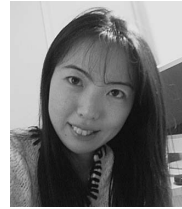


銀河の化学力学進化シミュレーション

小林 千 晶

〈国立天文台 〒181-8588 東京都三鷹市大沢 2-21-1〉

e-mail: chiaki@th.nao.ac.jp



銀河はいつかに形成され進化してきたか—銀河の中で星が生まれ進化することで銀河の化学組成が変わること（化学進化）から、星々は化石のように、銀河における星形成の歴史を伝えてくれる。ガス・星・ダークマターからなる系の進化に、星形成、超新星爆発、元素合成などの物理過程を取り込んで、宇宙の化学力学進化をシミュレーションした。星々は、遠方では矮小銀河で生まれ、構造形成とともに大質量銀河に取り込まれる。銀河風は、小質量銀河から効率的に吹き、重元素が銀河間空間に放出されるので、観測されるような銀河の質量-金属量関係が生成される。化学組成に関するさまざまな問題を紹介しつつ、今後の観測プロジェクトへの期待を綴る。

1. 化学力学進化とは

WMAP 衛星による宇宙背景放射の観測から宇宙の初期条件が決まり、CDM（冷たい暗黒物質）による構造形成は明らかになったといわれる。しかし、星や銀河など、バリオンの進化についてはほとんどわかっていない。ガスが冷えて星が生まれ、銀河が形成される。星は元素合成することで輝き、一生の終わりに、超新星爆発を起こして重元素を星間空間に放出する。重元素で汚染されたガスから誕生した次の世代の星は、前の星が残した重元素の化学組成パターンを取り込み、あたかも化石のように、その銀河における星形成の歴史を刻んでいく。これが銀河の「化学進化」である。同時に銀河は、重力によって物質が集まり圧縮され星が形成され動き回るといふ「力学進化」もしている。星々は銀河の中を動き回りながら、その時々にはいろいろな場所にいろいろな種類の元素をまきちらしていく。次の世代の星は、生まれた場所にあるガスの化学組成パターンを記録していく。銀河形成初期に、多数の星が一斉に生まれ、多数の超新星が一斉に爆発すると、星間物質は十

分加熱され、銀河の重力エネルギーを超えて、銀河風として銀河の外へ放出される。銀河の中の星やガス、銀河団ガス、銀河間空間における元素の空間分布は、その銀河の形成過程を伝えてくれる。

近年の高速計算機と計算技術の急速な発達により、そのような過程をすべて入れてシミュレーションを行うことが可能になった。Millennium Run¹⁾ は、一辺 500 Mpc の立方領域における 100 億体のダークマターの N 体シミュレーションで、銀河の進化は準解析的モデルで後から計算している²⁾。十分広い領域なので偏りなく銀河の統計的な性質を観測と比較できるといっている。国産でも同様の銀河カタログが提供されている³⁾。一方、もっと“現実”の宇宙に近く、ガスの流体力学も解き、星をつくり、超新星を数え、重元素をばらまくという過程を“直接的に”シミュレーションすることも 90 年代から行われるようになった^{4), 5)}。銀河内部における構造の進化や形態進化なども追うことができると期待される。こういった「化学力学進化シミュレーション」が世界で最も盛んに行われている場所が日本であるというこ

とをご存じだろうか。イタリア、ドイツなどでも同様のコード開発がなされているが、日本にはよく引用されるコードが少なくとも数種ある⁶⁾⁻¹⁰⁾。今回は筆者の結果を中心に紹介させていただく。

2. 銀河系の化学進化

シミュレーションの話にいく前に、「化学進化」についてもう少し記述したい（詳細は文献 11）。近年、遠方銀河の観測によって、宇宙の星形成史は明らかにされつつある。しかし、ダストの減光はよくわからないし、銀河の光度を算出したとしても、実際にそこで何太陽質量の星が何個生まれたかという情報をわれわれは知りえない。言い換えると、初期質量関数 (initial mass function; IMF) の不定性がある。そこで、大質量の星は多くの重元素を放出するという事実に着目すると、IMF に制約を与えることができる。加えて、II 型、Ia 型、さまざまな超新星は、異なるタイムスケールで異なる重元素を放出するので (図 1)、さまざまな重元素の組成比に着目すると、より多くの観測的制約を得ることができる。1970 年代より

銀河研究において化学進化が重視されてきたのはこのためであると思う。

また、遠方の QSO などの光源に影となって現れる QSO 吸収線系では、銀河本体が観測されることは少なく、化学組成が主要な情報である。そういった暗い天体、おそらく低密度で進化段階の遅い天体、おそらく宇宙の初期では大半、現在でも多くの領域を占める天体の進化は、化学進化という手法でしか探ることができないのである。

2.1 超新星

超新星には主に 3 種類ある。(1) 白色矮星の連星系において生じる寿命の長い Ia 型超新星、(2) $8M_{\odot}$ 以上の大質量星が起こす II 型超新星、(3) それに近年見つかった $20M_{\odot}$ 以上の一部が起こす極超新星。Ib, Ic 型超新星は、爆発時に外層をどこまで（それぞれ H 層、He 層まで）失っているかという違いなので、化学進化への寄与としては、II 型超新星に含めて扱える。極超新星はガンマ線バーストに付随する現象で、低金属量星で起こりやすいと考えられている。超新星の爆発機構はまだよくわかっていないが、元素合成についてはかなりよく調べられており、さまざまな観測事

