

星形成

犬塚修一郎(京大, 理, 物理2, 天体核)

- 星とは？
- 星の「特徴的質量」とその起源
- エネルギー収支, エントロピー収支
- 研究のフロンティア... 星形成過程の概観

“(狭い意味の)星”とは？

- 太陽光は惑星上の生態系活動のエネルギー源.
 - 人間以外... 明らか
 - 人間 食物, 化石燃料, (例外: 原子力)...
- 宇宙(銀河系)の中のエネルギー源
 - 銀河系内の(単位体積当り)星起源の輻射場のエネルギーは, $E_{\gamma, \text{stellar}} \sim 10^0 \text{ eV/cc}$

$$E_{\gamma, \text{星}} \sim E_{\text{th, gas}} \sim E_{\text{乱流}} \sim E_{\text{宇宙線}} \sim E_{\text{磁場}} \sim E_{\text{CMB}}$$

「 \sim 」の意味は ± 1 桁程度の精度で... 理由は不明？

星の進化: エネルギー的観点

自己重力系の(定常) Virial 定理:

U: 内部エネルギー, W: 重力エネルギー(負)

$$3(\gamma-1)U + W = 0$$

全エネルギー $E = U + W$

$$= (3\gamma-4) / [3(\gamma-1)]W = - (3\gamma-4)U$$

$\gamma=5/3$ の場合は, エネルギーを放出して,

$$dE < 0 \Rightarrow dW = 2 dE < 0, dU = -dE = -dW/2 > 0$$

つまり自己重力系の比熱は負である.

星の進化: エントロピー的観点

- (非平衡) 開放系の物体はエントロピーを外に捨てて, 全系のエントロピーを増やしつつ, 自身の低エントロピー状態を保てる.

例) 自己重力系, 熱的に不安定な系

例) 地球・生物

星の進化

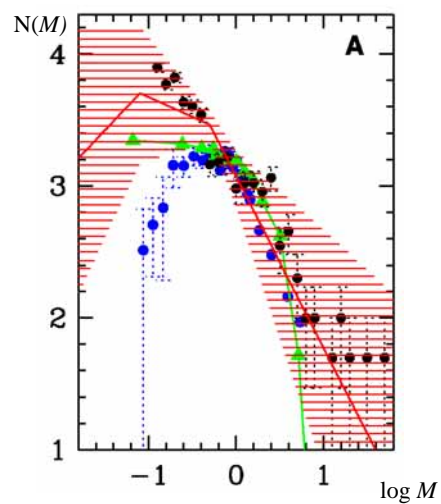
- 星の一生(進化)はその質量によって運命づけられている.
- 星の質量の起源は？

星の質量の分布は？

- 観測された星の質量の分布(スペクトラム)

$$\frac{dN(M)}{dM} \propto M^{-\alpha}$$

$$\alpha \approx 2.35 \text{ (Salpeter 1955)}$$



Kroupa 2002, Science 295, 82

星の典型的質量は？

$$\frac{dN(M)}{dM} \propto M^{-\alpha}, \quad 2 \leq \alpha \leq 3, \quad L(M) \propto M^{-\beta}, \quad 3 \leq \beta \leq 4$$

- 質量を重みで平均化 小質量星が効く

$$\int M dN \propto M^{-\alpha+2}$$

- 光度を重みとして平均化 どの質量も？

$$\int L dN \propto M^{-\alpha+\beta+1}$$

- 電離・解離光子の源として 中・大質量星

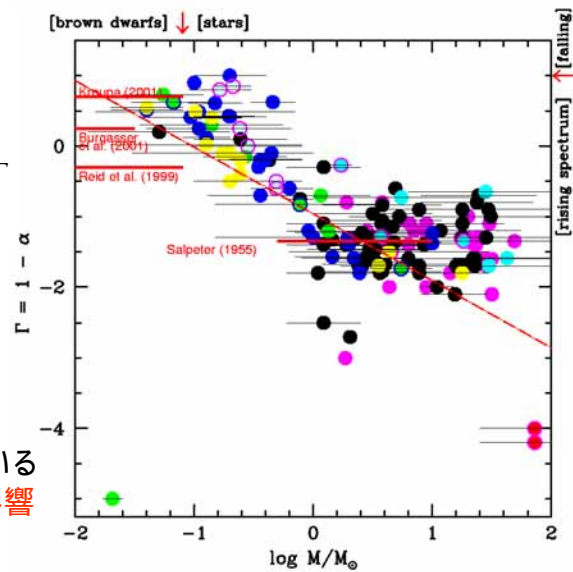
星の質量スペクトラム

$$\frac{dN(M)}{dM} \propto M^{-\alpha}$$

$$\frac{dN(\log M)}{d \log M} \propto M^{\Gamma}$$

$$\Rightarrow \Gamma = 1 - \alpha$$

傾きは褐色矮星まで
スムーズにつながっている
水素の核燃焼は無影響



Hillenbrand, astro-ph/0312187

星の質量の起源は？

重水素(D)の燃焼は？ ${}^2\text{H} (p, \gamma) {}^3\text{He}$ @ 10^6K

全部燃焼して得られるエネルギーは単位体積当り

$$\delta = Q [\text{D}/\text{H}] X \rho / m_{\text{H}}$$

このエネルギーだけを使って到達できる温度 T_{D} は

$$k_{\text{B}} T_{\text{D}} \rho / m_{\text{H}} = \delta \quad \text{より, } T_{\text{D}} = Q [\text{D}/\text{H}] X / k_{\text{B}}$$

$Q = 5.5\text{MeV}$, $[\text{D}/\text{H}] \approx 2.5 \times 10^{-5}$, $X = 0.7$ を代入すると,

$\Rightarrow T_{\text{D}} = 1.1 \times 10^6\text{K}$...偶然, 燃焼する温度に近い

一方Virial定理より,

$$m_{\text{H}} \frac{GM_*}{R} \approx k_{\text{B}} T_{\text{C}} \approx k_{\text{B}} T_{\text{D}}$$

