

銀河形成シミュレーション ——これまでとこれから

岡本 崇

〈北海道大学大学院理学研究院 宇宙理学専攻 〒060-0810 北海道札幌市北区北10条西8丁目〉
e-mail: okamoto@astro1.sci.hokudai.ac.jp



銀河はわれわれの宇宙の基本的な構成要素である、と書くとき多くの観測家を敵に回すという噂を聞いたことがあるが、ほかに適当な書き出しも思いつかなかったのであえてこう言い切ってみる。この銀河宇宙がどのように進化してきたのかを知る最も直接的な手段が銀河形成シミュレーションである。ここでは、まず銀河形成シミュレーションとは何なのかについて説明する。そして、銀河形成シミュレーションが何を指すのか、それを用いて今までに何が明らかになってきたのかについて述べた後、これから先銀河形成シミュレーションが果たすべき役割について私の個人的な見解を述べる。

1. はじめに

シミュレーションの話の前にまず、銀河とは何かについて述べよう。宇宙の物質密度の80%以上はダークマターと呼ばれる重力相互作用（と弱い相互作用）しかし未知の物質で占められている。ダークマターの種類としては、宇宙初期にその熱運動が非相対論的であったコールドダークマター（CDMと呼ぶ）を仮定すると宇宙の構造を上手く説明できることが知られている。

このCDM宇宙では、初期の小さな密度のムラムラ（密度揺らぎと言う）を種として構造が形成される。密度が高い領域は、自己重力によりやがて宇宙膨張を振りきって収縮に転じ、ダークマターハロー（以下ダークハロー）と呼ばれる天体を形成する。この際、ダークマターと自身の重力によってガスも一緒にダークハローに集まってくる。密度の高くなったガスは光を放出して、そのエネルギーと圧力を失い、ダークハローの中心部に集まってきて角運動量で支えられるガス円盤を形成する。このガス円盤で星が形成されるとそれ

が銀河となる。

CDM宇宙では小さなダークハローから先に形成され、それが合体を繰り返すことにより大きなダークハローへと成長していく。そのため、合体後には一つのダークハローの中に複数の銀河が存在する状態になる。これらの銀河も、力学的摩擦と呼ばれる効果により、ダークハローの中心へと落ちていき、そこで合体する場合もある。近い質量の銀河同士が合体すると、円盤は破壊され、バ

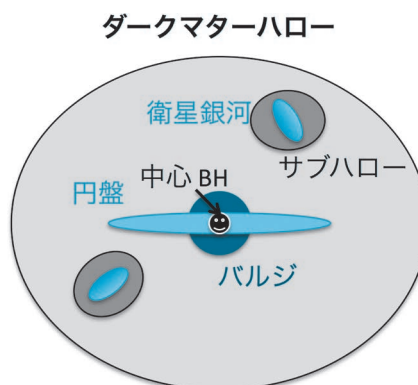


図1 銀河の模式図。

ルジと呼ばれる球状の構造へと変化することが知られている。そこへさらに角運動量をもったガスが降り積もることにより、銀河は大雑把には図1に示した模式図のような構造をもつ。つまり、銀河はダークハローの中心部に形成され、それはバルジと円盤という2成分をもつ。バルジの中心にはバルジ質量の1/1,000程度の質量の超巨大ブラックホールが存在する。中心に銀河をもつダークハローが合体してくることにより、中心銀河の周囲には衛星銀河と呼ばれる銀河が存在し、それらの衛星銀河も固有のダークハロー（サブハローと呼ぶ）を保持している。