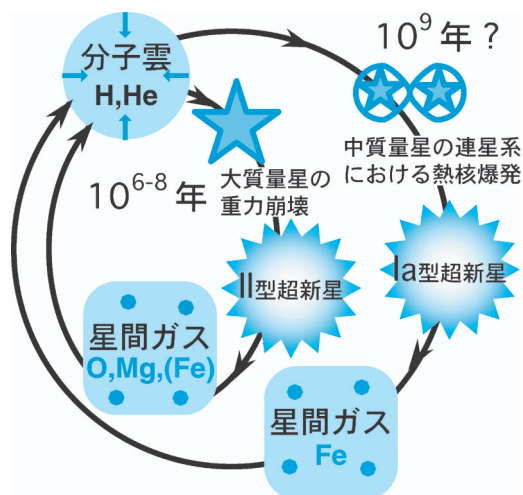


図1 銀河の化学進化サイクル：銀河の中で、ガス塊から星が生まれ、超新星爆発を起こし、重元素が放出され、次世代の星に取り込まれる。

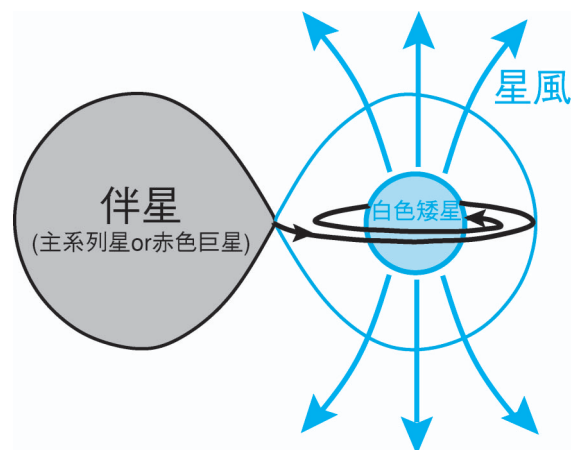


図2 Ia型超新星の親星モデル：伴星から降着した物質は、白色矮星風となって吹き飛ばされながら徐々に降り積もって白色矮星を太らせ、爆発させる。

実により検証もされている。

それぞれの超新星で寿命（親星が生まれてから爆発までのタイムスケール）が異なる。II 型超新星や極超新星などの重力崩壊型超新星では大質量星の寿命に等しくそれぞれ $10^{6.7}$ 年と 10^6 年。Ia 型超新星は、楕円銀河でも出現することなどから、寿命は長く、Gyr のオーダーであろう。しかし Ia 型超新星の親星を考えると、話はそう単純ではない。

Ia 型超新星の親星は、炭素と酸素からなる白色矮星である。Ia 型超新星の親星の進化については二つのシナリオが対立しているが、われわれのシナリオでは、 $\sim 1M_{\odot}$ 程度の白色矮星が連星系において伴星から質量降着を受け、チャンドラセカールの限界質量に至り、爆発すると考える（図 2）。蜂巢・加藤の連星系モデル^{12), 13)}によると、伴星の質量範囲は $0.9\text{--}6M_{\odot}$ で、軌道周期に応じて主系列星と赤色巨星の場合とがある。Ia 型超新星の寿命は、白色矮星連星系の伴星の質量によってほぼ決まり、1–200 億年となる。また、白色矮星が安定に質量を増すために、白色矮星からの星風が重要であり、したがって発生頻度は金属量に強く依存する¹⁴⁾。このモデルは、超軟 X 線源や回帰新星などの光度曲線を見事に再現でき、最近いくつかの Ia 型超新星で検出された星周ガスも説明できる¹³⁾。

それぞれの超新星で放出される元素のパターンも異なる。II 型超新星は O, Ne, Mg, Si, S, Ca, Ti などの α 元素、Ia 型超新星は Fe と Cr, Mn, Co, Ni などの鉄族元素、極超新星は Zn, Co など星のごく中心部でできる元素を比較的多く放出する¹⁵⁾。したがって、いろいろな元素の組成比は、時間とともに進化する。一般に、観測される銀河の色やスペクトルでは、金属量と年齢の効果は縮退しており、一方を独立に決めることは難しい。しかし、銀河の化学組成比を観測すれば、“時間”の情報を引き出すことができるのである。

2.2 化学組成比

図 3 に銀河系における化学組成比の進化を示す。点は観測された個々の星々の化学組成パターンを表す。横軸は鉄の組成比で、図の左から右へ時間が経過する。(1) 銀河形成初期では極超新星が重要で、 $[(Zn, Co)/Fe]$ は大きい。(2) 次にしばらく II 型超新星と合わせて寄与し、 $[\alpha/Fe]$ は一定値を示す。Na, Al, Cu などの奇核元素は、CNO サイクルが回らないとつくられないので、金属量とともに徐々に増加する。(3) $[Fe/H] \sim -1$ に到達すると Ia 型超新星が寄与し始め、 $[\alpha/Fe]$ は減少し、 $[Mn/Fe]$ は増加する。 $[Fe/H]=0$ では太陽組成パターン ($[X/Fe] \sim 0$) が再現されている。実線は「銀河の中の物質は瞬時に一様に混ざり合う」という仮定をおいた one-zone model である。星形成史は、他の観測量で決められ、星々の年齢–金属量関係や金属量の個数分布に合うものを用いている（詳細は文献 11）。

$[\alpha/Fe]$ が減少し始めるところ ($[Fe/H] \sim -1$) から、典型的な Ia 型超新星の寿命は ~ 1.5 Gyr と逆算できる。しかし、Ia 型超新星の親星を考えると、どのモデルでもそれより短く、Ia 型超新星の金属量効果を考慮しないと、観測を説明することができない。とくに、Ia 型超新星の起源が白色矮星同士の衝突合体だとするシナリオでは、多くの寿命が 0.1 Gyr と短く、 $[\alpha/Fe]$ の減少が $[Fe/H] \sim -2$ と早すぎる¹⁴⁾。ちなみに、白色矮星同士の衝突合体シナリオの敗因は、この (i) 化学進化が合わないことのほかに、(ii) 理論的に爆発しないといわれること、(iii) 数年来の観測サーチにもかかわらず、そのような白色矮星ペアがほとんど観測されないことが挙げられる。

