

# Tiny HI clouds の蒸発・凝集と 星間ガスの物理状態

長島雅裕 (京大天体核)

小山洋 (神戸大)、犬塚修一郎 (京大)

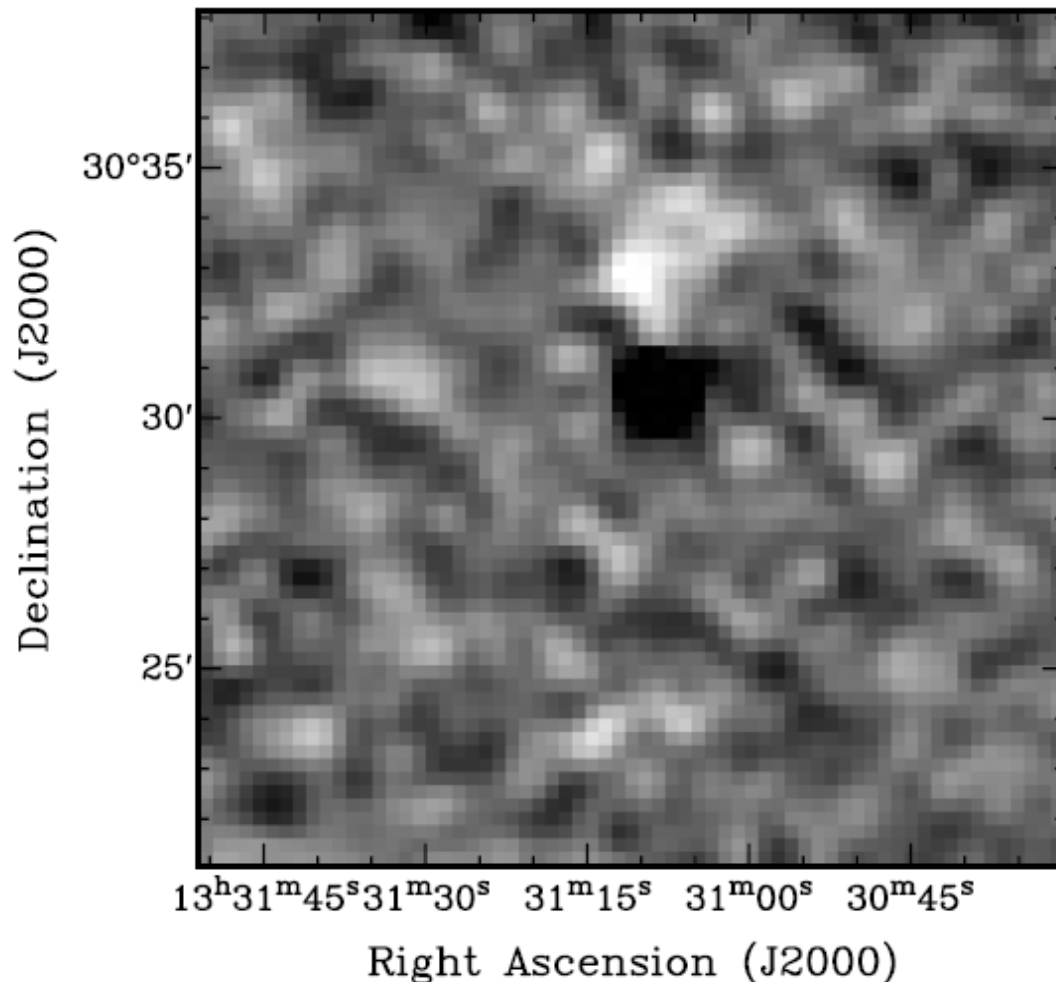
1. Tiny HI Clouds とは？
2. ISM と銀河
3. ISM の物理状態
4. cloud の成長・蒸発率
5. HI cloud の質量関数
6. まとめ

# Tiny HI clouds の発見

sub-pc ( $\sim 0.01$  pc) の構造、  
“tiny” HI clouds が最近発見された！

Velocity:  $-28.90$  km/s

3C286



← Braun & Kanekar (2005)  
Stanimirovic & Heiles (2005)

0.15 pc @ 100 pc

このような構造は存在可能か？  
どのようにして形成されるのか？  
進化のタイムスケールは？  
WNMの理解の手がかり？

今日は、このような微小雲の  
進化についてお話しします。  
が、その前に…

# ISMと銀河

---

semi-analytic modelsはCDM宇宙における銀河の形成・進化のシナリオを明らかにしてきた

例えば…

infall (monolithic collapse) model での accretion/star formation timescale は10Gyrのオーダー

→どこからこんな長いtimescaleが出てくるのか？

SA model: gas cooling, star formation, SN feedback の組み合わせで出てくる

gas cooling/accretion:  $10^8-9$  yr (dyn. time of halos)

star formation: Gyr (10% efficiency for disk rotation time)

SN feedback:  $\sim 10\%$  efficiency to  $10^{51}$  erg for heating

しかし、それぞれのtimescale/efficiencyの起源はまだ謎

→ 宇宙論的というよりも、個々の銀河で、もっと速いtimescaleで起きている現象を理解しなければならない

→ 次世代銀河形成・進化モデルの物理的基礎となる(はず)

# ISMと銀河

---

銀河進化の鍵となるプロセスは何か？

- ・ 分子雲コアからの星形成  
~ $10^6$  yr
- ・ 超新星フィードバック  
~ $10^6$  yr
- ・ 超新星によりまき散らされた／外から降ってきたガスからの分子雲形成  
~ $10^6-8$  yr ???

ちなみに

- ・ ディスクの回転~ $10^8$ yr
- ・ high-z ではガスの割合高いと予想される
- ・ 星はガスから形成

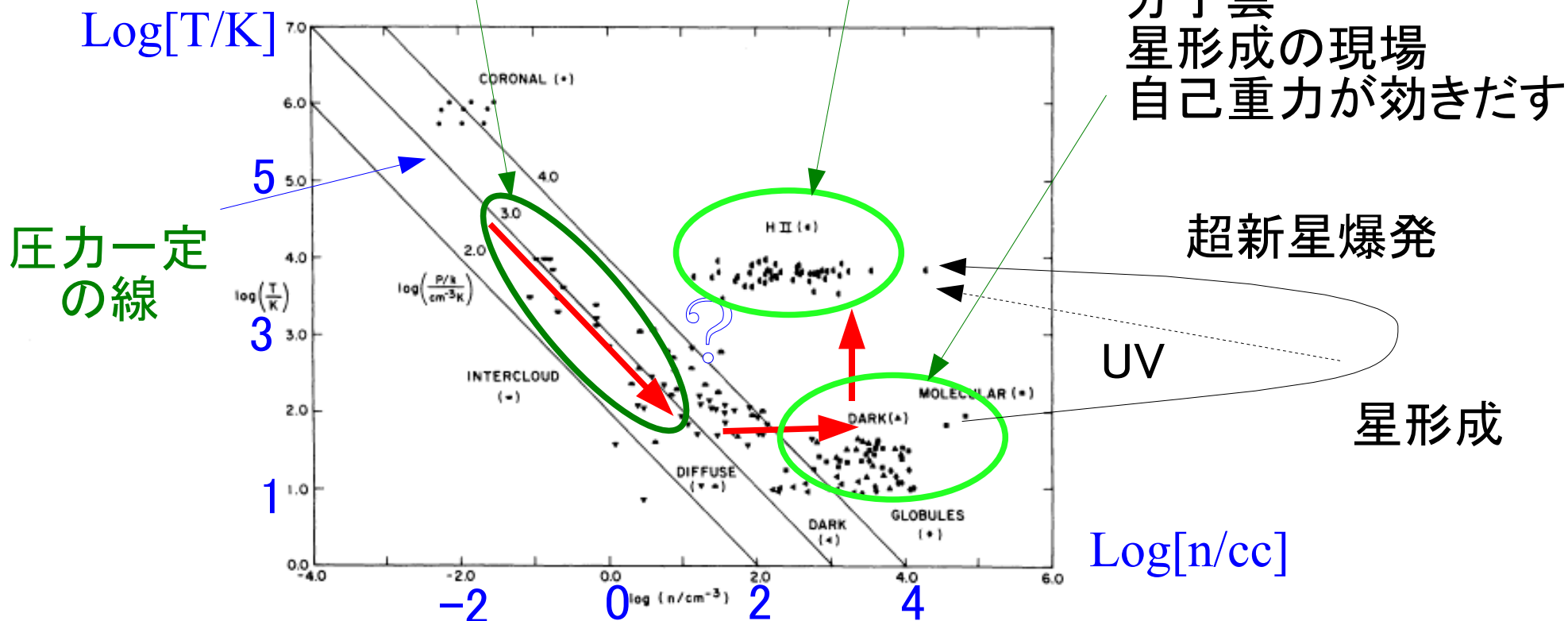
つまり、ISMの理解が重要

# ISM の物理(熱力学的)状態

今回はここに注目  
(分子雲形成のスタート地点?)

