

# 大規模シミュレーションプロジェクト成果報告書

## hmn05b : 円盤銀河の形成とハッブル系列の起源

野口 正史 (東北大 天文)    河田 大介 (Swinburne University)

### 1 導入

銀河のハッブル系列の起源は、その体系化がなされて以来、多くの天文学者が解明を試みて来た。しかし、依然として明確な回答を与える理論は存在しない。本プロジェクトは、高解像度宇宙論的数値シミュレーションを用いて、この現在の銀河天文学における最大の問題の解決を試みることを目的とした。

今年度の研究期間中、まず前期の期間において、シミュレーションコードの超新星爆発のモデルと化学進化の部分をより洗練したものに改善した。改善されたコードの詳細は、次節で紹介する。さらに、そのコードを孤立系銀河の数値シミュレーションに適用した。結果として、特に Ia 型超新星爆発のモデルを正確に扱うことの重要性を確認した。また、この改善されたコードは、現在出版されている中でも、化学進化の面で最も洗練されたコードとなっており、シミュレーション結果から銀河の詳細な化学的性質が得られることを確認した (Kawata & Gibson 2002b)。

このような化学的性質は、銀河の形態を分類する上で、重要な要素であり、本プロジェクトの最終目的である銀河の形態の起源を探る上で、強力な道具となる。今研究期間の後期においては、この我々独自のコードを用いて、高解像度の宇宙論的数値シミュレーションを行った。現在、その結果を詳しく解析中である。本報告書では、その初期成果を報告する。

### 2 方法

この節では、我々が独自に開発した N 体+SPH(Smoothed Particle Hydrodynamics) 法による銀河形成シミュレーションコード (Kawata 1999, 2001, Kawata & Gibson 2002a, 2002b) について簡単に紹介する。このコードは、ダークマターやガスの力学、ガスの輻射冷却、星形成やそのフィードバック、重元素汚染 (すなわち化学進化) といった銀河形成におけるほとんどすべての重要な物理過程を統合的に計算できるコードとなっている。特に、重元素汚染において、II 型と同時に Ia 型の超新星爆発を考慮し、さらに中小質量星からの寄与も考慮しているという特徴が

