

# 銀河の化学進化の観測的研究

長 尾 透

〈京都大学次世代研究者育成センター（白眉プロジェクト） 〒606-8302 京都市左京区吉田牛ノ宮町〉  
e-mail: tohru@kusastro.kyoto-u.ac.jp



銀河の重元素量およびその赤方偏移進化を観測することは、銀河の形成と進化を理解するための有効な手段の一つです。ここでは、銀河のガス成分の重元素量測定がどのように行われてきているか、またどのような問題があるのかを概観したうえで、可視光輝線スペクトルを用いて赤方偏移 3.5 程度まで行われてきている銀河重元素量の測定結果、特に質量-重元素量関係の赤方偏移進化について紹介します。また、Herschel や ALMA, SPICA などでも可能となる微細構造輝線の観測による銀河重元素量の測定についても、光電離モデル計算の結果を交えつつ、今後の展望についてご紹介します。

## 1. 銀河の化学進化

約 137 億年前にビッグバンにより作られた水素とヘリウム（および微量の軽元素）を除けば、さまざまな元素（以降、天文学業界の慣例に従って重元素と表記）は超新星爆発や恒星内部での核融合反応によって少しずつ宇宙に蓄積してきたと考えられています。生物や惑星の材料でもあるそうした多様な元素は、宇宙のいつ頃、どんな銀河でどのように増加してきたのでしょうか。銀河の重元素量は、ある時点までにその銀河がどのような星形成史をたどってきたのか、銀河へのガス流入や銀河からのガス放出をどの程度経験してきたかなどによって決まります。このため、銀河の重元素量およびその赤方偏移進化を調べることは銀河進化を調べることに相当するとも言えるかもしれません。このような動機などを背景に、銀河の化学進化の観測的研究が盛んに行われてきています。

本稿では、銀河の重元素量測定がどのように行われているかについて触れたうえで、現在問題となっていることやその克服のためにどのような試みが進められているかについて、筆者らの取組を交えつつご紹介できればと思います。

## 2. 可視光輝線で見える銀河重元素量とその赤方偏移進化

### 2.1 銀河のガス成分の重元素量測定

銀河の重元素量を測定しようとするとき、銀河の星成分とガス成分のどちらに着目するかを考える必要があります。星成分の重元素量は銀河の連続光放射に見られる吸収線の等価幅を計測し、星スペクトルのライブラリーと比較することで測定できます。一方、ガス成分の重元素量は H II 領域から放射される輝線の強度比を利用して測定するため、ガスの温度や密度といったパラメーター依存性が強く、そのため正確な測定が難しい場合があります。しかし、精度の良い測定のために高い S/N 比が必要な吸収線観測に比べると、輝線の観測のほうが一般には容易です。重元素量の赤方偏移進化などを議論するのであれば遠方銀河に対しても測定可能な指標に着目するほうが有利ですので、ここではガス成分の重元素量に着目しましょう。

では、具体的にはどのようにして銀河のガス成分の重元素量は測定されるのでしょうか。考え方としては「宇宙の距離はしご」のようなやり方が

用いられます。すなわち、高精度だが近傍宇宙でしか使えない方法をまず考え、その結果を用いてより遠方でも適用可能な方法をキャリブレートしていくのです。この「重元素量測定はしご」のステップ1は、電離ガスの温度がわかっているケースです。大質量星の周りのH II領域における酸素組成比(O/H; 多くの場合、このO/H比が重元素量の指標として使われます)を考える場合、H II領域内では水素は完全電離、酸素はほぼ1階電離か2階電離の状態にあるため、

$$\frac{O}{H} = \frac{O^0 + O^+ + O^{2+} + \dots}{H^0 + H^+} = \frac{O^+ + O^{2+}}{H^+} \quad (1)$$

となります。この右辺は輝線強度と温度の情報があれば計算できますので、O/H比が求められます。ただし電離ガスの温度を測定することは簡単ではありません。一般に電離ガスの温度はO<sup>2+</sup>が放射する[O III]λ4363と[O III]λ5007の強度比から導出できますが、[O III]λ4363は非常に微弱な輝線であり、このためこうした重元素量測定が可能な天体は一部の近傍銀河に限られます。