つまり微妙にしか効かない

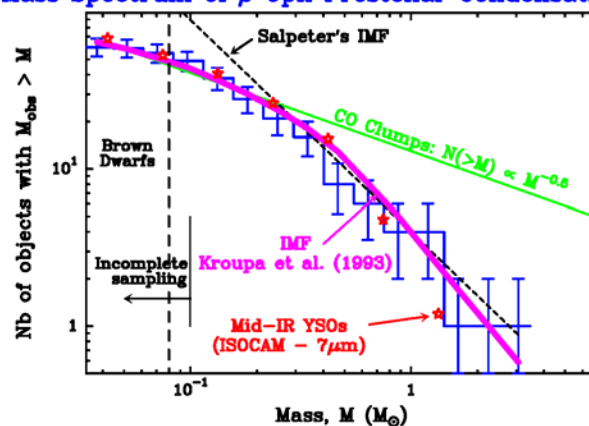
星の質量の起源は？...観測

分子雲の**重力的分裂**

高密度コア
原始星

重力的分裂過程
で決定されている
のか？

分子雲コアの質量スペクトラム
Mass Spectrum of ρ Oph Prestellar Condensations



Motte, André, & Neri 1998

Jeans length と Jeans mass

圧力勾配項 $dP/dR \approx C_s^2 \rho/R$ C_s は音速

重力項 $\rho GM/R^2 \approx G\rho^2 R$

自己重力で収縮するには

$$R > \lambda_J \equiv C_s (G\rho)^{-1/2}$$

$$M > M_J \equiv \rho \lambda_J^3 = C_s^3 (G)^{-3/2} \rho^{-1/2}$$

もし、 $P=K\rho^\gamma$ で $\gamma < 4/3$ なら、

$$\rho \nearrow \text{で } M_J \searrow$$

階層構造の特征的質量スケールを決めるには、特徴的な ρ を決定する別の物理が必要である。

“Classical” Opacity Limited Fragmentation

分裂が続く条件

(1) $\tau < 1$...Low & Lynden-Bell (1976), Silk (1977)

⇐ $\tau > 1$ でも、冷却効率が $1/\tau$ 倍されるだけ!

(2) 断熱圧縮熱を放出する条件: Rees (1976)

$$\left(\frac{GM^2}{R} \right) \left(\frac{1}{t_{\text{ff}}} \right) < 4\pi R^2 \sigma_{\text{SB}} T^4 f$$

等号が成り立つときが、最後の分裂

⇐ 光学的に厚くなったときは、 τ で割るべき。

$$\left(\frac{GM^2}{R} \right) \left(\frac{1}{t_{\text{ff}}} \right) < \frac{4\pi R^2 \sigma_{\text{SB}} T^4}{\tau}$$

等温的進化から断熱的進化への移行

SI & Miyama 1997, ApJ 480, 681; Masunaga & SI 1999, ApJ 510, 822

高密度ではガスと塵粒子の温度はほぼ等しい

- 塵粒子の熱的収支(加熱率 と冷却率)を考える.

$$4\pi\kappa\rho I + \Gamma_g = 4\pi\kappa\rho\sigma_{\text{SB}}T^4 \equiv \Lambda_{\text{thin}}$$

星間輻射加熱 ガスと塵粒子の衝突 塵粒子からの熱放射

- 光学的に薄い場合 ($\tau < 1$)

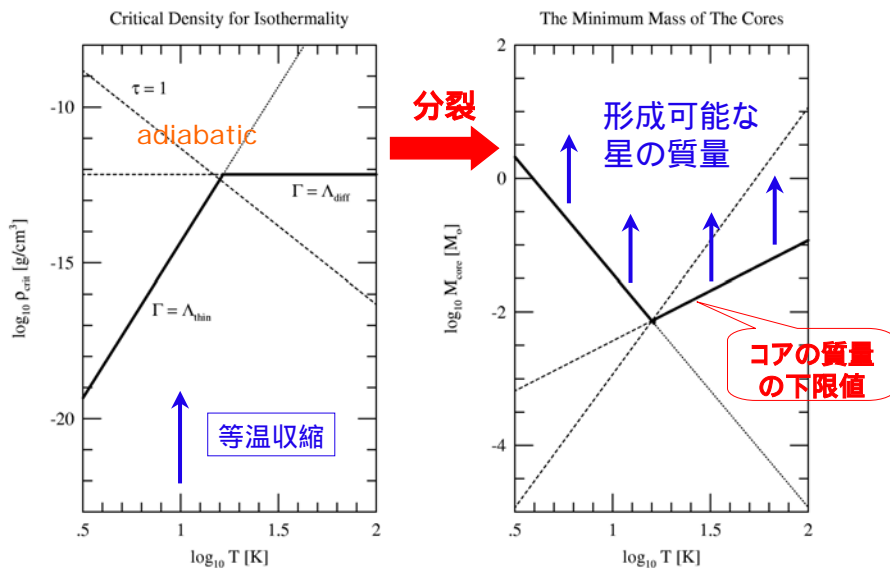
$$\Gamma_g \cong \frac{P}{\rho} \frac{d\rho}{dt} \approx \Lambda_{\text{thin}} \text{ となるのは } \rho_{\text{thin}} = 4.7 \times 10^{-15} \left(\frac{\kappa}{0.01 \text{ cm}^2/\text{g}} \right)^2 \left(\frac{T}{10 \text{ K}} \right)^{10} \frac{\text{g}}{\text{cm}^3}$$

- 光学的に厚い場合 ($\tau > 1$)

$$\Gamma_g \cong \frac{P}{\rho} \frac{d\rho}{dt} \approx \Lambda_{\text{diffusion}} \cong \frac{4\pi\kappa\rho\sigma_{\text{SB}}T^4}{\tau^2} \text{ となるのは } \rho_{\text{thin}} = 4.7 \times 10^{-13} \left(\frac{\kappa}{0.01 \text{ cm}^2/\text{g}} \right)^{\frac{2}{3}} \left(\frac{T}{10 \text{ K}} \right)^{\frac{2}{3}} \frac{\text{g}}{\text{cm}^3}$$

- 1 という条件で断熱的進化に移行するわけではない.

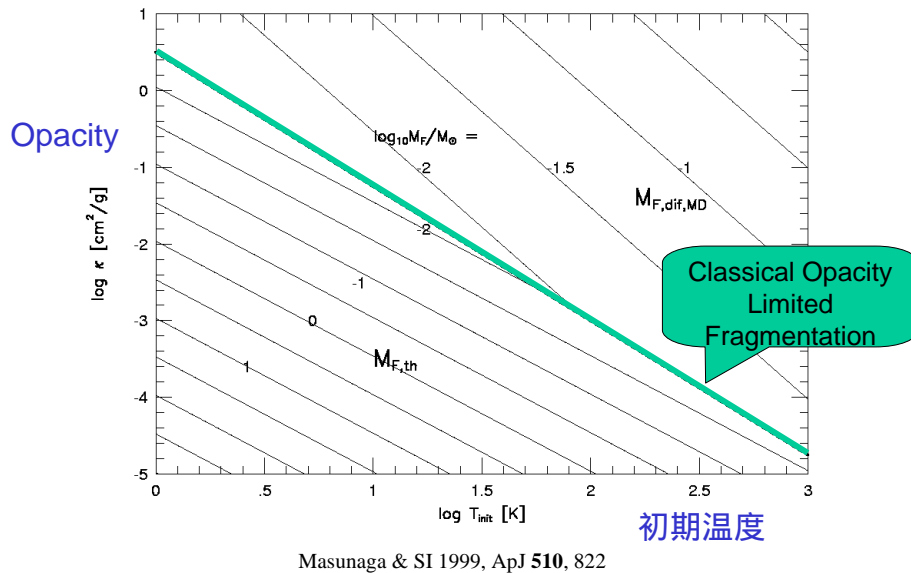
等温的進化から断熱的進化への移行 つづき



Masunaga & SI 1999, ApJ 510, 822

等温的進化から断熱的進化への移行 つづき

コアの質量の下限値: **ダスト量の影響**



星の質量の起源(まとめ)

典型的星の質量を決定するメカニズム...

