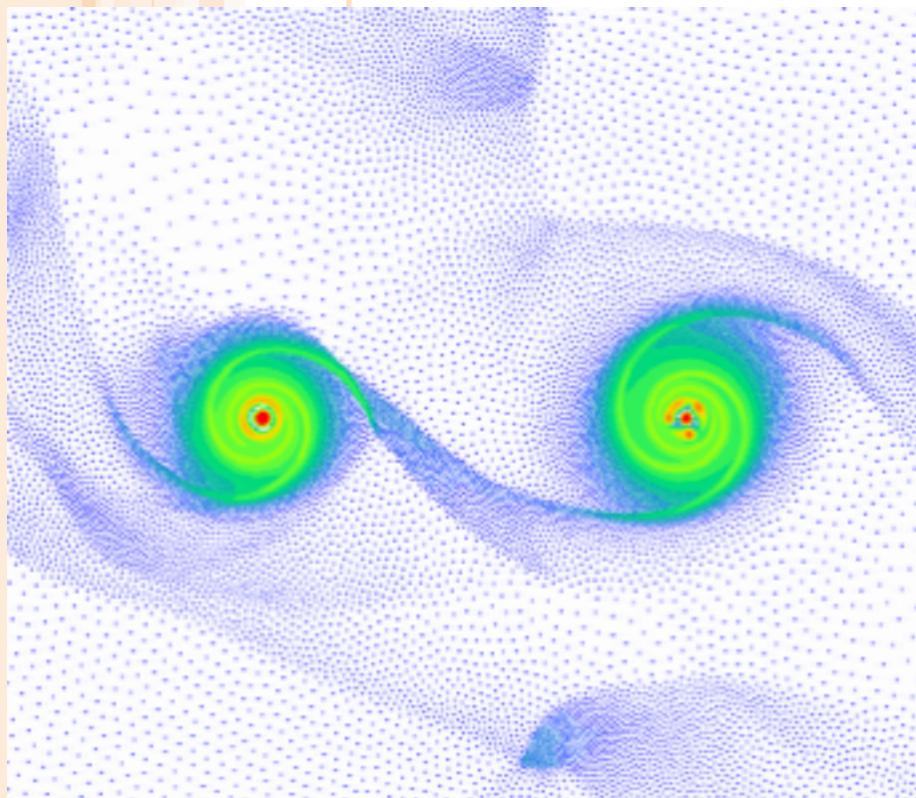


連星の形成について

釣部 通 (茨城大学)

目次

1. はじめに
2. 連星形成 1 : 収縮期
3. 連星形成 2 : 降着期
4. まとめ



partly from Satsuka 2018

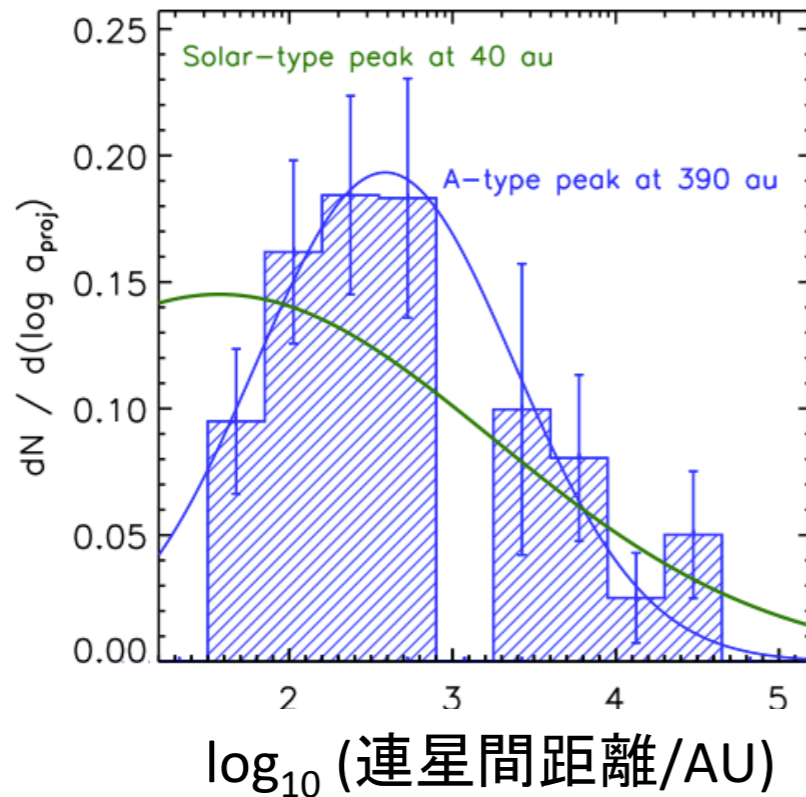
1. はじめに

Binary formation is the primary branch of the star-formation process

Mathieu (1994)

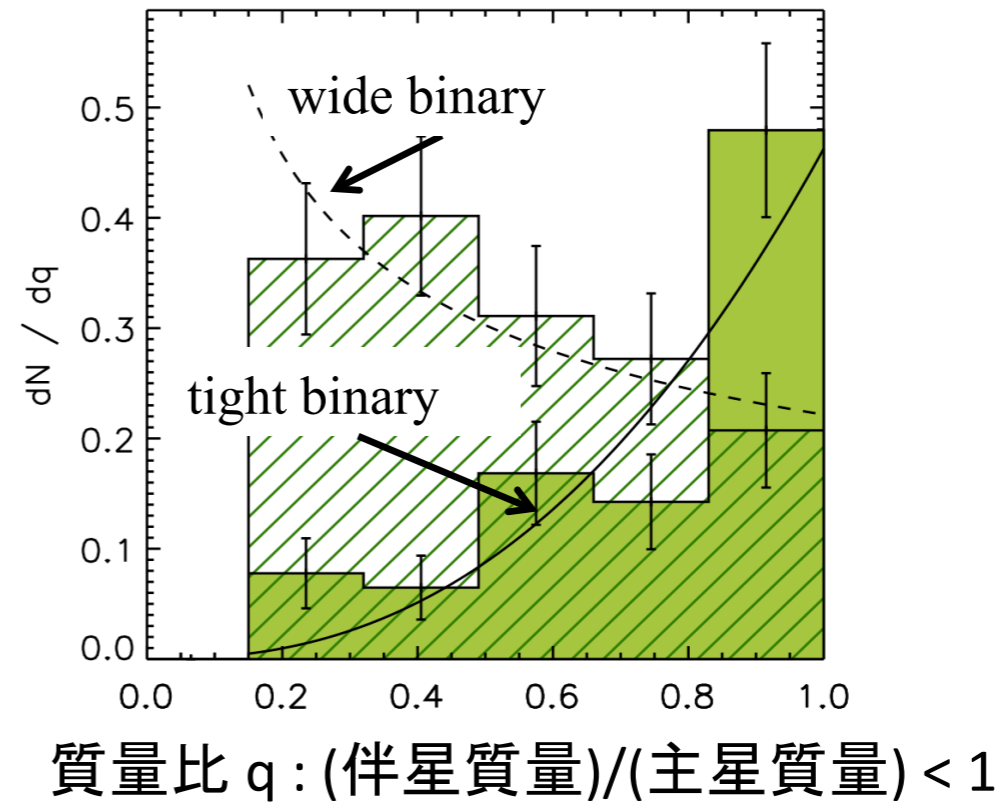
主系列星

連星間距離分布



質量比分布

DeRosa et al. '14



連星間距離 : 短距離から長距離まで広く分布

質量比 q : tight binary は $q=1$ (等質量) を好む
(伴星質量)/(主星質量) wide binary は $q \ll 1$ (質量差大) を好む

(Duquennoy & Mayor '91, Raghavan et al. '10, White & Ghez '01, Kraus & Hillenbrand '12, Duchene & Kraus '13, DeRosa et al. '14)

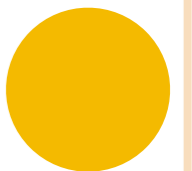
c.f., Bate 2012

連星の形成シナリオ

- Capture in Tohline (2002)
- **Prompt Fragmentation**
- Delayed Breakup (core fission)

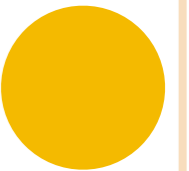
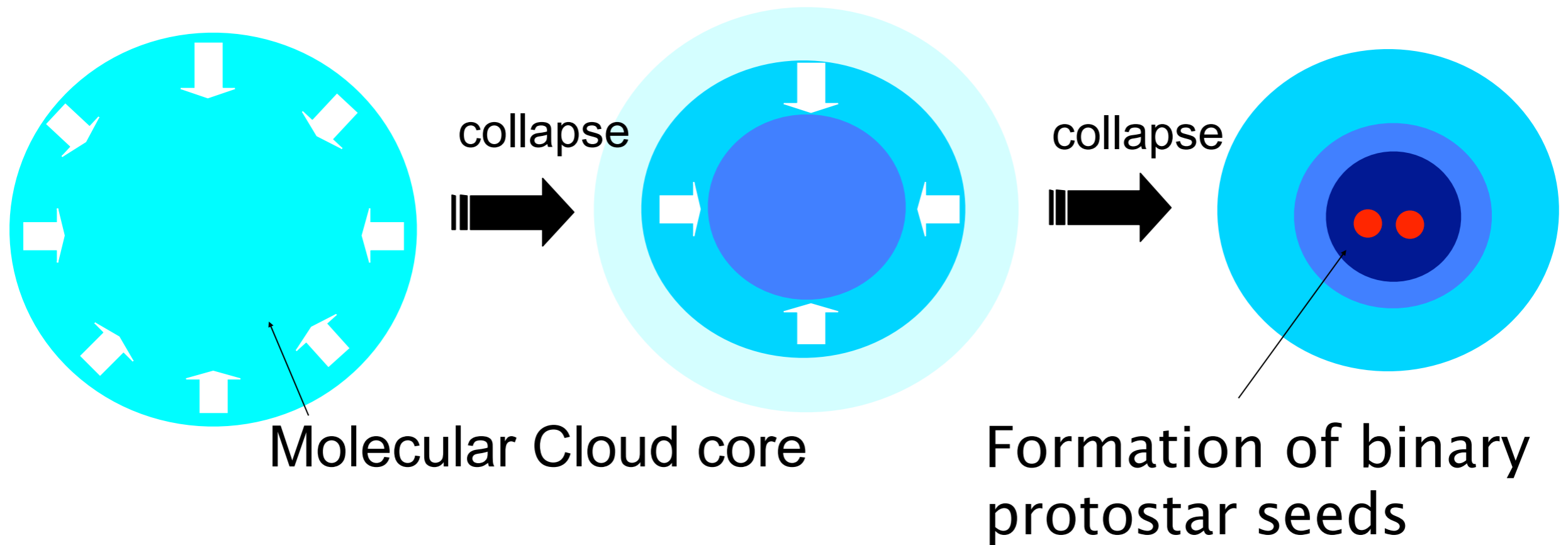
- **Disk driven formation** in Kratter (2011)
- Turbulent fragmentation

- **Filament Fragmentation**



2. 連星形成：収縮期

Gravitational Collapse of Molecular Cloud Core



流体の重力不安定性(一様)

$$\rho = \rho_0 + \rho_1, \quad \mathbf{v} = \mathbf{v}_0 + \mathbf{v}_1 \quad (\mathbf{v}_0 = \mathbf{0}), \quad \phi = \phi_0 + \phi_1, \quad \dots$$

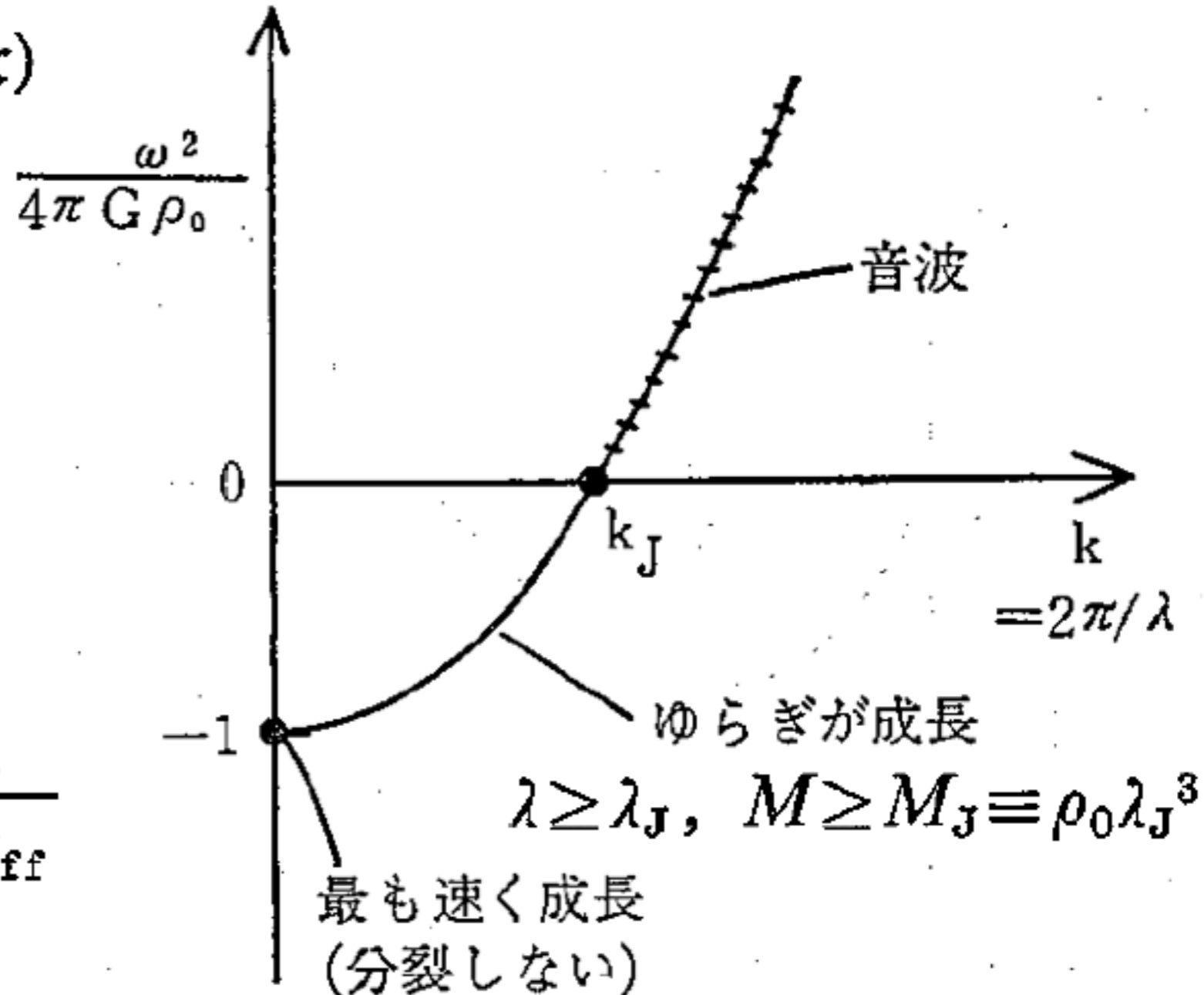
$$\rho_1, \mathbf{v}_1, \phi_1 \propto \exp(i\omega t + i\mathbf{k} \cdot \mathbf{x})$$

静止一様媒質の場合

$$\frac{\omega^2}{4\pi G \rho_0} = \left(\frac{k}{k_J}\right)^2 - 1$$

$$k = (k_x^2 + k_y^2 + k_z^2)^{1/2}$$

$$k_J = \frac{2\pi}{\lambda_J} = \frac{(4\pi G \rho_0)^{1/2}}{c_s} \simeq \frac{1}{c_s t_{ff}}$$



(Hayashi 1984)

