

系外銀河の水素分子輝線

川 良 公 明*

はじめに

アリゾナ大学に始まり UKIRT によってリードされた系外銀河の近赤外線分光学は、1980 年代中期にセロトロロ天文台（以下 CTIO）で 8 素子分光器が完成するにいたり、その観測対象を大幅に広げ統計的な研究を初めて可能とした。この分光器はそれまでの検出限界を 10 倍改善する画期的なもので本格的な系外銀河の近赤外線分光学の幕を開けるものとなった。最近、この分光器には 62×58 2 次元素子を取りつけられ、感度は更に 10 倍改善され、またロング・スリットの使用によって 1 次元空間の情報と同時にとれるように、大幅なグレード・アップがなされた。キットピーク (KPNO) 天文台においても同様の仕様の分光器が稼働を始めており、今後しばらくは CTIO と KPNO の分光器が系外銀河の近赤外線分光をリードする勢いとなっている。

ここでは CTIO 8 素子分光器を用いて筆者等のグループ（西田、グレゴリー、筆者等）が明らかにした系外銀河の中心核（以下銀河中心核）からの水素分子輝線の性質を中心に議論を進めていく。近赤外線領域で最も重要な輝線は水素分子線であろう。これは、圧倒的な感度を誇る光学分光の観測可能領域に水素分子線が存在しないことによる。つまり水素分子線はこれまで光学分光学では得られなかった全く新しい情報を提供することとなった。最初に系外銀河の水素分子線の検出を発表したのはアリゾナ大のトンプソン等で NGC 1068 からのもので、7 年あとにジョセフ等が、UKIRT における観測で 2 例を追加した。ジョセフ等の天体は Arp 220 と NGC 6240 でいづれもマージャ（合体中の銀河）であったため、「衝突中の銀河は水素分子の輝線が強い」との誤った印象を読者に与えることになった（注：NGC 6240 は唯一の例外で、この銀河からの水素輝線は銀河衝突による可能性がある）。

この論文が発表されたころ、CTIO の研究員であった筆者は以前に AAT（アングロ・オーストラリアン・テレスコープ）で取った He 2-10 というスターバースト銀河（銀河中心領域で爆発的に星が誕生している銀河のこと）の近赤外スペクトルの中に水素分子輝線を偶然発見しており、また筆者が CTIO 8 素子分光器の開発に関係していたこともあって、今後の研究の中心に系外銀

河の水素分子輝線を据えることを決意していた。

1985 年 12 月に 4 メートル望遠鏡を 3 夜確保していた筆者は、分光器開発の中心人物であるグレゴリー氏に協力を求め、テストの段階にあった分光器を 4 メートル望遠鏡に取りつけ初めてのサイエンティフィック・ランを行った。この時、8 個の系外銀河から波長 $2.12 \mu\text{m}$ の水素分子輝線の検出に成功した。それまでに水素分子輝線の存在が知られていた銀河は 3 個であったので、これによって水素分子銀河の数が従来の 4 倍になるという画期的な観測となった。この観測はまた水素分子輝線は系外銀河に共通の現象であることをしめしている。このニュースを知った西田氏からは、1986 年 4 月に氏が確保している 1.5 メートルのランには水素分子の分光観測を行いたい旨の連絡があった。筆者は 1.5 メートルによる観測には懐疑的であったが、いざ観測してみると 5 個の系外銀河から水素分子輝線が検出されるという筆者にとっては嬉しい誤算（西田氏にとっては当然か）となった。これは水素分子線を放射している領域が予想より広がっていたことによる。

AGN に強い水素分子輝線

AGN (active galactic nuclei) は活動銀河核と訳されている。広義にはスターバースト銀河核を含めて異常に明るい銀河中心核の意味である。スターバースト銀河核のエネルギー源は生れたての高温の星であり、そのスペクトルは天の川の電離領域（以下 H II 領域）に類似している。一方、スターバーストよりも明るい中心核も存在する。これらの極端な例はクェーサーであり、太陽系程度の大きさのなかで、天の川全体のエネルギーの 10~100 倍のエネルギーを放出している。エネルギー源は星ではなく一般に非熱的源と称される。非熱的中心核が大光度で輝けるのは、銀河中心核に存在する巨大ブラックホール（太陽質量の $10^8 \sim 10^{10}$ 倍）にガスが吸い込まれるためであるとする解釈が一般的である。ここでは非熱的中心核を持つものを AGN として、スターバースト銀河核と区別する。