[O III]λ4363が測定できない天体では、ガス温度がわからないため輝線強度と重元素量の関係は単純でなくなります。しかし[O III]λ4363が測定できなくても、その他の多数の輝線強度が測定されている場合には、「重元素量測定はしご」のステップ2として、光電離モデルにより輝線強度と重元素量の関係をシミュレートして観測と比較するということが試みられます。多数の輝線の強度が既知であれば光電離モデルで仮定されるいくつかのパラメーターに強く制限を与えられるため、ステップ1のように直接的な方法ではないとはいえ、モデルを介して重元素量を推定することができます。このような方法により、SDSSの近傍銀河に見られる銀河質量と重元素量の間非常にタイトな正の相関が示され(質量-重元素量関係)、後述する銀河重元素量進化の観測的研究の基準として広く参照されています<sup>1)</sup>。

暗い銀河や遠方銀河を考えるのであれば、強い輝線しか見られなかったり、得られるスペクトルの静止系波長域が限られてしまうような場合を考えなくてはなりません。こうした場合には、「重元素量測定はしご」のステップ3として、いくつかの強い輝線だけを使って重元素量を推定する“Strong-Line Method”と呼ばれる方法が取られます。この方法では、重元素量と相関を示すような強い輝線の組合せを考え、上記のステップ1やステップ2の方法による重元素量測定によりキャリブレートすることで重元素量の診断が行われます。これまでさまざまなStrong-Line Methodが提案されてきており、よく使われるものとしてはR<sub>23</sub> index ( $R_{23} = (F_{[O III]\lambda 3727} + F_{[O III]\lambda 4959} + F_{[O III]\lambda 5007}) / F_{H\beta}$ )やN<sub>2</sub> index ( $N_2 = F_{[N II]\lambda 6584} / F_{H\alpha}$ )などがあります<sup>2)4)</sup>。これらの方法はそれぞれ一長一短であることが知られていて、例えばN<sub>2</sub> indexはHαと[N II]λ6584の波長差が小さいためダスト赤化の影響を受けにくいメリットがある一方、可視スペクトルの中で比較的長波長側の輝線を使っているために高赤方偏移銀河に対して測定しにくいデメリットがあります。R<sub>23</sub> indexはN<sub>2</sub> indexよりも短波長側の輝線を使っているため便利な場面もありますが、indexと重元素量の関係が二価関数であり観測値から重元素量を一意に決めにくいという不便さがあります。いずれにせよ、暗い銀河や遠方銀河を考える場合には使える輝線が限られていることが多く、状況に応じて使えるindexを使って重元素量を出すしかありません。このような方法により、銀河のガス成分の重元素量の測定が行われてきています。

## 2.2 大規模データによるキャリブレーション

遠方銀河の重元素量に興味が集まり、Strong-Line Methodを駆使した重元素量測定が進められるなか、そうした研究に警鐘を鳴らす報告がなされました。SDSSの近傍銀河の全く同じデータを使って、異なるStrong-Line Methodで重元素量を導出して質量-重元素量関係を見ると、ある質量

に対する重元素量の値が 0.5 dex 程度も違う結果になってしまうというのです<sup>5)</sup>。これはつまり、**Strong-Line Method** には非常に大きな系統誤差があることを意味します。これでは、さまざまな赤方偏移での観測結果を比較して銀河の化学進化を議論することができなくなってしまいます。このような大きな系統誤差は、どうして生じてしまったのでしょうか。一つには、さまざまな **Strong-Line Method** が提案される中で、それぞれが独自に(違ったやり方で)キャリブレーションを行ってきたということがありそうです。

