

天体核物理学II

細川 隆史 (天体核 5号館536)

hosokawa@tap.scphys.kyoto-u.ac.jp

8. 星形成 : Overview

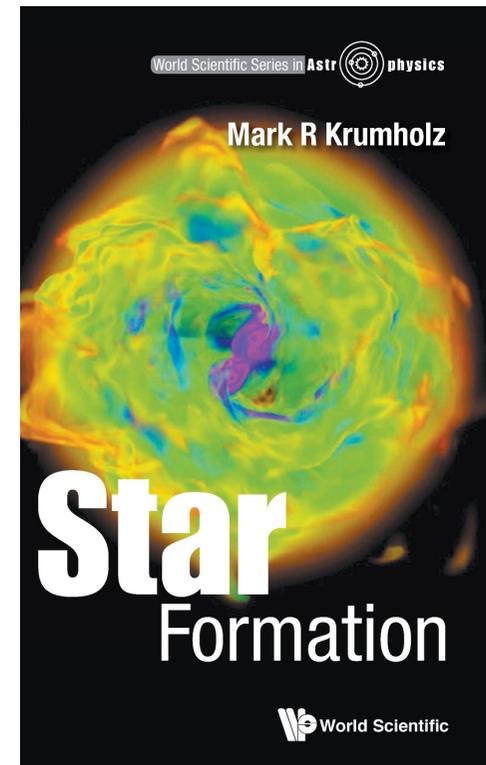
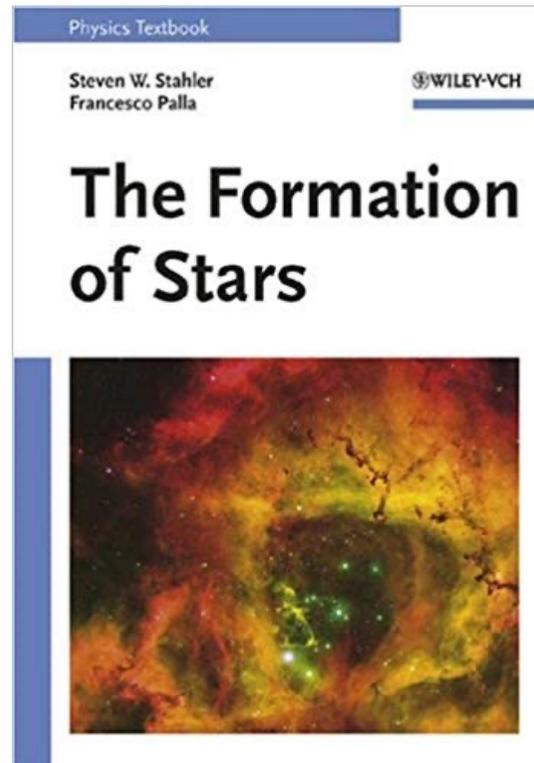
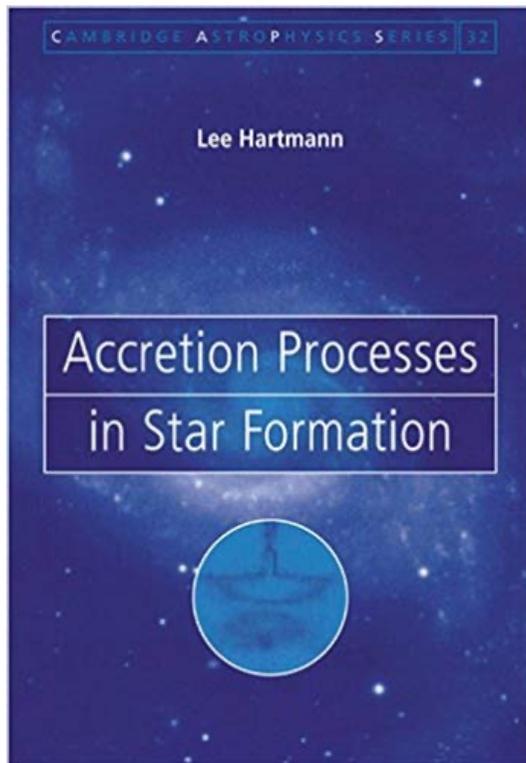
参考文献 (星形成中心)

[ISM overviewのところでは挙げたものに加えて]

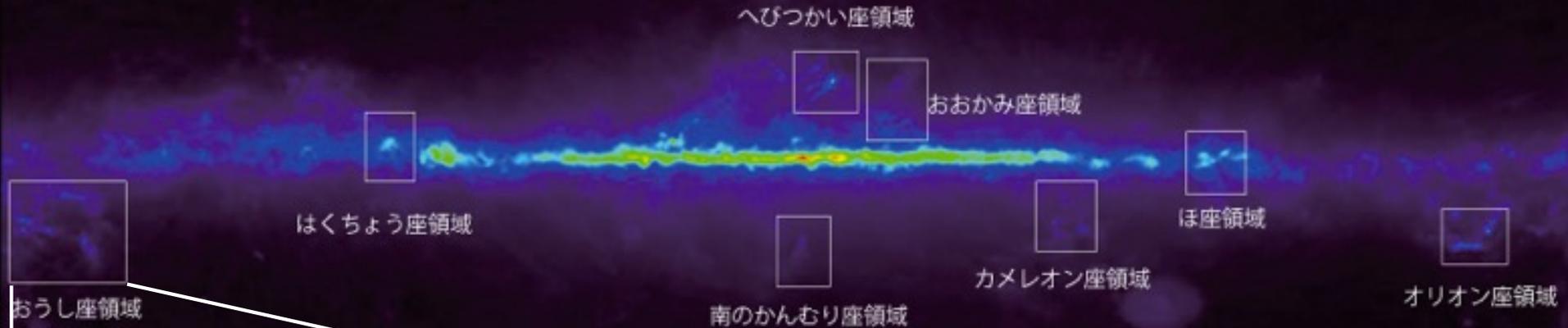
+ L.Hartmann “Accretion Processes in Star Formation” (1998)

+ F.Palla & S.Stahler “The formation of Stars” (2005)

+ M.Krumholz “Star Formation” (2015), arXiv:1511.03457

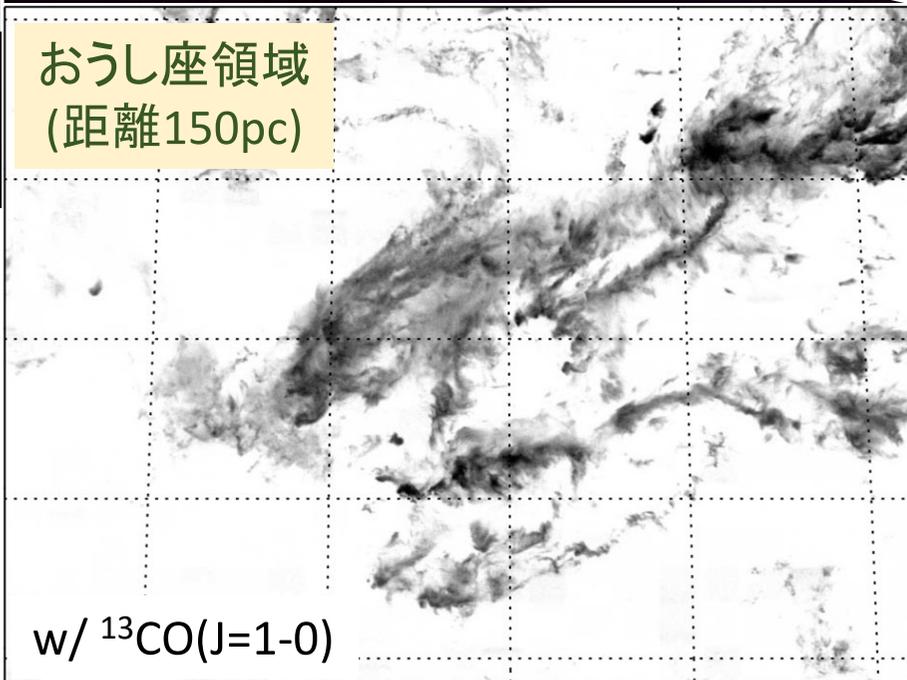


星形成領域



© Tokyo Gakugei Univ. Astro Laboratory

おうし座領域
(距離150pc)



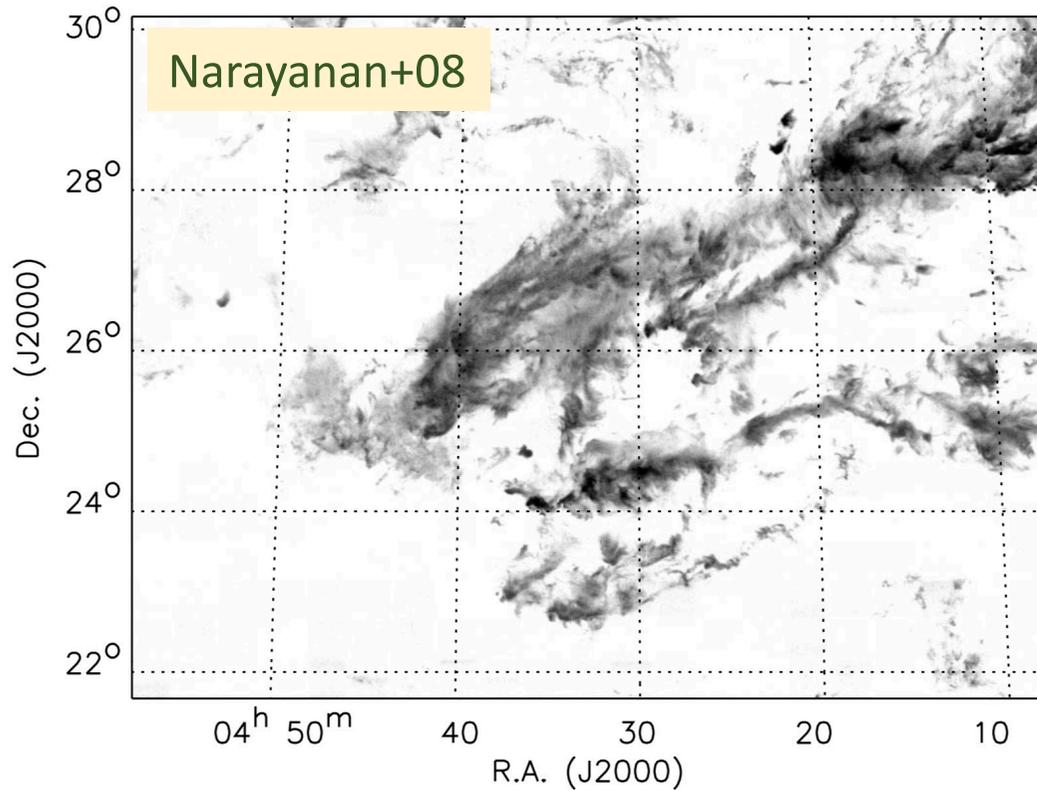
w/ $^{13}\text{CO}(J=1-0)$

低温(10 K), 高密度 (>100/cc) ガス
(分子雲)から星が生まれる
CO分子輝線 (電波) による観測

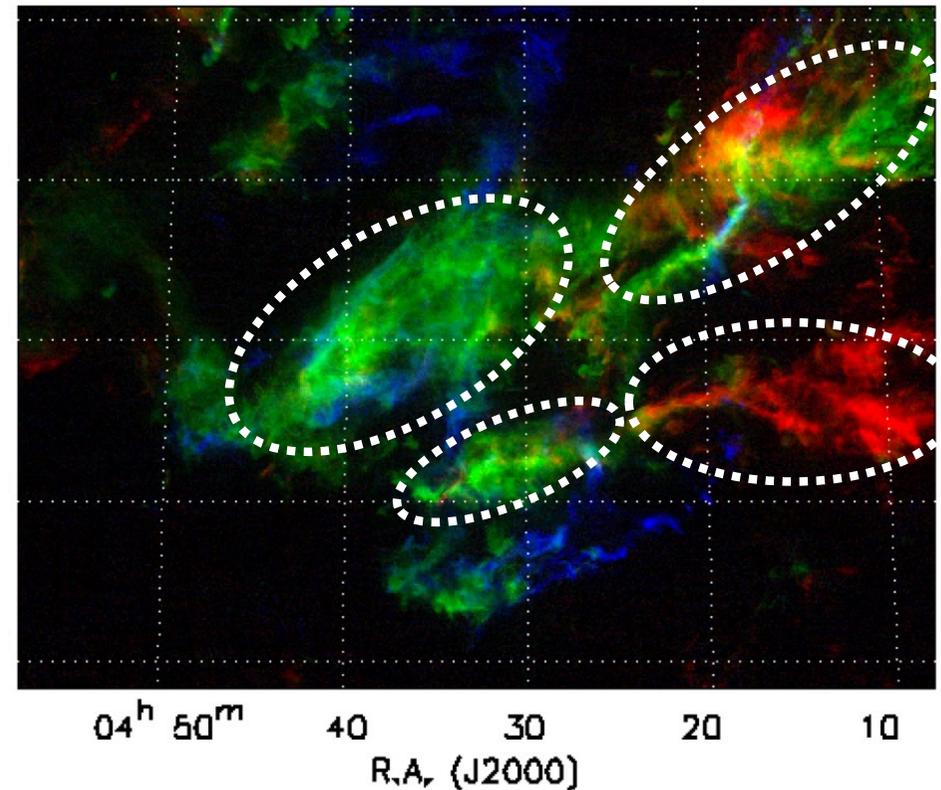
← 最も近い(低質量)星形成領域

The Taurus (牡牛座) Region

$^{13}\text{CO}(J=1-0)$ 分布



$^{13}\text{CO}(J=1-0)$ ピーク速度差

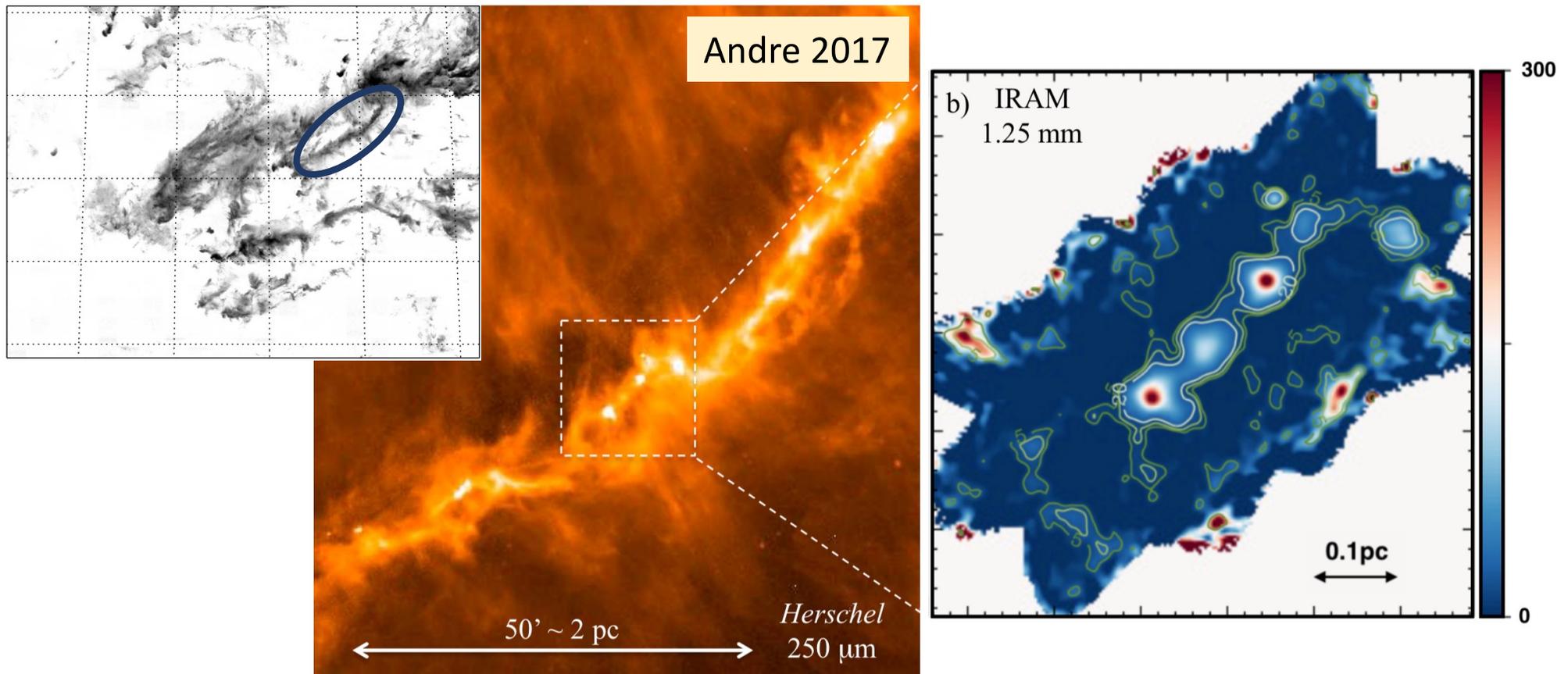


~ $10^4 M_{\odot}$ の分子ガスが ~10pc にわたって細長く分布。

空間分布、速度構造によっていくつかの分子雲の集合体と分かる

分子雲コア

分子雲内の高密度部分 = 星形成の最小単位



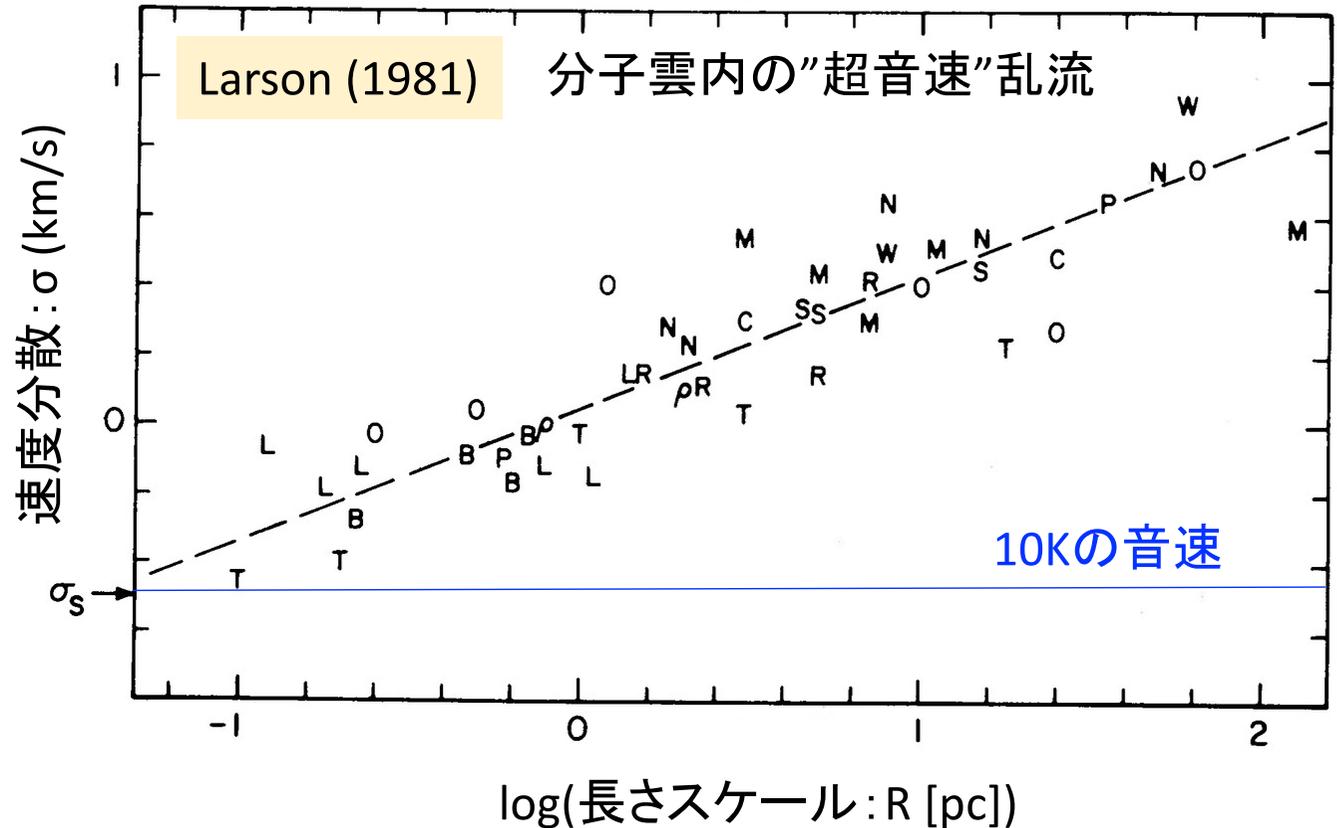
さらに細長い**フィラメント状構造**に沿って分子雲コアが分布
一般に、分子雲コアはこうしたフィラメント状構造に埋もれている

The Larson's Law



Richard Larson

+他にもLarson-Penston解
など多くの著名な業績



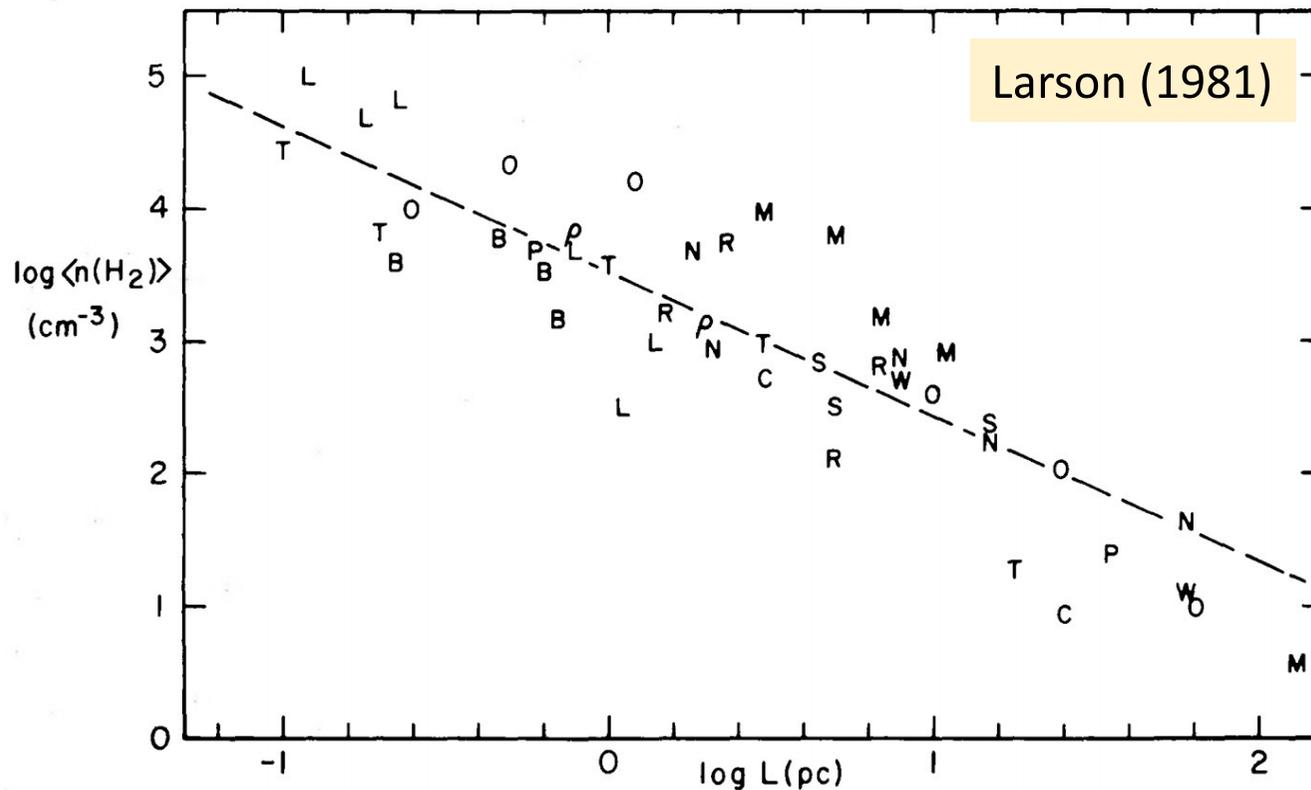
(速度分散: σ) \propto (サイズ: R)^{0.5} の関係が長さスケール3桁に渡って成立 [経験則]

これとvirial定理: $\frac{GM}{R} \sim \sigma^2$ を組み合わせてみると...

