

銀河の衝突合体における星からのフィードバックと星形成則

藤田 彩豊 (東京大学大学院 理学系研究科)

Abstract

本講演は Hopkins et al. (2013) による、銀河の衝突合体を再現する数値流体シミュレーションのレビューである。~1 pc スケールの高い解像度でシミュレーションを行うと、超新星爆発や輻射圧などの星のフィードバックによる影響がより顕著に現れるようになってくる。Hopkins らは以前の論文で、星のフィードバックを考慮する銀河のモデルを構築し、1つの銀河についての高解像度のシミュレーションを行っていた。今回のシミュレーションは、このモデルを銀河の衝突合体に適用して、ガスや星の様子や星形成率などを探ることを目的としている。

このシミュレーションによって様々な結果が得られているが、本講演では特に銀河の大域的なガスの面密度と星形成率の関係 (Kennicutt-Schmidt 則; KS 則) に着目する。まず、銀河の衝突合体のシミュレーションを行うことにより、1つの銀河のシミュレーションと比べてガスの面密度が高い部分の星形成率を調べることができた。また、Hopkins らは従来のフィードバックが弱いモデルとの比較を行っている。従来のモデルで衝突合体を行うと、銀河のガス密度が低いにもかかわらず星形成率が観測よりも高くなってしまったが、Hopkins らのフィードバックモデルでは高いガス密度における KS 則を再現でき、観測とよく合う結果を得ることができた。また、このモデルは KS 則を恣意的に再現するためのパラメータを含んでいないので、星のフィードバックによって自然に KS 則を生じさせていると考えることができる。

1 Introduction

銀河進化や星形成史において、銀河の衝突合体が重要なファクターであることが観測によって知られている。銀河の衝突合体により、スターバーストと呼ばれる激しい星形成が行われる。中でも、最も急激なスターバーストを起こす銀河は $10^{12} L_{\odot}$ を超える赤外線光度を持っており、超高光度赤外線銀河 (ultraluminous infrared galaxy; ULIRG) と呼ばれる。このようにして作られた銀河は非常に高い星間ガス密度を有しており、星形成を理解する上でよい実験場となりうる。このような銀河は決まって銀河の衝突合体によって形成されたことが示されている (e.g. Joseph & Wright 1985)。

この研究の目的は、Hopkins らが Hopkins, Quataert & Murray (2011; 論文 I) と Hopkins, Quataert & Murray (2012a; 論文 II) で提唱した、超新星爆発や恒星風など、星による効果・フィードバックを考慮したモデルを、同程度の質量をもつ銀河同士の衝突合体 (major merger) に適用し、銀河衝突時の

ディスクの進化や星形成史などさまざまな星間物質に関する結果を探ることである。論文 I・II では、1つの星形成が行われている銀河についてのフィードバックモデルと星形成を扱ったが、この研究ではそれを銀河の衝突合体に応用する。

銀河の衝突合体による星形成やさまざまな物理を考える上で、星やダークマター、そして衝撃や冷却・星のフィードバックを加味した星間物質の相互作用を、広い範囲にわたって考慮する必要がある。例えば、フィードバックによってガスが散乱・攪拌され、銀河のガス密度や星形成率が変化する。これを計算するためには、高解像度の数値流体計算が最もよい方法である。しかし、計算機の性能による制約から、近年まで pc スケールの解像度で星間物質の構造や星によるフィードバックを詳細に計算することは不可能であった。最近になってようやく 1–10 pc スケールの計算を行うことができるようになり、すでにいくつかの研究で分子雲や星間物質の構造形成を計算する数値シミュレーションがされてきた。しかし、解像度が上がっていく一方、この pc スケールという非常

	ϵ_g (pc)	M_{halo} (M_{\odot})	c	V_{max} (km s^{-1})	M_{bary} (M_{\odot})	M_{b} (M_{\odot})	a (kpc)	M_{d} (M_{\odot})	r_{d} (kpc)	h (pc)	M_{g} (M_{\odot})	r_{g} (kpc)	f_{gas}	Z (Z_{\odot})
SMC	1.0	2.0e10	15	46	8.9e8	1e7	0.25	1.3e8	0.7	140	7.5e8	2.1	0.56	0.1
Sbc	3.1	1.5e11	11	86	1.05e10	1e9	0.35	4e9	1.3	320	5.5e9	2.6	0.36	0.3
MW	4.0	1.6e12	12	190	7.13e10	1.5e10	1.0	4.73e10	3.0	300	0.9e10	6.0	0.09	1.0
HiZ	7.0	1.4e12	3.5	230	1.07e11	7e9	1.2	3e10	1.6	130	7e10	3.2	0.49	0.5

表 1: 個々の銀河の初期条件を与えるパラメータ. それぞれのパラメータの表記については表 2 を参照.