そこで筆者らは、その時点で利用可能な重元素量の測定データ(前述のステップ1およびステップ2に基づくもの)を集め、さまざまな **Strong-Line Method** を統一したかつできるだけ広い重元素量レンジでキャリブレーションすることを試みました。先にも触れたとおり、ステップ2の方法により数万天体の **SDSS** 銀河の重元素量が求められているため、天体数という観点ではこれで十分ではないかと思ってしまうようになります。しかし **SDSS** は明るい銀河にバイアスのかかったサンプルになっているため、暗い銀河(質量光度比がそんなに違わないと思えば、軽い銀河、すなわち重元素量の低い銀河)の情報が足りないので、重元素量の低いところでのキャリブレーションがうまくいきません。そこでこの **SDSS** サンプルに加え、**[O II]λ4363** が測定されていてステップ1の方法により高い信頼度で重元素量が計測されている天体の情報も文献から集め、260天体分ほどの輝線強度比と重元素量の情報をデータベース化して、合わせてキャリブレーションに使うことにしました。

結果をまとめたものが図1です。意外なことに、図中に見られる系列の分散が小さく、**Strong-Line Method** でもなかなか良い精度で重元素量が求められることが示されました。どうしてこれが意外かといいますと、光電離モデルによればガスの電離パラメーター(電離光子の放射密度をガス

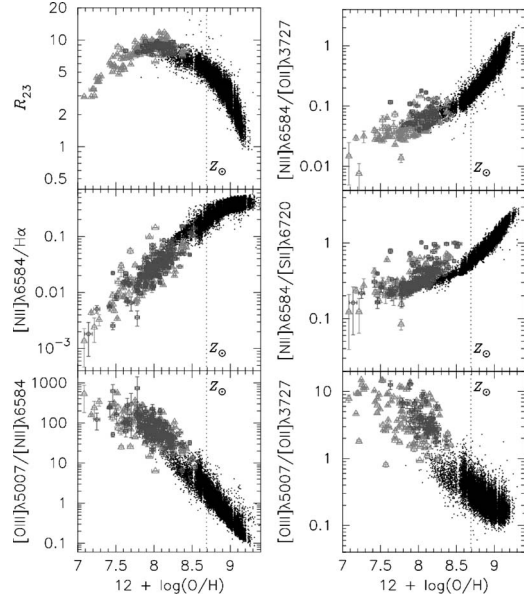


図1 筆者らによる、**Strong-Line Method** のキャリブレーション結果<sup>6)</sup>。小さい黒点はステップ2の方法で重元素量が測定された **SDSS** 銀河(約5万天体)、中抜き丸印と三角印は **[O III]λ4363** が測定されていて高い信頼度で重元素量が求まっている天体(中抜き丸印は **SDSS** データに基づく139天体<sup>7)</sup>、三角印はそれ以外の個別観測に基づく120天体)。点線は太陽の重元素量。

密度で規格化したもの)に応じて **Strong-Line Method** で使われる輝線強度比は大きく値を変えることが予想されていたからです<sup>4)</sup>。特に示唆深いのは、電離パラメーターの指標としてよく使われる **[O III]λ5007/[O II]λ3727** の強度比が重元素量と顕著な相関を示していることです(図1, 右下)。これらから、**H II** 領域において重元素量と電離パラメーターの間に強い相関があることが示唆されます。この相関は自明な関係ではないのですが、重元素量が低いほど電離源である大質量星のスペクトルがハードになることなどが効いているものと推測されます。この関係に着目し、新しい **Strong-Line Method** の候補として提案したのが輝線強度比 **[Ne III]λ3869/[O II]λ3727** です(図2)。光電離モデルの観点からは重元素量の指