自己重力の効果

$$\sigma \propto R^{0.5} + \frac{GM}{R} \sim \sigma^2 \rightarrow \text{平均数密度: } n \propto \frac{M}{R^3} \propto \left(\frac{\sigma}{R}\right)^2 \propto \frac{1}{R}$$

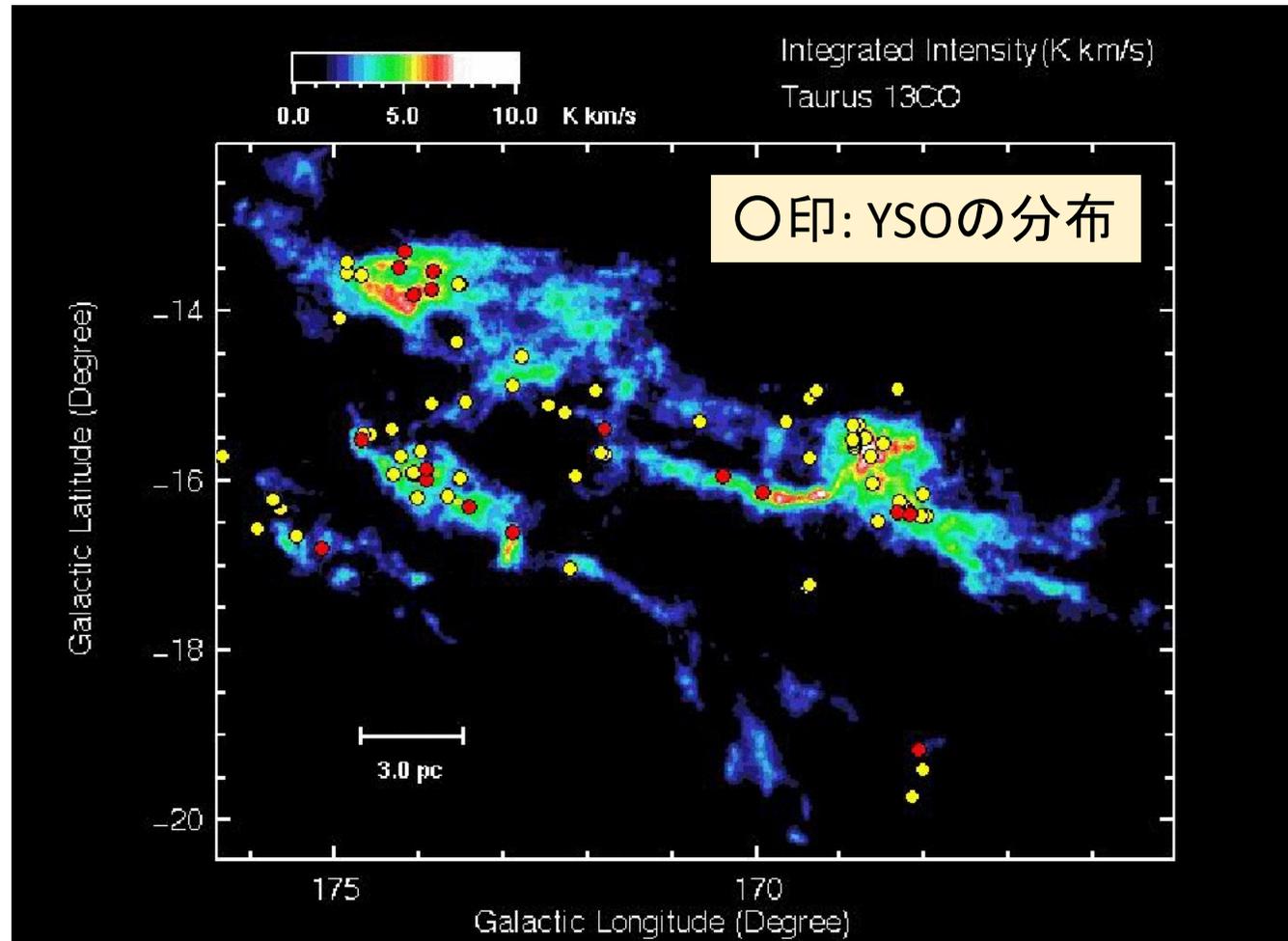
小さい構造ほど密度が高い (or 柱密度がサイズによらず一定)



実際そうになっており、分子雲は自己重力で束縛された構造とわかる

Young Stellar Objects (YSOs)

生まれて間もないと思われる星がこの領域には広く分布している



約100個のYSOがある

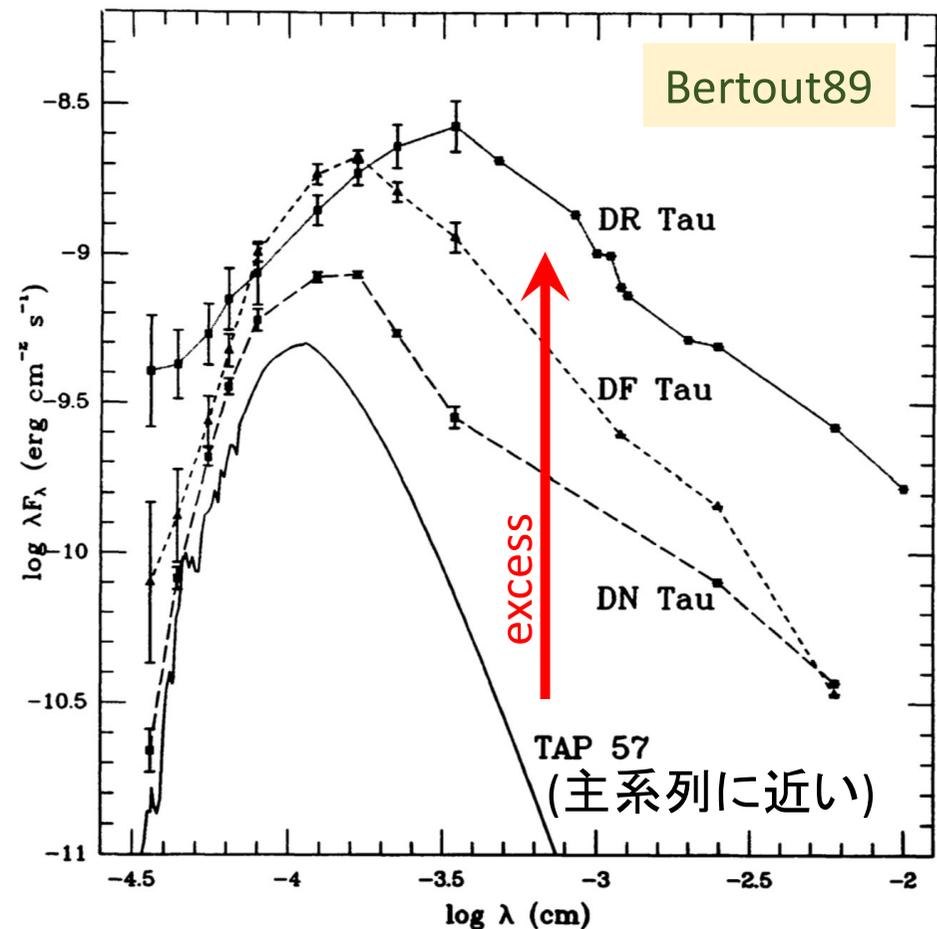
YSOの代表例: T-Tauri星

H α などの強い輝線 (主系列星は吸収線のみ) ← 星周囲の希薄ガス

スペクトル: 主系列星と比べて大きな赤外線excess

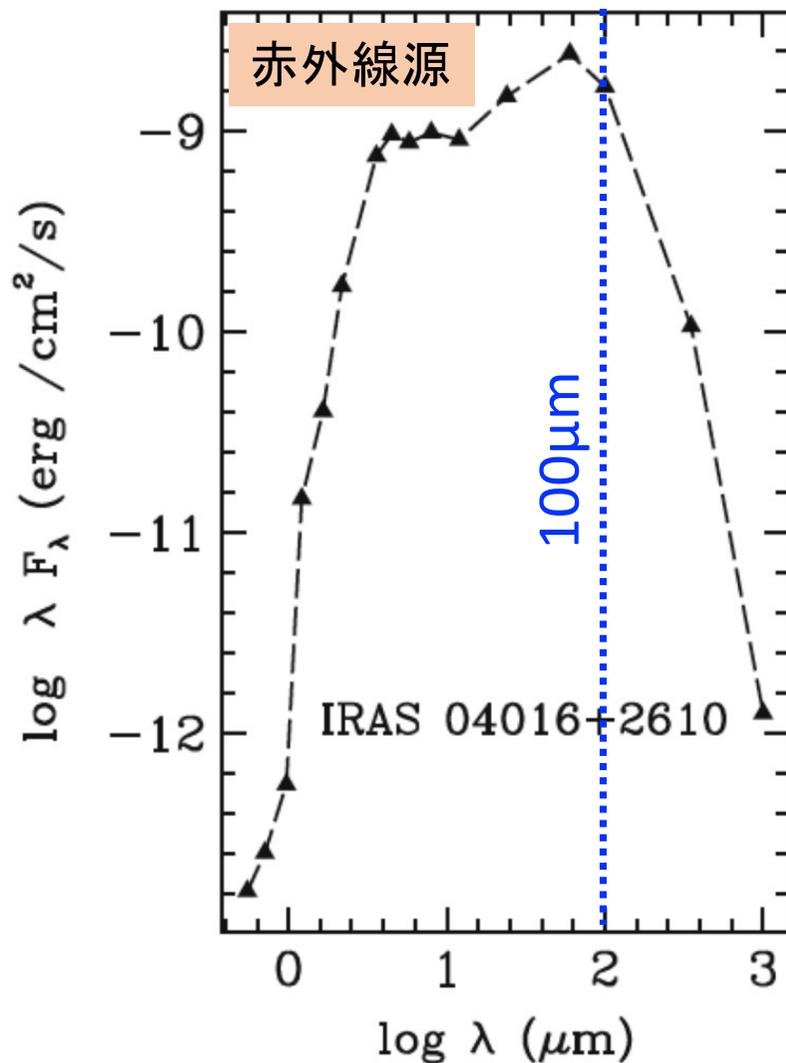
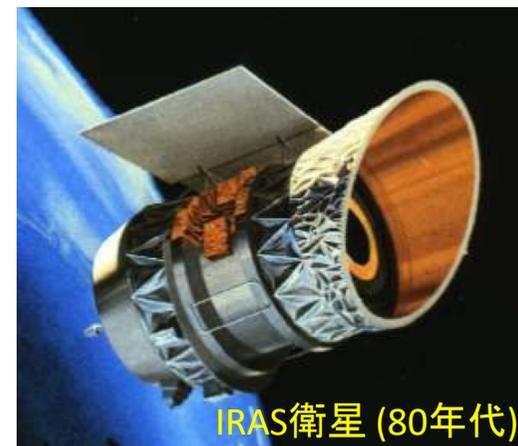


後に同じ特徴を持つ星たくさん発見
それらを総称してT-Tauri星と呼ぶ

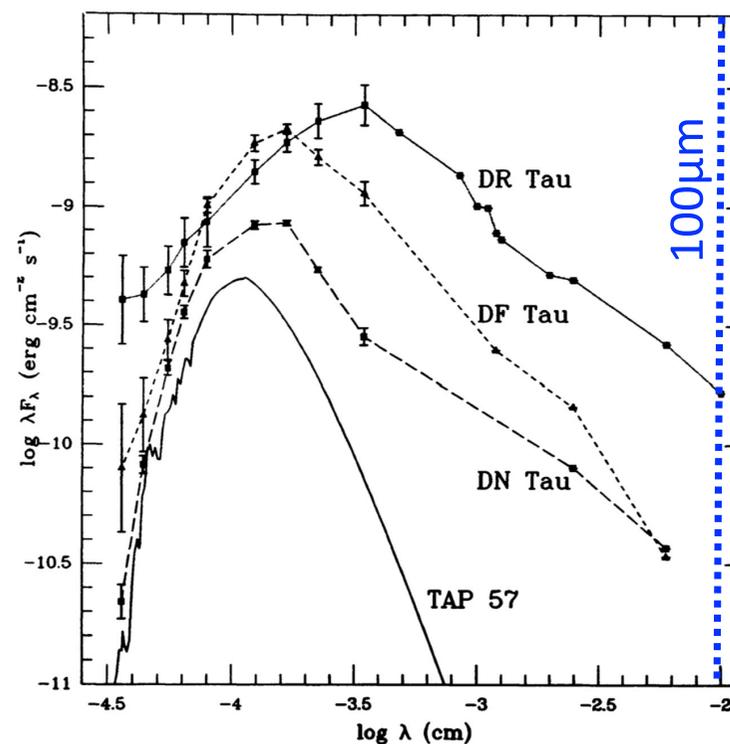


さらに若い星たち

赤外でのみ明るい (可視では見えない) 星も多数見つかった

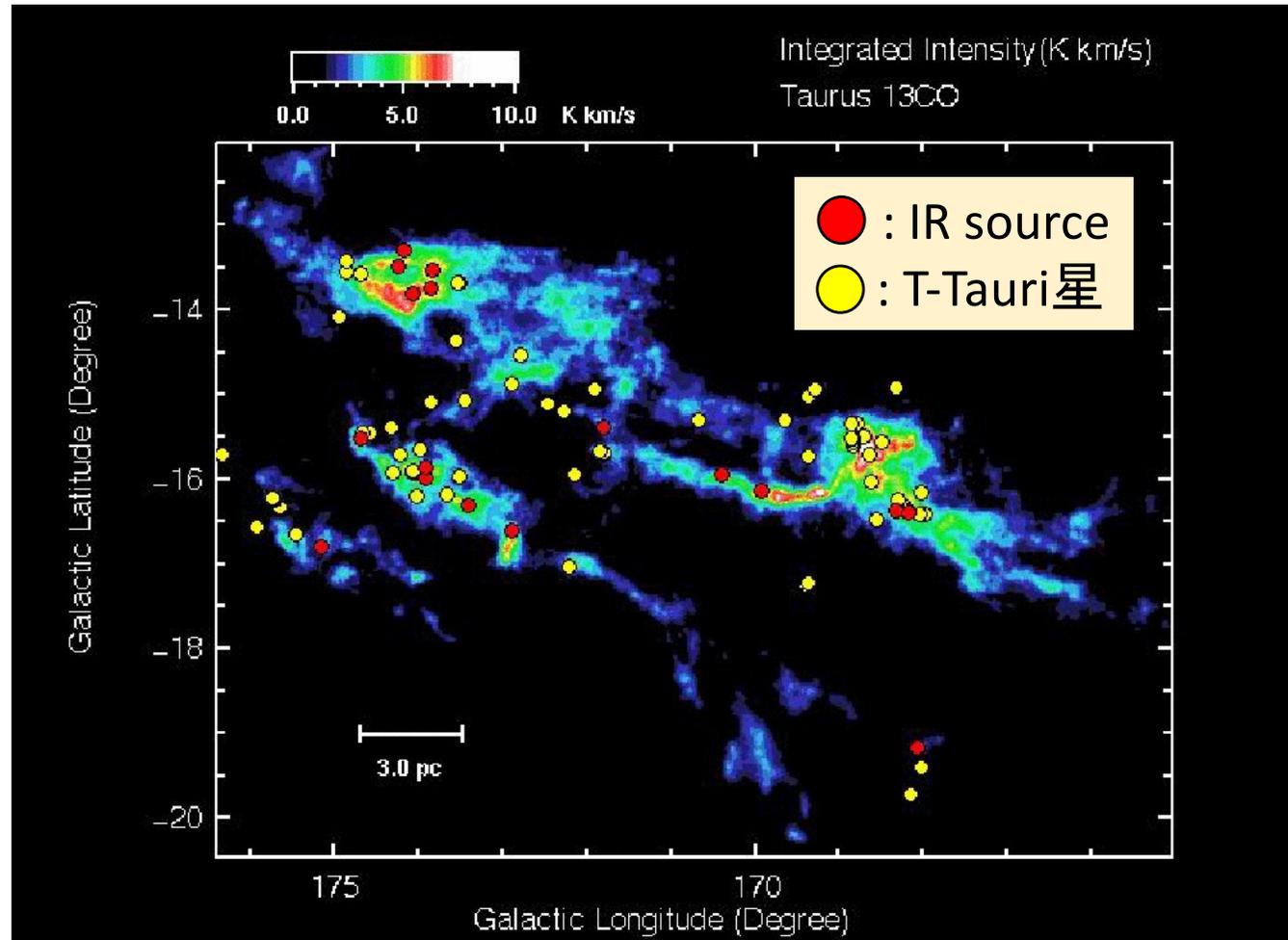


c.f) ふつうのT-Tauri星 (optically visible)



