

図1 普通の銀河 M 74 (左) と、異常に明るい中心領域「活動銀河核」をもつ銀河 Mrk 817 (右) の可視光画像。それぞれの画像の下には銀河を真横に切ったときの明るさ (光の強さ) の分布が示されている。Mrk 817 の中心部はこの図の範囲 (光の強さ 0-10) をはるかに超えるほど明るいことが、挿入図 (光の強さの範囲を 0-3,500 に広げたもの) からわかる。

によって、「クエーサーが非常に遠方に存在する天体であれば、赤方偏移<sup>\*2</sup>の効果によってそのスペクトルが解釈可能である」ことが示され、宇宙の中でのクエーサーの居場所が定まりました<sup>1)</sup>。銀河系の直径が約 10 万光年、お隣の有名な銀河 M 31 (アンドロメダ銀河) までの距離が約 250 万光年なのに対し、当時問題となっていた代表的なクエーサー 3C 273 までの距離は約 25 億光年 (赤方偏移  $z=0.16$ ) です。宇宙は誕生以来膨張を続けていますが、われわれに観測される 3C 273 は、空間のサイズがまだ現在の 9 割以下であった約 20 億年前の宇宙に存在していたこととなります。銀

河系のありふれた星々と見かけ上変わらないクエーサーがいかにもエキゾチックな天体であるか、それが初めて認識された 1963 年当時の衝撃がいかばかりであったか、想像に難しくありませんね。なお現在では観測技術の向上によって、光る点にしか見えなかったクエーサーの周りにたしかに銀河が付随していることが確認されています。

## 2. なぜ活動銀河核は重要か

### 2.1 活動銀河核の正体

活動銀河核・クエーサーは発見以来多くの天文学者の興味をひきつけ、その研究テーマとなりま

<sup>\*2</sup> 遠ざかる光源 (この場合はクエーサー) からの光の波長が伸びて観測される現象。遠ざかる速度が大きいほど波長の伸びも大きく、本来の波長に対する波長の伸び (ずれ) 率  $z$  で赤方偏移の大きさを表す。例えば本来  $100 \text{ \AA}$  の波長の光が  $110 \text{ \AA}$  に観測されると、赤方偏移  $z=0.1$  (波長伸び率 10%) ということになる。現在の理解では、宇宙は一樣に膨張しており遠くの天体ほど速い速度でわれわれから遠ざかっているため、赤方偏移が大きい、つまり遠ざかる速度が速いほどわれわれからの距離が遠いということになる。

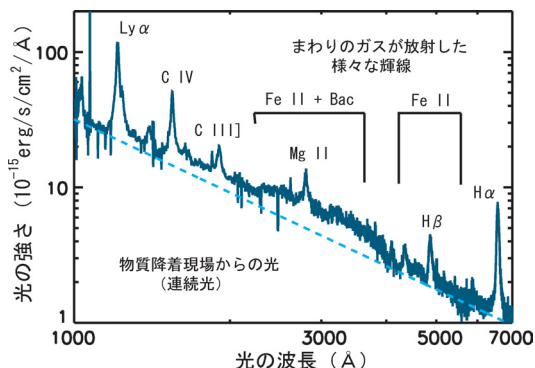


図2 活動銀河核の典型的なスペクトル. おおよそ点線より下の光(連続光)は、活動銀河核中心で巨大ブラックホールへの物質降着により生み出された光を直接とらえたものと考えられる。一方、周りに存在するガスがその光を吸収し、さまざまな元素を通じて再放射されたのが点線より上の輝線スペクトルである。それぞれの輝線(スパイク状の構造)の上には、その輝線を放射した元素名を示すラベルが貼られている。

した。なぜ活動銀河核の研究は重要か？ いくつも理由は挙げられますが、一つの大きな理由は、このような巨大な(半)定常的エネルギー現象は広い宇宙を見渡してもほかにはなく、貴重な物理学実験場であるという点です。銀河のすべての星が放つエネルギーを足し合わせても全くかなわないような莫大な光のエネルギーを、銀河中心のほんのわずかな領域だけでどうやって生み出すことができるのか……これは活動銀河核現象に対する最も基本的な問いであり、現在では、銀河中心に存在する巨大ブラックホールへの物質降着がそのエネルギー源であると考えられています。すなわち、銀河中心付近にある物質がブラックホールに引き込まれる際に莫大な重力エネルギーを解放し、それが放射エネルギーに変換されて、われわれに観測される光になっているという構図です。図2に、活動銀河核の典型的なスペクトルを示します<sup>2)</sup>。このスペクトルでおおよそ点線より下の光(広い波長範囲にわたって連続的に光の強さが