HII領域  
大質量星からのUV輻射により  
イオン化された領域

分子雲  
星形成の現場  
自己重力が効きだす



超新星爆発

UV

星形成

FIG. 1.—Interstellar gas temperature, density, and pressure, based on seven galactic spectral line surveys. Circles, representative points for coronal gas observed in 1032 Å O vi line, based on filling factor  $f_c = 0.1, 0.2,$  and  $0.4,$  and on  $n(T)$  power-law exponent  $\eta = 0.0, 0.5,$  and  $1.0;$  semicircles pointing down, intercloud gas observed in 21 cm H I line; semicircles pointing up and triangles pointing down, diffuse clouds observed in 21 cm H I line; triangles pointing up, dark clouds observed in 21 cm H I line; triangles pointing left, dark clouds observed in 2.6 mm CO lines; diamonds, Bok globules observed in 2.6 mm CO lines; squares, molecular clouds associated with nebulosity, observed in 2.6 mm CO lines; semicircles pointing left, H II regions observed in 6 cm H109 $\alpha$  line and 6 cm continuum.

Myers (1978)

# 薄いISMの物理状態

## - 二相共存

WNM ( $T \sim 10^4 \text{K}$ ,  $n \sim 10^{-1} \text{cc}$ )

CNM ( $T \sim 10^2 \text{K}$ ,  $n \sim 10^1 \text{cc}$ )

## - pressure balance

## - optically thin

外部と輻射を通じて  
エネルギー散逸

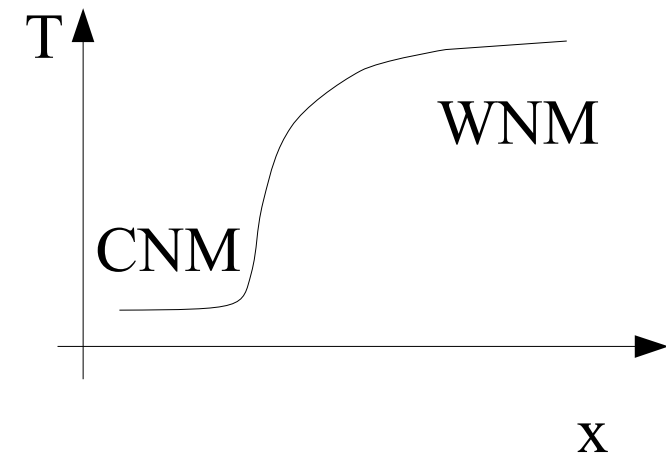
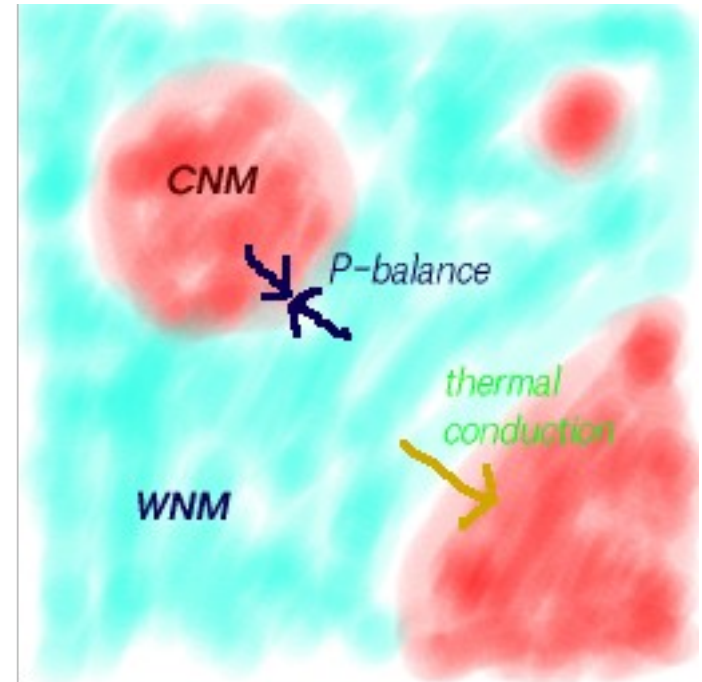
## - 自己重力は効かない

自己重力のtime/length scales

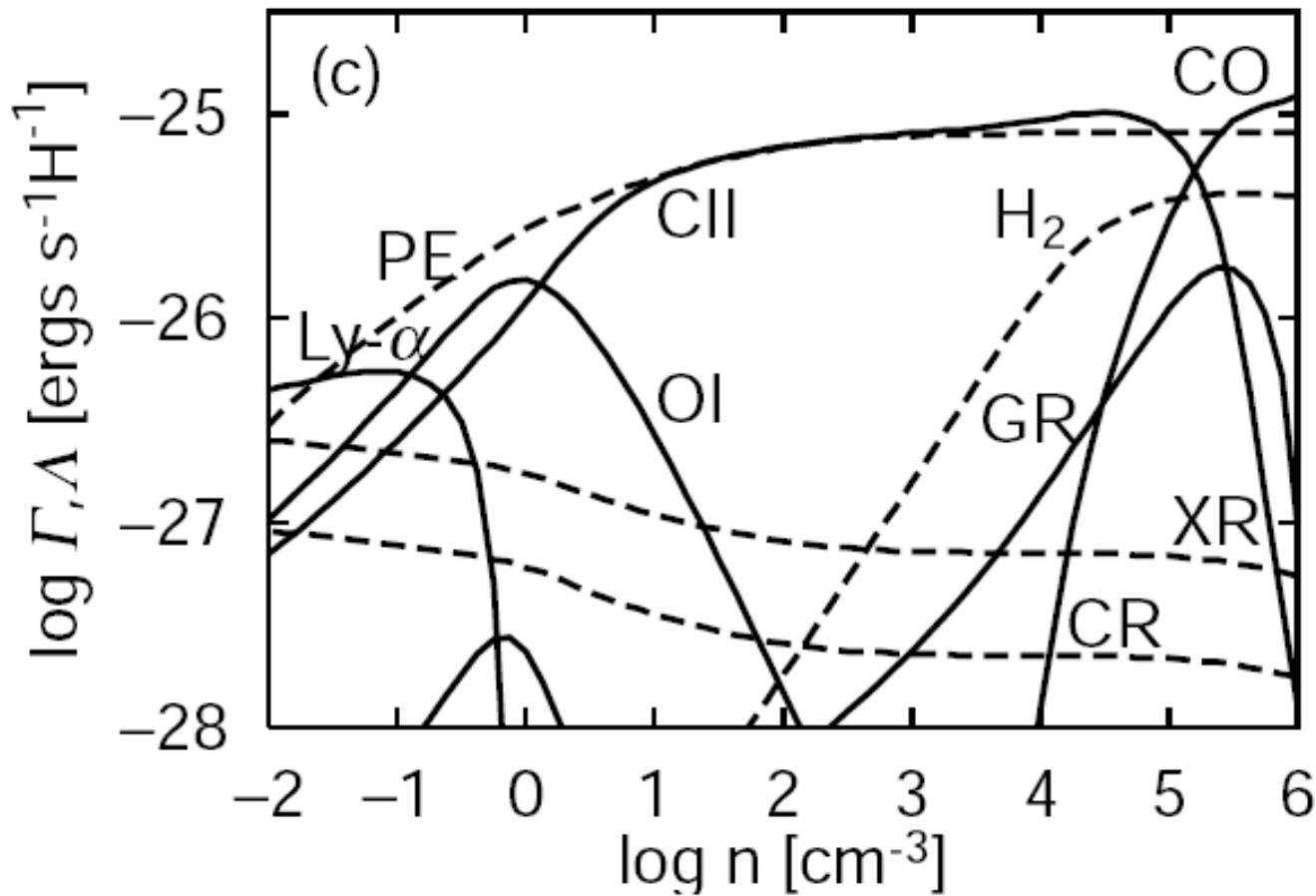
$$\tau \sim 1/\sqrt{G\rho} \sim 1.2 \times 10^8 \left( \frac{n}{\text{cc}} \right)^{-1/2} \text{ yr}$$