← 高密度ガスに埋もれたさらに若い段階の星と考えられている

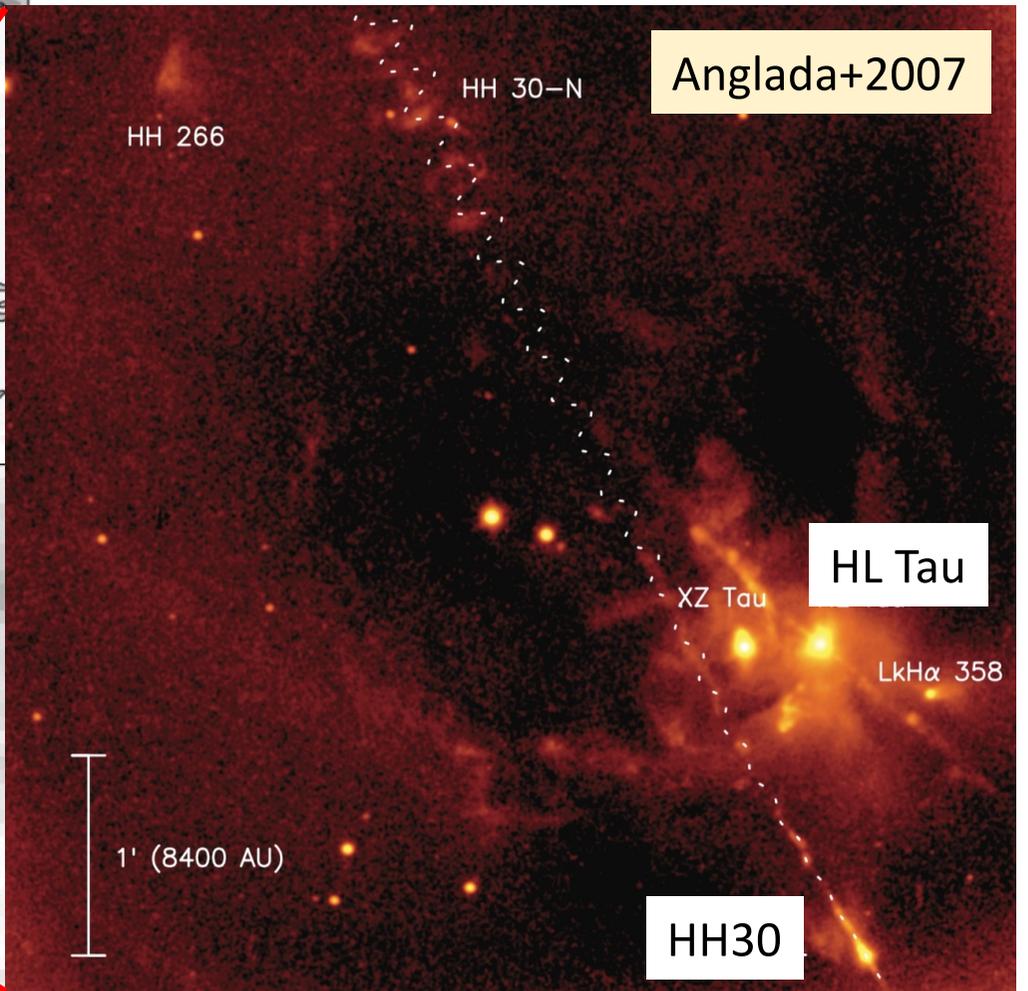
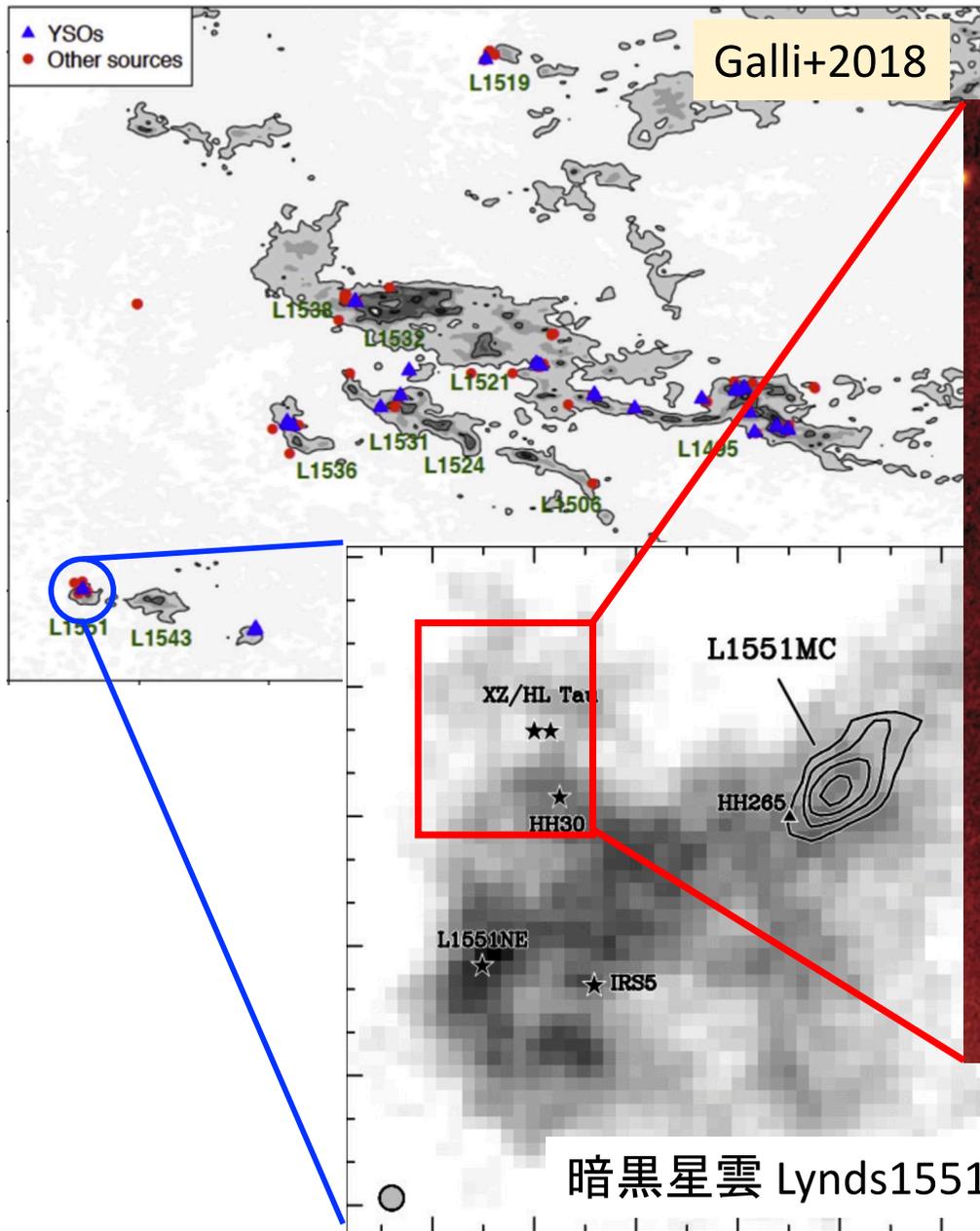
YSOs : 進化段階の違い

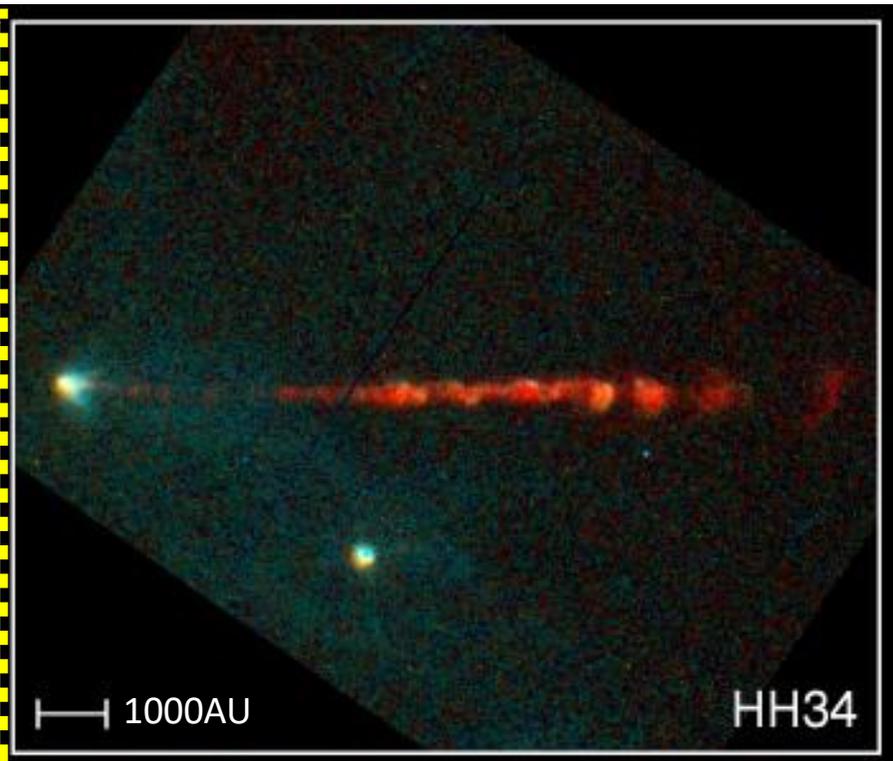
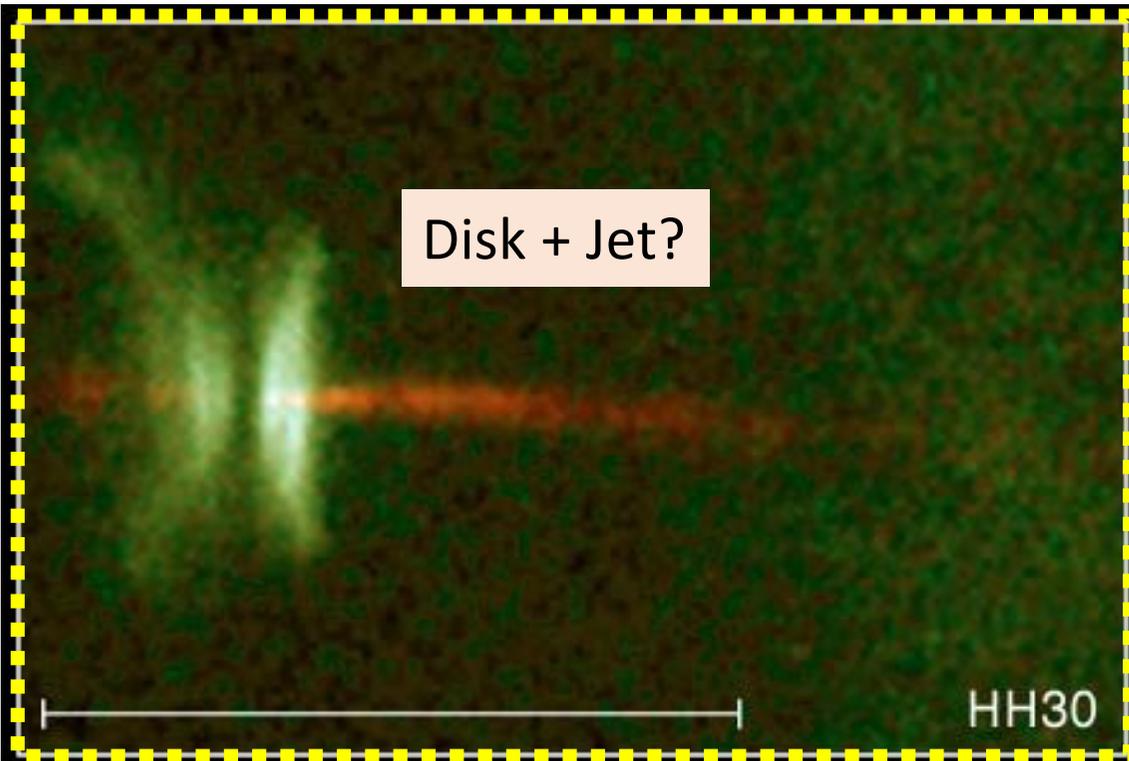


IR source: ガス密度の特に高い部分に集中

T-Tauri星: 分子雲全体にわたって広く分布

Much Smaller Scale...





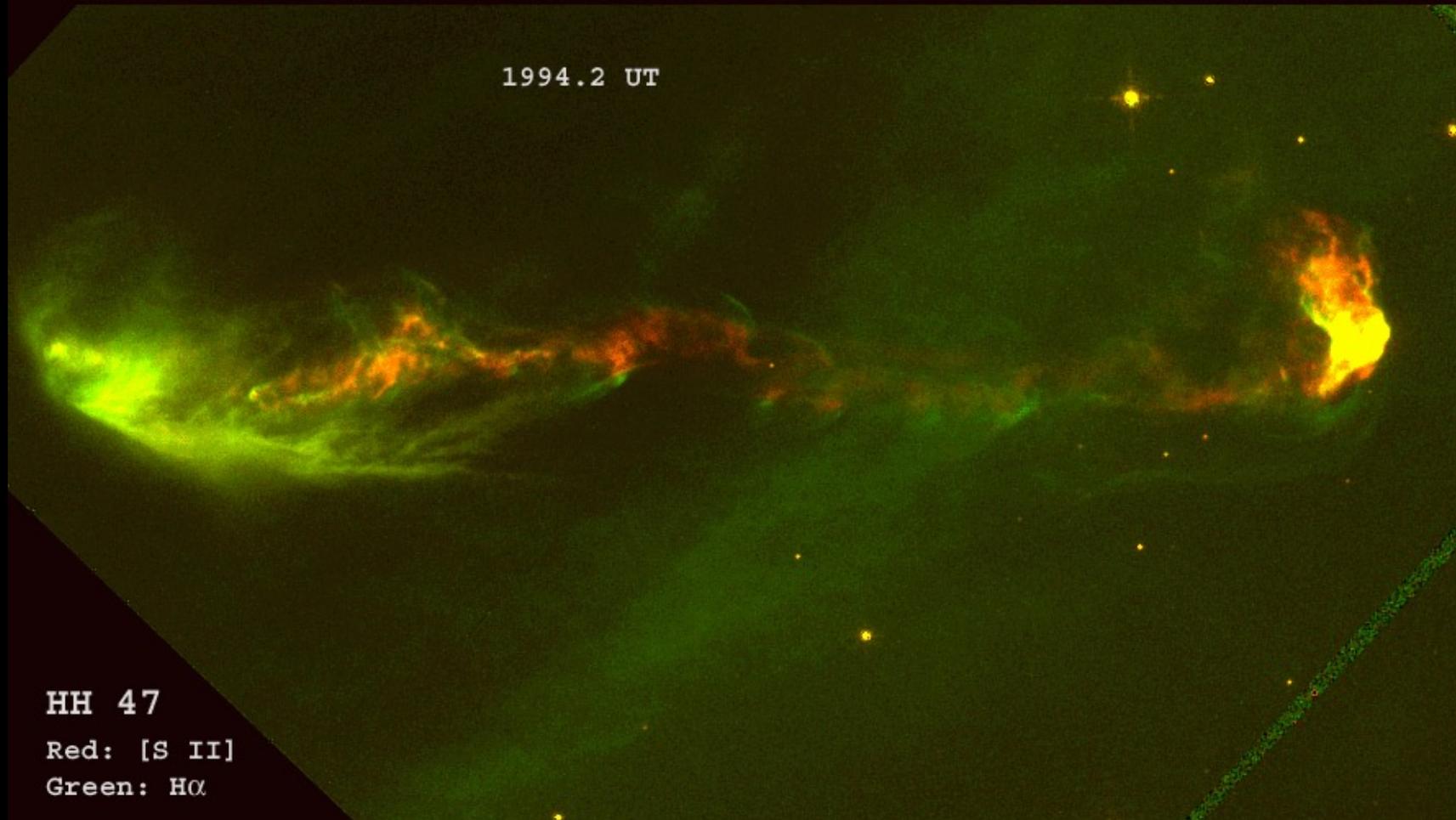
Jets from Young Stars

HST · WFPC2

PRC95-24a · ST Scl OPO · June 6, 1995

C. Burrows (ST Scl), J. Hester (AZ State U.), J. Morse (ST Scl), NASA

Jet Proper Motion



P. Hartigan et al (2005 Astronomical Journal)
RICE UNIVERSITY

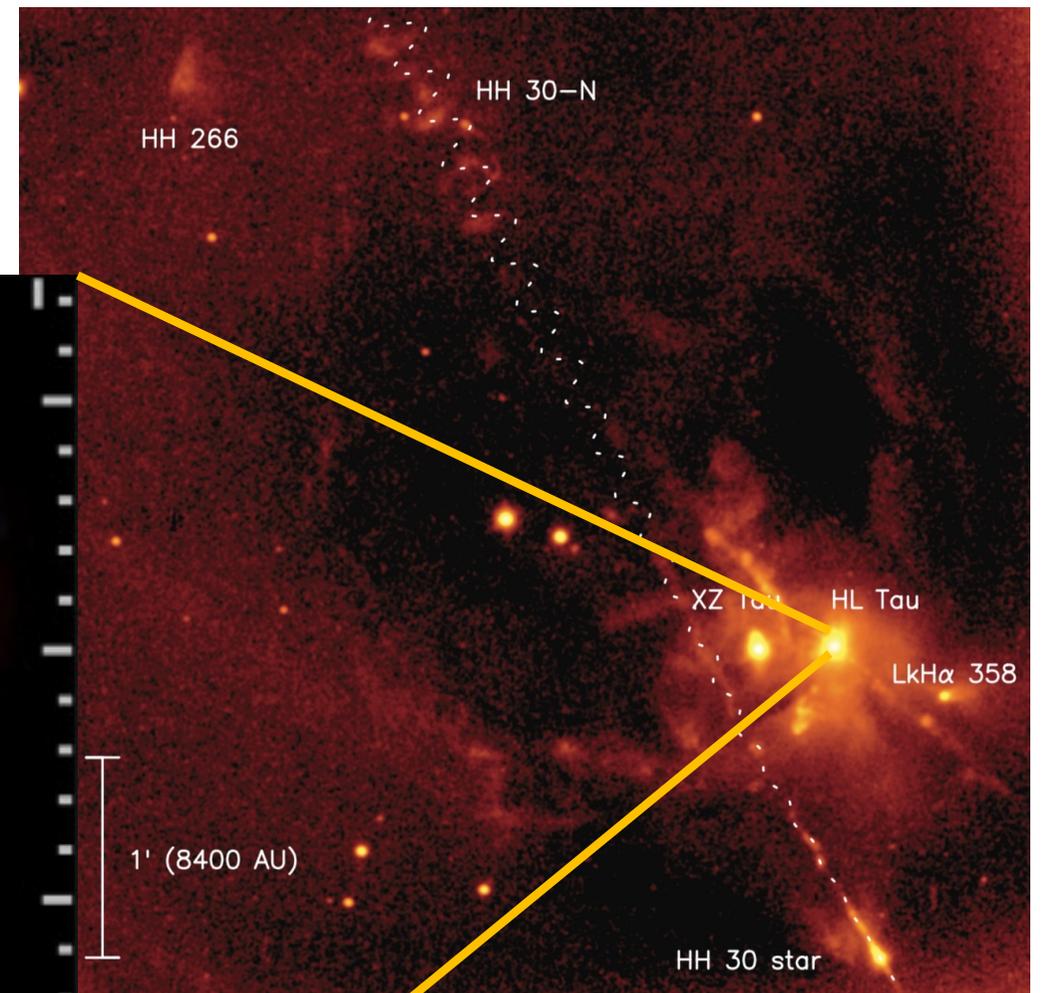
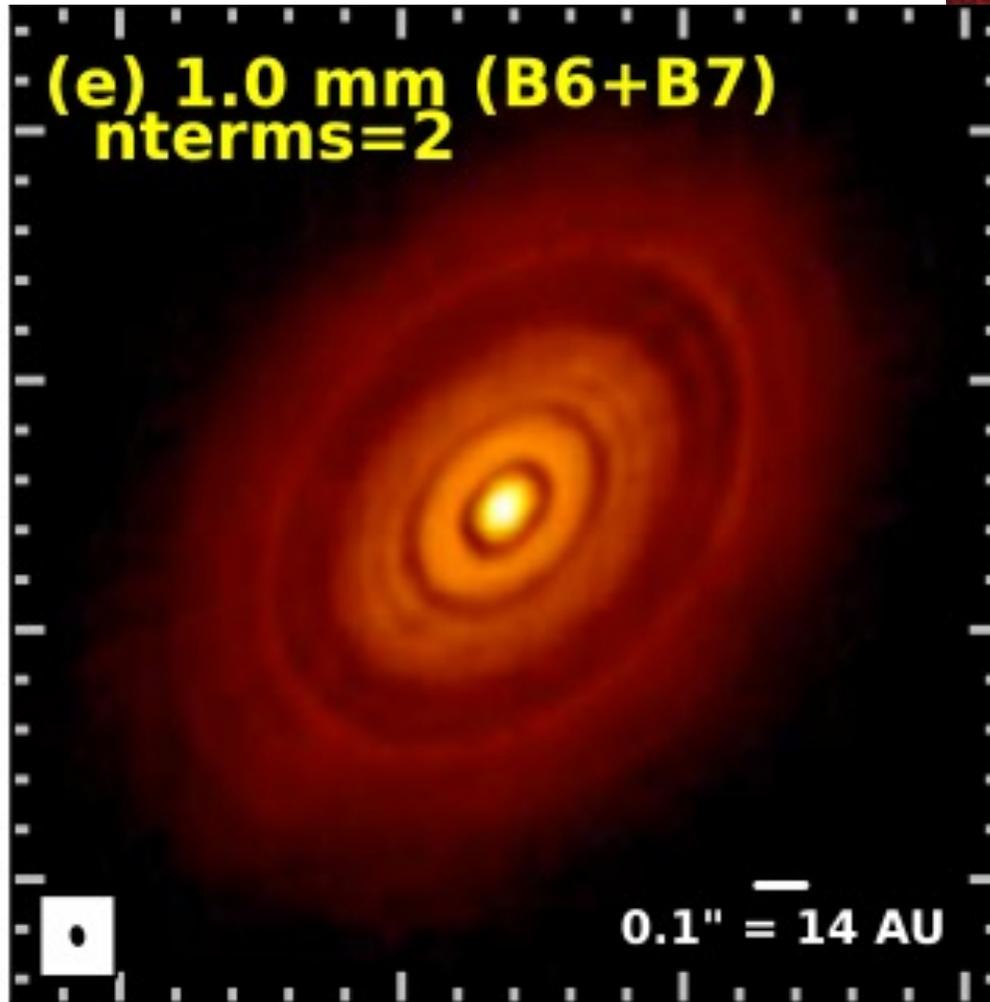
Atacama Large Millimeter Array (ALMA)



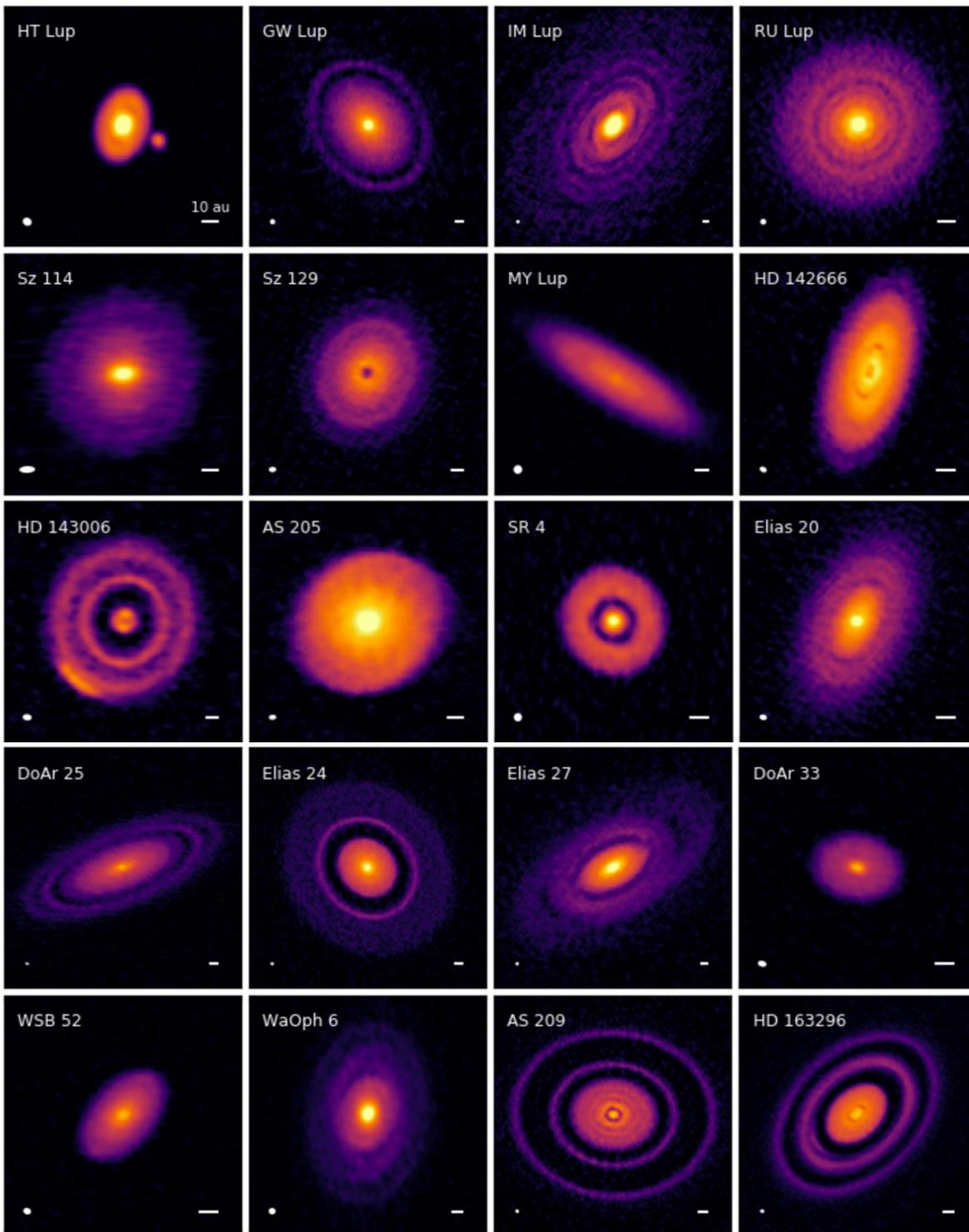
mm波/sub-mm波における超高空間分解能の観測

おうし座分子雲で $\sim 1\text{AU}$

HL Tau



低温ダスト放射の観測で複数のringを持つ円盤を発見！ ← 惑星形成？
(ALMA partnership, 2015, ApJ)

