

第III部

電波銀河 B3 0731+438 の $2.2\mu\text{m}$ 帯撮
像観測

第 11 章 High- z 電波銀河

電波銀河とはその名の通り、強力な電波を放射している銀河を指し、電波強度は大きいもので我々銀河系の 100 万倍にも達する。この電波は中心に隠された活動銀河核 (Active Galactic Nuclei : AGN) と呼ばれる巨大ブラックホールから放出されたジェットからのシンクロトロン放射によるものであると考えられている。

赤方偏移 z の大きい、即ち遠方にある電波銀河の観測は Minkowski (1960) による電波銀河 3C 295 の観測によって幕を開ける。当時、遠方銀河の赤方偏移の同定は吸収線を用いて行われていたが、その測定は (現在でもそうであるが) 連続光を十分な S/N で観測する必要があるために非常に困難なものであった。他方、電波銀河が非常に強い輝線を出すことが分かってきていた。Minkowski はこの輝線を用いることにより容易に赤方偏移の同定が行えることに注目し、3rd Cambridge Radio Survey (3CR) の電波源から 3C 295 が遠方の電波銀河であることを同定した。3C 295 はわずかに $z = 0.462$ の電波銀河ではあるが、それでも当時知られていた中でもっとも遠い天体であった。

その後、 $z = 1$ を越える電波銀河が発見されるのには 20 年後の Spinrad (1982) まで待つことになる。これは、このような天体の観測は時には数夜にわたり、総積分時間 10 時間を越えるような非常に困難なものであったためである。しかしながら状況は CCD の進歩によって劇的に変化する。

1980 年代から劇的に進んだ天文用 CCD の開発によって検出器の感度は一気に 10 倍以上も跳ね上がり、電波銀河のみならず high- z 天体の発見が相次いだ。 $z = 2$ を越える電波銀河の発見がなされて (Chambers et al. 1988) 1 年もたたないうちに $z = 3$ を越えるものが発見される (Lilly 1988)。その後も $z = 3.8$ の 4C 41.17 (Chambers et al. 1990)、 $z = 4.25$ の 8C 145+63 (Lacy et al. 1994)、 $z = 4.41$ の 6C 0140+326 (Rawlings et al. 1996) と続き、現在もっとも遠方で同定されている電波銀河は $z = 5.19$ の TN J0924-2201 である (van Breugel et al. 1999)。

現在の標準的な宇宙論では、 $z = 1$ の宇宙は宇宙年齢の 50% 以上も昔の時代を見ていることになる ($H_0 = 50$ km/s/Mpc, $q_0 = 0.1$)。このようなまだ宇宙が若かった時代の電波銀河は alignment effect (11.2 節) と呼ばれる独特の性質を示す。本章ではこれら $z > 1$ の high- z 電波銀河と、その広がった輝線雲の性質について概観する。

11.1 分類

電波銀河は大きく分けて steep spectrum-lobe dominated (double radio sources) と flat spectrum-core dominated の二つに分類されることが知られている。

11.1.1 Lobe Dominated Radio Sources (Double Radio Sources)

一般的に電波銀河と呼ばれる天体はそのほとんどがこの分類に含まれる。その電波構造は中心銀河に対して対称的に二つの電波ローブが広がっており、その間隔は大きいものでは 3 Mpc にも及ぶ。電波でのスペクトルの傾きは非常に急で、3CR 電波銀河の spectral index α ($f_\nu \propto \nu^\alpha$) は $\alpha = -0.8$ にヒストグラムのピークをもつ (Véron et al. 1974)。このことから一般に、電波サーベイからの電波銀河候補の選出は、この非常に急な α をもつものを選出するという方法で行われる。

このグループはさらに、その電波 morphology によって二つのサブグループに分けられる。これは Fanaroff & Riley (1974) によって提唱された分類で、電波強度のピーク (radio hot spot) の間隔と広がった電波のサイズの比によって以下のように定義される。

FR I (edge darkening)

Radio hot spot の間隔が diffuse 成分のサイズの 0.5 倍以下のものを指す。一般的に連続したジェットで中心銀河から外縁部までが繋がっており、外側に行くほど暗くなると同時にスペクトルの傾きは急になる。全体の電波強度は FR II に比べると小さい。

FR II (edge brightened)

Radio hot spot の間隔が diffuse 成分のサイズの 0.5 倍以上のものを指す。FR I に比べて電波強度が強く、powerful radio galaxy と呼ばれる。スペクトルの傾きは中央部の方が急で、外縁部に電波のコアがある。ジェットは通常片側しか見えておらず、両側が見えていたとしても一方が極端に強い。

これらの二つのグループの違いの原因が何なのかはまだ良く分かっていない。

11.1.2 Core Dominated Radio Sources

このグループの電波銀河はサイズが数秒以下の非常にコンパクトな電波源をもつ。スペクトルは電波領域からミリ波までの広い周波数帯域で平坦で、時にはサブミリ領域まで平坦であることもある。VLBI の観測で長さがミリ秒スケールのジェット構造が発見されており、超高速運動が見られるものが多い。これらはおそらく、電波銀河を電波軸の方向から見ていると考えられ、AGN の unification scheme にとっても重要な意味をもつ天体である。

¹ <http://www.cv.nrao.edu/~abridle/images.htm>

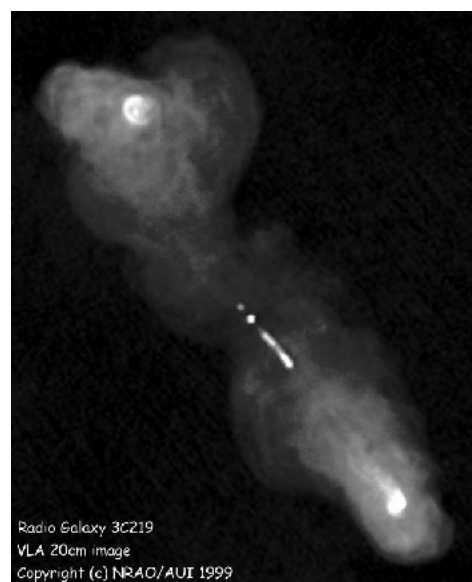
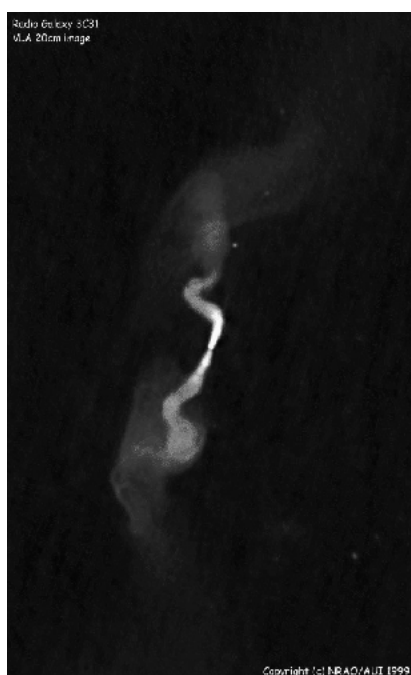


図 11.1: 電波銀河の VLA 6cm イメージ。(左) FR I クラスの電波銀河 3C 31 (右) FR II クラスの電波銀河 3C 219。Alan Bridle のホームページからの引用¹。

11.2 Alignment Effect

1980年代前半から、 $z \sim 1$ の3CR電波銀河は通常の銀河と違って複数のコンポーネントから成っており、mergingを起こしているように見えるものが多いことが知られていた。

Djorgovski et al. (1987) は 3C 368 の可視撮像と VLA 6cm マッピングを行い、可視イメージが電波軸に整列しているとともに、そのサイズが電波の hot spots の間隔とほぼ等しいことを初めて発見した (図 11.2)。彼らは、可視の形状と電波ジェットとの関係は指摘したものの、最終的に可視の形状は merging による爆発的星生成によるもので、電波ジェットとは直接関係ないと結論した。

しかしながらさらに他の high- z 電波銀河についても調べたところ、その多くで電波軸と可視光の形状が整列していることが発見された (McCarthy et al. 1987, Chambers et al. 1987)。これが、現在 high- z 電波銀河のもっとも特徴的な性質である “alignment effect” の発見である。

その後の観測により、この alignment は輝線と静止波長の UV 連続光に強く見られ、静止波長で可視の長波長側に行くほど alignment は弱くなっていくことが分かった。その広がり大きいものでは 100 kpc 以上にもなる。また、 $z < 0.6$ の近傍の天体に関してはほとんど観測されておらず (McCarthy 1993)、high- z 電波銀河を特徴づける性質である。

この alignment がどのような機構で生じているのかに関しては、その発見直後から様々な説が提出された。その形状が電波軸と整列する、ということから電波銀河の中心に隠されていると考えられている AGN の anisotropic な放射か、その AGN から放出された電波ジェットによるものであることはほぼ間違いないだろう。

主な仮説を以下に挙げる。

1. Dust/Electron Scattering

中心の AGN からの輻射が電波ジェットが吹き出した方向に漏れ出てそこにあるダスト/電子によって散乱されて光っている。Fabian (1989) は 10^7 K の高温電子散乱を、di Serego Alighieri et al. (1989) はダスト散乱を提唱した。

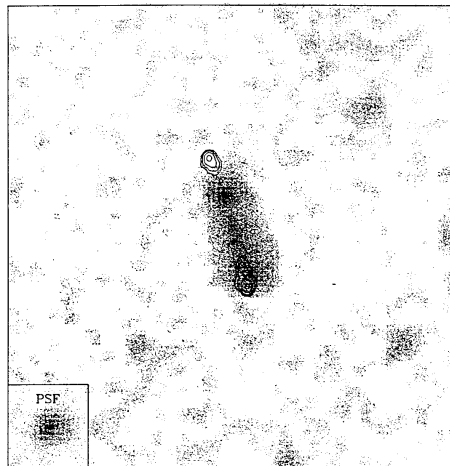


図 11.2: 3C 368 ($z=1.132$) の [O II] 輝線イメージに VLA 6cm のコントアを重ねたもの。最初に alignment effect を表した図である。Djorgovski et al. (1987) からの引用

2. Jet Induced Star Formation

中心の AGN からの電波ジェットの通過により星間物質が圧縮され、爆発的星生成を起こして光っている (Rees 1989, Begelman & Cioffi 1989, de Young 1989)。

3. Nebular Emission

中心 AGN の UV 放射によって周囲のガス雲が励起されて光っている (Dickson et al. 1995)。

4. Inverse Compton

中心 AGN からの電波ジェットが残した相対論的電子による cosmic background radiation (CBR) の逆コンプトン散乱 (Daly 1992a, Daly 1992b)。

5. Shock Ionization

中心 AGN からのジェットが周囲のガスに突入した時のショックによる衝突励起 (Meisenheimer & Hippelein 1992)。

di Serego Alighieri et al. (1989) は 3C 277.2 ($z=0.766$) と 3C 368 ($z=1.132$) の撮像偏光観測を行い、それらの静止波長の UV 連続光が偏光していることを検出した。偏光度は長波長側の方が小さくなることから、彼らは電子散乱ではなくダストによる散乱である可能性を示唆している。

分光偏光観測では静止波長の UV 連続光が偏光を示す一方で禁制線の偏光非常に弱いかほとんどなく、Mg II $\lambda 2796, 2804$ は偏光を示す。(di Serego Alighieri et al. 1994, di Serego Alighieri et al. 1996)。また、3C 365 本体とそれより少し離れたノットに速度幅の広い Mg II $\lambda 2796, 2804$ が隠されている (Dey & Spinrad 1996) ことも発見された。

その後、空間分解した撮像偏光観測 (Jannuzi et al. 1995)、さらには空間分解した分光偏光観測 (Dey et al. 1996, Knopp & Chambers 1997) が行われ、偏光成分が電波軸方向に伸びていることが判明するに至って UV 連続光の alignment が AGN からの放射の散乱で見えていることがほぼ確実となった。

観測波長の近赤外までの偏光観測で偏光が長波長側で弱くなることから (Knopp & Chambers 1997) 散乱体はダストで可能性が強く示唆され、ダスト自身の存在も $2200\text{\AA}$ の吸収帯の検出から明らかになっている (Fosbury et al. 1998)。これは、近赤外域での alignment

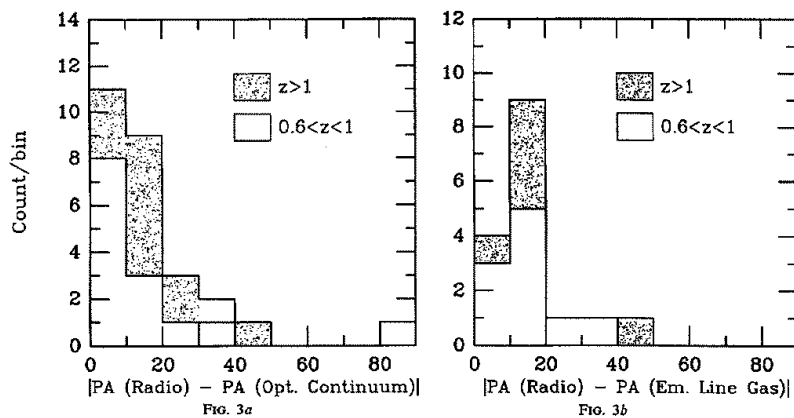
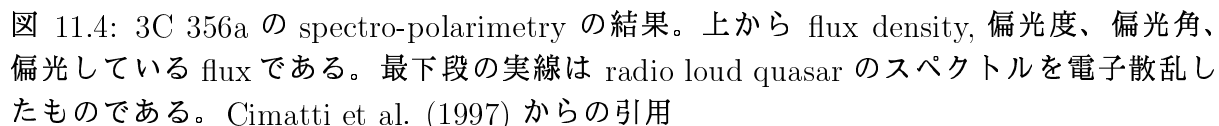


図 11.3: 3CR 電波銀河の電波軸と可視連続光 (静止波長で UV 光) の軸の位置角の違いのヒストグラム。McCarthy et al. (1987) からの引用

このように、“alignment effect”という一つの言葉でまとめてはいるものの、その原因は電波銀河がおかれている環境にも依存し、複合的な原理で生じているのではないだろうか？



大まかな統一的描像としては、たとえば以下のようなものが考えられる。

- 電波銀河の中心にはガスやダストに隠された AGN が隠されており、電波ジェットを放出した方向に穴が開いてそこから中心の broad line region (BLR) が見えている。(AGN の unification scheme : Barthel 1989)
- 電波銀河の中心付近 ($< \text{few } 10 \text{ kpc}$) では (あるいはジェットの通過で励起された) 星生成が起っており、超新星爆発などで形成されたダストにより中心 AGN の BLR からの UV や許容線を散乱している。
- これと同じ領域から、別にジェットの通過によるショック等で生じた衝突励起による禁制線、AGN からの UV による光電離/励起による速度幅の狭い許容線が放射されている。
- 中心 AGN から漏れ出た光は、周囲の銀河間ガスを照射し、それによって大きく広がった ($> 100 \text{ kpc}$) emission line cloud を形成している。

しかしながら上記のようなことがすべての電波銀河で同じように起っているわけではない。
結局、これらすべては『隠された AGN』によって引き起こされている、ということだけが共通なのかもしれない。

11.3 母銀河

かつて、電波銀河は high- z の銀河を研究するためのほぼ唯一の方法であった。一方この数年、新たな手法 (U バンド、 B バンドドロップアウト : Steidel et al. 1996) によって z が 2 を越えるような『普通の』銀河が次々と発見されて、その詳細な研究が進められている。しかしながら、電波銀河はやはり high- z でもっとも大きな銀河のサンプルであり、その性質を研究することは銀河形成理論にも重要な意味をもつ。

11.3.1 Morphology

Low- z では電波銀河は一般に巨大な楕円銀河であることが知られている (McLure et al. 1999)。しかしながら high- z の 3CR 電波銀河の可視撮像 (静止波長で UV) が進められるにつれ、それらの形状は merger や星生成ノット (star-forming knot) のような clumpy な形状を示しており (図 11.5 参照)、電波軸の方向に align していることが発見されたのは前節で述べた通りである。

しかしながら、これらの形状はおそらくは中心に隠された AGN の放射からの寄与か、

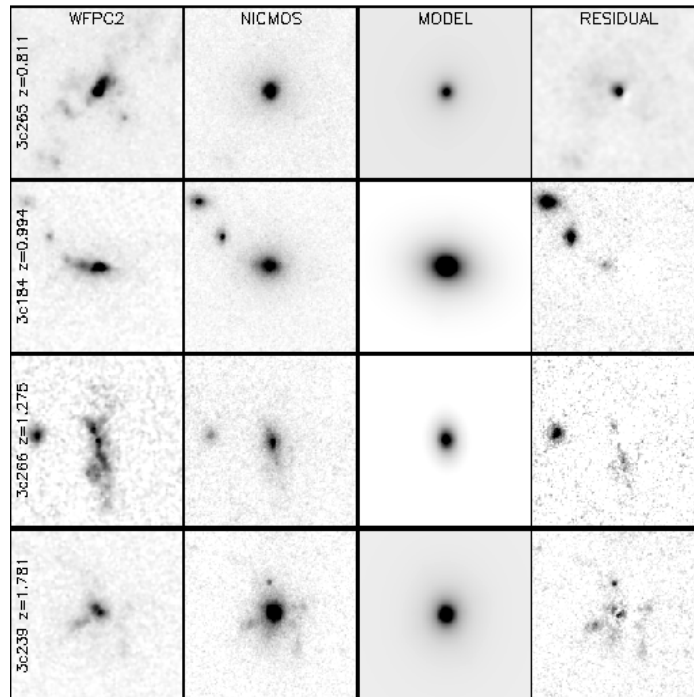


図 11.5: $0.8 < z < 1.8$ の 3CR 電波銀河の HST+WFPC2 のイメージ (最左列)、HST+NICMOS (F160W or F165M) のイメージ (左から 2 列目)、elliptical galaxy のモデルプロファイル (右から 2 列目)、モデルを引いた残り (最右列)。NICMOS のフィルタは、強い輝線が混入しない方を選択している。WFPC(可視) の画像では knotty な構造や alignment effect が見られるが、NICMOS($1.6\mu\text{m}$) ではそれが非常に淡くなり、中心に elliptical galaxy のプロファイルが卓越してくるのがわかる。Zirm et al. (1999) からの引用