- 重力不安定、分裂が起こる条件

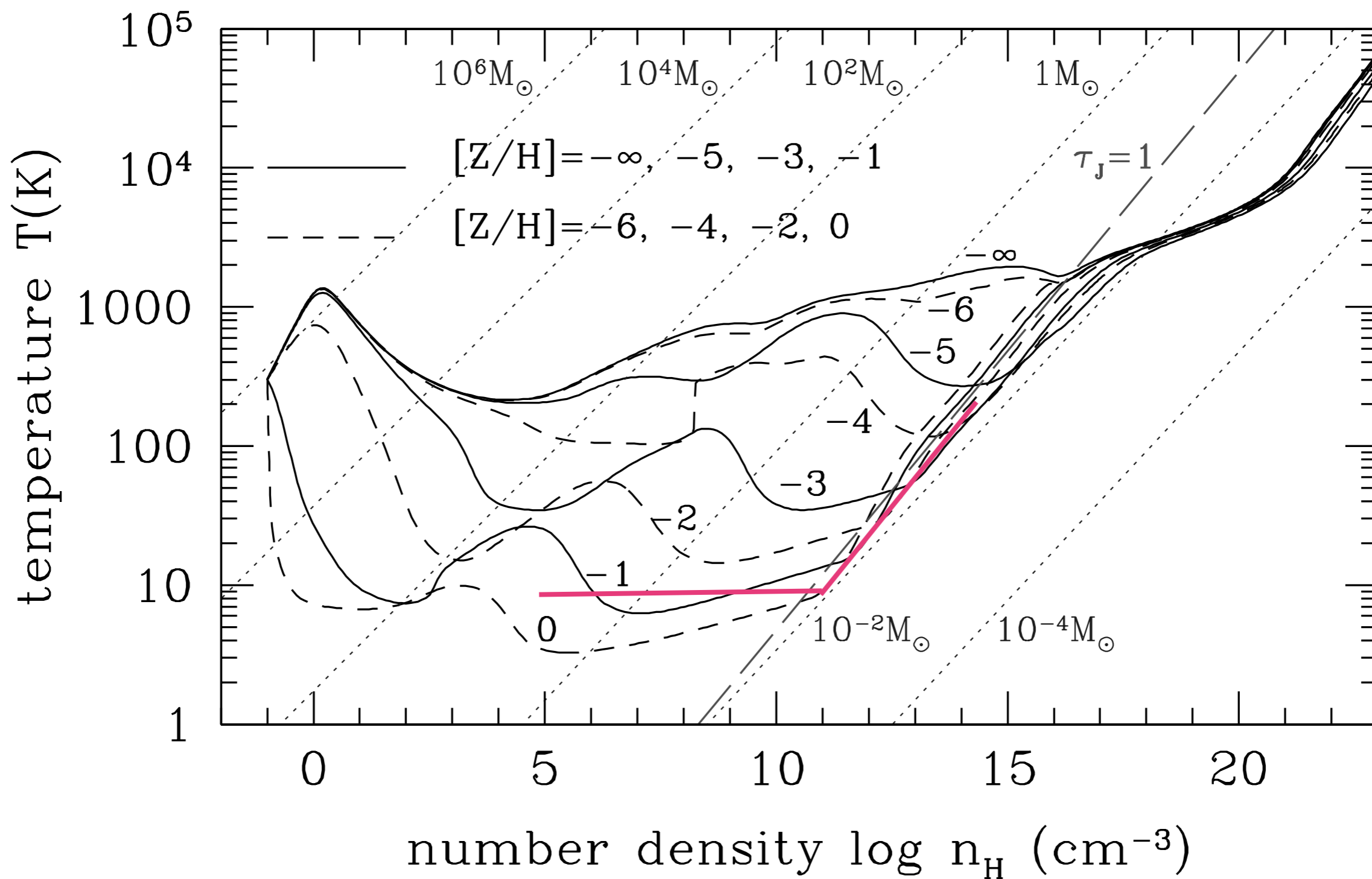
- 大まかには $M > M_J$ でよいが、...

- 圧力は、**熱的進化**に依存。冷却、熱輸送機構や化学組成による影響を受ける

- **自己重力**は、雲の幾何学的形状や密度の非一様性に依存する

現実の天体形成現象に即した知見が重要

様々な重元素量の収縮中の熱進化



- 重力不安定、分裂が起こる条件
 - 大まかには $M > M_J$ でよいが、...
 - 圧力は、**熱的進化**に依存。冷却、熱輸送機構や化学組成による影響を受ける
 - **自己重力**は、雲の幾何学的形状や密度の非一様性に依存する

現実の天体形成現象に即した知見が重要

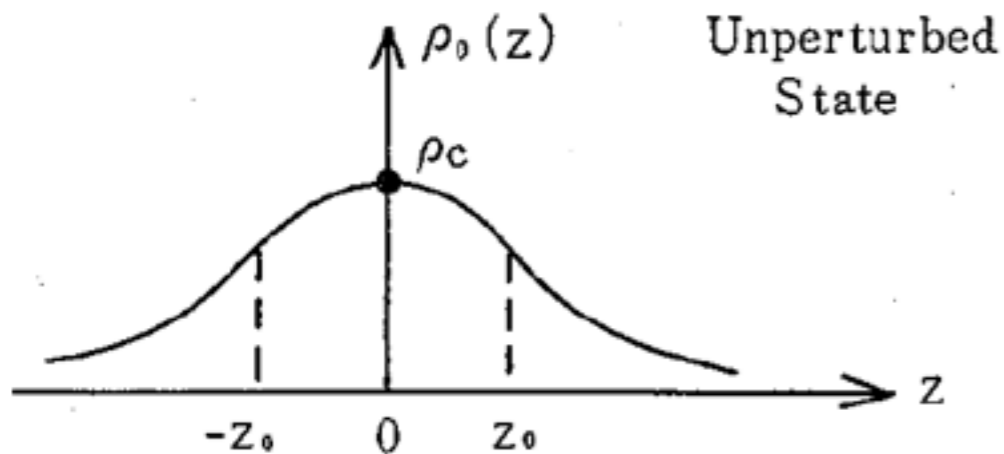
平衡平板状雲の重力不安定性

形成過程：衝撃波による雲の圧縮 (e.g., Iwasaki & TT 2008)

球状雲の回転収縮 (Miyama, Narita, Hayashi 1984~ 多数)

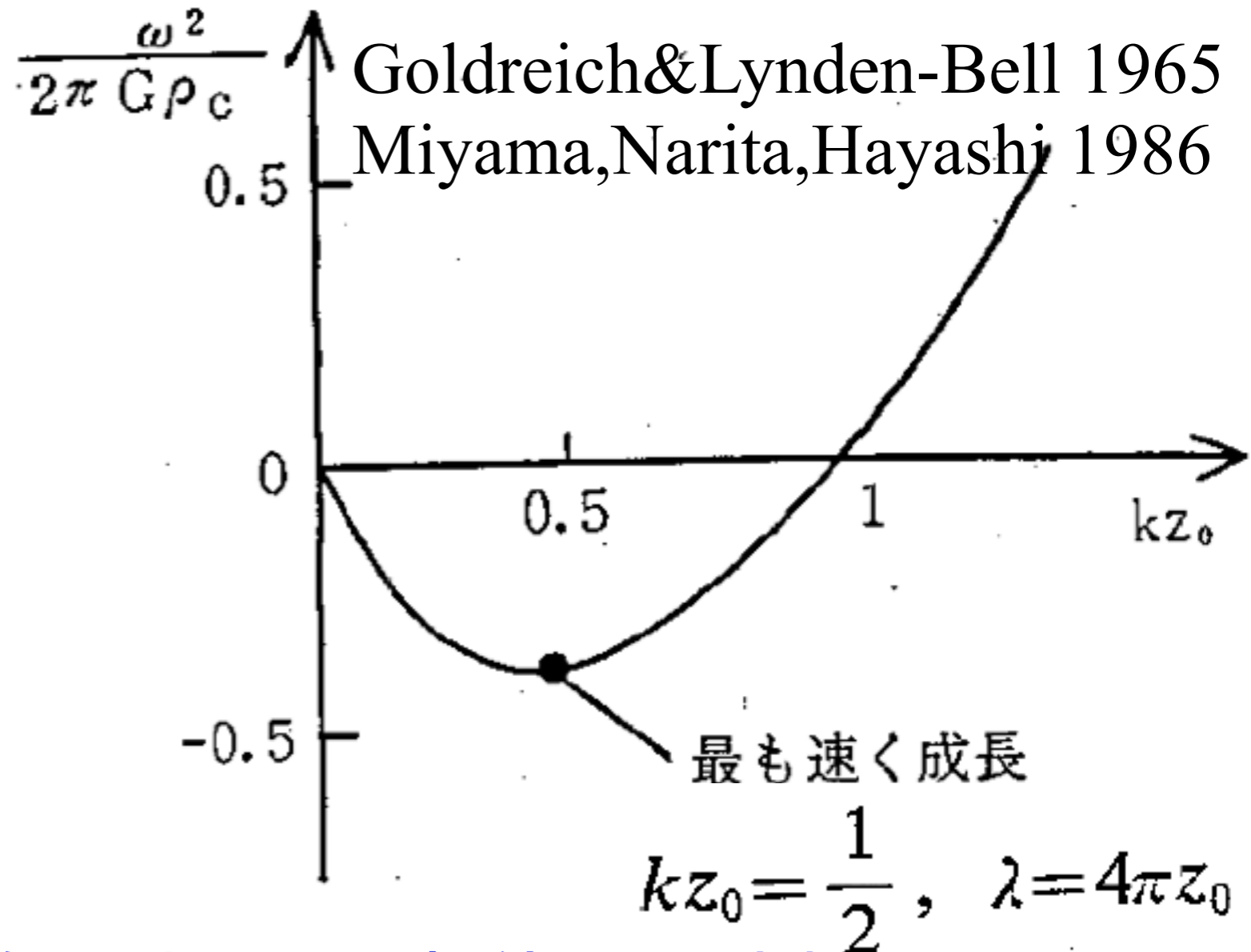
$$\rho_1/\rho_0, \mathbf{v} = \text{func}(z) \cdot \exp\{i\omega t + i(k_x x + k_y y)\}$$

平板状ガス雲の場合



$$\frac{\omega^2}{2\pi G \rho_0} = (kz_0)^2 - \frac{2kz_0}{1 + kz_0}$$

$$k = (k_x^2 + k_y^2)^{1/2}$$



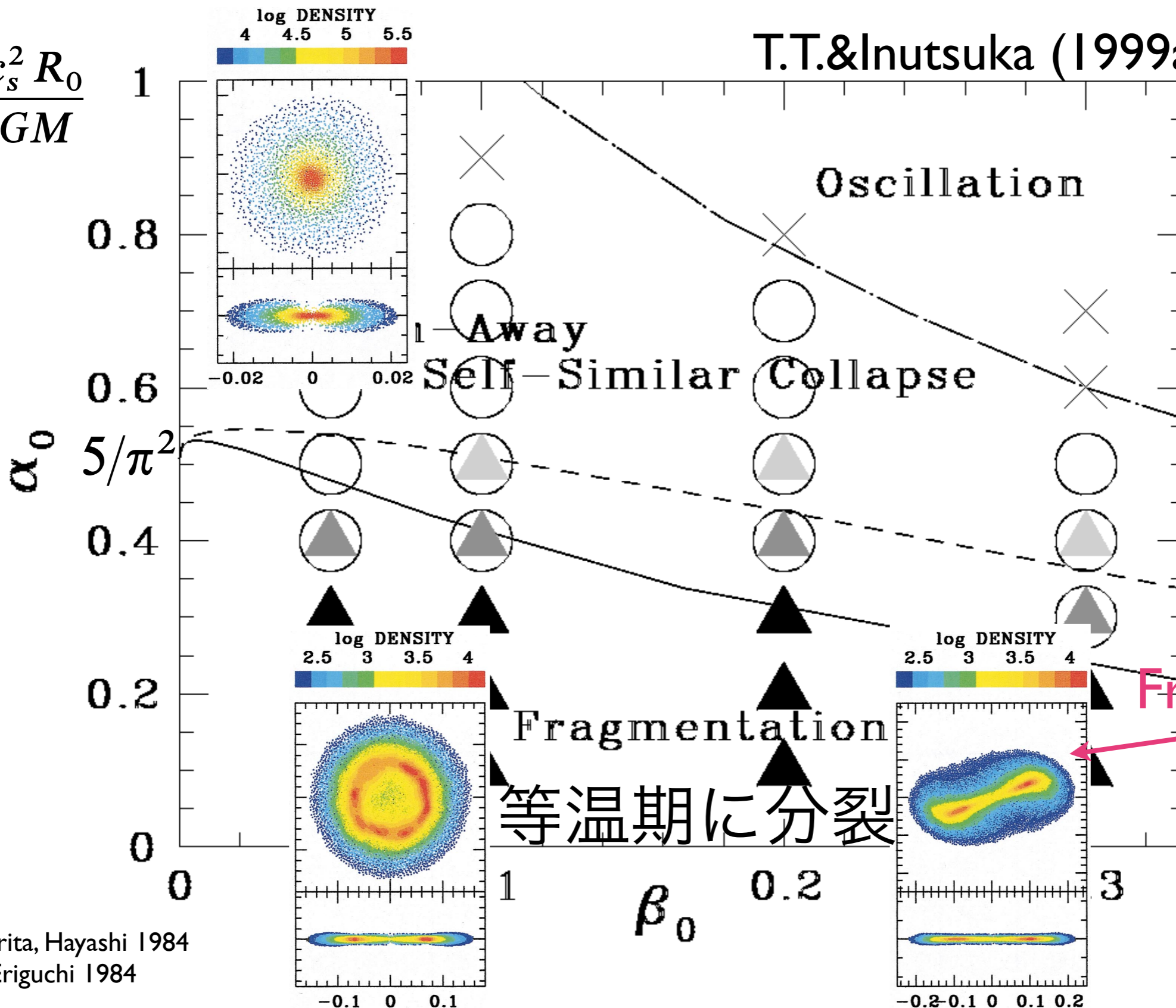
平板状の雲は、自発的に有限波長の小物体に分裂する。

回転収縮雲の分裂条件

T.T.&Inutsuka (1999a,b,2000)

等温

$$\alpha_0 = \frac{5c_s^2 R_0}{2GM}$$



Prompt Fragmentation

等温期に分裂

$$\beta_0 = \frac{\Omega_0^2 R_0^3}{3GM}$$

c.f.,
Miyama, Narita, Hayashi 1984
Hachisu & Eriguchi 1984

回転収縮雲の分裂条件

Disk driven fragmentation

Matsumoto & Hanawa (2003)

$$P = \begin{cases} c_s^2 \rho & \text{for } \rho < \rho_{\text{cr}} , \\ c_s^2 \rho_{\text{cr}} (\rho / \rho_{\text{cr}})^{7/5} & \text{for } \rho \geq \rho_{\text{cr}} . \end{cases}$$