- (HやDの)核燃焼に伴う現象ではない.
- 重力的分裂過程で到達できる最小質量($\sim 10^{-2}M_0$)か?

今後の観測(JWST等?)による検証が必要.

形成される星の質量の上限について

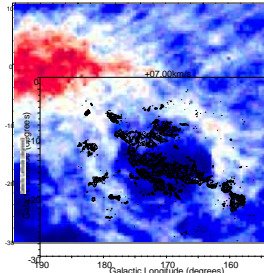
- 初期の密度ゆらぎ分布に依存する
- 重力的分裂の最小質量の議論だけでは何も言えない.
- 後期の降着がいつ止まるかを決定する必要がある.

星形成過程の概観

ガス雲から星・惑星系へ

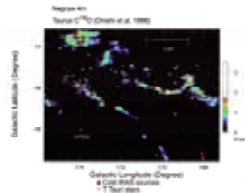


銀河面のHIマップ



原始星・T Tauri型星

星周円盤



Modes of Star Formation

1. Spontaneous Star Formation Shu, Adams, & Lizano 1987

Timescale > Free-Fall Time \Rightarrow SF rates in Galaxy

Centrally Condensed Config. \Rightarrow **Binary Formation Difficult!**

Large Scale Filamentary Structure of Molecular Clouds ?

2. Triggered Star Formation

Timescale \approx a few times t_{ff} ... dynamical

Destruction of Clouds ... unknown for low-mass SF region

\Rightarrow SF Efficiency ≈ 1 ... Too High ? ... smaller for GMC

Where is triggering mechanism ? $t_{SNe} = 1 \text{ Myr}$ (McKee & Ostriker 1977)