ジェット通過による爆発的星生成であり、大部分の星の分布 (母銀河) を表しているのではない。静止波長で可視よりも長い波長 ($z > 4000\text{\AA}$)、すなわち観測波長で赤外域では中心の AGN の寄与が少なく、星からの輻射が大きいと考えられる。実際に K バンドでの形状は可視域に比べると alignment は弱く、楕円銀河に典型的な de Vaucouleurs ($r^{-1/4}$) のプロファイルを示す。(Eales et al. 1997, Best et al. 1997, Best et al. 1998, van Breugel et al. 1998)。また、電波源の強度が弱いほうが K バンドでの alignment を示す度合いも少なく (Eales et al. 1997)、 K バンドでの alignment も隠された AGN からの寄与によるものではないか (散乱光や nebular continuum) と考えられる (Yamada et al. 2000)。次節で触れる $K-z$ relation とこれらのことを合わせて考えると、 $z < 3$ までは電波銀河の母銀河は一般的に巨大な楕円銀河であると考えて良いだろう。

一方、 $z = 3$ を越えてくると K バンドの形状は大きく変わる。中心にコンパクト ($\sim 10\text{kpc}$) でしばしば電波軸に align したコアを持ち、それを 100 kpc スケールの広がった拡散した成分が包んでいる。(van Breugel et al. 1998)。これらの天体の青い赤外のカラーは最近の星生成の兆候を示しており、また 4C 41.17 のように分光観測から jet induced star formation をおこしていると考えられる天体もあることから (Dey et al. 1997, Bicknell et al. 1999)、merging による巨大楕円銀河の形成現場を捉えている可能性も指摘されている (van Breugel et al. 1998)。

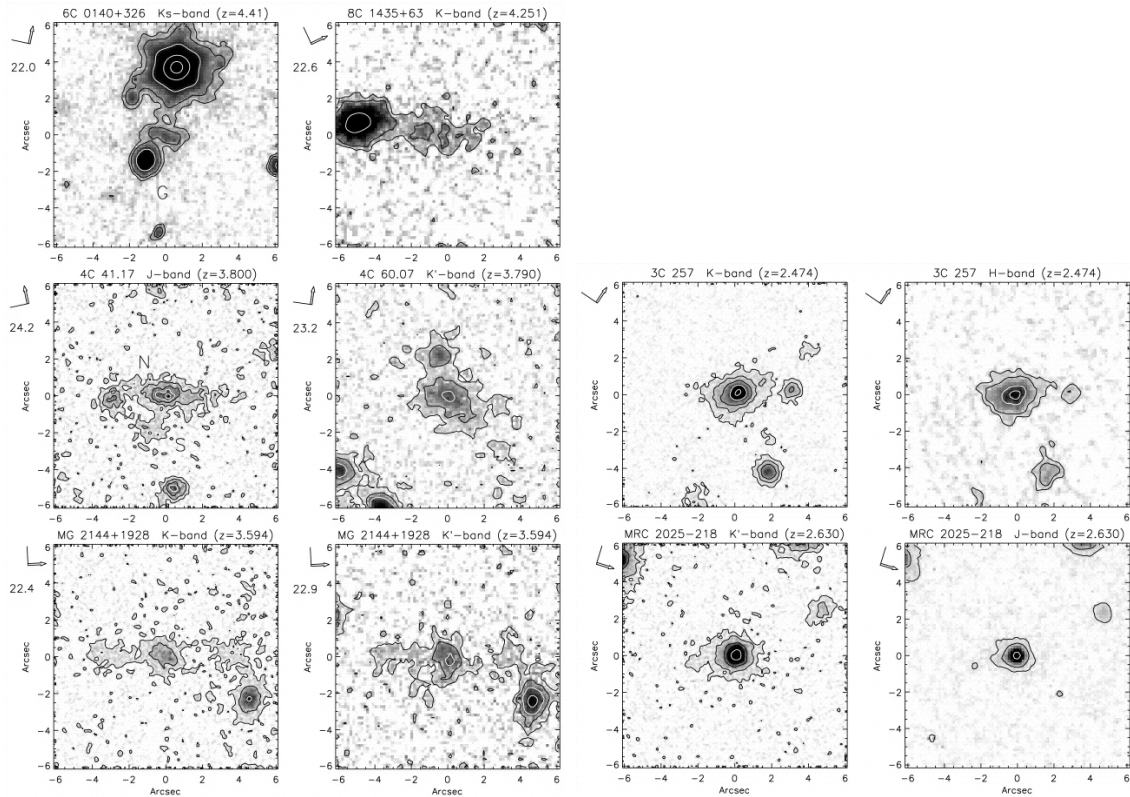


図 11.6: High- z ($z > 2$) 電波銀河の近赤外イメージ。1辺が $12''$ である。左 2 列が $z > 3$ のもの、右 2 列が $z < 3$ のものである。van Breugel et al. (1998) からの引用

11.3.2 $K - z$ Relation

Lilly & Longair (1984) は電波銀河の K バンド等級と z の関係が、 $z = 1$ まで no-evolution の楕円銀河の曲線上に乗ることを発見した。 z が大きくなるにつれてこの関係の等級の分散は大きくなるものの、現在観測されている限りこの関係は $z = 5$ まで維持されているらしく (図 11.7)、このことは電波銀河は最大級の銀河の良いトレーサーになることを示している。

また、 $0.6 < z < 2$ の 3C と 6C 電波銀河では、電波強度が平均して 6 倍強い 3C のサンプルの方が K バンド等級が 0.6 等級明るい (Eales et al. 1996)。この電波強度と K バンドの等級の相関の原因として Eales et al. (1996) は K バンドへの散乱等による AGN の寄与を提案している。一方、Best et al. (1999) は HST と UKIRT の観測から AGN の寄与は最大でも 0.3 等級程度であり、母銀河自身の明るさと電波強度 (すなわち、中心 AGN のパワー) にも相関があると主張している。

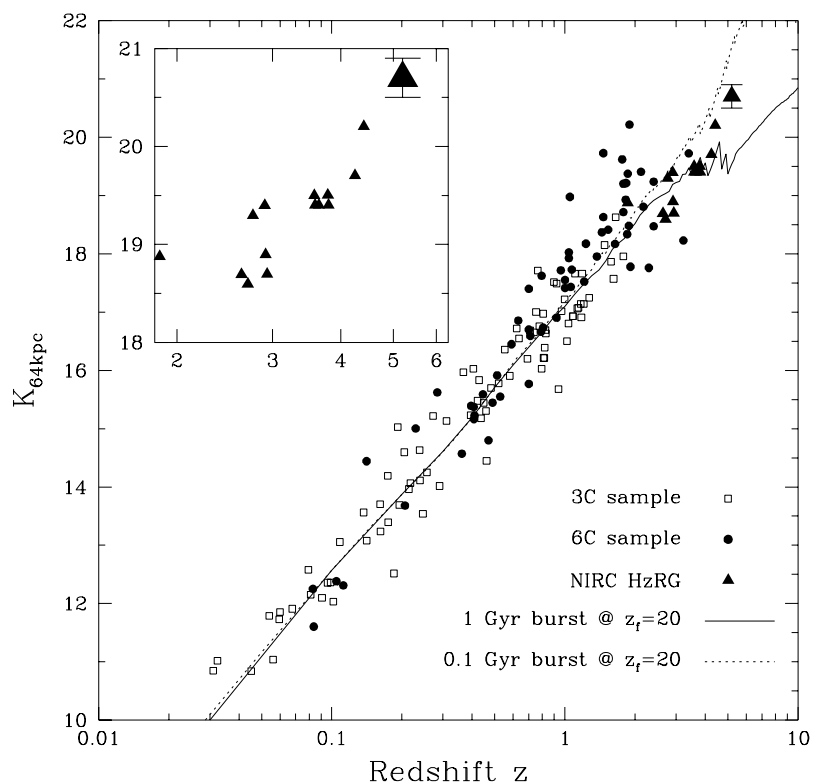


図 11.7: 電波銀河の $K-z$ ダイアグラム。 $H_0 = 65 \text{ km/s/Mpc}$ 、 $q_0 = 0.15$ を仮定している。
van Breugel (1999) からの引用

11.4 Emission Line Clouds

11.4.1 Total Emission Line Luminosity

輝線強度と電波強度の相関

High- z 電波銀河の電波強度と輝線強度には明らかな相関が見られることが知られている (McCarthy 1993, Baum & Heckman 1989b)。図 11.8 に McCarthy (1993) の $[\text{O II}]\lambda 3727$ 輝線 luminosity と 1400MHz の電波強度の相関図を示す。 $[\text{O II}]\lambda 3727$ の luminosity は、他の輝線から表 11.1 の輝線比をもとに変換して求められている。

電波強度、 $[\text{O II}]$ luminosity とともに、5 桁近くの範囲に渡って相関していることが見て取れる。このことは、電波と輝線のエネルギー源が同一であることを示唆している。電波強度も輝線強度も中心に隠されていると考えられている AGN の活動性を示しているのだろう。

輝線強度

3C 電波銀河の複合スペクトル (McCarthy 1993) から得られた輝線比のテーブルを表 11.2, 11.1 に示す。

電波銀河の $\text{C IV}\lambda 1549$, $\text{C II}\lambda 1909$, $\text{Mg II}\lambda 2798$ は Seyfert 2 や quasars に比べて弱い。また、電波銀河は鉄輝線の全く出していない。その一方で、禁制線輝線比は Seyfert 2 とほとんど同じである。

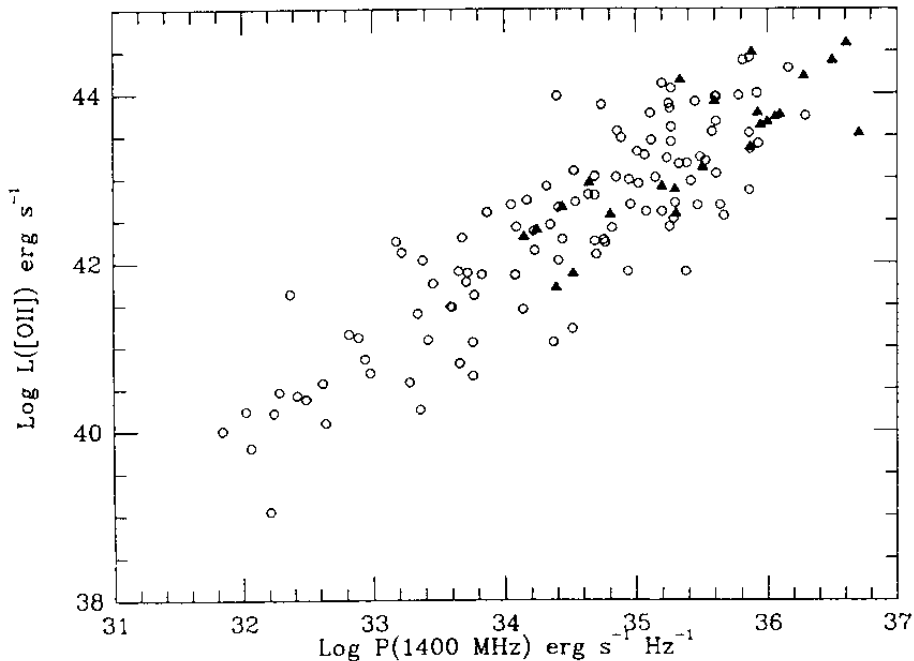


図 11.8: $[\text{O II}]\lambda 3727$ 輝線 luminosity 対 1400 MHz 電波強度のプロット。白丸は 3CR 電波銀河、黒三角は MRC/1Jy 電波銀河。McCarthy (1993) からの引用

また、電離光子源に power law を仮定した CLOUDY によるモデル計算 (McCarthy 1993) も電波銀河の輝線比を良く再現する。このことから、これら輝線は隠された AGN からの UV 放射による電離/励起によって生じていると考えられる。しかしながら、我々がその輝線雲を直接見ているか、散乱で見ているかはまだ良く分からない。それに関しては 11.2 節で述べたとおりである。

line	λ $\text{\AA}$	F
Ly α	1216	5
[O II]	3727	1
[O III]	5007	3
H α + [NII]	6563,6548,6584	3

表 11.1: 平均輝線比が一定になるように求めた 3CR 電波銀河の輝線強度比。[OII] λ 3727 = 1 としてある。McCarthy (1988) からの引用

line	λ $\text{\AA}$	W_λ $\text{\AA}$	RG	SyII	QSO	Model
Ly β	1023	42	85	-	-	-
O IV	1035	92	192	-	-	1
Ly α	1216	919	3100	5500	3100	3110
N V	1240	44	154	-	818	4
C II	1336	9	37	-	86	20
Si IV/O IV	1402	35	163	-	322	16
C IV	1549	74	364	1200	1429	237
He II	1640	62	318	203	167	173
O III]	1663	14	72	-	118	20
C III]	1909	32	177	550	639	160
C II]	2326	19	92	-	120	21
[Ne IV]	2424	9	41	-	-	22
[Ne IV]	2326	11	49	-	-	-
O II	2470	9	41	-	-	-
Mg II	2798	19	78	180	725	42
O III	3113	3	11	-	-	-
He II	3203	4	14	-	-	-
[Ne V]	3346	6	20	40	-	10
[Ne V]	3426	22	69	120	-	31
[O II]	3727	128	364	320	-	160
[Ne III]	3869	30	82	140	-	105
H ζ	3889	7	19	-	-	-
H ϵ	3970	7	21	-	-	-
[Ne III]	3967	9	26	47	-	35
[S II]	4072	5	16	-	-	1
H δ	4102	7	22	-	-	-
H γ	4340	7	24	-	-	-
[O III]	4363	2	8	21	-	14
He II	4686	5	20	29	-	-
H β	4861	27	100	100	-	130
[O III]	4959	80	307	337	-	650
[O III]	5007	241	866	1011	-	1945

表 11.2: $0.1 < z < 3$ の 3CR と 1Jy クラスの電波銀河の輝線強度比。H β =100 としてある。Seyfert 2 と quasars の輝線比は Ferland & Osterbrock (1986) と Boyle (1990) から。モデルは CLOUDY による計算結果。McCarthy (1993) からの引用。

11.4.2 Extended Emission Line Clouds

High- z 電波銀河はほとんどの場合大きく広がった輝線雲に囲まれている。その形状は等方的ではなく、電波軸方向に align していることが多い。

Low- z Survey

広がった輝線雲の狭帯域フィルタによる撮像は $z < 2$ のものについては数多く行われている。それらの中でも表 11.3 にあげた二つが代表的なものである。

Baum et al. (1988) は $0.03 < z < 0.48$ の 38 個の low- z 3CR 電波銀河の可視狭帯域フィルタによる $H\alpha + [N II]$, $[O III]$ の撮像サーベイを行った。典型的な輝線雲の広がり は 17 kpc (median) で、輝線の luminosity は 1.6×10^{35} W (median) であった。輝線雲は大きいものでは 140 kpc にまで広がり、 10^{36} W の luminosity を示す。一方、McCarthy et al. (1995) は $0.05 < z < 1.9$ の 53 個の 3CR 電波銀河の可視狭帯域フィルタによる $H\alpha + [N II]$, $[O III]$, $[O II]$, $Ly\alpha$ の撮像サーベイを行った。そのうち $z > 0.5$ のものは 41 天体で、high- z にバイアスのかかったサンプルである。典型的な輝線雲の広がり は 70 kpc (median) で、輝線の luminosity は 7×10^{36} W (median) であった。 $z > 0.5$ の天体のほとんどすべてに電波軸との alignment が見られ、11 天体は輝線雲の広がりが 100 kpc を越える非常に巨大なものであった。

$Ly\alpha$ Imaging

一方、 z が 2 を越える電波銀河に関しては、 $Ly\alpha$ の輝線撮像はいくつか行われているものの、それ以外の静止波長で可視域の輝線に関してはほとんど行われていない。これは、 $z = 2$ を越えると $[O II]\lambda 3727$, $[O III]\lambda 4959, 5007$, $H\alpha$ がすべて近赤外域に入ってしまうためである。

$z > 2$ の $Ly\alpha$ を狙った可視の狭帯域撮像は Chambers et al. (1990), McCarthy (1991), Gopal-Krishna et al. (1995), Spinrad et al. (1995), van Ojik et al. (1996), Chambers et al. (1996), Rush et al. (1997), Windhorst et al. (1998), Simpson et al. (1999) などがあり、何れも電波軸との alignment を示す。また、多くが 100 kpc 以上に広がった巨大なものである。

Reference	No.	z	$L(H\alpha)$ (W)	size (kpc)
Baum et al. (1988)	38	0.06 (0.0031~0.48)	1.6×10^{35} ($1.3 \times 10^{33} \sim 6.8 \times 10^{36}$)	17 (1.1~138)
McCarthy et al. (1995)	53	0.6 (0.0578~1.847)	7×10^{36} ($1.0 \times 10^{34} \sim 1.0 \times 10^{38}$)	70 (15 ~ 460)

表 11.3: 電波銀河の輝線撮像サーベイ。輝線の強度は表 11.1 をもちいて $L(H\alpha)$ に変換してある。 $H_0 = 50$ km/s/Mpc、 $q_0 = 0.1$ とした。

[O III] Imaging

$\text{Ly}\alpha$ 以外の輝線イメージングは近赤外域での撮像観測で、1990年代の Keck の大集光力を活かしたものか、HST+NICMOS によるものである。

もっとも最初に行われたのは 4C 41.17 ($z = 3.8$) の撮像である (Graham et al. 1994)。この観測は狭帯域フィルタを用いる代わりに K バンドと K_s バンドでのイメージの差を取り、波長帯域の差に当たる $2.3 \sim 2.4\mu\text{m}$ に入る $[\text{O III}]\lambda 4959, 5007 + \text{H}\beta$ のイメージを得る、という特殊な方法で行われた。 $[\text{O III}] + \text{H}\beta$ は $17 \times 40 \text{ kpc}$ に広がり、電波軸への alignment が見られた。

狭帯域フィルタを用いて $[\text{O III}]\lambda 5007$ のイメージングを行ったのが Armus et al. (1998) の観測である。この観測では二つの $[\text{O III}]$ ノットとともに電波源の hot spot と中心核を結ぶような細長い構造が南北に伸びているのが発見された (図 11.10)。その全長は 85 kpc で、幅は 10 kpc しかない細長いものである。