分布しているので、「連続光」と呼ばれます)は、いま述べたような物質降着現場からの光を直接とらえたものと考えられています。一方、点線より上の光は、輝線と呼ばれる多くのスパイク状の構造からなっています。“C IV”などとラベルされたスパイクがそれです。これらの輝線は活動銀河核内に存在するそれぞれ特定の元素から放出された光であり、実はブラックホール周囲の様子を如実に語る情報の担い手です。本稿の主役はこれら輝線であり、詳しくは3章以下で述べたいと思います。

## 2.2 遠方=初期宇宙の灯台

活動銀河核の研究を重要にしているもう一つの大きな理由は、光のエネルギー生成機構は何であれ、その圧倒的な明るさです。明るいということは遠くにあっても観測可能ということであり、「遠い天体ほど過去の宇宙に存在する」天文学のパラダイムにおいては絶大な意味をもちます。つまり活動銀河核、特にクエーサーが遠方=初期の宇宙に存在し、生成される莫大な光によって灯台のように輝くことで、古い宇宙の様子が観測する私たちに伝わるのです。このために発見以来、より遠い宇宙のクエーサーを見つけようという競争が世界中のグループによって繰り広げられています。実は私たち東京大学のグループもオーストラリアの研究グループと組んで、南半球の空を舞台にこの競争に参戦しています。ちなみに本稿執筆時点で見つかっている最も遠いクエーサーは赤方偏移 $z=6.43^{3), 4)}$ 、その時点での宇宙は誕生からわずか8億年程度しか経っておらず(現在は宇宙誕生後およそ135億年)、空間サイズは現在の1割強しかありません。このような初期の宇宙にすでにクエーサーのような巨大なシステムが形成されていたことは、一つの興味深い点でもあります。

このように活動銀河核・クエーサーは天文学の中で極めて重要な位置を占め、発見以来現在に至るまで活発な研究が続けられています。その正

体・詳しい構造や性質を知ることが初期宇宙の灯台としての有効性を飛躍的に高めますし、逆にその存在した宇宙の様子を知ることが天体自身の性質について重要な情報を与えるといった具合に、「正体」と「遠方への探索」の二つの研究は車の両輪となって進むものです。

### 3. 私たちのアプローチ

上にも少し述べましたが、活動銀河核の紫外-近赤外線（光の波長  $0.1\text{--}5\ \mu\text{m}$ ）スペクトルには、たくさんの強いスパイク状の構造＝輝線が見られます。これら一つ一つの輝線はそれぞれ特定の元素から放射された光であり、例えば図2で波長  $1,550\ \text{\AA}$  付近の“C IV”とラベルされた輝線は、三階電離した（電子が三つはぎ取られた）炭素のイオン  $\text{C}^{3+}$  から放射された光です。このような輝線と元素の対応関係は量子力学の枠組みから得られます。図3に示すように、輝線は、中心ブラックホールへの物質降着現場からの光（連続光）が周囲のガスにいったん吸収され、それらガスに含まれていたさまざまな元素によって再放射されたものと考えられます。このような過程を経ることで、輝線は重要な情報を含むようになります。例えば C IV の強い輝線が観測されることから、ブラックホール周囲のガスに炭素が存在すること、それを三階も電離するような高エネルギー状態が実現されていることがわかります。また輝線は波長方向にある幅をもった細い三角形のような形をしています。その三角形の形は輝線を放射しているガスの運動状態を表しています\*3。このような考え方を推し進め、さまざまな輝線観測と詳細な理論計算・シミュレーションとを比較することによって、活動銀河核内にどのような物理状態が実現されているのかを明らかにすることができま

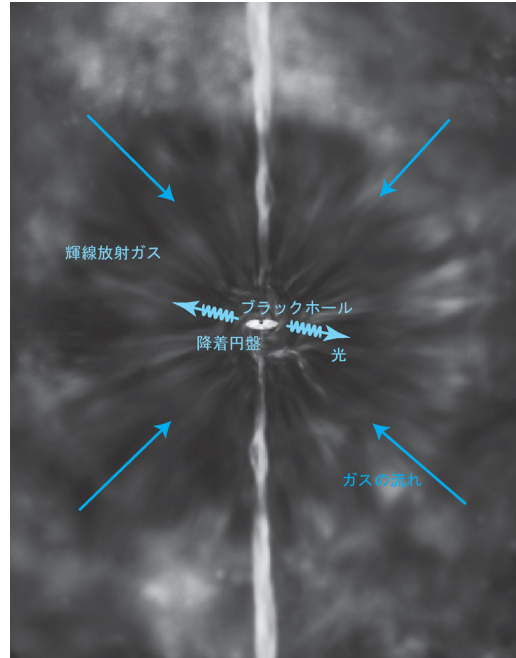


図3 活動銀河核中心部の概念図。中心の一点に存在するブラックホールが周りのガスを引き込み、ガスは流れ込む過程で中心付近に降着円盤と呼ばれる円盤を形成している。この物質降着現場で生み出される莫大な光は直接私たちに観測されると同時に周りのガスを照らし、照らされたガスはさまざまな元素を通じて輝線スペクトルを放射すると考えられる。またブラックホールの上下には降着円盤からジェット状に噴き出したガスが見られ、この構造はしばしば電波で観測される。

