

近赤外線分光観測で探る銀河進化

柏野大地

〈チューリッヒ工科大学 (ETH Zurich) CH-8093 チューリッヒ スイス〉

e-mail: kashinod@phys.ethz.ch



銀河進化研究は近年めまぐるしい進展を遂げている。その一因として世界の名だたる大望遠鏡に相次いで導入された近赤外線の多天体分光装置の活躍は欠かすことができないだろう。近赤外線分光観測は特に遠方の銀河の星形成率や星形成領域のガスの性質を調べるための強力な手段となる。筆者らはすばる望遠鏡のファイバー多天体分光器FMOSを用いて5,600個以上の銀河の分光観測を行った。これらの銀河ははるか遠方にあるため、われわれが観測するのは約100億年前の姿である。大昔の宇宙では銀河は非常に活発に星形成を行っており、現在の宇宙に見られる銀河とはさまざまな点で異なっていることが明らかになってきた。本稿では筆者らの観測結果に基づき、主に銀河内星間ガスの物理状態の赤方偏移進化について最新の研究成果を紹介する。

1. 銀河の進化と宇宙の星形成史

銀河は星の大集団であり、望遠鏡で観測すると美しい姿を見せてくれる。明るさ、形、色などがそれぞれに異なり、さまざまな様相を呈していることがわかる。これら銀河の姿は不変的なものではなく時々刻々と変化している。天文学者はこれをしばしば「銀河は進化している」という。銀河の進化は大きく二つのタイプに分けられる。一つ目は形の変化に着目する。銀河は多数の星やガスが重力によりまとまっている重力束縛系であり、その形態（例えば渦巻きやバーなどの構造）は重力による力学的な作用を受けて時間とともに変化する。これを「力学的進化」と呼ぶ。二つ目は銀河を構成している星やガスといった要素そのものの組成や性質の変化、およびそれに伴う色や明るさといった観測量的変化に着目する。これを（広義の）「化学進化」と呼ぶ。両者は互に関連し

ているが本稿では主に後者の化学進化に焦点を当てる。

星形成は銀河内の最も基本的な現象である。全ての銀河は現在進行形で、あるいは過去において、星を形成している。恒星の性質は主にその質量で決まる。太陽のような小質量星は表面温度が比較的低温で、可視光や近赤外線と多くのエネルギーを放出している。質量あたりのエネルギー放出率は低く、非常に長い時間輝くことができる（ひとこえ100億年）。一方、太陽質量の8倍を超えるような大質量星は表面温度が高く、エネルギーのピークが紫外線域に移る。エネルギー放出率が非常に高く、燃料である水素ガスをすぐに使い果たしてしまうため寿命は短い（ひとこえ1千万年）*1。

いま、多数の星が形成されたとしよう。初めは大質量星から放出される光が卓越しており、その星の集団は明るく青白く見えるだろう。しかし時

*1 実際には恒星の性質はその質量に応じて連続的に変化する。しかし恒星寿命の質量依存性が大きいため、銀河の時間スケールに比べて十分に寿命が長い小質量星と十分に短い（つまり一瞬とみなすことができる）大質量星という二つの区分に分けて考えても銀河進化の描像として良い近似が得られる。

間が経つにつれ質量の大きな星から順に寿命を迎え小質量の星だけが残されることになる。そのため系全体は徐々に暗くなり、同時に放射エネルギーのピークが長波長側へ移動していく。つまり色が赤くなっていくのである。これが銀河の星種族とそれにより決まる銀河の色の進化の基本となる考え方である。

恒星はその内部で水素とヘリウムから原子番号の大きい金属元素^{*2}を合成する。寿命が長い小質量星の内部で合成された金属は長くその恒星内部にとどまる。一方、寿命が短い大質量星で生成された金属はその恒星が寿命を迎えるとき超新星爆発によって星間空間にガスやダスト（固体微粒子）として放出される。星形成が進めば進むほど銀河内の金属量は豊富になっていく。そのため金属量は銀河進化の重要な指標となる（第4章）。狭義では化学進化と言った場合、特にこの金属量の時間変化を指す。

銀河は非常に明るいためはるか遠方の宇宙にあっても観測することができる。大きな空間を考え、その中に含まれるすべての銀河の星形成率（1年間に形成される星の質量の合計）を合計し、その空間の体積で割った値を宇宙の星形成率密度という。遠方の銀河まで観測することで星形成率密度を宇宙年齢の関数として調べることができる。長年の観測により明らかになってきた星形成率密度の時間変化を図1に示した¹⁾。これを宇宙の星形成史と呼ぶ。これによると現在の宇宙から時間をさかのぼるにつれて宇宙全体の星形成は活発になっていくことがわかる。100億年前には現在の約100倍もの効率で星が形成されていたようである。また、個々の銀河を見ても、より遠方の銀河ほど星形成率が高いということが観測により示されている（詳しくは第3章を参照されたい）。しかし、さらに時間をさかのぼると宇宙の星形成率密度は低下していく。これはそもそも宇宙に存

