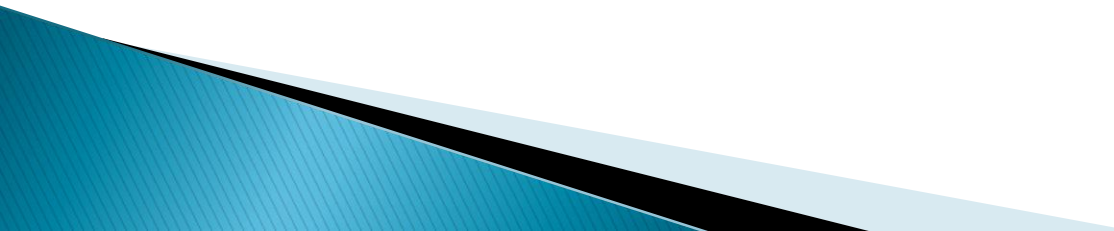


# 銀河円盤の力学進化と 円盤内での星・星団形成

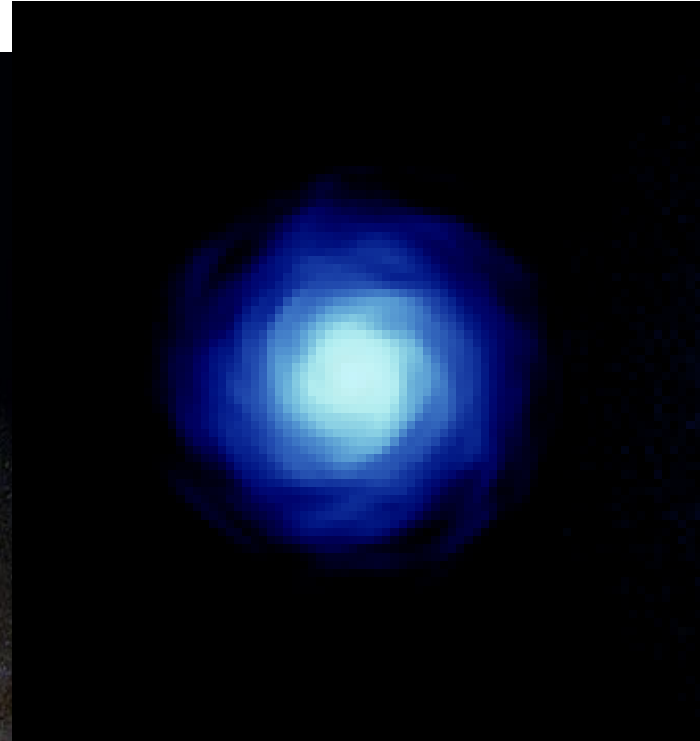
藤井 通子

国立天文台 理論研究部

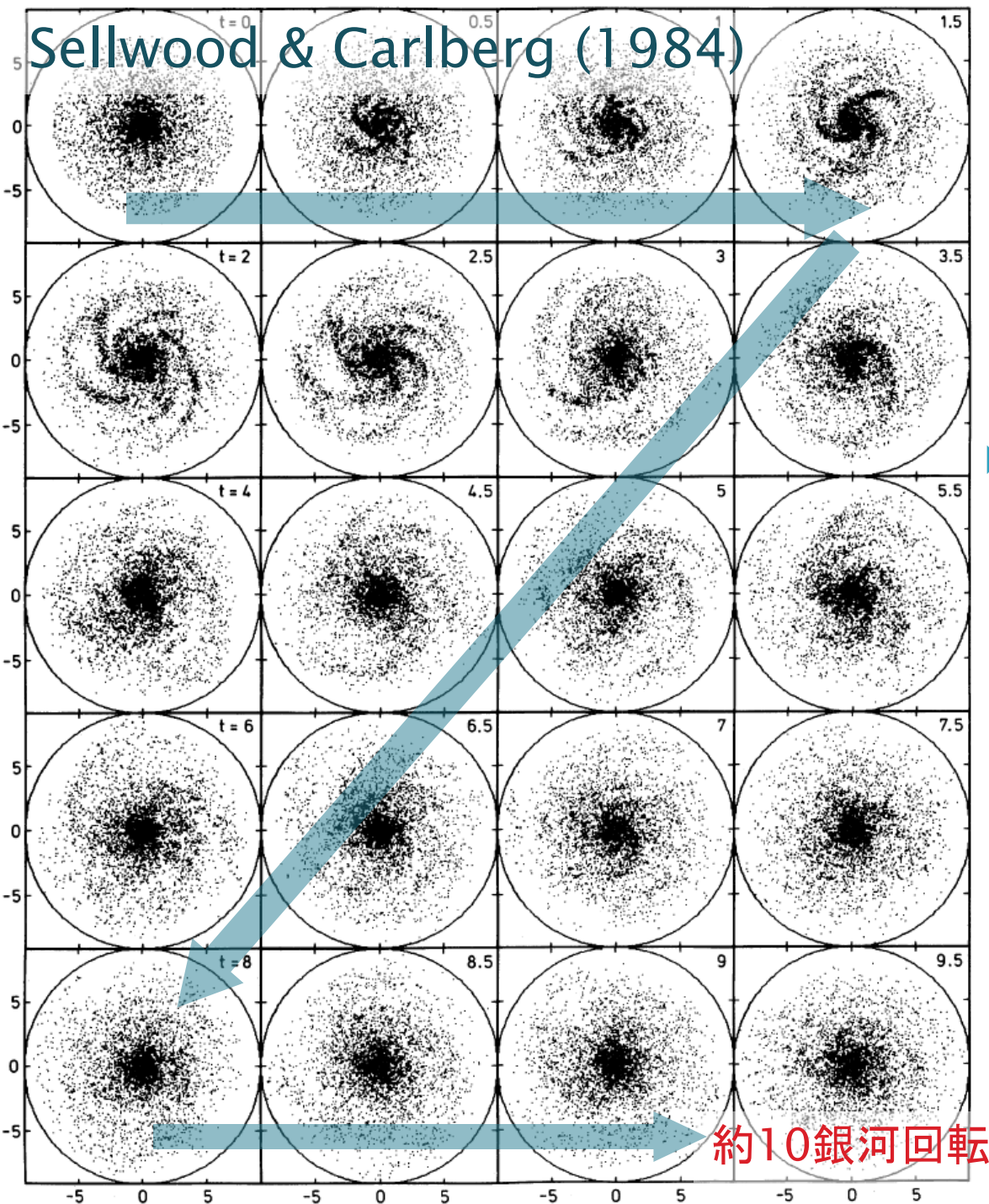
# Outline

- ▶ 銀河の渦状腕の力学的進化
  - ▶ 星団形成シミュレーション
  - ▶ 今後の展望
  - ▶ まとめ
- 

# 銀河の渦状腕の力学進化



# Sellwood & Carlberg (1984)



## 銀河の渦状腕

銀河の渦状腕はすぐに消える？

▶ Sellwood & Carlberg (1984)

- 2次元、pure N-body  
→ 腕がすぐに消える  
(円盤が加熱される)
- 実際の銀河の腕は消えていないので、どうにかして腕を維持しないといけない  
→ ガスを入れる = 冷却

約10銀河回転

# ディスクの加熱とQ値

- ▶ 円盤の安定性の指標; Toomre's  $Q$

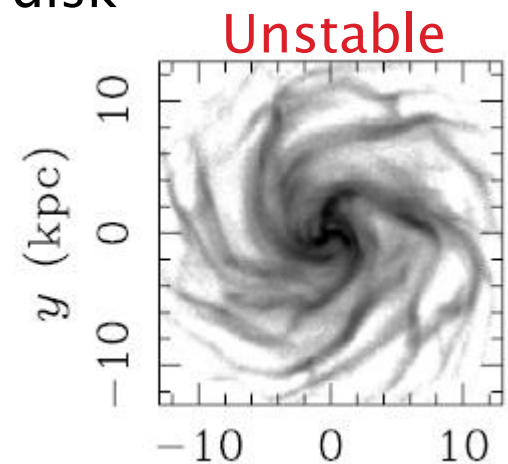
$$Q = \frac{\sigma_R \kappa}{3.36 G \Sigma}$$