更には狭帯域フィルタによる撮像ではないものの、McCarthy (1999) の MRC 0406–244 ($z = 2.4$) HST+NICMOS の 160W バンド撮像がある。これには電波軸に align した差し渡し 40 kpc のバブルのような構造が見られ (見方によってはコーンにも見える)、そのほとんどが $[\text{O III}]\lambda 5007, 4959$ と $\text{H}\beta$ 輝線によるものであると考えられている (図 11.11, 11.12)。

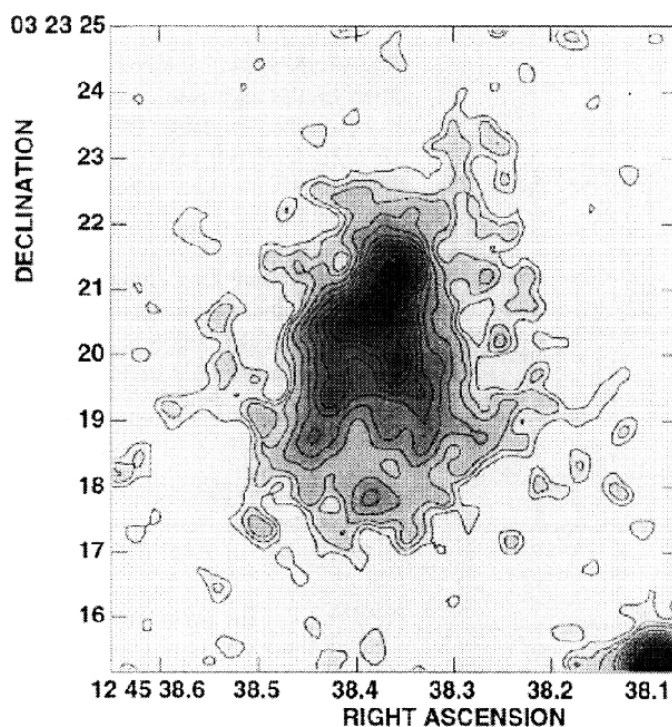


図 11.9: 1243+036 ($z = 3.6$) の $\text{Ly}\alpha$ 輝線イメージ。南にコーン状に広がっているのが分かる。van Ojik et al. (1996) からの引用

H α Imaging

$z > 2$ の電波銀河の H α + [N II] 輝線イメージで発表されているものは、Egami et al. (1999) の 1 例のみである。この観測は 4C 40.36 ($z = 2.269$) の H α + [N II] 輝線を HST+NICMOS の狭帯域フィルタでイメージングしたもので、3つのノットが連なった H α + [N II] 輝線雲が確認されている (図 11.13)。その広がりには 20 kpc 程度で、電波軸とは少しずれた alignment を示す。

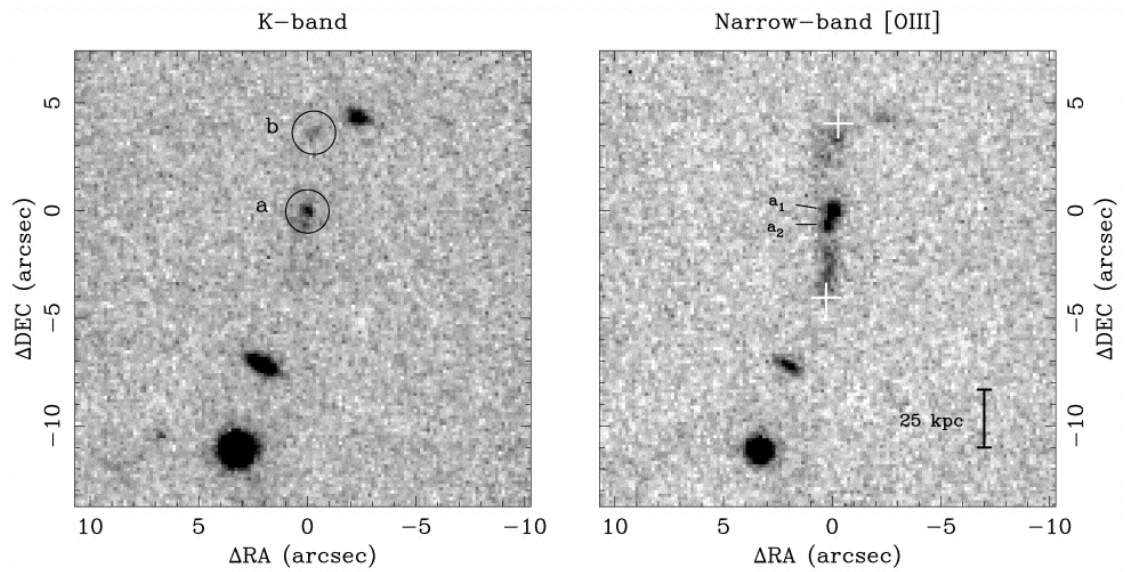


図 11.10: 4C 19.71 ($z = 3.549$) の K バンドイメージ (左) と [O III] $\lambda 5007$ イメージ (右)。Armus et al. (1998) からの引用

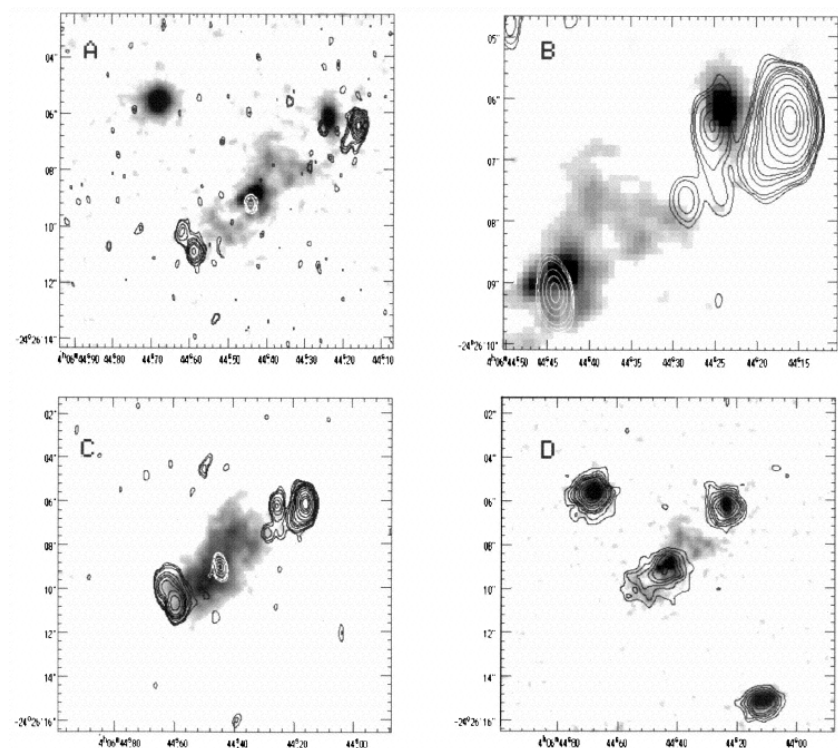


図 11.11: MRC 0406-244 ($z=2.4$) のイメージ。右上から順に (A) HST(F555W+F675W)、(B) HST(F555W+F675W) に 8.4 GHz VLA コントアを重ねたもの、(C) 5 GHz VLA コントアを $\text{Ly}\alpha$ イメージを重ねたもの、(D) HST(F555W+F675W) に K_s イメージを重ねたもの。Rush et al. (1997) からの引用

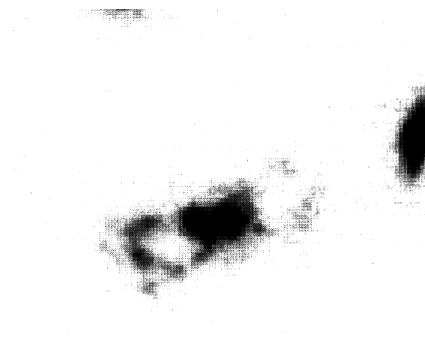


図 11.12: MRC 0406-244 ($z=2.4$) の HST(F160W) イメージ。McCarthy (1999) からの引用

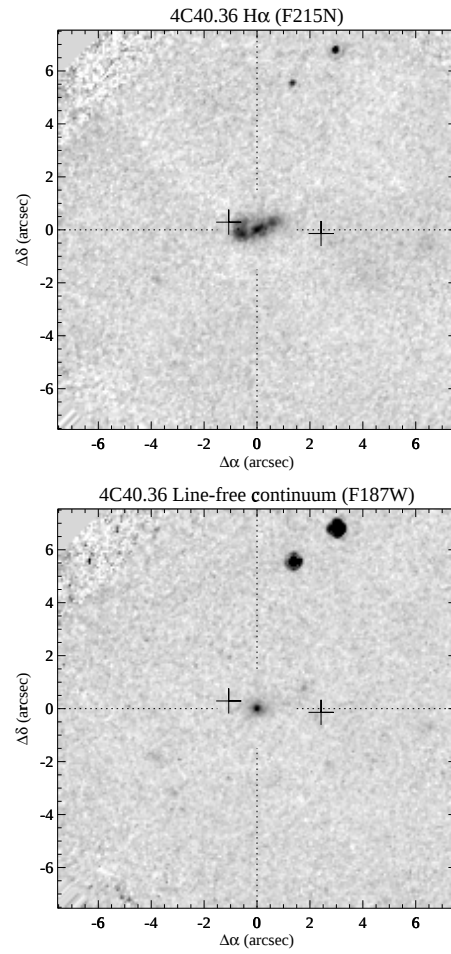


図 11.13: 4C 40.36 ($z = 2.269$) の HST+NICMOS イメージ。(上) F215N バンドの $H\alpha + [\text{N II}]$ 輝線イメージ。(下) F187W バンドのイメージ。このバンドに輝線は入っていないため、連続光のイメージである。

物理量

これら輝線雲の luminosity からその物理量を導出する際の基本となるのが以下の式である。ただし、水素輝線はすべて光電離によって生じているものとしている。

1. $H\alpha$

Case B recombination を仮定して (Osterbrock 1989)

$$L(H\alpha) = \alpha_{H\alpha}^{eff} h\nu_{H\alpha} n_e^2 V f_v \quad (11.1)$$

ここで n_e は電子密度、 h はプランク定数、 $\nu_{H\alpha}$ は $H\alpha$ 輝線の周波数、 V は体積、 f_v はその体積中に占める雲の filling factor、 $\alpha_{H\alpha}^{eff}$ は case B の下での $H\alpha$ recombination coefficient である。

この recombination coefficient は水素原子では Osterbrock (1989) の式 (4.14) より

$$N_p N_e \alpha_{nn'}^{eff} = \frac{4\pi j_{nn'}}{h\nu_{nn'}} \quad (11.2)$$

で与えられることから、

$$\frac{\alpha_{H\alpha}^{eff}}{\alpha_{H\beta}^{eff}} = \frac{j_{H\alpha}\nu_{H\beta}}{j_{H\beta}\nu_{H\alpha}} \quad (11.3)$$

となる。Osterbrock (1989) の値より、

$$\begin{aligned} \alpha_{H\alpha}^{eff} &= 1.17 \times 10^{-13} \quad (T = 10000K) \\ &= 6.04 \times 10^{-14} \quad (T = 20000K) \end{aligned}$$

である。

電離ガス雲の質量は

$$M_{\text{gas}} = V f_v n_e m_H \quad (11.4)$$

となる。

2. $Ly\alpha$

$T = 10^4$ K で case B recombination を仮定して (McCarthy et al. 1990),

$$L(Ly\alpha) = 4 \times 10^{-31} n_e^2 V f_v \quad (W) \quad (11.5)$$

電離ガス雲の質量は $H\alpha$ 雲 と同様に

$$M_{\text{gas}} = V f_v n_e m_H \quad (11.6)$$

となる。ここで、 m_H は水素原子質量である。

3. $[O\ III]\lambda 5007$

Low density limit で collisional de-excitation がないと仮定すると以下の関係が成立する。

$$N_2 A_{21} h\nu_{21} = n_e N_1 q_{12} h\nu_{21} \quad (11.7)$$

ここで、 N_2 , N_1 はそれぞれ O^{++} の excited state (1D_2) と lower state (3P_2) にある原子密度、 A_{21} は excited state から lower state への遷移確率、 ν_{21} は $\lambda = 5007\text{\AA}$ に対応する周波数、 q_{12} は collisional excitation rate である。これと、

$$L([OIII]) = h\nu_{21} N_2 A_{21} V f_v \quad (11.8)$$

から O^{++} の質量は

$$M_{O^{++}} = \left(1 + \frac{A_{21}}{n_e q_{12}}\right) \frac{L([OIII])}{h\nu_{21}m_{O^{++}}} \quad (11.9)$$

で与えられる。Osterbrock (1989) より、 $A_{21} = 2.0 \times 10^{-2} \text{ (s}^{-1}\text{)}$ 、 $T = 10000\text{K}$ のときに $q_{12} = 4.1 \times 10^{-9} \text{ (cm}^{-3}\text{)}$ である。

以上から分かるように、水素輝線からだけでは f_v と n_e の二つの変数があるため雲の物理量を求めることができない。このため、他の重元素の輝線比から電子密度を求め、その結果を適用して物理量を求めることになる。

これらの輝線雲の電離/励起源は一体何なのだろうか？ 前節で述べた alignment effect の仮説からいうと、大きく分けてジェットの通過による星生成、中心 AGN からの輝線放射のダスト/電子散乱、中心 AGN の UV 放射による光電離/励起の 3 つが考えられる。

しかしながら $Ly\alpha$ 輝線雲の場合は一般に非常に大きな等価幅 ($> 500\text{\AA}$) を持つことから星生成ではあり得ず (Charlot & Fall 1993)、またダスト/電子散乱では観測される luminosity を説明できない (Heckman et al. 1991) ことから、現在では広がった $Ly\alpha$ 雲は中心 AGN からの UV 放射による光電離であると考えられている。

これまでの high- z 電波銀河の $Ly\alpha$ 雲の物理量の測定結果を表 11.4 にまとめる。Filling factor f_v が分からない場合は 1×10^{-5} を仮定することが多いが、これはガス雲の形状などの問題もあり、非常に不定性が大きい。分光観測で C IV λ 1549, He II λ 1640, C III] λ 1909 が観測されているものについては、この輝線比とシミュレーションから ionization parameter U を算出し、その結果から f_v を求めている。結果にはばらつきがあるものの、 $n_e = 50 \text{ (cm}^{-3}\text{)}$ 、 $M_{gas} = 10^9 M_{\odot}$ が一般的な値である。

Object	z	f_v	n_e (cm^{-3})	M_{gas} ($M_{\odot}$)	U	Reference
3C 294	1.786	8×10^{-4} (1×10^{-5})	2 50	10×10^9 2.3×10^9	0.003	McCarthy et al. (1990)
MRC 0406-244	2.4	7×10^{-5}	50	3×10^9	0.003	Rush et al. (1997)
0852+124	2.468	(1×10^{-7})	-	4×10^7		Gopal-Krishna et al. (1995)
1243+036 (outer halo)	3.6	(1×10^{-5})	20	2.8×10^8		van Ojik et al. (1996)
(inner halo)			80	7×10^8		
4C 19.71	3.6	(1×10^{-5})	190	2.3×10^8		Armus et al. (1988)

表 11.4: High- z 電波銀河の extended emission line cloud の $Ly\alpha$ から求めた物理量。括弧つきの f_v は仮定した値である。

第12章 B3 0731+438 の $2.2\mu\text{m}$ 帯撮像観測

12.1 イントロダクション

B3 0731+438 は 4th Cambridge Radio Survey (4CR) で 178 MHz で初めて電波源として発見され (4C 43.15 : Gower et al. 1967)、その後 3rd Bologna Survey (B3) でも 408 MHz の電波源と同定された (Ficarra et al. 1985)。

VLA による追観測 (Vigotti et al. 1989) の結果 408 MHz と 4750 MHz 間の電波強度

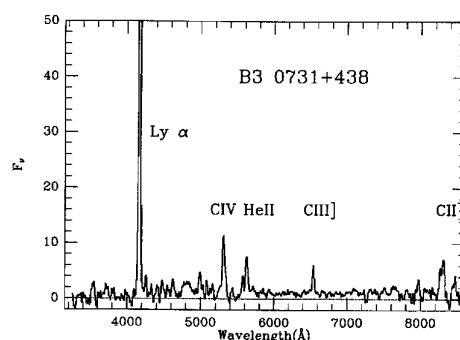


図 12.1: B3 0731+438 の可視スペクトル。非常に強い $\text{Ly}\alpha$ 輝線が検出された。McCarthy (1991) より。

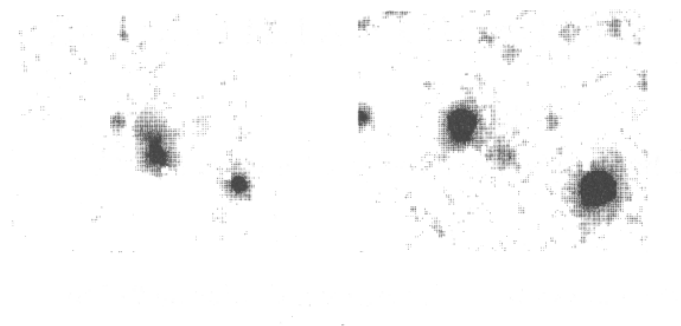


図 12.2: B3 0731+438 の $\text{Ly}\alpha$ 輝線像 (左) と r バンド像 (右) $\text{Ly}\alpha$ 雲が南北に大きく広がっているのが分かる。McCarthy (1991) より。

の傾きが $\alpha = -1.12$ ($S \propto \nu^\alpha$) と非常に急であることが分かり (Kulkarni et al. 1990)、McCarthy (1991) による可視撮像と可視分光観測により $z = 2.429$ 電波銀河と同定された。図 12.1, 12.2 にあるように非常に強い $\text{Ly}\alpha$ の輝線が検出され、その強度は $L_{\text{Ly}\alpha} = 10^{44.53}$ (erg/s)、静止波長での等価幅は 926 ± 192 ($\text{\AA}$) とこれまで知られている電波銀河でももっとも大きいものの一つである。また、 r バンドの画像ではいくつかのノットに分解されており、これは活発な星生成を起こしている可能性も示唆している。

その後 VLA による高空間分解能のマッピング観測によって電波源は中心の core と南北両側の 2 つ目玉の hot spots に分解され (Carilli et al. 1997)、 $\text{Ly}\alpha$ の形状と電波軸に alignment effect が存在することが確認された。