断熱円盤が分裂

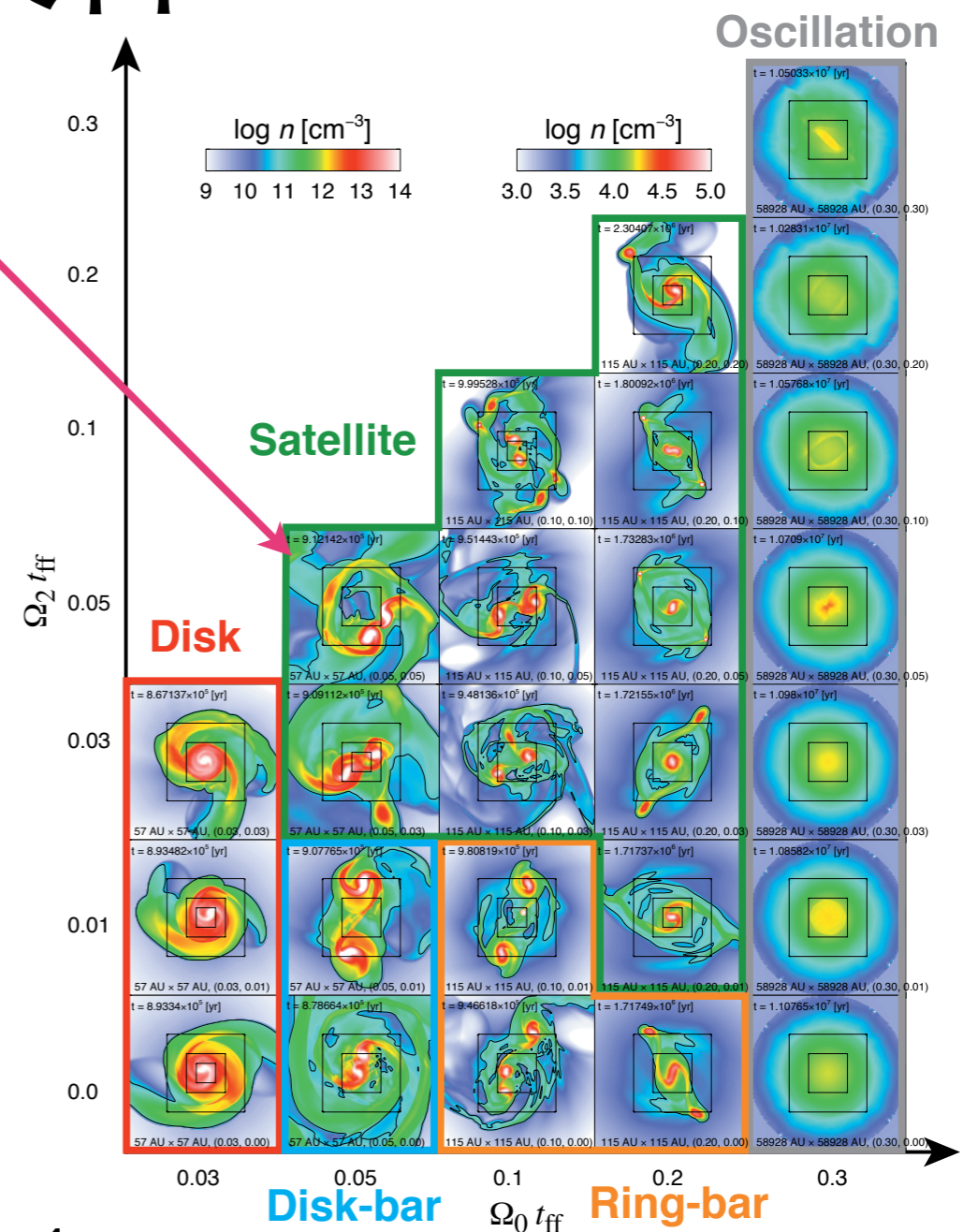
Fragmentation condition

$$\Omega_0 t_{\text{ff}} \gtrsim 0.05$$

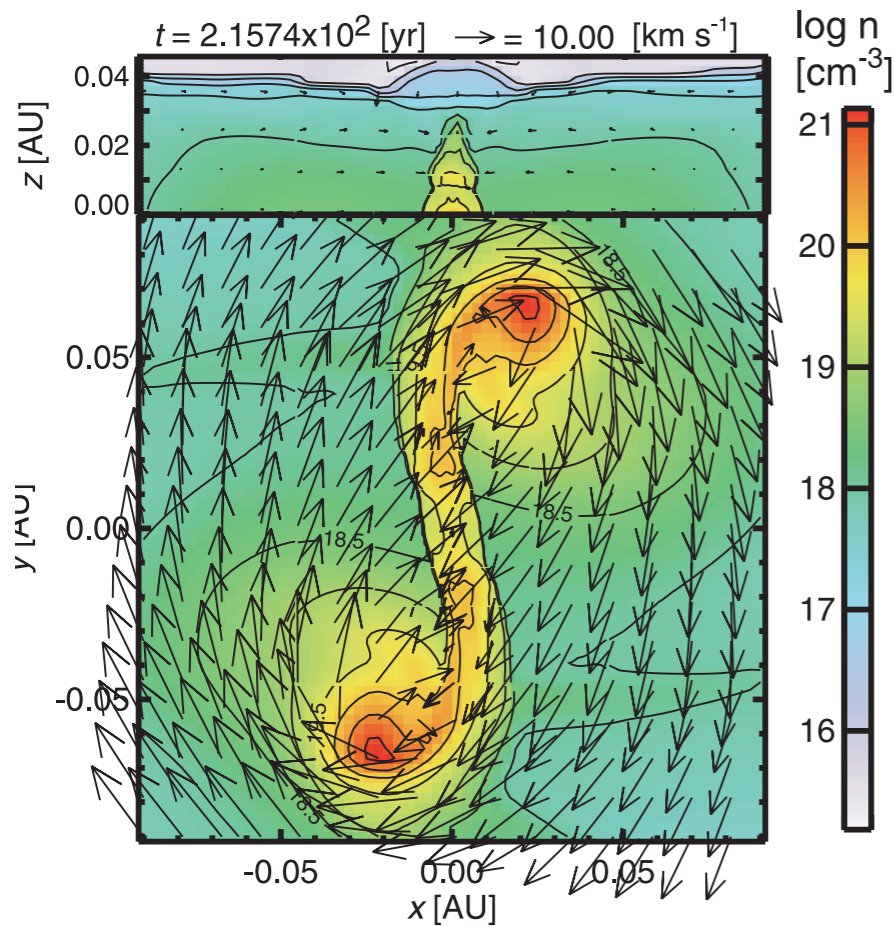
Machida+ 2008 Tsukamoto+ 2014

+Magnetic Field +Radiation (FLD)

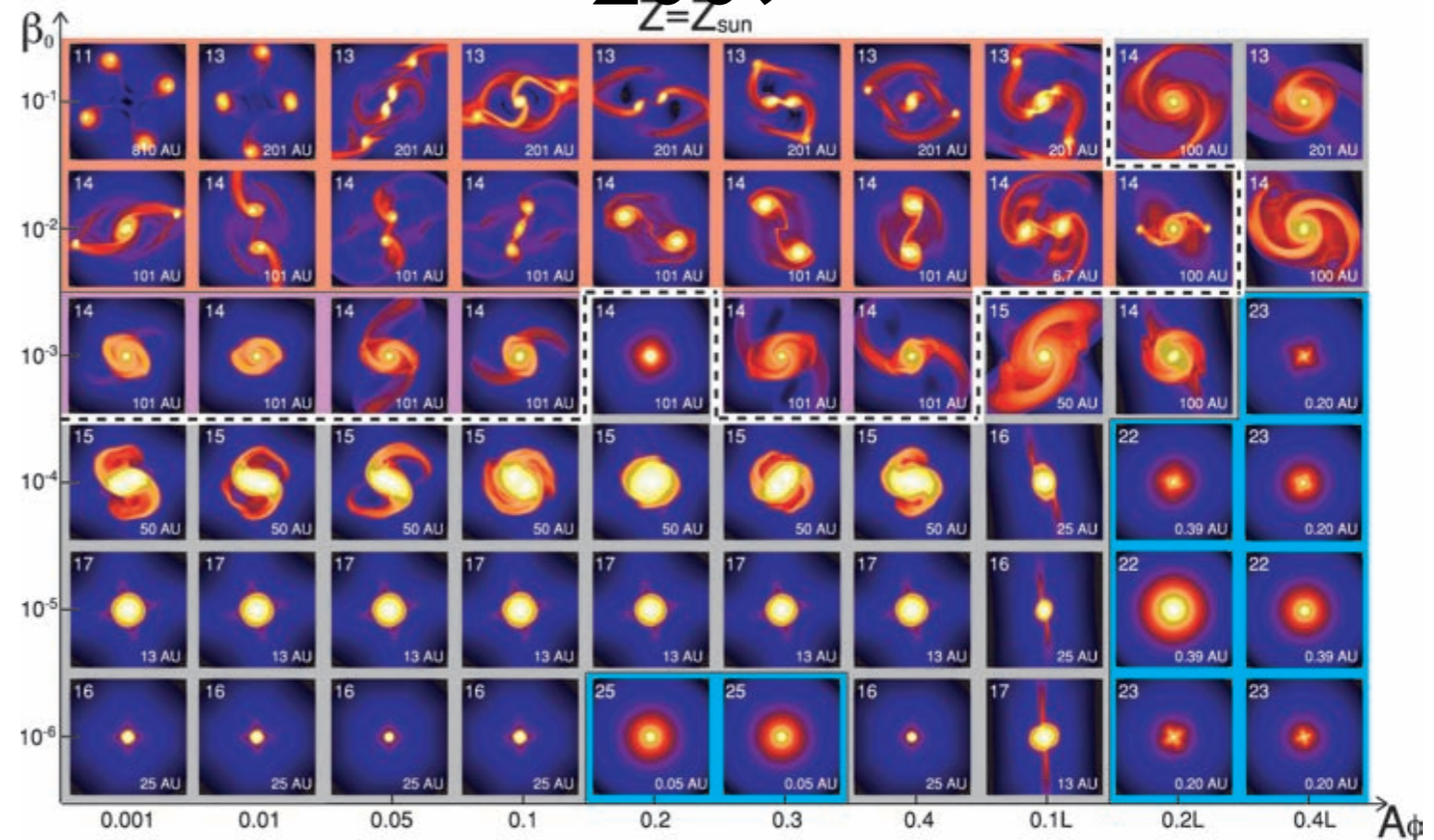
+Second Collapse



Saigo, Matsumoto, Umemura 2004



Machida 2008,
Machida, Omukai, Matsumoto, Inutsuka
2009



12
Table 1. Fragmentation conditions for each metallicity.

Metallicity	$(n_{\text{adi}}/10^4 \text{ cm}^{-3})$	$\beta_{0,\text{crit}} (n_{\text{ini}}/10^4 \text{ cm}^{-3})^{1/3}$
Z_{\odot}	3×10^7	3.2×10^{-4}
$10^{-1} Z_{\odot}$	10^8	2.2×10^{-4}
$10^{-2} Z_{\odot}$	7×10^8	1.1×10^{-4}
$10^{-3} Z_{\odot}$	10^9	10^{-4}
$10^{-4} Z_{\odot}$	10^{10}	4.6×10^{-5}
$10^{-5} Z_{\odot}$	10^{11}	2.1×10^{-5}
$\leq 10^{-6} Z_{\odot}$	10^{13}	4.6×10^{-6}

c.f., Hanawa, Nakayama 1997

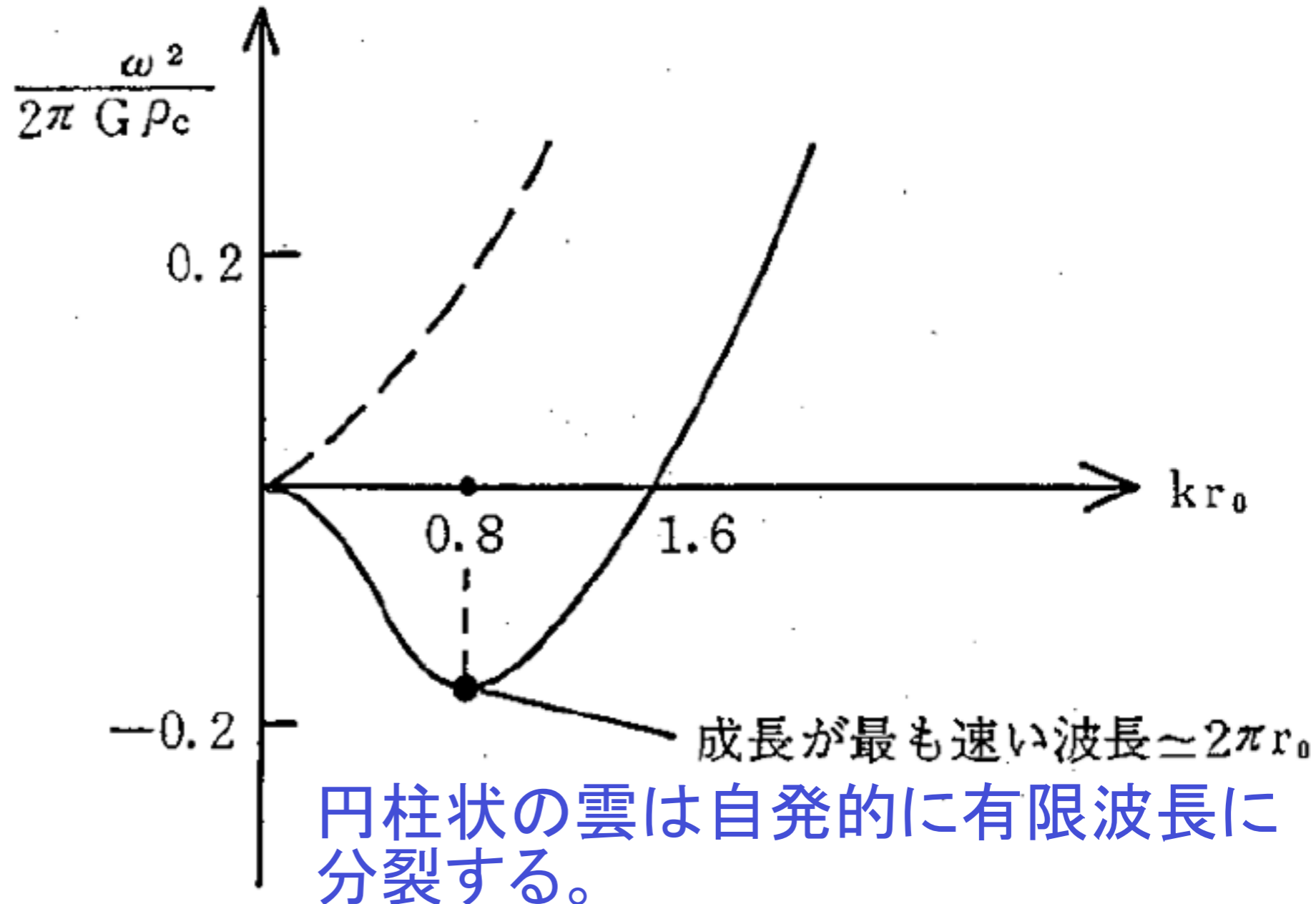
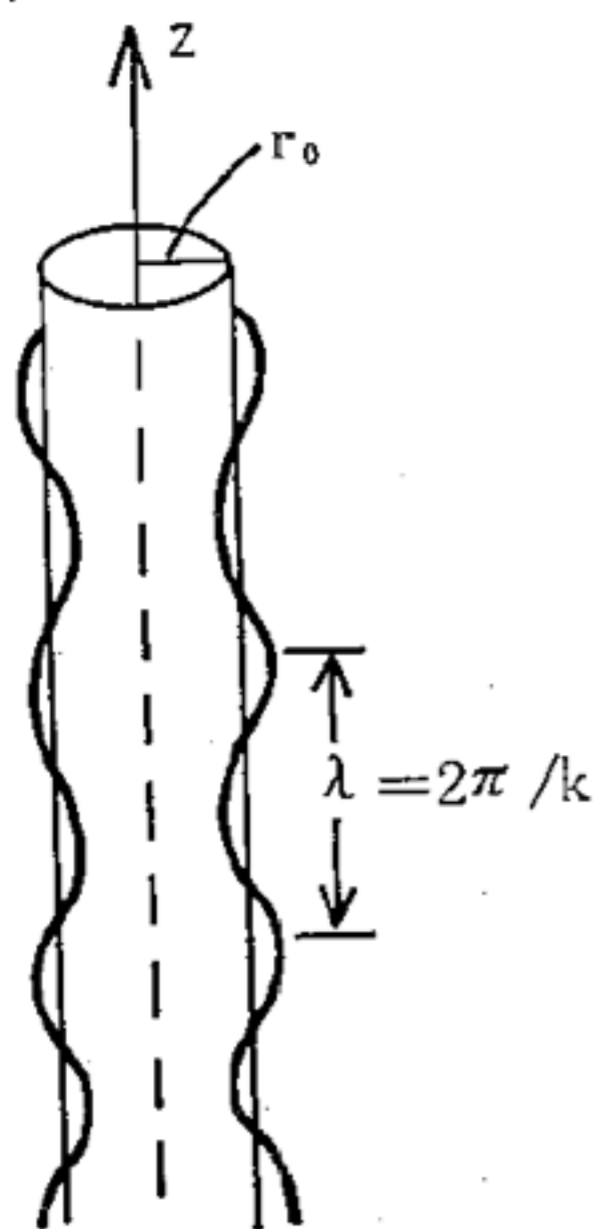
Spin-up modeはgammaによらず不安定

