

星雲星団シリーズ

セイファート銀河

兼古 昇著

地人書館



星雲星団シリーズ

セイファート銀河

兼古 昇著

地人書館

まえがき

銀河中心核活動の発見は現代天文学のなした最大の業績の一つであり、私達の研究テーマであるセイファート銀河は中でも最も典型的な中心核活動を示す天体として知られています。

セイファート銀河という天文用語は最近かなり一般化しましたが、紹介される内容は明らかに断片的です。一冊の天文書で数ページがこれに割当てられればよい方です。しかし、セイファート銀河がかかえる問題は数ページで解説できるほど簡単なものではありません。セイファート銀河はそれ自身、一つの独立した研究分野であると同時に、電波銀河やクエサー、さらには銀河の形成・進化とも深く係わっています。セイファート銀河のこの重要性を考えると、それを扱った図書が一冊も出版されていないことは天文学の知識としてバランスを欠くと感じるのは著者のみではないと思います。この意味で本シリーズにセイファート銀河が加えられたことは、著者が本巻の執筆者として適不適は別として、銀河天文学の普及のために有意義な企画と言えます。本書が空白の分野を埋めることができるならば、これ以上の喜びはありません。

本書の出版にあたりお世話になりました地人書館の市川正徳氏と、この3年間、励ましつづけて下さった大野陽朗教授、坂下志郎教授をはじめ、北大宇宙物理研究室の皆さん、それに私事になりますが私の妻にも心からの感謝をします。

1982年3月

兼古 昇

目次

まえがき

I. 銀河中心核の活動の発見	1
アンドロメダ銀河の中心核	1
輝線スペクトルを持つ中心核	4
セイファートの観測	5
電波銀河と中心核	8
キューサーの発見	11
セイファート銀河の研究	14
II. セイファート銀河のカタログ	18
セイファート銀河の定義	18
セイファート銀河の搜索とマルカリヤン銀河	22
セイファート銀河の発見される特異銀河	24
セイファート銀河のカタログ	30
III. 形態学I. セイファート銀河	34
NGC 1068	34
NGC 4151	48
NGC 3516 と NGC 3783	62
NGC 3227 と NGC 7469	67
NGC 1275	75
3C 120 と 3C 390.3	96
IV. 形態学II. 特異銀河	106

M 82	106
M 87	117
NGC 5128 と NGC 1316	136
クエーサ	149
V. 形態学III. セイファート銀河の特徴	153
VI. 輝線スペクトル	176
1型と2型の輝線スペクトル	176
輝線の絶対光度	192
輝線スペクトルの解釈	197
輝線輪郭	217
幅付けの機構	232
線スペクトルの変動	240
VII. 可視・紫外連続光	248
スペクトル分布	248
中心核連続光	258
変光	265
偏光	265
連続光の輻射機構	282
VIII. 赤外輻射	299
赤外連続光	299
輝線と Si 吸収	309
変光と偏光	312
赤外光の輻射機構	319
IX. 電波	323

連続スペクトル	323
線スペクトル	323
X. X線	352
X線を放射する特異銀河	352
セイファート銀河のX線	355
強度変化	367
X線の輻射機構	374
XI. エネルギー源	380
観測の整理	380
種々の中心核モデル	385
アクリーション・モデル	392
中心核活動の起源	410
引用文献	417
セイファート銀河カタログ	448

第I章 銀河中心核の活動の発見

1. アンドロメダ銀河の中心核

大きな望遠鏡でアンドロメダ銀河 M 31 を観測すると、その中心にほとんど恒星状の明るい点が見えます。これが準恒星状核と呼ばれる M 31 の中心核です。図 1.1 は口径 91 cm の成層圏望遠鏡で撮影された M 31 の中心核の高分解写真です。実視等級は $V=12.6$ 、直径は 10 pc です。M 31 の中心核は完全な球型ではなく、北から東へ 63 度回った方向（位置角 position angle = P.A. 63°）にやや扁平になっています。

M 31 の中心核は短軸を回転軸方向として、最大速度 104 km/s という高速度で回転しています（図 1.2）。この回転運動に対して中心核が安定に存在できるためには、回転によって生じる遠心力と中心核自身の重力とが釣り合っていなければならない。中心核の質量は太陽質量の 1 億 6000 万倍（ $1.6 \times 10^8 M_{\odot}$ ）と計算されます。これは M 31 全体の質量の約 1000 分の 1 に相当します。太陽近傍では星の平均密度は 1 立方 pc 当り $0.6 M_{\odot}$ ですから、直径 10 pc の球内の質量はわずか $30 M_{\odot}$ でしかありません。最も密度の高い星団である球状星団でも大きさは ~ 10 pc 程度ですが、その質量は $\sim 10^5 M_{\odot}$ です。M 31 の中心核はどのような星団よりも高密度なのです。表 1.1 に M 31 の中心核の諸性質をまとめておきます。

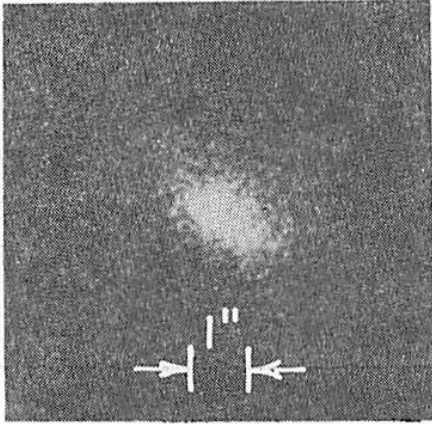


図 1.1 M 31 の準恒星状核. 成層
圈望遠鏡(stratoscope)は口
径 91 cm, $f/100$ の光学系を
持ち, 気球によって高度 25
km の上空に運ばれる. この
写真は 103 aG フィルムと
GG-13 フィルターの組合せ
($\lambda\lambda 3,600\sim 6,000\text{\AA}$) で, 24
分露光された. $1''=3\text{ pc}$ (E.
S. ライトマン, R. E. ダニ
エルソン, M. シュワルツシ
ルド 1974).

図 1.1 M 31 の準恒星状核. 成層圈望遠鏡 (stratoscope) は口径 91 cm, $f/100$ の光学系を持ち, 気球によって高度 25 km の上空に運ばれる. この写真は 103 aG フィルムと GG-13 フィルターの組合せ ($\lambda\lambda 3,600 \sim 6,000\text{\AA}$) で, 24 分露光された. $1''=3\text{ pc}$ (E. S. ライト, R. E. ダニエルソン, M. シュワルツシルド 1974).

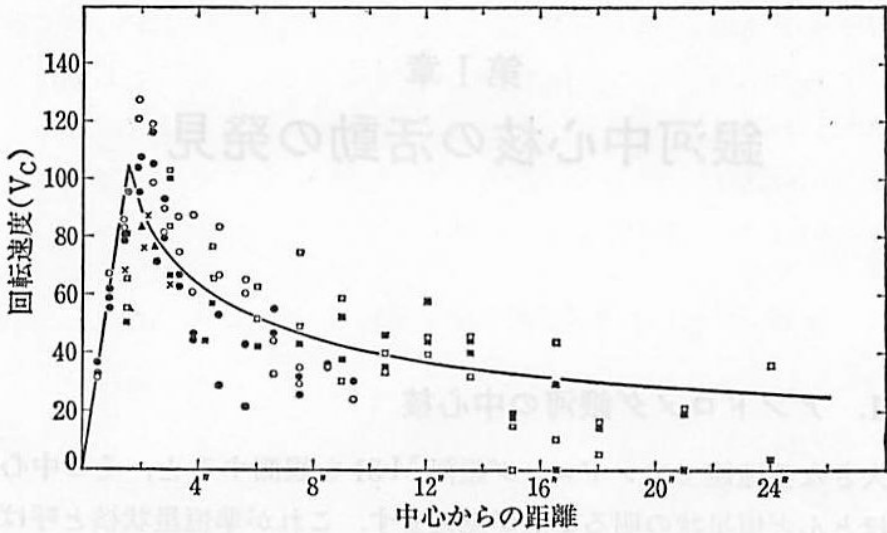


図 1.2 M31 準恒星状核の回転曲線. 丸印はリック天文台 3 m 望遠鏡のクーデ分光器にラルマン電子カメラを取付けて得た資料. 角印は主焦点分光器による. $\times$ 印は1959年の結果. 黒く埋めた印は北東側, 空白印は南西側を示す. (M. F. ウォーカ 1974).

図 1.2 M31 準恒星状核の回転曲線. 丸印はリック天文台 3 m 望遠鏡のクーデ分光器にラルマン電子カメラを取付けて得た資料. 角印は主焦点分光器による. $\times$ 印は1959年の結果. 黒く埋めた印は北東側, 空白印は南西側を示す. (M. F. ウォーカ 1974).

縦軸：回転速度 (V_c) 横軸：中心からの距離 (4", 8", 12", 16", 20", 24")

表 1.1 M31 の準恒星状核

項目	値
直径	10 pc
質量	$1.6 \times 10^8 M_{\odot}$
平均密度	$3 \times 10^5 M_{\odot}/\text{pc}^3$
見かけ等級 (V)	12.6
光度	$5.5 \times 10^6 L_{\odot}$
質量対光度比 (M/L)	$30 M_{\odot}/L_{\odot}$
最大回転速度	104 km/s
回転周期	3.1×10^5 年
速度分散 (σ)*	120 km/s

* D. C. モートンと T. X. チュアン (1973)

2. 輝線スペクトルを持つ中心核

アンドロメダ銀河の中心核は、大変おとなしい性質を持っています。分光観測によれば、この中心核内には星の吸収線スペクトルのみが観測されますので、巨大な星の集団と考えられます。

ところが、数は多くありませんが、中心核内に電離ガスの存在を示す強い輝線スペクトルを持った銀河があります。これらは初期の銀河の分光観測により徐々に発見されました。1908 年、E. A. ファースは NGC 1068 が輝線スペクトルを持つことを発見しました。V. M. スライファーは銀河のスペクトルに宇宙の膨張を示す赤方偏移を発見した天文学者として有名ですが、彼は 1917 年に NGC 1068 の輝線が単色光的でないことに気がきました。W. W. キャンベルと J. H. ムーアは 1918 年に、NGC 1068 の輝線が $30 \text{ \AA}$ も広がっていることと、NGC 4151 の輝線も同様幅広いことを発見しました。1926 年には E. P. ハッブルは、NGC 1068、NGC 4151 と同様、NGC 4051 の輝線スペクトルが惑星状星雲のものに類似していることを報告しています。

NGC 1275, NGC 3516, NGC 7469 も 1930 年の前半には、輝線スペクトルを持つ銀河として知られるようになりました。

しかし、これらの輝線スペクトルを持つ銀河中心核はほとんど当時の天文学者の研究対象とはなりません。1936 年に出版された E. P. ハッブルの名著 *The Realm of the Nebulae* (星雲界) の 46 ページには、

一般に中心核はほとんど恒星状であり、写真を使用する方法で研究するには小さすぎる。晩期型の渦巻銀河 (M 33) では、中心核は周辺の淡い部分から際立っており、球状星団に類似している。稀な場合、どのような直接的テストに対しても中心核は恒星状に見える。一般にこのような中心核は比較的明るく、惑星状星雲のスペクトル (H_β よりも N_2^* が明るい) に似た輝線スペクトルを示す。したがって、その外観にもかかわらず、それらは通常の意味の単体の星と考えることはできない。……

と中心核の性質を記述していますが、51 ページにおいては、

惑星状星雲に類似した輝線スペクトルを持つ比較的稀な恒星状の中心核については既に述べた。これらのスペクトルの意味するものは不明であるが、それらが稀なものであることを考えれば、予備的な研究段階では無視できるであろう。……

と述べるに止まっています。

3. セイファートの観測

1943 年、カール K. セイファート (図1.3) は《*Nuclear Emission in Spiral Nebulae* (渦巻星雲の中心核輝線)》と題する論文を発表しました。彼は、たくさんの高励起された輝線が中心核に局在している銀河は数は少ないけれども特別なものとみなし、当時知られていた 12 個をこの異常なクラスに属する銀河としてリスト・アップしました。さらに彼はそのうちの 6 個—NGC 1068, NGC 1275, NGC 3516, NGC 4051, NGC 4151, NGC 7469—を選び、(1) 中心核の等級、(2) 連続スペクトルの色温度、(3) 輝線の輪郭、(4) 輝線相対強度の詳細な観測を行ないました。観測にはウィルソン天文台の

1.5 m と 2.5 m の望遠鏡が使用されました。その結果、彼は次の驚くべき事実を明らかにしました。

* 2 回電離の酸素の禁制線 $[\text{O III}] \lambda 4959$ のこと。

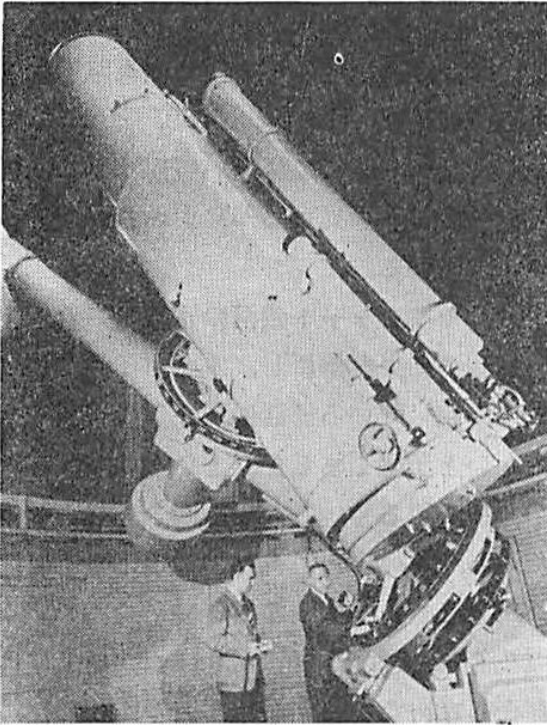


図 1.3 カール K. セイファート (左) と J. J. ナッソー (右). 写真の望遠鏡はワーナー & スワージー天文台の 24/36 インチ・シュミット・カメラ。(スカイ & テレスコープ, 1965 年 7 月号 8p)

図 1.3 カール K. セイファート (左) と J. J. ナッソー (右). 写真の望遠鏡はワーナー & スワージー天文台の 24/36 インチ・シュミット・カメラ。(スカイ & テレスコープ, 1965 年 7 月号 8p)

- a. 中心核はほとんど星と区別できないほどに小さく、しかも極めて明るい。銀河全体に占める中心核光の割合は最も低い NGC 1068 で 6%、最も高い NGC 4151 では 48% にも達する。

- b. 輝線は数 $10 \text{ \AA}$ の幅を持っている. NGC 1068 の水素バルマー線と禁制線とはほぼ同一の輪郭で, 幅はドップラー速度に換算すれば $2500\text{--}3600 \text{ km/s}$ もある. NGC 4151 では禁制線はみな $1000\text{--}1800 \text{ km/s}$ と比較的狭いが, バルマー線は 7500 km/s の幅を持つ. NGC 3516, NGC 4051, NGC 7469 でも同様である.
- c. 輝線スペクトルとしては, 中性の窒素, 酸素が放出する禁制線 $[\text{N I}] \lambda 5199$, $[\text{O I}] \lambda \lambda 6300, 6364$ から, 2 回電離の酸素とネオンの $[\text{O III}] \lambda \lambda 4959, 5007$, $[\text{Ne III}] \lambda 3869$, それに 6 回電離の鉄の $[\text{Fe VII}] \lambda 6086$ までの極めて幅広い電離状態が観測される. 各銀河での相対強度は多少異なるが, おおむね惑星状星雲 NGC 7027 のものに似ている.

これら三つの性質は, 現在, セイファート銀河の定義とされているものです. セイファートは観測結果を解析し, 水素原子の放出するバルマー線の幅は中心核内で起っている“活動現象”の規模の大きさと関連しているに違いないと予想しました. というのは, バルマー線の幅広い銀河ほど中心核が明るく, しかも銀河全体に占める中心核光の割合も高かったからです. さらに彼は, M 101 の渦巻アーム内にあるガス星雲の NGC 5471, M 33 の渦巻アーム内にある NGC 604, 大マゼラン雲内の巨大なガス星雲 30 Doradus には広がった輝線スペクトルの存在しないことを確かめ, 彼の観測した輝線スペクトルを放つ中心核は通常ガス星雲とは本質的に異なるものであろうと推論しました. そして彼の論文を, 《これ以上の議論は R. L. ミンコフスキー博士と共著で準備している紀要として公表されるであろう.》と結びました. しかし, 筆者の知る限り, この共著の論文は発表されていません.

4. 電波銀河と中心核

セイファートの観測した銀河中心核の重要性は、1950 年の後半になって再認識されだします。これは、1931 年の K. ジャンスキーによる天の川中心方向からの電波の発見と、G. リーバーのパイオニア的観測にはじまる電波天文学の進歩に負うものです。

1949年、J. G. ボルトン、G. J. スタンレイ、O. B. スリーは、ケンタウルス座の電波源 Centaurus A とおとめ座の電波源 Virgo A をそれぞれ楕円銀河 NGC 5128 と M 87 とに同定することに成功しました。特筆すべき例ははくちょう座の電波源 Cygnus A の光学的同定でしょう。F. G. スミスが 1951 年、Cygnus A の正確な位置決定に成功すると、W. バードと R. ミンコフスキーは 1954 年、そこにあたかも二つの銀河が衝突しているかに見える 17 等の暗い天体を発見したのです (図 1.4)。さらに 1956 年のこと、R. ミンコフスキーはペルセウス座の電波源 Perseus A の NGC 1275 の分光観測を行ない、3000 km/s の高速度で衝突中の銀河からのものと思われる輝線成分を発見したと発表しました。

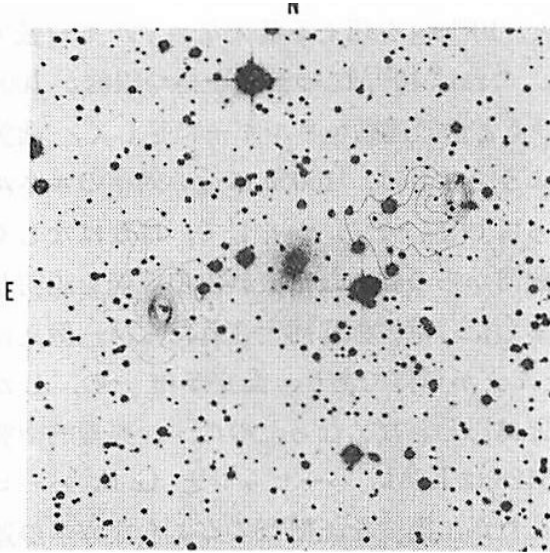


図 1.4 はくちょう座の電波源 Cygnus A. 波長 6cm で観測された対状電波源が写真に重ねられている。(A. T. モフェット 1975).

図 1.4 はくちょう座の電波源 Cygnus A. 波長 6 cm で観測された対状電波源が写真に重ねられている。(A. T. モフェット 1975).

それでは何故、二つの銀河が衝突すれば強力な電波を放出するのでしょうか。当初有力視されたのは銀河内にある高温度ガスのプラズマ振動です。しかし、これによって観測を説明しようとするれば、プラズマの密度が高くなりすぎ、観測事実と矛盾することが間もなく明らかになりました。正しい答は I. S. シュクロフスキーによって与えられました。彼は 1953 年、高エネルギー電子が磁場によって加速されるときに放出されるシンクロトロン放射が超新星爆発で生れたカニ星雲の電波と可視光に対する放射機構であり、その証拠として強い偏光が観測されるはずだと予言したのです。この予言は直ちに観測によって確認されました。M 87 の中心核から放出されたように見える流出天体“ジェット”（図 4.19）もシンクロトロン放射の光を放っていることが 1956 年に行なわれた W. バーデの偏光観測によって見事に立証され、シンクロトロン放射は疑いえないものとなりました。

G. R. バービッジが、このシンクロトン輻射理論を Cygnus A 等の電波源に適用して高エネルギー粒子の持つ全エネルギーの下限を計算してみると、なんと、 10^{60}erg を超える莫大なエネルギー量であることが判明しました。これは $10^{11}M_{\odot}$ の質量を持つ銀河が 1000 km/s の速度で運動しているときの運動エネルギーに等しく、衝突仮説で電波銀河を解釈しようとするれば、100% に近い効率のエネルギー変換機構が必要になってしまいます。かくして、はなばなしく提唱された衝突仮説も、銀河からの強力な電波放出の機構を説明し得ないことが明白となりました。電波源に同定された銀河—例えば Virgo A の M 87—はほとんどが単体であり、衝突が唯一の、しかも必須の電波銀河の説明とは思われなくなったのです。典型的衝突銀河とみなされた NGC 5128 は E. M. バービッジと G. R. バービッジによって観測されましたが、衝突を証拠だてるようなガスの運動は何も見出されませんでした。

衝突仮説が否定されると、電波銀河の起源を中心核の爆発現象に求めるようになります。V. A. アンバルツミヤンは 1958 年にすでに銀河中心核から多量の物質の放出が起っているに違いないという見解を発表しています。1960 年に I. S. シュクロフスキーが、つづいて 1961 年に G. R. バービッジが、中心核内では高密度のために異常に高い頻度で超新星の爆発が起り、電波放出に要求される高エネルギー粒子が造られるという超新星仮説を唱えました。一方、F. ホイルと W. A. ファウラーは 1963 年に、銀河の中心核内には $10^8M_{\odot}$ もの超大な質量を持つ単体の星—超大質量星 (supermassive star)—が形成され、その急速な進化の結果として起る超超新星爆発の過程がセイファート銀河と電波銀河の起源であるという超大質量星仮説を唱えました。

この銀河中心核の爆発説を決定的なものにしたのは C. R. リンズと A. R. サンデッジの観測でしょう。彼らは 1963 年、電波源であり光学的にも異常に見える不規則銀河 M 82 (図 4.1) の分光観測を行ない、銀河面に垂直に延

びている不規則な構造は 1000 km/s の速度で中心核から放出されたジェットであるという解釈を発表したのです。同年、G. R. バービッジ、E. M. バービッジ、A. R. サンデッジは、《Evidence for the Occurrence of Violent Event in the Nuclei of Galaxies（銀河中心核内で起る爆発現象に対する証拠）》と題する記念碑的総合報告をまとめ、セイファート銀河と電波銀河の活動現象を中心核の爆発として論じました。

5. クェーサーの発見

セイファート銀河の重要性は光学的に酷似した輝線スペクトルを持つクェーサー（quasar 準星, Quasi-Stellar Object=QSO 準恒星状天体）の発見によってさらに強められます。

1963 年は記念すべき発見の年となりました。C. ハザード、M. B. マッキー、A. J. シミズは、電波源 3C 273 を月による掩蔽を利用して、これが角度で 20" 離れた 2 重電波源であることを突止めました。つづいて M. シュミットは 1" 以内の精度で決定された 3C 273 の位置に、ジェットをともなった 13 等の青い恒星状の天体を発見したのです（図 1.5）。青い天体とジェットはちょうど、20" 離れていました。ヘール天文台の 5 m 望遠鏡で撮影された低分散分光写真には、波長 λ が 5632, 3239, 5798, 4750 Å の幅広い輝線がはつきり写っていました。シュミットはこれらの輝線が $z = \Delta\lambda/\lambda = 0.158$ の赤方偏移を受けていると解釈すれば、それぞれ H_{β} λ 4861, Mg II λ 2798, [O III] λ 5007, H_{γ} λ 4102 と見事に一致することを示したのです。この $z = 0.158$ の赤方偏移をハッブルの法則で解釈すれば、距離はなんと 950 Mpc という遠方になり、絶対等級は -26 等を超え、通常の銀河の 100 倍も明るい天体となります。1961 年に A. R. サンデッジによって初めて同定された 3C 48 も、J. L. グリーンシュタインと T. A. マシューズの観測によって、2,200 Mpc ($z = 0.368$) の彼方にある -25 等の天体であることが明らかにされました。

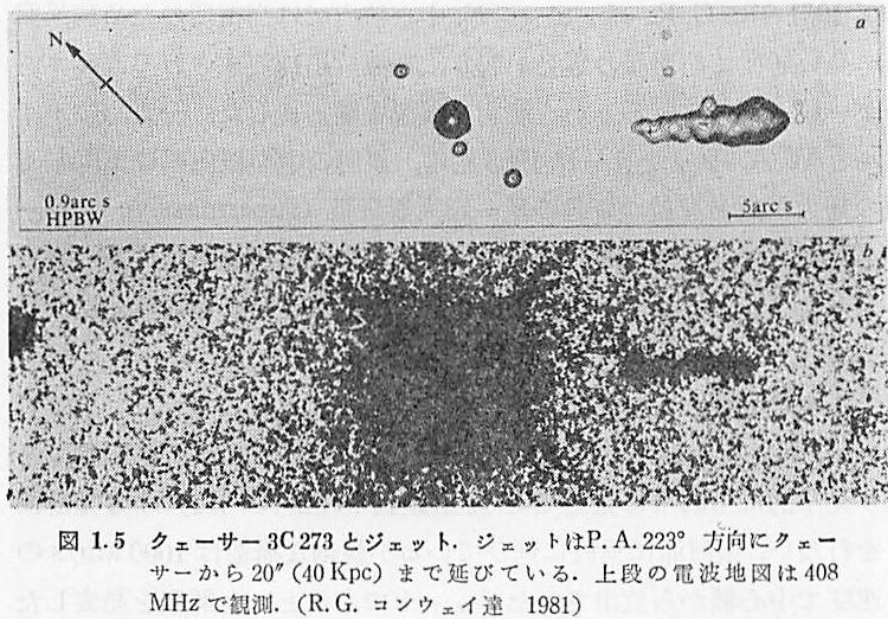


図 1.5 クェーサー 3C 273 とジェット。ジェットは P. A. 223° 方向にクェーサーから 20" (40 kpc) まで延びている。上段の電波地図は 408 MHz で観測。(R. G. コンウェイ達 1981) (図中の記号: a—N 方向の矢印, 0.9 arc s HPBW, 5 arc s のスケール / b—可視写真)

この超光度とともに天文学者を驚ろかしたものに変光があります。H. J. スミスと D. ホフライトは、ハーバード天文台で 1893 年から 1953 年の間に撮影された写真乾板を測定して、3C 273 が約 10 年の周期で変光していること、および 1 等級を超えるフレア・アップ (flare up) が 1930 年頃に起きたことを見出しました。T. A. マッシュューズと A. R. サンデッジの光電測光でも 3C 48 は 1 年で 0.4 等ほど変光していました。1 年のタイム・スケールで変光が起るためには、クェーサーの大きさは 1 光年 (~ 0.3 pc) 以下でなければなりません。なぜなら、これよりも大きければ、クェーサーの内部を光が伝播する間に変光がならされてしまうからです。こうして、銀河の大

きさの1万分の1以下の領域から銀河の100倍も明るい光が放出されているというクェーサー像が浮かび上がってきます。

クェーサーの輝線スペクトルは大きな赤方偏移の他に、大変幅広いという特徴を持っています。このセイファート銀河との類似性は、1963年に公表されたバービッジ達の総合報告で明確に指摘されています。

クェーサーの発見と、F. ホイルと W. A. ファウラーの超大質量星の重力崩壊による重力エネルギーの解放が電波銀河のエネルギー源であるという示唆を踏まえて、クェーサーと重力崩壊をテーマとするシンポジウムがテキサス州のダラスで開催されたのも、1963年の10月16—18日でした。

1964年には J. L. グリーンシュタインと M. シュミットによって、クェーサーのモデルが提唱されました。彼らは、クェーサーは天の川銀河内の中性子星のように十分に進化しきった天体や、天の川銀河の周辺に位置する大質量天体 (local object) などではなく、極めて遠方の銀河であると巧みに論じ、分光観測から 3C 273 では個数密度 $N_e \sim 3 \times 10^6/\text{cm}^3$ の電離ガスが半径 $R \sim 1 \text{ pc}$ の領域に、3C 48 では $N_e \sim 3 \times 10^4/\text{cm}^3$ の電離ガスが $R \sim 10 \text{ pc}$ 内に閉込められているという結論を導びきました。彼らの提唱するクェーサーのモデルは、約 $10^9 M_\odot$ の質量を持ち紫外光を放つエネルギー源 ($R \leq 0.1 \text{ pc}$) の外側を $R \sim 1 - 10 \text{ pc}$ の輝線スペクトルを放射する惑星状星雲に類似したガス雲が取巻いているというものです。

以後、クェーサーの同定が急速に進み、1967年頃には約150個、1980年にはその10倍のクェーサーがカタログされるまでになりました。初期の光学的同定には、電波源の位置を中心にして1枚の写真乾板上にフィルターを変えて僅かにずらした二つの像をつくり、紫外光で特に明るい天体を探し出す方法がとられました。この観測中に A. R. サンデッジはクェーサーと同じく紫外超過を持つが、電波源とは一致しない奇妙な天体のあることに気づき、それらを光学的同定にとってじゃまな天体 (interloper) と考えま

した。ところが、観測をしてみると、17等の青い天体（Blue Stellar Object = BSO）である BSO 1 は $z=0.241$ ，トナンチントラ・カタログ中の 15 等の Ton 256 は $z=0.1307$ というクェーサー並の大きな赤方偏移を示したのです。ハッブルの法則で解釈すると、これらの絶対等級は $M_B \approx -23$ 等となり、最も明るい銀河の光度と一致します。しかも、これらの輝線スペクトルは禁制線が狭く、バルマー線が非常に幅広いというセイファート銀河 NGC 4151 と全く同じ特徴を持っています。1965 年、サンデッジはこれらは、電波は弱いが光学的にクェーサーに類似した準恒星状銀河（Quasi-Stellar Galaxy = QSG）という新しい種類の天体であって、高銀緯に見える 16 等よりもくらい青い星の大半は QSG であり、電波源のクェーサーよりも遙かに多いはずだと大胆に推論しました。

現在では QSG を特に区別せずにクェーサーと呼んでいますが、セイファート銀河との関連で区別しておくことは大切でしょう。大半のセイファート銀河は QSG と同じく、電波が大変弱いからです。

6. セイファート銀河の研究

セイファート銀河の研究は、輝線幅の解釈をめぐって開始されます。1959 年に L. ウォルチェはセイファート銀河を定義する規準を与え、この規準を満たす銀河の割合は Sa, Sb 銀河の数パーセントであるから、すべての渦巻銀河が進化段階として“輝線核”を持つのであれば、その寿命は宇宙の年齢（～150 億年）の数パーセントでなければならないと考えました。輝線の数 1000 km/s の幅を膨張運動とみなせばガスは $\sim 10^5$ 年で中心核からすべて逃げ出してしまい、彼の求めたセイファート銀河の年齢（ $\sim 10^8$ 年）とは大きく食い違ってしまいます。そこで彼は、輝線の幅は中心核の回転運動にともなうドップラー効果でつくられるという定常的な回転モデルを提唱しました。

E. M. バービッジ, G. R. バービッジ, K. H. プレンダーガストは、同じく 1959 年, NGC 1068 の速度場の観測を行ない, 質量を決定しました. 恐らく, セイファート銀河 (Seyfert galaxy) という言葉使いをしたのはこの論文が初めてでしょう. 彼らの求めた半径 2 kpc 内の質量は $2.7 \times 10^{10} M_{\odot}$ ($H_0 = 75 \text{ km/sec Mpc}$) で, 中心核の質量はこの値の 10 分の 1 以下です. これはウォルチェの回転モデルが要求する $10^{10} \sim 10^{11} M_{\odot}$ の質量に比べて, あまりにも小さかったため, 彼らは回転モデルを強く否定し, 輝線は中心核からのガスの流出によるドップラー効果で幅付けされていると主張しました. 彼らはまた, 1958 年に G. フィールドの提唱した電子散乱モデルの可能性も, NGC 4151 に見られるバルマー線と禁制線の輪郭の相違をどのように説明するのかと問い, 否定しました. バービッジ達は 1963 年にも NGC 7469 の観測を試み, NGC 1068 と同様, 回転モデルが要求するような大きな質量を持たないことを示しています.

NGC 1068 の輝線スペクトルを放射する電離ガスの物理状態は, 1965 年に E. A. デイバイと U. I. プロニク, それに D. E. オスターブロックと R. A. R. パーカーが研究しました. 得られた結果は, 電子個数密度 $N_e \sim 10^4/\text{cm}^3$, 電子温度 $T_e \sim 10^4 \text{ K}$ という通常的气体星雲や惑星状星雲のものに類似したものでした.

1965 年, E. M. バービッジと G. R. バービッジは, Perseus A の NGC 1275 の速度場を詳細に観測しました. R. ミンコフスキーが発見した 3,000 km/s の輝線成分は衝突銀河のものではなく, 中心核の爆発によって造られたジェットであると結論し, これによって衝突仮説を完全に否定できたとバービッジ夫妻は考えました. しかし, 第 III 章でこの衝突説が再び復活するのを見ることになります.

I. S. シュクロフスキーは 1965 年, セイファート銀河核とキューサーとの類似性に注目し, 両者の間には定性的差異はなく, キューサーは電波銀河の活動期にあるものであり, セイファート銀河は正常銀河の中心核が活動期

に入ったものであると論じました。観測的にもクェーサーに類似した性質がつつぎと発見され出します。1966年、W. A. デントと F. T. ハドックは NGC 1275 の 8,000 MHz の電波強度が4年半に 68% 一方的に増加したことを見出し、これをセイファート銀河とクェーサーとの類似性に対する有力な証拠と主張しました。1967年には、NGC 1068 の強い赤外光が A. G. パチョルツィクと W. Z. ウィスニーウスキーによって、NGC 4151 の変光は W. S. フイツチ、A. G. パチョルツィク、R. J. ワイマンによって、それぞれ発見されました。特に後者の発見によって、セイファート銀河核とクェーサーとの類似性は疑いえない事実として確立されました。同時にこれは、クェーサーが銀河としては明るすぎ、変光のタイム・スケールから推定される大きさが銀河としてはあまりにも小さすぎるとの理由で、クェーサーの赤方偏移をハッブルの法則で解釈することに疑問を抱いていた一部の研究者にとって、その主張の根拠を失なわせる結果となりました。

変光の発見に力を得て、A. G. パチョルツィクと R. J. ワイマンは、セイファート銀河に関する全く新しい種類の観測資料（例えば赤外光とかミリ波の電波）やたくさんの未発表の資料が集積しているはずであるから、それらを持ちより、銀河中心核の問題をクェーサーの側からではなく、セイファート銀河の側から検討しようと呼びかけ、1968年2月の新月をはさんだ14～16日の3日間、アリゾナ大学のスチュワード天文台で《Seyfert Galaxies and Related Objects（セイファート銀河と関連する天体）》と題する研究会を開催しました。ここでは、セイファート銀河の形態学的特質、連続スペクトルとその変光と偏光、赤外光と電波の観測と理論、新しく発見されたセイファート銀河（3C 120=II Zw 14, III Zw 2, Mkn 9, Mkn 10, VV 144, VV 150）、中心核の物理状態の理論解釈、クェーサーとの関連が総合的に議論されました。

かくして、セイファート銀河には正しい位置付けがなされるようになりました。セイファート銀河は単にクェーサーの研究を補足するようなもので

はなく、それ自身、一つの独立した研究分野であることが確立されたのです。これにはセイファートが論文を発表して以来、15年の空白期を含めて25年の歳月を要したのです。

1968年のセイファート銀河の研究会をはさんでセイファート銀河の研究を第1期と第2期とに分けるならば、第2期は次のように特徴づけられるでしょう。

- (1) 新しいセイファート銀河の発見。現在では200個を超え、南天のセイファート銀河も知られるようになった。
- (2) 波長域の拡大。セイファート銀河は電波、赤外光、可視・紫外光、X線のすべての波長域で観測されるようになった。大気吸収の強い波長域では、気球、ロケット、飛行機、人工衛星が観測に利用されている。
- (3) 新しい観測装置の開発による観測精度の飛躍的向上。これは電波からX線の全波長域に対して言える。より暗いセイファート銀河の観測が可能になったことの他に、電波やX線では解像力が飛躍的に向上した。
- (4) 長期にわたる観測資料の集積。これにより電波、赤外光、可視光、X線の時間変動の解析が可能になった。

セイファート銀河の観測資料を解析する際に、セイファート銀河を1型と2型に分類する方法がE. Ye. ハチキャンとD. W. ウィードマン（1971；1974）、およびD. ウィードマン（1973）によって導入され、これがセイファート銀河の一つの本質的側面を捕えていることが明らかにされたのも、第2期の大きな成果です。1型とはNGC 4151のように禁制線に比べてバルマー線が何倍も幅広いものをいい、2型とはNGC 1068のように両者の輝線の幅に差がなく、比較的狭いものをいいます。

さて、これ以上の歴史的考察はやめ、次章からセイファート銀河の研究に入ることにしましょう。

第II章 セイファート銀河のカatalog

1. セイファート銀河の定義

一般にセイファート銀河はセイファートの指摘した三つの性質を満たすものとして定義されます。その規準を繰返すと、

- (1) 明るく小さい中心核を持つ、
- (2) 中心核のスペクトルは高励起の輝線を含む、
- (3) 輝線の幅は異常に広い、

となります。

1963 年、E. M. バービッジ、G. R. バービッジ、K. H. プレンダーガストが上記の三つの性質をセイファート銀河に対する定義と定めたとき、セイファートのリスト・アップした 12 個のうちの NGC 2783, NGC 3077, NGC 4258, NGC 6814 はそれを満たさないとして、セイファート銀河から除かれました。しかし 1971 年、M. -H. ウルリッヒは NGC 6814 の輝線スペクトルがセイファートのであることを確かめましたので、セイファートのリスト中、9 個がセイファート銀河となります。これらはしばしば、古典セイファート銀河 (classical Seyfert galaxy) と呼ばれます。除外された 3 個はセイファート銀河ではなくなりましたが、特異な側面を持っています。NGC 2783 は中心領域に巨大な電離水素領域を幾つも持つホット・スポット銀河 (hot spot galaxy) の代表的な例です。不規則銀河の NGC 3077 は M 81, M 82 とともに小さなグループを形成しており、Sb 型の渦巻銀河 NGC 4258 も電波アームを持つ特異な銀河です。

9 個の古典セイファート銀河を表 2.1 にまとめます。楕円銀河の NGC 1275 を除けば、他の 8 個はすべて渦巻銀河です。しかも NGC 1275 は強力な電

波銀河です。このため、セイファート銀河を電波源でない渦巻銀河に限定するという見解もありますが、本書では形態にとらわれずできるだけ広く解釈して、輝線スペクトルがセイファートのものであるものをすべてセイファート銀河とみなすことにします。

表 2.1 古典セイファート銀河

NGC	形態分類	見かけ等級	特徴
1068	Sb	9.9	M 77, 3C 71 ; NGC 1068 グループの中心天体.
1275	E	13.0	3C 84, Perseus A ; ペルセウス銀河団の中心天体.
3227	Sb	11.7	NGC 3226 と 2 重銀河 ; NGC 3190 グループのメンバー.
3516	Sa	12.2	
4051	Sb	11.0	りょうけん座第II クラウドのメンバー.
4151	Sb	11.2	おおぐま座第I (z) クラウドのメンバー.
5548	Sa	13.3	
6814	Sb	12.1	NGC 6814 グループ.
7469	Sa	13.0	IC 5283 と 2 重銀河.

セイファート銀河の定義にもどり、もう少し詳しく検討してみましょう。中心核が小さいと言っても距離が 100—200 Mpc を越せば、観測可能な最小の角度である 1 秒の大きさは 500—1000 pc にも相当するようになりますので、(1) の規準は曖昧になります。むしろ、私達が問題にしている輝線スペクトルが、渦巻銀河の円盤領域や不規則銀河内のガス星雲からのものではないことを意味する補足的規準と考えた方が良いでしょう。(2) の高励起の輝線とは 2 回電離した酸素の [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$, 2 回電離と 4 回電離のネオンの [Ne III] $\lambda 3869$ と [Ne V] $\lambda 3426$, 6 回電離の鉄の [Fe VII] $\lambda 6086$ 等を意

味し、中性や1回電離の禁制線 [O I] $\lambda 6300$, [O II] $\lambda 3727$, [N II] $\lambda 6583$, [S II] $\lambda \lambda 6717, 6731$ ばかりでないということです。ただし、1型セイファート銀河の中には禁制線が相対的に大変弱く、10,000 km/s 以上に広がったバルマー線やヘリウム、それに1回電離の鉄からなるスペクトルのみを示すものがありますので、1型セイファート銀河に対しては、(2)の規準は必ずしも必須の条件とはなりません。

こうして結局、(3)がセイファート銀河の本質的な規準として残ります。では、どのくらいの幅を持てばセイファート銀河と分類されるのでしょうか。これを議論するにはまず、輝線幅を定義しなければなりません。図2.1は輝線輪郭の概略図です。最高値から半分の強度に落ちる全半値幅 (Full Width at Half Maximum = FWHM) と、強度がゼロになる全ゼロ強度幅 (Full Width at Zero Intensity = FWOI) との二つの幅が目的に応じて使い分けられます。図2.2はセイファート銀河 Mkn 3 の [O III] $\lambda \lambda 4959, 5007$ とセイファート銀河でない NGC 4569 の H_{α} と [N II] $\lambda 6584$ のスペクトル写真です。

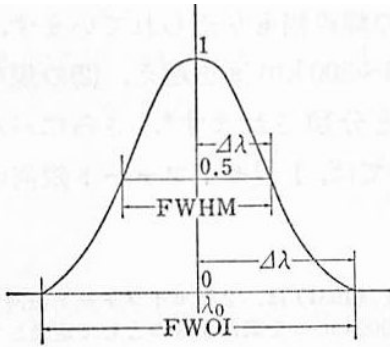


図 2.1 輝線幅の定義. 強度が2分の1に落ちる幅を全半値幅 (FWHM), 強度がゼロに落ちる幅を全ゼロ強度幅 (FWOI) と呼び、一般にこれらはドップラー速度

$$w = \frac{2\Delta\lambda}{\lambda_0} \cdot c \quad (\text{km/s})$$

で表わされる。ここで λ_0 は輝線の中心波長、 $\Delta\lambda$ は中心から測った半値幅、 $c = 3 \times 10^5$ km/s は光速である。

図 2.1 輝線幅の定義. 強度が 2 分の 1 に落ちる幅を全半値幅 (FWHM), 強度がゼロに落ちる幅を全ゼロ強度幅 (FWOI) と呼び, 一般にこれらはドップラー速度

$$w = (2\Delta\lambda/\lambda_0) \cdot c \quad (\text{km/s})$$

で表わされる. ここで λ_0 は輝線の中心波長, $\Delta\lambda$ は中心から測った半値幅, $c = 3 \times 10^5 \text{ km/s}$ は光速である. (図中の記号: 縦軸の目盛 1 と 0.5, 中心波長 λ_0 , 中心から測った半値幅 $\Delta\lambda$, FWHM, FWOI)

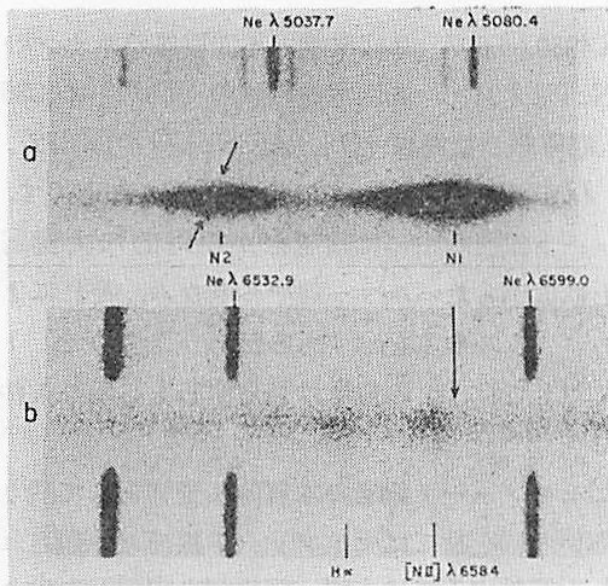


図 2.2 Mkn 3 と NGC 4569 のスペクトル. セイファート銀河 Mkn 3 では輝線が幅広いことに注意. (D. W. ウィードマン 1970).

図 2.2 Mkn 3 と NGC 4569 のスペクトル. セイファート銀河 Mkn 3 では輝線が幅広いことに注意. (D. W. ウィードマン 1970). (図中の記号: a — 比較光源 Ne $\lambda 5037.7$, Ne $\lambda 5080.4$, 輝線 N2, N1 / b — 比較光源 Ne $\lambda 6532.9$, Ne $\lambda 6599.0$, 輝線 $H\alpha$, $[N II] \lambda 6584$)

表 2.2 輝線幅の比較 (D. W. ウィードマン 1970)

銀河	輝線幅 (FWHM) km/s	セイファート型
NGC 449	780	2
Mkn 3	900	2
IC 450	925	1/2
Mkn 34	530	2
NGC 4569	370	
NGC 4385	130	

表 2.2 は輝線幅 (FWHM) です。比較のために、他のセイファート銀河と非セイファート銀河の輝線幅も与えられています。これでわかるように、FWHM が 400～500 km/s を超え、(2) の規準を満たせば、2 型セイファート銀河と分類されます*。さらにバルマー線が数 1000 km/s の FWOI を持てば、1 型セイファート銀河のグループに入れられます。

* J. M. シューダーと D. E. オスターブロック (1981) は、2 型セイファート銀河を $I([O III]\lambda 5007)/I(H\beta) \geq 3$ と $FWHM \geq 300$ km/s を満たすものとして定義している。

2. セイファート銀河の搜索とマルカリヤン銀河

セイファート銀河の搜索は地味な仕事ですが、大変重要です。セイファート銀河の起源と進化の研究には異なった進化段階にあるサンプルを多数知らなければなりませんし、統計的性質や形態学的特質を探る上でも、可能な限り遠方の銀河を含む完全なサンプルが要求されます。1970 年以降の研究が B. E. マルカリヤンのそうした地道な努力に支えられていると言っても過言ではありません。

マルカリヤンはアルメニアにあるブルカン天文台の1 m シュミット望遠鏡に頂角 $1^\circ.5$ と 3° の対物プリズムを取付け、紫外領域の連続光が強いマルカリヤン銀河 (Markarian galaxy) と呼ばれる一群の銀河の搜索を続けており、70 個の銀河を含む第1回目のリストが1967年に公表されました。1979年に公表された第14回目のリストには、1399番目の Mkn 1399** までが記載されています。彼のリストでは13等よりも明るい銀河はすでにカタログされているという理由で除かれています。頂角 $1^\circ.5$ の対物プリズムを使用した場合、検出できる限界は17等です。マルカリヤンと同様の方法で M. G. スミスは、南天の特異銀河の搜索を行なっています (図 2.3)。

** Mrk 1399, Mk 1399 とも書かれる。

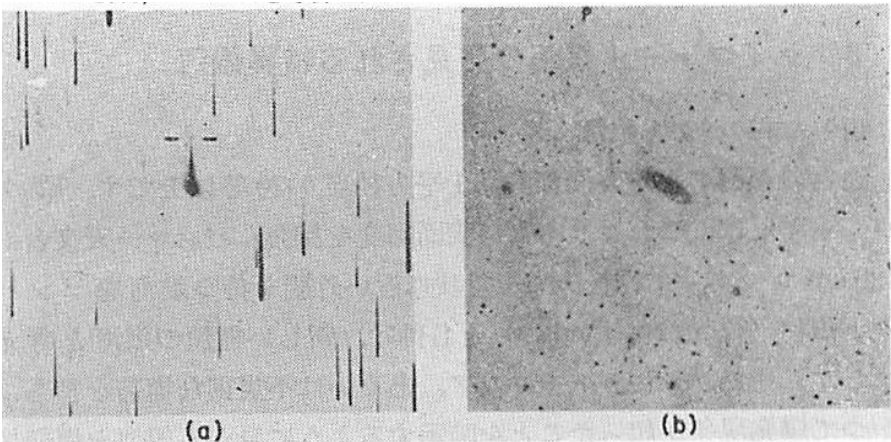


図 2.3 Tololo 0109-383(b) と対物プリズム・スペクトル写真(a).
(M. G. スミス 1975).

図 2.3 Tololo 0109-383(b) と対物プリズム・スペクトル写真(a). (M. G. スミス 1975) .

マルカリヤンは第1回目のリストを発表した際、観測の動機を次のように語っています。《一般に銀河の中心領域の色とスペクトル型には対応関係が

見られるが、一部の青い中心領域を持つ銀河はこの対応関係を満たさない。これらは星の組成の異常、あるいは中心核からの異常な輻射のためと思われるが、理由がいずれにせよ、比較的青い中心領域と早期型のスペクトルを持つ銀河は特別の注意が払われるべきである。》

マルカリヤンとスミスが中心になって続けている検索のリストには、いろいろな種類の銀河が含まれています。まず第一に、それらを明るい中心核を持つ銀河と、不規則銀河のように銀河全体から輝線スペクトルが放出されている銀河とに分けることができます。前者はさらに輝線がセイファート銀河のように幅広いものと、そうでない輝線核銀河とに分けられます。セイファート銀河的スペクトルを持つがほとんど恒星状のものは、クエーサーと分類されます。マルカリヤンのリストでは約 10% がセイファート銀河です。

3. セイファート銀河の発見される特異銀河

(1) コンパクト銀河

通常の銀河の平均表面輝度は 1 平方秒当り 20 等以上です。F. ツヴィッキーは、これよりも高い表面輝度を持ち、パロマー天文台の 120 cm シュミット乾板上で恒星状に近い外観を持つ銀河をコンパクト銀河 (Compact galaxy) と名付け、新しい種類の銀河と考えました。また、ジェットやフレア、あるいは不規則な構造を持ち、かつて爆発現象が起ったことを暗示するように見える銀河を爆発後の銀河 (post-eruptive galaxy) と呼び、7 回にわたってそれらのカタログを配布しました。例えば、III Zw 55 は第 3 回目に配布されたカタログの 55 番目に記載されたコンパクト銀河を意味します。1971 年に出版されたカタログ《Catalogue of Selected Compact Galaxies and of Post-eruptive Galaxies》には、3700 個の銀河が記載されています。W. L. W. サー

ジェント等の分光観測によって、十数個のセイファート銀河がこのカタログ中に発見されています (図 2.4).

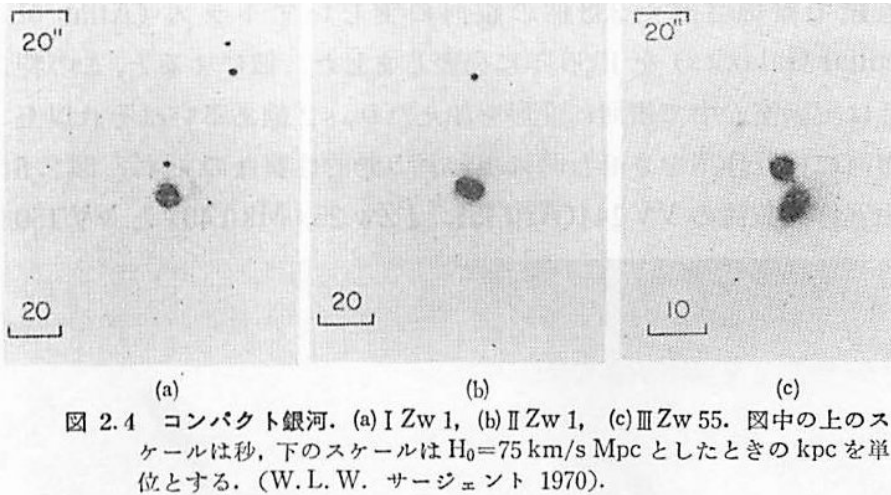


図 2.4 コンパクト銀河. (a) I Zw 1, (b) II Zw 1, (c) III Zw 55. 図中の上のスケールは秒, 下のスケールは $H_0 = 75 \text{ km/s Mpc}$ としたときの kpc を単位とする. (W. L. W. サージェント 1970).

ツヴィッキーと同様に, M. A. アラケリヤンは, 高表面輝度を持つ 591 個の銀河をリスト・アップしています. そのうち, Akn 79, Akn 120 = Mkn 1095, Akn 202 = Mkn 705, Akn 564 等はセイファート銀河です.

(2) 相互作用銀河とアープの特異銀河

ソビエトの天文学者 B. A. ヴォロンツォフ・ヴェリヤミノフは, パロマー天文台の 120 cm シュミット望遠鏡で撮影されたスカイ・サーベイ・アトラス (Sky Survey Atlas) を使って, 2 個またはそれ以上の銀河が相互作用をし合っている銀河 (Interacting galaxy) のカタログを作成し, 1960 年に出版しました. これには 355 個の相互作用銀河が登録されています. 古典セイファート銀河の NGC 3227 と NGC 3226 との 2 重銀河は VV 209 = Arp 94,

NGC 7469 と IC 5283 とは VV 254=Arp 298 として、このカタログに記載されています。

H. アープは、ハッブルによる銀河の形態分類に基づいては説明のできない特異な銀河を、ツヴィッキーやヴォロンツォフ・ヴェリヤミノフ等のリストと彼自身の発見によるものから選び出し、5 m 望遠鏡で撮影された 338 個の銀河の美しいアトラス (Atlas of Peculiar Galaxies) を 1966 年に発表しました。彼によると、この特異性は実験室の中で銀河に変形を加えたり、2 個あるいはそれ以上の銀河に相互作用をさせた時に現われる動的性質なのです。図 2.5 は相互作用銀河の VV 144(Arp 151, I Zw 25, Mkn 40) と VV 150 (Arp 322, Mkn 176) の写真です。

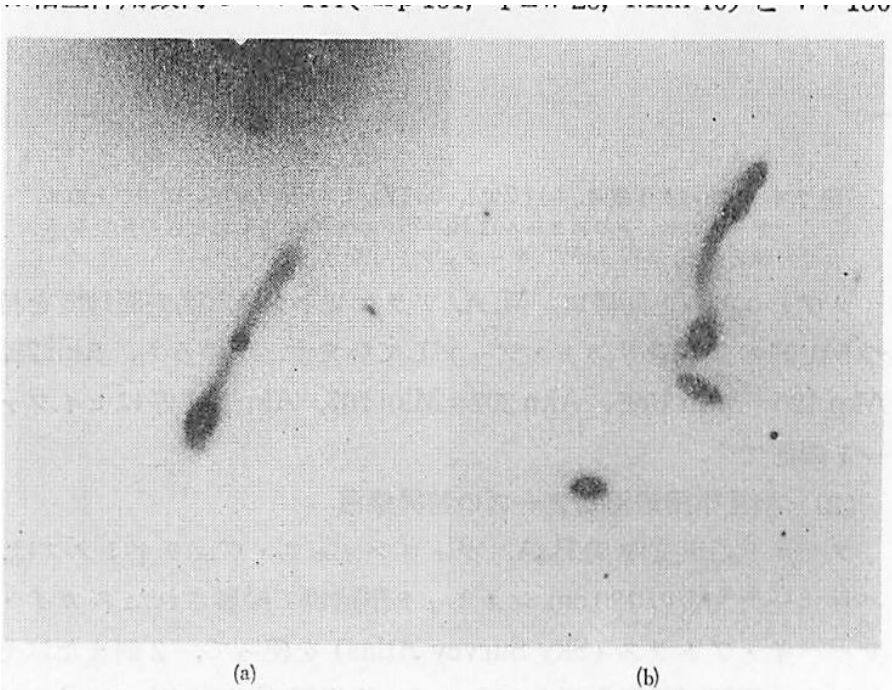


図 2.5 相互作用銀河. (a) VV 144. (b) VV 150. (H. アープ 1966) .

(3) N銀河とD銀河

T. A. マッシュューズ, W. W. モルガン, M. シュミットは, 1964 年, モルガンの分類法を修正して電波銀河の形態分類を試みました. N 銀河と D 銀河はこの論文が契機となって一般化したもので, 次のように説明されています.

- (i) N 銀河—系の大半の光を含む明るい恒星状の核 “Nucleus” を持つ銀河.
- (ii) D 銀河—広がったエンベロープ (envelope) によって取り囲まれた楕円状の中心核を持つ銀河.

1958 年に発表されたモルガンの分類法は, 通常の渦巻銀河に対するもので, これによれば N 銀河は「かなり暗いバック・グラウンドに小さく輝いた明るい中心核が重なっているような系」と記述されています. したがって, N 銀河はコンパクト銀河と同種のものです. 事実, セイファート銀河の 3C 120 は N 銀河であると同時に, コンパクト銀河 II Zw 14 (図 3.47) でもあります.

D 銀河に対しては「明確な渦巻または楕円構造を持たないが, 回転対称を示す系である. このカテゴリーは NGC 4111 と NGC 4762 のようなよく知られた “Dustless” 銀河を含む」と説明されています. 楕円銀河的な D 銀河は DE, D 銀河的な楕円銀河は ED とも表示されます. 銀河団の中心には通常の銀河の数倍以上大きな D 銀河の位置することが多く, このような D 銀河を特に超巨星 (supergiant) を表わす分光学表示法にしたがって, cD 銀河と呼びます (図 2.6).

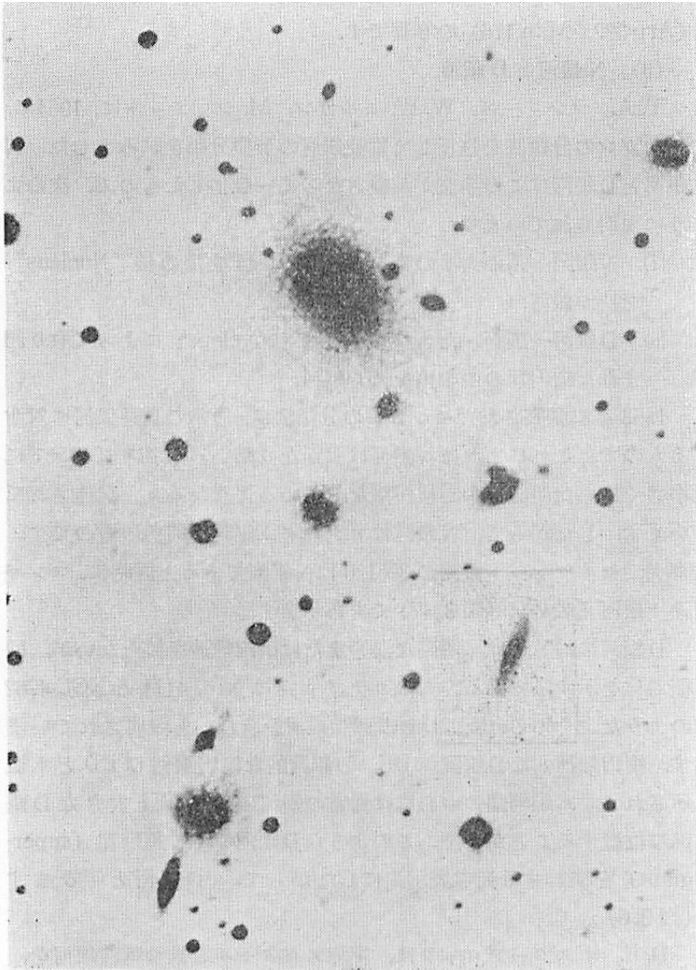


図 2.6 cD 銀河 NGC 6166. この銀河は 3C 338 と呼ばれ、銀河団 Abell 2199 の中心天体である。比較のために、同一のスケールで M31 が挿入されている。(W. W. モルガンと J. R. レシュ 1965)。

図 2.6 cD 銀河 NGC 6166. この銀河は 3C 338 と呼ばれ、銀河団 Abell 2199 の中心天体である。比較のために、同一のスケールで M31 が挿入されている。(W. W. モルガンと J. R. レシュ 1965)。

D. E. オスターブロックは、輝線スペクトルを放つ電波銀河を、

(i) 幅広い輝線の電波銀河 (Broad Line Radio Galaxy=BL 電波銀河),

(ii) 狭い輝線の電波銀河 (Narrow Line Radio Galaxy = NL 電波銀河),

と分類し, セイファート銀河の 1 型と 2 型に対比させています. 不思議なことに, BL 電波銀河は N 銀河に, NL 電波銀河は D 銀河に属する強い傾向が見られます (表 2.3). 一般に現在のところ, BL 電波銀河のみがセイファート銀河とされています.

表 2.3 NL 電波銀河と BL 電波銀河

NL/BL	銀河	形態分類
NL 電波銀河	3C 405	cD 3
	3C 433	D 4
	3C 33	DE 4
	3C 327	DE 3-4
	3C 98	ED 3
	3C 192	EO
BL 電波銀河	3C 390.3	N
	3C 227	N
	3C 445	N
	3C 120	N
	3C 382	D 3
	NGC 1275	ED 2

(4) X線銀河

X線源の光学的同定の際にも, セイファート銀河が多数発見されています. X線源の位置決定の精度をあらわすエラー・ボックス内には幾つもの星や銀河が入っていますので, そのX線源を同定するためにはシュミット望遠鏡で対物プリズム写真を撮り, 青い天体や輝線銀河を捜し出す方法がとられます. X線源 2A 1914-589 は ESO 141-G 55 に, H 1834-653 は ESO 103-G 35 に同定されましたが, これらはいずれもセイファート銀河です. また最近, J. M. シューダー (1980) によって, 輝線スペクトルを放つX線銀河

NGC 2110, NGC 2992, NGC 5033, NGC 5506 が $\text{FWOI}=2,300\sim 5,700 \text{ km/s}$ の H_α 輝線を持つことが確かめられました. X線銀河の大半はセイファート銀河と思われます.

4. セイファート銀河のカタログ

セイファート銀河のカタログを表 A.1 として巻末にまとめます. 表の第 1 行はセイファート銀河の代表的な名前で, 第 2 行には他の名前があげてあります. 第 3 行は 1950 年分点での天体の赤経(α)と赤緯(δ)です. セイファート銀河の 1 型, 2 型は第 4 行に与えられています. 第 5 行は赤方偏移 cz (km/s) です. 距離 d はハッブルの法則

$$d = cz/H_0 = v_0/50\text{Mpc}$$

から求めることができます. ここで $c = 3 \times 10^{10} \text{ cm/s}$ は光速, $H_0 = 50 \text{ km/s Mpc}$ はハッブル定数*です.

第 6 行と第 7 行は見かけの大きさ θ'' と見かけの等級 m ですが, これらは大ざっぱな目安でしかありません. 実際の長さ l と絶対等級 M を求めるには次式が利用できます.

$$l = 4.848d \cdot \theta \text{ pc},$$

$$m - M - 25 = 5 \log d.$$

* ハッブル定数としては, $H_0 = 75$ と $H_0 = 100 \text{ km/s Mpc}$ もしばしば使用される. 本書ではことわらない限り, $H_0 = 50 \text{ km/s Mpc}$ を採用する.

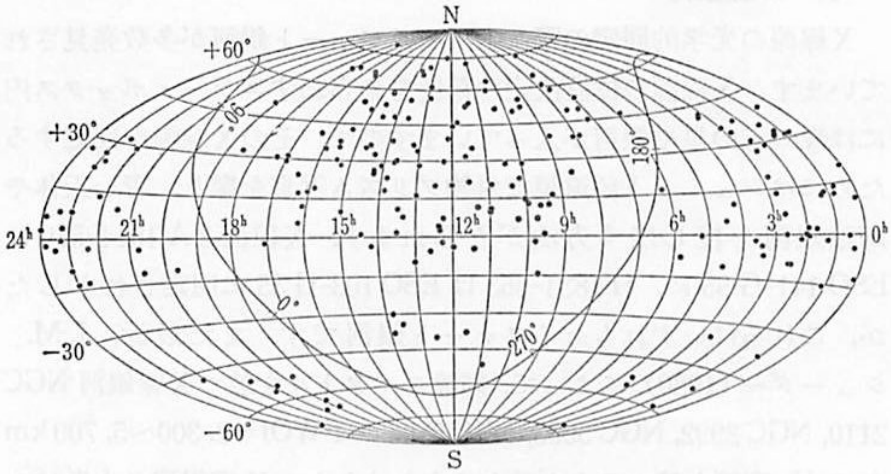


図 2.7 セイファート銀河の分布. 赤経, 赤緯を座標軸として天球上にプロット. 図中の曲線は銀河面.

図 2.7 セイファート銀河の分布. 赤経, 赤緯を座標軸として天球上にプロット. 図中の曲線は銀河面. (図中の記号: 赤緯 $+60^\circ$, $+30^\circ$, -30° , -60° / 赤経 0^h , 3^h , 6^h , 9^h , 12^h , 15^h , 18^h , 21^h , 24^h / 銀経の目盛 0° , 90° , 180° , 270° / N, S)

表 A.1 のセイファート銀河を天球上にプロットしたのが図 2.7 です. 明らかにセイファート銀河の搜索は不完全です. 特に南天での搜索はほとんどなされていない状況です. 17~18 等までの全天搜索がなされれば, セイファート銀河の総数は 1,000 個ほどに達するものと思われます.

J. フクラと W. L. W. サージェント (1973), V. Yu. テレヴィシユ (1980) はセイファート銀河の光度関数 $\Phi(M_p)$ を調べています. 光度関数とは 1 立方 Mpc 当り, 1 等級当りのセイファート銀河の個数密度を与えるものです. 図 2.8 はフクラとサージェントがマルカリヤンの I~IV リスト中の 242 個の解析から求めた結果です. 黒い点は $m_p = 11.75$ 等よりも明るい銀河の空間個数密度で, 局所銀河群とおとめ座銀河団のメンバー銀河は除いてあります. 白丸はマルカリヤン銀河, ×印はマルカリヤン銀河中のセイファート銀河です. 彼らはこれを基にして, すべての銀河 ($M_p \leq -22$; $H_0 = 75$) の約

5% がマルカリヤン銀河であり，その 10% がセイファート銀河であると結論しました．したがって，すべての銀河の 0.5% がセイファート銀河となります．テレヴィシユの 121 個のセイファート銀河に基づく解析では， $-19 \geq M_p \geq -23$ ($H_0 = 75$) の範囲にあるすべての銀河の 0.4% がセイファート銀河で，空間個数密度は $6.3 \times 10^{-5}/\text{Mpc}^3$ という結果が得られています．ハッブル定数を $H_0 = 50 \text{ km/s Mpc}$ とすれば，この個数密度は $1.9 \times 10^{-5}/\text{Mpc}^3$ となります．

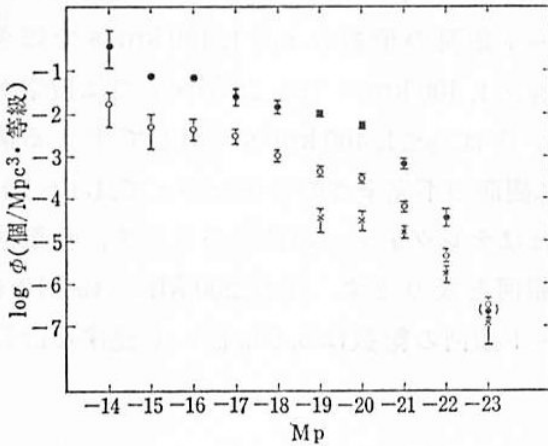


図 2.8 光度関数. 黒丸は孤立銀河，白丸はマルカリヤン銀河，×印はセイファート銀河を表わす. (J. フクラと W. L. W. サージェント 1973).

図 2.8 光度関数. 黒丸は孤立銀河，白丸はマルカリヤン銀河，×印はセイファート銀河を表わす. (J. フクラと W. L. W. サージェント 1973) . (縦軸: $\log \Phi(\text{個}/\text{Mpc}^3 \cdot \text{等級})$, -1 から -7/横軸: M_p , -14 から -23)

セイファート銀河が一様に分布していれば，距離 d 内のセイファート銀河の個数 $N(\leq d)$ は空間の体積 $4\pi d^3/3$ に比例するはずで，(2.1) 式を使えば，後退速度 v_0 よりも小さいセイファート銀河の個数 $N(\leq v_0)$ は v_0^3 に比例すると言い換えることもできます．ところが，S. M. シムキン，H. J. スー，M. P. シュワルツ（1980）が示したように，セイファート銀河の個数は $v_0 \geq 1,400 \text{ km/s}$ で傾き 3 から大きくずれます． $v_0 \geq 1,400 \text{ km/s}$ ($d \geq 28 \text{ Mpc}$) では搜索が不完全なのです．シムキン達は $v_0 \leq 1,400 \text{ km/s}$ に対して求まる

個数密度 $1.0 \times 10^{-4}/\text{Mpc}^3$ に観測の不完全さの補正を加えて、 $1.6 \times 10^{-4}\text{Mpc}^3$ としました。これはテレビシユの結果の 8 倍で、全銀河の約 3% がセイファート銀河となります。半径 200 Mpc ($v_0 \leq 10,000\text{km/s}$) 内のセイファート銀河の総数は 5,000 個にも達する計算になります。

第III章 形態学I. セイファート銀河

1. NGC 1068

NGC 1068 はメシエ・カタログに記載されている唯一のセイファート銀河 M 77 で、電波銀河のカタログでは 3C 71 と呼ばれます。距離は 22 Mpc です。これは天の川銀河の直径の約 700 倍に相当します。

ハッブルの分類法では、NGC 1068 は Sb 型の渦巻銀河です。ド・ヴォクルールの分類法にしたがえば、(R)SA(rs)b です。ここで、(R) は外側にリング構造を持ち、(rs) は内部にリング (r) と渦巻 (s) の中間的構造を持つことを表わしています。SA は正常な渦巻銀河を意味し、棒状渦巻銀河は SB と書かれます。また、モルガンは gS3-gD3 と分類しています。g は恒星のスペクトル型 G に相当し、S-D は渦巻銀河あるいは D 銀河であることを示しています。数字の 3 は楕円銀河に対するハッブル分類 E 0, E 1, E 2, の数字と同じ意味を持つ見かけの偏平率を表わすパラメータですが、モルガン分類法では 0 を使わず、1, 2, と 1 から始まります。

(R)SA(rs)b が示しているように、NGC 1068 は通常の意味の渦巻アームの他に、内部と外部にアームを持ち、見かけ上、3 重アーム構造をしていますので、それらの領域を別々に考察します。

(1) 最外部領域

最外部領域から調べましょう (図 3.1)。この領域は円盤と言うよりもむしろ、 40×35 kpc の大きさを持つリング構造をしており、細い 2 本のアームによって主要円盤領域 (図 3.1 の黒い中心部分) と接線的に結び付いています。P. W. ホッジ (1968) は NGC 1068 をリング銀河と呼びました。

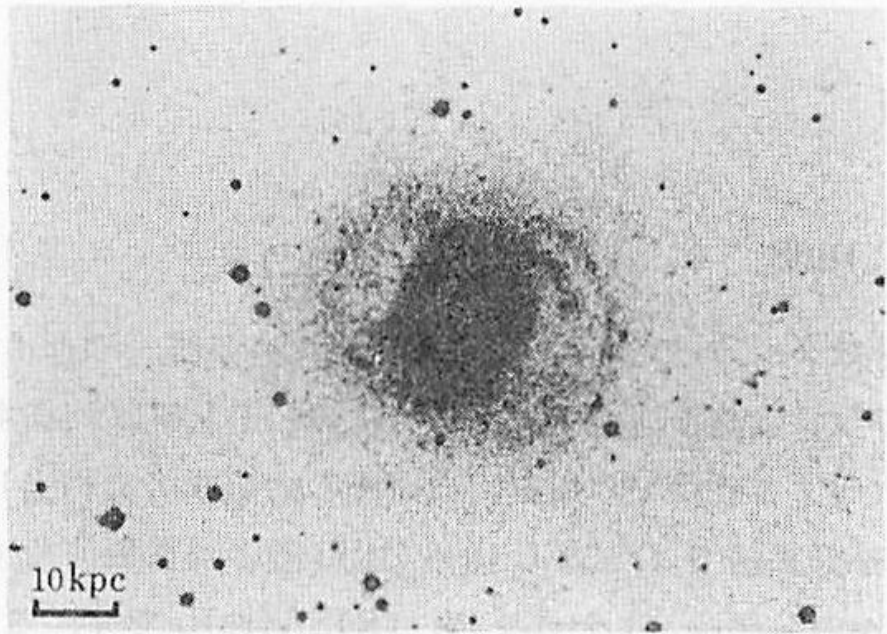


図 3.1 NGC 1068 の最外部領域. 「上が北, 右が西.」(パロマー・スカイ・サーベイ・アトラス).

図 3.1 NGC 1068 の最外部領域. 「上が北, 右が西.」(パロマー・スカイ・サーベイ・アトラス). 図中のスケール棒: 10 kpc.

最外部領域は星からできているのでしょうか, それともガスからできているのでしょうか. この間に答えるには最外部領域の分光観測が必要です. しかし, その表面輝度が月の無い夜空の数 10 分の 1 以下でしかありませんので, 実行はほとんど不可能です. M. G. スミス, D. W. ウィードマン, H. スピンラッド (1972) の測光観測によれば, 中心から 10 kpc 離れた最外部領域の色指数は $B-V=0.8\sim0.9$ で, Sb 型の平均的な値と一致します. したがって, NGC 1068 の最外部領域は主に普通の星からつくられていると推定できますが, なぜリング構造なのか, なぜ棒状銀河のようにアームが主要円盤領域の長軸方向で接線的に接しているのか等, 多くの問題が研究されずに残されています.

最近, T. ヘックマン, B. バリック, W. T. サリバン (1978) は, 中性水素ガスが放出する波長 21 cm の電波輝線で NGC 1068 の観測を行ないました. 図 3.2 は彼らの求めた結果です.

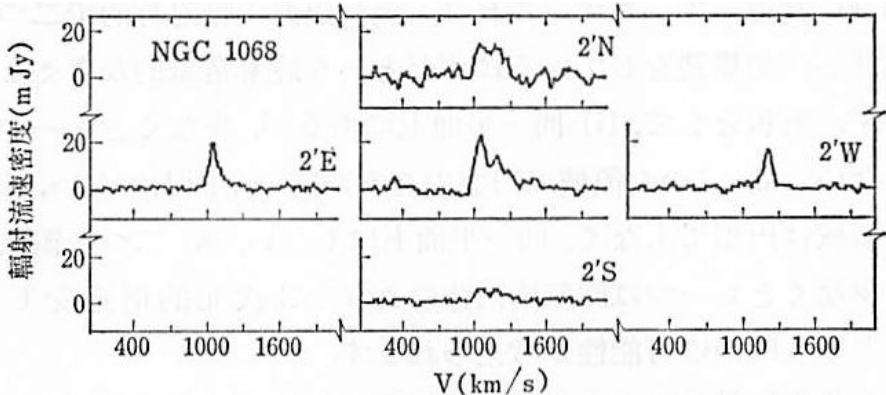


図 3.2 NGC 1068 の中性水素 21 cm 輝線輪郭. 輻射流束密度の 1 ミリ・ジャンスキー (mJy) は $10^{-29} \text{W/m}^2 \text{Hz}$. (T. ヘックマン, B. バリック, W. T. サリバン 1978).

図 3.2 NGC 1068 の中性水素 21 cm 輝線輪郭. 輻射流束密度の 1 ミリ・ジャンスキー (mJy) は $10^{-29} \text{W/m}^2 \text{Hz}$. (T. ヘックマン, B. バリック, W. T. サリバン 1978). 縦軸: 輻射流束密度 (mJy), 目盛 0, 20. 横軸: $V(\text{km/s})$, 目盛 400, 1000, 1600. 各パネルの表示: NGC 1068 (中心), 2'N, 2'E, 2'W, 2'S.

これには中心核を中心としたものの他に, 東西南北に 2'(12 kpc) 離れた 4 点における 21 cm 輝線輪郭が示されています. 観測に使われたアレシボの 305 m 電波望遠鏡のビームは $3' \times 5'$ の大きさを持っています. 南北に 2' 離れた点での輝線の速度は中心のものと一致していますが, 東に 2' 離れた点では -100 km/s だけ, 西に 2' 離れた点では $+100 \text{ km/s}$ だけ中心速度がずれています. これは最外部領域内の中性水素ガスが南北を回転軸として東側が私達に近づき, 西側が遠ざかる回転運動をしていることを意味します.

図 3.2 はまた, NGC 1068 内の中性水素ガスが比較的一様に分布し, 光学的に明るい主要円盤領域に集中する傾向のないことを示しています. この

ような傾向があれば、中心の電波強度が他よりもずっと強くなるはずで
す。ヘックマン達の求めた NGC 1068 の中性水素ガスの全質量は、
 $M_{\text{HI}} = 3.5 \times 10^9 M_{\odot}$ です。

(2) 主要円盤領域

主要円盤領域は $15 \times 10 \text{ kpc}$ の大きさを持ちます。天の川銀河の直径が約
30 kpc ですから、NGC 1068 の主要円盤領域は比較的小型の部類に属しま
す。

すでにお気付きのように、最外部領域と主要円盤領域とでは長軸が約
90° 食差っています。これは、渦巻銀河が軸対称的で二つの領域が同心円的
構造をしているはずだという最も常識的な考えと矛盾します。解釈とし
て、(i) 同一平面上にあるが、少なくとも一つは円型でない、(ii) 二つの領
域は円型であるが同一平面上にない、(iii) 二つの領域は円型でもなく、同
一平面上にもない、(iv) 二つの領域のうち、少なくとも一つは回転楕円体
のような 3 次元的構造をしている、という四つの可能性が考えられます。

しかし先に見たように、最外部領域は約 100 km/s の速度で回転しており、
二つの領域はそれぞれ渦巻アームを持ちますので、(iv) の可能性は無
視できるでしょう。また、最外部領域の 2 本のアームが主要円盤領域と接
線的に結び付いているように見えますので、(ii) と (iii) の可能性も小さいと
思われます。恐らく、主要円盤領域は楕円型か棒状をしていて、その両端
から最外部アームが延びているのでしょう。

図 3.3 は岡山天体物理観測所の 188 cm 望遠鏡で撮影した、青 (B) と赤外
(I) のネガ焼き写真です。NGC 1068 の赤外写真はほとんど公表されたこと
のない、大変めずらしいものです。これらの写真には主要円盤領域内の渦
巻アームと、次の節で調べる内部領域の明るいアームとが見えます。前者
の主要アームは B の写真で最もはっきりしており、アーム上にはたくさん

のノット (knot, 電離水素領域) が散在しています. H. アープ (1966) はこの無定形の渦巻アームを特異とみなして, 彼の特異銀河アトラスに NGC 1068 を加えました. これらのノットは, NGC 1068 の主要円盤領域が通常の Sb 型銀河に比べて, 電離ガスをより多く含んでいることを示す証拠と解釈できるでしょう. I の写真では主要アームは大変滑らかになっていますが, 東側の細く滑らかなアームには内部領域内のアームの一端から延びている様子が見られます. これはまた, 内部領域からのガスの流出と無関係ではないように思えます.

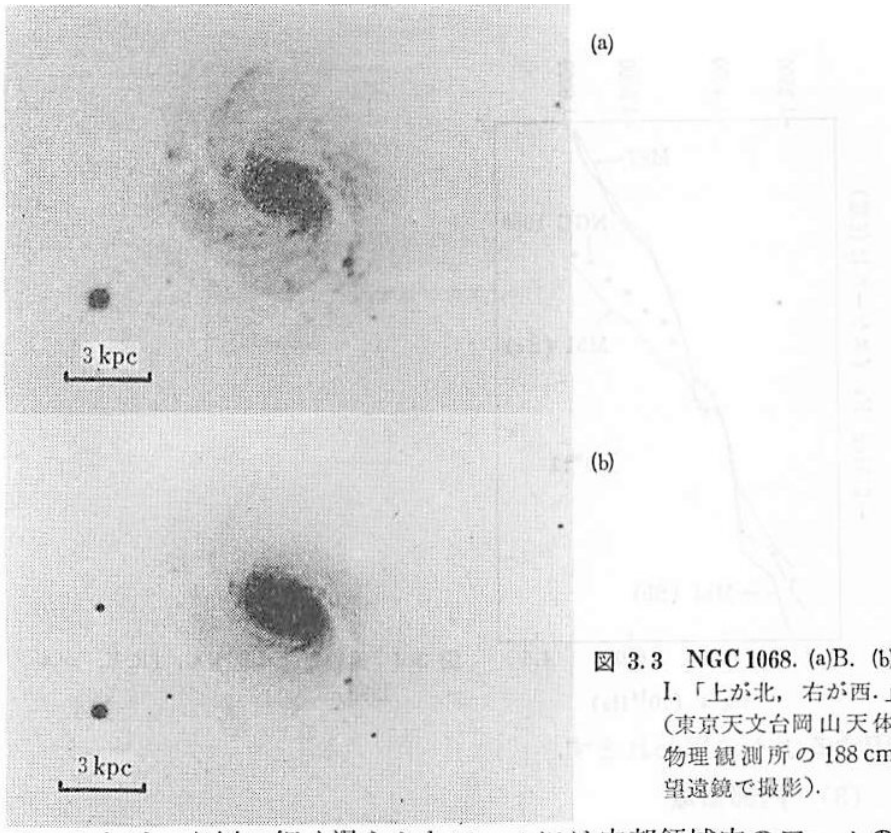


図 3.3 NGC 1068. (a) B. I. 「上が北, 右が西.」
(東京天文台岡山天体物理観測所の 188 cm 望遠鏡で撮影).

図 3.3 NGC 1068. (a)B. (b)I. 「上が北、右が西。」(東京天文台岡山天体物理観測所の 188 cm 望遠鏡で撮影) . 各写真中のスケール棒: 3 kpc.

NGC 1068 は主要円盤領域のアームの形態から Sb 型と分類されていますが、この領域の色指数は大変青く、Sc 型的な $B-V \approx 0.7$ です. 図 3.4 は R. E. シルド (1972) が口径 10 cm の小さな望遠鏡で観測した直径 $6'$ (35 kpc) の領域の連続スペクトルです. 楕円銀河 M 87 や Sb 型の渦巻銀河 M 81 とは明らかに異なり、Sc 型の M 51 と良く似ているのがわかります. 相容れない 2 つの性格を持っているのが、主要円盤領域の形態学的特徴なのです. これは NGC 1068 が通常の Sb 型銀河よりも多く電離ガスを含んでいることに起因するように思われます.

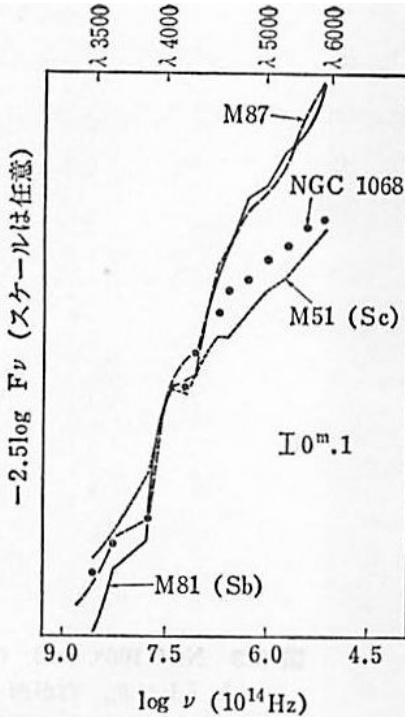


図 3.4 連続光スペクトル. (R. E. シルド 1972).

因するように思われます.

(2) 内部領域

図 3.4 連続光スペクトル. (R. E. シルド 1972). 縦軸: $-2.5 \log F_\nu$ (スケールは任意). 横軸: $\log \nu$ (10^{14}Hz), 目盛 9.0, 7.5, 6.0, 4.5. 上部軸: $\lambda 3500$, $\lambda 4000$, $\lambda 5000$, $\lambda 6000$. 曲線の表示: M87, NGC 1068, M51 (Sc), M81 (Sb). 図中に $10^{m.1}$ のスケール棒.

(3) 内部領域

内部領域は観測する色によって、構造が著しく変化します. 図 3.5 には露光時間を変えて撮影した U, B, I の写真を示します. これらを分析するには、紫外光写真では主にガスが放出する輝線スペクトルと連続光が写り、赤外光写真では銀河を構成している星からの光が主であることに注意する必要があります. つまり、U の写真は電離ガスの分布を、I の写真は星の分布を大ざっぱに表わしていると考えてよいのです.

U と I の構造は対照的です. 前者では主要円盤領域と内部領域の境界に、幾つもの巨大な電離水素領域を含む直径約 3 kpc のリング状アームが形成されていることと、中心核が北東方向に延びたガス雲によって取り囲まれている様子が見られます. 銀河の骨組となっている星の光はほとんどありません. これに対して赤外光では、中心領域の明るいコア (core) と棒状銀河に類似したバー (bar) とが見え、電離ガスを含むリング的アームは全く見えません. NGC 1068 の内部領域と主要円盤領域の境界で表面輝度が突然不連続的に変化していますが、この原因は内部領域が極端に多量の電離ガスを含むことにあるのです.

