

恒星の起源：星間雲の進化と星形成

Origin of stars: evolution of interstellar clouds and star formation

北海道大学理学院 地球惑星科学部門

松岡 亮／Matsuoka N. Ryo

(GROUND・北天OB)

今日のお品書き

- 恒星の基礎
- 中・小質量星形成
- 大質量星形成

わかるかもしれないこと

- 星形成の理論
- 星雲の見方
- 太陽系形成場への示唆

1. 恒星の基礎

恒星とは

恒星：自己重力と核融合による圧力が釣り合う天体
→そのような天体は実現可能か？

球対称等密度ガス球（半径 R ・質量 M ・密度 ρ ・中心圧力 P_{core} ）

表面付近の厚み dR ・断面積 S の領域（質量 dM ）にかかる力：

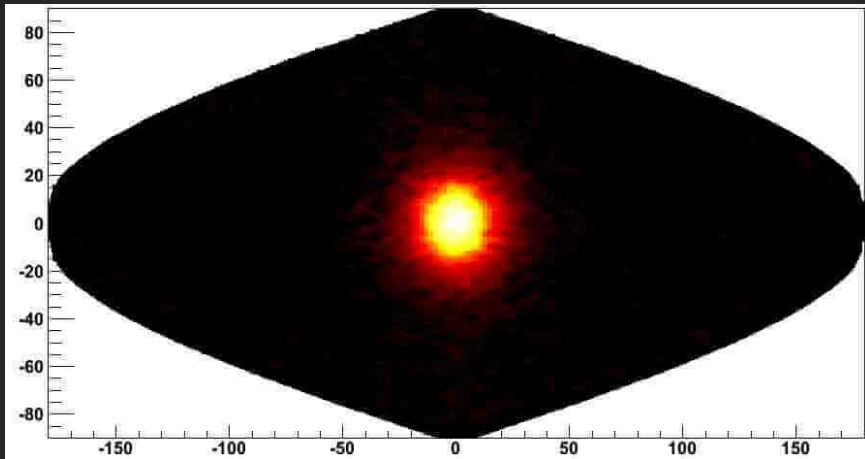
- 圧力傾度力： $\{P(R) - P(R - dR)\}S = \frac{dP}{dR}S dR \sim \frac{P_{\text{core}}}{R}S dR$
- 重力： $\frac{GM dM}{R^2} = \frac{GM}{R^2}\rho S dR$

理想気体の状態方程式 $P_{\text{core}} = \frac{\rho k T_{\text{core}}}{m}$ を代入して T_{core} について解く

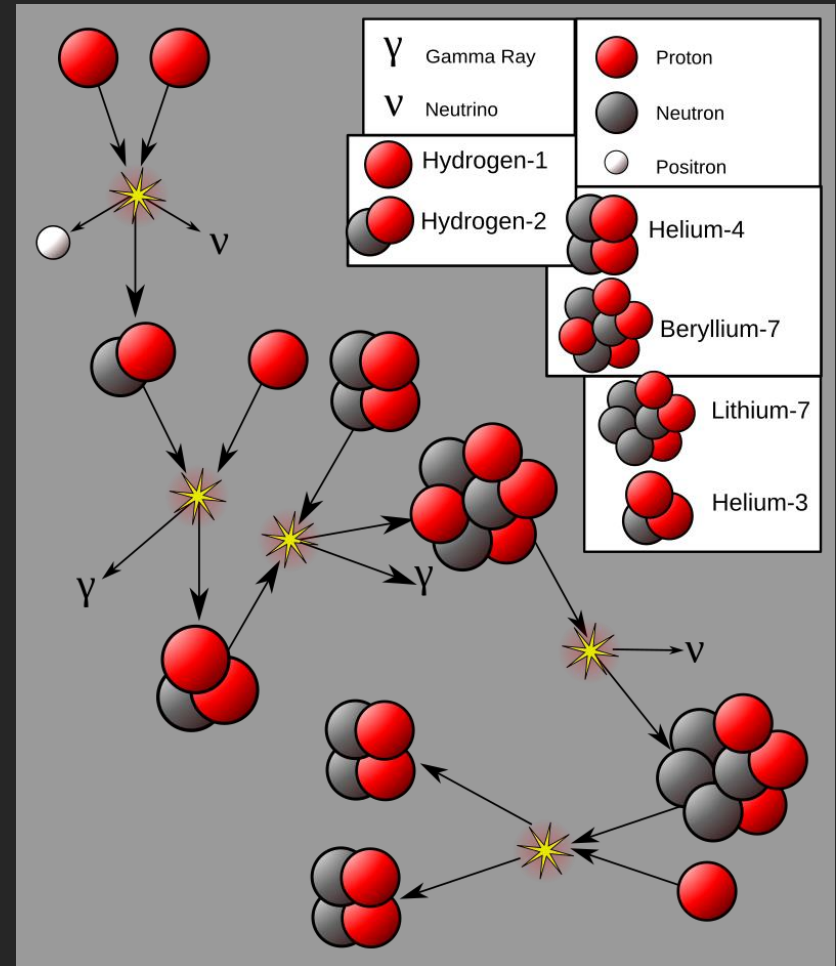
$$T_{\text{core}} \sim \frac{GMm}{kR} = 23 \text{ MK} \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right) \left(\frac{m}{m_{\text{H}}} \right) \left(\frac{R}{R_{\odot}} \right)^{-1}$$

