

Overview of the Chemical and Dynamical Evolution of Dwarf Spheroidal Galaxies

平居 悠 (東京大学大学院 理学系研究科)

Abstract

矮小楕円体銀河 (dSph) の化学動力学進化モデルについて、最近の研究成果を紹介する。近年の観測で、天の川銀河周辺における矮小楕円体銀河の星の金属量が明らかにされつつある。一方、N 体/Tree-SPH コードにガスの冷却、星形成則、化学進化、超新星フィードバック効果を導入することで、高い分解能で矮小楕円体銀河の化学動力学進化をシミュレーションすることが可能になった。最新の化学動力学進化計算は、矮小楕円体銀河: Fornax, Sculptor, Sextans, Carina, Leo II の金属量を再現し、銀河の初期質量と初期中心密度が化学動力学進化に重要な役割を果たしていることを明らかにした。しかし、矮小楕円体銀河の動径方向の金属分布は観測を再現できず、ISM の混合や、銀河の衝突が化学動力学進化に及ぼす影響を調査することが必要である。本稿では、最新の化学動力学進化シミュレーションの成果を紹介し、矮小楕円体銀河の化学動力学進化を考察する。さらに、現在の矮小楕円体銀河化学動力学進化モデルの問題点を指摘し、今後の研究課題を示す。

1 Introduction

矮小楕円体銀河の化学、動力学進化モデルを構築することは、矮小楕円体銀河の化学的、動力学的な特性を理解する上で非常に重要である。 Λ CDM モデルに基づいたシミュレーションによれば、小さな銀河が衝突、合体を繰り返すことによって天の川銀河のような巨大銀河へ成長したことが示唆されている (e.g., Kauffmann et al. (1993))。したがって、矮小銀河は、宇宙初期に形成され、巨大銀河に取り込まれずに残った銀河であると考えられてきた。しかし、近年の大型望遠鏡を用いた観測によって天の川銀河近傍の矮小楕円体銀河の星の化学組成を調べると、天の川銀河とは異なった金属分布を示すものが見つかった (e.g., Kirby et al. (2010), Tolstoy et al. (2009))。これらの観測から、矮小楕円体銀河が独自の進化をしたことが示唆され、矮小楕円体銀河の化学動力学進化モデルを構築する試みがなされてきた。Carigi et al. (2002) は、色-光度図から得られた星形成歴を用いて、4 つの矮小楕円体銀河の化学進化を計算した。Ikuta and Arimoto (2002) は、矮小楕円体銀河 (Draco, Ursa Minor, Sextans) の化学進化をシンプルなモデルで調査し、これらの矮小楕円体銀河では、

非常に低い星形成率で長期間の星形成があったことを示唆した。Revaz et al. (2009) は、N 体/Tree-SPH シミュレーションによって、矮小楕円体銀河の化学動力学進化を調査し、銀河の初期質量と銀河中心の初期密度が銀河進化に重要な役割を果たしていることを示した。

Revaz and Jablonka (2012) は、Revaz et al. (2009) の研究を発展させ、N 体/Tree-SPH コード GEAR を用いて矮小楕円体銀河の化学動力学進化を 140 億年に渡って詳細に調べた。シミュレーションコード GEAR は、並列 Tree/SPH コード: Gadget-2 を基に、ガスの冷却、星形成則、化学進化、超新星からのフィードバックの効果を付け加え、高分解能で銀河の化学動力学進化を調査することを可能にした。Revaz et al. (2009) では再現できなかった矮小楕円体銀河のガスの運動、動径方向の金属分布を再現し、Fornax, Sculptor, Sextans, Carina の化学動力学進化に制約を与えた。

本稿では、最新の矮小楕円体銀河シミュレーションである Revaz and Jablonka (2012) の計算方法と成果を中心に紹介する。まず、Gadget-2 に新たに導入した物理過程について説明する (2 節)。続いて、矮小楕円体銀河の化学動力学進化の計算結果を示し、矮小

楕円体銀河の進化について考察する (3 節)。最後に、現時点での矮小楕円体銀河の化学動力学進化モデルの問題点を指摘し、今後の研究課題を考える (4 節)。

2 Methods

Revaz and Jablonka (2012) では、N 体/Tree-SPH コード Gadget-2 にガスの冷却、星形成則、化学進化、超新星からのフィードバックの効果を導入することで、矮小楕円体銀河の化学動力学進化を再現することを可能にした。