極超新星は本当にそんなにたくさんあるのだろうか？ 亜鉛 Zn は、QSO 吸収線系でも観測される重要な元素であるが、超新星のみの元素合成では放出量が 1 桁以上少ないのが昔から問題とされていた。極超新星を考慮すれば（具体的には $20M_{\odot}$ 以上の半分が極超新星になると仮定すると）、観

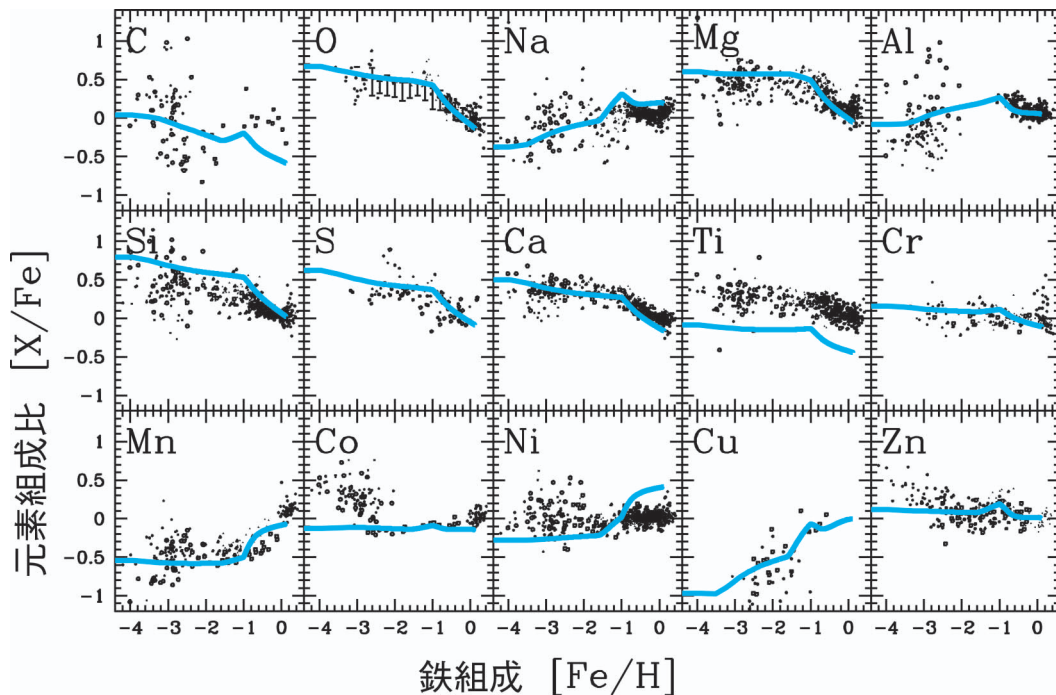


図3 銀河系における元素組成比の進化：鉄に対して、炭素、酸素、ナトリウム、マグネシウム、アルミニウム、ケイ素、イオウ、カルシウム、チタン、クロム、マンガン、コバルト、ニッケル、銅、亜鉛の組成比 $[X/\text{Fe}] \equiv \log X/\text{Fe} - \log X_{\odot}/\text{Fe}_{\odot}$ (0 が太陽組成). 点は観測, 実線は理論モデル.

測値を説明することができる. また理論的には, 星の質量が $130\text{--}260M_{\odot}$ と大きいと, 重力崩壊型超新星でなく電子対生成型 (Pair Instability) 超新星となるが, 観測される化学組成比にはそのような超新星があった痕跡はない.

最近, $[\alpha/\text{Fe}]$ などの分散が非常に小さい (0.05 dex)¹⁶⁾ ことが問題視されている. 銀河形成初期には, 星間ガスはまだ一様になっておらず, 星の組成パターンは, その星を汚染した個々の超新星の元素合成イールドのばらつきを反映して, ばらつくはずである. 何らかの物質を一様にまぜる機構が働いたのだろうか? たしかに, 大質量星ほど外層の質量が大きいので, α 元素の量は多くなる. しかし観測される極超新星では, Fe の量も大質量星ほど大きい. したがって, $[\alpha/\text{Fe}]$ の分散は普通の超新星よりずっと小さくなる. 二次元モデルでより正確に議論されるべきだが, この問題も

宇宙初期に極超新星の寄与が大きいことを示唆しているだろう.

また, 化学組成比の観点から, 局所銀河群にあるような矮小銀河は, 銀河系の構成要素 (building block) とは考えられないといわれている. Mn, Eu などの化学組成パターンが銀河系が異なることから, IMF が違う, とくに大質量星が極端に少ないと考えないと, 整合的に説明がつかない. 構成要素は, もっとガスが豊富で星形成率が高い遠方の小銀河で, 現在の矮小銀河とは違うのであろう.

2.3 G-dwarf 問題

古くて新しい問題について. 「星の金属量の個数分布」は, 高分散を必要とする難しい観測ではなく, 星の数を増やせば信頼性も増す. 銀河形成の歴史, とくに星形成と化学進化のタイムスケールの違いを伝えてくれる重要な観測結果である. 星の金属量の個数分布のピーク値は, 初期質量関

数で平均したネットの超新星イールドに一致する。また、低金属量星の数は、銀河形成が閉じた系で行われると多く、ガス降着が重要だと少なくなる。太陽系近傍の観測では、低金属量星の数が少なく（G-dwarf 問題）、これを再現するには (i) 数十億年という長いタイムスケールのガス降着が必要となる。われわれの銀河系だけでなく、矮小銀河や楕円銀河などでも同様に、低金属量星の数は少ないことが示唆されている。

しかし、ガス降着は CDM による階層的構造形成に伴って起こり、星形成もまたガス塊の冷却と不安定性によって起こると単純に考えると、ガス降着も星形成も早く起こりすぎ、G-dwarf 問題を解決できない。G-dwarf 問題の他の解決策として、(ii) 初期質量関数が不変でないか、(iii) 降着ガスが重元素を含むかがありうる。まだよく議論されていないが、これは、宇宙論や星形成理論にもからんだ非常に重要な問題である。