す。

私たちは特に遠方に存在するクエーサーについて、いま述べたようなアプローチで研究を行っています。なかでも注目しているのは、一階電離した鉄  $\text{Fe}^+$  が放つ Fe II 輝線です。この輝線はクエーサーのスペクトルの中でもひととき強く、多くのエネルギーを担っています。図2のスペクトルでは“Fe II+Bac”\*4、“Fe II”とラベルされた波

\*3 ここでは詳しい説明は省きますが、輝線放射ガスがさまざまな速度をもって運動していることに伴う赤方偏移、またその逆の青方偏移の効果により説明されます。

\*4 この波長領域にはバルマー連続線 (Bac) という水素の強い放射も存在して Fe II 輝線群と混じり合っており、後で述べるように、Fe II 輝線の扱いが困難である一つの原因となっている。

長領域全体にわたって分布しています。また鉄元素は、他のほとんどの重元素（水素、ヘリウムより重い元素の総称）と同様に星によって作られますが、ある銀河において星が生まれ始め、鉄が作られて星から排出されるまでには、他元素に比べて非常に長い時間が必要であるとされています<sup>5), 6)</sup>。その場合、星が出現し始めてからまだ鉄を作るのに十分な時間が経っていない初期の宇宙でクエーサーを観測すると、他の元素に比べて鉄だけがずっと少ないということになります。まだ観測的に明確な結論は得られていませんが、これは宇宙論や初代天体形成・進化理論にもかかわる重要な問題であり、遠方クエーサーにおける Fe II 輝線の観測・研究に独特な意義をもたらしています<sup>5), 7)-9)</sup>。

ところがこのような重要性とはうらはらに、一階電離の鉄 Fe<sup>+</sup> というのは非常に複雑な原子内部構造をもっていて、理論計算や観測からの輝線分離がとても困難です<sup>10), 11)</sup>。せっかく詳しい観測を行っても理論との比較の中でいろいろな不定性がある場合は、導き出される結果もおのずと限られてきます。実際にこれまで多くの研究がこの問題に悩まされてきました。活動銀河核・クエーサー内部に実現されている物理状態を知りたい、それも特に重要と考えられる Fe II 領域をターゲットとしたい。一方で Fe II 輝線を扱うと結果に大きな不定性が避けられない……。そこで私たちが取った方法は、「Fe II 領域をターゲットとする。ただし、同じ領域から放射されているもっと原子構造の単純な元素の輝線を利用する」というものでした。こうして着目したのが、中性酸素と一階電離カルシウム、O I と Ca II の輝線です。

#### 4. O I, Ca II 輝線とその観測

活動銀河核・クエーサーで最も強く観測される O I と Ca II の輝線はそれぞれ、O I では紫外線領

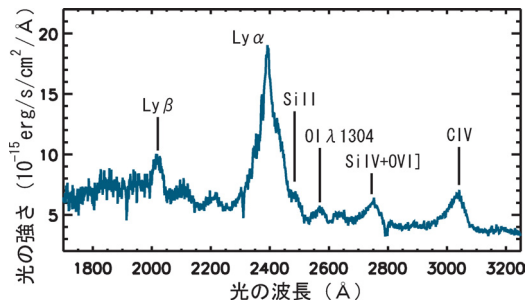


図4 ハッブル宇宙望遠鏡で観測されたクエーサー PG 1148+549 (赤方偏移 z=0.98) の紫外線スペクトル。他のさまざまな輝線に混じって、目的の O I λ1304 の輝線が検出されている。

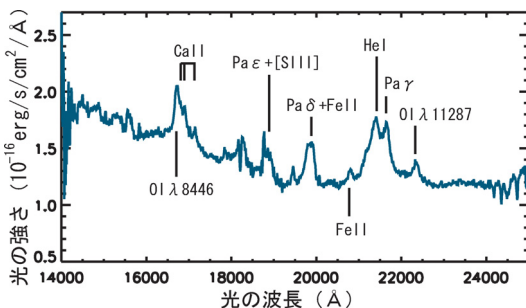


図5 英国赤外線望遠鏡で観測されたクエーサー PG 1148+549 (赤方偏移 z=0.98) の近赤外線スペクトル。O I λ8446, Ca II, および O I λ11287 の輝線がきれいに検出されている。