図 1 (川良、西田、グレゴリー)、とくに (b) に注目していただく。縦軸は水素分子 $v=1-0$ S(1) 輝線と遠赤外線（赤外線衛星 IRAS の $60 \mu\text{m}$ と $100 \mu\text{m}$ 測光バンド）強度の比で、横軸はスリットの大きさ（分光器で測定した領域の大きさ）を銀河の直径で割り算したものである。一般にうまれたての高温の星の周囲には厚い分子

* 国立天文台 Kimiaki Kawara: Extragalactic H₂ Emission

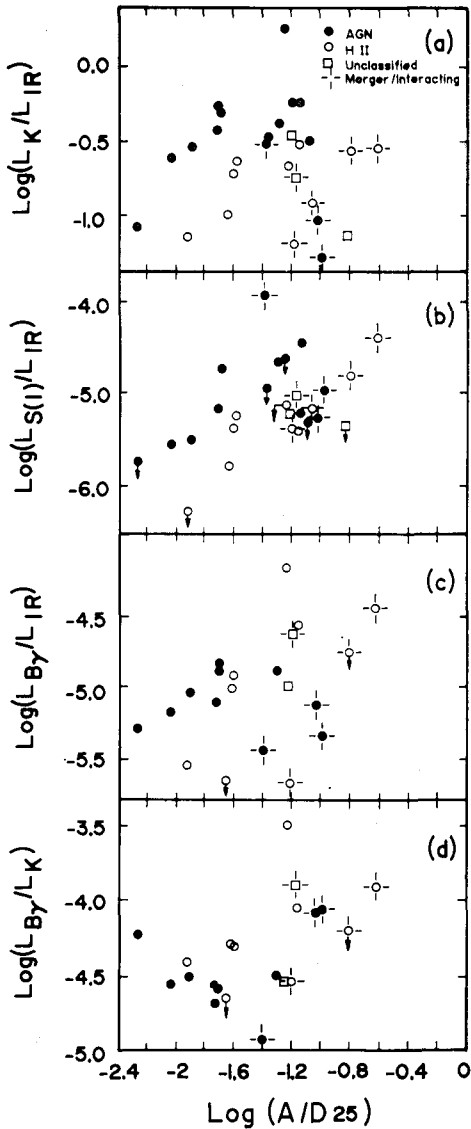


図1 さまざまな銀河から観測された赤外線強度比(縦軸)と観測領域の大きさ(横軸)の相関。AGN(●印)には1型, 2型のセイファート銀河とライナーが含まれる。(文献2)

雲が取り巻き, 分子雲中のダスト(直径 $0.1 \mu\text{m}$ 程度の微粒子)はこうした星からの紫外線を吸収して絶対温度で数十度までに温められ, 遠赤外線を放射するようになる。AGNの周囲に分子雲があれば, AGNからのエクス線, 紫外線も最終的にはダストを温めて, 遠赤外線として再放射される。つまり, 遠赤外線強度は分子雲への入力エネルギー量を表すものと考えてよい。水素分子は分子雲中に存在するから, 縦軸(水素分子輝線/遠赤外線)は単位入力エネルギー当たりの水素分子輝線強度, つまり水素分子の励起効率を示すものである。図中

における黒丸はAGN, 白丸はスターバースト銀河を示している。黒丸(AGN)の大部分は左上に, 白丸(スターバースト)は右下に存在し, またこれらの点は右上がり分布していることに注目したい。データ点が右上がりであるのは, 水素分子を放射している領域が広がっているためである。AGNの点がスターバーストの点よりも大きいのは, AGNの非熱的中心核が水素分子の励起に深く関わっているためである。