2. 銀河形成シミュレーション

上記のようなプロセスをスーパーコンピュータの中の宇宙で追いかけるのが銀河形成シミュレーションである。具体的には、宇宙モデルに従って初期の密度揺らぎを与え、その重力による進化とガスの流体的相互作用を基礎方程式に従って解く。さらに、ガスの放射冷却、低温高密度ガスでの星形成、大質量星が寿命を迎え超新星爆発を起こし星間ガスを加熱するプロセス等（以下このような加熱過程をフィードバックと呼ぶ）を取り入れることにより、計算機の中の宇宙に銀河を形成するわけである。一方、ダークハローの形成過程だけを N 体シミュレーションで解き、その中でガスや星（バリオンと呼ぶ）の進化に対しては簡単なモデルを仮定して、銀河の形成・進化を追う手法は準解析的モデル¹⁾と呼ばれ銀河形成シミュレーションと区別される。

さて、宇宙初期にはほぼ一様に分布していたダークマターが自己重力で集まることにより、平均密度の200倍程度の密度をもつダークハローを形成し（ ~ 100 kpc程度のサイズ）、さらにその中心に星とガスの系である銀河（ ~ 10 kpc）が形成されるのだが、われわれが興味があるのはこの高密度な領域である。一方、長波長の揺らぎや潮汐相互作用による角運動量の獲得を正しく取り扱う

ためには ~ 100 Mpc程度の計算領域が必要である。そのため、興味のある高密度領域を扱える数値解像度を計算領域全体に適用するのは非常にコストがかかる。そこで銀河形成シミュレーションでは流体法として、粒子の重ね合わせで流体を表現し、粒子とともに座標点が移動するSmoothed Particle Hydrodynamics (SPH) 法²⁾や、数値分解能が必要などころに新たにより細かい計算格子を生成するAdaptive Mesh Refinement法³⁾、流体とともに動く格子生成点を用意し、生成された格子を用いて流体を解くMoving Mesh法⁴⁾のように、高密度領域を高い数値分解能で解く方法が用いられる。特にSPH法はその手軽さもあり、この分野では広く使われてきた。

3. わかってきたこと

CDMに基づいたシミュレーションで銀河を作る初期の試みは、われわれの銀河系（天の川銀河）のような円盤銀河がほとんど形成されず、バルジの卓越した銀河ばかりになるという結果に終わった⁵⁾。角運動量で支えられている円盤の形成が困難であったため、この問題は角運動量問題と呼ばれることとなった。さらに、天の川銀河の周囲にはたかだか20程度の衛星銀河しか存在しないにもかかわらず、CDMはそれらの衛星銀河と同じ回転速度、 $v_c = (GM(<r)/r)^{1/2}$ 、をもつサブハローが10倍程度存在することを予言する⁶⁾（衛星銀河問題）。また、CDMハローは中心部でその密度が半径の -1 から -1.5 乗のカスプ構造を持つことが知られている^{7), 8)}が、矮小銀河の観測からはダークハローの密度は中心部で半径によらずほぼ一定のコアになっているという示唆が得られた⁹⁾（コア-カスプ問題）。

これらの問題はすべて、CDMの密度揺らぎが小さなスケールでも大きいことに由来する。実際、銀河スケール以下で密度揺らぎをもたないような温かいダークマター（WDM）を導入すれば観測と矛盾しない円盤銀河ができることが示されている¹⁰⁾。

一方、CDMのように小さなスケールで密度揺らぎをもっている、そこで形成される小さなダークハローからバリオンを逃してやれば上記の問題は解決できる。具体的には、小さなダークハローはその重力ポテンシャルが浅いので、小規模な星形成に伴うフィードバックで残りのガスをすべてダークハローの外に吹き飛ばすことが可能かもしれない。問題は、星形成やそれに伴うフィードバックが起こるスケールは、銀河形成シミュレーションで扱えるスケールよりもずっと小さいために現象論的な取り扱いをせざるを得ないことである。われわれは星形成と超新星フィードバックに対する仮定を少し変更するだけで、同一の初期条件からバルジの卓越した楕円銀河から円盤の卓越した円盤銀河まで形成可能であることを示した¹¹⁾。もし、三つの問題がバリオンの物理過程の取り扱いによるものであった場合、WDMを導入する動機は弱くなる。またWDMでは銀河の形成が遅れるために、宇宙の再電離が観測から示唆されるよりも遅れるという問題も指摘されている¹²⁾。