この温度はH核融合可能な温度（> 10 MKで可能）

恒星のエネルギー源



太陽ニュートリノの分布図
(C) Kamioka Observatory



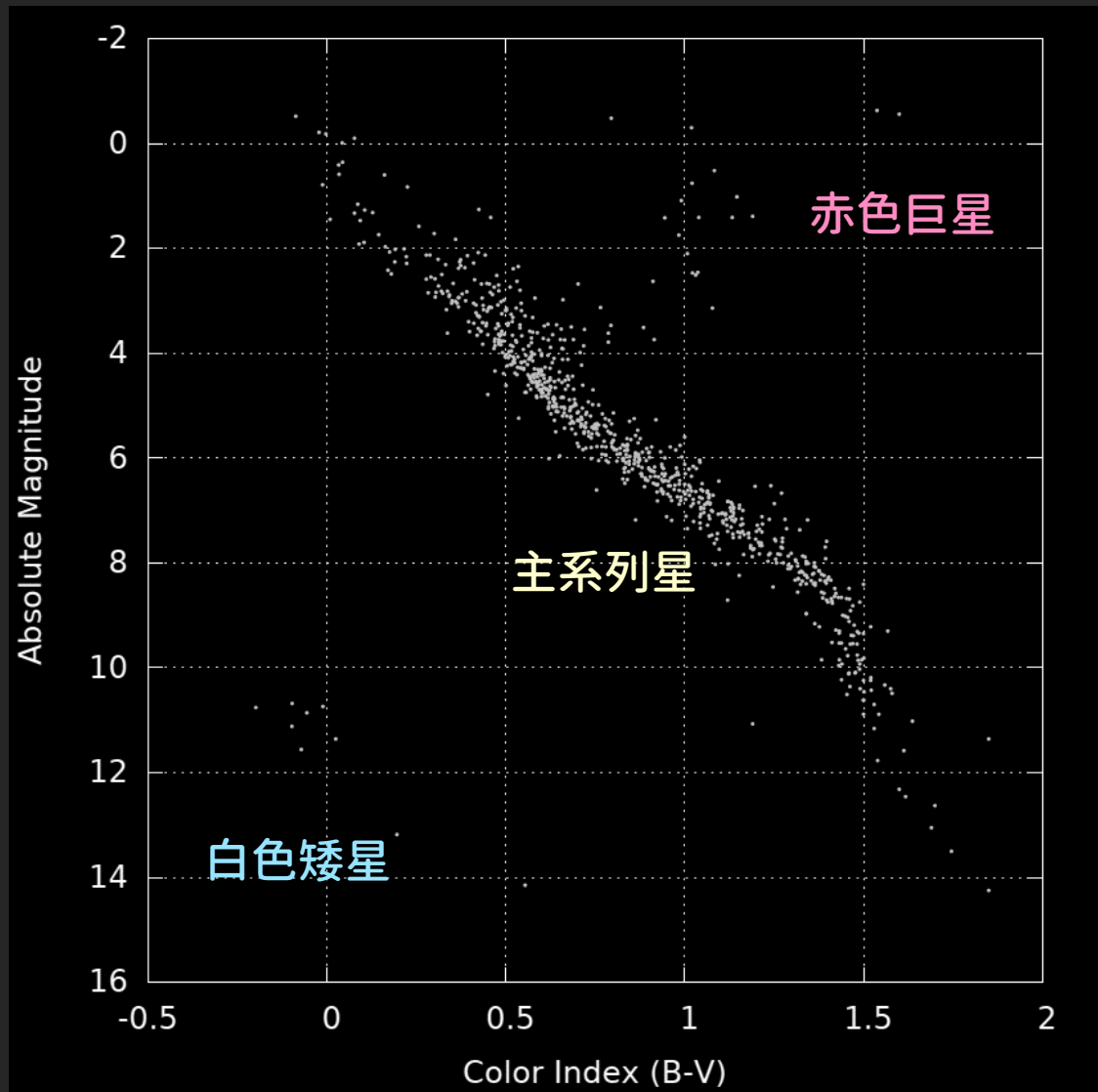
Wikimedia commons

HR図

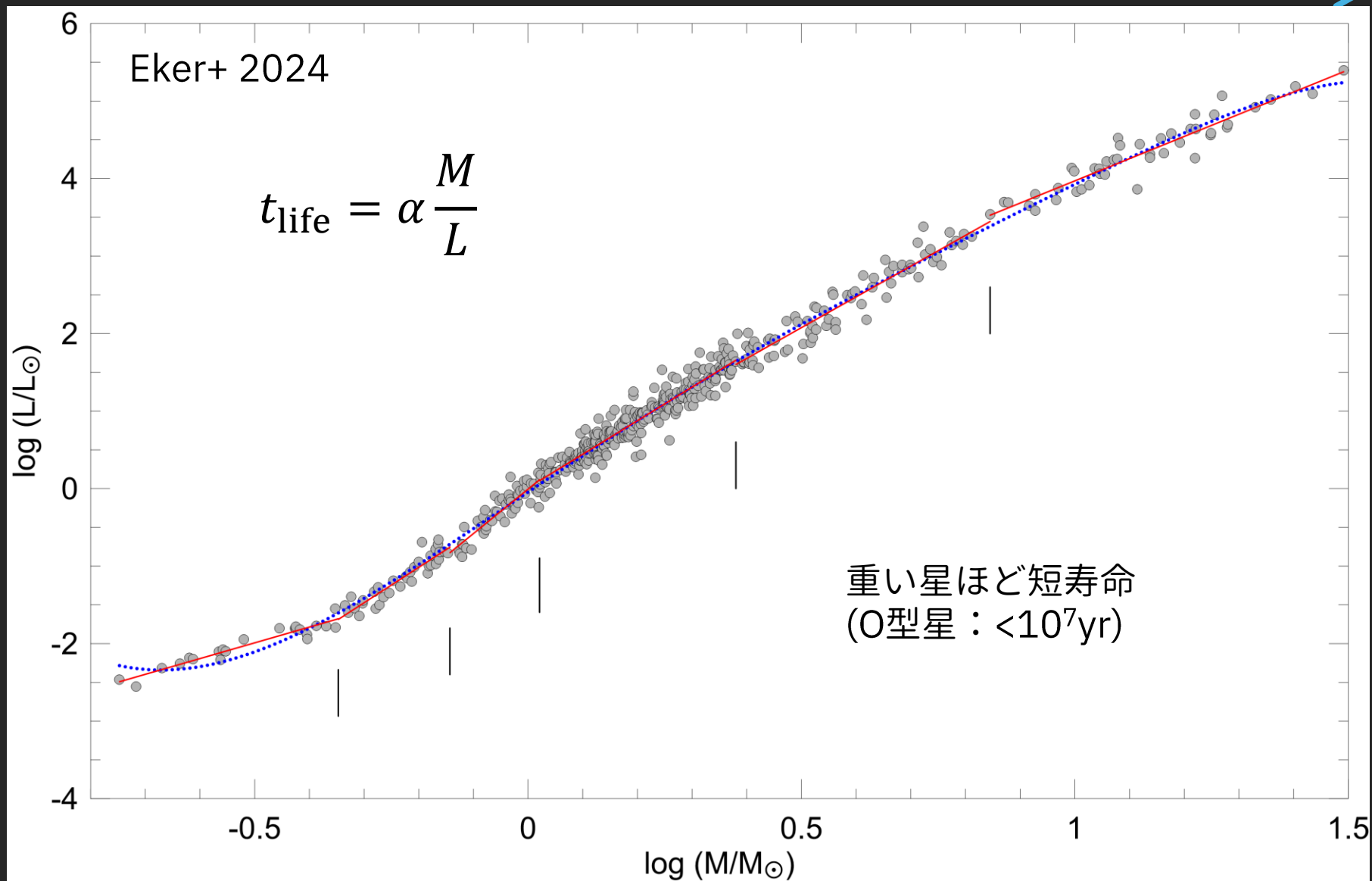
HR (Hertzsprung-Russell) 図：

表面温度と放射エネルギーの関係図

- 各領域の数密度は一生での滞在時間に比例
- 幾つかのクラスターの存在



恒星の寿命



まとめ

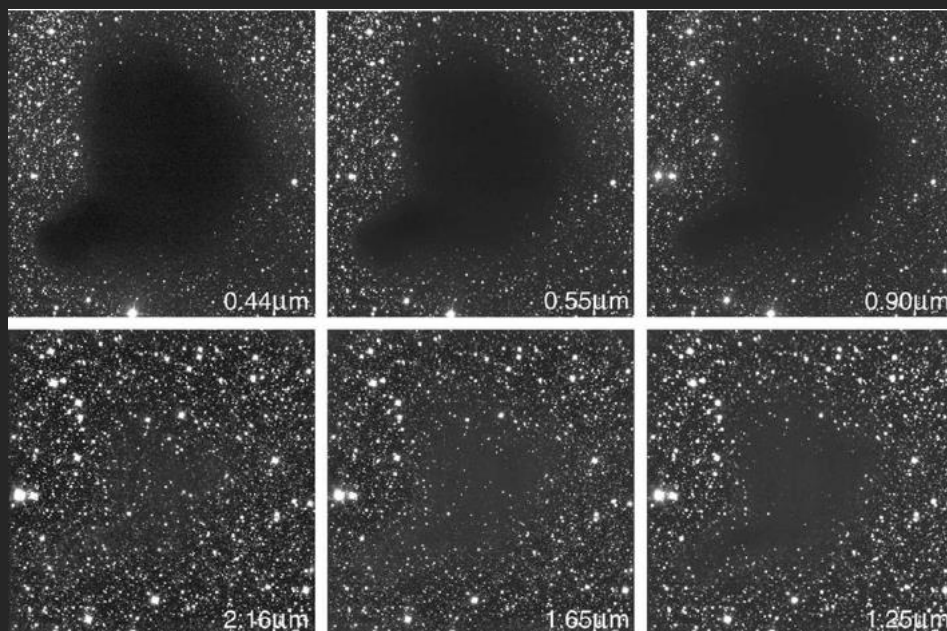


- 恒星：核融合熱圧力と自己重力が釣り合う
- 主系列星は明るい星ほど高温
- 星の寿命と質量の相関

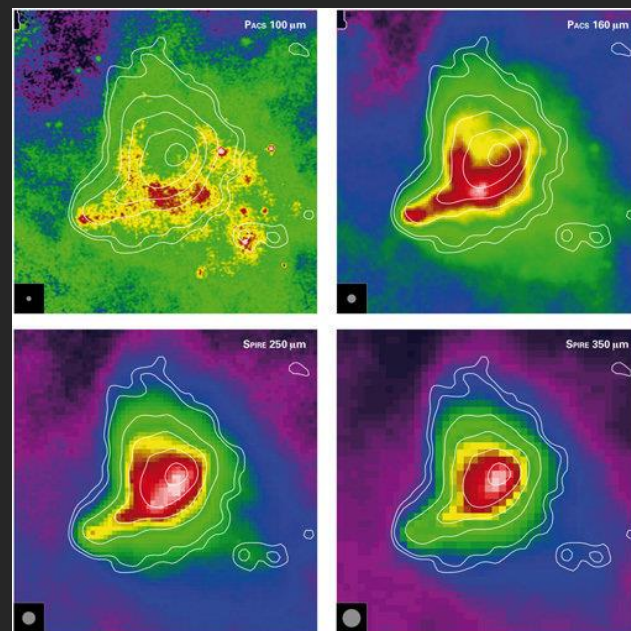
2. 小・中質量星の形成過程

暗黒星雲

孤立した暗黒星雲（Bokグロビュール; Barnard 68）の例より



多波長写真 (ESO)
~1 μm のダスト (= 固体) の存在を示唆



ハーシェルによる遠赤外画像 (MPIA /
Markus Nielbock)
ダスト黒体放射と解釈される

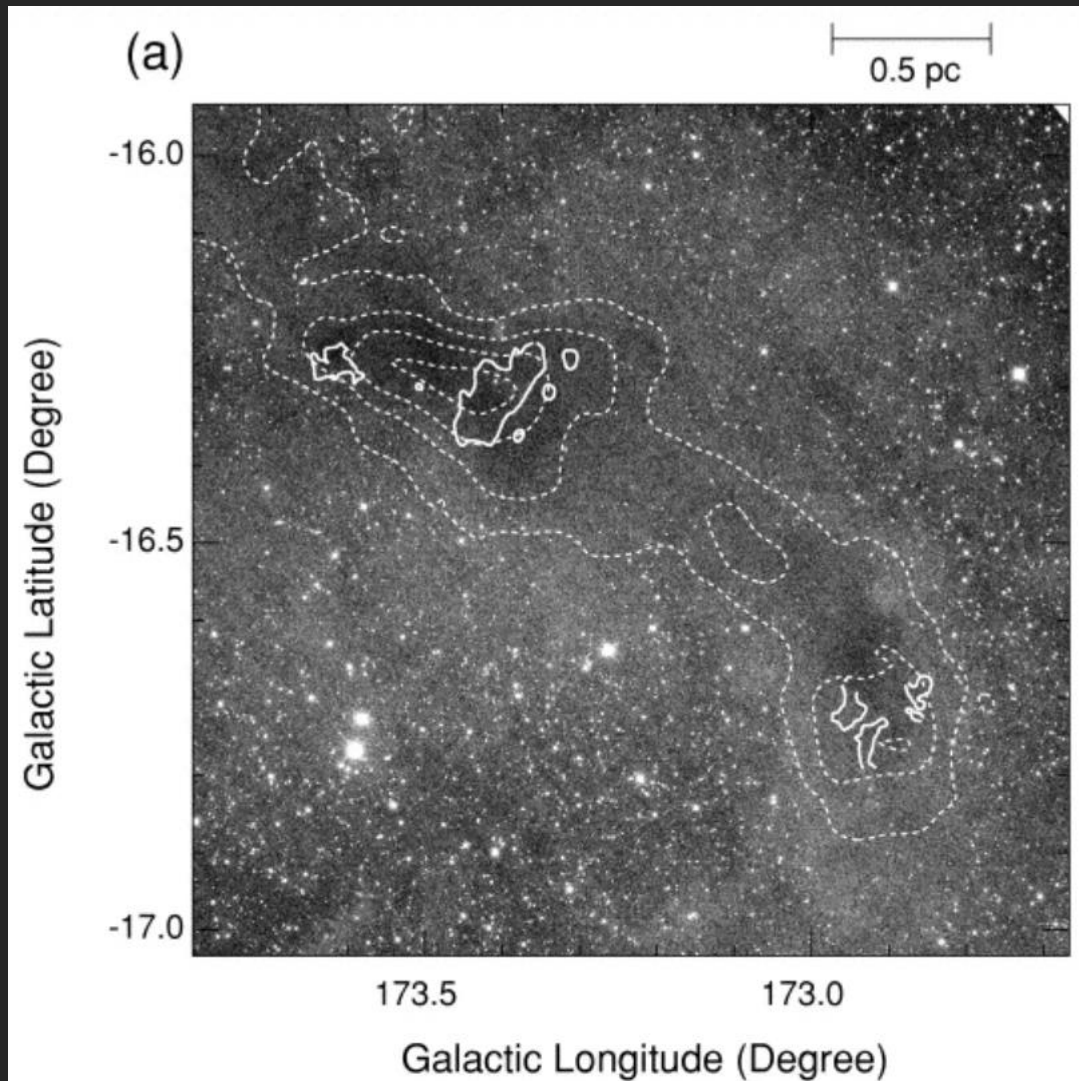
暗黒星雲

おうし座～おひつじ座暗黒星雲



反射星雲の存在からも，ダストの存在が伺える

暗黒星雲＝分子雲



野辺山電波天文台による
おうし座の暗黒星雲
(Onishi+ 2002)

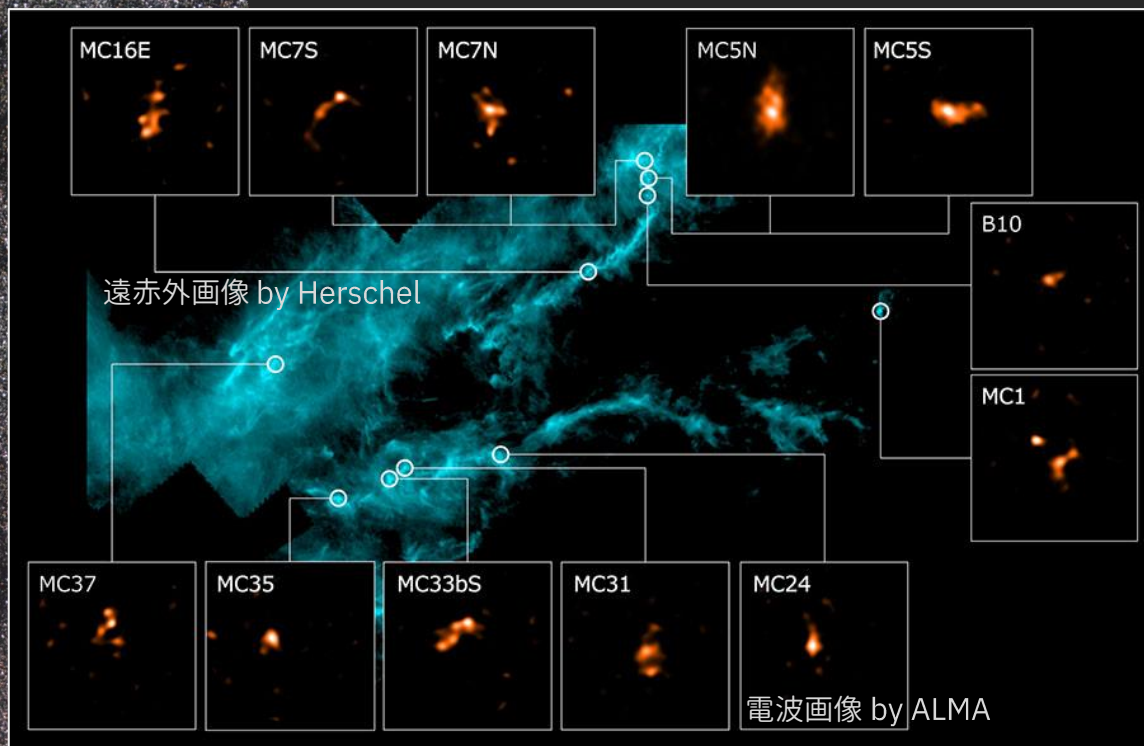
- 破線：C¹⁸O
- 実線：H¹³CO⁺

暗黒星雲と分子輝線位置が
良い相関を示す

ダストを媒介した分子形成が
起きていると解釈されている

分子雲コア

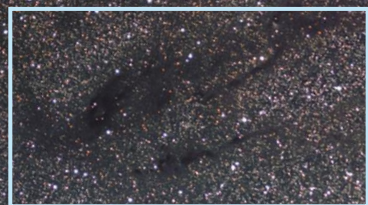
おうし座分子雲
(可視光)



ALMA (ESO/NAOJ/NRAO), Tokuda et al.
ESA/Herschel

分子雲コア

分子雲の中でも特に濃い領域
($\sim 10^5 \text{ cm}^{-3}$)
太陽系と同じか少し大きい



分子雲コアの形成可能性

Jeans質量

…重力収縮の質量スケール

$$M_J = \frac{4\pi}{3} \left(\frac{l_J}{2} \right)^3 \rho = \frac{\pi}{6} \left(\frac{c_s}{\sqrt{G\rho}} \right)^3 \rho, \quad c_s = \sqrt{\frac{kT}{m_g}}$$