域の 1,304 Å と可視光端から近赤外線領域の 8,446 Å および 11,287 Å, Ca II では可視光端の 8,579 Å にあります。実際に観測されたクエーサーの紫外線および近赤外線スペクトルを図4と図5に示します。“O I λ1304”, “O I λ8446”, “O I λ11287”, および “Ca II” とラベルされたスパイクがこれら O I と Ca II の輝線です。実は Ca II は量子力学的性質のよく似た三つの輝線が半ば重なり合っていて、図では3本の線で表されています。輝線の波長と図の横軸に記された波長が異なっていることに気づかれたでしょうか？ 例え

\*5 活動銀河核で観測される中性の鉄 (Fe I) や二階以上電離した鉄 (Fe III, Fe IV, ...) の輝線は Fe II 輝線に比べてはるかに弱い。したがって鉄の存在量を探るには、Fe II 輝線が最も良いトレーサーとなっている。

ば 8,446 Å にあるべき “O I 8446” は、横軸を見ると波長 16,700 Å 付近で観測されています。これが何度も述べてきた赤方偏移、すなわち遠ざかる天体からの光の波長が伸びて観測される現象で、このクエーサーの場合は赤方偏移  $z=0.98$  です。

これら O I, Ca II 輝線が Fe II 輝線と同じ領域から放射されていることは、以前からいくつかの観測事実によって示唆されていました<sup>12)</sup>。特に最近になって、近傍の活動銀河核においてこれら3種の輝線の形状がよく似ており、放射領域を共有しているらしいことが明確に示されています<sup>13)</sup>。しかし光の波長 8,500 Å 付近やそれ以降は、観測技術が比較的未発達だった可視光の端から近赤外線領域に入ることもあって、特に赤方偏移の大きなクエーサーでは、これまで O I, Ca II 輝線の観測が行われた例はほとんどありませんでした。また O I  $\lambda 1304$  の波長も紫外線に対応するため、大気による吸収が激しくて地上からの観測は不可能です。

そこで私たちは、「ハッブル宇宙望遠鏡によって O I  $\lambda 1304$  が観測されているクエーサーについて地上から近赤外線観測を行い、残る O I  $\lambda 8446$ , O I  $\lambda 11287$ , Ca II のデータを集める」という方針で観測を進めてきました。現在までにアメリカ・アリゾナ州にあるキットピーク観測所 2.1 m 望遠鏡やハワイの英国赤外線望遠鏡 (3.8 m) を用いて観測を行うことができ、比較的近傍から遠方 (赤方偏移  $z \sim 1$ ) までのクエーサーについて近赤外線スペクトルを取得しています。このような遠方までのクエーサーの近赤外線分光データは世界でもまだほとんど得られておらず、その意味でもここ

に掲げる私たちのデータは貴重なものです。またごく近傍のクエーサーに関しては過去に観測された例がありましたので、そのデータを利用することにしました。全体のサンプルは赤方偏移が 0.06 から 1.08, 明るさが可視 B バンド絶対等級で -22 等から -30 等<sup>\*6</sup>という幅広い性質をもったクエーサーたちとなっています。

## 5. 理論計算との比較, 結果

さて観測によって目的の輝線データが得られたら、これを詳細な理論計算・シミュレーションと比較しなければなりません。こうすることで、輝線の放射もとであるクエーサー内部の様子が明らかになってきます。具体的にはクエーサー内で実現しているであろうガスの物理状態 (図3参照) を計算機の中で再現し、そこからどのような輝線が放射されてわれわれに観測されるかを、物理法則に則った計算によって求めます。私たちは実在するクエーサーに手を加えることはもちろんできませんが、計算機の中に作られたクエーサーなら思いのままに操ることができます。ブラックホール周囲に存在する輝線放射ガスの密度やそれを照らす物質降着現場からの光 (連続光) の強さなど条件を変えて計算を繰り返し、予測される輝線が実際の観測に一致するような物理状態を探し当てれば良いのです。計算はアメリカなどの研究グループによって開発された CLOUDY<sup>14)</sup> というコードを用いて行いました。

理論計算と比較すべき観測量としては、輝線 (O I  $\lambda 1304$ , O I  $\lambda 8446$ , Ca II, および O I  $\lambda 11287$ ) の間の強度比と、それら輝線の連続光に対する相対強度 (「等価幅」と呼ばれます) を用います。こ

\*6 地球から見た明るさではありません。その場合は地球から遠いほど暗くなりますので、クエーサー本体の性質を表したことにはならないからです。ここに示した絶対等級は便宜的に天体からの距離 10 pc (約 33 光年) で観測される値に換算した明るさで、天体そのものの (この場合は可視光での) エネルギー放出率を表しています。なお光でのエネルギー放出率を指して、「光度」という言葉も用いられます。天体の等級が 1 等小さくなると約 2.5 倍明るくなりますので、サンプルが -22 等から -30 等というのは、明るさにして約 2,000 倍もの差があるクエーサーが含まれていることを意味します。ちなみに太陽の可視絶対等級は +4.8 等です。