近年になり、abundance matchingという手法により、観測から得られた銀河の星質量関数とシミュレーションから得られたダークハローの質量関数から、ダークハローの質量とその中心の銀河の星質量を関係づけることが可能になった。その結果、ほぼすべての銀河形成シミュレーションで、与えられたダークハロー質量に対して星を作り過ぎていること、つまり仮定したフィードバックの効果が弱すぎることが判明した¹³⁾。一方、この銀河の星質量とダークハロー質量の関係を満たす程度に強いフィードバックを仮定したシミュレーションでは図2のように天の川銀河のような銀河が形成されるであろうダークハローの中にそれらしい銀河が形成される^{14), 15)}。

さらに、このようにして得られた銀河の衛星銀河を調べると観測と矛盾しないものになっており、角運動量問題と同時に衛星銀河問題も解決できている。これはサブハローの浅いポテンシャル

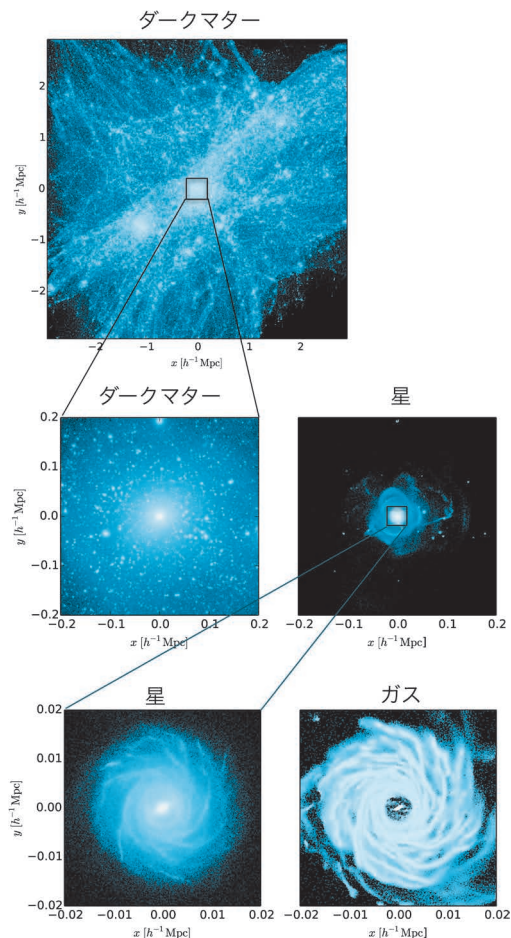


図2 天の川銀河質量の銀河形成シミュレーション¹⁵⁾。1辺 $100 h^{-1} \text{Mpc}$ のシミュレーション領域の $\sim 10^{12} h^{-1} M_{\odot}$ のダークマターハローが形成される領域だけを高解像度にするにより、十分に大きな計算領域と数値分解能を実現している ($h=0.73$)。上段はこうにして得られた、現在の高分解能領域内のダークマターの分布を示している。明るい色ほど高密度であることを示す。中心部にターゲットのダークハローが形成されている。中段はこのダークハローだけを表示したもの。左がダークマターの、右が星の分布である。下段は中段の中心部を拡大し、星とガスの分布を示している。

からは超新星フィードバックにより簡単にガスが失われ、形成される星の量が減ること¹⁶⁾、および、宇宙再電離の際にボリアル温度が $5,000 \text{ K}$ 以下のダークハローからはガスが蒸発してしまい、

その後星を作ることができないこと¹⁶⁾による。後者により、たとえ現在同じ回転速度をもつサブハローでも宇宙再電離時の回転速度の大小により、衛星銀河をもつものもたないものに分かれる。図2の中段を見ると、ダークハローには多くのサブハローが存在しているが、その中心に衛星銀河をもつものはほんの一部であることがわかる。