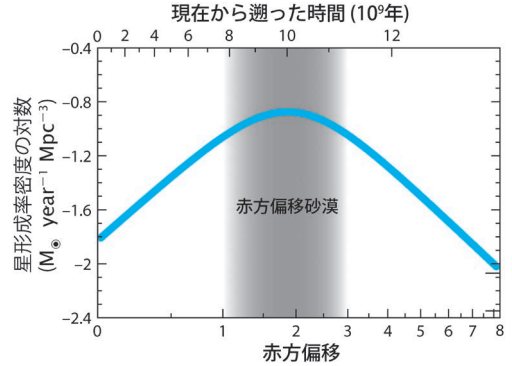


図1 宇宙の星形成史。横軸は赤方偏移（上軸に現在からさかのぼった時間）、縦軸は形成率密度。実線はさまざまな観測結果から推定されたものである¹⁾。

在する銀河の数が減少するためであると考えられる。

2. 切り拓かれた赤方偏移砂漠

銀河研究者はそれぞれの興味に従い、あるいは観測装置の特性を活かしてさまざまな時代の銀河を研究している。しかし星形成ピーク期である赤方偏移 $z \sim 1-3$ の観測的研究には長年大きな問題があった。

多くの銀河を一度に捉えるには撮像観測が有利であるが個々の銀河の詳細な物理状態や正確な距離（赤方偏移）を調べるためには分光分光観測が不可欠である。従来より分光技術や観測装置が成熟していた可視光帯にはH α 、H β 輝線や窒素や酸素などの金属元素の輝線が見られる。これらの輝線はいずれも明るく観測が容易であり、銀河の基本的な物理量である星形成率や金属量、ガスの物理状態を調べる指標としてよく確立されている。しかし、赤方偏移が1を超えるような銀河については、本来ならば可視光域に見られるこれらの輝線がわれわれに届くまでの間に近赤外線に赤方偏移してしまう。近赤外線の分光観測は可視

^{*2} 天文学では、しばしばヘリウム（He）より原子番号の大きな元素をひとまとめに金属元素あるいは重元素と呼ぶ。

光に比べて発展途上であったことから、赤方偏移 $z \sim 1-3$ の銀河を分光し詳細な物理量を調べることは難しかった。この状況を指して、この赤方偏移範囲は「赤方偏移砂漠」と呼ばれてきた。

しかし、この問題は2010年頃に近赤外線分光装置が8-10 m級の大望遠鏡に相次いで導入されたことで瞬く間に解決された*3。Keck望遠鏡のMOSFIRE、欧州南天天文台VLTのKMOS、そしてすばる望遠鏡のファイバー多天体分光器Fiber Multi-Object Spectrograph (FMOS) などである。その能力はそれぞれに異なり、互いに相補的である。そして、いずれもマルチオブジェクト、すなわち一定視野内に含まれる複数の天体を同時に分光観測することが可能であり、大サンプルを効率的に構築することができる。

FMOSはすばる望遠鏡の主焦点に取り付けられ、直径30分角の広い視野と同時観測可能な天体数(約200天体)が大きな特徴である²⁾。他の装置に先んじて2010年からサイエンス運用が始まった。また、2012年からは高分散モードの運用も開始され、輝線の詳細な情報を得られるようになった。筆者らはこのFMOS高分散モードを用いて、2012年3月から2016年4月まで4年間にわたり、赤方偏移 $z \sim 1.6$ の星形成銀河の分光観測プロジェクト、FMOS-COSMOSサーベイを行ってきた³⁾。ハワイ大学との共同プロジェクトであり、合計73晩(うち、天候に恵まれたのは47晩)に及ぶ観測を行い、計5,600個以上の銀河のスペクトルデータを得た。

3. 銀河の星形成主系列

銀河は二つのグループに分けられる。「星を形成している銀河(星形成銀河)」と「(ほとんど)星を形成していない銀河」である。これらはさまざまな観測量についての分布の二峰性として表れる。わかりやすいのは図2に示した色-等級図で

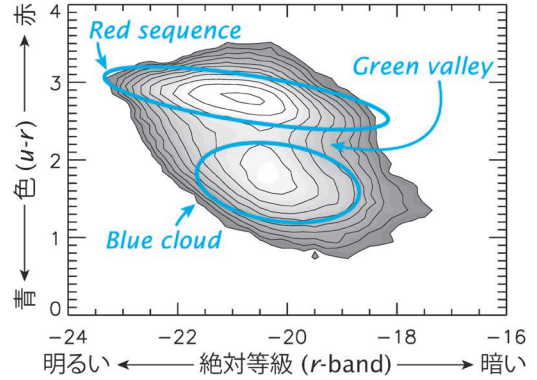


図2 横軸に絶対等級 (r バンド)、縦軸に色 (u - r バンドの等級の差)を示した色-等級図。等高線は比較的近傍に存在する銀河の分布を表す。スローンデジタルスカイサーベイで得られた約23万個の赤方偏移0.1以下の銀河の測光データをもとに作成した。