分子雲の典型値：

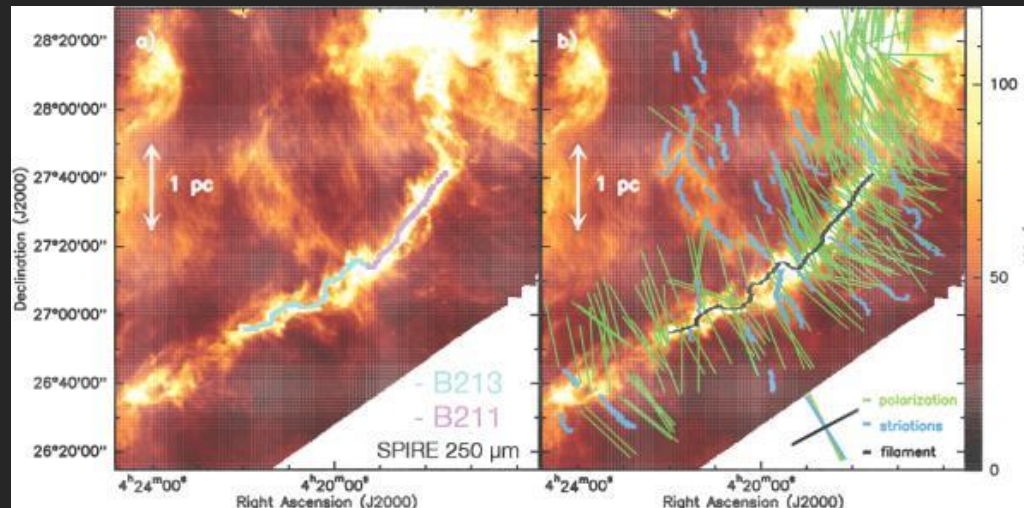
$$T = 10 \text{ K}, n = 10^2 \text{ cm}^{-3}, m_g = 3.3 \times 10^{-27} \text{ kg (水素分子)}$$
$$\rightarrow M_J = 1.4 \times 10^{31} \text{ kg} \sim 7.1 M_\odot$$

分子雲質量 $\gg$ Jeans質量 $\rightarrow$ 分子雲は潜在的に収縮可能
(しかし磁場・乱流で収縮は阻害されている)

磁場による分子雲の安定性

同方向の磁力線が貫いた分子雲ガスは反発しあう

おうし座分子雲の遠赤外画像と磁場分布 (Palmeirim+ 2013)



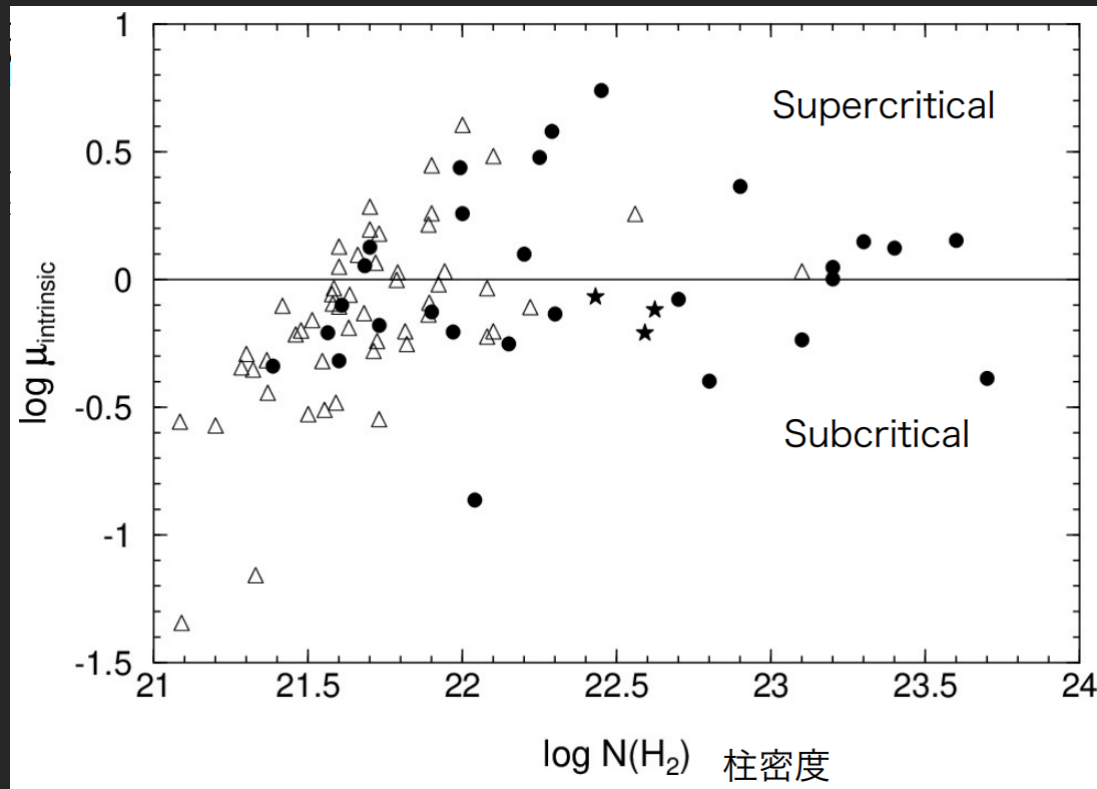
磁場エネルギーと自己重力エネルギーのつり合い：

$$\frac{B^2}{\mu_0} \cdot \frac{4}{3} \pi R^3 = \frac{GM^2}{R} \Rightarrow M = 2 \sqrt{\frac{\pi}{3G\mu_0}} B R^2 \sim \frac{2}{3} \frac{\Phi}{\sqrt{G\mu_0}}$$

B ：磁場， μ_0 ：真空の透磁率， $\Phi = \pi R^2 B$ ：磁束

磁場による分子雲の安定性

μ : 臨界値で規格化した質量/
磁束比

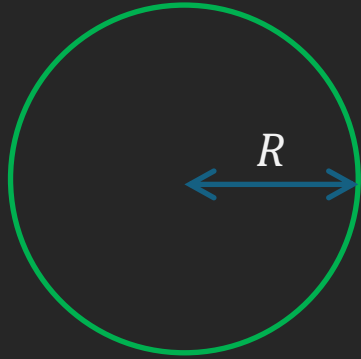


松本 (2021)

ほとんどの分子雲は亜臨界以上の質量を持つ

- 磁場すり抜けにより臨界へ達しやすい
- 収縮時間は数倍程度しか伸びない→分子雲コア形成

Jeans理論 (1/2)



無限一様な等温ガスに埋め込まれた球領域
密度 ρ , 圧力 p , 質量 M

重力が圧力ゆらぎに
打ち勝つ条件

$$\frac{1}{\rho} \frac{dp}{dr} < \frac{GM}{R^2}$$

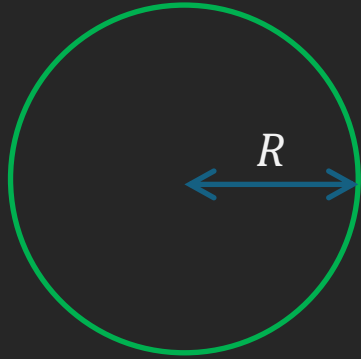
$$\frac{1}{\rho} \frac{dp}{dr} \sim \frac{1}{\rho} \frac{p}{R} = \frac{c_s^2}{R}$$

理想気体の状態方程式 $p = c_s^2 \rho$
 $c_s = \sqrt{kT/m}$: 音速

$$\frac{GM}{R^2} = \frac{G}{R^2} \frac{4\pi}{3} \rho R^3 \sim 4G\rho R$$

$$\frac{c_s^2}{R} = 4G\rho R \iff R = \frac{c_s}{2\sqrt{G\rho}}$$

Jeans理論 (2/2)



無限一様な等温ガスに埋め込まれた球領域
密度 ρ , 圧力 p , 質量 M

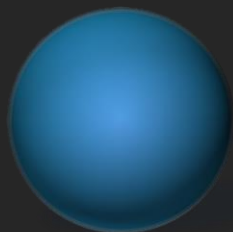
$$\frac{c_s^2}{R} = 4G\rho R \iff R = \frac{c_s}{2\sqrt{G\rho}}$$

Jeans長/質量…重力収縮の距離/質量スケール

$$l_J = 2R = \frac{c_s}{\sqrt{G\rho}} \quad M_J = \frac{4\pi}{3} \left(\frac{l_J}{2} \right)^3 \rho = \frac{\pi}{6} \left(\frac{c_s}{\sqrt{G\rho}} \right)^3 \rho$$

Jeansスケールよりも大きな物体は重力収縮可能

自己重力ガス球の物理 (1/2)



半径 R ，質量 M ，圧力 P のガス球

ポリトロピック関係式を仮定： $P \propto \rho^\gamma$

Cf. 断熱過程のPoissonの式： $PV^\gamma = \text{const.}$

γ は比熱比と呼ばれる

- 断熱過程：単原子気体は $\gamma = 5/3$ ，二原子気体は $\gamma = 7/5$
- 等温過程： $\gamma = 1$
- 等圧過程： $\gamma = 0$ （今回は使わない）

分子雲コアが収縮を継続して恒星になれるかは，
自己重力収縮に対する圧力応答が重要

自己重力ガス球の物理 (2/2)

自己重力と圧力が釣り合う比熱比（臨界比熱比）を求めてみる

自己重力の位置エネルギー U_g と内部エネルギー U_i とのつり合い

$$U_g \sim \frac{GM^2}{R}, \quad U_i = PV \sim PR^3$$

$$U_g = U_i \iff P \sim \frac{GM^2}{R^4} \propto \rho^{\frac{4}{3}}$$

いったん自己重力収縮が起きたとき、

- A) $\gamma \leq \frac{4}{3}$: 圧力は自己重力に負ける ; 収縮は止まらない
⇒ 核融合が起きるまで収縮し続ける (恒星ができる)
- B) $\gamma > \frac{4}{3}$: 圧力がいずれ勝つ ; 収縮は止まる
⇒ 核融合が起きる前に収縮が止まる (恒星ができない)

断熱系は概して $\gamma > \frac{4}{3}$ なので収縮は停止→エネルギー散逸が大事

収縮モード



収縮の様式： t_{ff} と冷却のタイムスケール t_{cool} の競合

- $t_{\text{cool}} \gg t_{\text{ff}}$ ：冷却する間もなく落下
→ **断熱的収縮**（ゆっくり収縮）
- $t_{\text{cool}} \ll t_{\text{ff}}$ ：落下する間もなく冷却
→ **等温収縮**（ $\gamma \sim 1$ の速やかな収縮）

断熱的収縮状態は、 t_{ff} のスケールで
「収縮停止＝平衡状態」と扱うことができる

自由落下時間 (1/2)

質量 M ・半径 R のガス球の重力収縮の典型的時間は？

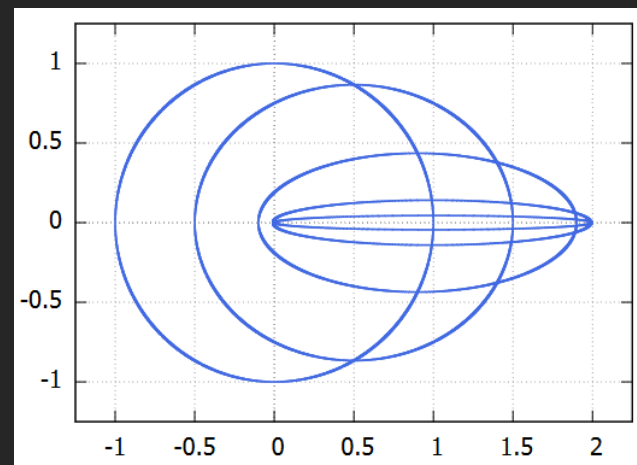
→ 質量 M の質点への，距離 R からの自由落下時間 t_{ff} とほぼ同じ

Keplerの第二法則

質量 M 周りの軌道長半径 a の楕円軌道の公転周期 T_K は

$$T_K(a) = \frac{2\pi}{\sqrt{GM}} a^{\frac{3}{2}}$$

※ 長半径：楕円の長径の半分



長楕円軌道

(軌道長半径 $R/2$)
の半公転周期を計算

$$\begin{aligned} t_{\text{ff}} &= \frac{T_K(R/2)}{2} = \frac{\pi}{\sqrt{GM}} \cdot \frac{R^{\frac{3}{2}}}{2\sqrt{2}} = \sqrt{\frac{3\pi}{32G\bar{\rho}}} \\ &= 0.11 \text{ Myr} \left(\frac{\bar{n}}{10^5 \text{ cm}^{-3}} \right)^{-1/2} \end{aligned}$$