現在のガスの金属量は平均的に太陽組成程度 ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0$)、46 億年前に生まれたわれわれの太陽系は、誕生当時としては金属量が高めである。最近、惑星を伴う星の化学組成が観測されるようになった。惑星を伴わないものと比べると、元素

組成比には顕著な違いは見られていないが、金属量が高いものが多い。惑星形成理論によると、星形成円盤が分裂して惑星をつくるのに、ダストの存在が重要であるといわれている。銀河形成初期には惑星は誕生せず、数十億年たってようやく、地球のような惑星が誕生できるようになったのかもしれない。さらに、地球型惑星を形成するには、また“生命”を誕生させるには、どんな元素が重要なのだろうか……、われわれの誕生と星の死のつながりを明らかにしていきたい。

3. 宇宙の化学力学進化シミュレーション

宇宙の中で、星はいつどこで生まれたのだろうか。銀河はいついかに形成され、進化してきたのだろうか。われわれの体を構成する重元素は、どこからやってきたのだろうか。そういった問に答えるために、ガスの流体力学に星形成、超新星、化学汚染といった物理過程を導入して、初期条件として CDM ゆらぎから、化学力学進化シミュレーションを行う。図 4 に、その結果 (10 Mpc 領域、 2×96^3 体)¹⁷⁾ を示す。左から右へ時間が進むにつれて、宇宙の中で、ダークマターの集積に

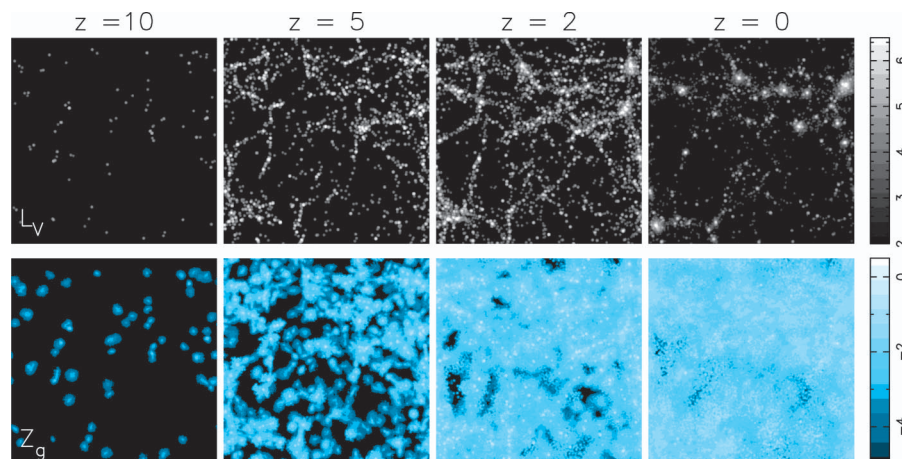


図 4 宇宙の化学力学進化シミュレーション：上段は星の明るさ、下段はガスの金属量を示す。時間は左から右へ進む。ダークマターの集積に伴い、低温で高密度なガスから星が生まれる。星は超新星爆発を起こして重元素を放出し、銀河間空間に広がっていく。

伴ってガスが集まり、星が生まれ銀河が生まれ（上段）、超新星によってガスに重元素が広がっていき（下段）、次世代の星に取り込まれていく様子が見てとれるだろう。

星とダークマターの重力の計算には、Tree法や、重力多体問題専用計算機 GRAPE が用いられる。ガスの流体力学は、問題もあるが、SPH法で解くのが簡単である。放射冷却を解いて、星をつくるガス粒子を見つける。星形成の条件 (i) converging flow $\nabla \cdot \mathbf{v} < 0$, (ii) rapid cooling $t_{\text{cool}} < t_{\text{dyn}}$, (iii) Jeans 不安定性 $t_{\text{dyn}} < t_{\text{sound}}$ を満たしていたら、Schmidt 則 $\text{SFR} \propto \rho^{1.5}$ で新たに星粒子をつくる⁴⁾。星形成のタイムスケールは dynamical timescale の 10 倍くらい長いとすると観測に合いやすい²⁶⁾。

現実的な計算時間で解けるのは(筆者の場合は)粒子数がせいぜい数万から百万体、よって銀河一つのシミュレーションでは、一粒子が $10^{5-7} M_{\odot}$ になる。すると一粒子が一つの星だとみなすことはできないので、星の集団だと考える。その中で個々の星々の質量は、初期質量関数に従って分布すると仮定する。簡単のため Salpeter (1955) IMF を用いるが、 $0.5 M_{\odot}$ 以上では Kroupa (2007)

とほとんど変わらず、最小質量として適当な値を用いれば、化学進化は Kroupa IMF と同等である。

すると、各星粒子からの超新星爆発の個数 $\mathcal{R}(t)$ 、放出される重元素の量 $E_Z(t)$ などは、化学進化の one-zone model で用いたものを一星粒子に適用することで、時々刻々得られる。星粒子の運動を追いつながら、各地点で、周囲のガス粒子に熱エネルギーと重元素を分配してやればよい(フィードバック)。現代のこういったシミュレーションでは、分解能が現実の宇宙には追いつけず、超新星残骸まで分解できないので、フィードバックのモデル化には問題がある。近傍から遠方までさまざまな観測から検証するとともに、天体スケールの高精度シミュレーションとの比較も重要だろう。

3.1 宇宙の星形成史

光速が一定であることから、宇宙では、遠くを見るということは、過去を見ることに等しい。したがって、遠方銀河の UV 光の明るさから、宇宙の星形成史を算出することができる。1996 年に出版された当初^{18, 19)}は、宇宙全体の星形成率は $z \sim 1.4$