Radial velocity dispersion  
 $\sigma_R$  — Epicycle frequency  
 $\kappa$  — Surface density of disk

$Q > 1$  ... 安定

$Q < 1$  ... 不安定

- ▶ 腕が円盤を加熱すると...
  - = 速度分散が上昇
  - =  $Q$  値が上昇 (円盤が安定になる)
  - => スパイラルアームは消失する



# これまでの研究の流れ

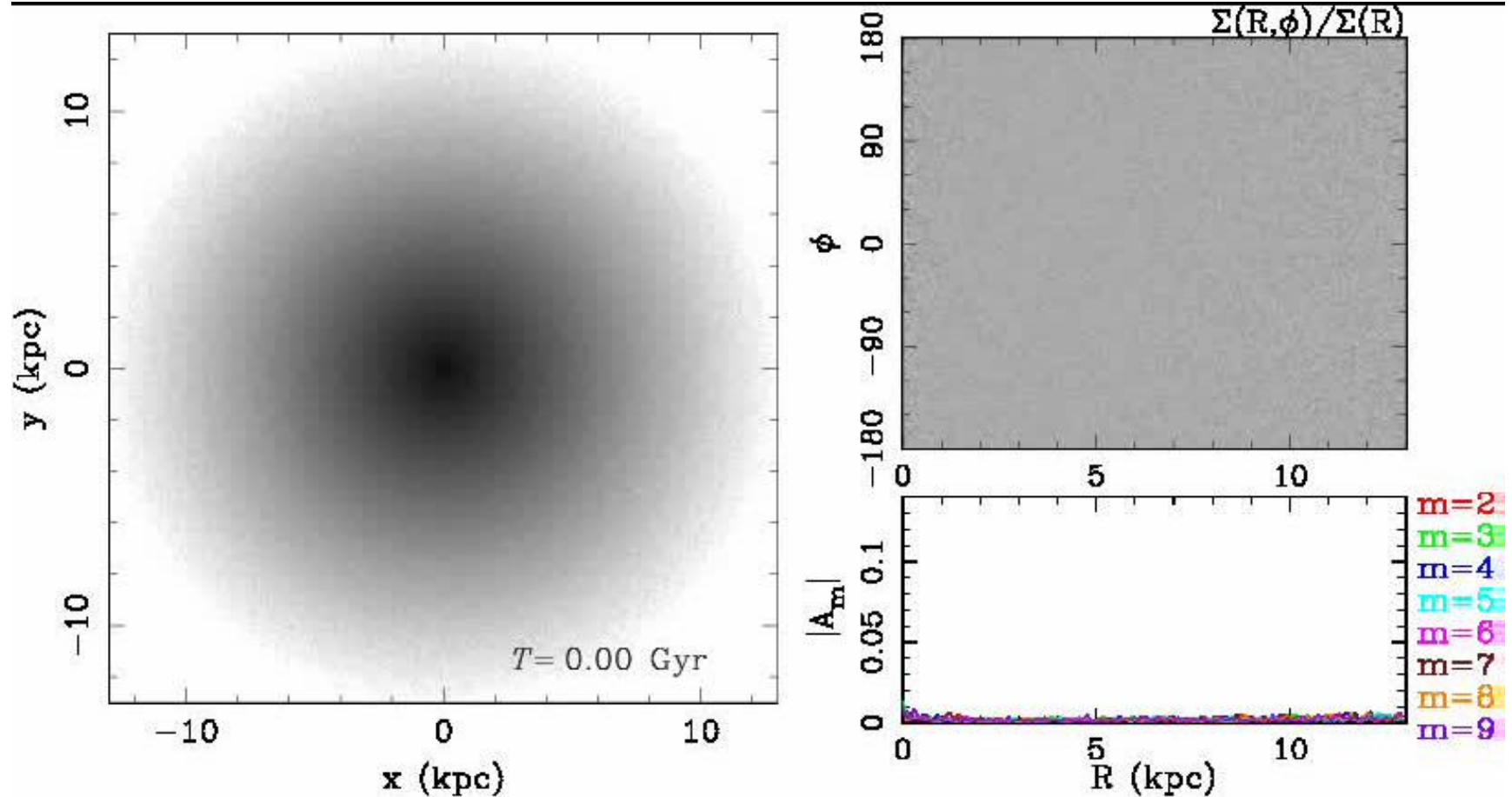
- ▶ Sellwood & Carlberg (1984)後、**ガスがないと腕は維持できない**というのが一般的な理解に
- ▶ 馬場さんの計算(N-body+SPH)
  - これまで言われていた準定常的な密度波とは違う
  - 恒星のみの円盤で何が起きているか知りたい
- ▶ ただし、これまでのpure N-body の計算は2次元または粒子数が少ない
- ▶ 3次元で粒子数を増やして、恒星円盤の力学的進化を調べたい

# N体シミュレーション

- ▶ ハロー(外場) + ディスク(N体)で計算
  - ガスや星形成は入れない(pure N-body)
- ▶ ディスク
  - Exponential disk
  - $R_d = 3.4 \text{ kpc}$
  - $Z_d = 0.34 \text{ kpc}$
  - $M_d = 3 \times 10^{10} M_\odot$
  - $\epsilon = 30 \text{ pc}$
  - $N = \underline{3M}, 300k$
  - $Q_0 = 1.1, \underline{1.2}, 1.3, 1.4, 1.5, 1.7$
- ▶ ハロー
  - NFW,  $c = 10$
  - $M_h = 6 \times 10^{11} M_\odot$
  - $R_h = 80 \text{ kpc} (= r_{200})$

計算機: GRAPE7@MUV  
コード: ツリーコード

# Movie

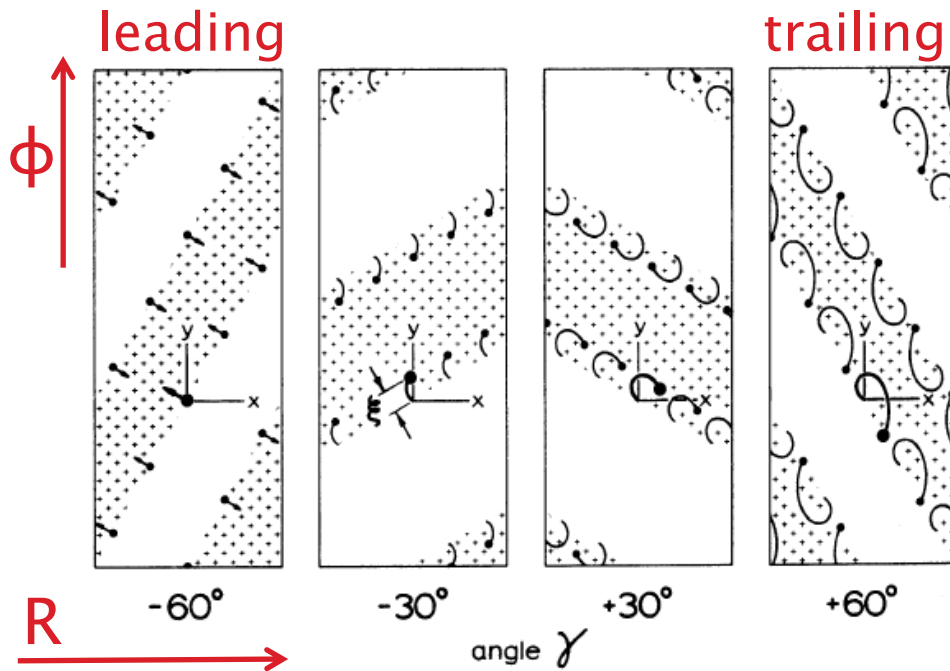


- Swing amplificationで腕が発達
- 腕はシアで引き伸ばされ、ちぎれる
- 隣の腕と繋がって、再び発達



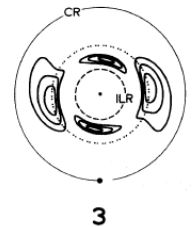
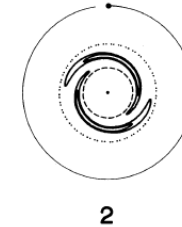
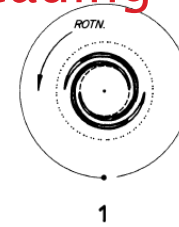
# Swing amplification