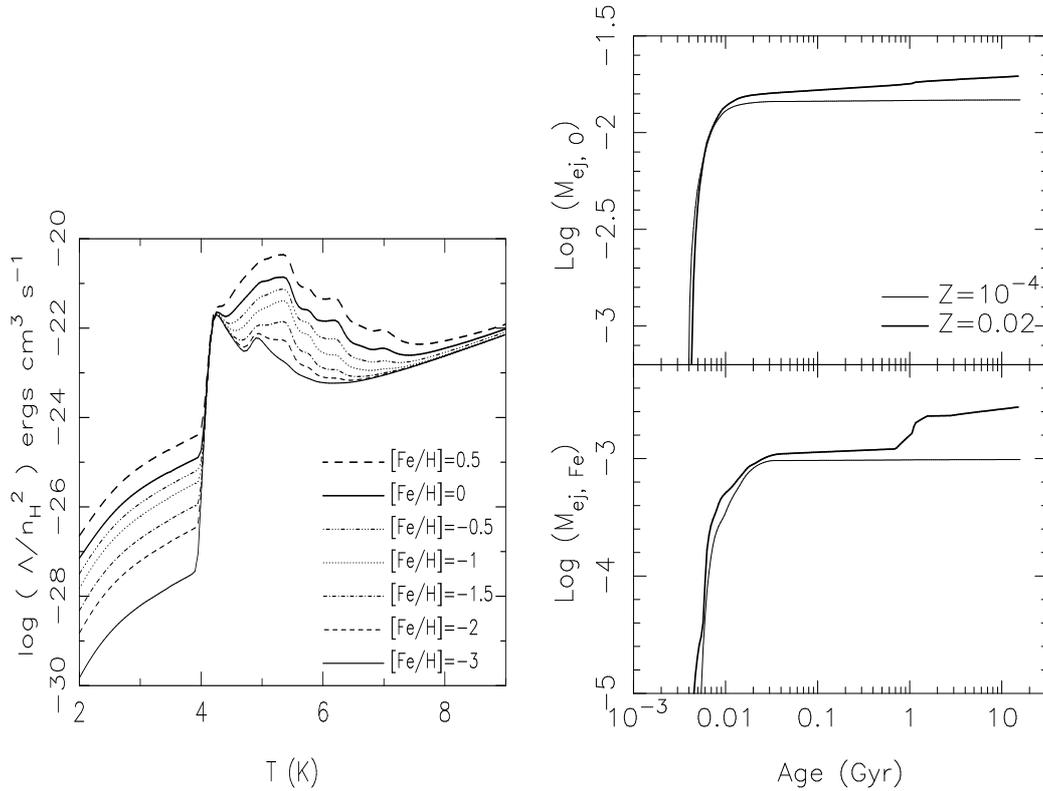


図 1: 輻射冷却率 (左図)。 $1M_{\odot}$  の星団が形成したときの、年齢に応じた全重元素放出量 (酸素: 右上図、鉄: 右下図)。

ある。このため、H、He、C、N、O、Ne、Mg、Si、Fe 等の元素量の場所的時期的変化を力学進化と整合的に計算できる。コードは、重力相互作用や近傍粒子探索の高速化のためにツリー法 (Barnse & Hut 1986) を用いており、Makino (1980) の方法をもとに、ベクトル化、並列化されており国立天文台 VPP5000 上で最適化されている。並列化には、MPI ライブラリを用いている。

ガスの輻射冷却には、重元素量に依存した輻射冷却率を適用しており、輻射冷却率 (図 1) は MAPPINGSIII<sup>1</sup> (Sutherland & Dopita 1993) を用いて計算した。星形成のモデルは、Katz, Weinberg, & Hernquist (1996) で提案されたものを用いている。星形成後、 $8 M_{\odot}$  以上の星は、II 型超新星爆発へと進化するとし、その重元素放出量は、Woosley & Weaver (1995) に従った。また、中小質量星も、質量放出によって、重元素汚染に寄与するが、この重元素放出量は、van den Hoek & Groenewegen (1997) に従った。また、一部の中小質量星は、Ia 型超新星爆発を起こすが、Ia 型超新星爆発の発生頻度は、Kobayashi, Tsujimoto, & Nomoto (2000) で提案されたモデルを利用して計算した。これらの重元素放出や超新星爆発は、全て星の寿命に応じて起こり、星の寿命は、Kodama & Arimoto (1997) で利用されているものを採用した。図 1 に、ある金属量をもった  $1M_{\odot}$  の星団が形成したと仮