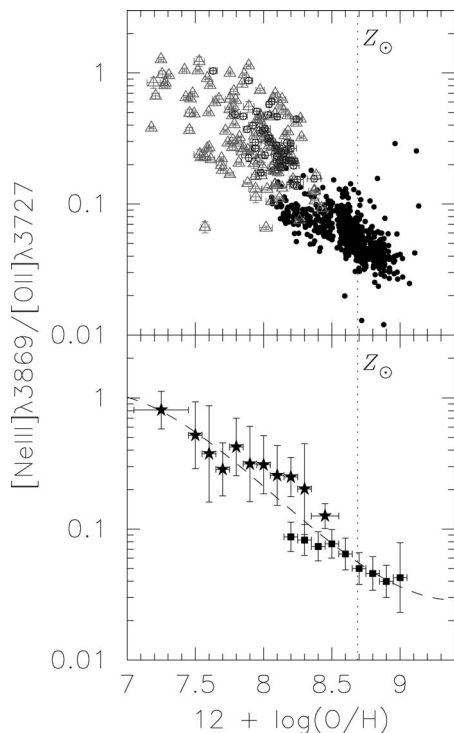


図2 輝線強度比  $[\text{Ne III}]\lambda 3869/[\text{O II}]\lambda 3727$  と重元素量の関係<sup>6)</sup>。分散は大きいものの、顕著な負の相関が見られる。上段のシンボルは図1と同じ。下段は、重元素量ごとにデータの平均と分散を示し、多項式でフィットしたもの(破線)。

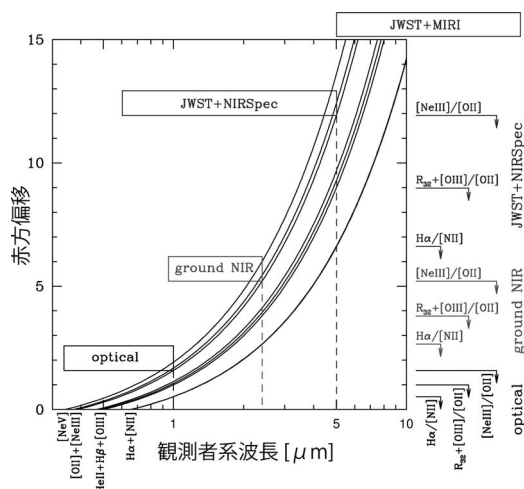


図3 Strong-Line Method の各指標の波長と赤方偏移の関係<sup>6)</sup>。可視分光，地上近赤外分光，スペース赤外分光のそれぞれで利用可能な指標を図の右側にまとめている。

標というより電離パラメーターの指標であるこの輝線強度比ですが、分散は大きいものの非常に重元素量診断には使えそうだということがわかります。この二つの輝線はどちらも可視スペクトルのかなり青側に隣接して見られるものであるため、波長カバレッジの狭い観測でも使えたり、赤方偏移 1.5 程度までなら可視域で測定可能であるなどの利点があります。

図3にて、可視分光，地上近赤外分光，スペース赤外分光のそれぞれの場合に、どの Strong-Line Method がどのくらいの赤方偏移まで使えるかをまとめました。ここまでの準備をもとに、いよいよ重元素量の赤方偏移進化について次節で見えていくことにしましょう。

### 2.3 銀河重元素量の赤方偏移進化

銀河の重元素量進化を探るといっても、個々の銀河が重元素量を変化させていく様子をリアルタイムに観測するわけにはいきません。そこでよく取られる手法が、銀河の質量-重元素量関係が赤方偏移とともにどのように変わっていくかを観測的に調べるという戦略です。Gemini Deep Deep Survey (GDDS) と Canada-France Redshift Survey (CFRS) の領域において  $0.4 < z < 1.0$  の 56 天体の銀河を調査した研究では、SDSS の質量-重元素量関係に比べて有意に重元素量の低い側に関係がずれていることがわかりました<sup>8)</sup>。

さらに宇宙の時代をさかのぼり、 $z \sim 2$  の 87 天体の銀河の観測から質量-重元素量関係の進化を調べた研究では、興味深い様子が出てきました。SDSS の質量-重元素量関係と比べて、小質量の銀河では顕著な重元素量進化が見えている一方で、大質量の銀河では  $z \sim 2$  と  $z \sim 0$  で重元素量の差が比較的小さいのです<sup>9)</sup>。この結果は、大質量銀河における重元素量進化が宇宙の早い段階で完了した、すなわち「銀河のダウンサイジング的化学進化」が見えてきたものだといえます。