自由落下時間 (2/2)



$$t_{\text{ff}} = \sqrt{\frac{3\pi}{32G\bar{\rho}}} = 0.11 \text{ Myr} \left(\frac{\bar{n}}{10^5 \text{ cm}^{-3}} \right)^{-1/2}$$

- コアの収縮現象は10万年のタイムスケールで進行
- 理想的にはコアのサイズ（ガス片の位置）に依らない
- 現実的なコアでは，高密度な中心部が先に収縮する
(runaway収縮)

分子雲コアから第一コアへ



分子雲コアの初期状態： $T = 10\text{K}$, $n = 10^2\text{cm}^{-3}$

- CO分子冷却がよく効く ($t_{\text{cool}} \sim 10^4\text{yr}$)

- 自由落下時間 $t_{\text{ff}} \sim 3 \times 10^6\text{yr}$

→ $t_{\text{cool}} \ll t_{\text{ff}}$ (等温的収縮期)

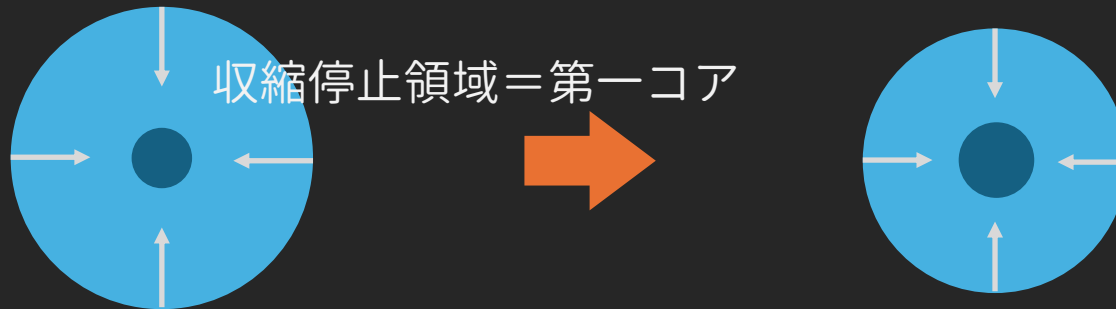


中心部数密度が $n \sim 10^{11}\text{cm}^{-3}$ まで上がると、
ガスが放射冷却に対して不透明；冷却が非効率に
→ γ 上昇，中心部は断熱的収縮 (第一コアの形成)

第一コア

断熱的領域は， t_{ff} のスケールでは圧力と重力がつり合う
→ この準力学平衡天体を**第一コア**という

第一コア質量 $\sim 10^{11} \text{cm}^{-3}$, 10KのJeans質量 $\sim 0.01 M_{\text{Sun}}$



第一コア形成後も外の非断熱領域からガス降着しコア成長
(断熱降着期)

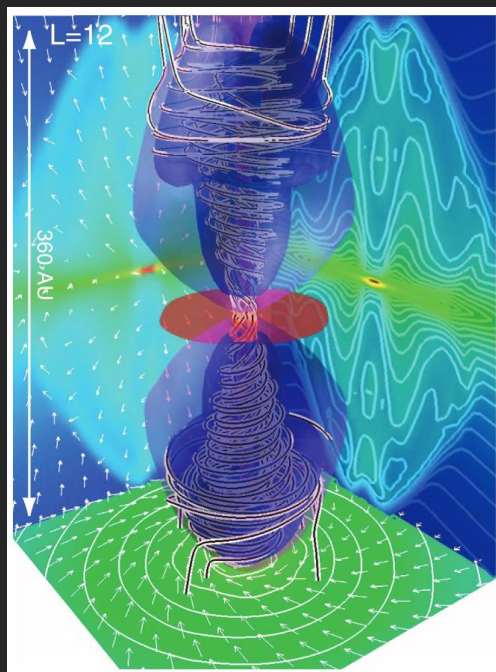
$$\dot{M} \sim \frac{M_J}{t_{\text{ff}}} = \frac{\frac{\pi}{6} \left(\frac{c_s}{\sqrt{G\rho}} \right)^3 \rho}{\sqrt{\frac{3}{4\pi G\rho}}} = \sqrt{\frac{4\pi^3}{108}} \frac{c_s^3}{G} \sim \frac{c_s^3}{G} \sim 2 \times 10^{-6} \left(\frac{T}{10\text{K}} \right)^{3/2} M_{\odot} \text{yr}^{-1}.$$

ここから太陽質量に達するまで0.5Myr程度

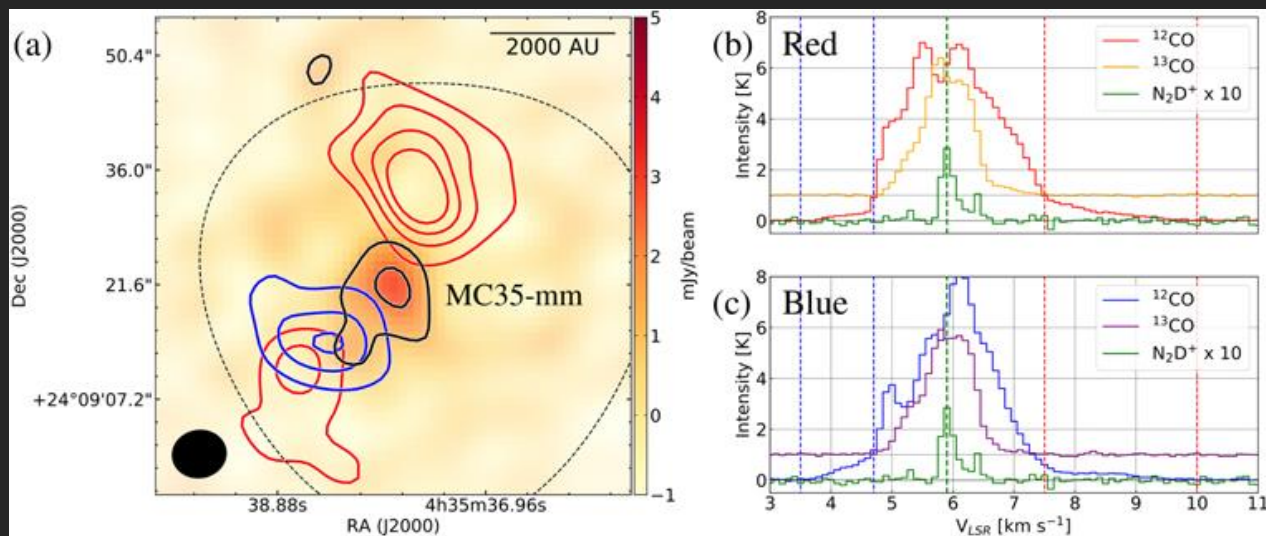
第一コアの観測

磁気流体力学計算による第一コアの特徴 (e.g. Machida+ 2008) :

- サイズ1–100 au, 持続期間は 10^2 – 10^4 yr (観測困難)
- 低速 (~ 5 km/s) の磁気アウトフローが発生する



Machida+ 2008



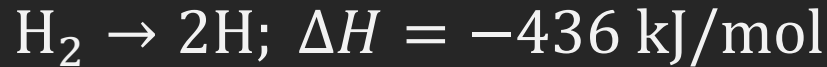
Fujishiro+ 2020

第二コアの形成



第一コアは周囲からの降着により温度上昇

中心部の $\sim 2000\text{ K}$ の領域では以下の解離反応が起こる：



- 解離反応領域は γ 低下し収縮（第二収縮期）
- 完全解離後不透明になると収縮停止（ $\sim 10^{20}\text{cm}^{-3}$ ）
（第一コア中心部で**第二コア**；**初期原始星**形成）

第二コア初期質量 $\sim 10^{20}\text{cm}^{-3}$, 2000K のJeans質量
 $\sim 10^{-3}M_{\text{Sun}}$ （ $\sim$ 木星質量）

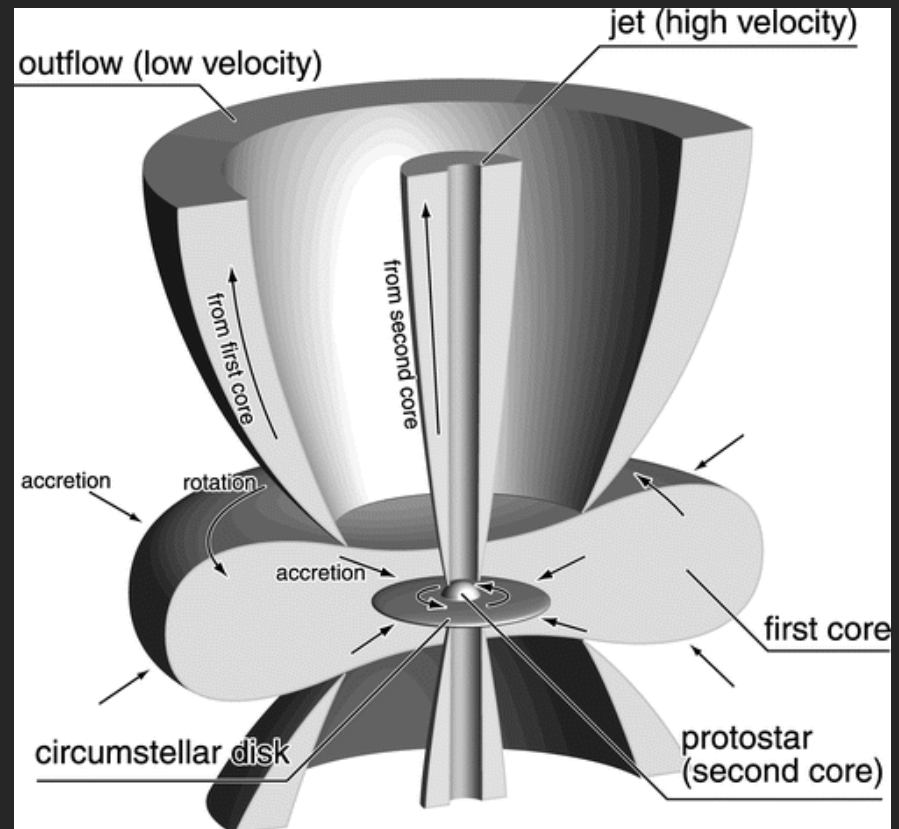
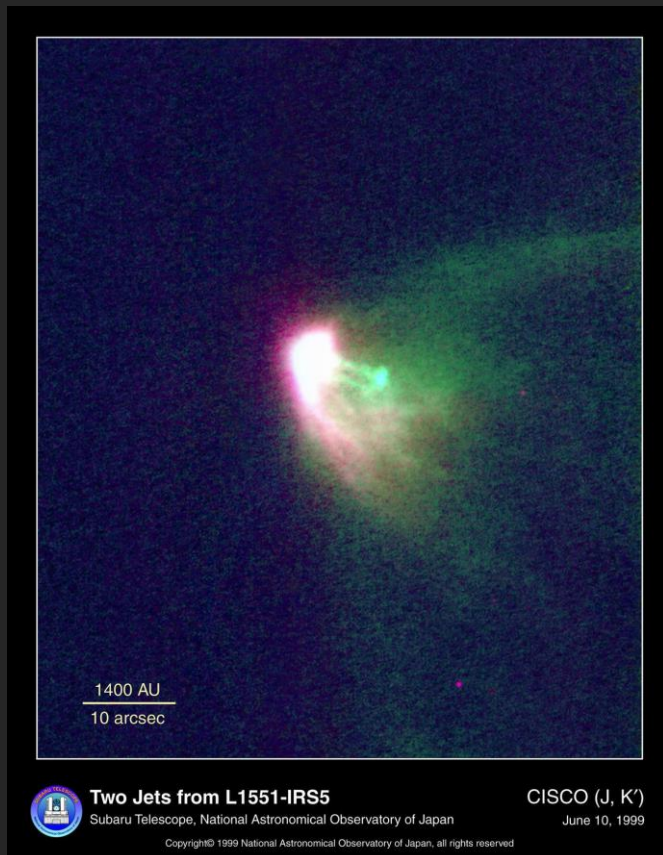
→ 軽い原始星（第二コア） + 重い星周円盤（第一コア）

