

# [O III]輝線銀河で探る 銀河形成の“最盛期前夜”



鈴木 智子

〈東北大学大学院理学研究科天文学専攻 〒980-8578 宮城県仙台市青葉区荒巻字青葉 6-3〉  
e-mail: suzuki.tomoko@astr.tohoku.ac.jp

宇宙における銀河の星形成活動性は、今からおよそ80-110億年前にピークを迎えたと考えられている。本研究では、その最盛期をさらに10億年ほど遡った最盛期前夜とも言える時代（赤方偏移 $z=3-3.6$ ）に着目している。 $z=3-3.6$ の星形成銀河を捉えるために、われわれは従来用いられてきた紫外線ではなく静止系5007 Åにある酸素の2階電離輝線（[O III]輝線）を指標として用いてきた。 $z>3$ の[O III]輝線銀河のサンプルに対して、測光・分光データを用いてその星形成活動性や星間空間の物理状態を調べた。われわれのサンプルを $z\sim 2$ の星形成銀河サンプルと比較をしたところ、ある星質量に対して星形成活動性や星間空間の物理状態に大きな違いは見られないという結果が得られた。これは、最盛期以前の時代では、星形成銀河のもつ星形成率や金属量といった物理量は、主にその星質量で決められているということを示唆している。一方で、星質量-星形成率関係に沿った分布のオフセットから、個々の銀河は $z>3$ から最盛期に向けてその星質量を大きく増加させるということが示唆され、この二つの時代の間には銀河の進化はその星質量の成長とともに大きく進んでいったのだろうと考えられる。

## 1. はじめに

銀河は宇宙の大規模構造を作り出す構成要素であり、大規模構造のスケールで見ればほぼ点源として捉えられるが、ひとたび個々の銀河に目を移せばそれらは非常に個性豊かで多様な色や形もっている。長い宇宙の歴史の中で、銀河は常に同じ姿をしていたわけではなく、内的もしくは外的な要因によってその姿形・性質を変化させてきた。この銀河の変化（進化）がどのようにして進んでいったのかをひもといていくことは、宇宙の歴史を理解しようとするうえでは欠かすことができないと言える。

そのような個性豊かな天体である銀河の形成・進化を観測的に研究するといっても、そのアプローチの仕方は実に多様である。本稿では、銀河

の星や星形成領域から放たれる光を主に捉える可視・近赤外線観測をもとにして、今からおよそ115億年前の星形成銀河の諸性質を調べたわれわれの研究について紹介したい。

## 2. 宇宙の星形成史と星形成銀河の進化

銀河が星を作る活発さ（以下、星形成活動性と呼ぶ）は、遠くの（つまりは昔の）宇宙へと遡るにつれて高くなり、そして今からおよそ80-110億年前辺りを境にして、宇宙の始まりに向けてまた下降していくと考えられている<sup>1)</sup>。銀河の星形成活動性が非常に高かった80-110億年前の時代は銀河形成・進化の最盛期とも呼ばれている。さらに、その中でも星形成活動性のピークは赤方偏移 $z\sim 2-3$ 付近にあると言われており、これらの時代は銀河形成・進化のシナリオをひもとくうえで

重要な位置づけにある。

各時代の星形成銀河の星質量と星形成率の関係を調べると、二つの物理量の間には正の相関が見られることがよく知られている<sup>2)</sup>。この相関は、恒星の主系列になぞらえて“星形成主系列”などと呼ばれている。ある時代の大部分の星形成銀河はこの星形成主系列の周りに分布し、その分散は非常に小さい。このことから、星形成主系列はある時代の銀河がもつ星形成の標準的なモードとして考えられている。さらにこの星形成主系列の赤方偏移進化を追っていくと、ある星質量で見たときに遠方の星形成銀河ほど高い星形成率を示すということがわかってきている<sup>3)</sup>。例えば、 $z \sim 2$ における星形成主系列は $z=0$ の関係に対しておよそ20倍高い星形成率をもっている。

銀河の金属量(重元素量)も銀河進化を考えるうえで重要な物理量である。本稿で金属量と言った場合には、銀河の電離ガスにどれくらい重元素が含まれているかということを中心に指し、水素に対する酸素の存在量として表している。炭素や酸素、そのほかもっと重い元素は主に星の内部で合成されるが、特に寿命の短い星が死ぬ際に起こる超新星爆発や星風などによってそれらの重元素は星間空間へとばらまかれる。こうして金属量の高くなったガスをもとにして次世代の星が形成されていく。このように、銀河のガスの金属量は基本的には銀河内部での星形成活動が進むにつれて高くなっていくので、銀河の金属量の豊富さは銀河のこれまでの星形成活動と関係していると言える。実際に、星形成銀河の星質量と金属量の間には正の相関が見られる<sup>4)</sup>。また、この星質量と金属量の関係の赤方偏移進化を見てみると、遠方へいくほど星形成銀河の金属量は減少する<sup>5)</sup>。電離ガスの金属量の進化は特に低星質量の銀河で顕著に見られることが $z \lesssim 2.5$ における観測から知られている。