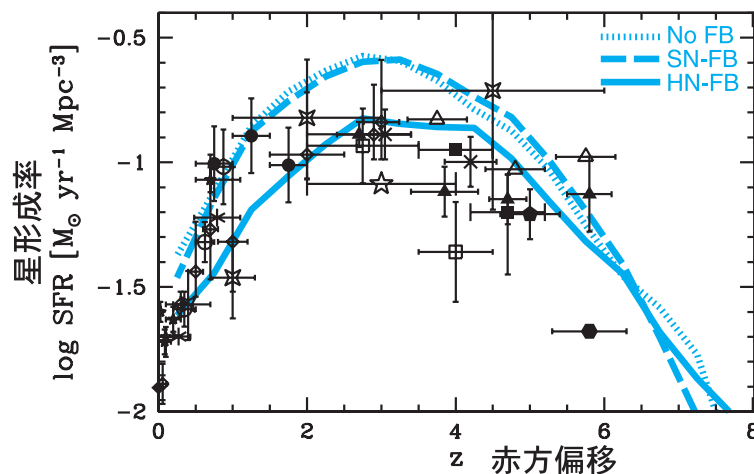


図5 宇宙の星形成史。それぞれの距離にある銀河の明るさから求めた星形成率は、遠方に向かって増加し、さらに遠方では減少に転じる。化学力学進化シミュレーションで、点線はフィードバックなし、破線は普通の超新星フィードバックのみ、実線は極超新星によるフィードバックを入れた場合。星形成率が下がって観測(点)と一致する。異なるマークは異なる観測論文の結果を表す。

あたりにピークがあり、遠方に向かって減少することが示された。その後、ダストによる減光を補正し、サブミリ波などの他の観測結果と合わせると、ピークは $z \sim 2-3$ 程度、それより遠方ではやや減少するようであり、 $z \sim 5-6$ では非常に低くなるようである。

CDMによる構造形成に従って、単純にガスの冷却で天体が形成されるのでは観測と合わず(点線)、何らかのフィードバックで星形成が抑制されなければならないことは昔から知られている。大質量星が生まれれば超新星爆発を起こすので、熱エネルギーが星間空間に放出され、星形成は抑制される。同時に、重元素が放出されるため、冷却過程は促進される。超新星フィードバックの影響は複雑で、数値シミュレーションで詳細に解かなければならない。

図5に、われわれの化学力学進化シミュレーションの結果を観測とともに示した。超新星のみのフィードバック(破線)では、抑制と促進が相殺されて、ほとんど効かないが、極超新星を入れると(実線)、IMFで平均しても3倍多くのエネルギーが放出されるので、星形成はより効果的に抑制される。結果、宇宙の星形成史は $z \sim 3$ にピークをもち、観測に合う。宇宙全体では、 $z \sim 3$ までに生まれた星はわずか3割程度で、半分の星は

$z \sim 2$ 以降に生まれ、現在までにバリオンの1割程度が星になる。

3.2 遠方にある大質量銀河

シミュレーションでは、実際にどの星がどこで生まれたのを追跡することができる。では宇宙の星形成史を銀河の質量ごとに分解してみよう。まず、現在の銀河の質量ごとに分けると、図6aのようになる。どの銀河でも、多くの星は遠方で誕生している。これは現在の銀河の年齢分布に相当する。ピークは大質量の銀河のほうが遠方にある。

次に、各赤方偏移で銀河の質量を測定すると、図6bのようになる。これは遠方銀河の観測に直結する量である。星質量 $10^{11}M_{\odot}$ の銀河は遠方ではまだ誕生していないので、この領域(10 Mpc)ではなくなってしまう。 $10^{10}M_{\odot}$ の銀河は存在する。だが星形成の大半を担っているのは、もっと小さな $10^8M_{\odot}$ の銀河である。

つまり、多くの星は、衝突合体して大質量銀河になる前の矮小銀河ですでに誕生している。大質量銀河の出現は遅いが、星は古い。だから観測される楕円銀河の星の年齢は古くなっているのである。

観測家たちはLyman-Break, ERO, BzK, submmなどさまざまな手法で遠方の大質量銀河を見つけってくる。このような大質量天体の出現はまれで、

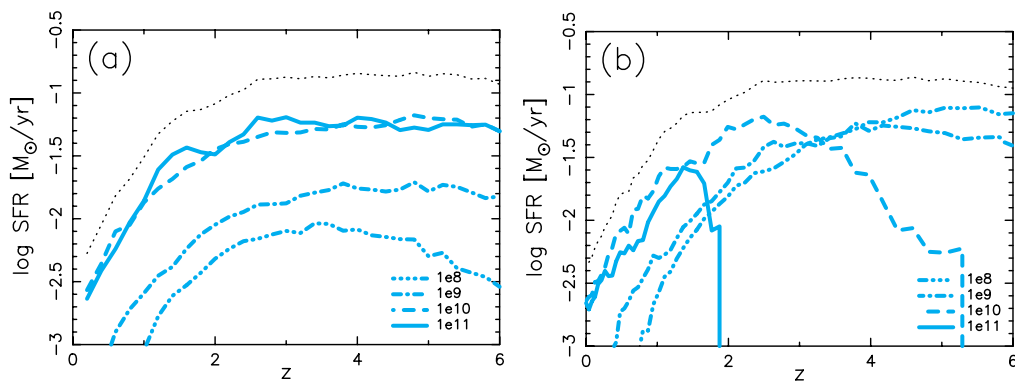


図6 宇宙の星形成史を銀河の質量ごとに分解する： $M_* \sim 10^{11}$ (実線)， 10^{10} (破線)， 10^9 (点破線)， 10^8 (三点破線)。左図：現在の銀河質量で分けたもの、近傍銀河の年齢分布に相当する。右図(点線)：各赤方偏移における銀河質量で分けたもの、遠方銀河観測に直結する。