に高い解像度に適したフィードバックを扱うモデルを扱ったシミュレーションを行う研究はされていなかった. 実際の銀河では, 恒星風や輻射などによって星間物質が攪拌されたり巨大分子雲が散らされたりするため, 解像度を上げると星によるフィードバックがより顕著に現れると考えられる.

本講演は特に Kennicutt-Schmidt 則 (KS 則; Kennicutt (1998)) について着目して, この法則は星間物質の密度と星形成率の関係を表している. KS 則は観測により経験的に導かれている法則であるが, これが表れる本質的な要因はまだ明らかになっていない. KS 則を考えるためには高い解像度のシミュレーションや, 星間物質の詳細な物理過程が必要となる. Hopkins らによるシミュレーションは, 今までのものよりはるかに解像度が高く, KS 則を議論することも可能となってきており, Hopkins らはこれを大きな成果の一つとしている. そのため, 本講演ではこの研究によって導かれた様々な結果の中でも, 特にこれに着目しレビューを行う.

2 Methods

この研究では, 論文 I・II で構築された, 星のフィードバックを考慮したモデルを扱っている. フィードバックの具体的な内容については §2.2 で紹介する. シミュレーションには Tree-SPH コード GADGET-3 (Springel 2005), 初期質量関数 (IMF) は Kroupa (2002), 星の性質 (光度や超新星爆発が起こる確率など) に関する計算は STARBURST99 モデル (Leitherer et al. 1999) を用いている.

ϵ_g	N 体計算の重力相互作用におけるソフトニング長
M_{halo}	ハローの質量
c	ハローの concentration (中心に向かってどれくらい質量が集中しているかを表す)
V_{max}	ハローにおける軌道速度の最大値
M_{bary}	銀河のバリオン(星+ガス)の質量の合計
M_{b}	バルジの質量
a	Hernquist (1990) の密度分布におけるバルジの大きさを表すパラメータ
M_{d}	ディスクにある星の質量の合計
M_{g}	ディスクにあるガスの質量
r_{g}	ディスクにあるガスの大きさ
f_{gas}	銀河の有効半径 R_e (ディスク全体の光度の半分となるような等光度線の半径) より内側のディスクの質量 (星 + ガス) に対するガスの質量の割合
Z	初期の星とガスの金属量

表 2: 表 1 にあるパラメータの表記の説明.

2.1 Disk models and parameters

ここでは,

- SMC: 小マゼラン雲型の矮小銀河
- MW: 天の川銀河型
- Sbc: 高光度赤外線銀河 (LIRG) 型
- HiZ: 高赤方偏移・大質量のスターバースト銀河

の 4 種類のモデルを扱っている; 4 つのモデルに対して設定するパラメータの値は表 1 に, パラメータの表記は表 2 で説明する.

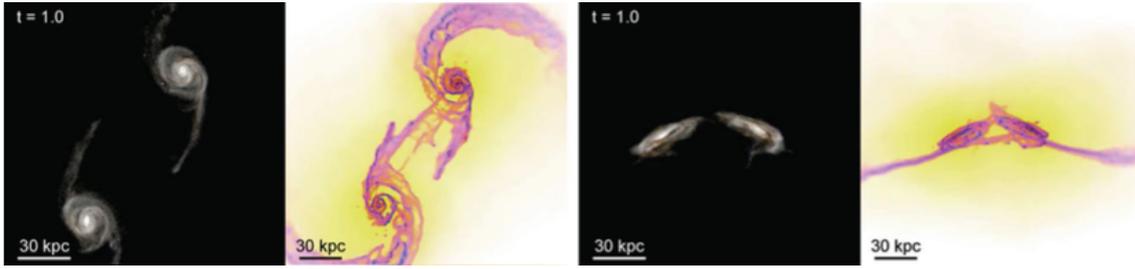


図 1: 角度 e (near-prograde) で MW モデルの銀河同士が衝突する様子を, 2 つの異なる角度から見たもの.