のように比や相対強度を用いるのは、観測された輝線の強さそのものは地球から天体までの距離などさまざまな要因によって変わるので、クエーサー本体の性質を探るには適さないためです。図6に例を示したこのような比較によってクエーサー内部、特に輝線放射ガス領域の様子について明らかになってきたことを、以下いくつか簡単に紹介していきたいと思ひます。

- クエーサー内部に水素密度が約  $10^{12} \text{ cm}^{-3}$  の非常に濃いガス雲が存在し、これが主に観測される **Fe II**, **O I**, **Ca II** の輝線を放射している。……水素密度  $10^{12} \text{ cm}^{-3}$  というのは、ガス雲の1 cc 当たり1兆個の水素原子・イオンが存在するということです。銀河系の星間空間（星と星の間の空間）の水素密度は1 cc 当たり約1個、最も濃い部類のガス雲でも1 cc 当たり約100万個ですから、クエーサー内部のガスがいかに極端な状況にあるかがわかります。私たちの研究以前には  $10^{10} \text{ cm}^{-3}$  というのが典型的な値として語られてきましたから<sup>15)</sup>、**Fe II** 輝線を放射するガスの密度が実はこれより100倍も濃いということが示されたこととなります。また、個々のガス雲の大きさは  $10^{10} \text{ cm}$  (10万 km; 太陽の大きさの約1/10) よりも大きいと考えられます。
- ガスは中心の物質降着現場から、電離光子数フラックス  $10^{20} \text{ s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$  前後の光に照らされている。……これは水素原子を電離できるほどの高エネルギーをもった光子（電離光子）が、ガスの表面  $1 \text{ cm}^2$  当たり毎秒約100億の100億倍個入ってくるということです。強烈な光です。ちなみにこの分野でよく使われる量で、ガスの粒子1個に対する電離光子の数を示す電離パラメーター  $U$  で表すと、 $10^{-2.5}$  程度になります。ただしこれはもちろん一階電離鉄 (**Fe II**)

領域に関する結果であり、最初に出てきた三階電離炭素 **C IV** のようなさらに過激な電離度のガス領域は、より物質降着現場近くにあってもっと強烈な光にさらされているはずで

- クエーサーごとに内部のガス密度はほとんど変わらないが、ガスを照らす電離光の強さは1-100倍の範囲でばらばらである。……私たちのクエーサーサンプルは赤方偏移が0.06から1.08、光度が可視Bバンド絶対等級で-22等から-30等という多様な性質をもつものです。それらの内部のガスが同様の密度をもつことは、クエーサーの光度などによらずガスの供給・進化がよく似たものであることを強く示唆しています。一方でガスを照らす光の強さが異なることは、そもそも中心の物質降着現場で生み出される光の量が異なることに加えて、重要な示唆を含んでいます。これまで、さまざまな光度のクエーサーが非常に似通った輝線スペクトルを示すことから、輝線放射ガスを照らす光の強さもクエーサーによらず似通ったものであろうと考えられてきました。この場合、中心の物質降着現場で生み出される光が強いほど輝線放射ガスは中心から遠くに存在して、照らされる光の強さが一定になるような仕組みが働いていることとなります。実際にこのアイデアは、“locally optimally emitting clouds”<sup>16)</sup> と呼ばれる輝線放射のモデリングでも、水素の代表的な輝線 **H $\beta$**  に対する reverberation mapping<sup>\*7, 17), 18)</sup> という手法によっても示唆されています。**Fe II** 領域に対する私たちの結果は、このアイデアがすべてのガス領域について成り立っているわけではないことを示しています（詳しくは図6とその下の説明文を参照）。実はこのような私たちの主張は、次項目の輝線幅の結果によっても支持されます。

\*7 中心光源（物質降着現場）の光の放射強度が何らかの理由によって変化すると、その放射をエネルギー源として光っていた周りのガスなどからの放射強度も呼応して変化する。この変化の応答の様子を観測することで活動銀河核内のガス分布などを探る手法を、reverberation mapping と呼ぶ。