星形成率や金属量の赤方偏移進化は、これまで銀河形成最盛期の時代まで( $z \lesssim 2.5$ )で重点的に調べられてきた。しかしながら、最盛期をより

遡った $z > 3$ の時代においては、 $z \lesssim 2.5$ までと比較すると観測・研究が十分に進んでいるとは言えない。星形成活動性に関して、 $z > 3$ において上昇するのか、一定に保たれるのか、もしくは減少するのかということに関してはまだ統一的な解釈は得られていない。また、金属量をはじめとした星間ガスの物理状態については、まだ限られた数の星形成銀河に対してしか行われていないという状況である。

### 3. $z > 3$ における星形成銀河探査

$z > 3$ の星形成銀河に着目した研究では、大質量星から放射される紫外線を指標として選ばれた星形成銀河サンプルがよく用いられてきた。例えば、ライマンブレイクと呼ばれる特徴的なスペクトルの形を捉えることで銀河を選択する手法はよく用いられているものの一つである<sup>6)</sup>(ライマンブレイクを捉えることで選ばれた銀河をライマンブレイク銀河と呼ぶ)。また、静止波長1216 Åにあるライマンアルファ(以下、Ly $\alpha$ )輝線を捉えることで銀河を選択するという手法もある(これらはLy $\alpha$ 輝線銀河と呼ばれる)。紫外線は星形成領域に存在する大質量星からの光を直接捉えられる良い指標であるが、その一方で波長が短いため銀河中に存在するダスト(塵)によって吸収されやすい。そのため、紫外線だけを星形成銀河の指標として用いていると、色が青く若い星形成銀河を拾ってしまいがちになる。こういった偏りをできる限り小さくして $z > 3$ の時代を調べるためには、よりダスト減光に強い他の指標も用いることが重要となる。

ダスト減光の影響をなるべく受けずに星形成銀河を捉えるためには、より波長の長いところにある指標を用いるのが良い。例えば静止波長6563 ÅにあるH $\alpha$ 輝線は、星形成の指標として最もよく用いられているものの一つであるが、残念ながらこの輝線は $z \gtrsim 2.6$ においてはKバンドよりも長い波長へとシフトしてしまうため、地上観測では

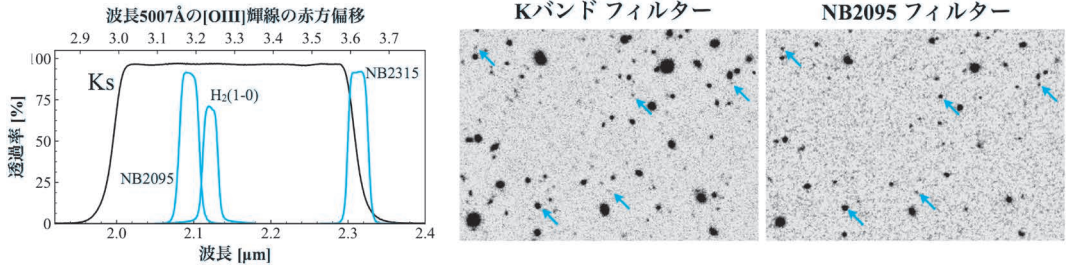


図1 (左) 本研究で用いたすばる望遠鏡のMOIRCSに搭載されているNBフィルターとKsバンドフィルターの透過曲線を示した図。H2(1-0) フィルターはHiZELSで用いられているKバンド帯のNBフィルターと同じもの。(右) すばるXMM-Newtonディープサーベイ領域においてKバンドとNB2095というNBフィルターで撮られた画像の一部。矢印で示しているのが、 $z \sim 3.2$ の [O III] 輝線銀河であると分類されたもの。NBフィルターの透過波長域にちょうど輝線が入ってくることによって、NBフィルターの画像でより明るく見える。

捉えることができない。そこでわれわれの研究グループでは、 $z > 3$ の星形成銀河を紫外線に頼らずに捉えるために、H $\alpha$ 輝線と同じ静止系可視域にある波長5007 Åの酸素の2階電離輝線（以下、[O III]輝線）に着目した。

[O III]輝線と聞くと、その放出源としては活動銀河核 (Active Galactic Nuclei; 以下, AGN) を思い浮かべることが多いと思う。AGNの狭輝線領域からは強い [O III]輝線が放射されている。例えば [O III]輝線の強さをもとに近傍銀河を選ぶと、AGNをもつ天体かもしくは非常に低星質量で金属量の低い銀河が主に選ばれてくることになる。しかしながら、近年の $z \sim 1-2.5$ の星形成銀河を対象とした大規模な近赤外線分光観測によって、この時代の星形成銀河は近傍の銀河と比較して系統的に強い [O III]輝線を示すということがわかってきた<sup>7)</sup>。これは遠方に行くほど星形成銀河の金属量がより低くなる、もしくは電離状態がより高くなるためだと考えられている。遠方の星形成銀河が一般的に強い [O III]輝線をもつこと、そして紫外線よりもダスト減光に強いことから、この輝線が遠方の星形成銀河の指標として使えるのではないかと言うことが期待される。