あろう。等高線で示した銀河の分布は赤い側と青い側の2カ所でピークを示す。青側のグループは「blue cloud」と呼ばれる。青い色は寿命の短い大質量星が放射する紫外線を反映したものであり、今現在その銀河で星形成が行われていることを示している。一方、赤い系列「red sequence」はほとんど星形成が行われていない銀河のグループであり、寿命の長い小質量星の色を反映している。この中間部分は「green valley」と呼ばれる分布の谷になっている。

近年では多波長測光や分光データの充実により、銀河の質量や星形成率を精度良く決定できるようになった。これにより、大部分の星形成銀河は随分と行儀良く星形成を行っているという重要な事実が見いだされた。赤方偏移 $z \sim 0.1$ 程度の比較的近傍の銀河について、星形成率と星質量(ガスなどを含まない星だけの質量)がよく相関していることがわかったのである。図3に等高線で示したのが近傍銀河の分布である。带状に細長く整列していることがわかる。この系列は「星形成主系列」と呼ばれている。星形成主系列の存在は、

*3 本稿では触れていないが、すばる望遠鏡には以前よりMOIRCSという近赤外線の撮像と多天体分光が可能な装置もあり、現在まで大きな成果を上げている。われわれが用いたFMOSとは相補的な装置である。

銀河の星形成が何らかのメカニズムでよく制御されていること、星形成銀河から星形成をしていない赤い銀河への移行のタイムスケールが短いことを示唆している。

前章では輝線が星形成率の指標になると述べたが、その物理を少し詳しく見よう。星形成領域の周囲では、大質量星から放射される紫外線にあぶられて水素を主成分とする星間ガスは電離される。電離した自由電子はすぐに別の水素原子核に出会い、再結合する。つまりガスは電離と再結合が絶え間なく繰り返されている状態にある。この再結合した電子がエネルギー準位の高い軌道から低い軌道に遷移するとき準位差に応じたエネルギーをもつ光子が放射され、これが輝線として観測される。このような輝線を再結合線と呼び、このうち主量子数 $n=3 \rightarrow 2$ の遷移に対応するのが波長 $6,563 \text{ \AA}$ の $H\alpha$ 輝線である。ガスが電離平衡状態にあるとき、単位時間辺りに放射される $H\alpha$ 輝線の光子数は星が放射する電離光子の数と釣り合う。このことから、 $H\alpha$ 輝線の強度から大質量星の個数を定めることができる。小質量星は電離に寄与しないため、この方法では直接見積もることはできないが、大質量星に対する割合を仮定することで質量の小さいものから大きいものまで合計した星形成率を導くことができる。

近赤外線分光装置により赤方偏移が1を超える銀河についても $H\alpha$ 輝線を観測することができるようになったのは先に述べたとおりである。われわれはFMOSを用いて世界に先駆けて多数の赤方偏移およそ1.6の銀河について $H\alpha$ 輝線強度を測定し、正確な星形成率を求めた。そして、星質量と星形成率は非常に強く相関していることを確かめ、この時代の銀河の星形成主系列を確立したのである。図3の青丸(●)はわれわれが観測した銀河、太線は直線で関係を表したものである⁴⁾。また点線は赤方偏移 $z \sim 1$ の観測結果である。過去にさかのぼるほど同じ質量の銀河でも活発に星形成を行っていることがわかる。われわれの観測した星

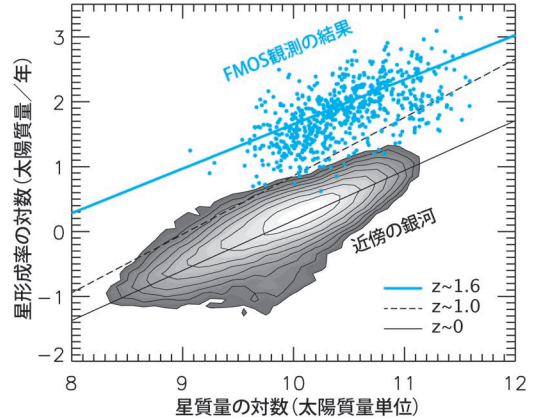


図3 銀河の星形成主系列。横軸は銀河の星質量、縦軸は星形成率である。等高線で示したのはSDSS DR12に含まれる近傍星形成銀河の分布。 $z \sim 0$ および $z \sim 1$ の関係は文献5より。

形成率は近傍銀河のそれと比べ、どの星質量で比べても約20倍大きい。現在ではさらに広い赤方偏移の範囲で詳細に星形成主系列の進化が調べられ、傾きの赤方偏移進化や質量依存性などが指摘されている。これらの観測事実は、銀河進化モデルを構築するうえで重要な手掛かりになる。