一方、可視/赤外分光もいくつかのグループで行われている (McCarthy et al. 1992, Eales & Rawlings 1993, Evans 1998)。結果は、精度は良くないものの $\text{H}\alpha$ 輝線もやはり強く、 K バンドのフラックスの 20~30 % を占めることが分かった。また、輝線比により Seyfert 2 型の励起源をもつと診断されている (Evans 1998)。

B3 0731+438 は $\text{H}\alpha$ 輝線が CISCO の N225 バンド ($\text{H}_2(2-1)$ フィルタ) に入る。そこ

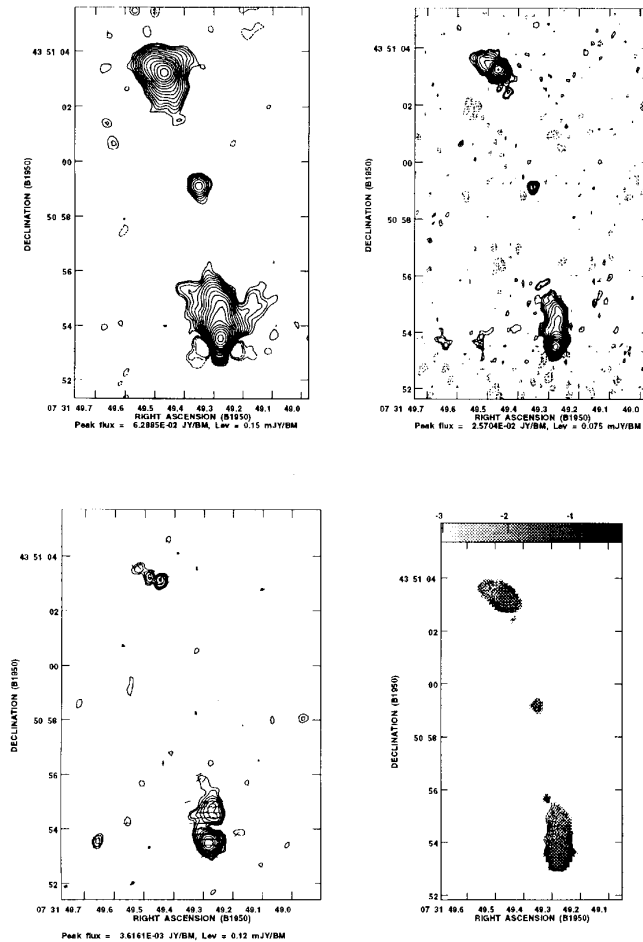


図 12.3: VLA マッピング観測の結果。(左上) 4710 MHz マップ (右上) 8210 MHz マップ (左下) 4710 MHz の偏光マップ (右下) 4710 MHz と 8210 MHz の spectral index α ($S \propto \nu^\alpha$) のマップ。 Carilli et al. (1997) より。

で我々は CISCO によって K' バンドと N225 バンドの撮像観測を行った。また Iwamuro et al. (private communication) によって QUIRC+UH2.2m による近赤外撮像観測も行われている。以下、CISCO による観測結果を 12.2 節で、QUIRC による観測結果を 12.3 節で報告する。12.4 節でその結果に関する議論を行い、その意味するところを 12.5 節でまとめる。

宇宙論パラメータは $H_0 = 50$ (km/s/Mpc)、 $q_0 = 0.1$ を仮定する。

Line	Flux ($10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$)	W_λ ($\text{\AA}$)	aperture ($''$)	FWHM (km s^{-1})	References
Ly α	3.1 ± 0.6	926 ± 192	1.5×3.5	800	McCarthy (1991)
H α	0.8 ± 0.1	113 ± 23	2.5×3	< 530	McCarthy et al. (1992)
H α + [N II]	2.4 ± 0.9	—	3.1×3.1	—	Eales & Rawlings (1997)

表 12.1: B3 0731+438 の輝線。

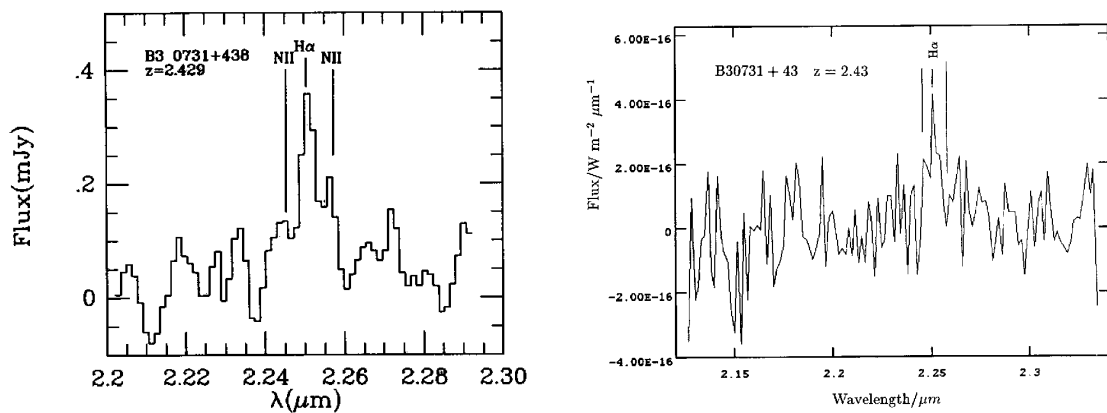


図 12.4: B3 0731+438 の K バンドスペクトル。(左) McCarthy et al. (1992) より。(右) Eales & Rawlings (1997) より。

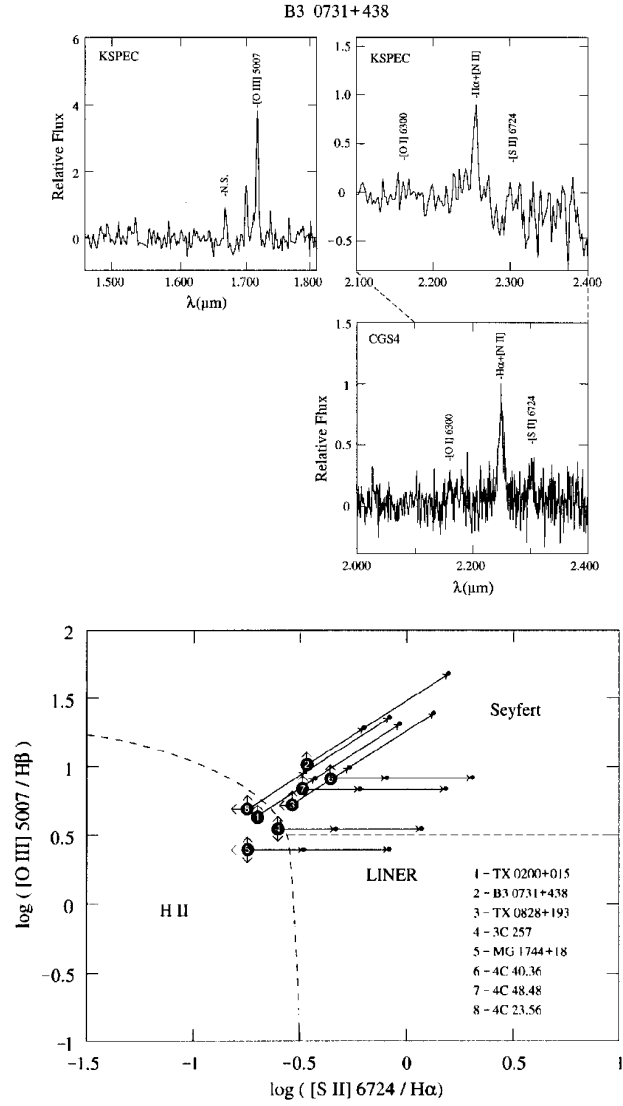


図 12.5: (上) H , K バンドスペクトル。(下) 輝線診断のダイアグラム。2 番が B3 0731+438 である。Evans (1998) より。

12.2 CISCO による観測と結果

12.2.1 観測

観測はすばる望遠鏡のカセグレン焦点に CISCO を取付けて 1999 年 2 月 25 日と 2 月 27 日に行われた。望遠鏡の副鏡は可視観測用の副鏡で、有効口径は 8.2 メートルである。取得したデータのログを表 12.2 に示す。

単一フレームの積分時間は K' バンドで 20 秒、N225 バンドで 60 秒で、1 ポインティングで連続して 12 枚 (K')/6 枚 (N225) のフレームを取得するごとに望遠鏡を $10''$ 程度振って、最終的に星形に 8 ポインティング (図 12.6)、合計で 96 枚 (K')/48 枚 (N225) のフレームを取得した。このような『ノッディング観測』を行うのは、解析時に赤外域での高いスカイバックグラウンドの差引を容易に行うためである。

観測時の天候は非常に良く 2 晩とも photometric night で、シーイングは 2 月 25 日が $0''.6$ 、2 月 27 日が $0''.4$ であった。

Date	Object	Band	Exposure	Seeing
1999/2/25	B3 0731+438	N225	60 sec $\times$ 48	$0''.6$
	FS21	N225	10 sec $\times$ 24	
1999/2/27	FS15	K'	2 sec $\times$ 24	$0''.4$
	FS15	N225	10 sec $\times$ 24	
	B3 0731+438	K'	20 sec $\times$ 96	
	B3 0731+438	N225	60 sec $\times$ 48	
	FS23	K'	10 sec $\times$ 24	

表 12.2: CISCO+Subaru 8.2m での取得データ。

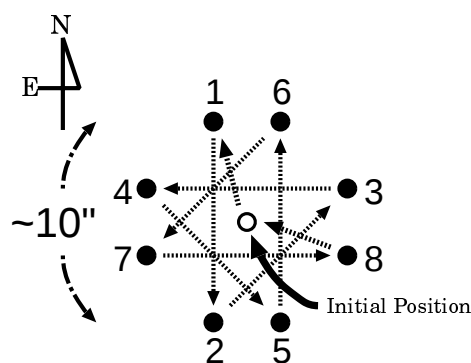


図 12.6: ノッディング時のポインティングのパターン。黒丸の点で番号順に 6(K')/12(N225) 枚ずつフレームを取得した。

12.2.2 解析

データ解析は以下のように行った。

連続して取得した CISCO のフレームには 10.1 節でも見たように 2 枚目以降の各コドラントの端の跳ね上がりが起るため、それを取り除く作業はかなり煩雑なものとなる。

K'バンド

バッドピクセルのマスクをかけ、バックグラウンドのレベルをそろえた後の生フレーム (RAWFRAME[i][j]) の処理は、大きく以下の三つに分けられる。ここで i は観測時にノッディングしたときのグループの番号 (i=1~8)、j は各グループ内でのフレーム番号 (j=1~12) である。

1. 明るい天体のリストを作る

- (a) $\text{FFRAME}[i][j] = \text{RAWFRAME}[i][j] / \text{STDFLAT}$
全生フレーム (RAWFRAME[i][j]) を、2/23,25,27 に取得した B3 0731+438 以外の長時間積分フレーム 250 枚から作った標準フラットフレーム (STDFLAT) で割る
- (b) $\text{PFRAME}[i] = \frac{1}{12} \sum_j \text{FFRAME}[i][j]$
同じポインティングの画像 12 枚同士の平均を取る
- (c) $\text{SSKY1} = \frac{1}{8} \sum_i \text{PFRAME}[i]$
それら 8 枚の画像の median average をとって簡易 sky フレーム (SSKY1) をつくる
- (d) $\text{SUBFRAME}[i] = \text{PFRAME}[i] - \text{SSKY1}$
簡易スカイフレームを引く
- (e) $\text{TEMPFRAME} = S(\text{SUBFRAME}[i])$
それらのフレームを明るい星を参照してシフト・足しあわせをして (S)、とりあえず全フレームを足しあわせたフレーム (TEMPFRAME) をつくる
- (f) TEMPFRAME で daofind を使って天体検出をし、明るい天体のリストをつくる

2. 修正フラットフレームを作る

- (a) $\text{MFRAME}[i] = \text{Mask}(\text{PFRAME}[i])$
同じポインティング同士平均したフレームの明るい天体を半径 20 ピクセルのマスクで多い、その部分を半径 40 ピクセル、幅 20 ピクセルの領域の平均値に同量のノイズを加えた値で置換する (Mask)
- (b) $\text{SSKY2} = \frac{1}{8} \sum_i (\text{MFRAME}[i])$
それらの median average を取ってスカイフレームをつくる
- (c) $\text{TMPSKY1} = \sum_j M(\sum_{i=1}^3 \frac{1}{8} \text{FFRAME}[i][j])$
 $\text{TMPSKY2} = \sum_j M(\sum_{i=4}^{12} \frac{1}{8} \text{FFRAME}[i][j])$
各ポインティングの 1~3、4~12 枚目のフレームで同様にマスクをしてスカイフレーム (TMPSKY1, TMPSKY2) を作る
- (d) $\text{BIASTEMP} = C(\text{Med}(\text{TMPSKY1} - \text{TMPSKY2}))$
フレームを左右に分割して 5×5 ピクセルの median filter をかけて (Med)、さらに column 方向に平均化する (C) ことにより各コドラント右端のはね上がりのテンプレートフレーム (BIASTEMP) をつくる
- (e) $\text{SSKY3} = \text{SSKY2} + k \text{BIASTEMP}$

テンプレートを定数倍 (k) してはね上りを消す

(f) $\text{MODFLAT} = \text{Med}(N(\text{SSKY3}))$

フレームの平均を規格化して (N) 5×5 ピクセルの median filter をかけて、修正フラット (MODFLAT) にする

3. 画像をつくる

(a) $\text{FRAME}[i][j] = \text{RAWFRAME}[i][j] / (\text{MODFLAT} \times \text{STDFLAT})$

全生フレームを標準フラットと修正フラットで割る

(b) $\text{SKY1} = \sum_i \text{Mask}(\sum_{j=1}^3 \text{FRAME}[i][j])$

$\text{SKY2} = \sum_i \text{Mask}(\sum_{j=4}^{12} \text{FRAME}[i][j])$

ポインティングごとに前半 3 枚と後半 9 枚のフレームに分けて平均し、明るい天体にマスクをかけ、それらの median average を取ってスカイフレーム (SKY1, SKY2) を作る

(c) $\text{SSKYFRAME}[i][j] = \text{FRAME}[i][j] - \text{SKY1} \quad (j=1 \sim 3)$

$\text{SSKYFRAME}[i][j] = \text{FRAME}[i][j] - \text{SKY2} \quad (j=4 \sim 12)$

全フレームからスカイフレームを引く

(d) $\text{BIASFRAME}[i][j] = C(\text{Med}(\text{SSKYFRAME}[i][j]))$

各フレームを左右に分割して 5×5 ピクセルの median filter をかけて (Med)、さらに column 方向に平均化する (C) ことにより各コドラント右端のはね上がりのテンプレートフレーム ($\text{BIASFRAME}[i][j]$) をつくる

(e) $\text{OFFFRAME}[i][j] = \text{SSKYFRAME}[i][j] - \text{BIASFRAME}[i][j]$

はね上りテンプレートフレームを引く

(f) $\text{SURFFRAME}[i][j] = \text{Surf}(\text{OFFFRAME}[i][j])$

バイアスの引け残りを 10 次のスプライン関数でフィットして除去 (Surf)

(g) $\text{NOISEFRAME} = S(\sum_j \text{SURFFRAME}[i][j])$ ポインティングごとに平均フレームをつくり、それらを参照星を基準にして整数ピクセルのシフトをして足しあわせ、ノイズ算出用フレーム (NOISEFRAME) をつくる

(h) $\text{SUMFRAME}[i] = \text{Subshift}(\text{SURFFRAME}[i][j])$

ポインティングごとに参照星を基準にしてサブピクセルレベルでのシフト・足しあわせを行い、平均フレーム ($\text{SUMFRAME}[i]$) をつくる。この時、参照星の座標が整数値になるようにする

(i) $\text{FINALFRAME} = S(\text{SUMFRAME}[i])$

参照星を基準にして全フレームを整数ピクセルシフトし、median average を取って最終フレーム (FINALFRAME) を作る。

最終フレームを図 12.7 に示す。シーイングサイズは $0''.4$ だった。

N225 バンド

N225 バンドのデータはバックグラウンドのカウントが十分でないため、修正フラットはつくらなかった。そのため K' バンドの修正フラットをフラットとして用いた。

また、二セットのデータは別々に解析を行い、その手法は K' バンドと同様である。ただし、二つのセットのシーイングが異なるため、以下の二つの最終フレームを作成した

- **Total Frame**

すべてのデータで作った最終フレーム。上記のSUMFRAME[i] の段階で二つのセットを統合し、計 16 枚の整数ピクセルシフト、足しあわせを行った。シーイングサイズは $0''.6$ だった。

- **Good-Seeing Frame**

シーイングの良かった 2/27 のデータのみでつくった最終フレーム。このフレームを図 12.7 に示す。シーイングサイズは $0''.4$ だった。

さらに、銀河の部分を拡大したイメージを図 12.8, 12.10 に示す。

輝線/連続光イメージ

K' バンドイメージから N225 バンドイメージをスケールして引くことにより連続光のイメージ (K_{cont} イメージ) を、また N225 バンドイメージから K_{cont} イメージをスケールして引くことにより輝線のイメージ ($\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ イメージ) を生成した。これらの画像を図 12.9 に示す。また、コントラストを図 12.11 に示す。