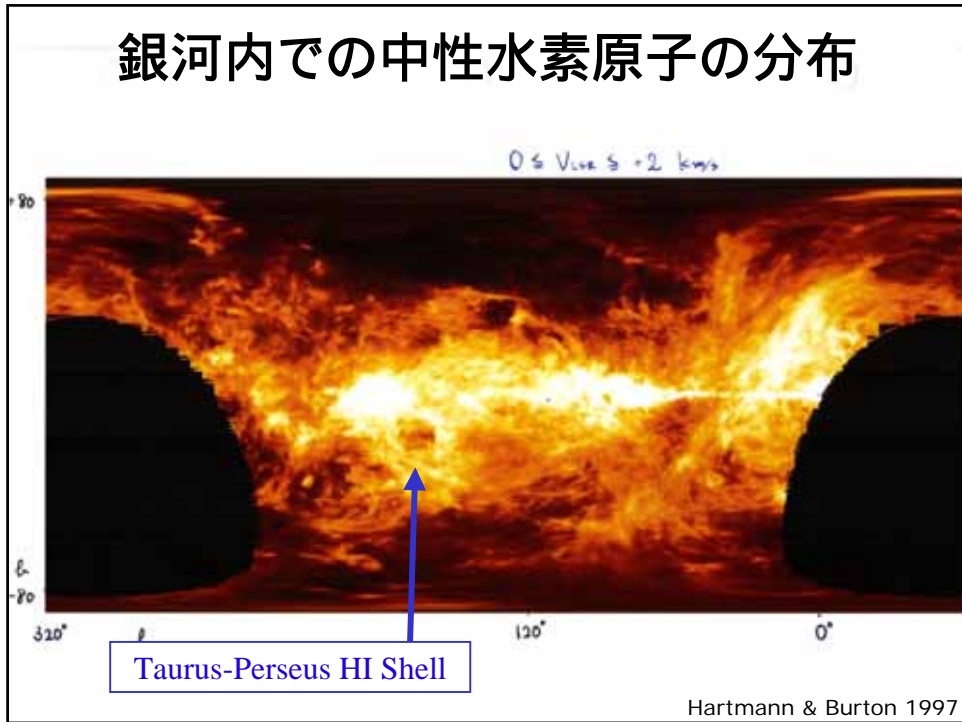
2' Turbulent Star Formation

Dissipation of Turbulence, $t_{diss} \approx t_{dyn}$

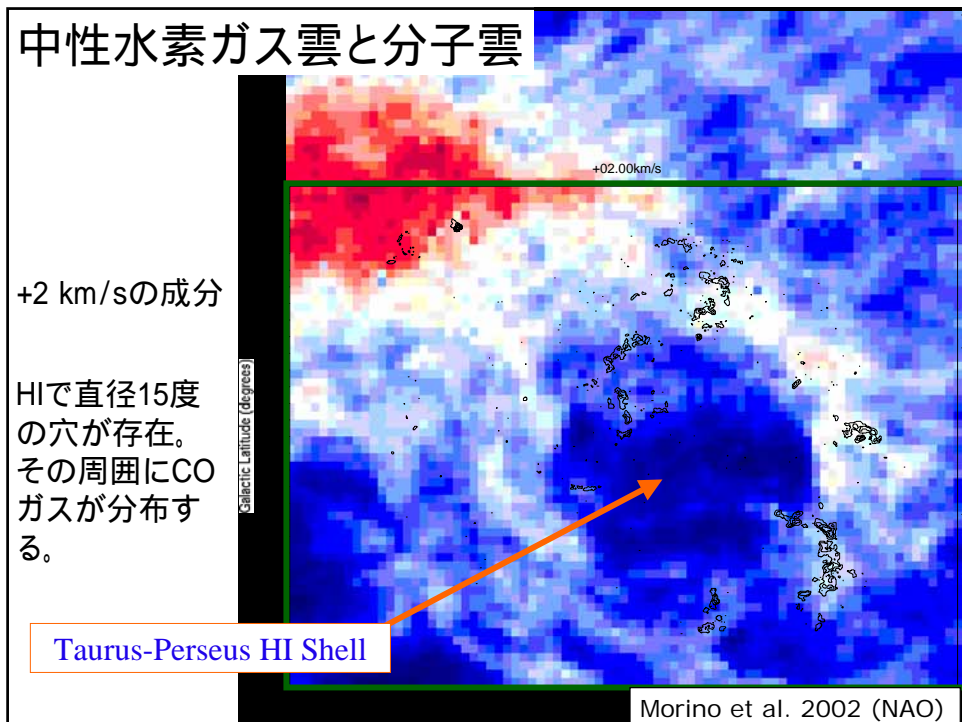
Difference of Initial Conditions

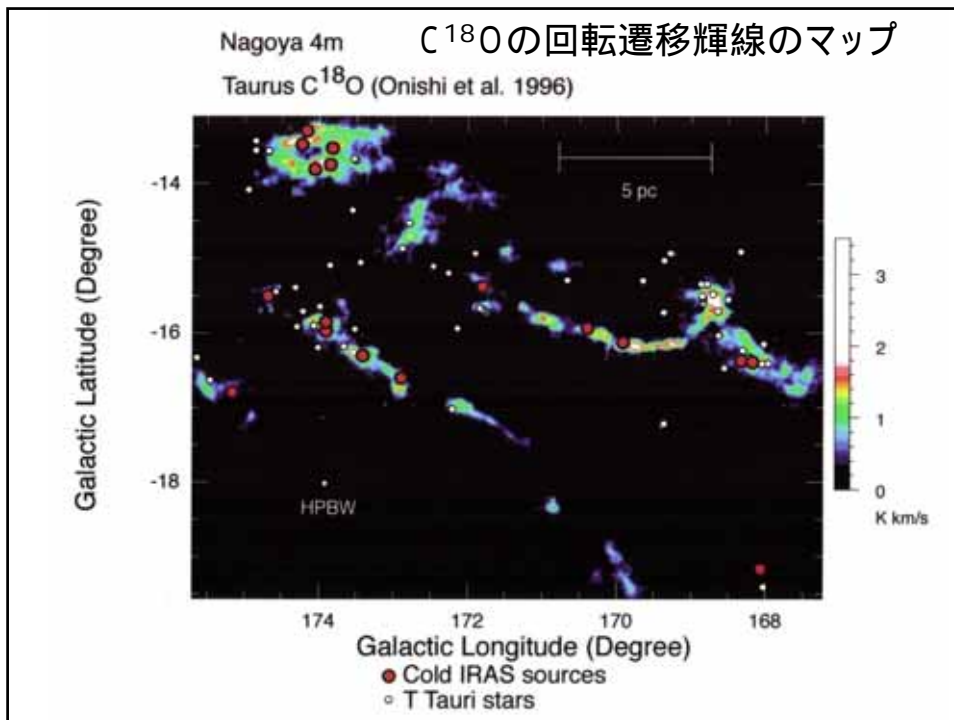
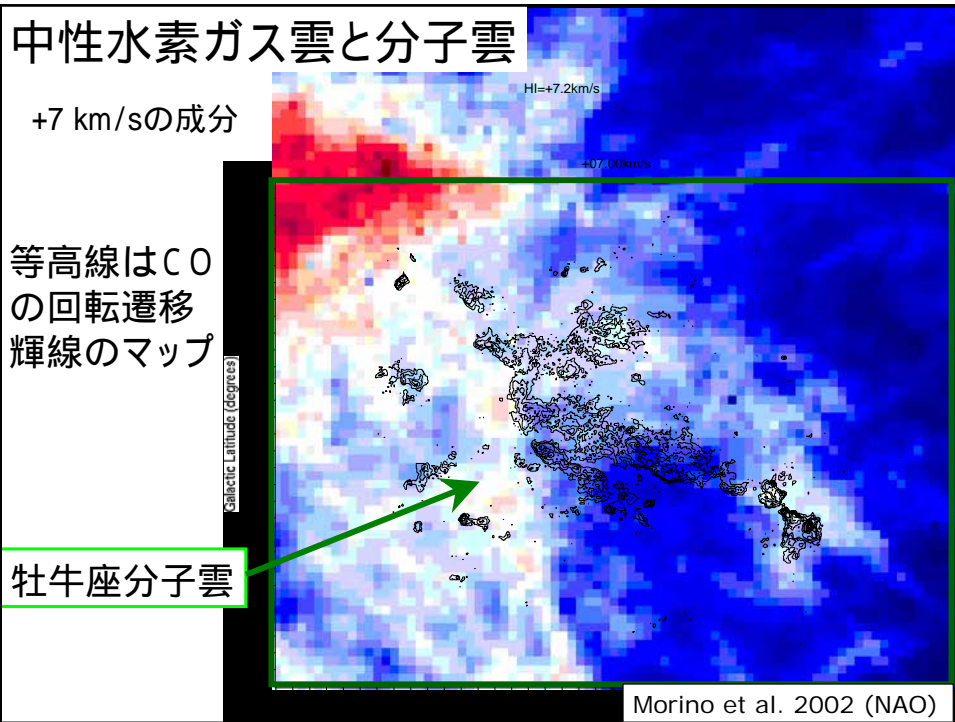
\Leftarrow **Formation of Molecular Clouds**

