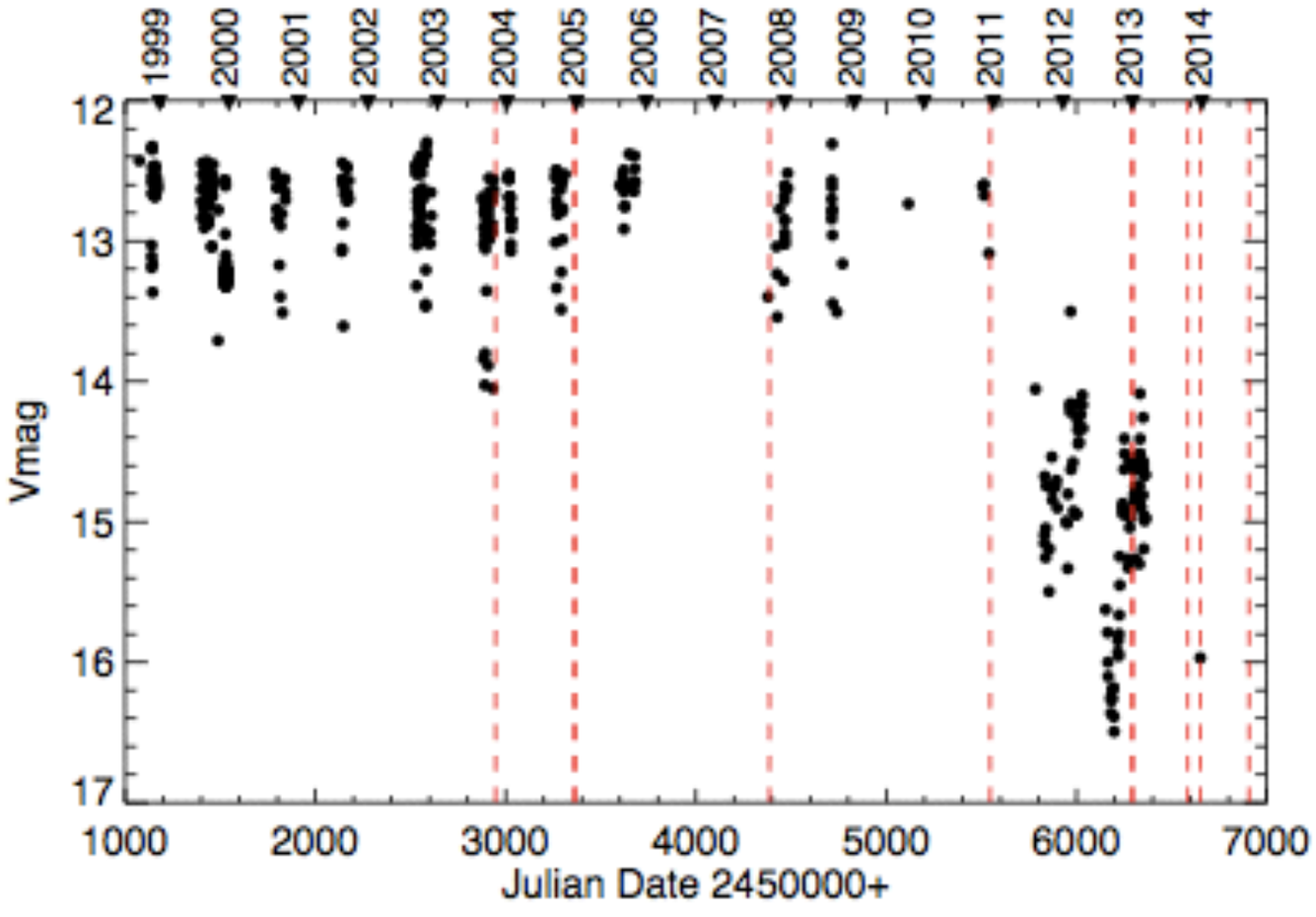
Ke Zhang[1], Nathan Crockett[2], Colette Salyk[3], Klaus Pontoppidan[4], Neal J. Turner[5], John M. Carpenter[1], Geoffrey A. Blake[2]