原始星

重い星周円盤は重力的に不安定→ 原始星へ降着

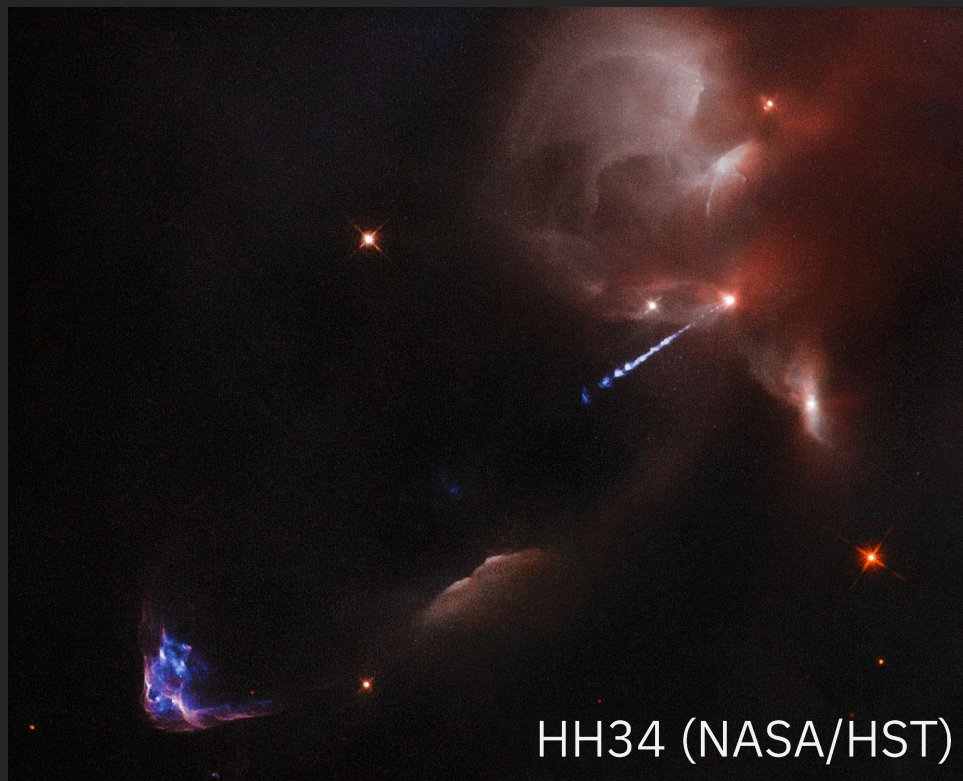
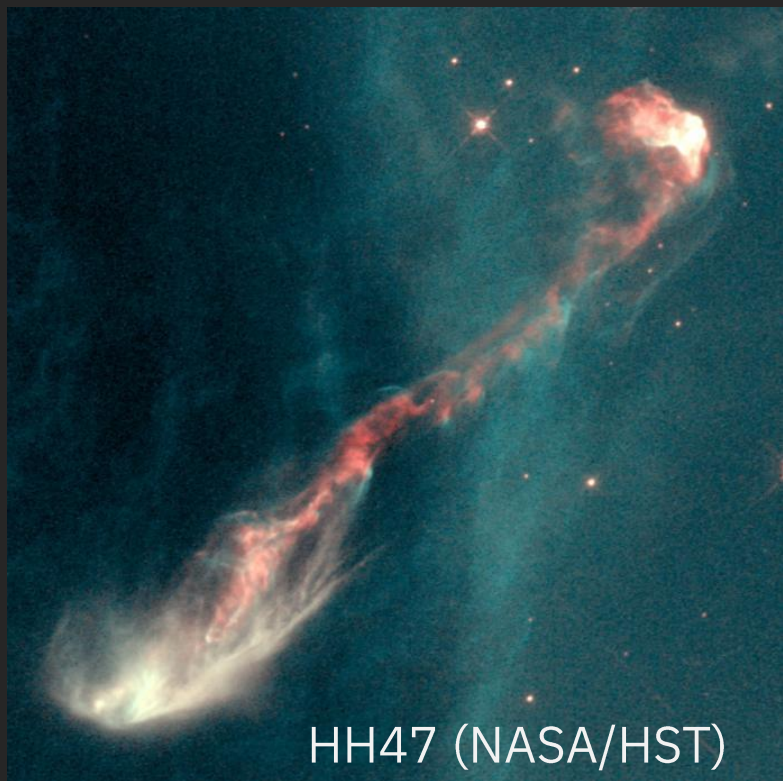
- 降着エネルギーで輝く
- 強く引き絞られたジェット

Machida+ 2008



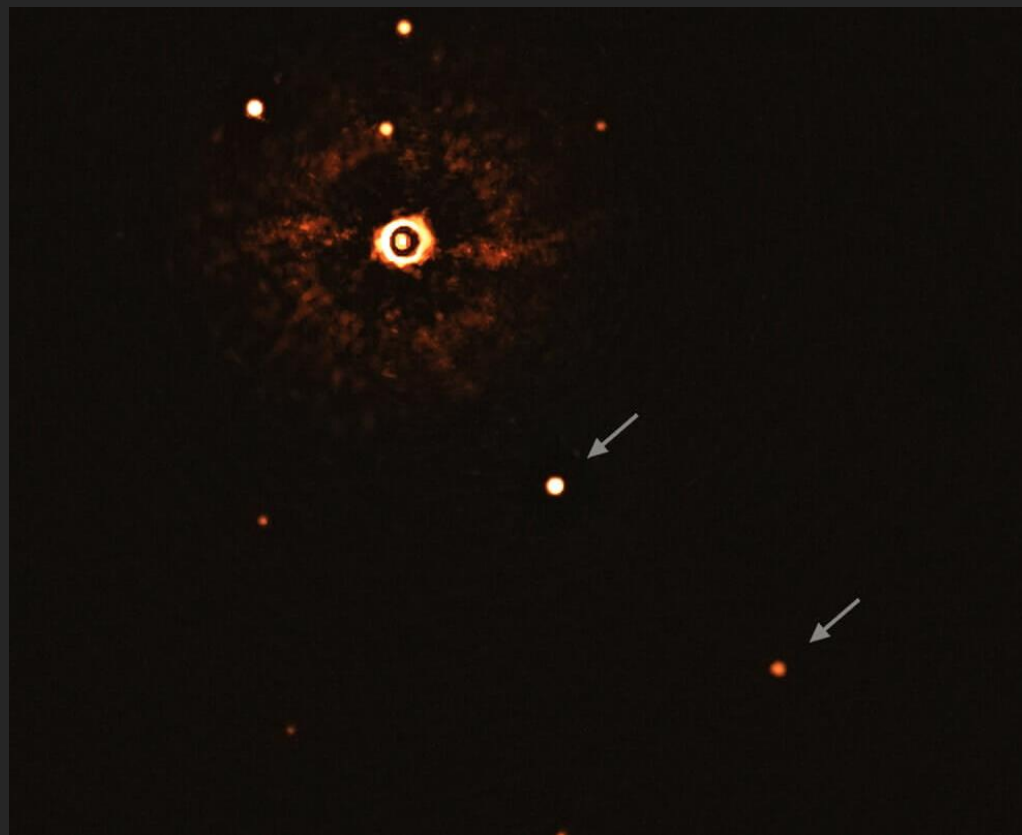
Herbig-Haro天体

原始星～T-Tauri型星に付随する小さな輝線星雲
ジェットが星間物質に衝突して輝く



直接的惑星形成？

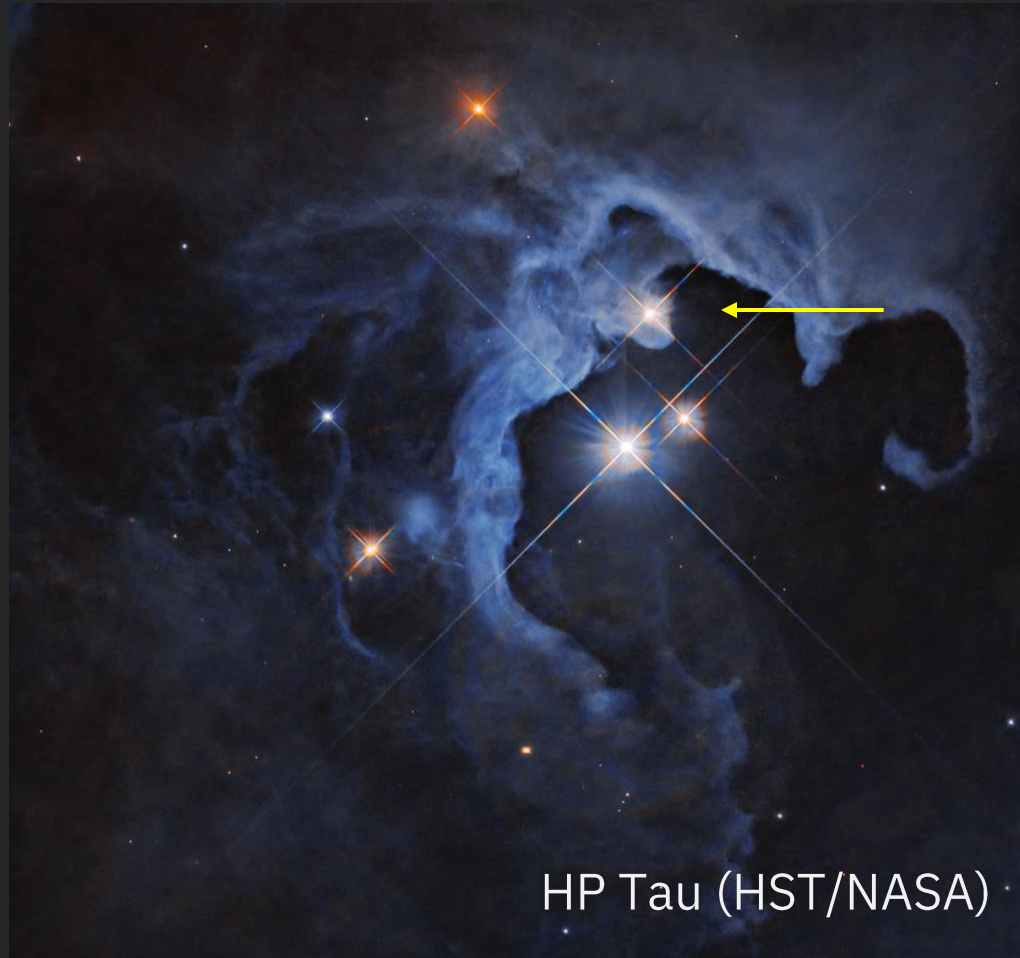
中心星から遠いガス惑星（ $\sim$ Jeans質量）は重い星周円盤から直接形成？（Camelionモデル）



遠方系外惑星 TYC 8998-760-1 b, c
(ESO/Bohn et al.)

T-Tauri型星

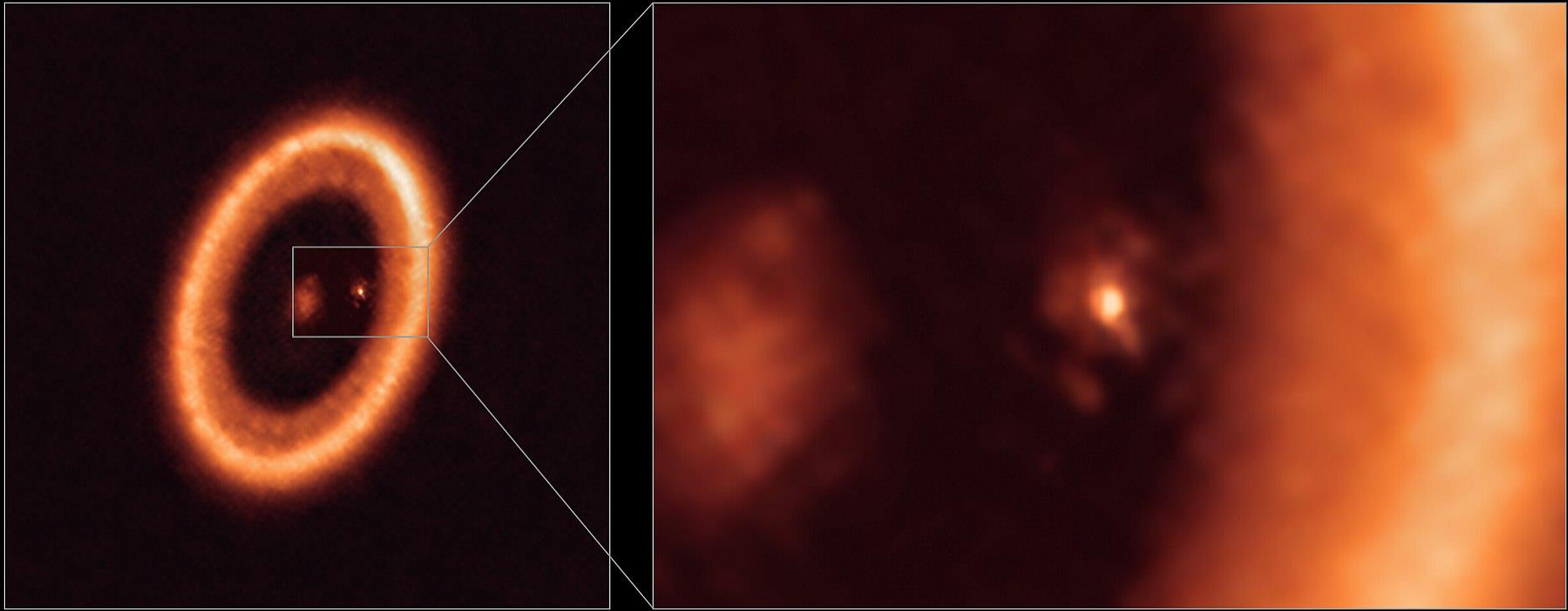
星周円盤降着が充分に進むと，可視光（直接熱放射）で観測可能に（重い中心星 + 軽い円盤；T-Tauri型星）