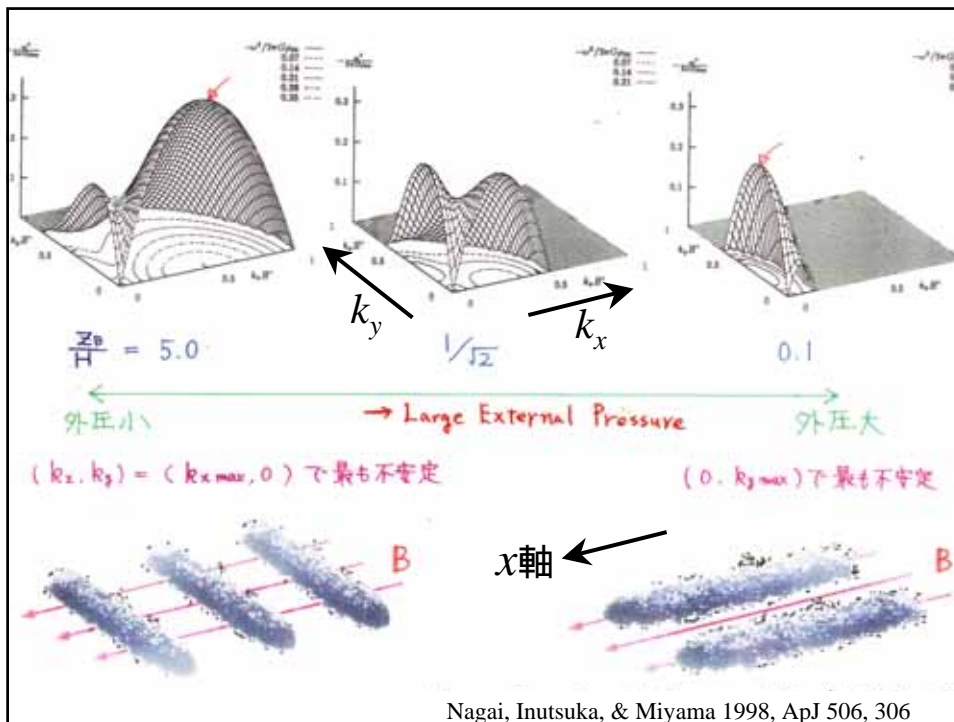
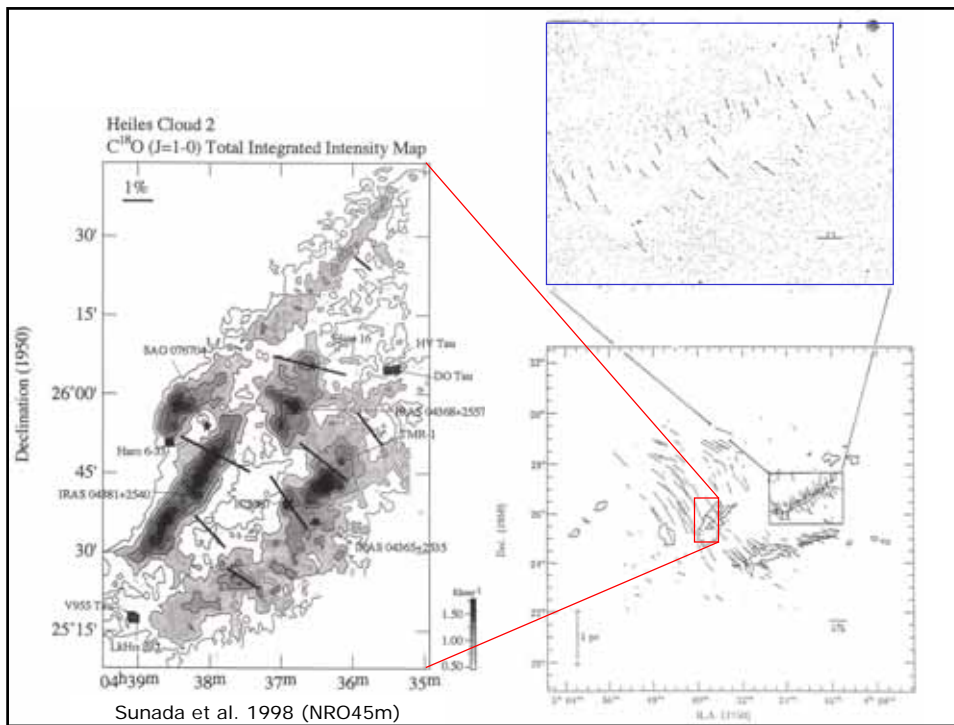
銀河内での中性水素原子の分布



中性水素ガス雲と分子雲

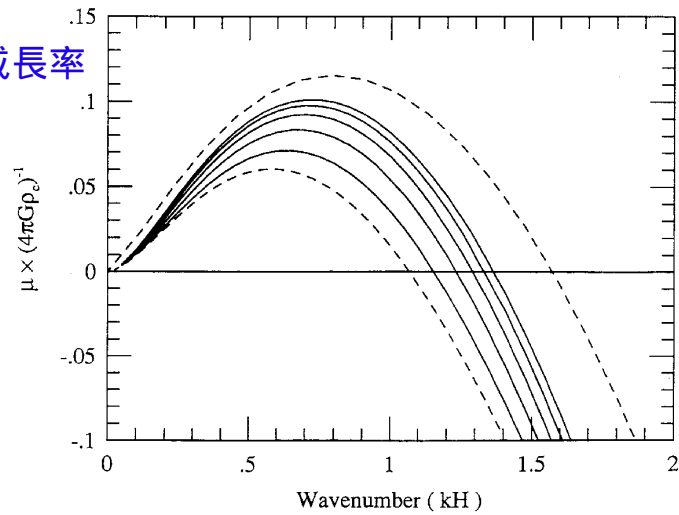






フィラメントの分裂モード

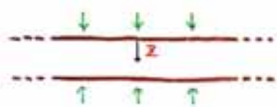
線形成長率



SI & Miyama 1992, ApJ 388, 392

Character of Gravity

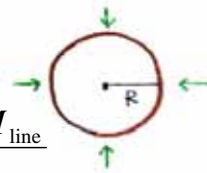
Sheet-Like Cloud



$$-\frac{\partial\Phi}{\partial z} \propto G\sigma$$

$$-\frac{1}{\rho} \frac{\partial P}{\partial z} \propto \frac{C_s^2}{z}$$

Filamentary Cloud



$$-\frac{\partial\Phi}{\partial R} \propto \frac{2GM_{\text{line}}}{R}$$

$$-\frac{1}{\rho} \frac{\partial P}{\partial R} \propto \frac{C_s^2}{R}$$

Collapse cannot be halted by pressure.

SI & Miyama 1997, ApJ 480, 681

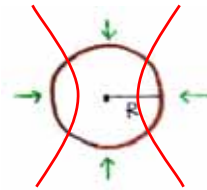
Character of Gravity

Filamentary Cloud

$$-\frac{\partial\Phi}{\partial R} \propto \frac{2GM_{\text{line}}}{R}$$

$$-\frac{1}{\rho} \frac{\partial P}{\partial R} \propto \frac{C_s^2}{R}$$

$$-\frac{1}{\rho} \frac{\partial B^2}{\partial R} \propto \frac{1}{R}$$



Collapse cannot be halted by pressure and magnetic field.

大質量星形成領域

OrionKL (Kaifu et al. 2000)

S106 (Oasa et al. 2002)



Star-forming Region S106 IRS4
Subaru Telescope, National Astronomical Observatory of Japan February 13, 2001
 Copyright © 2001 National Astronomical Observatory of Japan, all rights reserved.