<sup>1</sup><http://www.mso.anu.edu.au/~ralph/map.html>

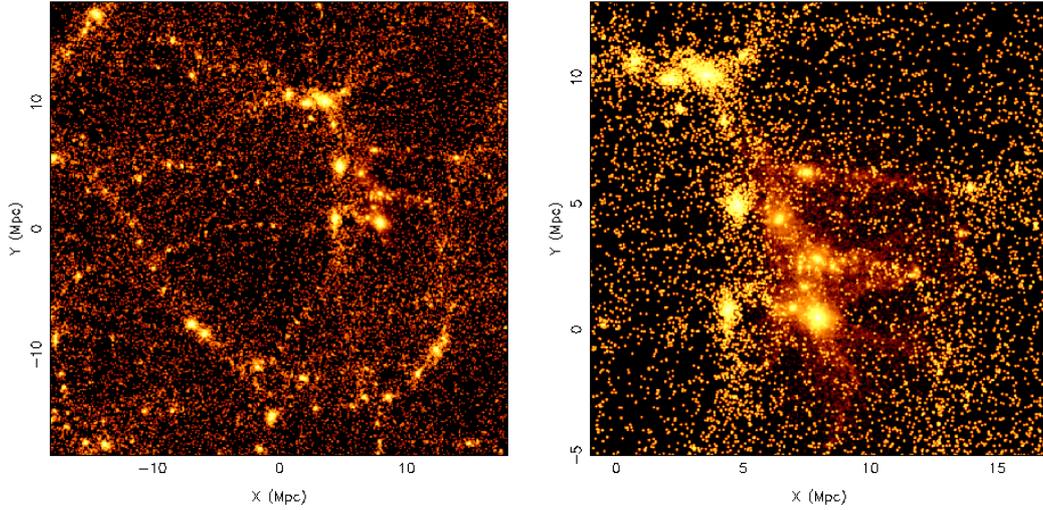


図 2:  $z = 0$  でのダークマター分布。大規模構造 (左) と高解像度領域の拡大 (右)。

定したときの年齢に応じた重元素放出量を示した。

本プロジェクトでは、このシミュレーションコードを用いて、高解像度の宇宙論的数値シミュレーションを行った。次節では、その初期成果を紹介する。今回は、宇宙論的シミュレーションのモデルとして、以下のようなモデルを採用した。まず、重力相互作用のみを考慮して、直径約 43 Mpc の球状領域を、低解像度で、ある宇宙の初期の状態 ( $z \sim 39$ ) から現在 ( $z = 0$ ) まで計算する。この結果得られた  $z = 0$  での構造から、銀河程度の大きさのハローを数個含む、中心付近の直径約 12 Mpc の球状領域を選択する。次に、初期条件 ( $z \sim 39$ ) に戻り、選択した領域にのみ、高解像度 (低解像度の粒子の  $1/64$  倍の質量) の粒子を配置する。また、高解像度領域にのみ、ガス粒子を配置する。この初期条件を用いて、計算領域全体をもう一度、 $z \sim 39$  から 0 までのシミュレーションを行い、最終的な結果を得る。これらの初期条件の生成には、GRAFIC2 (Bertschinger 2001) を用いた。宇宙論は、 $\Omega_0 = 0.3, \Lambda = 0.7, h = 0.7, \Omega_b = 0.019h^{-1}$  を採用した。最終的な高解像度領域のガス粒子の質量は、約  $5 \times 10^7 M_\odot$  となった。このモデルと VPP5000 の卓越した数値演算能力により、宇宙の大規模構造から、個々の銀河内の構造まで議論することが可能になった。

### 3 結果

図 2 に最終的に得られた  $z = 0$  での大規模構造と高解像度領域の拡大図を示す。図は、ダークマターの分布を示しており、高解像度領域では、より細かい構造まで分解できていることがわかる。数値シミュレーションでは、高解像度領域のみ、ガス成分の力学進化や星形成を扱っている。そのため、この領域内のいくつかの銀河スケールのハロー内で、星とガスからなる銀河が形成している。図 3 と 4 に、