Toomre (1981)

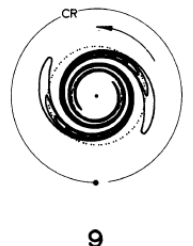
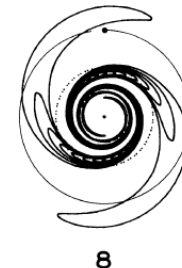
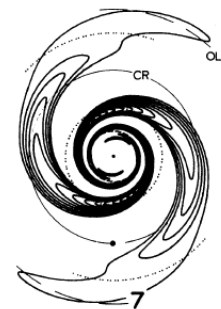
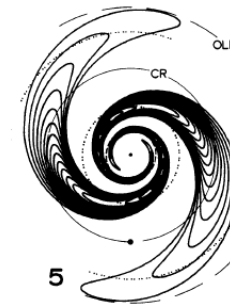
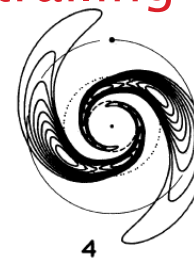


Spirals are amplified when they shift from leading to trailing arm

leading



trailing



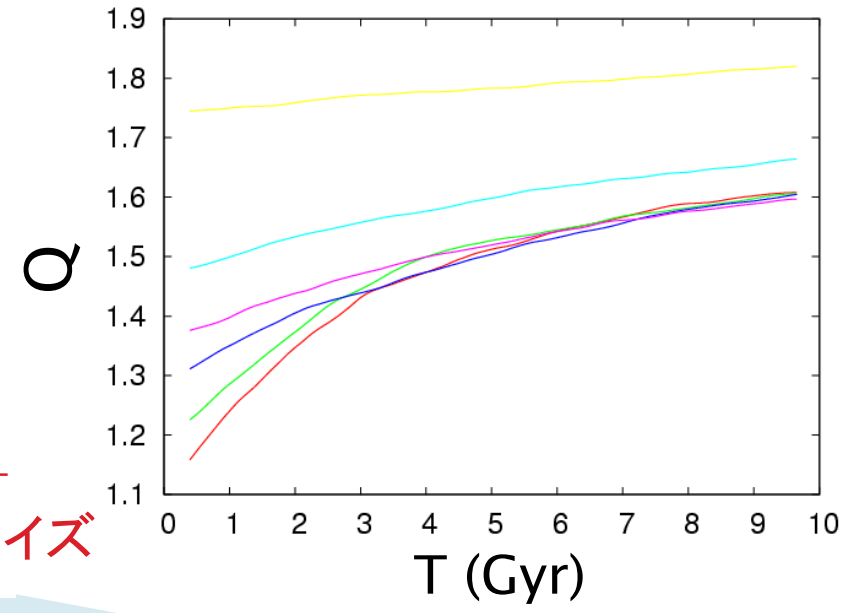
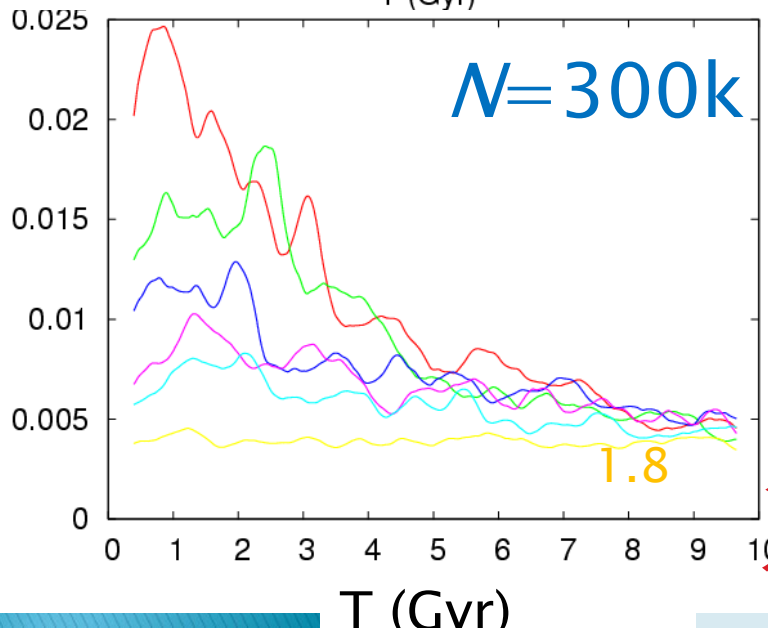
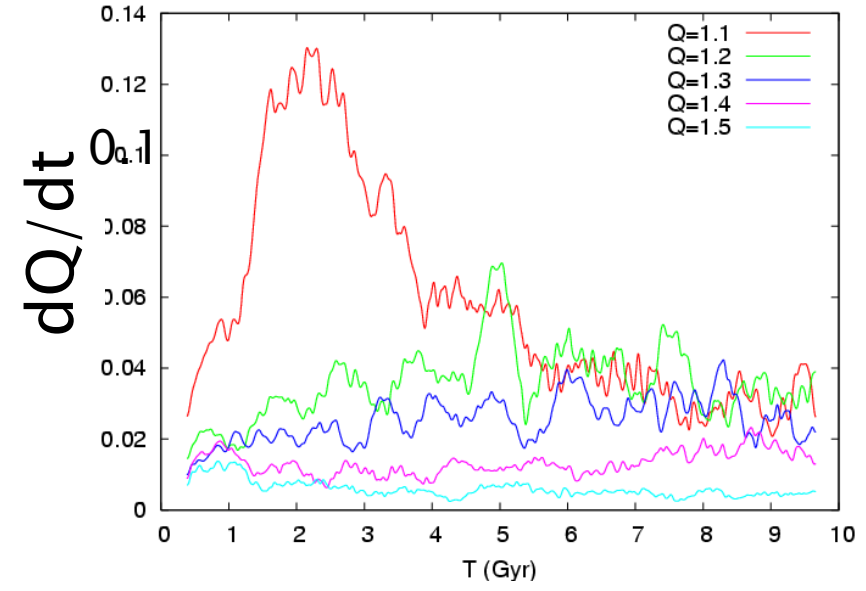
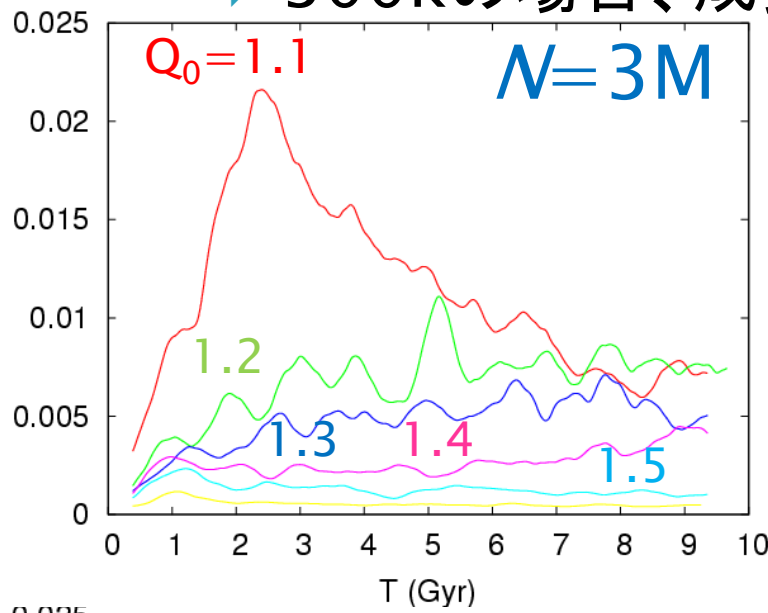
シミュレーションでは、粒子のポアソンノイズを種にして発達