この傾向がより昔の宇宙でどうなっていたのか、大質量銀河の化学進化はいつ頃に顕著だった

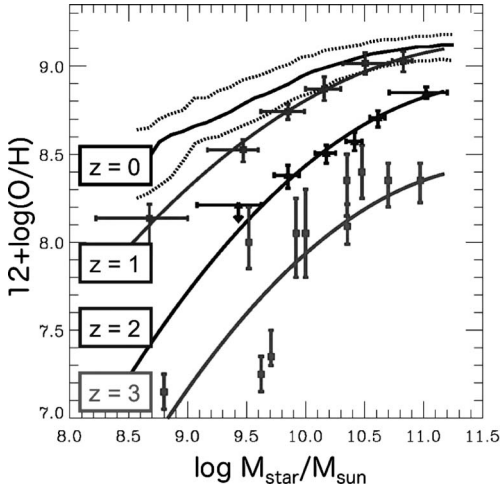


図4 銀河質量-重元素量関係の赤方偏移進化<sup>10)</sup>. 図中の上側の実線と点線は、SDSSで得られている銀河質量-重元素量関係とその分散。これより下側のプロットおよび実線は順にそれぞれ赤方偏移  $z \sim 1, 2, 3$  で得られている観測結果<sup>8)-10)</sup>.

のか、などを探るためには、より高赤方偏移で銀河重元素量の系統的調査を進めるしかありません。しかし高赤方偏移になればなるほど重元素量の測定は観測的にはより困難になります。こうした情勢を踏まえ、筆者らのグループはVLTにlarge programを申請し、総計180時間の観測時間を得てSINFONI（近赤外線面分光装置）による $z \sim 3$ の銀河の重元素量測定を進めました。まだ全データに基づく最終結果はまとまっていないのですが、初期データに基づく $z \sim 3$ での質量-重元素量関係を出して他の赤方偏移での関係と比較した結果<sup>10)</sup>を示します（図4）。ここまで昔（ $z=3$ で宇宙年齢は約20億年）の宇宙にまでさかのぼると、大質量銀河であっても現在の宇宙よりもずいぶん重元素量が低くなっている様子がわかります。大質量銀河は宇宙の前半生ですでに化学進化をほぼ完了させていた一方、小質量銀河では現在に至るまで粛々と化学進化を続けてきている、という描像にまとめることができるでしょう。

…と、これで話が終われば非常に話はシンプル

なのですが、そうは問屋が卸してくれません。まず、質量-重元素量関係の赤方偏移進化を銀河の化学進化モデルでシミュレートしたいくつかの理論的研究によると、観測されている質量-重元素量関係が再現できない（モデル内ではもっと早く化学進化が進行してしまう）という困難が生じています<sup>11)</sup>。さらに、複数の日本のグループにより、すばる望遠鏡のMOIRCS（近赤外撮像・マルチスリット分光装置）を用いて $z \sim 2$ の銀河の重元素量測定が行われたのですが、実は先行研究と合致しない結果が得られ、質量-重元素量関係が $z \sim 0$ と比べてあまり進化していないのではという示唆が得られたのです<sup>12), 13)</sup>。また、銀河の重元素量が銀河質量だけでなく星形成率にも強く依存しているという報告がなされ<sup>14)</sup>、事態をいっそう複雑にしています。つまり、高赤方偏移の銀河ほど観測バイアスにより星形成率の高い銀河ばかり選ばれる傾向があるため、重元素量の星形成率依存性の影響を受けて重元素量が見かけ上進化しているように見えてしまっているだけかもしれないというのです。この星形成率依存性を考慮に入れると、質量-重元素量関係は $z \sim 2$ あたりまでは無進化かもしれないと指摘されています<sup>14)</sup>。ただし、前述のMOIRCSの結果が重元素量の星形成率依存性により理解できるかという点必ずしもそう単純ではなく、そのため事態はかなり混沌としてきているといえます。 $z > 1$ にて多数の銀河の重元素量をより系統的に調査することが必要であり、すばる望遠鏡にて運用が始まったFMOS（近赤外多天体ファイバー分光装置）にこの分野での活躍が期待されるところです。

### 3. 微細構造輝線で見える銀河重元素量

前節にて可視光輝線を用いた銀河重元素量測定とこれを用いた銀河化学進化の観測についてご紹介しました。しかし、可視光による銀河重元素量測定には二つの本質的問題があります。一つは、重元素量測定に使われる可視光輝線は $z \sim 3.5$ で