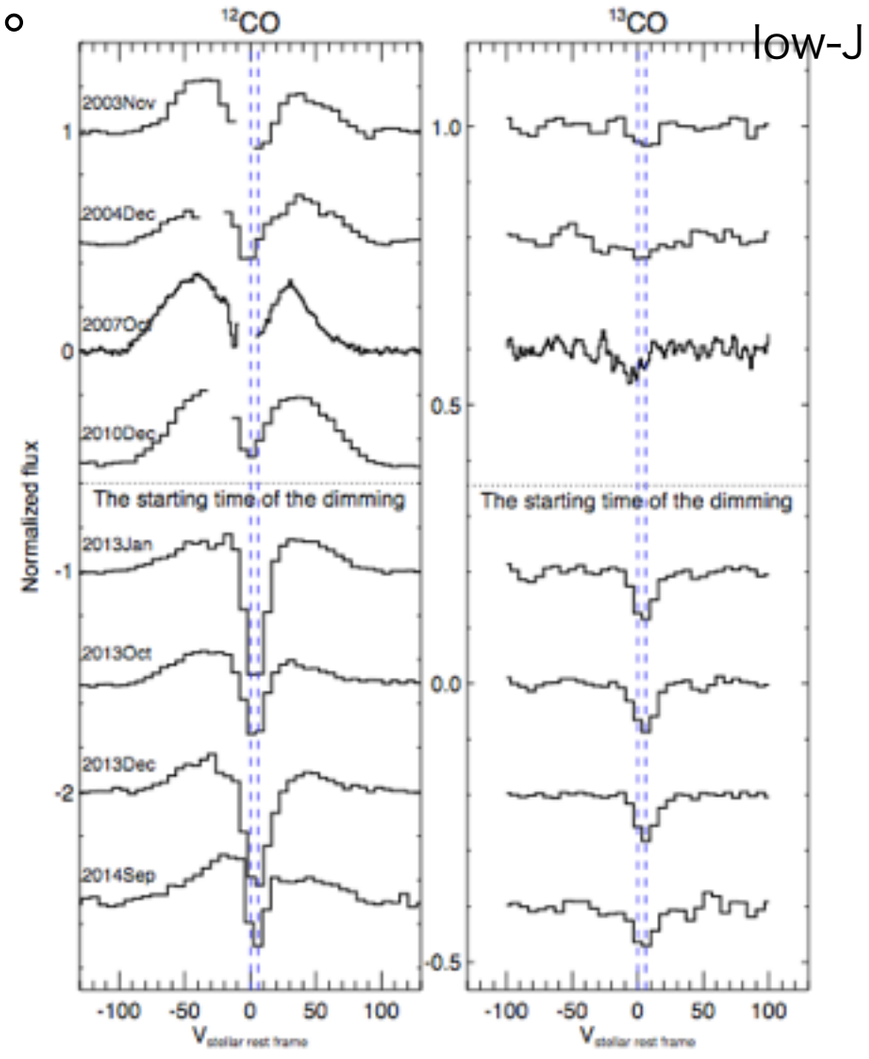
Intro: CTTS の AA Tau は quasi-cyclic な輝度の variation を示すことが知られている。しかし、2011 年初頭に普段には無い 減光 (可視-NIR) を観測し、その減光 phase は今もなお続いている。

Method : 11 年 (8 epoch) に及ぶ CO/13CO rovibrational line を観測し、その変化を調べた。

Results : 減光後は CO/13CO の吸収 (6 km/s redshift) が顕著となった (Fig. 1)

—> T~500 K, log(N_{12CO}) ~ 18.5 cm^{-2} の物質が遮っている。





Dimming and CO absorption toward the AA Tau protoplanetary disk: An infalling flow caused by disk instability?