HP Tau (HST/NASA)

T-Tauri型星の星周円盤

T-Tauri型星の軽い星周円盤は標準的な惑星形成場であると考えられている（原始惑星系円盤）

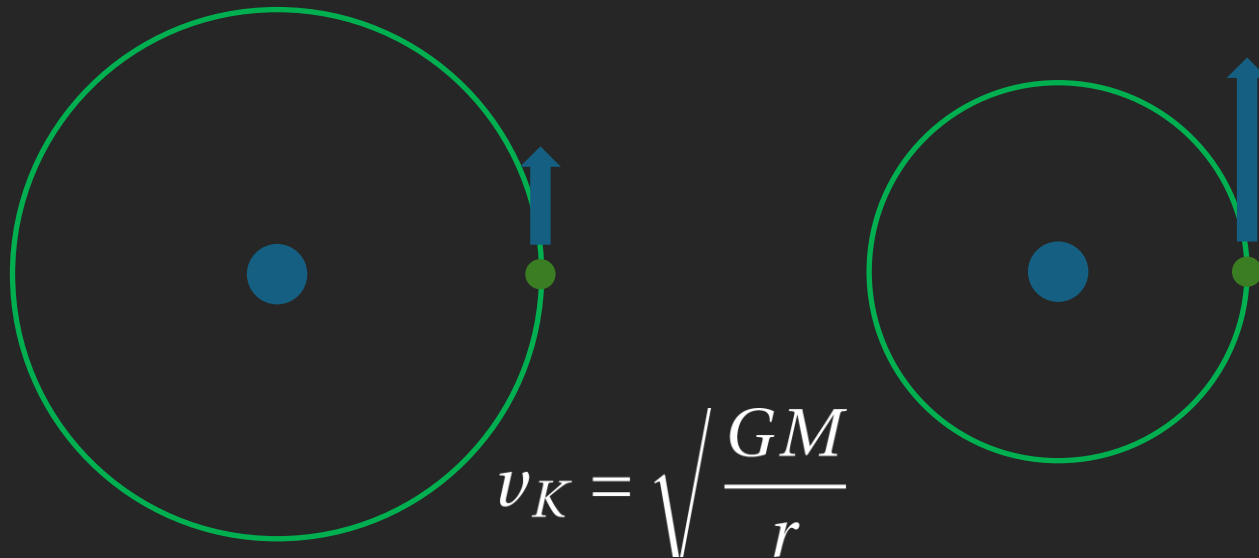


PDS70とその原始惑星系円盤-PDS70c-周惑星円盤 (ALMA)

T-Tauriから主系列星へ

T-Tauriは熱放射により準静的に収縮
(Kelvin-Helmholtz収縮；~10-100Myr)

自己重力系は，準静的にエネルギーを失って収縮すると
温度が上昇する (**負の比熱**)



水素核融合が始まる温度 (10MK) に達したとき，
核融合の熱圧力と重力が釣り合い収縮停止
→ **主系列星**の形成

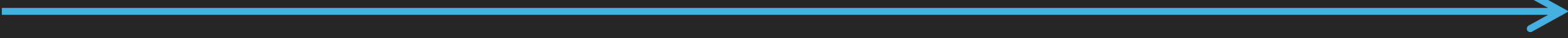
まとめ



- 分子雲→分子雲コア→第一コア→第二コア（原始星）
→T-Tauri→主系列星
- 自己重力系の重力と圧力
- 放射に対する透明度と吸熱反応による二段階の収縮

3. 大質量星の形成とそれに伴う現象

大質量星形成シナリオ



星の寿命の短さ・光圧力による降着阻害

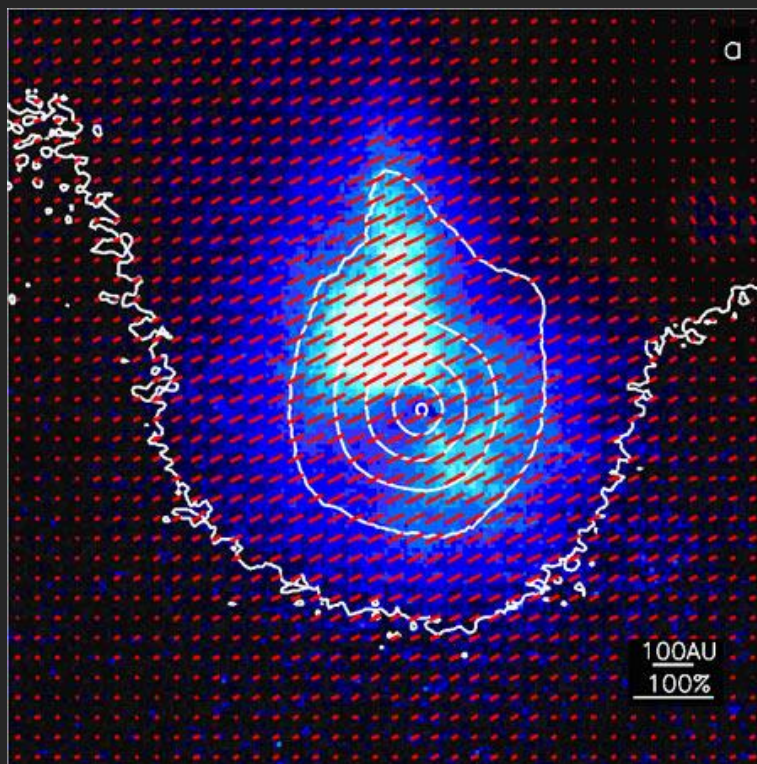
→これを克服しながら星形成しなければならない

- 降着説：円盤や乱流による降着のアシスト
(e.g. Nakano 1989)
- 合体説：分子雲の合体による大質量星形成
(e.g. Stahler et al. 2000)

大質量星形成シナリオ

降着説：円盤や乱流による降着のアシスト
(e.g. Nakano 1989)

- 円盤面方向は輻射圧が効きにくいため、降着が期待できる
- 大質量円盤が見つかりつつある

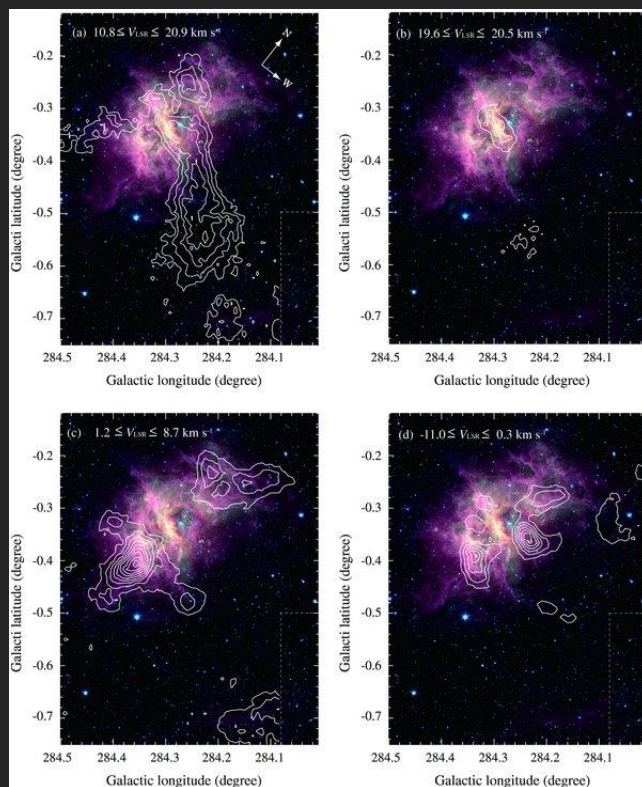


オリオン座分子雲中の
大質量円盤 (7太陽質量)
(Jiang+ 2005)

大質量星形成シナリオ

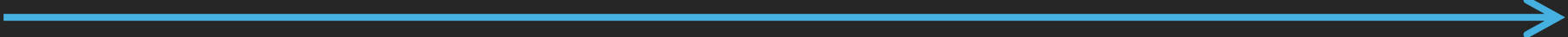
合体説：分子雲の合体による大質量星形成 (e.g. Stahler et al. 2000)

- 分子雲合体が起きれば，爆発的に星形成が起きる
- 合体する分子雲を伴う星団が見つかった



Westerlund2星団と合体分子雲
(Furukawa+ 2009)

H-II領域の形成



大質量星の強いUV放射：周囲の分子雲を電離

Stromgren半径：

電離の前線半径（光子数=再結合数）

$$Q = \frac{4\pi}{3} R_S^3 n_{H^+}^2 \alpha(T)$$
$$\sim 10 \text{lyr} \left(\frac{Q}{10^{49} \text{s}^{-1}} \right)^{\frac{1}{3}} \left(\frac{n_{H^+}}{100 \text{cm}^{-3}} \right)^{-\frac{2}{3}} \left(\frac{T}{10^4 \text{K}} \right)^{0.28}$$