Kバンドよりも長波長側にシフトしてしまい、地上近赤外観測でも測定できなくなってしまうという問題です(図3)。このため、スペース赤外による観測が実現するまでは、 $z > 3.5$ の様子を調べることは極めて困難です。もう一つは、静止系可視スペクトルがダスト赤化の影響を強く受けるため、化学進化を議論するうえで興味深い赤外線銀河のようなダストで覆われた天体の調査には可視光輝線が不向きであるという問題です。

このうち前者の問題を克服する一つの方法は、活動銀河核 (AGN) に着目することです。AGNは星形成銀河と異なり、静止系紫外線スペクトルにさまざまな元素からの高電離輝線が見られるため、より高赤方偏移まで地上からの重元素量診断が可能です<sup>15)–17)</sup>。この話題については筆者による過去の天文月報に記事がありますので、ご覧いただければと思います<sup>18)</sup>。ただしAGNに着目した化学進化研究も、ダストで覆われた天体の調査に不向きであるという問題は全く解決されていません。

ダスト赤化が嫌ならもっと長波長側にいけばよい、という単純な動機により、筆者らは銀河の遠赤外線スペクトルに着目することにしました。星形成銀河の中間赤外域からサブミリ波にかけては、さまざまな重元素からの強い微細構造輝線放射が見られます。この波長域に感度の良い観測装置がこれまでなかったため、微細構造輝線を用いた重元素量診断の検討はそれほど行われてきておりませんでした。HerschelやALMAが動きだし、近い将来にSPICAも動きだすことを踏まえ、微細構造輝線を用いた重元素量診断方法の検討を行いました。

実は微細構造輝線を用いた重元素量診断の難しさは、観測感度の問題だけによるものではありません。微細構造輝線の多くはH II領域だけでなくその周囲に広がる光解離領域 (Photo-Dissociation Region; PDR) から放射されるのですが<sup>19)</sup>、H II領域とPDRの両方を統合的にモデル化して両方

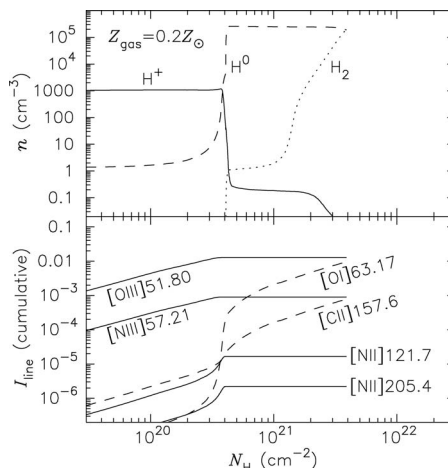


図5 光電離モデルによる、ガス雲の水素密度構造(上段)と微細構造輝線の累積強度(下段)の計算結果<sup>20)</sup>。重元素量が太陽の0.2倍の場合。

から放射される輝線の強度比を計算することは簡単ではないからです。そこで筆者らは、光電離モデルによりH II領域だけから放射されるPDRからはほとんど放射されない微細構造輝線がどの輝線なのかを調べ、そういった輝線だけを使うことでPDR計算の不要な重元素量診断方法を考えました。

図5に光電離モデル計算結果の例を示します<sup>20)</sup>。上段にガス雲の水素密度構造を示していますが、ガスの柱密度が $N_H \sim 4 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ あたりで水素の電離度が急激に低下している様子が見られます。この場所がいわゆるStrömgren半径に対応し、この内側がH II領域で外側がPDRに相当します。下段にいくつかの微細構造輝線について累積強度を示していますが、[O III] 51.80や[N II] 57.21がほぼH II領域だけから出る一方、[O I] 63.17や[C II] 157.6はPDRからも顕著に放射される様子がわかります。ここで重元素量診断に馴染みのある人であれば、この[O III] 51.80と[N II] 57.21の強度比を取れば重元素量と良い相関を示しそうだ、と感づくところです。というのは、窒素には他の元素に対する組成比が重元素