Ke Zhang[1], Nathan Crockett[2], Colette Salyk[3], Klaus Pontoppidan[4], Neal J. Turner[5], John M. Carpenter[1], Geoffrey A. Blake[2]

Discussion: 遮った物質はなんなのか？

1) foreground material?? —> 温かすぎるかつ近くのソースは減光されていないので❌
2) envelope material?? —> AA Tau の周りには既に envelope はないことがわかっている。かつ温かすぎるので❌
3) disk 中の material —> 500 K を再現するには半径は 10 AU 以下であることが必要 (@N(H)=10^{21} cm^{-2} vertical column density; CO can survive)

その中で考えられるのは a) disk の非対称 b) instability による inflow

a) 非対称な物質の分布半径には明るいときの連続時間から制限がつけられ >8.4 AU
b) FU-Or type (decay timescale 100 yr, burst 中の accretion rate は 10^{-4} M_{sun}/yr) か EX-Lupi type (FU-Or より頻繁で burst 中の accretion rate は 10^{-7} M_{sun}/yr) が考えられるが、accretion rate から AA Tau は EX-Lupi。ただし、6 km/s の redshift はどこから？ viscous disk の速度にしては大きすぎるし、freefall にしては小さすぎる、、、

disk の instability による inflow は Magnetic field/viscosity によるため speculative …
ただし、これが inflow ならばここ数年の間に burst が起こると考えられるため、観測可能でしょう。

著者は abstract に書いてある通り 3)-b) を支持している。

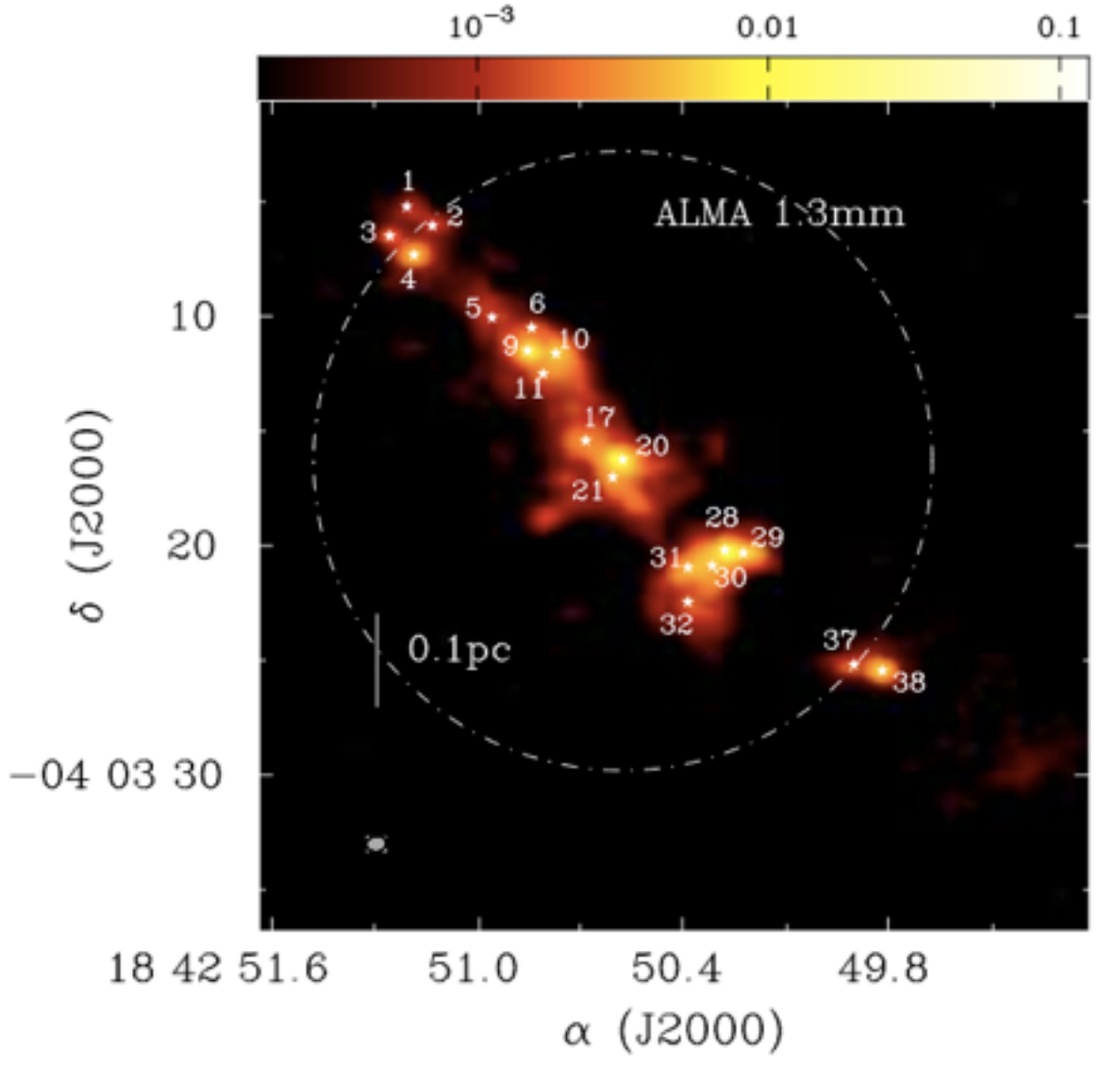
Fragmentation of Molecular Clumps and Formation of Protocluster