平衡円柱状雲の重力不安定性

形成過程：平板状雲の分裂 (Miyama, Narita, Hayashi 1987)

球状雲の変形 (Hanawa&Matsumoto 2000)

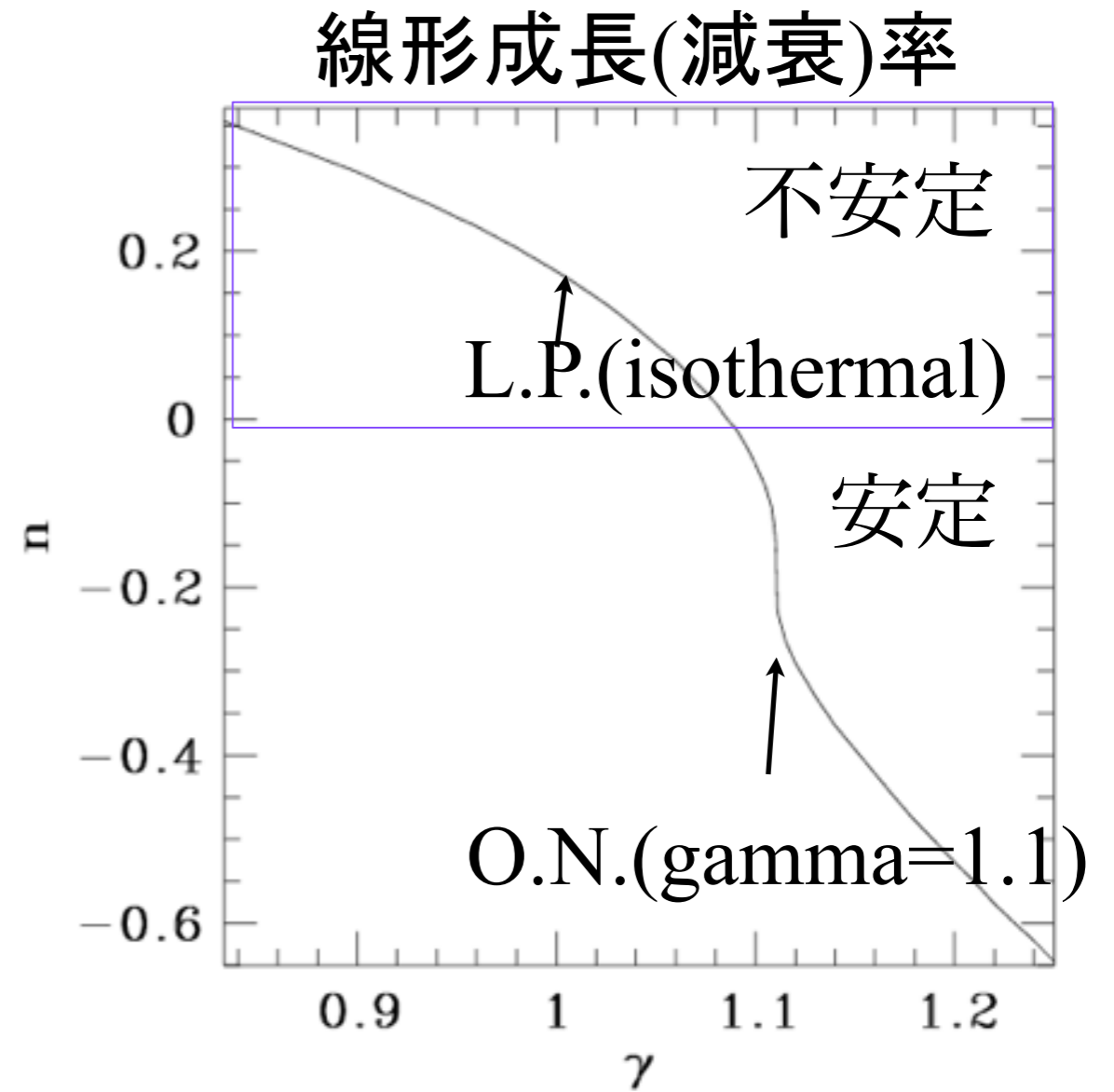
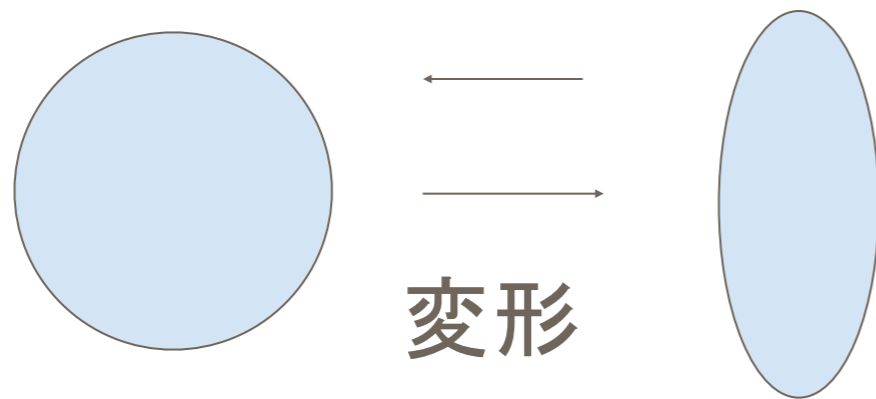
$$\rho_1/\rho_0 = \text{func}(r) \cdot \exp\{i(\omega t + kz + m\theta)\}$$



円柱状の雲は自発的に有限波長に分裂する。

自己相似収縮雲の変形

- 自己相似重力収縮解の非球対称変形
- 歪み=軸比-1
- 線形進化では、密度のべき乗に比例



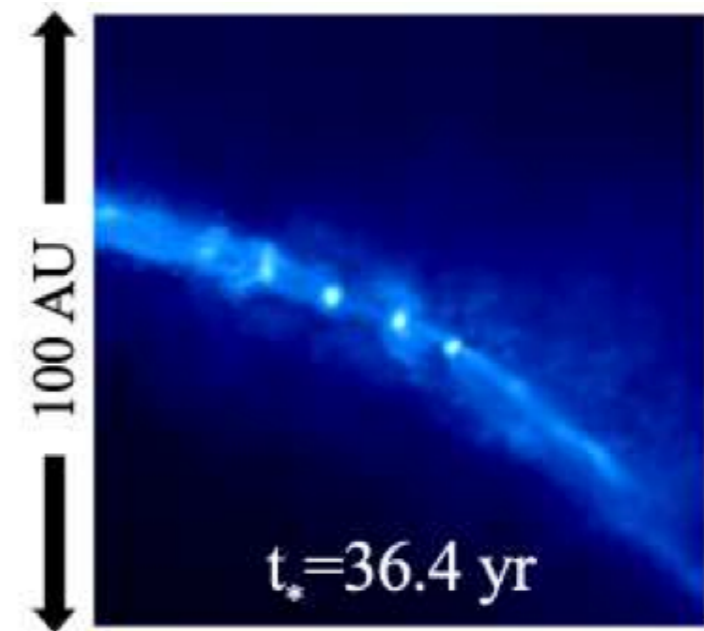
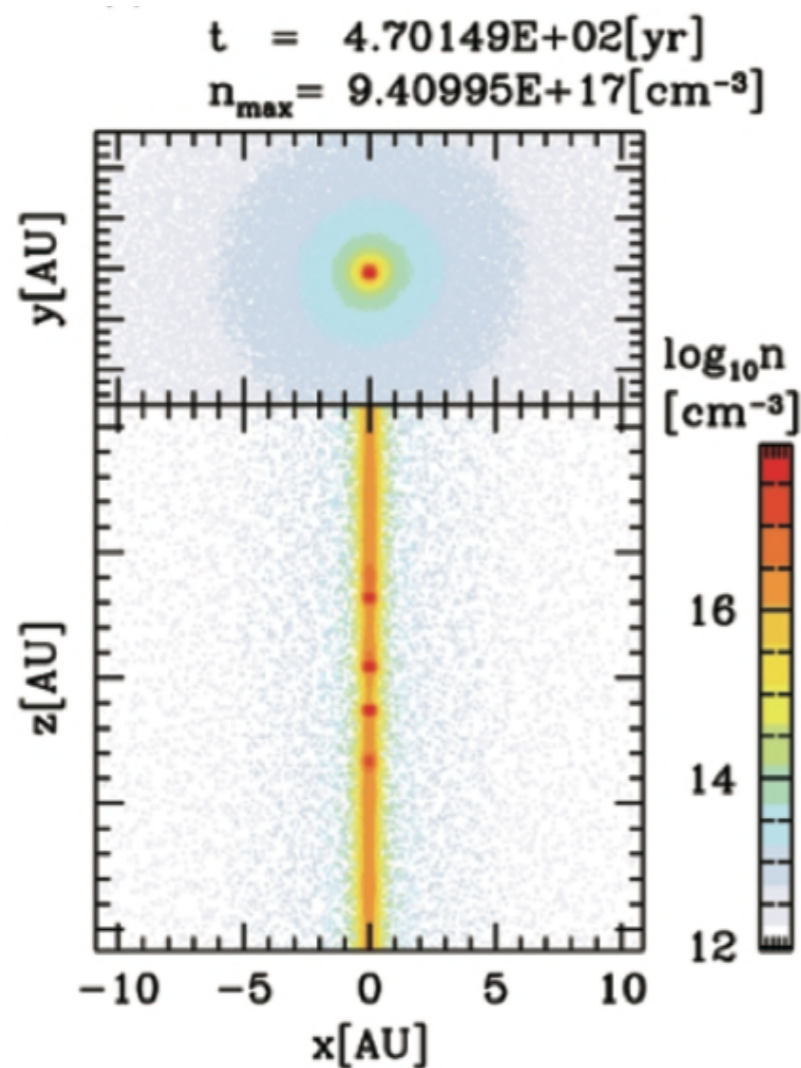
Lai (2000)

Hanawa&Matsumoto (1999,2000);

Fragmentation by elongation

TT & Omukai 2006, 2008

Chiaki, Yoshida, Hirano 2016

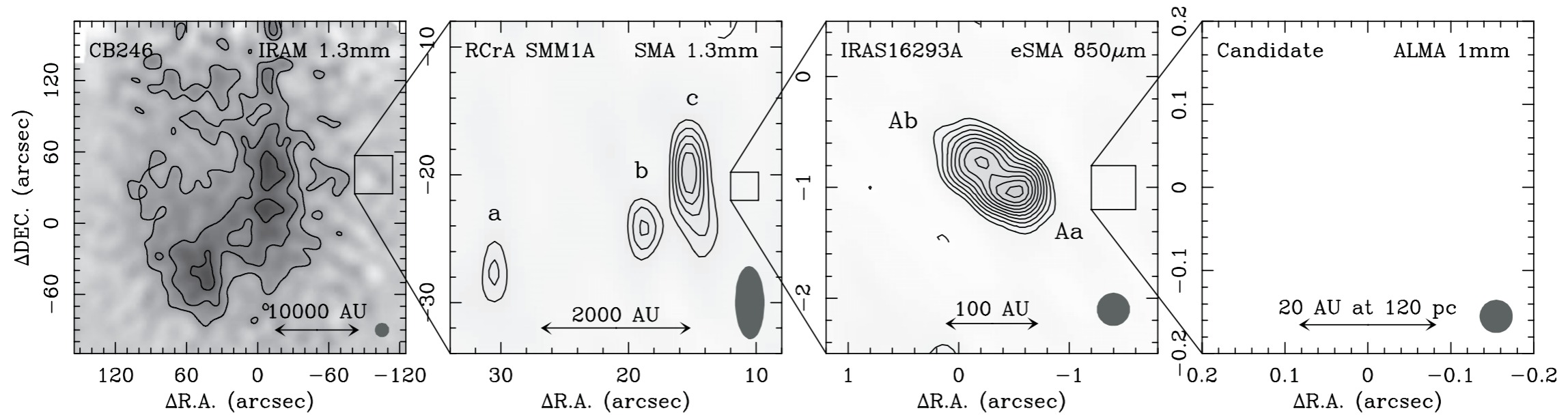


Hirano+ 2017

Chon+ 2018

観測の解釈の例

Chen+2013



Initial fragmentation
Before collapse of separate cores

Prompt fragmentation
Isothermal phase?

Adiabatic fragmentation
Mechanism(s)?

Fragmentation at second collapse?
Mechanism(s)?

Prompt fragmentation

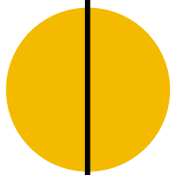
Tohline (2002)

TT & Inutsuka (1999)

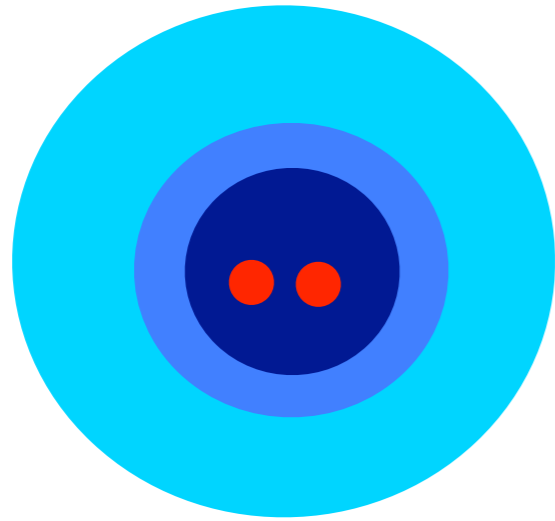
Disk driven fragmentation
(adiabatic, 2nd core)

Machida+ (2008)

... However, both theory is **limited at the moment just after fragmentation.**



3. 連星形成：降着期



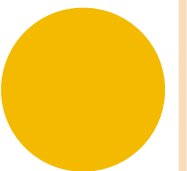
Binary protostar
+ envelope

accretion



Binary stars

Mass accretion stage :
Hereafter, mass in an envelope
accretes onto the binary protostars.