4. 銀河の金属量進化

第1章で述べたように、金属元素は銀河の星形成活動により生成される。金属量というと恒星大気に含まれるそれを指す場合と星間ガス中のそれを指す場合がある。恒星大気中の金属量はその星ができた過去の時点における星間ガスの金属量を反映している。一方、星間ガス中の金属量は現時点における金属量進化の指標となる。本稿では特に後者に着目する。ここでは水素原子 10^{12} 個当たりの酸素原子の個数の対数として、 $12 + \log(O/H)$ のように表す。

星形成領域の周囲ではガスは電離状態にある。そこでは水素原子だけではなく、ガス中に含まれる酸素、窒素といった金属元素も電離され、可視光域において禁制線を放射する。この金属禁制線と水素の再結合線の強度比からガスに含まれる金

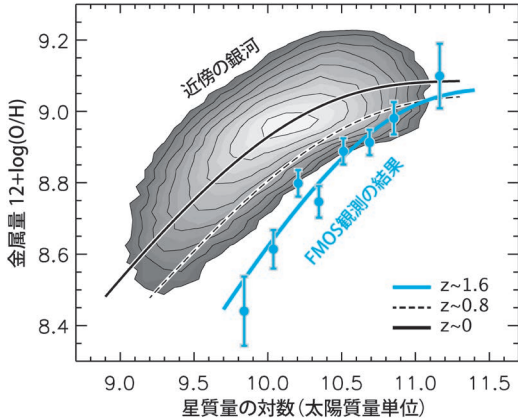


図4 星質量-金属量関係。横軸は銀河の星質量、縦軸は金属量 ($12+\log(O/H)$) である。等高線は近傍星形成銀河の分布を示す。青丸(●)はわれわれが得た赤方偏移 $z\sim 1.6$ の結果である。黒実線、破線、青実線はそれぞれ、赤方偏移 $z\sim 0, 0.8, 1.6$ の観測結果を経験則的な関数で表したものの⁷⁾。

属元素の割合を推定することができる。よく確立された指標の一つが [N II] $\lambda 6584$ 輝線と H α の強度比であり、本稿では文献6に与えられる較正を用いて金属量を求めた。

金属量は銀河の星質量と強く相関していることが知られている。これら二つの物理量が共にその銀河の過去の星形成活動の蓄積の指標であることを考えれば、これはしかるべきものだろう。この関係は星質量-金属量関係と呼ばれている。図4にスローンデジタルスカイサーベイで得られた分布を等高線で示した。小質量側では星質量と金属量の強い相関が見られ、大質量側になるほど傾きが緩やかになっていることがわかる。黒の実線は、小質量側では星質量のべき乗に比例し、大質量側では $12+\log(O/H)=9.1$ に漸近する経験則的な関数で分布を表したものである⁷⁾。

この星質量-金属量関係は赤方偏移によって大きく変化する。われわれの結果である赤方偏移 $z\sim 1.6$ の星形成銀河の金属量を青丸(●)で示した。ここではサンプル銀河を星質量の値によって8個のグループに分け、それぞれのグループごと

に銀河のスペクトルを平均化(スペクトルスタッキング)して [N II] と H α 輝線の強度を測っている。このようにすることで強度の弱い [N II] 輝線が検出されていない銀河も含めて平均的な値を求めることができる。図4からほぼすべての星質量の範囲において、高赤方偏移銀河の金属量は近傍銀河と比べて小さい、つまり化学的な進化が近傍銀河ほど進んでいないということがわかる。一方で $10^{11} M_{\odot}$ 以上の大質量銀河は近傍銀河とほぼ同程度の大きな金属量をもつ。つまり100億年前の宇宙において、非常に質量が大きな銀河はすでに化学的に成熟していたということである^{8),9)}。

星質量-金属量関係の進化は上述の経験則的関数で表すとよりわかりやすい。青実線はわれわれのデータ点を表したものの(赤方偏移 $z\sim 1.6$)、破線は赤方偏移 $z\sim 0.8$ の結果である⁷⁾。三つの異なる赤方偏移の結果を比べると、大質量側ではほぼ同じ値に金属量が漸近していること、小質量側の傾きが同程度であることがわかる。一方で、水平方向の位置は高赤方偏移ほど大質量側にずれている。このような観測結果は銀河進化モデルを制限するうえで非常に重要な手掛かりとなる(次章参照)。現在、さらに遠方の銀河についても星質量-金属量関係の精密な測定が競って行われている。

5. 金属量と星形成率の関係

次は金属量と星形成率の関係について考えよう。同じ星質量でも星形成率が高い銀河ほど金属量は小さいというように、星形成率と金属量は逆相関の関係にあることが知られている。これはガスの流入によって説明される。銀河に金属量の小さなガスが流入すると、その銀河の金属元素を含む星間ガスは薄まり金属量が下がる。一方で流入したガスは新たな星形成の材料となるため、その銀河の星形成率を増加させるのである¹⁰⁾。これらの相互関係は簡単な金属量進化のモデルでよく記述できる。ここではガスが流出入する系を考え、以下に述べることを仮定する¹¹⁾。1) 星形成