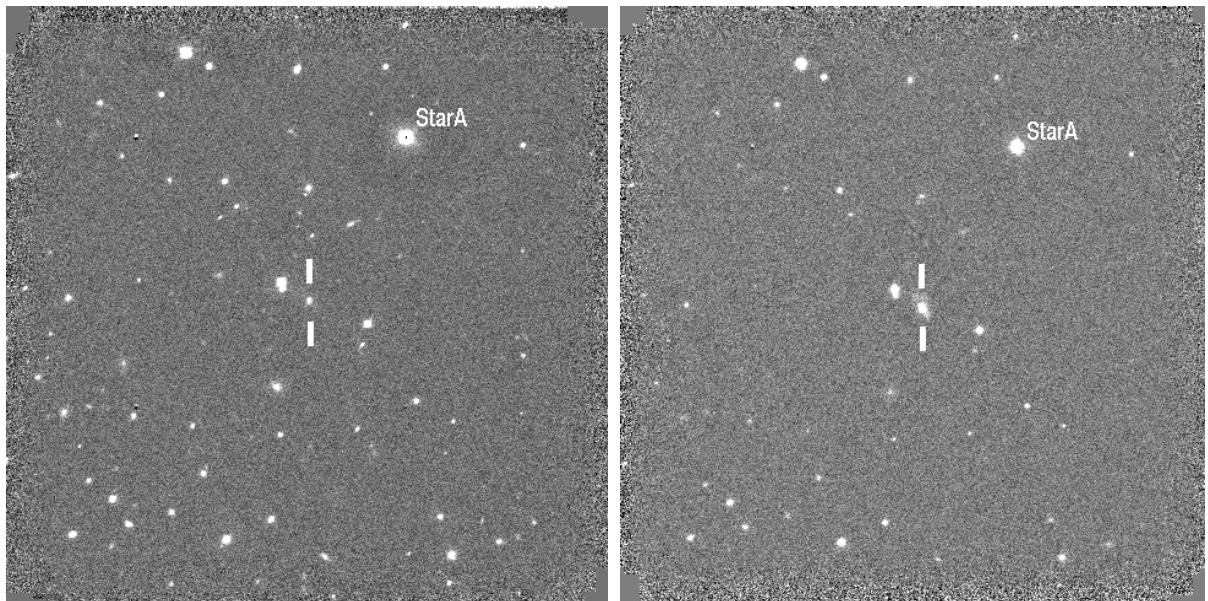


図 12.7: B3 0731+438 領域の最終フレーム。左が K' バンド、右が N225 バンド (Good-Seeing Frame)。視野は 1 辺が $130''$ である。

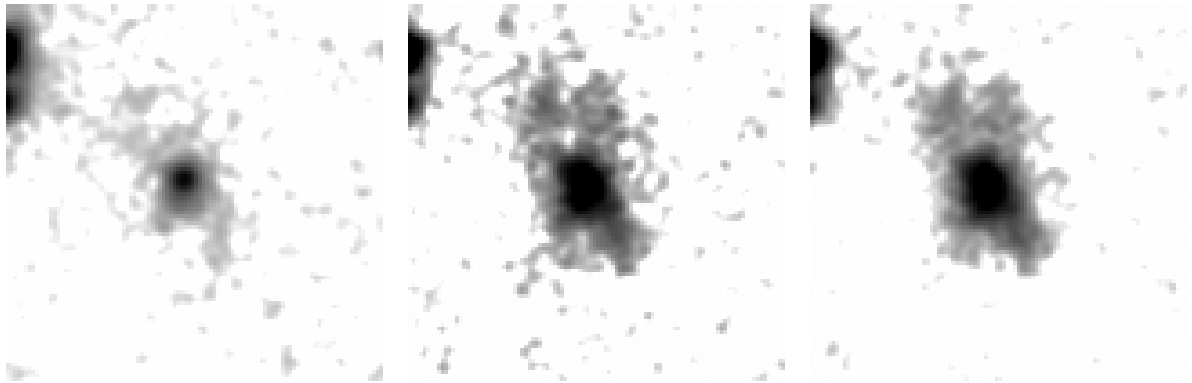


図 12.8: B3 0731+438 の部分を拡大したイメージ。1 ピクセルの gaussian filter でスムージングをかけてある。表示スケールは対数、視野は 1 辺が $12''$ である。(左) K' バンド (中央) N225 バンド : Good-Seeing Frame (右) N225 バンド : Total Frame。

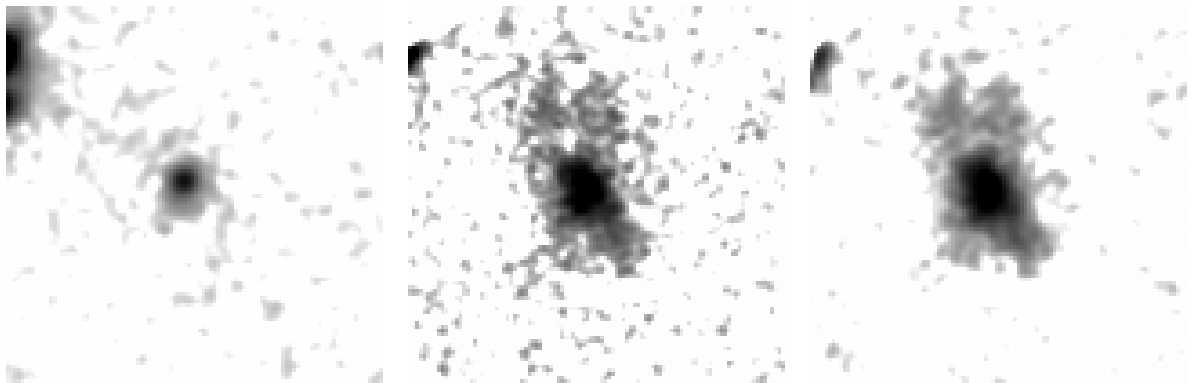


図 12.9: B3 0731+438 の輝線/連続光イメージ。1 ピクセルの gaussian filter でスムージングをかけてある。表示スケールは対数、視野は 1 辺が $12''$ である。(左) N225 バンドの Good-Seeing Frame を用いて輝線成分を除去した K_{cont} イメージ (中央) N225 バンドの Good-Seeing Frame から生成した $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ イメージ (右) N225 バンドの Total Frame から生成した $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ イメージ。

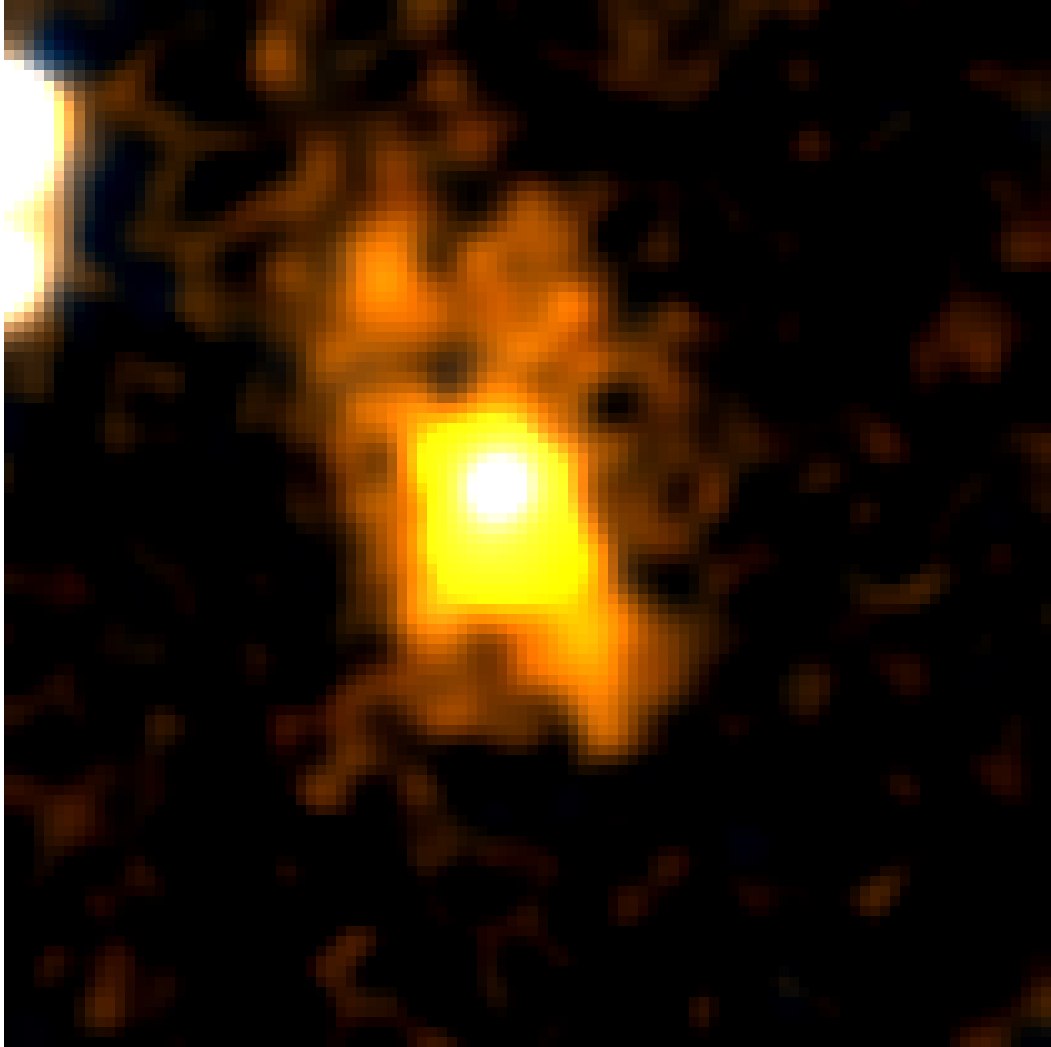


図 12.10: B3 0731+438 のカラーイメージ。K'バンドを青、N225 バンド (Good-Seeing Frame) を赤、その二つの平均を緑に割り当てている。両方のフレームに 1 ピクセルの gaussian filter でスムージングをかけてある。表示スケールは線形、視野は 1 辺が 12'' である。

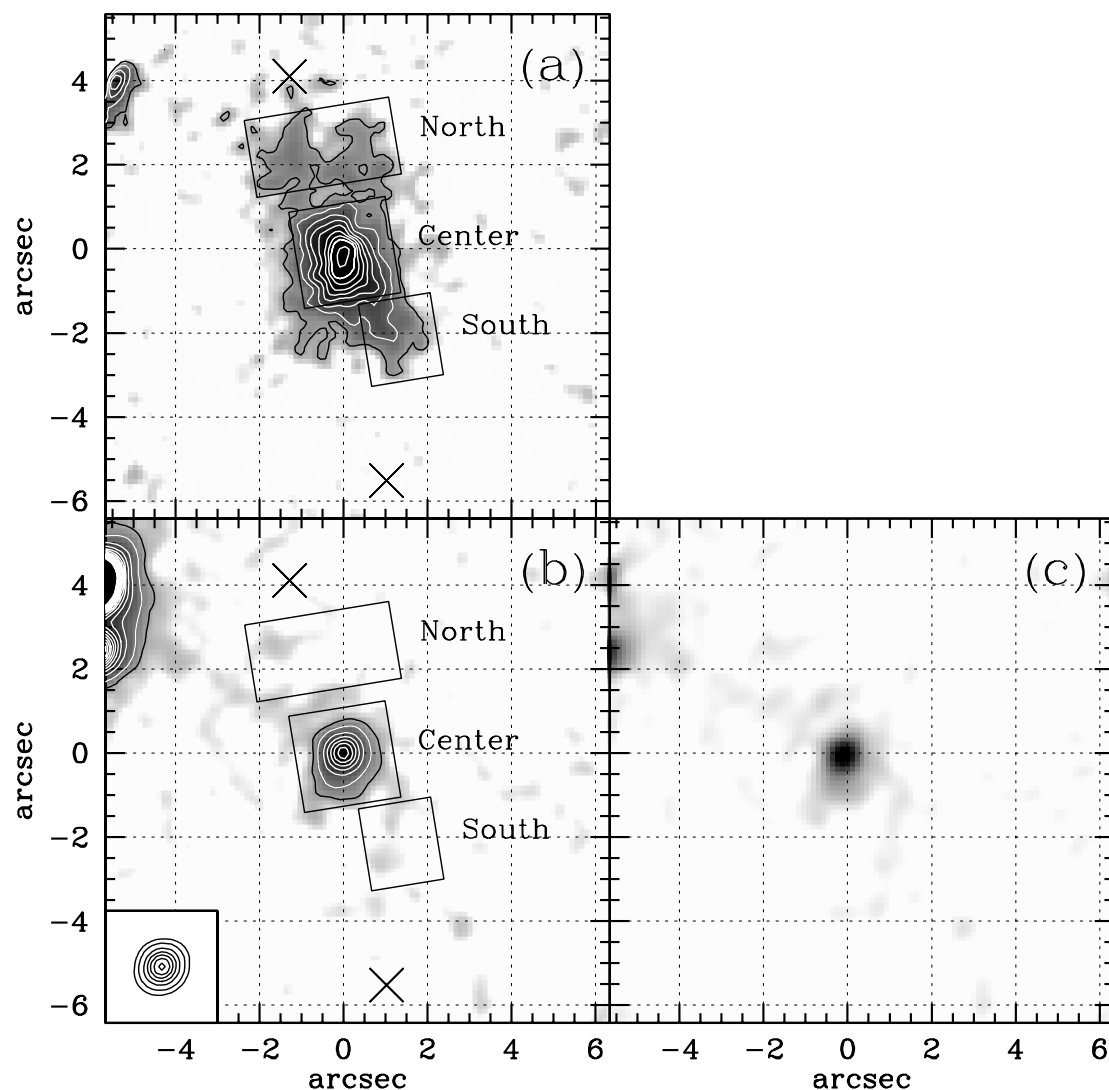


図 12.11: 輝線/連続光イメージのコントア。四角は 12.4.1 節で用いる aperture photometry を行った領域。×印は Carilli et al. (1997) で観測された radio hot spot の位置。(a) $H\alpha + [N II]$ イメージ。1 ピクセルの gaussian filter でスムージングがかけてある。コントアはスムージングをかける前のバックグラウンドレベル σ の $2n\sigma$ ($n = 1, 2, 3, \dots$) で描いている。(b) K_{cont} イメージ。 $H\alpha + [N II]$ イメージと解像度をそろえるために 3 ピクセルの gaussian filter でスムージングをかけている。 コントアは $n\sigma$ ($n = 1, 2, 3, \dots$) で描いている。 左下のプロファイルは deconvolution に用いた星。ピーク値を B3 0731+438 のピーク値にスケールしている。(c) Maximum Entropy Method (MEM) で deconvolve した K_{cont} イメージ。

12.2.3 結果

Morphology

Morphology は非常に印象的である。

$H\alpha + [N II]$ イメージは南北の radio hot spot の方向に伸びた二股に分かれた構造で、明らかな alignment effect を示す。サイズは中心から 30kpc 以上にまで広がっており、輝線雲の形状が電波軸を回転軸とするコーン状になっていると考えられる。

K_{cont} イメージは全く対照的で、alignment effect はほとんど見られず、中心に分解されない極めてコンパクトなピークをもつ。

Photometry

銀河全体の測光 (photometry) は直径 $9''.2$ のアパーチャーで行った。Flux calibration は観測の前後に取得した UKIRT の faint standard star ¹ を用いている。結果を表 12.3 に示す。

K_{cont} イメージ

図 12.9, 12.11 の K_{cont} イメージは、コンパクトなコア成分と広がった拡散成分の二成分から成っている。

中心のコア成分を中心対称な moffat 関数 (12.1) 式でフィットしたところ、FWHM は $0''.43$ であり、星像の FWHM である $0''.40$ とほとんど差異が見られなかった (図 12.12)。

さらに、図 12.11(c) に Maximum Entropy Method (MEM 法) を用いて deconvolve した画像を示す。Deconvolve に用いた PSF プロファイルは同一視野に写っている星 (図 12.11(b) の左下隅に示した) を用いた。これを見ても、非常にコンパクトな天体であることが分かる。このコア成分は電波銀河の AGN コア、拡散成分は電波銀河の母銀河であると考えられる。

バンド	λ (μm)	$\Delta\lambda$ (μm)	F_ν (μJy)	Aperture (ϕ'')
R	0.70	0.22	1.1 ± 0.3	$1''.5 \times 3''.5$
J	1.25	0.38	15.0 ± 3.8	9.4
$H1$	1.71	0.11	90.3 ± 11.5	9.4
K'	2.12	0.34	39.3 ± 8.5	9.4
N226	2.26	0.05	172 ± 41	9.4
K'	2.13	0.34	43.7 ± 2.3	9.2
N225	2.25	0.022	302 ± 7.4	9.2

表 12.3: B3 0731+438 の測光結果。R バンドのデータは McCarthy (1991) の分光データを展開して得たもの。中段の組は QUIRC の結果、下段の組は CISCO の結果。

¹ http://www.jach.hawaii.edu/JACpublic/UKIRT/astronomy/calib/faint_stds.html

この二成分を分離しそれぞれのフラックスを知るため、二成分モデル関数で K_{cont} プロファイルをフィットすることを試みる。この際コア成分は星のプロファイル、拡散成分は exponential disk プロファイルであると仮定する。

星のプロファイルは変形 moffat 関数で視野内の明るい星をフィットしたものを用いる。この Moffat 関数は

$$I_{\text{star}}(x, y) = I_{\text{star0}} \left(1 + \left(\frac{r_{\text{star}}}{\alpha} \right)^{-\beta} \right) \quad (12.1)$$

で表される。ここで、 r_{star} は中心からの距離であり、中心対称な moffat 関数の場合 $r_{\text{star}} = \sqrt{x^2 + y^2}$ で表される。しかしながら、実際の星の像は、望遠鏡が試験観測段階であったこともあり少し楕円状に変形しているため、星像モデルにも以下のような線形変換を入れてその変形を再現する必要があった。下式は $r_{\text{star}}^2 = X^2 + Y^2$ の関係式によって上式に導入される。

$$\begin{pmatrix} X \\ Y \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \sqrt{1+e} & 0 \\ 0 & \sqrt{1-e} \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \cos \Theta & -\sin \Theta \\ \sin \Theta & \cos \Theta \end{pmatrix} \begin{pmatrix} x \\ y \end{pmatrix} \quad (12.2)$$