キューサは光度が大きく星状に見えるAGNであるが, キューサより小さい光度のAGNを持つ渦巻き状銀河が存在する。こうした銀河の代表がセイファート銀河で, 1型と2型が存在する。一般にAGNの禁制線(電子との衝突によって励起される)はスターバーストのそれよりもはるかに強い。これはエクス線によってAGN周囲のガス雲が部分的に電離されるためと解釈されている(高温の星の回りにできるのは完全電離領域で部分電離領域はほとんどできないので, H II領域からの禁制線は比較的弱い)。禁制線のほかに, 水素原子の再結合線(電離した水素原子が電子と結合したときに放出される輝線)もAGNやスターバーストで共通に観測される輝線である。1型セイファート銀河では, 再結合線は禁制線より幅がひろく, 2型セイファートでは再結合線と禁制線の幅はおなじである。図1のAGNはダスト(ダストは分子雲中に大量に存在するから, ダストのあるところには分子が存在すると考えてさしつかえない)を大量にもつセイファート銀河が大部分である。筆者等に先立ってヘックマン等は大量のダストをもつ1型セイファート NGC 7469 で水素分子輝線を発見して, AGNからの風が分子雲に衝突して水素分子を励起しているとの説を提唱した。図1はヘックマン説を強く支持している。衝突中の銀河は図1において十字印をつけてある。十字印の点が他の点よりは大きくないことに注目したい。このことは衝突中の銀河では水素輝線はそれほど大きくない, つまり銀河衝突が水素分子を励起することはほとんどないことを示唆している。この論文の意義は, 水素分子輝線がAGNで強いことを示すとともに, AGNと分子雲の相互作用に関する新しい学問分野を開拓したことにある。

毛利, 谷口等は水素分子輝線によるAGN診断の有効性を探るために, 筆者等の水素分子のデータと6300オングストロームにある中性酸素の禁制線を比較してみた。この中性酸素の禁制線は, 高温の星によるH II領域では極端に弱くAGNでは強い, AGN診断には最適の光学分光領域の輝線である。中性酸素の禁制線は衝撃波またはエクス線による部分電離領域より放射される。

図2の縦軸は水素分子輝線/再結合線(ブラケット・ガンマ)で, 横軸は中性酸素禁制線/再結合線(エイチ・

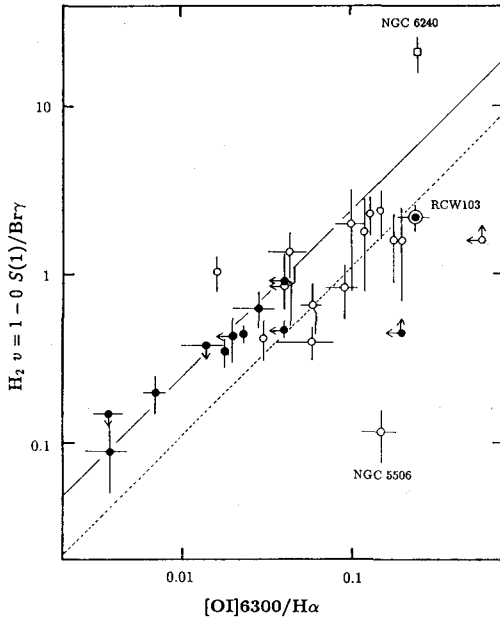


図 2 水素分子と中性酸素の輝線強度の相関。スターバースト銀河は白丸、AGN は黒丸で示してある。RCW 103 は比較のために入れた超新星残骸のデータ。(文献 7)

アルファ) となっている。水素分子輝線と中性酸素禁制線のそれぞれはその線に最も近い再結合線で割り算してあるが、これは観測上の種々の不確定性 (aperture effect, line-of-sight effect 等) を最小にするためのテクニックである。ブラケット・ガンマとエイチ・アルファの強度比は一定であると考えてよいので、図 2 の傾向を決めるのは水素分子線と中性酸素線の強度である。データ点はほぼ直線に並んでいるので、水素分子輝線と中性酸素禁制線の放射領域はほぼ同じ場所にあると考えてよい。つまり、水素分子輝線は中性酸素禁制線と同程度に AGN 診断に有効であることを示している。ダストは紫外線を吸収するだけでなく可視光も比較的効率良く吸収する。もしも AGN の周囲に大量のダストがあれば、AGN からの光はダストに吸収され、我々の目には見えなくなる。一方、赤外線は比較的ダストに吸収されにくいので、ダストの雲を通して我々に AGN を見せてくれる。つまり、水素分子輝線の診断法によって、光学領域では見えないダストに隠された AGN を見る事が可能となる。