#### 4. 狭帯域フィルターを用いた撮像観測

銀河の電離ガスから放射される輝線を指標とし

て星形成銀河を捉えたいと考えたとき、よく行われているのが狭帯域 (narrow-band; 以下, NB) フィルターと呼ばれる特殊なフィルターを用いた撮像観測である<sup>8)</sup>。図1の左のパネルは、すばる望遠鏡の近赤外線撮像分光装置MOIRCSに搭載されている、本研究で用いたNBフィルターの透過曲線を表している。NBフィルターの透過波長域に赤方偏移してきた輝線が入ってくると、その輝線のためにNBフィルターで撮った画像がブロードバンド (Kバンドなど) で撮った画像よりも相対的に明るくなる (図1右)。この原理で撮像データから効率よく輝線の強い銀河を選び出すことが可能となるのである。このようにして選ばれた銀河サンプルには、異なる赤方偏移の異なる輝線銀河が混ざっているため、個々の輝線銀河の赤方偏移の推定が必要となる。赤方偏移の推定には、銀河の複数のブロードバンドの明るさを比べることで色を調べたり、測光赤方偏移を求めるといったことが行われる。

Kバンド帯のNBフィルターを用いることで、 $z \sim 3-3.6$ の [O III]輝線を捉えることができる (図1左)。NBフィルターの典型的な幅は250 Å程度で、この幅は $z \sim 3$ では赤方偏移の範囲として $\Delta z \sim \pm 0.025$ に相当する。先述のライマンブレイクをブロードバンドで捉えるような観測では、典型的に $\Delta z \sim 1$ となるのに対し、ある特定の狭い赤方偏

移範囲の星形成銀河を捉えられるという点がNBフィルターを用いた星形成銀河探索の利点の一つとなっている。

最盛期前後の星形成銀河を狙ったNBフィルターによる撮像観測はすばる望遠鏡のMOIRCSを用いたMahalo-Subaru<sup>9)</sup>や、同じくハワイのマウナケア山頂にあるUKIRT (United Kingdom Infrared Telescope; イギリス赤外線望遠鏡)の広視野カメラWFCAMを用いたHiZELS<sup>10)</sup>といったプロジェクトがある。本研究では、この二つのサーベイで得られた $z=3.2, 3.6$ の[O III]輝線銀河サンプルを用いて、測光データおよび分光データなどから $z>3$ の星形成銀河の星形成活動性や星間空間の物理状態を調べてきた<sup>11), 12)</sup>。

## 5. [O III]輝線でみる遠方銀河

$z>3$ の[O III]輝線銀河の話へと移る前に、[O III]輝線が本当に遠方の星形成銀河の指標として使えるのかということを定量的に検証した研究について紹介したい<sup>13)</sup>。

第3章でも述べたが、[O III]輝線の放射源としては星形成銀河のほかにAGNが考えられるため、[O III]輝線を指標として選んだサンプルにはAGNがより多く含まれるという可能性がある。また、[O III]輝線の強度はガスの金属量や電離状態に敏感なため、ある特定の物理状態をもつ銀河にバイアスされてしまうという可能性もある。

HiZELSで用いているHバンドとKバンドのNBフィルターは $z=2.23$ の[O III]輝線とH $\alpha$ 輝線をそれぞれ捉えることができるようになっている。そこでわれわれは、このユニークなNBフィルターを生かして[O III]輝線とH $\alpha$ 輝線それぞれで選ばれた $z=2.23$ の星形成銀河サンプルを構築し、その比較を行った。地上観測のデータでは、この赤方偏移が二つの輝線で選ばれる銀河を直接比較できる最遠方となっている。ここでは、HiZELSによってコスモス領域という有名な領域で得られたデータを用いている。

まず、 $z=2.23$ のH $\alpha$ 輝線銀河サンプルと[O III]輝線銀河サンプルについてAGNだと考えられるものの割合を調べた。銀河がAGNをもっているかどうかを調べる際には、X線の検出の有無を調べることがよく行われる。X線衛星Chandra (チャンドラ)で受かっている天体があるかどうかを調べたところ、X線で受かっている天体はH $\alpha$ 輝線銀河と[O III]輝線銀河についてそれぞれ、全体の2.5, 3.5%でしかなかった。また、AGNをもたない星形成銀河のスペクトルには静止波長 $1.6 \mu\text{m}$ あたりに星の放射に起因するバンプ (こぶ)が見られることを利用して、AGN候補を選び出すという手法もある。赤外線衛星Spitzer (スピッツァー)のIRACと呼ばれる観測装置の四つのバンドを用いて銀河の色を調べることで、AGNだと考えられるものの割合を調べた。その結果、AGNとして分類された天体の割合はどちらのサンプルについても14%という結果になった。X線検出の有無およびSpitzer/IRACの色でそれぞれ調べた結果、AGNだと考えられる天体の割合はH $\alpha$ 輝線銀河と[O III]輝線銀河の間で違いが見られなかった。これはつまり、[O III]輝線を指標に用いても、遠方においては必ずしもAGNを選択的に拾ってくるようなことはないことを示している。