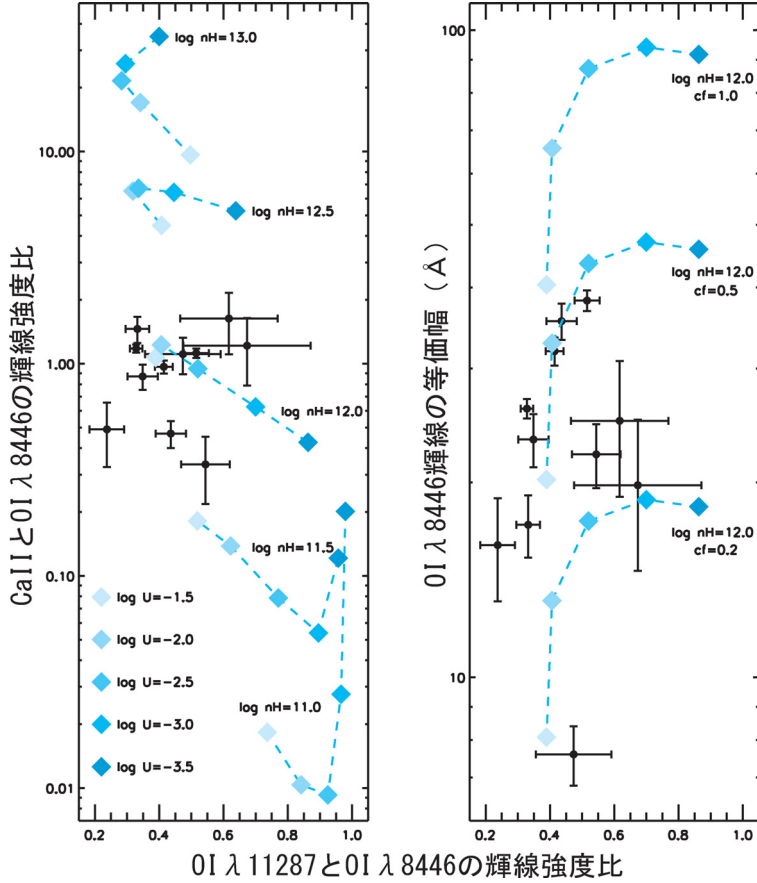


図6 観測された O I, Ca II の輝線強度と理論計算との比較. (左) 横軸に O I λ 11287 と O I λ 8446 の強度比, 縦軸に Ca II と O I λ 8446 の強度比を取った. 誤差棒の付いた黒丸が観測値を, 青色の菱形はさまざまな物理条件を仮定して計算された理論値を表す. ここではガスの密度とガスを照らす連続光の強さを変えて計算を行い, 密度が同じ計算については点線で結んだ (図の下から順に水素密度  $n_H = 10^{11.0}, 10^{11.5}, 10^{12.0}, 10^{12.5}, 10^{13.0} \text{ cm}^{-3}$ ). また連続光の強さは, 菱形の青の濃さで表されている (青が薄いほうが連続光が強く, 弱いほうから順に電離パラメーター  $U = 10^{-3.5}, 10^{-3.0}, 10^{-2.5}, 10^{-2.0}, 10^{-1.5}$ ). 密度  $n_H = 10^{12.0} \text{ cm}^{-3}$  付近と連続光の強さは  $U = 10^{-2.5}$  を中心とする広い範囲で, 観測と理論値が一致することがわかる. (右) 横軸は左と同じ, 縦軸には O I λ 8446 の等価幅を取った. 菱形の青色の濃さは左と同様に連続光の強さを表すが, ここでは密度を  $n_H = 10^{12.0} \text{ cm}^{-3}$  に固定したままガスが中心光源を覆う割合 (covering factor と呼ばれる) を変化させた. この割合が同じ計算を点線で結び, 下から順に 0.2, 0.5, 1.0 である. 割合 0.2-0.5 ですべての観測が再現できることがわかる.

● O I 輝線の線幅はすべてのクエーサーで驚くほど似ており, 輝線放射ガスが  $2,000 \text{ km s}^{-1}$  前後の速度で運動していることを示す (図 7). ……前にも述べましたが, 輝線は波長方向にある幅をもった細い三角形のような形をしており, この三角形の形は輝線を放射しているガスの運動

状態を表しています. 特に三角形の幅 (図 7 挿入図で矢印で示された幅) は, 運動速度を表すと解釈されます. したがって輝線幅が似通っているということは, どのクエーサーでも輝線放射ガスの運動速度が同程度であることを示しているわけです. これは前項目と同様に,  $H\beta$  な



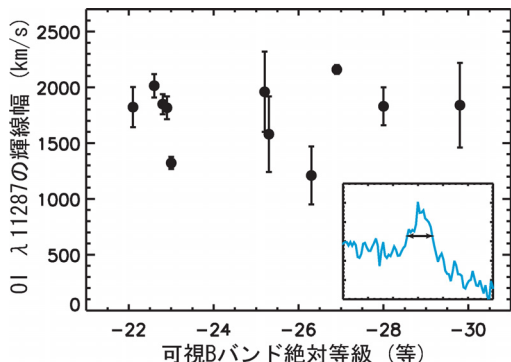


図7 観測したクエーサーの光度(可視Bバンド絶対等級)と、O I λ11287の輝線幅との関係。光度に依らず輝線幅はほぼ一定であり、輝線放射ガスが同様の運動速度をもつことが示唆される。挿入図はクエーサーPG 1148+549で観測されたO I λ11287輝線で、矢印で示された長さがここで扱っている輝線幅である。