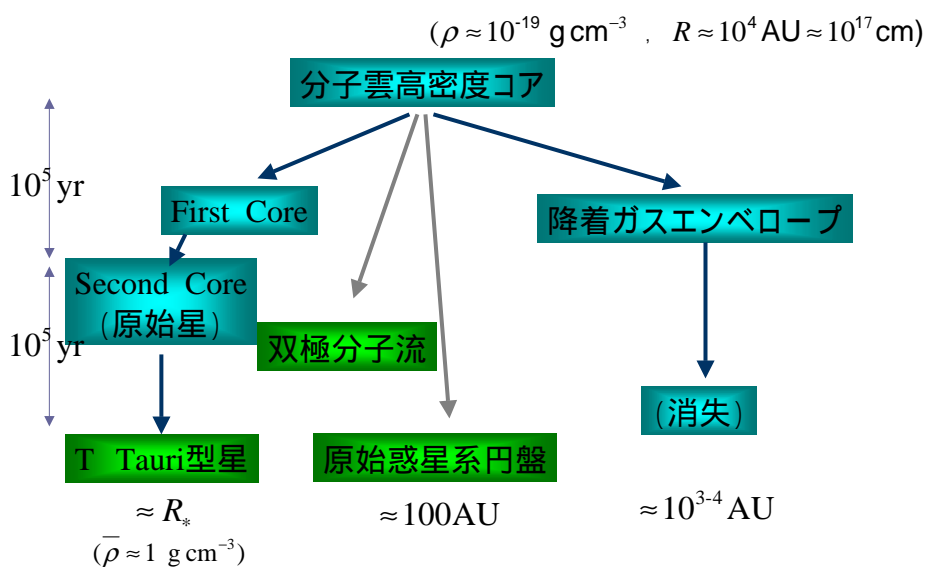


Orion Nebula
Subaru Telescope, National Astronomical Observatory of Japan
 CISCO (J, K) & Hz (v=1-0 S(1)) January 28, 1999

原始星の輻射流体力学的進化

- (原始)星の形成過程
- 第一コア形成の重要性
 - 連星系の形成
 - ジェットの形成

原始星形成過程の概観



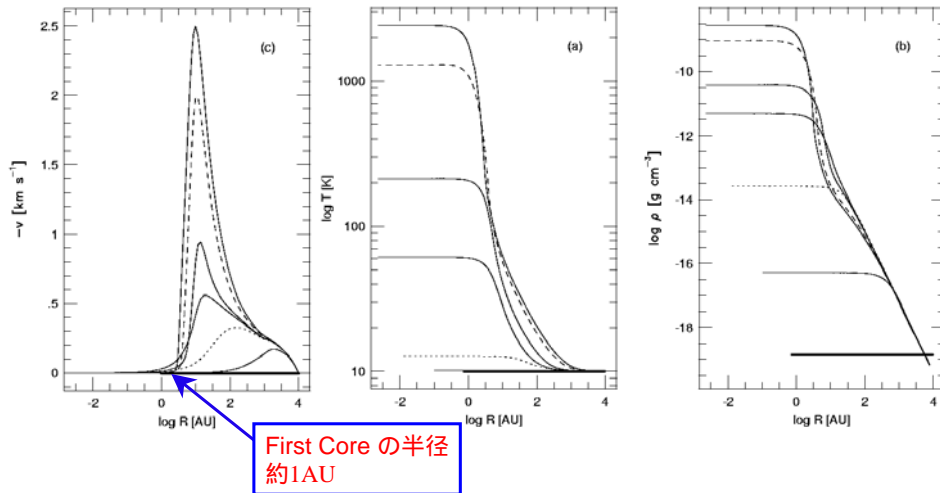
計算結果

水素分子の天体 “First Core” の形成

速度分布

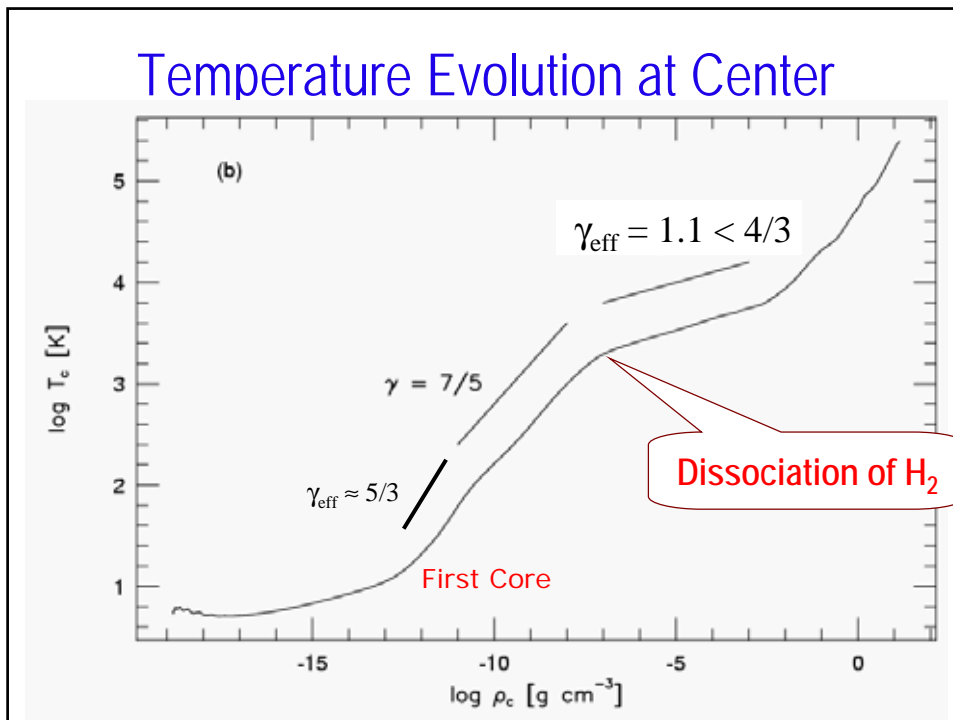
温度分布

密度分布



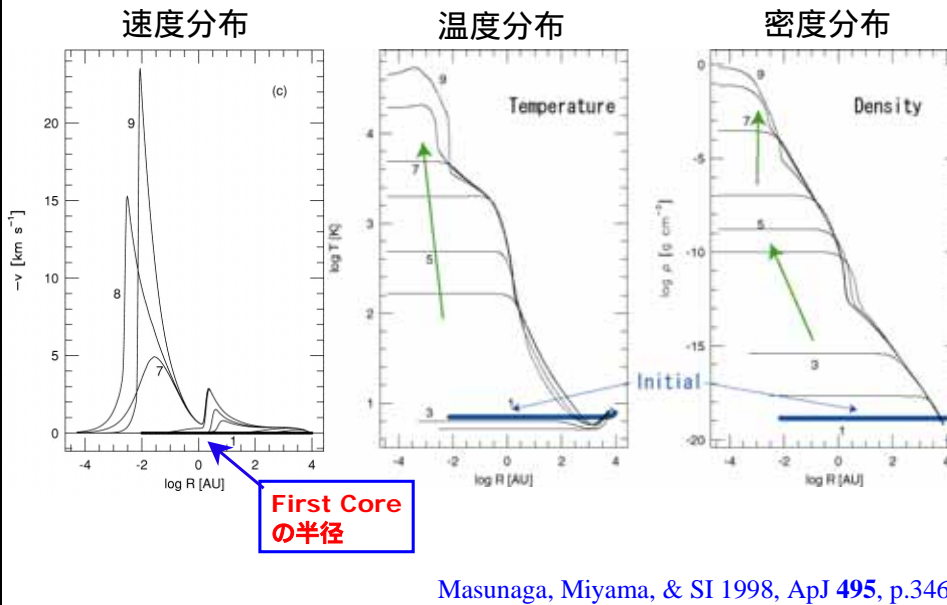
Masunaga, Miyama, & SI 1998, ApJ 495, p.346