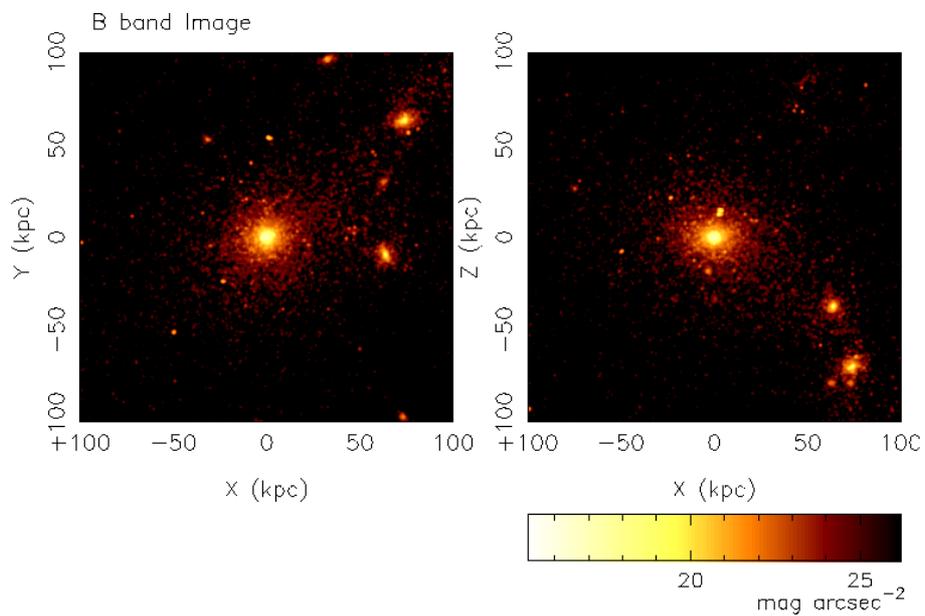


図 3:  $z = 0$  での銀河 A の  $B$  バンド光度分布。face-on (左) と edge-on (右) での投影図。

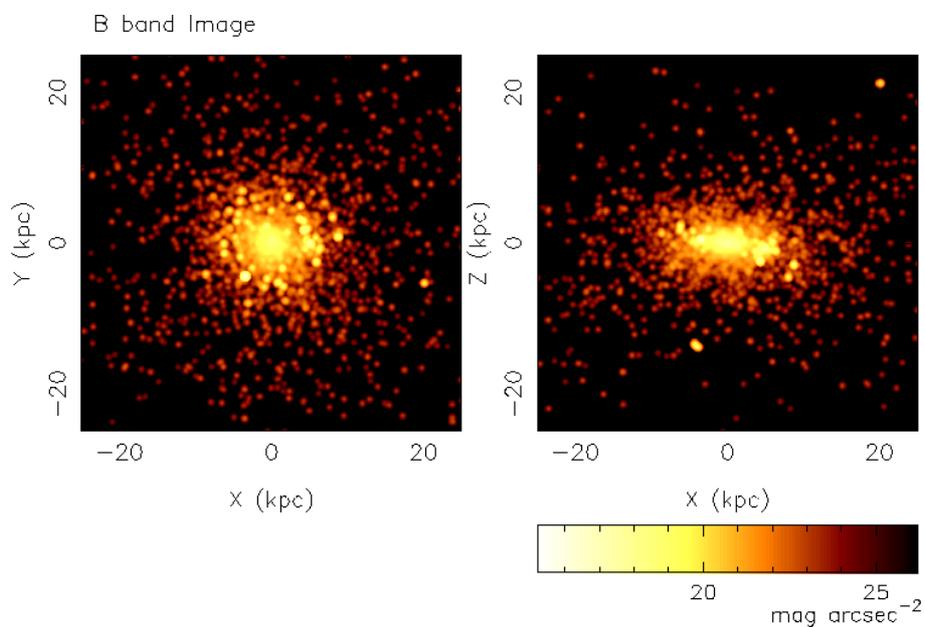


図 4:  $z = 0$  での銀河 B の  $B$  バンド光度分布。face-on (左) と edge-on (右) での投影図。

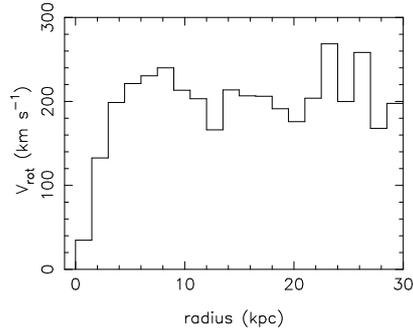


図 5: 銀河 B の回転曲線。

それぞれ、今回のシミュレーションで  $z = 0$  で得られた、1 番大きな銀河 (以下、銀河 A) と 2 番目に大きな銀河 (以下、銀河 B) の  $z = 0$  での  $B$  バンド光度分布を示した。前節で述べたように、我々のシミュレーションコードは、力学進化と化学進化を統合的に計算しているため、銀河を構成する各星粒子は、金属量と年齢の情報を保持している。この情報から、SSPs (Single Stellar Populations: ここでは、Kodama & Arimoto 1997 を利用) を用いて種族合成を行なうと、各星粒子の光学的性質を得ることができる。投影面のある領域からの光学的性質の導出には、その領域に入る全粒子 ( $1 \sim n$ ) からの光を足し合わせればよい。それぞれの粒子が、 $m_i$  の質量 (生まれたときの質量)、 $t_i$  の年齢、 $Z_i$  の金属量をもつとき、この領域から発せられる光のスペクトラム  $F_\lambda$  は、以下のように計算できる。

$$F_\lambda = \sum_{i=1}^n m_i f_\lambda(t_i, Z_i) \quad (1)$$

ここで  $f_\lambda(t, Z)$  は、年齢  $t$ 、金属量  $Z$  をもつある初期質量関数 (IMF) に従う星団が、 $1 M_\odot$  の質量をもって生まれたとしたときに予想されるスペクトル (すなわち SSP のスペクトル) である。図 3 と 4 は、このようにして得られた、各投影領域でのスペクトルに、 $B$  バンドのフィルタを通したときの光度の強さをもとに作成された。