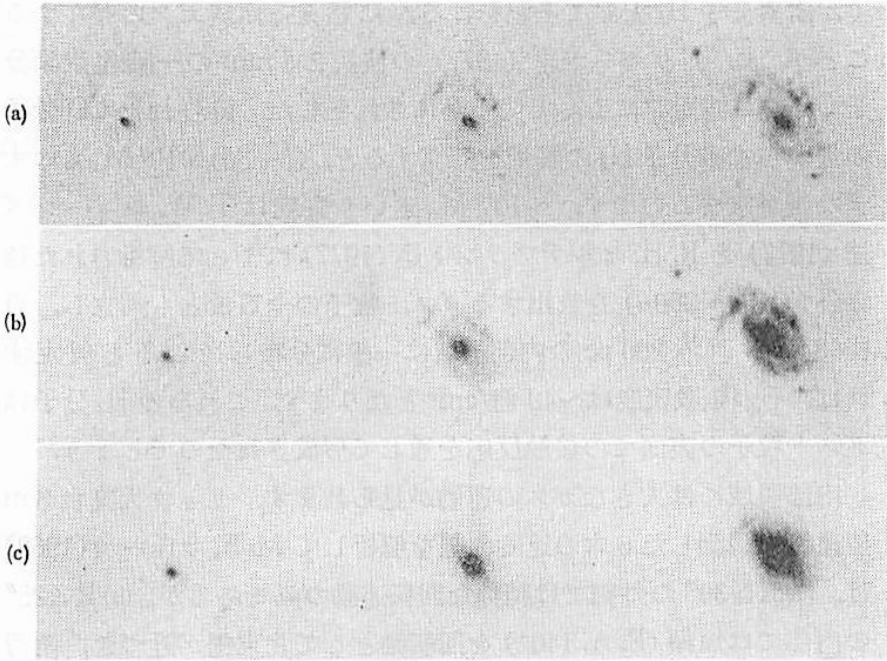


図 3.5 NGC 1068 の内部領域. (a) U (2 分, 6 分, 15 分), (b) B (10 秒, 40 秒, 2 分), (c) I (1 分, 3 分, 10 分). 上が西, 右が北. (東京天文台岡山天体物理観測所の 188cm 望遠鏡で撮影).

図 3.5 NGC 1068 の内部領域. (a) U (2 分, 6 分, 15 分), (b) B (10 秒, 40 秒, 2 分), (c) I (1 分, 3 分, 10 分). 上が西, 右が北. (東京天文台岡山天体物理観測所の 188cm 望遠鏡で撮影) .

内部領域内のアームに含まれる電離水素領域の全光度は $L \approx 5 \times 10^{41} \text{erg/s}$ ですから, 通常の巨大な電離水素領域と同じとすれば, そこに含まれるガスの全質量は $M_{\text{gas}} \sim 3 \times 10^8 M_{\odot}$ と見積られます. これは NGC 1068 の全中性水素ガスの質量の 10 分の 1 に相当します. ところが NGC 1068 の内部領域内には水素原子 H としてではなく, 水素分子 H_2 として上記をはるかに超える水素ガスの存在することが, L. J. リカード達 (1977) の波長 2.6 mm の一酸化炭素分子 CO の電波観測によって明らかにされました. 得られた CO 分子の量から水素分子 H_2 の質量を計算すると, $(5\text{—}36) \times 10^9 M_{\odot}$ もの

大きな値が求まるのです. $\sim 10^{10} M_{\odot}$ という質量は T. W. ジョーンズ達 (1977) と R. H. ヒルデブランド達 (1977) によって解析された遠赤外光 ($30 \sim 300 \mu$) を放出するダスト粒子の全質量とも両立し, 直径 3 kpc, 厚み 200 pc の内部領域に一様に分布していると仮定すれば, その個数密度は ~ 40 個/cm³ となります. これらの H_2 分子はダスト粒子の表面での接触反応を通じて形成されたのでしょう.

内部領域には大きなガスの運動が見られます. リック天文台 3 m 望遠鏡で観測した 6 本の速度曲線を解析して M. F. ウォーカ (1968) は, (i) $R \gtrsim 30''$ の外側では純粋な回転運動のみであるが, (ii) $R \lesssim 25''$ の内部では短軸 (P. A. 140°) を回転軸として北東側が近づき, 南西側が遠ざかるような回転運動の他に, 約 150 km/s の膨脹運動があると結論しました. この膨脹速度で内部領域を横切るに要する 1×10^7 年は, NGC 1068 の活動現象の一つのタイム・スケールを与えます.

ウォーカは速度曲線から直径 $80''$ 内の質量を $(3.2-6.6) \times 10^9 M_{\odot}$ ($H_0 = 100$) と計算しました. ハッブル定数を $H_0 = 50 \text{ km/s Mpc}$ ととれば $(6.4-13.2) \times 10^9 M_{\odot}$ です. これは先に求めた H_2 分子の質量と同程度です. ウォーカの求めた $\sim 1 \times 10^{10} M_{\odot}$ は星とガスを加えた質量ですから, これらの質量決定が信頼できるならば, 少なくとも全質量の半分を水素分子が占めることになります.

(4) 中心核領域と [O III] ガス雲

中心核領域は中心核を取りかこむ直径約 1 kpc のガス雲で, 多重構造の第 4 成分に当たります. 図 3.5 の紫外写真にはっきり現われているように, この領域は北東方向 (P. A. $30^\circ \sim 40^\circ$) に延び, 以前からフレア (flare) と呼ばれてきました. M. F. ウォーカ (1968) は輝線が幅広いだけでなく明確な構造を持つことを示し, 中心核領域に 4 個の巨大なガス雲 (図 3.6) を分解しました. 各々のガス雲は約 500 km/s の内部運動を持ち, 300 $\sim$ 600 km/s の速度

で運動しています。これらの速度は中心核からの脱出速度をはるかに超えていますので、ウォーカ的气体雲、あるいはフレアは銀河核活動の結果として、中心核から放出されたものと考えなければならないでしょう。

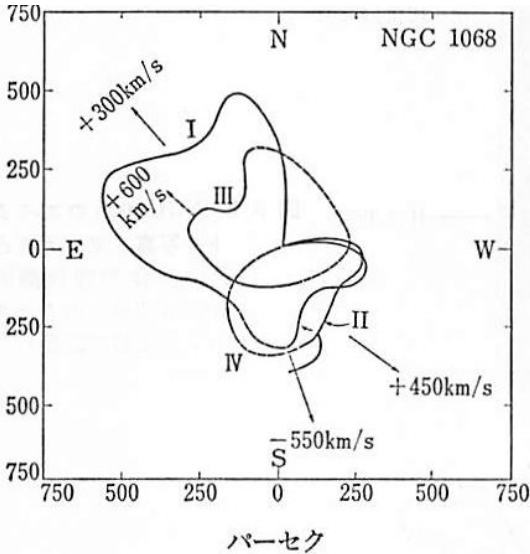


図 3.6 中心核領域に分解されたガス雲. (M.F. ウォーカ 1968).

図 3.6 中心核領域に分解されたガス雲. (M.F. ウォーカ 1968). 縦軸・横軸ともパーセク, 目盛 750, 500, 250, 0, 250, 500, 750. 方位表示 N, S, E, W. 4 個のガス雲 I, II, III, IV に速度 +300km/s, +600 km/s, +450km/s, -550km/s が付されている。

筆者達は岡山天体物理観測所の 188 cm 望遠鏡で分光器のスリットの位置を中心核を通して 15° おきに回転させ、多数の分光写真を得ました。驚ろいたことに、2 回電離の酸素が放出する波長 $5007 \text{ \AA}$ の禁制線 [O III] $\lambda 5007$ はフレアの方角にのみ強く見えます (図 3.7)。 $H_\alpha \lambda 6563$, $H_\beta \lambda 4861$, [N II] $\lambda 6548$, 6583 にはこのような非対称な様子は見られません。面白いことにこの方向には強い偏光も観測されます (A. エルヴィウス 1978)。図 3.8 は [O III] $\lambda 5007$ の軌跡をなぞって描いた [O III] ガス雲で、数枚の分光写真には中心核から 6~7 kpc まで達した [O III] $\lambda 5007$ が写っています。その本質

は今のところ不明ですが、フレアやウォーカのガス雲と密接に関連したものと思われます。フレアやウォーカのガス雲は [O III] ガス雲の一部なのかも知れません。いずれにせよ、[O III] ガス雲の形状に銀河回転で巻き込まれた様子は見られませんので、[O III] ガス雲の年齢は回転周期 ($\sim 10^8$ 年) と同程度か、それ以下でなければなりません。

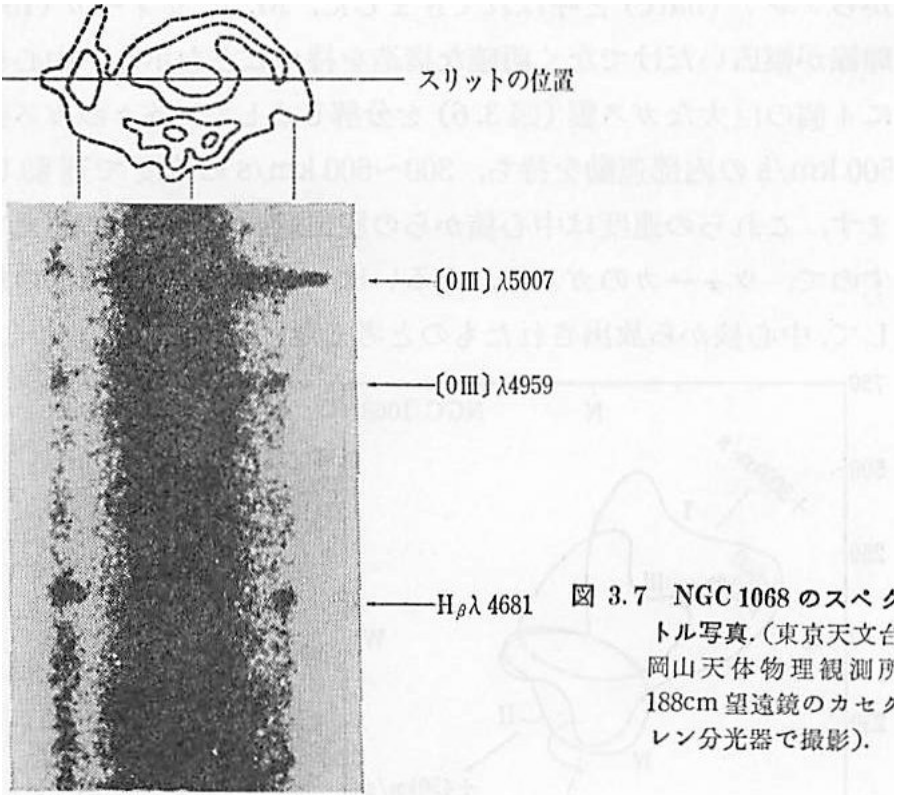


図 3.7 NGC 1068 のスペクトル写真。(東京天文台岡山天体物理観測所 188cm 望遠鏡のカセグレン分光器で撮影)。上部に銀河の輪郭図と「スリットの位置」を示す線。スペクトル中の輝線の表示: [O III] $\lambda 5007$, [O III] $\lambda 4959$, $H_{\beta} \lambda 4861$ 。

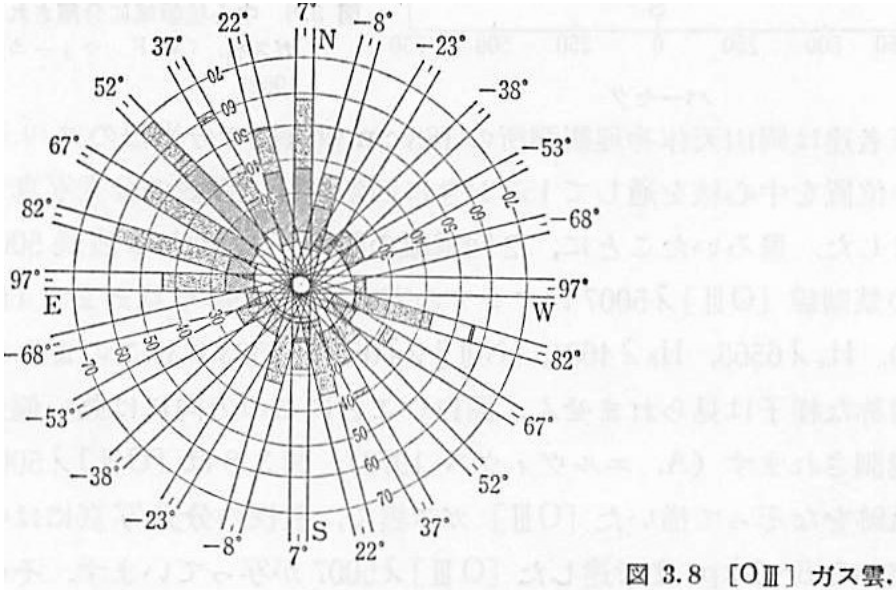


図 3.8 【OⅢ】ガス雲.

図 3.8 【OⅢ】ガス雲. 中心核を通る各位置角のスリットに沿った【OⅢ】の広がりを極座標で示した図. 位置角の表示: 7°, 22°, 37°, 52°, 67°, 82°, 97°, -8°, -23°, -38°, -53°, -68°. 方位 N, S, E, W. 同心円の目盛: 30, 40, 50, 60, 70 (秒).

NGC 1068 が 3 C 71 と呼ばれることでもわかるように、この銀河は渦巻銀河としては強力な電波源です. 図 3.9 は A. G. ド・ブリヤンと A. G. ウィリス (1974) が波長 6 cm の電波で NGC 1068 の東西方向に沿って測った強度分布と光学的構造との比較で、電波源は～1 kpc の中心核領域とよく一致しています. これはセイファート銀河の一般的な電波的特徴でもあります. 図 3.10 は A. S. ウィルソンと A. G. ウィリス (1980) の得た 4,885 GHz (6.1 cm) の電波地図です. 中心の電波源 No. 2 の他に、中心から 750 pc 離れた北の電波源 No. 1 と、南西の No. 3 が分解されています. ウィルソンとウィリスはこれらを電波銀河の対状電波源と同一視しようとしています. K. I. ケラーマン達 (1970) と P. C. クレーン (1979) の電波観測によれば、中心核内の点状電波源の大きさは 1～30 pc です.

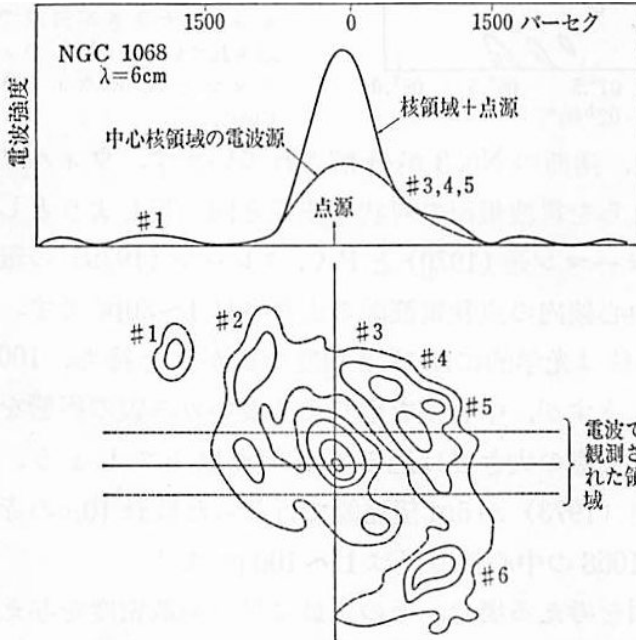


図 3.9 NGC 1068 の電波構造.

図 3.9 NGC 1068 の電波構造. 上図: NGC 1068, $\lambda = 6\text{cm}$. 縦軸 電波強度. 横軸 1500, 0, 1500 パーセク. 曲線の表示「中心核領域の電波源」「核領域+点源」「点源」, および #1, #3,4,5. 下図: 等強度線図に電波源 #1~#6 が示され, 右側に「電波で観測された領域」を示す帯.

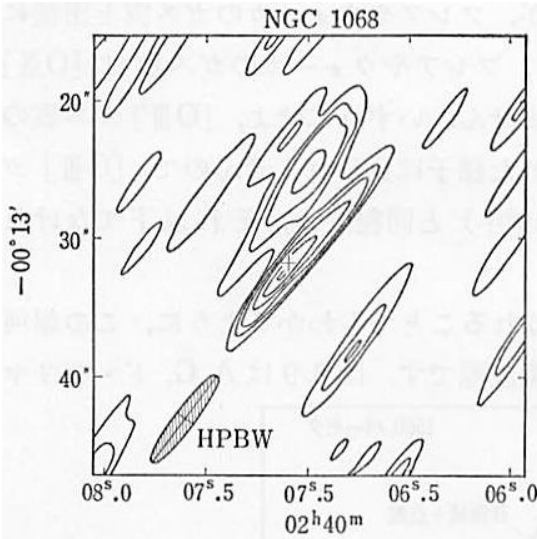


図 3.10 NGC 1068 の電波地図
ビームの大きさが斜線で示されている。(A. S. ウ
ルソンと A. G. ウィリス 1980).

図 3.10 NGC 1068 の電波地図. ビームの大きさが斜線で示されている. (A. S. ウィルソンと A. G. ウィリス 1980). 縦軸: 赤緯 $-00^{\circ}13'$, 目盛 $20''$, $30''$, $40''$. 横軸: 赤経 $02^{\text{h}}40^{\text{m}}$, 目盛 $08^{\text{s}}.0$, $07^{\text{s}}.5$, $07^{\text{s}}.0$, $06^{\text{s}}.5$, $06^{\text{s}}.0$. 図中に HPBW の表示.

NGC 1068 の中心核は光学的には $1''.5$ 程度の広がりを持ち, $100\sim 200$ pc と考えられますが, 中心核を取りまく濃いガス雲の影響を受けているので, 実際の大きさは恐らく 100 pc 以下でしょう. E. E. ベックリン達 (1973) が 5m 望遠鏡で行なった波長 10μ の赤外観測では, NGC 1068 の中心核直径は $1''\sim 100$ pc です.

中心核活動の原因を考える場合, その質量は星の個数密度を与えますので大切な知識となります. D. O. リッチストンと D. C. モートン (1975) は中心核の高分散スペクトルから星の速度分散を求め, 半径 140 pc 内の質量として $(0.6\text{--}2.4)\times 10^9 M_{\odot}$ を導びきました. M 31 の場合, 半径 200 pc で $6\times 10^8 M_{\odot}$, 400 pc で $2.7\times 10^9 M_{\odot}$ の質量ですから, NGC 1068 が渦巻銀河として特に異常とは言えません.

2. NGC 4151

代表的なセイファート銀河 NGC 4151 は Sa/Sab, (R')SAB(rs) ab/b, gkS 4 pN と分類されます。ここで (R') は擬リング (pseudo-ring), p は特異 (peculiar) を意味します。距離は NGC 1068 とほぼ等しい 20 Mpc です。NGC 4151 は NGC 1068 と同様、外見上は最外部領域、棒状領域、内部領域、中心核領域の 4 重構造をしています。よく調べてみると NGC 1068 とは大変異なった性質を持つことがわかります。

(1) 最外部領域と棒状領域

図 3.11 は NGC 4151 の最外部領域 (40×30 kpc) と棒状領域 (15×10 kpc) を示す H. アープ (1977) が 5 m 望遠鏡で撮影した美しい写真です。NGC 4151 の最外部領域は NGC 1068 に比べてはるかに表面輝度が低く、この写真では淡い最外部の構造を出すために、2 枚の乾板を重ね焼きしています。

最外部領域内の細く淡い 2 本のアームに沿って、電離水素領域と思われるパッチ (patch) が幾つも見えます。このガス・アームは A. ボスマ, R. D. エッカーズ, J. ルクー (1977) の行なった詳細な 21 cm 電波観測でもはっきりと見ることができます (図 3.12)。

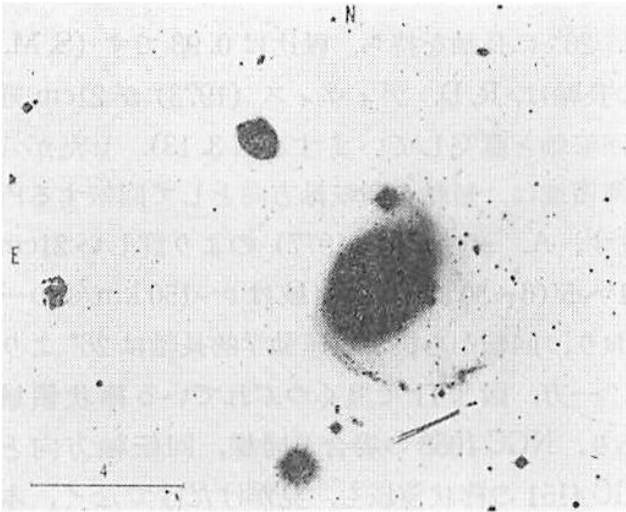


図 3.11 NGC4151の最外部領域. 5m(f/3.67) 望遠鏡で撮影された 90 分露光の 2 枚の IIIaJ 乾板が重ね焼きされている. (H. アープ 1977).

図 3.11 NGC 4151 の最外部領域. 5m(f/3.67) 望遠鏡で撮影された 90 分露光の 2 枚の IIIaJ 乾板が重ね焼きされている. (H. アープ 1977) . 図中に方位 N, E とスケール棒 (数値判読不能) .

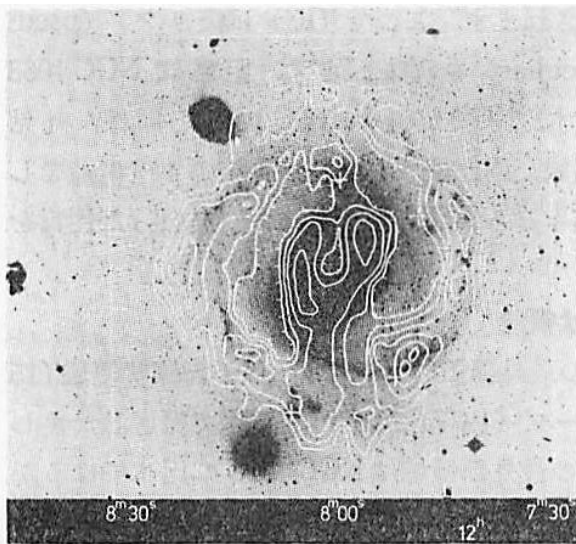


図 3.12 中性水素ガスの分布. 21cm電波地図が NGC 4151 の写真に重ねられている. (A. オスマ, R. D. エッカーズ, J. ルクー 1977).

図 3.12 中性水素ガスの分布. 21cm 電波地図が NGC 4151 の写真に重ねられている.
(A. ボスマ, R. D. エッカーズ, J. ルクー 1977) . 下部の赤経目盛: $8^{\text{h}}30^{\text{s}}$, $8^{\text{h}}00^{\text{s}}$, $7^{\text{h}}30^{\text{s}}$ (12^{h}) .

中性水素の全質量は $M_{\text{HI}} = 4 \times 10^9 M_{\odot}$ です. NGC 4151 の最外部領域はガスを豊富に含むが, 何らかの原因で恒星系としては未発達の状態にあると考えられます.

最外部領域は P. A. 26° に長軸を持ち, 軸比は 0.93 です (S. M. シムキン 1975). この長軸は, R. D. ディヴィス (1973) が 21cm 電波観測から決定した回転軸と直交しています (図 3.13). したがって NGC 4151 の最外部領域は, 短軸を回転軸方向として回転する円盤であるとみなせます. A. ボスマ達 (1977) のより詳しい 21cm 観測では, 半径 $R = 1' \sim 5' (6\text{--}30 \text{ kpc})$ の領域は $v \sim 150 \text{ km/s}$ の一定の速度で回転しており, 回転から決まる運動学的長軸は 26° よりやや小さい 19° です. 一方, 図 3.11 で黒くつぶれている棒状領域の長軸は 116.5° にあり, NGC 1068 の場合と同様, 回転軸方向と一致しています. NGC 4151 の棒状領域も, 見かけだけでなく, 本当の棒状をしているのでしょう. 見かけの形状のみからでは, 銀河の傾きを決定することができません.

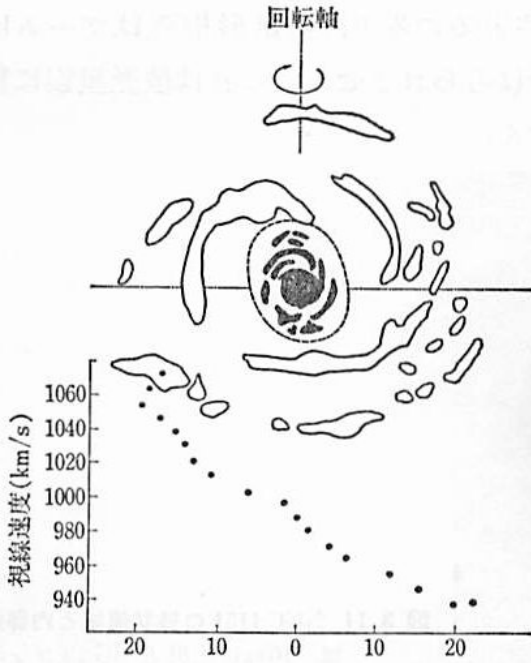


図 3.13 NGC 4151 の回転.

図 3.13 NGC 4151 の回転. 上図: 回転軸と銀河の模式図. 下図: 縦軸 視線速度 (km/s), 目盛 940, 960, 980, 1000, 1020, 1040, 1060. 横軸 r (kpc), 目盛 20, 10, 0, 10, 20.

一般に NGC 4151 として公表されている写真は棒状領域です (図 3.14). この中には球状をした直径約 5 kpc の内部領域と、渦巻アームらしいものが見えます. この構造から NGC 4151 は Sa または Sab 型と分類されているのですが、棒状領域を通常の渦巻アームを含む回転円盤と解釈することには著しい困難をともないます.

では一体、棒状領域内に見えるノットやパッチ、あるいはフィラメントを多数含む無定形の領域とは何物なののでしょうか. R. D. デイヴィス (1973) はこの銀河の中心核で現在起っている活動よりもはるかに激しい爆発が過去に起ったに違ひなく、棒状領域の無定形構造は極方向に沿って起った爆発によって造られたのだと考えました. S. M. シムキン (1975) は棒状領域の

分光観測を試みました. P. A. 123° と 127° のスペクトルには棒状領域の北西, 南東の両端から弱い $[\text{O II}] \lambda 3727$ が観測されるのみで, 無定形構造はアーム内にある通常の電離水素領域とは考えられません. これは散光星雲に類似したものなのかも知れません.

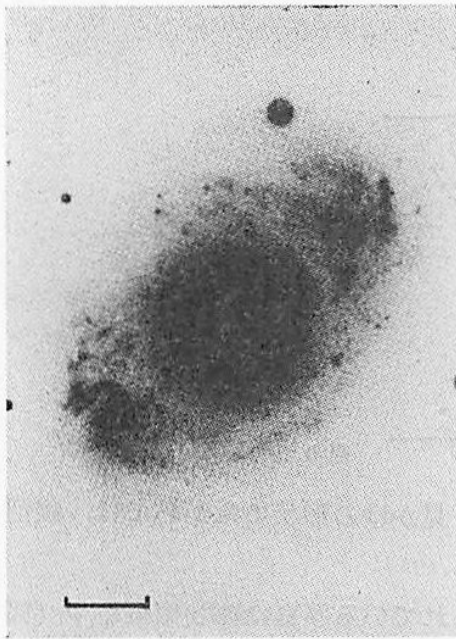


図 3.14 NGC 4151 の棒状領域と内部領域. 103aO 乾板と GG 13 フィルターの組み合わせで, 30 分露光, 5 m 望遠鏡. 図中のスケールは 2 kpc. (G. R. バービッジ, E. M. バービッジ, A. R. サンデッジ 1963).

図 3.14 NGC 4151 の棒状領域と内部領域. 103aO 乾板と GG 13 フィルターの組み合わせで, 30 分露光, 5 m 望遠鏡. 図中のスケールは 2 kpc. (G. R. バービッジ, E. M. バービッジ, A. R. サンデッジ 1963) .

(2) 内部領域と中心核領域

内部領域 (図 3.14) はほぼ球型で, 棒状領域内の無定形構造がなければ, 小型の楕円銀河のように見えるでしょう. 明るいコンパクトなコア (core) と淡いエンベロープ (envelope) を持つ系を N 銀河と定義するならば, 正に NGC 4151 はその典型です.

筆者(1980)は岡山 188 cm 望遠鏡で撮影した青 (B), 可視(V), 赤外 (I) の 3 色の写真乾板を使用して, 内部領域の光度分布を測定しました. 横軸を半径 R の四分の一乗にとってプロットした表面輝度 $\mu(R)$ 等/平方秒を図 3.15 に示します. これより内部領域の表面輝度分布は, G. ド・ヴォクルールの提唱する四分の一乗則: $\mu(R) - \mu(O) \propto R^{1/4}$ にしたがうことがわかります. $R \leq 5''$ の内側でこの法則からずれていますが, これは大気のゆらぎで広げられた中心核光からの寄与によるものです. B と V では $R \geq 25''$ の外側で四分の一乗則からはずれていますが, これは図 3.14 から容易にわかるように, 無定形領域からの寄与です. I では測定した $R = 40''$ (4 kpc) までド・ヴォクルールの法則にしたがっています. この法則は楕円銀河と渦巻銀河の中央楕円体 (central bulge) に対して成立するものですから, NGC 4151 の内部領域は中央楕円体的な恒星の系なのでしょう. 同時にまた, 棒状領域内の無定形構造が恒星の系でないことも明らかです. 四分の一乗則にしたがう系の光度は $L_v = 7 \times 10^9 L_\odot$ と見積られます. 銀河の質量対光度比を $M/L_v = 10 M_\odot/L_{v\odot}$ と仮定すれば, 内部領域の全質量は $M = 7 \times 10^{10} M_\odot$ と計算されます.

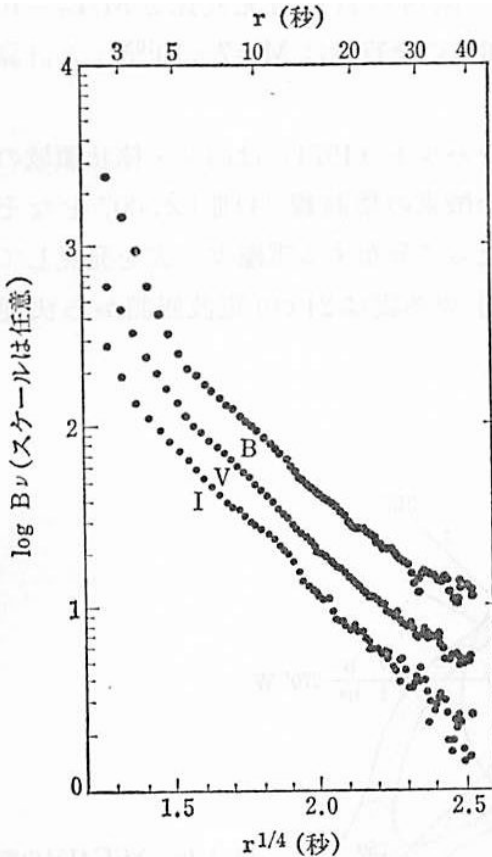


図 3.15 NGC 4151 の表面輝度分布. B_v と $\mu(r)$ との間には, $\mu(r) = -2.5 \log B_v + \text{定数}$ の関係がある. (兼古昇 1980).

図 3.15 NGC 4151 の表面輝度分布. B_v と $\mu(r)$ との間には, $\mu(r) = -2.5 \log B_v + \text{定数}$ の関係がある. (兼古昇 1980). 縦軸: $\log B_v$ (スケールは任意), 目盛 0, 1, 2, 3, 4. 横軸: $r^{1/4}$ (秒), 目盛 1.5, 2.0, 2.5. 上部軸: r (秒), 目盛 3, 5, 10, 20, 30, 40. 3 本の系列の表示: B, V, I.

K. J. フリッケと M. ラインハルト (1974) は内部・棒状領域の分光観測を行ない, 2 回電離の酸素の禁制線 $[\text{O III}] \lambda 5007$ をなぞることによって, 両領域にわたって分布する電離ガス雲を発見しています (図 3.16). この $[\text{O III}]$ ガス雲は 21 cm 電波観測から決定された NGC 4151 の回転面方向に著しく扁平になっています. $R = 20''$ (2 kpc) での視線速度も北東側が遠ざかり, 南

西側が近づくような回転運動を示しており、このガス雲は銀河円盤の回転面内にあるとみなせます。

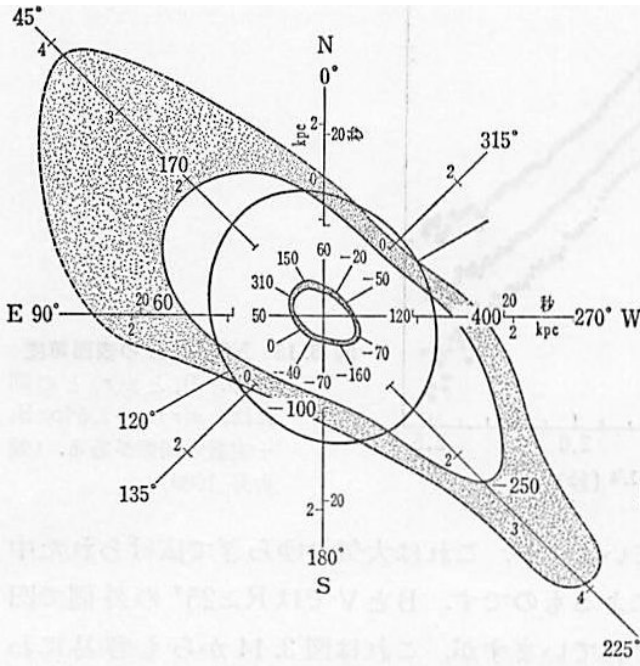


図 3.16 NGC 4151 の電離ガス雲. 図中の数字は速度 (km/s). (K. J. フリックと M. ラインハルト 1974).

図 3.16 NGC 4151 の電離ガス雲. 図中の数字は速度 (km/s). (K. J. フリックと M. ラインハルト 1974). 位置角の表示: 0°(N), 45°, 90°(E), 120°, 135°, 170°, 180°(S), 225°, 270°(W), 315°. スケール: 20 秒/2 kpc, 半径方向に 2, 3, 4 (kpc) の目盛. 図中の速度値: 150, 310, 50, 0, 60, -20, -50, -70, -40, -160, 120, -100, -250, 400 など.

中心核領域には [O III] ガス雲と関連する直径 200~300 pc の 4 個の電離ガス雲が存在します (図 3.17). これは NGC 1068 の場合と同様, [O III] $\lambda 5007$ の輝線輪郭の解析で分解されたものです. この観測に成功した M. H. ウルリッヒ (1973) は, ガス雲が ~ 200 km/s の速度を持つため, これらを中心核の爆発によって造られたものと解釈して, そのタイム・スケールを 1×10^6 年と見積りました.

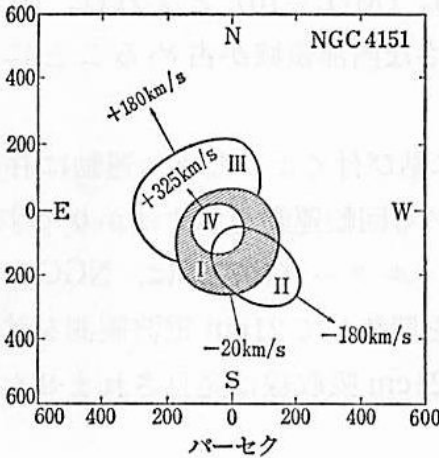


図 3.17 中心核領域内の電離ガス雲.
(M.H. ウルリッヒ 1973).

図 3.17 中心核領域内の電離ガス雲. (M. H. ウルリッヒ 1973). 縦軸・横軸ともパーセク, 目盛 600, 400, 200, 0, 200, 400, 600. 方位表示 N, S, E, W. 4 個のガス雲 I, II, III, IV に速度 $+180\text{km/s}$, $+325\text{km/s}$, -20km/s , -180km/s が付されている.

この爆発説に対して K. S. アンダーソン (1974) はむしろ回転運動として解釈の方が妥当であろうと主張しています. その理由は中心核領域が P. A. 35° 方向にわずかに扁平になり, 最外部領域の回転面方向に一致するからです. K. J. フリッケと M. ラインハルト (1974) もウルリッヒの分光写真を測定しなおし, 確かに速度場が回転的であることを確認していますので, 爆発と見る立場は困難でしょう. こうして, フリッケとラインハルトの発見した $R \sim 4\text{kpc}$ まで広がったガス雲は中心核領域まで連続的に分布し, 最外部領域内の中性水素ガスと回転軸を共用しながら回転運動をしているとする解釈が正しいように思えます.

NGC 4151 の速度場が回転運動によるならば, 質量を計算することができます. K. S. アンダーソン (1974) は中心核と全体に対して, $M(R \leq 2'') \approx 3 \times 10^9 M_\odot$, $M(R \leq 2') \approx 1.4 \times 10^{11} M_\odot$ と見積りました. 内部領域の質

量を $7 \times 10^{10} M_{\odot}$ ($M/L=10$) とすれば, NGC 4151 の全質量の約半分を比較的小さな内部領域が占めることになります。

結局, NGC 4151 には爆発現象に結び付くようなガス運動は存在しません。中性水素ガスも電離ガスも回転運動を示すばかりです。A. ボスマ, R. D. エッカーズ, J. ルクー (1977) は, NGC 4151 の中心核領域にガスの非回転運動を期待して 21cm 電波観測を試みましたが, そのような運動を示す 21cm 吸収線は発見されませんでした。

NGC 4151 の活動領域は中心核のみです。M. シュワルツシルト (1973) は口径 91 cm の成層圏望遠鏡を高度 24 km 上空に上げ, NGC 4151 の中心核の写真撮影に成功しました。求まった中心核の大きさは $0.''08$ (8pc) 以下という上限値で, 理論的に予想される $0.1 \sim 0.01$ pc に比べれば, 未だ大きい値でしかありません。ウルリッヒのガス雲に相当する 200~300 pc の領域から電波が放出されていますが, NGC 4151 では問題にするほど強くありません。

(3) NGC 4151 と周辺の特異銀河

B. A. ヴォロンツォフ・ヴェリャミノフの相互作用銀河や H. アープの特異銀河を“上手”に並べると, 母体となる主銀河からお供の伴銀河が分裂あるいは放出される過程を暗示する動画を作ることができます。クェーサーに大きな赤方偏移が発見されたとき, J. テレル (1964) はそれを天の川銀河から相対論的速度で放出された近傍の天体 (local object) と解釈するローカル仮説を唱えました。F. ホイルと G. R. バービッジ (1966) も天の川銀河ではなく, 電波銀河の中心核爆発によってクェーサーが放出された可能性を示唆しました。しかし, これまで蓄積されてきた膨大な観測資料は, セイファート銀河核とクェーサーとの類似性を強めるばかりです。

このような状況にあるにもかかわらず、ヘール天文台の H. アープは母体の主銀河からクェーサーや伴銀河が放出されたことを暗示する観測的証拠を捜し続けています。彼の考えにしたがえば、赤方偏移はハッブルの宇宙膨張を示す成分と、“未知”の成分との和であり、天体の距離は赤方偏移以外の他の指標から決められるべきもののなのです。H. アープ（1977）は NGC 4151 の周辺に6個の銀河と2個のクェーサー、それに鎖状に並んだ5個の小さい銀河のグループを見つけ、それらが NGC 4151 から放出されたものであることを立証しようと試みています。図 3.18 は彼のスケッチです。図 3.11 と比較すれば対応関係が容易に分ります。アープは NGC 4156 が NGC 4151 のアームの先端に位置していることに注目し、両銀河が見かけだけでなく、本当のグループを形成している一つの証拠と考えます。同様、銀河 G 1 もアームの先端に位置しています。銀河 G 2 は NGC 4156 の奇怪な棒状フィラメント（図 3.19）内に居ますので、アープはこれも NGC 4156 の爆発でさらに造られたと解釈します。

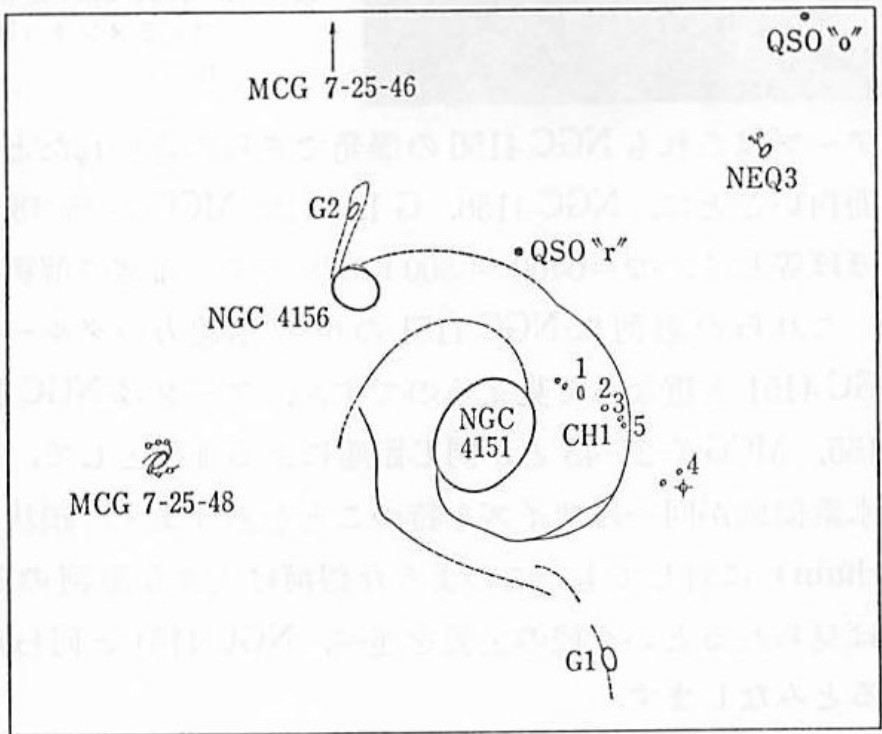


図 3.18 NGC 4151 の周辺の銀河とクエーサー. (H. アープ 1977).

図 3.18 NGC 4151 の周辺の銀河とキューサー. (H. アープ 1977). スケッチ内の記号: MCG 7-25-46 (上方, 矢印), QSO “o” (右上), NEQ3, G2, QSO “r”, NGC 4156, NGC 4151, CH1 (付近に 0, 1, 2, 3, 4, 5 の番号), MCG 7-25-48 (左), G1 (右下) .

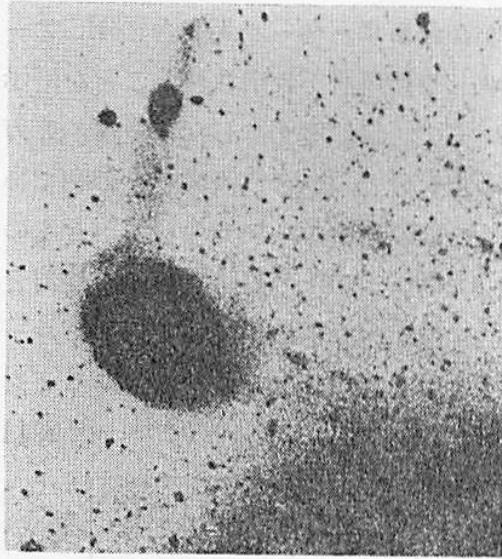


図 3.19 NGC 4156 と G2 を結ぶ
フィラメント. (H. アープ
1977).

図 3.19 NGC 4156 と G2 を結ぶフィラメント. (H. アープ 1977).

面白いことに、NGC 4156, G 1, G 2, MCG 7-25-48 の赤方偏移はほぼ等しく、 $cz=6400\sim 6800$ km/s です。通常の解釈にしたがえば、これらの銀河は NGC 4151 の6～7倍遠方のグループで、偶然 NGC 4151 と重なって見えるのですが、アープは NGC 4151 と NGC 4156, MCG 7-25-48 とが同じ距離にある証拠として、これらの電離水素領域が同一のサイズを持つことをあげます。鎖状の銀河 (CH=chain) に対しても、このような銀河は大きな銀河の近くにしばしば見られるという彼の主張を述べ、NGC 4151 と何らかの関係があるとみなします。

このアープの主張は一般の天文学者が受け入れるにはあまりにも大胆すぎますが、観測資料に基づく純粋な形態学的議論としては否定し得ないものを含んでいます。例えば、電離水素領域の見かけのサイズは距離の指標

として利用されるからです。ただし、NGC4151 の場合にはアープが電離水素領域とみなしたもの（図 3.14）が通常の電離水素領域とは考えられず、NGC 4156 のものとは同一視できないと反論することは可能です。

アープの仮説にこれ以上深入りすることは避け、他の一つの例を示すに止めます。図 3.20 は渦巻銀河とクェーサーのペアとして有名な NGC 4319 ($v_R = 1,700\text{km/s}$) と Mkn 205 ($v_R = 11,000\text{km/s}$) で、これには両者を結ぶブリッジ (bridge) が見えます。しかし、これが本当のブリッジなのかどうか疑われています。A. G. ウイリス (1979) は、Mkn 205 はクェーサーというよりもむしろ、セイファート銀河的電波性質を持つことを指摘しています。

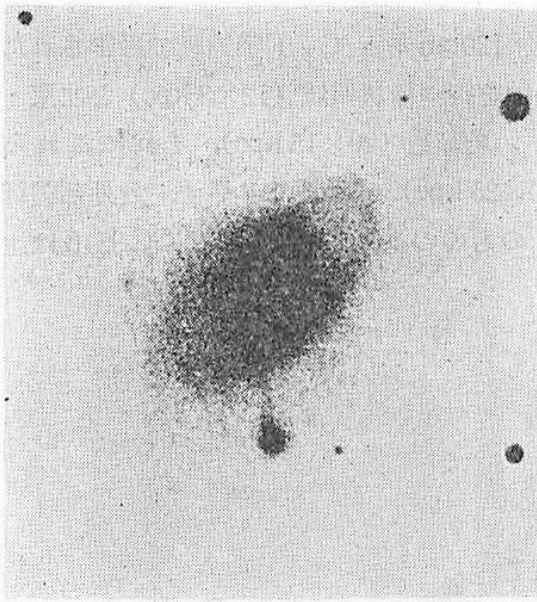


図 3.20 NGC 4319 と Mkn 20
5. 撮影には H_α の干渉
フィルターとイメージ
増幅管が使用され、露
光時間は30分、5m 望遠
鏡. (H. アープ 1971a).

図 3.20 NGC 4319 と Mkn 205. 撮影には H_α の干渉フィルターとイメージ増幅管が使用され、露光時間は30分、5m 望遠鏡. (H. アープ 1971a).

3. NGC 3516 と NGC 3783

NGC 1068 は SA 型, NGC 4151 は SAB 型の渦巻銀河です. ここでは SB 型の二つのセイファート銀河の構造を調べます.

(1) NGC 3516

NGC 3516 はやや遠く, 52 Mpc の距離に位置しています. ハッブル分類では Sa/SBO, モルガン分類では kB?R 4 です. ここで B? は棒状銀河?, R は明確な渦巻あるいは楕円構造を持たないが回転対称的な系であることを意味します. ド・ヴォクルールの分類では (R)SB(s)O です.

図 3.21 はパロマー天文台 120cm シュミット望遠鏡で撮影された NGC 3516 です. 南北に長軸を持つ棒状領域 (12×8 kpc) と北東・南西方向に扁平となったリング構造 (20×15 kpc), それにこれらを包む淡い最外部領域 (30×25 kpc) が識別できます. 最外部領域は NGC 1068 や NGC 4151 のものの半分しかなく, NGC 3516 は比較的コンパクトです.

牧野・スカイ・サーベイ・アトラス

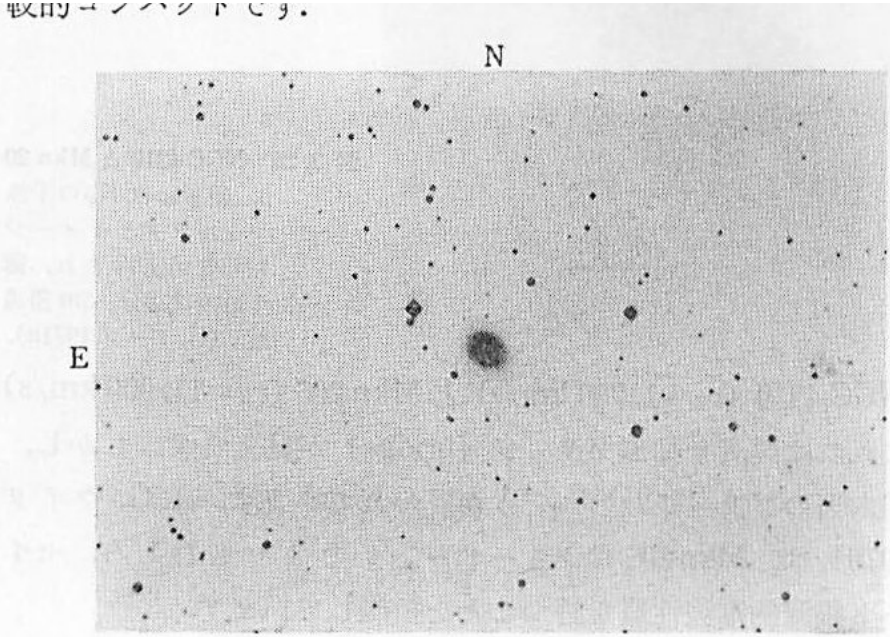


図 3.21 NGC 3516. (パロマー・スカイ・サーベイ・アトラス) . 写真上部に N, 左辺に E の方位記号.

図 3.22 は T. F. アダムス (1977) がマクドナルド天文台 2.1 m 望遠鏡のカセグレン焦点にイメージ増幅管を取り付けて撮影した紫外光, 赤外光, H_{α} 輝線の中心核領域の写真です. H_{α} 写真では中心核領域が最外部領域の長軸方向, すなわち, 棒状領域とほぼ直交した方向に伸び, 長さは 3 kpc 以上に達しています. この構造は明るい中心核の回折像によって一部隠されていますが, 紫外光写真でも見え, 南西側の一部が曲ったフィラメントへと続いています. 赤外光写真ではこのような構造は見え, 小さな円い中心核と南北に延びた棒状領域とから成っています.

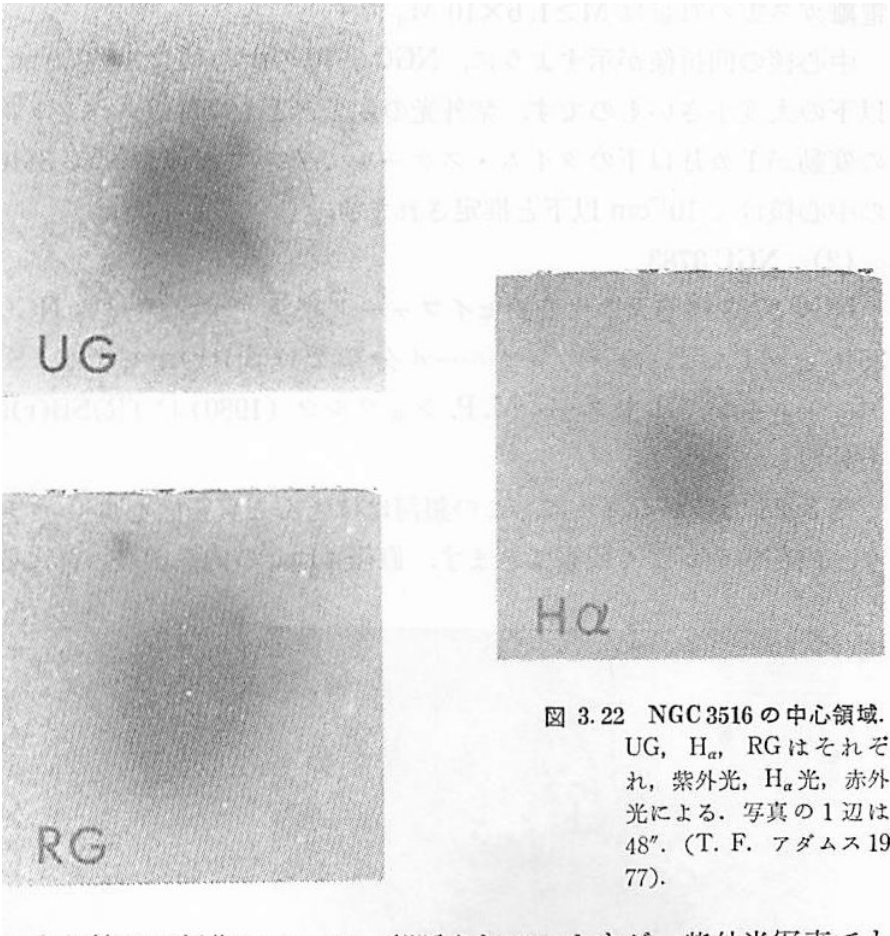


図 3.22 NGC 3516 の中心領域.

UG, H_{α} , RG はそれぞれ、紫外光, H_{α} 光, 赤外光による。写真の1辺は $48''$ 。(T. F. アダムス 1977).

図 3.22 NGC 3516 の中心領域. UG, H_{α} , RG はそれぞれ、紫外光, H_{α} 光, 赤外光による。写真の1辺は $48''$ 。(T. F. アダムス 1977).

NGC 3516 にも数 kpc の中心領域に電離ガス雲が存在します。M. H. ウルリッヒと D. ペキーニョ (1980) の分光観測によれば、電離ガス雲は半径 2 kpc 内に集中していますが、北北東—南南西方向に 7 kpc まで広がり、速度場は回転とは思えない不規則なものです。電離ガス雲の質量は $M \geq 1.6 \times 10^7 M_{\odot}$ です。

中心核の回折像が示すように、NGC 3516 の中心核は $1''(250 \text{ pc})$ 以下の大変小さいものです。紫外光の変光とともに輝線スペクトルの変動が1カ月以下のタイム・スケールで起きており、NGC 3516 の中心核は $\leq 10^{17} \text{ cm}$ 以下と推定されます。

(2) NGC 3783

NGC 3783 は南天の代表的セイファート銀河です。距離は NGC 3516 と同じです。ド・ヴォクルール分類では SB(r)a ですが、S. M. シムキン, H. J. スー, M. P. シュワルツ (1980) は (R)SB(r)a と分類しました。

図 3.23 で分かるように、この銀河はほとんど真正面を向いており、内部構造がよく観察できます。直径4 kpc の内部領域の外には直径8kpc のリングがあり、両者は北西・南東方向の細いバー(bar) でつながっています。NGC 1068 と同様、リングの内と外で表面輝度が不連続的に変化し、リングに沿って電離水素領域と思われる不規則な構造が見られます。バーとリングの交点から外側にアームが延び、直径約 15 kpc の領域を占めています。最外部領域はさらに大きく、 $40 \times 50 \text{ kpc}$ もあります (図 3.24)。

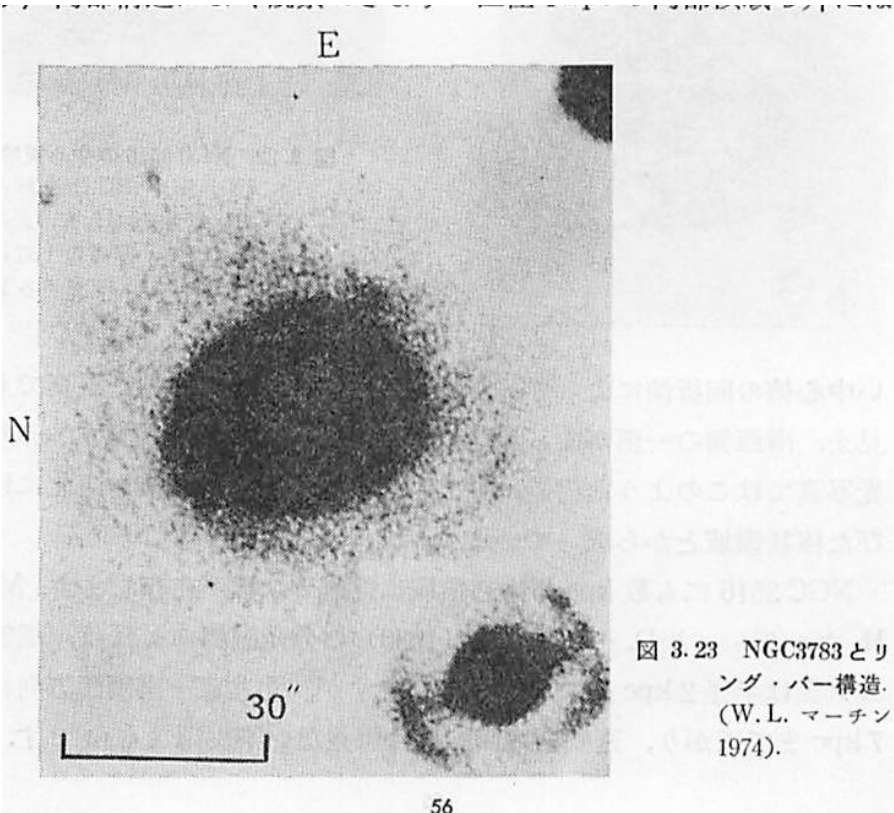


図 3.23 NGC3783 とリング・バー構造. (W. L. マーチン 1974). 写真上部に E, 左辺に N の方位記号. 左下にスケールバー 30".

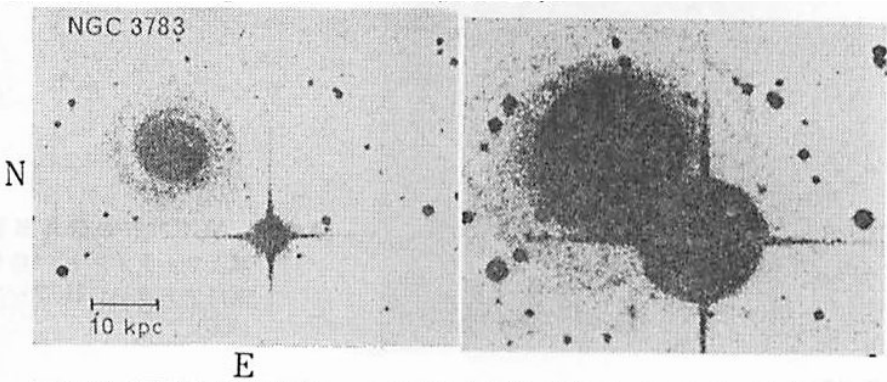


図 3.24 NGC 3783 の外部アームと最外部領域. (S. M. シムキン, H. J. スー, M. P. シュワルツ 1980).

図 3.24 NGC 3783 の外部アームと最外部領域. (S. M. シムキン, H. J. スー, M. P. シュワルツ 1980). 左の写真内に “NGC 3783” のラベル, 左辺に N, 下部に E の方位記号, スケールバー 10 kpc.

4. NGC 3227 と NGC 7469

これら二つのセイファート銀河は2重銀河であり, ヴォロンツォフ・ヴェリヤミノフの相互作用銀河でもあります.

(1) NGC 3227

NGC 3227 は NGC 3226 と2重銀河を形成し, VV 209, Arp 94 とも呼ばれます. NGC 3227 は Sb, g? S 4 p, SAB(s)ap とそれぞれ分類されます. 伴銀河 NGC 3226 は E 2 または E 3 の楕円銀河で, NGC 3227 のアームがこの伴銀河と結び付いているように見えます. NGC 3227 の距離を 22Mpc とすれば, 両銀河の見かけ距離は13kpc です. さらに北側に延びるフィラメントが

見え、両銀河を包むリング的な最外部領域は大よそ $45 \times 35 \text{ kpc}$ の広がりを持っています (図 3.25).

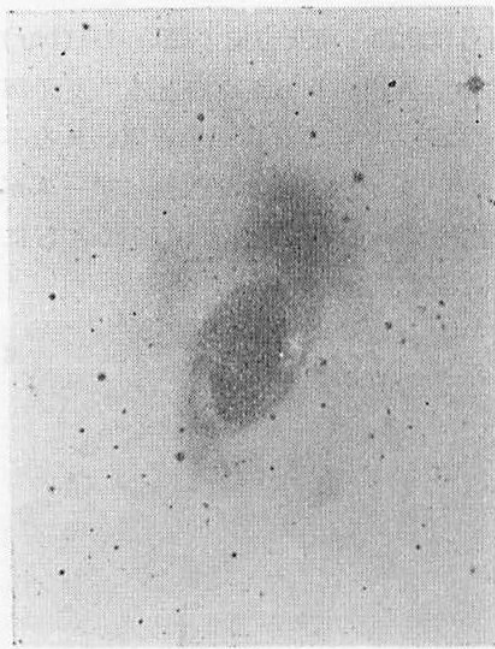


図 3.25 NGC 3227 の最外部領域とフィラメント. (特異銀河アトラス, H. アープ 1966).

3. 25).

図 3.25 NGC 3227 の最外部領域とフィラメント. (特異銀河アトラス, H. アープ 1966).

図 3.25 の黒くつぶれている部分は電離水素領域を含む無定形の円盤領域です (図 3.26). 明確な渦巻アームはこの領域には認められず、棒状領域にも似ています. また、準恒星状の中心核が際立っていますが、はっきりとした中央楕円体 (central bulge) は認められません. これはセイファート銀河の絶対光度に下限を与える最も暗いグループ (NGC 1566, NGC 3227, NGC 4051) に共通した性質です.

V. C. ルービンと W. K. フォード (1968) の観測によれば, NGC 3227 と NGC 3226 の視線速度はそれぞれ $v_R = 1,175$ と $1,350$ km/s で, $\Delta v_R = 175$ km/s の差があります. この速度差は2重銀河として妥当なものです, NGC 3226 方向のアームに沿った速度差は異常に大きく, 最大 ~ 800 km/s にも達します. 305 m 電波望遠鏡で観測した中性水素 21 cm の輝線輪郭の中心も両銀河の視線速度から大きくずれ, 強い重力的相互作用の形跡が見られます (G. R. ナップ, F. J. カー, B. A. ウィリアムズ 1978). NGC 3227/3226 は遭遇中の銀河である可能性が十分考えられます (A. トゥーマと J. トゥーマ 1972).

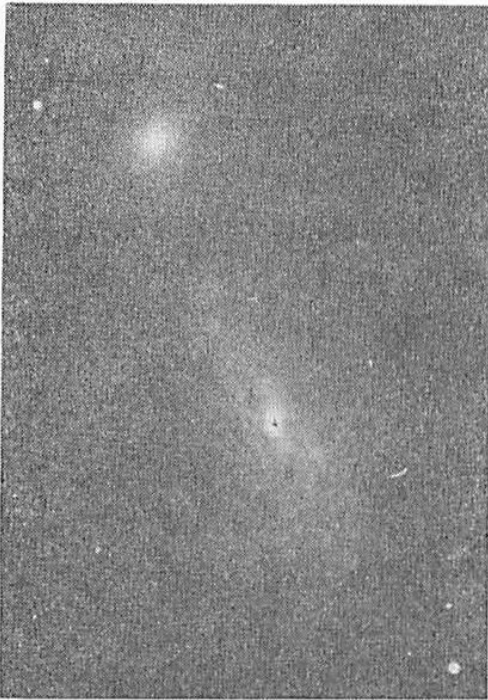


図 3.26 NGC 3227. (東京天文台岡山天体物理観測所の 188 cm 望遠鏡で撮影).

図 3.26 NGC 3227. (東京天文台岡山天体物理観測所の 188 cm 望遠鏡で撮影) .

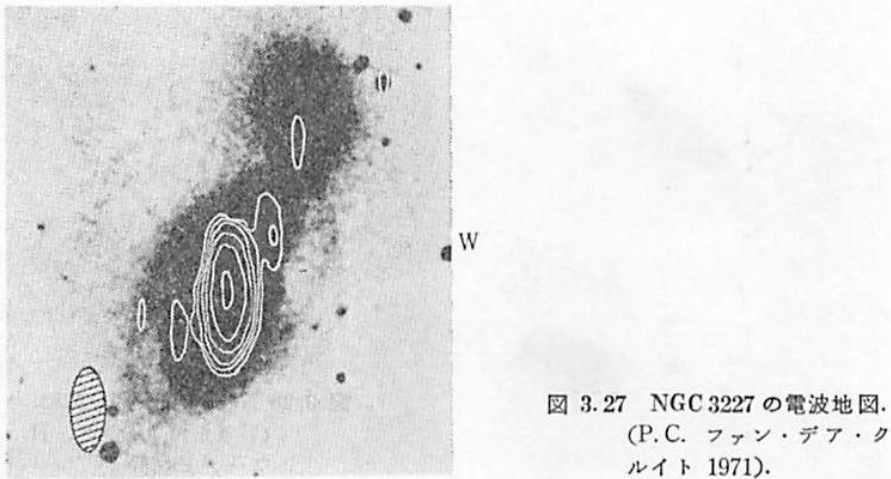


図 3.27 NGC 3227 の電波地図.
(P. C. ファン・デア・クルイト 1971).

図 3.27 NGC 3227 の電波地図. (P. C. ファン・デア・クルイト 1971). 電波等高線が可視写真に重ねられている. 右辺に W の方位記号, 左下に斜線を施したビーム.

1415 MHz の電波で見た NGC 3227 を図 3.27 に示します. 中心核を中心とする電波源のみがあり, 伴銀河 NGC 3226 からは電波は放出されていません. NGC 3227 の $10^7 - 10^{11}$ Hz 間の電波光度は $L_R = 8.7 \times 10^{38}$ erg/sec です. これは弱い電波源にすぎません. しかし X 線では $L_X(2 - 10 \text{ KeV}) = 1.3 \times 10^{42}$ erg/s と強力です. このように X 線で明るいのは, NGC 3227 が相互作用銀河であることと無関係ではないように思えます.

(2) NGC 7469

NGC 7469 は Sa, g? S 3 :pN, (R')SAB(rs)a と分類されます. 伴銀河 IC 5283 は不規則銀河で, 両銀河の見かけ距離は 35 kpc です. この 2 重銀河が VV 254, Arp 298 と呼ばれることはすでに述べました.

特異銀河アトラスの NGC 7469 を図 3.28 に示します. これには少なくとも三つの領域が区別できます. その一つは 40×30 kpc の最外部領域で, 1 本

アーム、またはリング状をしています。第2は主要円盤領域で、大きさは 11×17 kpc です。NGC 1068 や NGC 4151 と異なり、最外部領域と主要円盤領域の長軸は同一方向を向いています。図 3.29 の写真では主要円盤領域と第3番目の内部領域（ ~ 5 kpc）の構造が見られます。内部領域は P. A. 45° 方向に扁平で、1, 2, 3 と番号付けられた3個のコンデンセーション（condensation）を C. バルビェリ、S. ディ・アリギェリ、M. ザンボン（1977）は見つけています。4はリング的アームが接する点です。NGC 7469 の中心核も巨大なガス雲によって取り囲まれているのでしょう。輝線スペクトルも直径 $3''.7$ の領域に観測されます。図 3.30 は J. J. コンドン（1981）が 4885 MHz の電波で観測した NGC 7469 の地図です。電波源は直径 $4''$ (2 kpc) のハロ（halo）と直径 $0''.3$ 以下の分解できないコア（core）とから成り、電波強度の比は7対2です。

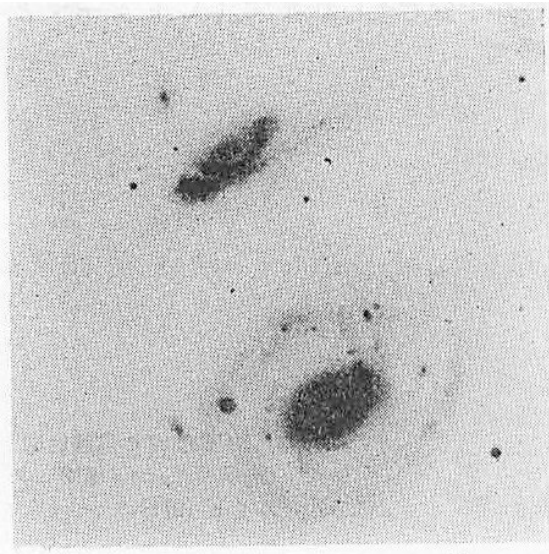


図 3.28 NGC 7469 と IC 5283.
(特異銀河アトラス, H.
アープ 1966).

図 3.28 NGC 7469 と IC 5283. (特異銀河アトラス, H. アープ 1966) .

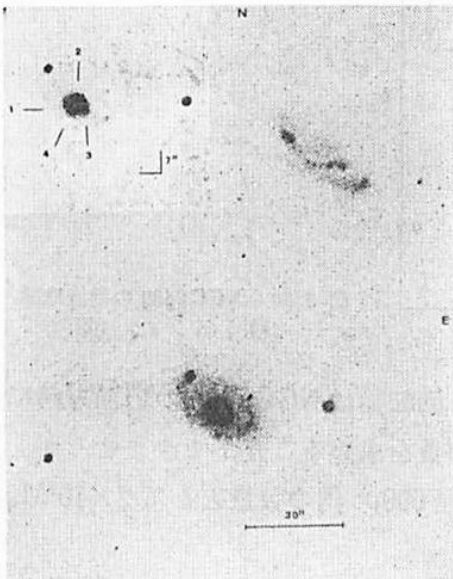


図 3.29 NGC 7469 の内部と中心核領域. 左上は中心核領域. (C. パルビエリ, S. ディ・アリギエ

図 3.29 NGC 7469 の内部と中心核領域. 左上は中心核領域. (C. バルビェリ, S. デイ・アリギェリ, M. ザンボン 1977). 写真上部に N, 右辺に E の方位記号, スケールバー 30", 左下に "NGC 7469" のラベル. 左上の挿入図には 1" のスケールと 1, 2, 3 のコンデンセーション番号.

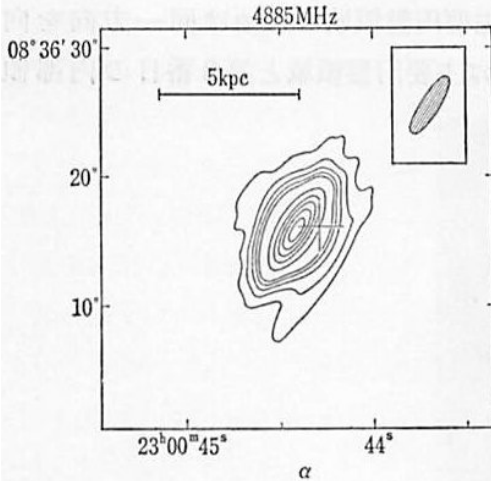


図 3.30 NGC 7469 の電波地図. (J. J. コンドン 1981).

図 3.30 NGC 7469 の電波地図. (J. J. コンドン 1981). 上部に 4885MHz, スケールバー 5kpc, 縦軸 δ ($08^{\circ}36'30''$, $20''$, $10''$), 横軸 α ($23^{\text{h}}00^{\text{m}}45^{\text{s}}$, 44^{s}), 右上の枠内にビーム楕円.

NGC 7469 の速度曲線は伴銀河 IC 5283 との重力的相互作用のために, 北側で非対称を示します. 回転軸は NGC 7469 の短軸方向にあります. 非対称性のために全質量を求めることができませんが, K. S. アンダーソン (1973) は半径 600pc 内の質量として $2 \times 10^9 M_{\odot}$ を得ています.

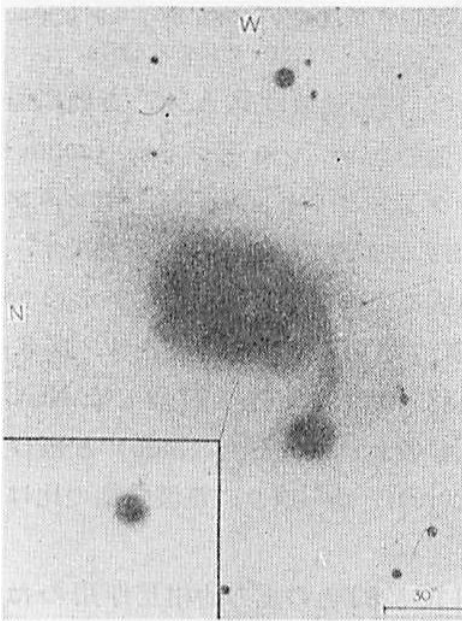


図 3.31 NGC 7603. 左下は NGC 7603 の伴銀河のうす焼き写真.
(H. アープ 1971).

図 3.31 NGC 7603. 左下は NGC 7603 の伴銀河のうす焼き写真. (H. アープ 1971). 写真上部に W, 左辺に N の方位記号, 右下にスケールバー 30".

伴銀河 IC 5283 は大変奇妙な形態をしており, 3個から成る相互作用銀河のようにも見えます. 特異銀河アトラスではフィラメントも見えます. IC 5283 の視線速度は $4,710 \text{ km/s}$ で, NGC 7469 の $5,075 \text{ km/s}$ とよく一致しています.

ところが, 一見2重銀河に見えるセイファート銀河 NGC 7603 (Arp 92, Mkn 530) では, 伴銀河の視線速度は主銀河の $8,800 \text{ km/s}$ の約2倍, $16,900 \text{ km/s}$ もあります. 通常解釈ではそれぞれ, 180 と 340 Mpc の距離にある銀河で, 偶然重なって2重銀河として見えるのですが, 両銀河を結ぶブリッジは2重銀河であることを否定するには見事です (図 3.31).

5. NGC 1275

NGC 1275 はペルセウス銀河団の中心に位置する楕円銀河で、電波源 3C 84, Perseus A とも呼ばれます。X線も強力です。W. バードと R. ミンコフスキー（1954）の衝突説以来、話題の多い天体です。

(1) ペルセウス銀河団

ペルセウス銀河団は G. O. エイベル（1958）の銀河団カタログに 426 番として登録されているので、Abell 426 と呼ばれます。L. P. バウツと W. W. モルガン（1970）は銀河団の中心銀河がどれほど大きいかという基準にもとづき、銀河団を三つの型に分類しました。最も大きい cD 銀河を含むものを I 型（Abell 2199；図2.6）、明確な中心銀河を持たないものを III 型（おとめ座銀河団）、その中間を II 型（かみのけ座銀河団）と分類します。ペルセウス銀河団は II と III の中間の II・III 型ですから、NGC 1275 は銀河の中心天体としてはそれほど巨大ではありません。

NGC 1275 から西へたくさんの銀河が一直線上に並んでいます（図 3.34；図 3.35；図 3.38）。ペルセウス銀河団の距離を 108 Mpc ととれば、NGC 1275 から IC 310 までの見かけ距離は 1,100 kpc となります。ハッブルの音叉型分類になぞらえた H. J. ルードと G. N. サストリ（1971）の銀河団分類では、ペルセウス銀河団は L 型の典型とされています（図 3.32）。さらに NGC 1275-IC 310 と同一方向に Abell 347, Abell 262 その他の銀河団が鎖状に並んでいるという驚くべき事実があります（図 3.33）。これはペルセウス超銀河団（Perseus supercluster）と呼ばれ、 $45^{\circ} \times 1.5^{\circ}$ （ 80×3 Mpc）もの巨大な広がりを持っています*。

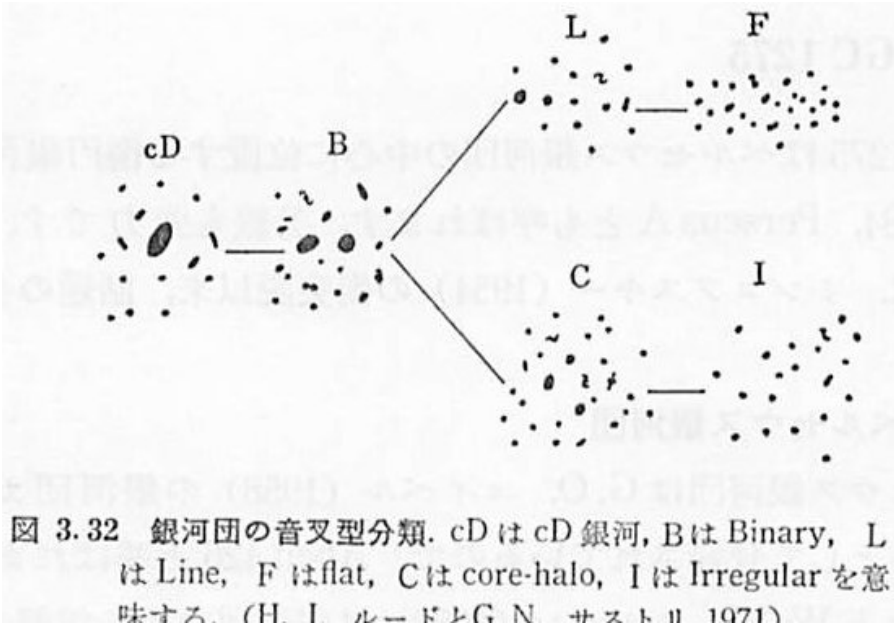


図 3.32 銀河団の音叉型分類. cD は cD 銀河, B は Binary, L は Line, F は flat, C は core-halo, I は Irregular を意味する. (H. J. ルードと G. N. サストリ 1971)

図 3.32 銀河団の音叉型分類. cD は cD 銀河, B は Binary, L は Line, F は flat, C は core-halo, I は Irregular を意味する. (H. J. ルードと G. N. サストリ 1971).

S. E. ストロームと K. M. ストローム (1978) はペルセウス銀河団には扁平な銀河の多いことを見出しています. しかも, 銀河の長軸の分布を調べてみると, 銀河団の鎖状方向と同じ東西方向にピークが見つかるのです. この傾向が物理的に意味を持つならば, 銀河団の形成と個々の銀河の誕生は深い関連を持ったと解釈しなければなりません. 上で見たように, 超銀河団の扁平方向とも一致しており, これらは宇宙の歴史をひも解く重要な鍵のように思えます.

* ペルセウス超銀河団内には, NGC 1275(2p), Mkn 1(2), Mkn 348(2), Mkn 352(1), Mkn 993(2), Mkn 1040(1), Mkn 1058(2), Mkn 1066(2), Mkn 1073(2), Mkn 1157(2), Akn 79(1) の11個のセイファート銀河が含まれる.

ここでカッコはセイファート型である。(佐々木実, 山本将史, 市川哲雄の卒業研究 1981) .

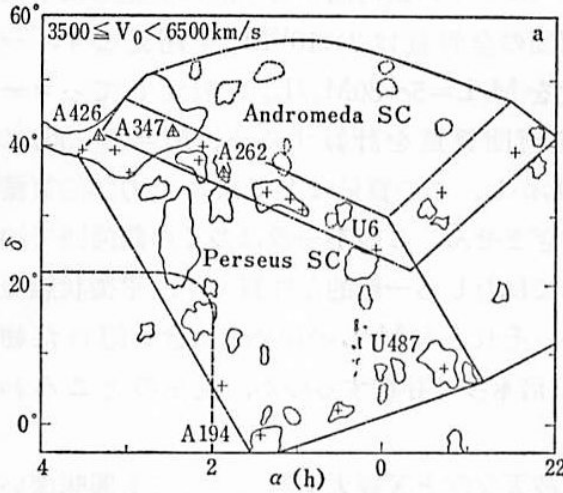


図 3.33 ペルセウス超銀河団. (J. エイナスト, M. ジョヴェール, E. サール 1980).

図 3.33 ペルセウス超銀河団. (J. エイナスト, M. ジョヴェール, E. サール 1980). 図中の表示: $3500 \leq V_0 < 6500 \text{ km/s}$, 右上に a. 縦軸 δ (60° , 40° , 20° , 0°), 横軸 α (h) (4, 2, 0, 22). 記号: A426, A347, A262, U6, U487, A194, Andromeda SC, Perseus SC.

N. A. バコール (1974) は 17.5 等よりも明るい銀河をカウントすることによって, ペルセウス銀河団の構造を調べました. 直径 4 Mpc 内にカウントされた銀河の総数は 251 個で, 銀河団の中心は $\alpha(1950) = 3^{\text{h}}16^{\text{m}}.1$, $\delta(1950) = 41^\circ18'.5$ にありました. この位置は NGC 1275 と西隣の NGC 1272 とのちょうど中間に当たります. 銀河団の形状は東西方向に長く, 軸比は大よそ 1 対 2 です. 銀河の個数面密度はコア半径 $8'$ (240 kpc) の等温モデルでよく表現でき, 銀河団全体の光度は $L = 1.2 \times 10^{13} L_\odot$ と計算されます. コア領域の光度は NGC 1275 の 4 倍の $L_c = 6 \times 10^{11} L_\odot$ です.

ペルセウス銀河団内の銀河の速度分散は大変大きいことで有名です。正規分布で近似すれば、その標準偏差値は $\sigma_{v_0} = 1,420 \pm 140 \text{ km/s}$ となります。このように大きな速度分散を銀河団自身の重力で支えるには、すなわち、ペルセウス銀河団が力学的に安定した平衡状態にあるならば、銀河団の全質量は $2 \times 10^{15} M_{\odot}$ を超えます。一方、銀河の質量対光度比を $M/L=5 \sim 30 M_{\odot}/L_{\odot}$ と仮定してバコールの求めた全光度から銀河団質量を計算すると、 $M = (6 \sim 36) \times 10^{13} M_{\odot}$ が得られます。しかし、この質量は上で求めた力学的質量のたったの 3~18% にすぎません。この不一致は多くの銀河団で知られており、銀河団としてはむしろ一般的な性質です。平衡状態の仮定が誤まっているのか、それとも M/L の極めて大きい隠れた物質 (hidden mass) が 10 倍も多く存在するのか、現在のところわかっていません。

ペルセウス銀河団は電波天文学とX線天文学にとっても興味深い対象です。図 3.34 は G. R. ギスラーと G. K. マイリー (1979) が 610 MHz の電波で描いたペルセウス銀河団の電波地図です。これにはたくさんの電波源が分解されています。このうち No. 18 の IC 310, No. 33 の NGC 1265, No. 28 の CR 15 には長く尾を引くオタマジャクシのような構造が見られます。この種の電波源は尾を持った銀河 (tailed galaxy) と呼ばれ、ペルセウス銀河には特に多く見つかります。これらは銀河から放出された高エネルギー粒子が銀河団内の高温プラズマによって尾の形に閉じ込められて出来たものです。銀河団内といえども空虚ではないのです。図 3.34 はまた NGC 1275 が二つの成分 a, b から成る直径 $5'(150 \text{ kpc})$ の大きな電波ハロによって取り囲まれていることを明らかにしています。成分 a は NGC 1275 と一致していますが、成分 b は NGC 1275 と NGC 1272 の中間に位置し、バコールの決定した銀河団中心に一致しています。銀河団内の高温プラズマとの関連が考えられるでしょう。

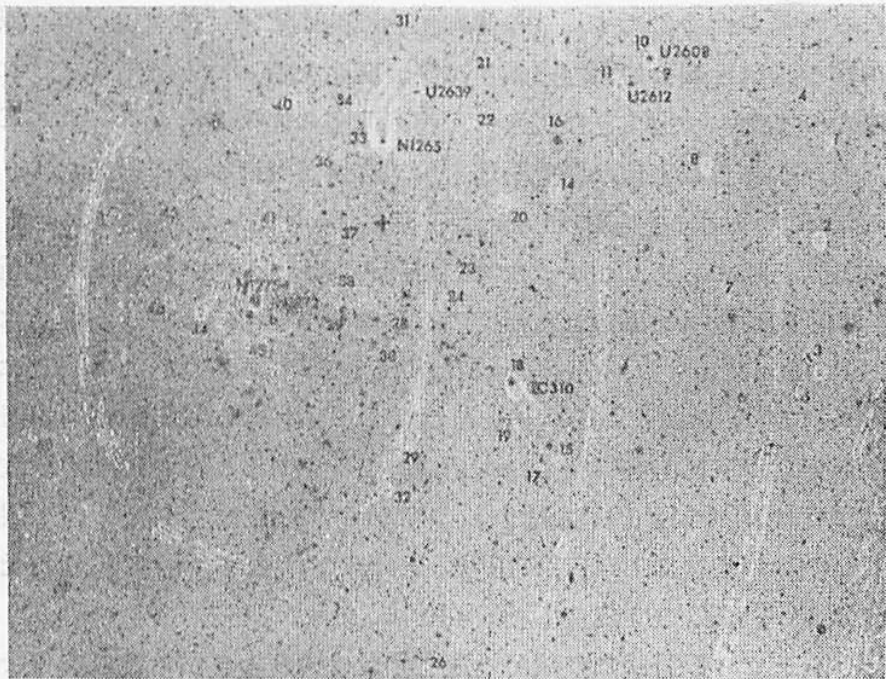


図 3.34 ペルセウス銀河団の電波地図. N は NGC, U は UGC を意味し, NGC 1275 の a と b は a, b 成分を表わす. 解像力は $54'' \times 82''$. (G. R. ギスラーと G. K. マイリー 1979).

図 3.34 ペルセウス銀河団の電波地図. N は NGC, U は UGC を意味し, NGC 1275 の a と b は a, b 成分を表わす. 解像力は $54'' \times 82''$. (G. R. ギスラーと G. K. マイリー 1979). 図中に電波源の番号 4, 10, 11, 14, 15, 16, 17, 18, 19, 20, 21, 22, 23, 26, 27, 28, 29, 31, 32, 33, 34, 36, 40 などと N1265, N1275a・b, U2608, U2612, U2639, IC 310 のラベルが付されている

1968年, M. ライルと M. D. ウィンドラムは $5'$ のハロ成分 3C 84 A の他に, NGC 1275 から 830 kpc 離れた NGC 1265 と 1,100 kpc 離れた IC 310 とを包み込む $1 \sim 2$ Mpc の銀河団成分 3C 84 B の存在を報告しました. これは長い間信じられてきましたが, G. R. ギスラーと G. K. マイリー (1979), および M. バーキンショウ (1980) の電波観測によって, 解析の不完全で生じたゴーストであることが判明しました.