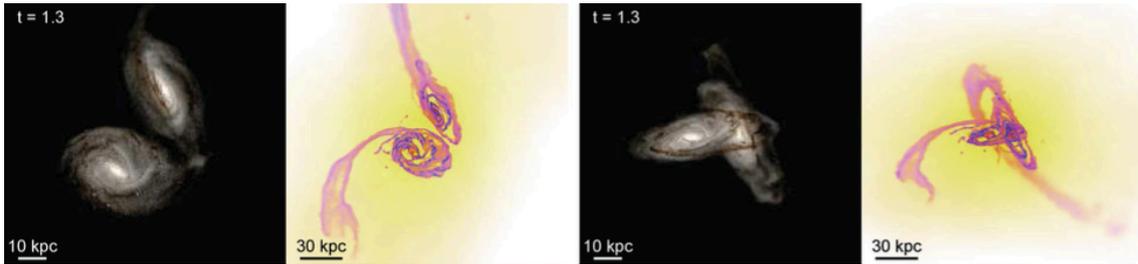


図 2: 角度 f (near-retrograde) で MW モデルの銀河同士が衝突する様子.

このシミュレーションでは, 同程度の質量, すなわち同じ種類のモデルの銀河同士が衝突することを想定している (equal-mass merger). 銀河が衝突する際の角度は, より自然に起こりうるものを想定して Cox et al. (2006) の near-prograde¹

$$e = (\theta_1, \phi_1, \theta_2, \phi_2) = (30, 60, -30, -45)$$

と near-retrograde²

$$f = (\theta_1, \phi_1, \theta_2, \phi_2) = (60, 60, 150, 0)$$

の 2 種類を採用している. 図 1 と図 2 に e, f のそれぞれの角度で銀河が衝突する様子を示している.

2.2 Stellar feedback

ここでは論文 I と論文 II で考慮された, 星に起因するフィードバックとは何かを説明する.

2.2.1 超新星爆発や恒星風, 輻射圧によるガスの運動量の増加

それぞれの時間において, ガス雲の中で局所的に密度が高い, 星形成領域を考える. このモデルでは, 半径がこの星形成領域の中心からあるガス粒子までの距離で定義される球の内側における, 星の粒子からの光度の合計を計算する. そこから, その星形成領域が紫外線で光学的に厚いと仮定すれば, ガスに対するフラックスを求めることができる. ガス雲は, 超新星爆発や恒星風など, 突発的に起こる輻射によって加速されて, 単位時間あたりに運動量が

$$\dot{P}_{\text{rad}} \simeq \frac{(1 + \tau_{\text{IR}})L_{\text{incident}}}{c} \quad (1)$$

だけ増加する. $\tau_{\text{IR}} = \Sigma_{\text{gas}} \kappa_{\text{IR}}$ は赤外線的光学的深さである. この式の $1 + \tau_{\text{IR}}$ は可視光や紫外線の放射のほとんどは吸収されて赤外線として再び放射されることを示している.

輻射圧の他に, 超新星爆発で放出された質量 (ejecta) や恒星風によってもガス雲の運動量が増加する. これらを含めて, 単位時間あたりの運動量の増加量を $\dot{P} = \dot{P}_{\text{rad}} + \dot{P}_{\text{SNe}} + \dot{P}_{\text{w}}$ とする. $\dot{P}_{\text{SNe}}(t, Z)$ と $\dot{P}_{\text{w}}(t, Z)$ は STARBURST99 を用いて計算している.

¹prograde は 2 つの銀河の回転の向きが同じという意味.

²retrograde は 2 つの銀河の回転の向きが逆向きという意味.