$$l \sim 2 \times 10^3 \left( \frac{T}{10^2 \text{ K}} \right)^{1/2} \left( \frac{n}{\text{cc}} \right)^{-1/2} \text{ pc} \quad \sim \text{銀河回転}$$

銀河サイズ



# 加熱率、冷却率 (atomic processes)



Koyama & Inutsuka (2000)

原子の衝突励起  
→ 自発放射による冷却

ダストの光電効果  
X線、宇宙線による加熱

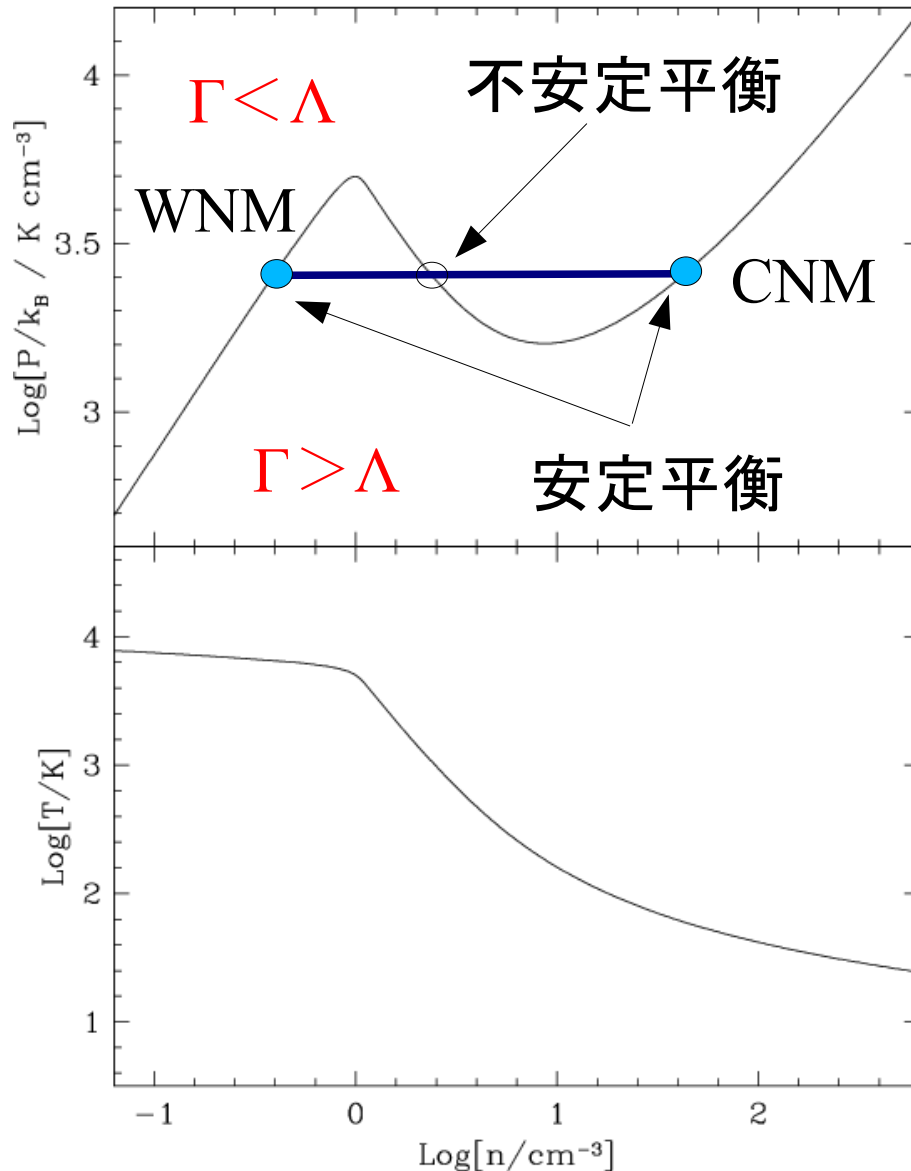
密度低いので、どこでも  
加熱・冷却が起こる

$$n\Gamma \simeq n^2 \Lambda \simeq 10^{-(25-26)} n [\text{erg/s/cm}^3]$$

$$F_{\text{cond}} = -\kappa \nabla T, \kappa = 2.5 \times 10^3 T^{1/2} [\text{erg/s/cm/K}]$$

# 圧力平衡下の diffuse ISM

加熱( $\Gamma$ ) = 冷却( $\Lambda$ )の系列をプロット



星間ガスの状態は、  
WNM と CNM への  
相分離状態  
→ 一種の相転移

相間の界面(front)の運動を  
解き、CNM(HI) cloud の  
成長について調べる

※系全体で  $\Gamma = \Lambda$  となる圧力を  
saturation pressure  $p_{\text{sat}}$  と呼ぶ

Koyama & Inutsuka's cooling function used



# Basic Equations for Dynamics

定常、isobaric の仮定を外し、非定常 full の  
数値流体シミュレーションと比較する

$$\frac{d\rho}{dt} + \rho \nabla \cdot \mathbf{v} = 0$$

$$\frac{d\mathbf{v}}{dt} + \frac{1}{\rho} \nabla p = 0$$

$$\frac{\gamma}{\gamma - 1} \frac{\mathcal{R}}{\mu} \rho \frac{dT}{dt} - \frac{dp}{dt} = -\rho \mathcal{L} + \nabla \cdot \kappa \nabla T$$

$$p = \frac{\mathcal{R}}{\mu} \rho T$$

$$\kappa = 2.5 \times 10^3 T^{1/2} [\text{erg/K/s/cm}]$$

$$\rho \mathcal{L} \equiv n\Gamma - n^2 \Lambda$$

$$\frac{\Lambda}{\Gamma} = 10^7 \exp \left[ -\frac{1.184 \times 10^5}{T + 10^3} \right] + 1.4 \times 10^{-3} \sqrt{T} \exp \left[ -\frac{92}{T} \right]$$