X線観測はより一層明確に銀河団内気体の存在を私達に教えてくれます。図 3.35 と図 3.36 はアインシュタインX線衛星から観測されたペルセウス銀河団と NGC 1275 周辺のX線地図です。A. C. ファビアン達 (1981) の図 3.36 には後に調べるリンズのフィラメントが同じスケールで挿入されています。G. ブランドゥアルディ・レイモント達 (1981) の解析によれば、NGC 1275 の点状X線源の光度は $L_X(0.5-3.0\text{KeV})=1\times 10^{44}\text{ erg/s}$ 、点状X線源を除いた半径 $9'$ (270 kpc) の領域では $L_X=4\times 10^{44}\text{ erg/s}$ です。M. P. ウルマー達(1980)の HEAO I 衛星による観測では、さらに直径 5° ($\sim 9\text{Mpc}$) まで広がった銀河団のハロ成分が確認されています。

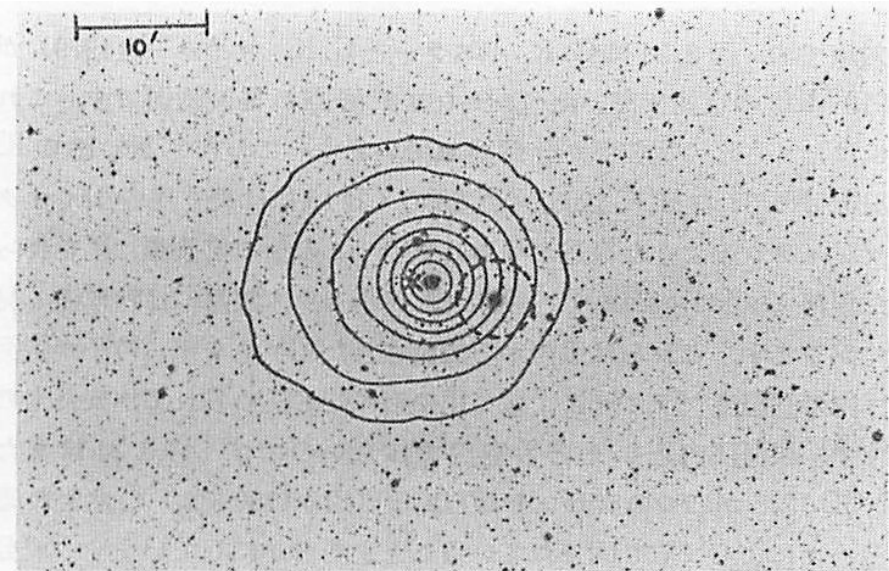


図 3.35 アインシュタイン X 線衛星から観測されたペルセウス銀河団
(G. ブランドゥアルディ・レイモント達 1981)

図 3.35 アインシュタインX線衛星から観測されたペルセウス銀河団 (G. ブランド
ウアルディ・レイモント達 1981) 左上にスケールバー 10'. X線等高線が可視写真に
重ねられている。

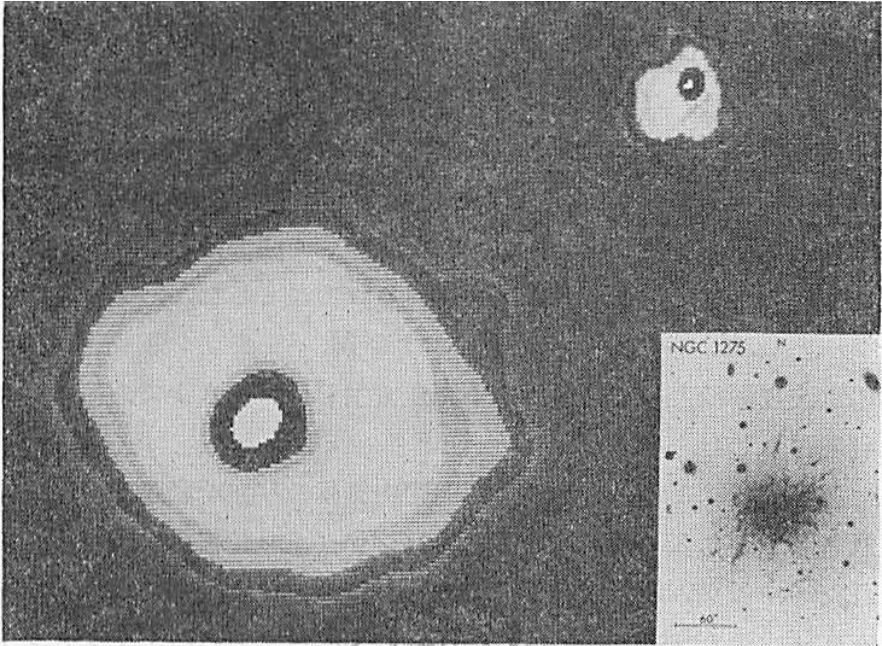


図 3.36 アインシュタインX線衛星から観測された NGC 1275 (A.
C. ファビアン達 1981).

68

図 3.36 アインシュタインX線衛星から観測された NGC 1275 (A. C. ファビアン達
1981). 右下の挿入図に “NGC 1275”, 方位記号 N, スケールバー 60'.

波長 6.7 keV の鉄のスペクトル線が観測されるので、銀河団X線は約1億
度 (10^8 K) の高温プラズマからの熱輻射と考えられます. (R. J. ミッチェ
ル達 1976). 等温ガス球モデルを仮定して計算すると、ペルセウス銀河団の
場合、全質量は $4 \times 10^{14} M_{\odot}$ 、中心でのガスの個数密度は 4.5×10^{-3} 個/cm³
となります(表 3.1). この全質量は M/L 比を仮定して求めた銀河団質量
 $M = (6 \sim 36) \times 10^{13} M_{\odot}$ と

表 3.1 銀河団内気体の性質 (H. ガルスキーと D. A. シュワルツ 1977)

銀 河 団	X線源	コア半径*	中心での* 個数密度 (個/cm ³)	コア質量 全質量 ($M_{\odot}$)	有効温度 (KeV)	鉄の輝線 (宇宙元素 比に対する 割合)
ペルセウス 銀河団 (Abell 426)	3U0316+ 41	15'±2'	$4.5 \pm 2 \times 10^{-3}$	$7 \pm 3 \times 10^{13}$ $4 \pm 2 \times 10^{14}$	7.0±0.4	0.45±0.08
おとめ座銀 河団 (M87)	3U1228+ 12	25'±4'	$5_{-3}^{+6} \times 10^{-3}$	$1.5_{-1}^{+2} \times 10^{12}$ $9_{-6}^{+11} \times 10^{12}$	2.8±0.2	0.40±0.21
かみのけ座 銀河団 (Abell 1656)	3U1257+ 28	16'±3'	$3 \pm 2 \times 10^{-3}$	$7 \pm 4 \times 10^{13}$ $5 \pm 3 \times 10^{14}$	9.3±1.3	0.38±0.23

* $n(r)=n_0(1+r^2/a^2)^{-3/2}$ を仮定, ここで $n(r)$ は半径 r でのガスの個数密度, n_0 は中心での個数密度, a はコア半径.

力学的に計算された質量 $M = 2 \times 10^{15} M_{\odot}$ と比較すべきです. いかに莫大な質量であるかが分ります. 銀河団の鉄の元素比は宇宙の元素比と変わらないことが知られていますので, 高温銀河団内気体は宇宙の初期に残されたものではなく, 主に銀河団内の銀河からのガスの放出に起源を持つと考えなければなりません.

(2) NGC 1275 の形態

NGC 1275 の研究に戻しましょう. この銀河は楕円銀河的ですが, 他の銀河団の中心天体と同じく巨大なハロを持っています. これは NGC 1275 と, 北北西へ 3'(90 kpc) 離れた楕円銀河 NGC 1278 との表面輝度分布を比較してみれば容易に分ります (図 3.37). NGC 1275 では通常の楕円銀河に見られる半径のカット・オフが測定限界の 28—29 等/平方秒まで見られないのです. したがって, NGC 1275 は一般に特異な楕円銀河 E 2p とされてい

ますが、むしろ D 銀河と分類する方が適切です。T. A. マッシューズ, W. W. モルガン, M. シュミット (1964) は NGC 1275 を ED 2 と分類しています。

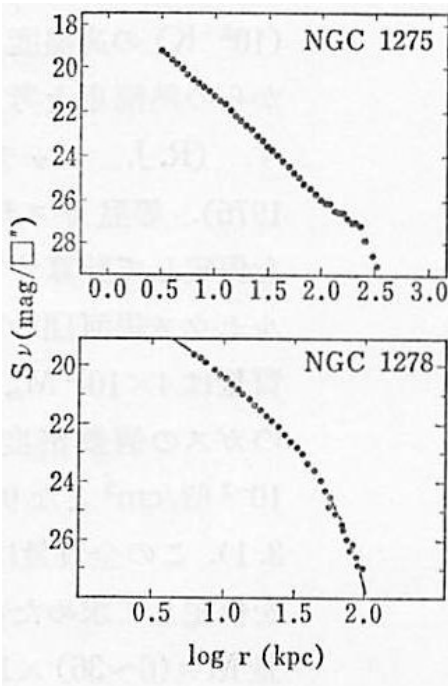


図 3.37 NGC1275 と NGC 1278 の表面輝度分布 (A. エムラー 1976).

図 3.37 NGC 1275 と NGC 1278 の表面輝度分布 (A. エムラー 1976). —縦軸： S_v (mag/arcsec²) (上のパネル 18, 20, 22, 24, 26, 28/下のパネル 20, 22, 24, 26), 横軸： $\log r$ (kpc) (上のパネル 0.0—3.0, 下のパネル 0.5—2.0). 上のパネルに NGC 1275, 下のパネルに NGC 1278 と記されている。

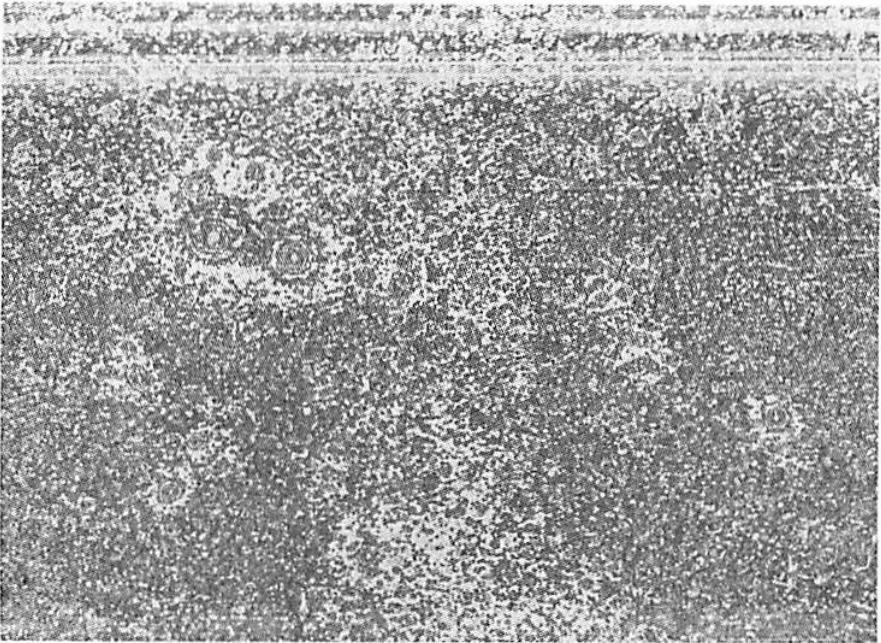


図 3.38 ペルセウス銀河団の微測濃度計トレース. (J. コルメンディと J. N. バコール 1974).

図 3.38 ペルセウス銀河団の微測濃度計トレース. (J. コルメンディと J. N. バコール 1974).

H. アープと F. ベルトーラ (1971), J. コルメンディと J. N. バコール (1974) は NGC 1275 と西へ ~ 150 kpc 離れた NGC 1272 を包み込む直径 ≥ 400 kpc の巨大なハコを発見しています (図 3.38). ペルセウス銀河団の中心は NGC 1275 と NGC 1272 の中間に位置していることを先に見ましたが, このことを考慮すると, 銀河団の中心天体は NGC 1275/NGC 1272 の 2 重銀河であるとみなすことも不可能ではありません. ただし, NGC 1275 の視線速度が $5,360$ km/s であるのに対して, NGC 1272 のそれは $4,340$ km/s です.

(3) 高速度フィラメント

先ず、異なった波長域での NGC 1275 の写真を比較してみましょう。

図 3.39 の上の写真は青い光で、下の写真は赤い光で、中央の写真は短時間露光の紫外光で撮影されたものです。青い光と紫外光による写真では、北から北西側にわたって幾つものノットを含む不規則な構造が写っています。これが高速度フィラメントと呼ばれるもので、W. バーデと R. ミンコフスキーが NGC 1275 に衝突中の銀河とみなしたものです。

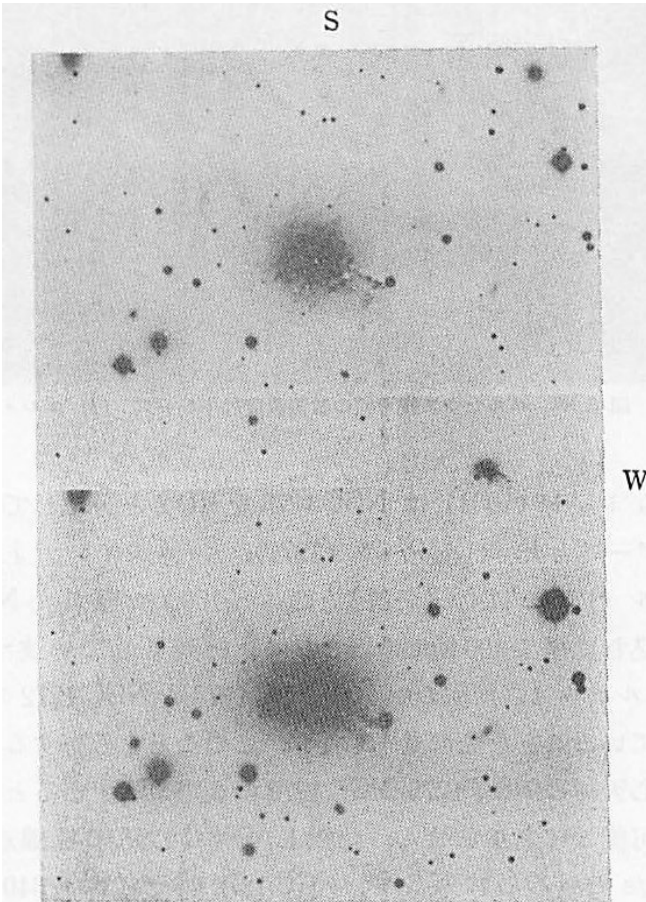


図 3.39 NGC 1275. 上は青い光 ($\lambda\lambda 3500-4800 \text{ \AA}$), 下は赤い光 ($\lambda\lambda 6000-6800 \text{ \AA}$), 中央は紫外光 ($\lambda\lambda 3300-3900 \text{ \AA}$) で撮影. 上が南, 右が西. (G. R. バービッジ, E. M. バービッジ, A. R. サンデッジ 1963).

図 3.39 NGC 1275. 上は青い光 ($\lambda\lambda 3500-4800 \text{ \AA}$), 下は赤い光 ($\lambda\lambda 6000-6800 \text{ \AA}$), 中央は紫外光 ($\lambda\lambda 3300-3900 \text{ \AA}$) で撮影. 上が南, 右が西. (G. R. バービッジ, E. M. バービッジ, A. R. サンデッジ 1963). —写真の上端に S, 右端に W の方位記号.

1965年, E. M. バービッジと G. R. バービッジは NGC 1275 の分光観測を行ない, NGC 1275 に対して $3,000 \text{ km/s}$ の速度で運動しているフィラメントが北西方向の狭いコーン状の領域に限られていることを示しました. バービッジ夫妻はこの速度場を中心核の爆発によって放出された $3,000 \text{ km/s}$ のジェットであると解釈し, W. バーデと R. ミンコフスキーの衝突説を完全に否定し得たと宣言しました. この観測は特異な銀河現象を, すべて中心核の爆発によって説明しようとする当時の学界の動向を一層強める結果となったのです.

しかし, 疑いの無い事実として確立されたかに見えたこの爆発説も, D. ド・ヤング, M. ロバーツ, W. サスロー (1973) および, R. D. エッカーズ達 (1976) の 21 cm 吸収線の観測によって再び疑問視され出します. と言うのは, 21 cm 吸収線が NGC 1275 に対して高速度フィラメントと同じく $3,000 \text{ km/s}$ 偏移した $8,100 \text{ km/s}$ の視線速度を持っていたからです (図 3.40). このことは NGC 1275 の電波が, NGC 1275 よりも手前にあり, NGC 1275 に対して $3,000 \text{ km/s}$ の速度で接近している中性水素ガス雲によって吸収されていることを意味します. 爆発説に立てば NGC 1275 に対して $3,000 \text{ km/s}$ の後退速度を持つジェットは前方ではなく, 後方へ向かっていなければならない, 決定的な矛盾を生じるのです.

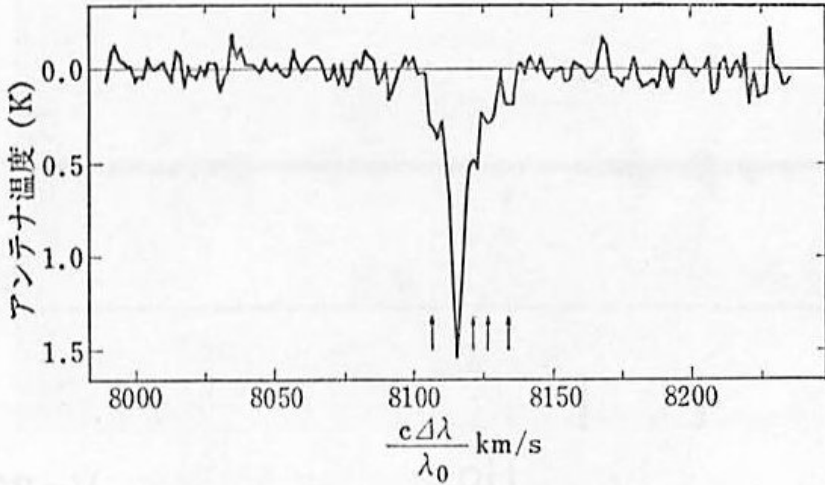


図 3.40 NGC 1275 の 21 cm 吸収線. (D. ド・ヤング, M. ロバーツ, W. サスロー 1973).

図 3.40 NGC 1275 の 21 cm 吸収線. (D. ド・ヤング, M. ロバーツ, W. サスロー 1973). — 縦軸：アンテナ温度 (K) (0.0, 0.5, 1.0, 1.5), 横軸： $c\Delta\lambda/\lambda_0$ km/s (8000, 8050, 8100, 8150, 8200). 吸収の底の付近に 4 本の矢印が付されている.

V. C. ルービン達 (1977) は高速度フィラメント領域の詳細な分光観測を行いました. 結果は明らかに爆発説にとって不利なものでした. 図 3.41 は分光器のスリットを中心核を通して南東・北西方向にセットして撮った分光写真です. 中央の黒い線は中心核の連続スペクトルで, 下の横線は北西方向の高速度フィラメントの先端にある星の連続スペクトルです. 中心核のスペクトル上には H_α と [N II] $\lambda 6583$ の強い輝線が見え, 中心核を取り囲む電離ガス雲は直径 ~ 5 kpc の領域を占めていることを示しています. 中心核の連続スペクトルの下にも輝線が見えます. これが NGC 1275 に対して 3,000 km/s の後退速度を持つ視線速度 8,200 km/s の高速度フィラメントからの H_α です.

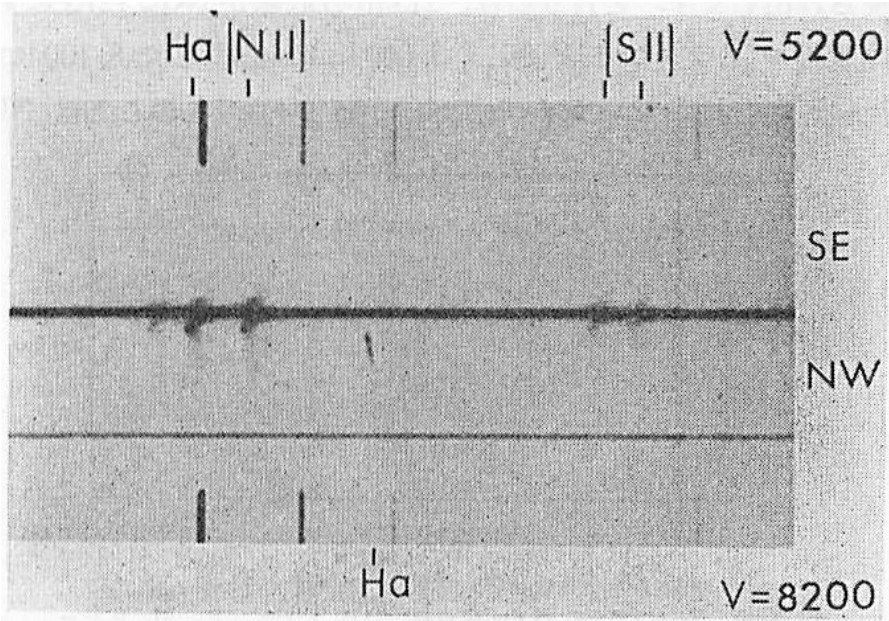


図 3.41 NGC 1275 のスペクトル写真. (V. C. ルービン達 1977). — 図中の記号 : 上段に $H\alpha$, $[N II]$, $[S II]$, $V=5200$, 右側に SE・NW, 下段に $H\alpha$, $V=8200$.

ルービン達は、高速度フィラメントが中心核から放出されたものであれば、この $H\alpha$ 輝線は中心核から連続的に伸びているべきだと主張します。さらに彼女らは南東方向に比べて北西側では、NGC 1275 内の星の連続スペクトルが弱まっていることに注目し、これを手前に高速度フィラメントが位置しているために星の光が弱められた結果であると説明しました。高速度フィラメントの速度場も東側の 8,100 km/s から西側の 8,400 km/s まで連続的に変化し、約 150 km/s の銀河の回転を思わせます (図 3.42)。

高速度フィラメントの大きさ $25 \times 10 \text{ kpc}$ は 1 個の銀河としておかしくないものです。S. M. ケントと W. L. W. サージェント (1979) の観測でも、高速度フィラメントの輝線強度比は Sc 型銀河の電離水素領域のものとよく似ていることが確かめられており、高速度フィラメントが NGC 1275 に対し

て 3,000 km/s の速度で落下, あるいは衝突中の横向き of Sc 型渦巻銀河であるとする解釈は幾つもの有力な傍証を持ちます. ペルセウス銀河団の速度分散は大変大きく, 3,000 km/s という速度は銀河団メンバーを疑われるほどに大きなものではありません. E. M. バービッジ, H. E. スミス, G. R. バービッジ (1978) は依然として, ルービン達が高速度フィラメントが銀河であることを立証する $V=8,200$ km/s の星の吸収線を観測できなかったことを理由にあげ, 爆発説が最も自然な解釈であると主張していますが, 最近の観測は決定的にこの説に不利です.

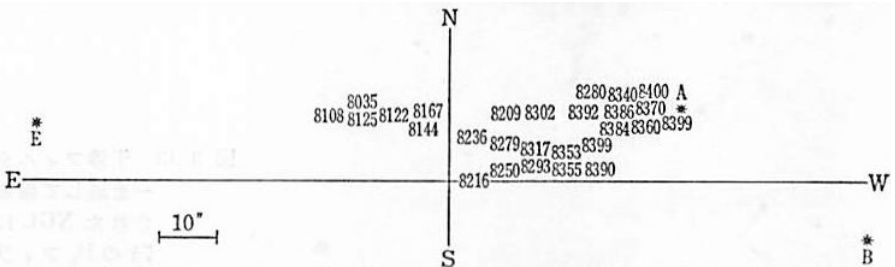


図 3.42 高速度フィラメントの速度場. 図中の数字は各点の速度 (km/s) を表わす. (V.C. ルービン達 1977).

図 3.42 高速度フィラメントの速度場. 図中の数字は各点の速度 (km/s) を表わす. (V.C. ルービン達 1977). 一図の上端に N, 下端に S, 左端に E, 右端に W. 左下にスケール 10". 図中の記号: 左側に *E, 右下に *B, 右上に A と *. 一図中の数値 (東側=左側): 8035/8108, 8125, 8122, 8167/8144 — 図中の数値 (西側=右側): 8280, 8340, 8400 A/8209, 8302, 8392, 8386, 8370 */8384, 8360, 8399/8236, 8279, 8317, 8353, 8399/8216, 8250, 8293, 8355, 8390

(4) 低速度フィラメント

低速度フィラメントは赤い光で見えますので, 水素の赤い輝線 H_{α} $\lambda 6563$ がフィラメントの光であろうと予想されます. NGC 1275 は視線速度 5,200 km/s を持っていますので, このフィラメントが NGC 1275 と同一の後退速度を持てば, ドップラー効果によって H_{α} の波長は約 110 Å ほど赤い方にず

れます。ですから、 $50\text{ \AA}$ 程度の波長幅のみを通す H_{α} 干渉フィルターでは、視線速度に対する補正がなされていなければ、フィラメントを写し出すことができません。

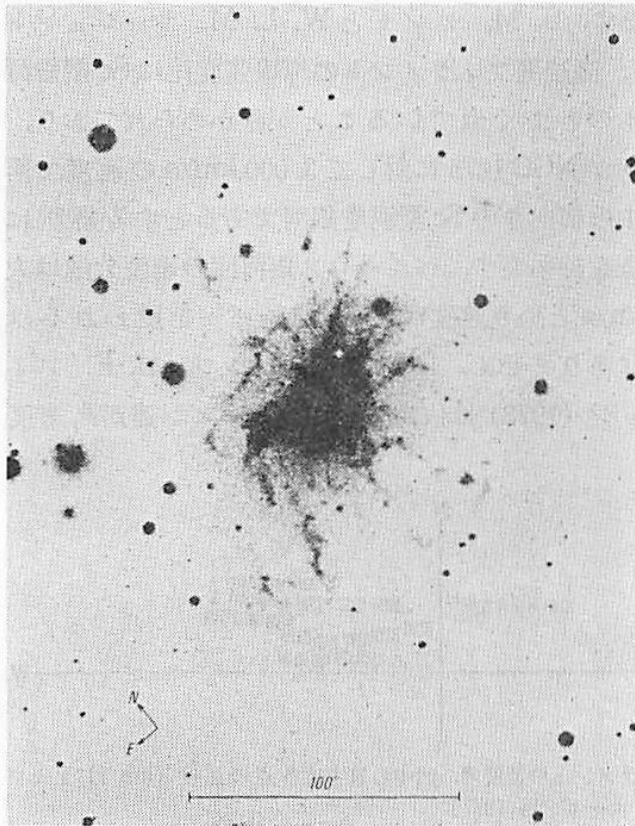


図 3.43 干渉フィルターを通して撮影された NGC 1275 の H_{α} フィラメント。(R. リンズ 1970).

図 3.43 干渉フィルターを通して撮影された NGC 1275 の H_{α} フィラメント。(R. リンズ 1970)。一図の左下に N・E の方位記号、スケール $100''$ 。

そこで R. リンズ (1970) は $2,000\text{ km/s}$ ($6,607\text{ \AA}$) から $12,000\text{ km/s}$ ($6,826\text{ \AA}$) まで中心波長を $2,000\text{ km/s}$ づつずらした 6 種類の H_{α} 干渉フィルターを用意し、キット・ピーク国立天文台 2.1m 望遠鏡のカセグレン焦点にイメージ増幅管を取り付けて、NGC 1275 の写真撮影を試みました。図

3.43 の見事なフィラメント構造は $6,694 \text{ \AA}$ ($6,000 \text{ km/s}$) のフィルターを通して撮影されたものです。これは $6,650 \text{ \AA}$ ($4,000 \text{ km/s}$) のフィルターでは写りません。図 3.44 は $6738 \text{ \AA}$ ($8,000 \text{ km/s}$) で写した NGC 1275 です。予想されるように、低速度フィラメントは写っていませんが、高速度フィラメントがはっきりと写っています。

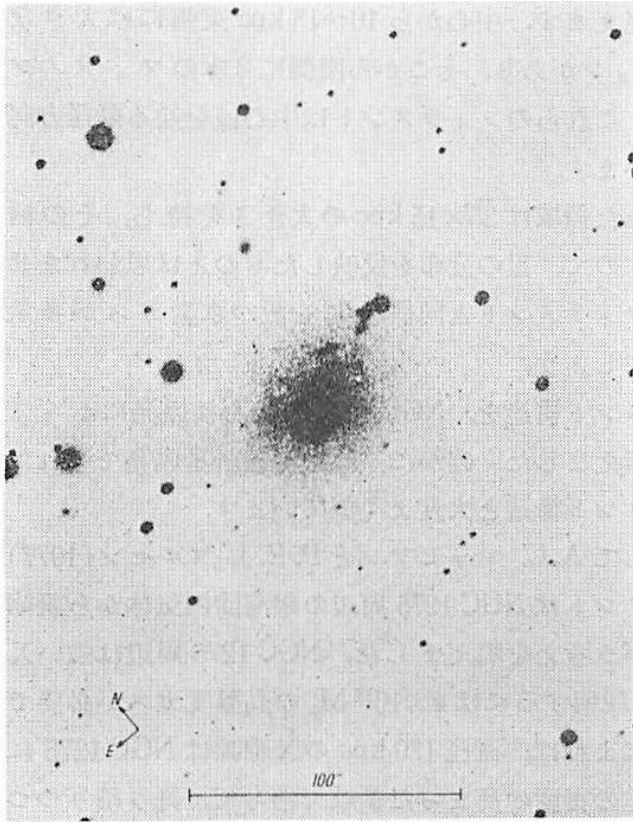


図 3.44 干渉フィルターを通して撮影された NGC1275 の高速度フィラメント (R. リンズ 1970).

図 3.44 干渉フィルターを通して撮影された NGC 1275 の高速度フィラメント (R. リンズ 1970). —図の左下に N・E の方位記号, スケール 100".

リンズの発見した H_{α} フィラメントは巨大です。北側のフィラメントは $140''$ (70 kpc) まで達し, $180''$ (90 kpc) まで達している形跡すらあります。写

真をよく見ると、フィラメントは必ずしも中心核を原点とする放射状でないことに気がきます。北半分のフィラメントは北の方向に平行に延びる傾向が強く、中心から約 15 kpc 離れたところには、高速度フィラメントに平行、すなわち東西に延びるフィラメントさえ見えます。中心から 10～15 kpc 東側には大きな H_{α} コンデンセーションがあり、そこから南側に 2 本のフィラメントが延びています。これらのフィラメントは中心核を通る動径方向とは大きくずれています。

中央の黒くつぶれた領域は 25×15 kpc の大きさを持ち、その輪郭は大変不規則ですので、星の分布を反映したものとは思われません。この領域にもフィラメントと同様、 H_{α} を放つ水素ガスが多量に存在しているのでしょう。

リンズはフィラメント構造を、NGC 1275 の中心核爆発によって形成されたものと考えました。確かに、これは超新星爆発で生れたカニ星雲のフィラメント構造と大変よく似ています。

この爆発説に対して A. C. ファビアンと P. E. J. ヌルセン (1977) は、低速度フィラメントは NGC 1275 周辺の銀河団内気体から凝縮したものであるという考えを唱えました。NGC 1275 周辺は強い X 線源であり、これを説明するには $4 \times 10^{14} M_{\odot}$ の高温ガスが必要でした。彼らの解釈によれば、直径 120 kpc の X 線源は NGC 1275 に降り積ってきた気体の密度の高まった領域であって、降り積りつつあるガスの流れの中で熱的不安定が起りフィラメントが造られるのです。この過程はさらに W. G. マッシューズと J. N. ブレググマン (1978)、L. L. カウイ、A. C. ファビアン、P. E. J. ヌルセン (1980) によって調べられ、X 線観測が明らかにした銀河団内気体の性質と、降り積るガスの流れの中でのフィラメント形成とが定量的にも両立することが示されました。

こうして、低速度フィラメントもまた、中心核の爆発で造られたものでないことがはっきりしました。降り積り説では爆発説が要求する多量の物質の放出と、莫大なエネルギーの解放は不要です。先に指摘したように、低速度フィラメントが中心核を通るような放射状でないという特徴もまた、爆発説よりも降り積り説を支持するようになります。

(5) 中心核と電波源

NGC 1275 の距離では角度の $1''$ が 500 pc に相当し、しかも中心核は ~ 5 kpc の電離ガス雲によって取り囲まれていますので、光学的手段によって直接、中心核と中心核領域の構造を研究することはできません。

電波では、例えばアメリカ大陸とヨーロッパ大陸にある電波望遠鏡を組み合わせることによって構成される超長基線干渉計 (VLBI = Very Long Baseline Interferometer) の技術を利用すれば、1,000 分の 1 秒 (~ 0.5 pc) という超高分解力で電波源構造を観測することができます。図 3.45 は NGC 1275 の中心核内にある電波源の写真です。これは I. I. K. ポーリニ・トス他計 13 人が西ドイツ・マックス・プランク研究所の 100m 電波望遠鏡とアメリカ合州国の 3 台の電波望遠鏡 (国立電波天文台の 43 m, オーエンス・ヴァレー電波天文台の 40 m, ハーヴァード電波天文観測所の 26 m) から成る VLBI 観測で描いたものです。中央の電波源は 0.1 pc より

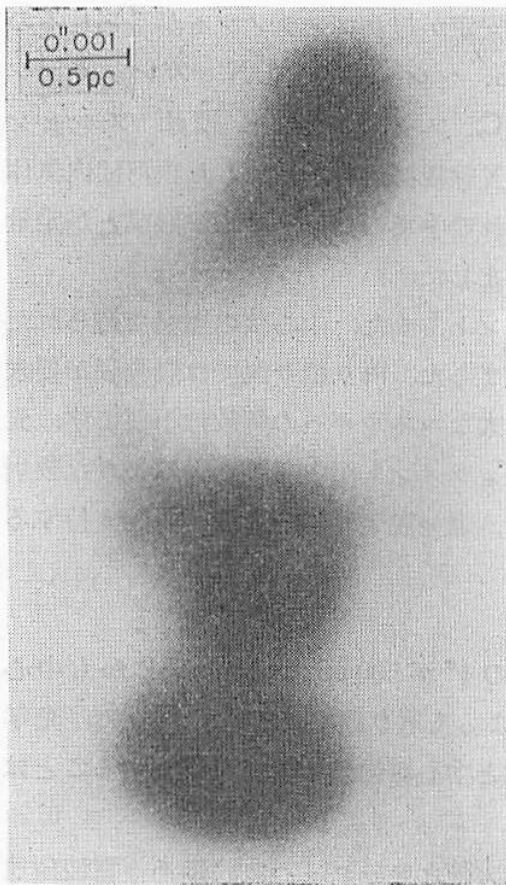


図 3.45 NGC 1275 の電波中心核 ($\lambda=2.8\text{ cm}$).

図 3.45 NGC 1275 の電波中心核 ($\lambda=2.8\text{ cm}$). — 図の左上にスケール $0''.001 / 0.5\text{ pc}$.

も小さく、南北の外側の 2 つの電波源は 3 pc 離れています。電波源は年のタイム・スケールで構造を変えます (E. プロイス達 1979)。膨脹速度は 0.06 pc/年 です。

変動する電波源は成分 A と呼ばれ、成分 B, C とともに NGC 1275 の電波源の 3 重構造を形成しています (図 3.46)。成分 C は直径 $30'' (15\text{ kpc})$ の NGC 1275 の電波源と直径 $5' (150\text{ kpc})$ のハロからの寄与です。成分 B (図

3.34) を無視すれば, 成分 C の電波源は成分 A と同じく, 南北方向に長軸を持ちます. 成分 B も 609 MHz で観測すると, $0''.05$ (25 pc) 南北に離れた 2 重電波源です. NGC 1275 の電波源はみな, ≤ 1 pc から ~ 100 kpc 以上にわたって同一の南北方向に延びているのです. しかもこの方向はリンズの $H\alpha$ フィラメント系の方向でもあり, これらの現象には何らかの共通した要因があると考えなければなりません.

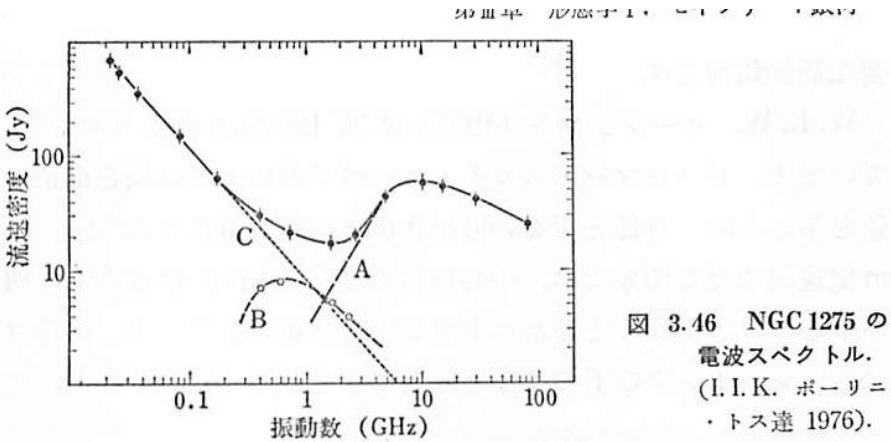


図 3.46 NGC 1275 の電波スペクトル. (I. I. K. ポーリニ・トス達 1976).

図 3.46 NGC 1275 の電波スペクトル. (I. I. K. ポーリニ・トス達 1976). 一縦軸: 流束密度 (Jy) (10, 100), 横軸: 振動数 (GHz) (0.1, 1, 10, 100). 曲線に A, B, C の記号が付されている.

6. 3C 120 と 3C 390.3

セイファート銀河 3C 120 と 3C 390.3 は N 銀河で, 強力な電波源です. しかし電波的性質は異なり, 3C 120 がコンパクトな電波源であるのに対して, 3C 390.3 は Cygnus A (図 1.4) や Centaurus A (図 4.32) に類似した対状電波源 (double radio source) です.

(1) 3C 120

電波源 3C 120=PKS 0430+05 は M. クラーク, J. ボルトン, A. シミズによって, 1966年にコンパクト銀河 II Zw 14=II Zw 0430+05 に同定され, セイファート銀河的性質は E. M. バービッジ (1967) によって発見されました. また, 1968年, M. V. ペンストンは 3C 120 が変光星のカatalog中に BW Tauri=HV 10387 として登録されていることに気がしました. 3C 120 は赤外, X 線でも強力な輻射源であり, エネルギー的には NGC 1068 や NGC 4151 の古典セイファート銀河とクェーサーとの中間に位置する極めて重要な活動銀河です.

W. L. W. サージェント (1967) は 3C 120 を次のように記述しています. 《パロマー・スカイ・サーベイ乾板上では渦巻構造の印象を与える暗い外部と明るい恒星状核とから成るように見える. 5 m 望遠鏡で見た印象では, 中心核は直径 5''(5 kpc) ほどあり, 明るい中心のコアを除くと非常に平坦な光度分布をしている. このコアは良いシーイングの下では星と区別できない.》図 3.47 は H. アープ (1975) がキット・ピーク国立天文台 4 m 望遠鏡の主焦点 (f/2.7) で撮影した 3C 120 の写真 ($\lambda\lambda 3,900-5,400\text{\AA}$) です. 全体の大きさは $60\times 100\text{kpc}$ あり, サージェントの指摘した渦巻アームに類似した弓型の構造がよく見えます. 長軸は P.A. 117° です.

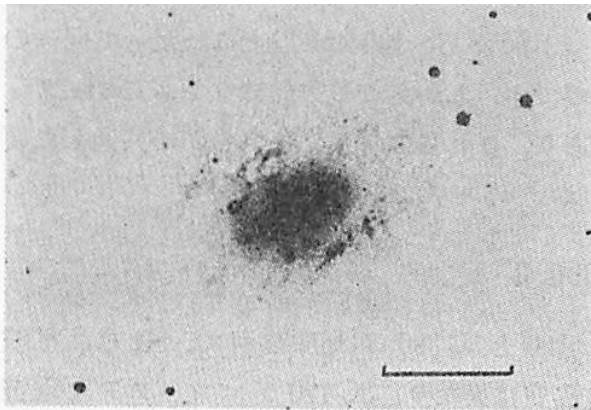


図 3.47 3C 120. 図中のスケールは 50 kpc. (H. アープ 1975).

図 3.47 3C 120. 図中のスケールは 50 kpc. (H. アープ 1975).

A. サンデッジ (1973) と M. F. ウォーカ, C. D. パイク, J. D. マクジー (1974) は N 銀河の 3C 120 を, 中心核がミニ・キューサーとなっている巨大な楕円銀河であると考えました. しかし, 図 3.47 で明らかなように, 3C 120 に楕円銀河の特徴を認めることは不可能です. H. アープ (1975) は, 中心核まで連続的な渦巻パターンを示していないが, 3C 120 も渦巻銀河の一種であるとみなしています. 《3C 120 は恐らく異常に強い爆発的放出の起きた渦巻銀河であろう. この爆発的放出が連続的渦巻構造を, 特に内部の構造を破壊してしまったのであろう. 事実, NGC 1068 や NGC 4151 でも, 外部にのみ連続的渦巻構造が存在する.》とアープは主張します.

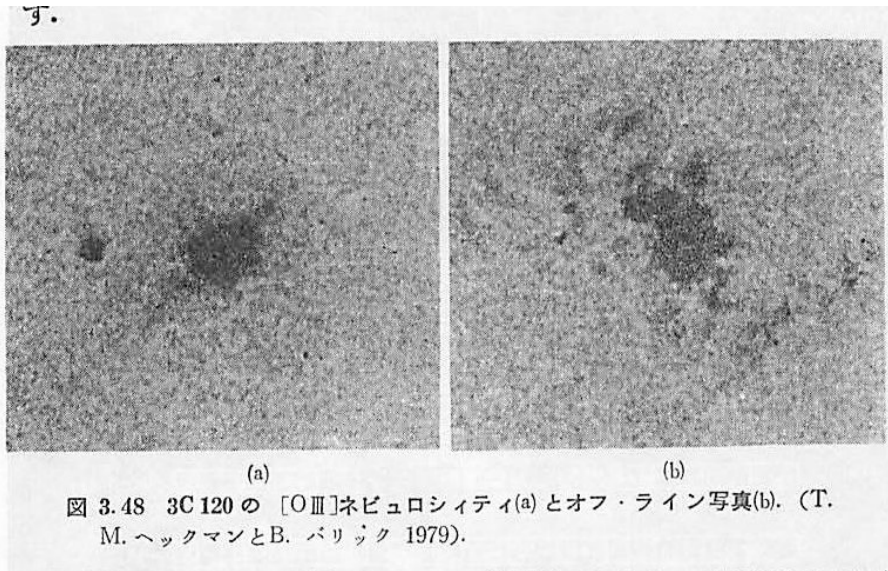


図 3.48 3C 120 の [O III] ネビュロシティイ(a) とオフ・ライン写真(b). (T. M. ヘックマンと B. バリック 1979).

T. M. ヘックマンと B. バリック (1979) は 2.1 m 望遠鏡にビデオ・カメラを取り付け, 3C 120 の写真観測を試みました. 図 3.48(a) は輝線 [O III]

$\lambda 5007$ に中心波長を合せた干渉フィルターを通して撮った写真から、 $100 \text{ \AA}$ だけ中心波長をずらし、 $[\text{O III}] \lambda 5007$ の光を避けて撮ったオフ・ライン写真（図 3.48(b)）を差し引いた $[\text{O III}] \lambda 5007$ のみの写真です。中心核を取りまく $10''\text{—}15''$ ($10\text{—}15 \text{ kpc}$) のガス雲と、 $60''$ (60 kpc) も広がった星雲状構造 (nebula) とがはっきりと写っています。不思議なことに、このネビュロシティの長軸は 3 C 120 の短軸 (P.A. 40°) 方向にあります。図 3.47 の無定形構造はこのネビュロシティによるものです。最近行なわれた J. A. ボールドウィン達 (1980) の詳細な観測によれば、ネビュロシティの速度場は乱れてはいますが、回転運動のように見えます (図 3.49)。大きなところでは 400 km/s を超え、回転軸の位置角は P.A. 72° です。

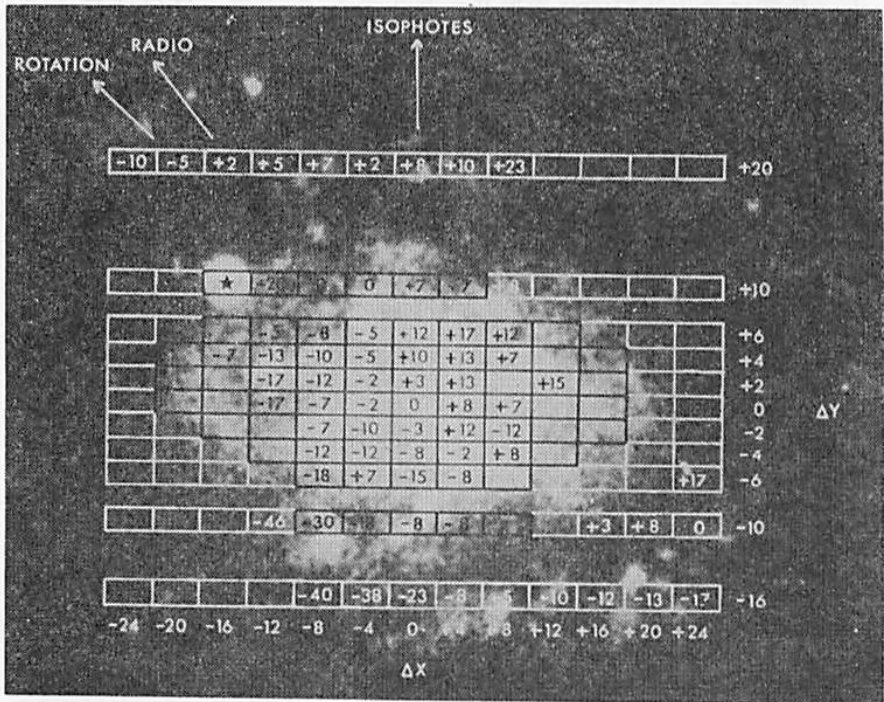


図 3.49 3C 120 の [O III] $\lambda 5007$ の速度場. 図中の数字は各点での 10 km/s を単位とする速度. 各矢印は回転軸 (Rotation) 方向, 電波源 (Radio) の長軸方向, 等輝度曲線図 (Isophotes) の短軸を表わす. (J. A. ボールドウィン達 1980).

図 3.49 3C 120 の [O III] $\lambda 5007$ の速度場. 図中の数字は各点での 10 km/s を単位とする速度. 各矢印は回転軸 (Rotation) 方向, 電波源 (Radio) の長軸方向, 等輝度曲線図 (Isophotes) の短軸を表わす. (J. A. ボールドウィン達 1980). — 縦軸: ΔY (+20, +10, +6, +4, +2, 0, -2, -4, -6, -10, -16), 横軸: ΔX (-24, -20, -16, -12, -8, -4, 0, +4, +8, +12, +16, +20, +24). — 図中の数値 (各行を左から右の順に, 空欄のセルは省略): — $\Delta Y = +20$: -10, -5, +2, +5, +7, +2, +8, +10, +23 — $\Delta Y = +10$: ★, -2, ?, 0, +7, -7 — $\Delta Y = +6$: -5, -8, -5, +12, +17, +12 — $\Delta Y = +4$: -7, -13, -10, -5, +10, +13, +7 — $\Delta Y = +2$: -17, -12, -2, +3, +13, +15 — $\Delta Y = 0$: -17, -7, -2, 0, +8, +7 — $\Delta Y = -2$: -7, -10, -3, +12, -12 — $\Delta Y = -4$: -12, -12, -8, -2, +8 — $\Delta Y = -6$: -18, +7, -15, -8, +17 — $\Delta Y = -10$: -46, -30, ?, -8, -8, +3, +8, 0 — $\Delta Y = -16$: -40, -38, -23, -8, ?, -10, -12, -13, -17

図 3.48(b) のオフ・ライン写真は 3C 120 の骨組である星の分布を表わしています. G. ウレリック, B. ウェスターlund, R. ガルニエ (1979) の観測によれば, 表面輝度分布は中心から 25 kpc まではド・ヴォクルールの四分の一乗則で表現できますので, 3C 120 を S0 または SB0 型の銀河とみなすこともできます. 3C 120 を構成している星の系は四分の一乗則にしたがう中央楕円体的内部領域と, 直径 100 kpc の円盤領域とから成り, 60 kpc 内には [O III] $\lambda 5007$ を放出する高励起のガス雲が存在するという 3C 120 の構造は, NGC 4151 の N 銀河としての特徴を思い出させます. 3C 120 は渦巻銀河あるいは楕円銀河というよりも, N 銀河と呼ぶ方が適切です.

3C 120 のネビュロシティの起源として, いくつかの可能性が議論されています. その一つは, 銀河内の星間ガスが中心核の紫外光によって電離されているとする考えです. 第二の可能性は中心核の爆発によって放出されたとするものです. これが正しいならば, 図 3.49 の速度場は回転ではなく外向きの運動となります. 第三の考えは, 銀河の外にあった巨大なガス雲を呑込んでいるとする解釈です. しかし残念なことに, いずれが正しいか, あるいは他にも可能性があるのか, わかっていません.

3C 120 は NGC 1275 よりもさらに遠方の 200 Mpc の距離にあるため, 1 kpc 内の中心核領域の構造を光学的に観測することができません. しかし, 電波から X 線までの強力な電磁波を放出する極めて小さな中心核の存在することは確かです. 図 3.50 は A. C. S. リードヘッド達 (1979) が VLBI 観測によって描き出した 3C 120 の電波中心核です. 3C 120 の電波源は見かけ上, 超光速の膨脹をしています. 1972 年に起きた爆発の膨脹速度は $v/c=4.1$, 1974 年の爆発では $v/c=8.5$ にも達しました (図 3.51). ここで $c = 3 \times 10^{10}$ cm/s は光速です. これに対応して電波強度の変動も観測されています (図 3.52). 3C 120 は 0.1~1 pc よりも小さい中心核内で, 相対論的爆発が繰返し起っていることを示してくれるよい例です.

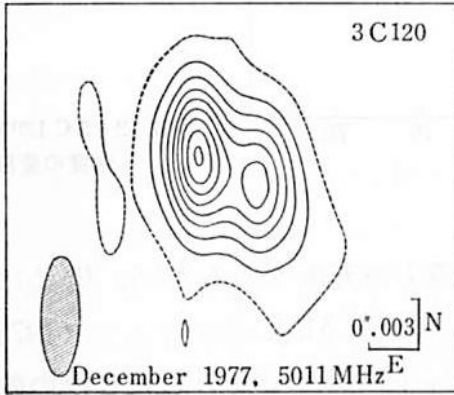


図 3.50 3C 120 の電波中心核 (50, 11 MHz). (A. C. S. リードヘッド達 1979).

図 3.50 3C 120 の電波中心核 (5,011 MHz). (A. C. S. リードヘッド達 1979). — 図中の記号 : 3C 120, December 1977, 5011MHz, スケール 0''.003, N・E の方位記号.

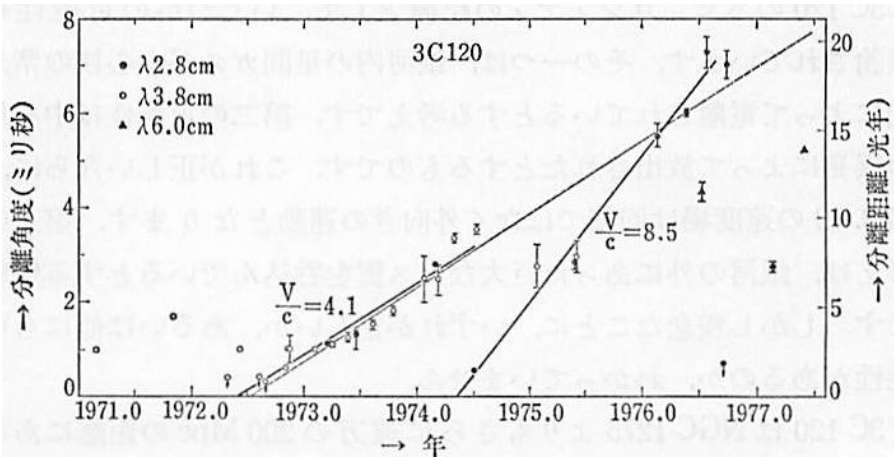


図 3.51 3C 120 の超光速爆発. (G. A. ザリエルシュタット達 1979). — 左縦軸 : →分離角度 (ミリ秒) (0, 2, 4, 6, 8), 右縦軸 : →分離距離 (光年) (0, 5, 10, 15, 20), 横軸 : →年 (1971.0, 1972.0, 1973.0, 1974.0, 1975.0, 1976.0, 1977.0). 凡例 : ● $\lambda 2.8\text{cm}$, ○ $\lambda 3.8\text{cm}$, ▲ $\lambda 6.0\text{cm}$. 図中に $V/c=4.1$, $V/c=8.5$, 3C120 の記号.

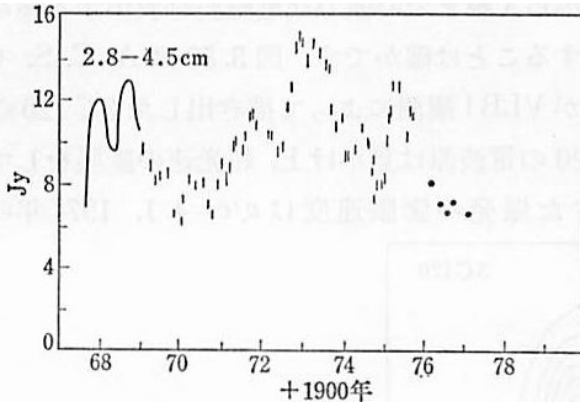


図 3.52 3C 120 の電波強度の変動.

図 3.52 3C 120 の電波強度の変動. 縦軸: Jy (0, 4, 8, 12, 16), 横軸: +1900年 (68, 70, 72, 74, 76, 78). 図中に 2.8—4.5cm の記号.

(2) 3C 390.3

3C 390.3 は 340 Mpc という遠方の天体であるため、構造はほとんど分かりません. M. V. ペンストンと M. J. ペンストン (1973) がパロマー天文台 120 cm シュミット望遠鏡で撮影した 3 枚の乾板を重ね焼きした図 3.53 の写真では、直径は $20'' \sim 30$ kpc ほどです. 銀河 A は手前のものですが、銀河 B は 3C 390.3 と同一の赤方偏移を示し、見かけ距離 160 kpc 離れたグループです.

3C 390.3 は Cygnus A = 3C 405 に似た対状電波源であり、二つの電波源の見かけ距離は 300 kpc です. 3C 390.3 の中心には第 3 の電波源があり、最近行なわれた E. プロイス達 (1980) の VLBI 観測によって、この電波源が直径 0.6 pc 以下のコンパクトなコア成分とジェット状の成分とから成ることが明らかにされました (図 3.54). ジェットは対状電波源の方向と一致しています.

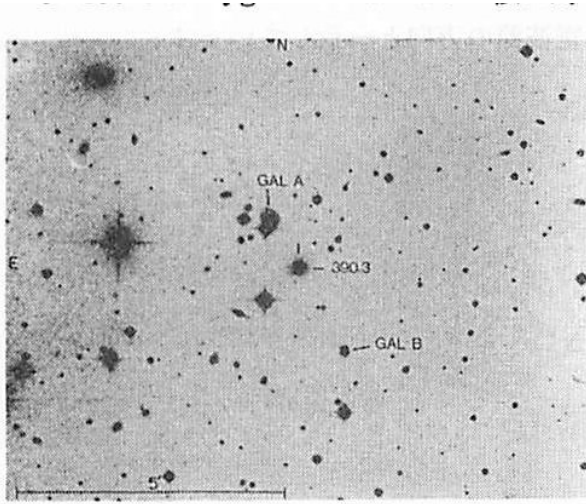


図 3.53 3C 390.3 (M. V.
ペンストンと M. J.
ペンストン 1973).

図 3.53 3C 390.3 (M. V. ペンストンと M. J. ペンストン 1973). —図中の記号 : N (上), E (左), GALA, 390.3, GALB, スケール 5'.

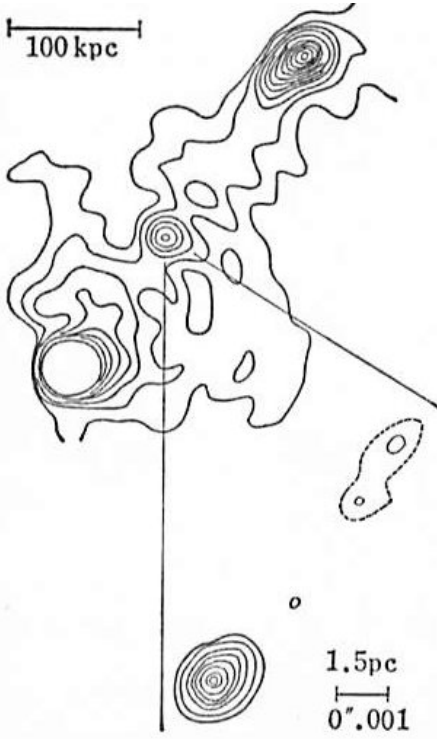


図 3.54 3C 390.3 の電波構造. (E. プロイス達 1980).

図 3.54 3C 390.3 の電波構造. (E. プロイス達 1980). —図中のスケール : 100 kpc, および 1.5 pc / 0''.001.

第IV章 形態学II. 特異銀河

1. M 82

M 82 (NGC 3034, 3C 231) を有名にしたのは極方向に広がったフィラメント構造です。図 4.1 は $H\alpha$ 干渉フィルターを通して撮影された M82 で、印画紙の寛容度を増加させるために、原板から作られた陽画と重ね焼きする“自動おい焼き”のテクニックが利用されています。こうしなければ、淡いフィラメント構造を浮立たせることができません。

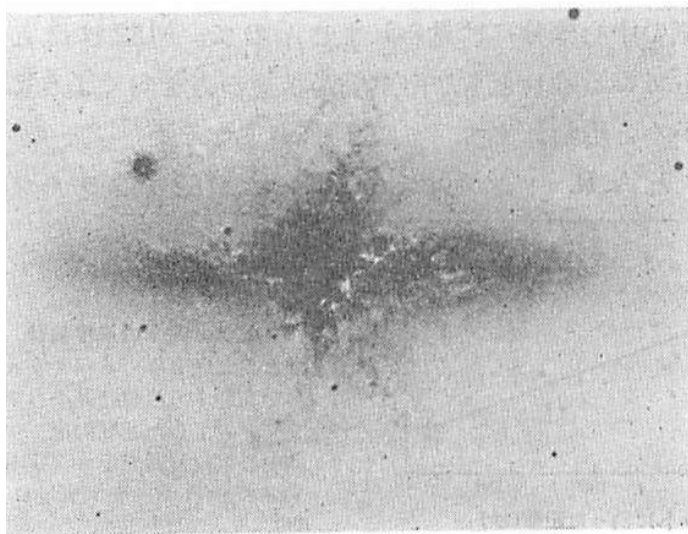


図 4.1 $H\alpha$ 干渉
フィルター
を通して撮
影されたM
82. 上が南
東フィラメ
ント, 下が
北西フィラ
メント. (C.
R. リンズ
と A. R.
サンデッジ
1963)

図 4.1 $H\alpha$ 干渉フィルターを通して撮影された M 82. 上が南東フィラメント, 下が北西フィラメント. (C. R. リンズと A. R. サンデッジ 1963)

フィラメントは銀河面の両側に垂直に約 2 kpc ほど広がっています。南東と北西側のフィラメント構造には相違が認められます。南東では比較的良好に極方向に沿って延びていますが、北西側のフィラメントは 2~3 本に分かれた扇形をしています。露光時間を増せば 5 kpc まで北西側のフィラメントが

写ります (J. M. ドナルドソンと A. ペレ 1970). ダストによる吸収構造が $H\alpha$ 写真 (図 4.1) で見えますが, 赤外写真 (図 4.2) では一層明確になっています. この吸収は南東側の中心部分には見られませんので, M82 はほとんど横向きとなっているけれども, 南東側が私達の方を向くように, 僅かに傾いていると思われます.

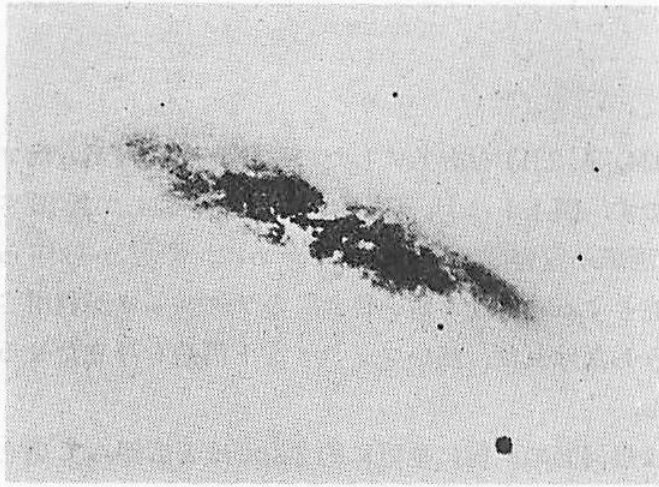


図 4.2 M82の赤外写真. 上が北, 右が西. (A. B. ソリンジャー 1969).

図 4.2 M82の赤外写真. 上が北, 右が西. (A. B. ソリンジャー 1969).

C. R. リンズと A. R. サンデッジ (1963) は M82 フィラメントに対して爆発説を唱えました. 図 4.3 は彼らの求めたフィラメントに沿った速度曲線です. これは 1 kpc 当り 95 km/s の傾きを示しています. 彼らは M82 の銀河面の傾きの角度を形状から 8° と見積り, これに対する補正を施して 7 倍も大きな速度勾配 664 km/s/1 kpc を求め, 《フィラメントは銀河の中心から膨張しているように見える》と結論したのです. この解釈にしたがえば, フィラメントの先端の膨張速度は 1,000 km/s を超えます. こうして M82 のフィラメントは NGC 1275 の 3,000 km/s のジェットとともに, 中心核爆発に対する最も直接的証拠とみなされるようになります.

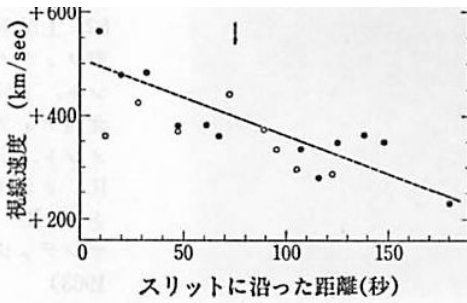


図 4.3 フィラメントの速度曲線. 白丸と黒丸は2本のスペクトル写真を表わす. 波線は最小自乗法でフィットした速度勾配. 矢印は中心核の位置を示す (G. R. リンズと A. R. サンデッジ 1963).

図 4.3 フィラメントの速度曲線. 白丸と黒丸は2本のスペクトル写真を表わす. 波線は最小自乗法でフィットした速度勾配. 矢印は中心核の位置を示す (C. R. リンズと A. R. サンデッジ 1963). — 縦軸: 視線速度 (km/sec), +200~+600. 横軸: スリットに沿った距離(秒), 0~150.

N. ヴイスヴァナサンと A. サンデッジ (1972) は, M82 のフィラメントがカニ星雲と同じくシンクロトロン輻射によって励起されていることを立証しようとして, $H\alpha$ の偏光観測を試みました. なぜなら, 彼らの解釈が正しければ, $H\alpha$ 輝線は偏光するはずがないからです. ところが彼らの予期しなかった結果は, $H\alpha$ も連続光と全く同じ偏光を受けていることを明らかにしたのです (図 4.4). これによってリンズとサンデッジの爆発説は大きく揺らぐことになります. カニ星雲との類似は単なる見かけ上のものに過ぎなかったのです.

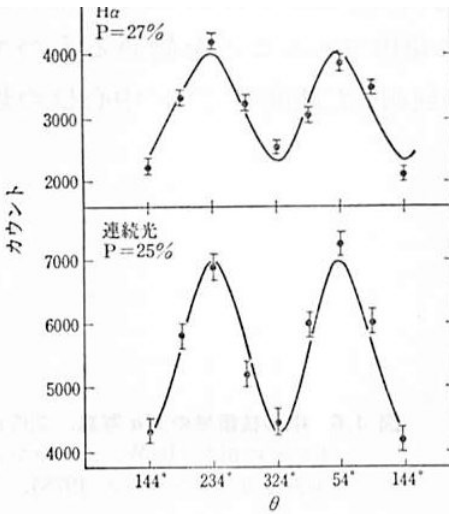


図 4.4 $H\alpha$ の偏光. $H\alpha$ も連続光も同一の倍正弦波解 (double-sine-wave solution) で近似できる (N. ヴィスヴァナサンと A. サンデッジ 1972).

図 4.4 $H\alpha$ の偏光. $H\alpha$ も連続光も同一の倍正弦波解 (double-sine-wave solution) で近似できる (N. ヴィスヴァナサンと A. サンデッジ 1972). — 上のパネル: $H\alpha$, $P=27\%$ (カウント 2000~4000). 下のパネル: 連続光, $P=25\%$ (カウント 4000~7000). 横軸: $\theta = 144^\circ, 234^\circ, 324^\circ, 54^\circ, 144^\circ$. 縦軸: カウント.

図 4.5 は M82 のハロ領域の偏光地図です. 各点での偏光の強度と角度がベクトルとして表示されています. 偏光面は中心核を通る動径に対して垂直, おおむね同心円的となっており, これは明らかにダスト粒子による散乱が偏光の原因であることを物語るものです. H. M. ヘッカソン (1972) の観測した速度場でも, 中心核の爆発を立証するようなガスの運動は見られず, 爆発説はほぼ完全に否定される結果となりました.

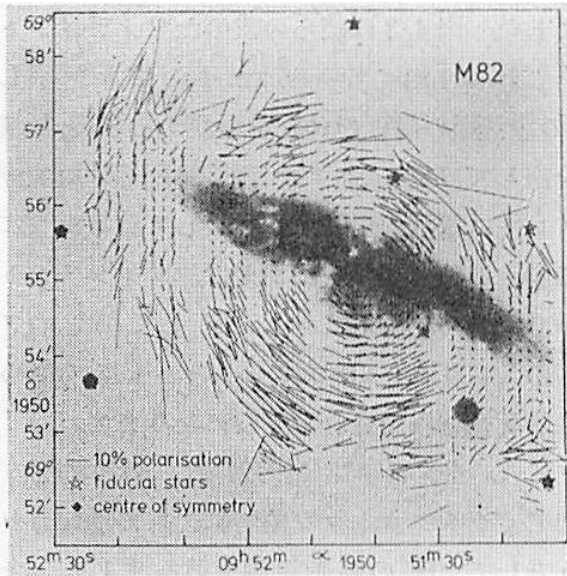


図 4.5 M82 の偏光地図.

偏光度と偏光角がベクトルで表示されている
—— 10% 偏光 (polarisation)

★ 星 (fiducial stars)

◆ 中心 (centre of Symmetry)

(R.G. ビンガム達 1976).

図 4.5 M82 の偏光地図. 偏光度と偏光角がベクトルで表示されている —— 10% 偏光 (polarisation) ★ 星 (fiducial stars) ◆ 中心 (centre of symmetry) (R.G. ビンガム達 1976) . —— 図中の座標: $\delta(1950) 69^{\circ}52' \sim 69^{\circ}58'$, $\alpha(1950) 09^h51^m30^s \sim 09^h52^m30^s$. 図中表記 M82.

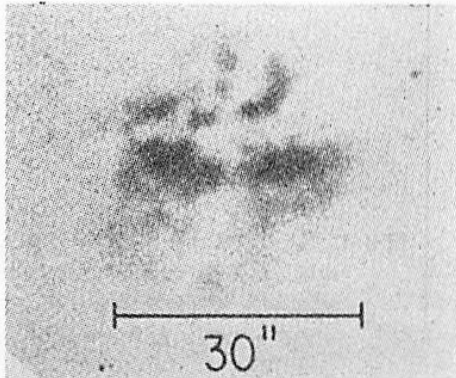


図 4.6 中心核領域の $H\alpha$ 写真. $30''$ は 450pc に相当 (R.W. オ・コンネルと J.J. マンガーノ 1978).

図 4.6 中心核領域の $H\alpha$ 写真. $30''$ は 450 pc に相当 (R. W. オ・コンネルと J. J. マンガーノ 1978) .

次に中心核領域が問題になります. M82 は大変複雑な構造をしていますので, 先ず中心核領域の位置を確認しておきましょう. 図 4.6 は R. W. オ・コンネルと J. J. マンガーノ (1978) の撮影による中心核領域の $H\alpha$ 写真です. 図 4.7 は A. R. サンデッジが青い光で撮影した写真ですが, 両者を比較すれば対応関係が分かります.

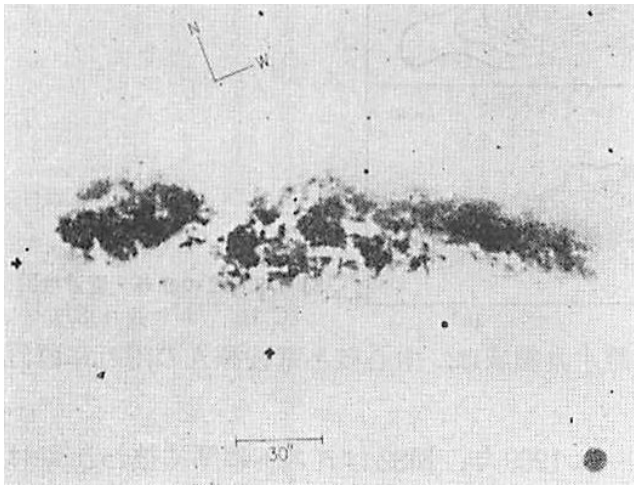


図 4.7 青い光 ($\lambda\lambda 3800-5000\text{\AA}$) で撮影された 20 分露光の写真. 図 4.6 の中心核領域を矢印でマーク (R. W. オ・コンネルと J. J. マンガーノ 1978).

図 4.7 青い光 ($\lambda\lambda 3800-5000\text{\AA}$) で撮影された 20 分露光の写真. 図 4.6 の中心核領域を矢印でマーク (R. W. オ・コンネルと J. J. マンガーノ 1978) . — 図中に N, W の方位記号とスケール $30''$.

ダストに厚く被われている場合, 減光の受けにくい赤外光と電波による観測がその威力を発揮します. 図 4.8 は波長 2.2μ と 10μ の赤外光と 6 cm の電波で描いた M82 の中心領域の地図です. 2.2μ の地図は M82 の骨組となっている星の分布を表わし, ピークは中心核に相当します. これは E. M. バービッジ, G. R. バービッジ, V. C. ルービン (1964) が運動学的に決定した中心核の位置とも一致しています. 一方, 6 cm の電波では, 中心核から約 $10''$ (150 pc) 離れた電波源が最も強く, これは P. J. ハーグレイヴ (1974) の同

定した3個の電波源 A, B, C のうちの A です. 10μ 地図は 2.2μ と 6 cm の中間的性格を表わしています. 図 4.6 の $H\alpha$ 写真に見える2つの大きな電離水素領域は, 中心核と電波源 A の附近に位置しています.

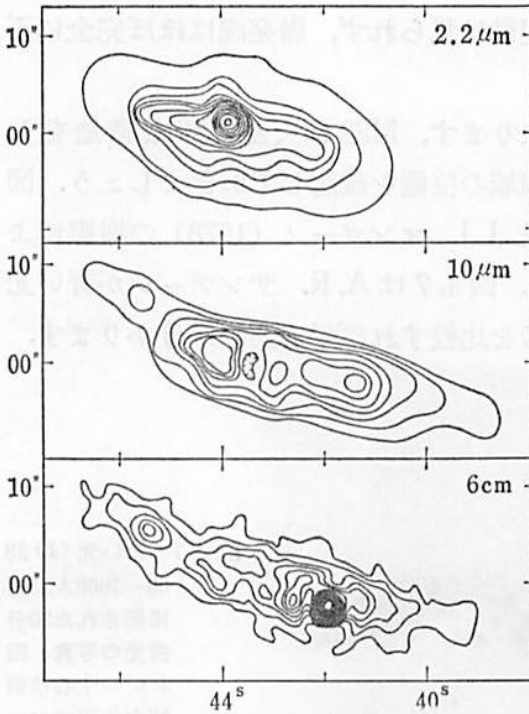


図 4.8 M82 の赤外・電波地図 (G. H. リーク達 1980).

図 4.8 M82 の赤外・電波地図 (G. H. リーク達 1980). — 3 枚のパネル: $2.2\mu\text{m}$, $10\mu\text{m}$, 6 cm . 縦軸 $00''\sim 10''$, 横軸 $40''\sim 44''$.

A. B. ソリンジャーは 1969 年, M82 はダストに厚く被われているが, セイファート銀河的中心核を持つと主張したことがありましたが, そのような徴候は発見されていません. M82 の活動性はむしろ, 中心核領域 ($\leq 500\text{ pc}$) 内でつい最近 ($10^7 \sim 10^8$ 年前) 起きた爆発的な星の誕生にあります. こうして形成されたとと思われる巨大な星団が 12 個, S. ファン・デン・バーグ (1971) の赤外写真観測によって, また超新星の残骸らしい点状電波

源が 10 個, P. P. クロンバークと P. N. ウィルキンソン (1975) の 8,085 MHz (3.7 cm) の電波観測によってそれぞれ分解されています (図 4.9). ただし, B. ゲルツァー達 (1977) は最強の電波源 A が超新星残骸の数 100 倍にあたる電波光度 $L(10^7 - 10^{10} \text{ Hz}) = 4.8 \times 10^{37} \text{ erg/s}$ を持ち, その直径も $0.''0015$ (0.02 pc) と極めて小さいため, 超新星残骸とは考えられないと主張しています. この電波源はむしろ, 銀河中心核内のコンパクト電波源に類似したものなのかも知れません.

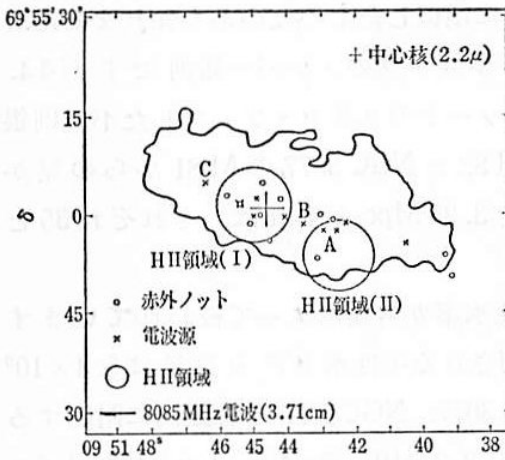


図 4.9 M82 の中心核領域の構造. 二つの電離水素 (H II) 領域は図 4.6 の $H\alpha$ 写真に中心核と電波源 A は図 4.8 に認められる.

図 4.9 M82 の中心核領域の構造. 二つの電離水素 (H II) 領域は図 4.6 の $H\alpha$ 写真に, 中心核と電波源 A は図 4.8 に認められる. — 図中凡例: $\circ$ 赤外ノット / $\times$ 電波源 / $\bigcirc$ H II 領域 / — 8085 MHz 電波(3.71cm). + 中心核(2.2 μ). H II 領域(I), H II 領域(II), 電波源 A, B, C. 縦軸 $\delta = 69^\circ 55' 30'', 15, 0, 45, 30$. 横軸 $\alpha = 09\ 51\ 48'', 46, 45, 44, 42, 40, 38$.



図 4.10 M81 グループ. M 81 を中心に上に M 82, 左に NGC 3077, 右下に NGC 2976 が見える.

図 4.10 M81 グループ. M 81 を中心に上に M 82, 左に NGC 3077, 右下に NGC 2976 が見える.

M 82 は M 81 (NGC 3031) グループのメンバー銀河です (図 4.10). M 81 の近くにはセイファートのリスト・アップした不規則銀河 NGC 3077 も見えます. M 82 と NGC 3077 の M 81 からの見かけ距離は, グループの距離を 3.25 Mpc とすれば, それぞれ 35 と 45 kpc です.

M 81 グループは巨大な中性水素ガス雲によって被われています (図 4.11). グループ内に観測される中性水素の全質量は $5.4 \times 10^9 M_{\odot}$ あり, M 81, M 82, NGC 3077, NGC 2976 の各銀河に附随する中性水素の質量は, それぞれ 2.2×10^9 , 7×10^8 , 1.0×10^9 , $1.6 \times 10^8 M_{\odot}$ です. したがって, 全質量の約四分の一が銀河間空間に分布していることになります.

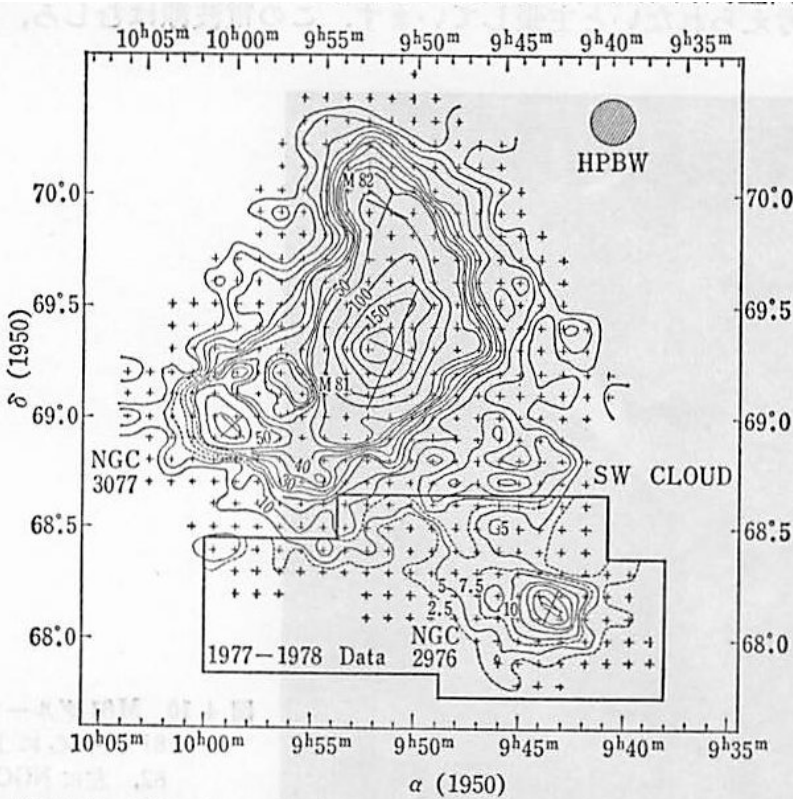


図 4.11 M81 グループの中性水素. コラム密度地図 (P.N. アップルトン, R.D. ディヴィス, R.J. ステフェンソン 1981).

図 4.11 M81 グループの中性水素. コラム密度地図 (P.N. アップルトン, R.D. ディヴィス, R.J. ステフェンソン 1981). — 縦軸 $\delta(1950)$ $68^{\circ}.0 \sim 70^{\circ}.0$, 横軸 $\alpha(1950)$ $9^{\text{h}}35^{\text{m}} \sim 10^{\text{h}}05^{\text{m}}$. 図中表記: M 82, M 81, NGC 3077, NGC 2976, G5, SW CLOUD, HPBW, 1977-1978 Data, 等高線値 50, 100, 150, 2.5, 5, 7.5, 10.

A. エルヴィウス (1972) と A. ソリンジャー, P. モリソン, T. マーカート (1977) は M 82 のフィラメントと中心核領域の活動を説明するために, M 82 は M 81 グループ内に分布していた巨大な濃い中性水素ガスの雲の中に突入したと考えました. しかし, 電波観測はむしろ, 中性水素のブリッジ (bridge) が M 81 と M 82 の遭遇による潮汐力の結果であることを示唆して

いるように見えます。M 82 との遭遇で M 81 から抜取られた中性水素ガスが M 82 に落下し、フィラメントが形成され、中心核領域では大規模な星の誕生が起きたことが考えられます。この解釈が正しければ、M 82 は元々ガスの少ない Irr0 または S0 型銀河であったことになります。これに対して R. W. オ・コンネルと J. J. マンガーノ (1978) は、M 82 から抜取られたガスが再び落下している可能性を指摘し、M 82 は元来ガスを豊富に含む Sc/Irr 型銀河であったと考える方がよいと主張しています。

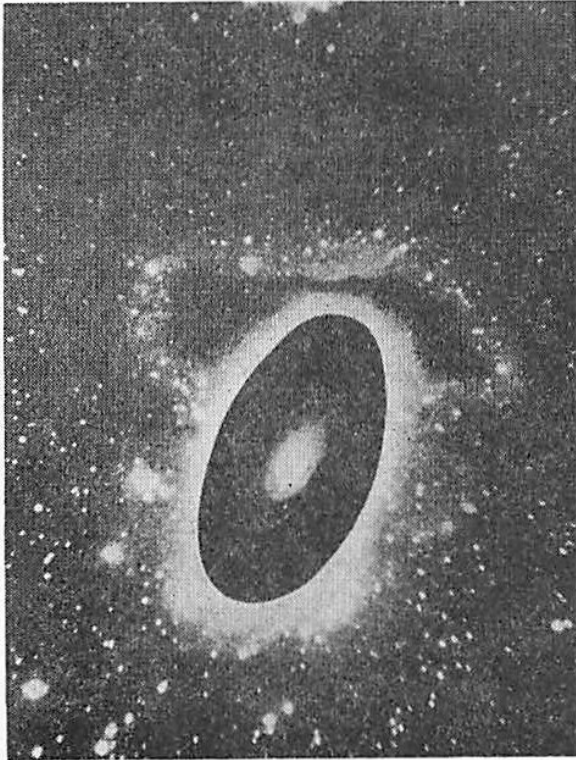


図 4.12 M 81 のリング構造。上部にわずかに M82 が見える。

図 4.12 M 81 のリング構造。上部にわずかに M82 が見える。

図 4.12 は 1964 年の太陽黒点の最少期に H. アープ (1965) が青い光 (4,700–5,400Å) で撮影した 3 枚のシュミット乾板の重ね焼き写真です。何ん

の変哲もない正常そのもののような Sb 型銀河 M 81 にも, M 82 方向に奇妙としか言いようのないリング構造が存在するのです. ただし, その表面輝度は夜空の明るさの 0.5% にすぎません. M 81 と M 82 の相互作用, あるいは M 81 の活動の名残りなののでしょうか. M 82 は私達にとって, 依然としてミステリーのままです.

2. M 87

(1) おとめ座銀河団と M 87

M 87 (NGC 4486) はおとめ座銀河団に属します. この銀河団の大きさは約 $12^\circ \sim 4.2$ Mpc あり, メシエ・カタログに登録されている 34 個の銀河の内の 16 個がおとめ座銀河団のメンバーです. F. ツヴィッキーは少なくとも 1,000 個の銀河を含んでいると見積っています. 図 4.13 はおとめ座銀河団の中心領域の写真です. この銀河団で最も明るい銀河は M 49 (NGC 4472) ですが, M87 から南へ 5° 離れていますので, この写真では見ることはできません. M87 は M 49 について明るい銀河です. 写真で明らかなように, この銀河団には卓越した銀河はなく, 中心集中度も強くありません.

M 87 は他の銀河団メンバーに比べると, 形態学的に特異な側面を持ち, 中心核領域も大変活動的ですから, おとめ座銀河団の中心天体とみなせます. 電波と X 線の観測はさらにはつきりとこのことを示してくれます.

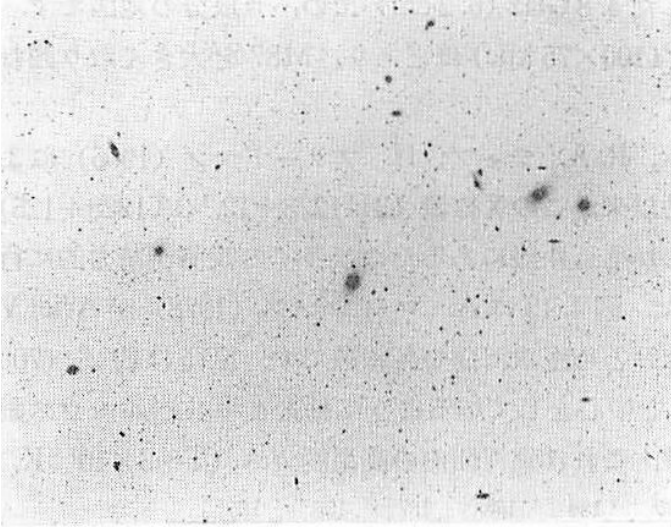


図 4.13 おとめ座
銀河団の中
心領域。
(スカイ・サ
ーベイ・ア
トラス)。

図 4.13 おとめ座銀河団の中心領域. (スカイ・サーベイ・アトラス) .

M 87 の電波源 (3C 274, Virgo A) はハロとコアから成る 2 重構造をしており, 1 GHz よりも長波長域では, ハロが主成分となります. ハロの全光度は $L(10^7 - 10^{10}\text{Hz}) = 3 \times 10^{41}\text{erg/s}$ です. 図 4.14 は H. アンダーナッハ達 (1979) が 100 m 電波望遠鏡で観測した 4.8 GHz (6.2 cm) でのハロ成分の地図です. 大きさは $16' \times 12' (100 \times 75 \text{ kpc})$ ほどあり, M87 を大きく取り囲む様子が見られます.