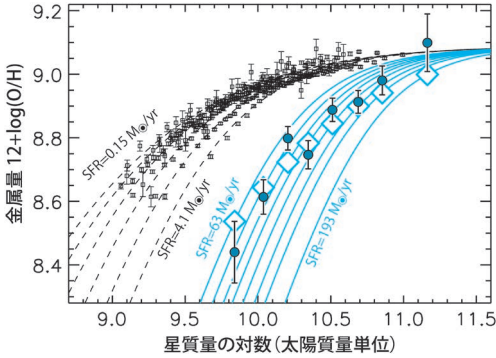


図5 近傍および高赤方偏移銀河の星質量-金属量-星形成率関係と理論モデルの比較(縦軸・横軸は図4と同じ)．□は近傍銀河の星質量と星形成率でグループ分けした場合の平均的な金属量と星質量を示す．青丸(●)は高赤方偏移銀河の観測結果(図4と同じ)．曲線は異なる星形成率に対してモデルから予想される星質量と金属量の関係を示す．点線は近傍銀河の星形成率，青実線は高赤方偏移銀河の8グループの平均星形成率に対応する．青実線上の菱形(◇)は高赤方偏移銀河の各グループの平均星質量・星形成率に対して予想される金属量を表す．近傍銀河，高赤方偏移銀河ともにモデル予想とよく一致していることがわかる．

率はガスの質量に比例する，2) 流出するガスの量は星形成率に比例する，3) 流出するガスの金属量は銀河全体のそれと同じ．すなわち，星形成率とガスの量が互いにバランスを取り合い，その結果として金属量が決まるという仕組みである．このようにして金属量を星質量と星形成率の関数として表すと，いくつかのパラメータを調整することで実際の銀河の星質量，金属量，星形成率の値をうまく説明することができる．

図5に近傍銀河の金属量を示した．ここで，近傍銀河は星質量と星形成率によって細かくグループ分けされており，各グループの平均金属量を示している(x軸を星質量としており，紙面では星形成率の違いは表現できない)．これに対し，図

の破線は上記のモデルから得られる星質量-金属量-星形成率の関係である．ここでは近傍銀河に対応する6通りの星形成率 $SFR=0.15 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ から $4.1 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ に対して星質量-金属量関係を表示している．観測データ点が理論モデルによりよく再現されていることがわかる．

次にこれを高赤方偏移銀河の星形成率まで延長しよう．われわれの高赤方偏移銀河の観測データを濃い青丸(●)で示した．これらは図4と同じく，星質量で分けられた8個のグループごとの平均金属量である．青実線は各グループの平均星形成率に対してモデル計算から得られる星質量-金属量関係である．さらに，各グループの平均星質量(データ点のx軸の値)における金属量のモデル値を菱形(◇)で示した．データ点(●)とモデル値(◇)を比べると，誤差の範囲内でよく一致していることがわかる．つまり，一つの化学進化モデルで近傍銀河から高赤方偏移銀河まで幅広い星形成率の範囲にわたって星質量-金属量-星形成率の関係をよく表すことができるのである．これは上記のモデルが妥当であるということであり，高赤方偏移銀河では高い星形成率を維持するために大量のガスが流入していることを強く示唆している．実際にALMA望遠鏡などによる分子雲の直接観測によって，高赤方偏移銀河のガス質量比は近傍銀河に比べて高いことが確かめられている．

6. 電離ガスの密度

星形成領域の電離ガスの密度は 1 cm^3 あたり水素原子1個から1,000個程度である．どんな星形成領域を見るか，中心部なのか外縁部なのかによって密度は異なるため，およそ3桁の幅がある．しかし，銀河全体としてみると近傍銀河では典型的な密度としては $10\text{--}50 \text{ cm}^{-3}$ 程度である．

電離ガスの密度*4は一階電離した酸素や硫黄

*4 正確に言えば，ここで求めるのは自由電子の密度である．中性の水素は陽子1個と電子1個からなるが，電離ガスはその大部分が電離した水素である．そのため，自由電子の数密度と水素原子核の数密度はほぼ同じであり，またガスの粒子密度はそれらの和，つまり2倍となる．

原子が放射する衝突励起禁制線の強度比から推定することができる。われわれはH α 輝線と同時に観測される硫黄輝線 [S II] $\lambda\lambda$ 6717, 6731を用いた。しかし、これらの輝線はH α 輝線に比べて非常に弱いので、一つひとつの銀河に対して個別に輝線比を測定することは難しい。そこで金属量測定と同様にスタッキング解析を行った。

554個のスペクトルを平均化したところ、[S II]輝線比を精度良く測定することができた。その結果、自由電子の密度として $220_{-130}^{+170} \text{ cm}^{-3}$ という値を得た⁷⁾。つまり、高赤方偏移銀河の星形成領域のガスの密度は近傍の銀河と比べて数倍から10倍程度高いということがわかったのである。銀河全体としての星形成率が高いというだけでなく、星形成の現場そのものの状況も近傍銀河の場合と異なっているというのは非常に面白い発見である。この事実は、後の章で再度取り上げる。