図2では、 $z=2.23$ のH $\alpha$ 輝線銀河と[O III]輝線銀河について、その星質量、ダスト減光量、星形成率、比星形成率 (=星形成率を星質量で割ったもの)の分布を比較している。ここでは、銀河の星質量はコスモス領域の多色の測光データを使って(Spectral Energy Distribution; SED, スペクトルエネルギー分布)フィッティングを行うことで求め、星形成率はダスト減光を補正した後の静止系の紫外線光度から見積もった。銀河のダスト減光量は、静止系紫外域のスペクトルの傾きを調べることで求めた。

各物理量の分布に対して統計テストを行うと、二つの銀河種族について同じ母集団に属しているという可能性を棄却できないという結果が得られ

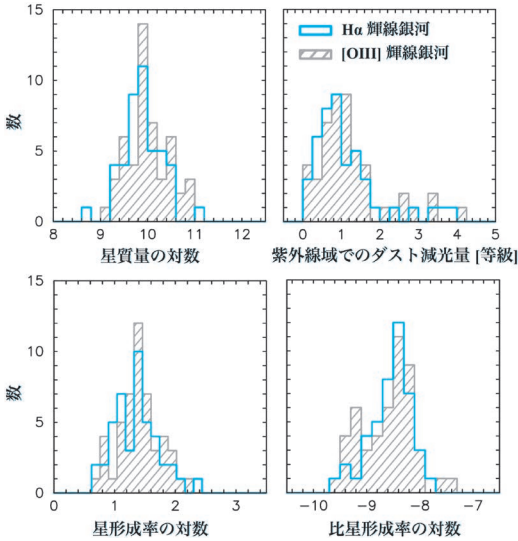


図2  $z=2.23$ の $H\alpha$ 輝線銀河と $[O III]$ 輝線銀河について各物理量の分布を比較した図。二つの銀河種族について、各物理量の分布に統計的な違いは見られなかった。ここでは、コスモス領域の中でもHiZELSで最も深いデータが取られている一部の領域の銀河に限定して比較を行っている。

た。この結果は、 $z\sim 2$ においては、どちらの輝線を用いても同じような銀河種族を捉えることができるということを示しており、 $[O III]$ 輝線を用いた遠方の星形成銀河探索の有効性を支持する結果となった。

## 6. $z > 3$ の $[O III]$ 輝線銀河

遠方における $[O III]$ 輝線を用いた星形成銀河探索の有用性が検証できたところで、 $z > 3$ の $[O III]$ 輝線銀河に関する研究の話に移っていきたい。ここではMahalo-SubaruやHiZELSによって、すばるXMM-Newtonディープサーベイ領域(SXDF)やコスモスといった有名領域で構築された $z > 3$ の $[O III]$ 輝線銀河のサンプルを用いていく。

### 6.1 星形成活動性

図3は、Mahalo-Subaruで得られたSXDFの $z=3.2, 3.6$ の $[O III]$ 輝線銀河(合わせて34個)の星質量と星形成率の関係を示している。ここでは、

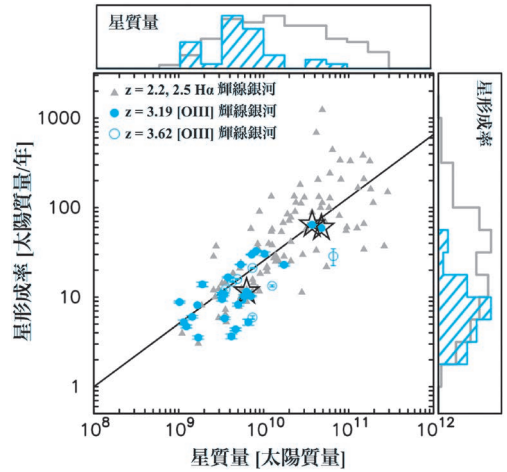


図3  $z=3.2, 3.6$ の $[O III]$ 輝線銀河と $z=2.2, 2.5$ の $H\alpha$ 輝線銀河についての星質量-星形成率関係。☆印は $[O III]$ 輝線銀河のうち観測波長 $24\ \mu\text{m}$ で明るい天体を示している。これらは、強いダスト放射を伴う星形成をしているか、もしくはAGNによって暖められたダスト放射を見ている可能性がある。直線は $z=2.2, 2.5$ の銀河に対するベストフィットの関係を示している。上部と右部のヒストグラムはそれぞれのサンプルの星質量と星形成率の分布を任意のスケールで表したもの(斜線のヒストグラムが $z=3.2, 3.6$ の $[O III]$ 輝線銀河)。