どバルマー輝線と呼ばれる水素の輝線群に対する研究とは逆の結果です。バルマー輝線の線幅はこれまでさまざまな研究によって、おおむね  $1,000\text{--}10,000\text{ km s}^{-1}$  の範囲で大きくばらつくことがわかっているからです<sup>19)</sup>。これらの観測事実、バルマー輝線などに対する「電離放射により(すなわち、照らされる光の強さが一定になるような位置として)定められた輝線放射ガス領域」と、Fe II, O I, Ca II 輝線などに対する「力学運動により(すなわち、中心ブラックホールのまわりのある運動学的位置として)定められた輝線放射ガス領域」という二つの概念を表しているのではないかと私たちは提案しています。

このほかに輝線の放射過程そのものについても、いろいろなことがわかりました。少し細かい話になりますが、例えばO Iの輝線は、水素の輝線 Lyβの吸収および電子との衝突により中性酸素原子が直接のエネルギーを得て放射されること

が示されました。これは私たちの研究以前に、クエーサーよりもはるか近くの活動銀河核について言われていたことと一致します<sup>20)</sup>。またO Iの輝線として扱われることの多かった  $1,304\text{ \AA}$  の輝線に、実は一階電離ケイ素 Si II からの光が  $20\text{--}60\%$  混じっていることも示されました。O Iの  $\lambda 1304$  (紫外輝線)と  $\lambda 8446$  または  $\lambda 11287$  (可視光端から近赤外輝線)の間の強度比は星間・銀河間空間の赤化<sup>\*8</sup>の効果を定める指標として期待されてきましたが、今回の結果は、 $1,304\text{ \AA}$  の輝線から何らかの方法で Si II の寄与を分離する必要を示しています。

このようにこれまでの研究によって、クエーサー内部、特にそこに存在する Fe II 輝線放射領域の様子が徐々に明らかになってきました。私たちが他のグループに先駆けてこのような結果を得られたのは、O I と Ca II というあまり注目されてこなかった輝線を見だし、最先端の観測技術を使って必要なデータを得られたこと、そして我慢強く詳細な理論計算と観測との比較を繰り返したことのお陰です。現在も研究は継続しており、最後に短く今後の展望を述べたいと思います。

## 6. 今後の展望

これまでの研究によって、現在から赤方偏移が1付近までの宇宙に存在した活動銀河核・クエーサー内部の輝線放射ガスの様子が明らかになってきました。今後、研究が進むべき方向は大きく分けて二つあると考えています。

まず一つは、そもそも活動銀河核内部で輝線を放射しているガスの正体がいったい何なのかを明らかにすることです。すでに述べてきたように、密度や照らされている光の強さ、運動状態といったガスの性質に関する知識は蓄積しつつあります。それらと他のさまざまな観測事実を手がかりにしながら、ガスの供給元や供給後の進化など、

\*8 ある空間を通過する光が、そこに存在する塵の吸収・散乱を受けて赤くなること。波長が短く青い光ほど吸収・散乱を受けやすく、逆に波長が長く赤い光は透過しやすいので、全体として通過した光は赤くなる。

その本質を探らなければなりません。現在までにいくつかのモデルが提案されています。銀河中心領域に存在する膨れ上がった星の大気や潮汐破壊された星など個々のガス塊の集合体、あるいは降着円盤から放射圧や磁気圧で吹き上がった連続的なガスの流れなどです。輝線の細かい形状からは連続的なガスの流れ説が示唆されていますが、まだ明確な結論には遠く、わからない点はたくさん残されています<sup>21)</sup>。

もう一つは、これまでの研究をさらに遠方宇宙へと広げていくことです。私たちが現在までに扱ったのは赤方偏移がおよそ1(今から約75億年前、宇宙誕生後およそ60億年)までのクエーサーですが、赤方偏移が6(今から約125億年前、宇宙誕生後およそ10億年)を超えるような初期の宇宙にまでクエーサーは見つかっています。クエーサー内部のガス状態がこのようなのはるか遠方、すなわちはるか昔の宇宙から現在に至るまでどのように進化してきたか、あるいはしてこなかったか、このことはクエーサー自身の性質のみならず、宇宙進化の中での活動銀河核の役割を論じるうえでも重要なテーマです。また3章で述べたように、クエーサーの輝線から鉄の存在を遠方宇宙へ追うに当たっても、その放射ガスの性質の進化を知っておくことは不可欠です。一方で赤方偏移の効果によって、私たちの使うO I, Ca II輝線は遠いクエーサーほど近赤外線の中でも波長の長い領域(>3 $\mu\text{m}$ )へ入っていき、地球大気の効果によって観測は一気に難しくなっていきます。また当然ながら遠くなるほど暗くなりますので、その点でもより困難な観測を強いられることになりま