# 結果

- ▶ Amplitudeが大きいとQの上昇が大きい
- ▶ Qが大きくなるとamplitudeは下がる
- ▶ 300kの場合、成長が早い→減衰も速い

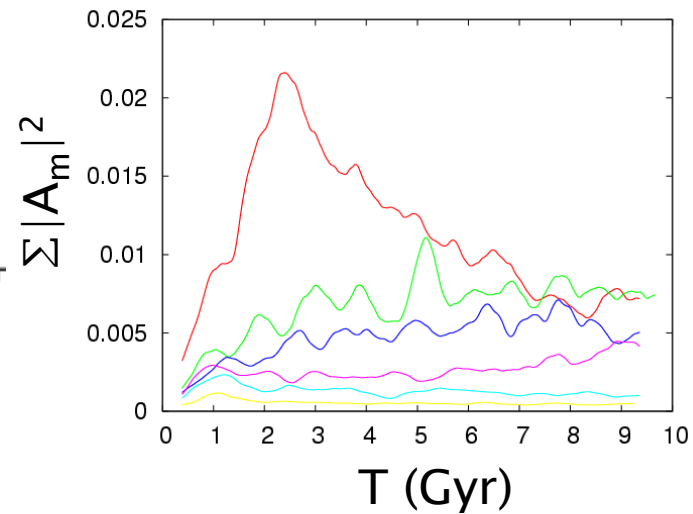
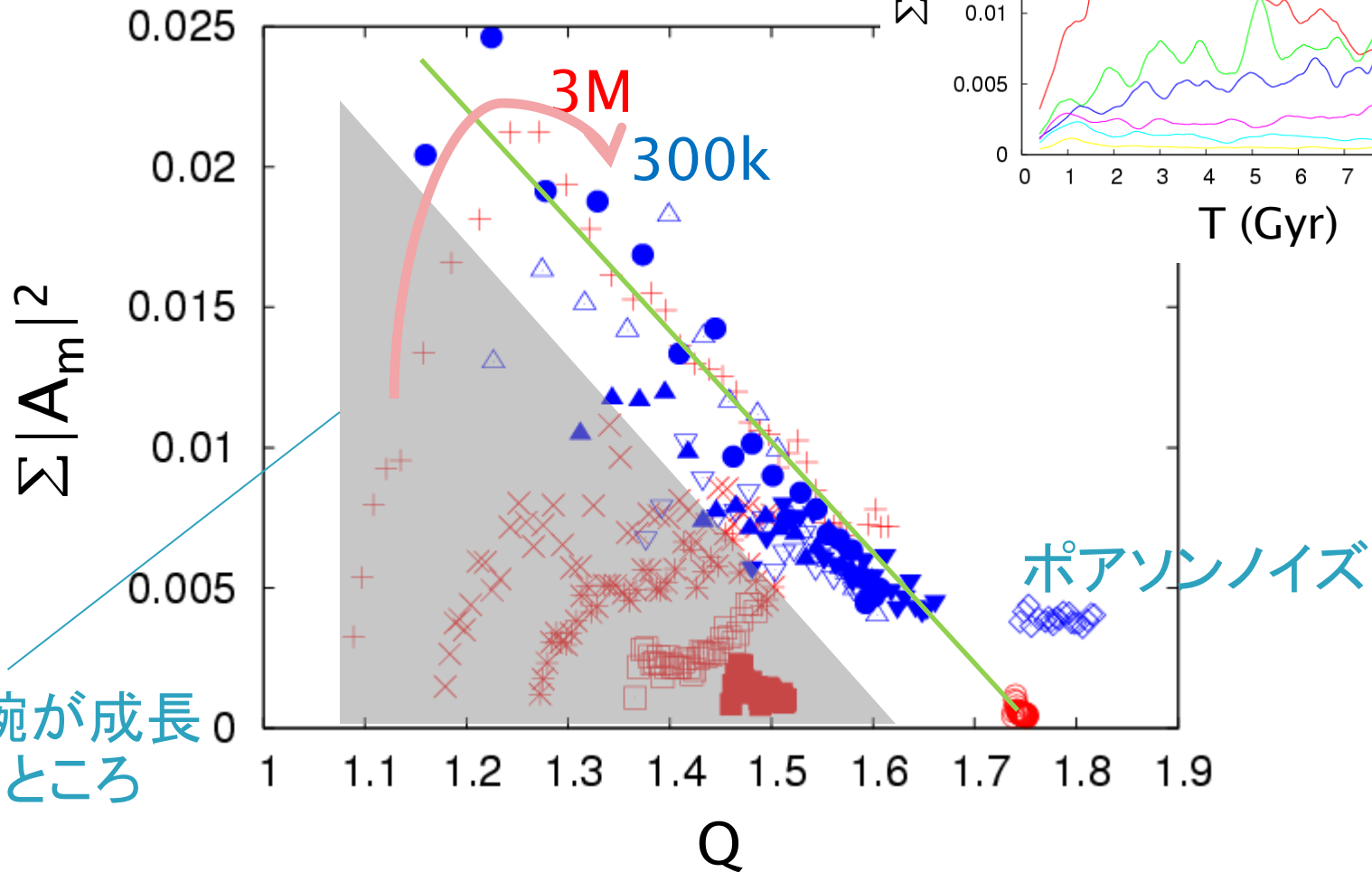
$A_m$ : Fourier amplitude  $m=1-10$