ここで Θ は星像の位置角、 e は ellipticity である。この関数により実際の星像をフィットした結果は表 12.4 の通りである。

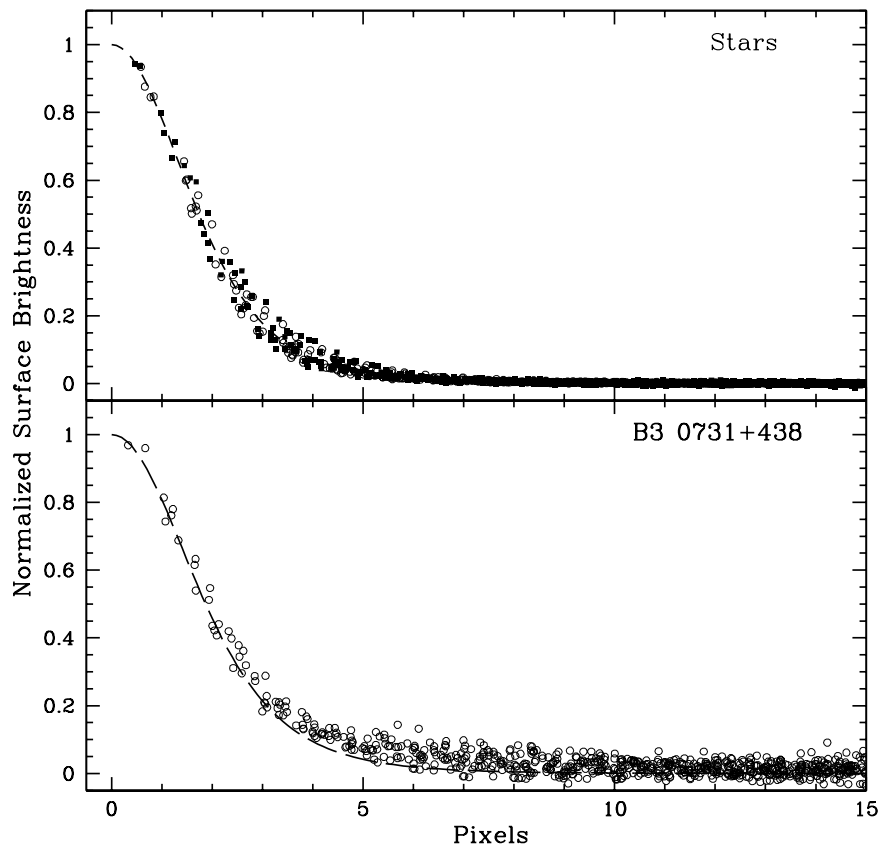


図 12.12: K_{cont} イメージの radial profile。上が視野内の 3 つの星、下が B3 0731+438。破線は moffat 関数でフィットした結果である。

一方、広がった成分は下の gaussian 関数を仮定する。

$$I_{\text{gal}}(x, y) = I_{\text{gal0}} \exp\left(-\frac{r_{\text{gal}}^2}{2\sigma^2}\right) \quad (12.3)$$

ここで、 $r_{\text{gal}} = \sqrt{x^2 + y^2}$ である。

B3 0731+438 は上記の二つの関数を併せた下記の関数でフィットを行った。

$$I(x, y) = I_{\text{gal}}(x - x_{\text{gal}}, y - y_{\text{gal}}) + I_{\text{star}}(x, y) \quad (12.4)$$

フィットの結果を表 12.5 に示す。また、図 12.13 に各成分を除去した時のイメージを示す。拡散成分の中心はコア成分の中心の南 $0''.24$ に位置し、そのサイズは FWHM で $1''.6$ (18 kpc) に相当する。

さらに二成分それぞれの測光結果を表 12.6 に示す。

H α + [N II] イメージ

図 12.11 の四角で示した領域の aperture photometry を行った。結果を表 12.7 に示す。誤差が大きいものの、南北のコーンでの $1000\text{\AA}$ を越える非常に大きな等価幅が特徴的である。南北量コーンの結果を合わせた等価幅は $1098_{-288}^{+516}\text{\AA}$ であった。

α	$0''.42$
β	3.1
Θ	45°
e	0.12

表 12.4: 星像をフィットしたときの最適パラメータ

$I_{\text{star0}}/I_{\text{gal0}}$	11.8
x_{gal}	$0''.05$
y_{gal}	$-0''.24$
σ	$0''.70$

表 12.5: B3 0731+438 をフィットしたときの最適パラメータ

成分	λ (μm)	$\Delta\lambda$ (μm)	F_ν (μJy)	Aperture (ϕ'')
core	2.13	0.32	12.6 ± 2.5	9.4
diffuse	2.13	0.32	15.0 ± 2.5	9.4

表 12.6: K_{cont} イメージの測光結果

領域	Size ¹ ($'' \times ''$)	$F_{\lambda}(\text{cont})^2$ ($W\text{m}^{-2}\mu\text{m}^{-1}$)	$F(\text{line})^3$ ($W\text{m}^{-2}$)	$W(\text{line})^4$ ($\text{\AA}$)
North	3.596×1.740	$8.45(\pm 4.08) \times 10^{-19}$	$3.18(\pm 0.26) \times 10^{-19}$	1097^{+1199}_{-417}
South	1.856×2.204	$10.0(\pm 3.29) \times 10^{-19}$	$3.80(\pm 0.21) \times 10^{-19}$	1098^{+645}_{-310}
Center	2.436×2.436	$1.47(\pm 0.03) \times 10^{-17}$	$1.74(\pm 0.03) \times 10^{-18}$	344 ± 14

1 測光を行った領域のサイズ

2 連続光成分の flux density

3 $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ 輝線の flux

4 静止波長での $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ 輝線の等価幅

表 12.7: B3 0731+438 の広がった輝線雲での観測量

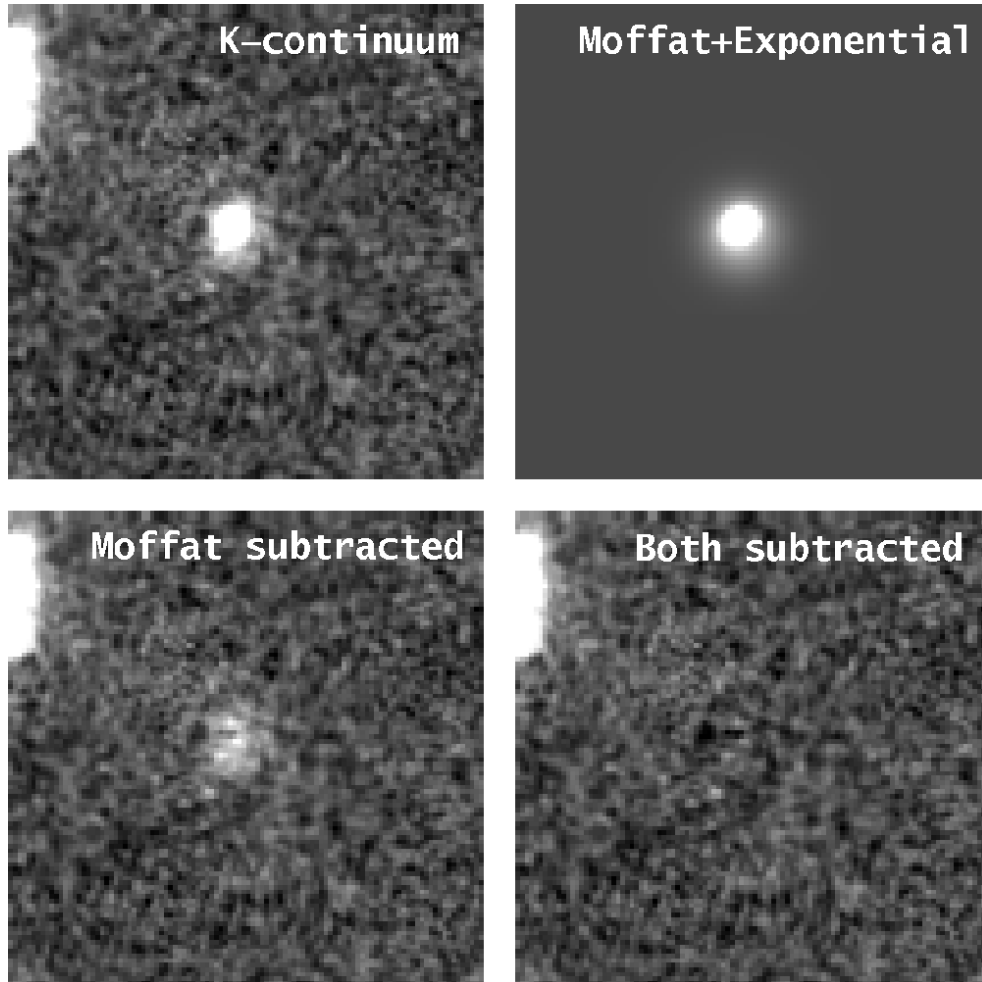


図 12.13: K_{cont} イメージからフィットした各成分を除去していった様子。(上左) 元画像、(上右) 除去した二成分モデル、(下左) コア成分を除去した後、(下右) コア成分、拡散成分ともに除去した後。

12.3 QUIRC による観測と結果

Iwamuro et al. (private communication) により 1997 年 3 月に マウナケア山頂の UH2.2m 望遠鏡で B3 0731+438 の撮像観測が行われた。CISCO+Subaru 8.2m で観測できなかった波長帯での情報を得るため、このデータを再解析した。

12.3.1 観測

観測は UH2.2m 望遠鏡に HAWAII アレイ検出器をベースにつくられた **QUick InfraRed Camera** (QUIRC : Hodapp et al. 1998) を取付けて行われた。取得したデータのログを表 12.8 に示す。

観測時は天気が悪く、さらにはドームが回らない、主鏡保持機構のトラブル、QUIRC のシャッターが全開にならない、など非常に悪条件の下でのデータであった。

12.3.2 解析

データ解析は CISCO のデータの解析と同様に、以下のように行った。

1. バッドピクセルマスクをかける
2. 全生フレームをドームフラットで割る
3. 全フレームの median average をとって簡易 sky フレームをつくる
4. 全フレームから簡易 sky フレームを引き、視野内の星を基点にしてフレームをずらして足し合わせる。
5. 足し合わせたフレームで daofind を用いて天体検出をおこない、天体リストをつくる
6. もう一度全生フレームにバッドピクセルをかけ、ドームフラットで割る
7. 天体リストを参照に天体をマスクしながら全フレームの median average をとって sky フレームをつくる
8. 全フレームから sky フレームを引き、視野内の星を基点にしてフレームをずらして足し合わせる

このようにして得られた各バンドの最終イメージを図 12.14 に示す。取得データの一部に星像が悪化するなどの不良フレームがあったため、最終イメージの積分時間は表 12.9 の通りであった。

Date	Band	λ (μm)	$\Delta\lambda$ (μm)	Exposure
1997/3/1	K'	2.12	0.34	120 sec $\times$ 32
	N226	2.26	0.05	240 sec $\times$ 8
1997/3/2	$H1$	1.71	0.11	240 sec $\times$ 14
	J	1.25	0.38	240 sec $\times$ 24

表 12.8: QUIRC+UH2.2m での取得データ。

バンド	積分時間 (sec)
K'	3120
N226	1680
$H1$	2880
J	3120

表 12.9: 最終イメージの有効積分時間。

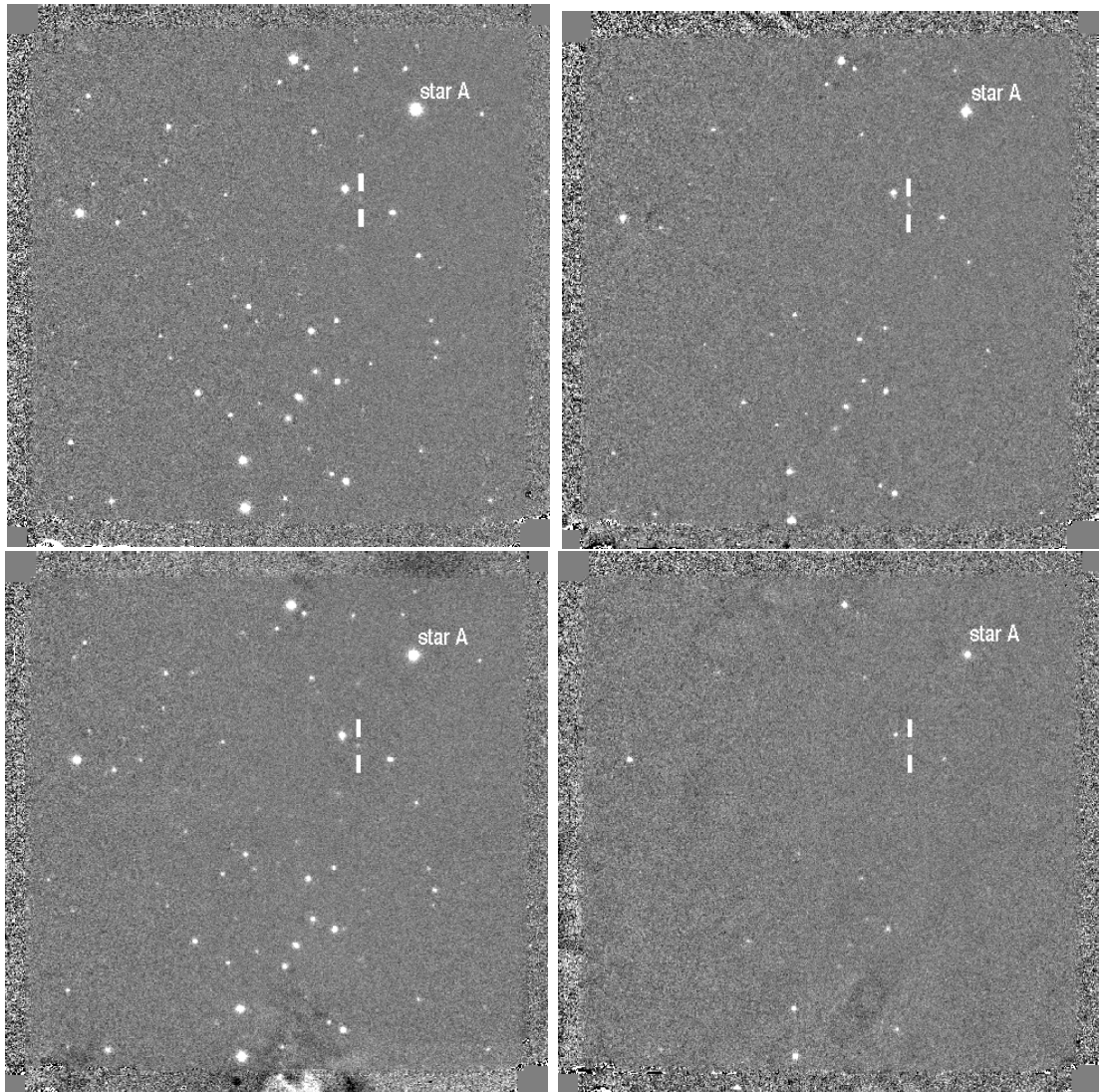


図 12.14: QUIRC+UH2.2m 取得データの最終イメージ。(左上) J バンド (右上) $H1$ バンド (左下) K' バンド (右下) N226 バンド。

12.3.3 結果

Morphology

図 12.15 に B3 0731+438 を拡大した画像を示す。 J , K' , N226 の画像では広がった構造が確認できるものの特に変形している形跡がないのに対し、 $H1$ では北西から南東に伸びているのが分かる。

Photometry

観測時の天気の変動とドームが回転していなかったケラレなどがあり、標準星による測光は不可能であったため、視野内に写っていた star A (図 12.14) の以下の情報を用いることにより間接的な測光を行った。

- HST Guide Star Catalogue から $V=14.55$ mag
- CISCO の観測から 3.72 mJy (@ $2.13\mu\text{m}$)

この星の型は分からないが、上記の SED から G0V とする。この情報を用いて測光を行った。結果を表 12.3 に示す。

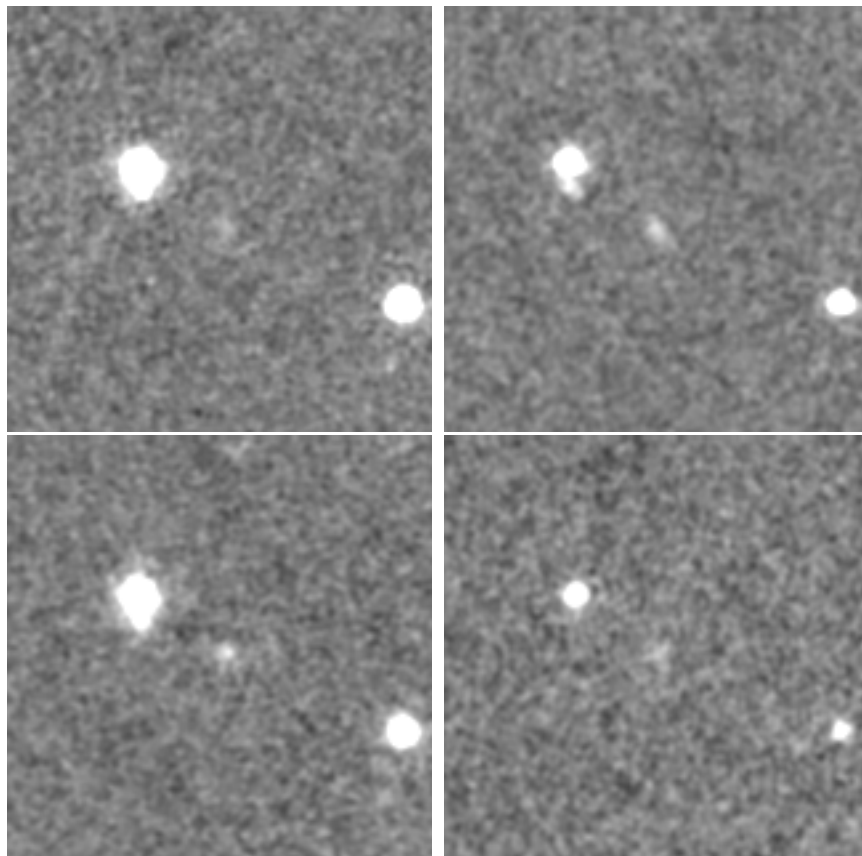


図 12.15: B3 0731+438 を拡大した画像。1.0 ピクセルの gaussian filter をかけてある。画像の 1 辺が $30''$ である。(左上) J バンド (右上) $H1$ バンド (左下) K' バンド (右下) N226 バンド。

12.4 議論

12.4.1 Extended H α + [N II] Cloud

H α + [N II] の放射機構

今回 CISCO によって観測された広がった H α + [N II] の構造を説明する主なメカニズムは 11.2 節でも述べたように 4 つ考えられる。以下、それらが今回の観測結果を説明できるかを検証していく。

Cosmic background radiation の高エネルギー電子によるコンプトン散乱の可能性は、観測されたような強い輝線を再現できないため棄却される。

次にジェットの通過によって爆発的星生成が生じているという可能性である。実際に Wolf-Rayet 銀河である NGC4861 では $900\text{\AA}$ という極めて強い H α + [N II] 輝線が観測されており (McQuade et al. 1995)、H α + [N II] 輝線の広い等価幅だけからはこの可能性は棄却できない。しかしながら、McCarthy (1991) によって観測された $900\text{\AA}$ という広い等価幅をもつ Ly α 輝線の構造は中心核付近でくびれており、その形状は広がった H α + [N II] の構造に良く一致する (図 12.2)。このことは Ly α と H α + [N II] が同じ領域から同じ放射機構で出ている可能性を強く示唆している。星生成では観測された広い等価幅の Ly α は再現できないことから (Charlot & Fall 1993) Ly α は星生成起源ではなく、観測された H α の alignment も星生成によるものではないと考える。