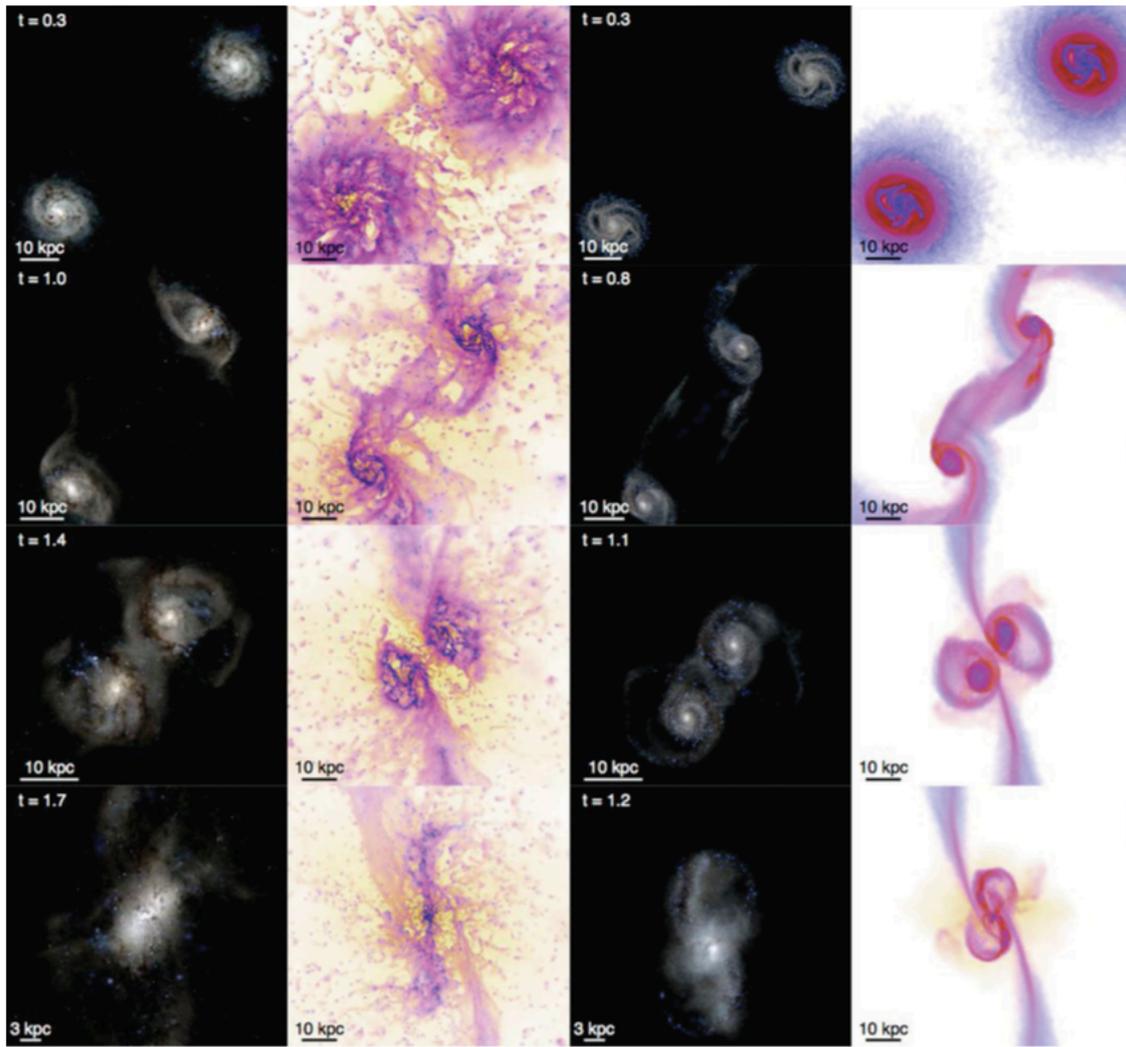


図 3: Sbc モデルの銀河 (LIRG) 同士の衝突合体のシミュレーション結果. 左の 2 列が Hopkins らのフィードバックモデルによる結果で, 右の 2 列は従来のモデルによる結果である.

2.2.2 超新星爆発や恒星風による衝撃波加熱

超新星爆発や恒星風による衝撃波により, ガスは高温に熱せられて泡状の構造を形成する. このとき, 圧力が非常に高い部分が生じることによって, 付近のガスが流体力学的に加速される. §2.2.1 で与えられた運動量は, 直接ガス雲の塊を動かしたことによるものであり, 熱的なものではない. したがって, ガスが衝撃波加熱を受けて熱エネルギーが与えられることによる効果も考える必要がある.