$\Sigma |A_m|^2$



ノイズ

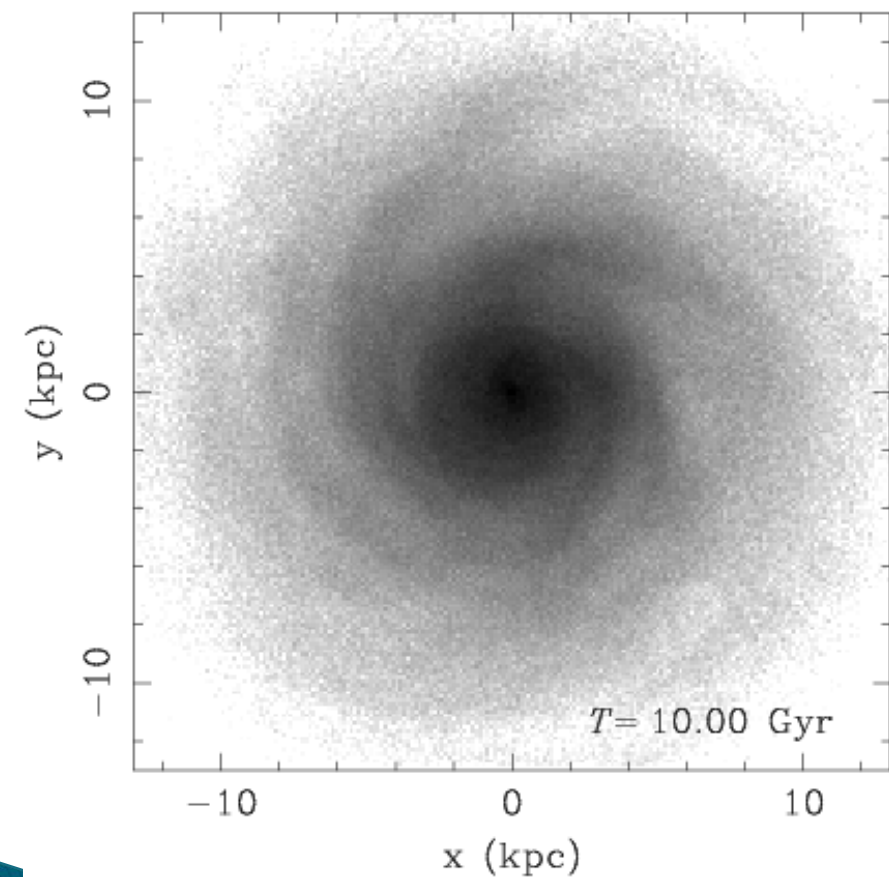
# Qとamplitudeの関係



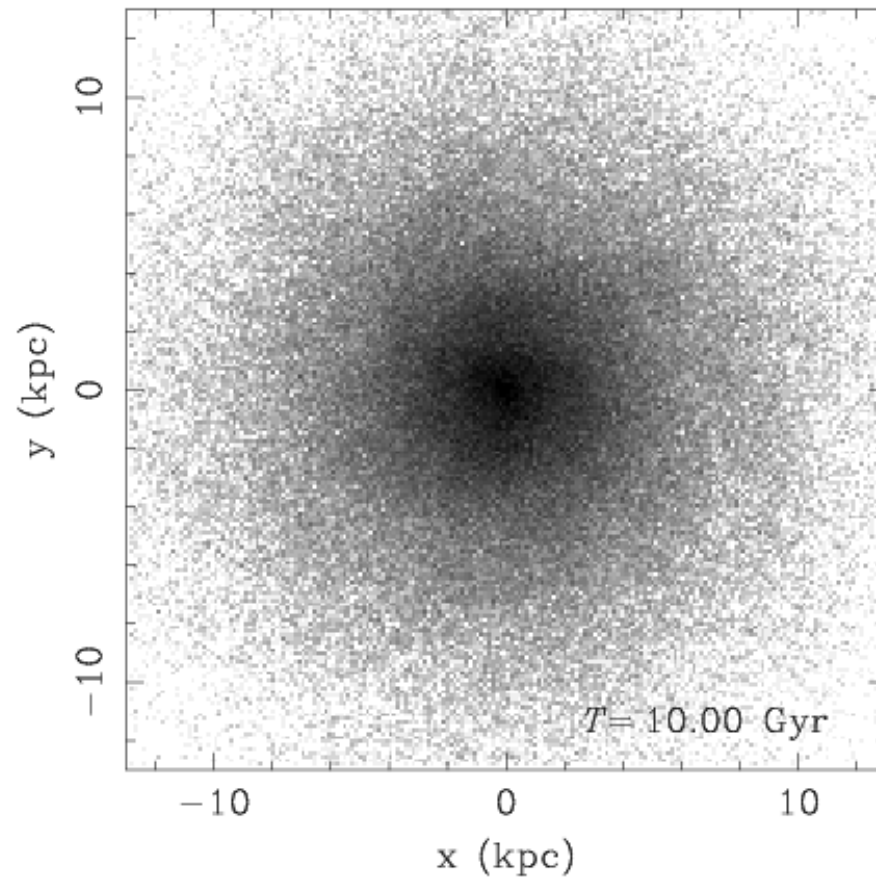
- ▶ Qによって成長できる最大amplitudeが決まっている

# 粒子数による違い

$N=3M$



$N=300k$



▶ 300kだと腕が消えてしまう。

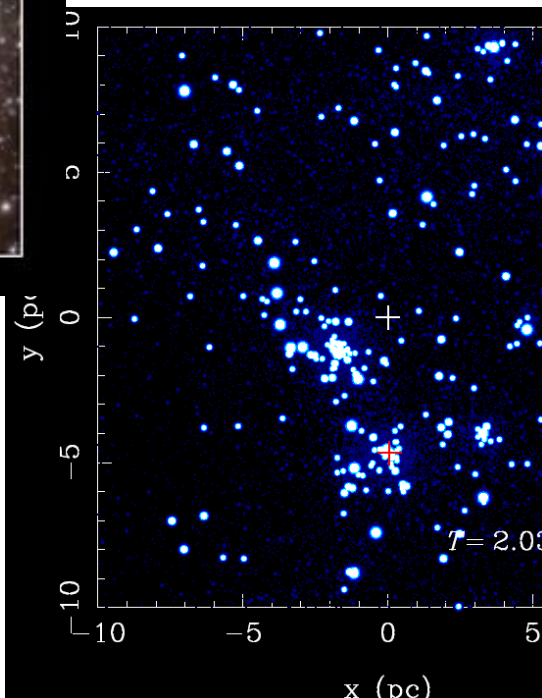
# ここまでのまとめ

- ▶ 恒星のみの円盤でも腕は消えない
  - 粒子数が少ないと数値的加熱で消える
- ▶ 腕はself-regulating
  - Q値の応じた強度の腕が立つ
  - 腕の強度に応じて円盤を加熱＝Q値が上昇
- ▶ 腕の発生はswing amplification
  - スムーズな円盤から始めると、ポアソンノイズから発達

# 星団形成シミュレーション



- ▶ より現実に近い初期条件から星団の進化のシミュレーションを行いたい



# 星形成領域から星団へ

## ▶ 観測

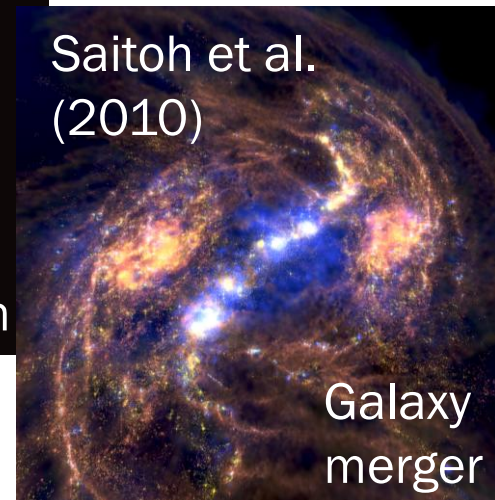
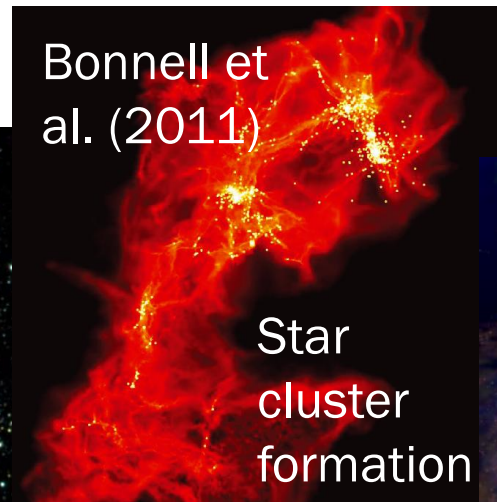
- 星形成領域: フィラメント状構造
- 若い星団: クランプを持つ (R136, NGC3603, Wd1 etc...)

## ▶ シミュレーション

- 星形成シミュレーション: フィラメント+クランプ
- 銀河形成シミュレーション: 複数の星団が形成



Westerlund 1  
(Brandner+ 2008)



# 手法

- 星形成シミュレーションよりお手軽
- より大きな領域を計算できる

- ▶ Step1: 乱流を持つ分子雲のシミュレーションをSPH法で、分子雲のfree-fall time( $t_{\text{ff}}$ )まで
  - 質量分解能:  $1 M_{\odot}$ 、空間分解能: 0.1 pc
- ▶ Step2: ガス粒子を星粒子に置き換える
  - 密度の平方根に比例した星形成効率(SFE)を仮定 (cf. Krumholz 2012)
  - 星の質量はSalpeter IMF、位置はランダム
  - 残りのガス粒子は取り除く (instantaneous gas expulsion)
- ▶ Step3: 星粒子のみN体で10 Myr まで計算
  - 高精度、星の合体、星の寿命あり