図から、まず、銀河 A はほぼ球状で、銀河 B は円盤のような形をしていることがみてとれる。実際に、それぞれの銀河の回転や速度分散といった力学的性質を調べたところ、銀河 A は、速度分散支持の系であることがわかった。一方、銀河 B は、回転支持の系であることが、図 5 の回転曲線からも確認できた。結果として、今回のシミュレーション領域の中に、楕円銀河と円盤銀河のそれぞれのまったく違う形態の銀河が作られたといえる。これは、我々の数値シミュレーションが、銀河の形態を議論するだけの、十分な解像度があることを示す結果である。実際に、銀河 A は約 2 万個、銀河 B は約 4000 個の星粒子からそれぞれ構成されており、我々の過去の孤立系の数値シミュレーションの結果 (Kawata 1999) などからも、構造を議論するのに十分な解像度であるということがいえる。

図 6 と 7 は、銀河 A と B のそれぞれの時間進化を表している。また、図 8 と 9

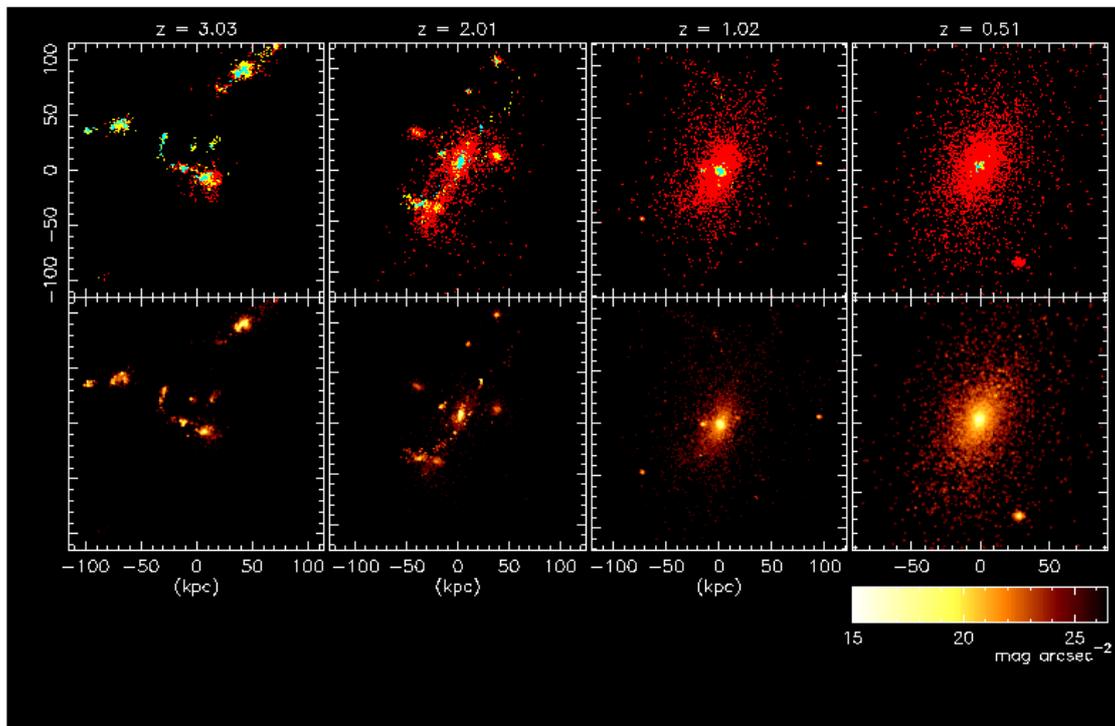


図 6: 銀河 A の時間進化。上図は、ある方向に投影した星粒子の分布。星の年齢に応じて、水色 ( $t_{age} < 0.1$  Gyr)、黄色 ( $0.1 < t_{age} < 0.5$  Gyr)、赤色 ( $t_{age} > 0.5$  Gyr) の点で表示してある。下図は、同じ領域の  $I$  バンド (observed frame) 光度分布。それぞれの図の領域の一辺の大きさは、それぞれの赤方偏移でのほぼ 30 秒角の大きさに対応する。