このシミュレーションでは, 時間の刻み幅も非常

に短い値をとって (~ 100–1000 yr), このような短いタイムスケールにおいて, 超新星爆発はある一定のエネルギーをガス雲に与えるような, 離散的な事象として捉えられる. II 型超新星に関しては, STARBURST99 での計算により, 爆発によって与えられるエネルギーがわかっている. ここでは, 爆発 1 回あたり平均で $E_0 = 10^{51}$ erg のエネルギーを仮定し, 単位時間あたりに起こる爆発の回数をポアソン分布に従ってランダムに与えている. I 型超新星爆発については, Mannucci et al. (2006) を用いている. しかし, ここで扱う系はすべて星形成が行われているよ

うな系であるため、熱エネルギーに対する寄与は II 型超新星によるものがほとんどである。

恒星風についても超新星爆発と同様、衝撃波加熱でガス雲を熱すると考えられる。この衝撃波加熱で与えられるエネルギーもまた、STARBURST99 によって求めている。この恒星風は、平均で $T_w \simeq 3 \times 10^7$ K の温度を持っている。初期では質量の大きい星が占めているために恒星風のエネルギーが高く、 $\sim 500 \text{ km s}^{-1}$ の速度を持っている。一方、時間が経つにつれて温度の低い漸近巨星分枝 (AGB) 星が占めるようになると恒星風のエネルギーは急速に減少し、 10 km s^{-1} ほどの速度の恒星風が占めるようになる。

2.2.3 ガスの再利用

星が進化して質量を放出することで、星から星間物質に質量が戻っていく。ある時代における星全体の質量が星間物質に戻る割合は、質量 M をもつ星が放出する質量を初期質量関数で重み付けしたものの積分で計算することができる。この値は Kroupa (2002) の初期質量関数を用いて計算すると $R \simeq 0.3$ となる。

2.2.4 HII 領域での光電離による加熱

若い星の周辺のガスは、光子によって電離されて $\sim 10^4$ K の温度を持っている。これは、密度が低い領域において、分子雲に対して重要な圧力源となっている。ここでは、個々の星の粒子に対して、単位時間あたりにどれだけ光子が水素を電離するかを計算する。STARBURST99 を用いて、1 つの星の粒子が作る、単位時間あたりに水素を電離する光子の数 \dot{N}_i を計算する。まず、最も近くのガスの粒子を考える。もしこのガスがすでに電離している場合は、次に近いガスの粒子を考える。もしこの粒子が電離していないときは、そのガス粒子の中の水素全てが電離された状態を保つために必要な、単位時間あたりに作られる光子の数 $\Delta \dot{N} = N(H)_j \beta n_e$ を計算する。ここで、 $N(H)$ はガス粒子の中の水素原子の数で、 $\beta \simeq 3 \times 10^{-13} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-1}$ は再結合のしやすさを表す再結合係数、 n_e はガス粒子の水素が全て電離したときの電子の数密度である。 $\dot{N}_i > \Delta \dot{N}$ のときは、この粒子は HII 領域に存在すると見なすことができ、光子は単位時間に $\dot{N}_i - \Delta \dot{N}_j$

だけ残ることになる。この方法を、また次に近いガス粒子に対しても繰り返し適用していく。 $\dot{N}_i > 0$ かつ $\dot{N}_i < \Delta \dot{N}_j$ に達したときは、 $p = \dot{N}_i / \Delta \dot{N}_j$ の確率でランダムにガス粒子を電離し、繰り返しを終了する。

2.2.5 広範囲にわたる輻射圧

輻射のほとんどが星の周辺で吸収されることは先に述べたが、いくらかの光子はここから抜け出していき、広い範囲にわたって吸収されていく。それぞれの星に対して、スペクトルエネルギー分布 (SED) L_ν を星の年齢と金属量の関数として作る。そして SED の減衰量を、光学的深さ

$$\tau_\nu = \kappa_\nu \Sigma \simeq \kappa_\nu \rho (h_{\text{sm1}} + |\nabla \ln \rho|^{-1}) \quad (2)$$

を用いて求める。ここで h_{sm1} は smoothed length で、 κ_ν は周波数に依存した吸収係数である。この SED から、長い距離にわたって広がった、周波数依存のエネルギーフラックスを求めることができ、ここから式 (1) を他の波長にも適用して力を計算することになる。