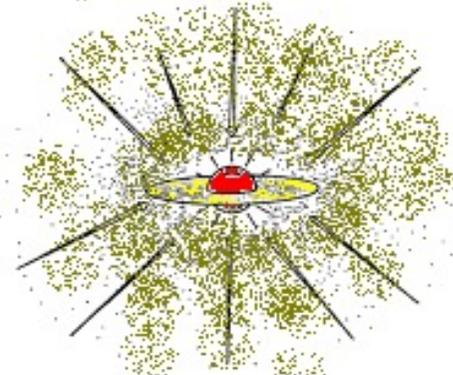
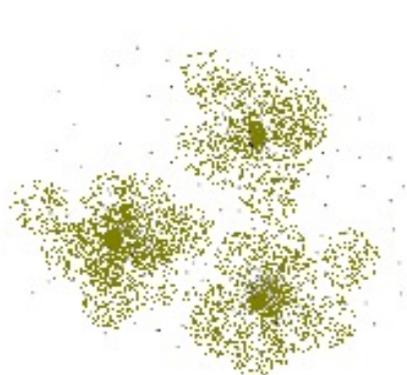
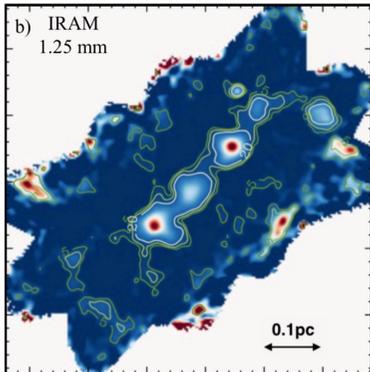


多様な円盤 微細構造

Andrews+ (2018)

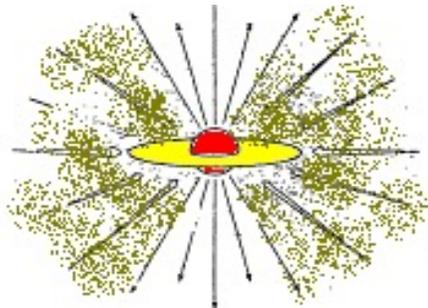
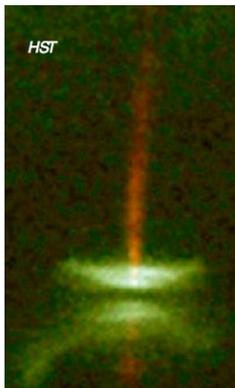
DSHARP project w/ ALMA

星形成の標準シナリオ

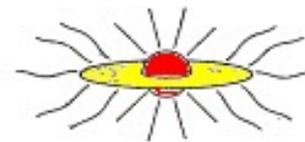


林, Larson, Shuら
により80年代に確立

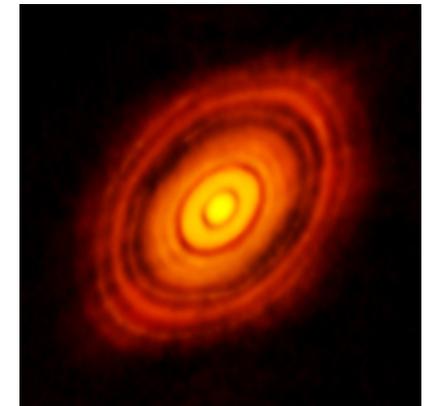
- ①分子雲コア (~太陽質量) の重力崩壊 ② 原始星の形成と
原始星への質量降着



- ③星からのフィードバック
による降着の終了



- ④降着円盤の残骸で
惑星系形成へ



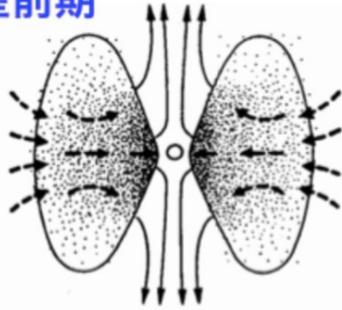
観測された各段階をつなぐ進化シナリオ

- ①: 前期段階、②~: 後期段階 (力学平衡にある星ができる以前と以後)

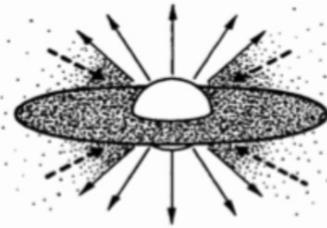
YSOスペクトル分類と進化

Lada (1987), Andre (1994), Palla (1996)など

原始星前期



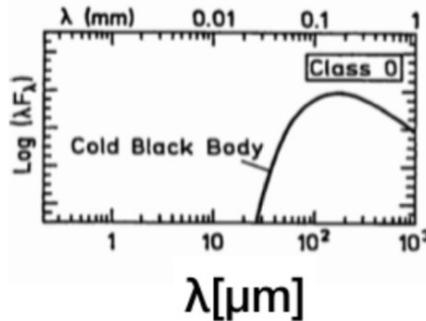
原始星後期



古典的Tタウリ型星



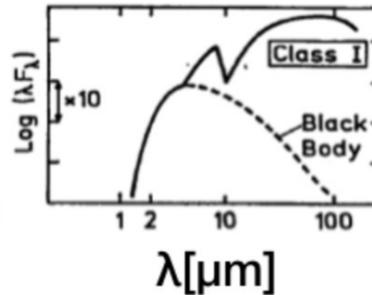
弱輝線Tタウリ型星



$$\alpha = \frac{d \log(\lambda F_\lambda)}{d \log \lambda}$$

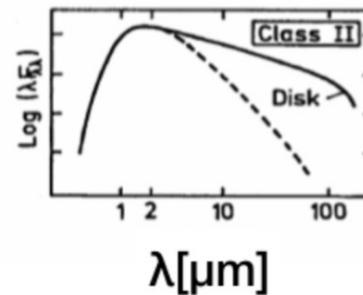
(@2~10μm)

class 0



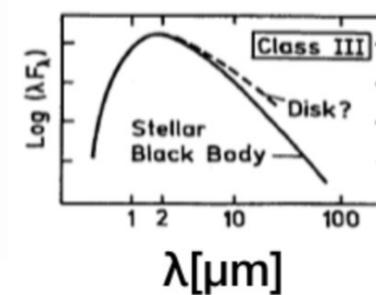
> 0

class I



-2~0

class II

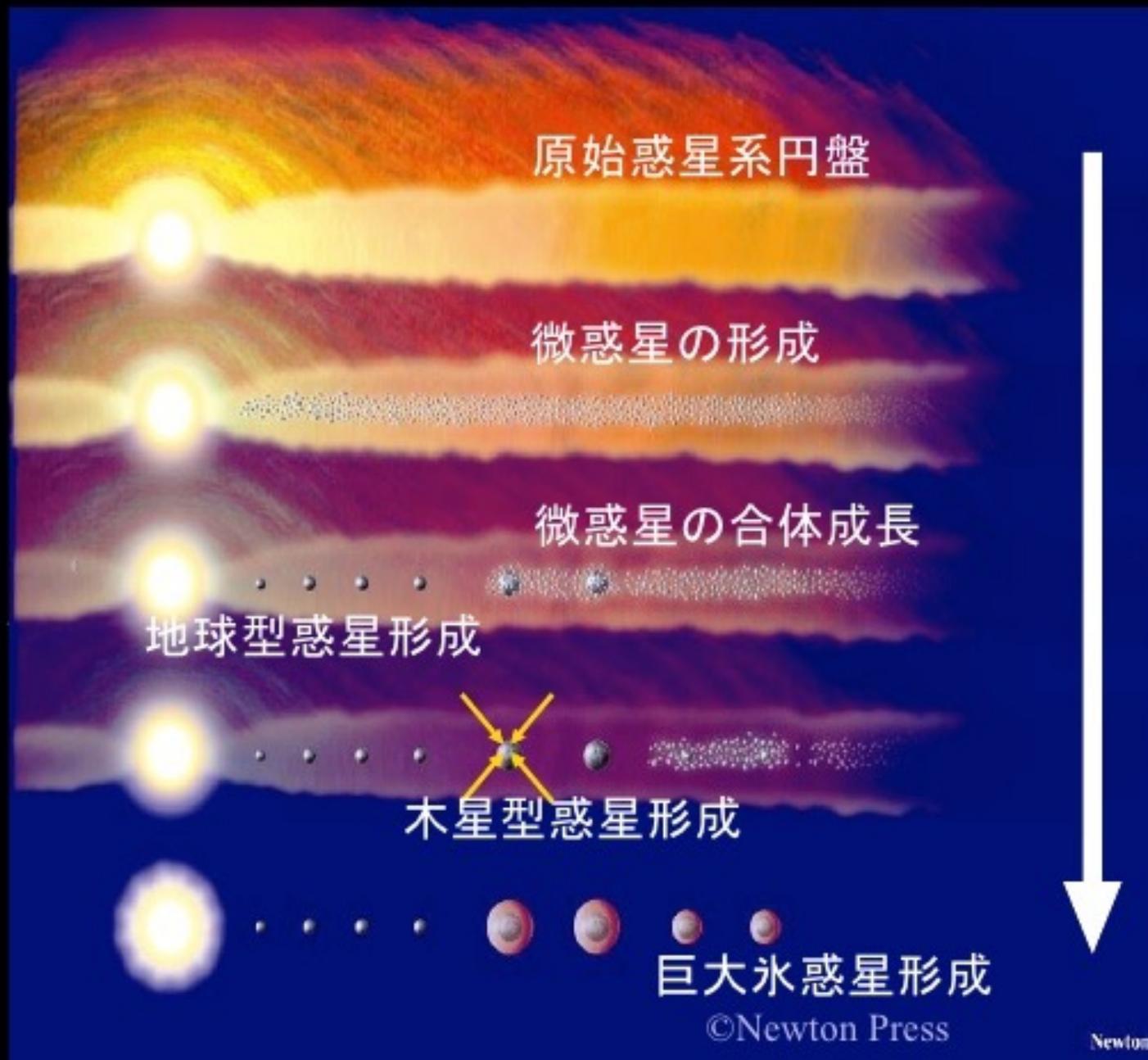


< -2

class III

IR超過成分は円盤+降着エンベロープからの放射に対応
それらの消失とともに単純な星成分だけのBlack-Bodyに近づいていく

太陽系形成標準理論 (林モデル)



前期段階 (重力収縮期)

どのような条件下でガス雲の重力収縮が起こるか？


$$\text{ジーンズ質量: } M_J = K \frac{c_s^3}{G^{3/2} \rho^{1/2}}$$

(球対称)

状態方程式: $P \propto \rho^\gamma$ とすると、 $T \propto \rho^{\gamma-1}$

$$M_J \propto \rho^{(3\gamma-4)/2}$$

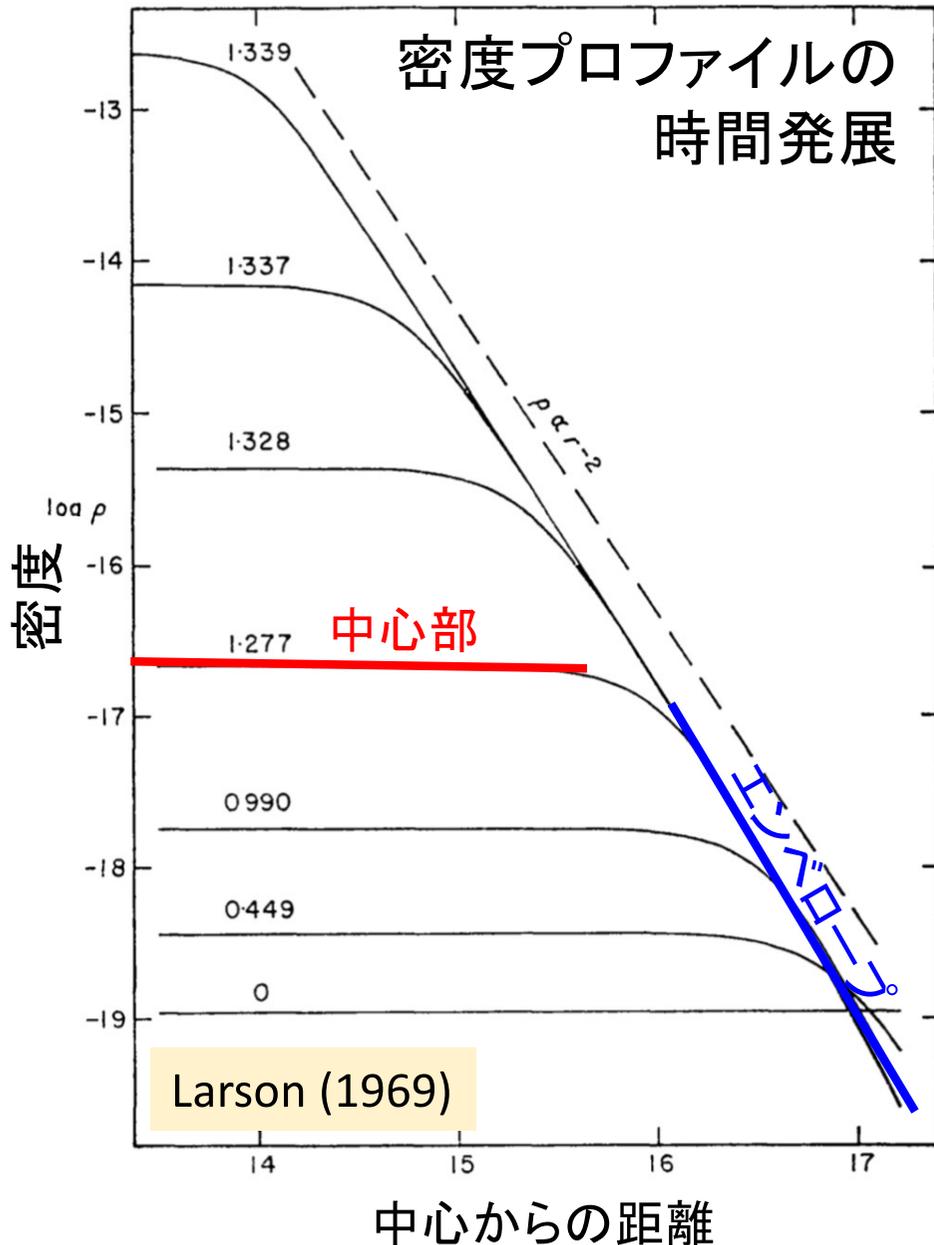
$\gamma < 4/3$: $\rho \uparrow \Rightarrow M_J \downarrow$; 不安定 \rightarrow collapse

$\gamma > 4/3$: $\rho \uparrow \Rightarrow M_J \uparrow$; 安定

$\gamma = 4/3$ が critical

分子雲内の γ : ダスト放射による冷却によって $\gamma \sim 1$

“Run-away” collapse



密度ほぼ一定の中心部分

+

そのまわりのエンベロープ部分($\rho \propto r^{1/2}$)

の構造を維持しつつ中心部の密度上昇

一様中心部の質量～ジーンズ質量

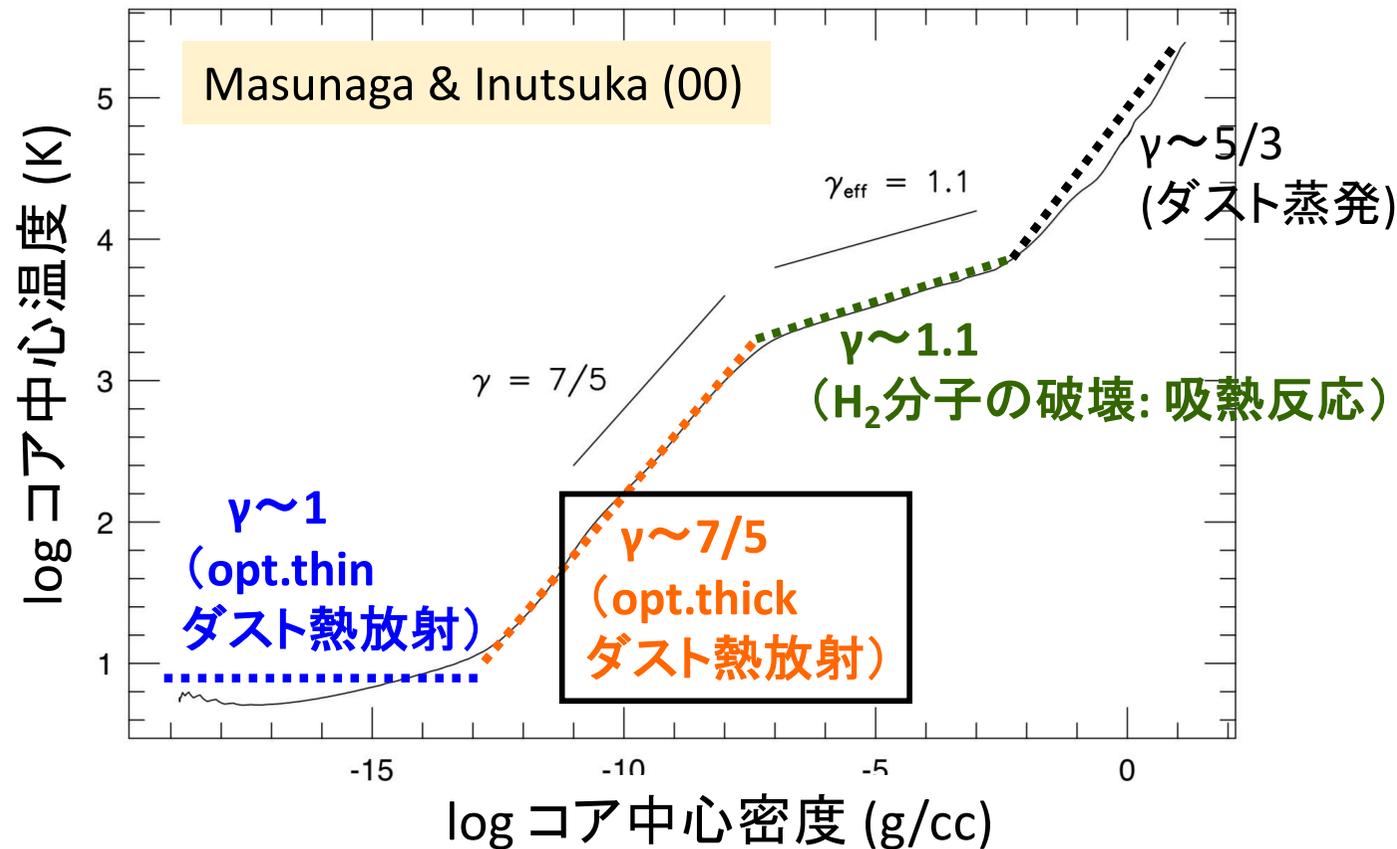
$$M_J \propto \rho^{(3\gamma-4)/2} \quad \gamma \sim 1$$

$\rho \uparrow$ とともに中心部の質量減

崩壊する中心部から見ると、周囲を置き去りにして崩壊が進むように見える

$t_{ff} \sim 1/\sqrt{G\rho}$ で時間進化はスケール

等温進化からの逸脱



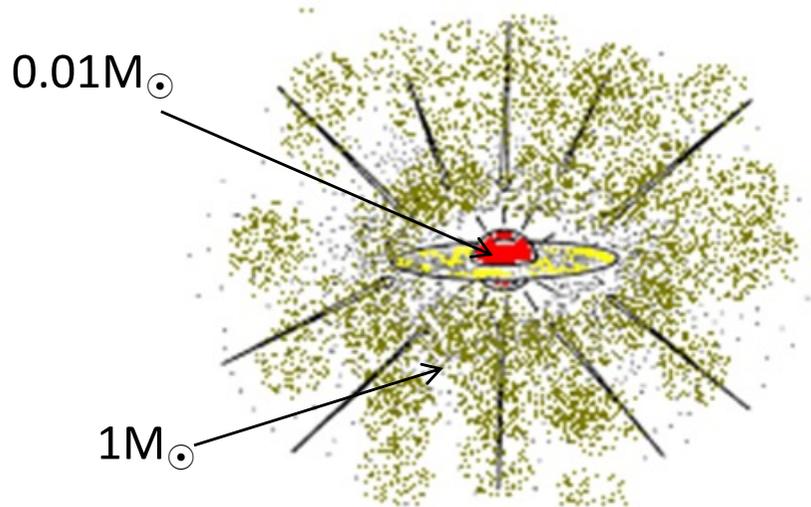
- ① 等温収縮 (“first collapse”)
- ② 冷却効率下がり断熱。一時的に力学平衡 (“first core”)
- ③ ほぼ等温に戻り再収縮 (“second collapse”)
- ④ 再び断熱に戻る。原始星 (“second core”) の誕生