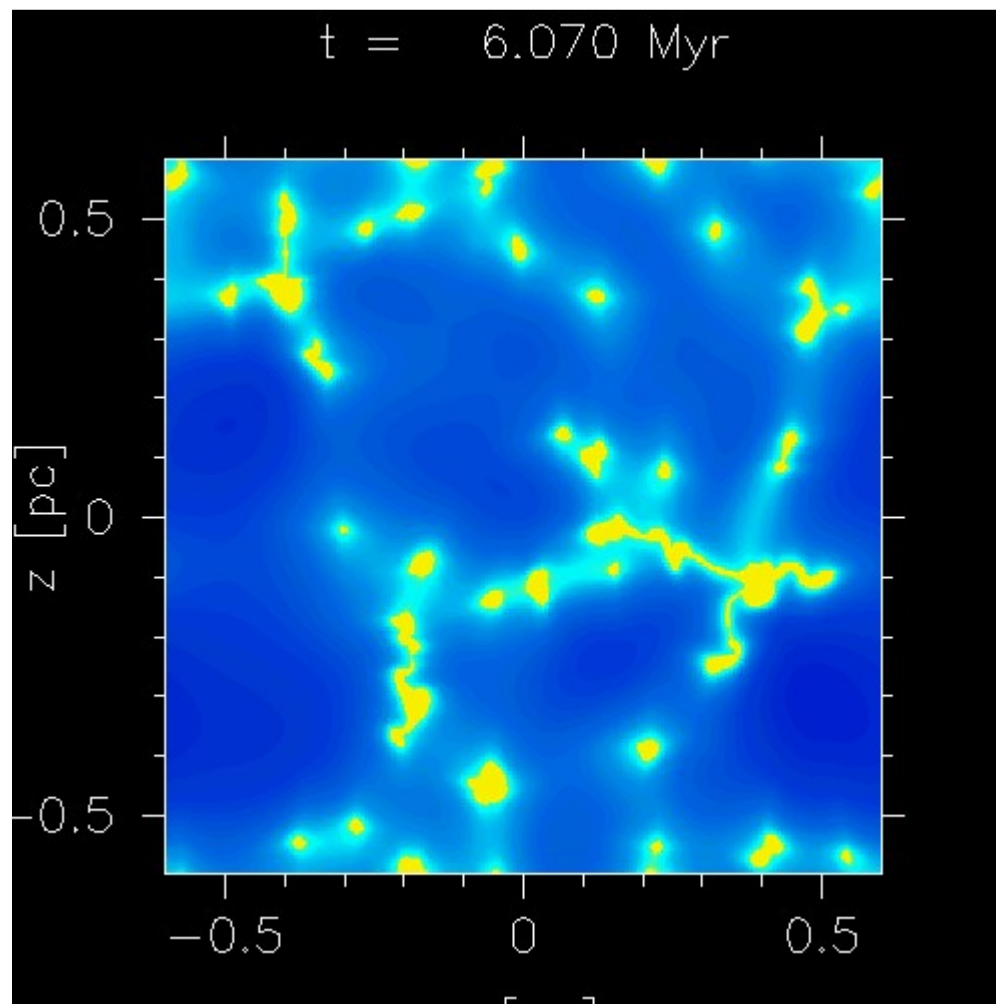
$$\Gamma = 2 \times 10^{-26} [\text{erg/s}]$$

Koyama & Inutsuka (2000)による  
cooling function

# 流体シミュレーション(2D)

---

- 不安定状態に微小な摂動を加える
- 相分離を起こし、自発的に乱流状態へ
- 加熱冷却は運動よりずっと速い



小山氏提供

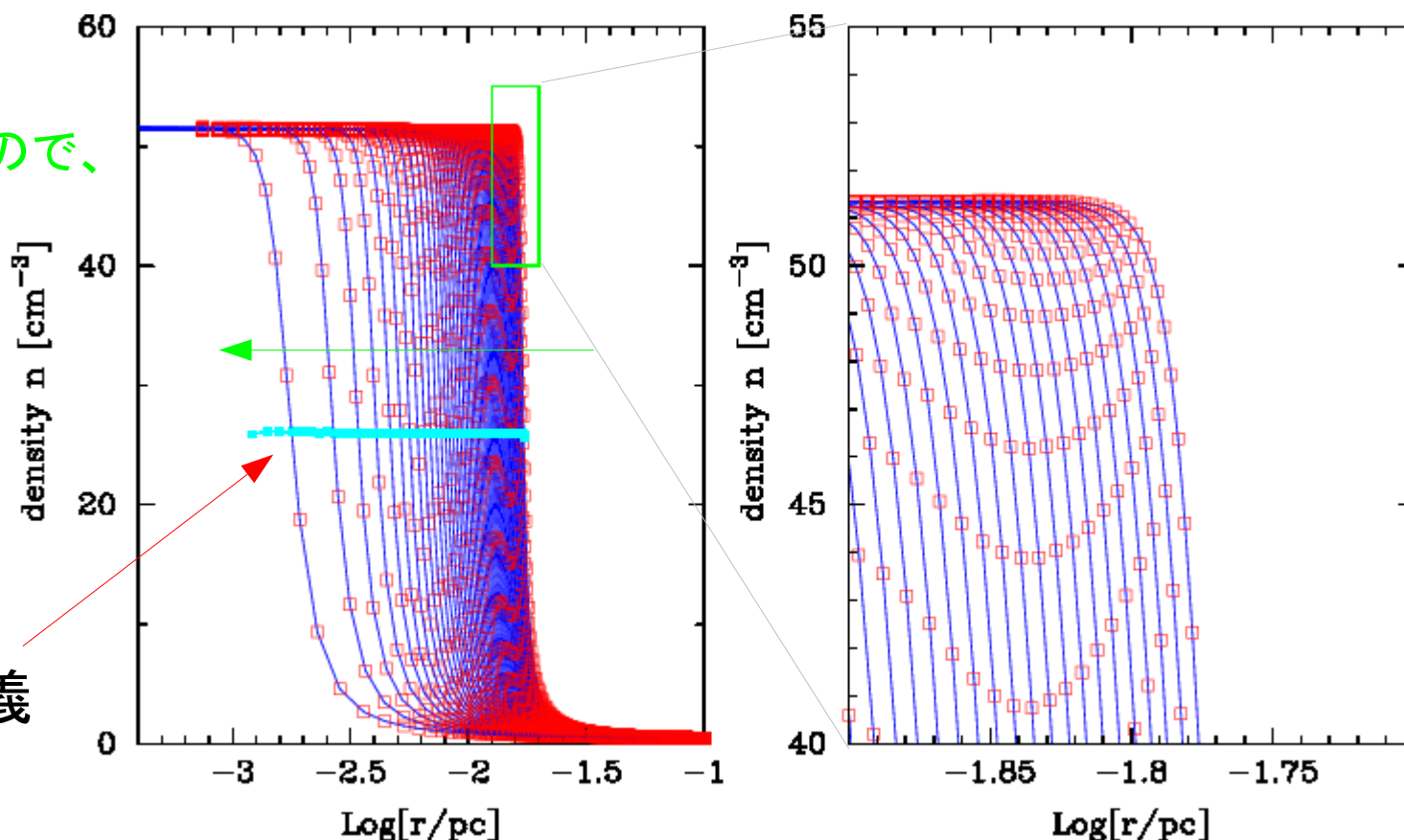
# 密度分布

球対称1次元、Lagrange mesh (2000)、2nd-order Godunov  
境界条件: 外側圧力一定(下の図は $p=p_{\text{sat}}=2823\text{kB}$ の場合)