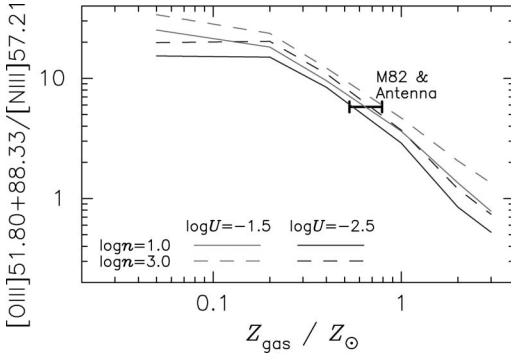


図6 光電離モデルにより計算された微細構造輝線の強度比<sup>20)</sup>。図中に示されているとおり、2通りの密度および電離パラメーターを取った場合について表示。参考のため、M82とアンテナ銀河で観測されている輝線強度比を重ねて表示。

量とともに増加するという特徴があるからです。実際には  $[\text{O III}] 51.80 / [\text{N III}] 57.21$  の強度比は重元素量だけでなくガス密度にも強く依存してしまうのですが、この効果はもう一つの  $[\text{O III}]$  の遷移である  $[\text{O III}] 88.33$  を組み合わせることでもかなり軽減させることができます。図6に、輝線強度比  $([\text{O III}] 51.80 + [\text{O III}] 88.33) / [\text{N III}] 57.21$  を重元素量の関数としてプロットした結果を示しましたが、この指標により密度や電離パラメーターに強く依存することなく重元素量を診断できることがわかります。ある程度の密度依存性を許すなら、必要な波長カバレッジがより狭くて済む  $[\text{O III}] 51.80 / [\text{N III}] 57.21$  の強度比観測も有用でしょう。

では、実際にこれらの輝線を使って遠方銀河の重元素量診断を行うことは可能なのでしょうか。輝線の検出可能性という観点では、星形成率が  $100 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  を超すような超高光度赤外線銀河 (ULIRG) に対して Herschel に搭載された PACS を用いて観測する場合であれば、 $z \sim 0.4$  程度まで観測することができそうです。これが SPICA に搭載される SAFARI を使う場合には、 $z \sim 1.5$  程度まで観測対象を拡大できることが期待されま

す。宇宙の星形成率密度に対する ULIRG の寄与は  $z > 1$  でより顕著になりますので、激しい進化の途上にある銀河における化学進化の様子を探るためには SPICA が非常に重要な役割を果たせるものと期待されます。

なお  $[\text{O III}] 51.80$  と  $[\text{N III}] 57.21$  は、赤方偏移  $5.1 < z < 5.6$  の銀河に対しては ALMA の band 10 の振動数帯域にシフトしてきます。しかし ALMA の驚異的集光力をもってしても、これだけ高赤方偏移の銀河に対してこれらの微細構造輝線を受けようという試みはかなりチャレンジングなものになります。むしろ、より低振動数側でもっと明るく放射される  $[\text{C II}] 157.6$  を活かした重元素量診断を検討するほうが ALMA らしいサイエンスになりそうです。そのためには H II 領域と PDR の両方を整合的にモデル化して輝線強度比を計算する必要がありますが、最近はそのような取組も進みつつあるため<sup>21)</sup>、PDR 輝線を用いた新しい重元素量診断が整備されてくるものと期待されます。

#### 4. 今後の展開

以上で述べたとおり、遠方銀河の重元素量測定は今後ぜひ系統的に進めていく必要があります。そのために光赤外域では FMOS、遠赤外からサブミリ波にかけては Herschel, ALMA, SPICA といったプロジェクトの活躍が期待されます。筆者らもぜひこうした装置を用いた系統的観測に取り組んでいきたいと考えています。また本稿では少ししか触れませんでした。高赤方偏移 AGN に対する重元素量測定も相補的研究として進めていく必要があります。SDSS で見つかったような高光度の AGN に対してはすでに観測結果が蓄積されていますが、SDSS では検出限界以下であるような低光度 AGN の重元素量を測定することが AGN の進化やその母銀河との共進化を探るうえで非常に興味深いと考えられます<sup>22)</sup>。この観点では、すばる望遠鏡の次世代超広視野撮像装置である Hyper