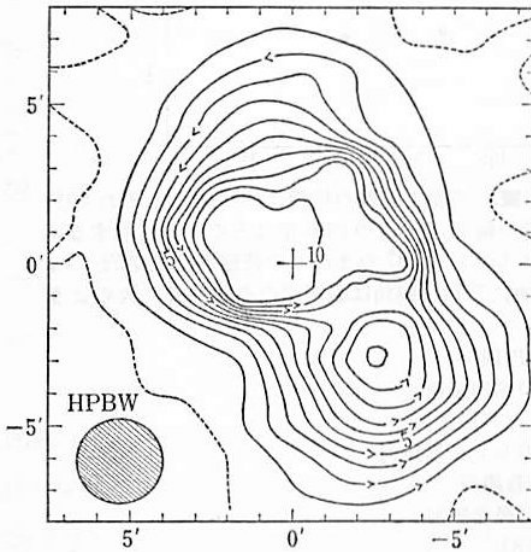


図 4.14 M87 の電波ハロ. +は銀河の中心核の位置 (H. アンダーナッハ達 1979).
—— 縦軸・横軸とも $-5' \sim 5'$. 図中に HPBW, 等高線値 5, 10.

図 4.14 M87 の電波ハロ. +は銀河の中心核の位置 (H. アンダーナッハ達 1979).

—— 縦軸・横軸とも $-5' \sim 5'$. 図中に HPBW, 等高線値 5, 10.

E. T. バイラム, R. A. チャブ, H. フリードマン (1966) による X 線観測の成功以来, この X 線源 (3U 1228+12, 2A 1228+125) は大変強力で, しかも近距離にあるため, 多くの観測が精力的に行なわれてきました. 図 4.15 は A. ローレンス (1978) が Ariel V 衛星から観測したおとめ座銀河団の X 線源です. 直径は約 2° (700 kpc) あり, M 87 を中心としているように見えます. ペルセウス銀河団の X 線と同様, これは銀河団内の高温ガス ($T \sim 3 \times 10^7$ °K, $M \sim 1 \times 10^{13} M_\odot$) からの熱輻射によるものです.

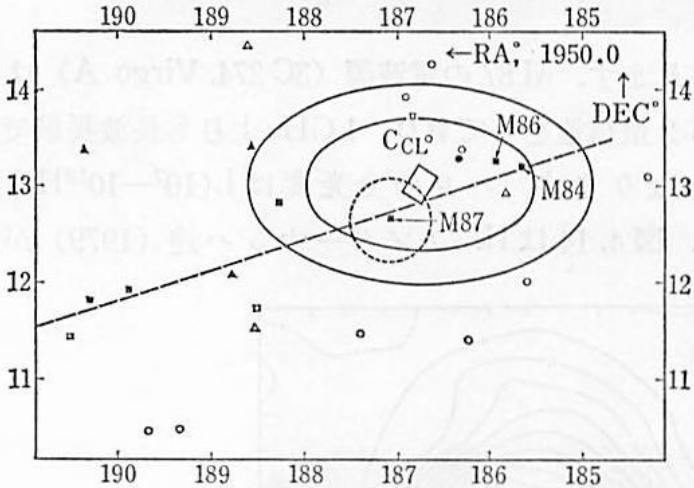


図 4.15 おとめ座銀河団の X 線. 内側と外側の楕円は強度がそれぞれ 50% と 20% に落ちる X 線源の輪郭, 内部の四角形はその中心に対するエラー・ボックス (error box). M 87 のまわりの波線円は光学的ハロ, C_{CL} は銀河団の中心. 丸, 三角, 四角は銀河団内の銀河で, 次のようにに区別:

- $m_V \leq 11$ の楕円銀河
- $m_V = 11-12$ の楕円銀河
- $m_V \leq 11$ のレンズ形銀河
- $m_V = 11-12$ のレンズ形銀河
- ▲ $m_V \leq 11$ の渦巻銀河
- △ $m_V = 11-12$ の渦巻銀河

(A. ローレンス 1978).

図 4.15 おとめ座銀河団の X 線. 内側と外側の楕円は強度がそれぞれ 50% と 20% に落ちる X 線源の輪郭, 内部の四角形はその中心に対するエラー・ボックス (error box). M 87 のまわりの波線円は光学的ハロ, C_{CL} は銀河団の中心. 丸, 三角, 四角は銀河団内の銀河で, 次のようにに区別: - ■ $m_V \leq 11$ の楕円銀河 - □ $m_V = 11-12$ の楕円銀河 - ● $m_V \leq 11$ のレンズ形銀河 - ○ $m_V = 11-12$ のレンズ形銀河 - ▲ $m_V \leq 11$ の渦巻銀河 - △ $m_V = 11-12$ の渦巻銀河

(A. ローレンス 1978) . — 横軸 RA° , $1950.0 = 190 \sim 185$. 縦軸 $DEC^\circ = 11 \sim 14$.
 図中表記: M86, M84, M87, C_{CL} .

アインシュタイン衛星から観測された M 87 の X 線地図を図 4.16 に示します。解像力は $1'.5 \times 1'.5$ です。D. ファブリカント, M. ルカール, P. ゴーレンシュタイン (1980) の解析によれば, 半径 $50'$ (230kpc : $d=15.7\text{ Mpc}$) 内の高温ガス ($T=2.9 \times 10^7\text{K}$) の質量は $1.0 \times 10^{12} M_{\odot}$, 光度は $L(0.2-3\text{ keV}) = 1.6 \times 10^{43}\text{erg/s}$ です。また, この高温ガスを安定に支えるためには, M87 のハロとして $(1.7-4.0) \times 10^{13} M_{\odot}$ の質量を必要とします。

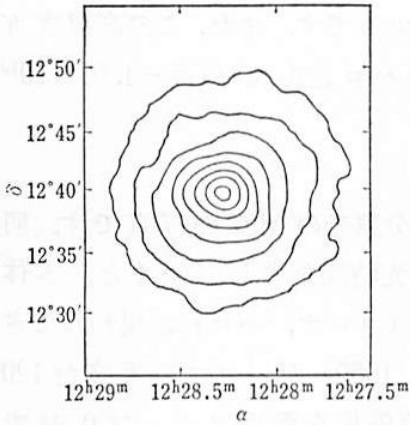


図 4.16 M87 の X 線地図 (0.7-3.0KeV).
(D. ファブリカント, M. ルカール,
P. ゴーレンシュタイン 1980).

図 4.16 M87 の X 線地図 (0.7-3.0KeV). (D. ファブリカント, M. ルカール, P. ゴーレンシュタイン 1980). — 縦軸 $\delta = 12^{\circ}30' \sim 12^{\circ}50'$, 横軸 $\alpha = 12^{\text{h}}27^{\text{m}}.5 \sim 12^{\text{h}}29^{\text{m}}$.

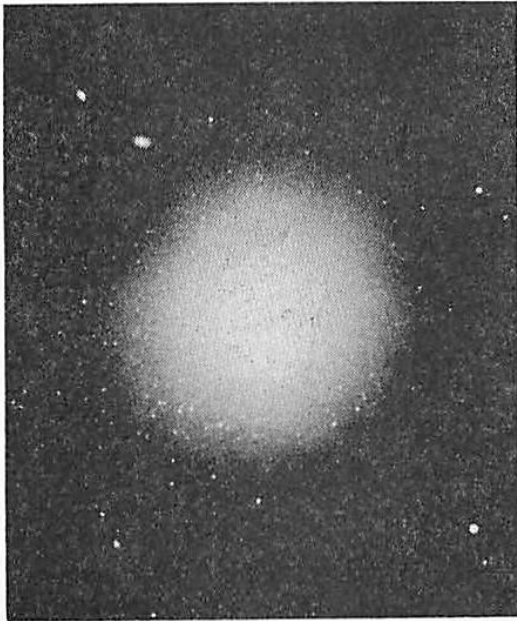


図 4.17 M87 (ハッブル・アトラス, A. サンデッジ 1961).

図 4.17 M87 (ハッブル・アトラス, A. サンデッジ 1961) .

(2) コロナ領域と球状星団系

図 4.17 は青い光で撮影された 30 分露光の M87 の写真です。明るい本体の直径は約 10kpc です。露光時間を増してゆくと、本体の外側に大きく広がった最外部領域（コロナ、ハロ）が現われてきます。H. アープと E. ベルトーラ (1969) がパロマー天文台 120 cm シュミット望遠鏡で撮影した写真乾板を濃度ステップ 0.01 でトレースした等濃度図（図 4.18）では、コロナ領域は少なくとも直径 1° (350 kpc) まで広がっています。M 87 の本体はほぼ完全な球型 (EO/1) であるのに、コロナ領域は外へ行くほど楕円率が大きくなり、P. A. $140\text{--}150^\circ$ 方向に軸比 $b/a \sim 0.5$ くらいにつぶれています。G. ド・ヴォクルールと J. L. ニエト (1978) の光電測光によれば、コロナ領域は半径 25 kpc から現われ、その光度は全光度 ($B=9.57$) の 10% 程度です。

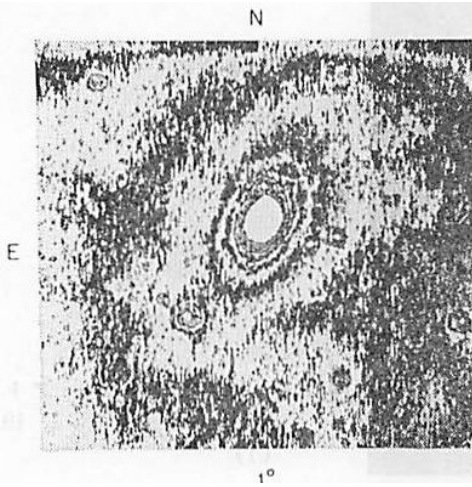


図 4.18 M87 のハロ (H. アープと F. ベルトーラ 1969). — 図中に N, E の方位記号とスケール 1° .

図 4.18 M87 のハロ (H. アープと F. ベルトーラ 1969). — 図中に N, E の方位記号とスケール 1° .

M 87 にはたくさんの球状星団が群がっています。図 4.17 で M 87 のまわりに点在しているのはほとんどが球状星団です。W. E. ハリスと M. G. スミス (1976) の見積りによると、全球状星団の個数は 8,000 個です。天の川銀河やアンドロメダ銀河 M 31 では 100~200 個ですから、この個数は驚異的です。おとめ座銀河団内には M87 と同程度に明るい楕円銀河がいくつも存在しますが、全く不思議なことに、このように巨大な球状星団系を持つのは M 87 のみです。このような球状星団系を造り出す特別の出来事が M 87 にのみ起きたとしか、考えられません。

M 87 のコロナ領域と巨大な球状星団系は、この銀河がおとめ座銀河団の中心天体、言い換えれば、銀河団の“中心核”的存在であることと深い連りを持つのでしょう。M 87 は特異な楕円銀河 EO/lp と分類されますが、D/ED 銀河的性格を持つと考えられます。

(3) ジェット

短時間露光で M 87 の写真を撮ると、中心核から放出されたように見えるジェットが写ります (図 4.19)。このジェットは 1918 年、H. D. カーチスによって初めて発見されたものです。長さは約 2 kpc あり、ジェット内には数個のノットが見えます。画像処理して空間解像力を改善した写真では、中心核と 8 個の 16-21 等のノットが奇麗に分解されています (図 4.20)。電波でも全く同様のジェットを見ることができます (図 4.21)。

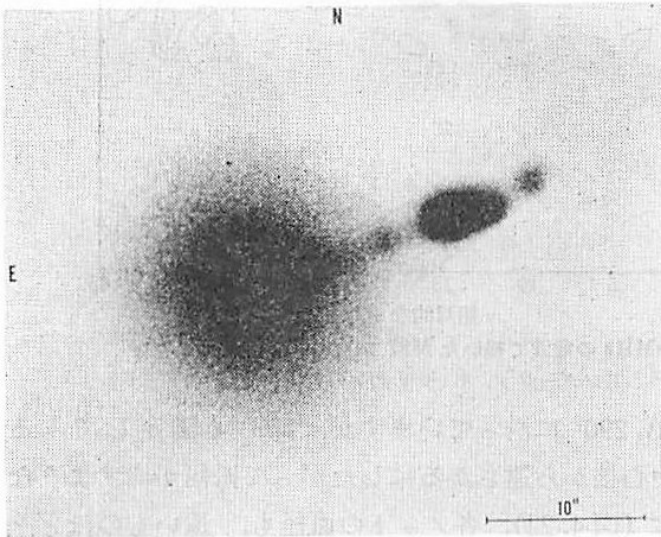


図 4.19 M87のジェット (H. アーブと J. ロール 1976)。

図 4.19 M87 のジェット (H. アープと J. ロール 1976) . — 図中に N, E の方位記号とスケール $10''$.

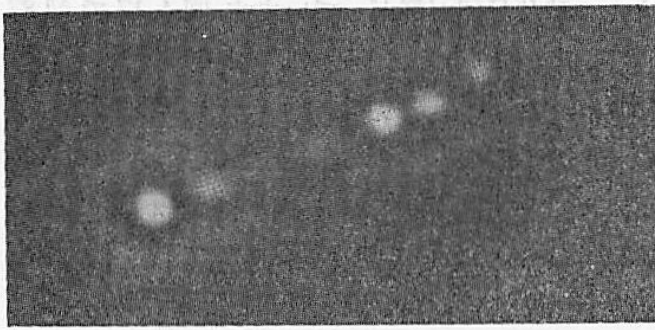


図 4.20 M87ジェットの画像処理された写真. (H. アープと J. ロール 1976).

図 4.20 M87 ジェットの画像処理された写真. (H. アープと J. ロール 1976) .

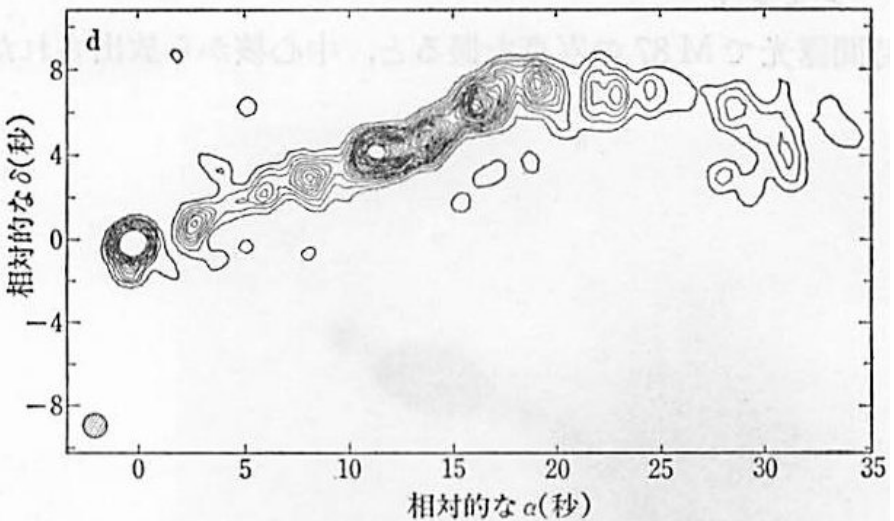


図 4.21 408MHz の電波で描いた M87 ジェット (J. D. ディヴィス, B. アンダーソン, I. モリソン 1980).

図 4.21 408MHz の電波で描いた M87 ジェット (J. D. ディヴィス, B. アンダーソン, I. モリソン 1980) . — 縦軸: 相対的な δ (秒), $-8 \sim 8$. 横軸: 相対的な α (秒), $0 \sim 35$.

ジェットは P.A. 290° に沿っていますが、詳しく測定してみると、各ノットは中心核から遠ざかるにしたがって振幅が増すようなうねりを見せます (図 4.22). 各ノットの直径も、遠いものほどその距離に比例して大きくなっています (図 4.23). G. ド・ヴォクルールと J. L. ニエト (1979) はこの距離と直径の関係を、中心核から放出されたプラズマのガス球が時間とともに一定の速度で膨張しつづけているためだと解釈しました. しかし残念なことに、ジェットの流出速度が不明なため、ノット自身の膨張速度もわかりません.

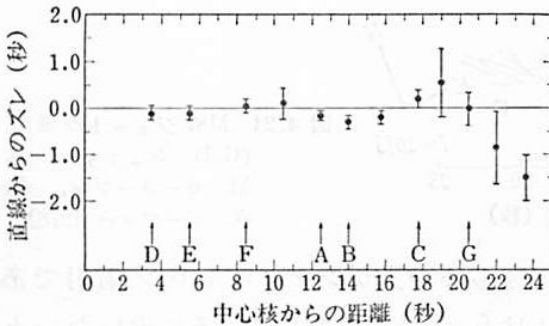


図 4.22 ジェットのうねり.
(F. N. オーエン, P. E. ハーディー, R. C. ビッグネル 1980)

図 4.22 ジェットのうねり. (F. N. オーエン, P. E. ハーディー, R. C. ビッグネル 1980) — 縦軸: 直線からのズレ (秒), $-2.0 \sim 2.0$, 横軸: 中心核からの距離 (秒), $0 \sim 24$. ノット D, E, F, A, B, C, G の位置を矢印で示す.

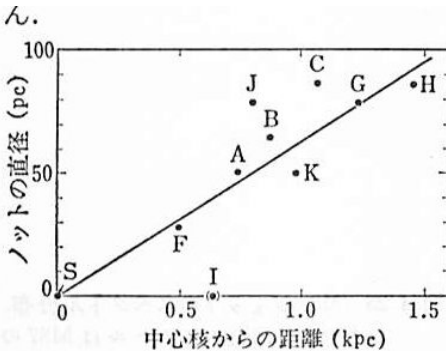


図 4.23 ノットの距離と直径 (G. ド・ヴォクルールと J. L. ニエト 1979).

図 4.23 ノットの距離と直径 (G. ド・ヴォクルールと J. L. ニエト 1979). —— 縦軸: ノットの直径 (pc), 0~100. 横軸: 中心核からの距離 (kpc), 0~1.5. ノット S, F, I, A, B, J, K, C, G, H.

ジェット的光はシンクロトロン輻射によるものです. これは偏光とスペクトルとから保証されます. 1955 年, I. S. シェクロフスキーは M 87 ジェットがシンクロトロン輻射で光っているならば, 偏光が観測されるはずだと予言しましたが, これは直ちに W. バーデ (1956) と W. A. ヒルトナー (1959) によって確められました. 図 4.24 は G. D. シュミット, B. M. ピーターソン, E. A. ビーヴァー (1978) の光電測光による偏光地図です. 最も強い所では約 20% にも達しています.

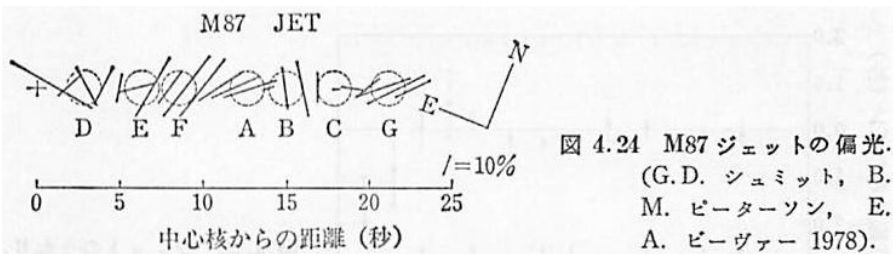


図 4.24 M87 ジェットの偏光. (G. D. シュミット, B. M. ピーターソン, E. A. ビーヴァー 1978).

図 4.24 M87 ジェットの偏光. (G. D. シュミット, B. M. ピーターソン, E. A. ビーヴァー 1978). —— 図中表記: M87 JET, ノット D, E, F, A, B, C, G, 方位記号 N, E, スケール $I=10\%$, 横軸: 中心核からの距離 (秒), 0~25.

ジェットの光がシンクロトロン輻射であるならば, そのスペクトルは $f_\nu \propto \nu^{-\alpha}$ の形をしているに違いないと予想されますが, 初期の観測ではバラツキが大きすぎ, スペクトルの傾き α を決定できませんでした. 筆者と西村雅樹, 外山清高 (1973) が岡山 188 cm 望遠鏡で撮影した 6 枚の写真から決定したスペクトルを図 4.25 に示します. 傾きは $\alpha = 1.7$ です. これは T. D. キンマン, G. L. グラスダーレン, G. H. リーク (1974) の光電測光ともよく一致しています.

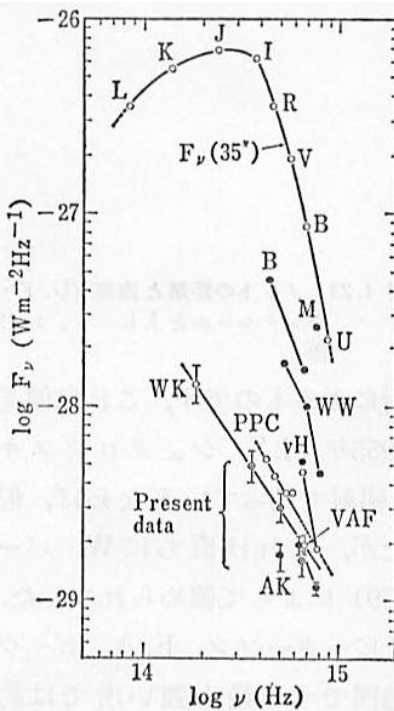


図 4.25 M87 ジェットのスペクトル分布.

上の多色測光スペクトルは M87 の銀河光に対するもの。●印が筆者と西村雅樹、外山清高の測定した B, V, I で、他の測定値 (vH: van Houten 1961; B: Bless 1962; M: Moroz 1962; PPC: Proniket al. 1967; VAF: de Vaucouleurs et al. 1968; WK: Wisniewski and Kleinmann 1968; WW: Westerlund and Wall 1969; AK: Ables and Kron 1973) も示してある。(兼古昇, 西村雅樹, 外山清高 1973)。

図 4.25 M87 ジェットのスペクトル分布. 上の多色測光スペクトルは M87 の銀河光に対するもの。●印が筆者と西村雅樹、外山清高の測定した B, V, I で、他の測定値 (vH: van Houten 1961; B: Bless 1962; M: Moroz 1962; PPC: Pronik et al. 1967; VAF: de Vaucouleurs et al. 1968; WK: Wisniewski and Kleinmann 1968; WW: Westerlund and Wall 1969; AK: Ables and Kron 1973) も示してある。(兼古昇, 西村雅樹, 外山清高 1973) . —— 縦軸: $\log F_{\nu} (Wm^{-2}Hz^{-1})$, $-29 \sim -26$. 横軸: $\log \nu (Hz)$, $14 \sim 15$. 図中表記: $F_{\nu}(35'')$, L, K, J, I, R, V, B, M, U, WK, PPC, vH, WW, VAF, AK, Present data.

G. C. ペローラと M. タレンギ (1980) の IUE 衛星 (International Ultraviolet Explorer) からの観測によれば, $\alpha = 1.7$ のシンクロトロン・スペクトルは $\lambda = 1300\text{\AA}$ の紫外域まで延びています. 電波領域では $\alpha \approx 0.5$ ですから, 赤外域にスペクトルの折れ曲がりがあるものと予想されます.

ジェット内のノットは変光しています。J. W. スレンチック, H. アープ, J. ロール (1979) は W. バーデ (1956) が偏光観測に使用した写真と, 22 年後の 1978 年に撮った写真との比較を行ない, 約 30% ほど明るくなっていることを発見しました。彼らはこの変光を, ノットが中心核から放出されたクエーサー的コンパクト天体である 1 つの証拠と考えています。

しかし, ジェットは中心核から放出されたプラズマの流れであって, ノットは磁気流体力学のピンチ効果, あるいはジェット内の速度の不均一さに起因する衝撃波であるという解釈が一般的です。とは言うものの, ジェットの本質は未だほとんど解明されていません。何故, 中心核はジェット状にプラズマ, あるいはコンパクト天体を放出できるのか, ジェット内ではどのような加速機構が働いてシンクロトロン輻射をする相対論的電子を造り出しているのか等, 未解決の問題が山積しています。

(4) 中心核領域とフィラメント状ガス雲

H. アープ (1967) はジェットと反対方向に中心核から 3~4 kpc 離れた対ジェット (counter jet) を, M. F. ウォーカ (1968) は北側にジェットと直交する扇形のジェット (orthogonal fan jet) を発見し, これらはジェットと同様, 中心核の爆発で造られたと考えました。しかし, これらはジェットとは性質が全く異なり, $[O II]\lambda 3727$ や $H\alpha$ の輝線を放ち, シンクロトロン輻射の連続光を放出していません。

H. C. フォードと H. ブッチャー (1979) は, M 87 の中心核領域にはフィラメント状のガス雲が存在し, 対ジェットと扇形ジェットとは, その一部であることを明らかにしました。彼らはキット・ピーク国立天文台 4 m 望遠鏡に干渉フィルターとビデオ・カメラを取り付け, 背景光となっている星の光を注意深く差し引くことによって, $H\alpha$ フィラメントのみの写真 (図 4.26) を得ることに成功しました。図 4.27 は彼らのスケッチです。No. 1 のフィラメントはアープの対ジェットに, No. 3, 4, 5 はウォーカの扇形ジェッ

トにそれぞれ対応しています。フィラメント領域は 8×3 kpc の広がりを持ち、ジェットと同じ P.A. 110° — 290° 方向に延びています。各フィラメントもどちらかと言うと、この方向に並んでいるようにも見えます。図 4.26 には B. D. ターランド (1975) が 5 GHz (6 cm) で観測した電波地図が書き込まれていますが、電波構造はフィラメント領域とよい対応を示しています。

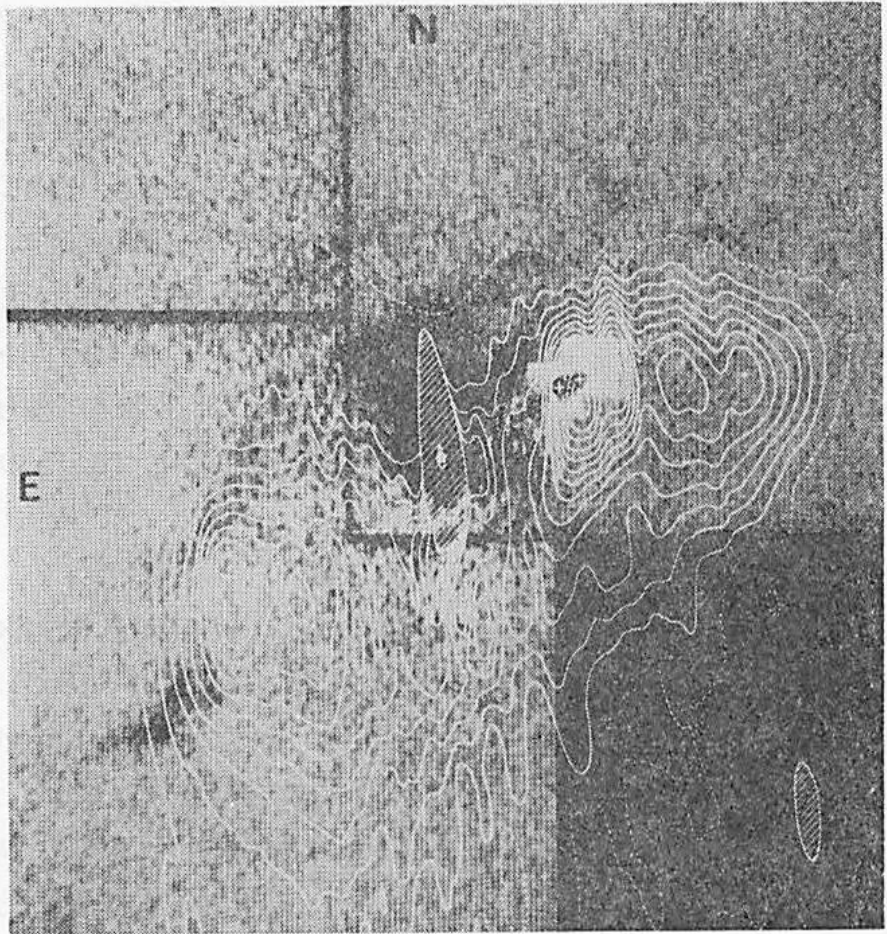


図 4.26 M87 の $H\alpha$ フィラメント. (H. C. フォードと H. ブッチャー 1979). —— 図中に N, E の方位記号.

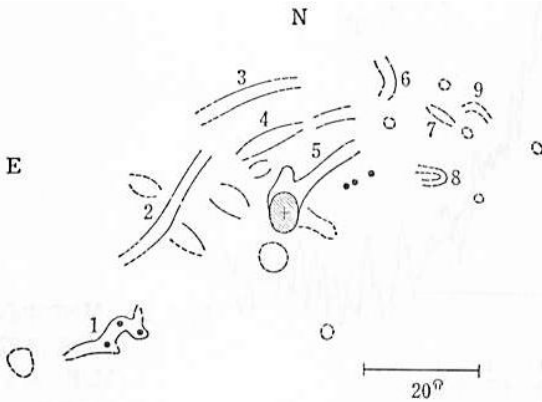


図 4.27 $H\alpha$ フィラメントのスケッチ. (H. C. フォードと H. ブッチャー 1979).

図 4.27 $H\alpha$ フィラメントのスケッチ. (H. C. フォードと H. ブッチャー 1979). 図中の方位は N (上), E (左). フィラメントに 1~9 の番号が付され, スケール・バーは $20''$.

フォードとブッチャーは分光観測を行ない, フィラメントの物理的性質を調べています. その結果では電子密度と温度は $N_e \approx 1600/\text{cm}^3$, $T_e \leq 11,300^\circ\text{K}$ であり, フィラメントの全質量は $M \sim 10^4 M_\odot$ です. また, フィラメントの視線速度は M87 に対して 100km/s 以内であり, 中心核の爆発で放出されたことを示すような大きな速度は認められません.

M 87 が高温の銀河団内気体の中心に位置しているという事実を考慮すれば, 自然な解釈として次のような描像が浮びます. つまり, M 87 の強い重力に引かれて高温ガスが中心核に向かって降り積りつつあるが, 熱的不安定が起り, 凝縮して形成されたのがフィラメントであるという解釈です. 規模は違いますが, M 87 のフィラメント状ガス雲は NGC 1275 の $H\alpha$ フィラメントと全く同じものののです.

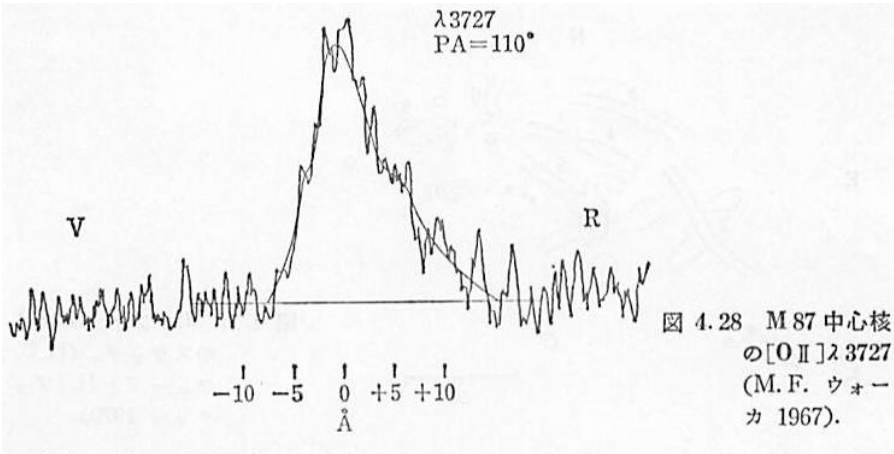


図 4.28 M 87 中心核の [O II] $\lambda 3727$. (M.F. ウォーカ 1967). 図の上部に $\lambda 3727$, $PA=110^\circ$. 左に V, 右に R の記号. 横軸目盛は -10, -5, 0, +5, +10 Å.

(5) 中心核とブラック・ホール

M 87 の中心核には強くないけれども、輝線スペクトルが観測されます。輝線輪郭は非対称で幅広く、2 型セイファート銀河と似ています (図 4.28)。非対称の原因となっている 650 km/s 赤方偏移した成分は H.C. フォードと H. ブッチャー (1979) によって $H\alpha + [N II]$ の輝線輪郭にも確かめられており、中心核内には少なくとも速度の異なる二つのガス雲が存在すると考えられます。輝線が吸収線に比べて 140~210 km/s 青方偏移していることも多くの観測者によって確認されています。フォードとブッチャーによれば、中心核のスペクトル強度比はフィラメント系のものと類似し、両者には同一の電離と励起機構が働いていると考えられます。激しいガス雲の運動とそれによる衝撃波がこれらの説明として適切なのでしょう。中心核内の電離ガスの質量は $\sim 1,000 M_\odot$ 程度です。

中心核は点状電波源でもあります。K. I. ケラーマン達 (1977) の 10.7 GHz (2.8 cm) の観測では、その電波源の大きさは ~ 0.04 pc です。しかし、

これまで強度および構造の変化は観測されていません。活動中心核は強力な赤外輻射源であるのが通例ですが、不思議なことに、M 87 の中心核は強力な赤外光を放っていません。

天体物理学誌 (Astrophysical Journal) の 1978 年 5 月 1 日号に、M 87 の中心核内には $(3-5) \times 10^9 M_{\odot}$ の質量を持つ光らない物体—ブラック・ホール (black hole)—が存在するに違いないという 2 編の論文が公表され、センセーショナルな話題となりました。P. J. ヤング他 5 名のグループは 5 m と 1.5 m 望遠鏡に 2 次元半導体素子の検出器を取り付け、M 87 の表面輝度分布を観測しました (図 4.29)。M 87 の中心には鋭い尖頭 (cusp) があるのに、M 87 と同じ E0 型でおとめ座銀河団メンバーである NGC 4636 にはそのようなカスプは見られません。モデル計算で表面輝度分布を再現しようとすれば、中心に $3 \times 10^9 M_{\odot}$ の質量を持つブラック・ホールの存在を仮定する必要があるのです (図 4.30)。

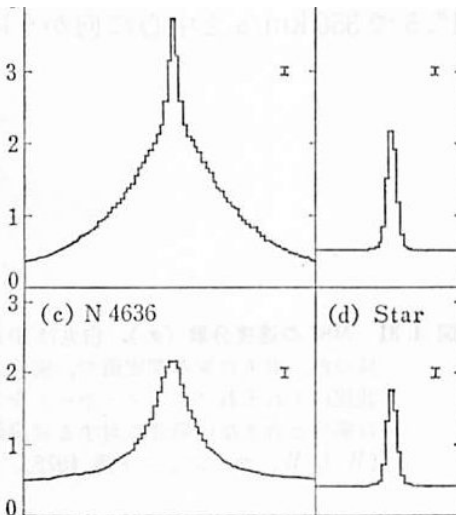


図 4.29 M87 中心核領域の表面輝度分布。各ピクセルは $0.''5$ で、測光は V 等級。(P. J. ヤング達 1978)。

図 4.29 M87 中心核領域の表面輝度分布. 各ピクセルは $0''.5$ で、測光は V 等級.
(P.J. ヤング達 1978) . 4 パネル: (a) M87, (b) Star, (c) N 4636, (d) Star. 縦軸目盛 0 ~
4 ((a)(b)) , 0 ~ 3 ((c)(d)) .

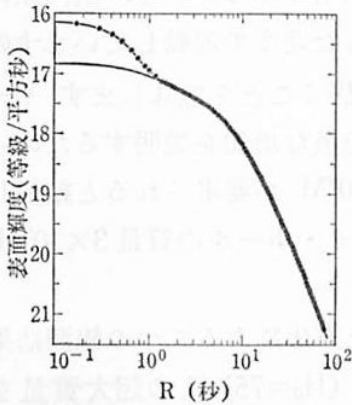


図 4.30 表面輝度分布のモデル計算. $r \leq 1''.5$
内で観測と一致させるためには $\sim 3 \times 10^9$
 $M_{\odot}$ のブラック・ホールを必要とする.
(P.J. ヤング達 1978).

図 4.30 表面輝度分布のモデル計算. $r \leq 1''.5$ 内で観測と一致させるためには
 $\sim 3 \times 10^9 M_{\odot}$ のブラック・ホールを必要とする. (P.J. ヤング達 1978) . 縦軸: 表面
輝度 (等級/平方秒) 16 ~ 21, 横軸: R (秒) $10^{-1} \sim 10^2$.

一方、W. L. W. サージェント達の 6 名からなるグループはキット・ピーク国立天文台 4 m 望遠鏡で M87 の分光観測を行ないました。観測にはロンドン大学で開発された映像光子計数装置が使用されました。図 4.31 は彼らの求めた速度分散です。半径 $R=72''$ で 220 km/s, $9''.6$ で 278 km/s, $1''.5$ で 350 km/s と中心に向かうにしたがって、吸収線の速度分散が急激に増加しています。楕円銀河内の星々は星の系がつくる重力と釣合った速度で運動していますので、大きな速度分散は強い重力場の中に居ることを意味します。サージェント達は彼らの求めた速度分散の急激な増加を説明するためには、半径 $1''.5$ 内の質量として $M = 5 \times 10^9 M_{\odot}$ が要求されると結論しました。これはヤング達の求めたブラック・ホールの質量 $3 \times 10^9 M_{\odot}$ とよく一致した値です。

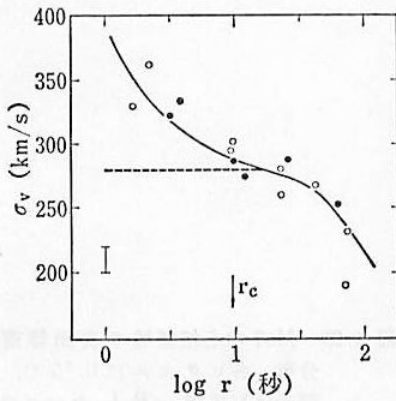


図 4.31 M87 の速度分散 (σ_v). 白丸は中心核の西, 黒丸は東の測定値で, 実線と波線はそれぞれブラック・ホールを含む場合と含まない場合に対する理論値 (W. L. W. サージェント達 1978).

図 4.31 M87 の速度分散 (σ_v). 白丸は中心核の西, 黒丸は東の測定値で, 実線と波線はそれぞれブラック・ホールを含む場合と含まない場合に対する理論値 (W. L. W. サージェント達 1978). 縦軸: σ_v (km/s) 200~400, 横軸: $\log r$ (秒) 0~2. 図中に r_c の位置を示す縦線.

こうして, 同時に発表された異なった方法による二つの観測結果は, M 87 の中心核内に $(3-5) \times 10^9 M_\odot$ ($H_0 = 75$) もの超大質量を持つブラック・ホールが実在する可能性を高めました. ところが最近, これらの観測と解釈に対して問題点が指摘されています. A. ドレスラー (1980) はシーイング $0''.75$ という最良の条件のもとで観測したところ, サージェント達が示したほど吸収線の速度分散は大きくなく, $R \leq 0''.35$ で 350 km/s であることを明らかにしました. M. J. ダンカンと J. C. ウィーラー (1980) も非等方な速度分布を許せば, ブラック・ホール無しでも M87 のカスプは説明可能であることを示しています. ブラック・ホールに関連して議論されている領域は $\leq 1''$ の極めて小さい領域です. ブラック・ホールの存在を判定するには, $0''.1$ 以下の解像力を持つスペース・telescopeによる観測を待たねばならないでしょう.

3. NGC 5128 と NGC 1316

これらは中央に黒い帯 (dark lane) を持つ特異銀河で、対状電波源でもあります。その異様な姿は銀河とみなすには一部の天文学者に抵抗があったらしく、1949 年になっても D. S. エヴァンスは《表面輝度分布はダーク・レーンを除けば球対称的であり、スペクトルもガス星雲的であるから、NGC 5128 は惑星状星雲であろう。これに類似した IC 5267 と NGC 1316 を調べることは有益であろう》とまで述べています。

(1) NGC 5128

NGC 5128 (PKS 1322-42, Centaurus A) は最も近い対状電波源です ($d=5\text{Mpc}$)。電波源全体の大きさは 800 kpc ほどあり、200 kpc 離れた $\delta = -42^\circ 30'$ と $-44^\circ 20'$ の対状電波源の他に、 $\delta = -39^\circ 30'$ と $-46^\circ 00'$ にも一対の電波源を認めることもできます (図 4.32)。さらに内部には、9 kpc 離れた第 3 の対状電波源が存在します (図 4.33)。これは X 線でも見ることができます (E. J. シュライヤー達 1979)。

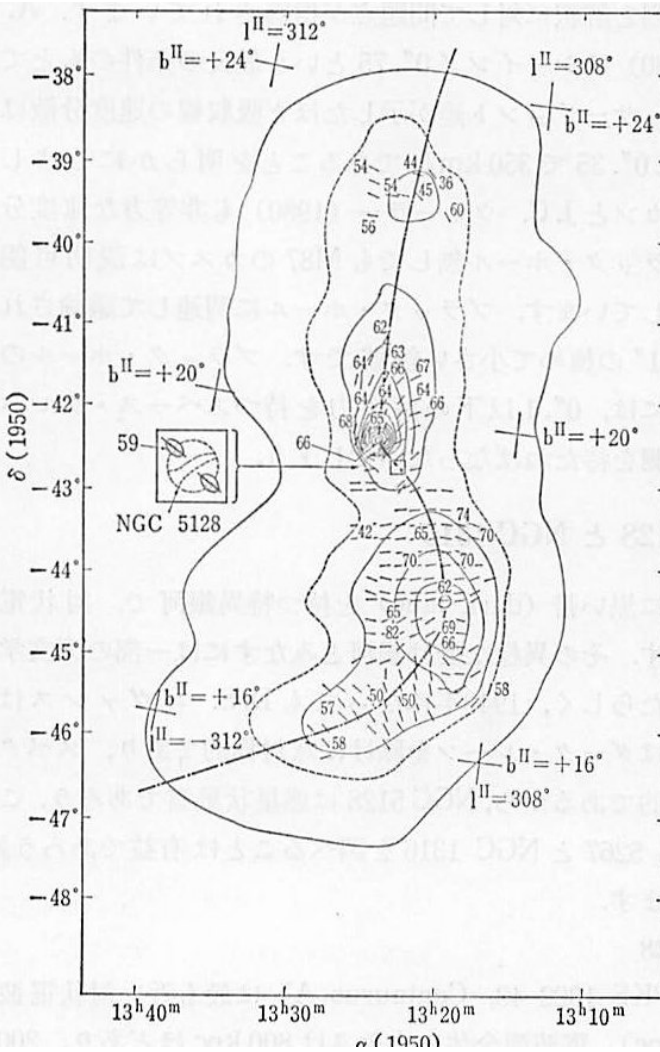


図 4.32 NGC5128
の電波構造
図中のベク
トルは磁場
の方向を示
し、数字は
ファラデー
回転の量
(Faraday
rotation
measure)
を表わす。
(B. F. C.
クーパー,
R. M. プラ
イス, D.
J. コール
1965)

図 4.32 NGC5128 の電波構造. 図中のベクトルは磁場の方向を示し、数字はファラデー回転の量 (Faraday rotation measure) を表わす. (B.F.C. クーパー, R.M. プライス, D.J. コール 1965). 縦軸: $\delta(1950) - 38^\circ \sim -48^\circ$, 横軸: $\alpha(1950) 13^{\text{h}}10^{\text{m}} \sim 13^{\text{h}}40^{\text{m}}$. 図中に銀河座標 $l^\text{II}=308^\circ, 312^\circ$ と $b^\text{II}=+16^\circ, +20^\circ, +24^\circ$ の格子線, 左上に NGC 5128 本体の拡大図 (回転量 59) を示す挿入図. 等値線に付された回転量の数字は 36, 42, 44, 45, 50, 51, 54, 56, 57, 58, 59, 60, 62, 63, 64, 65, 66, 67, 68, 70, 74, 82 等.

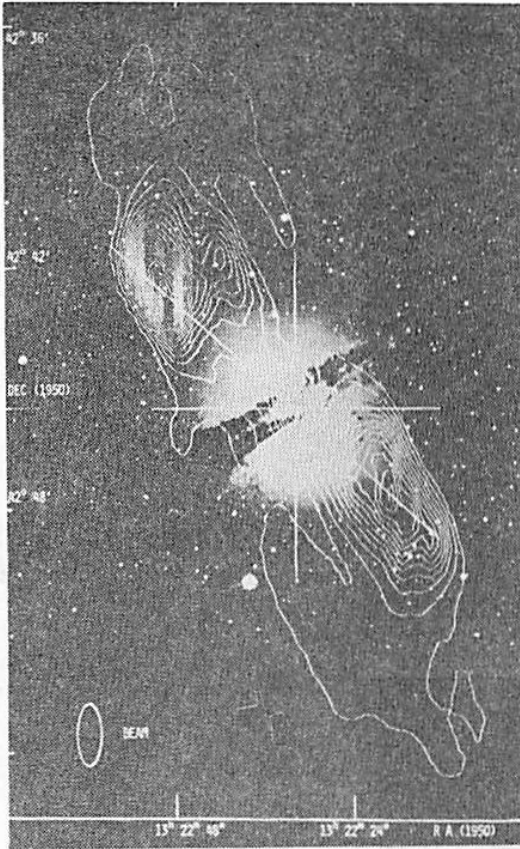


図 4.33 内部の対状電波源 (1.4GHz). (R.D. エカース 1974).

図 4.33 内部の対状電波源 (1.4GHz). (R.D. エカース 1974). 縦軸: DEC (1950) $-42^{\circ}36'$, $-42^{\circ}42'$, $-42^{\circ}48'$, 横軸: R.A. (1950) $13^{\text{h}}22^{\text{m}}48^{\text{s}}$, $13^{\text{h}}22^{\text{m}}24^{\text{s}}$. 左下にビーム (BEAM) を示す楕円.

NGC 5128 は NGC 4945, NGC 5102, NGC 5236, NGC 5253, NGC 5068 とともに NGC 5128 グループを形成しています. 分布は鎖状で, 長さは ~ 2 Mpc ほどあります. 面白いことに, これは対状電波源の方向と一致しているように見えます. NGC 5253 はセイファート銀河であると示唆されたことがありますが, 現在では否定されています. しかし, 1 型の超新星は 1000 年に 1

個程度しか1個の銀河に出現しないのに、NGC 5253には1895年と1972年の2回それが発見されています。

ダーク・レーンが無視すれば、NGC 5128は巨大な楕円銀河のように見えます(図4.34)。モルガン分類ではDE3です。表面輝度分布はド・ヴォクルールの四分の一乗則でよく表わされ、見かけ等級は $V=6.20$ です。赤化に対する補正を施こせば $V_0=5.87$ となります。これは絶対等級 $M_v=-22.7$ に相当し、NGC 5128は最も明るい銀河の一つと考えられます。



図 4.34 NGC 5128. (ハッブル・アトラス, A. サンデッジ 1961).

図 4.34 NGC 5128. (ハッブル・アトラス, A. サンデッジ 1961) .

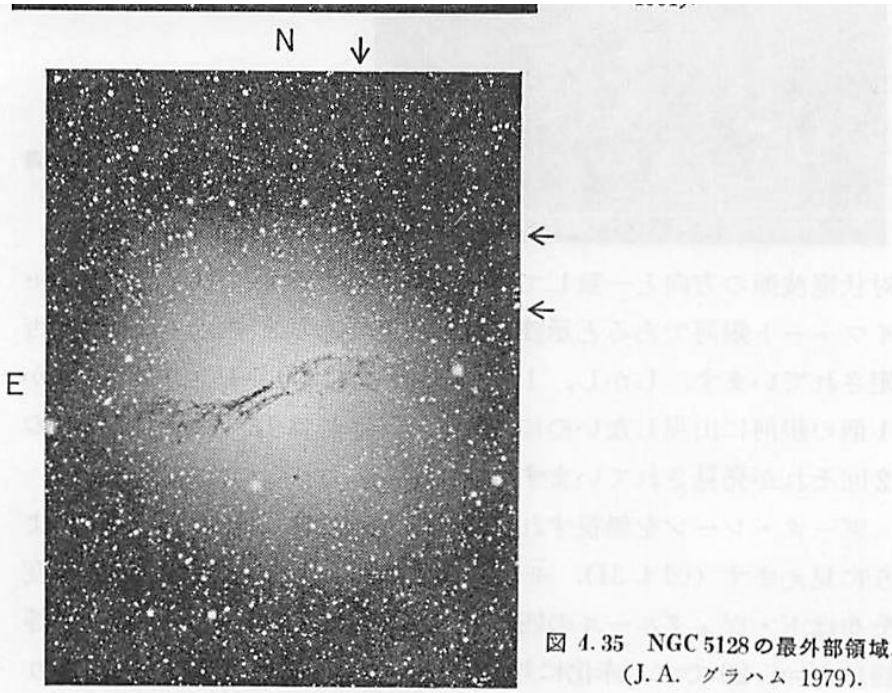


図 4.35 NGC 5128 の最外部領域. (J.A. グラハム 1979) . 図の上に N, 左に E の方位表示, 右辺に最外部の広がりを示す 2 本の矢印.

図 4.34 ではほぼ直径 10 kpc の領域が写っています. 露光時間を増せばさらに広がった外部が現われてきます. 図 4.35 は J. A. グラハム (1979) がゼロ・トロロの 4 m 望遠鏡で撮影した NGC 5128 の最外部領域の写真です. これでは淡い最外部を浮き立たせるために, コントラストを抑えた焼き付けがなされています. 長軸方向には 28 kpc, 短軸方向には 20 kpc まで写っており, NGC 5128 は極方向 (電波源方向) に長いスピンドル型をしていることになります. しかし, この形状が星の系によるものなのかどうか, 不明です. 一つの可能性として, 内部の対状電波源からのシンクロトロン放射の寄与が考えられるからです.

J. ハーシェル卿に “a most wonderful object” と言わせたダーク・レーンは対状電波源の方向と直交しています。電波銀河の説明に衝突仮説が唱えられたとき、このダーク・レーンは NGC 5128 に衝突している渦巻銀河とみなされたものです。図 4.36 は $H\alpha$ 干渉フィルターを通して撮影されたダーク・レーンです。これには 18 個のコンパクトな電離水素領域がマークされていますが、S. ファン・デン・バーグ (1976) は計算機を使った画像処理によって、ダーク・レーン内に 75 個の電離水素領域を分解しています。さらに外側にも青い星のアソシエーションが観測されます。R. J. デュフル達 (1979) が分光観測を行なった二つの電離水素領域は天の川銀河内のガス星雲と性質が類似し、化学組成も太陽のものと一致しています。このようにダーク・レーン内に散在するたくさんの電離水素領域や星のアソシエーションは皆、現在でもダーク・レーン内で活発な星の生成が起きていることを物語るものです。

ダーク・レーンの回転は E. M. バービッジと G. R. バービッジ (1959) の観測によって、かなり以前から知られています。図 4.36 の電離水素領域もまた、半径 4 kpc の回転するリングを形成しています (図 4.37)。回転周期は $\sim 10^8$ 年です。これから J. A. グラハム (1979) は、半径 11 kpc 内の NGC 5128 の質量を $3 \times 10^{11} M_{\odot}$ と計算しています。

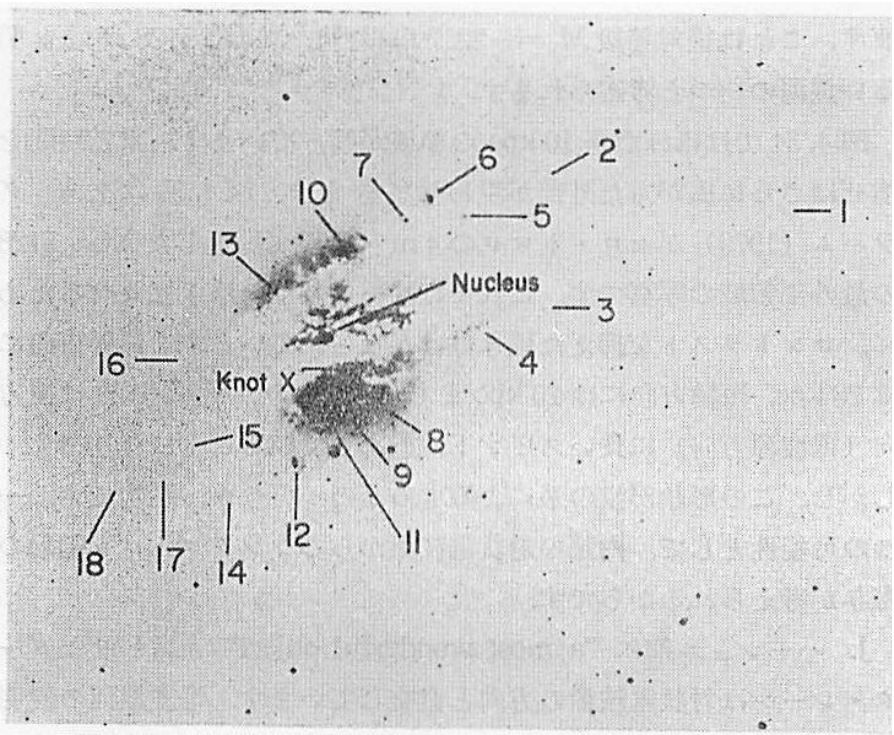


図 4.36 NGC5128 の $H\alpha$ 干渉フィルター写真. (J.A. グラハム 1979) . 図中には電離水素領域に 1~18 の番号が付され, Nucleus (中心核) と Knot X が示されている.

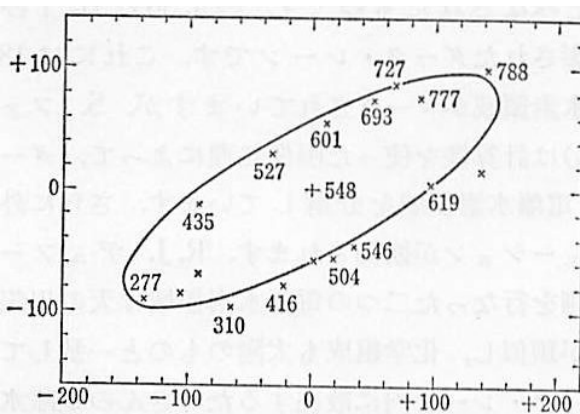


図 4.37 電離水素領域の速度場. 数字は各領域の km/s を単位とする速度 (J. A. グラハム 1979).

図 4.37 電離水素領域の速度場. 数字は各領域の km/s を単位とする速度 (J.A. グラハム 1979). 縦軸・横軸ともに -200, -100, 0, +100, +200 (相対位置). 図中の速度値は 277, 310, 416, 435, 504, 527, 546, +548, 601, 619, 693, 727, 777, 788. 全体が傾いた楕円 (回転リング) で囲まれている.

NGC 5128 のダーク・レーンはどうのようにして形成されたのでしょうか. これが NGC 5128 内の星の進化過程で放出されるガスから作られたとは考えられません. と言うのは, NGC 5128 内の星が回転していないことは観測的に確かめられているからです. 中心核の爆発で放出されたとしても, ダーク・レーンの大きな回転運動は説明できません. 結局, 外から角運動量を持ったガスを供給してやらなければならないのです. 可能性のある方法として二つが考えられています. 一つは NGC 5128 が巨大なガス雲に突入したとする R. B. ラーソン (1972) の説と, 他は小さい銀河が呑込まれたと考える A. トウムア (1977) の説です. J. A. グラハム (1979) と R. J. デュフル達 (1979) は後者の説を支持し, ダーク・レーンが外側で S 字のように大きく歪んでいるのは, その銀河の落下してきた元々の道筋を示すものと解釈しました. NGC 5128 の中心に観測される直径 6 kpc の X 線源は $6 \times 10^8 M_{\odot}$ の高温ガスからの熱輻射と考えられていますが, これも銀河との衝突によって造られたもののなのでしょう.

NGC 5128 の北東側の電波源方向に, 中心核から $\sim 28'$ (42 kpc) に達するジェットが最近発見されました. 図 4.38 は V. M. ブランコ達 (1975) の発見した外部ジェットです. 内部ジェットは R. J. デュフルと S. ファン・デン・バーク (1978) によって, さらに内側の X 線ジェットは E. J. シュライヤー達 (1979) のアインシュタイン衛星観測によって発見され, NGC 5128 のジェットは中心核から ~ 42 kpc まで連続しているという驚嘆すべき新事実が明らかとなりました (図 4.39). 恐らく, 中心核から放出された高温ガスが $R \sim 3$ kpc で冷え, 可視光で見えるジェットとなったのでしょう.

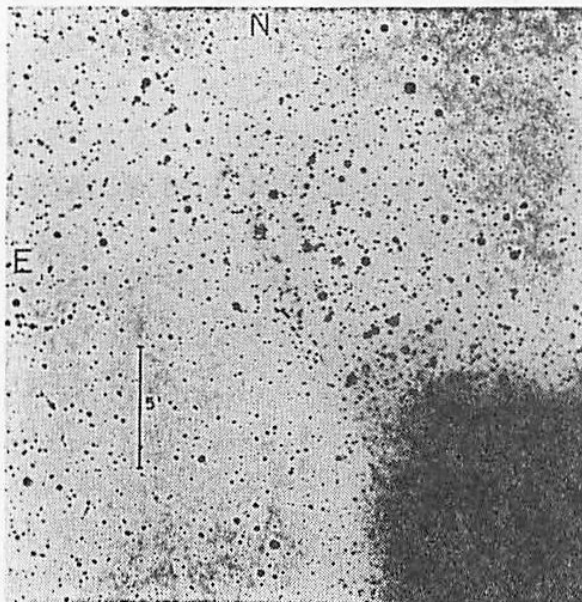


図 4.38 M. V. ブランコ
達 (1975) の外部ジ
ェット.

図 4.38 V. M. ブランコ達 (1975) の外部ジェット. 図の上に N, 左に E の方位表示, 左中央に 5' のスケール・バー.

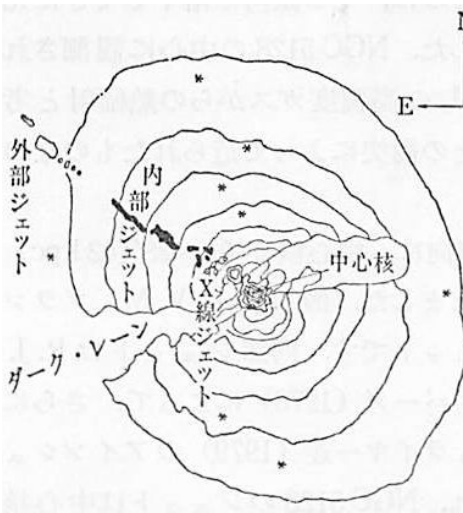


図 4.39 X線ジェット. (E. J. シュ
라이어達 1979).

図 4.39 X線ジェット. (E.J. シュライヤー達 1979) . 模式図中の記入: 外部ジェット, 内部ジェット, X線ジェット, 中心核, ダーク・レーン. 右上に N (上), E (左) の方位表示. 外部ジェットの位置は * 印で示されている.

NGC 5128 の中心核はダーク・レーンに被われていますが, 赤外写真では見えます (図 4.40). 大きさは $\sim 4''$ (100 pc) です. 中心核にはセイファート銀河的なスペクトルは見られません. W. E. クンケルと H. V. ブラット (1971) の同定した赤外中心核内にはコンパクトな電波源とX線源が発見されています. K. I. ケラーマン (1974) の 31.5 と 89 GHz (9.5 と 3.4 mm) での観測では, 電波源の大きさは ~ 0.5 ミリ秒 (0.01 pc) で, 強度変化も示します. X線源の 0.3–3 keV 光度は 2.8×10^{42} erg/s, 0.1–100 keV 光度は 1.7×10^{43} erg/s にも達し強力です. X線強度は変動し, X線の大きさは $l \leq 10^{16}$ cm と推定されています.

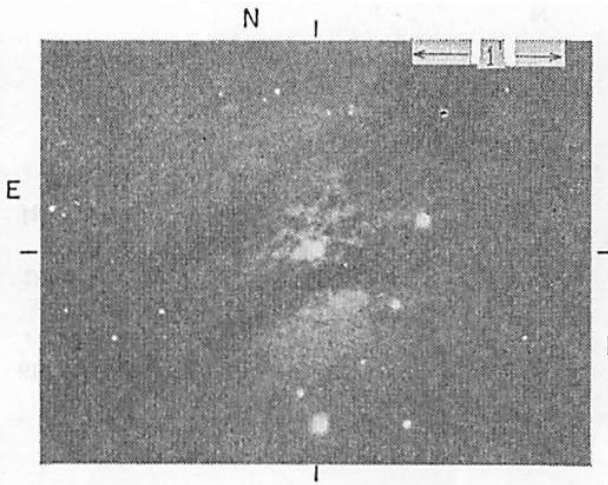


図 4.40 NGC5128 の赤外
($\lambda\lambda$ 7700–8500 Å)
中心核. (W. E. ク
ンケルと H. V. ブ
ラット 1971).

図 4.40 NGC5128 の赤外 ($\lambda\lambda 7700\text{--}8500\text{ \AA}$) 中心核. (W.E. クンケルと H.V. ブラット 1971). 図の上に N, 左に E の方位表示, 上部にスケール・バー.

(2) NGC 1316

NGC 1316 は対状電波源 Fornax A です (図 4.41). 距離を 33 Mpc ととれば, 二つの電波源は 300 kpc 離れていることになります. T.A. マッシューズ, W.W. モルガン, M. シュミット (1964) は NGC 1316 を D3-4 と分類しています.

図 4.42 は F. シュヴァイツァー (1980) がセロ・トロロの 4 m 望遠鏡で撮影した一連の写真です. 短時間露光の写真には明るい中心核が写っています. 露光時間を増してゆくにしながらって, NGC 1316 の母体の銀河とダーク・レーンがはっきりしてきます. さらに露光時間を増せば巨大なボックス型の最外部領域 ($\geq 150 \times 220\text{ kpc}$) が現われ, 内部にはたくさんの弧状をしたループ (loop) やリップル (ripple) が見え出します (図 4.43). カーチス・シュミット望遠鏡で撮影された 5 枚の乾板を重ね焼きした図 4.44 の写真にはさらに巨大なループ ($\sim 110 \times 160\text{ kpc}$) が見え, 電波源よりも大きく広がっています.

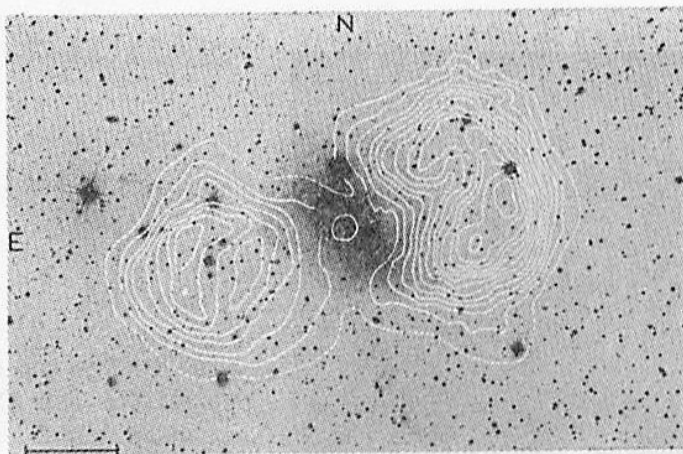


図 4.41 NGC 1316 の対状電波源. スケールは 100kpc.(F. シュヴァイツァー 1980).

図 4.41 NGC 1316 の対状電波源. スケールは 100kpc. (F. シュヴァイツァー 1980) . 図の上に N, 左に E の方位表示. 写真に電波の等値線が重ねられている.

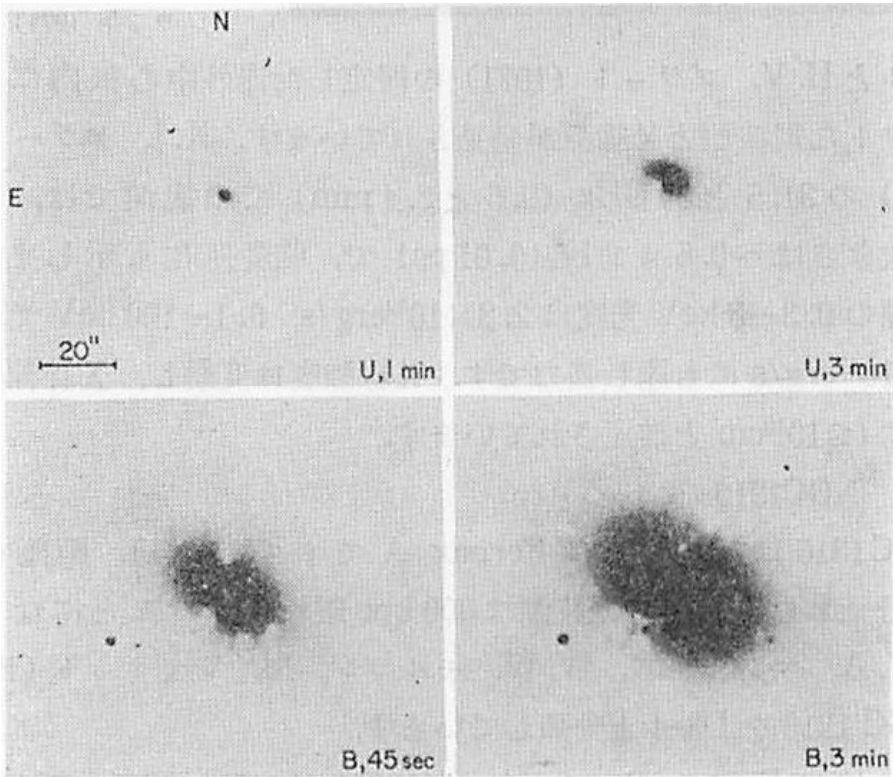


図 4.42 NGC1316. (F. シュヴァイツァー 1980).

図 4.42 NGC1316. (F. シュヴァイツァー 1980) . 4 パネル: U,1 min / U,3 min / B,45 sec / B,3 min. 左上に N, 左に E の方位表示と 20" のスケール・バー.

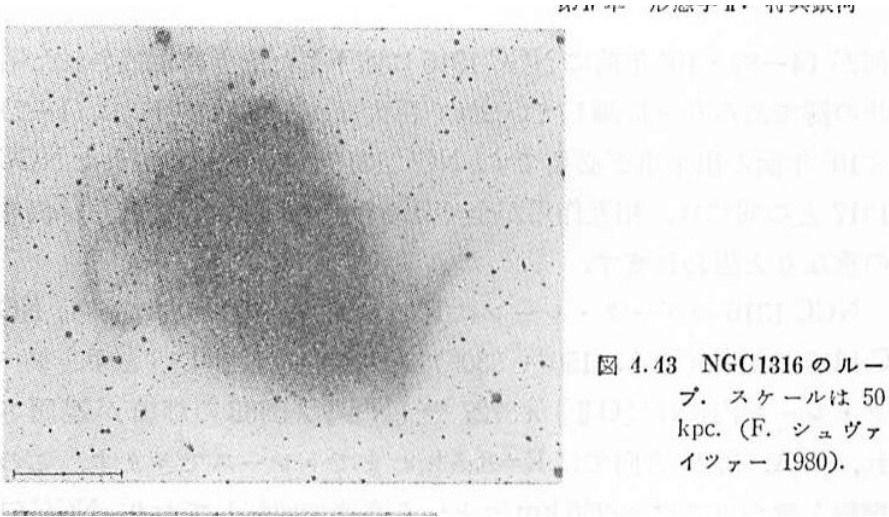


図 4.43 NGC 1316 のループ. スケールは 50 kpc. (F. シュヴァイツァー 1980) .

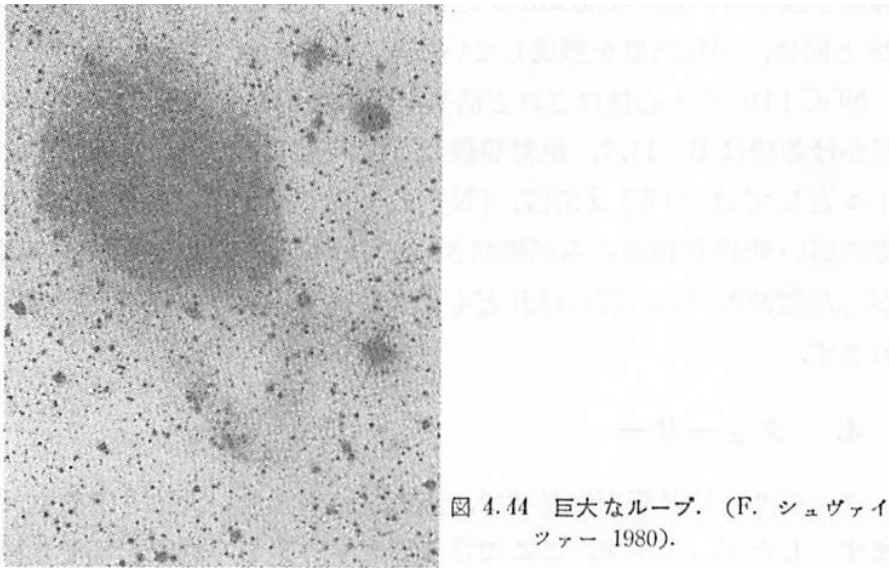


図 4.44 巨大なループ. (F. シュヴァイツァー 1980) .

シュヴァイツァーは幾つかのループとリップルの分光観測を試みましたが、電離ガスからの輝線スペクトルは見られませんでした。これらは星からできているのです。彼は巨大なループが大きな弧を描き、NGC 1316 に結び付いているように見えるので、これらは銀河が $(4-8) \times 10^8$ 年前に NGC 1316 に落下したときに取残された尾状の跡であろうと推測しています。巨大なループの説明には $(1-2) \times 10^9$ 年前の出来事が必要です。NGC 1316 から 60 kpc 離れた NGC 1317 との間には、相互作用が全く見られないので、これらは偶然の重なりと思われます。

NGC 1316 のダーク・レーン は P. A. $160^\circ-340^\circ$ 方向にあり、NGC 1316 の短軸 (P. A. $150^\circ-330^\circ$) と大むね一致しています。ダーク・レーン内には [O II] $\lambda 3727$ や [N II] $\lambda 6583$ の輝線が観測され、P. A. 322° 方向では $R=8.5$ kpc までトレースできます。この輝線を放つガスは ~ 350 km/s という高速で回転しており、NGC 5128 と同様、回転円盤を形成しているものと思われます。

NGC 1316 の中心核はさほど活発な活動を示しません。中心核の見かけ等級は $B=14.7$ 、絶対等級は $M_B = -17.9$ です。輝線スペクトルとしては [O II] $\lambda 3727$, [N II] $\lambda 6583$, [S II] $\lambda \lambda 6716, 6731$ 等の弱い低励起輝線のみが観測されます。電波では直径 3 kpc の広がった電波源内に、弱いけれども 0.1 秒 (~ 16 pc) のコアが観測されます。

4. クェーサー

クェーサーは外観が恒星状で、赤方偏移の大きい天体と定義されます。したがって本来、ここで言う形態学的議論の対象とはなり得ないものですが、セイファート銀河を研究する上でクェーサーは重要な位置を占めますので、簡単に私達に関連するもののみを調べることにします。

A. ヒュウィットと G. バービッジ (1980) のクェーサー・カタログには 1549 個のクェーサーが記載されています. そのうち赤方偏移が $z < 0.1$ のものは 17 個, $0.1 \leq z < 0.2$ のものは 35 個あり, 最小の赤方偏移は B 272 (Q 1301+375) の $z=0.036$ です. また, これら 52 個のクェーサーには, セイファート銀河としてカタログされている 8 個が含まれています (表 4.1). 一方, 赤方偏移が 3 を超えるクェーサーは 16 個で, 最大の赤方偏移は OQ 172 (Q 1442+101) の $z=3.53$ です. これは光速の 91% の後退速度に相当するものです.

表 4.1 セイファート銀河でもあるクェーサー

クェーサー	セイファート銀河	赤方偏移 z
0121-590	Fairall 9 ESO 113-IG 49	0.045
0119-013	II Zw 1	0.054
0051+124	I Zw 1	0.061
2139+099	II Zw 136	0.061
1312+041	Tololo 1312+041	0.071
0007+106	III Zw 2	0.089
1257+286	X Comae	0.092
1304+346	Mkn 64 B 340	0.184

クェーサーが銀河の中心核であるならば, 赤方偏移の小さいクェーサーの周辺にはクェーサーの属するグループ, あるいは銀河団のメンバー銀河が存在するかも知れないことは容易に予想されます. A. ストックトン (1978) はクェーサーの周辺のグループ銀河捜しを系統的に行ないました. 彼は G. R. バービッジ, A. H. クラウン, H. E. スミス (1977) のクェーサー・カタログ中の $z \leq 0.45$, $m_b < 19.12 + 5 \log z$, $-15^\circ < \delta < +55^\circ$ の条件を満たすクェーサー 27 個に対して, グループの典型的サイズ 1 Mpc に相当する半径 $45''$ 内の銀河を捜しました. 10 個のクェーサーには見つかりませんでした, 残り 17 個のクェーサーには 29 個の銀河を発見することができました. マウ

ナ・ケア天文台 2.2 m 望遠鏡で行なった分光観測の結果、8 個のクェーサーのまわりの 13 個の銀河がクェーサーと 1,000 km/s 以内で一致する赤方偏移を持つことがわかりました。代表的クェーサー 3C 273 にも 300 kpc 離れたグループ銀河 ($m_B = 20.3$, $z=0.1575$) がその後発見されています。

クェーサーは恒星状の天体と定義されていますが、銀河を思わせるエンベロープを持つ 10 数個のクェーサーが知られています。3C 48 は最も有名な例です (図 4.45)。このエンベロープは $12'' \times 5''$ の大きさを持ち、 $z=0.367$ に相当する 2,200 Mpc の距離を仮定すれば、 $240 \times 100 \text{ kpc}$ となります。エンベロープの北側には [O III] $\lambda\lambda 5007, 4959$, [O II] $\lambda 3727$, [Ne III] $\lambda 3869$ の輝線スペクトルが観測され、先に見た 3C 120 の最外部領域にそっくりです。ジェットを持つクェーサー 3C 273 (図 1.5) にも、銀河と思われる背景光が S. ワイコフ達 (1980) によって検出されています。半径は $\sim 15''$ (75 kpc), 絶対等級は $M_R \approx -24$ です。中心から北へ $5''$ 離れた領域には、[O II] $\lambda 3727$, [Ne III] $\lambda 3869$ の輝線スペクトルも観測されます。ジェットは連続スペクトルのみを放ち、X線でも見えます。

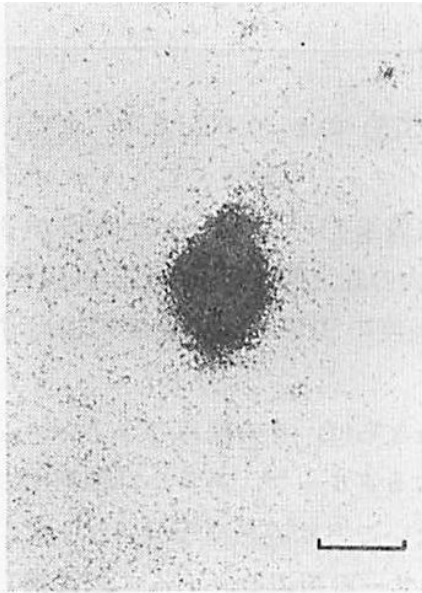


図 4.45 3C 48 のエンベロープ. スケールは 50 kpc. 上が北, 右が西.
(A. サンデッジと W.C. ミラー 1966).

図 4.45 3C 48 のエンベロープ. スケールは 50 kpc. 上が北, 右が西. (A. サンデッジと W.C. ミラー 1966) .

現在のところ, 地上観測ではクェーサーがどのような形態をした銀河なのかを知ることはできませんが, 光学的手段で搜索されたクェーサーは大半が電波の静かなクェーサー (radio-quiet quasar) であって, 電波の騒がしいクェーサー (radio-loud quasar) は全体の 5~10% 以下でしかないという事実は示唆に富んでいます. この比率はセイファート銀河の中に電波銀河の見つかる割合とよく一致しているのです.

第V章 形態学III. セイファート銀河の特徴

第III章ではセイファート銀河を、第IV章では特異銀河を形態学的側面から研究しました。その中で、これらの正常銀河との相違点と、セイファート銀河に共通した性質がある程度はつきりしたと思います。ここでは、それらの結果をより一般化しようと試みる訳ですが、次の点には十分留意する必要があります。その一つは、私達の知っているセイファート銀河が統計的に完全なサンプルではなく、片寄った性格を持っているかも知れないということです。資料の質が異なることも大きな障害となります。最も近いセイファート銀河では $1''$ が $50\sim 100$ pc に相当しますが、3C 120 ではそれが 1 kpc にも当り、これらを同等に取り扱うことはできません。地上観測に頼る限り、 $200\sim 300$ Mpc よりも遠方にある銀河の構造を形態学的に議論することは残念ながら、不可能に近いと考えなければなりません。

(1) 楕円型のセイファート銀河は存在するか

私達が調べたセイファート銀河は、強力な電波源である NGC 1275, 3C 120, 3C 390.3 を除けば、すべて渦巻銀河です。NGC 1275 は明らかに楕円型ですが、これはペルセウス銀河団の中心天体であり、3C 120 のような電波セイファート銀河よりも第IV章で研究した電波銀河的性格が強く、セイファート銀河ではないとする立場もあります。セイファート銀河の本質が解明されていない現在、NGC 1275 をセイファート銀河から排除することはできませんが、典型的な電波セイファート銀河でないことだけは確かです。3C 120 は渦巻銀河ではないとしても、円盤領域を持つ N またはコンパクト銀河ですから、楕円銀河ではありません。N 銀河の 3C 390.3 は形態を議論するには遠方すぎます。

表 5.1 楕円銀河の可能性のあるセイファート銀河

銀河	赤方偏移 (km/s)	コメント
Mkn 352	4500	よく分解された無定形のエンベロープ
NGC 1275	5200	特異な“楕円”電波銀河
Mkn 50	6910	よく分解された無定形のエンベロープ
Mkn 335	7500	パロマー・スカイ・サーベイ・アトラスでは分解できない（大きなスケールの写真なし）
Mkn 290	9240	よく分解された無定形のエンベロープ
Mkn 509	10650	あわい無定形のエンベロープ
Mkn 464	15300	よく分解された無定形のエンベロープ
Mkn 507	16750	小さい無定形のエンベロープ（より良い写真が必要）
3 C 390.3	17100	かろうじて分解；電波銀河
3 C 382	17580	無定形のエンベロープ；電波銀河
Ton 524 a	17940	かろうじて分解
Mkn 304	19950	かろうじて分解
Mkn 69	22870	かろうじて分解
Mkn 478	23700	よい写真上ではコンパクトなエンベロープ
3 C 227	25650	かろうじて分解；電波銀河
Mkn 64	55200	コンパクトなジェット，または伴銀河
3 C 287.1	64700	恒星状；電波銀河またはクエーサー

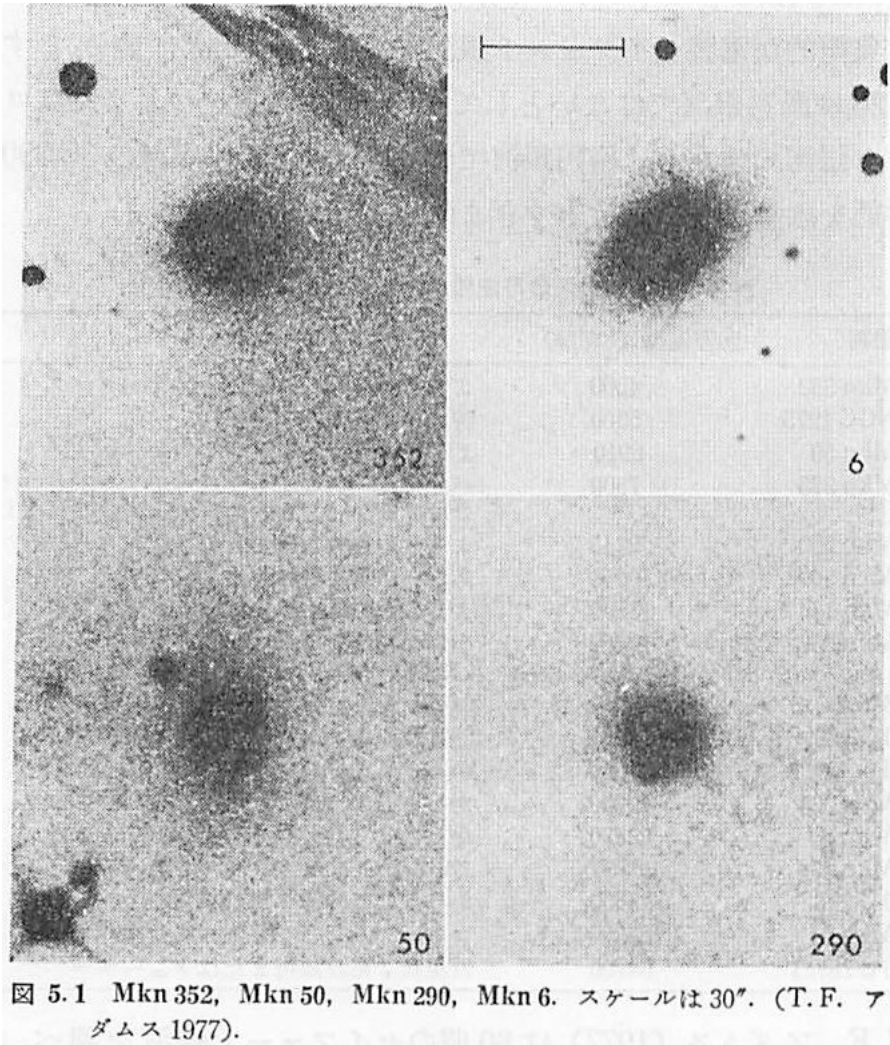


図 5.1 Mkn 352, Mkn 50, Mkn 290, Mkn 6. スケールは 30". (T. F. アダムス 1977).

図 5.1 Mkn 352, Mkn 50, Mkn 290, Mkn 6. スケールは 30". (T. F. アダムス 1977).
〔図中のラベル：352, 6, 50, 290〕

T.F. アダムス (1977) は 80 個のセイファート銀河を調べ、楕円銀河の候補として 17 個をあげました (表5.1). しかし、距離を 300 Mpc (15,000 km/s) 以内に限れば、楕円銀河の可能性は高々 10% となります. 図5.1 は

$v < 10,000$ km/s の Mkn 352, Mkn 50, Mkn 290 と SO 型の Mkn 6 です. Mkn 352 には Mkn 6 に類似した最外部領域が見えますし, NGC 1275 を特異な電波銀河とみなせば, 楕円銀河の可能性はさらに減少し, $\sim 5\%$ となります. 一方, 正常銀河の場合, 15%以上が楕円銀河であり, 明らかにセイファート銀河には楕円銀河が欠けています. 特に電波セイファート銀河を除き, セイファート銀河を電波の静かなグループ (radio-quiet Seyfert galaxy) に限れば, 楕円銀河は全く存在しないとも考えることも不可能ではありません.

(2) 棒状構造とリング構造

渦巻銀河は正常渦巻型 (SA 型) と棒状渦巻型 (SB 型) とに分類され, 中間型は SAB 型と表示されます. 第III章で見たようにセイファート銀河は SA, SAB, SB のいずれの型にも見出されます. 図5.2 は SA(r)b の Mkn 10 です. この銀河は巨大で, 外側の渦巻アームは 30×90 kpc, 内側の明るいリングは 8×22 kpc の広がりを持っています. 図5.3 は SAB(rs)bc の NGC 6814 です. アームは 4 本に分かれ, 各アームは比較的一様な表面輝度を持ち, 外側で突然暗くなっていますが, さらに最外部領域を持ちます. SB(rs)c の Mkn 79 を図5.4 に示します. 棒状領域は 20 kpc の長さを持ち, 全体では ~ 50 kpc と巨大です.

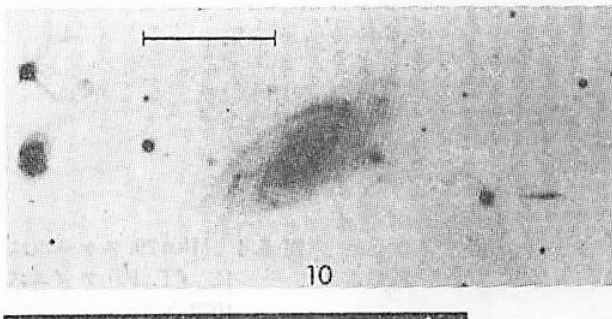


図 5.2 Mkn 10. スケールは $1'$ (T. F. アダムス)

図 5.2 Mkn 10. スケールは 1' (T. F. アダムス) [図中のラベル : 10]



図 5.3 NGC 6814. (ハッブル・アトラス, A. サンデッジ 1961).

図 5.3 NGC 6814. (ハッブル・アトラス, A. サンデッジ 1961).

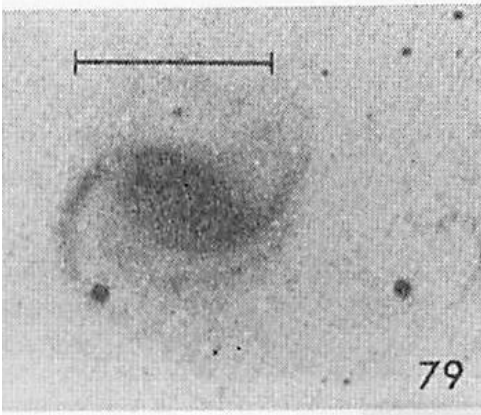


図 5.4 Mkn 79. スケールは 1'. (T. F. アダムス 1977.)