中心の隠された AGN 周囲の broad-line region (BLR) や narrow-line region (NLR) の H α + [N II] がコーン状に分布しているダスト/電子によって散乱されて見えているという可能性も、quasars で $800\text{\AA}$ 近い等価幅を持つものがいくつか観測されている (Baker et al. 1999, Hill et al. 1993, Espey & Carswell et al. 1989) ため H α + [N II] 輝線の等価幅の広さからだけでは棄却できない。一方、広がった Ly α 輝線は中心の AGN の UV 光子で電離されたガスから放出されていると考えられている (11.4.2 節)。そこで、Ly α の flux から同じメカニズム (中心 AGN からの UV 放射による光電離) で放出されている H α 輝線の flux の lower limit を概算する。

まず観測された Ly α の全 flux ($3.1 \times 10^{-18} \text{ Wm}^{-2}$; McCarthy 1991) がコーン部から放出されていると仮定する。ダストなし、case B の低密度限界で Ly α /H α =8.75 (Binette et al. 1992) であるからコーン部での H α flux の lower limit は $3.5 \times 10^{-19} \text{ (Wm}^{-2}\text{)}$ となる。一方、CISCO の観測によって得られた H α flux は $5.6 \times 10^{-19} \text{ (Wm}^{-2}\text{)}$ であった (表 12.7)。ここで、H α /[N II]=4 を仮定した。この結果は H α の観測量の半分以上が Ly α と同じ放射機構によって出ていることを意味している。よって、H α + [N II] の大部分は中心の BLR/NLR の放射が散乱されて見えているものではないと結論する。以下、この雲が中心に隠された AGN からの UV 放射で励起されているものとして議論を進める。

物理量

表 12.7 の観測量からコーンと中心の UV 放射源の物理量を推定する。

ガスが完全に電離した case B の状態にあると仮定すると、そこから放射される H α luminosity $L(\text{H}\alpha)$ は以下のように表される。

$$L(\text{H}\alpha) = n_e^2 \alpha_{\text{H}\alpha}^{\text{eff}} h\nu_{\text{H}\alpha} V f_v \quad (12.5)$$

ここで n_e は電子密度、 h はプランク定数、 $\nu_{\text{H}\alpha}$ は $\text{H}\alpha$ 輝線の周波数、 V は体積、 f_v はその体積中に占める雲の filling factor である。 $\alpha_{\text{H}\alpha}^{\text{eff}}$ は case B の下での $\text{H}\alpha$ recombination coefficient で、 $\alpha_{\text{H}\beta}^{\text{eff}} = 6.04 \times 10^{-14} \text{ (cm}^3 \text{ s}^{-1}\text{)}$ (Osterbrock 1989) である。この式より電子密度が求まる。このとき、次節で行った CLOUDY90 のシミュレーション結果より $\text{H}\alpha/[\text{N II}]=4$ とする。また f_v を直接求める方法はないため、他の電波銀河の extended emission-line region の観測によって得られた値から推定する。Low- z の電波銀河の sulphur 輝線から求められた filling factor は $10^{-4} \sim 10^{-5}$ (van Breugel et al. 1985, Heckman et al. 1982)、 $z = 2.4$ の電波銀河で metal line から求められた filling factor が $\sim 10^{-4}$ (Rush et al. 1997) であることから、ここでは $f_v = 10^{-4}$ を仮定する。

ガスの質量は n_e を用いて

$$M_{\text{gas}} = V f_v n_e m_{\text{H}} \quad (12.6)$$

で与えられる。ここで、 m_{H} は水素原子の質量である。さらに $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ を放射しているガスは最初は電波銀河の周囲を球形に覆っており、電波ジェットの通過によってコーン状に圧縮されてそのコーンが光っていると仮定すると (図 12.16)、電波銀河全体を包んでいるであろう中性ガス雲の質量は

$$M_{\text{tot}} = \frac{4\pi}{\Omega} M_{\text{gas}}$$

となる。ここで Ω はコーンの opening angle であり、南北のコーンでそれぞれ $0.12\pi \text{ str}$ と 0.06 str とした。

一方、ガス雲に入射する水素原子の電離光子 (ionizing photon) ($\lambda < 912\text{\AA}$) の個数 $Q(\text{s}^{-1})$ は

$$Q = \frac{\alpha_B}{\alpha_{\text{H}\alpha}^{\text{eff}}} \frac{L(\text{H}\alpha)}{h\nu_{\text{H}\alpha}} \quad (12.7)$$

で与えられる。ここで $\alpha_B = 1.43 \times 10^{-13}$ は case B での total recombination coefficient で

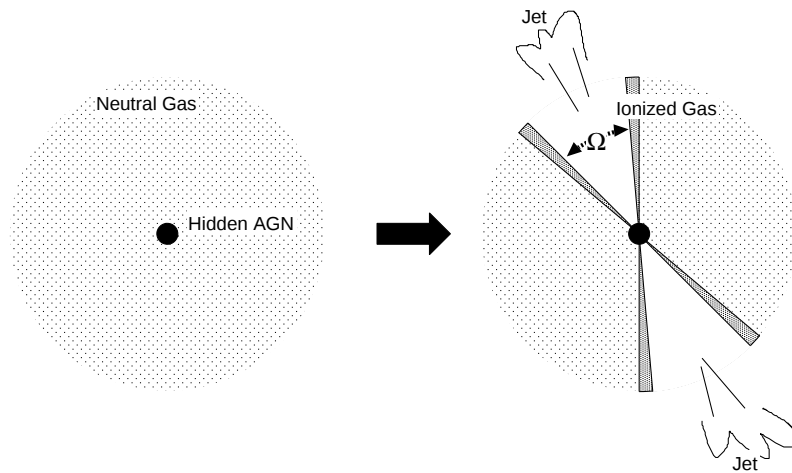


図 12.16: ジェットの通過によって周囲の中性水素ガスがコーン状に掃き寄せられた

ある (Osterbrock 1989)。隠された AGN が放射する電離光子の総数 Q_{tot} は

$$Q_{\text{tot}} = \frac{4\pi}{\Omega f_c}$$

となる。ただし、 f_c はコーン内でのガス雲の covering factor である。

最後に ionization parameter は

$$U = \frac{Q}{R^2 \Omega f_c n_e c} \quad (12.8)$$

で与えられる。 R はガス雲の AGN からの距離、 c は光速である。 f_c は分からないのでここでは $f_c = 1$ として Q_{tot} と U の lower limit を求めるにとどめる。

これらすべての計算結果を表 12.10 にまとめた。電子密度は $50 \text{ (cm}^{-3}\text{)}$ 、ionization parameter は 10^{-3} 、ガス雲の質量は $10^9 M_\odot$ 程度で、他の high- z 電波銀河の $\sim 100 \text{ kpc}$ に広がった Ly α 雲で得られた値 (Heckman et al. 1991, Rush et al. 1997) と同程度である。

電離光子の総数 Q_{tot} を比較するため、他の AGN の電離光子数を概算する。H α luminosity が分かっているものに関しては 12.7 式を用い、H β の luminosity しか分かっていないものについては H α /H β =4 (Kwan & Krolik 1981) で H α luminosity を推定した。結果を表 12.11 にまとめる。これから分かるのは、B3 0731+438 の ionization photon の個数が極めて大きいということである。その量は low- z の電波銀河や標準的な radio loud quasar よりも遥かに大きく、もっとも明るい quasar にも匹敵する。

シミュレーション

中心の隠された AGN からの UV 放射で励起されたガス雲が H α + [N II] の広い等価幅が再現できるかを確認するため、CLOUDY90 (Ferland et al. 1998) を用いた電離水素雲のシミュレーションを行った。そのモデルを図 12.17 に示す。

電離光子源 (ionizing source) のスペクトルは観測された radio loud quasars の composite spectra で、 $912 \text{ \AA}$ より長波長側で $\alpha = -0.7$ 、短波長側で $\alpha = -2.5$ の power law ($f_\nu \propto \nu^\alpha$)

領域	V (cm^3)	n_e (cm^{-3})	M_{gas} ($M_\odot$)	M_{tot} ($M_\odot$)	Q (s^{-1})	Q_{tot} (s^{-1})	U
North	8.5×10^{68}	3.8×10	2.8×10^9	6.4×10^{10}	1.8×10^{55}	$> 6.1 \times 10^{56}$	$> 1.3 \times 10^{-3}$
South	5.1×10^{68}	6.8×10	1.9×10^9	8.9×10^{10}	2.0×10^{55}	$> 1.4 \times 10^{57}$	$> 5.9 \times 10^{-3}$

表 12.10: 広がった H α + [N II] 雲での推定物理量

	(s^{-1})	References
low- z 電波銀河	10^{51-54}	Baum & Heckman (1989a)
radio loud quasars	10^{54-56}	Stockton & MacKenty (1987)
luminous quasars	10^{57-58}	Hill et al. (1993)

表 12.11: 様々な AGN の ionizing photon の総量

を仮定している (Cristiani & Rio 1990, Zheng et al. 1997)。ガス雲は電離光子源から 25 kpc 離れた厚さ 100pc の板である。Metallicity Z は $z \sim 2$ の damped Ly α system で観測されている値である $Z = 0.1Z_{\odot}$ (Pettini et al. 1994) を用いた。このモデルで 電子密度 n_e と ionization parameter U を様々に変化させたときの $H\alpha + [N II]$ の等価幅を表 12.12 に示す。推定された物理量で、十分に広い等価幅を持つ $H\alpha + [N II]$ 輝線を再現することができることが分かった。

12.4.2 Emission-Line Core

広がった成分とは別に、中心付近の $H\alpha + [N II]$ のコア成分も南北に伸びており、位置角がずれているものの alignment effect を示す (図 12.11)。中心の輝線イメージの alignment は [O III] 輝線のイメージにも見られる。(図 12.15)

過去の観測では中心での $H\alpha$ 輝線の輝線幅は狭く ($< 560 \text{ km/s}$: McCarthy et al. 1992)、近赤外分光による輝線比診断では Seyfert 2 的な輝線比を示している (Evans 1998)。これ

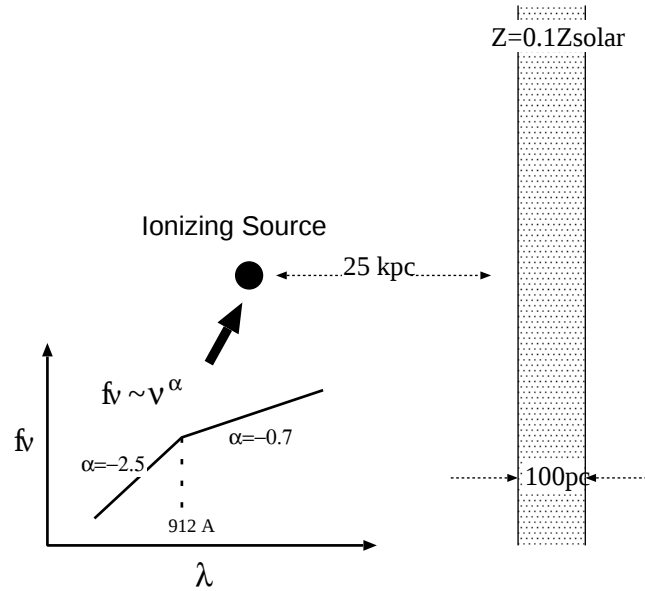


図 12.17: CLOUDY90 で行ったシミュレーションモデル

		$n_H (\text{cm}^{-3})$		
		100	10	1
U	1	762	822	1054
	0.1	1229	973	952
	0.01	1301	1300	1119
	0.001	1562	1561	1561
	0.0001	1842	1842	1842

表 12.12: CLOUDY90 のシミュレーションで得られた $H\alpha + [N II]$ の等価幅 ($\text{\AA}$)

らのことから、輝線のコア成分は中心 AGN の NLR からの放射がダスト/電子散乱によって見えているものではないかと推察される。ただし、これを確認するためには偏光観測を行う必要である。

12.4.3 Spectral Energy Distribution

全体

B3 0731+438 全体の spectral energy distribution を図 12.18 に示す。先に述べた $H\alpha + [N II]$ の他にも、 $H1$ バンドで非常に強い輝線が検出されているのが分かる。これは $[O III] \lambda\lambda 4959 + 5007$ 輝線である。また、 $[O II] \lambda\lambda 3727$ 輝線が J バンドに寄与している可能性もある。以下のような仮定を用いてこれら輝線の評価を行う。

- J バンドへの $[O II]$ の寄与は $[O II]/H\alpha = 0.37$ (Evans 1998) を仮定して除去する
- $H1$ バンドの連続光成分は J バンドと K' バンドの連続光から内挿する

その結果を表 12.13 に示す。

母銀河と AGN コアの分離

CISCO の K_{cont} イメージのコア成分は隠された AGN が周囲のダストによって散乱されたもの (dust scattered AGN)、拡散成分は電波銀河の母銀河であると仮定して、この SED をモデルでフィットする。

母銀河のモデルは 銀河スペクトル進化モデルである PEGASE (Fioc & Rocca-Volmerange 1997) を用いる。Initial mass function は Scalo IMF を使い、星生成モデルは以下の三つを仮定した。

- Instantaneous バースト
- $\tau = 200$ Myr の exponential バースト
- $\tau = 2$ Gyr の exponential バースト

Dust scattered AGN のモデルは Cimatti et al. (1994) によって計算されたモデルのうち 散乱角 $\Theta = 90^\circ$ 、元スペクトルの傾き $\alpha = -0.7$ のものを用いる。さらに、このモデ

輝線	$F(\text{line})$ ($W m^{-2}$)	$F_\lambda(\text{cont})$ ($W m^{-2} \mu m^{-1}$)	バンド	寄与 %
$[O II]$	(1.3×10^{-18})	2.9×10^{-17}	J	12
$[O III]$	7.9×10^{-18}	2.1×10^{-17}	$H1$	77
$H\alpha + [N II]$	3.5×10^{-18}	1.82×10^{-17}	K'	36

表 12.13: B3 0731+438 の輝線

ルスペクトルに小マゼラン雲 (SMC) のダストモデル (Prévot et al. 1984, Bouchet et al. 1985) で減光 A_V をかけた。

この二つのスペクトルをそれぞれの K_{cont} のフラックスでスケーリングし、銀河の年齢 (Age) と AGN の減光 A_V を free parameter にして J バンドと R バンドの flux をフィットした。結果を表 12.14 と図 12.19 に示す。

$\tau=2$ Gyr のバーストモデルでは best fit の銀河年齢が 10 Gyr で、 $z = 2.429$ での宇宙年齢を越えるため不適当である。一方、 $\tau=200$ Myr のバーストモデルと instantaneous バーストモデルはともに SED に良く合致する (図 12.19) が、 R バンドのフラックスを決める成分が instantaneous バーストモデルは母銀河なのに対し $\tau=200$ Myr バーストモデルでは dust scattered AGN である。他方、 R バンドの観測では AGN コアのような中心集中した成分が見られないため (図 12.2 : McCarthy 1991)、instantaneous バーストモデルがもっとも観測に合致する銀河モデルであると結論する。

これにより、銀河年齢は 500 Myr で、大部分の星生成が行われた formation redshift は $z_{\text{form}} \sim 3$ となる。銀河の星質量は $3 \times 10^{11} M_{\odot}$ で、これは $z = 1$ 付近の標準的な 3CR 電波銀河と同程度である (Best et al. 1997)。

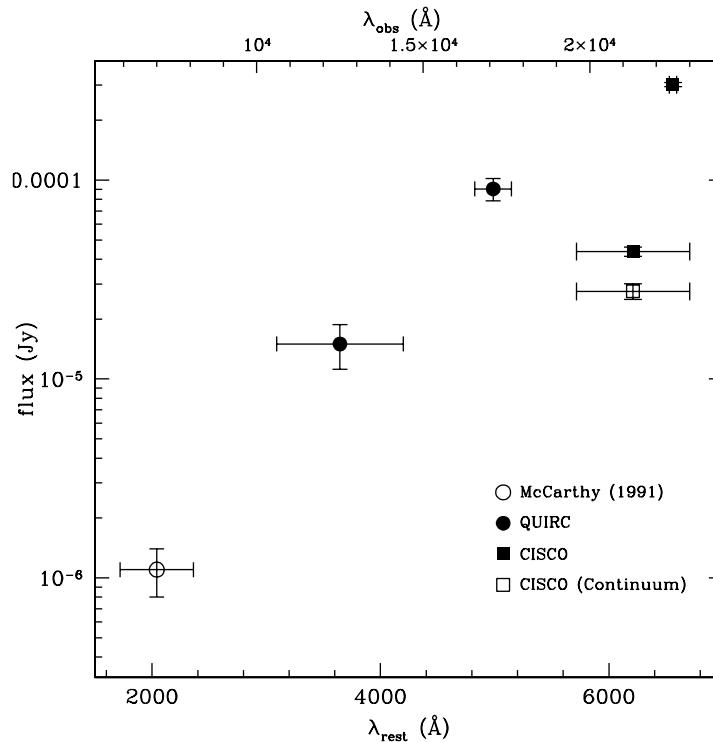


図 12.18: B3 0731+438 全体の SED

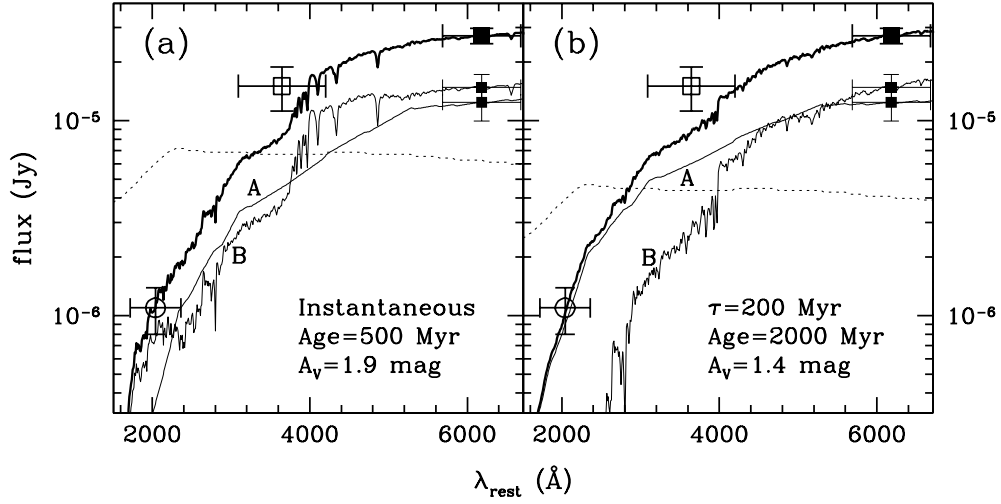


図 12.19: B3 0731+438 の SED をモデルでフィットした結果。A が減光をかけた dust scattered AGN、B が銀河のスペクトルである。点線は減光をかける前の dust scattered AGN のスペクトルである。