星質量とダスト減光量はSEDフィッティングから求め、星形成率はダスト減光を補正した紫外線光度から見積もっている。 $z > 3$ の $[O III]$ 輝線銀河の星質量と星形成率の間には、第1章で紹介したような星形成主系列と呼ばれている正の相関が見えている。このことは、 $[O III]$ 輝線銀河がこの時代の一般的な星形成銀河であることの裏づけになっているとも言える。

図3には同じNBフィルターを使った観測データから得られた $z=2.2, 2.5$ の $H\alpha$ 輝線銀河<sup>14)</sup>も示している。異なる時代の二つの星形成銀河のサンプルを比較してみると、 $z=3.2, 3.6$ の星形成銀河は $z=2.2, 2.5$ の星形成銀河と同じ星質量-星形成率関係の上に乗っていることがわかる。その一方で、図3の上と右の小さなパネルに示した星質量と星形成率の分布のヒストグラムを見ると、 $z=$

3.2, 3.6の [O III] 輝線銀河は $z=2.2, 2.5$ の星形成銀河に対して低星質量・低星形成率側へとオフセットしているように見える。前章において、遠方で $H\alpha$ 輝線と [O III] 輝線でそれぞれ選ばれた銀河種族に違いが見られなかったことを考えると、この二つのサンプルの系統的なズレは $z>3$ から $z\sim 2$ への星形成銀河の進化を反映していると考えることができる。なお、HiZELSのサンプルを用いて $z=3.2$ と $z=2.2$ の [O III] 輝線銀河について星質量-星形成率関係を比較した場合でも、同様の傾向が見られることを確かめている<sup>12)</sup>。

### 6.2 星間空間の物理状態

分光観測で得られる銀河のスペクトルからは、銀河の星間空間の物理状態を知るために必要な輝線の情報を得ることができる。本研究では、HiZELSで得られたコスモス領域の $z=3.2$ の [O III] 輝線銀河（候補）10個について、Keck望遠鏡の近赤外線多天体分光装置MOSFIREを用いて分光観測を行った。KバンドとHバンドの分光スペクトルを得ることで、[O III]、 $H\beta$ 、そして [O II] といった輝線を見ることが出来る。これらの輝線を

組み合わせることで、銀河の電離パラメータや金属量といった物理量を調べていく。電離パラメータとは、大質量星から放射される電離光子と水素原子の個数比で表される量で、ガスの電離状態を記述する際に用いられる。

図4では、 $z\sim 3.2$ の [O III] 輝線銀河について、今回の観測で得られた二つの輝線強度比の関係（左）と輝線強度比と星質量の関係（右）を示している。左のパネルにある $R_{23}$ 指標とは、 $([O III] + [O II])/H\beta$ という輝線強度比の対数をとったものを意味する。 $R_{23}$ 指標と [O III]/[O II] はどちらも銀河の金属量と電離パラメータに依存するが、 $R_{23}$ 指標は金属量の変化に、[O III]/[O II] は電離パラメータの変化により敏感な輝線比となっている。

図4では、われわれのサンプルとともに先行研究の $3.0 < z < 3.6$ のライマンブレイク銀河<sup>15)</sup>や $L\gamma$ 輝線銀河<sup>16)</sup>も示している。同時代のほかの方法で選ばれた星形成銀河サンプルとの比較の結果、われわれのサンプルは全体としてライマンブレイク銀河と同じような輝線比を示すということがわかった。また、その中でも特に星質量の小さい