ISM を理想気体と仮定し、 10^4 K 以上では金属依存の放射冷却、 10^4 K 以下では H_2 、HD 分子と酸素、炭素、ケイ素、鉄原子による放射冷却を計算した。冷却関数を $\Lambda(\rho, T)$ としたとき、冷却による系のエントロピー A の変化は以下の式で表せる。

$$\frac{d}{dt}A = \left(\frac{d}{dt}A \right)_{\text{visc}} + \left(\frac{d}{dt}A \right)_{\text{cool}} \quad (1)$$

$$\left(\frac{d}{dt}A \right)_{\text{cool}} = -(\gamma - 1)\rho^{-\gamma}\Lambda(\rho, T) \quad (2)$$

ここで、 γ は断熱指数、 ρ はガス密度を表す。

Revaz and Jablonka (2012) では、星形成が起こる条件は、ガス粒子が衝突し、密度が ρ_{sfr} より高く、温度が T_{sfr} より低い場合とした。時間 Δt の間に上記の条件を満たした質量 m_g のガス粒子が質量 m_* の星粒子に変化する確率 p_* は、

$$p_* = \frac{m_g}{m_*} \left\{ 1 - \exp \left(-\frac{c_*}{t_g} \Delta t \right) \right\} \quad (3)$$

である。

銀河の化学進化には、星での元素合成、恒星風、超新星爆発が寄与する。恒星風の影響は小さいため、Revaz and Jablonka (2012) では星間空間に元素がまき散らされるプロセスとして、超新星爆発のみを考えた。

Ia 型超新星、II 型超新星が爆発によって放出するエネルギーは共に $E_{\text{SN}} = 10^{51}$ erg とした。超新星爆発によって放出されたエネルギーの一部は矮小銀河内で相互作用せず外に放射されてしまうため、実際に銀河進化に寄与するエネルギーは、 $\epsilon_{\text{SN}} E_{\text{SN}}$ ($0 \leq \epsilon_{\text{SN}} \leq 1$) と表せる。それぞれの時間ステップ $[t,$

$t + \Delta t]$ で超新星爆発によって放出されるエネルギーは、以下の式で計算できる。

$$\begin{aligned} E_{\text{SN}}(t) &= \sum_i \Delta E_{i,\text{SN}} \\ &= \sum_i m_{i,*,0} [n_{i,\text{II}}(t) E_{\text{II}} + n_{i,\text{Ia}}(t) E_{\text{Ia}}] \end{aligned} \quad (4)$$

ここで、 $m_{i,*,0}$ は星粒子 i の質量、 $n_{i,\text{II}}(t)$, $n_{i,\text{Ia}}(t)$ はそれぞれ Δt の間に単位質量あたりに存在する II 型超新星、Ia 型超新星の数を表す。

3 Results and Discussion

Revaz and Jablonka (2012) では、モデルパラメータ (see Table 3 of Revaz and Jablonka (2012)) 値の異なる 393 種類のシミュレーションを行い、それぞれのパラメータが矮小銀河の化学動力学進化に及ぼす影響を調査した。まず、銀河の初期質量と初期中心密度を変化させた際の金属量の変化について論じる。図 1 に、矮小銀河の最終的な $[\text{Fe}/\text{H}]$ と初期全質量と初期中心密度の関係を示す。図 1 中の円の大きさは、銀河の初期半径、色は初期中心ガス密度を表す。図 1 より、銀河の質量を変化させた際の最終的な金属量の変化は小さいことがわかる。質量を $10^8 M_\odot$ から $3 \times 10^8 M_\odot$ に変化させると、銀河の金属量は 0.4 dex 増加するが、 $3 \times 10^8 M_\odot$ 以上では、質量を変化させても金属量の変化はほとんど分らない。一方、銀河の中心密度を 10 倍にすると、金属量も 1 dex 程度増加している。高い中心密度を持つと、冷却時間が短くなるため、星形成がより多く起こる。そのため、高い中心密度を持つ銀河ほどより金属に富むと考えられる。

続いて、銀河の質量を変化させた際の星形成歴の変化を考える。大きい質量を持つ銀河では、冷却が超新星爆発からのフィードバックよりも常に大きいため、星形成が止まることなく連続的に起こる。一方、小さい質量の銀河では、全質量に対して星の割合が大きいため、フィードバックの影響が大きくなり、星形成が止まる期間が生じ、不連続な星形成歴を持つようになる。