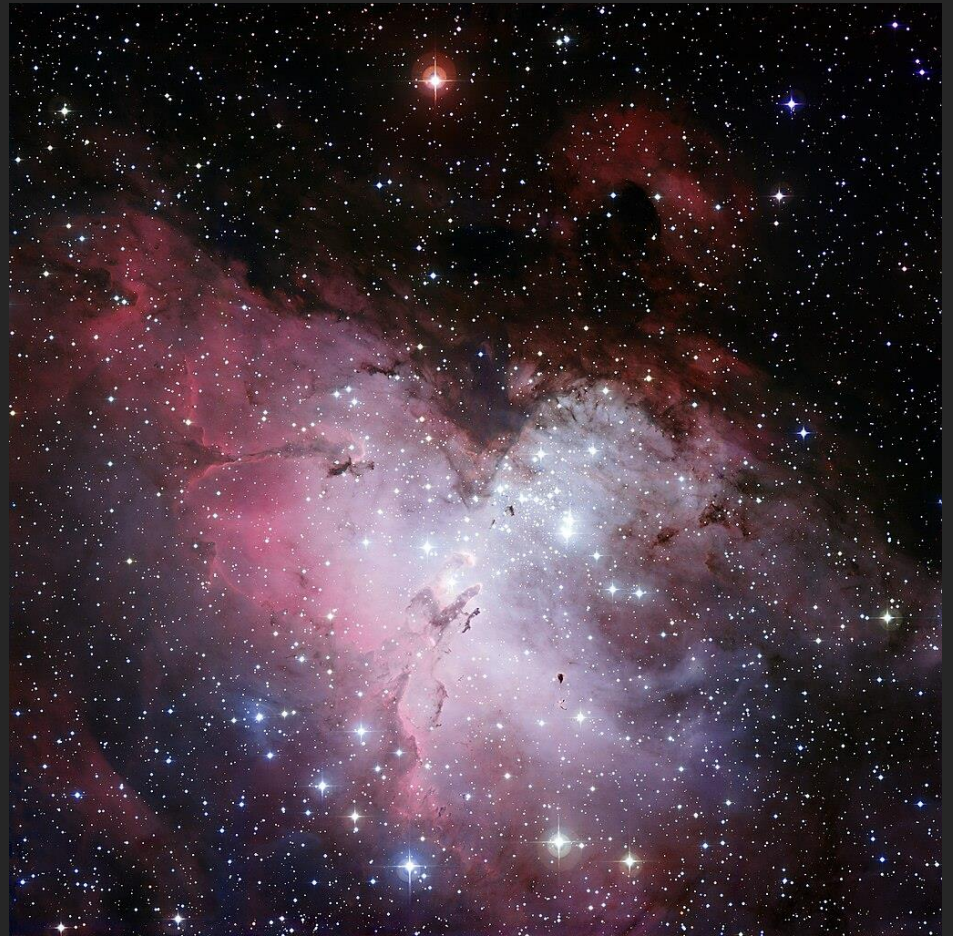
加熱膨張によりStromgren半径の10倍以上に広がることもある

H-II領域

分子雲の低密度部を突き破って（シャンパン流）顔を出したH-II領域
一般に反射星雲や暗黒星雲を伴う



M42 (C) Astroarts



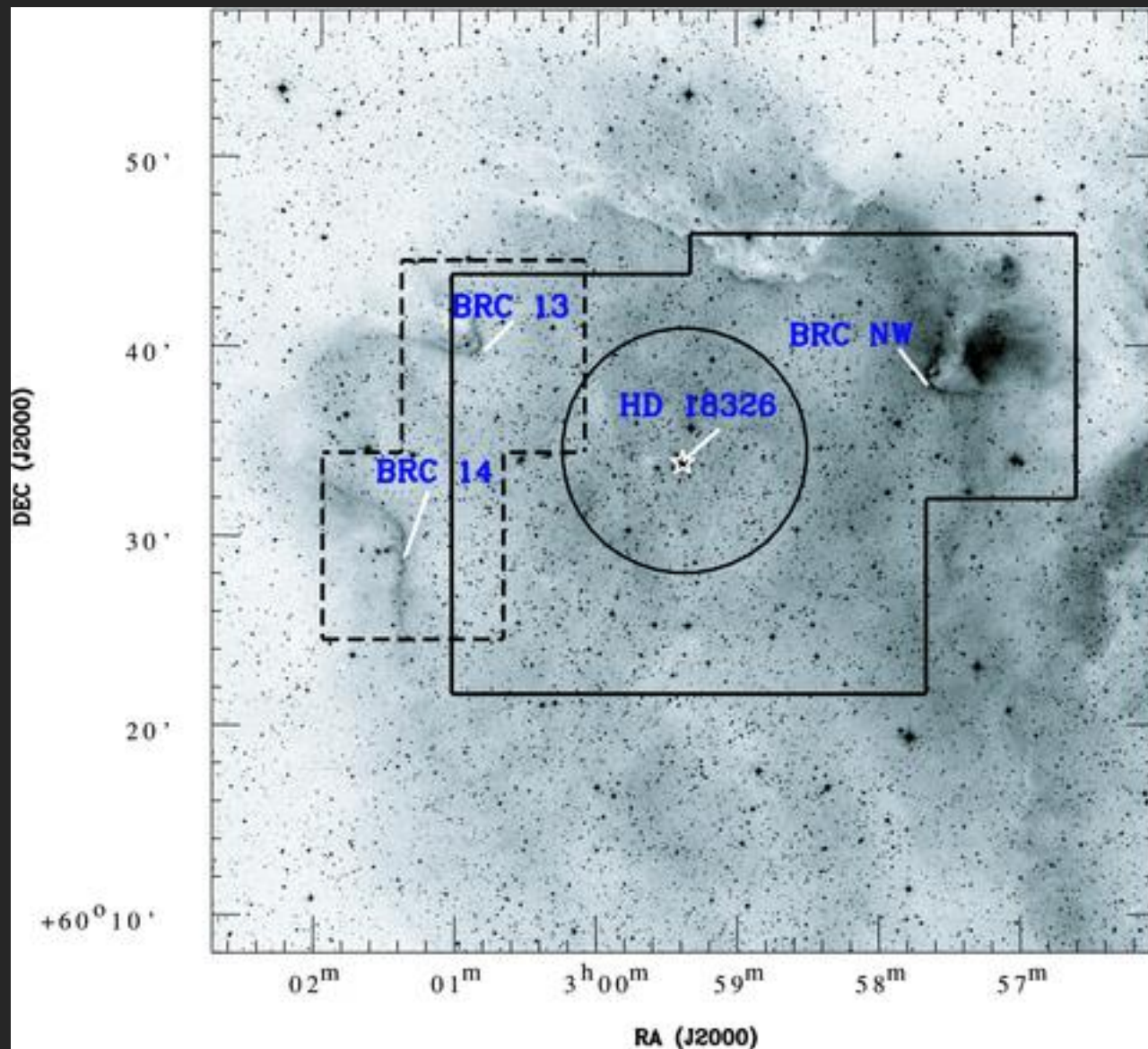
M16 (ESO)

H-II領域



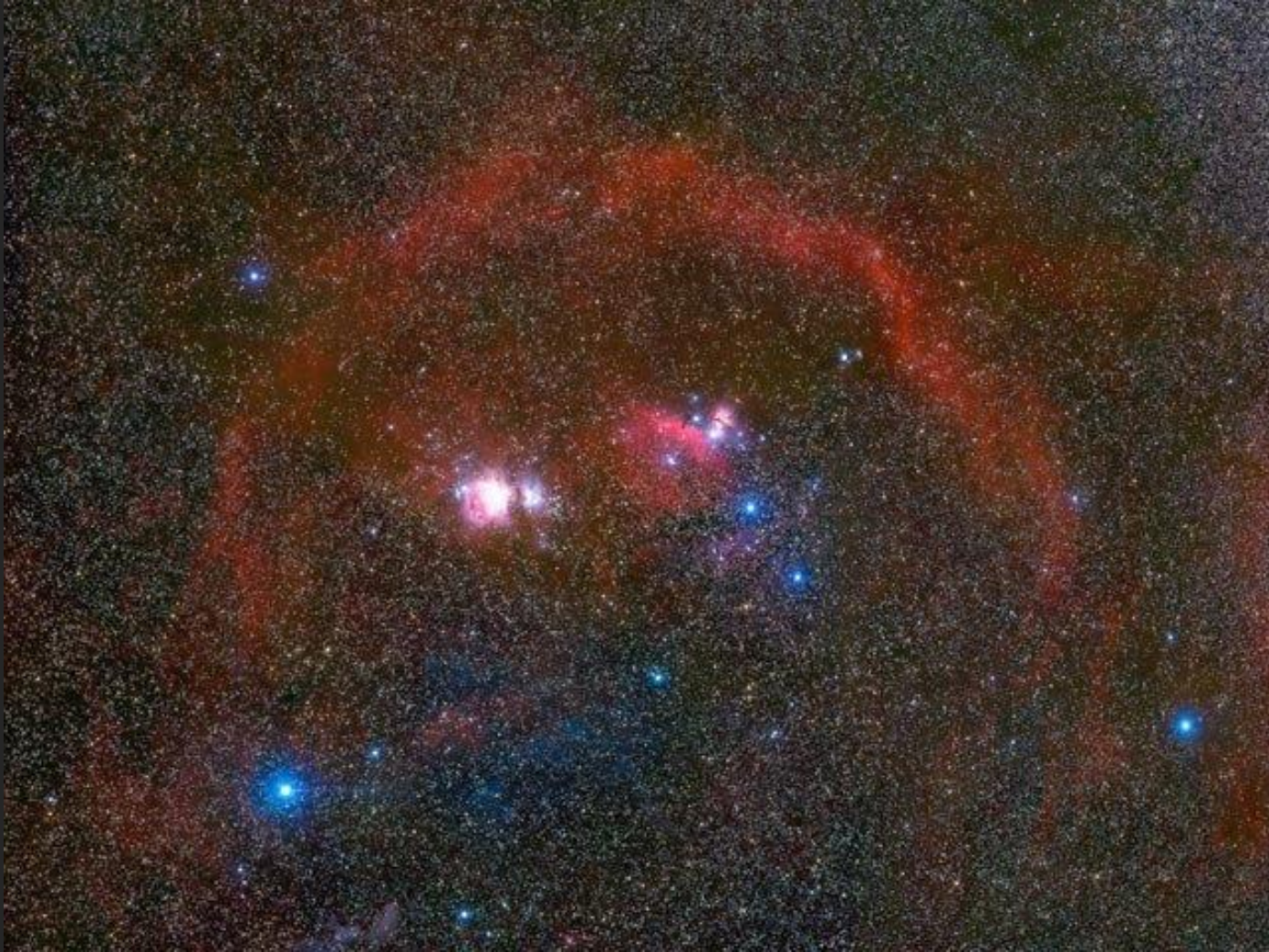
M51 (NASA/HST)

H-II領域が誘起する星形成



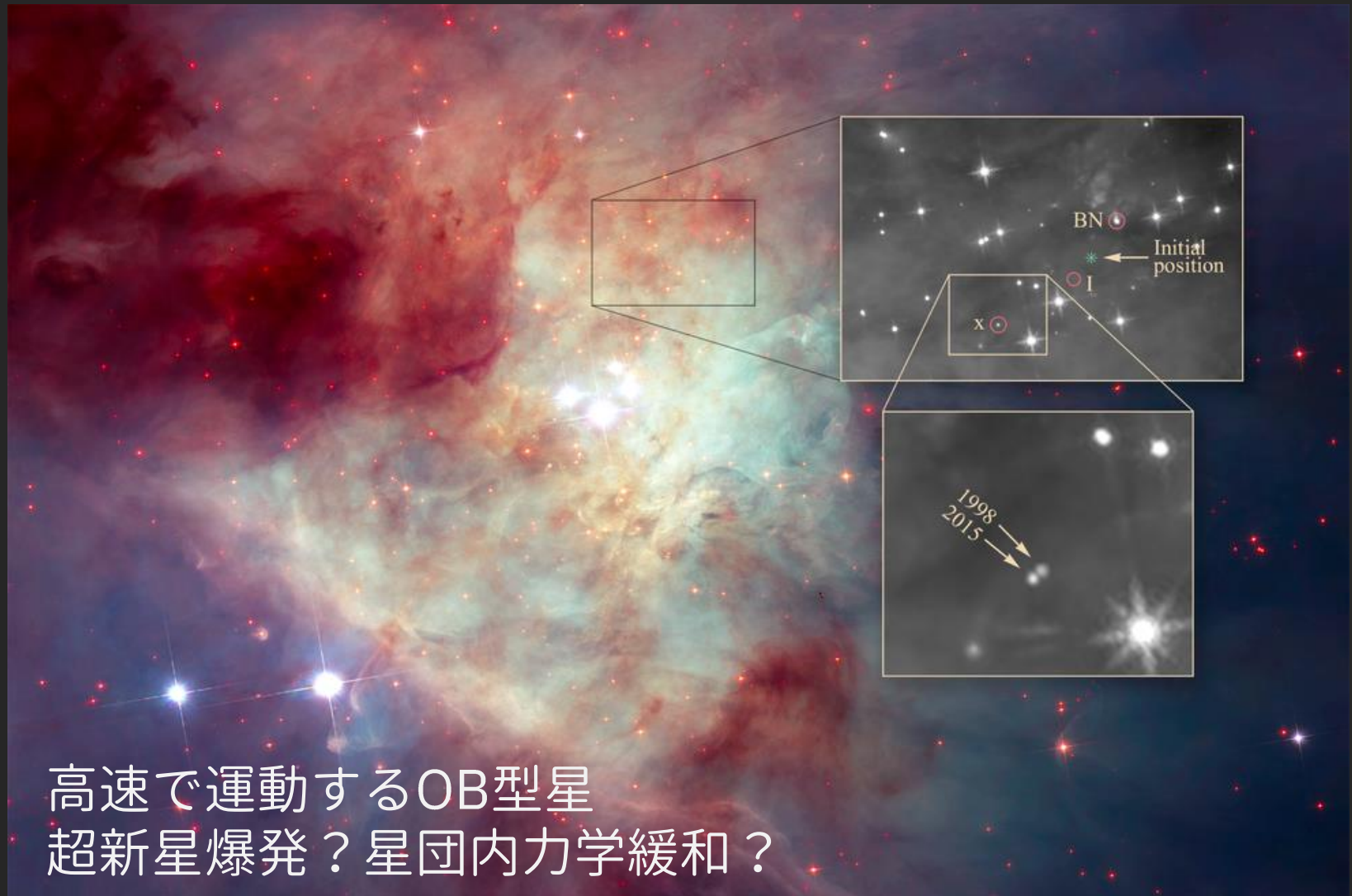
Chauhan (2011)