2.3 Star formation rate

本講演では KS 則に着目しており、これを議論する際に必要となるものが星形成率である。この研究では、解像できる最も小さなスケール ($\sim \text{pc}$ の softening/smoothing length) でガスの密度が高く、局所的に自己重力系を成しているならば、そのガスは自由落下時間 $t_{\text{ff}} = \sqrt{\frac{3\pi}{32G\rho}}$ で収縮して星形成が行われるとする。ある領域でガスが自己重力系を成している条件は、

$$\frac{|\nabla \cdot \mathbf{v}| + |\nabla \times \mathbf{v}|}{2G\rho} < 1 \quad (3)$$

で与えられる。ここから、単位体積あたりの星形成率を

$$\dot{\rho}_* = \frac{\rho}{t_{\text{ff}}(\rho)} \propto \rho^{3/2} \quad (4)$$

として、ガスの体積密度 ρ のみによる関数として与えている。§2.2 のフィードバックはガス粒子を加速させて分子雲を散乱・攪拌するため、ガスの密度に局所的な変化を与える。したがって、このフィードバック

が局所的な星形成率にも影響を及ぼすといえる。例えば、分子雲が散乱されて密度がある小さな領域で低くなれば、そこで星形成も低くなる。

3 Results

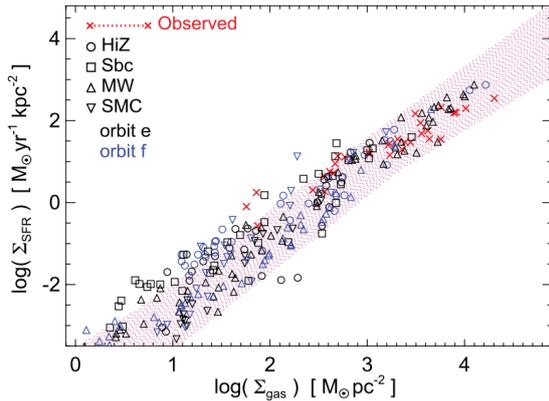


図 4: 4 種類の銀河で、それぞれ同じ種類の銀河同士が衝突合体したときの、ガスの面密度と星形成率の関係 (KS 則)。赤い×印は Kennicutt (1998) と Genzel et al. (2010) の観測データを合わせたもので、赤い帯状の領域は Bigiel et al. (2008) と Daddi et al. (2010) によるフィッティング。○, □, △, ▽印はそれぞれ Hopkins らの HiZ, Sbc, MW, SMC モデルによる結果をプロットしたもの。

図 3 は、LIRG 同士の衝突合体のシミュレーションを、Hopkins らのフィードバックモデルと従来のモデルを比較したもので、 t は経過時間 [Gyr] を示す。左の 2 列は Hopkins らのフィードバックモデルの星 (左から 1 列目) とガス (左から 2 列目) についてのシミュレーションで、右の 2 列は従来より使われてきた、分子雲レベルの小さなスケールのフィードバックを再現しないモデルの星 (左から 3 列目) とガス (左から 4 列目) についてのシミュレーションの結果である。ガスの色は温度に対応し、紫色は低温 ($T \lesssim 1000$ K)、白・黄色が高温 ($T \gtrsim 10^6$ K) を示す。従来のモデルと比較して、Hopkins らのモデルでは、小さなスケールでガスが散らされたり攪拌されたりする様子をより再現することができていることがわかる。

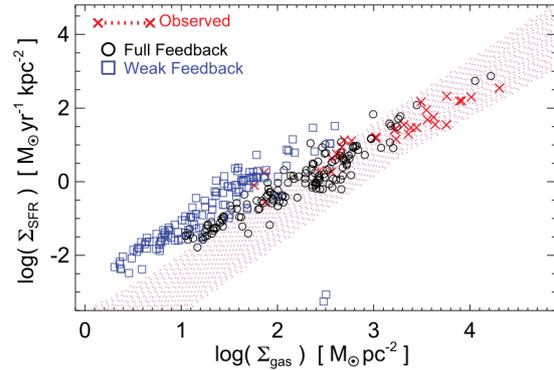


図 5: 図 4 と同様、ガスの面密度と星形成率の関係を示した図である。Hopkins らによるフィードバックモデル (○ 印) と、従来使われてきた解像度が低くフィードバックの効果が弱いモデル (□ 印) を比較したもので、HiZ モデル (スターバースト銀河) の結果をプロットしている。