さらに、Revaz and Jablonka (2012) は、Revaz et

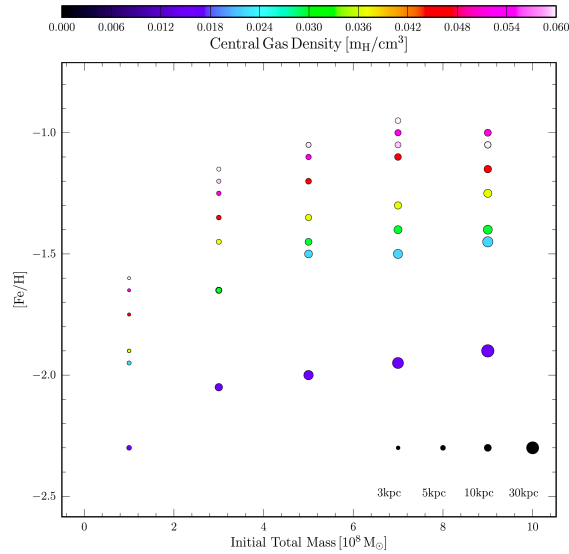


図 1: $[\text{Fe}/\text{H}]$ と初期全質量、初期中心密度、初期半径の関係 (Fig. 11 of Revaz and Jablonka (2012))

al. (2009) で再現できなかった矮小楕円体銀河の金属量勾配を調査した。図 2 は、Fornax, Sculptor, Sextans, Carina モデルの動径方向の金属分布を示す。橙色の点はそれぞれの銀河モデル中の星粒子の金属量、青色の線はそれぞれの銀河中心からの距離における平均の $[\text{Fe}/\text{H}]$ を示す。図 2 より、各銀河は、動径方向に金属量分布が一定であることがわかる。

一方、近年の観測によって、Sculptor (Tolstoy et al. (2004)), Fornax (Battaglia et al. (2006)), Sextans (Battaglia et al. (2011)) においては、動径方向に金属量勾配があることが示唆されている。しかし、Revaz and Jablonka (2012) のシミュレーションでは、観測によって示唆された金属量勾配をうまく再現できていない。図 3 は、質量 $9.5 \times 10^8 M_\odot$ の矮小銀河モデルの金属量分布の時間変化を示す。図 3 より、金属量勾配は 1.7 Gyr 程度までは見られるが、2.0 Gyr 以降は金属量勾配がなくなっている。このシミュレーションでは、ガスの動きが銀河進化の時間スケールに比べて非常に早いいため、超新星爆発によって生じた高い金属量を持つガスの塊が銀河内の乱流運動によって、銀河全体に広がってしまう。その結果、銀河の金属量勾配が生じなかったと考えられる。

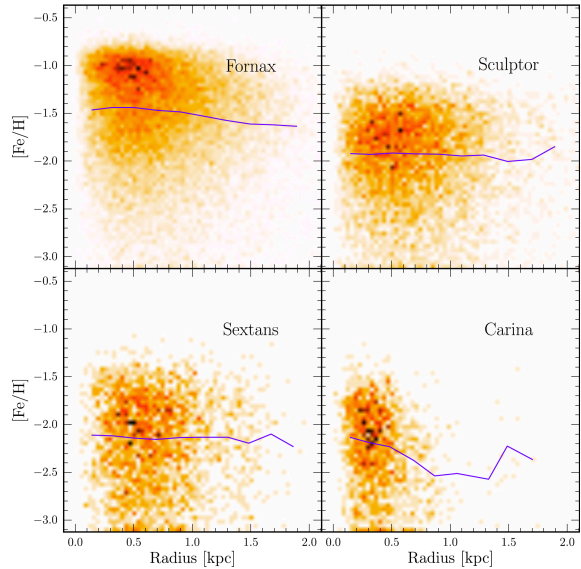


図 2: Fornax, Sculptor, Sextans, Carina モデルの $[\text{Fe}/\text{H}]$ の動径方向の分布 (Fig. 14 of Revaz and Jablonka (2012))

4 Summary and Future Work

Revaz and Jablonka (2012) では、N 体/Tree-SPH コードにガスの冷却、星形成則、化学進化、超新星フィードバックの効果を入れ、矮小楕円体銀河の化学動力学進化を調査した。矮小楕円体銀河の化学動力学進化では、初期質量と初期中心密度が重要な役割を果たすことがわかった。さらに、Fornax, Sculptor, Sextans, Carina の動径方向の金属量勾配を計算した。しかしながら、動径方向に金属量勾配が生じず、Fornax, Sculptor, Sextans において観測された金属量勾配が、Revaz and Jablonka (2012) のシミュレーションでは観測結果を再現できなかった。

Revaz and Jablonka (2012) では、孤立した矮小楕円体銀河について ISM におけるガスの混合を考慮せずに化学動力学計算を行った。ISM の混合を考慮すると、空間的な金属分布の相違は小さくなるが、ISM の多層構造が、超新星爆発によって生じた金属に富んだガスの塊の形成や移動を抑制することが予想される。したがって、今後シミュレーションに ISM の混合の効果を導入することが必要である。