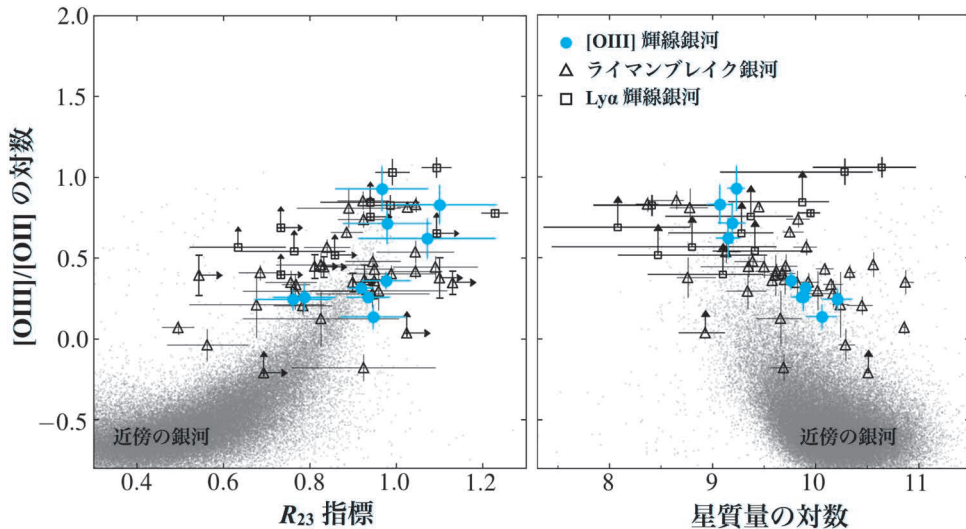


図4 分光観測によって得られた $3.0 < z < 3.6$ の星形成銀河の二つの輝線強度比の関係（左）および星質量と輝線強度比の関係（右）。○印が $z\sim 3.2$ の [O III] 輝線銀河を表している。△印と□印はそれぞれ同時代のライマンブレイク銀河<sup>15)</sup>と $L\gamma$ 輝線銀河<sup>16)</sup>を表している。

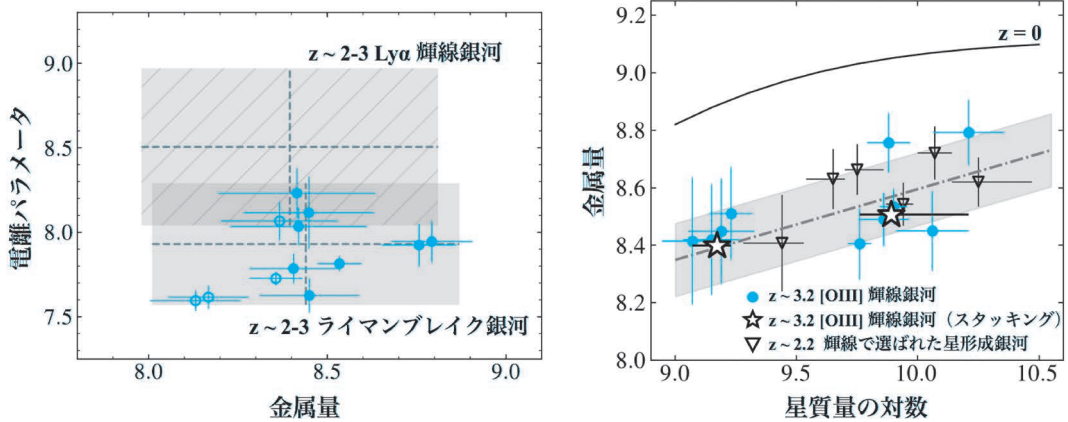


図5 (左)  $z \sim 3.2$ の星形成銀河に対する電離パラメータと金属量の関係。●印が $z \sim 3.2$ の [O III]輝線銀河についての結果を示しており、白抜き印が二つ解がある場合の低金属量の解を表している。影付きの領域が $2 < z < 3$ の Ly $\alpha$ 輝線銀河(斜線付き)とライマンブレイク銀河の二つの物理量の取りうる範囲を示している<sup>18)</sup>。(右)  $z \sim 3.2$ と $z \sim 2.2$ の星形成銀河に対する星質量-金属量関係。この図上では高金属量の解のみを示している。☆印は $z \sim 3.2$ の [O III]輝線銀河を星質量で二つのグループにわけてスタッキング解析をして求めた結果。破線はわれわれの [O III]輝線銀河に対するベストフィットの直線を表し、影付きの領域がそのベストフィットの1シグマに対応する。実線は $z=0$ の星形成銀河について得られた星質量-金属量関係<sup>20)</sup>。

(星質量が太陽質量の $10^9$ 倍程度の) [O III]輝線銀河に着目すると、その輝線比は、Ly $\alpha$ 輝線銀河と同程度の高い値となっていることがわかった。これらのことは、[O III]輝線銀河が特に大きな偏りなく、この時代の幅広い物理状態の銀河をトレースできていることを示している。

次は最盛期の星形成銀河と比較してみよう。図5では、金属量と電離パラメータの関係(左)および星質量と金属量の関係(右)という二つの図上で、 $z \sim 3.2$ と $z \sim 2$ の星形成銀河サンプルを示している。ここでは、金属量と電離パラメータはどのサンプルについても同じ手法で求めており、光電離モデルを基に作られた関係式を用いて、 $R_{23}$ 指標と [O III]/[O II] という二つの輝線強度比から金属量と電離パラメータを同時に求めるということを行っている<sup>17)</sup>。この際、 $R_{23}$ 指標と金属量の関係上、解が二つ(低金属量の解と高金属量の解)となる場合があるが、解析に使った輝線だけでは二つの解のどちらが正しいかを選ぶことができない