$z=5$ に $10^{12}M_{\odot}$ の銀河は 100 Mpc に 1 個ある程度である。もっと広領域のシミュレーションを行い、これら点々と発見される銀河動物園のメンバーたちの進化路を線で結んでいく必要がある。

また最近、時間が経つにつれて、活発な星形成はより小質量の銀河で行われているという現象 (down-sizing effect)²⁰⁾ がさまざまな観測で頻繁に示されている。このシミュレーションでは、大質量銀河ではポテンシャルが深いので、降着したガスが冷え、中心では星形成が続いてしまう。銀河団には、重元素を含む多量のホットガスが X 線で観測されており、超新星によるフィードバックだけでは十分でなさそうである。これらを解決するには、もっと解像度が必要だろうし、活動銀河核 (active galactic nuclei; AGN) によるフィードバック²¹⁾の助けが必要かもしれない。巨大ブラックホールは、どのように形成されたのかも、銀河とともに進化するのか (共進化)、銀河本体の進化に本当に影響を及ぼすのか (フィードバック) もわかっておらず、まだまだ議論されるべきことは多くある。

3.3 楕円銀河の金属量勾配

最近、楕円銀河の形成過程は dry merger (赤い銀河同士の衝突合体説) か、wet merger (青い銀河同士の衝突合体説) かという議論²²⁾をよく聞かすが、とんでもない、merger ばかりでは困る (詳しくは文献 23)。そもそも、楕円銀河で古から知られている色等級関係や質量-金属量関係の存在は、形成時に散逸過程が重要であったことを示す。もう一つ注目すべきは、ほとんどの楕円銀河で観測される、中心ほど金属量が高いという動径方向の金属量勾配である。銀河の場所ごとの金属量は、銀河にスリットをあてて分光観測し、得られた吸収線を解析することで得られる。典型的な勾配は $\Delta \log Z / \Delta \log r = 0.3 \pm 0.2$ 、つまり半径が 10 倍になると金属量は半分になる²⁴⁾。

もともと銀河の中心にあった星は衝突後も中心にあるから、衝突合体しても金属量勾配はそれほ

ど破壊されないとの予想もあった。しかし、楕円銀河の化学力学進化シミュレーション^{25), 26)}で、銀河同士の大規模な衝突合体が起こると、もともとあった金属量勾配もかなり破壊されてしまうことが示された。衝突合体時に誘発された星形成によっても、金属量勾配は十分再生されない。dry merger はもとより wet merger でも、近傍の楕円銀河のすべてを説明することはできない。少なくとも半分の楕円銀河は、早期に生まれたガスを含む小質量銀河の縮合により誕生したと考えられる。このように、楕円銀河の内部構造を詳細に観測すれば、その銀河の形成史を推定することができる。

楕円銀河については、観測から見積もられるマグネシウムと鉄の組成比 $[Mg/Fe]$ が 0.2 程度と大きいこと²⁷⁾がよく問題とされる。Ia 型超新星による Fe 汚染が見られないので、星形成の継続時間が Ia 型超新星の寿命よりも短いとの主張がある。先に述べたように、Ia 型超新星の寿命は 0.1–20 Gyr で、階層的構造形成に基づくそんなに早く星形成を終了することは難しい。初期質量関数が銀河系とは異なるか、Ia 型超新星が起こったとしても、放出元素は星に取り込まれにくいなどの未知の機構が働いているのか……これもまだ解決のされていない問題の一つである。

3.4 銀河の質量-金属量関係

星で合成された重元素は、超新星によって星間空間にばらまかれ、銀河風によって銀河から銀河間空間 (intergalactic medium; IGM) に飛び出す。放出された重元素の一部は、階層的構造形成に伴って、再び銀河の中に舞い戻り、星の中に取り込まれたりする。SPH シミュレーションでは、ガス粒子の運動の軌跡を追うことで、宇宙の中で重元素がどのように広がっていくのかを追跡することができる (図 7, 左図)。

われわれのシミュレーション結果では、宇宙にあるバリオンのうち、星に取り込まれるのは 10% 程度。銀河に付随するガスも 10% 程度あり、大質

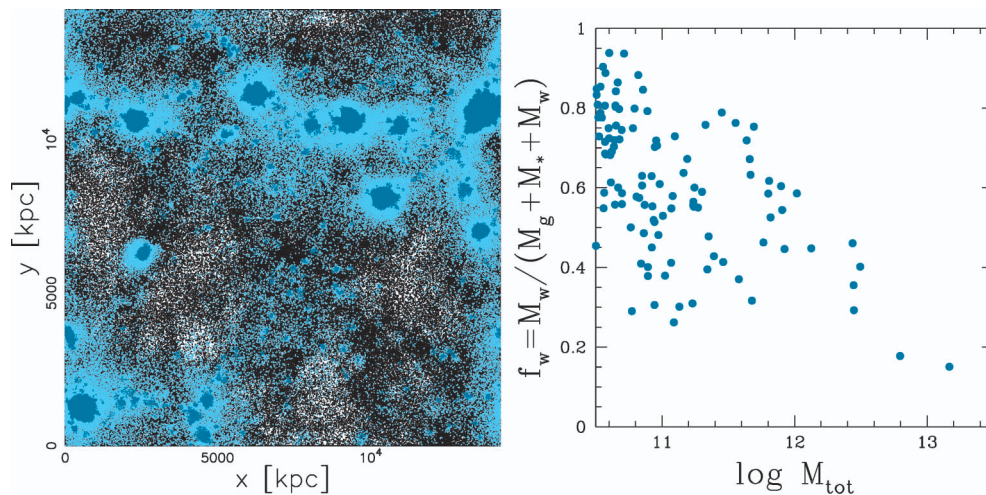


図7 左図: 宇宙におけるガスの分布, 銀河ガス (青), 銀河風ガス (水色), 原始ガス (黒). 右図: 銀河風で銀河から放出される割合と, 銀河の総質量の関係. 銀河風は小質量の銀河からより効率的に吹く.