Temperature Evolution at Center



計算結果

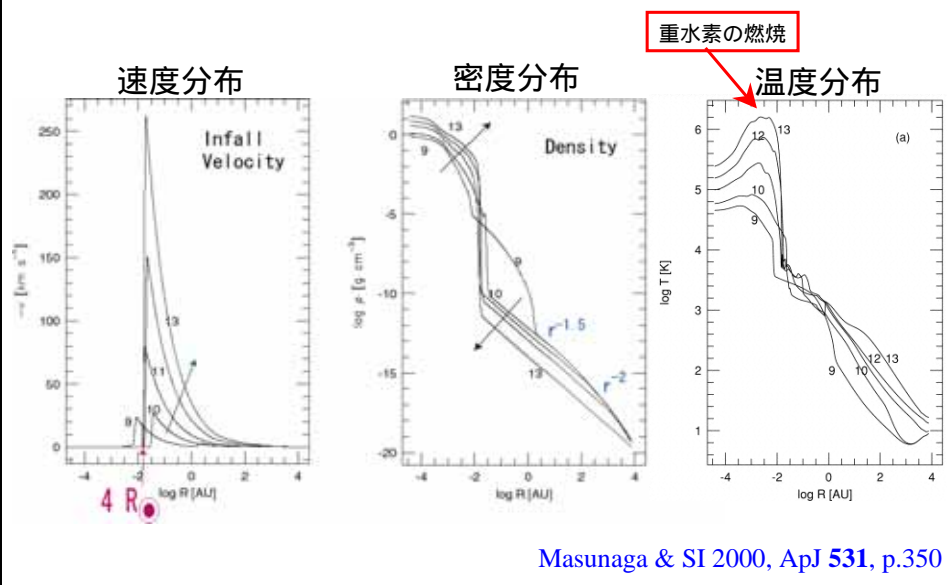
第2収縮期のはじまり



計算結果

第2収縮期

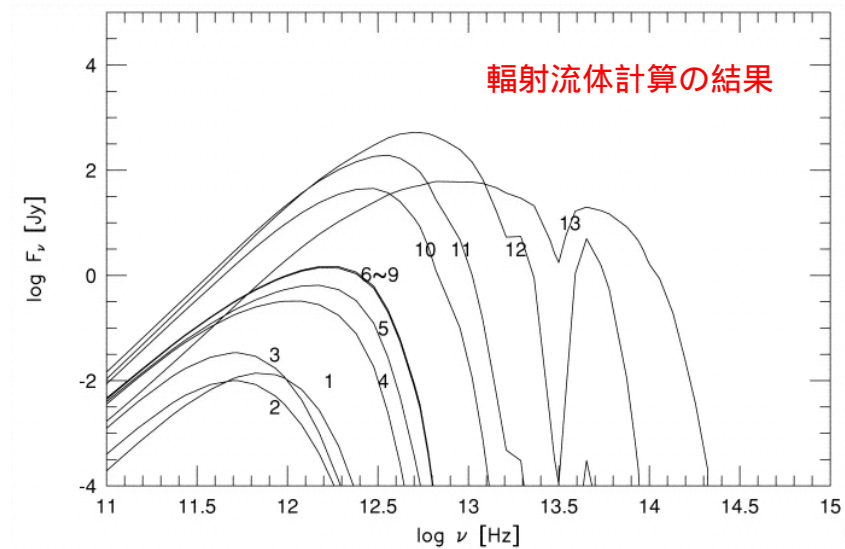
水素分子の解離による収縮 原始星の形成



計算結果

スペクトル(SED)の進化

Masunaga & SI 2000, ApJ 531, p.350

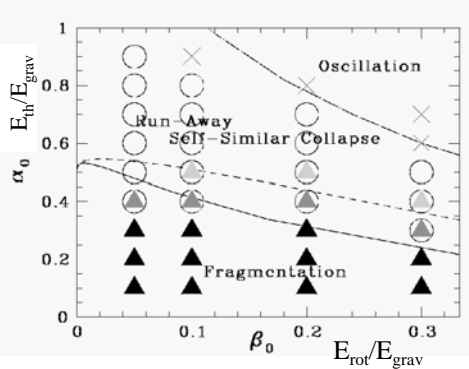


“First Core”形成の重要性

- 星周円盤の形成とその重力的分裂
 - 連星系の形成可能性
- MHD outflow の引き金
 - 分子流
 - 光学ジェット

連星系の形成

First Core 形成前までの進化

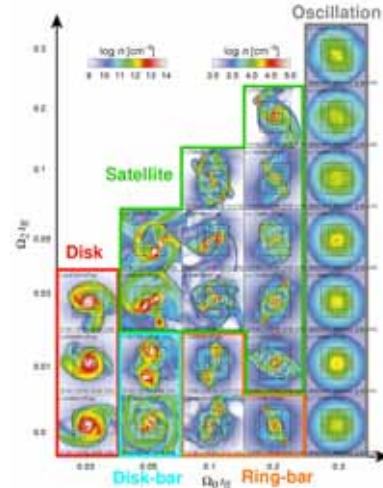


Tsuribe & SI, 1999, ApJ, 523, L155;

Tsuribe & SI, 1999 ApJ 526, 307

First Core形成前は分裂し難い.

First Core 形成後の進化

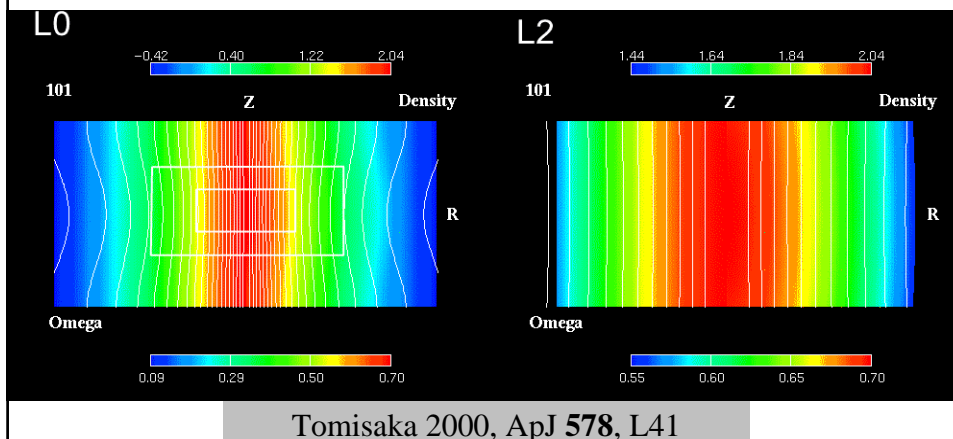


Matsumoto & Hanawa 2003, ApJ 595, 913

First Core 形成に伴う円盤の分裂が重要.