図 5.4 Mkn 79. スケールは 1'. (T. F. アダムス 1977.) [図中のラベル : 79]

渦巻銀河はまた、アームの形態から 0, a, b, c, d 型に分類されますが、セイファート銀河は d 型を除くすべての型に見出されます。NGC 3516, Mkn 6

は 0 型, NGC 5548 (図5.5) は 0/a 型です. a, ab, b, bc, c 型は, すでに幾つも例を見ました.

さて, セイファート銀河の形態分類を正常銀河のものと比較してみよう. 表5.2 は S.M. シムキン, H.J. スー, M.P. シュワルツ (1980) が 100 Mpc 内にある南天と北天の 30 個のセイファート銀河を調べた結果です. G. ド・ヴォクルール, A. ド・ヴォクルール, H.G. カウイン (1976) の銀河カタログ RCBG II (Second Reference Catalogue of Bright Galaxies) と比較すれば, 次の形態学的特殊性が見出されます.

表 5.2 セイファート銀河の形態分類と正常銀河との比較

形態分類	セイファート銀河(%)	正常銀河*(%)
[A / A B / B] (s)	23	29
[A B / B]	70	59
[A / A B / B] [(rs) / (r)]	57	35
[(R) / (R')] [A / A B / B]	43	8.2
[(R) / (R')] [A / A B / B] [(rs) / (r)]	30	3.2

* RCBG II 中の楕円銀河を除く $v_R < 5,000$ km/s の銀河

- (i) 棒状構造を持つ SAB と SB 型が正常銀河に比べて比較的多い.
- (ii) 内部にリング的構造を持つ (rs), (r) 型もやや多い.
- (iii) 外側にリング (R), または擬リング (R') を持つものが多い.
- (iv) 内部と外部にリング構造を持ち, 多重構造を示すものが圧倒的に多い.

(i) の特徴は J.L. セルジク (1973) によって指摘されたものですが, T. ヘックマン (1978) は否定的です. いずれの解析もサンプル数が十分でありませんので, ここでは可能性の一つとして注意するに止めておきます.

リング構造,あるいは多重構造の多いことは明白です. R/R' を持つ系は正常銀河の5倍の頻度で見出されますし,内部と外部にリング構造を持つセイファート銀河はさらに高く10倍です. 第III章で調べた渦巻セイファート銀河の NGC 1068, NGC 4151, NGC 3516, NGC 3227, NGC 7469 のすべてに,このような構造が見られたことでも, (iii) と (iv) の特徴は納得できます.

表 5.3 環状主要領域を持つセイファート銀河

銀 河	セイファート型	コメント
Mkn 9	1	恐らく渦巻アームの部分
Mkn 34	2	恐らく渦巻アームの部分
Mkn 198	2	
Mkn 268	2	分解できない渦巻アーム?
Mkn 279	1	分解できない渦巻アーム?
Mkn 372	2	
Mkn 541	1	不完全な薄いリングか, 渦巻アーム.
Mkn 590		不十分に分解された渦巻アーム?
NGC 5548	1	
II Zw 136	1	
Tololo 0109-381	1	

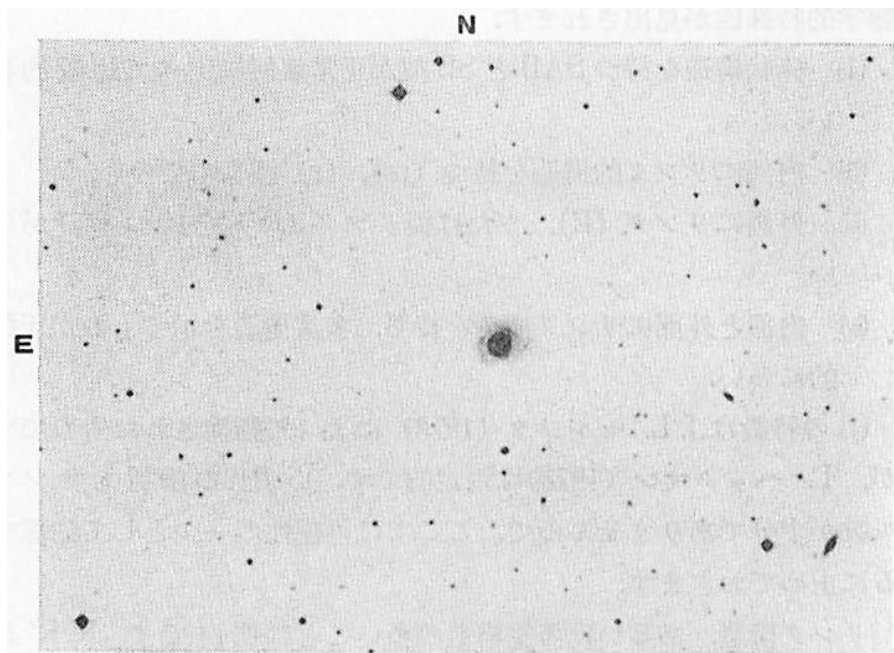


図 5.5 NGC 5548. (パロマー・スカイ・サーベイ・アトラス) 〔図中のラベル：N (上), E (左)〕

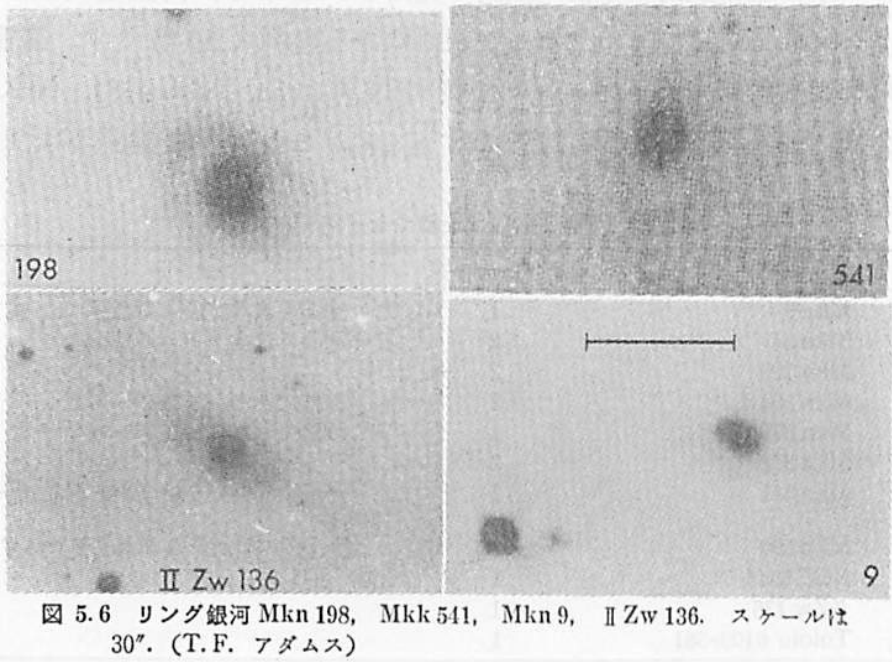


図 5.6 リング銀河 Mkn 198, Mkn 541, Mkn 9, II Zw 136. スケールは 30". (T. F. アダムス) 〔図中のラベル：198, 541, II Zw 136, 9〕

T.F. アダムス (1977) は、棒状銀河にともなうリングやハロのものとは異なる環状主要領域 (annular main body) を持つ銀河がセイファート銀河に多く見られることを指摘しています (表5.3). NGC 5548 はその典型です (図5.5). これは Sa, (R') SA(s)O/a, g? S 1 pN 等と分類され、直径 10 kpc の明るいコアとリング構造が見えます. リングの直径は 25~30 kpc ですが、外側には 60 kpc 以上の最外部領域が存在します. リング銀河の例として図 5.6 に Mkn 198, Mkn 541, Mkn 9, II Zw 136 を示します.

(3) 相互作用銀河と変形銀河

セイファート銀河には2個、あるいはそれ以上の銀河が相互作用をし合っている系や、ジェット、フィラメント、テイル (tail) を持っていたり、大きく乱された変形銀河 (disturbed galaxy) が比較的多く見られます (表5.4).

表 5.4 変形銀河と相互作用銀河

変形銀河 (型)		相互作用銀河 (型)	
Mkn 110*	(1)	Mkn 40	(1)
Mkn 231	(1)	Mkn 176	(2)
Mkn 273	(2)	Mkn 374*	(1)
Mkn 298	(2)	III Zw 55	(2)
Mkn 463*	(1)	NGC 3227	(1/2)
NGC 985	(1)	NGC 7603	(1)
NGC 1275	(2?)		

* 恐らく2重中心核 (double nucleus) .

古典セイファート銀河では NGC 3227 と NGC 7469 が相互作用銀河であり、NGC 7603 も見かけは相互作用銀河です。VV 144 と VV 150 は図2.5に、III Zw 55 は図2.4 に示してあります。図5.7 は相互作用の見られる Mkn 374 です。これには二つの中心核があります。Mkn 279, Mkn 348, Mkn 506 は見かけ上は2重銀河ですが、相互作用を示すブリッジやテイル、フィラメント等は見られません (図5.8).

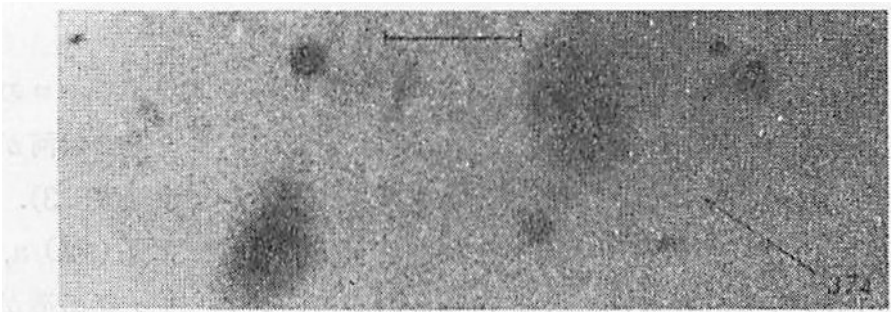


図 5.7 相互作用銀河 Mkn 374. スケールは30". (T.F. アダムス 1977).

図 5.7 相互作用銀河 Mkn 374. スケールは30". (T. F. アダムス 1977). [図中のラベル : 374]

(図 5. 8).

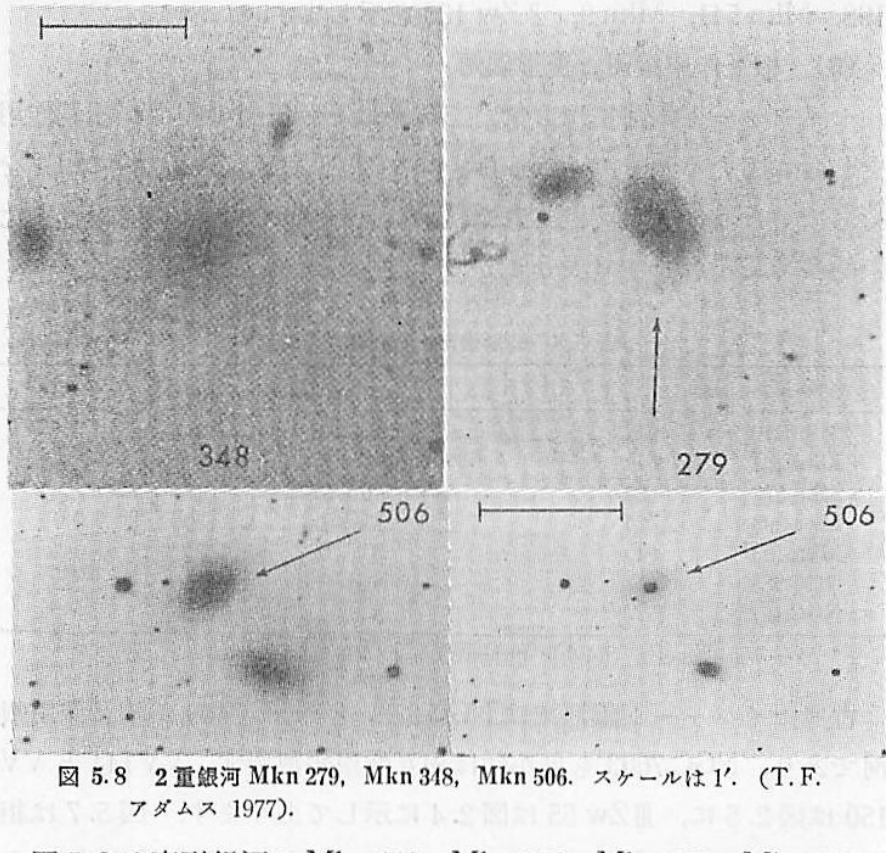


図 5.8 2重銀河 Mkn 279, Mkn 348, Mkn 506. スケールは1'. (T. F. アダムス 1977).

図 5.8 2重銀河 Mkn 279, Mkn 348, Mkn 506. スケールは1'. (T. F. アダムス 1977). [図中のラベル : 348, 279, 506, 506]

図5.9 は変形銀河の Mkn 110, Mkn 273, Mkn 231, Mkn 463 です. Mkn 110 には中心核から北西に延びる約 50 kpc のジェットがあり, 中心核は二つに見えます. Mkn 273 にも約 50 kpc のジェットが見えます. Mkn 463 は二つの中心核を持ち, リングの一部のような内部と乱されたアームが見えま

す。Mkn 231 の外側には 1 本アームがあります。図5.10 は変形リング銀河 NGC 985 (VV 285) です。セイファート銀河ではありませんが、このようなリング状の銀河は他にも幾つか知られています。

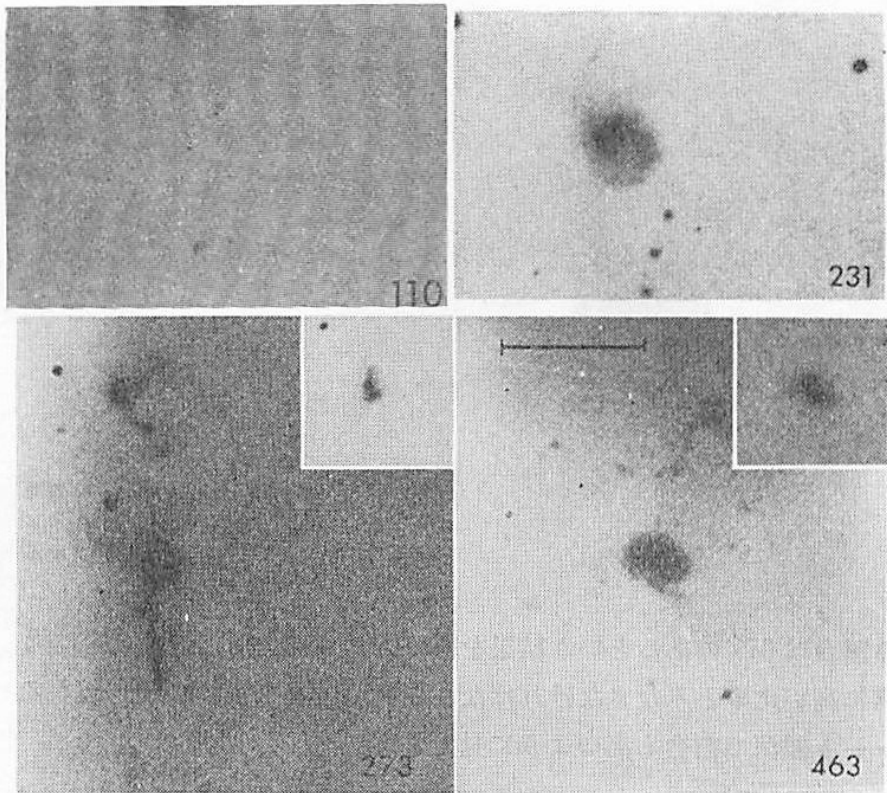


図 5.9 変形銀河 Mkn 110, Mkn 273, Mkn 231, Mkn 463. スケールは Mkn 273 のみ 30", 他は 1'. (T.M. アダムス 1977).

図 5.9 変形銀河 Mkn 110, Mkn 273, Mkn 231, Mkn 463. スケールは Mkn 273 のみ 30", 他は 1'. (T. F. アダムス 1977). [図中のラベル: 110, 231, 273, 463]

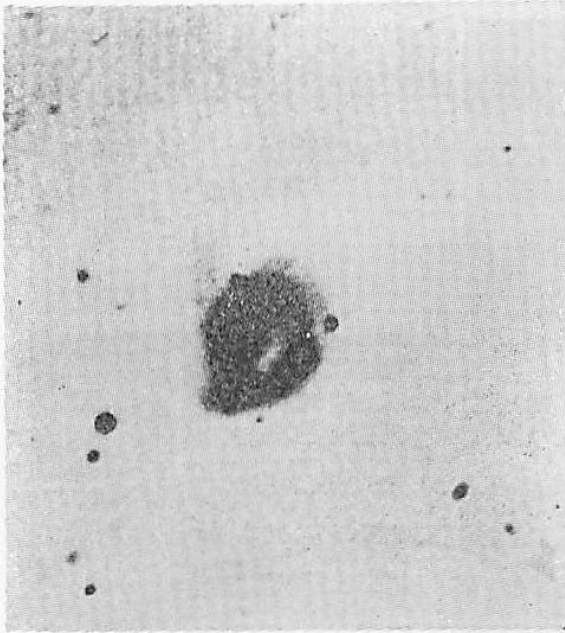


図 5.10 リング型の変形銀河 NGC 985. (J. C. セイズと E. A. シュピーゲル 1976).

図 5.10 リング型の変形銀河 NGC 985. (J. C. セイズと E. A. シュピーゲル 1976).

表5.4 の相互作用／変形銀河は、T.F. アダムス（1977）の調べたセイファート銀河の 16% を占めます。H. アープと B.F. マドレー（1975）は南天の銀河のうち、すべての種類の特異銀河の占める割合は 6% であるという結果を得ていますので、上の 16% は異常に高い比率とみなさなければなりません。表5.4 では 2 型セイファート銀河の割合も高いように見えます。

(4) N 銀河

セイファート銀河には N 銀河が多く見られます。古典セイファート銀河の NGC 4051 (f? S 3 N), NGC 4151 (gSk 4 pN), NGC 5548 (g?S 1 pN), NGC 7469 (g? S 3:pN) はみな N 銀河です。図5.11 と図5.12 はパロマー天文台

120cm シュミット望遠鏡と岡山 188cm 望遠鏡で撮影された NGC 4051 です。これは Sb/Sbc, SAB (rs) bc と分類されます。明るい中心の渦巻領域は 10×12 kpc あります。北東側のアームは 2~3 本のサブ・アームに分裂し、南西側のアームに比べはるかに幅広く、たくさんの電離水素領域のノットがこの北東アーム上に散在しています。淡い最外部領域は 15×20 kpc あります。確かにアームの形状は Sb/Sbc 的ですが、中心領域には準恒星状の中心核が認められるだけです。NGC 4051 は恒星系として大変貧弱であり、正に N 銀河そのものです。

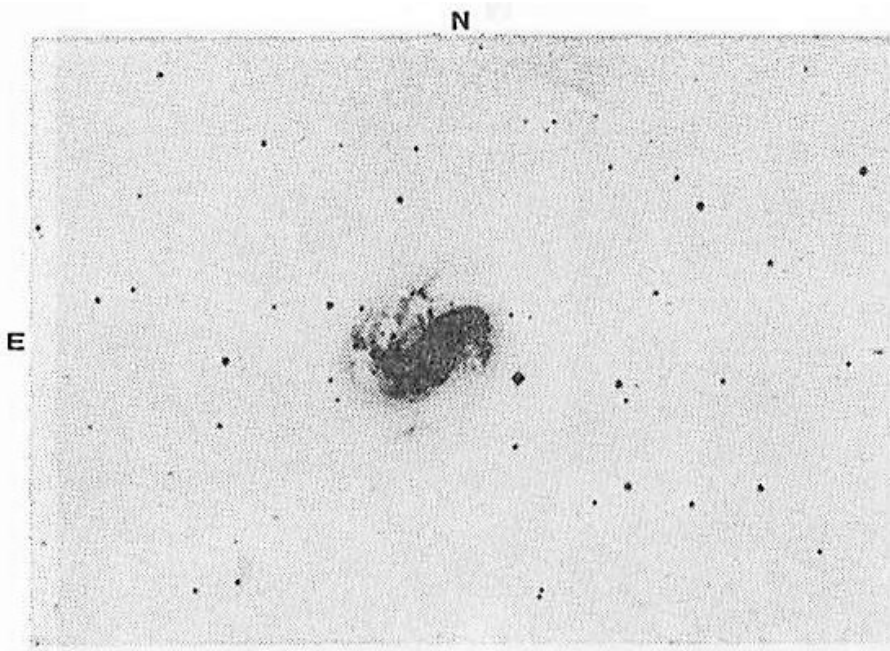


図 5.11 NGC 4051. (パロマー・スカイ・サーベイ・アトラス) 〔図中のラベル：N (上), E (左)〕

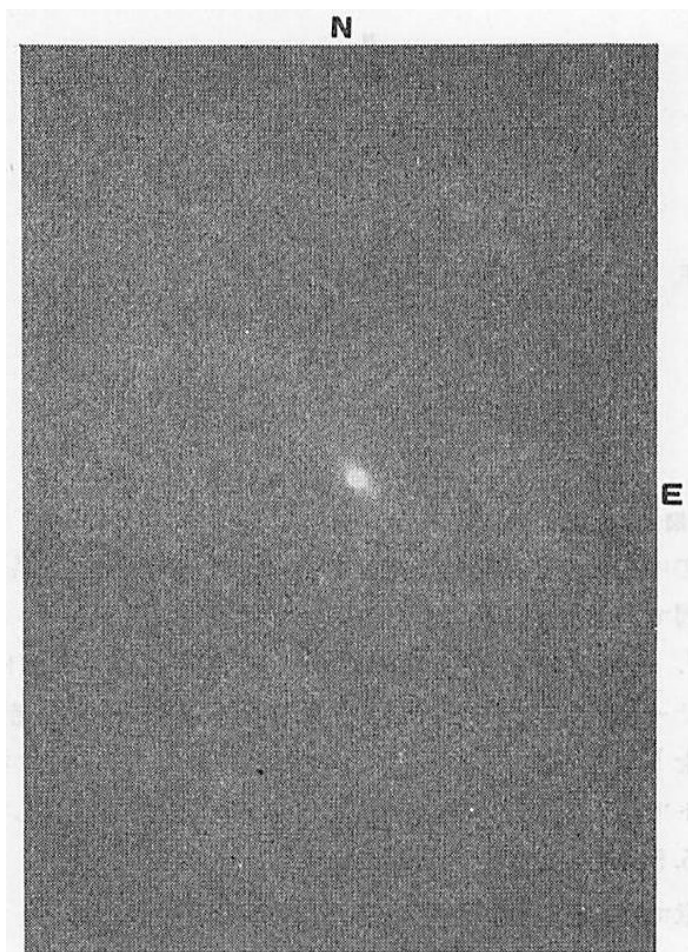


図 5.12 NGC 4051. (東京天文台岡山天体物理観測の 188 cm 望遠鏡で撮影)

図 5.12 NGC 4051. (東京天文台岡山天体物理観測の 188 cm 望遠鏡で撮影) [図中のラベル: N (上), E (右)]

W.W. モルガン (1972) はセイファート銀河, コンパクト銀河, クェーサーに対して, 標準的な N 銀河の他に渦巻アームの発達した N 銀河を NS 型, 著じるしくはないが N 型であるものを N^- 型, コンパクトで高表面輝度の銀河を C 型とする形態分類を導入しています. 表 5.5 はその規準となる天体です.

第Ⅱ章で述べた N 銀河と電波源との関連にも注意しましょう (表 2.3). 1 型の幅広い輝線輪郭は圧倒的に N 型の電波銀河に多く見られるのです.

表 5.5 モルガンの分類

分 類	セイファート銀河	クェーサー
N 型	NGC 5548 III Zw 2 3 C 120 Mkn 9 Zw 0039.5+4003 NGC 7469	3 C 48 III Zw 2 B 264
NS 型	NGC 7469 Mkn 10	
N^- 型	NGC 4051	
C 型	NGC 3516	Ton 256 B 264

(5) 電離ガス雲とフィラメント系

第Ⅲ章で調べたセイファート銀河のかかなりのものと, 第Ⅳ章の特異銀河には正常銀河には見られない電離ガス雲やフィラメント系, あるいはジェット等がともなっていました. NGC 1068 には [O III] ガス雲が, NGC 4151 には [O III] ガス円盤があり, 3C 120 にも巨大な [O III] ネビュロシティが発見されています. H_α フィラメント系は NGC 1275, M 82, M 87 に, 回転ガス

円盤と思われるダーク・レーン NGC 5128 と NGC 1316 に見られ、M 87 と NGC5128 にはジェットも存在します。NGC 1275, NGC 5128, NGC 1316 には衝突中の銀河、あるいはその形跡も観測されています。個々の銀河を詳しく観測すれば、このような例はさらに増すものと思われます。

[O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ で観測されるものと、 H_{α} ではつきり写るものとがあることに注意しましょう。[O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ は 2 回電離の酸素が放出する輝線ですから、前者と後者をそれぞれ高励起のものと低励起のものと言いつ換えることもできます。面白いことに、セイファート銀河には高励起の電離ガス雲／ネビュロシティが多く、NGC 1275 と電波銀河には低励起の H_{α} フィラメントが多い傾向が見られます（表5.6.）。

表 5.6 活動銀河のネビュロシティ

銀 河	ネビュロシティ等
NGC 1068	[O III] のガス雲
NGC 4151	[O III] のガス円盤
NGC 3516	H_{α} フィラメント [O III] の電離ガス
3 C 120	[O III] フィラメント
3 C 48	ネビュロシティ
NGC 1275	H_{α} フィラメント
M 82	H_{α} フィラメント
M 87	ジェット H_{α} フィラメント
NGC 5128	ダーク・レーン ジェット
NGC 1316	ダーク・レーン ループ／リップル

これらの起源として放出説と降下説が議論されています。明らかに、NGC 1275, M 82, M 87 の H_{α} フィラメントはガスの降下によるものと思われますし、M 87 と NGC 5128 のジェットは中心核から放出されたものでしよ

う。J.A. ボールドウィン達 (1980) は 3C 120 のネビュロシティに対して、この銀河が銀河団やグループに属していないので、中心核からの放出であろうと考えています。3C 120 内の星間ガスが中心核からの強い輻射によって励起されている可能性もありますが、ガスの運動が乱されすぎていると彼らは判断しました。M.H. ウルリッヒと D. ペキーニョ (1980) も、NGC 3516 のネビュロシティの分光学的性質が放出的であるとみなしており、高励起ネビュロシティでは放出説の方が優勢のように思えます。

(6) 銀河団と銀河グループ

セイファート銀河には、銀河団に属さない傾向が見られます。古典セイファート銀河では NGC 1275 のみが銀河団メンバーですが、これとても典型的セイファート銀河ではないという見方が有力です。

表5.7 はシャプレー・エイムズ・カタログ中のセイファート銀河です。ここでは銀河団のメンバーの有無が+-で表わされています。NGC 1068 は少なくとも 6 個の銀河とともに NGC 1068 グループを形成しています (図 5.13b)。このグループの近くには特異楕円銀河 NGC 1052 を中心とする NGC 1052 グループがあり、これらを含めてくじら座第 I クラウド (Cetus I cloud) と呼ばれます。大きさは $12^{\circ} \times 9^{\circ}$ (4×3 Mpc) あります。S. ファン・デン・バーグ (1975) はこれをメンバー銀河の少ない銀河団 (poor cluster) とみなしています。NGC 4051 はりょうけん座第 II クラウド (Canes Venatici II cloud) のメンバーです (図 5.13a)。M 94 (NGC 4736) や NGC 4258 を含むりょうけん座第 I クラウド (Canes Venatici I cloud)、M 101 (NGC 5457) や M 51 (NGC 5194) を含む M 101 グループとともに、りょうけん座銀河団 (Canes Venatici cluster) を形成していると見る立場もあります。ファン・デン・バーグは cD, E+SO, S+Irr 銀河が銀河団に見出される確率を、表5.8 のように見積りました。セイファート銀河は大半が渦巻銀河ですから、同じ確率で銀河団中に見つかるならば、3.8 個がメンバーの多い

銀河団 (rich cluster) 内に存在するはずですが, 実際には NGC 4051 のみが銀河団メンバーです. この事実から彼は, セイファート銀河は本質的に孤立した銀河 (field galaxy) であると結論しました.

表 5.7 シャプレー・エイムズ・カタログ中のセイファート銀河

NGC	銀河団メンバー
1068	±
1566	...
3227	—
3516	—
3783	—
4051	+
4151	—
5548	—
6814	—
7469	—

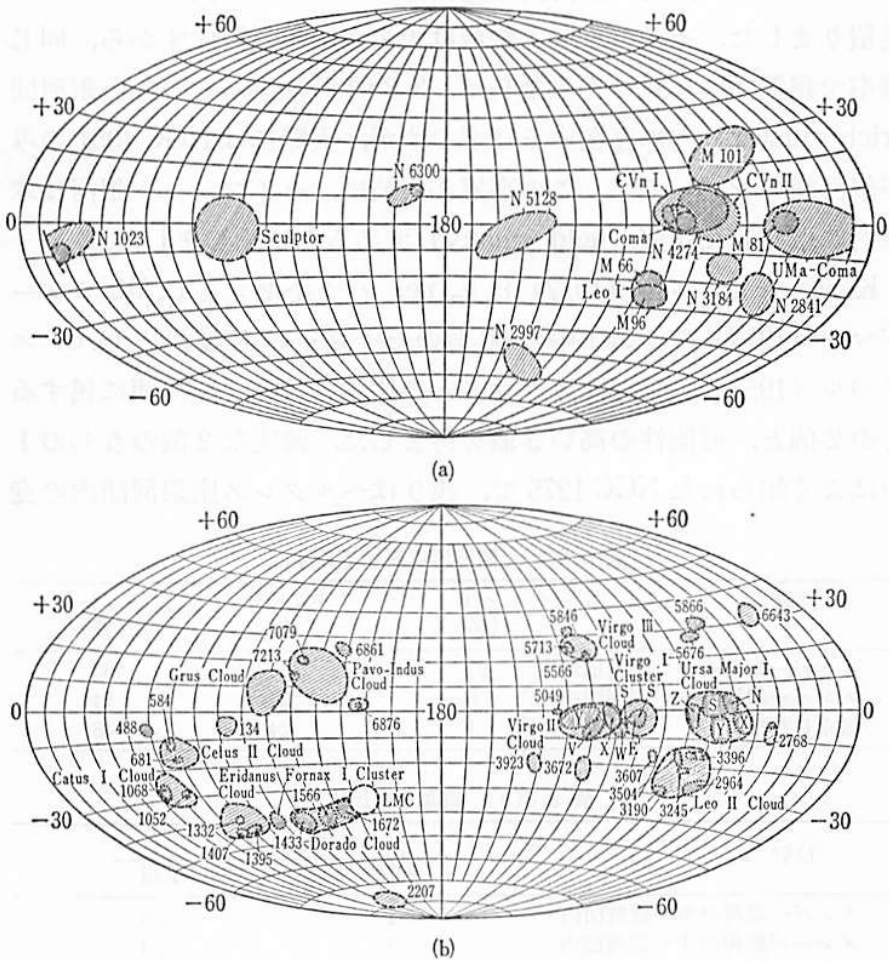


図 5.13 銀河のグループ. (G. ド・ヴォクルール 1975)

図 5.13 銀河のグループ. (G. ド・ヴォクルール 1975) 図中は 2 枚の全天分布図 (銀河座標系の楕円図法). 経緯線には +60, +30, 0, -30, -60 と 180 の目盛りが付されている. [(a) の天体名 : N 1023, Sculptor, N 6300, N 5128, N 2997, CVn I, CVn II, M 101, Coma, M 66, Leo I, M 96, N 4274, M 81, N 3184, N 2841, UMa-Coma] [(b) の天体名 : Cetus I Cloud, 488, 584, 681, 1068, 1052, 1332, 1407, 1395, 134, Cetus II Cloud, Grus Cloud, 7079, 7213, 6861, Pavo-Indus Cloud, 6876, Eridanus Cloud, Fornax I Cluster, 1566, 1433, 1672, Dorado Cloud, LMC, 2207, 5846, 5713, 5566, 5049, Virgo III Cloud, 5866, 5676, 6643, Virgo I Cluster, Virgo II Cloud, Ursa Major I Cloud, 3923, 3672, 3607, 3504, 3190, 3245, Leo II Cloud, 2964, 3396, 2768. このほか各雲の内部区分を示す小文字ラベル V, W, X, Y, Z, E, N, S が付されている]

K.H. シュミット (1977) は E.Ye. ハチキヤンと D.W. ウィードマン (1974) のリスト中の 60 個のセイファート銀河と G.O. エイベル (1958) の銀河団カタログとの比較を試み, 銀河団に属するもの 2 個と, 可能性の高い 3 個を得ました. 確実な 2 個のうちの 1 つはよく知られた NGC 1275 で, 残りはヘルクレス座銀河団内の変形銀河 Mkn 298 (IC 1182) です. 表 5.8 に比べれば, やはり銀河団内のセイファート銀河は少ないように見えます. シュミットの見出した 5 個のうち, 4 個が 2 型セイファート銀河ですから, 1 型セイファート銀河に限れば, その孤立性は一層確実なものとなります.

表 5.8(a) 銀河団に属する確率

位置	cD (%)	E+SO (%)	S+Ir (%)
メンバー銀河の多い銀河団内	93	56	38
メンバー銀河の少ない銀河団内	6	20	14
孤立した銀河	1	24	48

表 5.8(b) 観測との比較

位置	銀河の個数 (観測)	銀河の個数 (予想)
メンバー銀河の多い銀河団内	1	3.8
メンバー銀河の少ない銀河団内	1	1.4
孤立した銀河	7	3.8

電波銀河の性質も銀河団のメンバー・シップと相関が見られます。M.S. ロンジャーと M. セルドナー（1979）の解析によれば、複雑な電波構造を持ち、輝線スペクトルを持たないか、あるいは弱い電波銀河は銀河団に属するものが多いのに対して、対状電波源でしかも強い輝線スペクトルを示す電波銀河は孤立した系である傾向が強いのです。

H. アープ（1970）が強調したように、キューサーもまた、銀河団に属する傾向が弱く、本質的に孤立した系と考えられています*。ですから、キューサーは形態学的には銀河団内にしばしば見られる D/cD 銀河ではなく、恐らく、孤立した N 銀河的な天体であろうと想像することができます。

スペキュレーションは避け、ここでは強い輝線スペクトルを伴うセイファート銀河的活動と銀河の孤立性との相関が見られるという事実を指摘するに止めます。これはまた、銀河といえども銀河社会の一員であって、その性格は環境によって規定されていることを物語るものです。

* 最近では 3C 206($z=0.200$, $m_V = 15.7$) のように、銀河団に属するキューサーがいくつか発見されている (S. ワイコフ達 1980)。

第VI章 輝線スペクトル

1. 1型と2型の輝線スペクトル

(1) NGC 1068 と2型セイファート銀河

NGC 1068 は見かけ上、最も明るく、代表的2型のセイファート銀河です。このため、NGC 1068 は多くの研究者によって繰返し観測されてきました。初期の分光観測では、増感処理を施した写真乾板にスペクトルを記録する方法がとられましたが、現在では、映像増幅管や、光電子増倍管あるいは半導体素子で直接電気信号に変換する技術の採用によって、観測資料の精度が飛躍的に向上しています。

図6.1はG. A. シールズと J. B. オーク (1975) が、5 m 望遠鏡にマルチ・チャンネル分光計を取り付け、NGC 1068 の直径7" (700 pc) の中心核領域を観測した結果です。青い領域 ($\lambda\lambda 3,300 - 5,790\text{\AA}$) では $10\text{\AA}$ の、赤い領域 ($\lambda\lambda 5,790 - 11,090\text{\AA}$) では $20\text{\AA}$ の帯域幅で測定された約500点の値が、縦軸を輻射流束の対数、横軸を振動数の対数としてプロットされています。上段の横軸には波長もオングストローム単位で表示されています。

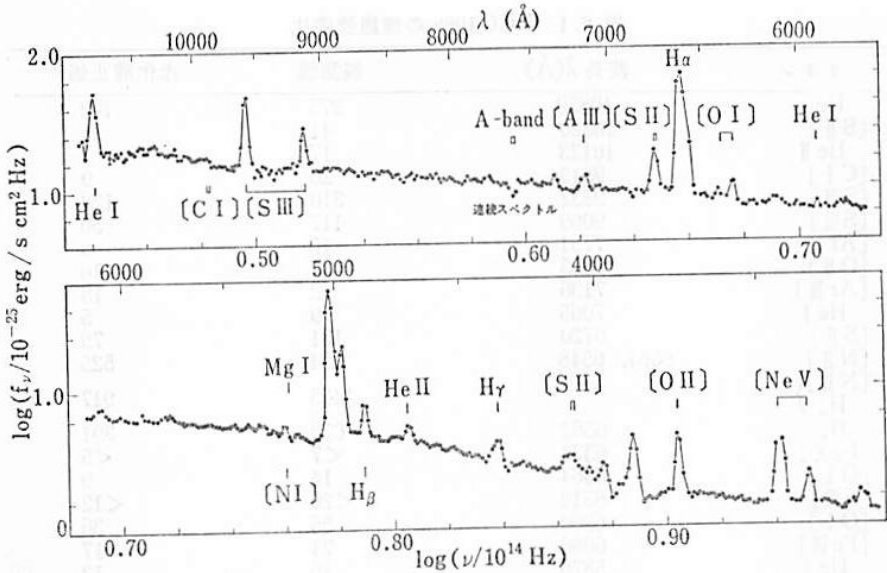


図 6.1 NGC 1068 のスペクトル. (G. A. シールズと J. B. オーク 1975). 縦軸: $\log(f_\nu/10^{-25}\text{erg/s cm}^2 \text{ Hz})$. 横軸: $\log(\nu/10^{14}\text{Hz})$. 上段の上軸: λ (Å) (10000, 9000, 8000, 7000, 6000). 上段パネルの線の表示 (左から): He I, [C I], [S III], 連続スペクトル, A-band, [A III], [S II], [O I], He I, H_α . 下段パネルの線の表示 (左から): [N I], Mg I, H_β , He II, H_γ , [S II], [O II], [Ne V]. 下段の横軸目盛: 0.70, 0.80, 0.90 (上端に 6000, 5000, 4000 Å の表示).

NGC 1068 のスペクトルにはたくさんの輝線が見られます. 水素のバルマー系列 H_α , H_β , H_γ はそれぞれ波長 6563, 4861, 4340 Å のところに現われています. これらのバルマー線は水素原子が 912 Å よりも短波長の紫外光の吸収, あるいは荷電粒子との非弾性衝突によって電離され, 再び自由電子と結合する際に放出される輝線で, 許容線 (permitted line) の代表的なものです. 後者の場合, 上位エネルギー準位への衝突励起も重要になります. 紫外域にはライマン系列が, 赤外域にはパッシェン系列等が水素の許容線として放出されます. 中性ヘリウムの He I $\lambda 5876$, 1回電離のヘリウムの He II $\lambda 4686$ も同様, 再結合のとき放出される許容線です. [] は禁制線 (forbidden line) を意味します. この輝線は自由電子との衝突によって起る準

安定エネルギー準位間の遷移にともなって放出されるもので、ガスの電子温度と電子密度はこれらの衝突励起の輝線の解析から決定されます。図6.1には観測点をなぞるように、右下りの滑らかな曲線が引かれています。これは直径7"の領域内にある星とガス、それに中心核自身の放つ連続スペクトルです。

NGC 1068 の輝線の相対強度を表6.1に示します。ここでは、 H_{β} の強度を100としています。観測された輝線の全光度は $1.66 \times 10^{43} \text{ erg/s}$ に達し、その約80%が禁制線からの寄与です（表6.2）。赤化補正については第4節で調べます。

表 6.1 NGC 1068 の輝線強度比

イオン	波長 $\lambda(\text{\AA})$	観測値	赤化補正值※
He	10830	275	102
[S II]	10320	41	16
He II	10123	17	7
[C I]	9849	20	9
[S III]	9532	310	128
[S III]	9069	117	50
[Ar III]	7751	10	5
[O II]	7325	27	16
[Ar III]	7136	32	18
He I	7065	9	5
[S II]	6720	131	79
[N II]	6584, 6548	834	525
{ [N II], H_{α} }		1455	917
H_{α}	6562	620	391
[Fe X]	6374	<7	<5
[O I]	6364	14	9
[S III]	6312	<20	<12
[O I]	6300	55	36
[Fe VII]	6086	24	17
He I	5876	16	12
[N II]	5755	12	10
[Fe VII]	5721	12	10
[Cl III]	5538	10	9
[Ca V]	5309	12	12
[N I]	5199	14	14
[Fe VII]	5158	6	6
[O III]	5007, 4959	1500	1500
H_{β}^*	4861	100	100
[Ar IV]	4740	14	14
He II	4686	41	44

イオン	波長 $\lambda(\text{\AA})$	観測値	赤化補正值※
N III	4640	7	9
{ [O III], H_γ }	4363, 4340	44	52
[O III]	4363	10	13
{ H_δ , [S II] }	4101, 4072	48	64
[S II]	4072	24	31
He I	4026	11	14
{ [Ne III], H_ϵ }	3968, 3970	29	36
{ [Ne III], H_ζ }	3869, 3889	96	140
He I	3889	<13	<20
{ [Fe VII], O III }	3760, 3759	8	12
[O II]	3727	89	138
O III	3444	<6	<12
[Ne V]	3425	115	198
[Ne V]	3346	31	57
He II	3203	20	36

* $L(H_\beta) = 3 \times 10^{41} \text{erg/s}$ ($H_0 = 50 \text{km/s Mpc}$)

※ $E_B - V = 0.4$

表 6.2 NGC 1068 の輝線光度

輝 線	観測値 (erg/s)	赤化補正值 (erg/s)
H_β	3×10^{41}	11×10^{41}
全バルマー線	23×10^{41}	64×10^{41}
He I + He II	12×10^{41}	24×10^{41}
[O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$	47×10^{41}	160×10^{41}
全禁制線	130×10^{41}	440×10^{41}
全輝線	170×10^{41}	530×10^{41}

1973年から始まったリック天文台グループのセイファート銀河と電波銀河の分光観測計画の一環として、A. T. コスキー (1978) は2型セイファート銀河と NL 電波銀河、28個の系統的研究を行なっています。2型セイファート銀河のスペクトルは NGC 1068 と類似し、NL 電波銀河との相違も見られません。平均の輝線の相対強度は NGC 1068 のものとよく一致しています (表6.3)。

2型セイファート銀河の輝線スペクトルは基本的には高励起の惑星状星雲 NGC 7027 と類似していますが、幾つかの点で異なっています。その一つは [O I] $\lambda 6300$, [O II] $\lambda 3727$, [N I] $\lambda 5199$, [N II] $\lambda 6583$, [S II] $\lambda 6724$ の中性原子と1回電離イオンの禁制線が2型セイファート銀河では大変強いことです。NGC 7027 と比較すると約10倍も強く、この点でカニ星雲との類似が見られます。他は惑星状星雲で比較的弱い [Ne V] $\lambda \lambda 3346, 3426$ や [Fe VII] $\lambda 6086$ のような高電離イオンの禁制線が強いことです。惑星状星雲には決して観測されない [Fe X] $\lambda 6374$ や [Fe XI] $\lambda 7892$ もセイファート銀河には存在します。鉄を9～10回電離するには200 eV を超える電離ポテンシャル・エネルギーを要します。1 eV のエネルギーは $T=11,600^\circ\text{K}$ の温度に相当しますので、通常の電離ガスの他に、中性あるいは1回電離の低温度ガスと太陽コロナのような100万度を超える高温ガスとが混在していると考えなければなりません。中心核内のガスは幅広い電離状態にあり、惑星状星雲とは比較にならないほど不均一なのでしょう。

表 6.3 2型セイファート銀河の平均強度比

イオン	波長 $\lambda(\text{\AA})$	2型セイファート 銀河	カニ 星雲	NGC 7027
[Ne V]	3426	1	0.5	1.3
[O II]	3727	3	12.5	0.4
[Ne III]	3869	1.5	1.9	1
[S II]	4071	0.2	0.6	0.1
[O III]	4363	0.2	0.2	0.3
He II	4686	0.3	0.7	0.5
H_{β}	4861	1.0	1.0	1.0
[O III]	5007	11.	12.	11.
[N I]	5199	0.1	—	0.01
He I	5876	0.1	0.8	0.1
[Fe VII]	6087	0.1	—	0.01
[O I]	6300	0.5	1.2	0.1
[N II]	6583	2.3	6.2	1
[S II]	6724	1.5	14.1	0.05
[Ar III]	7136	0.2	—	0.2

(2) NGC 4151 と1型セイファート銀河

NGC 4151 は典型的な1型のスペクトルを示します。図6.2はA. ボクセンバーク達 (1975) が口径2.5 m のアイザック・ニュートン望遠鏡で観測した NGC 4151 の中心核領域 ($1'' \times 3'' \sim 100 \times 300$ pc) のスペクトルです。観測には彼らの開発した映像光子計測装置が使われたため、図の縦軸は光子のカウント数です。

NGC 4151 には、NGC 1068 に同定されたほとんどすべての禁制線が観測され、それらの相対強度も NGC 1068 や2型セイファート銀河の平均値と大変よく似ています (表6.4)。したがって、NGC 4151 (1型セイファート銀

河) の禁制線を放出しているガスは、2型セイファート銀河のものに類似した物理状態にあると考えることができます。

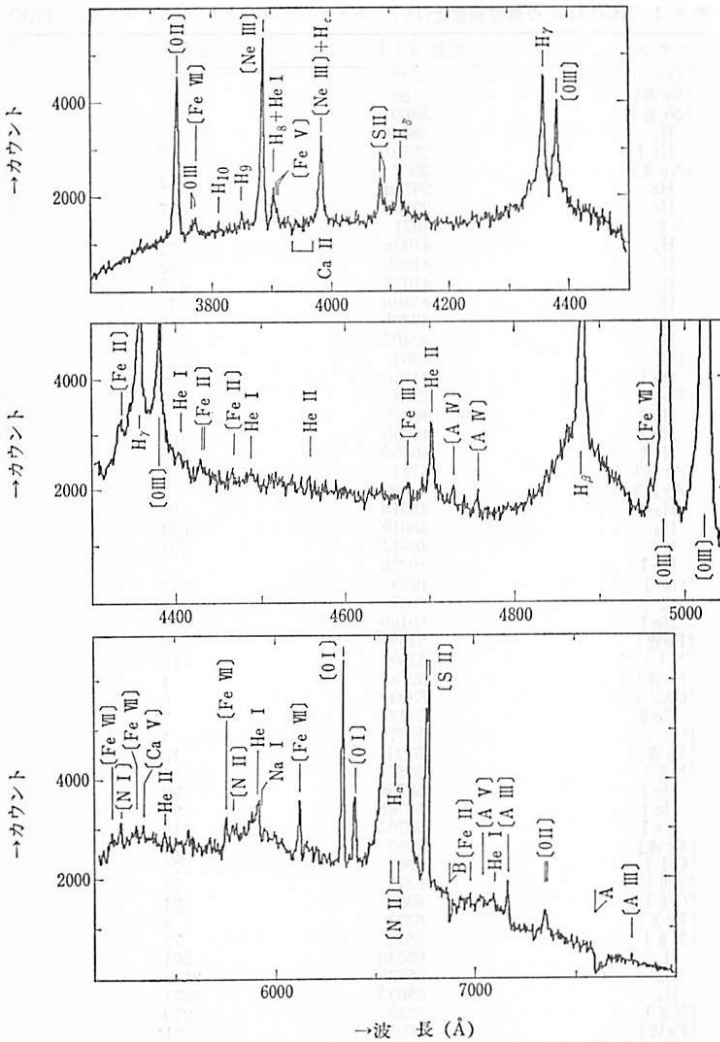


図 6.2 NGC 4151 のスペクトル. (A. ボクセンバーク達 1975). 縦軸: →カウント (2000, 4000). 横軸: →波 長 (Å). 上段パネル (∼3700–4500 Å) の線: [O II], O III, H_{10} , H_9 , [Fe VII], [Ne III], $H_8 + He I$, [Fe V], [Ne III] + H_ϵ , Ca II, [S II], H_δ , H_γ , [O III]. 中段パネル (4300–5050 Å) の線: [Fe II], H_γ , [O III], He I, [Fe II], [Fe II], He I, He II, [Fe III], He II, [A IV], [A IV], H_β , [Fe VII], [O III], [O III]. 下段パネル (∼5300–7400 Å) の線: [N I], [Fe VII], [Fe VII], [Ca V], He II, [N II], [Fe VII], He I, Na I, [Fe VII], [O I], [O I], H_α , [N II], [S II], B, [Fe II], [A V], He I, [A III], [O II], A, [A III].

表 6.4 NGC 4151 の輝線強度比(D. E. オスターブロックと A. T. コスキー

1976)

イオン	波長 λ (Å)	強度比
[O II]	3727	241
[Fe VII]	3760	23
[Ne III]	3869	138
{ H_{ζ} , He I }	3889, 3889	15
{ [Ne III], H_{ϵ} }	3967, 3970n	52
H_{ϵ}	3970b	57
[S II]	4071	38
H_{δ}	4102n	23
H_{δ}	4102b	92
H_{δ}	4102Σ	115
H_{γ}	4340n	42
H_{γ}	4340b	185
H_{γ}	4340Σ	227
[O III]	4363	38
He I	4471n	5:
[Fe III]	4658	2
He II	4686n	22
He II	4686b	103
He II	4686Σ	125
[Ar IV]	4711	2
[Ar IV]	4740	3
H_{β}	4861n	100
H_{β}	4861b	634
H_{β}	4861Σ	734
He I	4922b	6
[O III]	4959	457
[O III]	5007	1363
He I	5016b	15
[Fe VII]	5159	9
[N I]	5199	10

イオン	波長 λ (Å)	強度比
[Fe VII]	5278	4
[Ca V]	5309	6
He II	5412n	2:
[O I]	5577	1
[Fe VII]	5721	13
[N II]	5755	4
He I	5876n	22
He I	5876b	93
He I	5876 Σ	115
[Fe VII]	6087	15
[O I]	6300	75
[S III]	6312	12
[O I]	6364	24
[Fe X]	6374	8
[N II]	6548	73
H_{α}	6563n	364
H_{α}	6563b	2310
H_{α}	6563 Σ	2674
[N II]	6583	219
[Fe VII]	6601	31:
He I	6678n	7

表 6.4 NGC 4151 の輝線強度比 (つづき)

イオン	波長 λ (Å)	強度比
He I	6678b	47
He I	6678 Σ	54
[S II]	6716	95
[S II]	6731	111
[Ar V]	7006	2
He I	7065n	4
He I	7065b	52
He I	7065 Σ	56
[Ar III]	7136	26
[O II]	7320	21
[O II]	7330	14
[Ar III]	7751	5

n=narrow, b=broad, Σ = total

NGC 4151 のスペクトルを際立たせているのは、バルマー線に見られる翼 (wing) のように広がったウィング成分です。図6.2から大ざっぱに見積っても、 H_{β} のウィング成分は $\lambda\lambda 4800 - 4920\text{\AA}$ の $120\text{\AA}$ をカバーしています。これはドップラー速度に換算すると、約 $7,000\text{ km/s}$ にも相当します。同様のウィング成分は許容線の He II $\lambda 4686$, He I $\lambda 5876$, He I $\lambda 7065$ にも認められます。一方、禁制線にはウィング成分は無く、バルマー線のコア成分と同じ輝線輪郭を持つのみです。エネルギー的にもウィング成分は80%以上を占め、水素とヘリウムのウィング成分の和は、全輝線光度の半分近くに達しています (表6.5)。1型セイファート銀河のスペクトルにとっては、許容線のウィング成分がより本質的なのです。

表 6.5 NGC 4151 の輝線光度 (erg/s)

輝線	コア成分	ウィング成分	全(和)
H_{β} $\lambda 4861$	5×10^{40}	24×10^{40}	29×10^{40}
全 Balmerlines (H_{α} , H_{β} , H_{γ} , H_{δ})	18×10^{40}	126×10^{40}	144×10^{40}
He I + II			36×10^{40}
[O III] $\lambda\lambda 4959/5007$	84×10^{40}	—	84×10^{40}
全禁制線	168×10^{40}	—	168×10^{40}
和	—	—	348×10^{40}

禁制線をほとんど持たない1型セイファート銀河もあります。図6.3は Mkn 106 のスペクトルです。最も強い禁制線の [O III] $\lambda 5007$ でさえ、 H_{β} に比べると大変弱く、[O II] $\lambda 3727$ はかろうじて認められる程度です。Mkn 376 では一層この傾向が強まり、観測されるのは幅広いバルマー線と He I $\lambda 5876$, He II $\lambda 4686$, それに Fe II 多重項ばかりです (D. E. オスターブロック 1976)。後に見るように、絶対光度の大きい1型セイファート銀河ほどこの傾向が強くなります。

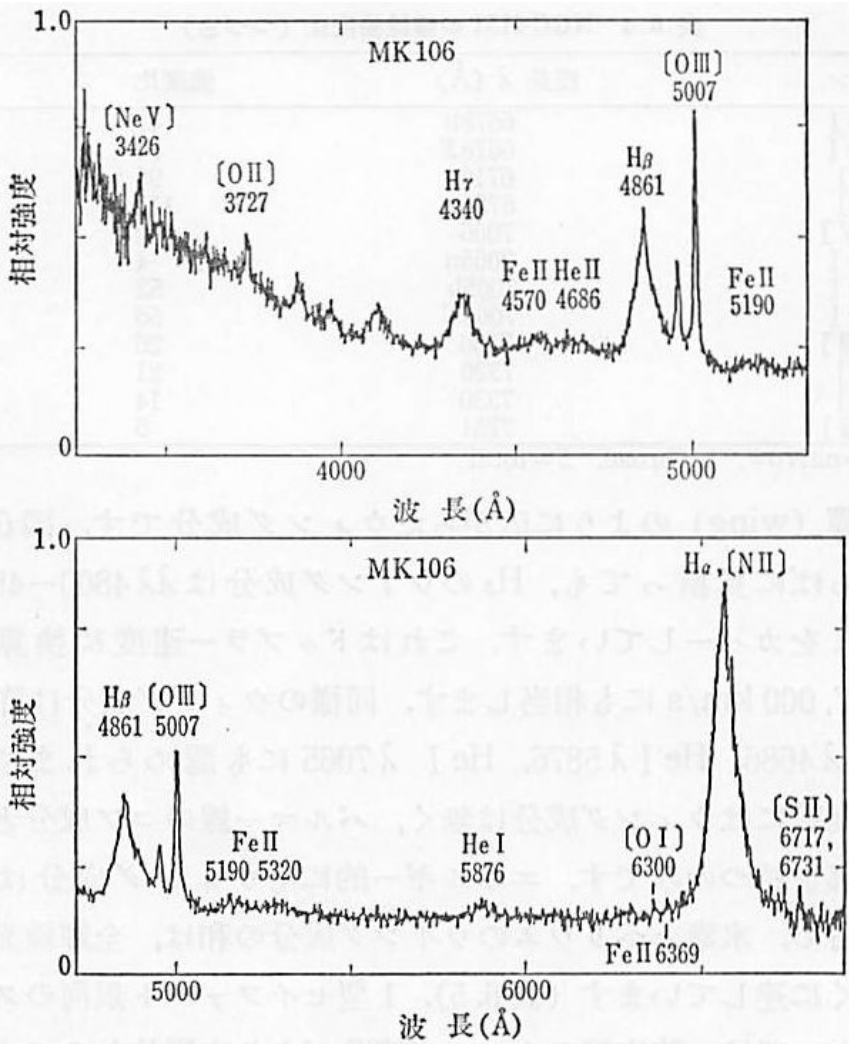


図 6.3 Mkn 106 のスペクトル. (D. E. オスターブロッック 1977). 上段: MK 106. 縦軸 相対強度 (0~1.0), 横軸 波 長(Å) (4000, 5000). 線の表示: [Ne V] 3426, [O II] 3727, H γ 4340, Fe II 4570, He II 4686, H β 4861, [O III] 5007, Fe II 5190. 下段: MK 106. 縦軸 相対強度 (0~1.0), 横軸 波 長(Å) (5000, 6000). 線の表示: H β 4861, [O III] 5007, Fe II 5190 5320, He I 5876, Fe II 6369, [O I] 6300, H α , [N II], [S II] 6717, 6731.

BL 電波銀河、つまり電波の強力な1型セイファート銀河に関して、D. E. オスターブロック (1979) は興味深い分光学的特徴を指摘しています。図6.4に示す 3C 120 はそのよい例です。非電波源の1型セイファート銀河に比べると、BL 電波銀河の禁制線は比較的強く、強い Fe II 多重項が観測されません。BL 電波銀河は分光学的に見ると、2型セイファート銀河的要素を兼ね備えているのです。

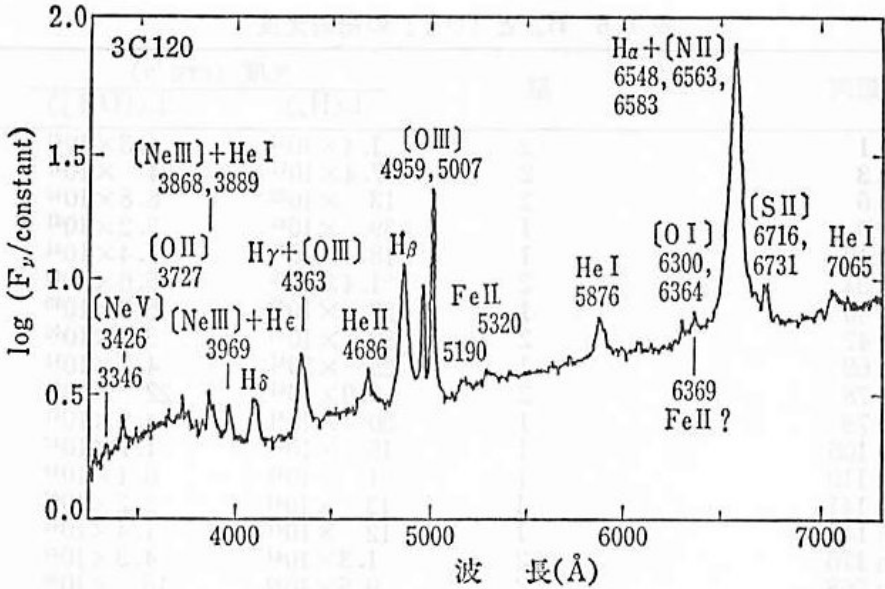


図 6.4 3C 120 のスペクトル. (M. M. フィリップスと D. E. オスターブロック 1975).

図 6.4 3C 120 のスペクトル. (M. M. フィリップスと D. E. オスターブロック 1975). 縦軸: $\log (F_v/\text{constant})$ (0.0~2.0). 横軸: 波 長($\text{\AA}$) (4000, 5000, 6000, 7000). 線の表示: [Ne V] 3426, 3346; [O II] 3727; [Ne III] + H_ϵ 3969, H_δ ; [Ne III]+He I 3868, 3889; H_γ + [O III] 4363; He II 4686; [O III] 4959, 5007; H_β ; Fe II 5320 5190; He I 5876; 6369 Fe II ?; [O I] 6300, 6364; H_α + [N II] 6548, 6563, 6583; [S II] 6716, 6731; He I 7065.

2. 輝線の絶対光度

H_α や [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ の絶対光度 $L(H_\alpha)$, $L([O III])$ は輝線スペクトルを輻射する電離ガス雲の規模の目安を与えます. 特に1型セイファート銀河に限れば, H_α 光度はバルマー線のウイング成分を放つ領域 (BL=broad line 領域) の大きさの目安となります.

表6.6に H_α と [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ の絶対光度をまとめます. 輝線光度は広い範囲に分布しています. 最も明るいIII Zw 2の H_α 光度は最も暗いNGC 4051の1万倍にも達し, クェーサーにも匹敵しています. 最も明るいクェーサーの一つである3C 273の H_α 光度は $8 \times 10^{45} \text{erg/s}$, 3C 48でも $2 \times 10^{45} \text{erg/s}$ であり, 最も明るいセイファート銀河の10倍以内におさまっています.

表 6.6 H_α と [O III] の絶対光度

銀河	型	光度 (erg/s) $L(H_\alpha)$	光度 (erg/s) $L([O III])$
Mkn 1	2	1.4×10^{41}	4.3×10^{41}
Mkn 3	2	7.4×10^{41}	24×10^{41}
Mkn 6	2	13×10^{42}	6.8×10^{42}
Mkn 9	1	39×10^{41}	3.2×10^{41}
Mkn 10	1	18×10^{41}	7.4×10^{41}
Mkn 34	2	1.4×10^{42}	5.6×10^{42}
Mkn 40	1	28×10^{40}	8.0×10^{40}
Mkn 42	2	59×10^{40}	5.1×10^{40}
Mkn 69	1	25×10^{41}	4.7×10^{41}
Mkn 78	2	7.0×10^{41}	22×10^{41}
Mkn 79	1	30×10^{41}	4.9×10^{41}
Mkn 106	1	15×10^{42}	1.7×10^{42}
Mkn 110	1	31×10^{41}	6.1×10^{41}
Mkn 141	1	13×10^{41}	2.2×10^{41}
Mkn 142	1	12×10^{41}	1.4×10^{41}
Mkn 176	2	1.3×10^{41}	4.3×10^{41}
Mkn 268	2	9.5×10^{40}	18×10^{40}
Mkn 270	2	2.5×10^{40}	7.8×10^{40}
Mkn 273	2	3.4×10^{41}	2.5×10^{41}
Mkn 279	1	37×10^{41}	3.3×10^{41}
Mkn 290	1	31×10^{41}	7.9×10^{41}
Mkn 291	1	4.5×10^{41}	1.3×10^{41}
Mkn 298	2	4.1×10^{41}	2.7×10^{41}
Mkn 304	1	18×10^{42}	2.0×10^{42}
Mkn 315	2	23×10^{41}	7.2×10^{41}
Mkn 348	2	1.0×10^{41}	3.8×10^{41}
Mkn 352	1	46×10^{42}	2.7×10^{42}
Mkn 372	2	23×10^{41}	6.9×10^{41}
Mkn 374	1	26×10^{41}	4.6×10^{41}

銀河	型	光度 (erg/s) $L(H_{\alpha})$	光度 (erg/s) $L([O III])$
Mkn 376	1	16×10^{42}	0.9×10^{42}
Mkn 478	1	28×10^{42}	2.1×10^{42}
Mkn 486	1	55×10^{41}	3.9×10^{41}
Mkn 504	1	43×10^{41}	4.1×10^{41}
Mkn 506	1	14×10^{41}	3.2×10^{41}
Mkn 509	1	20×10^{42}	2.3×10^{42}
Mkn 541	1	27×10^{41}	3.4×10^{41}
Mkn 618	1	30×10^{41}	4.8×10^{41}
Mkn 700	2	38×10^{40}	8.3×10^{40}
NGC 1068	2	1.9×10^{42}	4.7×10^{42}
NGC 1275	2p	17×10^{41}	7.4×10^{41}
NGC 1566	1	4.5×10^{40}	2.4×10^{40}
NGC 3227	1/2	9.5×10^{40}	4.2×10^{40}
NGC 3516	1	63×10^{40}	4.2×10^{40}
NGC 3783	1	9.1×10^{40}	4.4×10^{40}
NGC 4051	1	13×10^{39}	6.2×10^{39}
NGC 4151	1	11×10^{41}	8.4×10^{41}
NGC 5548	1	4.0×10^{42}	1.1×10^{42}
NGC 7469	1	3.7×10^{42}	1.2×10^{42}
NGC 7603	1	19×10^{41}	2.0×10^{41}
IC 4329A	1	14×10^{42}	1.0×10^{42}
I Zw 1	1	38×10^{42}	5.0×10^{42}
I Zw 92	2	2.2×10^{42}	7.1×10^{42}

表 6.6 H_α と $[\text{O III}]$ の絶対光度 (つづき)

銀河	型	強度 (erg/s) $L(H_\alpha)$	強度 (erg/s) $L([\text{O III}])$
II Zw 136	1	32×10^{42}	4.1×10^{42}
III Zw 2	1	1.0×10^{43}	1.3×10^{43}
3C 120	1	11×10^{42}	2.9×10^{42}
3C 227	1	6.5×10^{42}	1.6×10^{42}
3C 382	1	20×10^{42}	3.4×10^{42}
3C 390.3	1	16×10^{42}	3.6×10^{42}
3C 445	1	8.4×10^{42}	3.3×10^{42}
Akn 120	1	43×10^{42}	1.6×10^{42}
Eso 141-G55	1	11×10^{42}	0.63×10^{42}
Fairall 9	1	59×10^{42}	3.6×10^{42}

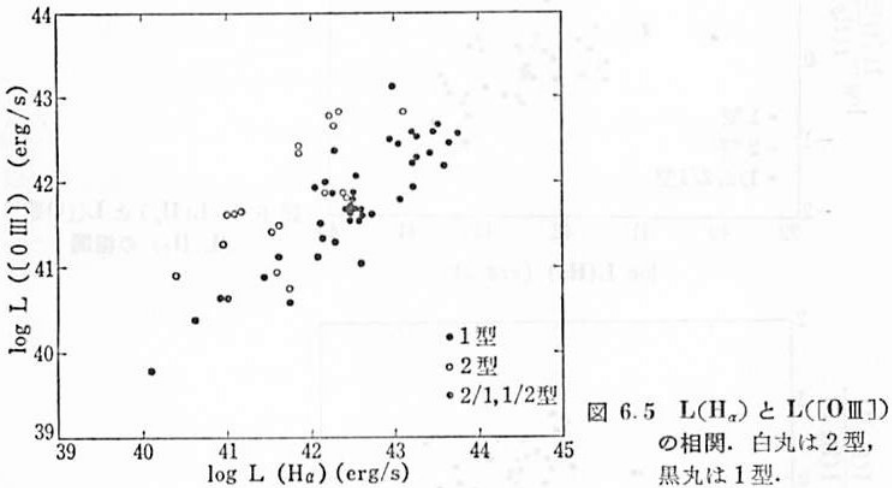
図 6.5 $L(H_\alpha)$ と $L([\text{O III}])$ の相関. 白丸は 2 型, 黒丸は 1 型.図 6.5 $L(H_\alpha)$ と $L([\text{O III}])$ の相関. 白丸は 2 型, 黒丸は 1 型. 縦軸: $\log L([\text{O III}])$ (erg/s) (39~44). 横軸: $\log L(H_\alpha)$ (erg/s) (39~45). 凡例: ● 1 型, ○ 2 型, ● 2/1, 1/2 型.

図 6.5 は $L(H_\alpha)$ と $L([\text{O III}])$ の相関です. 1 型と 2 型それぞれに, 比例関係が見られます. 1 型では $L(H_\alpha) > L([\text{O III}])$ が, 2 型では $L(H_\alpha) < L([\text{O III}])$ が成立っていますが, これは 1 型セイファート銀河のウィング成分の寄与によるも

のです。 $L(H_\alpha)$ では1型の方がやや明るい傾向が見られますが、 $L([O III])$ の相違は存在しません。恐らく、1型と2型の禁制線を輻射している NL (narrow line) 領域の規模はほぼ同程度なのでしょう。

1型セイファート銀河には絶対光度に相関を持つ輝線スペクトルの性質が見られます。図6.6は $L(H_\alpha)$ を横軸に $[O III] \lambda\lambda 4959, 5007$ と H_β との強度比 $I([O III])/I(H_\beta)$ をプロットしたものです。2型ではバラついていますが、1型では $L(H_\alpha)$ の大きいものほど $I([O III])/I(H_\beta)$ の比が小さくなる傾向を認めることができます。明るい1型セイファート銀河ほど BL 領域が NL 領域に比べて相対的に大きいと考えられます。図6.7は1型セイファート銀河に対する $I(He II \lambda 4686)/I(He I \lambda 5876)$ と $L(H_\alpha)$ とのプロットです。あまり明確ではありませんが、 H_α の明るいものほどこの強度比が小さいという相関を認めれば、明るい1型セイファート銀河ほどガスの電離状態は低いという傾向が存在することになります。低電離の Fe II 多重項は絶対光度の大きい1型セイファート銀河により強く観測される傾向にあります。これも上の逆説的性質を支持するように見えます。

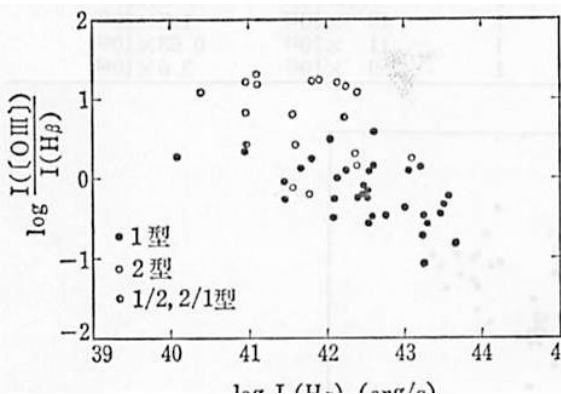


図 6.6 $L(H_\alpha)$ と $L([O III])/L(H_\beta)$ の相関

図 6.6 $L(H_\alpha)$ と $L([O III])/L(H_\beta)$ の相関 縦軸: $\log I([O III])/I(H_\beta)$ (-2~2). 横軸: $\log L(H_\alpha)$ (erg/s) (39~45). 凡例: ● 1型, ○ 2型, ◐ 1/2, 2/1型.

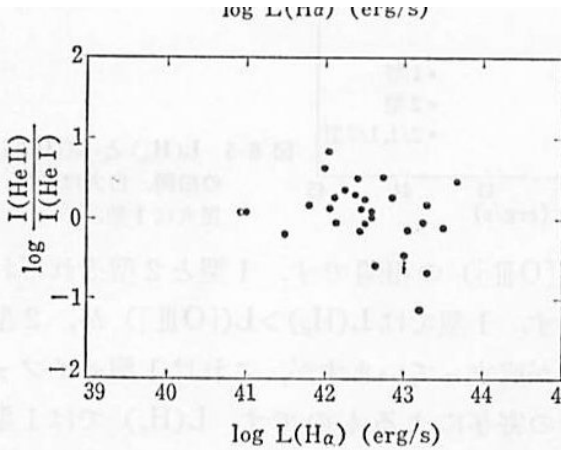


図 6.7 $L(H_\alpha)$ と $I(\text{He II})/I(\text{He I})$ の相関

図 6.7 $L(H_\alpha)$ と $I(\text{He II})/I(\text{He I})$ の相関 縦軸: $\log I(\text{He II})/I(\text{He I})$ ($-2 \sim 2$). 横軸: $\log L(H_\alpha)$ (erg/s) ($39 \sim 45$).

3. 輝線スペクトルの解釈

(1) 赤化とバルマー線減少率

星間物質内のダスト粒子が波長の短い光をより強く減光させるために、観測される天体のスペクトルは一般に赤くなっています。この現象を赤化 (reddening) と呼びます。ガス星雲内の星では星雲内のダスト粒子が寄与するため、スペクトルはさらに強く赤化を受けます。赤化による減光量はB等級での吸収量 A_B と V 等級での A_V との差

$$E_{B-V} = A_B - A_V$$

で定義され、星間吸収では次の関係が成立ちます。

$$A_V = 3E_{B-V}$$

任意の波長 λ での吸収量 A_λ と $E_B - V$ との比 $A_\lambda/E_B - V$ を減光曲線と呼び、星間吸収では表6.7の値をとります。

セイファート銀河の輝線スペクトルが強い赤化を受けている直接的証拠は、J. S. ミラー (1968) と E. J. ワンプラー (1968) によって与えられました。イオウの [S II] $\lambda 10320$ と [S II] $\lambda 4072$ とは同一の準位3からそれぞれ、準位2と1に遷移するときに放出される禁制線であるため (図6.9), それらの強度比 $I(\lambda 10320)/I(\lambda 4072)$ は遷移確率のみによって決まる一定の値 0.55 を取るはずです。セイファート銀河の輝線スペクトルが赤化を受けているのであれば、理論値よりも大きい強度比が観測されるはずだというミラーの示唆は、直ちにワンプラーの行なった観測によって確認されました。1971年に再度行なった観測結果では、NGC 1068 の赤化量は $E_B - V = 0.4$ です。

表 6.7 減光曲線 (A. D. コード達 1976)

波長	$A_\lambda/E_B - V$	波長	$A_\lambda/E_B - V$	波長	$A_\lambda/E_B - V$
1100	11.70	2600	6.82	5500	3.09
1200	10.20	2700	6.41	5700	2.95
1300	9.19	2800	6.10	5900	2.80
1400	8.54	2900	5.85	6100	2.65
1500	8.29	3000	5.65	6300	2.50
1600	8.03	3300	5.16	6500	2.36
1700	7.85	3500	4.92	6700	2.25
1800	7.90	3700	4.70	6900	2.15
1900	8.38	3900	4.51	7100	2.05
2000	9.05	4100	4.35	7300	1.96
2100	9.90	4300	4.14	7500	1.87
2160	10.10	4500	3.94	7700	1.76
2200	9.85	4700	3.76	7900	1.69
2300	8.75	4900	3.57	8100	1.62
2400	7.92	5100	3.40	8300	1.55
2500	7.30	5300	3.24	8500	1.49

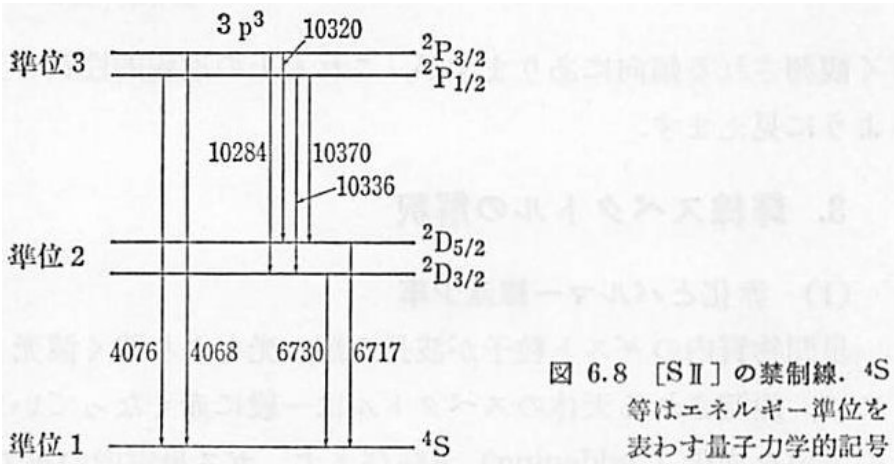


図 6.8 [S II] の禁制線. $4S$ 等はエネルギー準位を表わす量子力学的記号 準位3: $3p^3$, $2P_{3/2}$, $2P_{1/2}$. 準位2: $2D_{5/2}$, $2D_{3/2}$. 準位1: $4S$. 遷移の波長: 10320, 10284, 10370, 10336 (準位3 $\rightarrow$ 2), 4076, 4068 (準位2 $\rightarrow$ 1), 6730, 6717 (準位2 $\rightarrow$ 1).

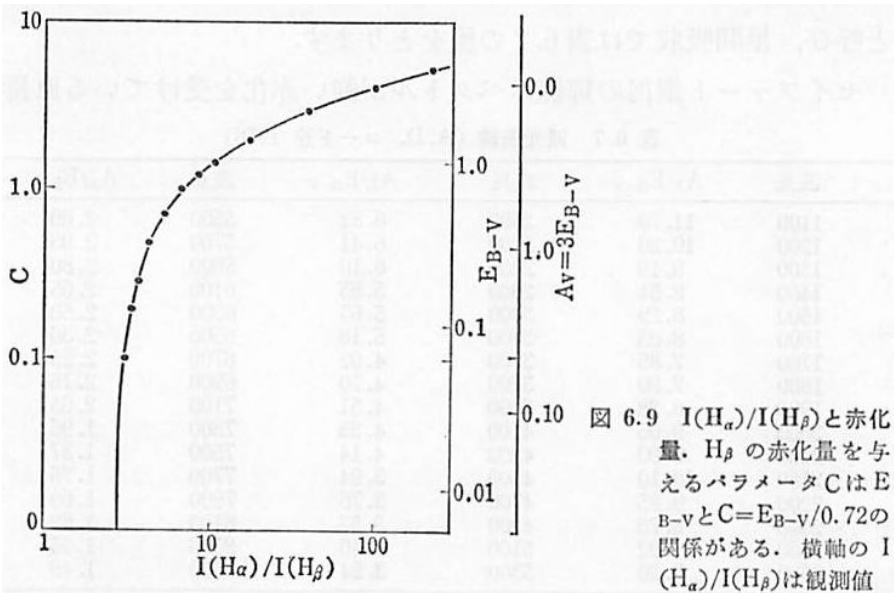


図 6.9 $I(H_\alpha)/I(H_\beta)$ と赤化量. H_β の赤化量を与えるパラメータ C は $E_B - V$ と $C = E_B - V/0.72$ の関係がある. 横軸の $I(H_\alpha)/I(H_\beta)$ は観測値 縦軸: C (0~10). 右縦軸: $E_B - V$, $A_V = 3E_B - V$ (0.01~1.0). 横軸: $I(H_\alpha)/I(H_\beta)$ (1~100).

通常, 赤化量は観測の容易なバルマー線から決定されます. 水素原子が紫外線によって電離され, ライマン系列が光学的に不透明であれば, バルマー線の強度比は温度にあまり依存せず,

$$I(H_\alpha) : I(H_\beta) : I(H_\gamma) = 2.9 : 1.0 : 0.47$$

表 6.8 バルマー線減少率

バルマー線	電子温度 $T_e(^{\circ}\text{K})$ 5,000	電子温度 $T_e(^{\circ}\text{K})$ 10,000	電子温度 $T_e(^{\circ}\text{K})$ 20,000
H_α	3.05	2.87	2.76
H_β	1.00	1.00	1.00
H_γ	0.45	0.47	0.47
H_δ	0.25	0.26	0.26
H_ϵ	0.15	0.16	0.16

となります (表6.8). この比はバルマー線減少率 (Balmer decrements) と呼ばれます. ところが, 実際のセイファート銀河では, バルマー線減少率は理論値よりも急激です. 例えば NGC 1068 では,

$$I(H_\alpha) : I(H_\beta) : I(H_\gamma) = 6.2 : 1.0 : 0.33$$

です (表6.1). この理論値と観測値との不一致を赤化によるものと解釈すれば, [S II] から求めた赤化量に近い $E_B - V \approx 0.6$ を得ます (図6.9). 紫外域と赤外域の輝線を含めて検討した NGC 1068 に対する G. ノイゲバウアー達 (1980) の結果でも, 赤化量は $1,000 \text{ \AA}$ から 2μ の広い波長域にわたって $E_B - V \approx 0.4$ です (表6.9). したがって赤化量の見積りにバルマー線減少率が利用できるのです. この結論は同時に, セイファート銀河の急激なバルマー線減少率が衝突励起や, バルマー線の自己吸収によるものでないことをも意味しています.

表 6.9 NGC 1068 の赤化量

輝線の比	観測値	理論値	$E_B - V(mag)$
$L_\alpha \lambda 1215/H_\beta \lambda 4861$	5.2 ± 1.1	35	0.32 ± 0.04
$H_\alpha \lambda 6563/H_\beta \lambda 4861$	5.3 ± 1.1	2.8	0.54 ± 0.15
$P_\alpha \lambda 18751/H_\beta \lambda 4861$	1.2 ± 0.3	0.34	0.41 ± 0.07
$B_\gamma \lambda 21656/H_\beta \lambda 4861$	0.12 ± 0.03	0.027	0.50 ± 0.08
He II $\lambda 1640$ /He II $\lambda 4686$	1.6 ± 0.7	6.8	0.38 ± 0.07
[S II] $\lambda 10320$ /[S II] $\lambda 4072$	1.9 ± 0.3	0.55	0.40 ± 0.05
平均			0.38 ± 0.03

赤化に関する以上の結論は、1型セイファート銀河では留保しなければなりません。というのは、 $I(H_\alpha)/I(H_\beta)$ と $I(H_\gamma)/I(H_\beta)$ の観測値をプロットしてみると、2型セイファート銀河（図6.10）では比較的良好に赤化方向に沿った分布を示すのに対して、1型セイファート銀河（図6.11）ではバラツキが大きく、そのような傾向が見られないからです。次章で調べるように、幾つかの1型セイファート銀河には $\lambda 2175\text{\AA}$ のダスト吸収が紫外域に観測されます。しかし、これは天の川銀河内の星間吸収によるものです。1型セイファート銀河の中心核内での赤化は無視できるほど小さいのです。一方、2型の NGC 1068 では輝線スペクトルが $E_B - V \approx 0.4$ の赤化を受けているのに、 $\lambda 2175\text{\AA}$ の吸収は観測されません。この2型セイファート銀河の赤化は輝線を輻射するガス雲内で起っているのです。2型セイファート銀河の輝線スペクトルは強い赤化を受けているが、1型では強くないという T. F. アダムスと D. W. ウィードマン (1975) の結論は基本的に正しいと考えられます。

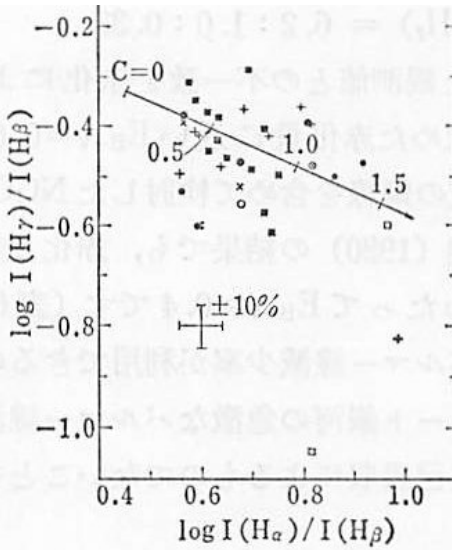


図 6.10 2型セイファート銀河に対する $H_\alpha/H_\beta/H_\gamma$ 比. 各シンボルは、
 ■ 2型セイファート銀河
 + NL 電波銀河
 × Cygnus A
 ○ 1型と2型の中間的セイファート銀河のコア成分
 ● 中間型のウィング成分.
 × Fe II の強いセイファート銀河
 — 赤化方向
 (A. T. コスキー 1978).

図 6.10 2型セイファート銀河に対する $H_\alpha/H_\beta/H_\gamma$ 比. 各シンボルは、■ 2型セイファート銀河 + NL 電波銀河 × Cygnus A ○ 1型と2型の中間的セイファート銀河のコア成分 ● 中間型のウィング成分. × Fe II の強いセイファート銀河 — 赤化方向 (A. T. コスキー 1978). 縦軸: $\log I(H_\gamma)/I(H_\beta)$ ($-1.0 \sim -0.2$). 横軸: $\log I(H_\alpha)/I(H_\beta)$ ($0.4 \sim 1.0$). 図中に $C=0, 0.5, 1.0, 1.5$ の目盛と $\pm 10\%$ の誤差棒.

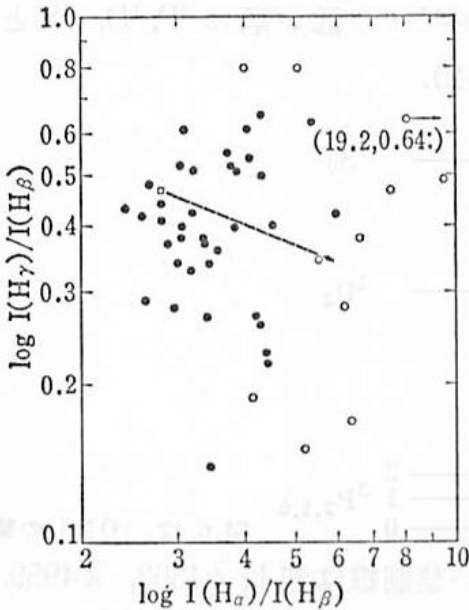


図 6.11 1型セイファート銀河
に対する $H_\alpha/H_\beta/H_\gamma$ 比.
各シンボルは,
● 1型セイファート銀河
○ BL 電波銀河
□--- 赤化方向
(D. E. オスターブロック
1978).

図 6.11 1型セイファート銀河に対する $H_\alpha/H_\beta/H_\gamma$ 比. 各シンボルは, ● 1型セイファート銀河 ○ BL 電波銀河 □--- 赤化方向 (D. E. オスターブロック 1978). 縦軸: $\log I(H_\gamma)/I(H_\beta)$ (0.1~1.0). 横軸: $\log I(H_\alpha)/I(H_\beta)$ (2~10). 図中に (19.2, 0.64) の点の表示.

(2) 電子温度と電子密度

2回電離した酸素の禁制線 [O III] を例にとって, 禁制線の強度比を考えてみましょう. 2回電離の酸素イオンは6個の電子を持ち, エネルギーの最も低い2個の電子は内側のK殻内に入っています. 残りの4個はL殻内にあり, そのうちのエネルギーの低い2個の電子は閉じた配置をとります. スペクトルに関与する光学的電子はエネルギーの高い2個の電子です. 基底状態でこれらの電子が作るエネルギー準位は, エネルギーの低い順に 3P , 1D , 1S と呼ばれる三つから成ります (図6.12).