量銀河では温度が高く X 線で観測される. 20% 程度は銀河風によって銀河間空間に放出されたガスで, 重元素を含む. 残りの 50% は, 一度も銀河に取り込まれたことがなく, 重元素を含まない原始ガスである.

銀河ごとに銀河風の効果を調べてみると, 銀河風は重力エネルギーの小さい小質量銀河から効率的に吹き, 小質量の銀河ほど銀河外に捨てる割合が多くなっている (図7, 右図). これが銀河の質量-金属量関係の起源となる. シミュレーションの結果は, 観測される近傍および遠方のガス成分^{28), 29)}における関係, 近傍の星成分における関係³⁰⁾ともよく一致する. 質量-金属量関係は, 超新星フィードバックのモデル化を検証するうえで最も重要な観測の一つで, 今後のさらなる観測が期待される.

質量-金属量関係の起源についてはほかに, momentum-driven wind 説³¹⁾, 星形成効率の違いとする説, はたまた IMF の違いだけで説明しようとする説などがある. 次章に述べるようなさまざまな天体における観測を統一的に説明できるかが判断材料となるであろう. 銀河風というアイデアは 1970 年代に提唱され³²⁾, one-zone model ではあた

りまえのように使われていた³³⁾. 実際に観測で, M82 の美しい画像が得られたり, 遠方銀河のスペクトルに現れたりするようになって, 他の分野にも認知されるようになったと思う. 銀河間空間に重元素が存在することも容易に説明がつく. 本研究ではそのアイデアをシミュレーションで実演してみせた.

3.5 化学進化のスケール依存性

化学進化の進み方は環境に強く依存し, 同じ時刻 (距離) でも金属量は場所によって異なる. 例えば, $z \sim 3$ (宇宙誕生から 20 億年後) で比較してみよう. (1) 遠方の明るい QSO ではすでに $1-2Z_{\odot}$ と非常に高くなっている. (2) Lyman break 銀河は, 活発な星形成を行っている大質量銀河で, 化学進化の進みは速く, $0.5Z_{\odot}$ に達している³⁴⁾. (3) それより小さい銀河は暗くて見えないが, 中性水素ガスが背景の光を吸収するため, QSO など明るい遠方天体のスペクトルに影となって現れる. ガスの密度が比較的高いと Damped Lyman α 系と呼ばれ, 金属量は $1/10-1/100Z_{\odot}$ で³⁵⁾, 元素組成パターンは近傍の矮小銀河と似ている. (4) 銀河の間にはもっと密度が低いガスの塊があり, Lyman α の森と呼ばれる吸収線となっ

て現れる。金属量は $1/100$ – $1/1,000 Z_{\odot}$ と非常に低い³⁶⁾。元素組成パターンは重力崩壊型超新星的で、Pair Instability 超新星の寄与は見られない。銀河間空間の重元素量があまり時間進化しないのならば³⁷⁾、種族 III の星による Pre-enrichment が効いているかもしれない。観測されているのは吸収線強度で、重元素量には直結しないが、(5) もっと密度の低いところは？ 温度が高くも低くもないので光らず、重元素もなく、宇宙が生まれたときの原始ガスのまま、誰にも見つかることなく、ひっそりと漂っているのだろうか。

一つの銀河の中でも星の金属量はある分布をもって広がっている。銀河の個々の星々の観測は、銀河系やマゼラン雲、ごく近傍の矮小銀河では可能になったが、それ以外の銀河ではまだまだ難しい。現在、銀河系で、最も金属量の低い星は太陽の三十万分の一³⁸⁾、重元素を全く含まない星はまだ一つも観測されていない。宇宙で最初に生まれた星は、どこにあるのだろうか。太陽のような小質量の星が生まれなかったので、みんな死んでしまったのだろうか、それとも銀河系以外のどこかにあるのだろうか。

4. これからの展望

宇宙には楕円銀河や渦状銀河、不規則銀河、矮小銀河など、さまざまな形態の銀河がある。そういった「銀河の形態」が何によって決まるのかはまだよくわかっていない。実は現代のシミュレーションでは、観測されるほど多くの円盤銀河を形成できず、またバルジの非常に小さい円盤銀河をつくるのも難しい。未来の超高解像度のシミュレーションでは、そういった銀河の形態の進化を直接的に議論することができるだろう。

観測は、続々と新しい結果を出してきている。SAURON プロジェクトでは、WHT-4 m 鏡に面分光装置 IFU を取り付け、近傍銀河のマッピング観測を行っている。銀河の各領域における力学構造、金属量、化学組成比が得られ、数年のうち

にすべての近傍銀河の内部構造が明らかにされる。同様の面分光装置は Gemini など 8–10 m クラスの巨大望遠鏡にも取り付けられ、さらに高解像度の結果が得られると期待される。遠方では、VLT 望遠鏡の SINFONI が活躍し始め、遠方銀河の力学構造が得られつつある。すばる望遠鏡の多天体分光装置 MOIRCS や FMOS などでは、質量–金属量関係が遠方銀河でも観測されるであろう。30 m 望遠鏡に AO をつけて……などと期待は膨らむばかりである。

期待は遠方ばかりではない。十年後には、GAIA, JASMINE などの位置天文衛星と HERMES, WFMOS などの大規模な多天体分光装置により、数万個の星々の運動と化学組成が得られ、局所銀河群の構造がつまびらかにされるだろう。そのような個々の星々の観測からわれわれの銀河系がどのように生まれたのかを探る「銀河考古学」もまた、次の時代に期待されるプロジェクトである。