後期段階（質量降着期）

密度が0.01g/ccまで上がるとダスト冷却が効かなくなって崩壊が止まる

→ 星の赤ちゃん: 原始星の誕生

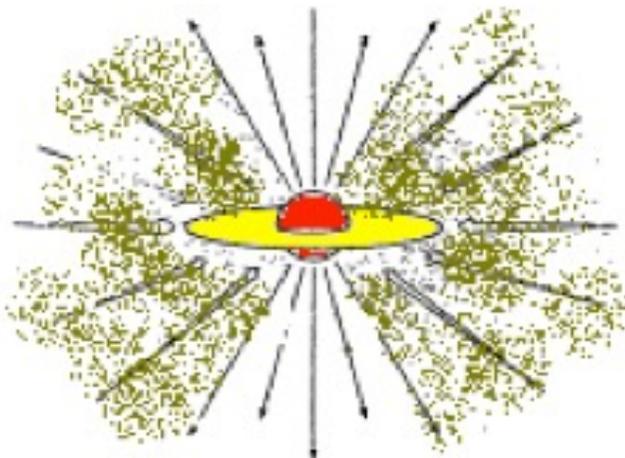
このとき、原始星質量 $\sim 0.01M_{\odot}$ 、周囲のエンベロープ質量 $\sim 1M_{\odot}$



原始星への降着率:

$$\dot{M} \sim \frac{M_J}{t_{ff}} = \frac{c_s^3}{G} \sim 2 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{yr} \left(\frac{T}{10K} \right)^{3/2}$$

$\sim \text{Myr}$ かけて星質量は $\sim 1M_{\odot}$ まで増加



Isothermalから外れた構造が成長するにつれて、回転+磁場の効果が発現

→ じょじょにDisk+Jetが形成

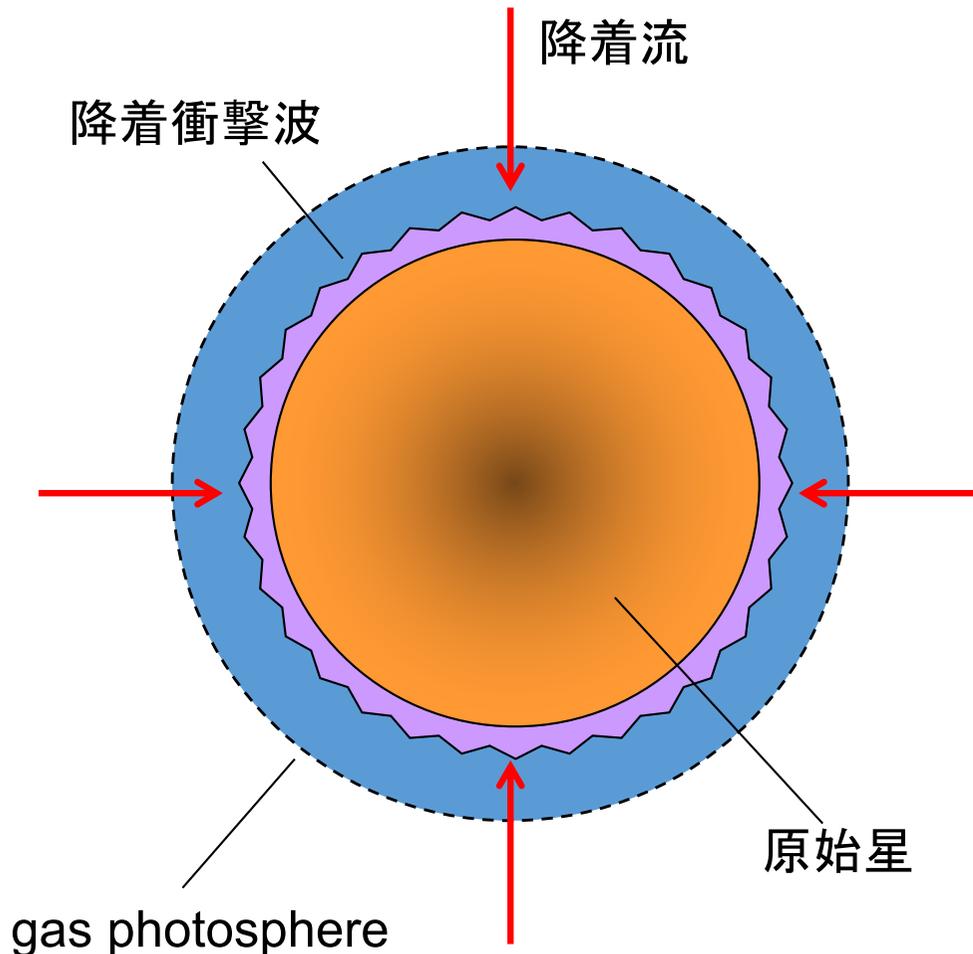
降着原始星の進化

ガス降着によって質量を増していく原始星の半径や光度は？

←降着の効果を取り入れた星の進化計算

Stahler, Shu & Taam (1981)など

Basic eq.: 4 stellar structure eqs.



連続: $\frac{\partial r}{\partial m} = \frac{1}{4\pi\rho r^2}$

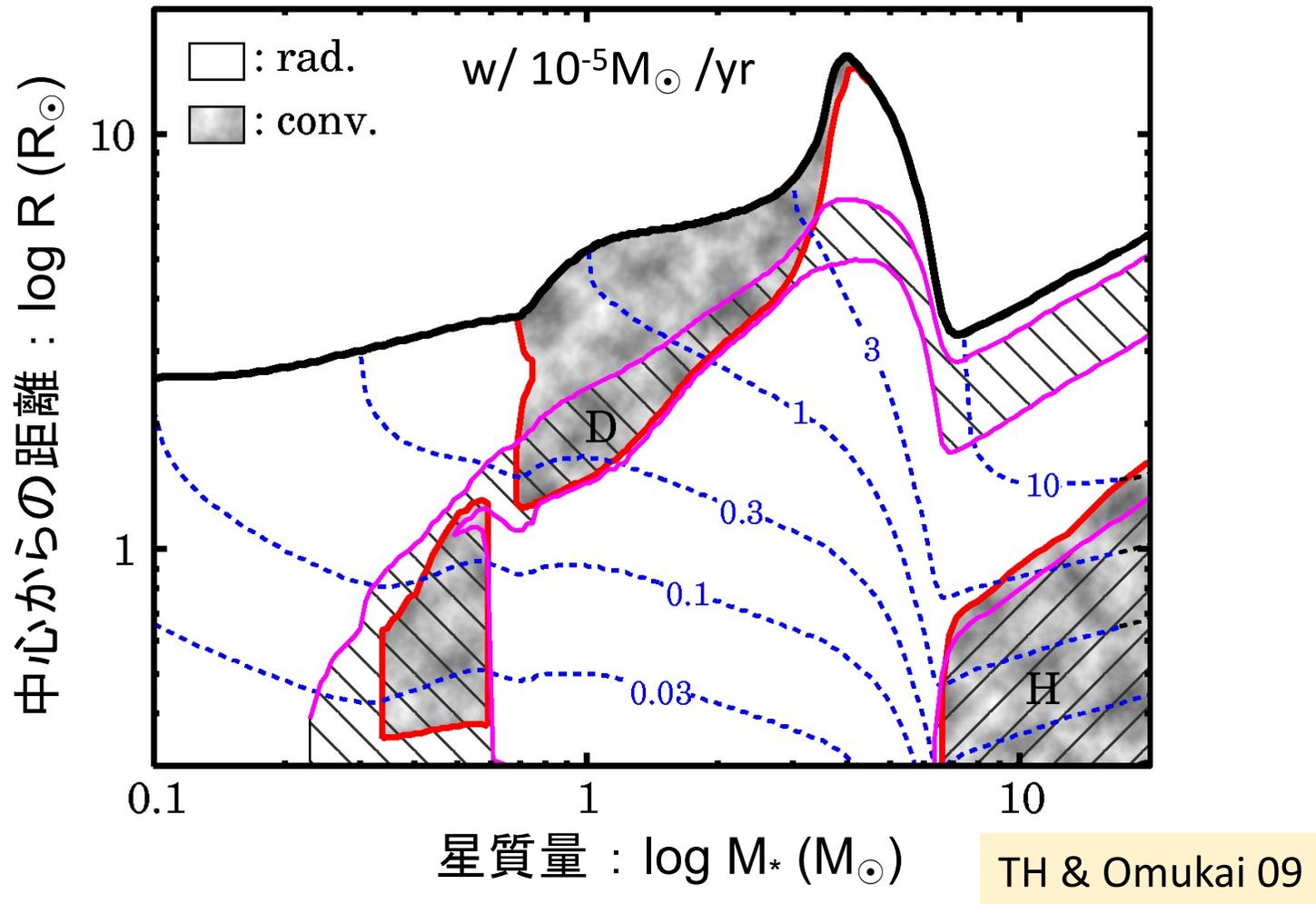
力学平衡: $\frac{\partial P}{\partial m} = -\frac{Gm}{4\pi r^4}$ 降着の効果

エネルギー: $\frac{\partial l}{\partial m} = \epsilon_{\text{nuc}} + T \left(\frac{\partial s}{\partial t} \right)_m$

エネルギー輸送: $\frac{\partial T}{\partial m} = -\frac{T}{P} \frac{Gm}{4\pi r^4} \nabla$

外部の定常降着流とshock条件で接続
ある降着率のもとで星質量を増加させる

降着原始星の進化：計算例



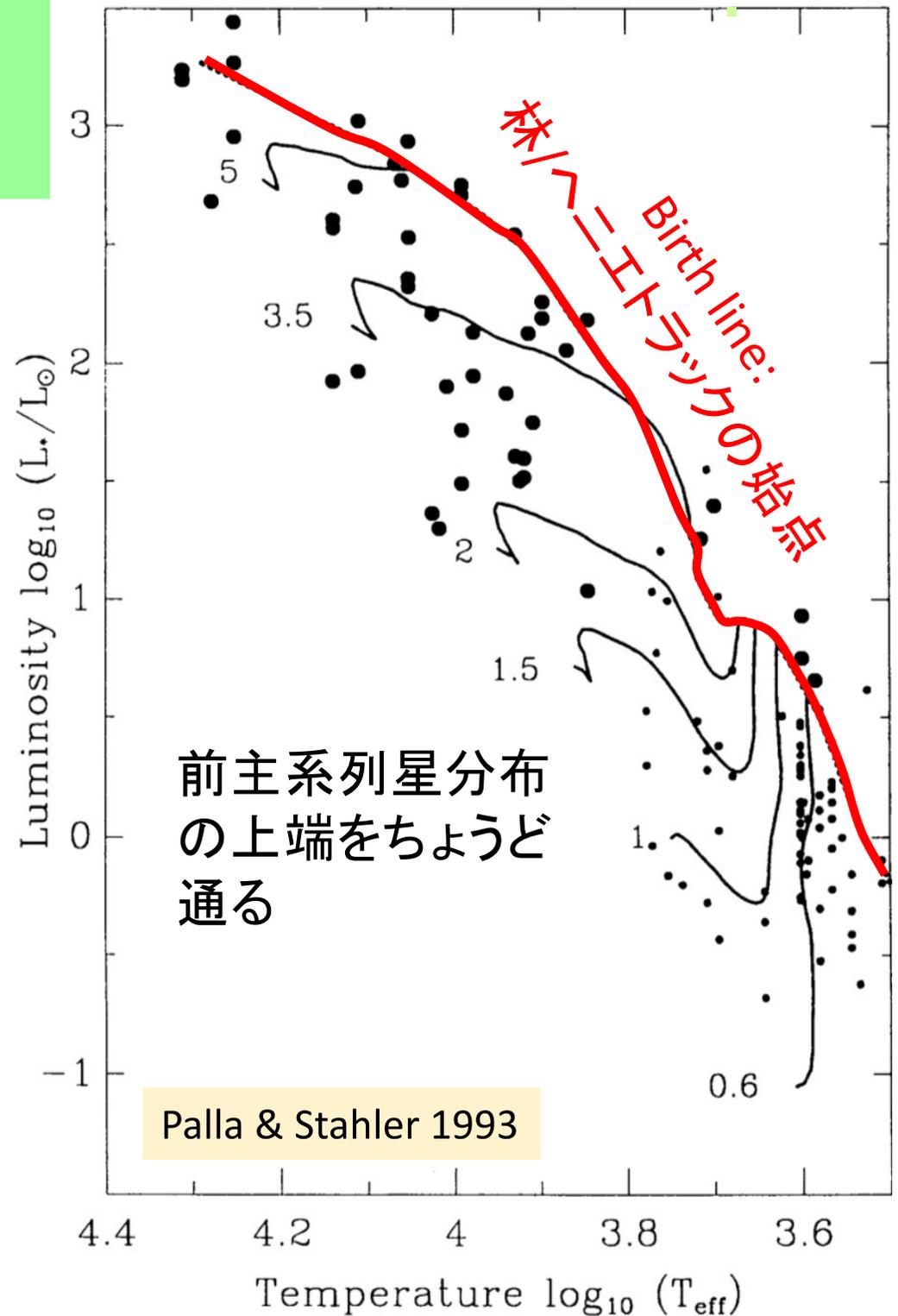
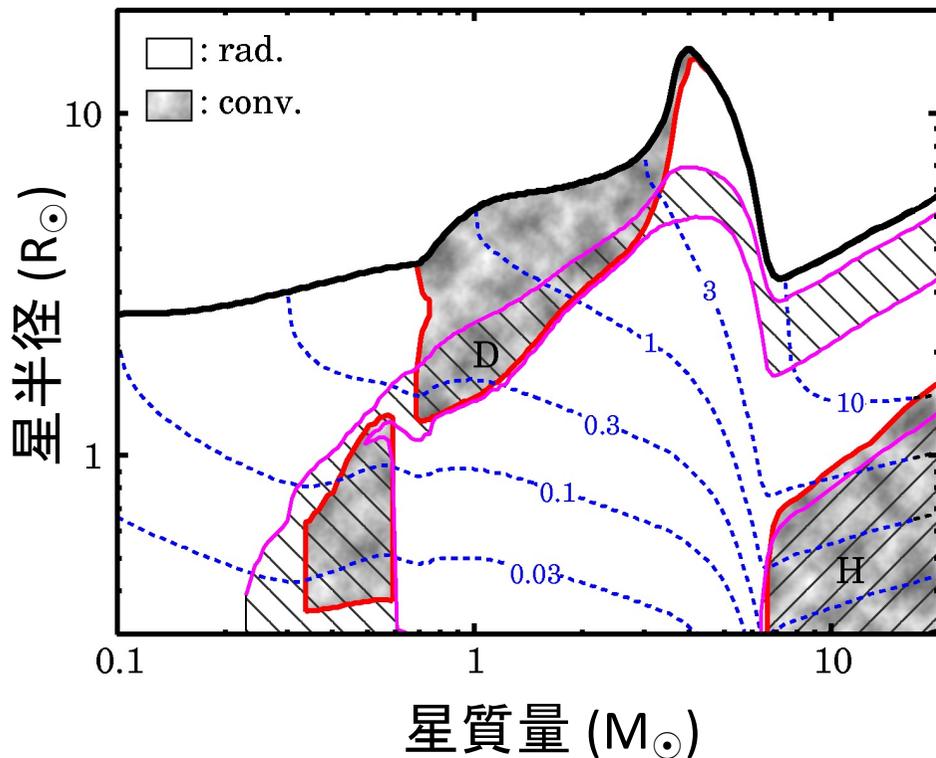
H燃焼前($M_* \sim < 8 M_{\odot}$): 膨張 \Rightarrow 収縮

(降着加熱) > (放射冷却) \Rightarrow (降着加熱) < (放射冷却)

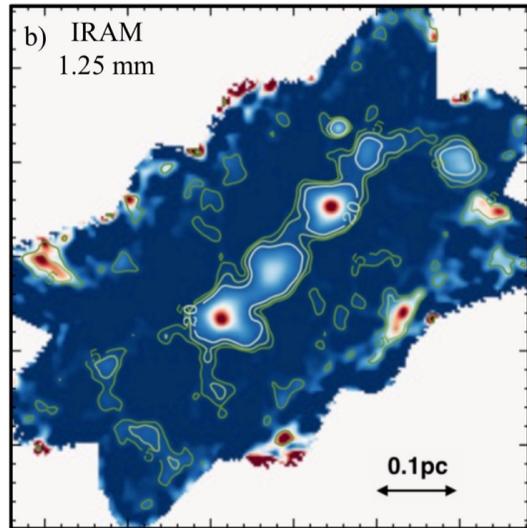
The Birth Line

ある質量で降着が終わったとき、
HR図上で最初に現れる場所

$M < 8M_{\odot}$ の原始星は降着のため半径大



DiscとJetの形成: 数値“実験”



観測された分子雲コアの構造

+

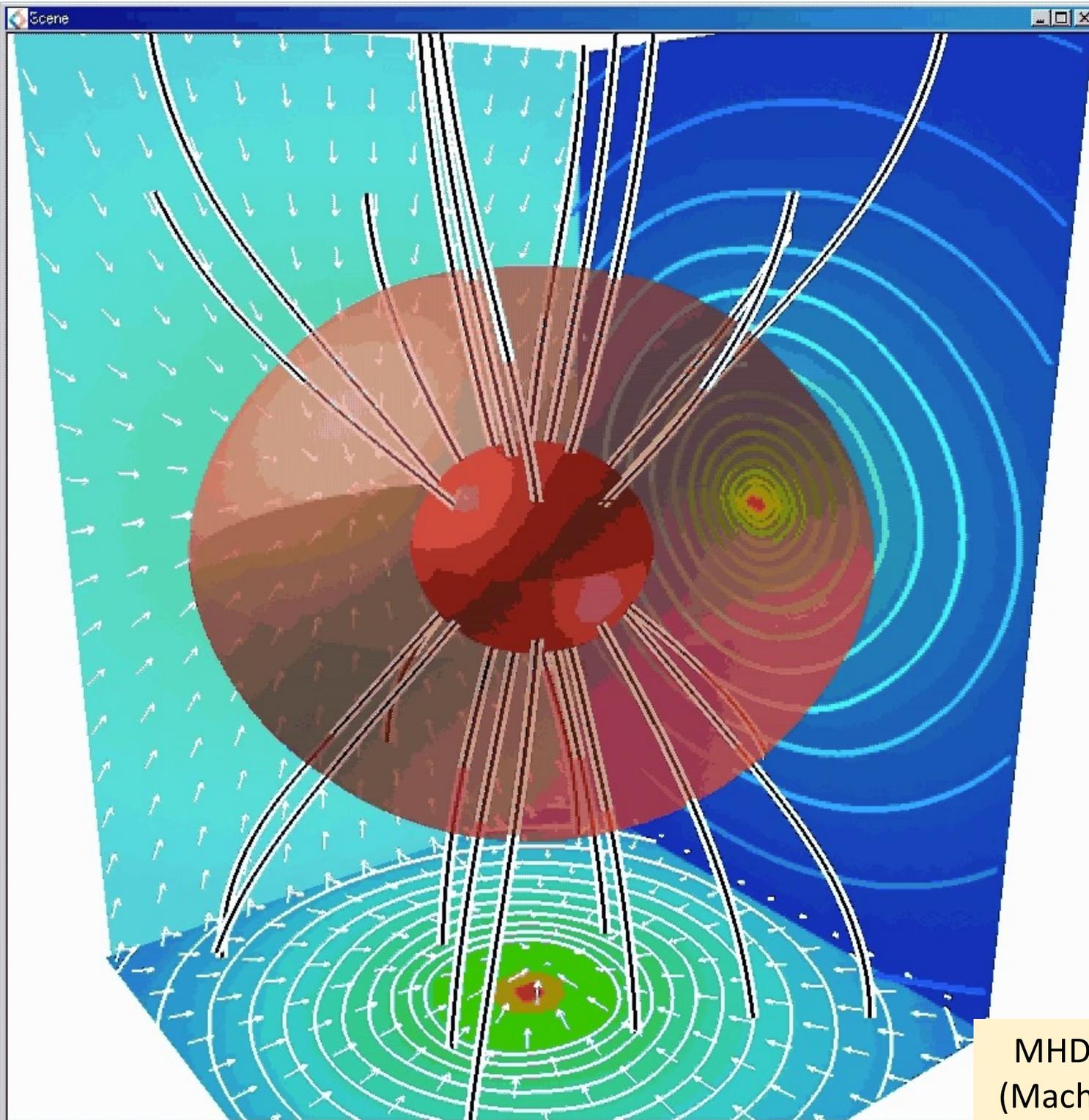
物理学(重力、流体力学、量子力学)

計算機の進歩により、シナリオに沿ってどのように進化が進むか、
数値シミュレーションによって直接**“実験”**ができる。

結果を**“模擬観測”**してみても、実際の観測との比較もできる

国立天文台のスーパーコンピューター: ATERUI II



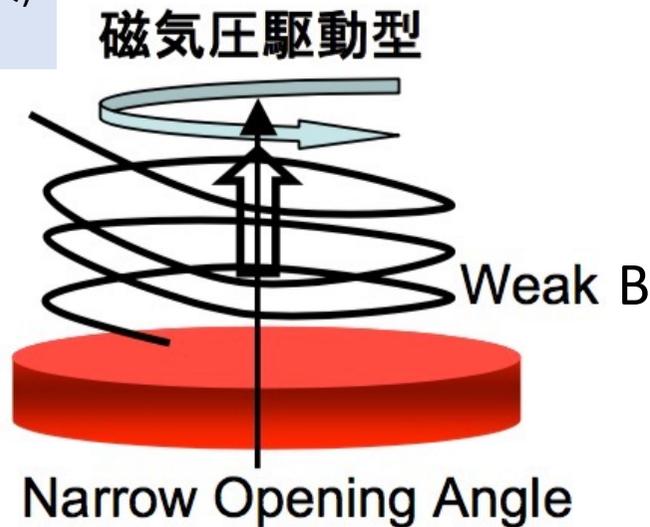


MHD simulation
(Machida et al. 08)

磁場によるジェットの駆動

(e.g., Uchida & Shibata 85; Tomisaka 02)