このことを実証してみせたのは宇宙研の中川等のグループで、彼らは衝突銀河 Arp 299 (IC 694+NGC 3690) の近赤外線スペクトルをとり、NGC 3690 では再結合線が強く、IC 694 では水素分子線が強いことを見出した。水素分子輝線が強い IC 694 は AGN で、NGC 3690 はスターバーストである。一方、光学領域の Arp 299 の

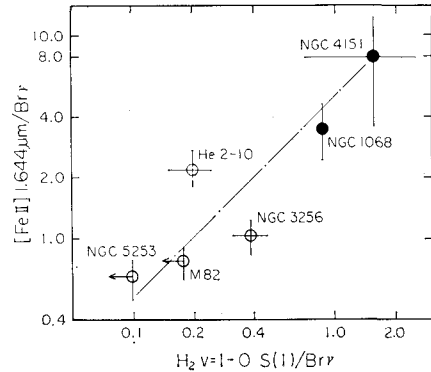


図 3 1 回電離鉄と水素分子の輝線強度の相関。(文献 4)

スペクトルは両銀河とも典型的なスターバーストである。このことは IC 694 には光学領域ではダストに隠された AGN が存在することを示唆する。事実 IC 694 には非熱的電波源が存在することが知られている。

水素分子輝線のほかにも、1.644 μm にある 1 回電離鉄の禁制線も AGN 診断には有効である。図 3 (川良, 西田, 谷口) は一回電離した鉄の禁制線と水素分子線との関係を示したものであるが、AGN (黒丸) では鉄の禁制線も強くなっていることが読み取れる。この禁制線が AGN で強いのは中性酸素禁制線が強いと同様の理由による。

巧妙に隠された AGN 周辺の吸収物質

前に述べたことであるが、1 型セイファートの再結合線は禁制線より広がっている。精度の良いスペクトルをとると、この再結合線は、数百 km/s に広がった禁制線と同じ広がりを持つ成分と、数千 km/s に広がった成分との 2 成分からなることがわかる。1 型セイファートの標準的なモデルでは、中心にエネルギー源であるブラック・ホールと降着円盤、それを取り巻いて幅の広い成分を放出する領域、さらにその回りに幅の狭い成分を放出する領域が存在する。2 型セイファートでは幅の広い再結合線は存在しない。つまり、1 型セイファートから幅の広い再結合線を除去したものが 2 型セイファートのスペクトルである。我々は、比較のために水素分子輝線を観測するときには必ず再結合線のブラケット・ガンマも測定していた。そして、可視光観測で 2 型セイファートに分類されている銀河の中には、幅の広いブラケット・ガンマを示すものがあることに気がついた。このことは 2 型セイファートにも実は幅の広い再結合線を放出する領域が存在し、この領域はダストに隠されているので可視光では吸収が強すぎて見えないだけであることを示唆している。しかし、問題は可視光から算出した吸収量はいずれも小さく、幅の広い輝線を出す領域が存在すれば

可視光でも見えるはずであることを示唆していることであった。このように可視光で求めた吸収量が必ずしも赤外線観測とは一致しないので、赤外線領域で吸収量を直接求める必要があった。

水素原子は強い紫外線にさらされると電子がはぎとられ、次に電子と結合するときに再結合線を放出する。再結合線は何本もあり、2本の再結合線の強度比がわかると、再結合線を放出している領域と観測者までの間にある吸収物質（紫外線、光、赤外線の場合はダスト）の量を推定できる。4 μm にブラケット・アルファ (Br α) と呼ばれる再結合線がある。この再結合線ともう1つの再結合線ブラケット・ガンマ (Br γ) との比を取ることで、近赤外線領域における吸収量を測ることができる。こうして算出した吸収量を他の方法で導いたものと比較したものが表1 (川良, 西田, フィリップス) である。この表では吸収量を可視光領域における吸収量に換算してある (注: 吸収量は通常 A_0 の記号で示され、単位は等級である。2.5等増大すごとに、吸収は10倍ずつ強くなる)。表の第2欄が可視光で観測した吸収量で、第3欄が筆者等が求めた吸収量である。可視光で求めた吸収量は4等以下であるが、赤外線では全てが4等以上で極端な例では40等にも達している。このことは次のように解釈できる。星とは異なり銀河の場合、光源が広がっておりこれを分子雲が取り囲んでいる。この分子雲の分布は一律ではなく密度の濃い場所と薄い場所が混在している。ダストに吸収されやすい可視光は密度の薄い場所しか通れない (濃い場所では完全に吸収されてしまう) ので、可視光での吸収量は小さく、赤外線は比較的ダストの影響を受けにくい。濃い場所でも通過でき、このために赤外線領域での吸収量は大きくなる。重要なことは、可視光での吸収量が0に近いからといってその銀