7. ガスの電離・励起状態

銀河内のガスの性質として重要なのは金属量や密度だけではない。さまざまな元素の輝線比を詳しく測定すると、ガスの電離状態やガスがどのような放射にさらされて電離しているのかを調べることができる。このように輝線比を用いて電離ガスの状態を調べる手法を輝線診断法^{*5}という。輝線診断は特にガスの電離源を判別したいときに重要になる。ここまで星形成領域に付随する電離ガス、つまり若い大質量星によって電離されたガスのみを考えてきたが、銀河には星以外にも電離源になるものがある。銀河全体の観測量に大きな影響を及ぼすのが活動銀河核 (AGN) である。ほとんどの銀河の中心には巨大なブラックホール (BH) が存在すると考えられている。この中心BHに大量の物質が落ち込むと、BHの周りに降着円盤が形成される。降着円盤は非常に高温 (およそ20万度) になり強力な紫外線やX線

を放射し、周囲のガスを電離する。同じ組成のガスであっても、AGN降着円盤の放射により電離されたガスは星形成領域のガスとは電離状態が異なり、特徴的な輝線強度比を示す。

AGNをもつ銀河を区別するために、特によく用いられるのが輝線比 [N II]/H α を横軸に、[O III]/H β を縦軸にとったBaldwin-Phillips-Terlevich (BPT) 図である。多数の近傍の銀河についてこれらの輝線比を観測すると、図6に等高線で示したようにV字型の分布になる。このうち黒の実線で示した左側の系列がAGNをもたない星形成銀河の集まりである。左上から右下に向かって金属量と星質量が大きくなる。一方、V字の右側はAGN銀河の集まりである。AGNの周囲では電離ポテンシャルの大きな金属元素の電離が促進されるため、これらの輝線比が大きくなる。この境目は厳密に決められるものではないが、経験的に破線で示した境界線でAGNをもたない星形成銀河とAGN銀河に区別される¹²⁾。

前置きが長くなってしまったが、本稿では星形成領域でのガスの電離に注目しているので、AGNのことは少し脇に置いておこう。以下、単に星形成銀河と言った場合、AGNを持たないものを指す。前述したように近傍の星形成銀河はBPT図で細く伸びた分布を示す。この系列はどの時代の銀河を見ても不変なのだろうか？ 答えは否である。図6にわれわれの観測結果である赤方偏移 $z \sim 1.6$ の銀河の輝線比を青丸で示した。これらは平均的に、近傍銀河の分布に比べて右上方向にずれていることがわかるだろう。なお、これらの銀河がAGNをもたないものであることは注意深く確認している。個々のデータ点を代表する青実線を見るとよりわかりやすい。また濃い青丸は、銀河サンプルを星質量により五つのグループに分け、スペクトルスタッキングにより輝線比を求めた結果である^{*6}。これも青実線とよく一致し

*5 すでに見てきたように輝線比から金属量や密度を求めるのも輝線診断の一種である。

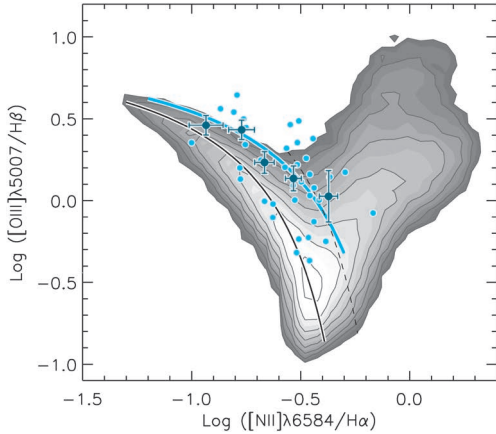


図6 BPT図(横軸, 縦軸はそれぞれ輝線比 $[N II]/H\alpha$ と $[O III]/H\beta$ の対数). 等高線は近傍銀河の分布である. 青丸はFMOSで観測した高赤方偏移 ($z \sim 1.6$) の銀河, 濃い青丸はスタッキングの結果である.

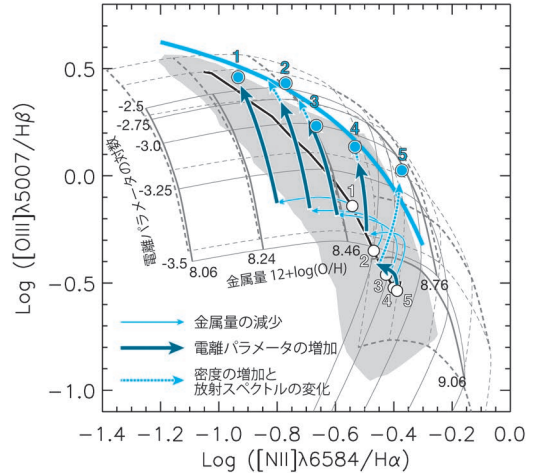


図7 BPT図における観測データとモデル計算の比較. 図6と同じく, 青丸 (●) は高赤方偏移銀河を星質量で分けた5グループごとの平均 (1→5の順に星質量が大きくなる). 白丸 (○) は近傍銀河を高赤方偏移銀河と同じ星質量範囲でグループ分けしたときの各グループの平均を表す. グレーの領域は近傍星形成銀河が分布する領域 (AGN部分は除く). 湾曲した格子は異なる金属量と電離パラメータに対してモデル計算から得られた輝線比を示している. 各矢印はそれぞれの物理的要因 (金属量の減少・電離パラメータの増加など) によって輝線比がどのように変化するかを示している.