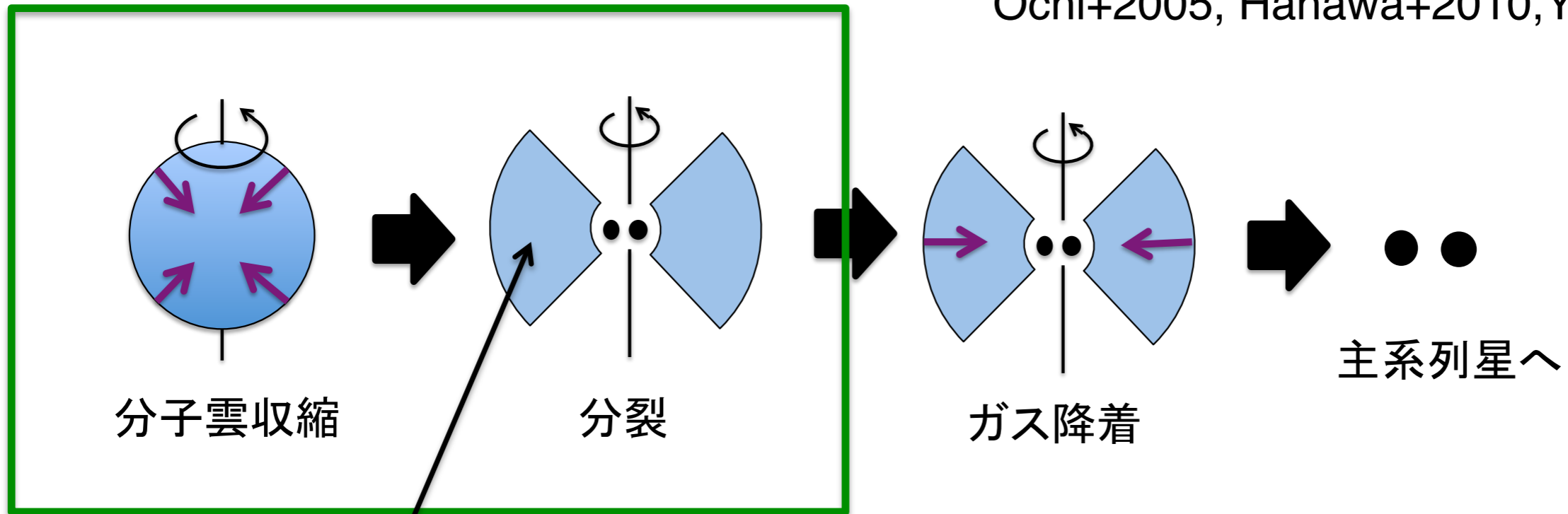


連星の種の降着成長(I)

Satsuka, TT+ 2017

c.f., 定常降着 Bate&Bonnell1997

Ochi+2005, Hanawa+2010, Young+2015



ρ	\propto	r^{-2}
j	\propto	r

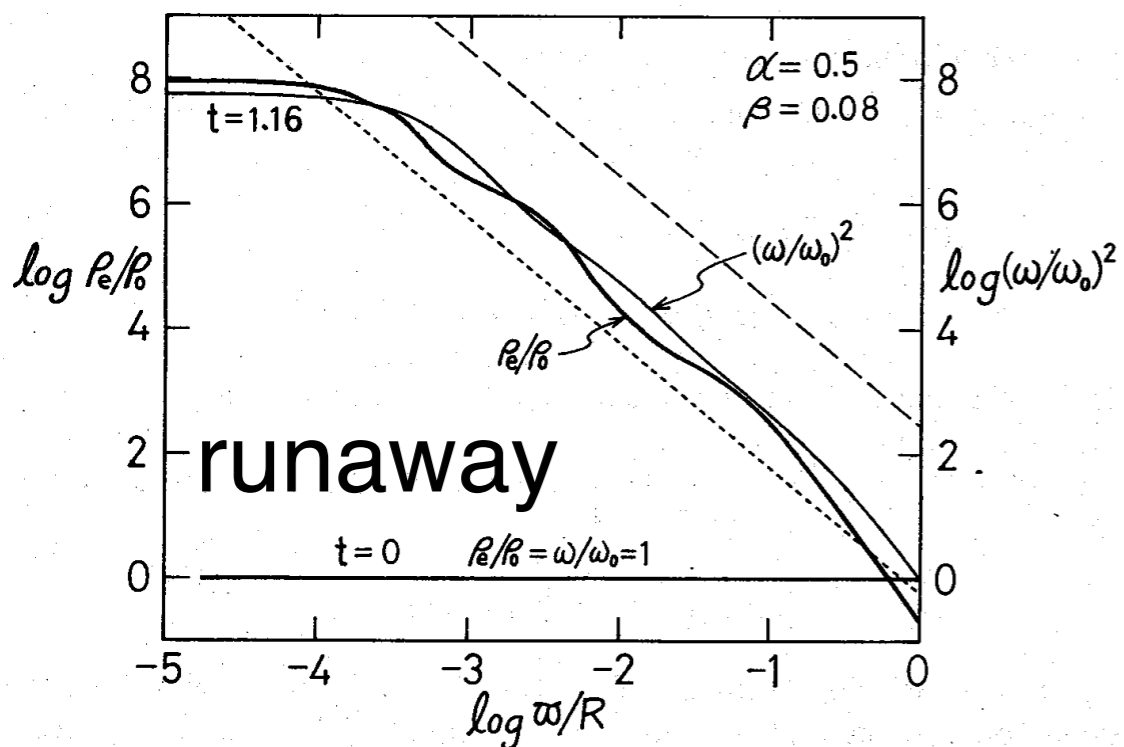
回転する分子雲が自己重力収縮の際に従う自己相似解

(Narita et al. '84, Matsumoto et al. '97, Saigo & Hanawa '98)

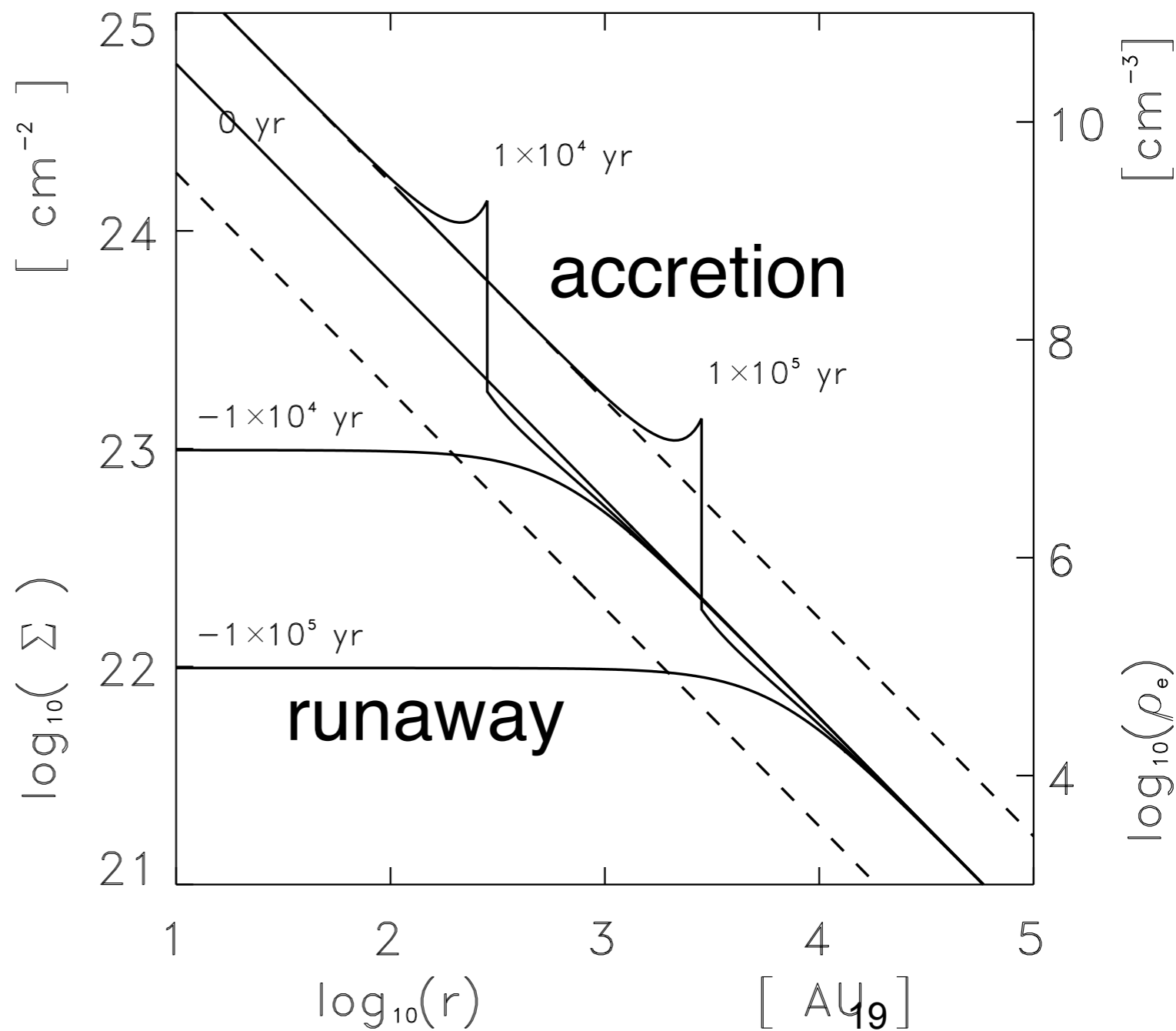
Angular momentum distribution $j \propto m$

降着流の長期進化 (軸対称)

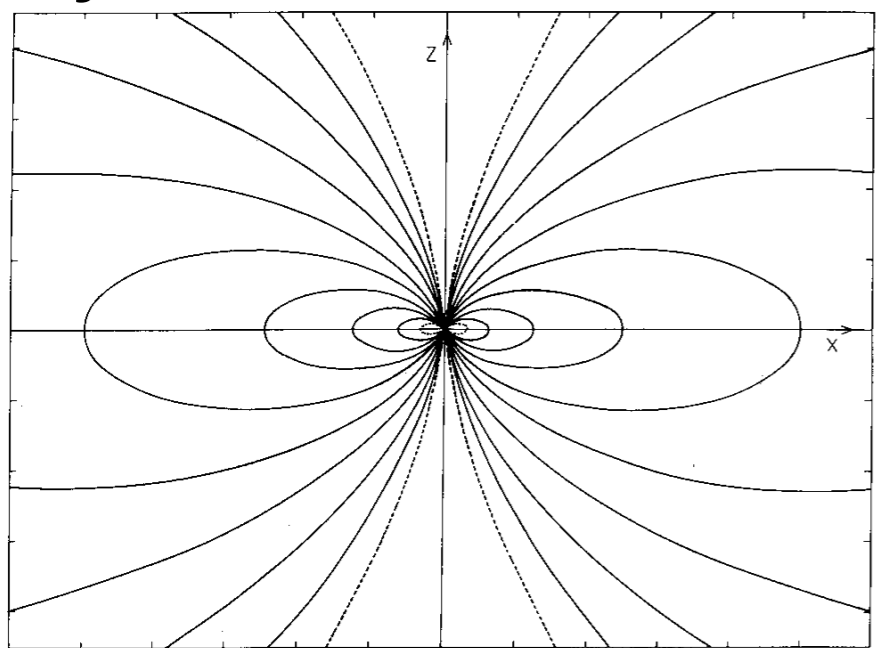
Narita+1984



Saigo&Hanawa1998

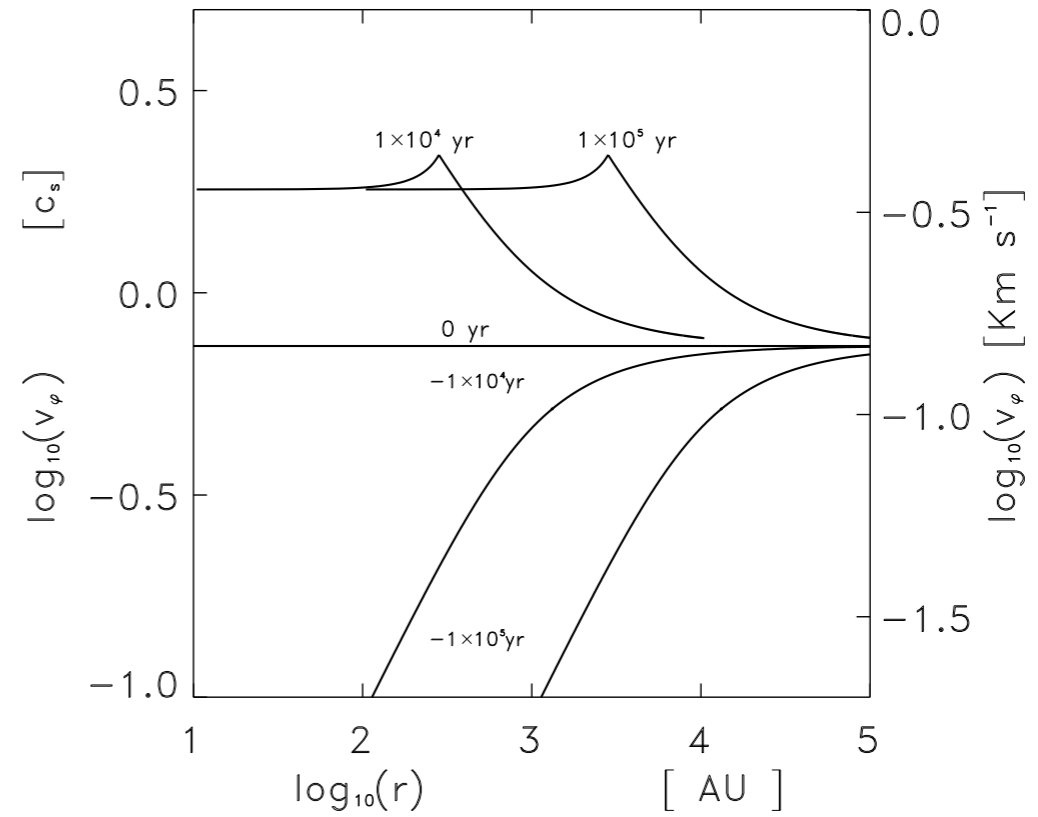
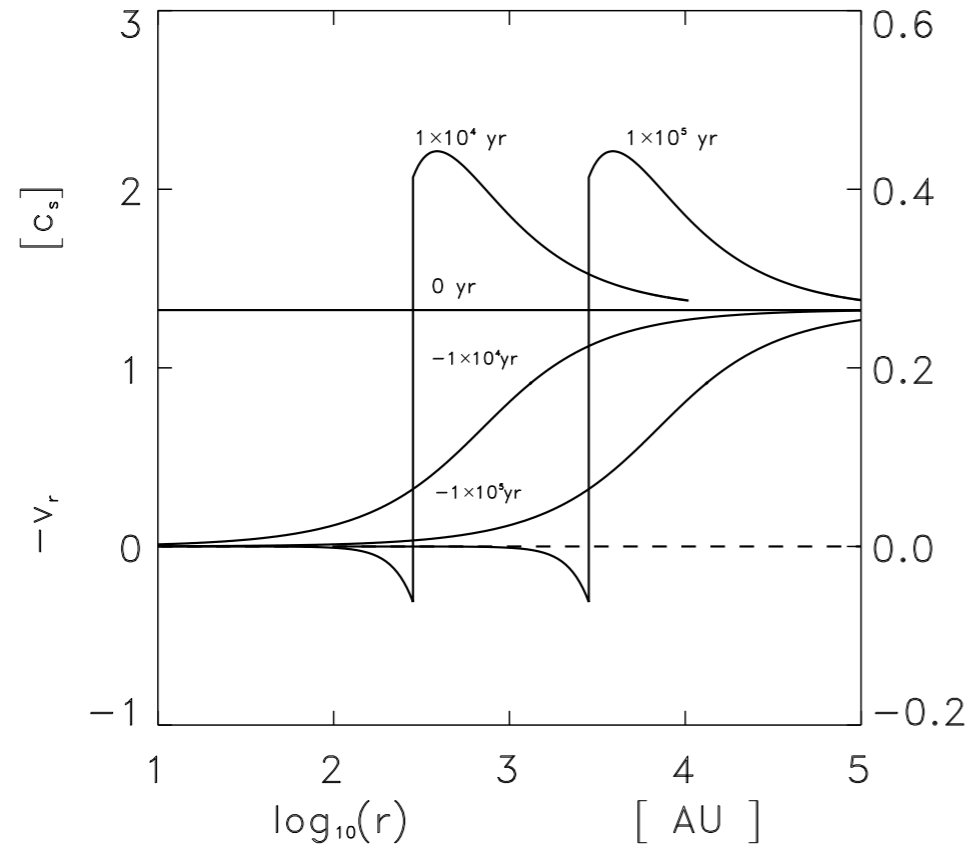