Qizhou Zhang[1], Ke Wang[2], Xing Lu[1,3], Izaskun Jiménez-Serra[2]

Intro: IRDCs は大質量星の形成現場と考えられており、それを調べることは重要。
中でも Clump は ~ 1 pc スケール、~10^3 M_{sun} を持つような固まりで、 collapse/fragment して様々な質量の星を作ると考えられている (high mass protostar を含むような場所と質量が同じ。既に high mass protostar が見つかっているような場所もあり)

Method: ALMA を用いて IRDC G28.34+0.06 P1 を 1.3 mm cont と様々なラインで観測。

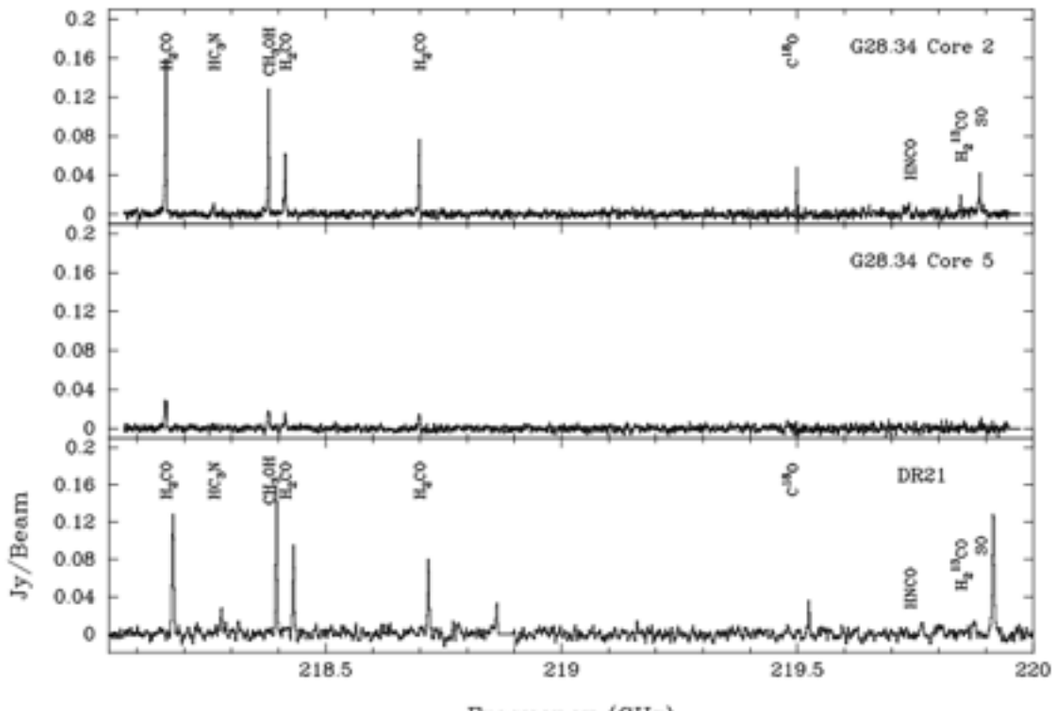
Results: 1. Clump がさらに 5 つの core に分解できることを明らかにした。
(図中にある星はそこからさらに dendrogram/ gaussian fitting を用いて、0.5-27 M_{sun} のコアを同定。)