それでは、最後に残されたコア-カスプ問題は怎么样了のか。一般にガスはダークマターと異なり光を放出してエネルギーを失うこと（放射冷却）ができるのでダークマターよりも中心集中した分布をもつことになる。このバリオンの重力に引きずられてダークマター自身もより中心に集まるため、バリオン無しの N 体計算で得られたものよりも中心集中した密度構造をもつことになり、観測との矛盾は大きくなりそうである。ところが、バリオンは最速でも自由落下時間のタイムスケールでゆっくりと中心に集まってくるのに対し、フィードバックによる中心部からのガスの流出はこれよりもずっと急激に起こる。一瞬にして大量のガスを中心部から流出させるとその急激な重力ポテンシャルの変化によって中心部のダークマターは初期よりも高いエネルギーを得る。結果としてダークマターの中心集中度はバリオンを考慮していない場合と比較して小さくなり、コアのような構造をもつことが可能になる¹⁸⁾。

以上のように、CDMモデルが小さなスケールで多くの問題をもっていたように見えたのは、どうやらCDMモデルに変更が必要なわけではなく、バリオンの取り扱い、特にフィードバックの扱いが不適切であったことに起因していたようである。これはガスの冷却率がガス密度の2乗に比例するため、星間ガスの多相構造を直接分解できない銀河形成シミュレーションでは、星形成領域のような高密度領域にエネルギーを注入しても放射冷却でそのエネルギーが瞬時に失われてしまうためである。近年のシミュレーションではこの問題を避けるためにさまざまな工夫がされている

が、果たして本当にそこで仮定しているような強いフィードバックが実現されるのかどうかはよくわかっていない。

4. 大質量銀河

以上のように、主に銀河形成シミュレーションはCDMモデルの小さなスケールでの検証という動機で行われてきた。現在までの研究により、少なくとも星起源のフィードバック（巨大星からの放射や超新星爆発）を考えることにより、角運動量問題のような問題は解決できることが示された。では、同様のシミュレーションを天の川銀河質量の銀河だけでなく、さまざまな銀河に適用したらどうなるだろうか。この場合、天の川銀河以下の質量をもつ銀河の性質はだいたい自然に説明できる。だが、より大きなダークハローでまた星ができ過ぎてしまうという問題が発生する。これは、ダークハローのポテンシャルが深すぎて、星に起因するフィードバックではガス冷却を止めることができないからである。また、そもそもこのような大質量銀河はほとんど星形成を行っていない銀河が多く、星形成に起因するフィードバック自体がほとんど存在しないはずである。この問題は、銀河団のクリーニングフロー問題として古くから知られていた。

こうなると星以外からエネルギーを引っ張り出すしかない。そこで活動銀河核（AGN）が銀河形成の文脈で脚光を浴びることになる。AGNとは、銀河中心の超巨大ブラックホールにガスが落ち込む際に、その重力エネルギーを光やジェット／アウトフローとして放出する活動性を示すものである。AGNは時に銀河そのものよりも明るく、そのエネルギーは無視できない。また、中心ブラックホールの質量と銀河のバルジ質量や速度分散にはタイトな関係が存在することが知られており^{19), 20)}、どちらかの成長がもう片方の成長に、もしくはお互いがお互いの成長に影響を及ぼしているのではないかと考えられている。

問題は、星形成を行っていない銀河にはそもそもガスがあまり存在せず、AGNに大量のガスを供給することはできないことである。そこで、ブラックホール質量に比べて供給されるガスの量が非常に少ない場合には、AGNが明るく輝いているときはブラックホールの周囲の降着円盤の性質が変化し、ジェットが生成され、それが直接銀河団ガスを加熱して効果的にガス冷却を抑制する²¹⁾というようなことを考える。この場合、ガスの冷却時間が比較的長い大きなハローで優先的にガス冷却が抑制される。こうすることで、矮小銀河から巨大楕円銀河までシミュレーションでうまく観測を説明することが可能になる²²⁾。図3にこのシミュレーションで得られた銀河団を含む領域のガスの密度と温度の分布を示した。大規模構造に沿って銀河団が形成され、そこに大量の高温ガスが存在していることがわかる。