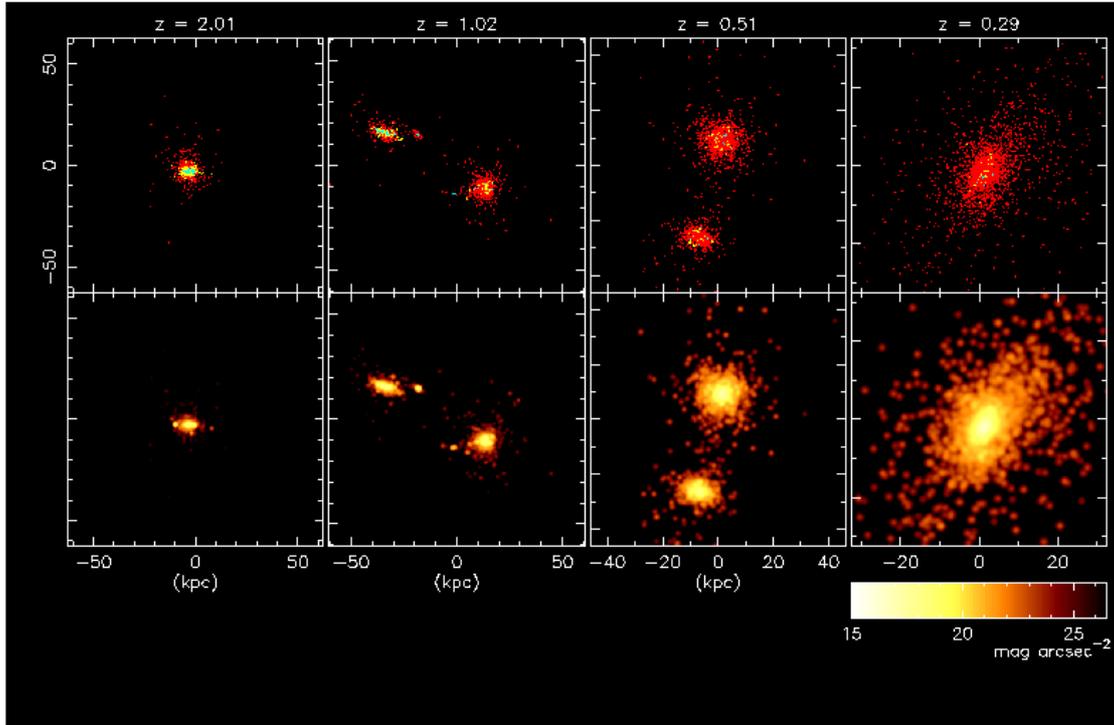


図 7: 銀河 B の時間進化. 表示形式は図 6 と同じ、ただし、一辺の大きさは 15 秒角に対応。

には、それぞれ銀河 A と B の星形成率の進化を示した。図から、銀河 A は高赤方偏移 ( $z \sim 3$ ) では、多くの小さな銀河であったことがわかる。そして、 $z = 3$  から 1 にかけて、それらの矮小銀河の合体によって、最終的に大きな銀河を形成している。 $z = 1$  以降は、小さな銀河の合体はあるものの、銀河本体の形態の進化はみられない。星形成史をみても、 $z = 1$  までで、ほとんどの星を作っていることがわかる。特に、興味深いのは、 $I$  バンドイメージである (図 6 の下図)。これらは、ダストの影響などによる減光は考慮していないものの、赤方偏移による  $K$  補正をしたもので、表面輝度の限界は、Hubble Deep Field の限界値 (Totani & Yoshii 2000  $I_{814,AB} \sim 27 \text{ mag arcsec}^{-2}$ ) に設定したものである。 $z = 3$  での、 $I$  バンドイメージは、小さな銀河の若い星すなわち星形成領域をみていることがわかる。これらは、Lyman Break 銀河に対応すると考えられ、これらの小さな銀河は、 $z = 0$  での大きな銀河の一部となっている。この結果は、Lyman Break 銀河は、大きな銀河の building block であるという説 (e.g., Nagamine 2002) を支持する結果であるといえる。

一方、銀河 B は、2 つの比較的大きな銀河の  $z \sim 0.4$  での合体によって作られた。銀河 A に比べて解像度が劣るので、高赤方偏移での構造を議論するのは難しいが、合体する前の 2 つの銀河は、それぞれ一つの小さな塊が、ガスの堆積によって徐々に大きくなっていることがわかる。合体前、2 つの銀河それぞれは、実際に