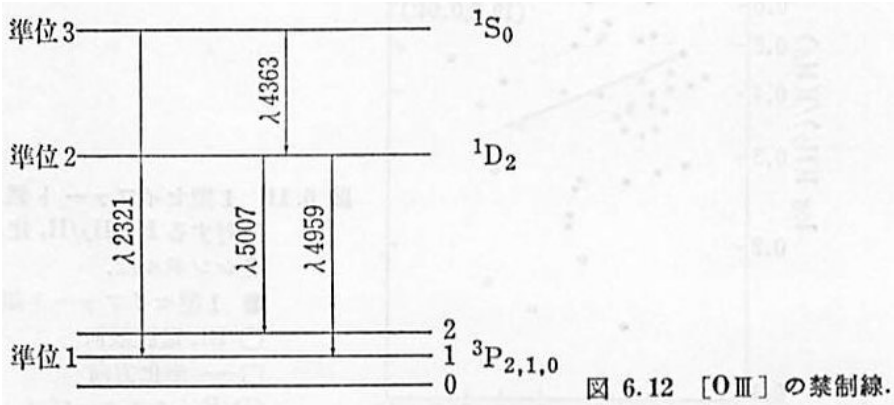


図 6.12 [O III] の禁制線. 準位3: 1S_0 . 準位2: 1D_2 . 準位1: $^3P_{2,1,0}$ (2, 1, 0). 遷移の波長: $\lambda 4363$ (準位3 $\rightarrow$ 2), $\lambda 2321$ (準位2 $\rightarrow$ 1 の左端), $\lambda 5007$, $\lambda 4959$.

2回電離の酸素が放つ強い禁制線は波長 $\lambda 4363$, $\lambda 4959$, $\lambda 5007$ の3本と $\lambda 2321$ の紫外域の輝線です. 禁制線に関与する三つのエネルギー準位は準安定準位と呼ばれ, 大変長い寿命を持ちます. 最も短い $\lambda 4363$ でも 0.6 秒, $\lambda 5007$ では 48 秒の長時間を要します. 禁制線が輻射されるためには, 準安定準位間の遷移に要する寿命よりも長い時間, 自由電子からの衝突を受けずに励起状態 (準位2, 3) に電子が留まっていなければなりません. もしも衝突が起れば, 励起されていた電子は禁制線として輻射すべきエネルギーを自由電子に奪われ, 禁制線を輻射できずに下の準位へ落下したり, 場合によっては自由電子からエネルギーをもらい, より高い準位へと励起されてしまうからです.

さて, 準位1から2, 3への励起は自由電子との衝突で起ります. 準位2から3への励起は一般に無視できます. 準位2は準位1からの衝突励起の他に, 準位3から2への遷移によっても増加しますが, この寄与も大きくありません. 衝突による励起電子の突落し効果を無視すれば, これらの励起と遷移過程のつり合いの結果として, $\lambda \lambda 4959 + 5007$ と $\lambda 4363$ の強度比は

$$\frac{I(\lambda\lambda 4959 + 5007)}{I(\lambda 4363)} = \frac{8.32 \exp(3.29 \times 10^4 / T_e)}{1 + 4.5 \times 10^{-4} N_e / T_e^{1/2}}$$

と表現できます。この式は電子密度 $N_e \leq 10^5/\text{cm}^3$ でよい近似となっており、電子温度 T_e の決定に利用されます（図 6.13）。温度が高いほど (6.3) の比が小さくなるのは、準位3へより多く励起され、 $\lambda 4363$ が相対的に強まるからです。図 6.14 は衝突が重要になる高密度での比です。準位2の方が準位3よりも寿命が長く、衝突による突落しが $\lambda\lambda 4959 + 5007$ により強く効くことと、衝突による準位2から3への励起が $\lambda 4363$ を強めるために、 N_e の増加とともに $I(\lambda\lambda 4959 + 5007)/I(\lambda 4363)$ の比が (6.3) にくらべ減少するのです。

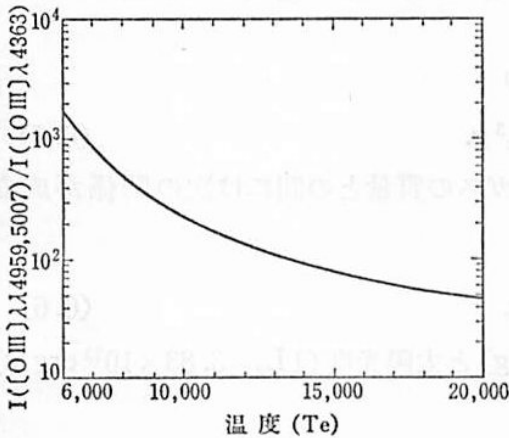


図 6.13 温度 T_e と $I([O III] \lambda\lambda 4959, 5007) / I([O III] \lambda 4363)$ の関係。低密度 ($N_e \rightarrow 0$) で成立つ。(D. E. オスターブロック 1974)。

図 6.13 温度 T_e と $I([O III] \lambda\lambda 4959, 5007) / I([O III] \lambda 4363)$ の関係。低密度 ($N_e \rightarrow 0$) で成立つ。(D. E. オスターブロック 1974)。縦軸: $I([O III] \lambda\lambda 4959, 5007) / I([O III] \lambda 4363)$ ($10 \sim 10^4$, 対数), 横軸: 温度 (T_e) (6,000/10,000/15,000/20,000)。

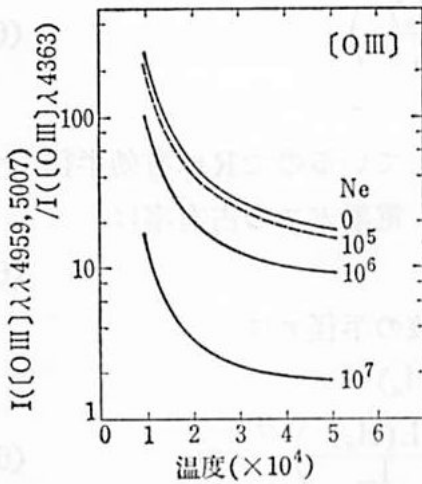


図 6.14 N_e の効果. (D. E. オスターブロック 1970).

図 6.14 N_e の効果. (D. E. オスターブロック 1970). 縦軸: $I([O\ III]\lambda\lambda 4959, 5007)/I([O\ III]\lambda 4363)$ (1 ~ 100 以上, 対数), 横軸: 温度($\times 10^4$) (0~6). 図中の記号: [O III]. 各曲線のラベル: $N_e=0, 10^5, 10^6, 10^7$.

電離ガスの質量はバルマー線の光度から計算されます. $T_e = 10,000^\circ\text{K}$ を仮定すれば,

$$\begin{aligned} L(H_\alpha) &= 1.5 \times 10^{-24} N_e^2 R^3 \\ &= 4.4 \times 10^{31} N_e^2 R_{\text{pc}}^3 \text{ erg/s} \end{aligned}$$

と表わせます. ここで密度一定の球が仮定されています. R と R_{pc} は cm と pc を単位とするその半径です. 質量は体積 $(4/3)\pi R^3$ に個数密度 N_e と水素原子の質量 $M_H = 1.67 \times 10^{-24} \text{g}$ をかければよく, 次式で表わせます.

$$\begin{aligned} M &= 7.0 \times 10^{-24} N_e R^3 \\ &= 2.0 \times 10^{32} N_e R_{\text{pc}}^3 \text{ g.} \end{aligned}$$

したがって, H_α 光度と電離ガスの質量との間には次の関係が成立ちます.

$$M = 4.6 L(H_\alpha) / N_e \text{ g.}$$

太陽質量 ($1M_{\odot} = 1.99 \times 10^{33} \text{g}$) と太陽光度 ($1L_{\odot} = 3.83 \times 10^{33} \text{erg/s}$) を単位とすれば,

$$(M/M_{\odot}) = 8.8 \cdot (1/N_e)(L(H_{\alpha})/L_{\odot})$$

です.

電離ガスを半径 R の球で表現しているので R は有効半径です. 中心核を半径 r の球で近似すれば, 電離ガスの占有率は

$$f = (R/r)^3$$

と定義されます. こうして中心核の半径 r は

$$\begin{aligned} r &= 8.7 \times 10^7 f^{-1/3} N_e^{-2/3} L(H_{\alpha})^{1/3} \\ &= 1.4 \times 10^{19} f^{-1/3} N_e^{-2/3} (L(H_{\alpha})/L_{\odot})^{1/3} \text{cm}, \end{aligned}$$

パーセク (pc) を単位とすれば,

$$\begin{aligned} r_{\text{pc}} &= 2.8 \times 10^{-11} f^{-1/3} N_e^{-2/3} L(H_{\alpha})^{1/3} \\ &= 4.4 f^{-1/3} N_e^{-2/3} (L(H_{\alpha})/L_{\odot})^{1/3} \text{pc}, \end{aligned}$$

と書けます.

(3) 2型セイファート銀河の物理状態

禁制線の強度比と H_{α} 光度から電離ガスの電子密度, 電子温度, 質量, 有効半径を求めてみましょう. もちろんこのためには赤化に対する補正が必要であることは言うまでもありません. 表 6.2 には NGC 1068 の赤化補正された強度比が与えられていますし, 表 6.4 の平均相対強度も赤化補正が施されています.

G. A. シールズと J. B. オーク (1975) の観測 (表 6.2) では, NGC 1068 の $I(\lambda 4959 + 5007)/I(\lambda 4363)$ の比は 115 です. A. T. コスキー (1978) の観測で

は 75 です. $N_e < 10^5/\text{cm}^3$ を仮定すれば, これらはそれぞれ $T_e = 12,500$ と $10,000^\circ\text{K}$ を与えます. さらに詳しい物理状態を求めるには [O III] のみでなく, 他の禁制線の強度比をも利用します. シールズとオークは [O III] や [Ar IV] を輻射する高電離領域に対して $T_e \approx 12,000^\circ\text{K}$, $N_e \approx 2 \times 10^5/\text{cm}^3$, [S II] や [O II] の低電離領域に対して $T_e \approx 1 \times 10^4^\circ\text{K}$, $N_e \approx 800/\text{cm}^3$ を導びいています. 表 6.10 はコスキーの決定した2型セイファート銀河の電子温度と電子密度です. 平均すれば, $T_e \approx 15,000^\circ\text{K}$, $N_e \approx 2,000/\text{cm}^3$ を得ます.

2型セイファート銀河の物理状態 (N_e , T_e) が H_α 光度とどのような関係にあるかを調べることは興味があります. しかし, $L(H_\alpha)$ に対して N_e と T_e をプロットしても $L(H_\alpha)$ に対する依存性は全く見られません. 明るいものほど温度が高いとか, 密度が高いといった傾向は全く存在しないのです.

電離ガスの質量と有効半径を調べてみましょう. NGC 1068 の

表 6.10 2型セイファート銀河と NL 電波銀河の電子温度と電子密度

天体名	T_e	N_e	天体名	T_e	N_e
Mkn 176	20,000	4,000:	I Zw 81	—	LDL
3 C 33	12,500	800	Mkn 298	16,000	630
Mkn 3	12,500	3,000	Mkn 507	50,000:	3,000:
NGC 1068	10,000	16,000	Mkn 700	—	1,600
Mkn 573	12,500	2,000	NGC 6764	16,000	1,600
Mkn 78	10,000	1,600	Mkn 378	—	400:
Mkn 348	16,000	2,000	Mkn 6	16,000	800
Mkn 34	12,500	1,600	Mkn 315	25,000	2,000
Mkn 1	12,500	5,000:	Mkn 372	20,000	2,500
3 C 184.1	12,500	3,000	Mkn 42	63,000:	5,000:
3 C 433	16,000	250	5 C 3.100	50,000:	LDL
Mkn 270	16,000	2,500	Cyg A	10,000	1,000
III Zw 55	12,500	3,000	3 C 98	20,000	4,000
3 C 452	16,000	125	3 C 178	—	1,600:
Mkn 198	12,500	400	3 C 192	20,000	LDL
Mkn 268	20,000	1,000	3 C 327	20,000	1,600
Mkn 273	20,000	LDL	PKS 2322-12	30,000:	125

H_α 光度は $L(H\alpha) \approx 4 \times 10^{42} \text{erg/s}$ ですから, $N_e = 16,000/\text{cm}^3$ に対して $M \approx 5 \times 10^5 M_\odot$ を得ます. 2型セイファート銀河の H_α 光度は大半が $L(H_\alpha) \approx 10^{41} - 10^{44} \text{erg/s}$ の範囲にありますので, $N_e = 10^3/\text{cm}^3$ を仮定すれば $M \approx 2 \times 10^5 - 2 \times 10^8 M_\odot$, $N_e = 10^4 \text{cm}^{-3}$ を仮定すれば $M \approx 2 \times 10^4 - 2 \times 10^7 M_\odot$ の電離ガスが中心核内に存在することになります.

NGC 1068 の有効半径は $R \approx 7 \text{ pc}$ です. $L(H_\alpha) = 10^{41} - 10^{44} \text{erg/s}$ に対しては $N_e = 10^3/\text{cm}^3$ のとき, $R = 13 - 130 \text{ pc}$, $N_e = 10^4/\text{cm}^3$ のとき, $R = 3 - 30 \text{ pc}$ を得ます. これらの結果は驚くべきものです. 何故なら, NGC 1068 の $R = 7 \text{ pc}$ という半径は観測に比べて非常に小さいからです. 第Ⅲ章で見たように,

NGC 1068 の中心核は数 100 pc もありました。中心核の半径を $r=100$ pc と見積っても占有率は $f \approx 3.4 \times 10^{-4}$ 、 $r=200$ pc とすれば $f \approx 4.3 \times 10^{-5}$ となり、電離ガスはなんと、約 10 万分の1の体積しか占めていないことになるのです。中心核内の電離ガスはたくさんの小さなガス雲として散在しているか、あるいはフィラメント状をしていると考えなければなりません。

(4) 1型セイファート銀河の物理状態

1型セイファート銀河の禁制線スペクトルは2型のものと似ていますので、NL 領域の物理状態も2型と類似していることが予想されます。NGC 4151 の場合、 $I(\lambda\lambda 4959 + 5007)/I(\lambda 4363) \approx 50$ は $N_e \leq 10^5/\text{cm}^3$ として $T \approx 2 \times 10^4$ K を与えます。より詳しい解析から J. B. オークと W. L. W. サージェント (1968) は $T_e = 2 \times 10^4$ K, $N_e = 5,000/\text{cm}^3$ を、A. ボクセンバーク達 (1975) は高電離領域に対して $T_e = 12,500$ K, $N_e = 2 \times 10^4/\text{cm}^3$ 、低電離領域に対して $T_e = 14,500$ K, $N_e = 5,000/\text{cm}^3$ を導びいています。図 6.15 は1型セイファート銀河の [O III] の比の分布です。比は ~ 20 にピークを持ち、 $N_e \leq 10^5/\text{cm}^3$ ならば $T_e \sim 5 \times 10^4$ K が求まります。しかし、この温度は紫外光によって電離されているものとしては高すぎます。 $T_e \sim 10^4$ K を仮定して $N_e \sim 10^6/\text{cm}^3$ と解釈する方が自然でしょう。

1型セイファート銀河では NL 領域の H_α 光度として、コア成分のみをとらなければなりません。 H_α 光度は $10^{40} - 10^{44}$ erg/s の広い範囲にあります。が、明るいものでは9割以上がウィング成分ですから、NL 領域の H_α 光度としては $L(H_\alpha) = 10^{40} - 10^{43}$ erg/s と見積れます。 $T_e \sim 10^4$ K, $N_e \sim 10^4/\text{cm}^3$ を仮定すれば、質量と有効半径は $M \approx 2 \times 10^3 \sim 2 \times 10^6 M_\odot$, $R \approx 1.3 - 13$ pc ; $N_e \sim 10^6/\text{cm}^3$ とすれば、 $M = 20 - 2 \times 10^4 M_\odot$, $R \approx 0.06 - 0.6$ pc という結果を得ます。恐らく、1型セイファート銀河の NL 領域は2型よりもコンパクトで高密度なのでしょう。

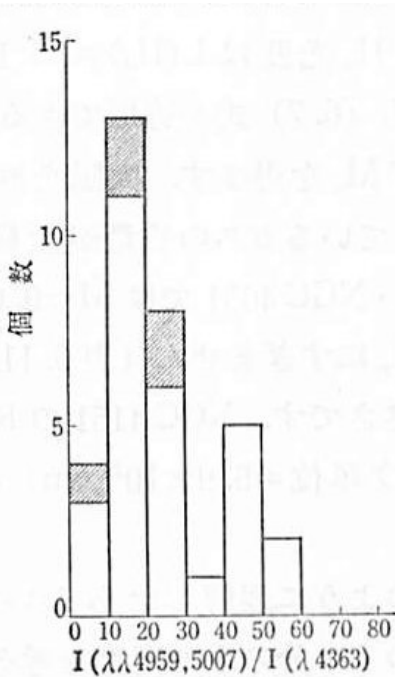


図 6.15 1型セイファート銀河と BL 電波銀河に対する [O III] 強度比の分布. 斜線は BL 電波銀河.

図 6.15 1型セイファート銀河と BL 電波銀河に対する [O III] 強度比の分布. 斜線は BL 電波銀河. 縦軸: 個数 (0~15), 横軸: $I(\lambda\lambda 4959, 5007)/I(\lambda 4363)$ (0~80).

1型セイファート銀河の興味は BL 領域にあります. BL 領域の密度には禁制線が放出されないという制限から, $N_e \geq 10^8/\text{cm}^3$ という下限が与えられます. 1型セイファート銀河とクエーサーの紫外領域にはバルマー線のウィングと同じ幅を持つ半禁制線 C III] $\lambda 1909$ が観測されますが, これが輻射されるためには $N_e \leq 10^{10}/\text{cm}^3$ でなければなりません. こうして, BL 領域の密度は $N_e = 10^8 \sim 10^{10}/\text{cm}^3$ の範囲にあり, $N_e \approx 10^9/\text{cm}^3$ が妥当な値と考えられます. 温度のよい決定法がありませんので, BL 領域に対しては一般に $T_e \approx 1 \times 10^4 \text{ K}$ が仮定されます.

NGC 4151 のウィング成分の H_α 光度は $L(H_\alpha) \approx 2 \times 10^8 L_\odot$ です. $N_e = 10^9/\text{cm}^3$ という高密度でも (6.7) 式が適用できるとすれば, 電離ガスの質量

として $M = 1.7M_{\odot}$ を得ます。太陽光度の2億倍のエネルギーを H_{α} として輻射しているガスの質量が太陽質量の 1.7 倍でしかないのです。最も暗い NGC 4051 では $M = 0.02M_{\odot}$ ，最も明るい III Zw 2 でも $M = 230M_{\odot}$ にすぎません（表 6.11）。さらに驚ろくべきことは有効半径の小ささです。NGC 4151 の $R=0.0025$ pc は冥王星の軌道半径 (39.5 天文単位= 5.9×10^{14} cm) の約 10 倍に相当しています。

この有効半径の小ささはどのように理解したらよいのでしょうか。球ではなく、厚みが半径の 100 分の1の円盤を考えても、その

表 6.11 1型セイファート銀河の BL ガス

銀 河	$L(H_{\alpha})$ (erg/s)	質 量 $M(M_{\odot})$	有効半径 R (pc)
NGC 4051	1×10^{40}	0.02	0.0006
NGC 4151	7×10^{41}	1.7	0.0025
Mkn 79	7×10^{42}	17	0.0053
III Zw 2	1×10^{44}	230	0.013

$N_e = 10^9 \text{cm}^{-3}$ を仮定。

半径は $R_{\text{円盤}} \approx 3.2 R_{\text{球}}$ となるにすぎません。しかし、NL 領域のように極端に占有率の小さいガス雲／フィラメント状に分布しているとも考えられません。何故なら後に考察するように、バルマー線には1ヵ月～1年のタイム・スケールの強度変化が観測され、BL 領域の大きさが $10^{17} \sim 10^{18} \text{cm}$ ($0.03 \sim 0.3$ pc) を超えるとは思えないからです。BL 領域の平均的なサイズ ($0.1 \text{ pc} \sim 3 \times 10^{17} \text{cm}$) は惑星状星雲と同程度です。これは $10^7 \sim 10^{11} L_{\odot}$ もの莫大なエネルギーを輝線として放つガス体としては、想像を絶するような小ささです。

BL 領域からは水素のバルマー線やライマン系列の $L_{\alpha} \lambda 1216$ の他に、C IV $\lambda 1550$ や He II $\lambda 4686$ のような高電離輝線から Fe II 多重項や Mg II $\lambda 2798$ のような低電離輝線まで輻射されていますが、これらが同一の一様な領域

からの輻射とは考えられません。BL 領域は極めて小さいけれども、大変複雑な内部構造を持っているのです。

J. A. ボールドウィン (1977) は、クェーサーの L_α と H_β の強度比が $I(L_\alpha)/I(H_\beta) \sim 3$ で、再結合理論値 (~ 40) の 10 分の1以下でしかないことを発見しましたが、同様の性質が1型セイファート銀河にも観測されます (表 6.10)。C. C. ウー, A. ボッゲス, T. R. ガル (1980 a) が示したように、これらは再結合理論値の赤化として説明することができません。 L_α と H_β の強度比が理論値の数分の1～10 分の1以下であるという特異性は、1型セイファート銀河とクェーサーに共通したものなのです。これはまた、1型セイファート銀河とクェーサーとが、通常のガス星雲とは本質的に異なった物理状態にあることを意味しています。

表 6.10 セイファート銀河とキューサーの L_α

銀 河	$I(L_\alpha)/I(H_\beta)$	$I(H_\alpha)/I(H_\beta)$
NGC 1068	5.2	5.3
Mkn 9	8.1	3.7
Mkn 10	3.9	2.4
Mkn 335	7.0	2.60
I Zw 1	5.7	4.86
Fairall 9	11.8	2.51
NGC 985	9.7	3.48
3C 120	4.8	5.08
Mkn 78	19.6	5.31
Mkn 79	2.2	4.65
NGC 3783	3.3	2.78
NGC 4151	4.5	2.91
NGC 5548	5.9	4.21
Mkn 478	13.0	4.32
3C 390.3b	2.4	6.31
3C 390.3 n	26.5	4.18
ESO 141-G 55	8.2	3.67
Mkn 509	4.8	2.83
II Zw 136	3.5	3.63
NGC 7469	2.8	3.88
MCG 2-58-22	3.6	2.68
3C 273*	5.6	3.15
MR 2251-178*	16.4	4.27

* キューサー

$N_e \sim 10^9/\text{cm}^3$ という高密度領域では衝突励起とその逆過程の突落し効果が重要になります。ガスが不透明になり、バルマー線光子が再び吸収される自己吸収の過程も効きます。BL 領域の輝線スペクトルを解釈するために、

これらの効果を考慮したモデル計算が多数試みられていますが、残念なことに、BL 領域の性質を規定できるまでにはいたっていません。

(5) 化学組成

輝線の強度比は元素の相対量に比例しますので、その解析から輻射ガスの化学組成を決定することができます。ヘリウムは再結合線で、水素と大変よく似た性質を持っています。水素とヘリウムとが共存している一様な電離ガス雲では、

$$N(\text{He}^+)/N(\text{H}^+) \propto I(\text{HeI}\lambda 5876)/I(\text{H}_\beta),$$

$$N(\text{He}^{++})/N(\text{H}^+) \propto I(\text{HeII}\lambda 4686)/I(\text{H}_\beta),$$

の比例関係が成立ち、水素とヘリウムの個数密度の比は

$$N(\text{He})/N(\text{H}) \approx (N(\text{He}^+) + N(\text{He}^{++}))/N(\text{H}^+)$$

から推定できます。セイファート銀河の観測値は $N(\text{He})/N(\text{H}) \approx 0.08\text{--}0.15$ に相当し、平均値は太陽や惑星状星雲のヘリウム量とよく一致しています。こうして、セイファート銀河のヘリウム量は $N(\text{He})/N(\text{H}) \approx 0.1$ で、正常であると結論できます。バラツキはむしろ化学組成の異常なのではなく、中心核内の構造の複雑さや、電離光子のスペクトルの相違等によるのでしょう。

禁制線は自由電子との衝突によって励起される輝線ですから、電子密度 N_e と電子温度 T_e に強く依存しますが、酸素を例にとれば、

$$N(\text{O}^+)/N(\text{H}^+) \propto I([\text{OII}]\lambda 3727)/I(\text{H}_\beta),$$

$$N(\text{O}^{++})/N(\text{H}^+) \propto I([\text{OIII}]\lambda 5007)/I(\text{H}_\beta),$$

が成立ちますので、酸素と水素の個数密度の比は次のように近似できます。

$$N(\text{O})/N(\text{H}) \approx (N(\text{O}^+) + N(\text{O}^{++}))/N(\text{H}^+)$$

窒素は酸素とよく似た電離ポテンシャル・エネルギーを持ちますので、

$$N(N)/N(O) \approx N(N^+)/N(O^+) \propto I([N II] \lambda 6584)/I([O II] \lambda 3727)$$

からその個数密度を推定できます。

セイファート銀河では電離の幅が極めて広く、占有率も大変小さいので、一様なガス分布とは大きく掛け離れた状態にあると思われます。したがって、化学組成を求めるには、ガス雲内の電離構造を計算し、観測と一致するような化学組成を選び出す方法もとられます。

表 6.13 に、NGC 1068 (G. A. シールズと J. B. オーク 1975)、NGC 3516 (D. ペキーニョ 1980)、それに NL 電波銀河の Cygnus A (D. E. オスターブロックと J. S. ミラー 1975) の化学組成を示します。比較のために太陽と惑星状星雲の化学組成も与えられています。太陽や惑星状星雲は重元素（水素とヘリウム以外の元素）の多い種族 I の天体です。種族 II の代表的な球状星団ではこの重元素量は種族 I の 10 分の 1～100 分の 1 でしかなく、セイファート銀河中心核内のガスは明らかに種族 I に対応していることが分ります。

表 6.13 化学組成

	NGC 1068	NGC 3516	Cyg A	太陽	惑星状星雲
H	10000	10000	10000	10000	10000
He	1300	1000	1000	1000	1300
N	4	1	1	1.1	8
O	7	6	4	6.8	8
Ne	4	3.5	1	0.28	0.8
S	0.5	0.5	0.3	0.16	0.8
Fe	0.6	—	≤0.1	0.25	—

4. 輝線輪郭

(1) 2型セイファート銀河の輝線輪郭

2型セイファート銀河の禁制線と許容線とは同一の輝線輪郭を持ちます。図 6.16 は D. ペラと D. アロワン (1980) がオート・プロヴァンス天文台の 152 cm 望遠鏡で得た [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ の高分散輝線輪郭です。この非対称で不規則な構造は八つのガウス型輪郭を持つ成分と、一つの幅広い成分との合成として再現できます。NGC 1068 の幅広い輝線輪郭はしたがって、 ~ 100 km/s の内部運動を持つたくさんのガス雲の運動によって作られたものだと解釈できます。ペラとアロワンの 2, 3 成分はそれぞれウォーカーのガス雲 III, IV に、7 成分は I + II に対応しています。2,000 km/s (FWHM) の幅広い成分は全体の約 50% の光を含み、1型セイファート銀河のウィング成分に類似しているようにも見えます。

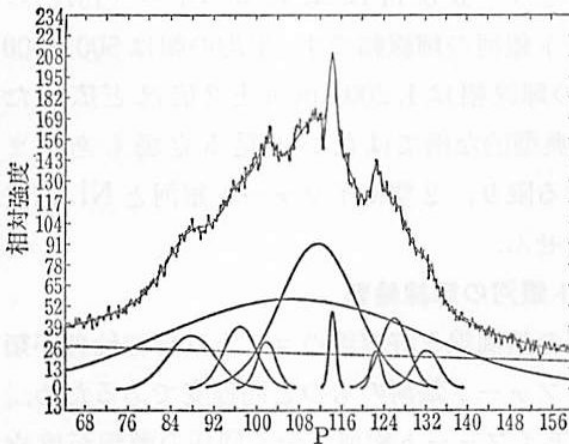


図 6.16 NGC 1068 の [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$. 横軸は $\lambda = (0.05943 \times p + 4958.3) \text{ \AA}$ で波長に変換される。(D. ペラと D. アロワン 1980).

図 6.16 NGC 1068 の [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$. 横軸は $\lambda = (0.05943 \times p + 4958.3) \text{ \AA}$ で波長に変換される。(D. ペラと D. アロワン 1980). 縦軸: 相対強度 (目盛 13, 26, 39, 52, 65, 78, 91, 104, 117, 130, 143, 156, 169, 182, 195, 208, 221, 234), 横軸: p (68, 76, 84, 92, 100, 108, 116, 124, 132, 140, 148, 156).

他の2型セイファート銀河の輝線輪郭はほとんど研究されていませんが、NGC 1068 と同様、 ~ 100 km/s の内部運動を持ったたくさんのガス雲が数 100 km/s の速度で無秩序あるいは膨張／落下運動をしているために、500–1,000 km/s (FWHM) の幅を持つ輪郭が作られると考えられています。表 6.14 は A. T. コスキー (1978) の決定した2型セイファート銀河の輝線幅です。平均の幅は 500–600 km/s です。NGC 1068 の輝線幅は 1,200 km/s と2倍ほど広いため、NGC 1068 を2型の典型的な例ではないと見る立場もあります。また、輝線幅に関する限り、2型セイファート銀河と NL 電波銀河との相違は存在しません。

表 6.14 2型セイファート銀河と NL 電波銀河の輝線幅

銀 河	FWHM (km/s)	銀 河	FWHM (km/s)
Mrk 176	750±150	Mrk 198	350±150
3C 33	450±100	Mrk 268	750±100
Mrk 3	900±150	Mrk 273	700±100
NGC 1068	1200±150	I Zw 81	225±200
Mrk 573	350±150	Mrk 298	350±100
Mrk 78	1100±150	Mrk 507	800±200
Mrk 348	400± 50	Mrk 700	350±150
Mrk 34	450±100	NGC 6764	400±100
Mrk 1	600±150	Mrk 378	300±150
3C 184.1	350±100	Mrk 6	700±100
3C 433	700±100	Mrk 315	500±100
Mrk 270	500±100	Mrk 372	400±100
III Zw 55	670±100	Mrk 42	550±100
3C 452	650±100	5C 3.100	450±150

(2) 1型セイファート銀河の輝線輪郭

1型セイファート銀河の禁制線と許容線のコアとは輝線輪郭が類似し、その幅も2型セイファート銀河のものと同程度であるため、NL 成分に対しては2

型セイファート銀河と全く同様の解釈が成立つと考えられています。したがって、1型セイファート銀河の場合、許容線のウィングが本質的な問題となります。単にセイファート銀河の輝線輪郭と言え、1型のウィング成分を意味するほどのです。

バルマー線の輪郭から調べましょう。図 6.17 は K. S. アンダーソン (1971) の求めた NGC 4151 と NGC 5548 との H_α 輝線輪郭です。NGC 4151 ではコアを中心として滑らかなウィングが比較対称的に延びています。ところが NGC 5548 の H_α は短波長側に 2,000 km/s も片寄った非対称な輪郭を示します。非対称な輪郭として良く引用される IC 4329 A (図 6.18) の H_β は、これとは逆に長波長側に 1,000~3,000 km/s の肩を持ちます (図 6.19)。しかし H_α にはそのような明確な非対称性は見られません。3C 445 では非対称のうえに、 H_α , H_β , H_γ の各輝線ごとに輪郭が異なります (D. E. オスターブロック, A. T. コスキー, M. M. フィリップス 1976)。1型セイファート銀河の 20~40% に、このような非対称な輪郭が観測されます。逆の見方をすれば、60~80% の1型セイファート銀河は対称的な輝線輪郭を持つと言い換えることもできます。

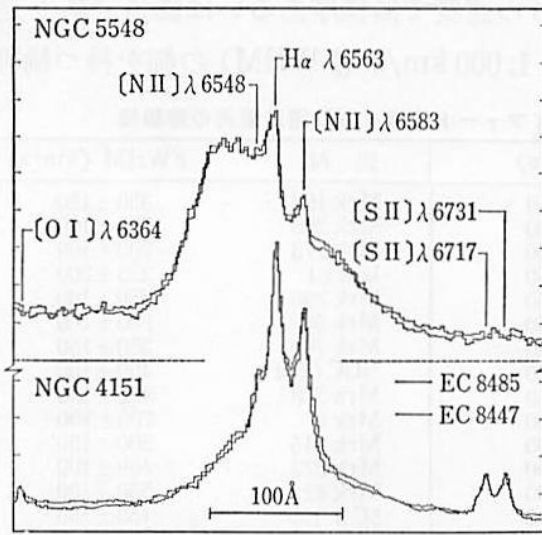


図 6.17 NGC 4151 と NGC 5548 の H_{α} 輝線輪郭 (K. S. アンダーソン 1971).

図 6.17 NGC 4151 と NGC 5548 の H_{α} 輝線輪郭. (K. S. アンダーソン 1971). 上段 NGC 5548, 下段 NGC 4151. 図中の同定線: [O I] λ 6364, [N II] λ 6548, H_{α} λ 6563, [N II] λ 6583, [S II] λ 6717, [S II] λ 6731. 下段の凡例: EC 8485/EC 8447. 横軸のスケール・バー: 100Å.

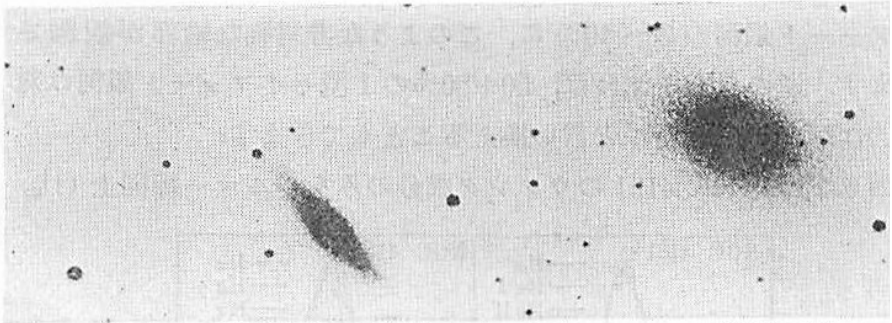


図 6.18 IC 4329 A. 右が IC 4329 A, 左がセイファート銀河の IC 4329 A. (M. J. ディズニー 1973).

図 6.18 IC 4329 A. 右が IC 4329 A, 左がセイファート銀河の IC 4329 A. (M. J. デイズニー 1973) .

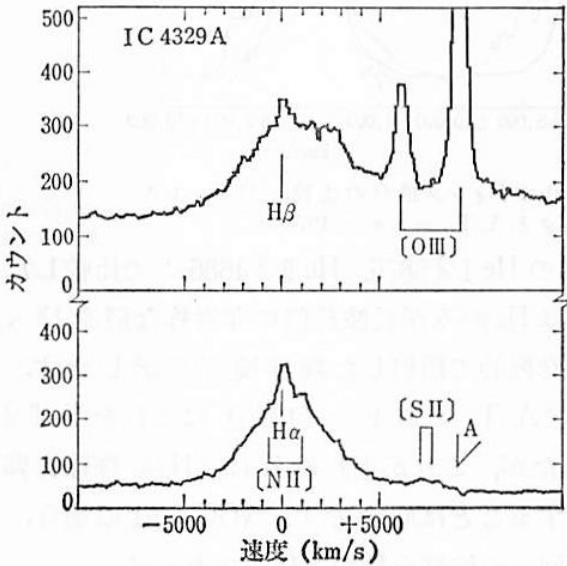


図 6.19 IC 4329 A の H_{α} , [O III] と H_{β} . (A. S. ウィルソンと M. V. ペンストン 1979). 上段: 縦軸 カウント (100~500), H_{β} と [O III] を同定. 下段: 縦軸 カウント (0~400), H_{α} , [N II], [S II], A を同定. 横軸: 速度 (km/s) (-5000, 0, +5000).

図 6.19 IC 4329 A の H_{α} , [O III] と H_{β} . (A. S. ウィルソンと M. V. ペンストン 1979) . 上段: 縦軸 カウント (100~500), H_{β} と [O III] を同定. 下段: 縦軸 カウント (0~400), H_{α} , [N II], [S II], A を同定. 横軸: 速度 (km/s) (-5000, 0, +5000).

図 6.20 は NGC 4151 のウィング成分のみをバルマー線同士 (H_{α} , H_{β} , H_{γ} , H_{δ}) とヘリウムの He I λ 5876, He II λ 4686 とで比較したものです. バルマー線では H_{β} のみが長波長側に非対称な肩を持っていますが, 他の3本は対称的で類似した輝線輪郭を示します. D. E. オスターブロックと A. T. コスキー (1976) はこれを Fe II λ 4924 の寄与と解釈しましたが, これが正しければ, H_{β} の輝線輪郭のみから非対称性を判断することは危険です. NGC 4151 の場合, バルマー線のウィングは同一の輪郭を持つと結論できます.

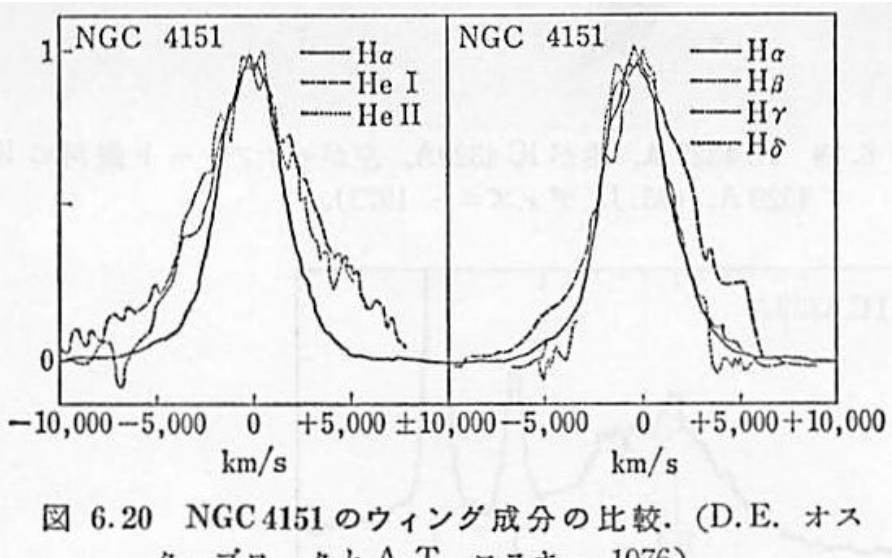


図 6.20 NGC 4151 のウィング成分の比較. (D. E. オス

ターブロックと A. T. コスキー 1976). 左パネル凡例: $H_{\alpha}/\text{He I}/\text{He II}$. 右パネル凡例: $H_{\alpha}/H_{\beta}/H_{\gamma}/H_{\delta}$. 縦軸: 0 ~ 1, 横軸: km/s (-10,000, -5,000, 0, +5,000, ±10,000, -5,000, 0, +5,000, +10,000).

これに対して NGC 4151 の He I $\lambda 5876$ と He II $\lambda 4686$ は, H_{α} よりもはるかに幅広いウィングを形成しています. H_{α} , He I $\lambda 5876$, He II $\lambda 4686$ のウィング幅 (FWHM) はそれぞれ, 3,900, 5,500, 5,900 km/s です. 3C 120 でも H_{α} と He I $\lambda 5876$ の輝線輪郭は比較的良好に一致していますが, He II $\lambda 4686$ はこれらより幅広いウィングを持っています (M. M. フィリップスと D. E. オスターブロック 1975). したがって, NGC 4151 と 3C 120 では輝線幅に

$$w(\text{バルマー線}) \leq w(\text{He I}) < w(\text{He II})$$

の不等式が成立し, 電離ポテンシャルの高い輝線ほど幅広い輪郭を持つ傾向が見られます. これはコンパクトな BL 領域にもはっきりとした内部構造の存在することを示唆するものです.

紫外領域の輝線 $\text{Mg II } \lambda 2798$, $\text{C III } \lambda 1909$, $\text{C IV } \lambda 1550$, $L_{\alpha} \lambda 1215$ も幅広い輪郭を示します. 図 6.21 は IUE 衛星による NGC 4151 (M. V. ペンストン達, 1979) と 3C 120 (J. B. オークと B. ツインメルマン 1979) の観測です. NGC 4151 の L_{α} は極めて非対称ですが, これは吸収によるものです. $\text{C IV } \lambda 1550$ は少なくとも $\pm 4,000 \text{ km/s}$ までトレースでき, H_{β} の幅 (FWOI) $8,000 \text{ km/s}$ とよく一致しています.

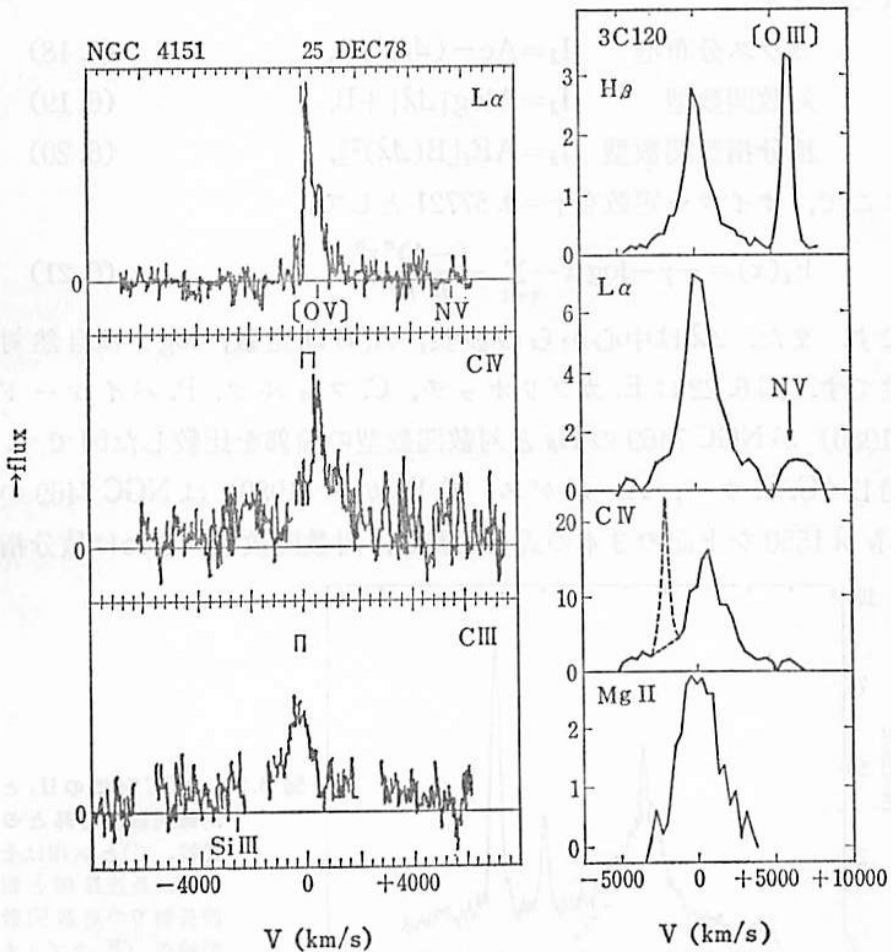


図 6.21 NGC 4151 と 3C 120 の紫外スペクトル. (M. V. ペンストン達 1979; J. B. オークと B. ツィンメルマン 1979).

図 6.21 NGC 4151 と 3C 120 の紫外スペクトル. (M. V. ペンストン達 1979; J. B. オークと B. ツィンメルマン 1979) . 左 (NGC 4151, 25 DEC 78) : 縦軸 $\rightarrow$ flux, 上段 $L\alpha$, 図中に [O V], NV を同定, 中段 C IV, 下段 C III, 図中に Si III を同定, 横軸: V (km/s) (-4000, 0, +4000). 右 (3C 120) : 上から $H\beta$ と [O III] (0~3), $L\alpha$ (0~6, NV を矢印で同定), C IV (0~20, 破線併記), Mg II (0~3). 横軸: V (km/s) (-5000, 0, +5000, +10000).

輝線輪郭を定量的に表現するために、次の三つの理論式が試みられています。

ガウス分布型 $I_{\lambda} = A e^{-(\Delta\lambda)^2/B}$

対数関数型 $I_{\lambda} = A \log|\Delta\lambda| + B$

積分指数関数型 $I_{\lambda} = A E_i[B(\Delta\lambda)^2]$

ここで、オイラー定数を $\gamma = 0.57721$ として、

$$E_i(x) = -\gamma - \log x - \sum_{n=1}^{\infty} \frac{(-1)^n x^n}{n \cdot n!}$$

です。また、 $\Delta\lambda$ は中心からの波長、 A, B は定数、 $\log x$ は自然対数です。

図 6.22 は E. カプリオッチ、C. フォルツ、P. バイヤード (1980) が NGC 7469 の H_{β} と対数関数型の輪郭を比較した図です。同じく C. C. ウー、A. ボゲス、T. R. ガル (1980) は NGC 7469 の C IV $\lambda 1550$ を上記の3本の式と比較し、対数関数型、または積分指数関数型輪郭は観測を比較的よく再現しますが、ガウス型輪郭との一致は良くないことを確かめています。

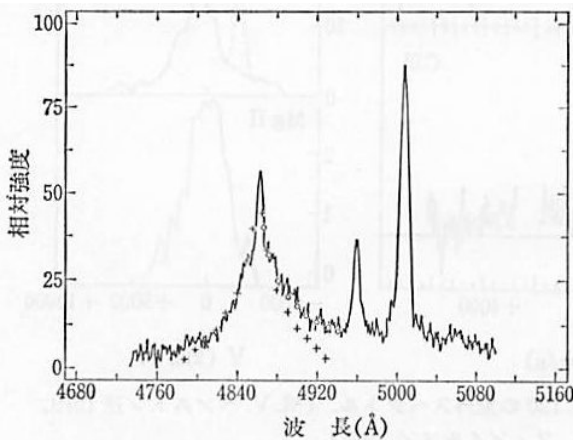


図 6.22 NGC 7469 の H_{β} と対数関数型輪郭との比較。○と×印はそれぞれ長波長側と短波長側での対数関数型輪郭。(E. カプリオッチ、C. フォルツ P. バイヤード 1980)。

図 6.22 NGC 7469 の H_β と対数関数型輪郭との比較. ○と×印はそれぞれ長波長側と短波長側での対数関数型輪郭. (E. カプリオッチ, C. フォルツ P. バイヤード 1980). 縦軸: 相対強度 (0, 25, 50, 75, 100), 横軸: 波長 (Å) (4680, 4760, 4840, 4920, 5000, 5080, 5160).

表 6.15 に1型セイファート銀河のバルマー線幅 (FWHM と FWOI) をまとめますが, 1型セイファート銀河の輪郭を特徴づけるのは FWOI です. 各銀河でコアとウィングの寄与が異なりますので, FWHM はウィングの幅の目安を与えません.

表 6.15 1型セイファート銀河の輝線幅

銀 河	H_{β} FWHM	H_{β} FWOI	H_{α} FWHM	H_{α} FWOI	H I FWHM	H I FWOI
Mk 10	2400	9300	2400	15300	2400	12300
Mk 40	2000	13300	1900	9100	2000	11200
Mk 64	2930	11000				
Mk 69	1500	11100	1500	8200	1500	9600
Mk 79	5200	12200	3300	17100	4200	14600
Mk 106	3700	15700	3300	14200	3500	15000
Mk 110	2500	13000	2200	13200	2400	13100
Mk 124	1400	9800	1400	7500	1400	8600
Mk 141	5300	12300	2300	14900	3800	13600
Mk 142	1700	12300	1100	9100	1400	10700
Mk 236	4900	13000	3700	15100	4300	14000
Mk 279	6200	18500	4100	16900	5200	17700
Mk 290	2500	13000	2500	13000	2500	13000
Mk 291	1100	8300	500	5200	800	6800
Mk 304	5900	15400	4700	22100	5300	18800
Mk 335	1700	10500	1400	9500	1600	10000
Mk 352	3800	12500	3100	14300	3400	13400
Mk 358	2000	7500	1300	8200	1600	7800
Mk 374	4600	10600	3100	15800	3800	13200
Mk 376	5900	18100	4900	20200	5400	19200
Mk 382	1500	7400	1400	6900	1400	7200
Mk 478	1700	10200	1400	9700	1600	10000
Mk 486	2000	14200	1900	12700	2000	13400
Mk 504	2300	13900	1900	11900	2100	12900
Mk 506	3400	12500	3600	11300	3500	12000
Mk 509	3600	15100	2900	12900	3200	14000
Mk 541	3300	10200	2600	10000	2900	10100
Mk 590	3700	9300	3100	13000	3400	11200
Mk 618	2200	10500	2100	8700	2200	9600
Mk 830	8630	20000				

銀 河	H_{β} FWHM	H_{β} FWHI	H_{α} FWHM	H_{α} FWHI	H I FWHM	H I FWHI
Mk 854	2000	11000				
Mk 876	6170	21000				
NGC 3227	2500	11800	2400	11400	2400	11600
NGC 3516	6800	14800	4300	15500	5600	15200
NGC 5548	3700	15400	3300	14900	3500	15100
NGC 7469	1900	8500	1700	7800	1800	8200
I Zw 1	1400	9600	1200	8200	1300	8900
II Zw 1	1500	11200	1900	12600	1700	11900

表 6.15 1型セイファート銀河の輝線幅 (つづき)

銀 河	H_{β} FWHM	H_{β} FWHI	H_{α} FWHM	H_{α} FWHI	H I FWHM	H I FWHI
II Zw 136	2300	11400	2200	10100	2200	10800
III Zw 2	5700	15800	4100	17400	4900	16600
3 C 120					2000	15000
3 C 227					2500	14000
3 C 382					18000	25000
3 C 390.3					13000	18000
3 C 445					3000	14000
3 C 234	1000	3600	890	13000		
3 C 287.1	1000	4300	2200	13000		
3 C 332	1600	2400	990	3100		
3 C 381	740	1600	790	6000		
PKS 0353+027	1200	10000	...	...		
PKS 1417-19	1900	8800	1600	12000		
PKS 2349-01	5500	23000	5000	27000		
4 C 29.06	1100	22000	1200	22000		
4 C 35.37	1900	5900	...	...		
IVZw 29	950	11000	2500	16000		

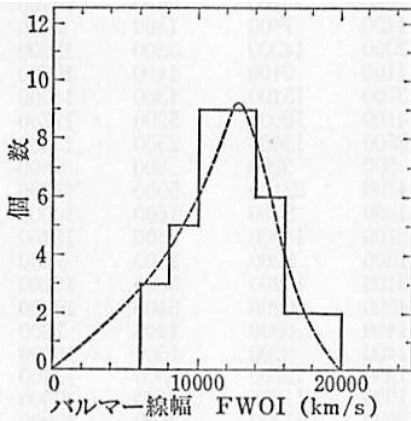


図 6.23 1型セイファート銀河に対するバルマー線幅 (FWOI) の分布. 波線は回転円盤が無秩序な方向に回転軸を持ち、回転速度も適当な分布を持つと仮定して計算された理論値. (D. E. オスターブロック 1977).

図 6.23 1型セイファート銀河に対するバルマー線幅 (FWOI) の分布. 波線は回転円盤が無秩序な方向に回転軸を持ち、回転速度も適当な分布を持つと仮定して計算された理論値. (D. E. オスターブロック 1977). 縦軸: 個数 (0~12), 横軸: バルマー線幅 FWOI (km/s) (0, 10000, 20000).

図 6.23 は FWOI の分布です. 平均すると 10,000~15,000km/s の幅 (FWOI) を持ちますが、3 C 382, PKS 2349-01, 4C 29.06, Mkn 830, Mkn 876 の幅は 20,000 km/s を超えています.

輝線幅と相関を持つ観測量を捜すことは、輝線輪郭がどのような特性を現わしているかを知る一つの手がかりとなります. 図 6.24 は1型セイファート銀河の輝線幅 (FWOI) と H_{α} 光度との相関です. かなりばらついていますが、 H_{α} 光度が明るいものほど輝線幅が広いという傾向を見ることができます. 規模の大きい中心核ほど幅広いウィングを持つのでしょうか.

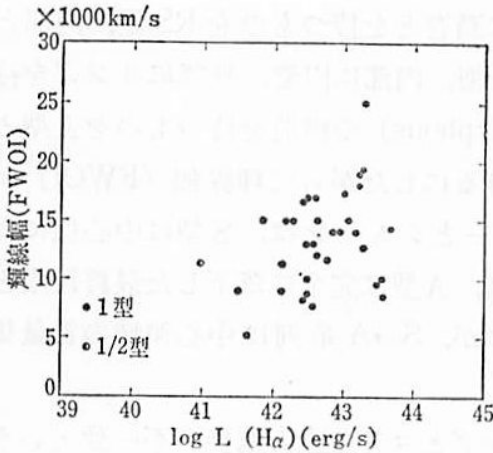


図 6.24 1 型セイファート銀河に対する $L(H\alpha)$ と輝線幅 (FWOI).

図 6.24 1 型セイファート銀河に対する $L(H\alpha)$ と輝線幅 (FWOI). 縦軸: 輝線幅 (FWOI) ($\times 1000$ km/s, 0~30), 横軸: $\log L(H\alpha)$ (erg/s) (39~45). 凡例: ● 1 型, ○ 1/2 型.

輝線幅と銀河の形態との相関は, H. J. スーと S. M. シムキン (1980) によって明らかにされました. 渦巻構造のみを持つものを S 型, 内部にリングと外部に渦巻とを持つものを RS 型, 内部と外部にリングを持つものを RR 型, 内部に円盤, 外部にリングを持つものを DR 型, 無定形 (amorphous) の構造を持つものを A 型と分類すれば, S 型から A 型に移るにしたがって輝線幅 (FWOI) が広がるのです (図 6.25). スーとシムキンは, S 型は中心核にガスが落下しはじめた初期の段階, A 型は完全に落下した最終段階という進化系列を示唆していますが, S→A 系列は中心領域の質量集中の系列ともみなせます.

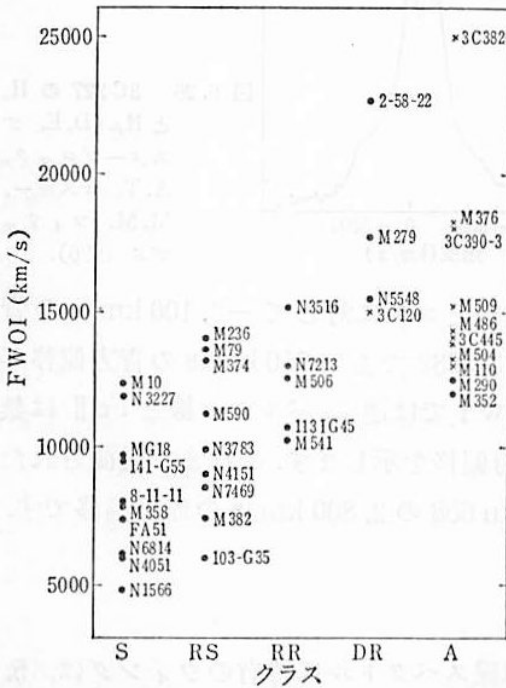


図 6.25 銀河の形態と輝線幅.
(H. J. スーと S. M. シム
キン 1980).

図 6.25 銀河の形態と輝線幅. (H. J. スーと S. M. シムキン 1980). 縦軸: FWOI (km/s) (5000~25000), 横軸: クラス (S, RS, RR, DR, A). 図中にプロットされた天体名 (縦軸の高い順・おおよそのクラス別): A クラス — ×3C382, ×M376, 3C390-3, ×M509, M486, ×3C445, M504, M110, M290, M352 DR クラス — 2-58-22, M279, N5548, ×3C120 RR クラス — N3516, N7213, M506, 113 IG45, M541 RS クラス — M236, M79, M374, M590, N3783, N4151, N7469, M382, 103-G35 S クラス — M10, N3227, MG18, 141-G55, 8-11-11, M358, FA51, N6814, N4051, N1566

輝線輪郭に関して、ウィングとコアの赤方偏移の不一致という事実があります。図 6.26 に示した、3C 227 の $H\alpha$ と $H\beta$ には二つのピークがあり、ウィングは禁制線とコアに対して $-2,100$ km/s の青方偏移を示します。同様に、3C 382 でも -750 km/s の青方偏移が観測されます。ところが、I Zw 1 では逆に、バルマー線と Fe II は禁制線に対して 600 km/s の赤方偏移を示

します。これまで観測された最も大きい差は OQ 208 = Mkn 668 の 2,800 km/s の赤方偏移です。

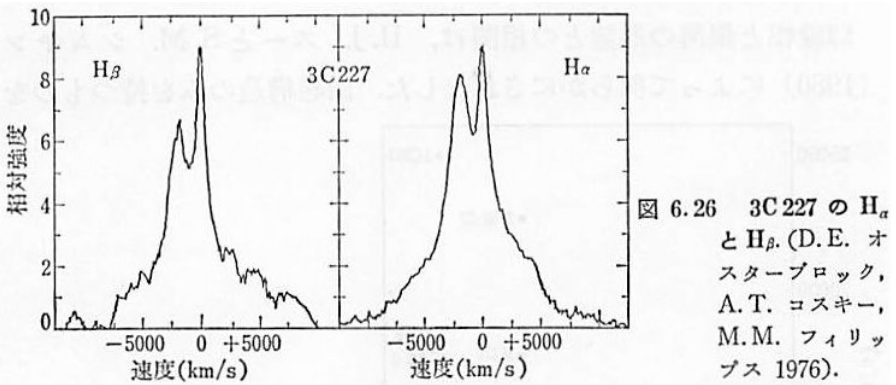


図 6.26 3C 227 の $H\alpha$ と $H\beta$. (D. E. オスターブロック, A. T. コスキー, M. M. フィリップス 1976). 左パネル $H\beta$, 右パネル $H\alpha$. 縦軸: 相対強度 (0~10), 横軸: 速度 (km/s) (-5000, 0, +5000).

5. 幅付けの機構

1型セイファート銀河の輝線スペクトルに特有のウィングは、5,000~25,000 km/s もの幅 (FWOI) を持ちます。この速度で直径 12,740 km の地球を横切るには 2.5~0.5 秒しかかからないことでも、その驚異的速さが理解できます。

(1) ガス雲の運動説

2型セイファート銀河と1型セイファート銀河の NL 成分が NGC 1068 で見たように、たくさんのガス雲、あるいはフィラメントの運動によるドップラー効果で幅付けされているならば、ウィングも同様の機構で幅付けされている可能性が考えられます。この運動説は E. M. バービッジ, G. R. バービッジ, K. H. プレンダーガスト (1959) や E. A. ディバイ, B. F. エシポフ,

V. I. プロニク (1968) によって主張された幅付け機構です。特に後者は輝線のコア・ウィング構造を密度の異なる2種類のガス雲として説明しました。彼らの解釈では、最近の爆発によって造られたガス雲は高密度 ($N_e \gtrsim 10^7/\text{cm}^3$) で、しかも高速度 ($v \gtrsim \text{数 } 1,000 \text{ km/s}$) であるためウィング成分をつくり、十分に膨張して低速度になったガス雲がコア成分と禁制線を放出するのです。もしもガス雲の運動説が正しければ、NGC 1068 の輝線輪郭 (図 6.16) に見られた不規則な構造が、ウィングの輪郭に現われてもよいはずです。A. ボクセンバークと H. ネットァー (1977) は、NGC 3516 の $H\alpha$ に見られる b 成分をそのような観測的証拠として示唆しています (図 6.27)。

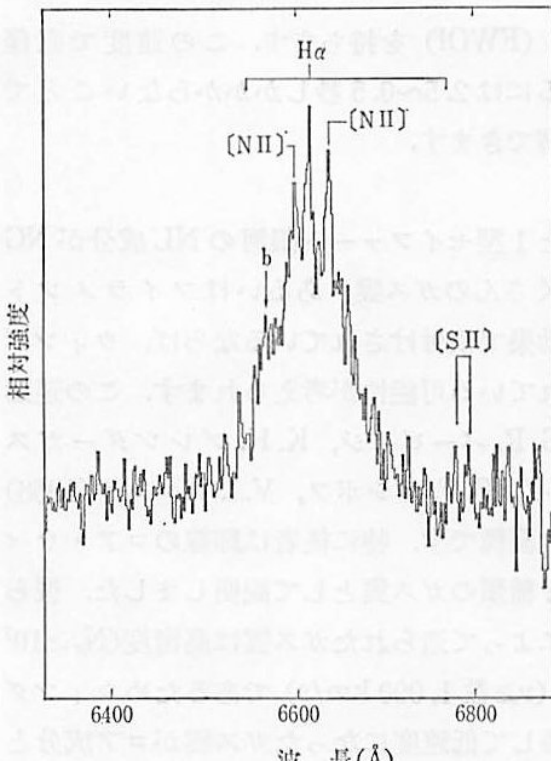


図 6.27 NGC 3516 の $H\alpha$.
(A. ボクセンバークと
H. ネットァー 1975).

図 6.27 NGC 3516 の $H\alpha$. (A. ボクセンバークと H. ネットアー 1975). 縦軸: 相対強度, 横軸: 波長(Å) (6400, 6600, 6800). 図中の同定線: $H\alpha$, [N II], [N II], b, [S II].

ガス雲の運動形態として, 中心核の重力によって束縛された無秩序運動と中心核からの流出, それに中心核への降下が考えられます. 回転運動は別に考察します. 無秩序運動の場合, 輝線輪郭は (6.18) のガウス分布となります. G. R. ブルメンタールと W. G. マッシューズ (1975, 1979) は中心核からの強い輻射圧でガス雲が加速され, 流出しつづけている場合, 輝線輪郭が (6.19) の対数関数型となることを示しています. また, E. カプリオッチ, C. フォルツ, P. バイヤード (1980) はガス雲が中心核から弾道的に放出され, そのまま流出する場合, 輝線輪郭が (6.20) の積分指数関数型で表現できることを明らかにしています. 図 6.22 で比較したように, 輝線輪郭は対数関数, あるいは積分指数関数でよく近似できますので, 無秩序運動はガス雲の運動形態として排除できます. 無秩序運動ではガス雲同士の衝突も問題になります. 数 1,000 km/s の相対速度で衝突が頻繁に起これば, ガス雲は 10^8 K 以上に加熱され, $T_e = 1 \sim 2 \times 10^4$ K に止まっていることができないはずです.

(6.18) ~ (6.20) との比較のみからでは流出なのか, 降下なのかの判別ができませんが, 運動説を主張する研究者は非対称な輝線輪郭を流出の有力な証拠とみなしています. E. カプリオッチ, C. フォルツ, P. バイヤード (1979) は次のように説明します. BL 領域内の高密度ガス雲は中心核方向を向いた $\sim 10^{13}$ cm の厚みしか電離されないので, ガス雲が数 1,000 km/s の速度で流出していれば, 観測者に近づく青方偏移した光は中性の領域を通過するので弱められる. 一方, 赤方偏移した光は観測者に面した電離領域から放出されるために吸収を受けず, その結果として長波長側に片寄った輝線輪郭が形成されるのです.

半径 $R = 10^{17} \text{ cm}$ を $v = 5,000 \text{ km/s}$ の速度で通過するには7年かかりますので、実際にガス雲が流出していれば、BL 領域は約 10 年で空になってしまいます。しかしセイファート銀河の発見以来、輝線輪郭の極端に変化した例は知られていませんので、流出モデルが正しければ、10 年に $1 \sim 100 M_{\odot}$ の割で BL 領域の高密度ガスが中心核から供給され続けることが不可欠です。セイファート銀河の寿命として考えられている 10^8 年の間この供給が続けば、その質量は $10^7 \sim 10^9 M_{\odot}$ にも達します。

(2) 回転説

初めて回転説を提唱した L. ウォルチェ (1959) の動機は、 10^8 年の長い間、安定に存在できる中心核モデルを作ることになりました。しかし彼は誤まって、 $\sim 1''$ の見かけのサイズを中心核の実半径とみなしたために、中心核の質量を $10^{10} \sim 10^{11} M_{\odot}$ と見積らざるを得なくなっていました。

エネルギー源として最も有望視されているブラック・ホール説では、円盤の回転あるいはガス雲系の回転が幅付け機構となります。図 6.28 は D. E. オスターブロック (1979) の中心核モデルです。ブラック・ホールの質量は $4 \times 10^7 M_{\odot}$ で、BL 領域のサイズは 0.1 pc 、質量は $100 M_{\odot}$ です。NL 領域は $\sim 100 \text{ pc}$ まで広がり、質量は $10^6 \sim 10^7 M_{\odot}$ と考えます。赤道面では電離光子が吸収されますので、中性原子やI回電離イオンの領域となります。高電離領域は極方向に形成されます。

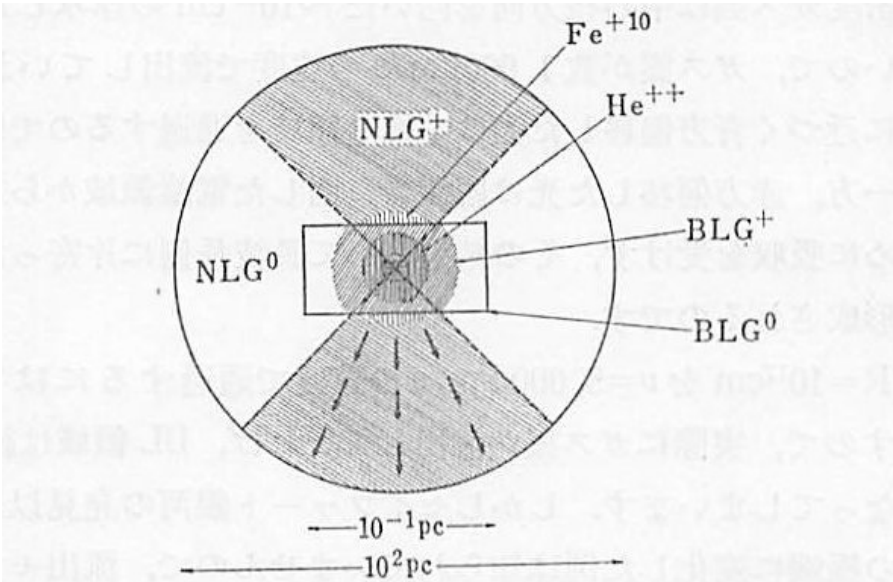


図 6.28 回転円盤モデル. BLG^0 と BLG^+ は BL ガスの中性と電離領域, NLG^0 と NLG^+ は NL ガスの中性と電離領域を意味する. BLG^0 が回転円盤領域で, 中心にはエネルギー源をかこんで He の 2 回電離領域 He^{++} , 鉄の 10 回電離領域 Fe^{+10} , BLG^+ がある. (D. E. オスターブロック 1979).

図 6.28 回転円盤モデル. BLG^0 と BLG^+ は BL ガスの中性と電離領域, NLG^0 と NLG^+ は NL ガスの中性と電離領域を意味する. BLG^0 が回転円盤領域で, 中心にはエネルギー源をかこんで He の 2 電離領域 He^{++} , 鉄の 10 回電離領域 Fe^{+10} , BLG^+ がある. (D. E. オスターブロック 1979). 図中のスケール: $10^{-1}pc$ (内側), 10^2pc (外側).

回転モデルでは観測する方向によって輝線の幅が異なって見えます. 例えば, 赤道面から見れば回転速度の2倍の幅となりますが, 極方向では回転速度の視線成分がゼロとなるため幅は付きません. 図 6.23 には回転軸が無秩序な方向を向いていると仮定して求めた輝線幅の分布が波線で描かれています. 理論分布は観測を再現しているように見えますが, 6,000 km/s 以下で

は全く合いません。このためオスターブロックは、代表的な 5,000 km/s の回転速度の他に、ガス雲は $\sim 2,000$ km/s の乱流速度を持つと考えました。しかし、E. カプリオッチ、C. フォルツ、P. バイヤード（1980）が求めた乱流回転モデルの輝線輪郭は対数関数からかなり大きくずれています。

BL 領域の回転面が銀河の円盤領域と同一平面にあれば、傾きの大きなセイファート銀河ほど輝線幅が広いという相関が見られてよいはずですが、しかし H. J. スーと S. M. シムキン（1980）が 32 個の I 型セイファート銀河について調べた結果では、そのような相関は全く存在しません。BL 領域の回転面が銀河面と同一平面に無いのか、それとも、球対称的な幅付け機構が働いていると考えなければなりません。

(3) 電子散乱説

電子は陽子の 1840 分の 1 の質量しか持ちません。プラズマ中では両者の間にエネルギーの等分配則が成立つため、電子は陽子の 43 倍の速度で運動します。1 万度のプラズマ中では電子の速度は ~ 600 km/s に達し、輝線光子がこの電子によって散乱されれば、最大 ± 600 km/s の波長の偏移が生じます。

この電子散乱説は G. B. フィールド（1958）によって提唱されましたが、彼はコア・ウィング構造を説明できませんでした。バービッジ夫妻と F. ホイル、C. R. リンズ（1966）、および J. B. オークと W. L. W. サージェント（1968）はこれに対して、バルマー線等の許容線は共鳴散乱のために中心核内のガスから抜出るまでに中心核半径よりも長い距離を通過しなければならない、このため電子散乱を十分に受けると考えました。一方、筆者と大谷浩（1968）は、中心核内には禁制線とバルマー線のコアとを輻射する低密度の星雲状領域（NL 領域）の他に、禁制線の輻射を許さないほどに高密度の領域（BL 領域）があつて、バルマー線のウィングはこの高密度領域内の電子散乱で形成されるという 2 重構造モデルを提唱しました。

図 6.29 は R. J. ワイマン (1970) が計算した $\tau_{es} = 10$ の電子散乱輪郭と NGC 5548 のバルマー線輪郭との比較です. nadaraka ウイングがよく再現されています. 電子散乱の光学的厚み

$$\tau_{es} = 6.65 \times 10^{-25} N_e l$$

と輝線幅との関係を図 6.30 に示します. ここで, $N_e(\text{cm}^{-3})$ は電子密度, l (cm) は散乱ガスの大きさです. l を有効半径にとれば, NGC 4151 では $\tau_{es} \approx 5$, III Zw 2 では $\tau_{es} \approx 20$ にもなります. $T_e = 10^4 \text{K}$ とすれば, FWOI=10,000 km/s は $\tau_{es} \approx 17$ に相当し, BL 領域がエネルギー源を取り囲む大気ならば, 電子散乱は幅付け機構として有望に見えます.

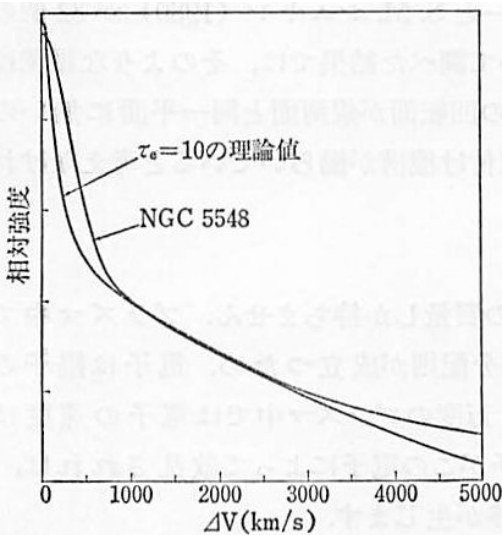


図 6.29 NGC 5548 のバルマー線
と電子散乱輪郭との比較.
(R. J. ワイマン 1970).

図 6.29 NGC 5548 のバルマー線と電子散乱輪郭との比較. (R. J. ワイマン 1970).
縦軸: 相対強度, 横軸: $\Delta V(\text{km/s})$ (0~5000). 曲線: 「 $\tau_e = 10$ の理論値」および
「NGC 5548」.

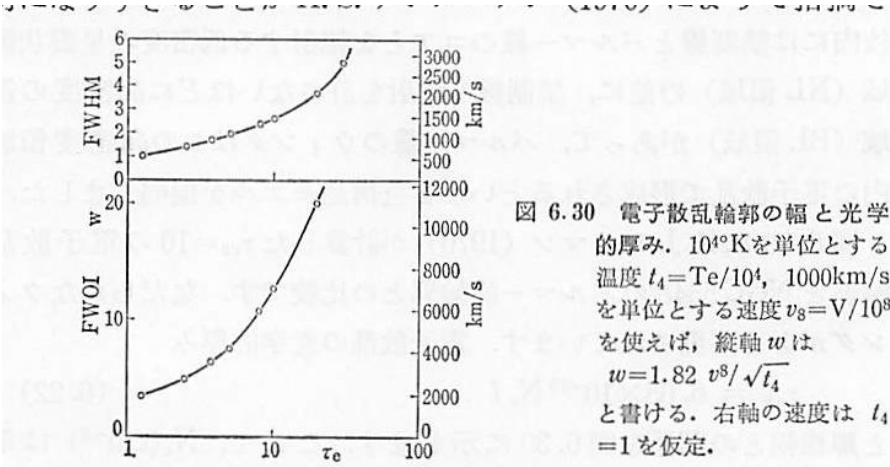


図 6.30 電子散乱輪郭の幅と光学的厚み. 10^{40} K を単位とする温度 $t_4 = T_e/10^4$, 1000 km/s を単位とする速度 $v_8 = V/10^8$ を使えば, 縦軸 w は $w = 1.82 v_8 / \sqrt{t_4}$ と書ける. 右軸の速度は $t_4 = 1$ を仮定.

図 6.30 電子散乱輪郭の幅と光学的厚み. 10^{40} K を単位とする温度 $t_4 = T_e/10^4$, 1000 km/s を単位とする速度 $v_8 = V/10^8$ を使えば, 縦軸 w は $w = 1.82 v_8 / \sqrt{t_4}$ と書ける. 右軸の速度は $t_4 = 1$ を仮定. 上段の縦軸: FWHM (1~6), 右軸 km/s (500~3000). 下段の縦軸: FWOI (w , 0~20), 右軸 km/s (2000~12000). 横軸: τ_e (1~100).

しかしながら, このようなモデルではバルマー線が光学的に不透明になりすぎるのが K. S. アンダーソン (1970) によって指摘されました. $\tau_{es} \gg 1$ の電子散乱を受ければ, 光の伝播速度は見かけ上, c/τ_{es} となるため, 電子散乱説は短時間の変光とも両立しません. BL ガス雲がエネルギー源を $\sim 10\%$ 程度しか被っていないという間接的証拠もあります. さらに G. D. シュミットと J. S. ミラー (1980) による NGC 4151 の偏光分光観測は電子散乱説にとって致命的です (図 7.27). BL 領域が完全な球でない限り, $\tau_{es} \sim 10$ の電子散乱を受けていれば, ウィングは偏光を示すはずですが, 彼らの観測結果ではウィングは全く偏光していないのです.

(4) プタークとストーナーの説

R. プタークと R. E. ストーナー (1973, 1975), R. E. ストーナーと R. プターク (1974, 1977) は, 中心核から放出される高エネルギー陽子と中心核を取りまく大量の不完全電離ガス雲との相互作用で, 幅付け機構を説明しました. この機構では, 幅付けされた輝線は不完全電離ガス雲から電子を奪った陽子が輻射します. しかし, プタークとストーナーの説は原子の種類によらず, 輝線幅がほぼ一定であるという基本的性質を説明することができません. このモデルの最大の難点は, 10–100KeV の高エネルギー陽子の流れを要求するところにあります.

以上, 考察した四つの幅付け機構のうち, 電子散乱説とプターク・ストーナー説は可能性が低いと見てよいでしょう. こうして結局, ガス雲の運動説か, 回転説へ戻らなくてはならなくなりますが, いずれの説明も十分ではありません. さらに詳細な観測と, それに基づく理論的解析が必要です.

6. 線スペクトルの変動

(1) 輝線スペクトル

NGC 3516 は輝線スペクトルの変動が発見された最初のセイファート銀河です. Y. アンドリヤと S. スフラン (1968) は, 1967 年に撮影したスペクトルとセイファートの観測とを比較し, $H\beta$ が [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ に比べて極端に弱まっていることに気がきました (図 6.31). 1970 年には $H\beta$ は再び強まり, その輪郭をはっきりとトレースできました. A. ボクセンバークと H. ネッツァー (1977) は, さらに短いタイム・スケールの変動を観測しました. 1975 年2月7日と3月16日に得たスペクトルでは連続光の減少にともない, $H\beta$ は 30%, $H\alpha$ は 7% の減少を示しました. この間, [O III] $\lambda\lambda 4959 +$

5007 の強度は一定のままで、変動はバルマー線のみで起っています (表 6.16). バルマー線と連続光との強度変化の相関は, A. M. チェレパシュチュクと V. M. リュチュイ (1973) によって確かめられています (図 6.32).

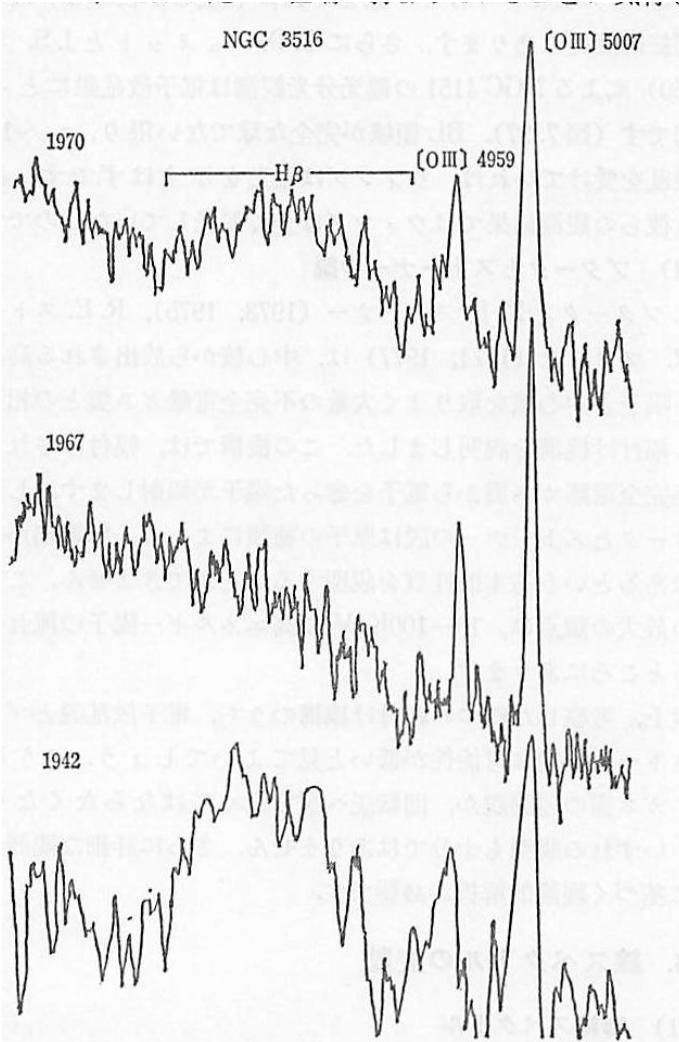


図 6.31 NGC 3516 の $H\beta$ の変動. (Y. アンドリヤと S. スフラン 1968) . 3本のスペクトル (上から 1970 年, 1967 年, 1942 年). 図中の同定線: $H\beta$, [O III] 4959, [O III] 5007.

表 6.16 NGC 3516 の輝線強度の変化

観測者	年	[O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ ($\times 10^{-13}$ erg/s cm 2)	$H\beta$	$H\alpha/H\beta$
アンドリヤとスフラン	1967	7.2	~ 2.9	
スフラン達	1970	6.1	11.5	
アンダーソン	1970	6.2	3.3	5.06
アダムスとウィードマン	1974	5.75	5.37	6.31
ボクセンバークとネットザー	1975. 2月4-7日	6.3	12.1	4.5
	1975. 3月16日	6.3	8.9	5.8

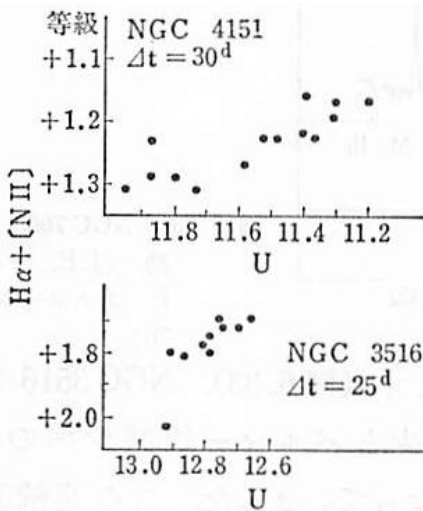


図 6.32 NGC 4151 と NGC 3516 の $H\alpha$ と U 等級との変動. (A. M. チェレパシユチュクと V. M. リュチュイ 1973).

図 6.32 NGC 4151 と NGC 3516 の $H\alpha$ と U 等級との変動. (A. M. チェレパシユク と V. M. リュチュイ 1973) . 上段: NGC 4151, $\Delta t = 30^d$. 縦軸 $H\alpha + [N II]$ 等級 (+1.1, +1.2, +1.3), 横軸 U (11.8, 11.6, 11.4, 11.2). 下段: NGC 3516, $\Delta t = 25^d$. 縦軸 $H\alpha + [N II]$ 等級 (+1.8, +2.0), 横軸 U (13.0, 12.8, 12.6).

J. E. トーリンと D. E. オスターブロック (1976) は NGC 7603 の $H\beta$ が 1974 年にははっきりと認められたのに, 1975 年にはほとんど消えていることを発見しています (図 6.33). NGC 3516 の場合と同様, $H\beta$ の減少は連続光の減少とバルマー線減少率の増加 ($I(H\alpha)/I(H\beta) = 4 \rightarrow 10$) をともなっていました. この連続光の減少にともなうバルマー線減少率の増加は A. G. ド・ブリヤン (1980) によって, NGC 7469 にも観測されています.

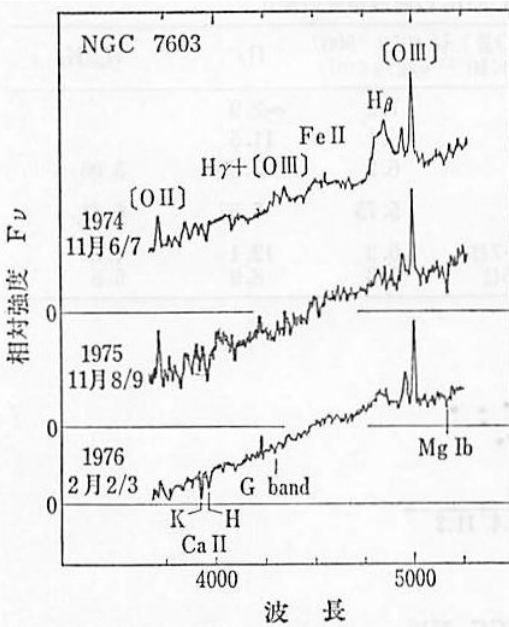


図 6.33 NGC 7603 の $H\beta$ の変動. (J. E. トーリンと D. E. オスターブロック 1976).

図 6.33 NGC 7603 の $H\beta$ の変動. (J. E. トーリンと D. E. オスターブロック 1976) . 縦軸: 相対強度 F_λ , 横軸: 波長 (4000, 5000). 3本のスペクトル: 1974 年 11月6/7, 1975 年 11月8/9, 1976 年 2月2/3. 図中の同定線: $[O II]$, $H\gamma + [O III]$, $Fe II$, $H\beta$, $[O III]$, $Mg Ib$, G band, $Ca II K$, H.

バルマー線の強度変化はウィングの変動によるものですから、変動のタイム・スケールはBL領域のサイズに対する一つの目安を与えます。BL領域を光が横切るに要する時間よりも短い時間間隔で変動が起っても、そのような変動はBL領域全体でならされてしまうからです。変動が明確に識別できる時間を t 秒とすれば、BL領域の半径は $R \approx ct$ と表わせます。ここで光速は $c = 3 \times 10^{10} \text{ cm/s}$ です。NGC 3516 に対してボクセンバークとネッツァーの発見した5週間を t ととれば、 $R \sim 10^{17} \text{ cm}$ 、チェレパシチュクとリュチュイの25日の変動の遅れ Δt を中心核からBL領域までの伝播時間とみなしても、 $R \sim 10^{17} \text{ cm}$ を得ます。BL領域の代表的大きさを $\sim 0.1 \text{ pc}$ ととる根拠はここにあります。

バルマー線の光度は、その輻射係数が温度に強く依存しませんので、電子密度と陽子密度との積 $N_e N_p \approx N_e^2$ と、BLガス雲の体積 V とに比例します。BLガス雲の質量は $M \propto N_e V$ と書けますので、バルマー線の光度は

$$L(\text{Bal}) \propto N_e M$$

と表わせます。したがってバルマー線の変動は、(i) M が一定のままで N_e が変化するか、(ii) M が変ったかのいずれかで起りますが、短時間にBL領域全体の密度を大きく変化させることは困難です。恐らく、BL領域にはかなりの中性あるいは不完全電離ガスが含まれており、紫外光の増加によってそれらが電離され、バルマー線が強められるのでしょう。

(2) 吸収線スペクトル

NGC 4151 には $\lambda 3880 \text{ \AA}$ 近くに吸収線が存在します。これは1934年にN. D. メイヨールによってすでに指摘されていたものですが、彼はCN吸収($\lambda 3835$)と考えました。K. S. アンダーソンとR. P. クラフト(1969)はこれを観測し、O. C. ウィルソンの示唆通り、中性ヘリウムの準安定状態(2^3S)から起る $\lambda 3889$ の吸収であると結論しました。図6.34は彼らの得たスペクトルです。 $[\text{Ne III}] \lambda 3869$ と $\text{He I} + H_\gamma \lambda 3889$ の間に3本の吸収線があり、3

本はそれぞれ -280 , -550 , -840 km/s だけ偏移しています. H_γ , H_β にはさらに -970 km/s 青方偏移した吸収線が見えます. NGC 4151 の L_α と C IV $\lambda 1150$ (図 6.21) には短波長側に強い吸収が見られたことにも注意しましょう.