このような、大きなダークハロー内で優先的に働くようなフィードバックが必要であることはおそらくほとんどの研究者が認識していることであるが、それがAGNフィードバックであるという決定的な証拠があるわけではない。また、本当に銀河形成シミュレーションが仮定しているような高効率でAGNのエネルギーが銀河団ガスの加熱に使えるのかどうか、AGNの研究自体の発展を待たねばわからない。

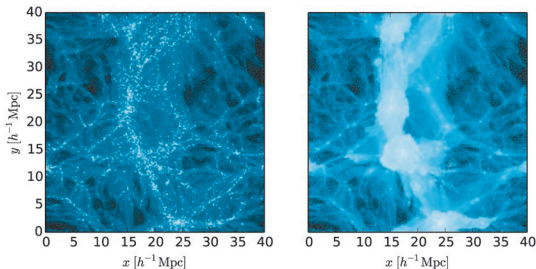


図3 1辺 $40 h^{-1} \text{Mpc}$ のシミュレーション領域の銀河団を含む $2 h^{-1} \text{Mpc}$ の厚さ内のガスの密度分布(左)と温度分布(右)²²⁾。明るい色ほど密度や温度が高い。

5. 今後の課題

ここ10年ほどで宇宙モデルがほぼ決まったこと²³⁾、銀河形成の理解が進んだこと、またスーパーコンピュータの能力の向上とシミュレーションコードの発達により、コンピュータの中に現実的な銀河宇宙を作ることが可能になってきた²⁴⁾。これらのシミュレーションを、現在の装置では観測できない遠方宇宙や、観測バンド数が少なく、観測からは性質を決定することが困難な銀河に適用し予言を行うことで、TMT等の将来の装置に対する提案や観測結果の解釈が可能となる^{25), 26)}。また、実際に観測を行って深刻な矛盾が発見されればわれわれの銀河形成に対する理解を改める必要が出てくるだろう。

おそらく、銀河形成を理解するうえで最大の不定性を生んでいるのは、星の初期質量関数の振る舞いがまだよくわかっていないことだろう。星の初期質量関数とは、例えば合計 $10^6 M_{\odot}$ の星が形成されたとして、どの質量の星が何個形成されるかを与えるものである。当然、同じ合計 $10^6 M_{\odot}$ の星が形成されても、大質量星が多い方が低質量星が多い場合に比べてずっと明るく輝き、超新星爆発で放出されるエネルギーや金属(ヘリウムより重い元素のこと)も多くなる。観測でわかるのは明るさなので、間違った初期質量関数を仮定すると、星質量や星形成率の見積もりを間違える。逆に、シミュレーションで得られるのは質量なので、初期質量関数が違うと同じ星形成率でも明るさの見積もりを間違えることになる。普通は太陽近傍から推測される初期質量関数を仮定するのだが、これが環境や金属量によって大きく変化することがあると観測から導き出した物理量やシミュレーションから予言する観測量の信頼性は著しく損なわれる。

もちろん、星の初期質量関数を決めるのは銀河形成というよりは星形成の分野に属する問題である。ただし、異なる種類の超新星爆発は異なる元

素組成比で元素を合成するので、元素組成比に注目することで、どのような環境で初期質量関数がどのように変化すべきなのかは銀河形成シミュレーションと観測を比較することで知ることができるかもしれない。