ており, やはり分布のずれを明確に示している*7. 次章では高赤方偏移銀河と近傍銀河の輝線比の不一致は何によって生じるのかを検討する.

8. 近傍銀河と遠方銀河の違いと原因

高赤方偏移と近傍銀河の輝線比の違いは何に起因するのだろうか? これを突き止めるため, われわれは近傍銀河と高赤方偏移銀河のそれぞれの観測値とモデル計算¹⁵⁾を比較した. モデル計算ではさまざまなガスの状態や電離放射場の強度に対して水素や金属元素の電離状態を理論計算により決定し, 輝線比を得る. 電離放射場の強度は電離パラメータで特徴づけられる. これは単位時間当たりに照射される電離光子数とガスの密度の比である. 電離パラメータが大きいと, 特に酸素の2階電離が促進され $[O III]/H\beta$ 輝線強度比が大きくなる.

図7は再びBPT図である. 図6に示した高赤方偏移銀河の五つのデータ点 (●) と, これと同じ星質量範囲で平均化した近傍銀河の輝線比 (○) を示した. 数字が1から5になるに従って平均的な星質量が大きくなる. 湾曲した格子の交点はさまざまな金属量と電離パラメータの値に対してモデル計算から得られた輝線比を示している. 実線の格子は近傍銀河の典型的なガス密度 (約 20 cm^{-3}), 点線の格子は10倍のガス密度 (約 200 cm^{-3}) に対するモデル計算の結果である.

*6 第4章で述べたように, スタッキング解析では $[N II]$ や $H\beta$ といった弱い輝線が検出できなかったものも含めている. このため, すべての輝線が検出されたものだけを見るよりも, サンプル銀河の平均的な姿を調べることができる.

*7 われわれの観測は赤方偏移1.6付近の銀河を対象にしているが, 赤方偏移 $z \sim 2$ の銀河についてはKeck望遠鏡のMOS-FIREが大きな成果を上げている^{13), 14)}. しかしながら, より高赤方偏移でこのずれが大きくなるのかどうかについては結論は出ていない.

これを手掛かりに同じ星質量の近傍銀河と高赤方偏移銀河の輝線比の違いの原因を考えたい。輝線強度比の変化を電離ガスの物理量の変化と結びつけて理解しよう。まず第4章で述べたように、高赤方偏移銀河は同じ質量の近傍銀河と比べて金属量が小さい。近傍銀河のデータ点(○)から出ている細い青矢印は金属量の変化(減少)に伴う輝線比の変化を示している。ただし、星質量の最も大きいグループ(No. 5)では金属量の変化はほとんどない。金属量の変化だけでは高赤方偏移銀河のデータ点(●)は説明できないことは明らかである。ここで重要になるのが電離パラメータである。格子の電離パラメータ軸に沿う太い青矢印が電離パラメータの増加による輝線比の変化である。電離パラメータを直接決定することはわれわれの観測データだけでは困難だ。しかし理論モデルと比較することにより、高赤方偏移銀河で観測される輝線比を矛盾なく説明するには同じ質量の近傍銀河に比べて約2-3倍大きな電離パラメータが必要があることがわかった。最後に点線矢印で第6章で述べたガス密度の増加(+放射スペクトルの変化)から予想される輝線比の変化を示した。これにより近傍から高赤方偏移への輝線比の変化が説明できた。

まとめると、今回の研究対象である高赤方偏移銀河の輝線比は、同じ星質量の近傍銀河と比較したとき「金属量の減少」「電離パラメータの増加」「ガス密度の増加」のすべてを考慮することでうまく説明できる。言い換えれば、これらすべてを考慮しなければ説明できないということである。なかでも電離パラメータの増加が輝線比の変化とそれに伴うBPT図上でのずれの本質的な要因である。電離パラメータはガスに照射する電離光子の数(フラックス)とガス密度の比である。電離パラメータが大きいということはガスがより強い放射にあぶられているということの意味する。

これらの観測事実から高赤方偏移銀河の星形成領域の様子を想像してみよう。まず電子密度の観

測結果(第6章)から近傍銀河の星形成率に比べて密度の濃いガスの中で星が形成されていると考えられる。そして強い電離放射場の理由としては、1)一つの星形成領域において近傍銀河よりも多くの星が形成されている、2)形成される星のうち大質量星の割合が高い、3)形成される星の金属量が低いことなどが考えられる。3)については、第4章で述べたように高赤方偏移銀河のガスの金属量が小さいため、形成される星も金属量が小さい。星が放射する電離光子の一部は星の外層に含まれる金属元素に吸収されてしまうが、金属量が小さいと吸収が抑えられ放射が強くなるのである。