Suprime-Cam を用いた低光度 AGN 探査観測によるターゲット供給が待たれるところです。

## 謝 辞

本稿は、筆者が日本天文学会から授与された研究奨励賞の受賞テーマとなった「宇宙化学進化の観測的研究」の一部をまとめたものです。このような名誉ある賞をいただくことができたのは、これまでお世話になったさまざまな共同研究者や大学院生の皆様からのご指導やご協力があったことです。なかでも、銀河の化学進化というエキサイティングな研究テーマに取り組むきっかけを与えてくださった、ローマ天文台の R. Maiolino 氏には心から感謝しております。なお本研究は、財団法人倉田記念日立科学技術財団および財団法人伊藤科学振興会からの助成金、日本学術振興会からの科学研究費補助金、愛媛大学からの研究開発支援経費、ならびに京都大学からの白眉プロジェクト経費によって行われたものです。最後になりますが、常に応援を続けてくださった中村家の皆様をはじめ古くからの友人たちにも深く感謝いたします。

## 参考文献

- 1) Tremonti C. A., Heckman T. M., Kauffmann G., et al., 2004, ApJ 613, 898
- 2) Pagel B. E. J., Edmunds M. G., Blackwell D. E., et al., 1979, MNRAS 189, 95
- 3) McGaugh S. S., 1991, ApJ 380, 140
- 4) Kewley L. J., Dopita M. A., 2002, ApJS 142, 35
- 5) Kewley L. J., Ellison S. L., 2008, ApJ 681, 1183
- 6) Nagao T., Maiolino R., Marconi A., 2006, A&A 459, 85
- 7) Izotov Y. I., Stasińska G., Meynet G., et al., 2006, A&A 448, 955
- 8) Savaglio S., Glazebrook K., Le Borgne D., et al., 2005, ApJ 635, 260
- 9) Erb D. K., Shapley A. E., Pettini M., et al., 2006, ApJ 644, 813
- 10) Maiolino R., Nagao T., Grazian A., et al., 2008, A&A 488, 463
- 11) Kobayashi C., Springel V., White S. D. M., 2007, MNRAS 376, 1465
- 12) Hayashi M., Motohara K., Shimasaku K., et al., 2009, ApJ 691, 140
- 13) Yoshikawa T., Akiyama M., Kajisawa M., et al., 2010, ApJ 718, 112
- 14) Mannucci F., Cresci G., Maiolino R., et al., 2010, MNRAS 408, 2115
- 15) Nagao T., Marconi A., Maiolino R., 2006, A&A 447, 157
- 16) Nagao T., Maiolino R., Marconi A., 2006, A&A 447, 863
- 17) Matsuoka K., Nagao T., Maiolino R., et al., 2009, A&A 503, 721
- 18) 長尾 透, 2007, 天文月報 100(12), 656
- 19) Abel N.P., 2006, MNRAS 368, 1949
- 20) Nagao T., Maiolino R., Marconi A., et al., 2011, A&A 526, 149
- 21) Abel N.P., Dudley C., Fischer J., et al., 2009, ApJ 701, 1147
- 22) Juarez Y., Maiolino R., Mujica R., et al., 2009, A&A 494, L25

## Observational Studies on the Chemical Evolution of Galaxies

Tohru NAGAO

*The Hakubi Project, Kyoto University, Yoshida-Ushinomiya-cho, Sakyo-ku, Kyoto 606-8302, Japan*

Abstract: Measuring the metallicity and its redshift evolution is one of powerful approach to give constrains on galaxy evolutionary scenarios. Focusing on the gas component in galaxies, we have measured metallicity of galaxies up to  $z \sim 3.5$  using rest-frame optical emission-line spectra. Since any metallicity diagnostics utilizing rest-frame optical emission lines suffers from dust reddening effects, we have proposed new metallicity diagnostics using fine-structure lines that are measurable with Herschel, ALMA, and SPICA.