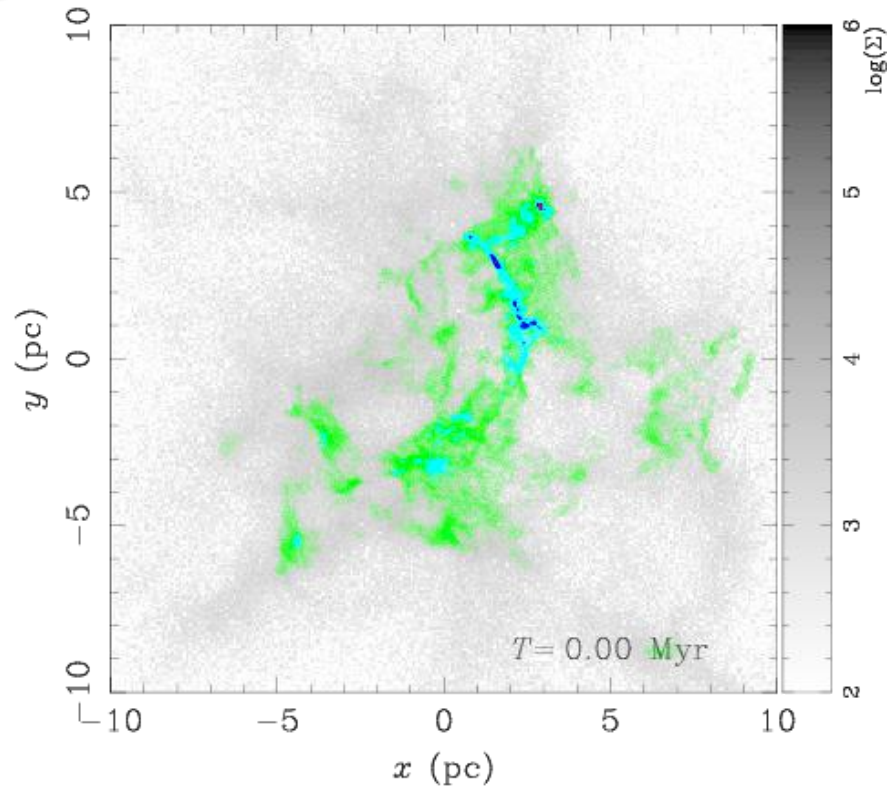
# SPH シミュレーション

## ▶ Code: Fi in AMUSE

- Isothermal
- 分解能
  - $m_{\text{gas}} = 1 M_{\text{sun}}$
  - $\text{eps} = 0.1 \text{ pc}$

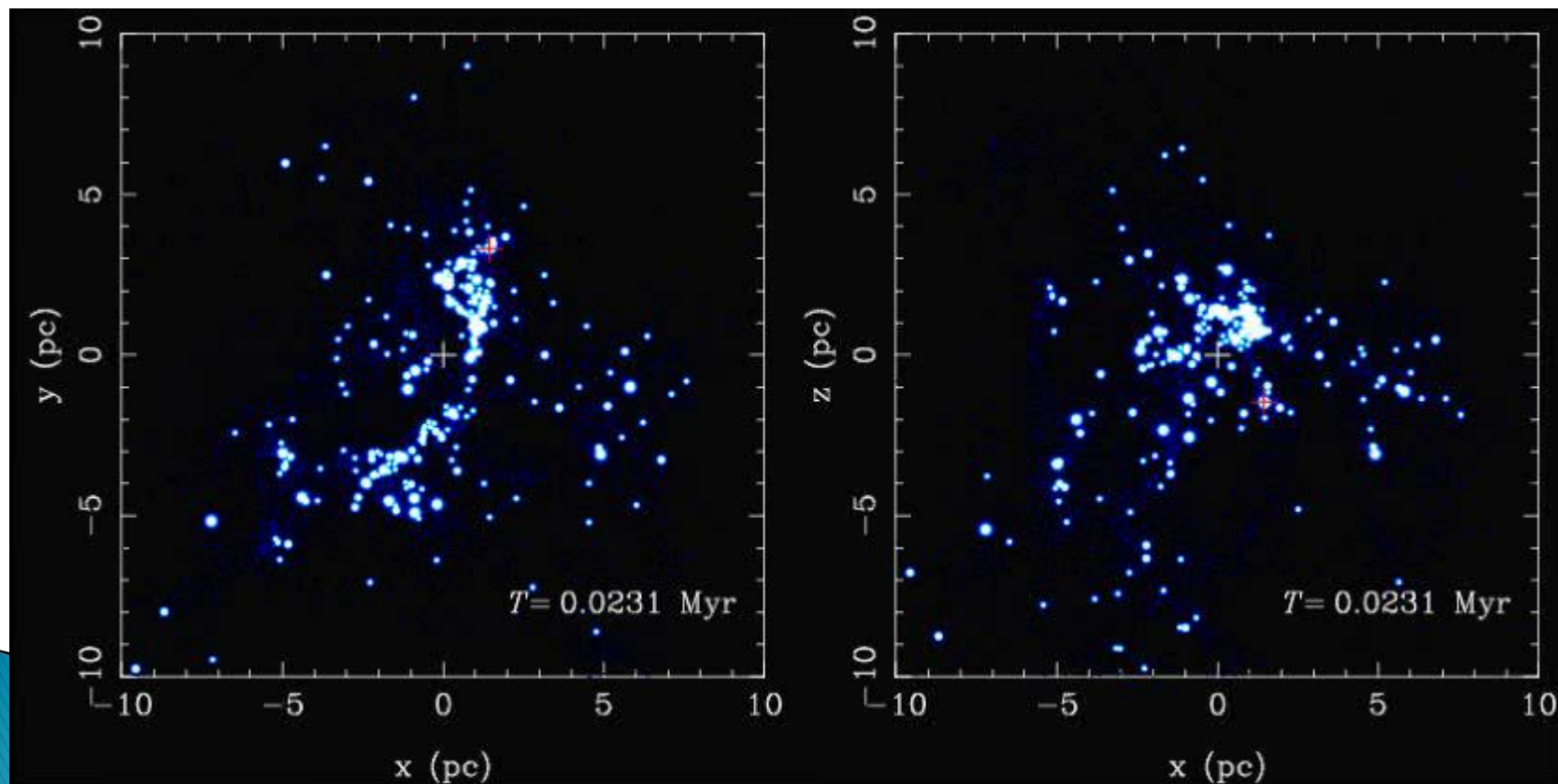
## ▶ Homogeneous sphere

- 乱流  $Pv(k) = k^{-3}$
  - 密度  $100/10 M_{\text{sun}} \text{ pc}^{-3}$
  - 質量  $M_{\text{cloud}} = 4 \times 10^5, 10^6, 5 \times 10^6 M_{\text{sun}}$
- ▶ ガスの初期の free-fall time で計算を止めて、星形成を仮定
- Salpeter IMF  $0.3-100 M_{\text{sun}}$  位置はランダム