Revaz and Jablonka (2012) は、14 Gyr にわたっ

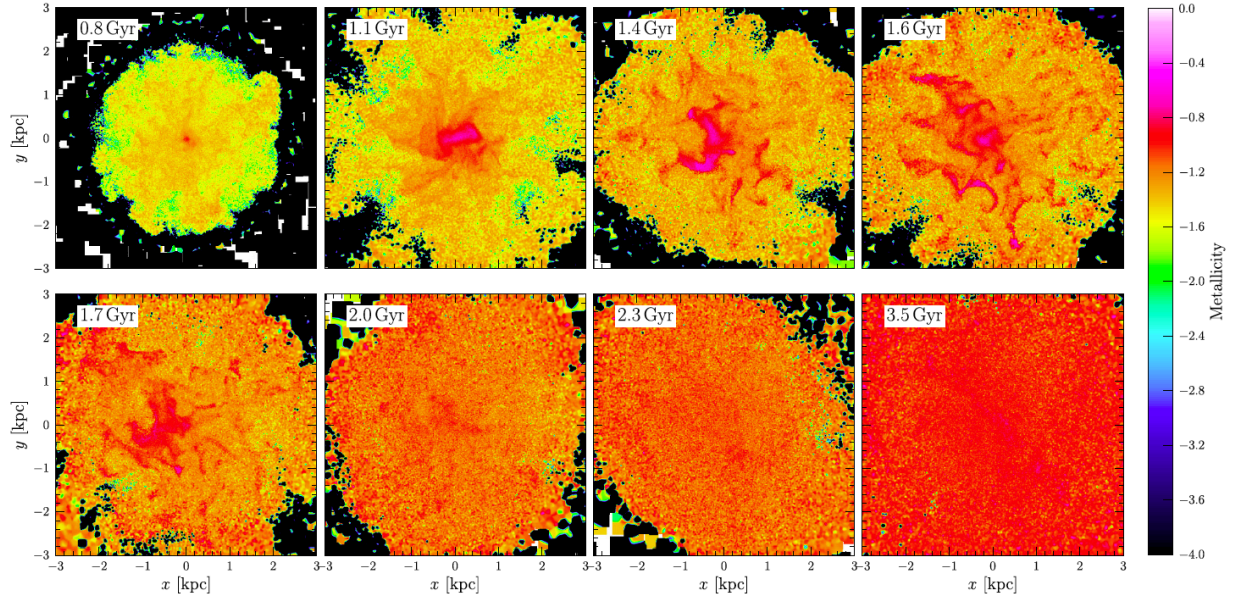


図 3: 矮小銀河モデルの金属量の時間変化 (Fig. 16 of Revaz and Jablonka (2012))

て孤立した矮小楕円体銀河の化学動力学進化シミュレーションを行った。しかし、実際は、矮小楕円体銀河は進化過程で銀河同士の衝突も多く経験したと考えられる。特に、星形成が活発に起こっている $z > 6$ の矮小銀河同士で衝突が起これば、その後の化学動力学進化に大きな影響を及ぼすことが予想される。そこで私は、銀河同士の衝突が矮小楕円体銀河の化学動力学進化に及ぼす影響を調査している。さらに、天の川銀河近傍の矮小楕円体銀河は、天の川銀河と衝突を繰り返したことが示唆されている。天の川銀河の化学動力学進化のモデルは構築されつつあり、天の川銀河と矮小銀河の相互作用を考慮したシミュレーションを行うことによって、より観測と整合性のあるモデル構築が期待できる。以上を今後の研究課題として、矮小銀河の化学動力学進化モデルの構築に取り組んでいる。

Acknowledgement

The authors thank the Yukawa Institute for Theoretical Physics at Kyoto University, where this work was initiated during the WITP-W-13-07 on

”Summer School on Astronomy & Astrophysics 2013”.

Reference

- Battaglia, G., Tolstoy, E., Helmi, A., et al. 2006. *A&A* 459, 423
- Battaglia, G., Tolstoy, E., Helmi, A., et al. 2011. *MNRAS* 411, 1013
- Carigi L., Hernandez X., and Gilmore G. 2002. *MNRAS* 334, 117
- Ikuta C. and Arimoto N. 2002. *A&A* 391, 55
- Kauffmann, G., White, S. D. M., Guiderdoni, B. 1993, *MNRAS* 264, 201
- Kirby E. N., Guhathakurta P., Simon J. D., et al. 2010. *ApJ* 191, 352
- Revaz Y., Jablonka P., Sawala T., et al. 2009. *A&A* 501, 189
- Revaz Y. and Jablonka P. 2012. *A&A* 538, A82
- Tolstoy, E., Irwin, M. J., Helmi, A., et al. 2004. *ApJ* 617, L119
- Tolstoy E., Hill V. and Tosi M. 2009. *ARA&A* 47, 371