す。

さらなる遠方宇宙への第一歩として、現在私たちは赤方偏移が3付近のクエーサーの近赤外線分光観測を提案しています。使うのはすばる望遠鏡やジェミニ望遠鏡など、優れた近赤外線装置を搭載し、口径8 m級を誇る可視-近赤外線望遠鏡としては最大級の望遠鏡たちです。波長は、現実的な遠方クエーサーの分光観測として地上観測にぎりぎり許される3-5 $\mu\text{m}$ 。これより遠いクエーサーとなると地上からの観測は今のところ不可能であり、人工衛星搭載の宇宙望遠鏡を用いた観測になるでしょう。これから研究がどのように発展していくのか、私たち自身も楽しみにしながら進めていきたいと思います。

## 謝 辞

本稿で紹介した内容は著者が東京大学天文学教育研究センターにおいて、一部は日本学術振興会特別研究員として行った研究を基にしており、3編の学術論文にまとめられています<sup>22)-24)</sup>。共同研究者である川良公明氏、大藪進喜氏、続唯美彦氏、吉井 譲氏をはじめ、有益な議論をしていただいた多くの方々に感謝いたします。また観測をサポートしていただいたキットピーク観測所と英国赤外線望遠鏡のスタッフ、観測時間を提供していただいたアメリカ国立光学天文台と国立天文台にも、この場をお借りして厚くお礼申し上げます。東京大学の浅見奈緒子、時田幸一、坂田 悠の各氏には共同研究者とともに本稿を草稿段階で読んでいただき、貴重なご指摘・ご意見をいただきました。なお本稿にはDSS<sup>\*9</sup>, HST data archive<sup>\*10</sup>,

<sup>\*9</sup> Figure 1 was created in part making use of the image provided by the Digitized Sky Survey (DSS). The Digitized Sky Surveys were produced at the Space Telescope Science Institute under U.S. Government grant NAG W-2166. The images of these surveys are based on photographic data obtained using the Oschin Schmidt Telescope on Palomar Mountain and the UK Schmidt Telescope. The plates were processed into the present compressed digital form with the permission of these institutions.

<sup>\*10</sup> Figure 1 is in part based on observations made with the NASA/ESA Hubble Space Telescope (HST), obtained from the data archive at the Space Telescope Science Institute. STScI is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc. under NASA contract NAS 5-26555.

および NASA/CXC/SAO\*<sup>11</sup> により提供された図を使用しています。最後になりますが、研究を行うに際し私生活で支えていただいた方々に深く感謝します。本研究の一部は、日本学術振興会からの研究補助金を得て行われました。

参考文献

1) Schmidt M., 1963, Nature 197, 1040  
 2) Tsuzuki Y., et al., 2006, ApJ 650, 57  
 3) Fan X., et al., 2006, AJ 132, 117  
 4) Willott C. J., et al., 2007, AJ 134, 2435  
 5) Yoshii Y., Tsujimoto T., Nomoto K., 1996, ApJ 462, 266  
 6) Matteucci F., Recchi S., 2001, ApJ 558, 351  
 7) Hamann F., Ferland G., 1993, ApJ 418, 11  
 8) Kawara K., et al., 1996, ApJ 470, L85  
 9) Yoshii Y., Tsujimoto T., Kawara K., 1998, ApJ 507, L113  
 10) Verner E., et al., 2003, ApJ 592, L59  
 11) Sigut T. A. A., Pradhan A. K., 2003, ApJS 145, 15  
 12) Persson S. E., 1988, ApJ 330, 751  
 13) Rodriguez-Ardila A., et al., 2002a, ApJ 565, 140  
 14) Ferland G. J., et al., 1998, PASP 110, 761  
 15) Davidson K., Netzer H., 1979, Rev. Mod. Phys. 51, 715  
 16) Baldwin J. A., et al., 1995, ApJ 455, L119  
 17) Blandford R. D., McKee C. F., 1982, ApJ 255, 419  
 18) Peterson B. M., 1993, PASP 105, 247  
 19) Kaspi S., et al., 2000, ApJ 533, 631  
 20) Rodriguez-Ardila A., et al., 2002b, ApJ 572, 94  
 21) Capriotti E., Foltz C., Byard P., 1981, ApJ 245, 396  
 22) Matsuoka Y., et al., 2005, PASJ 57, 563  
 23) Matsuoka Y., et al., 2007, ApJ 663, 781  
 24) Matsuoka Y., Kawara K., Oyabu S., 2008, ApJ 673, 62

\*<sup>11</sup> Figure 3 is credited to NASA/CXC/SAO.