ため、図5の左のパネルでは二つの解を、右のパネルではわかりやすさのために高金属量の解のみを示す。

左のパネルでは、 $2 < z < 3$ の Ly $\alpha$ 輝線銀河とライマンブレイク銀河<sup>18)</sup>の金属量と電離パラメータのとり得る範囲を示しているが、 $z \sim 3.2$ の [O III]輝線銀河は最盛期のライマンブレイク銀河と同じ領域に分布していることがわかる。また、右のパネルでは $z \sim 2.2$ の星形成銀河サンプルについてのスタッキング解析<sup>\*1</sup>の結果と比較をしている。このサンプルはハッブル宇宙望遠鏡のHバンドでのグリズム分光のデータを用いており、銀河は主に [O III]輝線で選ばれている<sup>19)</sup>。星質量-金属量関係の比較からは、ある星質量に対する金属量の値はこの二つのサンプルの間で大きく変わっていないという傾向が見てとれる。なお、低金属量解と比較をした場合でも、ある星質量に対して金属量がほとんど変わらないという結果になる。図5から、前章で示された星形成率の関係と同じように、

\*1 スタッキング解析とは、より高いシグナル・ノイズ比の画像やスペクトルを得るために複数の天体の画像やスペクトルを重ね合わせる手法のことを指している。個々の天体の情報は失われるが、平均的な物理量を得ることができる。

星間空間の物理状態についても、星質量を固定した場合には $z>3$ から $z\sim 2$ にかけて大きな変化は見られないということが示唆された。

## 7. 最盛期へと至る星形成銀河の進化

これまでの一連の結果から $z>3$ から $z\sim 2$ へ至る星形成銀河の進化についてどういったことが示唆されるかを考えてみたい。

第6章で得られた結果としては、星形成活動性や電離パラメータ、金属量といった物理量は星質量に対して二つの時代の間で大きくは変化しないということと、 $z>3$ の星形成銀河は $z\sim 2$ の星形成銀河に対して低星質量側にオフセットしており、大質量の星形成銀河が $z>3$ ではあまり見られないということであった。

星形成主系列や星質量-金属量関係が一定であるということは、少なくとも $z\sim 2$ から $z\sim 3.2$ （宇宙年齢では13億年ほどの違い）においては銀河の星質量が星形成銀河の星形成率や金属量といった物理量を決める第一のパラメータとなっている可能性を示唆している。これは、この時代の星形成銀河がまだ若く、その年齢が宇宙年齢と近い値（およそ数十億年）となるからだと考えられる。この時代の星形成銀河はまだ“形成期”にあり、今着目している赤方偏移の範囲においては、どの赤方偏移（時代）を見ているかということよりも、これまで個々の銀河がどれくらい星形成を行ってきたかということの指標となる星質量が、銀河が典型的にどの程度の星形成活動性や物理状態を持つかということ（つまりは銀河の進化段階）をより強く反映しているのだと言える。

ある星質量で星形成率や金属量は大きく変化しないとして、個々の銀河の星質量はどう変わっていくのだろうか。星質量-星形成率関係について得られた結果から、 $z>3$ から $z\sim 2$ にかけて、個々の銀河が星形成によって星質量をどれくらい増加させるのかを簡単なモデルを用いて調べてみる。

観測で得られた結果から、以下の二つのシンプ

ルな仮定を考える。一つ目は、二つの時代（ここでは $z=3.2$ と $z=2.2$ を考える）で星質量-星形成率関係は一定である、二つ目は、この一定の星質量-星形成率関係に沿って星形成銀河が進化するということである。これらの仮定のもとで星質量の時間進化を計算すると、 $z=3.2$ での星質量にもよるが、 $z=2.2$ までの僅か10億年の間に銀河はその星質量を2-10倍増加させるという結果が得られた。このように、最盛期に向けては銀河の星質量が急速に増加していく可能性が示唆された。この時代では銀河のもつ諸物理量はその星質量で主に決まっているとすると、最盛期に向けて銀河の進化はその星質量の急速な増加とともに（ある関係式に従うような形で）大きく進んでいくのだろうと考えられる。

ここで考えた星質量-星形成率関係を“登っていく”ような進化をある一定期間続けるためには、その間星形成を維持し続けなければならない。このとき銀河が始めからもっていたガスだけではなく消費し尽くしてしまうと考えられ、おそらく外部からのガスの流入が不可欠である<sup>21)</sup>。これを調べるためには、可視近赤外の観測だけではなくALMAなどの大型の電波干渉計を用いて直接分子ガスを観測することが必要である。

## 8. まとめと今後の展望

本稿では、われわれがこれまでに行ってきた遠方の[O III]輝線銀河に関する研究について紹介をした。 $z\sim 2$ において[O III]輝線とH $\alpha$ 輝線とでそれぞれ選ばれた銀河サンプルを直接比較することで、遠方における[O III]輝線を用いた星形成銀河探索の有用性を定量的に示した。 $z>3$ の[O III]輝線銀河に関する研究では撮像・分光データを用いてその星形成活動性や星間空間の物理状態を系統的に調べ、最盛期の星形成銀河との比較を行った。その結果、最盛期に向かう時代に星形成銀河の進化段階は主に銀河の星質量で決められているのではないかということ、そしてこの