図 4 は、Hopkins らのフィードバックモデルで銀河の衝突合体を再現したときのガスの面密度 (Σ_{gas}) と単位面積当たりの星形成率 (Σ_{SFR}) の関係を表し、Kennicutt (1998) と Genzel et al. (2010) による観測データと比較したものである。○, □, △, ▽ の各点は、シミュレーションで銀河の衝突前から衝突後まで、等しい時間間隔でガス面密度と星形成率をプロットしている。また、ここに示されている Σ_{gas} と Σ_{SFR} は half-SFR radius³ R_{50} より内側の領域で平均した、1 銀河における大域的な値をとっている。衝突前の銀河をプロットした点はガス面密度が低いところに現れ、衝突後の結果をプロットした点は、ガス面密度が高い所に現れている。さらに、この図 4 から、衝突合体するときの銀河の角度 e, f やモデルの種類に依らず、ガス面密度と星形成率は同じような傾向を示していることがわかる。

図 5 は、HiZ モデルのガス面密度と星形成率の関係を、従来のフィードバックの効果が弱いモデルと Hopkins らのフィードバックモデルを比較したものである。従来のモデルでは星のフィードバックが弱いため、銀河が衝突すると局所的にガス密度が高くなり、即座に星形成が行われるため、ガスを使い果たし

³ 銀河全体の星形成率の 50% を内包するような、銀河中心からの半径

てしまう。したがって、銀河全体を見るとガス密度が低い部分に現れている。また、このモデルでは全体的なガス密度が低いにもかかわらず、観測と比べて星形成率が高くなってしまっていることがわかる。一方で、Hopkins らのフィードバックモデルによる結果は、フィードバックによって局所的にガス密度が下がるため、星形成率も低くなる。したがって、銀河が衝突した後でもガスがある程度残されるために、銀河全体を見渡したときのガス密度は高くなる。

4 Discussion and Summary

このモデルには、恣意的に KS 則を再現するために設定できるようなパラメータが存在しない。すなわち、星のフィードバックの強さを KS 則に合うように調節しているわけではない。それにもかかわらず、図 4 と図 5 を見ると、従来のモデルと比較して銀河の星形成率がガスの面密度に対して低くなり、シミュレーションによる結果が観測データとよく一致していることがわかる。したがって、§2.2 で挙げられたフィードバックによりガスが加速されて散らされた結果、このような観測と合うような星形成則を自然に得られたと考えることができる。また、低温で密度の高い分子雲に対して星のフィードバックが与える効果のうち、超新星爆発の ejecta により与えられる運動量 (§2.2.1) や §2.2.2 や §2.2.4 の熱的な効果による圧力が与える影響は、輻射圧によるものと比べてはるかに小さいことが示されている (論文 II)。したがって、KS 則を考える上で、フィードバックの中でも輻射圧によるものが大きな割合を占めていると考えられる。

以前の Hopkins らの研究 (論文 I・II) では、1 つの銀河についてのフィードバックモデルを適用してシミュレーションを行っていた。一方、この研究では、フィードバックモデルを銀河の衝突合体に適用したことによって、ガス密度が高く星形成が活発な銀河についての KS 則を再現することができており、この研究の大きな成果の 1 つとなっている。

Reference

Bigiel F., Leroy A., Walter F., Brinks E., de Blok W. J. G., Madore B., Thornley M. D., 2008, AJ, 136, 2846

Cox T. J. et al., 2006b, ApJ, 650, 791

Daddi E. et al., 2010, ApJ, 714, L118

Genzel R., Tacconi L. J., Rigopoulou D., Lutz D., Tecza M., 2001, ApJ, 563, 527

Hernquist L., 1990, ApJ, 356, 359

Hopkins P. F., Quataert E., & Murray N., 2011, MNRAS, 417, 950

Hopkins P. F., Quataert E., & Murray N., 2012a, MNRAS, 421, 3488

Hopkins P. F., et al., 2013, MNRAS, 430, 1901-1927

Joseph R. D., Wright G. S., 1985, MNRAS, 214, 87

Kroupa P., 2002, Sci, 295, 82

Kennicutt R. C., Jr, 1998, ApJ, 498, 541

Leitherer C. et al., 1999, ApJS, 123, 3

Mannucci F., Della Valle M., Panagia N., 2006, MNRAS, 370, 773