それらと直接的に比較し、そこから物理過程を引き出し、宇宙の進化の歴史を明らかにするために、化学力学進化シミュレーションが必要とされる時代がきつとくるだろう。コンピューターに星形成、超新星爆発、元素合成といった物理法則を投げ込んで、宇宙の化学力学進化をシミュレーションする。それを見えた宇宙と見比べることで、どんなに観測装置が発達しても、決して見るののできない宇宙すら、知ってしまおうというのが、われわれの試みである。

謝 辞

まず筆者の指導教官であった野本憲一教授、有本信雄教授に感謝を述べさせていただく。辻本拓司さん、中里直人さん、児玉忠恭さん、蜂巢泉さん、加藤万里子さんにもご指導いただいた。本稿では、筆者が三年半を過ごしたマックスプランク研究所における Simon D. M. White 教授と Volker Springel 氏との共同研究を中心に紹介し

た。また本稿執筆中, Philipp Podsiadlowski, Rob Kennicutt, Max Pettini, Ken Freeman, Andrew Bunker 氏に議論と滞在援助をいただいた。日本学術振興会の特別研究員として採用され, 国立天文台の GRAPE システムを活用した。最後に, まだ英語も喋れぬ学生時代に故 Bernard E. J. Pagel 教授にいただいた無償の励ましを忘れない。

参考文献

- 1) Springel V., et al., 2005, Nature 435, 629
- 2) Lemson G., et al., 2006, astro-ph/0608019
- 3) Nagashima M., Yahagi H., Enoki M., Yoshii Y., Gouda N., 2005, ApJ 634, 26
- 4) Katz N., 1992, ApJ 391, 502
- 5) Steinmetz M., Müller E., 1994, A&A 281, L97
- 6) Bekki K., Shioya Y., 1997, ApJ 486, 197
- 7) Mori M., Yoshii Y., Tsujimoto T., Nomoto K., 1997, ApJ 478, L21
- 8) Nakasato N., Nomoto K., 2003, ApJ 588, 842
- 9) Kawata D., Gibson B. K., 2003, MNRAS 340, 908
- 10) Okamoto T., Eke V. R., Frenk C. S., Jenkins A., 2005, MNRAS 363, 1299
- 11) Nomoto K., et al., 2007, “元素はいかにつくられたか—超新星爆発と宇宙の化学進化”, 岩波書店
- 12) Hachisu I., Kato M., Nomoto K., 1996, ApJ 470, L97
- 13) Hachisu I., Kato M., Nomoto K., 2007, ApJ, submitted, astro-ph/0710.0319
- 14) Kobayashi C., Tsujimoto T., Nomoto K., Hachisu I., Kato M., 1998, ApJ 503, L155
- 15) Kobayashi C., Umeda H., Nomoto K., Tominaga N., Ohkubo T., 2006, ApJ 653, 1145
- 16) Cayrel R., et al., 2004, A&A 416, 1117
- 17) Kobayashi C., Springel V., White S. D. M., 2007, MNRAS 376, 1465
- 18) Madau P., Ferguson H. C., Dickinson M. E., Giavalisco M., Steidel C. C., Fruchter A., 1996, MNRAS 283, 1388
- 19) Connolly A. J., Szalay A. S., Dickinson M., Subba Rao M. U., Brunner R. J., 1997, ApJ 486, L11
- 20) Cowie L. L., Songaila A., Hu E. M., Cohen J. G., 1996, AJ 112, 839
- 21) Di Matteo T., Springel V., Hernquist L., 2005, Nature 433, 604
- 22) Naab T., Burkert A., Hernquist L., 1999, ApJ 523, 133
- 23) Nakasato N., Kobayashi C., 2003, 天文月報 96, 526
- 24) Kobayashi C., Arimoto N., 1999, ApJ 527, 573
- 25) Kobayashi C., 2004, MNRAS 347, 740
- 26) Kobayashi C., 2005, MNRAS 361, 1216
- 27) Thomas D., Maraston C., 2003, A&A 401, 429
- 28) Tremonti C. A., et al. 2004, ApJ 613, 898
- 29) Erb D. K., Shapley A. E., Pettini M., Steidel C. C., Reddy N. A., Adelberger K. L. 2006, ApJ 644, 813
- 30) Gallazzi A., Charlot S., Brinchmann J., White S. D. M., Tremonti C. A., 2005, MNRAS 362, 41
- 31) Oppenheimer B. D., Davé R., 2006, MNRAS 373, 1265
- 32) Larson R. B., 1974, MNRAS 169, 229
- 33) Arimoto N., Yoshii Y., 1987, A&A 173, 23
- 34) Pettini M., et al., 2001, ApJ 554, 981
- 35) Prochaska J., Gawiser E., Wolfe A. M., Castro S., Djorgovski S. G., 2003, ApJ 595, L9
- 36) Schaye J., Aguirre A., Kim T., Theuns T., Rauch M., Sargent W. L. W., 2003, ApJ 596, 768
- 37) Songaila A., 2001, ApJ 561, L153
- 38) Frebel A., et al., 2005, Nature 434, 871

Chemodynamical Simulations of Galaxies

Chiaki KOBAYASHI

National Astronomical Observatory of Japan, 2-21-1 Osawa, Mitaka-shi, Tokyo 181-8588, Japan

Abstract: How do galaxies form and evolve? Stars are like fossils; the history of a galaxy is imprinted on the kinematics and elemental abundances of the stars. The internal structures of galaxies are being observed with integral field spectrographs, and detailed observations for galactic archaeology in the Local Group will be obtained with multiobject spectroscopy and space astrometry missions. To clarify the underlying physical processes from such observational data, we simulate the chemodynamical evolution of galaxies including star formation, supernovae, and chemical enrichment. Stars in present-day massive galaxies formed in smaller galaxies at high redshifts, despite their late assembly times. Galactic winds blow efficiently from low mass galaxies and eject heavy elements into the intergalactic medium, which results in the observed mass-metallicity relations of galaxies.