Model	A_V ¹	Age (Myr) ²	Stellar Mass ($M_\odot$) ³
Instantaneous	1.9	500	3.4×10^{11}
Exponential ($\tau = 200$ Myr)	1.4	2000	6.5×10^{11}
Exponential ($\tau = 2$ Gyr)	1.4	10000	1.7×10^{12}

1 Dust scattered AGN にかげられた減光

2 銀河の年齢

3 銀河の星質量

表 12.14: B3 0731+438 の SED をモデルでフィットした時の best fit parameter

12.5 まとめと結論

CISCO+Subaru 8.2m をもちいて $z = 2.429$ の電波銀河 B3 0731+438 の K' バンド広帯域フィルタと N225 バンド狭帯域フィルタによる撮像観測を行った。この二つの帯域はそれぞれ静止波長で $6000\text{\AA}$ 帯と $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ の輝線に対応する。さらにこの二つのイメージから連続光のイメージと $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ 輝線イメージを作った。

輝線イメージからコーン状に広がった $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ 雲が検出された。そのサイズは中心から 40 kpc 近くにまで広がり、等価幅は $1000\text{\AA}$ を越える非常に広い値を示した。広がった $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ の luminosity に対する中心の AGN からの散乱光の寄与は小さいと考えられる。そこで、 $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ がすべて中心の AGN からの UV 光によって電離されたガスから放射されていると仮定すると電子密度は $\sim 50(\text{cm}^{-3})$ 程度、質量は $5 \times 10^9 M_{\odot}$ 程度であると推測される。CLOUDY90 によるシミュレーションの結果、典型的な quasar の power-law continuum による光電離された水素雲のモデルで観測された非常に広い等価幅も再現されることも確認された。以上の結果から、我々は世界で初めて high- z 電波銀河の $\text{H}\alpha$ ionization cone を検出したと結論する。また中心の隠された AGN から放射される ionizing photon の数は $10^{57}(\text{s}^{-1})$ 個以上で、これはもっとも明るい quasar に匹敵する量である。

一方、連続光イメージはダスト散乱された AGN のコア成分と母銀河の拡散成分に分離された。この結果から、SED は年齢 500 Myr の instantaneous burst を起こした銀河と $A_V = 1.9 \text{ mag}$ の吸収を受けた dust scattered AGN でフィットされることが分かった。このとき母銀河の星質量は $3 \times 10^{11} M_{\odot}$ で、これは標準的な $z = 1$ の 3CR 電波銀河と同程度である。

謝辞

まず、本研究のきっかけを与えてくださるとともに全般を通じてご指導いただきました舞原俊憲氏に深く感謝します。岩室史英氏にはデータ解析の手法やその結果の議論に関して様々なご指導とアドバイスをいただきました。CISCO のソフトウェアの大部分の製作を行ってくれた岩井淳一氏、田辺裕久氏なしには現在のような使いやすい CISCO のソフトウェアシステムはあり得ませんでした。それに加えて田口智之氏、秦隆志氏、原島隆氏と共に CISCO の開発チームとしてその立ち上げを行って来ました。また、そのほかの宇宙線研究室のみなさん方との日頃の意見交換はあらゆる面で研究の助けとなりました。どうもありがとうございました。

また、観測結果の議論について家正則氏には数多くの助言をいただきました。

CISCO の三鷹での試験観測時には小林行泰氏、田中培生氏をはじめ国立天文台の様々な方の協力をいただきました。また、CISCO のすばる望遠鏡への取り付けと観測は、ハワイ観測所のスタッフのみなさん、Mitsubishi International Corporation のみなさん、富士通のみなさん方の多大な協力なしにはあり得ませんでした。ここに深く感謝します。

この研究は日本学術振興会特別研究員制度と、それに伴う文部省科学研究費補助金の助成を受けて行われました。

関連図書

- [1] Armus L., Soifer B.T., Murphy Jr. T.W., Neugebauer G., Evans A.S., Matthews K. 1998, ApJ 495, 276
- [2] Baker J.C., Hunstead R.W., Kapahi V.K., Subrahmanya C.R. 1999, ApJS 122, 29
- [3] Barthel P.D. 1989, ApJ 336, 606
- [4] Baum S.A., Heckman T., Bridle A., van Breugel W., Miley G. 1988, ApJS 68, 643
- [5] Baum S.A., Heckman T. 1989a, ApJ 336, 681
- [6] Baum S.A., Heckman T. 1989b, ApJ 336, 702
- [7] Begelman M.C., Coiffi D.F. 1989, ApJL 345, L21
- [8] Best P.N., Longair M.S., Röttgering H.J.A. 1997, MNRAS 292, 758
- [9] Best P.N., Longair M.S., Röttgering H.J.A. 1998, MNRAS 295, 549
- [10] Best P., Longair M., Röttgering H. 1999, “The Most Distant Radio Galaxies”, eds. H.J.A. Röttgering, P.N. Best, M.D. Lehnert, p59
- [11] Bicknell G.V., Shtherland R.S., van Breugel W.J.M., Dopita M.A., Dey A., Miley G.K. 1999, astro-ph/9909218
- [12] Binette L., Magris G., Bruzual G. 1992, in Relationship Between Active Galactic Nuclei and Starburst Galaxies, ed A. V. Filippenko (ASP Conference Series Vol. 31)
- [13] Bouchet P., Lequeux J., Maurice E., Prévot L., Prévot-Burnichon M.L. 1985, A&A 149, 330
- [14] Carilli C.L., Röttgering H.J.A., van Ojik R., Miley G.K., van Breugel W.J.M. 1997, ApJS 109, 1
- [15] Charlot S., Fall S.M. 1993 ApJ 415, 580
- [16] Chambers K.C., Miley G.K., van Breugel W. 1987, Nature 329, 604
- [17] Chambers K.C., Miley G.K., van Breugel W.J.M. 1988a, ApJL 327, L47
- [18] Chambers K.C., Miley G.K., van Breugel W.J.M. 1990, ApJ 363, 21

- [19] Chambers K.C., Miley G.K., van Breugel W.J.M., Bremer M.A.R., Huang J.-S., Trentham N.A. 1996, ApJS 106, 247
- [20] Cimatti A., Dey A., van Breugel W., Hurt T., Antonucci R. 1997, ApJ 476, 677
- [21] Cristiani S., Vio R. 1990, A&A 227, 385
- [22] Cohen M., Walker R.G., Barlow M.J., Deacon J.R. 1992, AJ 104, 1650
- [23] Daly R.A. 1992, ApJL 386, L9
- [24] Daly R.A. 1992, ApJ 399, 426
- [25] Dey A., Spinrad H. 1996, ApJ 459, 133
- [26] Dey A., Cimatti A., van Breugel W., Antonucci R., Spinrad H. 1996, ApJ 465, 157
- [27] Dey A., van Breugel W., Vacca W.D., Antonucci R. 1997, ApJ 490, 698
- [28] de Young D.S. 1989, ApJL 342, L59
- [29] Dickson R., Tadhunter C., Shaw M., Clark N., Morganti R. 1995, MNRAS 273, L29
- [30] di Serego Alighieri S., Fosbury R.A.E., Quinn P.J., Tadhunter C.N. 1989, Nature 341, 307
- [31] di Serego Alighieri S., Cimatti A., Fosbury R.A.E. 1994, ApJ 431, 123
- [32] di Serego Alighieri S., Cimatti A., Fosbury R.A.E., Perez-Fournon I. 1996, MNRAS 279, L57
- [33] Djorgovski S., Spinrad H., Pedelty J., Rudnick L., Stockton A. 1987, AJ 93, 1307
- [34] Eales S.A., Rawlings S. 1993, ApJ 411, 67
- [35] Eales S., Rawlings S., Law-Green D., Cotter G., Lacy M. 1997, MNRAS 291, 593
- [36] Egami E., Armus L., Neugebauer G., Soifer B.T., Evans A.S., Murphy Jr. T.W. 1999, Proc. PASP in press (astro-ph/9909517)
- [37] Espey B.R., Carswell R.F., Bailey J.A., Smith M.G., Ward M.J. 1989, ApJ 342, 666
- [38] Evans A.S. 1998, ApJ 498, 553
- [39] Fabian A.C. 1989, MNRAS 238, 41p
- [40] Fanaroff B.L., Riley F.M. 1974, MNRAS. 167, 31p
- [41] Ferland G., Korista K., Verner D., Ferguson J., Kingdon J., Verner E. 1998, PASP 110, 761
- [42] Ficarra A., Grueff G., Tomassetti G. 1985, A&AS 59, 255

- [43] Fioc M., Rocca-Volmerange B. 1997, A&A 326, 950
- [44] Fosbury R.A.E., Vernet J., Villar-Martín M., Cohen M.H., Cimatti A., di Serego Alighieri S., McCarthy P.J. 1998, “Nicmos and the VLT”, ESO Conference and Workshop Proceedings 55, p190
(<http://ecf.hq.eso.org/nicmos/sardinia/fosbury.html>)
- [45] Gopal-Krishna, Giraud E., Melnick J., della Valle M. 1995, A&A 303, 705
- [46] Gower J.F.R., Scott P.F., Willis D. 1967, Mem.Roy.Astron.Soc. 71, 144
- [47] Graham J.R., Matthews K., Soifer B.T., Nelson J.E, Harrison W., Jernigan J.G., Lin S., Neugebauer G., Smith G., Ziomkowski C. 1994, ApJL 420, L5
- [48] Heckman T.M., Miley G.K., Balick B., van Breugel W.J.M., Butcher H.R. 1982, ApJ 262, 529
- [49] Heckman T.M., Lehnert M.D., Miley G.K., van Breugel W. 1991, ApJ 381, 385
- [50] Hill G., Thompson K., Elston R. 1993, ApJL 414, L1
- [51] Hodapp K.W., Hora J.L., Hall D.N.B., Cowie L.L., Metzger M., Irwin E., Vural K., Kozlowski L.J., Cabelli S.A., Chen C.Y., Cooper D.E., Bostrup G.L., Bailey R.B., Kleinhans W.E. 1996, New Astronomy 1, 177
- [52] 岩井淳一 1998, 修士論文, 京都大学
- [53] Iwamuro F. 1994, PhD Thesis, Kyoto University, Kyoto
- [54] Iwamuro F., Maihara T., Oya S., Tsukamoto H., Hall D.N.B., Cowie L.L., Tokunaga A.T., Pickles A.J. 1994, PASJ 46, 515
- [55] Janesick J.R., Elliott T., Collins S., Marsh H. 1984, Proc. SPIE 501, 2
- [56] Jannuzi B.T., Elston R., Schmidt G.D., Smith P., Stockman H.S. 1997, ApJL 454, L111
- [57] Johnson H.L. 1966, ARA&A 4, 193
- [58] Knopp G.P., Chambers K.C. 1997, ApJ 487, 644
- [59] Kozlowski L.J., Vural K., Cabelli S.C., Chen C.Y., Cooper D.E., Bostrup G.L., Stephenson D.M., McLevige W.L., Bailey R.B., Hodapp K., Hall D., Kleinhans W.E. 1994, Proc. SPIE 2268, 353
- [60] Kulkarni V.K., Mantovani F., Pauliny-Toch I.I.K. 1990, A&AS 82, 41
- [61] Kwan J., Krolik J.H. 1981, ApJL 250, 478

- [62] Lacy M., Miley G., Rawlings S., Saunders R., Dickinson M., Garrington S., Maddox S., Pooley G., Steidel C., Bremer M.N., Cotter G., van Ojik R., Röttgering H., Warner P. 1994, MNRAS 271, 504
- [63] Lilly S.J. & Longair M.S. 1984, MNRAS 211, 833
- [64] Lilly S.J. 1988, ApJ 333, 161
- [65] Maihara T., Iwamuro F., Yamashita T., Hall D.N.B., Cowie L.L., Tokunaga A.T., Pickles A. 1993, PASJ 105, 940
- [66] Maihara T., Iwamuro F., Terada H., Goto M., Motohara K. et al. 2000, in preparation
- [67] McCarthy P.J., van Breugel W., Spinrad H., Djorgovski S. 1987, ApJL 321, L29
- [68] McCarthy P.J. 1988, PhD Thesis, University of California, Berkeley
- [69] McCarthy P.J., Spinrad H., van Breugel W., Liebert J., Dickinson M., Djorgovski S., Eisenhardt P. 1990, ApJ 365, 487
- [70] McCarthy P.J. 1991, AJ 102, 518
- [71] McCarthy P.J., Elston R., Eisenhardt P. 1992, ApJL 387, 29
- [72] McCarthy P.J. 1993, ARA&A 31, 639
- [73] McCarthy P.J., Spinrad H., van Breugel W. 1995, ApJS 99, 27
- [74] McCarthy P.J. 1999, IAU Symp. 186, 321
- [75] McCaughrean M.J. 1988, PhD Thesis, University of Edinburgh, Scotland
- [76] McLean I.S. 1997, Electronic Imaging in Astronomy (John Wiley & Sons, Chichester)
- [77] McLure R.J., Kukula M.J., Dunlop J.S., Baum S.A., O'Dea C.P., Hughes D.H. 1999, MNRAS 308, 377
- [78] McQuade K., Calzettei D., Kinney A.L. 1995, ApJ 97, 331
- [79] Meisenheimer K., Hippelein H. 1992, A&A 264, 455
- [80] Minkowski R. 1960, ApJ 132, 905
- [81] 本原顕太郎 1997, 修士論文, 京都大学
- [82] Motohara K., Maihara T., Iwamuro F., Oya S., Imanishi M., Terada H., Goto M., Iwai J., Tanabe H., and Tsukamoto H., Sekiguchi K. 1998, Proc. SPIE 3354, 659
- [83] Motohara K., Iwamuro F., Terada H., Goto M., Iwai J., Tanabe H., Taguchi T., Hata R., Maihara T., Oya S., Iye M., Kosugi G., Noumaru J., Ogasawara R., Sasaki T., Takata T. 2000, PASJ in press

- [84] 奥田治之 1982, 現代天文学講座 12 「宇宙の観測 II」, 奥田治之 編 (恒星社, 東京)
- [85] Osterbrock D.E. 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei* (University Science Books, Mill Valley)
- [86] Pettini M., Smith L.J., Hunstead R.W., King D.L. 1994, *ApJ* 426, 79
- [87] Prévot M.L., Lequeux J., Maurice E., Prévot L., Rocca-Volmerange B. 1984, *A&A* 132, 389
- [88] Rawlings S., Lacy M., Blundell K. M., Eales S.A., Bunker A.J., Garrington S.T. 1996, *Nature* 303, 502
- [89] Rees M.J. 1989, *MNRAS* 239, 1p
- [90] Robson I. 1996, *Active Galactic Nuclei* (John Wiley & Sons, Chichester)
- [91] Rush B., McCarthy P.J., Athreya R.M., Persson S.E. 1997, *ApJ* 484, 163
- [92] Sekiguchi M., Iwashita H., Doi M., Kashikawa N., Okamura S. 1992, *PASP* 104, 744
- [93] Shure M.A., Toomey D.W., Rayner J.T., Onaka P.M., Denault A.J. 1994, *Proc. SPIE*. 2198, 614
- [94] Simpson C., Eisenhardt P., Armus L., Chokshi A., Dickinson M., Djorgovski S.G., Elston R., Jannuzi B.T., McCarthy P.J., Pahre M.A., Soifer B.T. 1999, *ApJ* 525, 659
- [95] Spinrad H., Dey A., Graham J. 1995, *ApJL* L51
- [96] Steidel C.C., Giavalisco M., Pettini M., Dickinson M., Adelberger K.L. 1996, *ApJL* 462, L17
- [97] Stockton A., MacKenty J.W. 1987, *ApJ* 316, 584
- [98] 田辺裕久 1999, 修士論文, 京都大学
- [99] Thompson R. 1992, *Space Science Reviews* 61, 69
- [100] van Breugel W., Miley G., Heckman T., Butcher H., Bridle A. 1985, *ApJ* 290, 496
- [101] van Breugel W.J.M., Stanford S.A., Spinrad H., Stern D., Graham J.R. 1998, *ApJ* 502, 614
- [102] van Breugel W., Breuck C.D., Stanford S.A., Stern D., Röttgering H., Miley G. 1999, *ApJL* 518, L61
- [103] van Ojik R., Röttgering H.J.A., Carilli C.L., Miley G.K., Bremer M.N., Macchetto F. 1996, *A&A* 313, 25
- [104] Véron M.P., Véron P., Witzel A. 1974, *A&AS* 13,1

- [105] Vigotti M., Grueff G., Perley R., Clark B.G., Bridle A.H. 1989, AJ 98, 419
- [106] Windhorst R.A., Keel W.C., Pascarelle S.M. 1998, ApJL 494, L27
- [107] Yamada T., Kajisawa M., Tanaka I., Maihara T., Iwamuro F., Terada H., Goto M., Motohara K. et al. 2000, PASJ in press
- [108] 吉田正太郎 1988, 望遠鏡光学・反射編 (誠文堂新光社, 東京)
- [109] Zheng W., Kriss G.A., Telfer C., Grimes J.P., Davidsen A.F. 1997, ApJ 475, 469
- [110] Zirm A., Dey A., Dickinson M., McCarthy P.J., Eisenhardt P., Djorgovski S.G., Spinrad H., Stanford S.A., van Breugel W. 1999, to appear in the proceeding of “The Hy-Redshift Universe”, eds. A.J. Bunker and W.J.M. van Breugel (astro-ph/9909210)