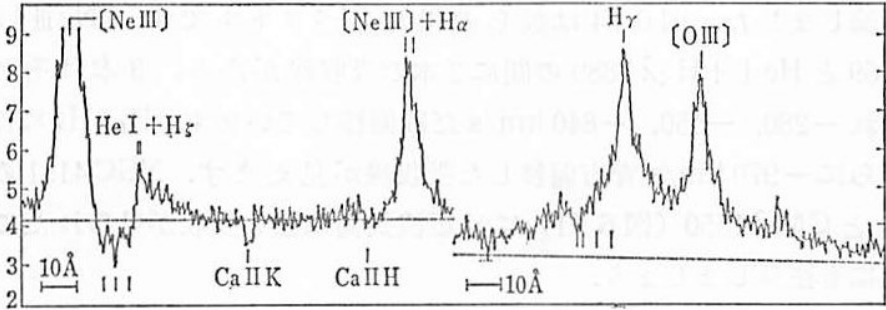


図 6.34 NGC 4151 の吸収線. (K. S. アンダーソンと R. P. クラフト 1969). 縦軸: 3~9. 図中の同定線: $[\text{Ne III}]$, $\text{He I} + H_z$, $[\text{Ne III}] + H_\alpha$, H_γ , $[\text{O III}]$, Ca II K , Ca II H . スケール: $10\text{\AA}$.

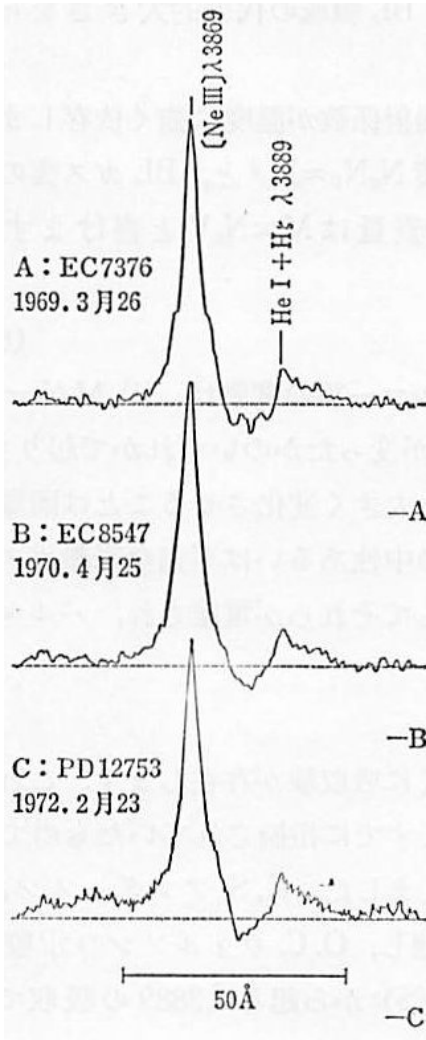


図 6.35 He I の吸収線変動. (K. S. アンダーソン 1974).

図 6.35 He I の吸収線変動. (K. S. アンダーソン 1974) . A: EC7376 1969. 3月26 / B: EC8547 1970. 4月25 / C: PD12753 1972. 2月23, 図中の同定線: [Ne III] $\lambda 3869$, He I + H_{ϵ} $\lambda 3889$. スケール: 50Å.

He I とバルマー線の吸収線は数カ月～1年のタイム・スケールで変動します. R. クロムウェルと R. E. ワイマン (1970) は, 1969, 1970 年に得た彼

らのスペクトルと既に公表されている観測とを比較し、1956、1962、1968年では $H\beta$ の吸収線が消えていることを確認しました。図 6.35 は K. S. アンダーソン (1974) の He I の観測です。1969、1970、1972 年の間に、He I の吸収線は大きく変化しています。同様、3C 390.3 の $H\beta$ に見られる吸収線の変動が、D. E. オスターブロッック達 (1976) によって報告されています。

吸収線の変動の原因の一つとして、ちょうど日食のように、ガス雲が BL 領域を横切るという可能性が考えられますが、 $V=1,000$ km/s の速度で3カ月間走っても $l \sim 10^{15}$ cm にしかありません。中心核から間歇的にガスが放出されたか、中心核の変光にともなって吸収ガス雲の物理状態が変化したためかと考えられます。R. E. ワイマンと R. クロムウェル (1972)、K. S. アンダーソン (1974) は、NGC 4151 の吸収線の等価幅が連続光の増加にともなって弱まることを示唆していますが、残念なことにその後の観測がありません。

第Ⅶ章 可視・紫外連続光

1. スペクトル分布

(1) 広帯域測光と2色図

連続光のスペクトル分布は、広帯域測光によって知ることができます。これは光電子増倍管と色フィルターとの組合せで目的とする波長域の光の強さを測定するものです。最も代表的な測光システムを表7.1にまとめます。ここで、U, B, V, R, I はそれぞれ紫外 (Ultraviolet), 青 (Blue), 可視 (Visible), 赤 (Red), 赤外 (Infrared) の頭文字です。輻射流束 $f_\nu(\text{W}/\text{m}^2\text{Hz})$ と波長 λ での絶対等級 M_λ は次の関係で結び付けられています。

表 7.1 広帯域測光システム

フィルター 測 光 帯	中心波長 $\lambda(\mu)$	バンド幅 $\Delta\lambda(\mu)$	0 等の流束 $\text{W}/\text{m}^2\text{Hz}$
U	0.36	0.066	1.88×10^{-23}
B	0.44	0.098	4.44×10^{-23}
V	0.55	0.087	3.81×10^{-23}
R	0.70	0.207	3.01×10^{-23}
I	0.90	0.231	2.43×10^{-23}
J	1.25	0.297	1.77×10^{-23}
H	1.60		1.08×10^{-23}
K	2.20	0.578	6.80×10^{-24}
L	3.40	0.701	3.00×10^{-24}
M	5.00	1.128	1.80×10^{-24}
N	10.20	4.330	4.30×10^{-25}
Q	22.00	7.500	1.02×10^{-25}

$$M_\lambda = -2.5\log\left(\frac{f_\nu}{0\text{等での流束}}\right)$$

ここで c を光速として $c = \lambda\nu$, $\log$ は常用対数です. 各帯域のゼロ等での流束の値が同一でないことに注意しましょう. 例えば, B の方が V よりも 17% 大きいのです. このため, 波長あるいは振動数に依存しない AB 等級:

$$AB = -2.5 \log f_\nu - 56.10$$

も利用されます. これは $AB(\lambda 5450) \approx V$ となるように定義されたものです.

各帯域で測った等級の差はスペクトル分布の傾きを与えます. 最も一般に利用されるのは (U-B) と (B-V) で, これらは色指数 (color index) と呼ばれます. スペクトル分布を $f_\nu \propto \nu^{-\alpha}$ というべき関数で近似した場合のスペクトル指数 (spectral index) α と (U-B), (B-V) との関係を式で表わすと,

$$(U - B) = 0.22\alpha - 0.90$$

$$(B - V) = 0.24\alpha + 0.10$$

です.

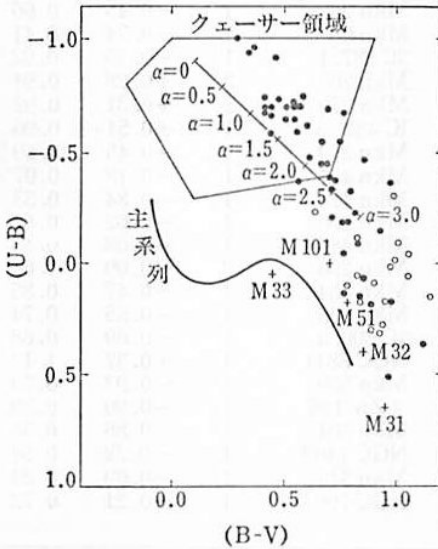


図 7.1 セイファート銀河の2色図. 白丸が2型, 黒丸が1型, +印は正常銀河.

図 7.1 セイファート銀河の2色図. 白丸が2型, 黒丸が1型, +印は正常銀河. 縦軸 (U-B): $-1.0 \sim 1.0$ (上向きに負), 横軸 (B-V): $0.0 \sim 1.0$. 図中の注記は「クエーサー領域」, 「主系列」, および混合直線に付された $\alpha = 0, \alpha = 0.5, \alpha = 1.0, \alpha = 1.5, \alpha = 2.0, \alpha = 2.5, \alpha = 3.0$. +印の正常銀河として M 101, M 33, M 51, M 32, M 31 が示されている.

セイファート銀河を2色図にプロットしてみましょう. 2色図とは (U-B) と (B-V) をそれぞれ縦軸と横軸にとって作図されるもので, 図7.1では D.W. ウィードマン (1977) のリスト (表7.2) が使われています. 比較のために代表的な正常銀河もプロットされています. 2色図からまず, 正常銀河と比べてセイファート銀河の連続光は青い, 換言すればより平坦なスペクトル分布を持つことが分ります. 1型と2型の違いも明らかです. 1型セイファート銀河は大変青く, クエーサー領域に多数分布するのに対して, 2型セイファート銀河は比較的急なスペクトル分布を持ち, 正常銀河に類似した色を示すものも見られます.

表 7.2 セイファート銀河の色指数

銀 河	型	U-B	B-V	銀 河	型	U-B	B-V
Mkn 335	1	-0.70	0.41	NGC 3516	1	-0.18	0.77
III Zw 2	1	-0.70	0.52	VV 144	1	-0.23	0.82
Mkn 348	2	+0.17	0.95	Mkn 176	2	+0.30	0.89
I Zw 1	1	-0.80	0.36	NGC 3783	1	-0.70	0.56
Mkn 352	1	-0.66	0.44	Mkn 42	1	-0.19	0.79
Mkn 1	2	+0.09	0.90	NGC 4051	1	-0.38	0.73
II Zw 1	1	-0.42	0.57	NGC 4151	1	-0.72	0.53
Mkn 358	1	-0.32	0.79	Mkn 231	1	+0.15	0.84
NGC 985	1	-0.95	0.36	Mkn 236	1	-0.45	0.66
NGC 1068	2	-0.01	1.00	Mkn 64	1	-0.74	0.41
Mkn 372	2	-0.03	1.05	3C 287.1	1	-0.15	0.92
NGC 1275	2?	-0.23	0.64	Mkn 268	2	+0.28	0.94
III Zw 55	2	+0.17	0.84	Mkn 270	2	+0.31	0.92
NGC 1566	1	-0.04	0.76	IC 4329A	1	+0.51	0.96
3C 120	1	-0.75	0.58	Mkn 279	1	-0.45	0.69
Mkn 3	2	+0.15	1.15	Mkn 474	1	-0.18	0.97
Mkn 6	1/2	+0.02	0.97	Mkn 478	1	-0.84	0.33
Mkn 374	1	-0.38	0.70	Mkn 290	1	-0.62	0.60
Mkn 376	1	-0.58	0.55	Mkn 486	1	-0.68	0.43
Mkn 9	1	-0.64	0.54	Mkn 298	2	-0.09	1.01
Mkn 78	2	-0.31	0.99	Mkn 504	1	-0.47	0.85
Mkn 79	1	-0.74	0.47	Mkn 506	1	-0.55	0.74
Mkn 10	1	-0.55	0.67	3C 390.3	1	-0.69	0.68
Mkn 382	1	-0.63	0.51	NGC 6814	1	+0.37	1.12
Mkn 110	1	-0.67	0.76	Mkn 509	1	-0.93	0.23
3C 227	1	-0.36	0.98	II Zw 136	1	-0.90	0.29
Mkn 124	1	-0.47	0.61	Mkn 304	1	-0.86	0.36
Mkn 141	1	-0.32	0.71	NGC 7469	1	-0.72	0.54
NGC 3227	2/1	-0.11	0.82	Mkn 315	1	-0.09	0.82
Mkn 142	1	-0.58	0.44	NGC 7603	1	-0.21	0.72

銀河	型	U-B	B-V	銀河	型	U-B	B-V
Mkn 34	2	+0.07	1.06				

(2) 連続光のスペクトル分布

広帯域測光は多数の天体を迅速に観測する目的には適していますが、帯域幅 ($\Delta\lambda \approx 1,000\text{\AA}$) が広すぎて正確なスペクトル分布を求めることができません。最近ではこれに代って、分光測光装置を用いた精度の良い、しかも広い波長域をカバーする観測が行なわれるようになっていきます。例えば、ヘール天文台で使用されているマルチ・チャネル分光測光装置では、 $\lambda\lambda 3,100 - 12,000\text{\AA}$ の波長域を33本の光電子増倍管で同時測光されます。各チャネルの帯域幅は 20, 40, 80, 160, 320 $\text{\AA}$ のいずれかが目的に応じて選ばれます。

K.S. アンダーソン (1970) の測定した古典セイファート銀河のスペクトル分布を図7.2に示します。観測には2.5m望遠鏡とマルチ・チャネル分光測光装置が使用され、開口は直径8" (NGC 3516 のみ 14") です。左側のピークは H_α $\lambda 6563$, 中央の強い2本とその右側のピークは [O III] $\lambda\lambda 5007, 4959$, と H_β $\lambda 4861$ です。このような輝線を除き、滑らかにしたものが連続光のスペクトルとなります。NGC 1068 のより詳細な連続光スペクトルは既に図6.2で見ました。M 31 と M 32 の連続光スペクトルと比較すれば明らかなように、セイファート銀河では紫外光がはるかに強く、スペクトルもより平坦です。これが2色図で見た青いという性質です。

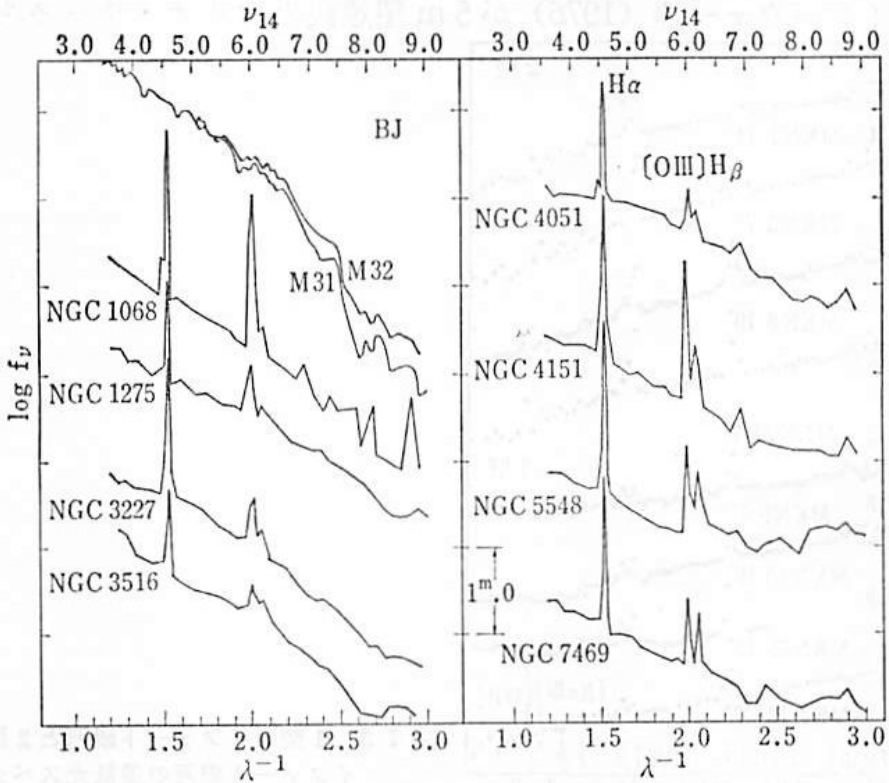


図 7.2 古典セイファート銀河の連続光スペクトル (K.S. アンダーソン 1970). 縦軸 $\log f_\nu$, 横軸 λ^{-1} (1.0~3.0), 上軸 ν_{14} (3.0~9.0). 左パネルの天体は上から NGC 1068, NGC 1275, NGC 3227, NGC 3516, 比較として M 31, M 32 と BJ の表示, 右パネルの天体は上から NGC 4051, NGC 4151, NGC 5548, NGC 7469. 輝線の同定として H_α , $[\text{O III}] H_\beta$. 右パネル左下に $1^{\text{m.0}}$ のスケール・バー.

NGC 1068 と NGC 1275 は2型と分類されています. NGC 3227 は2型とも1型とも分類されます. 図7.2のスペクトルを1型と2型に分けると, 1型の方がより平坦であり, NGC 4151, NGC 5548, NGC 7469 には強い紫外超過のあることに気がきます. 図7.3は G. ノイゲバウアー達 (1976) が5m望遠鏡とマルチ・チャンネル分光測光装置で観測した連続光スペクトルです. Mkn 1, Mkn 3, Mkn 6, Mkn 34 は2型, Mkn 9, Mkn 10, Mkn 79, Mkn 124 は1型であり, 両

者を比較すれば、やはり1型セイファート銀河の方がより平坦なスペクトルを持つことが分ります。極端に平坦なスペクトルを持つ II Zw 136 では、 $4,000\sim 5,000\text{\AA}$ に極小を持ち、両側に向かって増加しています (J.B. オークと G.A. シールズ 1976)。

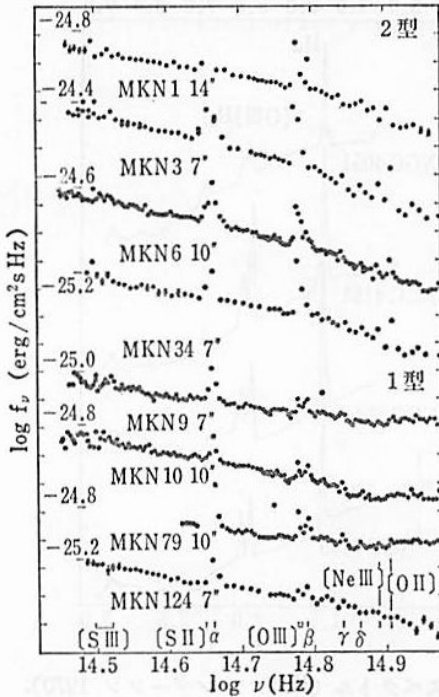


図 7.3 1型セイファート銀河と2型セイファート銀河の連続光スペクトル。(G. ノイゲバウアー達 1976)。

図 7.3 1型セイファート銀河と2型セイファート銀河の連続光スペクトル。(G. ノイゲバウアー達 1976). 縦軸 $\log f_\nu$ ($\text{erg}/\text{cm}^2\text{sHz}$), 横軸 $\log \nu$ (Hz) ($14.5\sim 14.9$). 上段に「2型」、中ほどに「1型」の表示。天体名 (上から) MKN 1 14'', MKN 3 7'', MKN 6 10'', MKN 34 7'', MKN 9 7'', MKN 10 10'', MKN 79 10'', MKN 124 7''. 縦軸に付された目盛値 (上から) $-24.8, -24.4, -24.6, -25.2, -25.0, -24.8, -24.8, -25.2$. 下部の輝線同定は $[\text{S III}]$, $[\text{S II}]$, α (H_α), $[\text{O III}]$, β, γ, δ , $[\text{Ne III}]$, $[\text{O II}]$.

(3) 連続光の絶対光度とスペクトル分布

連続光は相対的なスペクトルの形と絶対的な明るさによって特徴づけられますので、相対的なスペクトル分布のみを取り扱ってれば、大切な側面を見失なう恐れがあります。表7.3は A.G. ド・ブリヤンと W.L.W. サージェント (1978) の観測資料から求めた U等級の中心波長に相当する $3,600\text{\AA}$ での絶対輻射流束 $F_\nu(U)$ と、 $3,600\text{\AA}$ と I等級の中心波長に相当する $9,000\text{\AA}$ との間で定義されるスペクトル指数

$$\alpha(U-I) = -\frac{\log F_\nu(U) - \log F_\nu(I)}{\log \nu(U) - \log \nu(I)}$$

です。ここで、 $\nu(U)$ と $\nu(I)$ は波長 $3,600\text{\AA}$ と $9,000\text{\AA}$ の光の振動数です。ド・ブリヤンとサージェントの観測は、 $\lambda\lambda 3,140 - 10,680\text{\AA}$ の広い波長域をカバーし、各チャンネルの帯域幅は青い領域 ($\lambda \leq 5,720\text{\AA}$) で $20\text{\AA}$ 、赤い領域 ($\lambda \geq 5,720\text{\AA}$) で $40\text{\AA}$ 、観測に用いられた開口は直径 $10''$ です。

表 7.3 絶対輻射流束 $F_{\nu}(U)$ とスペクトル指数 $\alpha(U-I)$

銀 河	$F_{\nu}(U)$ $\times 10^{28} \text{erg/sHz}$	$\alpha(U-I)$	銀 河	$F_{\nu}(U)$ $\times 10^{28} \text{erg/sHz}$	$\alpha(U-I)$
2型 : Mkn 1	0.57	2.7	1型 : Mkn 290	15	0.7
Mkn 3	0.98	3.6	Mkn 291	5.0	1.3
Mkn 6	2.7	2.5	Mkn 304	80	0.6
Mkn 34	5.6	2.5	Mkn 335	36	0.2
Mkn 42	1.6	2.0	Mkn 352	3.1	1.0
Mkn 78	2.6	3.3	Mkn 358	4.2	2.2
Mkn 176	1.8	2.9	Mkn 374	18	1.2
Mkn 198	1.9	2.6	Mkn 376	49	1.1
Mkn 268	3.8	3.1	Mkn 391	0.81	2.6
Mkn 270	0.32	3.3	Mkn 464	6.3	0.8
Mkn 273	3.6	2.7	Mkn 471	4.3	2.5
Mkn 315	6.3	2.4	Mkn 474	3.2	2.5
Mkn 348	0.20	4.1	Mkn 478	110	0.7
Mkn 372	1.4	3.5	Mkn 486	19	0.8
Mkn 463	10	3.7	Mkn 506	2.4	2.3
NGC 1068	1.0	2.8	Mkn 509	62	0.4
NGC 1275	9.8	1.8	Mkn 618	16	1.1
I Zw 92	9.5	0.8	NGC 3516	3.1	2.1
III Zw 55	1.4	3.0	NGC 4051	0.10	2.2
NGC 3227	0.086	3.3	NGC 4151	1.9	0.8
			NGC 5548	6.1	1.4
1型 : Mkn 9	18	1.1	NGC 7469	15	1.2
Mkn 10	7.5	1.6	NGC 7603	5.5	2.5
Mkn 40	0.65	2.5	NGC 6814	0.13	3.3
Mkn 50	3.2	1.5	I Zw 1	68	1.2
Mkn 69	18	1.1	II Zw 136	66	0.6
Mkn 79	12	1.0	III Zw 2	150	0.6
Mkn 110	10	0.8	III Zw 77	6.0	0.9
Mkn 141	8.8	1.6	3C 120	19	1.3

銀河	$F_{\nu}(U)$ $\times 10^{28} \text{erg/sHz}$	$\alpha(U-I)$	銀河	$F_{\nu}(U)$ $\times 10^{28} \text{erg/sHz}$	$\alpha(U-I)$
Mkn 142	8.1	1.0	3C 382	45	1.2
Mkn 205	15	0.4	3C 390.3	23	1.2
Mkn 231	12	2.7	MCG 8-11-11	3.1	1.8
Mkn 279	26	0.9	PKS 2349-0	1220	0.4

図7.4は表7.3のプロットです。白丸と黒丸はそれぞれ、2型と1型のセイファート銀河です。明るいものほどより平坦なスペクトルを持つという性質は1型と2型を含めた全体で見られますが、 $\alpha(U-I) \sim 2$ を境として平坦で明るい領域には1型が、より急で暗い領域には2型が分布するはっきりした傾向も認められます。

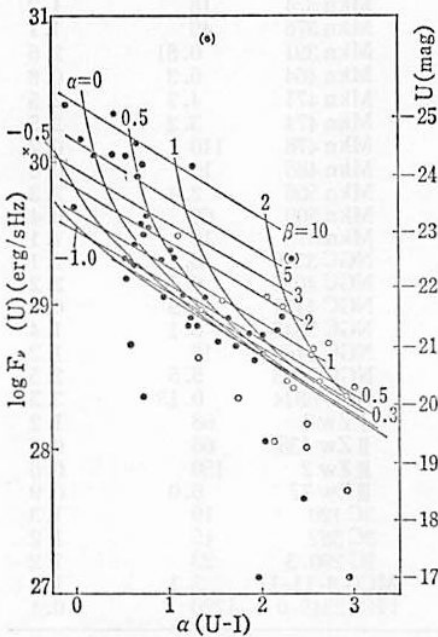


図 7.4 絶対流速 $F_{\nu}(U)$ とスペクトル指数 $\alpha(U-I)$ のプロット。●印は中間型、あるいは1型とも2型とも分類される NGC 3227 と Mkn6. 曲線は銀河光とスペクトル指数 α^* を持つ中心核連続光との混合曲線。 β は $\lambda=0.9\mu$ での銀河光 $f_{\nu}(G)$ に対する中心核光 f_{ν}^* の比：
 $\beta=f_{\nu}^*/f_{\nu}(G)$. (山本 将史と橋 場孝の卒業研究 1980)

図7.4 絶対流束 $F_\nu(U)$ とスペクトル指数 $\alpha(U-I)$ のプロット。●印は中間型、あるいは1型とも2型とも分類される NGC 3227 と Mkn 6. 曲線は銀河光とスペクトル指数 α^* を持つ中心核連続光との混合曲線。 β は $\lambda = 0.9\mu$ での銀河光 $f_\nu(G)$ に対する中心核光 f_ν^* の比: $\beta = f_\nu^*/f_\nu(G)$. (山本将史と橋場孝の卒業研究 1980) 縦軸 $\log F_\nu(U)$ (erg/sHz): 27~31, 右縦軸 $U(\text{mag})$: -17~-25, 横軸 $\alpha(U-I)$: 0~3. 混合曲線に付された値は $\alpha = 0, 0.5, 1, 2$ と $\beta = 10, 5, 3, 2, 1, 0.5, 0.3$.

このような相関の意味を考察する上で示唆に富む事実が, J.B. オーク (1972) によって指摘されています。それは次のようなものです。

- (1) $\alpha > 2.1$ の急な傾きを持つ銀河では, 星の吸収線 H, K は常に観測される。
- (2) $2.1 > \alpha > 1.4$ の比較的平坦なスペクトルを持つ銀河の場合, 光度やスペクトル指数に依存して, H, K 線が見えたり, 見えなかったりする。
- (3) $\alpha < 1.4$ の平坦なスペクトルでは, H, K 線は観測されない。

つまり, $\alpha > 2.1$ の急なスペクトルでは星の光がかなり混入しているが, $\alpha < 1.4$ の平坦なスペクトルには星の光がほとんど含まれていないと考えられるのです。オークは 4,000–10,000Å の間で定義されたスペクトル指数 α を使用していますが, 私達の $\alpha(U-I)$ と同一視できます。したがって, 図7.4 は明るいものほど銀河を構成している星々からの光の混入度合が少ないことを意味すると解釈できるでしょう。別な言い方をすれば, 観測されたスペクトル分布は星の光の混入のために, 中心核の真のスペクトル分布とはなっていないのです。

中心核の真のスペクトル分布を解析する前に, 連続光の絶対的明るさと輝線スペクトルとの相関を調べておきましょう。図7.5は $F_\nu(U)$ と $L(H_\alpha)$ で, 1型と2型はそれぞれ黒丸と白丸で区別されています。2型では大きなバラツキを示しますが, 1型では比較的よい比例関係が成立っています。図6.24から予想されるように, 連続光の明るいものほど, 輝線幅が広いという関係も認められます。2型セイファート銀河での相関が比較的大きくバラつく

いう性質は輝線スペクトルでも見たものであり、これは不均一な核構造によるのでしょう。1型セイファート銀河に見られるよい相関は、中心核の相似的構造を意味すると同時に、輝線を輻射するガスが紫外連続光によって電離されていることを示唆するものです。

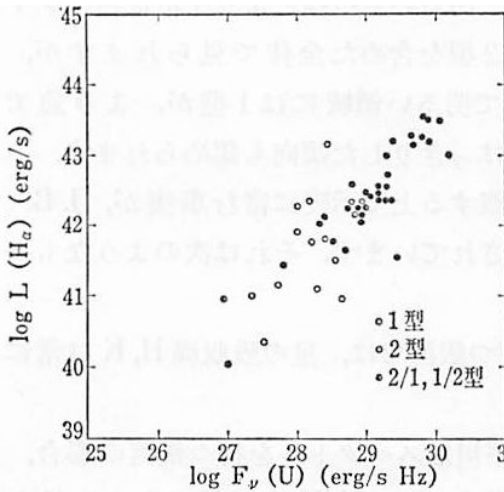


図 7.5 $L(H_\alpha)$ と $F_\nu(U)$ のプロット.

図 7.5 $L(H_\alpha)$ と $F_\nu(U)$ のプロット. 縦軸 $\log L(H_\alpha)$ (erg/s) : 39~45, 横軸 $\log F_\nu(U)$ (erg/s Hz) : 25~31, 凡例は 1 型 (白丸), 2 型 (黒丸), 2/1, 1/2 型.

2. 中心核連続光

(1) 背景光

中心核光のスペクトル分布を求める際に有害となる背景光としては、銀河内の星の光と中心核内の電離ガスが輻射する連続光が考えられます。

銀河の光 連続光を観測する場合、通常、測光装置の開口直径を $10''$ 前後に選びます。この $10''$ という角度は、NGC 1068 や NGC 4151 のように近い銀河でも 1 kpc, 3C 120 では 10 kpc にも相当し、銀河の主要な領域を被つ

てしまうほどです。アンドロメダ銀河 M31 を例にとれば、直径 1 kpc の領域は $\sim 1 \times 10^9 L_{\odot}$ 、10 kpc では $6 \times 10^9 L_{\odot}$ の光を放出しているのです (図7.6)。

M31 の連続光スペクトルは赤外域の $\lambda = 1.5\mu$ 周辺に極大を持ち、短波長側に向かって急激に減少しています (表7.4, 図8.1)。したがって、星の光の混入は長波長側 ($\lambda \gtrsim 5,000\text{\AA}$) で特に重要になります。 $\lambda \lesssim 3,000 - 4,000\text{\AA}$ の短波長側では、星の光の混入は比較的少ないと思われます。大きく赤方偏移したクェーサーでは、星の光は無視できるでしょう。

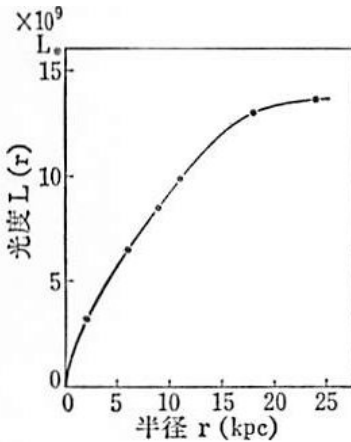


図 7.6 M31 の光度 $L(r)$ と半径 r の関係.

図 7.6 M31 の光度 $L(r)$ と半径 r の関係. 縦軸 光度 $L(r)$ ($\times 10^9 L_{\odot}$, 0~15), 横軸 半径 r (kpc) (0~25) .

表 7.4 M31 の連続光

波長 λ	$AB(\lambda) - AB(V)$	$F_\nu / F_\nu(V)$
1550 Å	4.15	0.0219
1800 Å	4.23	0.0203
2200 Å	3.82	0.0297
2500 Å	4.09	0.0231
3300 Å	1.81	0.189
B	0.92	0.429
V	0	1.00
R	-0.60	1.74
I	-1.40	3.63
H	-1.75	5.01
K	-1.40	3.63
L	-0.95	2.40

1550Å-V : C.C. ウー達 (1980) R-L : A.R. サンデッジ, E.E. ベックリン, G. ノイゲバウアー (1969).

電離水素の連続放射 電離水素ガスは輝線スペクトルの他に、連続光を放出します。これには3種類のものがあります。一つは、自由電子が陽子から加速を受けて放出する自由・自由遷移放射（制動放射）です。2番目は、再結合のとき放出される自由・束縛遷移放射で、自由状態から基底準位1へ落下するときに放出されるものをライマン連続光 ($\lambda \leq 912\text{\AA}$)、準位2と3へ落下するときに放出されるものをそれぞれ、バルマー連続光 ($912 < \lambda \leq 3,646\text{\AA}$)、パッシェン連続光 ($3,646 < \lambda \leq 8,204\text{\AA}$) と呼びます。 $\lambda = 3,646\text{\AA}$ 等の不連続はバルマー・ジャンプ等と呼ばれます。一般に水素の連続光と言えば、自由・自由遷移放射と自由・束縛遷移放射の和のことです。図7.7と表7.5に水素連続光の放射係数 $\gamma_\nu(H)\text{ergcm}^3/\text{sHz}$ を与えます。電子密度 N_e/cm^3 、陽子密度 N_p/cm^3 、体積 $V\text{ cm}^3$ の水素ガスが放出する連続放射エネルギーはこの放射係数を使って、

$$F_\nu(H) = \gamma(H)N_eN_pV\text{erg/sHz}$$

と表わされます。

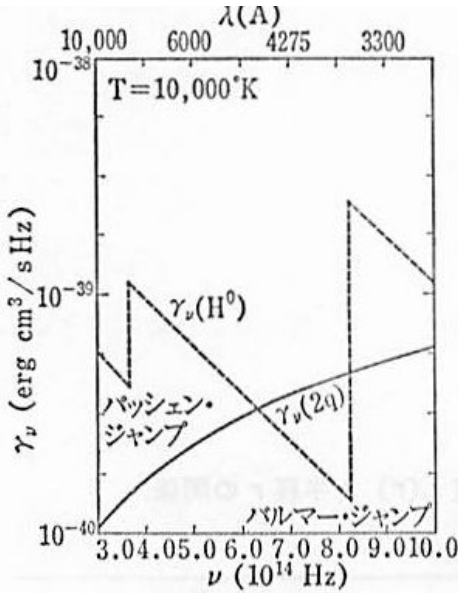


図 7.7 水素の連続光輻射係数

図 7.7 水素の連続光輻射係数 縦軸 γ_ν ($\text{erg cm}^3/\text{s Hz}$) : $10^{-40} \sim 10^{-38}$, 横軸 ν (10^{14}Hz) : 3.0, 4.0, 5.0, 6.0, 7.0, 8.0, 9.0, 10.0, 上軸 $\lambda(\text{\AA})$: 10,000 / 6000 / 4275 / 3300. 図中に $T=10,000^\circ\text{K}$, $\gamma_\nu(H^0)$, $\gamma_\nu(2q)$, パッシェン・ジャンプ, バルマー・ジャンプの表示.

表 7.5 水素の連続光輻射係数

$\lambda(\text{\AA})$	$\nu(10^{14}\text{Hz})$	T 5000°	T 10,000°	T 15,000°	T 20,000°
10,000	2.998	6.23	5.86	5.35	4.98
8204+	3.654–	3.30	4.31	4.35	4.25
8204–	3.654+	25.36	11.54	8.31	6.81
7000	4.283	13.51	8.67	6.87	5.90
5696	5.263	5.17	5.52	5.09	4.70
4500	6.662	1.388	2.88	3.29	3.40
4000	7.495	0.653	1.946	2.54	2.79
3646+	8.224–	0.343	1.380	2.017	2.35
3646–	8.224+	71.7	24.8	14.89	10.65
3122	9.603	17.83	13.19	9.81	7.84
2600	11.530	2.857	5.39	5.43	5.07

* $10^{-40}\text{ergcm}^3/\text{sHz}$ を単位.

電子密度 $N_e \leq 10^4/\text{cm}^3$ の低密度では、3種類目の連続光である2光子連続光が輻射されます。水素原子のエネルギー準位2は 2^2S と 2^2P という二つの状態から成っていますが、 2^2S から基底状態(1^1S) への遷移は禁止されています。密度が高ければ陽子および自由電子との衝突によって $2^2S \rightarrow 2^2P$ 遷移が起り、基底状態への落下で L_α 光子を輻射しますが、 $N_e \leq 10^4/\text{cm}^3$ では 2^2S 状態の寿命 (0.12秒) がきても 2^2P へ移ることができません。そこで 2^2S 状態の電子はあたかも準位2と基底状態との間にP準位があるかのごとく、二つの光子を放出して基底状態へ落下するのです。P準位のエネルギーは確率で決まるので、この2光子輻射は連続光となり、ピークは $1,620\text{\AA}$ に現われます。表7.6は2光子連続光の輻射係数 $\gamma_\nu(2q)\text{ergcm}^3/\text{s Hz}$ です。2光子連続光は低密度のとき紫外領域で重要になりますが、高密度の BL 領域 ($N_e \approx 10^9/\text{cm}^3$) では無視できます。

表 7.6 水素の2光子連続輻射係数

波長 $\lambda(\text{\AA})$	$\gamma_{\nu}(\times 10^{-40} \text{ergcm}^3/\text{sHz})$	波長 $\lambda(\text{\AA})$	$\gamma_{\nu}(\times 10^{-40} \text{ergcm}^3/\text{sHz})$
1216	0.000	2400	7.32
1220	0.459	2600	6.74
1230	1.43	2800	6.23
1250	3.04	3000	5.76
1300	5.76	4000	4.08
1400	8.32	5000	3.05
1500	9.24	6000	2.37
1600	9.49	7000	1.91
1800	9.21	8000	1.57
2000	8.60	9000	1.31
2200	7.95	10000	1.12

* T=10,000°K を仮定 (C.M. ガスケル 1980).

(2) 中心核連続光スペクトル

私達の研究対象である活動中心核は 0.1 pc 以下の大きさしか持ちませんから、10" 程度の中心核領域を観測した場合、

観測された連続光 = 活動中心核の連続光 + 開口内の星の光
+ 中心核内の電離水素ガスの連続光

となっています。ですから、活動中心核の連続光スペクトルを求めるには、星の光と水素の連続光を差し引かなければなりません。

電離水素ガスの寄与はバルマー線光度を使えば、次の式から求めることができます。

$$F_{\nu}(\text{H}) = 1.08 \times 10^{18} \left(\frac{L(\text{H}\alpha)}{L_{\odot}} \right) \left(\frac{\gamma_{\nu}(\text{H})}{10^{-40}} \right) \text{erg s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$$

$L(H_\alpha)/L_\odot = 10^{10}$ と取れば、水素の連続光は $F_\nu(H) \approx 10^{28} \text{erg/sHz}$ のオーダーとなります。一方、図7.5は $L(H_\alpha)/L_\odot = 10^{10}$ に対して、観測される連続光が $F_\nu(U) \approx 10^{32} - 10^{33} \text{W/m}^2\text{Hz}$ 、すなわち、 $10^{29} - 10^{30} \text{erg/sHz}$ のオーダーであることを示しています。したがって、2光子輻射を含めた電離水素ガスの連続光はセイファート銀河の場合、大きな寄与をしていないと考えることができます。問題は背景光の星の光を如何に差し引くかです。

星の光を差し引く最初の試みは A.G. パチョルツィクと W.Z. ウィスニフスキー (1967) によって行なわれました。彼らは NGC 1068 の $9,000\text{\AA}$ の光がすべて星の光であるとみなして平均的な銀河光を差し引き、キューサーに類似した紫外・赤外超過を見出しました。これまで試みられた分離法は、次のように大別できます。

- (i) 中心核光と背景光、あるいはそのいずれかに対して色指数 (U-B), (B-V) を仮定し、観測された色指数と比較する方法。
- (ii) 正常銀河の連続光スペクトルに $f_\nu \propto \nu^{-\alpha}$ の型をした中心核光を加え、観測と比較する方法。
- (iii) 中心核周辺の背景光を内挿し、観測値から差し引く方法。
- (iv) 中心核光の特徴である変光や、偏光を利用する方法。

色指数を仮定する (i) の方法はN銀河とキューサーの解析に A. サンデッジ (1973) が利用したもので、彼は中心核光に対しては $(B-V)_N = 0.0$, $(U-B)_N = -0.80$ 、背景光に対しては $(B-V)_G = 0.95$, $(U-B)_G = 0.62$ を仮定しました。図7.8は8個の古典セイファート銀河に対する M.V. ペンストン達 (1974) の2色図です。彼らは一つの銀河を開口を変えて測光し、中心核を含まない円環の光が背景光であるとみなして、 $(B-V)_G = 0.9$, $(U-B)_G = 0.4$ の色指数を採用しています。中心核光に対して仮定した色指数は $(B-V)_N = 0.0$, $(U-B)_N = -1.0$ です。図7.8にはこれらの混合曲線が描かれ

ていますが，NGC 1275 を除けば，みな大変よく混合曲線に沿って分布しています。

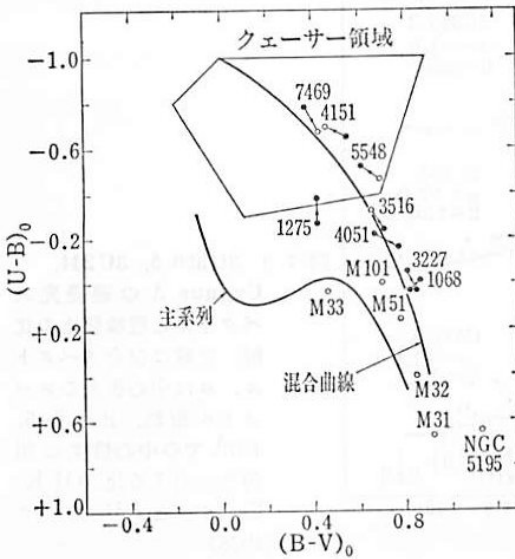


図 7.8 古典セイファート銀河の2色図と混合曲線. (M. V. ペンストン達 1974).

図 7.8 古典セイファート銀河の2色図と混合曲線. (M.V. ペンストン達 1974). 縦軸 $(U-B)_0$: $-1.0 \sim +1.0$, 横軸 $(B-V)_0$: $-0.4 \sim 0.8$. 図中の注記は「クエーサー領域」, 「主系列」, 「混合曲線」. 天体は 7469, 4151, 5548, 3516, 1275, 4051, 3227, 1068 のセイファート銀河と, M 101, M 33, M 51, M 32, M 31, NGC 5195 の正常銀河.

表 7.7 中心核光の割合

銀河	3 kpc 内の中心核光 (%)
NGC 1068	4.5
NGC 1275	38
NGC 3227	7.5
NGC 3516	35
NGC 4051	15
NGC 4151	48
NGC 5548	59
NGC 7469	86

表7.7は彼らの求めた3 kpc 内の光に対する中心核光の割合です. NGC 1068 や NGC 3227 では比較的小さいけれども, 明るい1型の NGC 4151, NGC 5548, NGC 7469 ではB等級の約半分が中心核光です.

- i. の方法は, 変光する銀河に対しても有効です. 中心核光のスペクトル分布が変光しても不変であると仮定して, T.F. アダムス (1974) は 3C 390.3 の中心核光に対して $(B-V)_N = 0.22$, $(U-B)_N = -0.96$ を導いています.

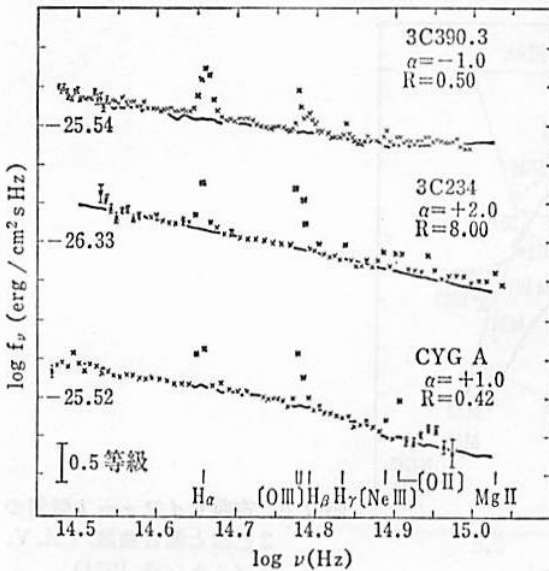


図 7.9 3C 390.3, 3C 234, Cygnus A の連続光スペクトルと理論値との比較. 実線は混合スペクトル. α は中心核光のスペクトル指数, R は $\lambda = 5,450\text{\AA}$ での中心核光の銀河光に対する比. (H.K. C. イーと J.B. オーク 1978).

図 7.9 3C 390.3, 3C 234, Cygnus A の連続光スペクトルと理論値との比較. 実線は混合スペクトル. α は中心核光のスペクトル指数, R は $\lambda = 5,450\text{\AA}$ での中心核光の銀河光に対する比. (H.K.C. イーと J.B. オーク 1978). 縦軸 $\log f_\nu$ (erg / cm^2 s Hz), 横軸 $\log \nu$ (Hz): 14.5 ~ 15.0. 各スペクトルの表示は 3C 390.3 ($\alpha = -1.0$, $R = 0.50$, -25.54), 3C 234 ($\alpha = +2.0$, $R = 8.00$, -26.33), CYG A ($\alpha = +1.0$, $R = 0.42$, -25.52). 左下に 0.5 等級のスケール・バー. 下部の輝線同定は H_α , $[\text{O III}]$, H_β , H_γ , $[\text{Ne III}]$, $[\text{O II}]$, Mg II .

(ii) の方法は、分光測光装置で観測された連続光スペクトルの解析に利用されています。図7.9に H.K.C. イーと J.B. オーク (1978) の結果を示します。3C 390.3 と 3C 234 は電波セイファート銀河 (BL 電波銀河), Cygnus A (3C 405) は NL 電波銀河ですが、それぞれの観測は中心核光 ($f_\nu \propto \nu^{-\alpha}$) と楕円銀河の連続光との混合としてよく再現されています。しかし、図7.9に示されている中心核光のスペクトル指数 α と、 $\lambda = 5,450\text{\AA}$ における中心核光の銀河光に対する比 R が各銀河で大きく異なることに注意しましょう。例えば、3C 390.3 では $\alpha = -1.0$, $R=0.50$ ですが、3C 234 では $\alpha = 2.0$, $R=8.0$ です。A.T. コスキー (1978) が2型セイファート銀河と NL 電波銀河を解析した結果では、平均の中心核光のスペクトル指数は $\langle\alpha\rangle = 1.0 \pm 0.5$, $\lambda = 4,861\text{\AA}$ における平均の銀河光の占める割合は $71 \pm 17\%$ です。以上の方法には中心核光と銀河光の割合と、中心核光のスペクトル指数 α が自由に選べるパラメータとして入っているため、(i) の方法と同様、一義的な解を求めることができません。イーとオークが述べているように、パラメータ R を適当に選べば、すべての銀河は $\alpha = 0.0 - 2.0$ の任意のスペクトル指数で再現できるのです。活動中心核の真の連続光スペクトルを求めるためには、銀河光の正確な決定が是非とも必要です。

M.V. ペンストン達 (1971) は NGC 4151 を直径 8" から 124" までの開口で測光した資料をもとに、銀河光は M31 と同一のスペクトル分布を持ち、光度分布は開口直径 D のベキ乗に比例すると仮定して、最小自乗法で中心核光を分離しました。得られた中心核光のスペクトルは驚くほど平坦 ($\alpha \approx 0$) で、 $f_\nu = 3 \times 10^{-28} \text{W/m}^2 \text{Hz}$ でした。筆者 (1980) は同様、NGC 4151 の表面輝度分布が四分の一乗則 (図3.15) にしたがうことを利用して銀河光を差し引き、中心核の分離を試みました (図7.10)。ここで、銀河光に対しては M51 のスペクトル* が利用されています。K.S. アンダーソン (1970) の観測を除けば、ペンストン達の結果と一致して中心核光は平坦、あるいはむしろ短波長側に向かって立ち上がるスペクトル分布を示し、数倍の変光にもかかわらず、スペクトルの傾きはほぼ一定のままです。

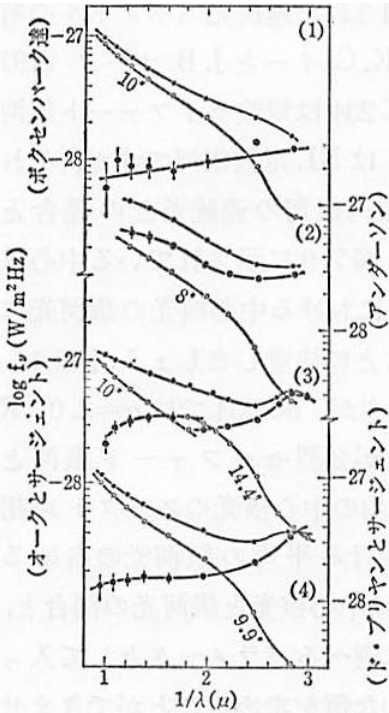


図 7.10 NGC 4151 の中心核光の分離。波線は銀河光スペクトル (M 51), 細い実線は観測, 太い実線は中心核光。(1) A. ボクセンバーク達 (1975), (2) K.S. アンダーソン (1970), (3) J.B. オークと W.L.W. サージェント (1968), (4) A.G. ド・ブリヤンと W.L.W. サージェント (1978). (兼古昇 1980).

図 7.10 NGC 4151 の中心核光の分離。波線は銀河光スペクトル (M 51), 細い実線は観測, 太い実線は中心核光。(1) A. ボクセンバーク達 (1975), (2) K.S. アンダーソン (1970), (3) J.B. オークと W.L.W. サージェント (1968), (4) A.G. ド・ブリヤンと W.L.W. サージェント (1978). (兼古昇 1980). 縦軸 $\log f_v$ ($\text{W}/\text{m}^2\text{Hz}$) (各パネルの目盛は -27, -28), 横軸 $1/\lambda(\mu)$: 1~3. 左縦軸の枠外表示は (ボクセンバーク達), (オークとサージェント), 右縦軸の枠外表示は (アンダーソン), (ド・ブリヤンとサージェント), 曲線に付された開口は 10'', 8'', 10'', 14.4'', 9.9''.

* これに対して, G.H. リークと M.J. レボフスキー (1981) は星の光の寄与を大きく見積りすぎていると指摘している.

中心核光のスペクトルが平坦であるという性質は変光を利用した解析でも得られます. 中心核光がスペクトル分布を変えずに変光しているとすれ

ば、その輻射流束は $a(t)\varepsilon_\nu$ と書けます。ここで ε_ν はスペクトル分布、 $a(t)$ は時刻 t での強度に比例する量です。銀河光を g_ν と書けば、時刻 t での観測値は

$$f_\nu(t) = g_\nu + a(t)\varepsilon_\nu$$

となります。同一の開口で観測された異なった時刻 t_1, t_2 における輻射流束の差をとれば、

$$\Delta f_\nu = f_\nu(t_1) - f_\nu(t_2) = a(t_1) - a(t_2)\varepsilon_\nu \propto \varepsilon_\nu$$

より、中心核のスペクトル分布が求まります。例として、NGC 3516 と NGC 5548 に対する A.G. ド・ブリヤン (1980) の解析結果を図7.11に示します。NGC 4151 と同様、これらの1型セイファート銀河も観測では $\alpha(U-I) \approx 1-2$ ですが、混入している背景光を除くと、中心核光のスペクトル指数は $\alpha \approx 0$ となります。

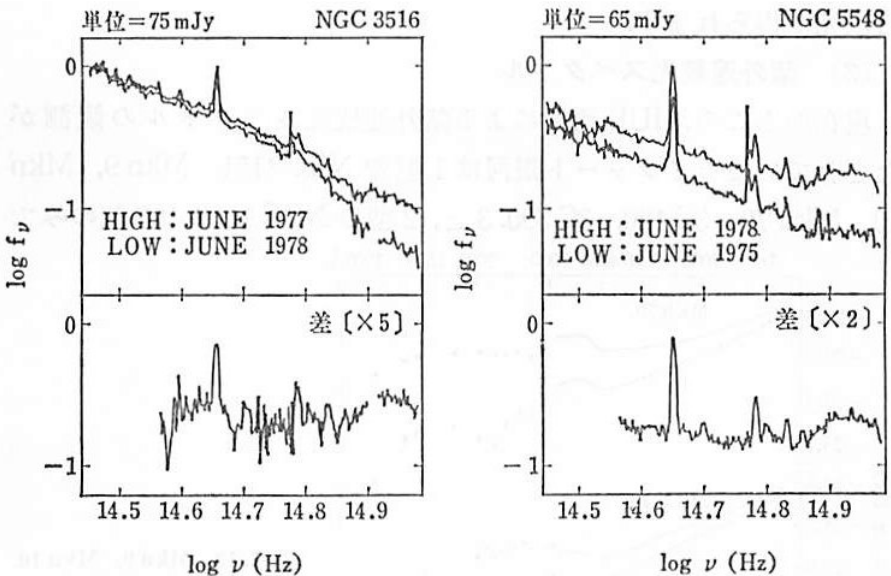


図 7.11 NGC 3516 と NGC 5548 の中心核光. (A.G. ド・ブリヤン 1980). 左図 NGC 3516 : 単位=75 mJy, HIGH : JUNE 1977, LOW : JUNE 1978, 下段は差 [$\times 5$]. 右図 NGC 5548 : 単位=65 mJy, HIGH : JUNE 1978, LOW : JUNE 1975, 下段は差 [$\times 2$]. 縦軸 $\log f_\nu$ (0 $\sim$ -1), 横軸 $\log \nu$ (Hz) : 14.5 $\sim$ 14.9.

偏光を利用する方法では, 中心核光の偏光度は一定であることを仮定します. M 31 の連続光スペクトルを利用して NGC 1068 を解析した N. ヴィスヴァナサンと J.B. オーク (1968) の結果では, 7 $\sim$ 8% 偏光した平坦な中心核光スペクトルが求まっています (図 7.12). 同様の方法を NGC 4151 に適用すれば, $\alpha = 0.33 \sim 0.37$ の中心核光が得られます.

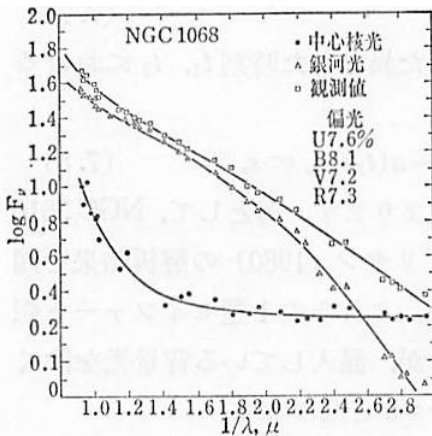


図 7.12 NGC1068 の偏光を利用した中心核光の分離. (N. ヴィスヴァナサンと J.B. オーク 1968).

図 7.12 NGC1068 の偏光を利用した中心核光の分離. (N. ヴィスヴァナサンと J.B. オーク 1968). 縦軸 $\log F_\nu$: 0 $\sim$ 2.0, 横軸 $1/\lambda, \mu$: 1.0 $\sim$ 2.8. 凡例は 中心核光 (黒丸), 銀河光 (三角), 観測値 (白四角). 偏光の値は U 7.6%, B 8.1, V 7.2, R 7.3.

(3) 紫外連続光スペクトル

現在のところ, IUE 衛星による紫外連続光スペクトルの観測がなされているセイファート銀河は1型の NGC 4151, Mkn 9, Mkn 10, Mkn 79, 3C 120, 3C 390.3 と, 2型の NGC 1068 の7個のみです. この衛星に搭載されている望遠鏡は口径 45 cm で, f/15 のカセグレン焦点が使用されています.

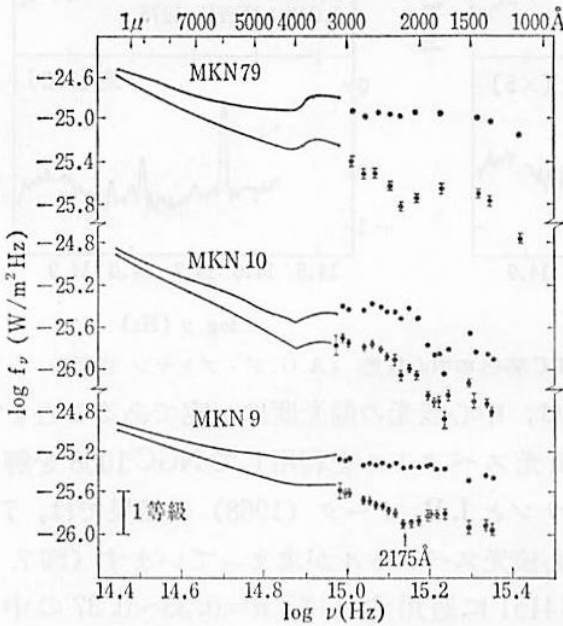


図 7.13 Mkn 9, Mkn 10, Mkn 79 の連続光と星間吸収. 下のスペクトルは観測, 上のスペクトルは赤化補正されたスペクトル. (J.B. オークと B. チンメルマン 1979; J.B. オークと R.W. グードリッチ 1980).

図 7.13 Mkn 9, Mkn 10, Mkn 79 の連続光と星間吸収. 下のスペクトルは観測, 上のスペクトルは赤化補正されたスペクトル. (J.B. オークと B. チンメルマン 1979; J.B. オークと R.W. グードリッチ 1980). 縦軸 $\log f_\nu$ ($\text{W}/\text{m}^2\text{Hz}$) (MKN 79: $-24.6 \sim -25.8$, MKN 10: $-24.8 \sim -26.0$, MKN 9: $-24.8 \sim -26.0$), 横軸 $\log \nu$ (Hz): $14.4 \sim 15.4$, 上軸 波長 $1\mu, 7000, 6000, 5000, 4000, 3000, 2000, 1500, 1000\text{\AA}$. 図中に $2175\text{\AA}$ の吸収位置と 1等級のスケール・バー.

紫外連続光スペクトルは中心核光の延長という興味の他に, 連続光の受けている赤化量の決定として大切です. 前章で簡単に述べたように, Mkn 9 等に観測される $\lambda 2,175\text{\AA}$ の吸収には赤方偏移が認められず, この吸収は天の川銀河内の星間吸収によるものと考えられます (図7.13). Mkn 9 の中心核内での吸収であれば, $\lambda 2,175\text{\AA}$ ($\log \nu = 15.14$) ではなく $\lambda 2,260\text{\AA}$ ($\log \nu = 15.12$) に吸収の中心が位置するはずなのです. 同様の事実が Mkn 10, Mkn 79, 3C 120, 3C 390.3 でも確認されていますので, これら1型セイファート銀河の中心核内では連続光の赤化は無視できるほど小さいと考えなければ

ばなりません。A. ボクセンバーク達 (1978) の観測によれば、NGC 4151 の $\lambda 2,175\text{\AA}$ 吸収も極めて弱く、 $E(B-V) \approx 0.06$ でしかありません (図 7.14)。

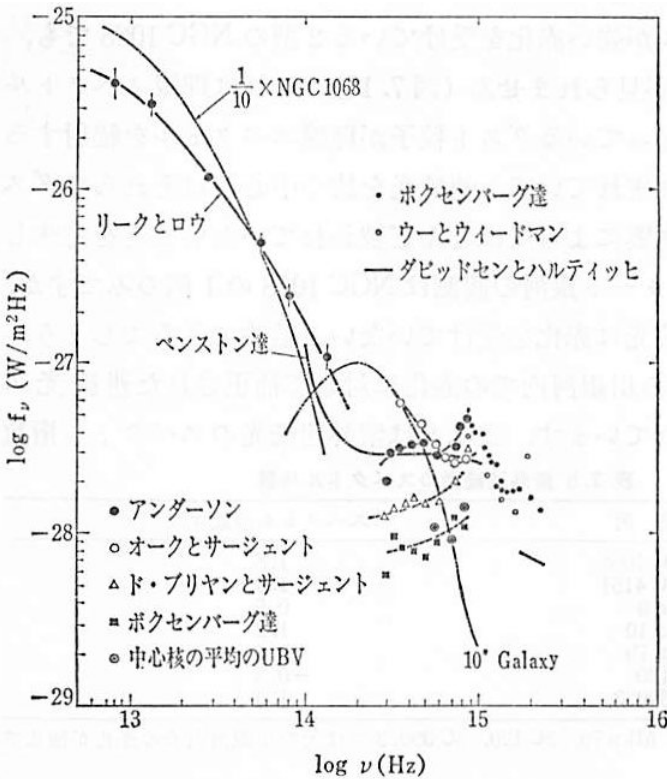


図 7.14 NGC 4151
の連続光スペ
クトル。(兼
古昇 1980)。

図 7.14 NGC 4151 の連続光スペクトル。(兼古昇 1980)。縦軸 $\log f_\nu$ ($\text{W}/\text{m}^2\text{Hz}$) : $-29 \sim -25$, 横軸 $\log \nu$ (Hz) : $13 \sim 16$ 。図中の注記は $1/10 \times \text{NGC 1068}$, リークとロウ, ペンストン達, ボクセンバーク達, ウーとウィードマン, ダビッドセンとハルティッヒ, $10''$ Galaxy。凡例はアンダーソン (●), オークとサージェント (○), ド・ブリヤンとサージェント (Δ), ボクセンバーク達 (■), 中心核の平均のUBV (◎)。

輝線スペクトルが強い赤化を受けている 2 型の NGC 1068 でも、 $\lambda 2,175\text{\AA}$ の吸収が見られません (図 7.15)。これは輝線スペクトルの赤化の原因となっているダスト粒子が輝線スペクトルを輻射するガス雲自身内に含まれて

いて、連続光を放つ中心核はそれらのダスト粒子を含むガス雲によってほとんど被われていないことを意味します。2型セイファート銀河の観測はNGC 1068の1例のみですが、1型と同様、連続光は赤化を受けていないと結論できるでしょう。

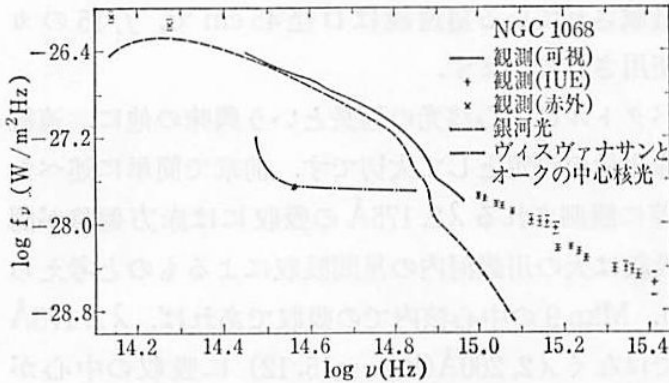


図 7.15 NGC 1068
の連続光スペ
クトル. (G.
ノイゲバウアー
達 1980).

図 7.15 NGC 1068 の連続光スペクトル. (G. ノイゲバウアー達 1980). 縦軸: $\log f_\nu$ ($\text{W}/\text{m}^2\text{Hz}$) ($-26.4 \sim -28.8$), 横軸: $\log \nu$ (Hz) ($14.2 \sim 15.4$). 凡例: 観測(可視) / 観測(IUE) / 観測(赤外) / 銀河光 / ヴィスヴァナサンとオークの中心核光.

図 7.13 には天の川銀河内での赤化に対して補正された連続光スペクトルが示されています。表 7.8 は紫外連続光のスペクトル指数です。観測では $\alpha = 1 \sim 2$ とかなり急な傾きをしています。補正された平均値は $\langle \alpha \rangle \approx 0.6$ と平坦です。

表 7.8 紫外連続光のスペクトル指数

銀 河	スペクトル指数 α
NGC 1068	1.8
NGC 4151	1.0
Mkn 9	0.5
Mkn 10	1.2
Mkn 79	0.6
3C 120	-0.3
3C 390.3	1.0

Mkn 9, Mkn 10, Mkn 79, 3C 120, 3C 390.3 では天の川銀河内での赤化が補正されている。

図 7.13 の三つのマルカリヤン・セイファート銀河の可視光と紫外光を比較すれば明らかなように、 $\lambda \lesssim 4,000\text{\AA}$ の可視連続光と紫外光とは同一の輻射成分と思われます。 $\lambda \gtrsim 4,000\text{\AA}$ で長波長側に向かって増加している原因は、背景光の星の光の混入によるのでしょう。 NGC 4151 の場合、変光のために可視中心核光と紫外光との対応が明確ではありませんが、 $\lambda \approx 3,000\text{\AA}$ のピークを除けば、 $1,000\text{\AA}$ から 1μ まで $\alpha \approx 0 - 0.5$ のスペクトルで近似できます。 NGC 1068 でもヴィスヴァナサンとオークの求めた中心核光と紫外連続光とは連続的に結び付いています。 しかし、3C 390.3 では中心核光と紫外連続光のスペクトル指数ははなはだしく異なっています。 イーとオークによれば、 $\alpha = -1.0$ (図 7.9) ですが、紫外域では $\alpha = 1.0$ です。 3C 390.3 に対してはさらに詳しい検討が必要でしょう。

最後にキューサーの連続光スペクトルと簡単に比較してみます。 D. O. リッチストンと M. シュミット (1980) の 85 個の観測によれば、スペクトル指数は $-0.3 \sim 2.5$ と大きくバラつきますが、平均値は $\langle \alpha \rangle \approx 0.5$ でセイファート銀河のものとよく一致します。 R. F. グリーン達 (1980) が IUE 衛星で観測した $z=0.23 \sim 2.04$ の 6 個のキューサーの連続光スペクトルを図 7.16 に示しま

す。平均のスペクトル指数は $\langle\alpha\rangle \approx 0.5$ ですが、 $\lambda = 1,200\text{\AA}$ ($\log \nu = 15.4$) に折れ曲がりが見られ、これよりも短波長側では $\alpha \approx 2.3$ となる傾向を示します。最も大きな赤方偏移 ($z=3.53$) を持つクェーサー OQ 172 でも同様です。R. ウィルソン, D. J. カルノチャン, P. M. ゴンダレカール (1979) の予備的な IUE 衛星観測によれば、 $z=3.18$ のクェーサー Q 2204-408 の紫外連続光は $\sim 300\text{\AA}$ まで $\alpha = 1.5 \pm 0.3$ のまま延びています。以上の性質が1型セイファート銀河の中心核光でも成立つならば、連続光は少なくとも $\lambda = 1\mu$ から $\lambda = 1,200\text{\AA}$ まで極めて平坦 ($\alpha \approx 0 - 0.5$) なスペクトル分布を持ち、 $\lambda = 1,200\text{\AA}$ を超えると急激 ($\alpha \approx 1.5 - 2.5$) に減少すると考えられます。

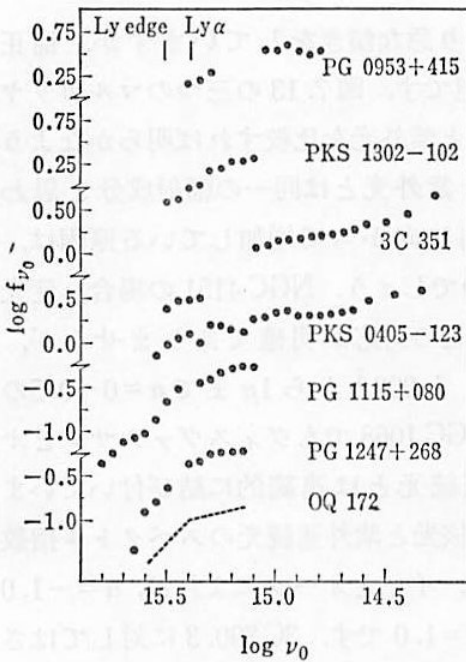


図 7.16 クェーサーの IUE 衛星観測. (R. F. グリーン達 1980).

図 7.16 クェーサーの IUE 衛星観測. (R. F. グリーン達 1980). 縦軸: $\log f_{\nu_0}$, 横軸: $\log \nu_0$ (15.5 ~ 14.5). 上端に Ly edge, $Ly\alpha$ の位置が示されている. 上から順に PG 0953+415, PKS 1302-102, 3C 351, PKS 0405-123, PG 1115+080, PG 1247+268, OQ 172.

この結論が W. A. シュタインと D. W. ウィードマン (1976), それに G. ノイゲバウアー達 (1976) によって主張され, 現在でも広く信じられている解釈と両立しないことは強調されなければならないでしょう. 彼らの解釈では, 1 型セイファート銀河の連続光は $\lambda = 10\mu$ の赤外域から紫外域まで $f_\nu \propto \nu^{-\alpha}$ ($\alpha = 1.3 \sim 1.7$) のシンクロトロン・スペクトルで表現できるので, しかし, 次章でもこの解釈が赤外輻射の観測事実と矛盾することを見ることになります.

3. 変 光

(1) 変光曲線

中心核活動を最も如実に示す変光現象は W. S. フイッチ, A. G. パチョルツィク, R. J. ワイマン (1967) によって初めて NGC 4151 に発見されました. これに続いて, T. G. バーンズ (1968), B. A. ピーターソン (1969), D. M. シーラヴ (1969) は NGC 1275 の, T. D. キンマン (1968), 高柳和智 (1968) は 3C 120 の変光を発見しました.

光電測光による系統的な変光観測は M. V. ペンストン達 (1971, 1974), G. V. ザイツェヴァと V. M. リュチュイ (1968), V. M. リュチュイ (1973, 1977) 等によって行なわれています. なかでもリュチュイの観測は同一の方法で 10 年間続けられており, 変光に対する最も貴重な資料を提供しています. 図 7.17 と図 7.18 は彼の変光曲線です.

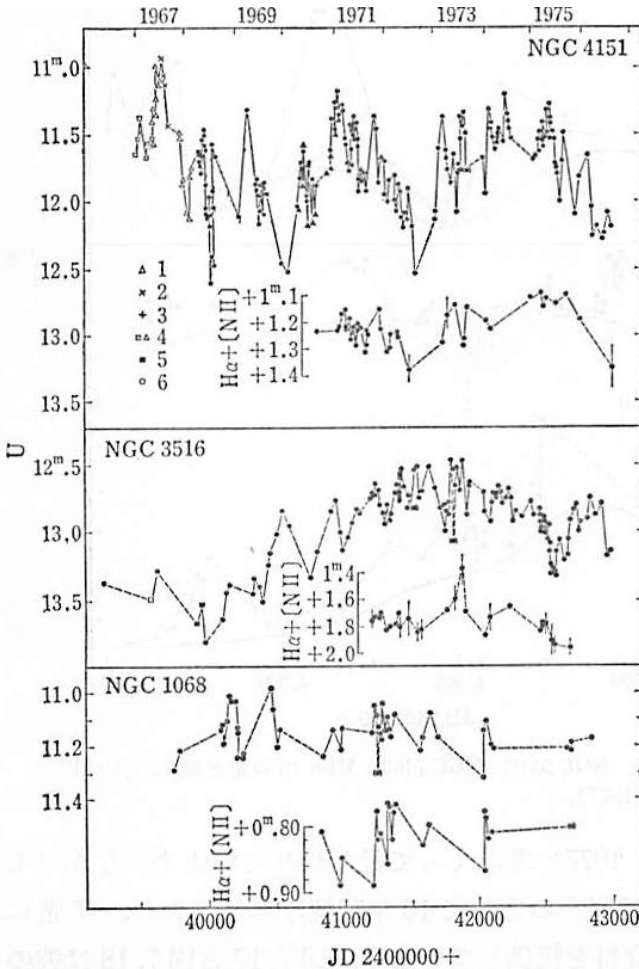


図 7.17 NGC 1068, NGC 3516, NGC 4151 の変光観測. (V. M. リュチュイ 1977).

図 7.17 NGC 1068, NGC 3516, NGC 4151 の変光観測. (V. M. リュチュイ 1977). 縦軸: U 等級, 横軸: JD 2400000+ (約 39500~43000, 上端に 1967, 1969, 1971, 1973, 1975 年の目盛). 各パネル内に $H\alpha + [N II]$ の輝線強度変動も併記 (NGC 4151: $+1^m.1 \sim +1^m.4$, NGC 3516: $+1^m.4 \sim +2.0$, NGC 1068: $+0^m.80 \sim +0.90$). 凡例: 1, 2, 3, 4, 5, 6 (観測者・装置別のシンボル).

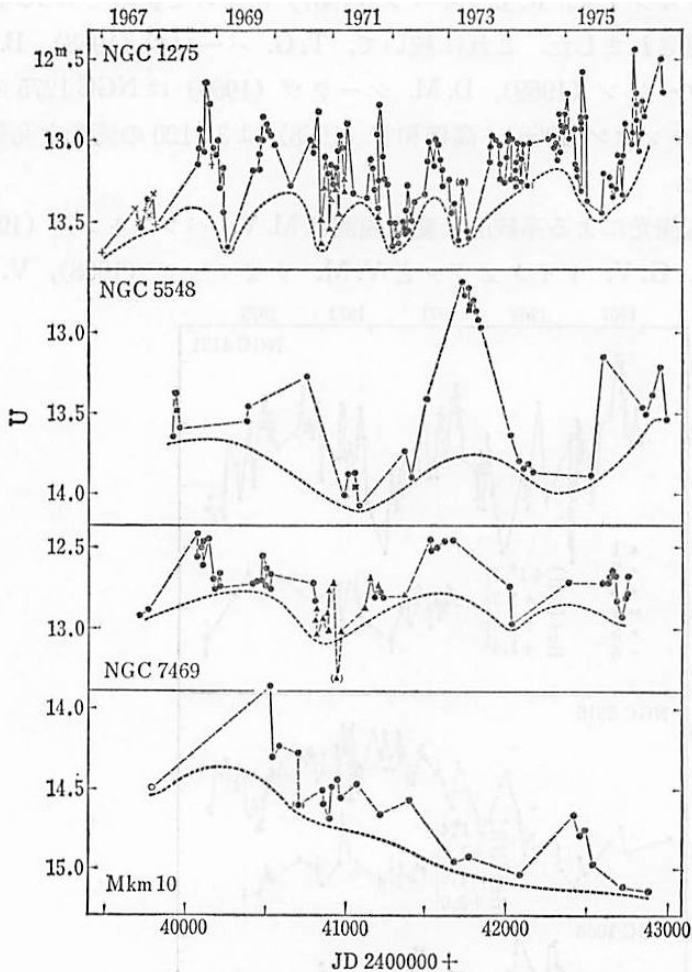


図 7.18 NGC 1275, NGC 5548, NGC 7469, Mkn 10 の変光観測. (V. M. リュチュイ 1977).

図 7.18 NGC 1275, NGC 5548, NGC 7469, Mkn 10 の変光観測. (V. M. リュチュイ 1977). 縦軸: U 等級, 横軸: JD 2400000+ (上端に 1967~1975 年の目盛). 破線は第 1 成分.

図 7.17 で明らかなように, 2 型の NGC 1068 は変光を示しません. 他に NGC 3227, NGC 4051, NGC 6814 の変光が確認されていますので, すべての

1 型の古典セイファート銀河は変光現象を示すと考えられます。1 型セイファート銀河にとって、変光は普遍的現象なのです。図 7.17 の NGC 1068, NGC 3516, NGC 4151 には $H_{\alpha} + [N II]$ の輝線強度の変動もプロットされていますが、S. スフランと Y. アンドリヤが NGC 3516 の H_{β} に大きな強度変化を発見した 1967 年は、ちょうど、連続光が最小の時期に当たっていたことにも注意しましょう。

変光曲線に見られる最小のタイム・スケールは連続光源、すなわち中心核の大きさに一つの制限を与えます。リュチュイの変光曲線では 1 ヶ月以下の変動が NGC 1068 を除くすべてのセイファート銀河に認められます。しかし、A. ローレンス達 (1981) が 1979 年 5 月 14–21 日の 1 週間、NGC 4151 の V と K 等級を観測した結果では、数分から 1 週間のすべてのタイム・スケールにわたって 0.05 等を超える変動は見出されませんでした。これらを考慮すれば、最小の変光のタイム・スケールは ~ 10 日前後であると見積ることができます。1 日に光が伝播する距離は $l \sim 2.6 \times 10^{15} \text{cm}$ ですから、中心核の大きさは $R \approx (2-3) \times 10^{16} \text{cm}$ と推定されます。

電波セイファート銀河の NGC 1275 と 3C 120 に対しては、数日のタイム・スケールの変動が報告されています。M. J. ゲラー達 (1979) によれば、NGC 1275 の 4,000–6,000Å の連続光が 6 夜で 30% 変化したのです。E. E. エプシュタイン他 21 名 (1972) が行なった可視光・赤外光・電波の同時観測でも、3C 120 の数日の変光が示唆されており、これらが再確認できれば、NGC 1275 と 3C 120 の連続光源の大きさは $R \lesssim 1 \times 10^{16} \text{cm}$ となります。

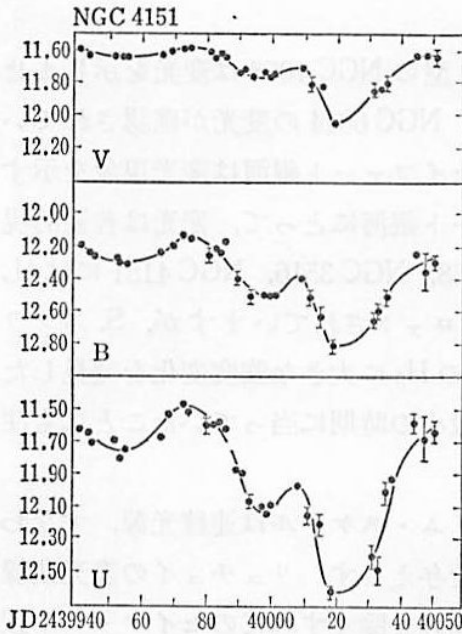


図 7.19 NGC 4151 の UBV 変光曲線.
(G. V. ザイツェヴァと V. M. リュチュイ 1969).

図 7.19 NGC 4151 の UBV 変光曲線. (G. V. ザイツェヴァと V. M. リュチュイ 1969).
上から V (11.60~12.20), B (12.00~12.80), U (11.50~12.50) の三段. 横軸: JD 2439940, 60, 80, 40000, 20, 40, 40050.

一般に、変光は波長依存性を持ちます。図 7.19 は NGC4151 の U, B, V 変光曲線です。U では $\Delta U \sim 1$ 等の振幅で変動していますが、 $\Delta B \sim 0.7$, $\Delta V \sim 0.4$ と波長が長くなるにしたがって変光振幅が減少します。つまり、明るくなると青くなるのです。この波長依存性はしかし、中心核光が持つ固有の性質ではありません。背景光の星の光を差し引けば、数倍以上の変動をするにもかかわらず、NGC 4151 の中心核光の色指数は $(U-B) \approx -1.1$, $(B-V) \approx -0.2$ のままなのです (図 7.20)。しかも、最も暗くなると中心核光は輝線と電離水素の連続光との和に一致するようになります。波長依存性は星の光の混入によるものであって、変光はスペクトル分布を変えることなく大きな振幅で起きているのです。

(2) 周期性

変光の周期性は連続光の輻射機構および中心核の構造と緊密な関係にあるため、代表的なセイファート銀河とクェーサーに対して解析が試みられています。しかし、結果はそれほど明確ではありません。以下で見るように、変光曲線には準周期的変動が認められると考えた方がよいでしょう。

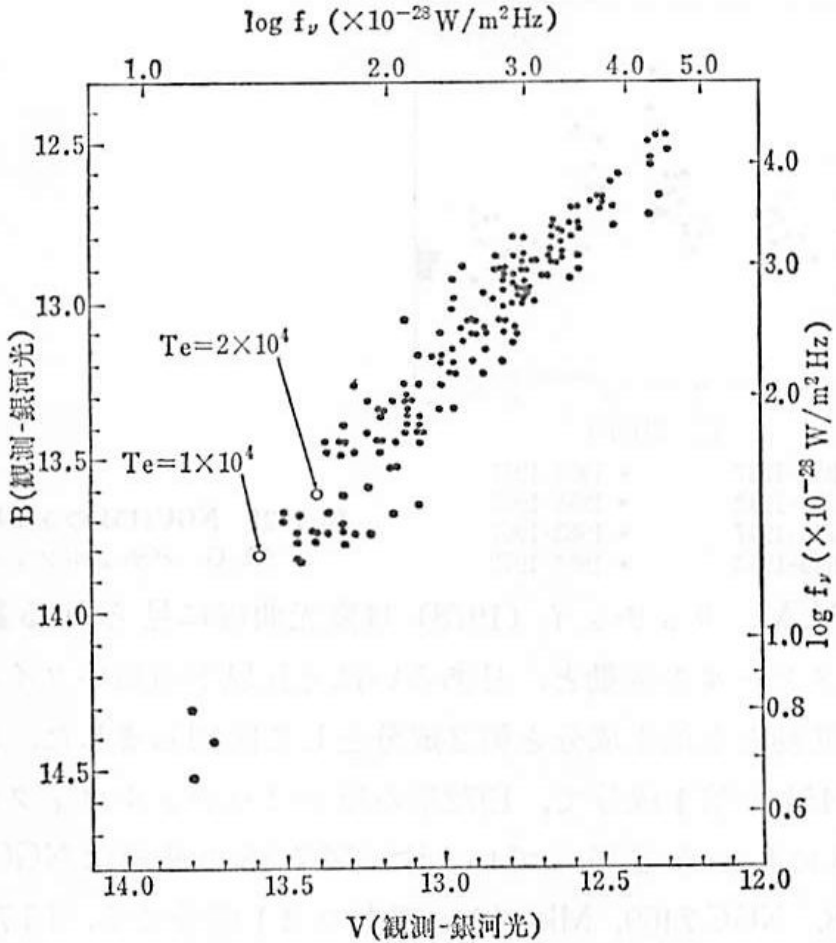


図 7.20 NGC4151 の中心核光の変光. 白丸は電離水素ガスの連続光と輝線の和. (兼古昇 1980).

図 7.20 NGC4151 の中心核光の変光. 白丸は電離水素ガスの連続光と輝線の和. (兼古昇 1980). 縦軸: B(観測-銀河光) (12.5~14.5) および $\log f_{\nu} (\times 10^{-23} \text{ W/m}^2 \text{ Hz})$, 横軸: V(観測-銀河光) (14.0~12.0) および $\log f_{\nu} (\times 10^{-23} \text{ W/m}^2 \text{ Hz})$ (1.0~5.0). 白丸に $T_e = 1 \times 10^4$ と $T_e = 2 \times 10^4$ の注記.

A. G. パチョルツィク (1971) は 1932~1968 年の間にハーバード天文台とスチュワード天文台で撮影された写真乾板を解析し、NGC 4151 が 5.1 年の周期で変光していることを示唆しました。図 7.21 は 8 周期を折りたたんだ変光曲線です。極小は $1932+5n$ 年 ($n=0, \pm 1, \pm 2, \dots$) に起きています。

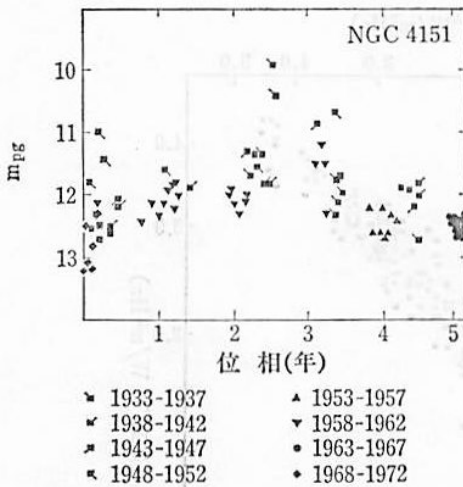


図 7.21 NGC4151 の 5.1 年周期.
(A. G. パチョルツィク 1971).

図 7.21 NGC4151 の 5.1 年周期. (A. G. パチョルツィク 1971). 縦軸: m_{pg} (10~13), 横軸: 位相(年) (1~5). 凡例: 1933-1937, 1938-1942, 1943-1947, 1948-1952, 1953-1957, 1958-1962, 1963-1967, 1968-1972.

V. M. リュチュイ (1977) と, E. T. ベロコン, M. K. ババザンヤンツ, V. M. リュチュイ (1978) は変光曲線に見られる数年のタイム・スケールの変動と, 月あるいはそれ以下の短いタイム・スケールの変動とを第 1 成分と第 2 成分として区別しました。図 7.22 は NGC 4151 の第 1 成分で, 1972 年の極小はパチョルツィクの示唆する $n=8$ にちょうど当たっています。図 7.18 の波線は NGC 1275, NGC 5548, NGC 7469, Mkn 10 の変光の第 1 成分です。

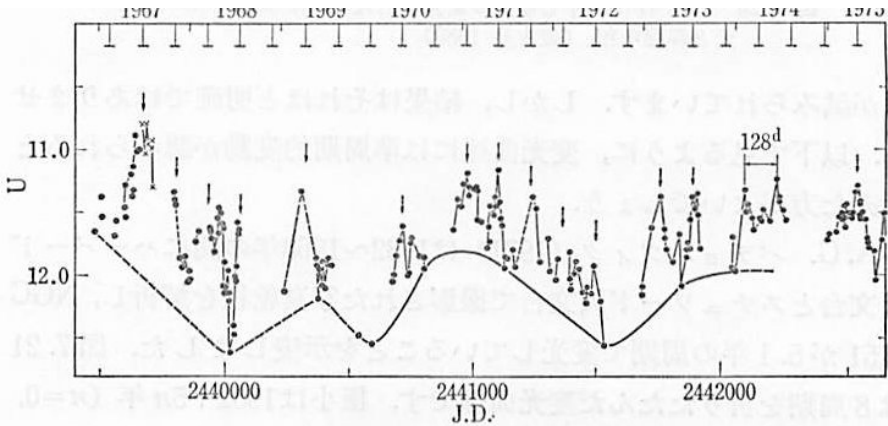


図 7.22 NGC 4151 の変光の第 1 成分. 下の波線と実線が第 1 成分. 上のマークは 130 日の第 2 成分. (E. T. ペロコン, M. K. ババザンヤンツ, V. M. リュチュイ 1978).