超新星爆発



Barnardループ (C) W. H. Wang

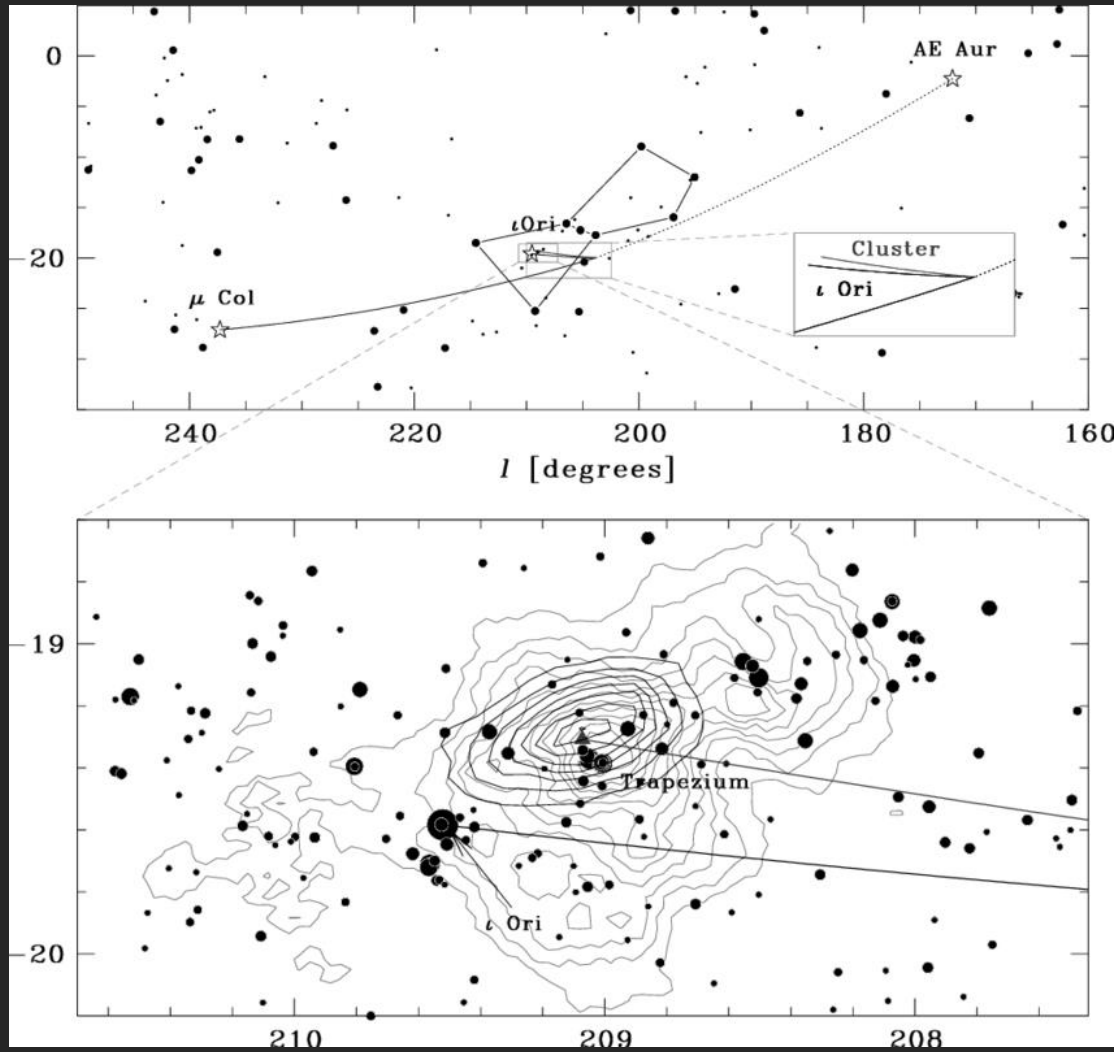
逃走星 (1/2)



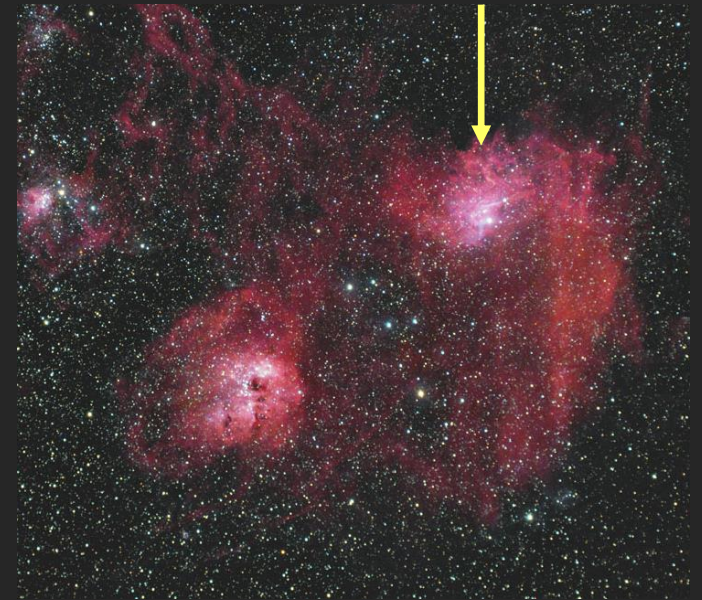
高速で運動するOB型星
超新星爆発？星団内力学緩和？

M42内の逃走星 (NASA, ESA, K. Luhman, M. Robberto)

逃走星 (2/2)



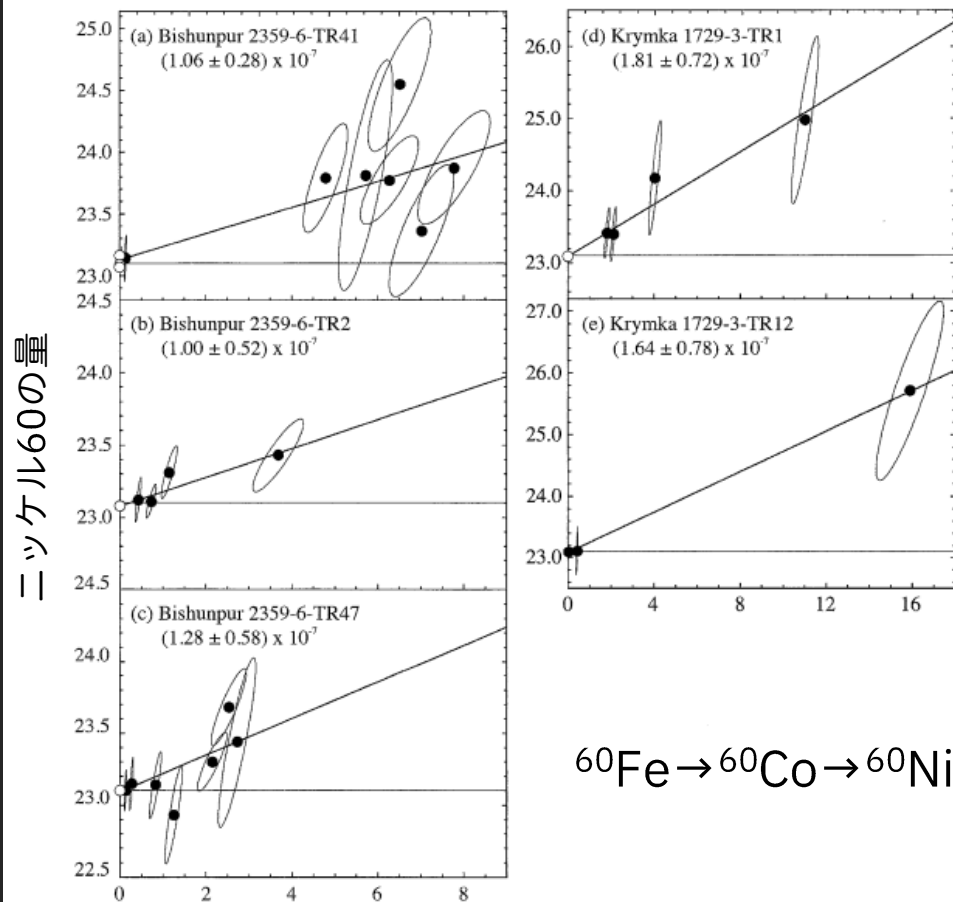
AE Aurの過去軌道
(de Zeeuw+ 2001)



AE Aurと勾玉星雲
(Starry Urban Sky)

短寿命放射性核種

隕石中の鉄60（半減期150万年）の痕跡



鉄56の量

橘 (2009)

隕石中に短寿命放射性核種の痕跡が見つかる

短寿命放射性核種は超新星爆発時に形成

太陽系は大質量星形成領域で生まれた可能性が高い

まとめ



- 大質量星形成の困難と2つのシナリオ（降着説と合体説）
- HII領域
- 誘発星形成，超新星爆発
- 太陽系は大規模星形成領域で誕生した

参考文献

1. Neelam Chauhan, A. K. Pandey, K. Ogura, J. Jose, D. K. Ojha, M. R. Samal, and H. Mito.
Star formation in bright-rimmed clouds and clusters associated with the W5 E H II region.
Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 415(2):1202–1219, 07 2011.
2. T. de Zeeuw, R. Hoogerwerf, and J. de Bruijne.
Young Stellar Groups, Runaway Stars, and Pulsars.
In S. Deiters, B. Fuchs, A. Just, R. Spurzem, and R. Wielen, editors,
Dynamics of Star Clusters and the Milky Way,
Astronomical Society of the Pacific Conference Series, page 201, January 2001.
3. Z. Eker, F. Soyduğan, and S. Bilir.
Fundamentals of stars: Critical looks at mass-luminosity relations and beyond, 2024.
4. Kakeru Fujishiro, Kazuki Tokuda, Kengo Tachihara, Tatsuyuki Takashima, Yasuo Fukui, Sarolta Zahorecz,
Kazuya Saigo, Tomoaki Matsumoto, Kengo Tomida, Masahiro N. Machida, Shuichiro Inutsuka, Philippe André,
Akiko Kawamura, and Toshikazu Onishi.
A low-velocity bipolar outflow from a deeply embedded object in Taurus revealed by the Atacama Compact Array.
The Astrophysical Journal Letters, 899(1), Aug 2020.
5. N. Furukawa, J. R. Dawson, A. Ohama, A. Kawamura, N. Mizuno, T. Onishi, and Y. Fukui.
Molecular clouds toward RCW49 and Westerlund 2: Evidence for cluster formation triggered by cloud–cloud collision.
The Astrophysical Journal, 696(2), Apr 2009.
6. Zhibo Jiang, Motohide Tamura, Misato Fukagawa, Jim Hough, Phil Lucas, Hiroshi Suto,
Miki Ishii, and Ji Yang.
A circumstellar disk associated with a massive protostellar object.
Nature, 437(7055):112–115, Sep 2005.
7. Masahiro N. Machida, Shuichiro Inutsuka, and Tomoaki Matsumoto.
High- and low-velocity magnetized outflows in the star formation process in a gravitationally collapsing cloud.
The Astrophysical Journal, 676(2):1088, Apr 2008.
8. Takenori Nakano.
Conditions for the Formation of Massive Stars through Nonspherical Accretion.
The Astrophysical Journal, 345:464, Oct 1989.
9. Toshikazu Onishi, Akira Mizuno, Akiko Kawamura, Kengo Tachihara, and Yasuo Fukui.
A complete search for dense cloud cores in Taurus.
The Astrophysical Journal, 575(2):950, Aug 2002.
10. Palmeirim, P., André, Ph., Kirk, J., Ward-Thompson, D., Arzoumanian, D., Kőnyves, V., Didelon, P.,
Schneider, N., Benedettini, M., Bontemps, S., Di Francesco, J., Elia, D., Griffin, M., Hennemann, M., Hill, T.,
Martin, P. G., Men'shchikov, A., Molinari, S., Motte, F., Nguyen Luong, Q., Nutter, D., Peretto, N., Pezzuto, S.,
Roy, A., Rygl, K. L. J., Spinoglio, L., and White, G. L.
Herschel view of the Taurus B211/3 filament and striations: Evidence of filamentary growth?
Astronomy & Astrophysics, 550, 2013.
11. S. W. Stahler, F. Palla, and P. T. P. Ho.
The Formation of Massive Stars.
In V. Mannings, A. P. Boss, and S. S. Russell, editors,
Protostars and Planets IV, pages 327–352, May 2000.
12. 松本倫明.
星間物質・分子雲.
千葉大学大学院理学研究科講義資料,
<https://redmagic.i.hosei.ac.jp/~matsu/chiba21/2.ism.pdf>
13. 福井康雄ほか.
シリーズ現代の天文学「星間物質と星形成」(第2版).
日本評論社, 2024年.
14. 橘省吾.
消滅核種存在度から考える太陽系誕生環境.
地球化学, 43, 213-226, 2009.