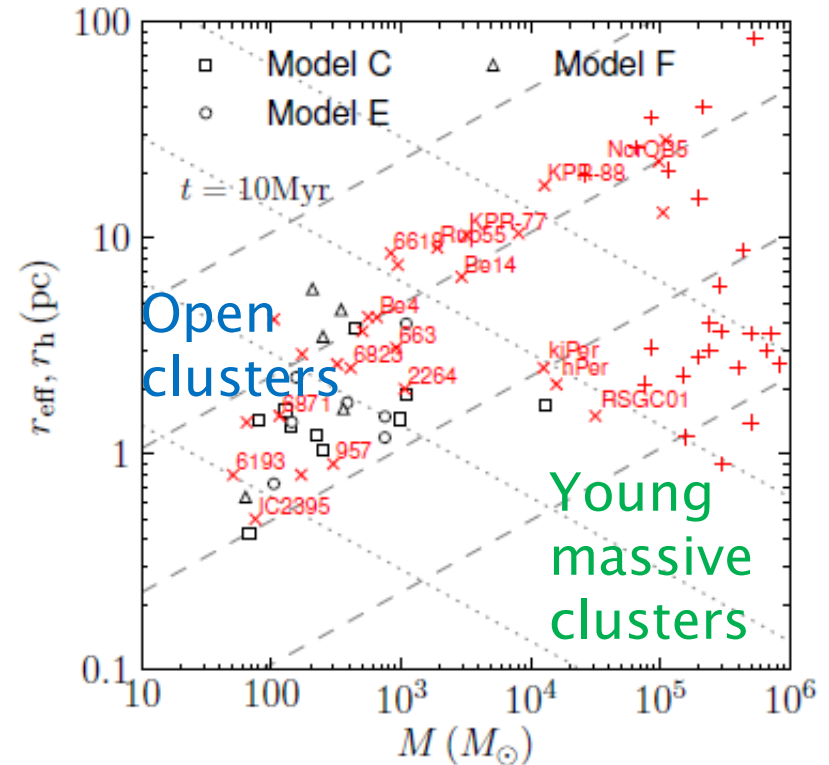
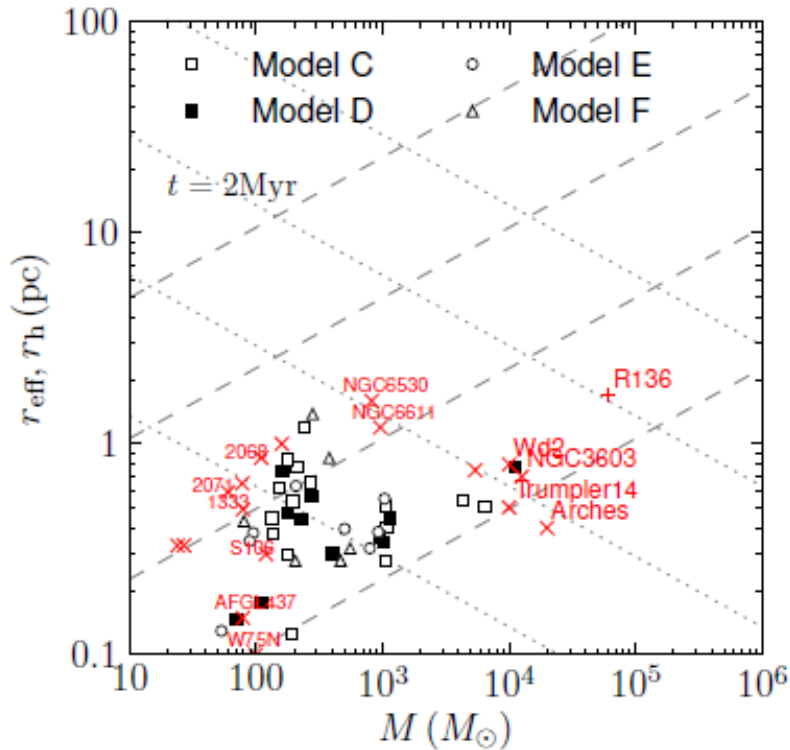


# N体シミュレーション

- ▶ 6th-order Hermite scheme
- ▶ XC30 at CfCA, NAOJ

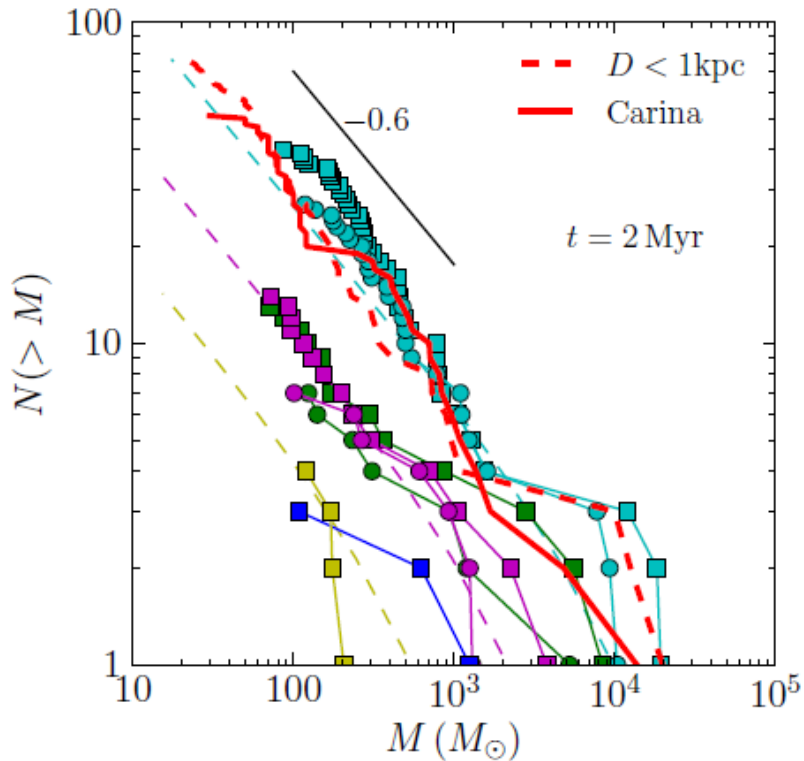


# 星団の質量-半径図



- ▶ 星団の半径と質量を観測と比較
  - Clump finding using HOP (Eisenstein and Hut 1998) in AMUSE
- ▶ 散開星団とYMCは同様に形成する

# 星団の質量関数



- ▶ 観測(赤線):
  - Carina star cluster complex (Feigelson 2011)
  - 太陽から1 kpc以内 (Pisunov+ 2008)
- ▶ フィッティング(破線)
- ▶ シミュレーション(点)
  
- ▶ 星団の最大質量

$$M_{c,\max} = 1.7 M_g^{0.6}$$

- ◉ Schechter functionでフィッティング

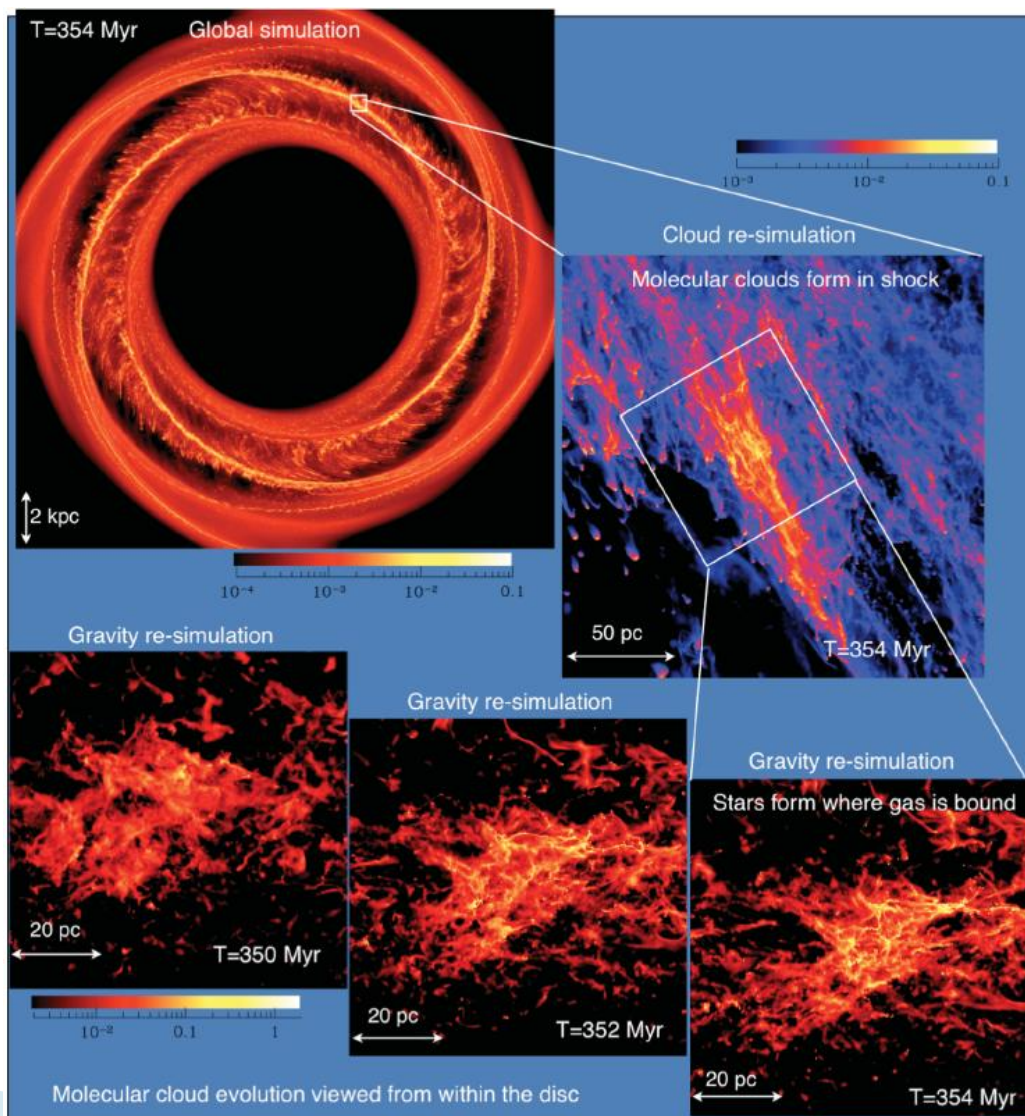
$$N(> M) \propto M^{\beta+1} \exp\left(-\frac{M}{M_{\text{cut}}}\right)$$