9. まとめ

本稿で述べてきたように、多くの研究により高赤方偏移銀河の星形成の物理について多くの状況証拠がそろいつつある。これによって上述のように星形成領域の物理状態の赤方偏移進化についてある程度見当をつけることができた。一方で、科学として重要な定量的な評価は現状の観測データではまだ難しい。本稿で述べた解釈をするうえで詳しくは触れていない仮定をいくつかおいている。これらが間違っており結論が覆ることもあるかもしれない。

銀河進化の理解は日進月歩で進んでいる(筆者も取り残されないように必死である)。本稿で扱った輝線観測による星形成現象に関する研究ではFMOSの後継機として、すばる望遠鏡に搭載される予定の主焦点分光器Prime Focus Spectrograph(PFS)や欧州南天天文台VLT/MOONSといった次世代の近赤外多天体観測装置が大きな前進をもたらすと期待している。これらの装置は一度に分光観測できる波長範囲が現行の多天体分光装置に比べて非常に広い。これにより重要な輝線を一網打尽にでき、不定性の少ない測定が可能になる。またFMOSをはるかに超える同時観測可能な天体数(PFSはFMOSの6倍にあたる約2,400

本のファイバーをもつ)は大サンプルを構築する
うで非常に有効である。過去10年で、われわれ
はスローンデジタルスカイサーベイをはじめと
する銀河探査による観測データから、観測天体数
の爆発的な増加がわれわれの理解にパラダイムシ
フトをもたらすということを学んだ。なぜ数が重
要か？ それは銀河というものが諸現象が絡み
合った非常に複雑な天体だからである。銀河を特
徴づけるパラメータは無数にあり、絡み合ったひ
もを一つずつほどこいて銀河進化を理解するには、
広範なパラメータ空間を埋め尽くす巨大な銀河サ
ンプルが必要なのである。次の5-10年の間に次
世代観測装置によりもたらされる膨大かつ革新的
な観測データがわれわれの銀河進化についての理
解を飛躍的に進展させることは間違いない。

謝 辞

すばる望遠鏡FMOSは2016年4月24日夜の観
測を最後に、次世代装置の導入に備え退役した。
4年間、FMOS観測に携わってきた筆者にとって、
最後の観測に立ち会うことができたのはたいへん
うれしいことである。FMOSの開発・運用に尽
力してこられた方々、サポートアストロノマーの
青木賢太郎さんには改めて謝意を表したい。ま
た、本稿を執筆する機会をくださった大栗真宗氏
に感謝いたします。

本稿の内容は筆者の博士論文¹⁶⁾ および筆者ら
が発表した査読付き論文^{3), 4), 8), 9)} に基づいてい
ます。

参考文献

- 1) Madau P, Dickinson M., 2014, ARA&A 52, 415
- 2) Kimura M., et al., 2010, PASJ 62, 1135
- 3) Silverman J. D., et al., 2015, ApJS 220, 12
- 4) Kashino D., et al., 2013, ApJL 777, L8
- 5) Elbaz D., et al., 2007, A&A 468, 33
- 6) Maiolino R., et al., 2008, A&A 488, 463
- 7) Zahid H. J., et al., 2014, ApJ 791, 130
- 8) Zahid H. J., et al., 2014, ApJ 792, 75
- 9) Kashino D., et al., 2017, ApJ 835, 88
- 10) Mannucci F., et al., 2010, MNRAS 408, 2115
- 11) Lilly S. J., et al., 2013, ApJ 772, 119
- 12) Kauffmann G., et al., 2003, MNRAS 346, 1055
- 13) Steidel C. C., et al., 2014, ApJ 795, 165
- 14) Shapley A. E., et al., 2015, ApJ 801, 88
- 15) Dopita M., et al., 2016, Ap&SS 361, 61
- 16) 柏野大地, 2016, 博士論文 (名古屋大学)

Exploring Galaxy Evolution with Near-Infrared Spectroscopy

Daichi KASHINO

*Institute for Astronomy, ETH Zürich, CH-8093
Zürich, Switzerland*

Abstract: Our understanding of galaxy evolution and formation has grown rapidly in the past years. Near-infrared multi-object spectrographs installed on 8-10 m-class telescopes have been absolutely imperative for the great success. We have carried out a spectroscopic survey with Fiber Multi-Object Spectrograph (FMOS) mounted on the Subaru telescope and acquired near-infrared spectra for more than 5,600 galaxies. Target galaxies exist in the distant Universe and what we see is what they were ten billion yeas ago. It has been revealed that those galaxies formed stars with much higher efficiencies and were different from present-day galaxies in various ways. In this article, we report our recent research and results on the evolution of the physical properties of star-forming ionized gas on the basis of our FMOS observations.