Hayashi+1982

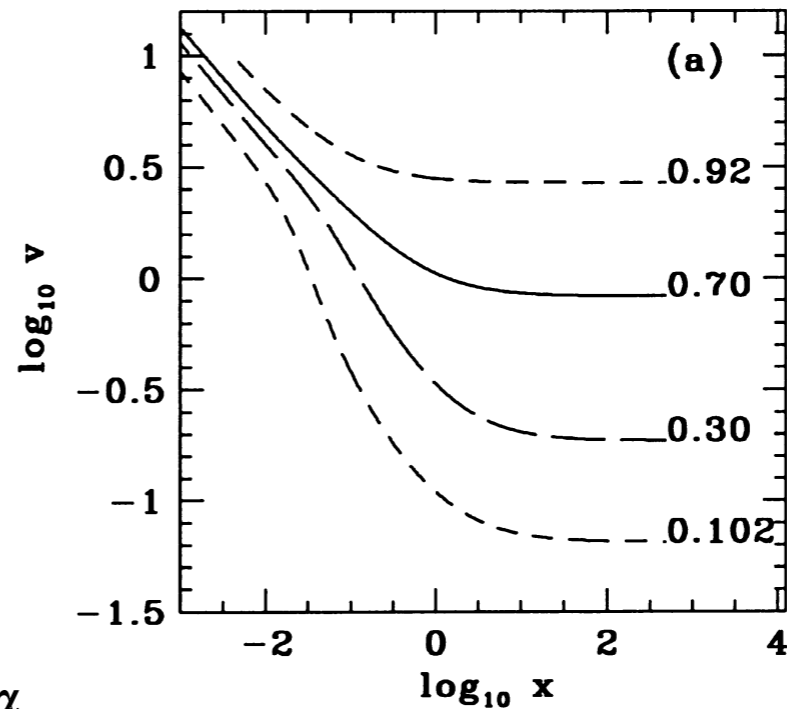
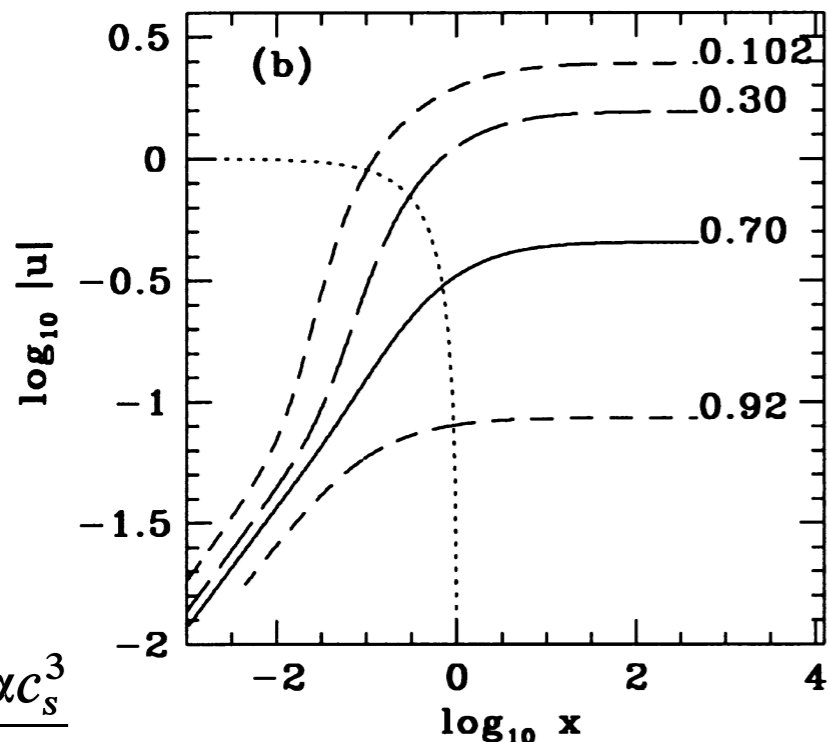


平衡解析解

Inviscid case (Saigo&Hanawa98)



Viscous case (TT99)

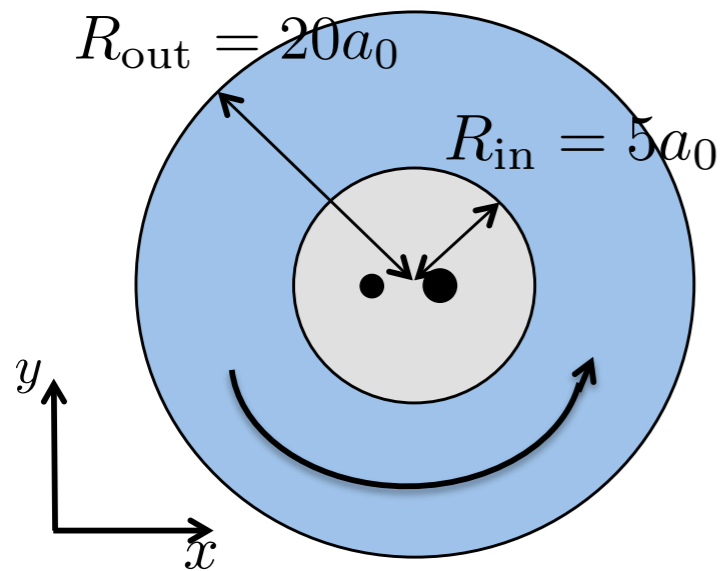


$$\dot{M} = \frac{3\alpha c_s^3}{QG}$$

$$\dot{M} = 2 \frac{c_s^3 \alpha}{q_0 G}$$

設定

上から見た図



連星の種

M_{b0} : 連星質量
 a_0 : 連星間距離
 q_0 : 質量比

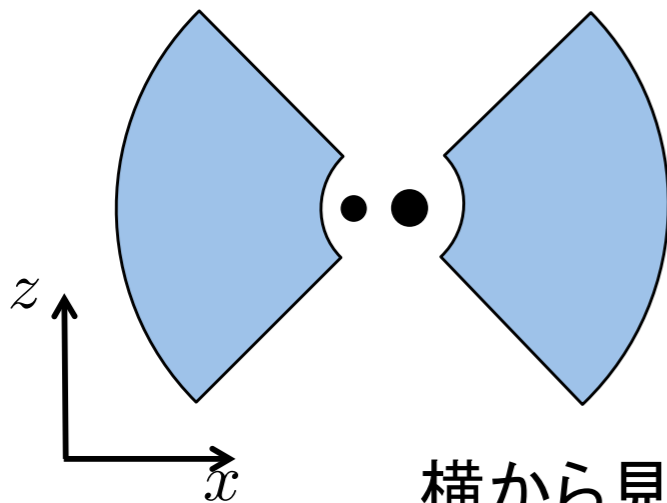
エンベロープ

$$\rho(r) = \rho_{in} \left(\frac{R_{in}}{r} \right)^2$$

$$j(r) = j_{in} \left(\frac{r}{R_{in}} \right)$$

- ・半径 R_{in} より内側のガスが分裂し、連星の種を形成
- ・ガスの全質量・全角運動量を連星の種の質量・軌道角運動量に変換

横から見た図



$$\rho_{in} = \frac{M_{b0}}{4\pi R_{in}^3}$$

$$j_{in} = \frac{2q_0}{(1+q_0)^2} \sqrt{GM_{b0}a_0}$$

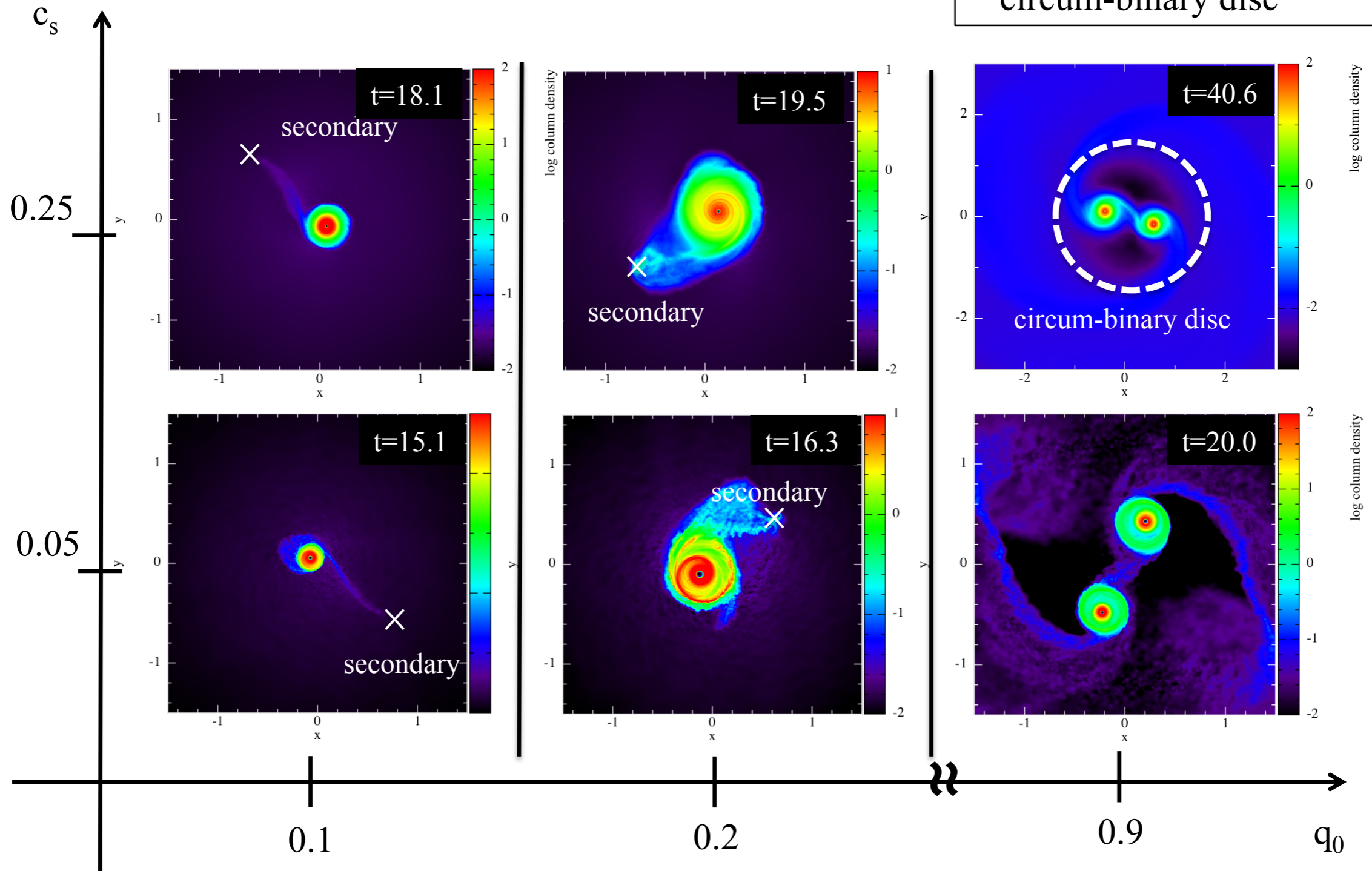
結果1: 自己重力なし + 連星の軌道進化なし

- circum-primary disc
- negligible accretion onto secondary

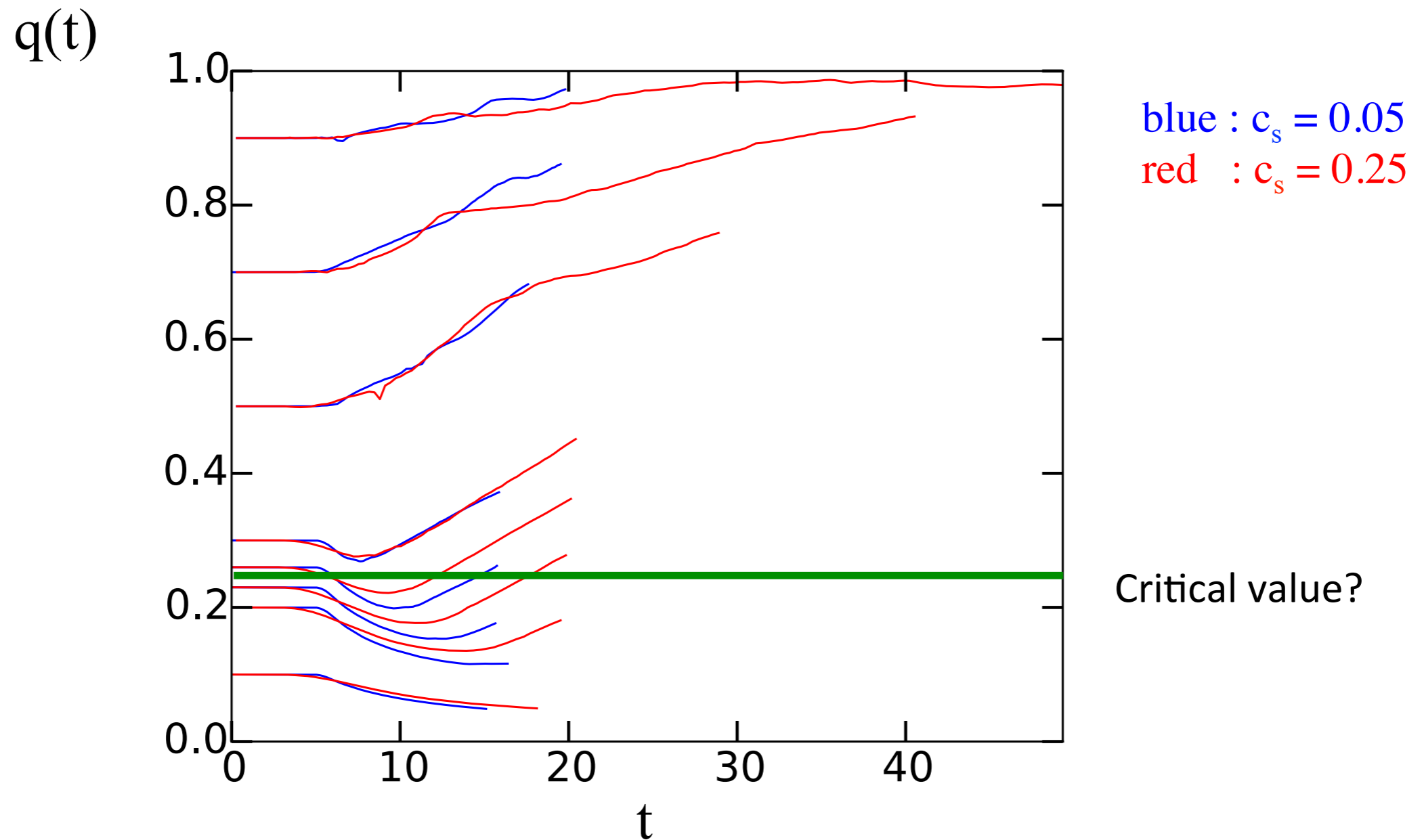
- circum-primary disc
- non-negligible accretion onto secondary

- circum-primary disc
- circum-secondary disc

- circum-binary disc



Mass ratio evolution



Mass ratio evolution is qualitatively determined by q_0 .