$$\beta = -1.55 \pm 0.11$$

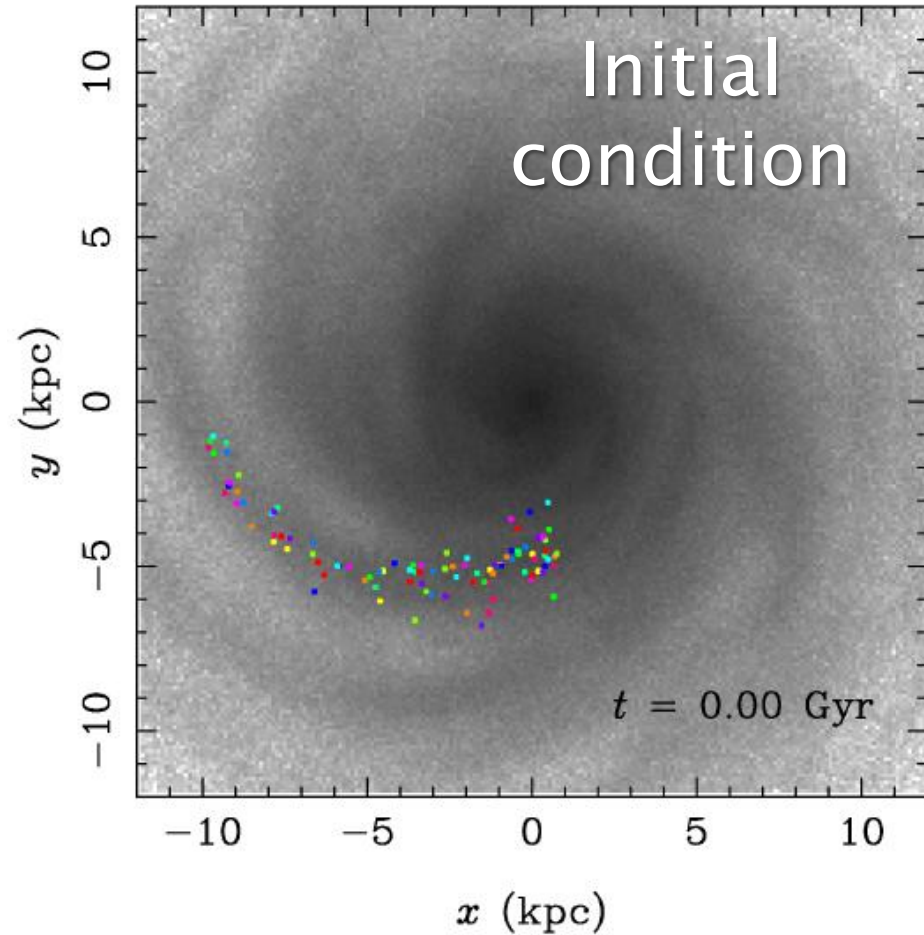
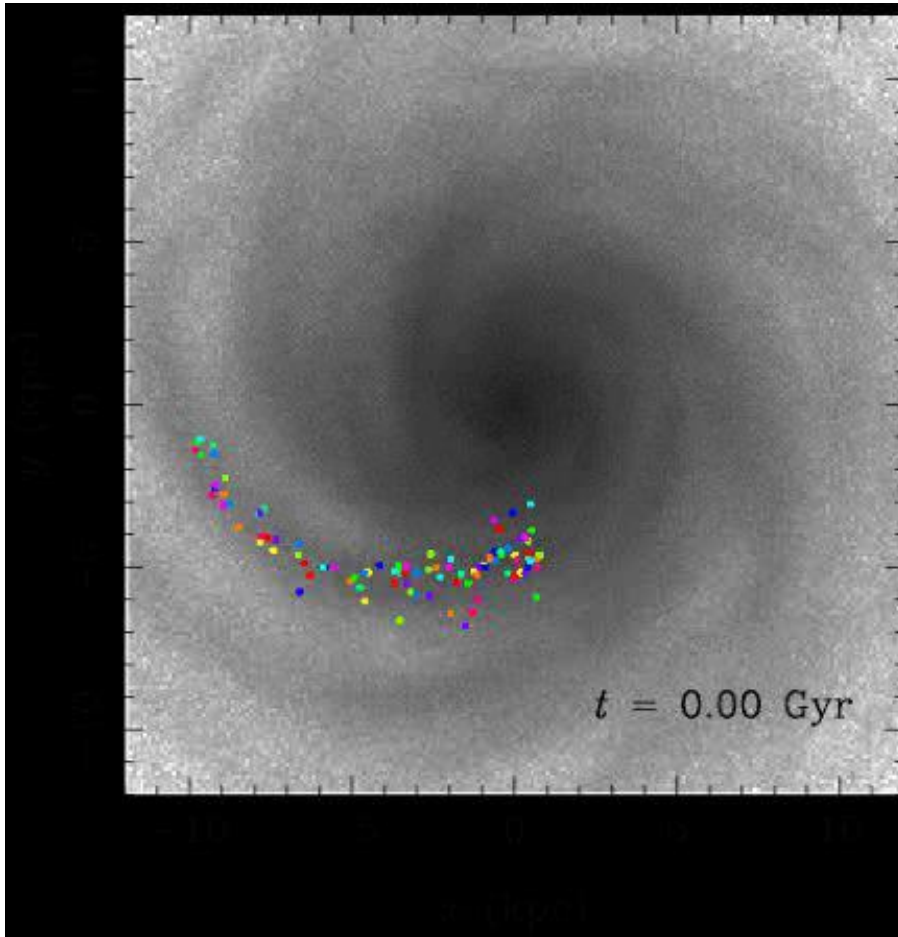
# 今後やりたいこと

Bonnell et al. (2013)

- ▶ 分子雲の初期条件をより現実的に  
→ 銀河のシミュレーションを初期条件に
  - Live disk
- ▶ 星形成領域の力学的進化をきちんと解く
- ▶ 銀河の力学進化と星形成の関係を解明



# 銀河内での星団の破壊シミュレーション



- ▶ ツリー法(銀河)とダイレクト法(星団)のハイブリッド

Fujii and Baba (2012)

# まとめ

- ▶ 銀河円盤シミュレーション
  - 銀河の渦状腕はself-regulatingで長生き
  - 十分な粒子数が必要
  - ただし、live haloの場合、まだわからないことが多い
- ▶ 星団形成シミュレーション
  - 今までより少し簡素な方法でも、観測されている星団が形成される
- ▶ 今後の展望
  - 星団形成シミュレーションを銀河円盤シミュレーションの中で
    - 銀河の渦状腕が分子雲や星形成に与える影響(分子雲衝突?)
    - 星がどのように銀河内に広がっていくか