十分滑らかに解けている

時系列を表わす  
蒸発しつつあるので、  
時間がたつと  
表面が内側へ

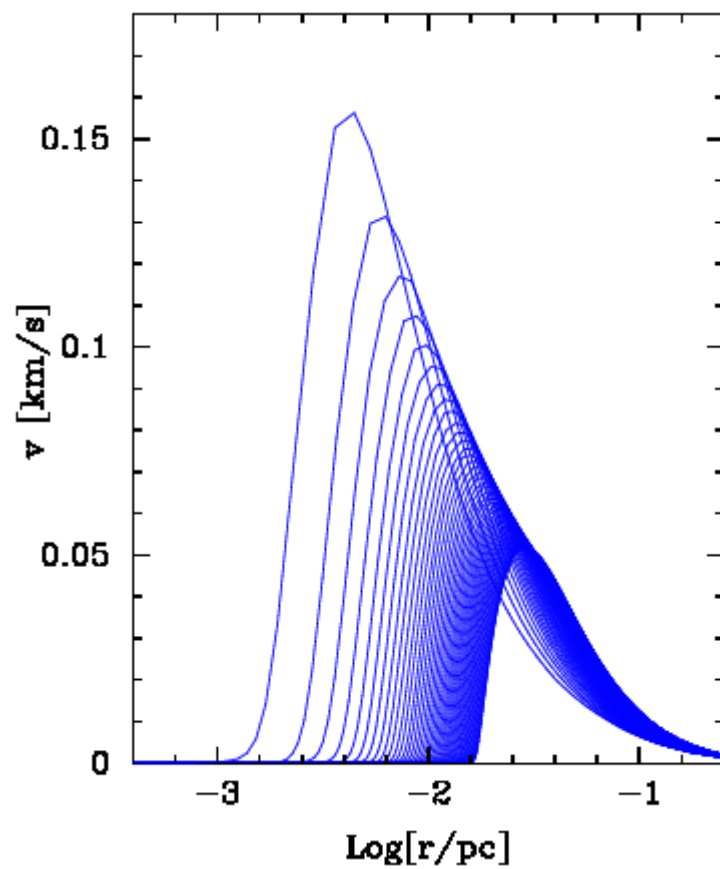
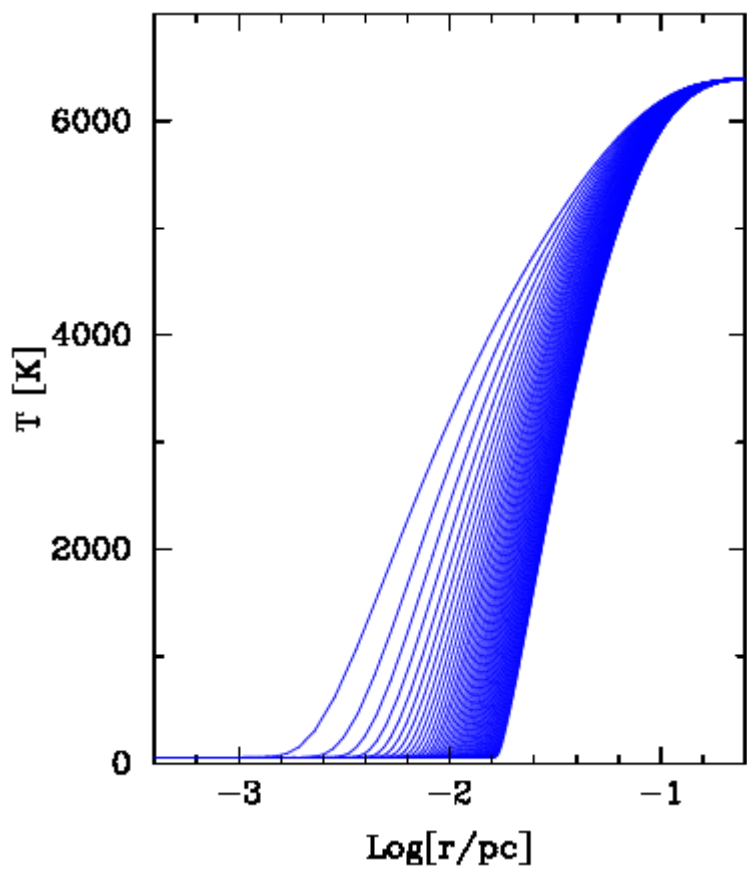
密度半分で  
cloud表面定義