二つの時代の間には銀河は大きくその星質量を増加させるといことが示唆された。

このように、最盛期前夜は銀河の加速度的な成長が見られる重要な時代であることが示唆されたが、ここで次に疑問として浮かぶのは、そのような成長があったとしてそれがどういった物理過程によって引き起こされているのかということである。銀河に働く物理過程を明らかにするためには個々の銀河を空間的に分解すること、そしてその運動状態を知ることが鍵となる。われわれの次のステップとしては、これまでに構築してきた星形成銀河サンプルに対してその内部構造の情報を得るための高い角分解能の観測を行うことを考えている。

これまで銀河の内部構造や運動状態を調べる研究は最盛期頃までの銀河を中心に行われてきたが、今それが $z>3$ へと大規模に拡張されつつある。また、2020年打ち上げ予定のジェームズ・ウェッブ宇宙望遠鏡 (James Webb Space Telescope) は、これまでは観測的な制限の多かった $z>3$ の銀河について (もちろんこの時代に限らないが)、今までわれわれが見ることのできなかった姿を明らかにしていくだろう。

謝 辞

本稿の内容は筆者らがこれまでに発表した論文および筆者の博士論文<sup>22)</sup>に基づいています。これまで研究を進めるにあたり多くのコメント・議論をしていただいた、大学院での指導教官である児玉忠恭氏をはじめとした研究グループの皆さんに深く感謝します。また、本稿を執筆する機会を与えてくださり、本稿の内容に関して助言をくださった天文月報編集長の小宮山裕氏に感謝いたします。なお、本稿で紹介した研究の一部は日本学術振興会特別研究員 (DC2) として行ったものです。

参考文献

- 1) Madau, P., & Dickinson, M., 2014, ARA&A, 52, 415
- 2) 例えば, Brinchmann, J., et al., 2004, MNRAS, 351, 1151
- 3) Whitaker, K. E., et al., 2012, ApJ, 754, L29
- 4) 例えば, Tremonti, C. A., et al., 2004, ApJ, 613, 898
- 5) Zahid, H. J., et al., 2013, ApJ, 771, L19
- 6) Steidel, C. C., et al., 1996, ApJ, 462, L17
- 7) 例えば, Steidel, C. C., et al., 2014, ApJ, 795, 165
- 8) 小山佑世, 2012, 天文月報, 105, 332
- 9) Kodama, T., et al., 2013, IAU Symp., 295, 74
- 10) Sobral, D., et al., 2013, MNRAS, 428, 1128
- 11) Suzuki, T. L., et al., 2015, ApJ, 806, 208
- 12) Suzuki, T. L., et al., 2017, ApJ, 849, 39
- 13) Suzuki, T. L., et al., 2016, MNRAS, 462, 181
- 14) Tadaki, K.-i., et al., 2013, ApJ, 778, 114
- 15) Onodera, M., et al., 2016, ApJ, 822, 42
- 16) Nakajima, K., et al., 2016, ApJ, 831, L9
- 17) Kobulnicky, H. A., & Kewley, L. J., 2004, ApJ, 617, 240
- 18) Nakajima, K., & Ouchi, M., 2014, MNRAS, 442, 900
- 19) Cullen, F., et al., 2014, MNRAS, 440, 2300
- 20) Maiolino, R., et al., 2008, A&A, 488, 463
- 21) Bouché, N., et al., 2010, ApJ, 718, 1001
- 22) 鈴木智子, 2017, 博士論文 (総合研究大学院大学)

**Galaxy Formation before the Peak Epoch Revealed with [O III] Emission Line Galaxies**

**Tomoko SUZUKI**

*Astronomical Institute, Tohoku University, 6-3, Aramaki, Aoba-ku, Sendai, Miyagi 980-8578, Japan*

Abstract: We focus on the epoch of  $z=3-3.6$ , which corresponds to  $\sim 1$  Gyr before the highest peak of galaxy formation and evolution. We use the [O III]  $\lambda 5007$  emission line as a tracer of star-forming galaxies at  $z>3$  instead of the UV light. Based on the samples of [O III] emitters obtained by the narrow-band imaging observations, we investigated their star-forming activities and physical conditions of the interstellar medium. From a comparison between our samples at  $z=3.2-3.6$  and star-forming galaxies at  $z=2-2.5$ , it is indicated that the stellar masses may be the primary quantity to determine the star formation rates and gas metallicities of star-forming galaxies between  $z\sim 2$  and  $z\sim 3.2$  and that the individual galaxies increase their stellar masses significantly during this epoch.