町田氏(九州大)
スライドより



星近傍のガス回転によって
磁力線がねじられる



星に近いほどつよくなじられ、
 ϕ 方向の磁力線間隔が狭まる



外向きに磁気圧勾配 \Rightarrow 加速

- + 磁場凍結が続くと原始星の磁場が強くなりすぎる。
磁場を適切に散逸させながらうまくジェットを駆動している

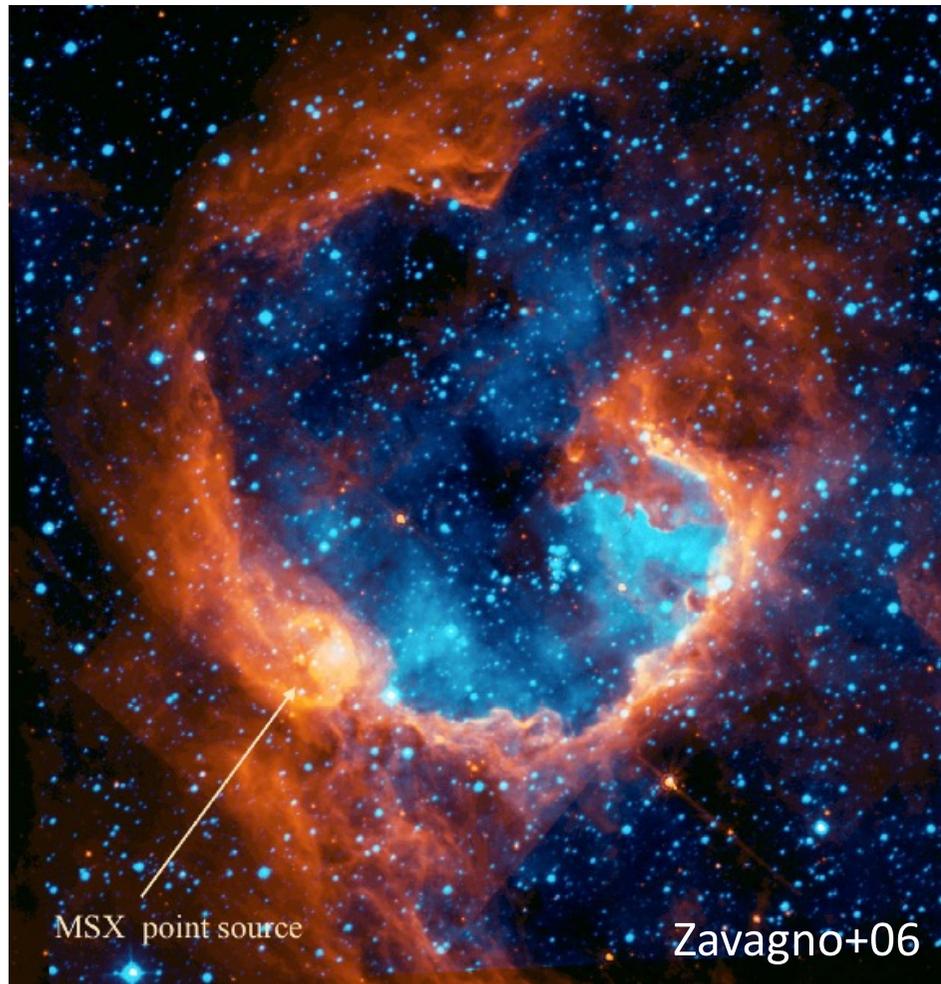
※十分高密度($n > \sim 10^{10}/\text{cc}$)では双極性拡散, ジュール散逸がはたらく

Massive stars ($>10M_{\odot}$)

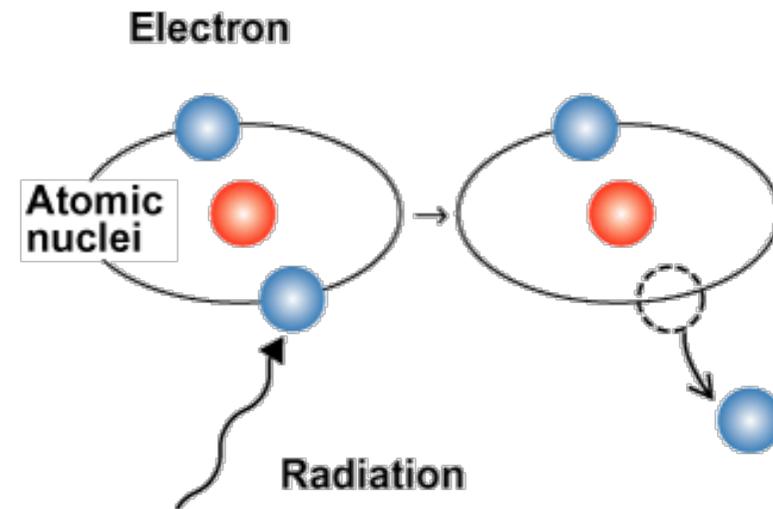


数は少ないが、その影響は大きい
紫外光、超新星爆発などのフィードバックにより、
ガスの進化・循環を支配している

Feedback: HII/光電離 領域



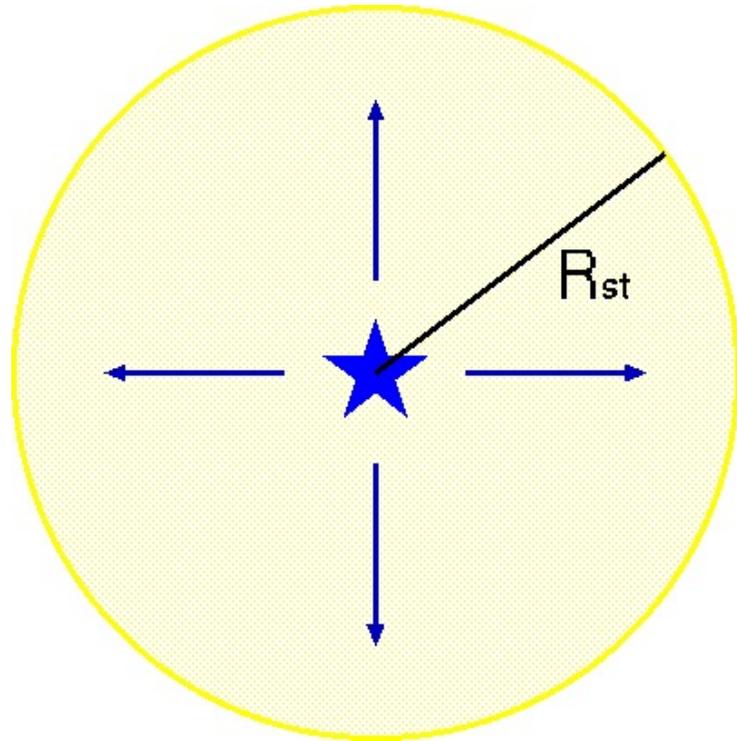
blue: ionized gas, red: dust shell



(光子のエネルギー) - (結合エネルギー)
の余りがガス運動エネルギーとなり加熱

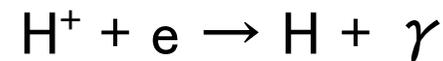
分子雲の内部に $T \sim 10000\text{K}$ の
高温領域が発生

HII領域サイズ



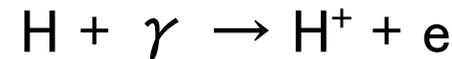
定常状態

(電離領域内部の全再結合率)



||

(星の出すUV photon数flux)



$$\frac{4\pi}{3} R_{st}^3 n^2 \beta_0 T^{-3/4} = S_{UV}$$

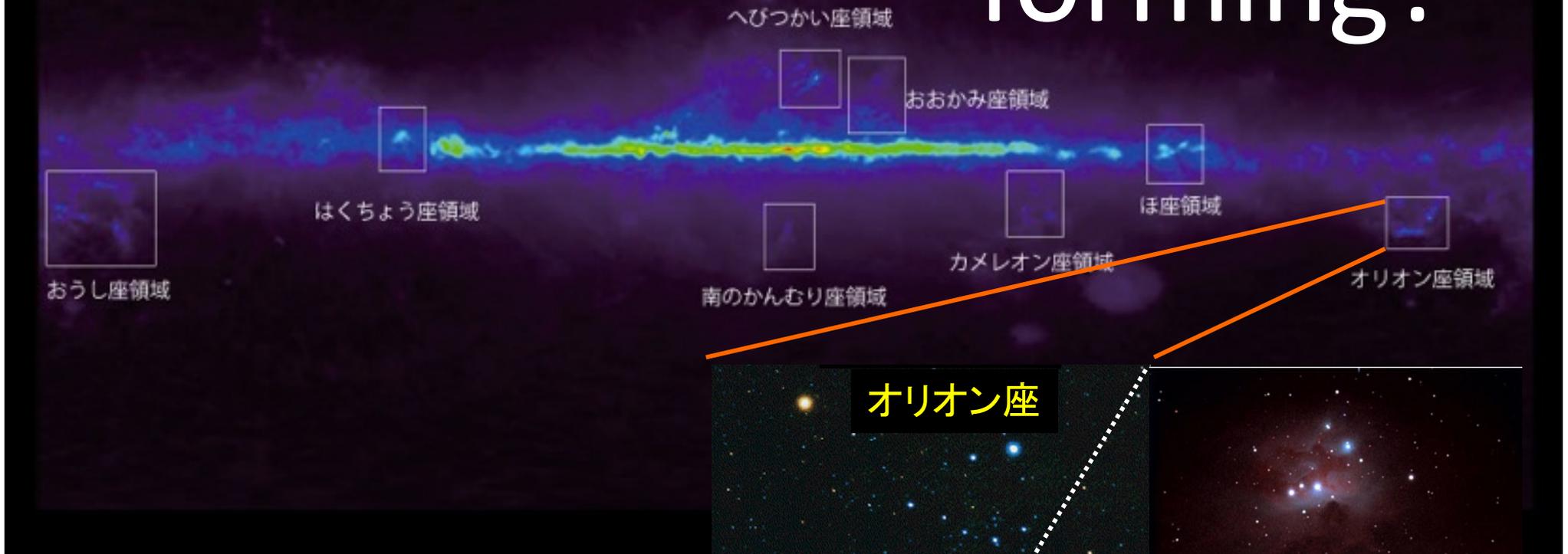
再結合率 $\beta(T)$

Strömgren radius

$$R_{st} = 0.645 \text{pc} \left(\frac{S_{UV}}{10^{49} \text{s}^{-1}} \right)^{1/3} \left(\frac{T_{HII}}{10^4 \text{K}} \right)^{1/4} \left(\frac{n}{1000/\text{cc}} \right)^{-2/3}$$

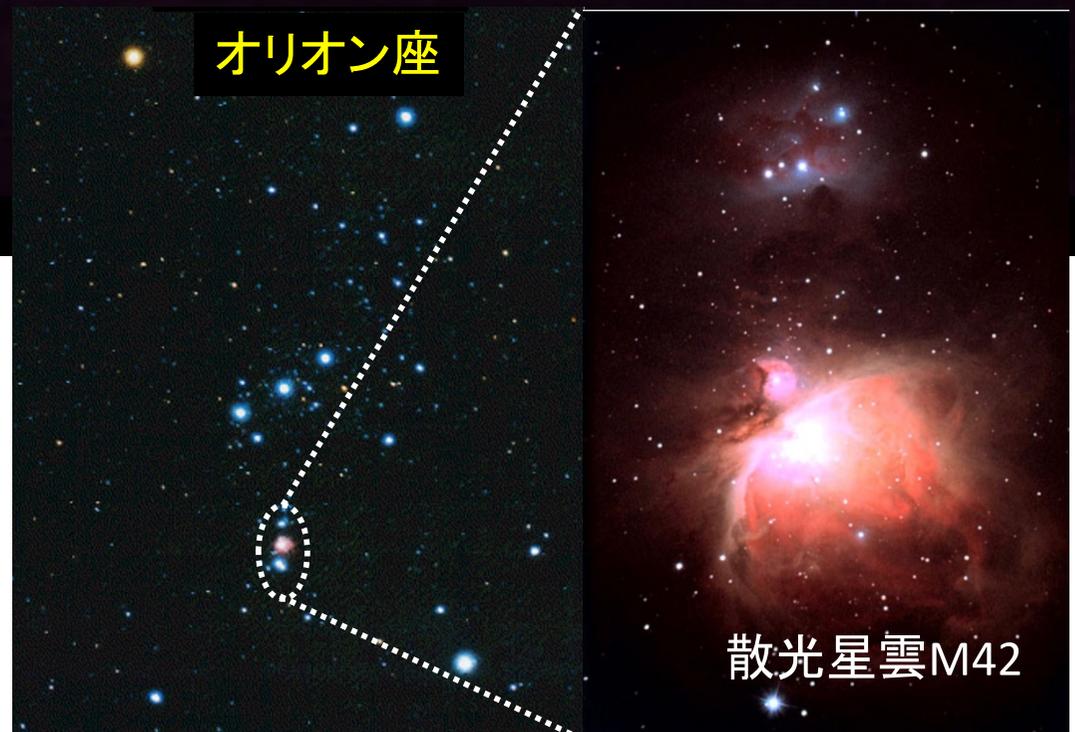
これが典型的なHII領域のサイズ

Where are massive stars forming?

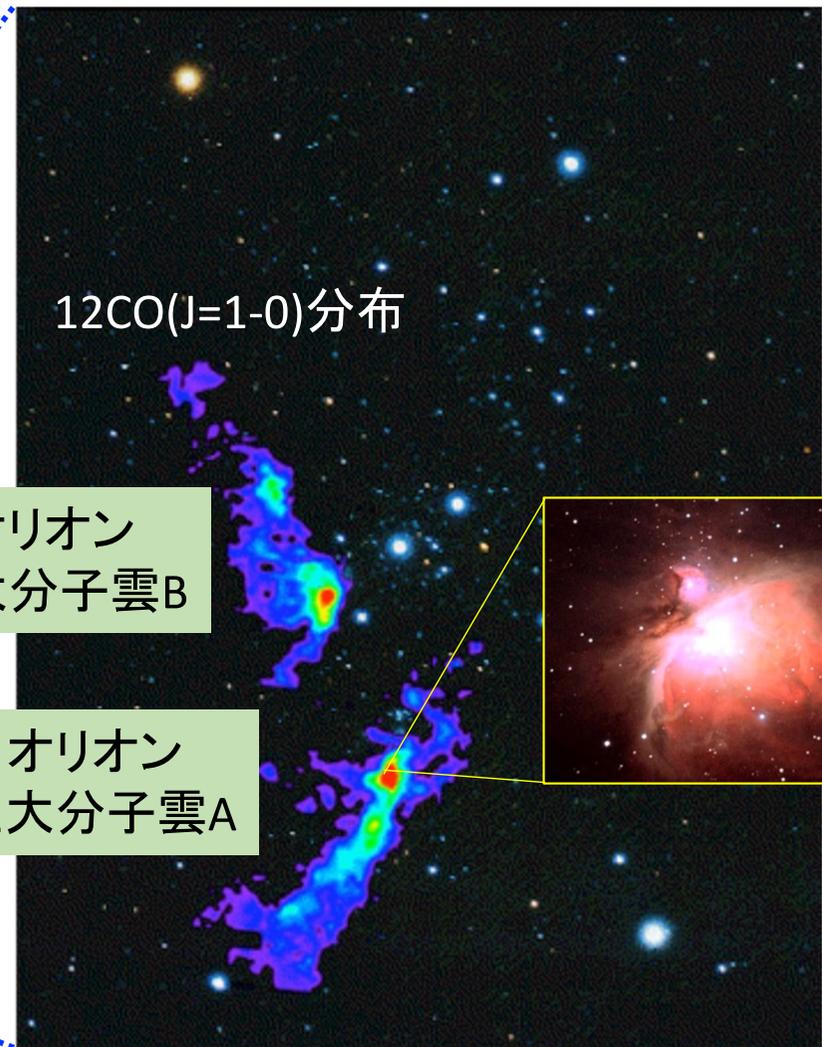
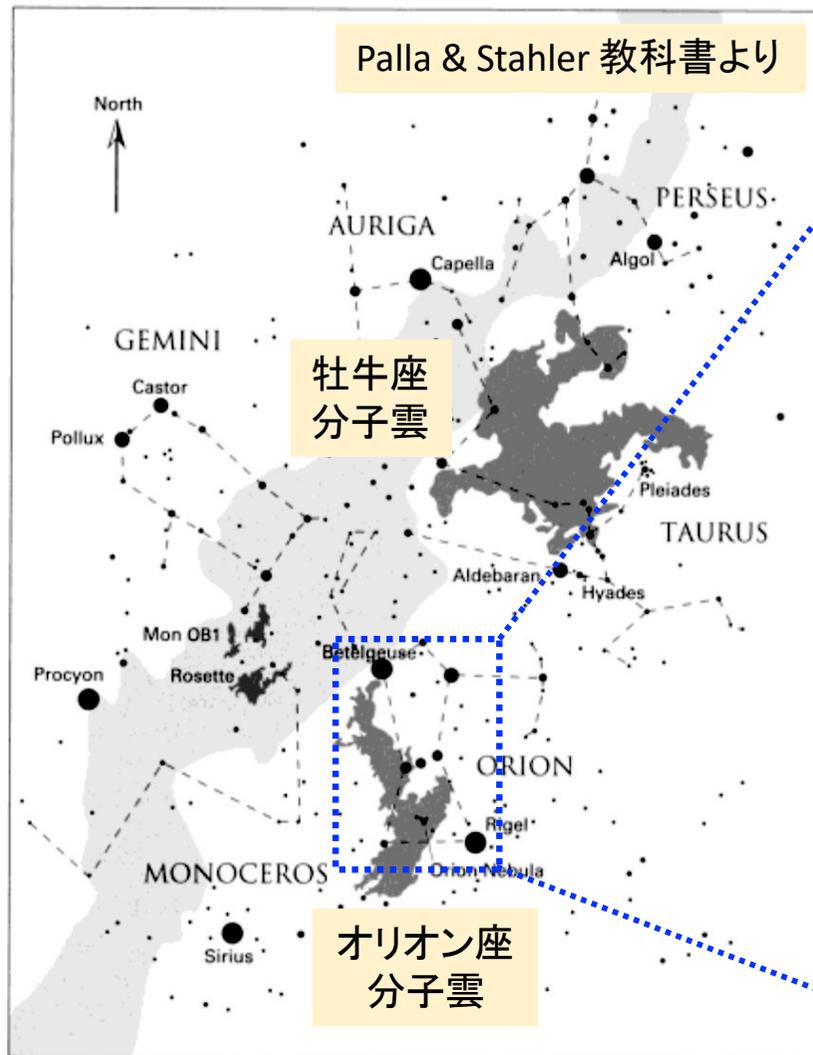


いわゆるオリオン大星雲(M42)
を含む領域

実は最も近い (距離 \sim 450pc)
有名な大質量星形成領域



The Orion Region

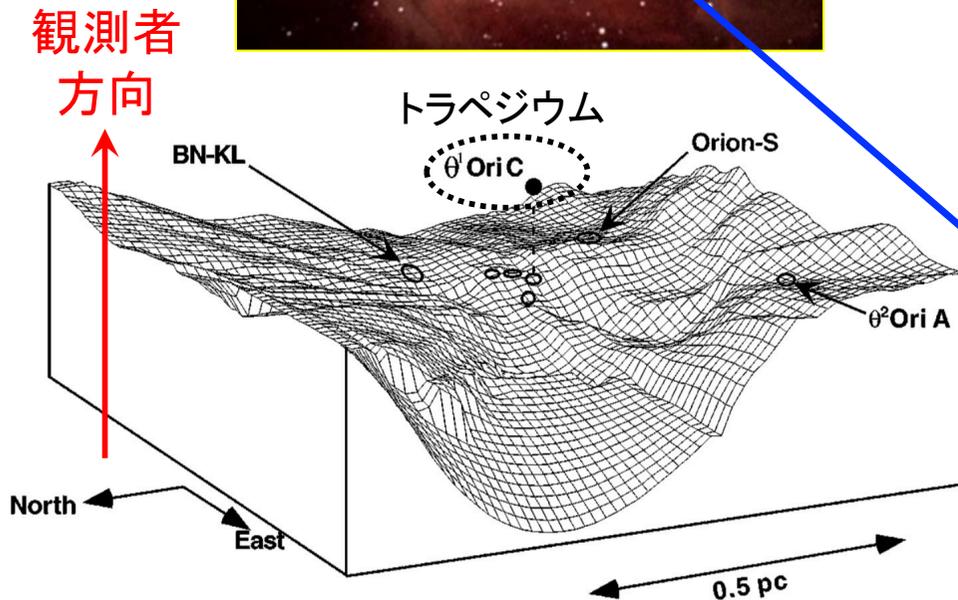
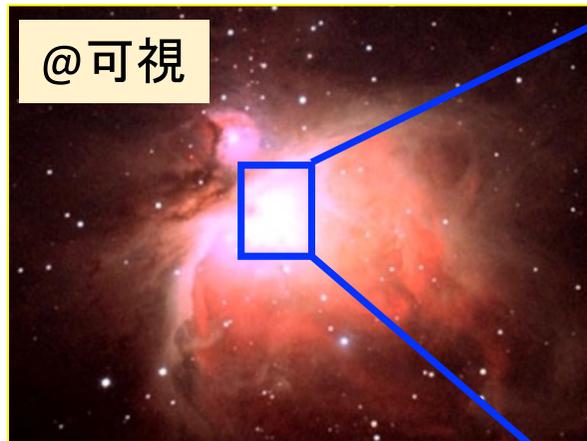


オリオン座分子雲: size ~ 120 pc, mass $\sim 10^5 M_{\odot}$

巨大分子雲 (GMC; Giant Molecular Cloud)