cloud中心  $\longleftrightarrow$  WNM

# 温度、速度構造

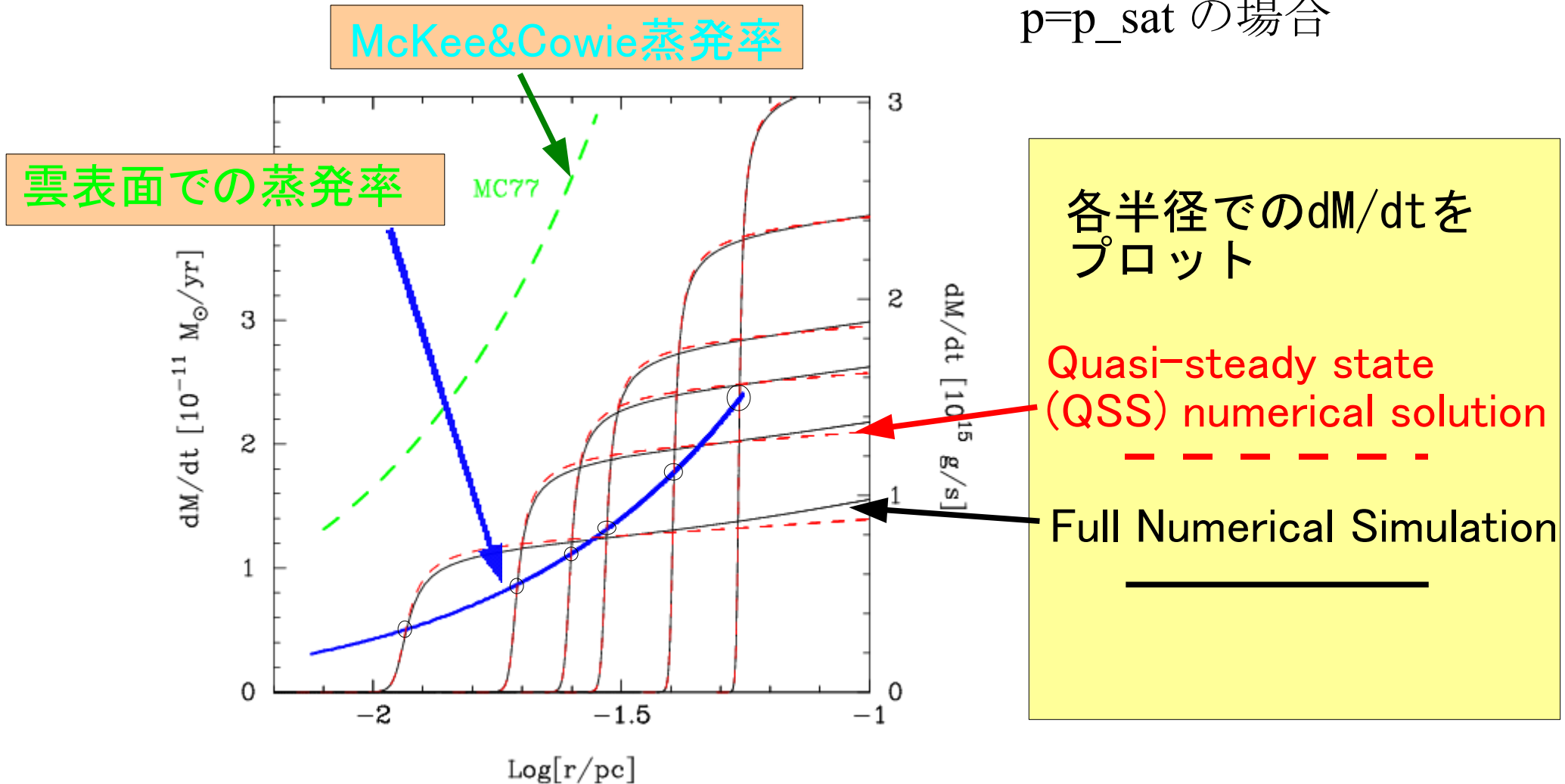
---



# 蒸発率 $dM/dt$

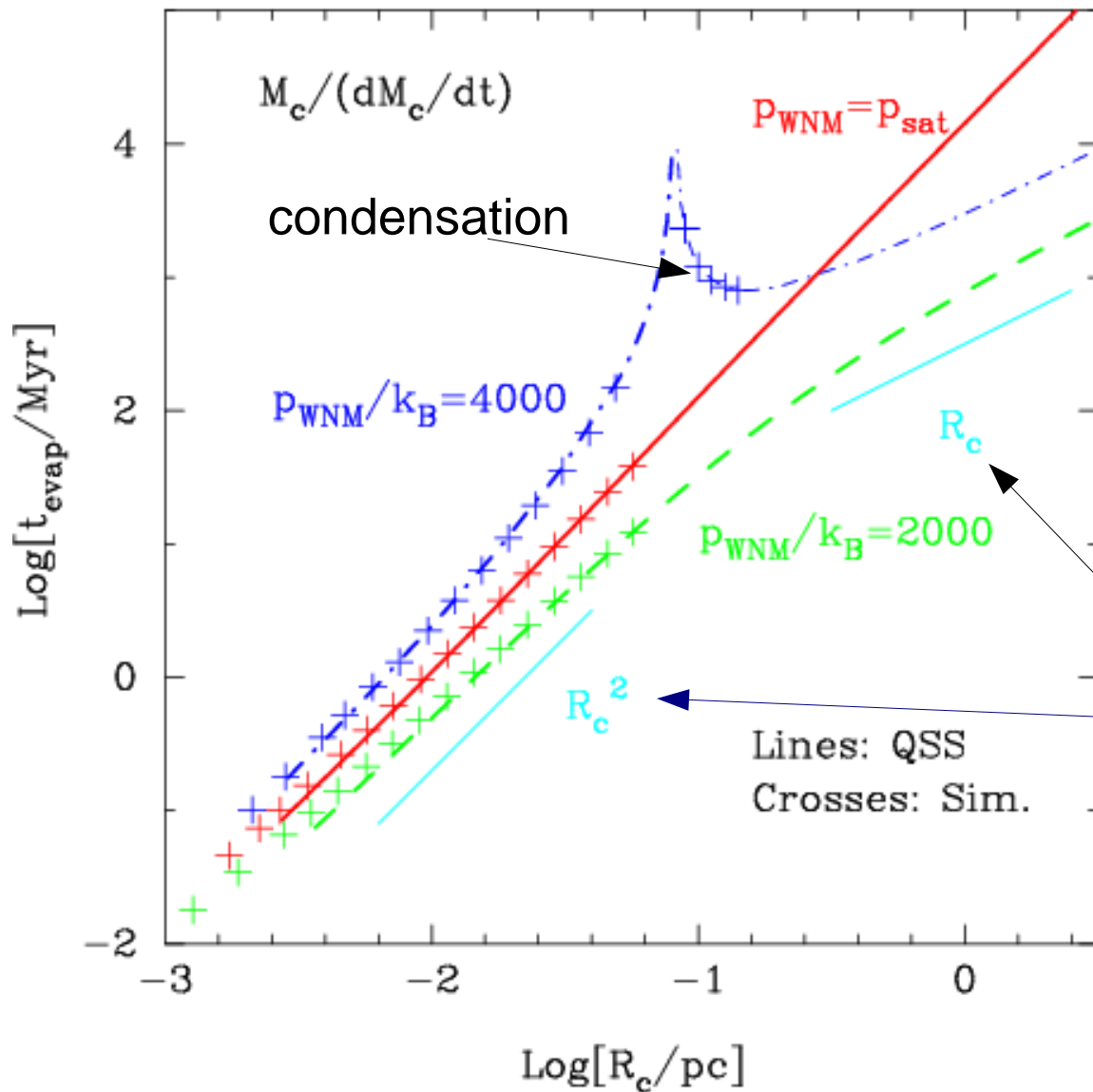
- Fullシミュレーションと準定常解はほぼ同じ
- McKee-Cowieの蒸発率 (MC77) は4, 5倍過大評価

$p=p_{\text{sat}}$  の場合



# 蒸発の Timescale

$R \sim 0.01 \text{ pc}$  clouds evaporate in  $\sim \text{Myr}$



もしこのような雲が普遍的に存在するなら、Myr程度で常に作り続けなければならないことを意味する

expectation from the analytic formula

# 近似解

d次元球対称を仮定すると、energy方程式は(isobaric, 準定常)

$$\frac{\gamma}{\gamma-1} \frac{\mathcal{R}}{\mu} \rho u \partial_r T = -\rho \mathcal{L} + \partial_r \kappa \partial_r T + \frac{d-1}{r} \kappa \partial_r T$$

r=Rでのみnon-zero

d=1の左辺に置換

- ・温度変化は front のみ
- ・右辺第一項、第二項はd=1の左辺で置き換える

$$\longrightarrow u_d(R) = u_1 + \frac{\gamma-1}{\gamma} \frac{d-1}{R} \frac{\kappa(R)T(R)}{p}$$

**(流速) = (d=1での流速) + (曲率項)**

# 近似解

雲のサイズの進化は(半径Rの球対称)、

$$\dot{R} = V(p) - f \frac{\gamma - 1}{\gamma} \frac{d - 1}{R} \frac{\kappa(R)T(R)}{p}$$

$$= V(p) \left( 1 - \frac{R_{crit}}{R} \right)$$

(Nagashima, Koyama & Inutsuka 2005)

蒸発率／凝集率に直すと、

$$\begin{aligned} \dot{M} \propto R^2 \dot{R} &\propto R^2 \propto M^{2/3} \quad \text{for } R \gg R_{crit} \\ &\propto R \propto M^{1/3} \quad \text{for } R \ll R_{crit} \end{aligned}$$

$$\dot{M} = 4\pi R^2 \rho_c \dot{R}$$

実はMcKee & Cowie (1977)が求めた蒸発率(初めから定常を仮定)の拡張になっている(係数だけ違う)

$$\dot{m} = \frac{16\pi\mu\kappa R}{5k} = 1.3 \times 10^{15} T_f^{1/2} R_{pc} \text{ g s}^{-1}$$

- ・ p\_WNMが大きい時
  - ・ サイズが大きいとき
- は定性的にMC77と異なる



# まとめ

---

- 0.01pc程度の cloud は 1Myr 程度で蒸発する  
→形成メカニズム？  
→WNMが高圧？
- McKee & Cowie (1977) の蒸発率は若干 overestimate  
だが、大体 consistent

## 今後

- 様々な圧力・加熱／冷却の場合(異なる環境)  
→分子雲内部の乱流との関係？
- tiny HI cloud の進化、統計的性質(質量関数など)
- 銀河進化との関連／QSO吸収線系

## 銀河形成論の今後

- CDMに基づいた銀河形成モデル(e. g.  $\nu$  GC)と観測とのより詳細な比較
- 銀河モデル自体の精密化(e. g. 次のトークby小山さん)