回転支持の円盤状銀河であり、このような比較的静かな星形成が円盤成分を形成していることがわかる。 $z = 0.8$  でみられるピークは、2つの銀河が一度最接近したときに、引き起こされた爆発的星形成で、実際の合体 ( $z \sim 0.4$ ) では、ガスがすでに消費されているため、比較的小規模の星形成しかおきていない。また、一方の銀河が、ほぼ倍の大きさであり、最終的な合体も、小さな銀河が大きな銀河自身の回転と同じ方向で回転しながらおこっているため (prograde merger)、大きな銀河の円盤成分が壊されることなく残ったと考えられる。さらに合体後も静かな星形成は続き、円盤成分はより顕著になることも確認できた。そのため、銀河の形態は、この合体の前に確立されているといえる。したがって、ガスの静かな堆積がこの円盤銀河を形成する鍵になっていると考えられる。

## 4 議論と今後の課題

これら2つの銀河は、質量すなわち解像度が異なるため、直接比較するには、注意を要するが、この2つのサンプルから、次のようなことが示唆される。楕円銀河は、高赤方偏移で形成した多くの小さな銀河が、 $z > 1$  で合体して形成する。円盤銀河は、一つの銀河が徐々に質量を増加して形成する。特に、この円盤銀河の形成シナリオは、過去の多くの円盤銀河形成の研究での、孤立系という仮定を正当化できる、非常に重要な結果である。このことは、孤立系を仮定して、研究代表者によって提案された円盤銀河の棒状構造やバルジ形成に関連した形態の起源のシナリオ (e.g, Noguchi 1998;1999;2001a,b;2000) をより確実なものにするとと言える。しかし、残念ながら、これらはたった2のサンプルからの憶測でしかなく、この例のみで、ハッブル系列の起源に結論をだすことはできない。しかし、本プロジェクトにより、そのヒントが得られたこと、そして現在の数値シミュレーションにより、この問題を議論することが可能であることを確認したことの意義は大変大きい。今後は、本年度のプロジェクトにより方法論は確立できたことを励みに、サンプルを増やすために多くのシミュレーションを行い、我々の独自のシミュレーションコードと国立天文台 VPP5000 の卓越した計算機性能を有効に使い、最終的に、銀河形成の最大の謎であるハッブル系列の起源を解明したい。

## 関連研究の成果の記録

### 投稿論文

M. Noguchi (東北大学),  
“Formation of giant low surface brightness galaxies through disc instability”,  
2001, MNRAS, 328, 353

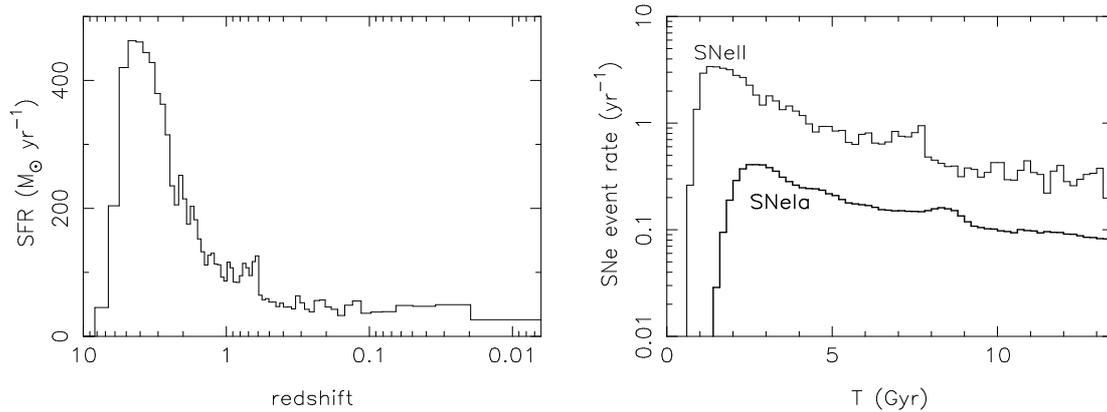


図 8: 銀河 A の星形成率の時間進化 (左) II 型 (実線) と Ia 型 (太線) 超新星爆発の発生頻度の時間進化 (右)。

**D. Kawata** (Swinburne Univ.),  
 “Effects of SNe II and SNe Ia Feedback on the Chemo-Dynamical Evolution of Elliptical Galaxies”,  
 2001, ApJ, 553, 598

**D. Kawata** & B.K. Gibson (Swinburne Univ.),  
 “A New Chemo-Dynamical Evolution Code: Application to Elliptical Galaxy Formation”,  
 論文投稿中