オリオン星雲の正体

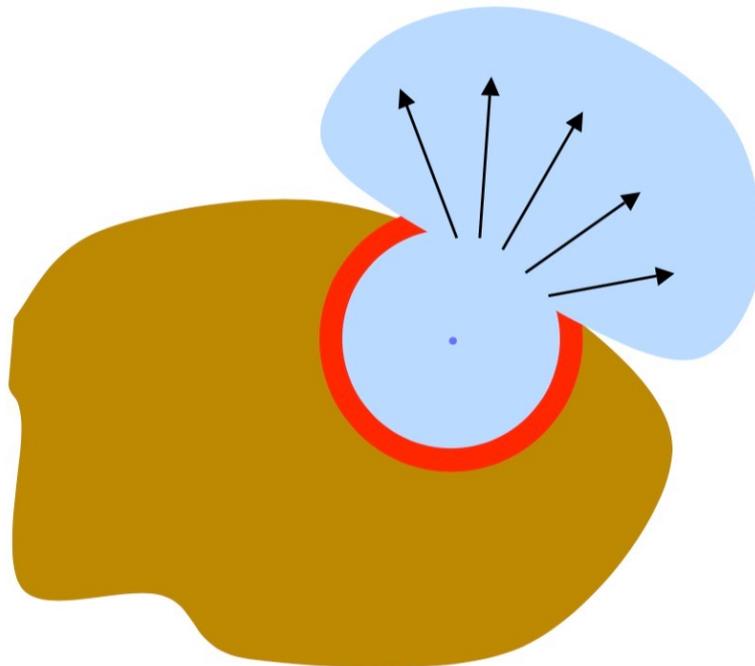
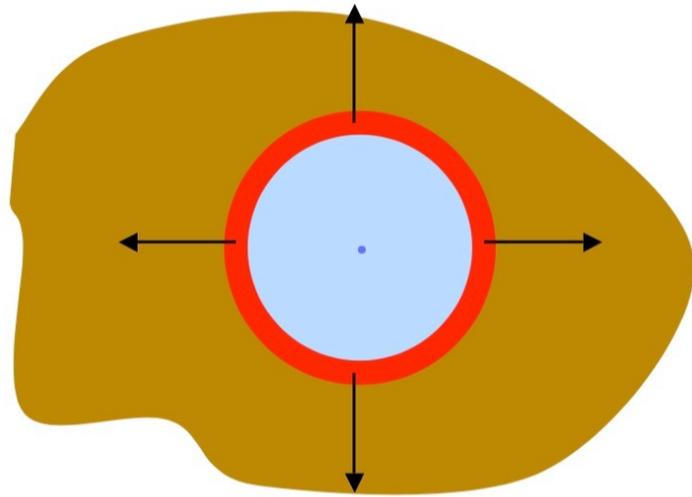
生まれて間もない大質量星
がつくる光電離(HII)領域



3次元構造 (O'Dell 2001)

背後にある巨大分子雲が手前の星団
からのUV光にさらされている

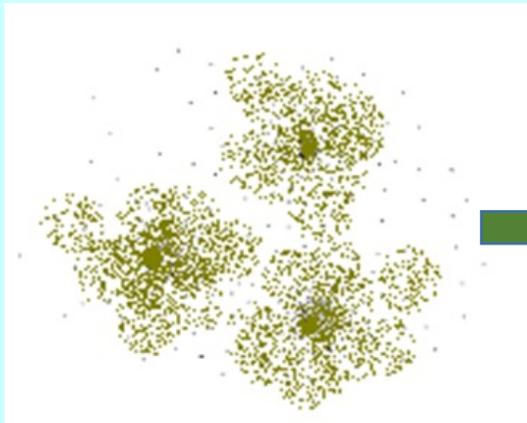
Feedback: 分子雲破壞



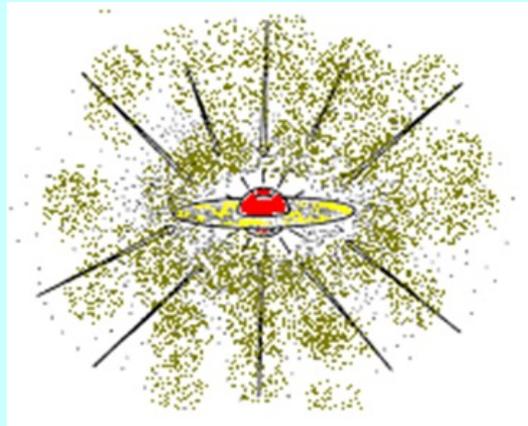
大質量星の形成問題

星形成の基本シナリオ

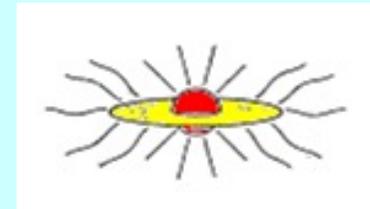
① 分子雲コアの
重力崩壊



② 原始星の形成、
原始星への質量降着



③ 降着の終了と
星の誕生



大質量形成：②の段階で降着によって星質量が $\sim 100M_{\odot}$ まで増加

low-massのときの降着率： $\dot{M} \sim \frac{M_J}{t_{ff}} = \frac{c_s^3}{G} \sim 2 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{yr} \left(\frac{T}{10K} \right)^{3/2}$

大質量星の寿命 $\sim \text{Myr}$ に間に合わない

エディントン光度

天体周囲で重力と輻射力がぎりぎり釣り合いのとき

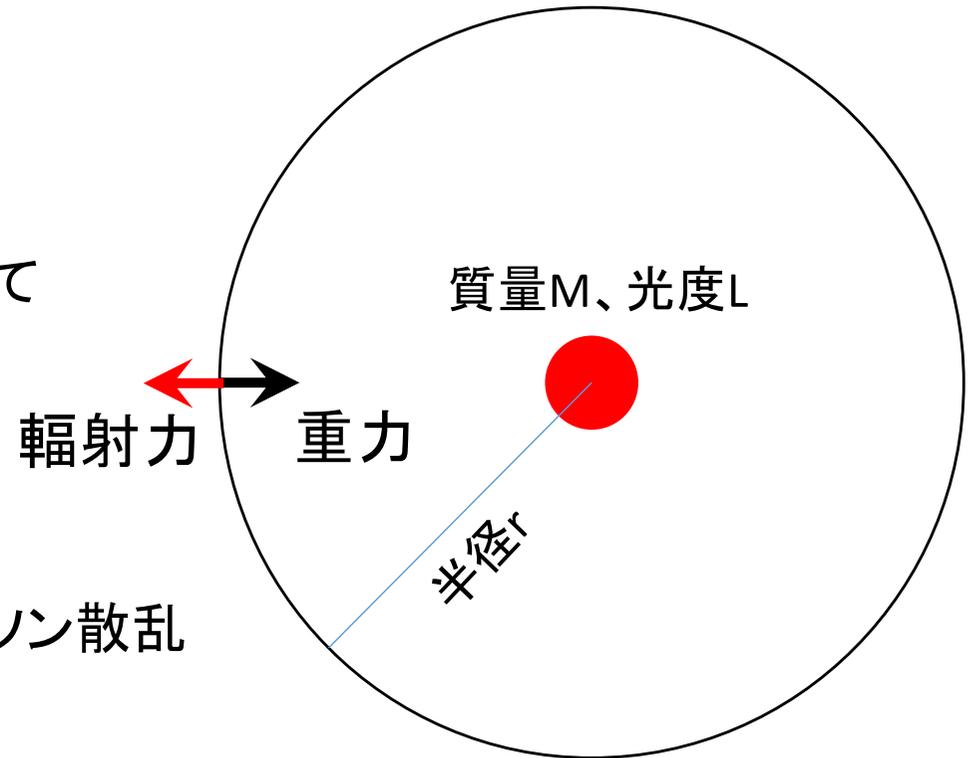
$$\frac{GM}{r^2} = \frac{\kappa}{c} F_{\text{rad}} = \frac{\kappa}{c} \frac{L}{4\pi r^2}$$

Lについて解く。半径の依存性は落ちて

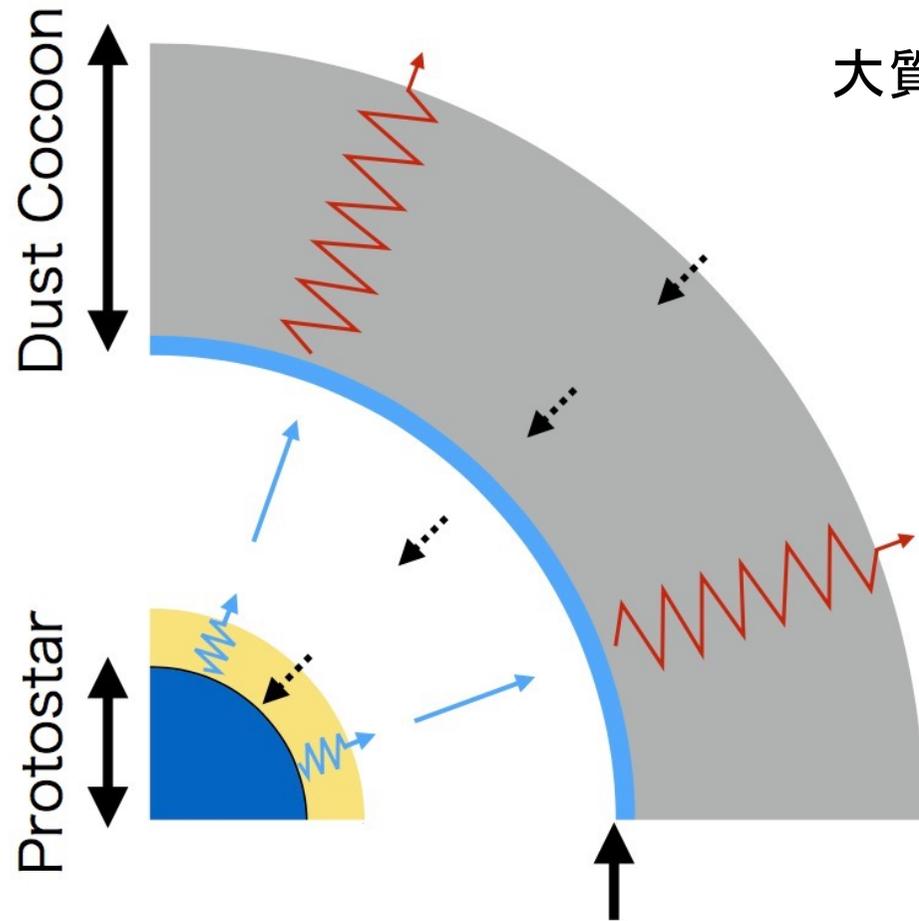
$$L_{\text{Edd}} = \frac{4\pi cGM}{\kappa}$$

水素の完全電離ガスを考えるとトムソン散乱
断面積： σ_T を用いて

$$L_{\text{Edd}} = \frac{4\pi cGm_p M}{\sigma_T} \simeq 3.2 \times 10^4 L_{\odot} \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)$$



輻射圧問題



大質量星の光度 \sim Eddington値

$$L_* \simeq L_{\text{Edd}} \equiv \frac{4\pi cGM_*}{\kappa_{\text{Thomson}}}$$

しかし、星へ降着しようとするガスにはダストが含まれ、

$$\kappa_{\text{dust}} \gg \kappa_{\text{Thomson}}$$

dust opacityの値は放射が主にエネルギーを運ぶ波長域に依存するが、一般に

$$L_* \gg L_{\text{Edd,dust}} \equiv \frac{4\pi cGM_*}{\kappa_{\text{dust}}}$$

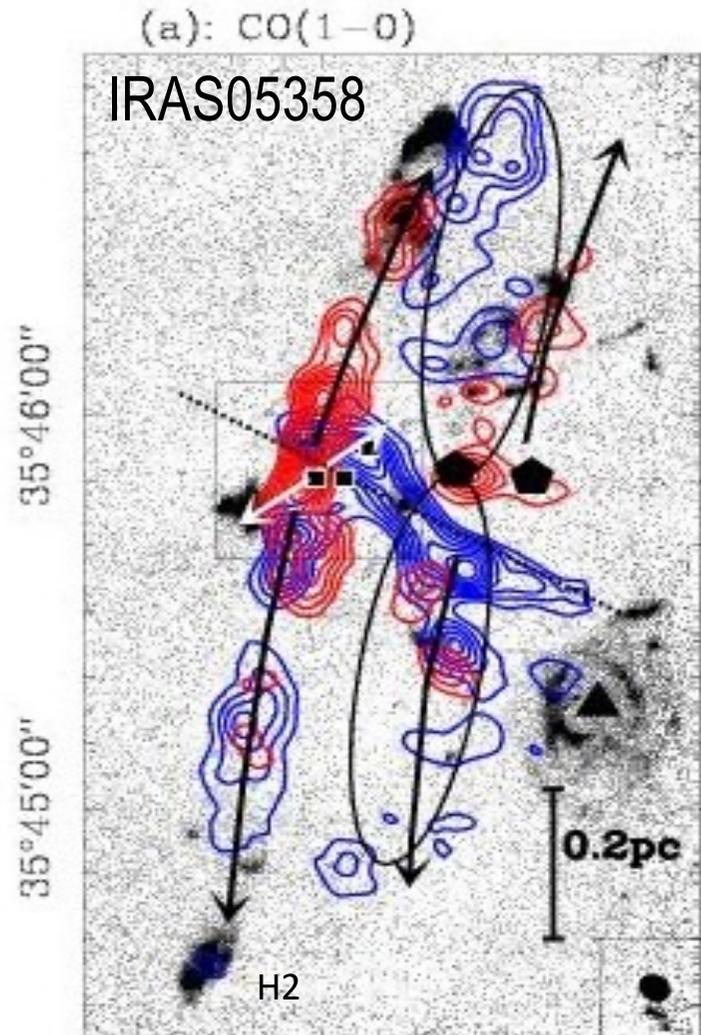
Dust destruction front

ダストがあるせいで数十 M_{\odot} 以上の星(O型星)は形成できない

(※ ただし、球対称を仮定した場合)

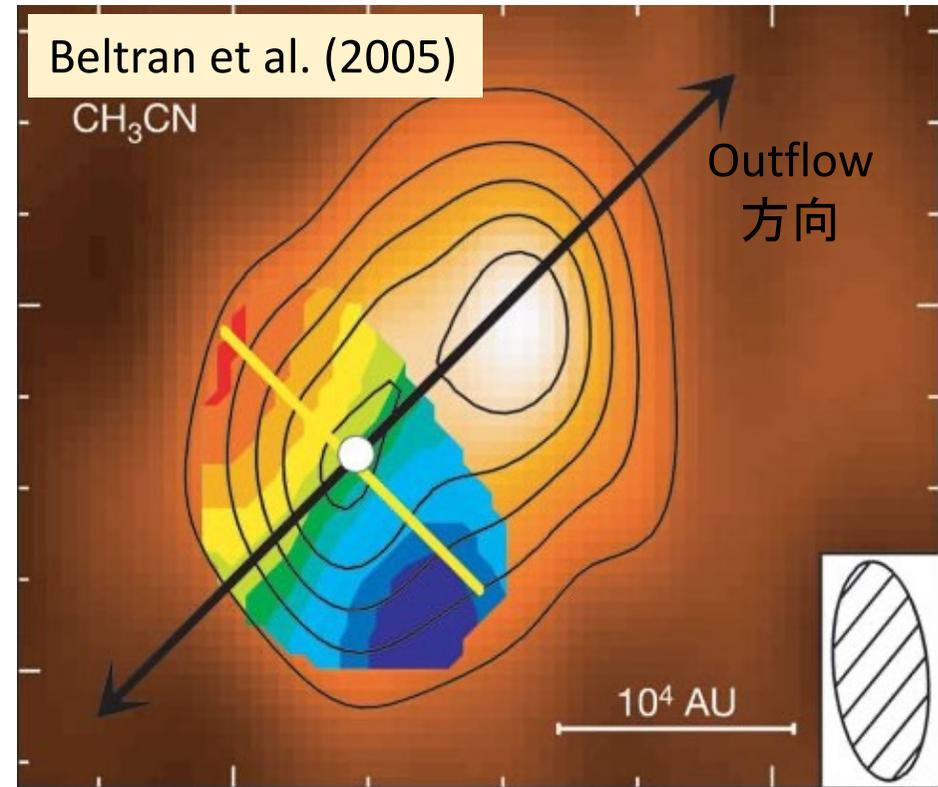
Outflow/星周円盤

大質量原始星からのoutflow



$$\dot{M}_{\text{out}} \sim 10^{-4} M_{\odot}/\text{yr}$$

降着円盤?

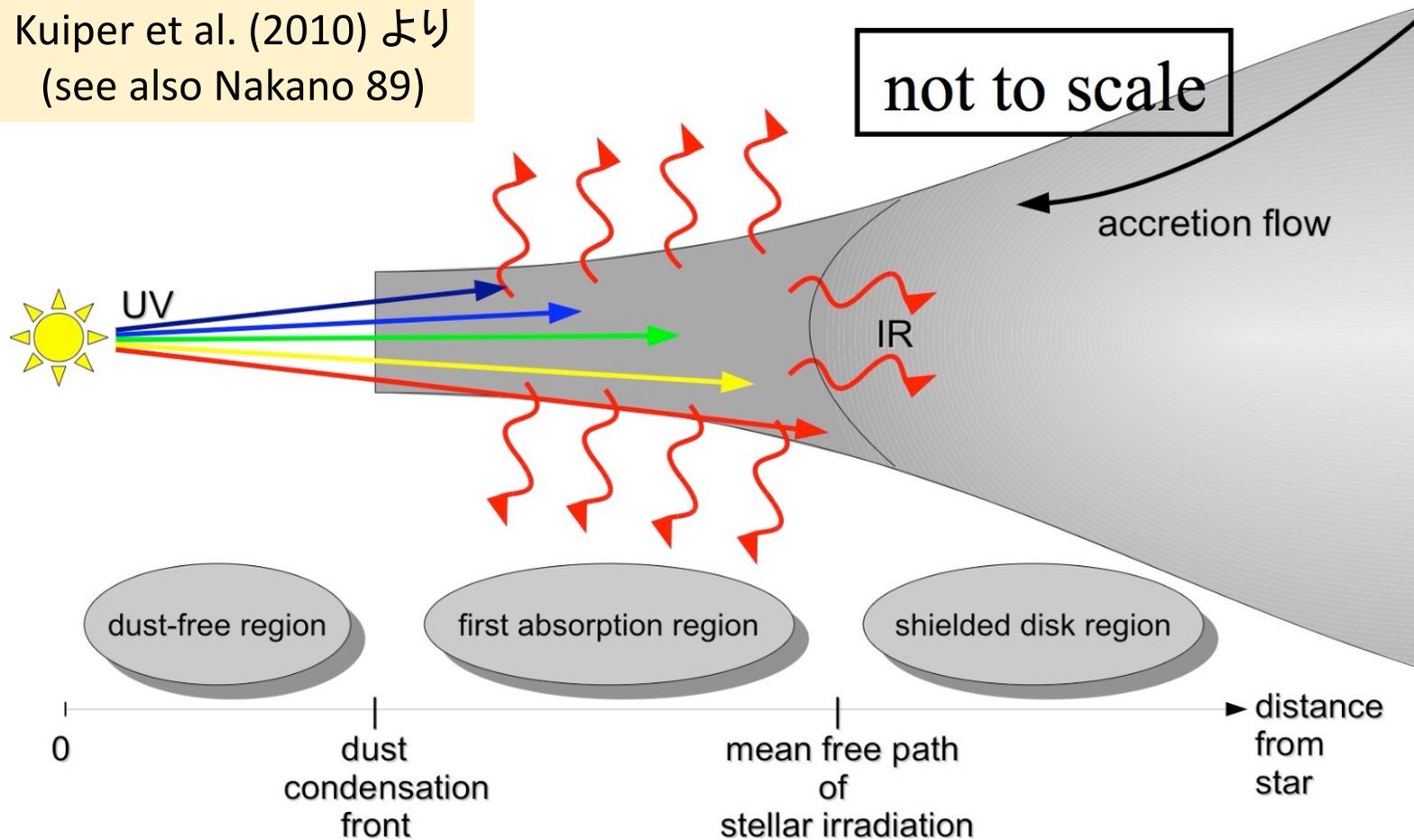


Outflowと垂直方向の速度勾配
⇒ 降着円盤

outflow+円盤の構造は大質量星形成でもありふれている

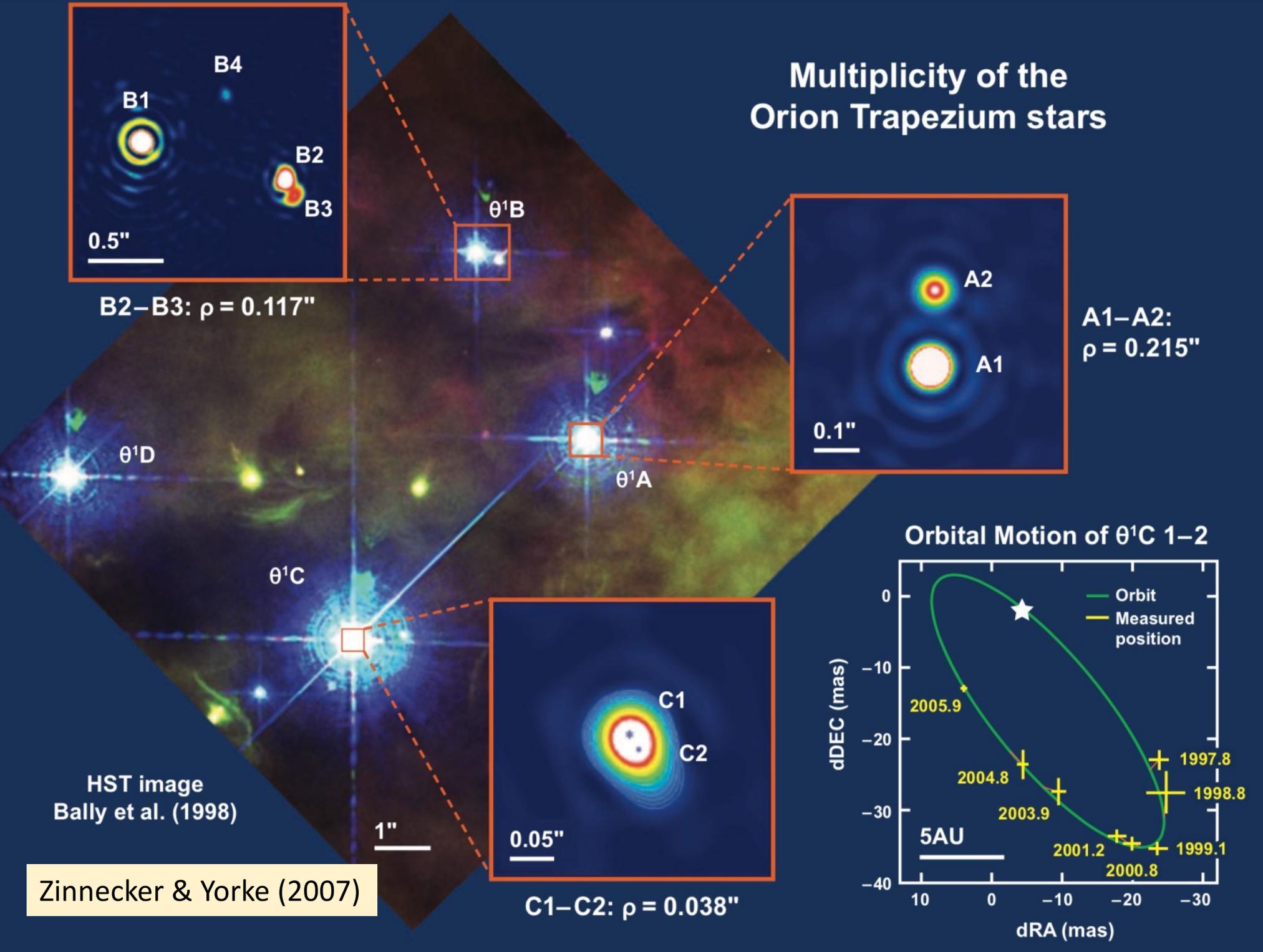
非球対称(円盤)降着

Kuiper et al. (2010) より
(see also Nakano 89)