河中心核の周囲に大量のダスト (つまり分子雲) が存在しないとはいえないということである。第4欄にエックス線から算出した吸収量も示している。エックス線は赤外線よりも吸収物質の影響を受けにくい。この表ではNGC 1068 (2型セイファート) のエックス線での吸収量は5000等となっているが、これは最近の小山氏の「ぎんが」衛星による測定でわかったことである。またNGC 3783 という1型セイファートでは赤外線では算出した吸収量は4等程度なのにエックス線観測では66等という値が報告されている。このことは、ダストに吸収されにくい赤外線とはいえ、AGN 周辺の異常に濃い分子雲の中では完全に吸収されてしまい、密度の低い場所からの赤外線のみが透過してきていることを示唆している。可視光について言ったことが赤外線にも当てはまるわけで、赤外線での吸収量が少なくても、AGN 周辺に大量の分子雲が存在しないとはいえない。

分子トラス・モデル (ブラックホールへの燃料源?)

AGN の標準モデルでは、巨大ブラックホールへ落下するガスが降着円盤を形成し、ここから莫大なエネルギーが発生する。毎秒 10^{45} erg のエネルギーを出力しているAGNの場合、年間に0.2太陽質量のガスをブラックホールに流し込む必要がある。キューサの中には毎秒 10^{47} erg 以上のエネルギーを放出しているものもある。この場合には年間10~100太陽質量以上のガスを毎年ブラックホールに補給せねばならない。キューサ現象が何年にわたって継続するのかわからないが、例えば 10^7 年継続する現象ならば $10^8 \sim 10^9$ 太陽質量のガスがブラックホールに吸い込まれなくてはならない。ブラックホールの燃料であるこうしたガスの起源をつきとめることはAGNの物理を追求する上で極めて重要かつ挑戦的な試みである。銀河中心近傍には大量の古い星があり、これらの星がブラックホールに吸い込まれるとするアイデアもあるが、これを可能とするにはこれらの星は異常な (かつて観測されたこともない) 密度でブラックホールの周囲に存在せねばならず、このモデルでは難しそうである。

1985年は燃料源を考える上で記念すべき年になるかも知れない。この年アントヌッチとミラーは分光器と偏光板を組み合わせて、2型セイファート NGC 1068 の可視光領域の偏光スペクトルを取り、偏光成分の中に幅の広い1型セイファート特有の再結合線を発見した。彼らはこの事実に基づいて、幅の広い再結合線を放射する領域の周囲にドーナツ状に分子雲が分布するという分子トラス・モデルを発表した。このモデルでは、2型セイファートはこのトラスを真横から見たもので、幅の広い再結合線を放射する領域は濃い分子雲に隠されて直

表1 さまざまな方法で求めた銀河中心核までの吸収量 (A_0 : 等級, 文献5より)

	可視光	赤外線 (Br α /Br γ)	X線
NGC 986	3.1	<33	
NGC 1068	1.2	6-32	~5000
NGC 1365	3.4	<7.1	<5
NGC 1614	3	<24	
NGC 1808	2.9	4.6	
He 2-10	2.2	17	
M 82	4.4	14*	
NGC 3783	0	4.5*	66
NGC 5253	0.1	11	
NGC 5506	2	17-42	10-20
NGC 7552	2.7	6.6	
NGC 7582	4.0	11	27
NGC 7714	1.5	<22	

* 他のグループによる測定

表 2 1型セイファート銀河の水素分子の質量
(単位: 太陽質量, 文献 3 より)