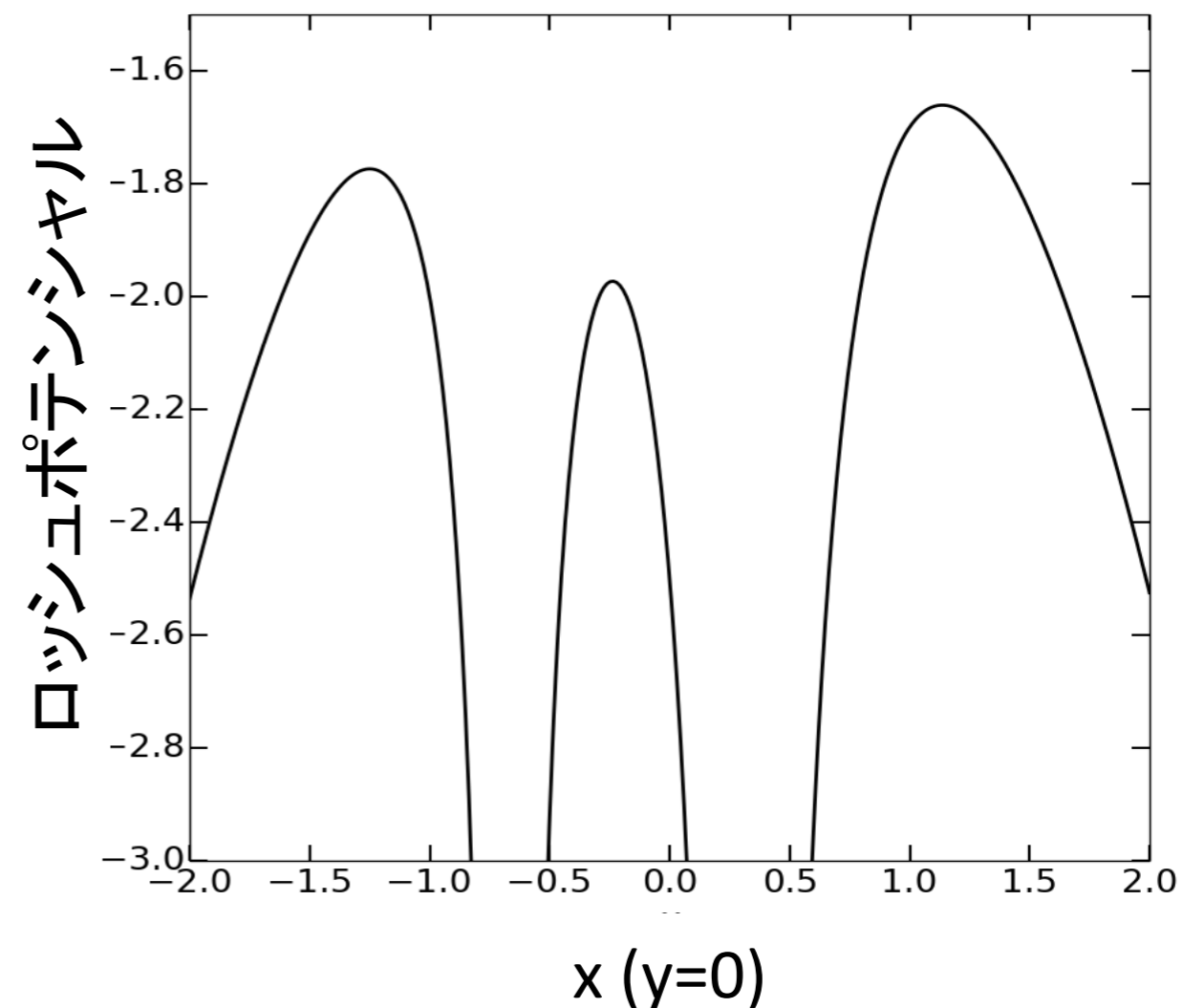
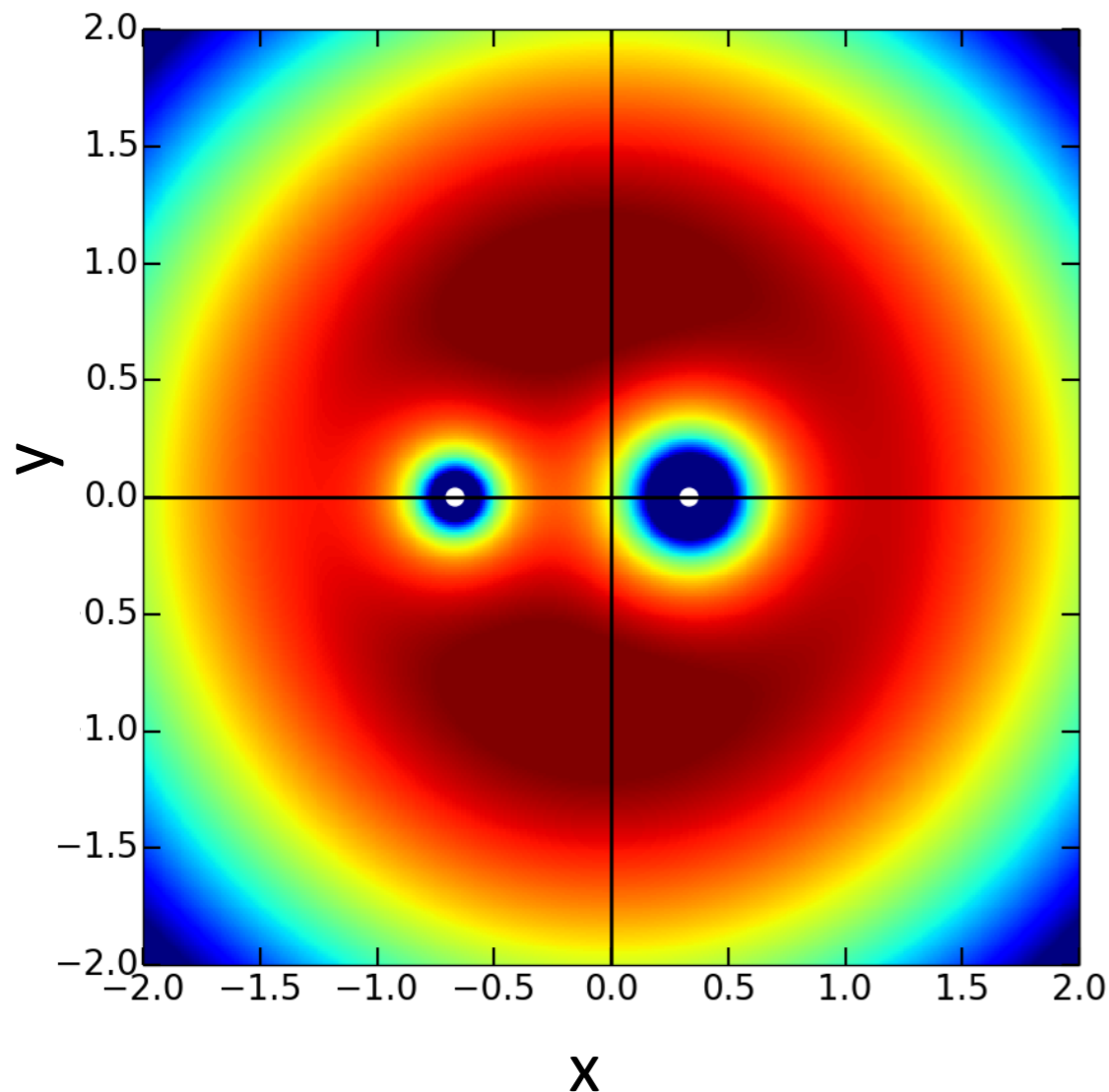
円制限三体問題：ロッシュポテンシャル

円運動する連星(主星と伴星)の周りで、質量の無視できる三体目の粒子が連星の回転面上でどのような運動をするか？

・ロッシュポテンシャル:

連星の共回転系における重力+遠心力ポテンシャル

ロッシュポテンシャル



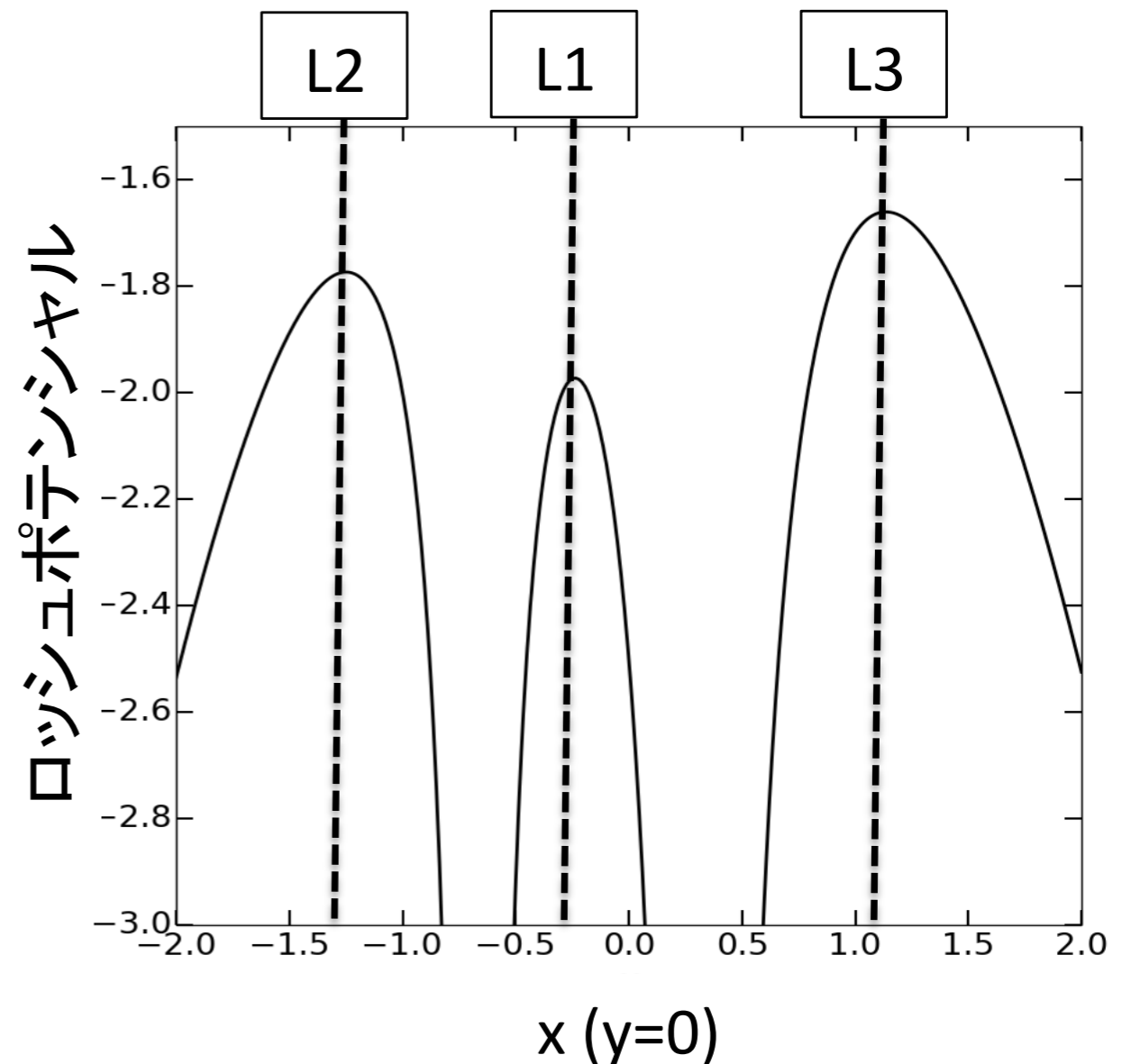
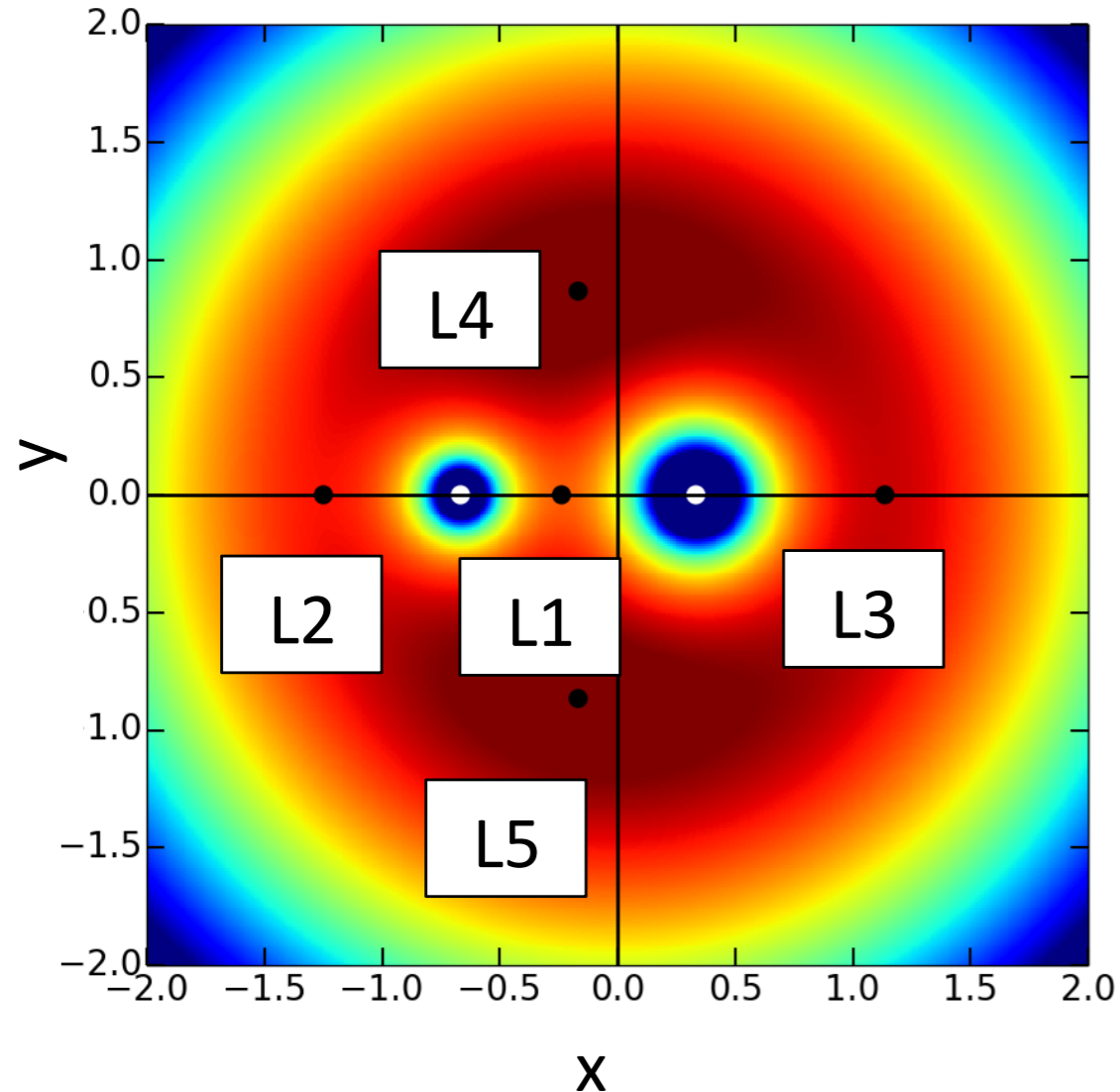
円制限三体問題：ラグランジュ点