基本的なことと言えば、銀河は大きく分けて星形成銀河と星形成をほとんどしていない銀河に分けられ、その間を埋めるような星形成活動を示す銀河がほとんど存在しない。これは、銀河はあるタイミングで急激に星形成活動を終えていることを示唆しているが、何が星形成銀河から死んだような銀河への進化の引き金を引いているのかは諸説あってよくわかっておらず、銀河形成シミュレーションが明らかにすべきことである。

また、CDMにおける銀河形成の問題が（ほぼ）解決されたことで、宇宙論に対する銀河形成シミュレーションはその役割を終えたように見えるかもしれない。しかし、これらの問題を解決するために採用された強いフィードバックは10 Mpc程度の比較的長距離スケールのダークマターの分布にも影響を与えることがわかっており、その違いは分布のパワースペクトルにすると数%から数十%程度となる^{24), 27)}。宇宙論に対する予言には、主にバリオンを含まないダークマターのみシミュレーションが用いられており、将来の観測が1%以上の精度での測定を目指している以上、このバリオンの効果は決して無視できない。

謝 辞

本稿の内容は、主に2005年くらいから現在までに筆者らが発表した投稿論文に基づいている。多くの共同研究者の方々に感謝する。シミュレーションの大部分は筑波大学計算科学研究センターの学際共同利用と国立天文台 天文シミュレーションプロジェクトの共同利用によるものである。たいへん感謝しているが、XC-Bの計算資源が小さ過ぎてXC-Aに採用されないともう世界のほかのグループと戦えない。

参考文献

- 1) Nagashima M., et al., 2005, ApJ 634, 26
- 2) Springel V., 2005, MNRAS 365, 1105
- 3) Teyssier R., 2002, A&A 385, 337
- 4) Springel V., 2010, MNRAS 401, 791
- 5) Navarro J. F., Steinmetz M., 2000, ApJ 538, 477
- 6) Moore B., et al., 1999, ApJ 524, L19
- 7) Navarro J. F., et al., 1997, ApJ 490, 493
- 8) Moore B., et al., 1999, ApJ 499, L5
- 9) de Blok W. J. G., et al., ApJ 552, L23
- 10) Sommer-Larsen J., Dolgov A., 2001, ApJ 551, 608
- 11) Okamoto T., et al., 2005, MNRAS
- 12) Yoshida N., et al., 2003, ApJ 591, L1
- 13) Moster B., et al., 2013, MNRAS 428, 3121
- 14) Guedes J. et al., 2011, ApJ 742, 76
- 15) Okamoto T., 2013, MNRAS 428, 718
- 16) Okamoto T., et al., 2010, MNRAS 406, 208
- 17) Okamoto T., Frenk C. S., 2009, 399, L174
- 18) Governato F., et al., 2012, MNRAS 422, 1231
- 19) Marconi A., Hunt L. K., 2003, ApJ 589, L21
- 20) Treisman S., et al., 2002, ApJ 574, 740
- 21) Okamoto T., et al., 2008, MNRAS 385, 161
- 22) Okamoto T., et al., 2014, PASJ 66, 70
- 23) Planck Collaboration, 2013, arXiv:1303.5076
- 24) Vogelsberger M., et al., 2014, Nature 509, 177
- 25) Inoue A., et al., 2014, ApJ 780, L18
- 26) Shimizu I., et al., 2014, MNRAS 440, 731
- 27) van Daalen M. P., et al., 2011, MNRAS 415, 3649

Simulations of Galaxy Formation —Up to Now and from Now on Takashi OKAMOTO

*Department of Cosmosciences, Graduate School
of Science, Hokkaido University N10 W8,
Kita-ku, Sapporo 060-0810, Japan*

Abstract: Galaxies are fundamental constituents of the universe. Cosmological simulations of galaxy formation are one of the most powerful tools to investigate how the Universe evolves to the present state. I first describe what the simulations of galaxy formation are like. I then explain what is the goal of the studies that utilize the simulations, and what the simulations have revealed so far. Finally, I express my personal perspective on the future of the simulations of galaxy formation.