輻射の大半を極方向に逃すことにより超臨界降着を実現
(大質量の星が単独で生まれる場合)

Multiplicity of the Orion Trapezium stars



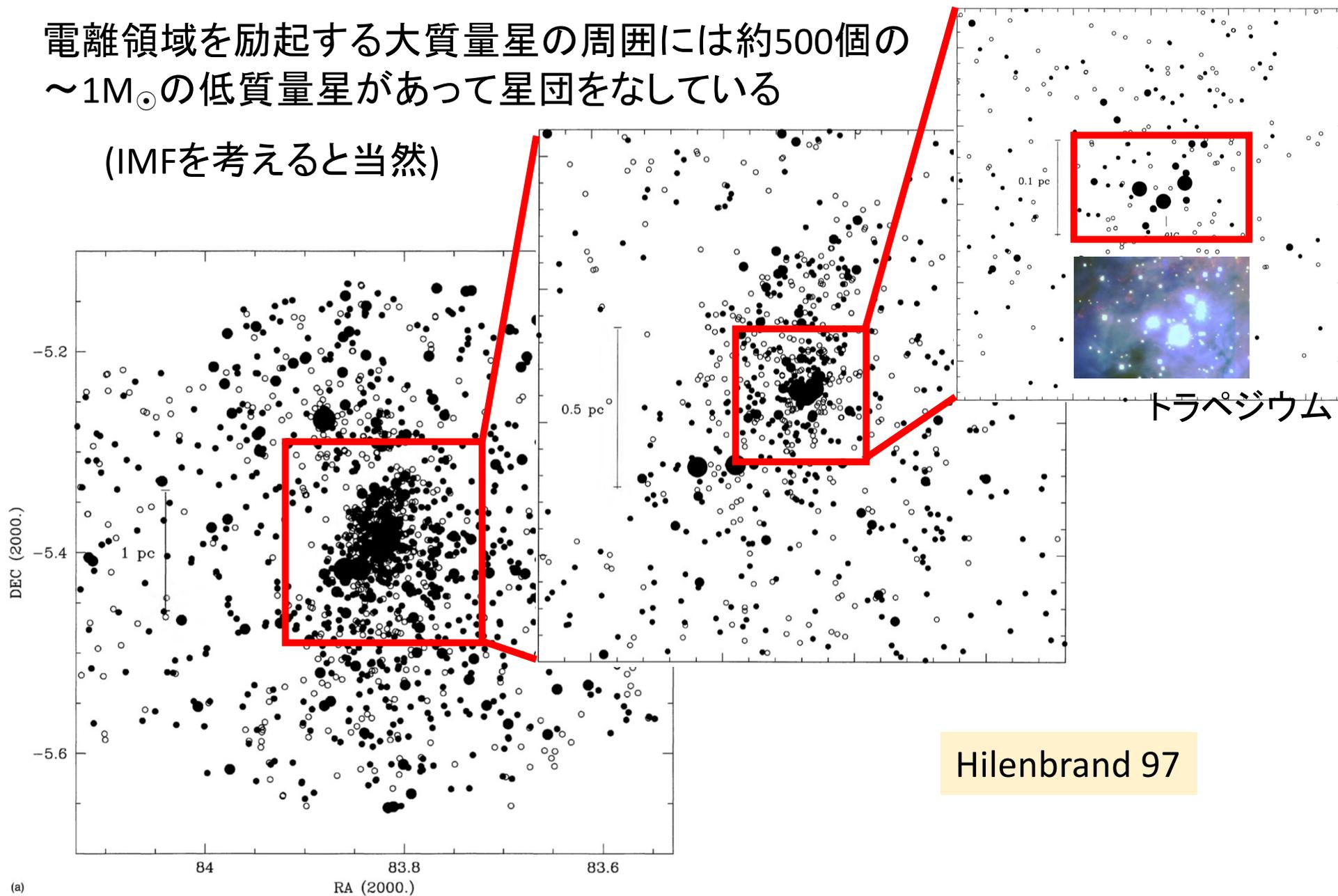
HST image
Bally et al. (1998)

Zinnecker & Yorke (2007)

Low-mass stars in Orion

電離領域を励起する大質量星の周囲には約500個の
~1M_☉の低質量星があつて星団をなしている

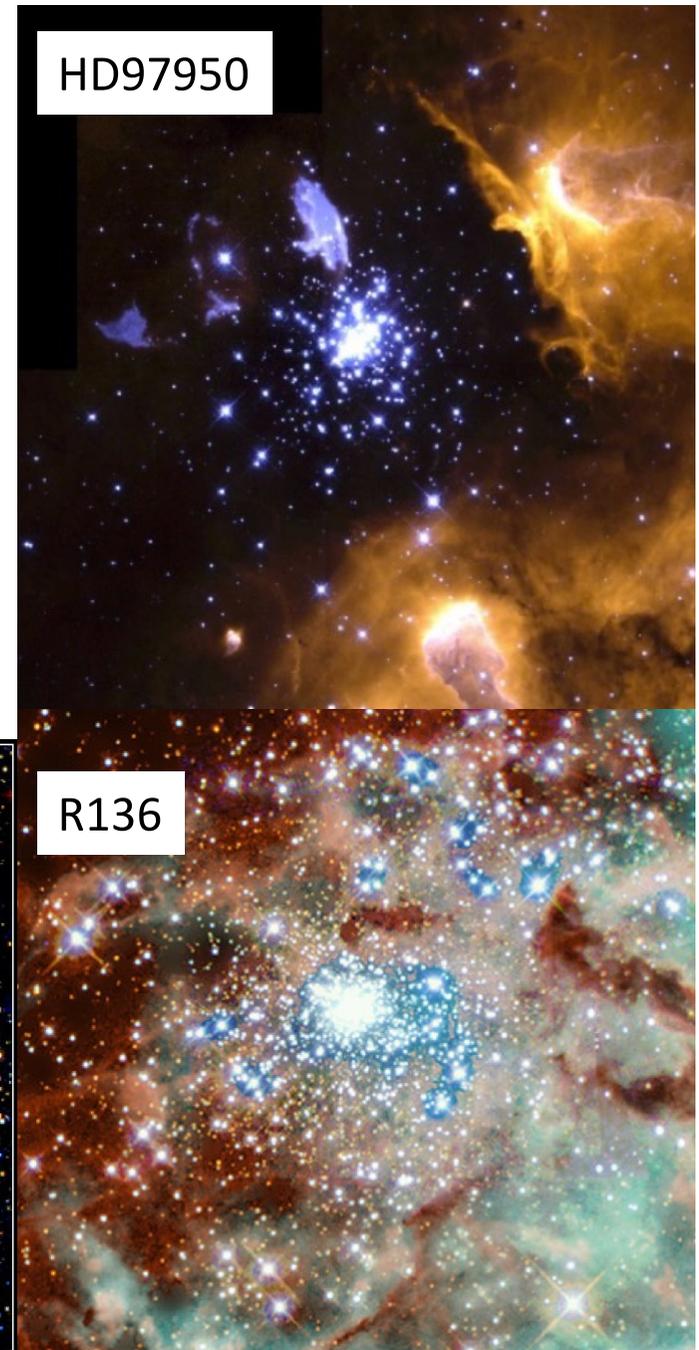
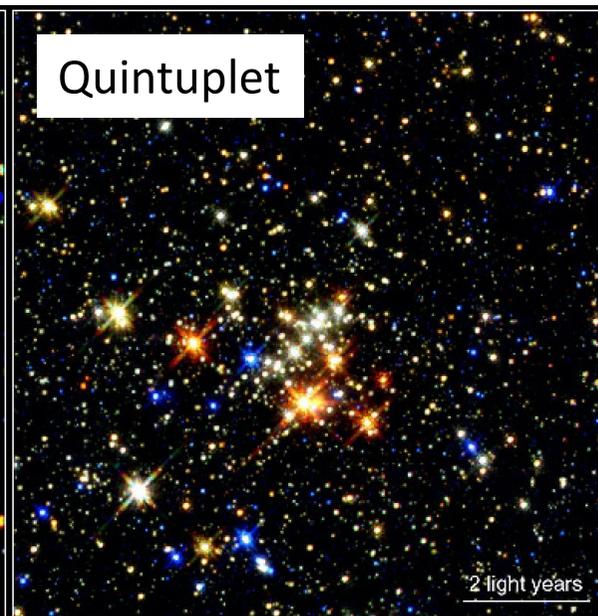
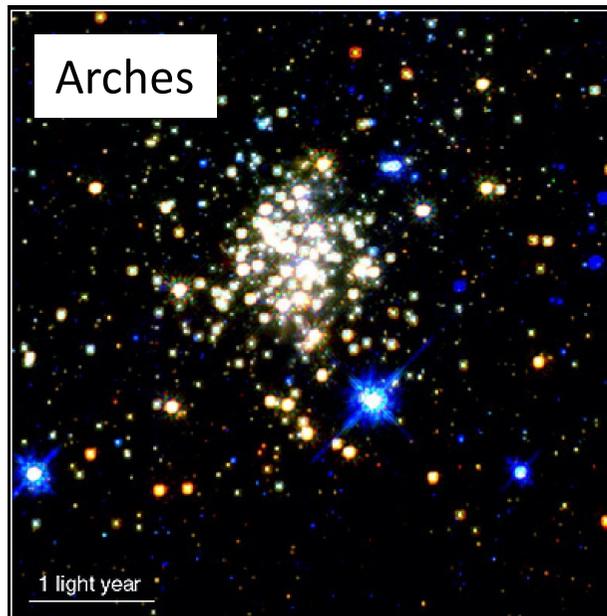
(IMFを考えると当然)



群れる大質量星

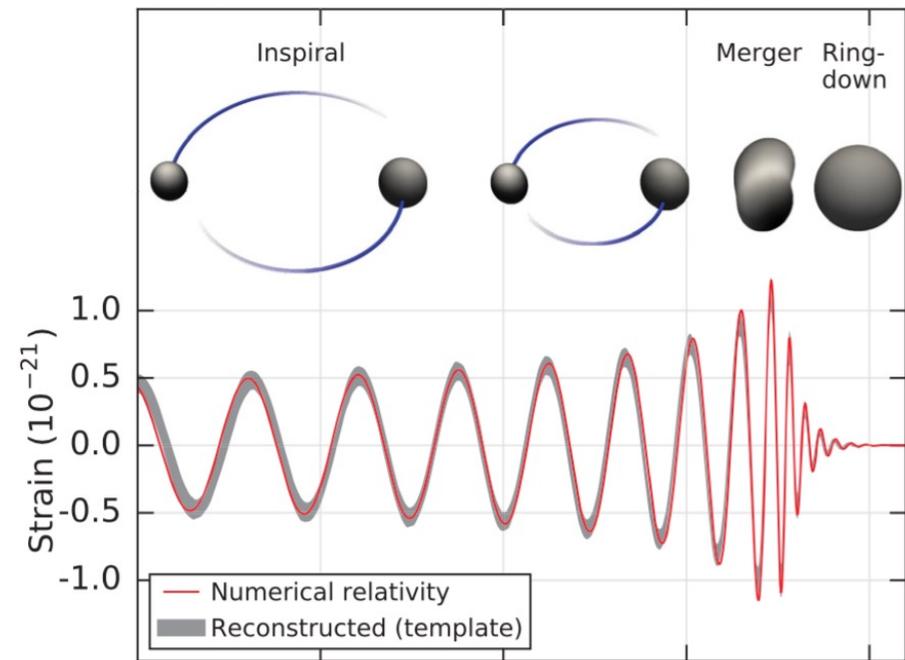
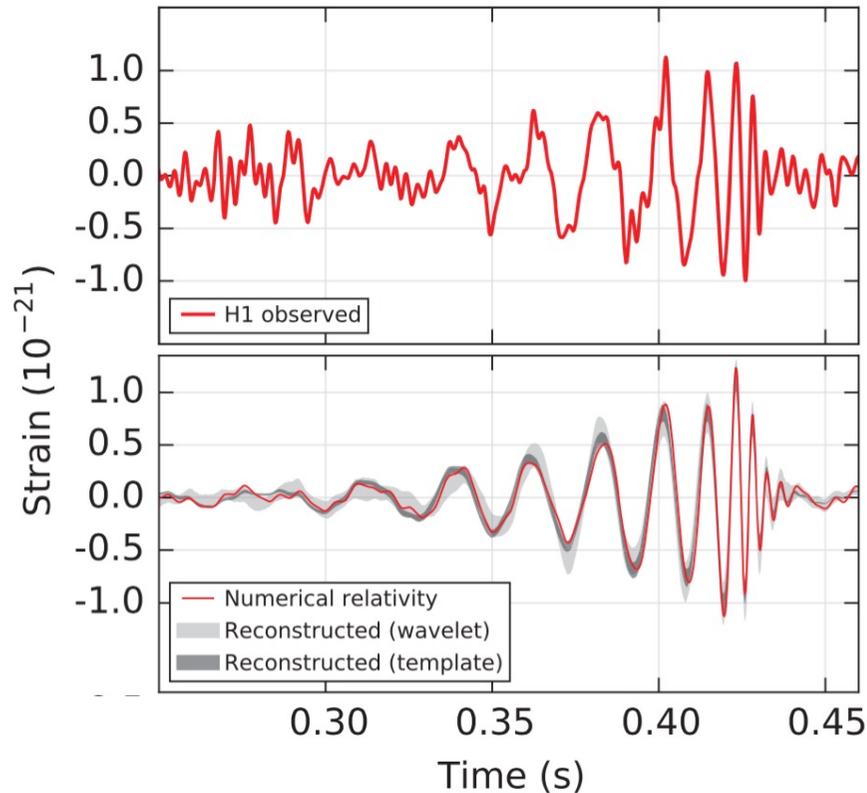
- + 単独で生まれることは極めて稀
- + 数～十pc内に数十～百個の大質量星が集中して生まれることがある
- + より大量の低質量星とともに誕生 (IMF)

低質量・大質量星形成の一体化⇒星団形成



BH-BH連星からの重力波

最初の事例: GW150914



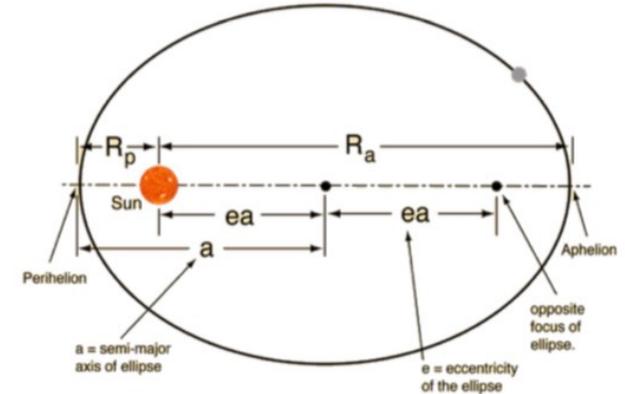
$36M_{\odot}$ BH + $29M_{\odot}$ BH \Rightarrow $62M_{\odot}$ + 重力波放射

2019年以降は、~週1ペースで検出 **what are their origins?**

Very Close Binary

GW coalescence time

$$t_{GW} \cong \frac{5}{256} \frac{a}{c} \frac{c^2 a}{Gm_1} \frac{c^2 a}{Gm_2} \frac{c^2 a}{GM} (1 - e^2)^{7/2}$$



$$\approx 10^{10} \text{ yr} \left(\frac{a}{3 \times 10^{12} \text{ cm}} \right)^4 \left(\frac{m_1}{30 M_{\odot}} \right)^{-3} \left(\frac{2/q}{1+q} \right) (1 - e^2)^{7/2}$$

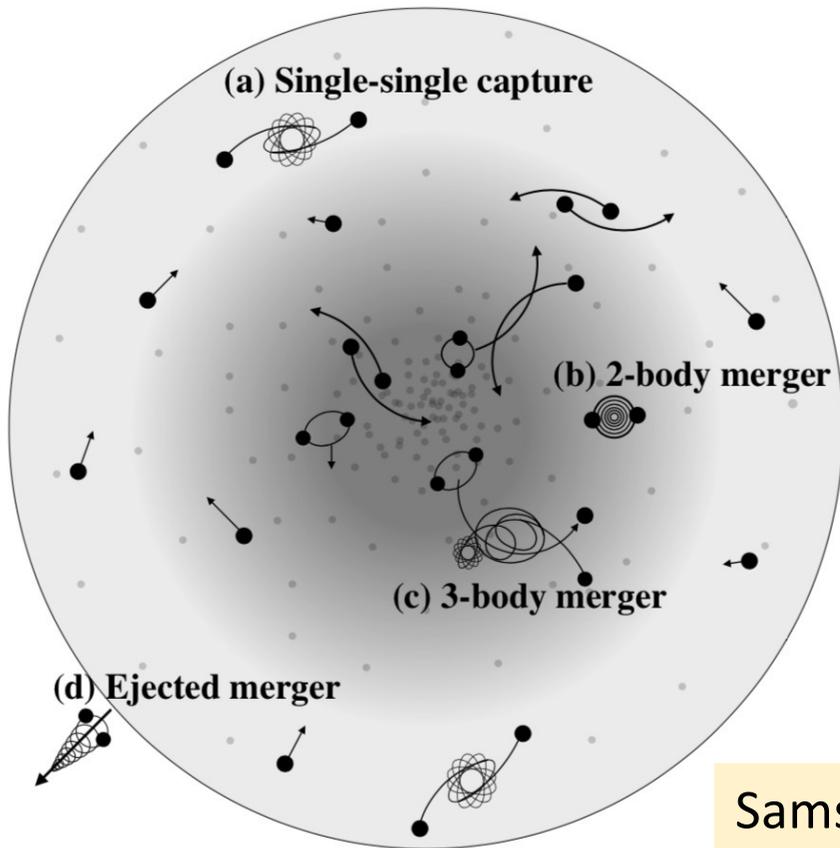
$R_a = a(1+e)$ $R_p = a(1-e)$

closer than Mercury for $t_{GW} < t_H!$

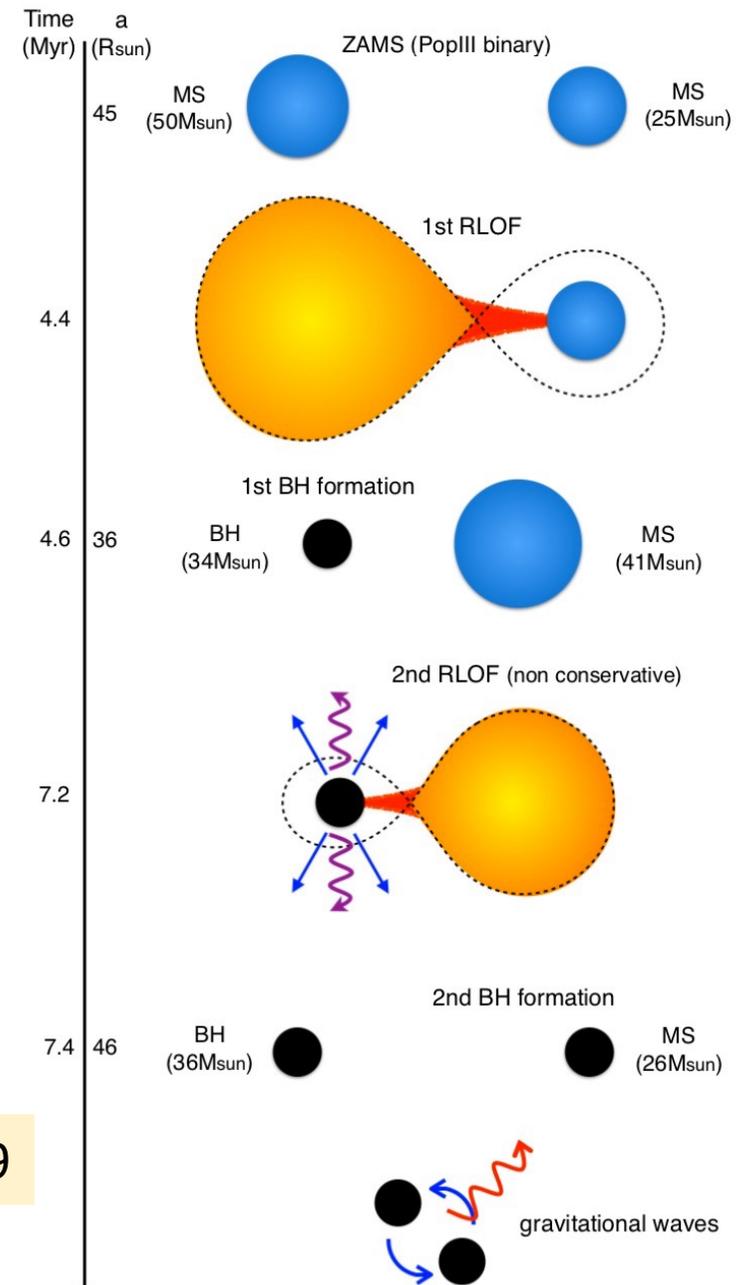


BH-BH連星 形成シナリオ

星団中の動的進化



孤立大質量連星の進化



Inayoshi+17

大質量星を含む星団や連星は最も有力な起源

まとめ

観測(特に電波+赤外)と理論研究の進展
⇒ 低質量($\sim 1M_{\odot}$) 星形成の標準シナリオ

大質量 ($>10M_{\odot}$) 星形成、連星・星団形成の研究に拡大
重力波の時代到来。波源天体形成の舞台