# Frontの速度

いまの近似解は以下のように書ける：

$$\dot{R} = V(p) \left[ 1 - \frac{R_c}{R} \right]$$

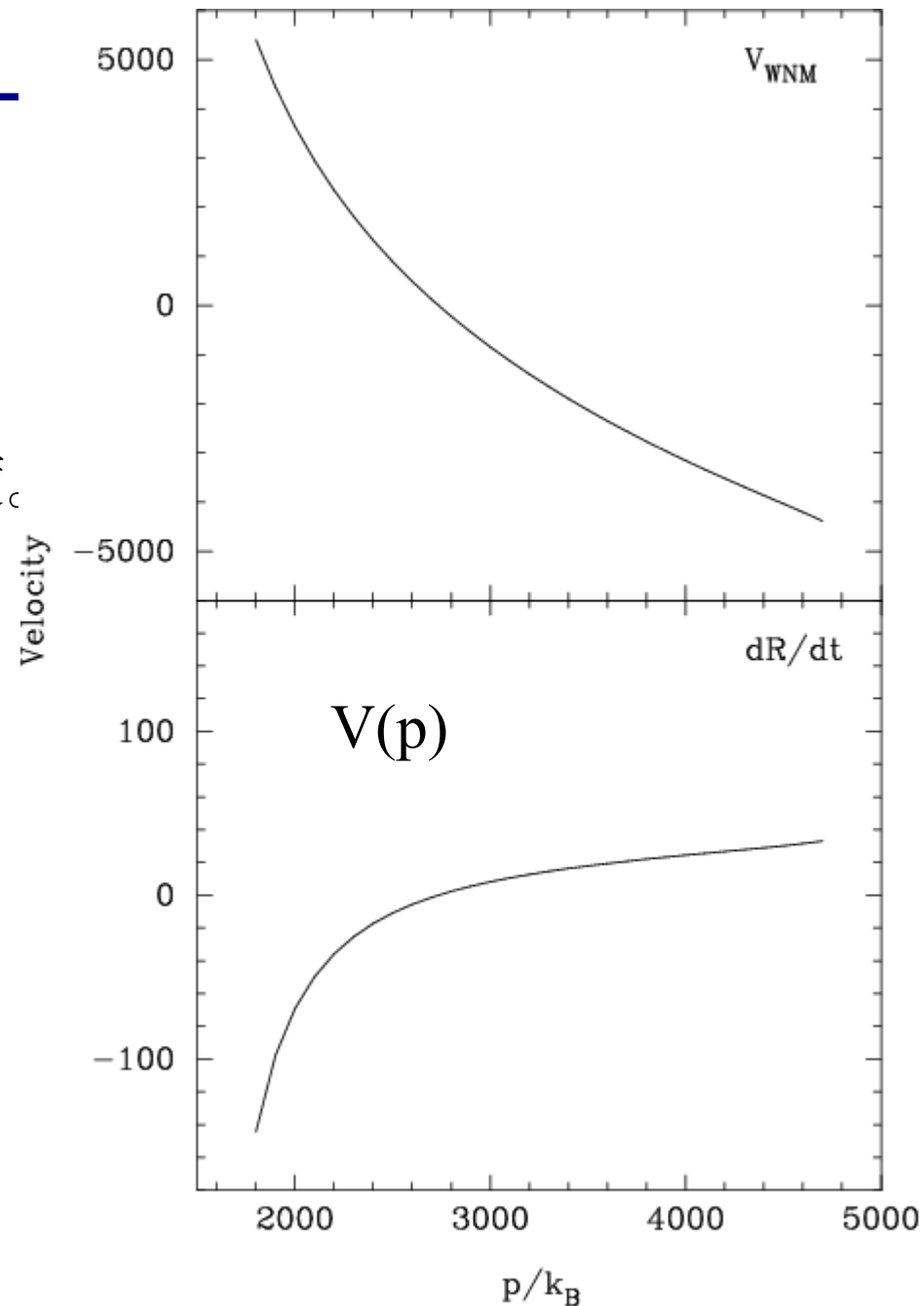
ここで  $V(p)$  は  $d=1$  での定常解の速度。  
これを数値的に求める。

(isobaricの仮定は外し、full に解く)

上：cloud静止系でのWNMの速度

下：frontの速度

cloud の成長則が求まった！



# Mass (Size) Function

---

「サイズ空間」での連続の式

$$\frac{\partial n(R)}{\partial t} + \frac{\partial}{\partial R} [\dot{R}n(R)] = 0.$$

仮定：

- 新たな cloud の生成はない  
→ 一度相分離してしまおうと、圧縮する機構が働かない限り  
新たな cloud はできにくそう
- 合体はしない(個々の cloud が周囲の WNM を食べて太る)  
→ 後に効いてくるかも (e.g. Tomisaka 1984, 1986)

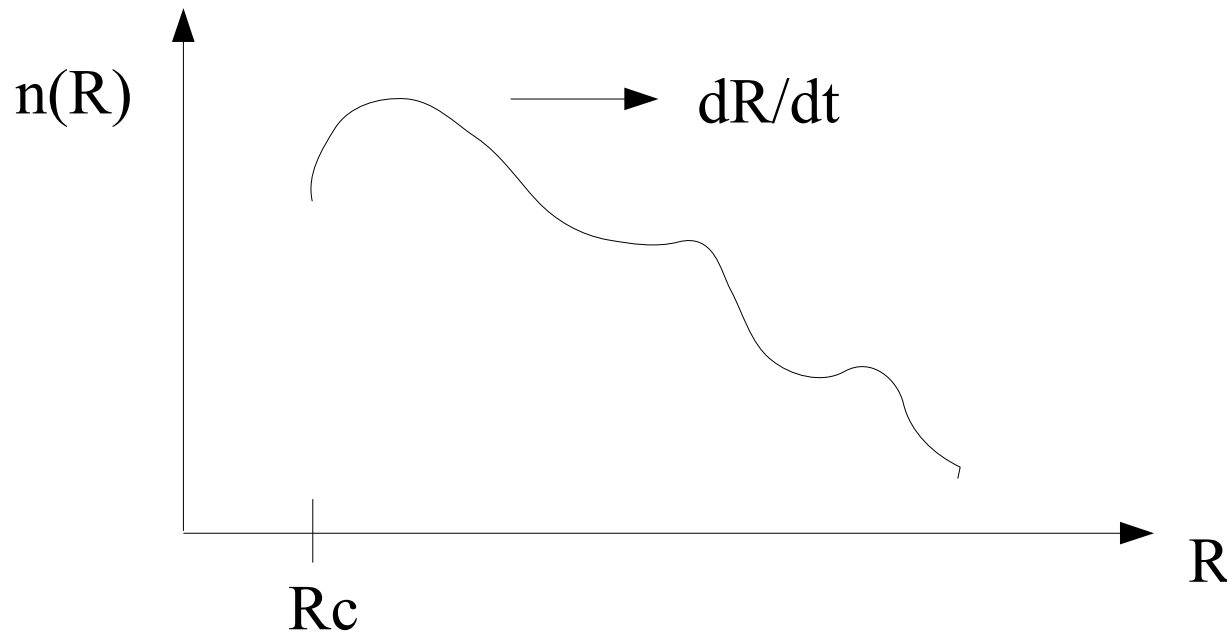
Mass Function との関係は、

$$n(M) = n(R) \frac{dR}{dM} \propto n(R) M^{-(d-1)/d}$$

# Size Function

---

- サイズ関数は、「サイズ空間での密度分布」である。
- サイズ空間での座標は cloud のサイズに相当する
- サイズの成長率、即ちサイズ空間での運動が求まっている
- 大きい cloud の方が速く成長する  
→ サイズ空間での orbit crossing はない



サイズ空間で Langrange 摂動

# Lagrange摂動

---

時刻 $t=0$ でサイズ  $q$  の cloud の、後の時刻  $t$  でのサイズ  $R(t,q)$ :  
 $dR/dt=V(1-R_c/R)$  を解けば求まる