・ラグランジュ点：

連星の共回転系における力学的平衡点

※ L2点の方がL3点よりもポテンシャルが低い

ロッシュポテンシャル



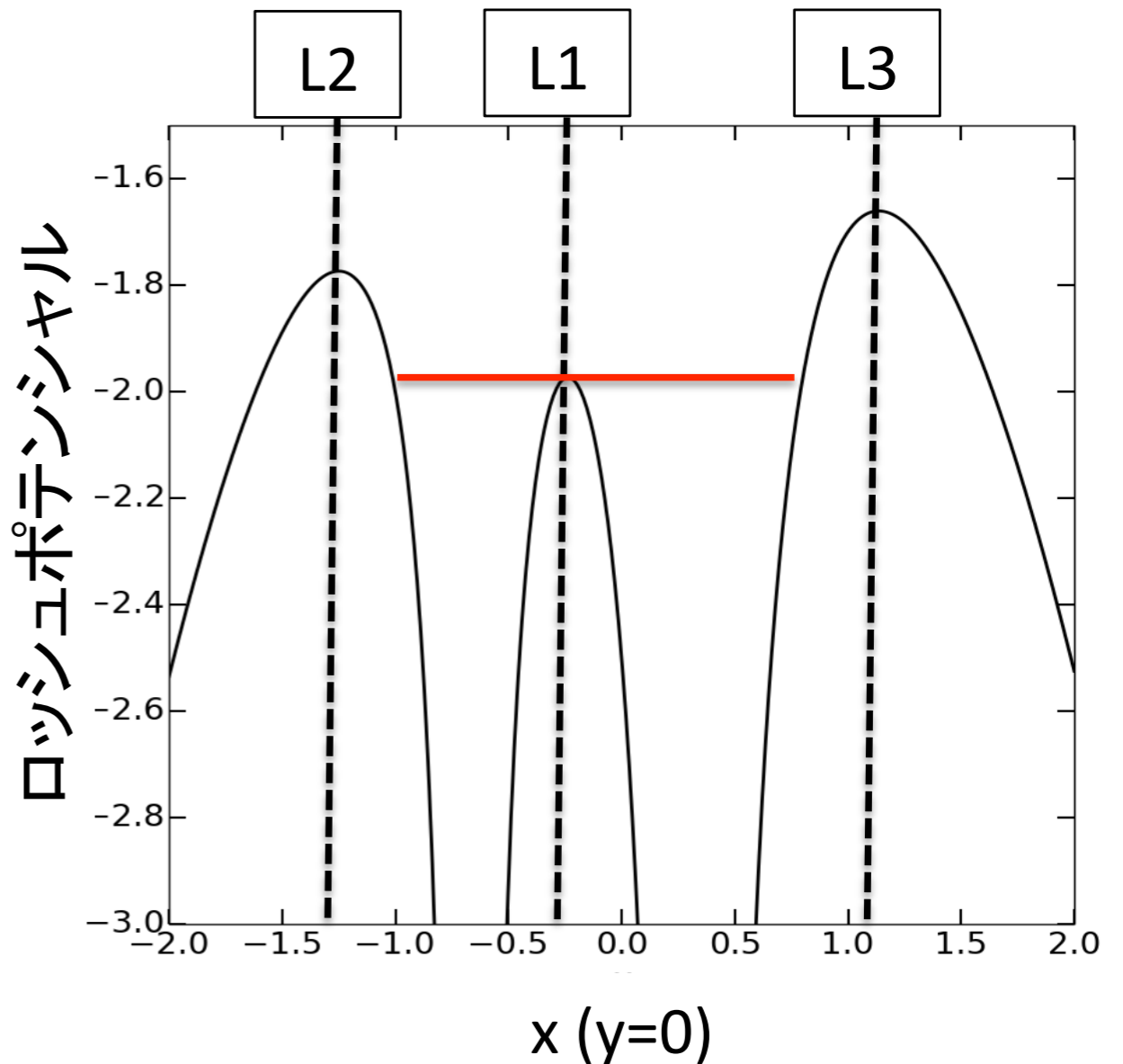
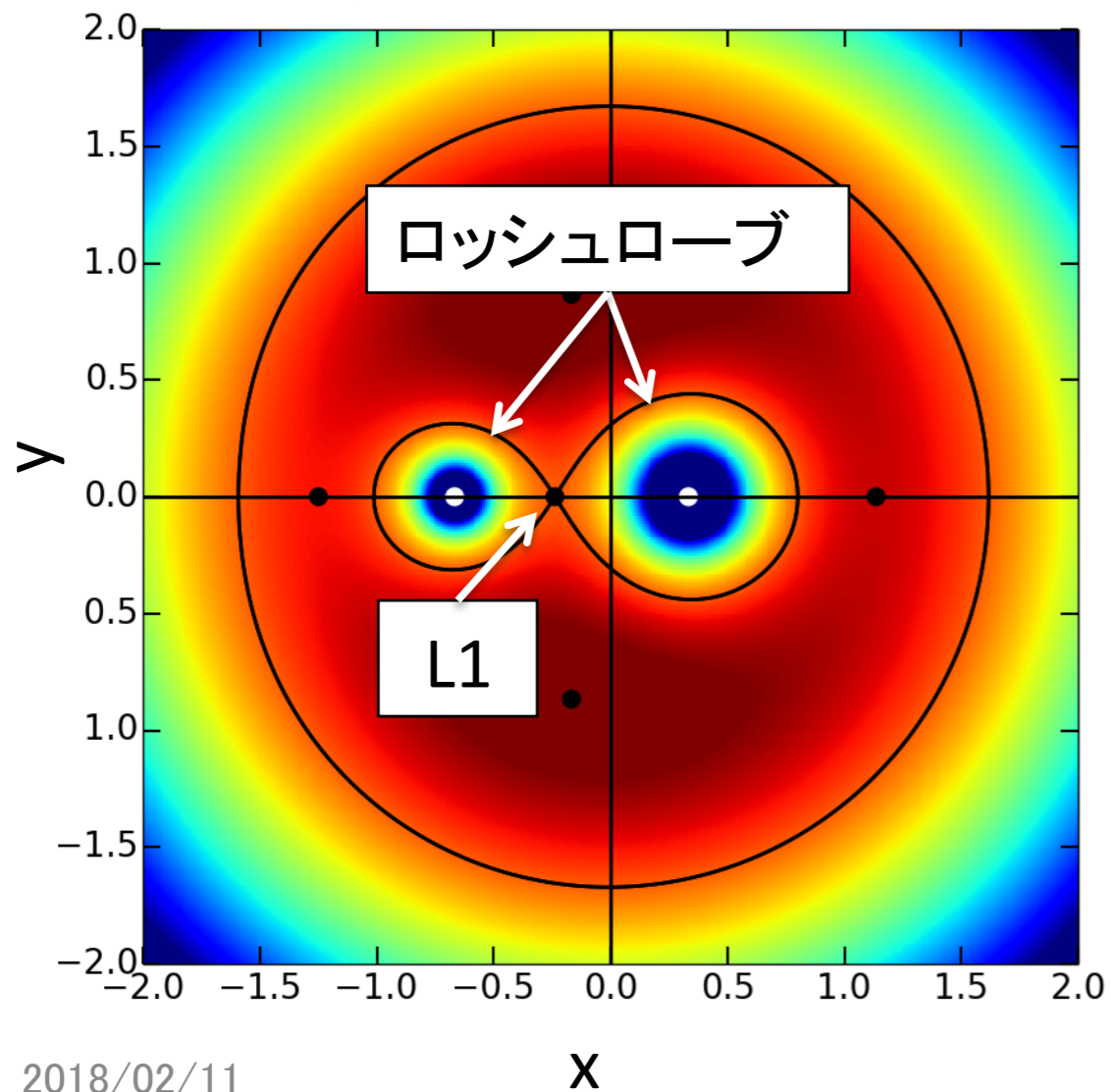
円制限三体問題: ロッッシュローブ

・ロッシュローブ:

L1点でのロッシュポテンシャルの等ポテンシャル面

※原点付近は主星のロッシュローブ内(重力圏内)

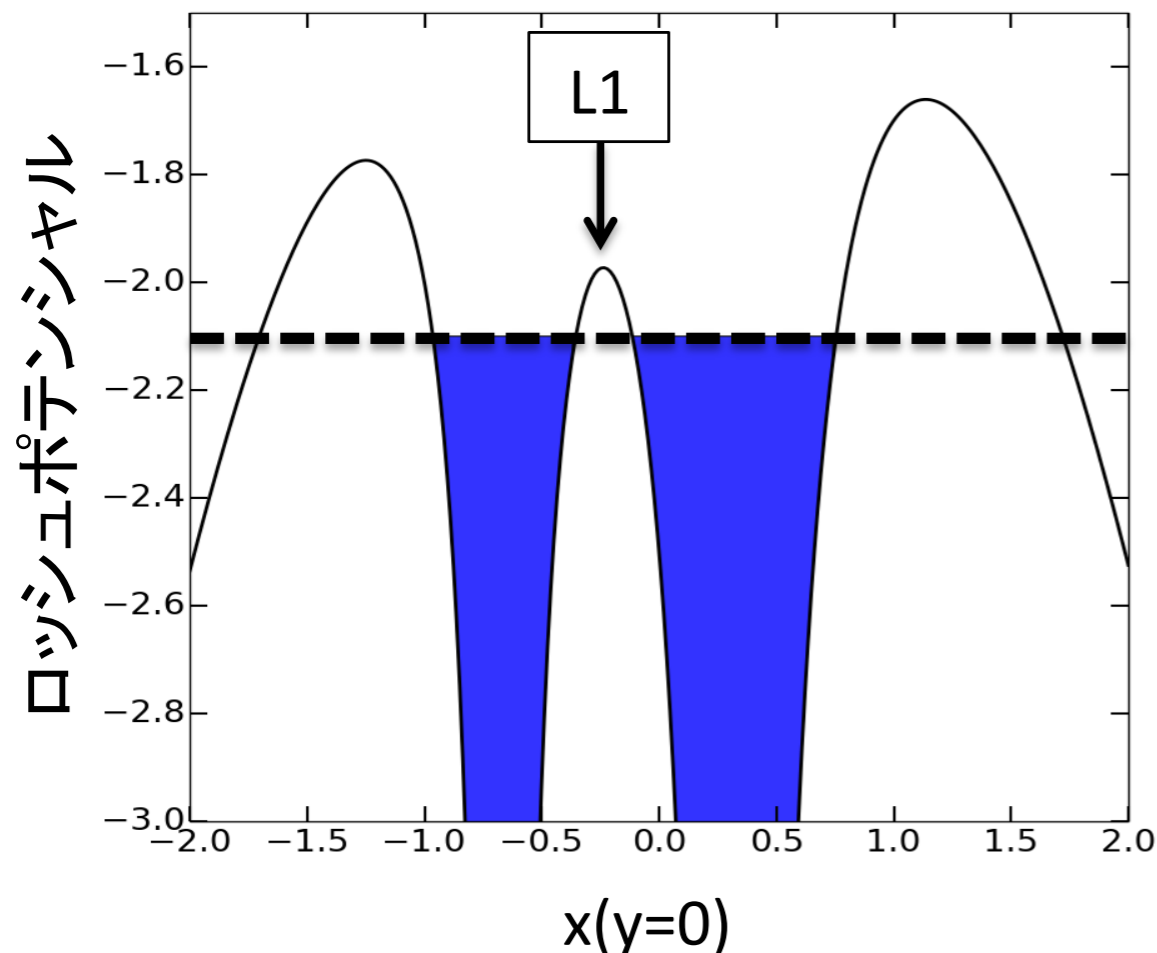
ロッシュポテンシャル



円制限三体問題：ヤコビ定数

ヤコビ定数：運動エネルギー + ロッシュポテンシャル
→ 粒子の運動可能な領域を表す

例：粒子のヤコビ定数 < L1点でのロッシュポテンシャル

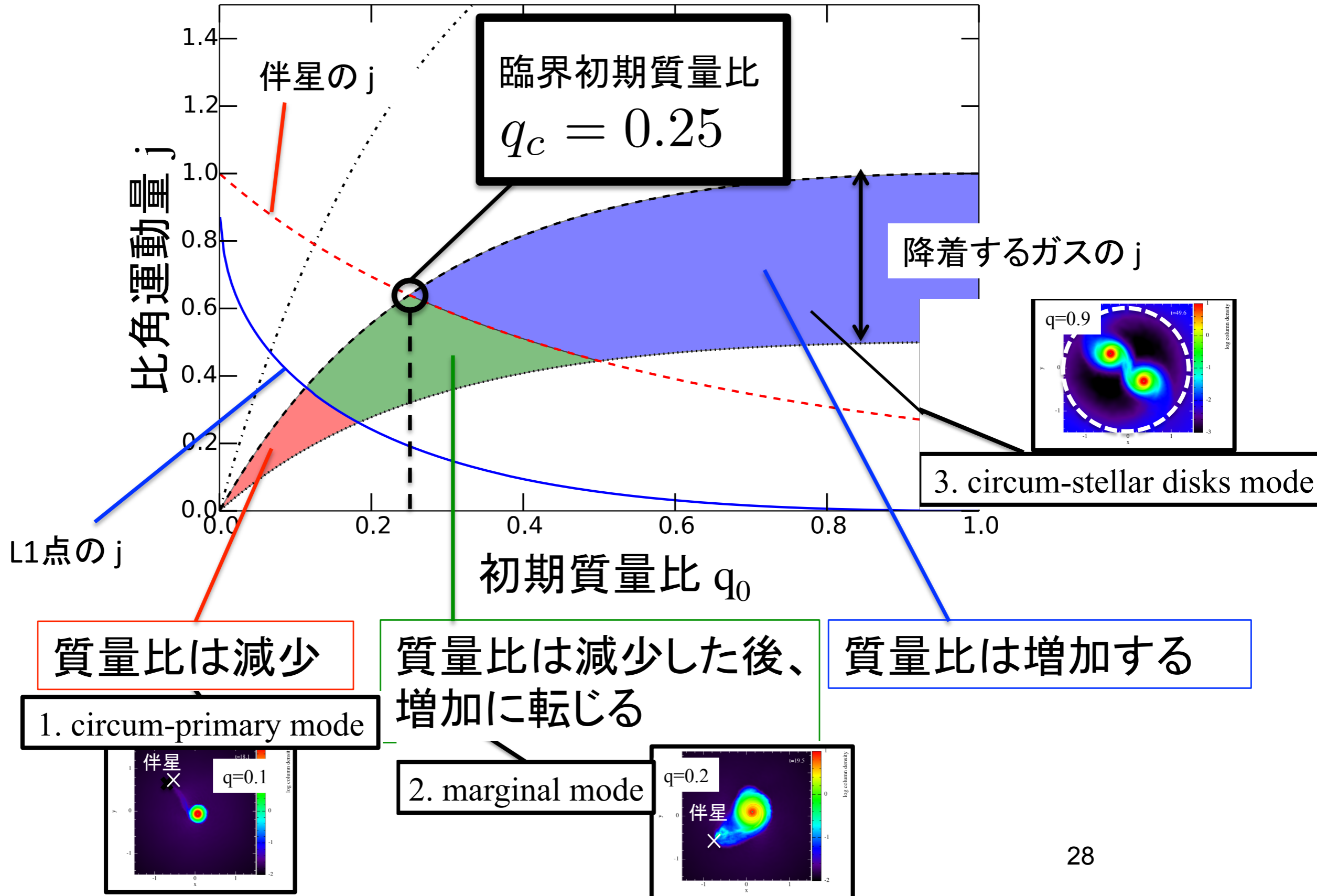


運動エネルギーが低く、L1点を
を超えることができない



ロッシュローブ内にトラップさ
れる

初期質量比依存性



4. まとめ

- 収縮期: 熱進化と形状変化が分裂片のスケールを決める
- 収縮期の重力不安定による分裂は個々の観測解釈で有用
- 質量降着期: 連星軌道固定では、降着流の角運動量の大きさを主星、伴星のどちらが成長しやすいかが決まる。
- 角運動量小->Bondi的に主星へ. 角運動量大->伴星へ
- 質量降着期: 非定常孤立系では、時間変化する連星間距離で規格化した角運動量で決まる。角運動量分布が重要
- 臨界値 $q_c = 0.25$ $q_0 > q_c$ なら q は増加(等質量へ)