## 研究発表

**D. Kawata** (Swinburne Univ.),  
 “Feedback Effects of SNeII and SNeIa on the Chemo-Dynamical Evolution of Elliptical Galaxies”,  
 2001 ASA Annual Scientific Meeting

**D. Kawata** & B.K. Gibson (Swinburne Univ.),  
 “A Numerical Study of the Chemo-Dynamical Evolution of Elliptical Galaxies”,  
 2002, in IAU symp. 208, Astrophysical Supercomputing Using Particles,  
 ed. J. Makino & P. Hut (astro-ph/0109466)

## 参考文献

Barnse, J., & Hut, P. 1986, Nature, 324, 446

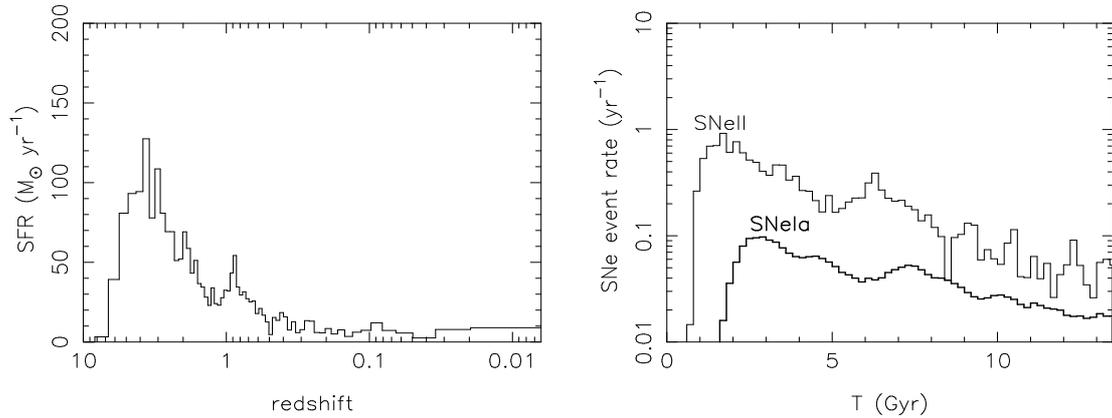


図 9: 銀河 B の星形成率の時間進化 (左) II 型 (実線) と Ia 型 (太線) 超新星爆発の発生頻度の時間進化 (右)。

- Bertschinger, E. 2001, *ApJS*, 137, 1  
 Bower, R.G., Lucey, J.R., & Ellis, R.S. 1992, *MNRAS* 254, 601  
 Kawata, D. 1999, *PASJ*, 51, 931  
 Kawata, D. 2001, *ApJ*, 558, 598  
 Kawata, D., & Gibson, B.K. 2002a, in *IAU symp. 208, A strophysical Supercomputing Using Particles*, ed. J. Makino & P. Hut (astro-ph/0109466)  
 Kawata, D., & Gibson, B.K. 2002b, 論文投稿中  
 Katz, N., Weinberg, D.H., & Hernquist, L. 1996, *ApJS*, 105, 19  
 Kobayashi, C., Tsujimoto, T., & Nomoto, K. 2000, *ApJ*, 539, 26  
 Kodama, T., & Arimoto, N. 1997, *A&A*, 320, 41  
 Makino, J. 1990, *J. Comp. Phys.*, 87, 148  
 Nagamine, K. 2002, *ApJ*, 564, 73  
 Noguchi, M. 1998, *Nature*, 392, 253  
 Noguchi, M. 1999, *ApJ*, 514, 77  
 Noguchi, M. 2000, *MNRAS*, 312, 194  
 Noguchi, M. 2001a, *ApJ*, 555, 289  
 Noguchi, M. 2001b, *MNRAS*, 328, 353  
 Sutherland R.S., & Dopita M.A. 1993, *ApJS*, 88, 253  
 Totani, T., & Yoshii, Y. 2000, *ApJ*, 540, 81 Trager, S.C., Faber, S.M., Worthey, G., & González, J.J. 2000, *AJ*, 119, 1645  
 van den Hoek L.B., & Groenewegen M.A.T., 1997, *A&AS*, 123, 305  
 Woosley, S.E., & Weaver, T.A., 1995, *ApJS*, 101, 181