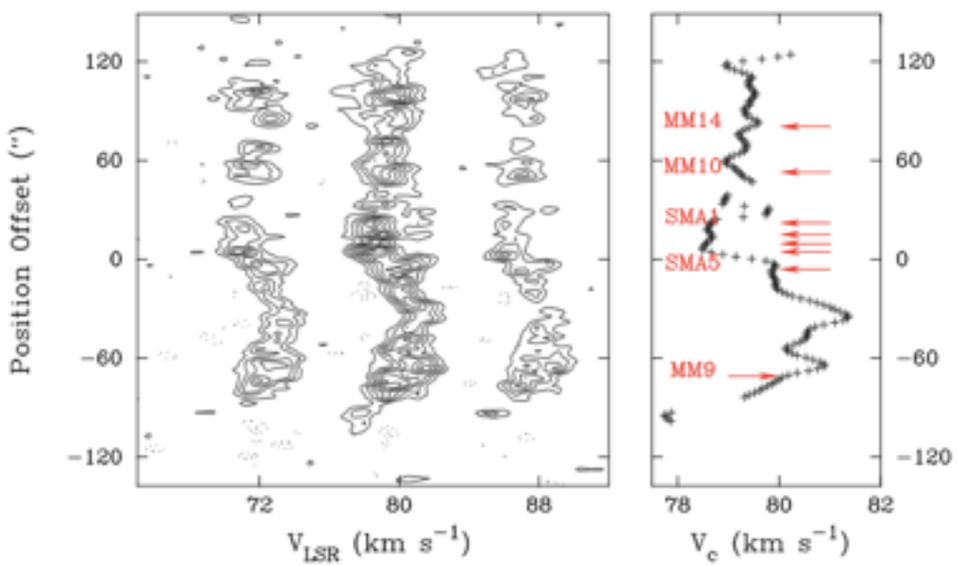
Fragmentation of Molecular Clumps and Formation of Protocluster

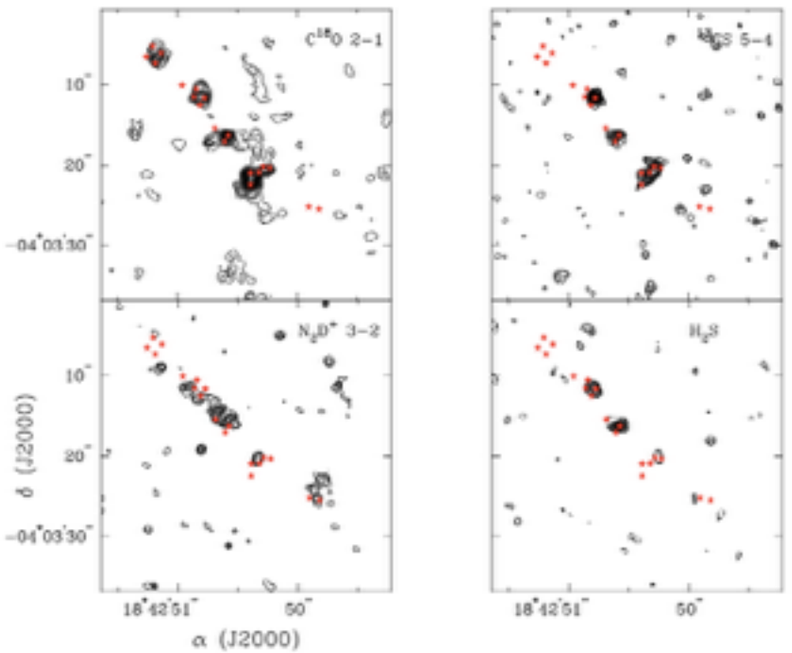
Qizhou Zhang[1], Ke Wang[2], Xing Lu[1,3], Izaskun Jiménez-Serra[2]

2. Core 2-4 までは DR21(Intermediate mass star forming region) と似たようなスペクトル。Core 1,5 は S-bering species や complex organic molecule が少なく、heating source が少ないと考えられるので、low-mass star の形成現場を見ているか若いか。ただし、内包する outflow の力学的年齢は各コアでほぼ同じ



3. NH_3 (1–0)；これは別論文の VLA データから。からコアへの質量降着と同様な速度構造を導きだした。





Fragmentation of Molecular Clumps and Formation of Protocluster

Qizhou Zhang[1], Ke Wang[2], Xing Lu[1,3], Izaskun Jiménez-Serra[2]