Collapse of Magnetized Core

First Core 形成前までの進化



Tomisaka 2000, ApJ 578, L41

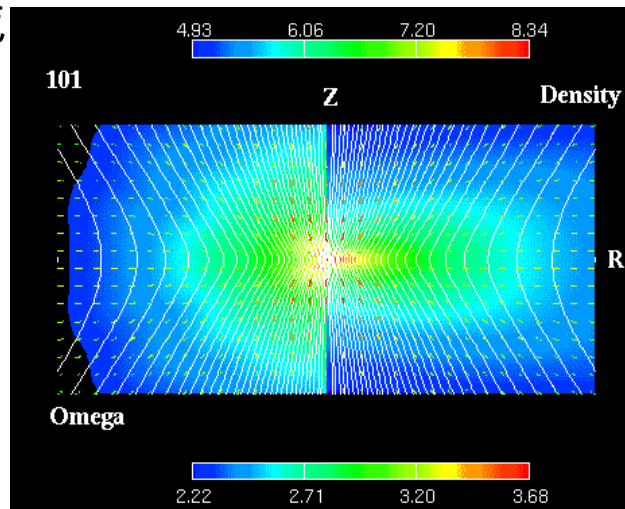
Onset of Outflow

First Core 形成 後の進化

Winding up of
magnetic field lines

Onset of outflows

cf. 3D MHD by Machida,
Matsumoto, & Tomisaka 2004



Tomisaka 2002, ApJ 575, 306

“First Core”形成の重要性

- 星周円盤の形成
 - 連星系への分裂の可能性
- 磁気力駆動分子流の引き金

2D/3D 輻射流体力学計算の必要性

First Core の観測の必要性

原始惑星系円盤の進化

初期: 重力的進化

– RHDの重要性

後期: 降着円盤としての進化

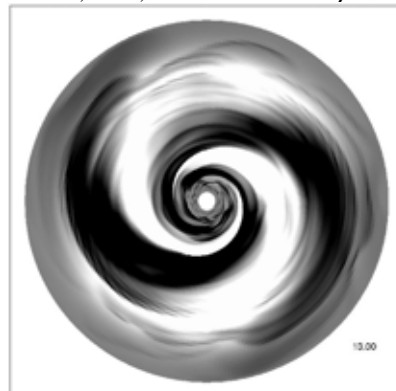
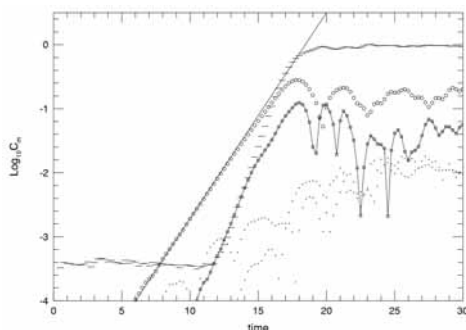
– 磁気回転不安定性と非線形発展

– MHD乱流の飽和状態と揺動散逸関係

– 現実的な円盤のモデルへ向けて

Early Evolution of Discs

Rapid Gas Accretion due to Gravitational Torque of “ $m=2$ ” Spiral Mode (e.g., Laughlin, Korchagin, & Adams 1997, 1998, Picket et al. 2000)



Laughlin, Korchagin, & Adams, ApJ **504**, 945, 1998

Need for **2D/ 3D RHD Modelling** of the Gas Accretion **onto** the Discs

降着円盤の角運動量輸送

- 角運動量輸送 降着円盤の構造・進化
- 現在最も有力な機構
 - 磁気回転不安定性 差動回転円盤 + 磁場
Velikhov 1959, Chandrasekhar 1961, Balbus & Hawley 1991
 - 非線形段階ではMHD乱流
 - 磁気応力による角運動量輸送

Realistic Models of Ionization Degree in Discs

ionization degree

=> resistivity

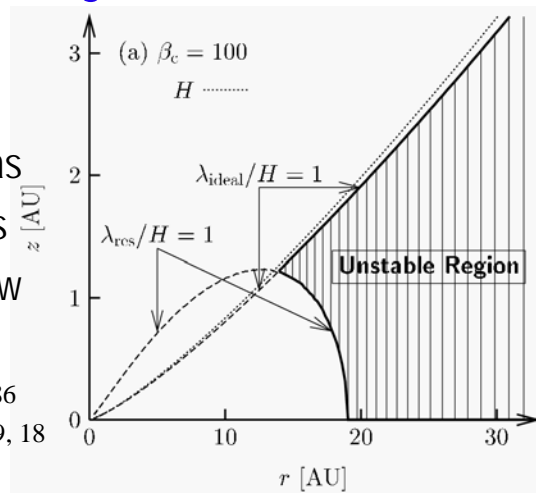
neutral gas + ionized gas
+ dust grains

Realistic models are now available.

Sano et al. 2000, ApJ 543, 486

Fromang et al. 2002, MN 329, 18

...



Sano, Miyama, Umebayashi, & Nakano, ApJ 543, 486 2000

原始惑星系円盤のMHD的進化のまとめ

差動回転ガス系 (磁気レイノルズ数 $Re > 1$) で

微弱な磁場は必ず (指数関数的に) 成長する

成長率は磁場の強さに依らず、回転周期のオーダー
Kinematic Dynamo理論は不適切

磁場が強くなると最大成長波長は長くなる
エネルギーの inverse cascade

磁場の成長は飽和する

$Re_m < 1$... 準定常的乱流 Sano, SI, & Miyama, ApJ 506, L57, 1998

$Re_m > 1$... recurrence of Channel Flow & Reconnection

エネルギー等分配状態にはならない

飽和状態での実効的トルク ($\langle B_x B_y \rangle$) は圧力に比例しない
Shakura-Sunyaevのモデルは不適切

質量降着率と3D磁気リコネクションによる熱化の釣合

降着円盤の揺動・散逸関係 Sano & SI, ApJ 561, L179, 2001

MHD渦のスケールと系のスケールが同程度になると

間欠的なMHD乱流になる

まとめ

- 天体は(非平衡)開放系の自己重力系
- 星の最小質量 \Leftrightarrow Minimum Jeans Mass

今後

- 大質量星の形成過程
- 原始惑星系円盤での塵粒子の進化
- 連星系での現象論
 - 輻射流体力学を用いた多次元計算必要!
 - 非理想MHDも