NGC 1275	$1.4 \times 10^{4*}$	NGC 3783	4.5×10^2
NGC 1365	1.8×10^3	NGC 4151	$2.2 \times 10^{2*}$
NGC 1566	2.5×10^3	3C 273.....	8×10^4
IRAS 0518-25	1×10^4	IRAS 1334+24.....	8×10^4
NGC 2992	6.5×10^2	NGC 5506	3×10^2
NGC 3227	3×10^2	NGC 7469	$1.2 \times 10^{4*}$
ESO 438-G 9.....	1×10^3	NGC 7582	2.2×10^2

* 他のグループによる測定

接には見えない。しかし、トラスの極方向（視線とは垂直方向）に出た幅の広い再結合線は途中で電子で散乱され、視線方向に曲げられ、見えるようになる。散乱された光は偏光するので、これは偏光した幅の広い再結合線を自然に説明できる。このモデルは「ぎんが」衛星による NGC 1068 のエックス線観測で小山氏によって確認された。トラス・モデルの意義は単に 1型セイファートと 2型セイファートを同一の物理で説明するのみならず、ブラックホールに供給するガス源をも説明することが期待できることである。それはトラス中の分子雲のあるものは角運動量を失ってブラックホールへ落下することが予想されるからである。

次のステップはダストを大量に持つ 2型セイファートで提唱されたトラス・モデルが、1型セイファートにも適用できるかを検証することである。特に、ダストがない（つまり分子がない）とされた 1型セイファートから水素分子輝線を検出することは重要である。西田, グレゴリー, 筆者はダストがないとされる 1型セイファートとキューサを選んで水素分子輝線の観測を行い表 2 の結果を得た。第 2 欄に水素分子線の観測から得られた水素分子量を与えてある（単位は太陽質量）。ダストがないとされてきた 1型セイファート NGC 3783, キューサ 3C 273 からも水素分子が検出されている。とくに 3C 273 における水素分子の量は 10^5 太陽質量である。筆者等はトラス中の分子雲が AGN からの強いエックス線で温められて、この水素分子輝線が放出されていると解釈している。観測された水素分子だけではキューサを 10^3 年だけしか光らすことはできない。このことは観測された水素分子はトラスの表面にあるもので、トラス内部にある分子からの輝線は強い吸収のために近赤外線領域では見えないことを示唆している。トラスに存在する分子の総量を求めることは極めて重要であるが、現在の観測技術では不可能に思える。次世代の遠赤外線天文学やミリ波天文学によって明らかにされる課題であろう。

参 考 文 献

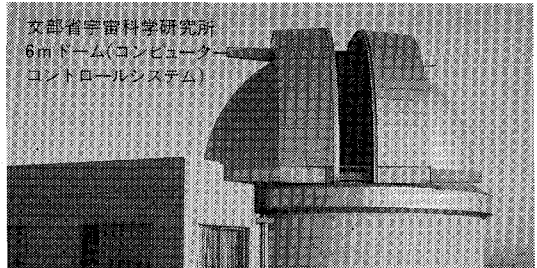
- 1) Antonucci and Miller 1985, Ap. J. 297, 621.
- 2) Kawara, Nishida and Gregory 1987, Ap. J. 321, L35.
- 3) Kawara, Nishida and Gregory 1989, Ap. J. 352, 433.
- 4) Kawara, Nishida and Taniguchi 1988, Ap. J. 328, L41.
- 5) Kawara, Nishida and Phillips 1989, Ap. J. 337, 230.
- 6) Koyama 1989, IAU Symposium 134, P167.
- 7) Mouri, Taniguchi, Kawara and Nishida 1989, Ap. J. 346, L73.

☆ ☆ ☆

ASTRO Observatory Domes

天文台の建設は青少年の
未来の心をはぐくみます

文部省宇宙科学研究所
6mドーム(コンピュータ
コントロールシステム)



◆主な天体観測ドーム納入先◆

文部省宇宙科学研究所/東京大学教養学部/宮崎大学教育学部/東京学芸大学/埼玉大学/福島大学/川崎市青少年科学館/杉並区立科学教育センター/駿台学園一心荘(北軽井沢)/防衛大学校/東海大学宇宙情報センター(熊本)/栃木県こども総合科学館/日原天文台(島根)/自然科学館星の家(新潟)等の他全国に数多くの実績があります。

ASTRO 光学工業株式会社

〒170 東京都豊島区池袋本町2-38-15 ☎03(985)1321