$$R + R_c \ln(R - R_c) = Vt + q + R_c \ln(q - R_c)$$

時刻  $t$  でのサイズ関数は、

$$n(R) = n(q) \left| \frac{dR}{dq} \right|^{-1}$$

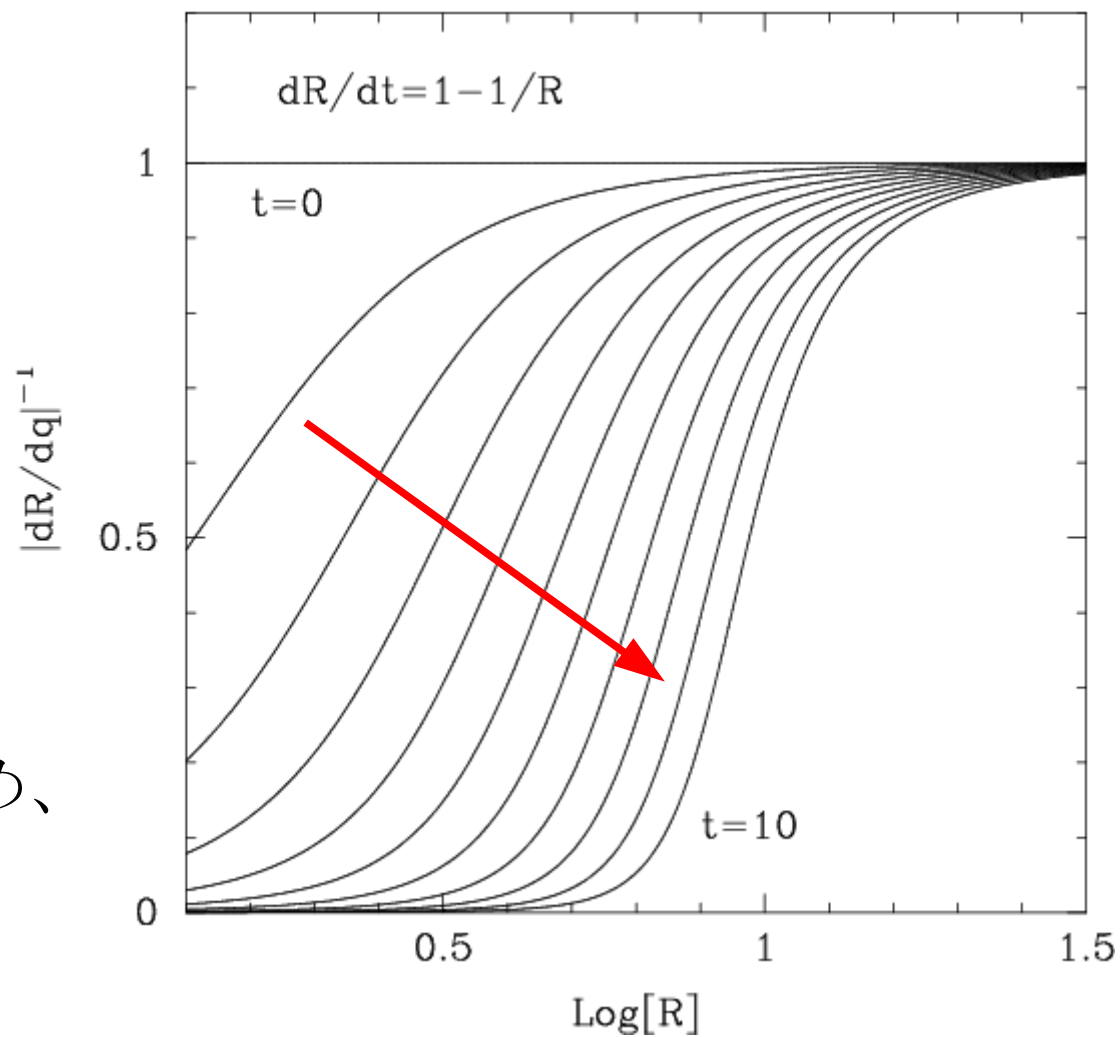
ここで Jacobian は

$$R' \equiv \frac{dR}{dq} = \frac{1 + R_c/(q - R_c)}{1 + R_c/(R - R_c)}$$

# Jacobian

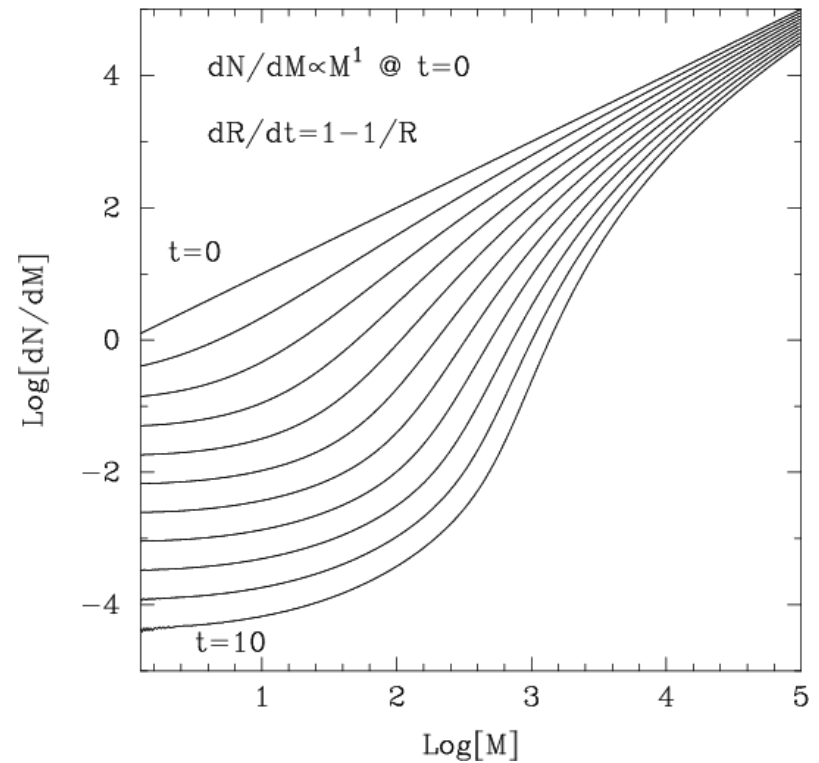
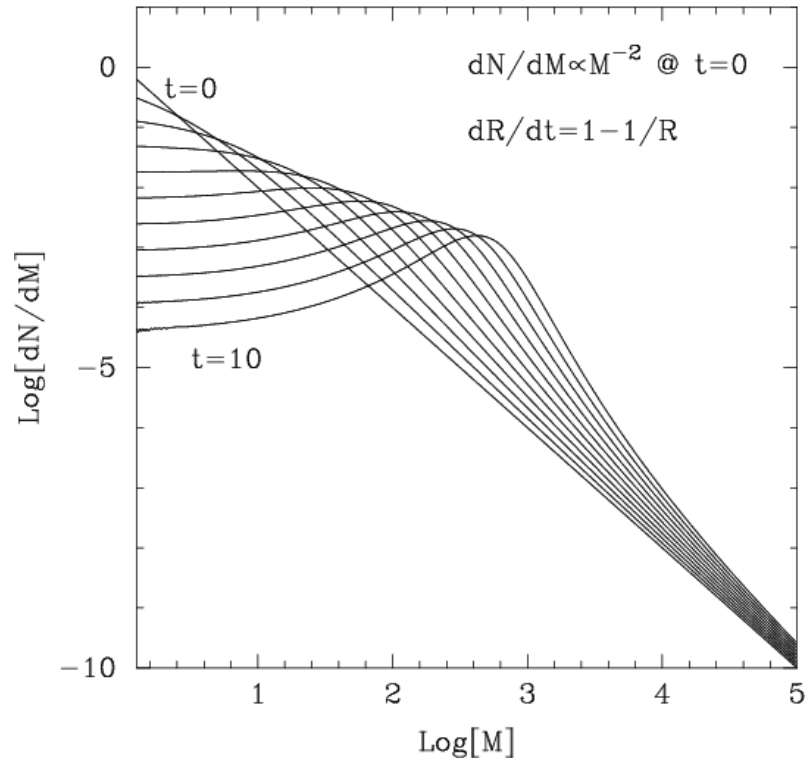
時間とともに、  
small R の cloud が  
減っていく

※簡単のため、  
 $V=1, Rc=1$



# Mass Function

initial の mass function が  
 $n(M) \propto M^a$ ,  $a = -2, 1$  を示す



サイズは linear に大きくなるので、Log-bin では  
適当な mass に集中するように見える

# より現実的な Mass Function へ

---

- 初期条件をどう求めるか？

→たとえば shock 通過後の不安定性から典型的な cloud size が求まるであろう

- 大スケール (cloud よりずっと大きいスケール) では圧力は一定ではない

→適当な ensemble を取る

$$\langle n(M) \rangle = \int n[M; p(\mathbf{x})] d\mathbf{x} = \int f(p) n(M; p) dp$$

→乱流と結びつくか？

→散逸系なので、Energy spectrum との関係は自明ではないが…

- ある程度大きくなると、cloud 同士の合体による成長がメインになるであろう

→coagulation equation

→WNMの速度分散、重力フォーカシング、外部重力場

→ runaway growth?