4. thermal Jeans length で分裂したコアを検出できる 30 倍の感度があるにもかかわらず low mass のコアは検出できなかった。(1 σ sensitivity 0.065 M_{sun}) —> low mass は high/intermediate の後からできるのかも。

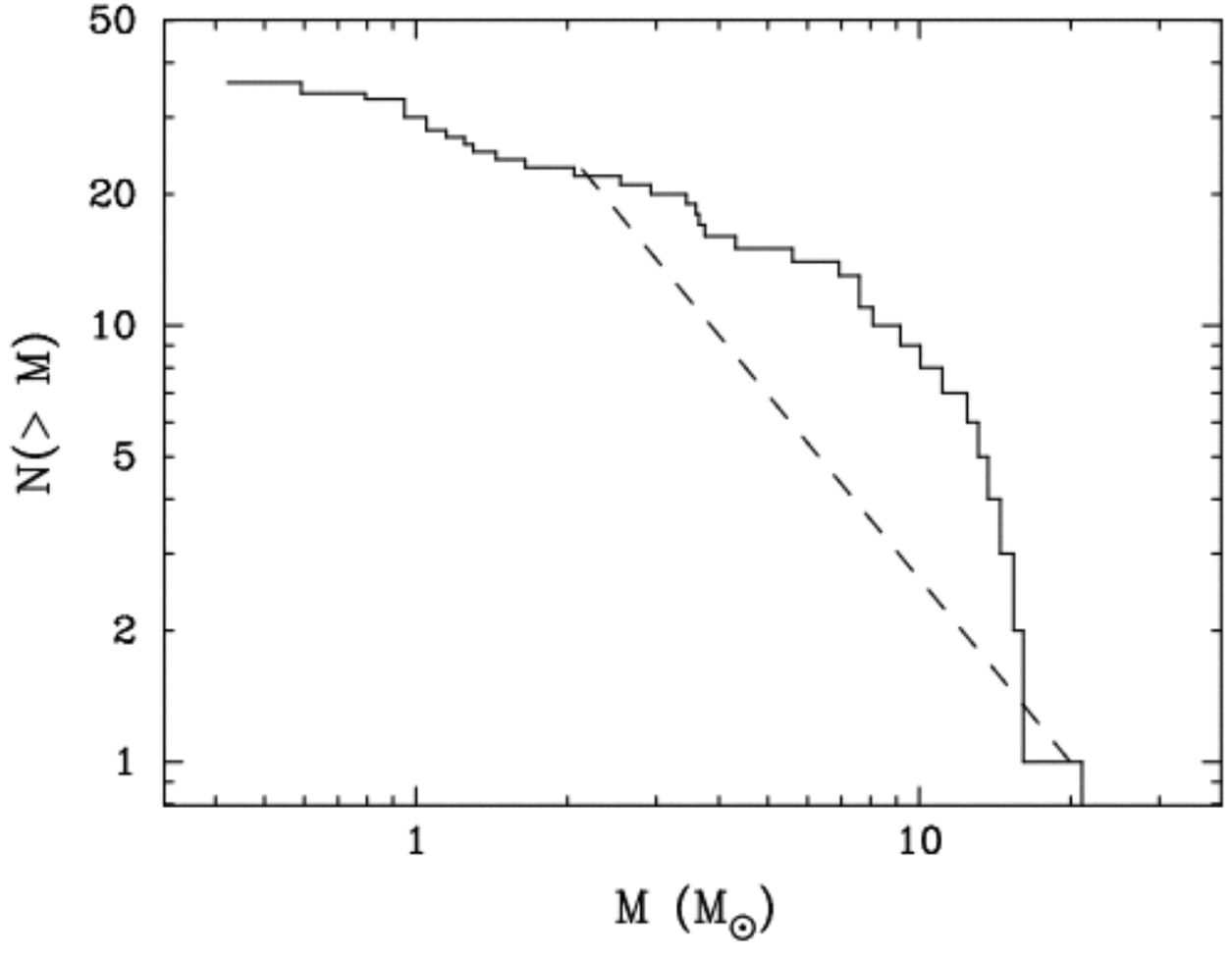



Fig. 8.— Cumulative mass function of the fragments identified in G28.34 P1. The data are plotted in logarithmic scales. The dashed line marks the slope of the Salpeter initial mass function.