図 7.22 NGC 4151 の変光の第 1 成分. 下の波線と実線が第 1 成分. 上のマークは 130 日の第 2 成分. (E. T. ペロコン, M. K. ババザンヤンツ, V. M. リュチュイ 1978). 縦軸: U (11.0~12.0), 横軸: J.D. (2440000, 2441000, 2442000; 上端に 1967~1975 年の目盛). 図中に 128^d の間隔が示されている.

図 7.22 には第 2 成分の 130 日周期のピークがマークされており, それらを折りたたんだものが図 7.23 です. こうして, NGC4151 には $P=5.1$ 年と $P=130$ 日の 2 つの (準) 周期が存在することになります. 3C 120 にも同様の周期性が報告されています. I. ジュルケヴィッチ達 (1971) の 60 年間にわたって撮影されたハーバード・パトロール乾板の測定によれば, 350 日の短い周期と 22.5 年の長い周期が存在します.

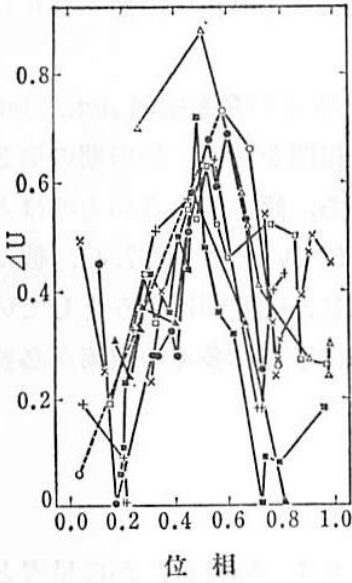


図 7.23 NGC 4151 の 130 日周期 (第 2 成分).
(E. T. ペロコン, M. K. ババザンヤン
ツ, V. M. リュチュイ 1978).

図 7.23 NGC 4151 の 130 日周期 (第 2 成分) . (E. T. ペロコン, M. K. ババザンヤン
ツ, V. M. リュチュイ 1978). 縦軸: ΔU (0~0.8), 横軸: 位 相 (0.0~1.0) .

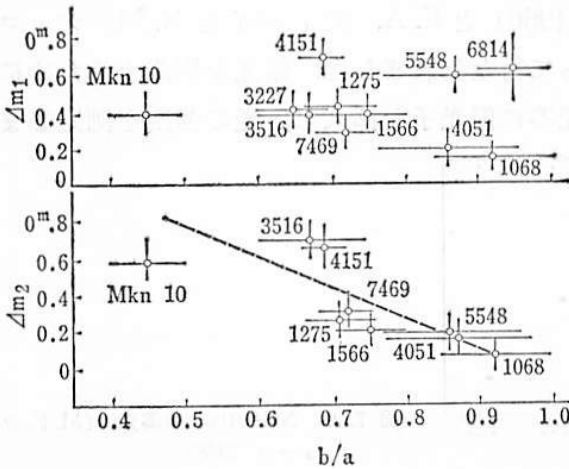


図 7.24 第 1 成分と第 2 成分の変光振幅と銀河の軸比. (V. M. リュチュイ 1977).

図 7.24 第 1 成分と第 2 成分の変光振幅と銀河の軸比. (V. M. リュチュイ 1977). 上段 縦軸: Δm_1 ($0 \sim 0^m.8$), 下段 縦軸: Δm_2 ($0 \sim 0^m.8$), 横軸: b/a ($0.4 \sim 1.0$). プロットされた銀河: Mkn 10, 3227, 3516, 4151, 7469, 1566, 1275, 5548, 6814, 4051, 1068.

V. M. リュチュイ (1977) は第 1, 第 2 成分の変光振幅 $\Delta m_1, \Delta m_2$ と銀河の傾きの目安となる軸比 b/a との相関を調べ, 短周期の第 2 成分には b/a が大きいものほど, すなわち, 傾きが小さいものほど変光振幅 Δm_2 が小さくなる傾向を見出しています (図 7.24). 彼はこの周期の短い変動の原因を中心核の回転と関連づけようとしています, この相関を確実なものにするにはさらに多くの観測が必要でしょう.

4. 偏 光

偏光観測はしばしば重要な役割を演じます. 例えば, かに星雲と M 87 ジェットに発見された強い偏光は, それらからの光がシンクロトン輻射であることを立証しましたし, M 82 の H_α 偏光は逆にフィラメントがシンクロトン輻射で光っているのではなく, ダスト粒子による散乱であることを決定的なものとなりました.

NGC 1068 は初めて偏光の発見されたセイファート銀河です. 観測は M. F. ウォーカ (1966) と E. A. ディバイと N. M. シャホフスコイ (1966) によって行なわれました. 偏光を観測するためには, 測光装置または分光器に偏光子を挿入し, 光の強度を測定します. 図 7.25 は M. F. ウォーカ (1968) が NGC 1068 を観測した結果です. 偏光角 98° で最大強度が得られています. 偏光度は最大強度 $I_{\max}$ と最小強度 $I_{\min}$ とから

$$P = (I_{\max} - I_{\min}) / (I_{\max} + I_{\min}) \times 100(\%)$$

と定義され, NGC 1068 では $P(\text{UV})=8.8\%$ となります.

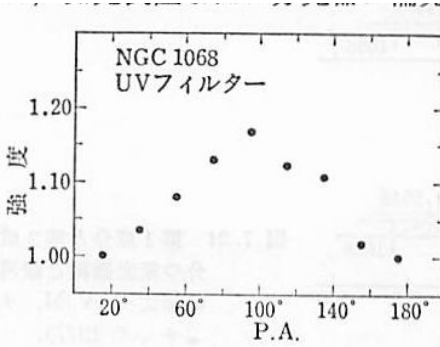


図 7.25 NGC 1068 の偏光. (M. F. ウォーカ 1968).

図 7.25 NGC 1068 の偏光. (M. F. ウォーカ 1968). 縦軸: 強度 (1.00~1.20), 横軸: P.A. (20°~180°). 図中に「NGC 1068 UV フィルター」の注記.

分光を含めた偏光観測の行なわれたセイファート銀河は現在のところ, NGC 1068, NGC 3227, NGC 3516, NGC 4151, Mkn 3, Mkn 231 の 6 個です. J. マーサ達が 47 個のセイファート銀河を観測した結果では他に, Mkn 348, Mkn 376, Mkn 486, IC 4329A に偏光が検出されています. J. R. P. エンジェル達 (1976) がスチュワード天文台の 2.3 m 望遠鏡を使用して NGC 1068 の直径 2" の中心核領域を観測した結果を図 7.26 に示します. 連続光の偏光度は $\lambda = 3,200\text{\AA}$ で 11%, $8,000\text{\AA}$ で 0.6% と強い波長依存性を示し, $P \propto \nu^3$ で近似できます. 偏光角は $\theta = 102^\circ$ から 94° までゆっくりとした増加が認められますが, ほぼ一定 ($\theta = 98^\circ$) とみなしてよいでしょう. 図 7.26 は G. D. シュミットと J. S. ミラー (1980) がリック天文台の 3 m 望遠鏡で観測した NGC4151 の偏光度と偏光角です. 使用された開口は直径 2".8 です. 連続光の偏光度は $\lambda = 4,000\text{\AA}$ で 2.5%, $7,000\text{\AA}$ で 1.2%, 平均の偏光角は 88° です.

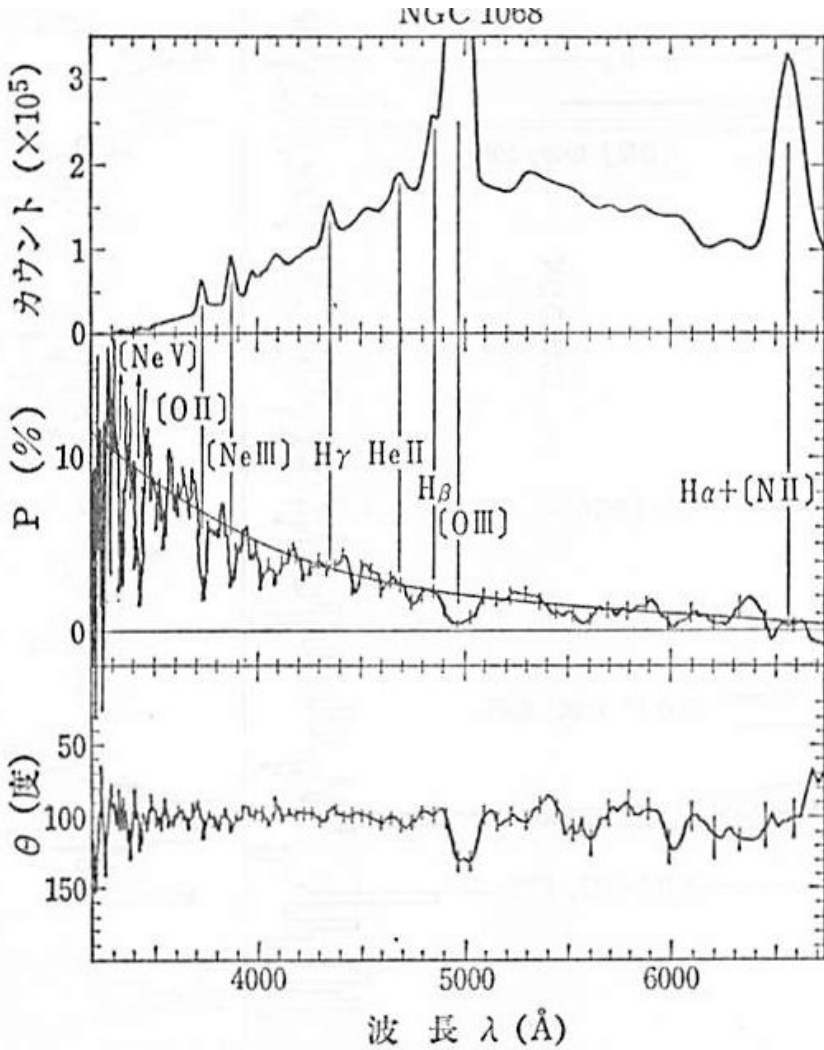


図 7.26 NGC 1068 の分光偏光観測. (J. R. P. エンジェル達 1976). 上段 縦軸: カウン
ト ($\times 10^5$), 中段 縦軸: P (%), 下段 縦軸: θ (度) (50, 100, 150), 横軸: 波 長 λ (Å)
(4000, 5000, 6000). 同定されている輝線: [Ne V], [O II], [Ne III], H_γ , He II, H_β , [O
III], $H_\alpha + [N II]$.

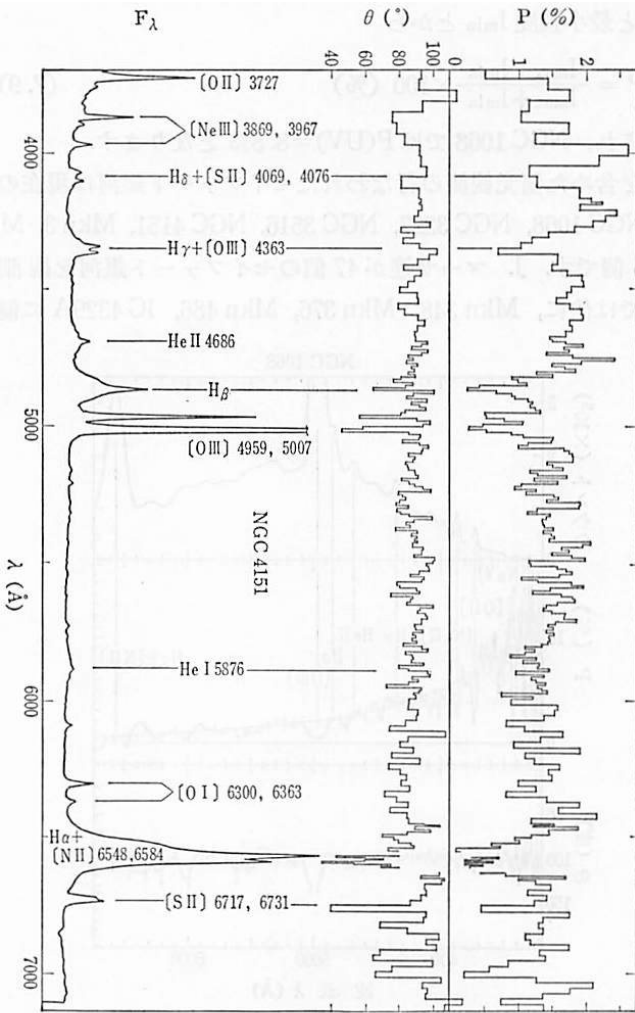


図 7.27 NGC4151 の分光偏光観測.

図 7.27 NGC4151 の分光偏光観測. 縦軸: λ (Å) (4000~7000), 横軸: F_λ , θ (°) (40, 60, 80, 100), P (%) (0, 1, 2). 同定されている輝線: [O II] 3727, [Ne III] 3869, 3967, $H_\delta + [S II]$ 4069, 4076, $H_\gamma + [O III]$ 4363, He II 4686, H_β , [O III] 4959, 5007, He I 5876, [O I] 6300, 6363, $H_\alpha + [N II]$ 6548, 6584, [S II] 6717, 6731.

表 7.9 セイファート銀河の偏光

銀 河	$P(\lambda)(\%)$ U	$P(\lambda)(\%)$ B	$P(\lambda)(\%)$ V	偏光角 θ (度)	開 口 (秒)
NGC 1068	7.0	3.2	1.5	98	2.0
NGC 3227	2.8	2.1	1.2	130	4.6
NGC 3516	0.9	0.8	0.7	0	4.6
NGC 4151	2.6	2.0	1.7	88	2.8
Mkn 3	3.0	2.6	1.7	140	7.7
Mkn 231	9.0	5.5	3.3	95	5.2

短波長ほど偏光度が大きいという波長依存性は、偏光の検出されたすべてのセイファート銀河に見られる性質です (表 7.9). しかし、これは連続光の固有の特性ではなく、背景光となっている星の光によって長波長の光ほど強く偏光度が薄められているためと考えられます.

連続光と同様、輝線も偏光しています. 図 7.26 の NGC1068 では、バルマー線の H_α , H_β , H_γ と He II $\lambda 4686$ は連続光と同一の偏光度と偏光角を示します. 一方, [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ 等の禁制線は連続光や許容線よりも偏光度が小さく、偏光角も異なっています. 恐らく、禁制線は連続光や許容線よりも外側の領域から輻射されているのでしょう. NGC 4151 の場合、禁制線とバルマー線のコアは同一の偏光度と偏光角を示しますが、バルマー線のウィングは偏光を受けていません. これはコアとウィングが異なった領域からの輻射であるという解釈を支持する観測的証拠です. 表 7.10 に輝線スペクトルの偏光をまとめます. ここで、NGC 3227, NGC 3516, Mkn 3, Mkn 231 は I. トソン達 (1980) の観測によるものです.

表 7.10 輝線と連続光の偏光

銀 河	輝 線	輝線 P(%)	輝線 θ (度)	連続光 P(%)	連続光 θ (度)
NGC 1068	[O III]	0.5	143	2.3	99
	H_{α}	1.3	102	1.1	96
NGC 3227	[O III]	1.3	123	1.6	132
	H_{α}	0.8	122	1.3	130
NGC 3516	H_{α}	0.7	178	0.5	3
NGC 4151	[O III]	0.4	44	1.8	90
	H_{α} (コア)	0.4	44		
	H_{α} (ウィング)	0	—	1.2	88
Mkn 3	[O III]	0.8	119	1.8	144
	H_{α}	1.7	156	1.3	135
Mkn 231	H_{α}	3.1	90	2.3	101
	Fe II	4.8	91	3.6	99

NGC 1068 に初めて偏光が観測されたとき、これは直ちに連続光がシンクロトロン輻射である有力な観測的証拠と解釈されました。しかしながら M 82 の場合と同様、大半のセイファート銀河の輝線は連続光と同じ偏光を受けていますので、ダスト粒子による散乱が偏光の主要な原因であると考えなければなりません。NGC 1068 にはこれまで調べた（直線）偏光の他に、多重散乱でしか生じない円偏光が観測されており、ダスト粒子の散乱という解釈を一層確実なものにしています。

NGC4151 の場合、NL 輝線成分と連続光の偏光角は 45° ほど異なり、偏光度も連続光の方が大きくなっています（表 7.10）。禁制線とバルマー線のコアを偏光させているダスト粒子はそれらを輻射するガス雲自身内、あるいはその周辺に分布しているのでしょう。A. クルツェウスキー (1977) は彼の偏光測光観測に基づき、NGC 4151 の連続光の偏光はセルコフスキーの経験則（図 7.28）で理解できると述べていますが、中心核光の正確なスペクトル分布を求めることができませんので、比較は困難です。連続光の偏光

の一つの解釈として、中心核を取り囲む BL 領域内のガス雲、あるいはその周辺に分布するダスト粒子の散乱が有力ですが、バルマー線のウィングは偏光していませんので、シンクロトン輻射である可能性も否定できません。

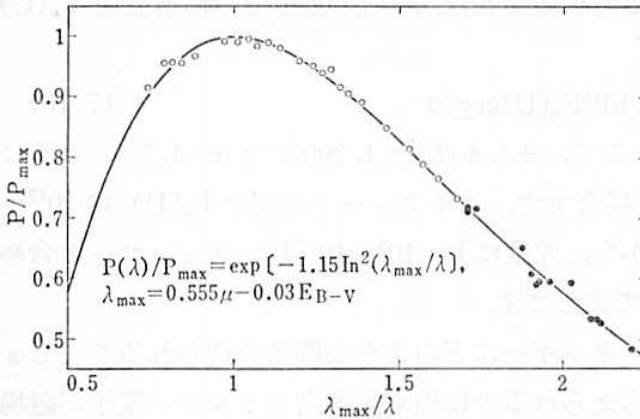


図 7.28 星間気体による偏光。
 $P_{\max}$ と E_{B-V} とには、 $P_{\max} \leq 9.0 E_{B-V}$ の関係がある (K. セルコフスキー, D. S. マッシュソン, V. L. フォード 1975)。

図 7.28 星間気体による偏光. $P_{\max}$ と E_{B-V} とには、 $P_{\max} \leq 9.0 E_{B-V}$ の関係がある (K. セルコフスキー, D. S. マッシュソン, V. L. フォード 1975). 縦軸: $P/P_{\max}$ (0.5~1), 横軸: $\lambda_{\max}/\lambda$ (0.5~2). 図中の式: $P(\lambda)/P_{\max} = \exp\{-1.15 \ln^2(\lambda_{\max}/\lambda)\}$, $\lambda_{\max} = 0.555\mu - 0.03 E_{B-V}$.

一般にクェーサーには強い偏光が観測されません。最近行なわれた H. S. ストックマンと J. R. P. エンジェル (1978) の観測でも、 $V=17$ 等よりも明るいクェーサーの 90% は $P \sim 2\%$ 以下でした。強い偏光を示すクェーサーは光学的に激しく変光する OVV (Optically Violently Variable) クェーサーと呼ばれる少数のものに限られています。これらでは変光に伴って偏光度や偏光角が変ります。面白いことに、電波セイファート銀河の NGC 1275 と 3C 390.3 には OVV クェーサーに類似した偏光の変動が報告されています。例えば P. G. マーチン, J. R. P. エンジェル, J. マーサ (1976) の NGC 1275 の観測によれば、1976 年 1 月 4—7 日の 4 日間に偏光度が 3.0% から 3.5%、偏光角が 131° から 152° の間を不規則に変動しました。これは M. J. ゲラー達

(1979) の NGC1275 に対する変光観測とともに、OVV ケーサーとの類似を暗示しているように見えます。

5. 連続光の輻射機構

可視・紫外連続光の光度 L は、連続光スペクトルが $\lambda = 1\mu$ から $1,200\text{\AA}$ までは $f_\nu \propto \nu^{-0.5}$ の型で、これよりも波長の短い領域では $f_\nu \propto \nu^{-2.0}$ で減少すると仮定すれば、 $\lambda = 3,600\text{\AA}$ での輻射流速 $F_\nu(U)\text{erg/s Hz}$ を使って、

$$L = 3.3^{+1.4}_{-0.5} \times 10^{15} F_\nu(U) \text{erg/s}$$

と表わせます。ここで、 $+1.4$ は $\lambda \lesssim 1,200\text{\AA}$ で $\alpha = 1.5$ 、 -0.5 は $\alpha = 2.5$ を仮定した場合です。セイファート銀河の $F_\nu(U)$ は $10^{27} \sim 10^{30} \text{erg/sHz}$ ですから、光度は $L = 10^9 \sim 10^{12} L_\odot$ ケーサーを含めると $\sim 10^{14} L_\odot$ にまで達します。

この莫大な輻射エネルギーはどのような機構で造られるのでしょうか。まず最初に考えられるのは相対論的高エネルギー電子が磁場で加速される時に放出するシンクロトロン輻射です。高エネルギー電子のエネルギー・スペクトルがエネルギー E の $-\gamma$ 乗に比例すれば、シンクロトロン輻射のスペクトル指数は $\alpha = (\gamma - 1)/2$ となり、 γ の値しだい任意の傾きのスペクトル分布が得られます (図 7.29)。したがって、中心核光の平坦なスペクトル分布を説明することは容易です。しかしセイファート銀河の中心核光には、シンクロトロン輻射に特有の強い偏光が観測されません。さらに相対論的高エネルギー電子の加速機構もはっきりしません。

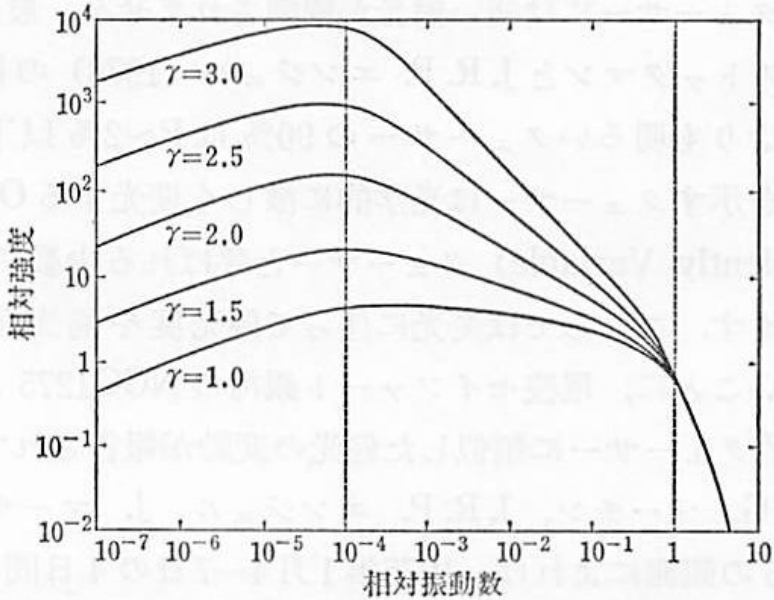


図 7.29 ベキ型のエネルギー分布を持つ高エネルギー電子からのシンクロトロン・スペクトル. 2本の波線は電子の高エネルギーと低エネルギーのカット・オフ (cut off). 横軸の相対振動数は高エネルギー・カット・オフで規格化され, 低エネルギー・カット・オフは 10^{-4} と仮定されている. (K. ケラーマン 1964).

図 7.29 ベキ型のエネルギー分布を持つ高エネルギー電子からのシンクロトロン・スペクトル. 2本の波線は電子の高エネルギーと低エネルギーのカット・オフ (cut off). 横軸の相対振動数は高エネルギー・カット・オフで規格化され, 低エネルギー・カット・オフは 10^{-4} と仮定されている. (K. ケラーマン 1964). 縦軸: 相対強度 ($10^{-2} \sim 10^4$), 横軸: 相対振動数 ($10^{-7} \sim 10$). 曲線は $\gamma = 1.0, 1.5, 2.0, 2.5, 3.0$.

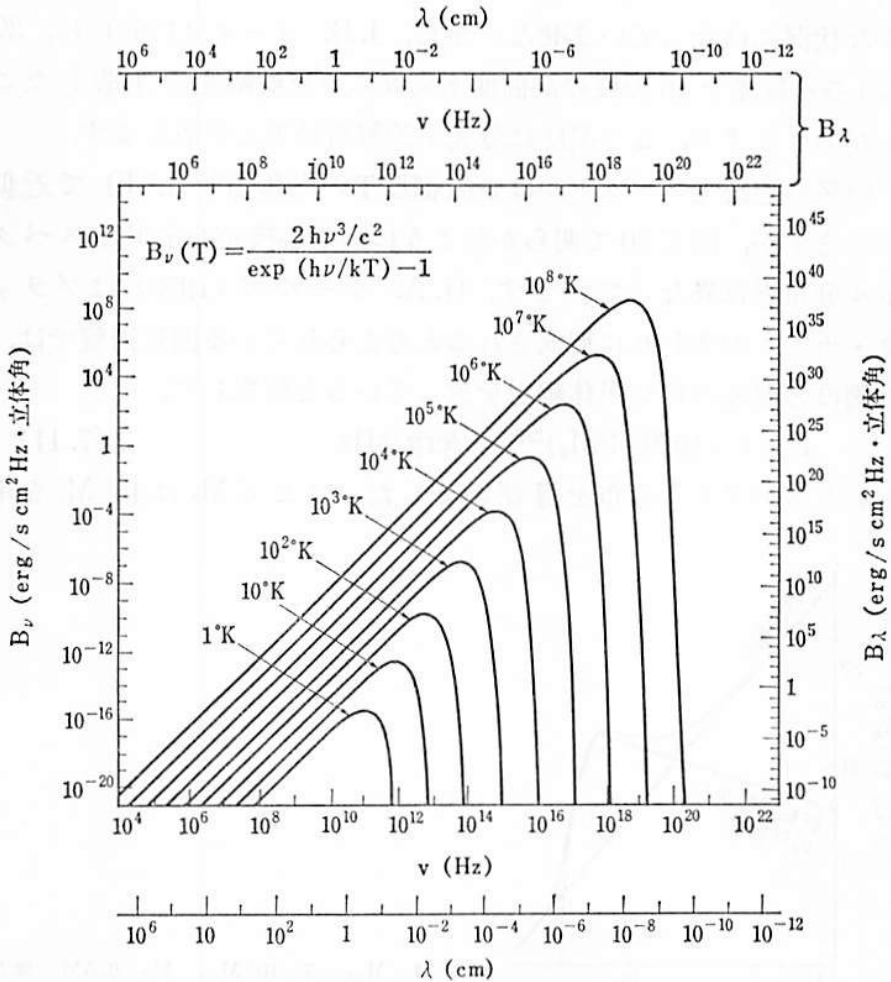


図 7.30 黒体輻射スペクトル. (J. D. クラウス 1966).

図 7.30 黒体輻射スペクトル. (J. D. クラウス 1966). 縦軸: B_ν (erg/s cm²Hz · 立体角) ($10^{-20} \sim 10^{12}$) および B_λ (erg/s cm²Hz · 立体角) ($10^{-10} \sim 10^{45}$), 横軸: ν (Hz) ($10^4 \sim 10^{22}$) および λ (cm) ($10^6 \sim 10^{-12}$). 図中の式: $B_\nu(T) = 2h\nu^3/c^2/(\exp(h\nu/kT) - 1)$. 曲線は 1°K, 10°K, 10²°K, 10³°K, 10⁴°K, 10⁵°K, 10⁶°K, 10⁷°K, 10⁸°K.

I. S. シュクロフスキー (1965) と宝田克男 (1968, 1970) はクェーサーの紫外連続光を、赤外線光子が相対論的電子によって逆コンプトン散乱された光として説明しました。しかし、次章で見るように、セイファート銀河の赤外光はダスト粒子が紫外光を吸収し再放出する熱輻射である可能性が高く、逆コンプトン散乱が要求するような状況にはなっていません。また、J. B. オーク (1965) は、3C 273 の連続光を 16 万度の高温水素ガスの連続輻射と主張したことがありますが、この温度は分光学的な解析結果と矛盾します。

恒星の連続光スペクトルは表面温度 T の黒体輻射 $B_\nu(T)$ で近似できますが、図 7.30 で明らかなように、中心核光の平坦なスペクトル分布とは異なっています。G. A. シールズ (1978) はブラック・ホールのまわりに形成されると考えられている回転円盤では、外側ほど温度の低い黒体輻射を放っていると解釈して、

$$F_\nu = 6 \times 10^{29} (M_8 \dot{M}_0)^{2/3} \nu_{15}^{1/3} \text{erg/sHz}$$

というスペクトル分布を導びきました。ここで M_8 は $10^8 M_\odot$ を単位とするブラック・ホールの質量、 $\dot{M}_0$ は太陽質量を単位とする 1 年間にブラック・ホールへ降下するガスの質量、 ν_{15} は 10^{15}Hz を単位とする光の振動数です。(7.11) のスペクトルは回転円盤の内側の温度に相当する振動数

$$\nu_c = 6 \times 10^{15} (M_8^{-1/2} \dot{M}_0^{1/4}) \text{Hz}$$

でカットされます。図 7.31 は $M_{\text{BH}} = 5 \times 10^9 M_\odot$ 、 $\dot{M}_0 = 0.5 M_\odot/\text{年}$ のときに期待されるスペクトル分布です。これはセイファート銀河とクェーサーの連続光スペクトルの特徴をよく再現するように見えます。しかし、NGC 4151 に見られる激しい変光を熱輻射として説明することは容易ではありません。

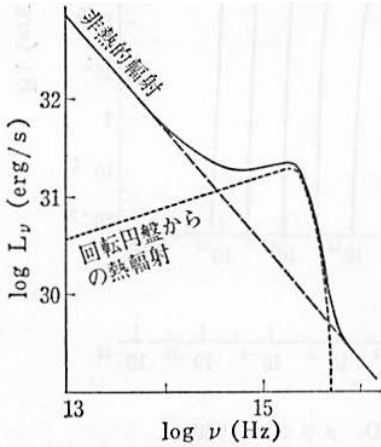


図 7.31 $M_{\text{BH}}=5 \times 10^9 M_{\odot}$, $M_0=0.5 M_{\odot}/\text{年}$ に対する理論値. (G. A. シールズ 1978).

図 7.31 $M_{\text{BH}} = 5 \times 10^9 M_{\odot}$, $M_0 = 0.5 M_{\odot}/\text{年}$ に対する理論値. (G. A. シールズ 1978). 縦軸: $\log L_{\nu}$ (erg/s) (30~32), 横軸: $\log \nu$ (Hz) (13~15). 図中の注記: 非熱的輻射, 回転円盤からの熱輻射.

残念なことに、連続光の理解は全く不十分です。観測的には背景光の混入のために、中心核の正しいスペクトル分布を決定することができません。輻射機構も変光の原因も不明のままです。

第VIII章 赤外輻射

1. 赤外連続光

(1) スペクトル分布

赤外域のスペクトル分布は主に前章で述べた広帯域測光観測から決めます。地球大気内の水蒸気による吸収が強いため、高山に設置された望遠鏡や航空機に搭載された望遠鏡も赤外観測には利用されています。例えば、ハワイの高度 4,200 m のマウナ・ケア火山頂上では水蒸気量は地上の 10% にまで減少します。最近ここに、赤外線専用の口径 3.8 m と 3 m の 2 台の望遠鏡が建設されました。また、G. P. カイパーの名で呼ばれる空飛ぶ天文台 (KAO: Kuiper Airborne Observatory) には 91 cm の望遠鏡が搭載されています。

1 型と 2 型のセイファート銀河に対して、可視光とともに絶対光度でプロットした赤外光のスペクトル分布を図 8.1 に示します。アンドロメダ銀河 M 31 のスペクトル分布と比較すれば、いずれのセイファート銀河も $\lambda \gtrsim 2-3\mu$ で大きな赤外超過を持つことが分ります。これがこの章で研究する赤外連続光です。

2 型の Mkn 1, Mkn 3, Mkn 273 と 1 型の NGC 3227, NGC 6814, Mkn 50 のスペクトル分布には $\lambda \approx 2-3\mu$ 近傍の極小によって、赤外領域と可視光を含む短波長領域とに別けられる様子が見られます。M31 と比較すれば明らかに、短波長領域の $\lambda \approx 1.5\mu$ の極大は星の光の寄与です。したがって、これらの赤外連続光は $\lambda \approx 2\mu$ を超えると急激に減少するものと考えられます。2 型の NGC 1068 と Mkn 176, それに大半の 1 型では、 $\lambda \approx 10\mu$ から可視域まで比較的単調に減少する連続的なスペクトル分布となっていま

す。しかし前章で調べたように、NGC 1068 でも、NGC 4151 でも $\lambda \lesssim 1\mu$ では星の光の混入が無視できません。一見、 $f_\nu \propto \nu^{-\alpha}$ の型のスペクトル分布を持つこれらのセイファート銀河でも、 $\lambda \lesssim 2\mu$ の赤外連続光はスペクトル指数が $\alpha \approx 2$ よりも急な傾きで急速に減少していると思われます。 $\lambda = 1 \sim 10\mu$ の赤外連続光を可視・紫外領域まで延長することはできないのです。最も暗い 1 型の NGC 4051 のスペクトル分布は NGC 4151 や明るい I Zw 1 とよく似ていますが、このセイファート銀河は明確な中央楕円体 (bulge) を持たない特異な形態をしていますので、星の光の寄与が小さいのは当然です。NGC 4051 と I Zw 1 では約 100 倍の明るさの相違がありますが、星の光の混入の割合は同じなのでしょう。

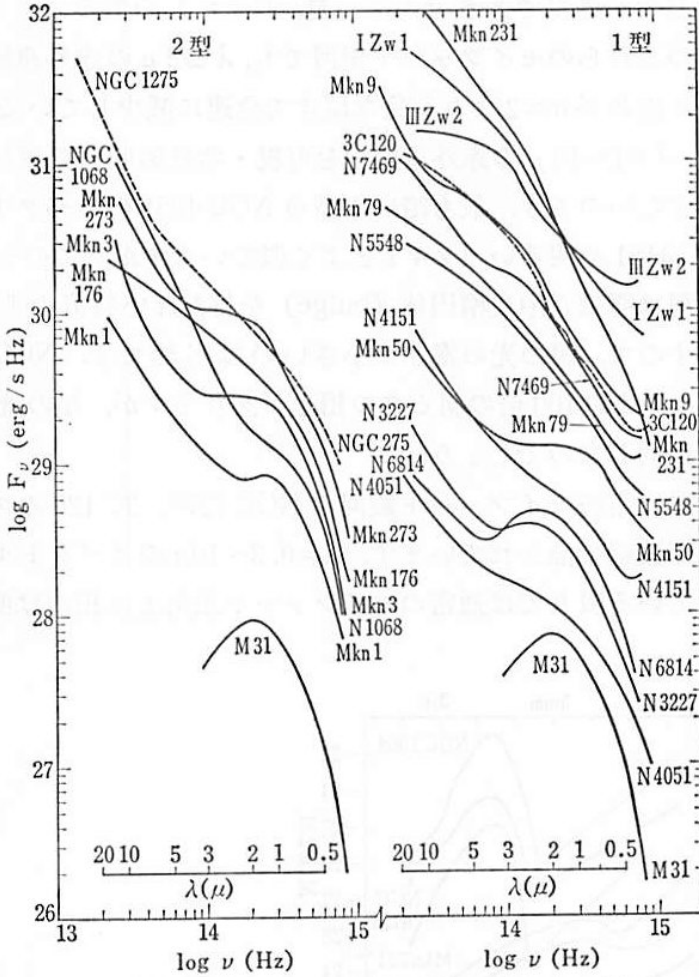


図 8.1 1型と2型セイファート銀河の赤外・可視光スペクトル。
M31のスケールは任意.

図 8.1 1 型と 2 型セイファート銀河の赤外・可視光スペクトル. M31 のスケールは任意. 縦軸: $\log F_\nu$ (erg/s Hz). 横軸: $\log \nu$ (Hz) (13~15). 副目盛 $\lambda(\mu)$: 20, 10, 5, 3, 2, 1, 0.5. 左パネル「2 型」の曲線名: NGC 1275 (波線), NGC 1068, Mkn 273, Mkn 3, Mkn 176, Mkn 1, N 3227, NGC 1275, N 6814, N 4051, Mkn 273, Mkn 176, Mkn 3, N 1068, Mkn 1, M 31. 右パネル「1 型」の曲線名: I Zw 1, Mkn 231, Mkn 9, III Zw 2, 3C 120, N 7469, Mkn 79, N 5548, N 4151, Mkn 50, III Zw 2, I Zw 1, N 7469, Mkn 79, Mkn 9, 3C 120, Mkn 231, N 5548, Mkn 50, N 4151, N 6814, N 3227, N 4051, M 31.

図 8.1 には電波セイファート銀河の NGC 1275, 3C 120 のスペクトル分布が波線で描かれています. $\lambda = 0.3 \sim 10\mu$ のスペクトル分布を比較している限りでは通常のセイファート銀河との相違は明確ではありませんが, $\lambda \sim 100\mu$ の遠赤外とミリ・センチ波の電波を考慮すれば, 両者の相違は歴然となります (図 8.2). 電波の静かな NGC 1068, NGC 4151, Mkn 231 の赤外光は $\lambda \approx 100\mu$ にピークを持ち, ミリ波領域に向かって急激に減少するのに対し, 電波セイファート銀河の NGC 1275 と 3C 120 の赤外連続光は $\alpha \approx 0.5$ の傾きでミリ・センチ波領域まで延び, シンクロトロン自己吸収による折れ曲りを示しています. NGC 1068 に類似した赤外光スペクトルは M 82 や NGC 253 にも観測されます (図 8.3). これらの赤外光はダスト粒子からの熱輻射であることが確立されています. NGC 1275 と 3C 120 の赤外・電波スペクトルはキューサーの 3C 273 や OVV キューサーに類似した BL Lac 型天体の BL Lac, OJ 287 と共通した特徴を持ちますので, これらの赤外光はシンクロトロン輻射に起源を持つと推測されます.

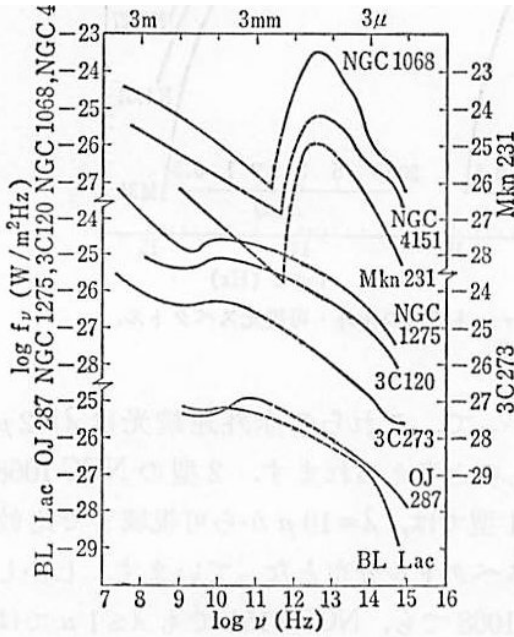


図 8.2 電波・赤外光のスペクトル。

図 8.2 電波・赤外光のスペクトル. 縦軸: $\log f_\nu$ ($\text{W}/\text{m}^2\text{Hz}$) (左軸は BL Lac, OJ 287, NGC 1275, 3C 120, NGC 1068, NGC 4151 用, 右軸は Mkn 231, 3C 273 用). 横軸: $\log \nu$ (Hz) (7~16). 上部の波長目盛: 3 m, 3 mm, 3μ . 曲線名: NGC 1068, NGC 4151, Mkn 231, NGC 1275, 3C 120, 3C 273, OJ 287, BL Lac.

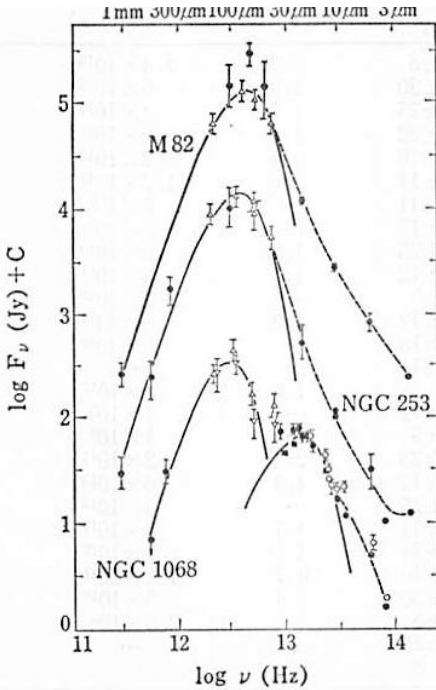


図 8.3 NGC 1068, NGC 253, M 82 の赤外光スペクトル. (C. M. テレスコと D. A. ハーバー 1980).

図 8.3 NGC 1068, NGC 253, M 82 の赤外光スペクトル. (C. M. テレスコと D. A. ハーバー 1980). 縦軸: $\log F_\nu$ (Jy) + C. 横軸: $\log \nu$ (Hz) (11~14). 上部の波長目盛: 1 mm, 300 μm , 100 μm , 30 μm , 10 μm , 3 μm .

このように、通常のセイファート銀河と電波セイファート銀河（BL 電波銀河）では、赤外光の輻射機構が全く異なっている可能性が高く、この意味で両者を区別して解析することは大切です。

(2) 光 度

表 8.1 は G. H. リーク (1978) の赤外観測資料です。観測には 1.5 m と 2.3 m 望遠鏡が使用され、開口はそれぞれ 5".7 と 3".9 です。 $\lambda = 10.6\mu$ の輻射流束の単位として使われている 1 ミリ・ジャンスキー (mJy) は $f_\nu = 1 \times 10^{-29} \text{W/m}^2 \text{Hz}$ に相当します。スペクトル指数 α は $\lambda = 1\mu$ と 10μ の

間で定義されています。光度 L は $\lambda = 1 \sim 30\mu$ の波長域に対するものです。
図 8.1 には G. H. リーク (1978) の資料が利用されています。

表 8.1 セイファート銀河の赤外輻射

銀 河	型	$F_{\nu}(10.6\mu)$ (mJy)	α (1–10 μ)	$L_{\text{IR}}(L_{\odot})$
Mrk 1	2	61±8	2.3	1.4×10^{10}
Mrk 3	2	290±30	2.9	6×10^{10}
Mrk 6	1	160±25	1.7	4×10^{10}
Mrk 9	1	146±22	1.0	2×10^{11}
Mrk 10	1	18±10	0.4	2×10^{10}
Mrk 34	2	55±14	2.2	1.2×10^{11}
Mrk 50	1	24±11	...	8×10^9
Mrk 78	2	40±17	...	8×10^9
Mrk 79	1	185±25	1.2	8×10^{10}
Mrk 124	1	74±12	1.1	2×10^{11}
Mrk 141	1	17±9	...	2×10^{10}
Mrk 176	2	79±12	1.3	5×10^{10}
Mrk 198	2	69±18	...	6×10^{10}
Mrk 205	1	–3±11	...	...
Mrk 231	1	1420	1.6	2×10^{12}
Mrk 268	2	–1±12	...	1×10^9
Mrk 270	2	17±9	...	1×10^9
Mrk 273	2	98±23	2.4	1.2×10^{11}
Mrk 279	1	76±12	1.4	6×10^{10}
Mrk 290	1	48±25	...	3×10^{10}
Mrk 304	1	73±11	1.1	3×10^{11}
Mrk 315	1	68±14	1.8	7×10^{10}
Mrk 335	1	210±40	0.7	1.2×10^{11}
Mrk 348	2	300±30	2.4	5×10^{10}
Mrk 352	1	17±8	...	2.5×10^9
Mrk 358	1	17±25	...	...
Mrk 372	2	14±8	...	...

表 8.1 セイファート銀河の赤外輻射 (つづき)

銀 河	型	$F_{\nu}(10.6\mu)$ (mJy)	$\alpha(1-10\mu)$	$L_{\text{IR}}(L_{\odot})$
Mrk 374	1	25±17	...	3×10^{10}
Mrk 376	1	77±13	0.5	3×10^{11}
Mrk 391	1	36±13	...	4×10^9
Mrk 471	1	14±20	...	...
Mrk 478	1	86±19	1.0	5×10^{11}
Mrk 486	1	62±15	0.8	6×10^{10}
Mrk 506	1	-6±10	...	...
Mrk 509	1	140±20	0.6	2×10^{11}
NGC 1068	2	18000	2.2	3×10^{11}
NGC 1275	2	770	1.5	2.5×10^{11}
NGC 3227	1	280±35	2.5	4×10^9
NGC 3516	1	230±30	...	1×10^{10}
NGC 3783	1	440±60	1.3	3×10^{10}
NGC 4051	1	260±30	1.5	1×10^9
NGC 4148	1	1400	1.45	1.0×10^{10}
NGC 5584	1	210±20	1.0	5×10^{10}
NGC 6764	2	150±21	3.5	2×10^{10}
NGC 6814	1	56±15	2.2	1.4×10^9
NGC 7469	1	600	1.4	1.7×10^{11}
NGC 7603	1	77±14	1.7	5×10^{10}
IC 4329A	1	770±70	...	1.5×10^{11}
3C 120	1	220±30	1.0	2.4×10^{11}
Zw 0039.5	1	13±13	...	...
I Zw 1	1	310±30	1.2	9×10^{11}
II Zw 136	1	140±30	1.0	4×10^{11}
III Zw 2	1	44±9	0.4	4×10^{11}
III Zw 55N	2	...	...	...

赤外光の最も著しい特徴はその莫大な輻射エネルギー量です。最も赤外域で明るい Mkn 231 の赤外光度は $L_{\text{IR}} = 2 \times 10^{12} L_{\odot}$ ($8 \times 10^{45} \text{erg/sec}$) にも達し、最も明るいクェーサーの紫外光度に匹敵、あるいはそれを陵駕するほどのエネルギー量です。NGC 1068 の赤外光度も $L_{\text{IR}} = 3 \times 10^{11} L_{\odot}$ と大変明るく、全輻射エネルギーの 9 割以上を占めています。NGC 4051 と NGC 4151 の赤外光度はそれぞれ $L_{\text{IR}} = 1 \times 10^9 L_{\odot}$ と $1 \times 10^{10} L_{\odot}$ で、(7.10) 式から得られる可視・紫外光度と同程度のエネルギー量に相当しています。

$\lambda = 3,600\text{\AA}$ での中心核光の絶対流束 $F_{\nu}(U)$ と赤外光度 L_{IR} とを図 8.4 にプロットします。1 型と 2 型はそれぞれ黒丸と白丸で区別されています。2 型セイファート銀河ではバラツキが見られますが、1 型セイファート銀河では両者の間に比較的よい比例関係が成立っています。赤外光度と可視・紫外光度の等しくなる直線を描いてみるとわかるように、1 型セイファート銀河の赤外光度は可視・紫外光度と同程度です。 $F_{\nu}(U) \propto L(H_{\alpha}) \propto L([\text{O III}])$ と $F_{\nu}(U) \propto L_{\text{IR}}$ の関係から予想されるように、1 型セイファート銀河の赤外光度と輝線光度にも比例関係が認められます。2 型セイファート銀河に見られるバラツキは不均一な性格の反映でしょう。

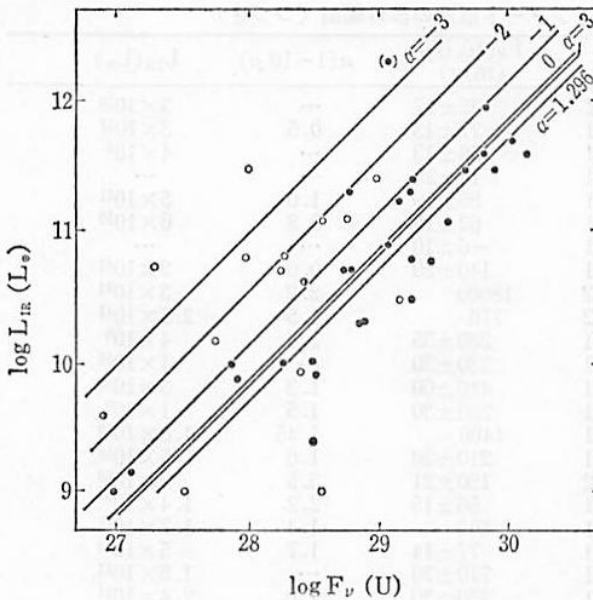


図 8.4 絶対紫外流束と赤外光度. 各直線は紫外可視光が $1000\text{\AA}$ から 1μ まで $L_{\text{opt-UV}} = \int_{(1\mu)}^{(1000\text{\AA})} F_{\nu}(U) d\nu$ のベキ型スペクトルを持つと仮定して計算した紫外・可視光度と赤外光度とが等しくなる関係を示す. 白丸と黒丸は 2 型と 1 型.

図 8.4 絶対紫外流束と赤外光度. 各直線は紫外可視光が $1000\text{\AA}$ から 1μ まで $L_{\text{opt-UV}} = \int_{(1\mu)}^{(1000\text{\AA})} F_{\nu}(U)(\nu/\nu_U)^{\alpha} d\nu$ のベキ型スペクトルを持つと仮定して計算した紫外・可視光度と赤外光度とが等しくなる関係を示す. 白丸と黒丸は 2 型と 1 型. 縦軸: $\log L_{\text{IR}} (L_{\odot})$ (9~12). 横軸: $\log F_{\nu}(U)$ (27~30). 直線のラベル: $\alpha = -3, -2, -1, 0, \alpha = 3, \alpha = 1.296$.

2. 輝線と Si 吸収

見かけ上赤外域で最も明るい NGC 1068 は赤外分光観測のよい対象です. 図 8.5 は R. I. トムソン, M. J. レボフスキー, G. H. リーク (1978) がスチュワード天文台の 2.3 m 望遠鏡に干渉分光器を取り付けて観測した 2.2μ 周辺のスペクトルです. これには水素ブラケット系列の輝線 B_{γ} と中性ヘリウム He I, それに水素分子 H_2 の 2 本の輝線が同定されています. B_{γ} の強度は, G. ノイゲバウア達 (1980) が観測した P_{α} とともに, 赤化量の決定に

利用されています (表 6.9). 水素分子線から計算される水素分子ガスの質量は $6,000M_{\odot}$ です.

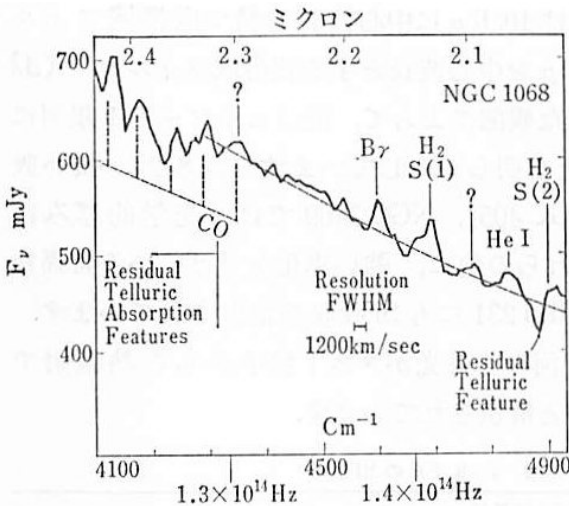


図 8.5 NGC 1068 の 2.2μ 周辺の赤外スペクトル.
(R. I. トムソン,
M. J. レボフスキー,
G. H. リーク 1978).

図 8.5 NGC 1068 の 2.2μ 周辺の赤外スペクトル. (R. I. トムソン, M. J. レボフスキー, G. H. リーク 1978). 縦軸: F_v mJy (400~700). 横軸: cm^{-1} (4100~4900), 上部にミクロン目盛 (2.4, 2.3, 2.2, 2.1), 下部に 1.3×10^{14} Hz, 1.4×10^{14} Hz. 図中の記載: NGC 1068, CO, $B\gamma$, H_2 S(1), H_2 S(2), He I, ?, Residual Telluric Absorption Features, Resolution FWHM 1200 km/sec, Residual Telluric Feature.

D. E. クラインマン, F. G. ジレット, E. L. ライト (1976) がキット・ピーク国立天文台の 2.1 m と 4 m 望遠鏡で観測した NGC 1068 の $8\text{--}13\mu$ スペクトルを図 8.6 に示します. ネオンの禁制線 $[\text{Ne II}] \lambda 12.8\mu$ の他に, G. H. リークと F. J. ロウ (1975) が初めて検出したケイ素 Si の $\lambda = 9.7\mu$ の吸収が見えます. これは光学的厚み $\tau(9.7\mu) \approx 0.4 - 1.2$ の吸収に相当します. M. J. レボフスキーと G. H. リーク (1979) は 10.6μ に中心波長を持つ広帯域フィルター ($\Delta\lambda = 5\mu$) と 10.4μ を中心波長とする狭帯域フィルター ($\Delta\lambda = 1.3\mu$) を利用した巧みな観測によって, 他のセイファート銀河にも Si 吸収の存在することを明らかにしています (表 8.2). 強い吸収を示す NGC 3227, NGC 4051, NGC 7469 では, 光学的厚みは 0.2 を越えています. これらの他に,

強い赤化を受けている特異な 1 型セイファート銀河 Mkn 231 にも Si 吸収が報告されています. Si 吸収はセイファート銀河の赤外光がダスト粒子からの熱輻射であることを意味するものと解釈されています.

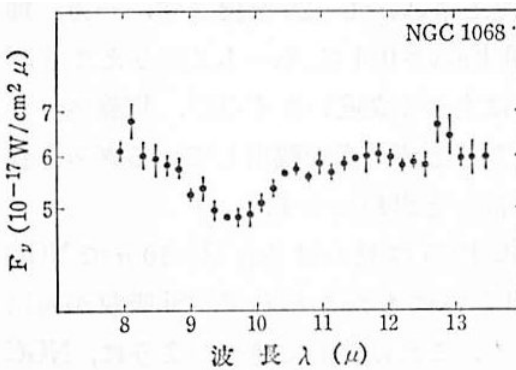


図 8.6 NGC 1068 の 8–13 μ 赤外スペクトル. (D.E. クラインマン, F.G. ジレット, E.L. ライト 1976).

図 8.6 NGC 1068 の 8–13 μ 赤外スペクトル. (D.E. クラインマン, F.G. ジレット, E.L. ライト 1976). 縦軸: F_ν ($10^{-17} \text{W/cm}^2 \mu$), 横軸: 波 長 λ (μ) (8~13) .

表 8.2 $\lambda = 9.7\mu$ の Si 吸収

銀 河	I (狭帯域フィルター) / I (広帯域フィルター)	光学的厚み τ_{Si}
NGC 1068	0.88 ± 0.02	0.18
NGC 1275	1.01 ± 0.06	≤ 0.15
NGC 3227	0.77 ± 0.06	0.50
NGC 4051	0.85 ± 0.07	0.25
NGC 4151	1.02 ± 0.04	≤ 0.09
NGC 7469	0.87 ± 0.04	0.20
I Zw 1	0.91 ± 0.15	0.11

V 等級での吸収量 A_V と Si 吸収の光学的厚み $\tau(9.7\mu)$ の間には, $A_V/\tau(9.7\mu) \approx 14 - 22$ の関係が成立ちます. NGC 1068 に対して表 8.2 の値 $\tau(9.7\mu) = 0.18$ を採用すれば $A_V \approx 2.5 - 4$, クラインマン達の $\tau(9.7\mu) = 0.45 - 1.2$ を使えば $A_V \approx 6 - 26$ を得ます. 一方, 輝線スペクトル

に対する赤化量 $E_B - V = 0.4$ は $A_V = 1.2$ を与えます。このように二つの吸収量 A_V は大きく食違いますので、輝線スペクトルを赤化させているダスト粒子と赤外光を輻射しているダスト粒子とは、別物である可能性が高いと思われます。

電波セイファート銀河 NGC 1275 は見かけ上、 $\lambda = 10\mu$ で NGC 1068 と NGC 4151 について明いにもかかわらず、Si 吸収が検出されないことに注意しましょう。これは前節で述べたように、NGC 1275 の赤外光を非熱的なシンクロトン輻射と解釈することに有利な事実です。

3. 変光と偏光

(1) 赤外変光

現在のところ、 $\lambda = 10\mu$ の赤外変光は否定的です。G. H. リークと E. J. ロウ (1972) は NGC 1068, NGC 4151, 3C 273 に $\lambda = 10\mu$ の変光を検出したと報告しましたが、W. A. シュタイン, F. G. ジレット, K. M. メリル (1974) は彼らと同じ時期に行なった NGC 1068 と NGC 4151 の $\lambda = 11\mu$ の観測とを比較し、彼らの主張するような変光は NGC 4151 には見られず、NGC 1068 では全く変光していないことを明らかにしました (図 8.7)。シュタイン達は NGC 4151 の $\lambda = 11\mu$ には 100 日程度のタイム・スケールで 50% の変光の可能性を残しながらも、 $\lambda \approx 10\mu$ の変光は存在しないと結論しています。

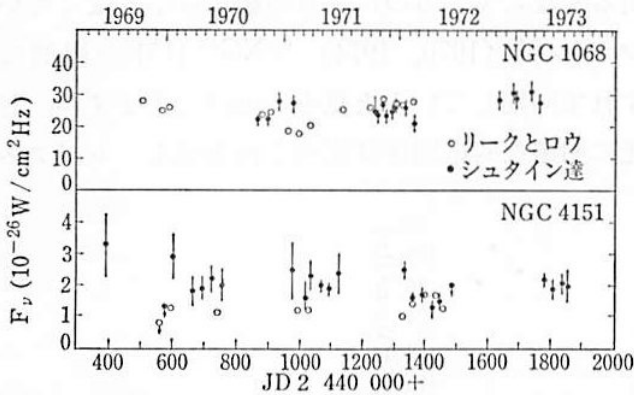


図 8.7 NGC 1068
と NGC 4151
の赤外変光モ
ニター. (W.
A. シュタイ
ン, F.C. ジ
レット, M. メ
リル 1974).

図 8.7 NGC 1068 と NGC 4151 の赤外変光モニター. (W. A. シュタイン, F. C. ジレット, M. メリル 1974). 縦軸: F_ν ($10^{-26} \text{ W/cm}^2 \text{ Hz}$). 横軸: JD 2 440 000+ (400 ~ 2000), 上部に年 (1969, 1970, 1971, 1972, 1973). 凡例: ○リークとロウ, ●シュタイン達. 上段が NGC 1068, 下段が NGC 4151.

最近 M. J. レボフスキーと G. H. リーク (1980) は, 大きな振幅で変光する III Zw 2, NGC 4151, NGC 5548, NGC 1275, 3C 120 の K (2.2μ) 等級が年のタイム・スケールで変動していることを発見しました (図 8.8). III Zw 2, NGC 4151, NGC 5548 の赤外変光の振幅は 20–30% ですが, 強力な電波源の NGC 1275 と 3C 120 では変動も大きく, 特に 3C 120 は 1972 年から 1980 年にかけて 0.6 等以上の減光を示しています.

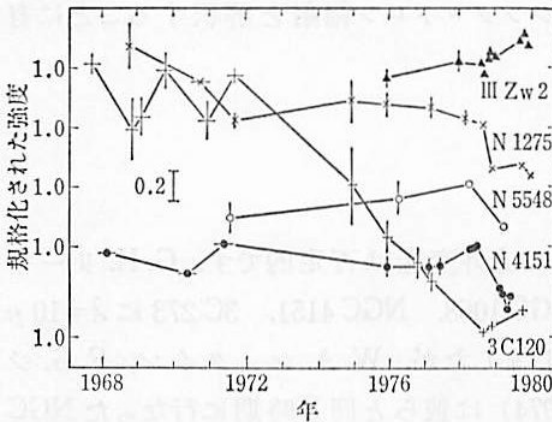


図 8.8 K (2.2μ) の赤外変光. (M. J. レボフスキーと G. H. リーク 1980).

図 8.8 K (2.2μ) の赤外変光. (M. J. レボフスキーと G. H. リーク 1980). 縦軸: 規格化された強度 (各系列とも 1.0 を基準, スケール 0.2 のバーを表示). 横軸: 年 (1968, 1972, 1976, 1980). 曲線名: III Zw 2, N 1275, N 5548, N 4151, 3C 120.

図 8.9 は III Zw 2 の B 等級と K 等級を同時に観測した M. J. レボフスキーと G. H. リーク (1980) の結果です. 1978 年と 1979 年の 2 年間に K 等級で明るくなっているのに, B 等級では暗くなっています. M. V. ペンストン達 (1970, 1974) の NGC 4151 の観測でも数ヵ月の位相のずれで同期していると見ることはできますが, U 等級と K 等級の変光に明確な対応関係は認められません. レボフスキーとリークは III Zw 2 に対する観測事実を, 赤外光がダスト粒子からの熱輻射である有力な証拠と解釈しました. 何故なら, 可視・赤外光が同一のシンクロトロン輻射であるならば, K 等級の変光は B 等級と同期しているはずだからです. $\lambda \approx 2\mu$ の赤外光を有効に輻射する温度の高いダスト粒子は半径 $r \approx 0.1 \sim 1$ pc の領域に分布します. 変動する紫外光がこのダスト領域に達するまでには約 1 年かかり, 赤外変光は必ずしも可視・紫外変光と同期しなくてよいのです. またダスト領域が比較的大きいために変動がならされ, 大きな変光振幅は期待できませんが, III Zw 2, NGC 4151, NGC 5548 の 20–30% の振幅は筆者と外山清高, 西村雅樹 (1972) の行なった計算結果と矛盾しません (図 8.10).

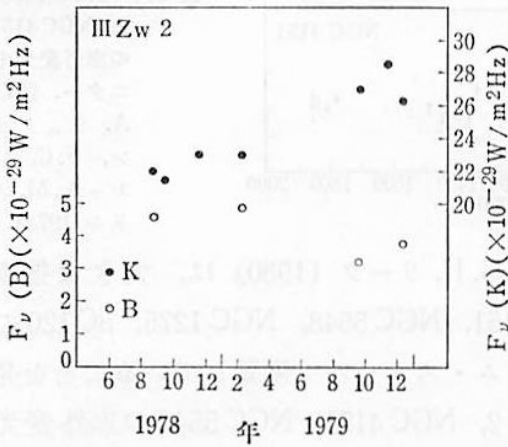


図 8.9 III Zw 2 の B 等級と K 等級.

図 8.9 III Zw 2 の B 等級と K 等級. 左縦軸: $F_v(B)(\times 10^{-29} \text{W/m}^2 \text{Hz})$, 右縦軸: $F_v(K)(\times 10^{-29} \text{W/m}^2 \text{Hz})$. 横軸: 年 (1978 年 6, 8, 10, 12 月, 1979 年 2, 4, 6, 8, 10, 12 月). 凡例: ●K, ○B.

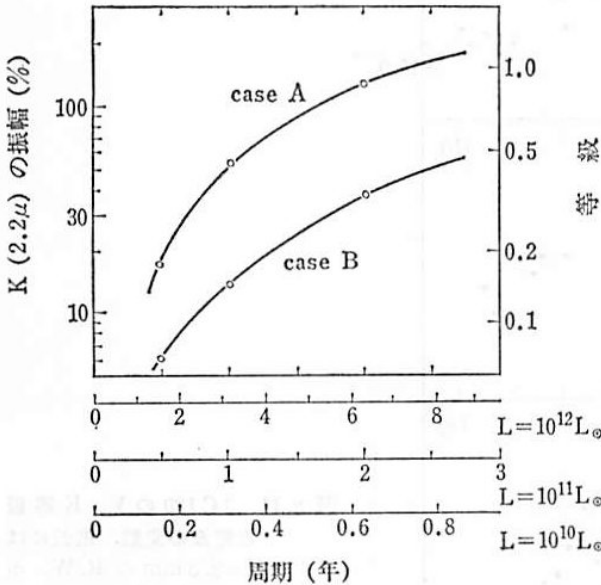


図 8.10 赤外交光の振幅と周期. Aは紫外光が100%変動, Bは50%変動する場合. (兼古昇, 外山清高, 西村雅樹 1972).

図 8.10 赤外変光の振幅と周期. A は紫外光が 100% 変動, B は 50% 変動する場合. (兼古昇, 外山清高, 西村雅樹 1972). 縦軸: K (2.2μ) の振幅 (%) (10, 30, 100). 右縦軸: 等級. 横軸: 周期 (年) — $L = 10^{12}L_{\odot}$ に対して 0~8, $L = 10^{11}L_{\odot}$ に対して 0~3, $L = 10^{10}L_{\odot}$ に対して 0~0.8. 曲線名: case A, case B.

赤外域からセンチ・ミリ波の電波領域までスペクトルが連続的に見える NGC 1275 と 3C 120 に対しては, 赤外光がダスト粒子からの熱輻射であるとする解釈は留保しなければなりません. 3C 120 の場合, V 等級, K 等級, $\lambda = 3.3\text{mm}$ と 2.8cm の電波強度には 12 年間にわたる減少傾向が認められます (図 8.11). これらが同一の輻射機構によるものか, あるいは単に 3C 120 の活動性の低下を反映したものなのか判断できませんが, 電波セIFAート銀河に対して非熱的輻射機構を重視する観点からは興味深い観測事実です.

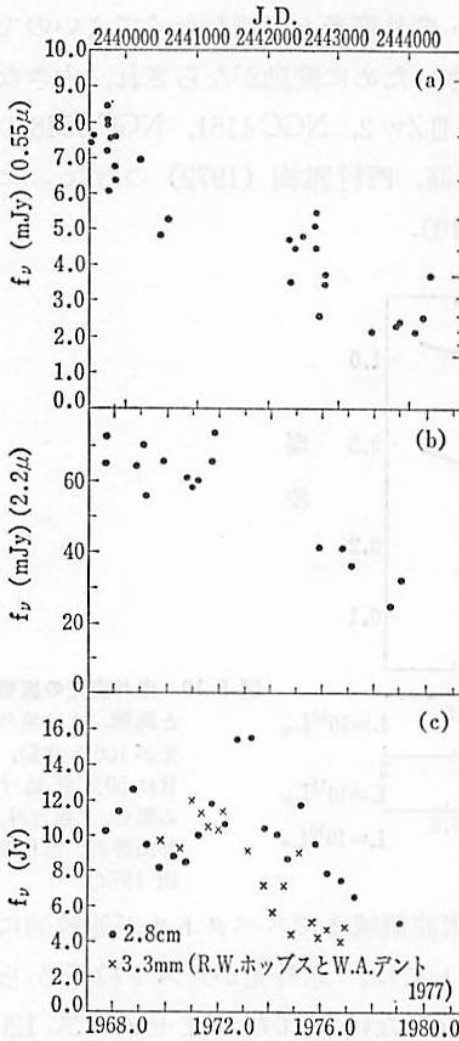


図 8.11 3C 120 の V, K 等級
と電波の変動. 電波には
 $\lambda=3.3\text{ mm}$ の R. W. ホ
ップスと W. A. デント
(1977) の観測を追加.
(J. B. オーク, A. C. S.
リードヘッド, W. L. W.
サージェント 1980).

図 8.11 3C 120 の V, K 等級と電波の変動. 電波には $\lambda=3.3\text{ mm}$ の R. W. ホップスと W. A. デント (1977) の観測を追加. (J. B. オーク, A. C. S. リードヘッド, W. L. W. サージェント 1980). (a) 縦軸: f_ν (mJy) (0.55μ) ($0.0\sim 10.0$), 右軸に V 等級 (14.0, 15.0, 16.0). (b) 縦軸: f_ν (mJy) (2.2μ) ($0\sim 80$). (c) 縦軸: f_ν (Jy) ($0.0\sim 16.0$). 凡例: ● 2.8 cm, × 3.3 mm (R. W. ホップスと W. A. デント 1977). 横軸: 1968.0~1980.0, 上部に J.D. (2440000, 2441000, 2442000, 2443000, 2444000) .

(2) 赤外偏光

一般にセイファート銀河の赤外光は偏光していないと考えられます。J. C. ケンプ達 (1977) が $\lambda = 2.2\mu$ で観測した結果では、NGC 1275, NGC 4151, Mkn 231, それにクエーサーの 3C 273 は 0.1~0.6% の大変小さい偏光度しか示していません。

ところが NGC 1068 では強い赤外偏光が観測されます。図 8.12 に M. J. レボフスキー, G. H. リーク, J. C. ケンプ (1978) がスチュワード天文台の 2.3 m 望遠鏡で観測した NGC 1068 の赤外偏光を示します。この銀河の偏光度 (図 7.26, 表 7.9) は紫外域で~10%, $\lambda \approx 8,000\text{\AA}$ で~0.5% と波長が増すにしたがって急速に減少していましたが, 赤外領域では逆に 3~4% にまで増加し, 偏光角も異なっています。NGC 1068 の場合, ダスト粒子からの赤外熱輻射の他に, 強く偏光した非熱的輻射の存在する可能性も考えられます。

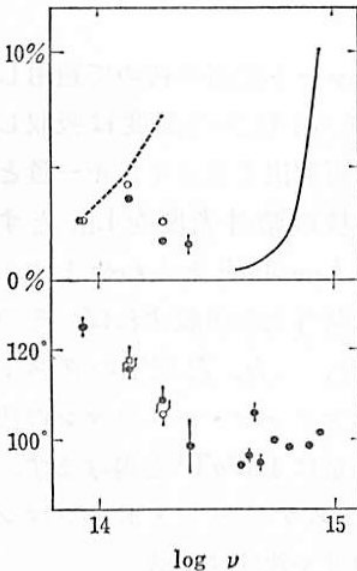


図 8.12 NGC 1068 の赤外偏光. (M. J. レボフスキー, G. H. リーク, J. C. ケンプ 1978).

図 8.12 NGC 1068 の赤外偏光. (M. J. レボフスキー, G. H. リーク, J. C. ケンプ 1978). 上段縦軸: 偏光度 (0%~10%). 下段縦軸: 偏光角 (100°, 120°). 横軸: $\log \nu$ (14~15) .

4. 赤外光の輻射機構

さて、以上の研究で、電波源を除くセイファート銀河の赤外光がダスト粒子からの熱輻射であると信じるに足る十分な証拠を得ることができました。それらを繰返すと、

- (1) NGC 1068 の $\lambda = 10\mu$ の赤外光は ~ 100 pc 領域からの輻射であり、シンクロトロン輻射が要求するようなコンパクト領域 (≤ 0.1 pc) からのものではない (第III章第1節),
- (2) NGC 1068 や NGC 4151 の赤外スペクトル分布は、熱輻射であることが確立されている特異銀河 M 82, NGC 253 や、天の川銀河内の赤外源 (惑星状星雲, ガス星雲) のものと類似している (図 8.2; 図 8.3),
- (3) $\lambda = 9.7\mu$ には Si 吸収が存在する (図 8.6; 表 8.2),
- (4) 赤外変光は $\lambda = 2.2\mu$ にのみ観測され、しかも III Zw 2 では可視・紫外変光との同期が見られない (図 8.8; 図 8.9),

となります。

ダスト粒子からの熱輻射理論をセイファート銀河に初めて適用したのは、M. J. リース達 (1969) です。ダスト粒子の温度は吸収した紫外光のエネルギー量と赤外光として再放出するエネルギー量とが等しくなるように決められます。中心核の紫外光度を L_{UV} とすれば距離 d だけ離れた点での輻射流束は $L_{UV}/4\pi d^2$ と表わせます。半径 a の球型をしたダスト粒子が完全に紫外光を吸収すれば、そのエネルギー量は $\pi a^2 \cdot L_{UV}/4\pi d^2$ となります。一方、温度 T のダスト粒子が黒体輻射をしているとすれば、ステファン・

ボルツマンの法則から再放出される赤外光のエネルギー量は $4\pi a^2 \sigma T^4$ と書けます。ここで $\sigma = 5.67 \times 10^{-5} \text{erg/cm}^2 \text{sec deg}^4$ はステファン・ボルツマン定数です。これらを等しいと置けば、温度を決定する式

$$L_{\text{UV}}/(4\pi d^2) \cdot \pi a^2 = \sigma T^4 \cdot 4\pi a^2$$

を得ます。温度、距離、光度をそれぞれ、 100°K 、 1 pc 、 $10^{10} L_\odot$ を単位として測れば、(8.1) 式は次のように表現できます。

$$(T/100)^4 \approx (15/d_{\text{pc}}^2)(L_{\text{UV}}/10^{10} L_\odot).$$

すなわち、ダスト粒子の温度は距離の平方根に逆比例して下るのです。紫外光度に対する依存性が小さいので、 $L_{\text{UV}} = 10^{11} L_\odot$ を仮定すれば、 $d=0.1$ と 1 pc のときそれぞれ、 $T=1,100^\circ\text{K}(827^\circ\text{C})$ と $350^\circ\text{K}(77^\circ\text{C})$ 、 $d=10$ と 100 pc のとき $T=110^\circ\text{K}(-163^\circ\text{C})$ と $35^\circ\text{K}(-238^\circ\text{C})$ となります。

温度 T のダスト粒子はウィーンの偏位則

$$\lambda_m T = 0.51 \text{cm}^\circ\text{K}$$

にしたがって、波長 λ_m に最大強度を持つ黒体輻射（図 7.30）を放つと考えることができます。上で求めた $T=1,100^\circ\text{K}$ と 350°K は $\lambda_m \approx 4.6\mu$ と 15μ に、 $T=110^\circ\text{K}$ と 35°K は $\lambda_m = 46\mu$ と 150μ にそれぞれ対応します。NGC 1068 の赤外光スペクトル（図 8.3）は $\lambda \approx 100\mu$ 周辺にピークを持ち、ダスト粒子の温度は $T=30\sim 40^\circ\text{K}$ と推定されます。T. W. ジョーンズ達（1977）が示したように、この $30\sim 300\mu$ の遠赤外光のエネルギー量 $L \sim 1.5 \times 10^{11} L_\odot$ を説明するには、内部領域に相当する数 kpc 領域からの輻射と考えなければなりません。図 8.3 には $\lambda \sim 20 - 30\mu$ にピークを持つも

う一つのスペクトルが描かれています。これは $T \sim 170^\circ\text{K} (-103^\circ\text{C})$ の熱輻射で、E. E. ベックリン達 (1973) が $\lambda = 10\mu$ で観測した直径 100 pc の赤外光源に当るものです。

ダスト粒子の全質量は ρ を比重、 N を全個数とすれば、

$$M = (4/3)\pi a^3 \rho N$$

となります。黒体輻射を仮定すれば赤外光度は

$$L_{\text{IR}} = 4\pi a^2 \cdot \sigma T^4 \cdot N$$

ですから、上式は次のように変形できます。

$$M = (a\rho/3) \cdot (L_{\text{IR}}/\sigma T^4)$$

$a\rho/3 = 1 \times 10^{-5} \text{g/cm}^2$ ととれば、質量は

$$M/M_\odot = 34(L_{\text{IR}}/10^{10}L_\odot)(100/T)^4$$

と書けます。NGC 1068 の $L_{\text{IR}} = 1.5 \times 10^{11}L_\odot$ 、 $T=30 \sim 40^\circ\text{K}$ を代入すれば、 $M \approx (2-6) \times 10^4 M_\odot$ を得ます。しかし (8.5) 式では輻射効率を考慮していませんので、(8.7) の質量は下限と考えなければなりません。NGC 1068 に対して C. M. テレスコと D. A. ハーパー (1980) は $2 \times 10^7 M_\odot$ を、R. H. ヒルデブランド達 (1977) は $1 \times 10^8 M_\odot$ を求めています。これらは NGC 1068 の内部領域に含まれるガスの全質量の $\sim 1\%$ に当たります。

セイファート銀河の赤外光が全輻射エネルギーの半分以上を占めていることはすでに見ました。これは紫外光の半分以上がダスト粒子に吸収さ

れ、赤外光に変換されていることを意味します。NGC 1068 では9割以上が赤外光に変換されていると考えなければなりません。第VII章で解析した中心核光はこの影響を受けているはずであり、中心核光の真のスペクトル分布を決定することの困難さをあらためて認識せざるを得ません。

強力な電波源である NGC 1275 や 3C 120 の赤外輻射は、セイファート銀河としてよりもむしろ、電波銀河の基本的問題として論じられるべき性格のものです。最後に、S. A. コルゲイト（1967）は乱流プラズマからの赤外輻射を、F. J. ロウ（1970）は物質・反物質の連続的生成が赤外源“イルトロン (irtron)”内で起きていると考えたことがあることに触れておきます。

第IX章 電 波

1. 連続スペクトル

一般に渦巻銀河の半数と楕円銀河の 15% はセンチ・デシメートル波で受信できるほどのシンクロトロン輻射に起源を持つ電波を放射しています。しかし、セイファート銀河のように、中心核が電波源となっているのは、その半分以下です。P.C. ファン・デア・クルイト (1973) によれば、通常の渦巻銀河が電波中心核を持つ割合は 20% 以下です。

A.G. ド・ブリヤンと A.S. ウィルソン (1976) が 1,415 MHz (21.2 cm) の電波で観測した結果では、電波セイファート銀河を除く 56 個中、36 個のセイファート銀河に電波が検出されています (表 9.1)。観測はオランダ・ウェスタボークの 12 基の 25 m パラボラ・アンテナから構成される電波干渉計 (WSRT=Westerbork Synthesis Radio Telescope) によって行なわれ、観測限界は 4 mJy ($1 \text{ mJy} = 10^{-29} \text{ W/m}^2\text{Hz}$) です。他に Mkn 506, Mkn 533, Mkn 668 (OQ 208), MCG 8-11-11, NGC 6764 等の電波も検出されています。電波源の大きさ、あるいは構造の観測されているものは近いセイファート銀河に限られていますが、その大きさは数 100 pc～数 kpc の範囲にあり、銀河の大きさの 10 分の 1 以下です。セイファート銀河の電波源は輝線スペクトルを輻射する中心核領域とよく一致しています。

表 9.1 セイファート銀河の電波強度

銀河 Mkn	銀河 他 の 名前	V_r (km/s)	型	1415MHz で のスペクトル 指数	電波強度 $P_{1415\text{MHz}}$ 10^{21}W/Hz ・ 立体角	電波サイズ (kpc)
1	NGC 449	4800	2	-0.60 ± 0.07	6	< 0.5
3		4110	2	-0.80	68	< 0.4
6	IC 450	5920	2	-0.94 ± 0.05 (全) -0.98 ± 0.15 (コ ア)	36	34(ハロ) < 0.2 (コア)
34		15300	2		15	< 30
78		11260	2		16	67
79		6580	1		3.2	< 10
110		10800	1		5	< 31
124		16970	1		8	< 49
176	VV 150	8080	2		5.2	< 16
198		7220	2		1.2	< 21
205		21180	1		5.1	< 41
231		12300	1	-0.54 ± 0.06 (全) -0.52 ± 0.1 (コ ア)	150	72(ハロ) < 1 (コア)
268		12300	2		21	< 18
270		2700	2		0.4	< 4
273		11400	2	-0.59 ± 0.08	66	< 1
279		9220	1		6.8	< 11
290		9240	1		1.7	< 27
298	IC 1182	10350	2		1.8	< 30
335		11830	1		12	< 23
348	NGC 262	4200	2	(~ 0.0)	23	< 0.4
374		13200	1		9	< 38
463		15140		-1.02 ± 0.15	300	
	NGC 1068	1090	2	-0.75 ± 0.03 (全) -0.25 ± 0.07 (コ ア)	20	1 kpc(ハロ) $0.2\text{pc} < d < 32\text{pc}$ (コ ア)

銀河 Mkn	銀河 他の 名前	V_r (km/s)	型	1415MHz で のスペクトル 指数	電波強度 $P_{1415\text{MHz}}$ 10^{21}W/Hz ・ 立体角	電波サイズ (kpc)
	1275	5290	2	(~ 0.0)	(2000)	多成分
	1566	1170	1	-0.70 ± 0.06	1.5	15
	3227	1000	2	-0.84 ± 0.1 -0.2	0.4	< 0.4
	3516	2780	1		0.7	< 2
	4051	700	1	-0.40 ± 0.2	0.04	0.7
	4151	990	1	-0.74 ± 0.05	1.3	0.3
	5548	4990	1		3	< 4
	6764	2650	2	-1.05 ± 0.25	5	
	6814	1590	1		< 0.05	
	7469	5020	1	-0.85 ± 0.25	19	1.5
	IC 4329A	4140	1		16	
	I Zw 1	18280	1		13	< 53
	III Zw 2	26930	1		(800)	
	3 C 120	9900	1	(-0.1)	(2000)	多成分
	227	25600	1	-0.82 ± 0.02	1.7×10^4	440
	287.1	64700	1	-0.51 ± 0.07	4×10^4	395
	390.3	17100	1	-0.78 ± 0.03	1.3×10^4	350(全) < 5 (コア)
	PKS 2349- 01	52200	1	-0.8 ± 0.1	1.6×10^4	86
	NGC 5506	1800	1	-0.49 ± 0.03	3.9	< 4

(1) 電波源の構造

NGC 1068 (図 3.9; 図 3.10), NGC 3227 (図 3.27), NGC 7469 (図 3.30), それに電波源の NGC 1275 (図 3.34; 図 3.45), 3C 120 (図 3.50), 3C 390.3 (図 3.54) の電波源の構造は第三章で既に調べました. NGC 1068 では約 1 kpc のハロと 0.2–32 pc のコアがあり, NGC 7469 の電波源も直径

2 kpc のハロと 150 pc 以下のコアとから成っています。Mkn 6 (図 5.1) や Mkn 231 (図 5.9) にはさらに大きなハロが観測されます (図 9.1)。その直径はそれぞれ、34 kpc と 72 kpc あり、Mkn 231 の電波ハロは可視光で見られる最外部領域と同一方向に延びています。Mkn 6 は 1 型と 2 型の間的性格を持ち、Mkn 231 は強く赤化を受けた 1 型の変形銀河であることにも注意しましょう。

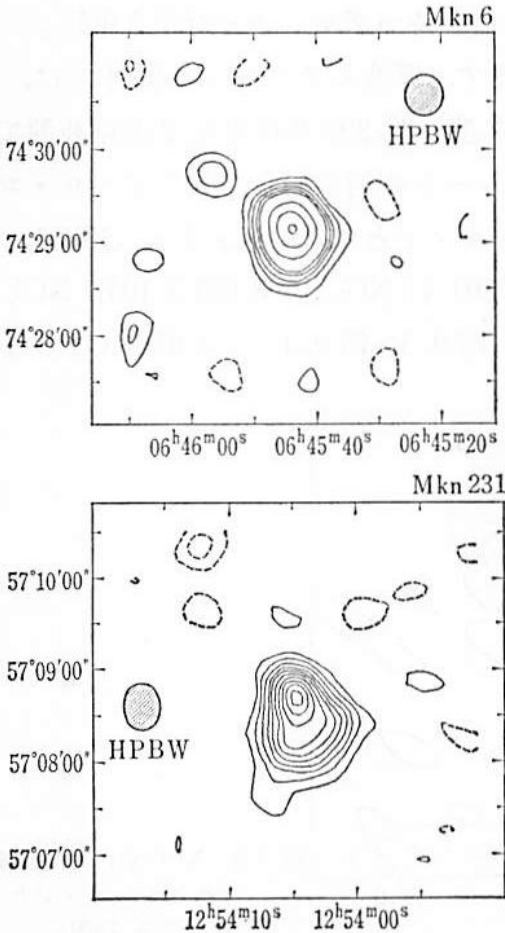


図 9.1 Mkn 6 と Mkn 231 の電波構造。(A.G. F・ブリヤンと A. S. ウィルソン 1976)。

図 9.1 Mkn 6 と Mkn 231 の電波構造. (A.G. ド・ブリヤンと A.S. ウィルソン 1976).
 上図 Mkn 6 : 縦軸 (赤緯) $74^{\circ}28'00''$, $74^{\circ}29'00''$, $74^{\circ}30'00''$. 横軸 (赤経) $06^{\text{h}}45^{\text{m}}20^{\text{s}}$,
 $06^{\text{h}}45^{\text{m}}40^{\text{s}}$, $06^{\text{h}}46^{\text{m}}00^{\text{s}}$. HPBW を右上にハッチで示す. 下図 Mkn 231 : 縦軸 (赤緯)
 $57^{\circ}07'00''$, $57^{\circ}08'00''$, $57^{\circ}09'00''$, $57^{\circ}10'00''$. 横軸 (赤経) $12^{\text{h}}54^{\text{m}}00^{\text{s}}$, $12^{\text{h}}54^{\text{m}}10^{\text{s}}$.
 HPBW を左下にハッチで示す.

電波セイファート銀河の NGC 1275 と 3C 120 には電波の強度変化を示す 1 pc 以下のコア成分が存在しますが, P.C. クレーン (1979) の観測によれば, NGC 3227, NGC 7469, Mkn 1, Mkn 348 も 1 pc 以下のコンパクト電波源を持っています. Mkn 348 は 2 型と分類されていますが, 電波強度の変動が観測される特異なセイファート銀河です.

電波銀河はハロ・コア構造を持つグループと対状 2 重電波源を持つグループとに大別されます. 電波セイファート銀河では, NGC 1275 と 3C 120 はハロ・コア型, 3C 390.3 は対状 2 重電波源です. 電波の静かな通常のセイファート銀河の場合, 大半がハロ・コア構造を示しますが, A.S. ウィルソンと A.G. ウィリス (1980), および A.S. ウィルソン達 (1980) は NGC 1068 (図 3.10), NGC 5548 (図 9.2; 図 5.5), Mkn 3 (図 9.3; 図 9.4) の 3 個のセイファート銀河に対状 2 重電波源が存在すると主張しています. しかし, 3C 390.3 (図 3.54) や NGC 5128 (図 4.32), NGC 1316 (図 4.41) の対状 2 重電波源と比較すると, これらの規模は大変小さく, NGC 1068 の南北の電波源は中心から 750 pc, NGC 5548 の北と南の電波源は中心からそれぞれ 2.5 kpc と 1.6 kpc 離れた位置にあります. Mkn 3 の対状 2 重電波源は 600 pc しか離れていません.

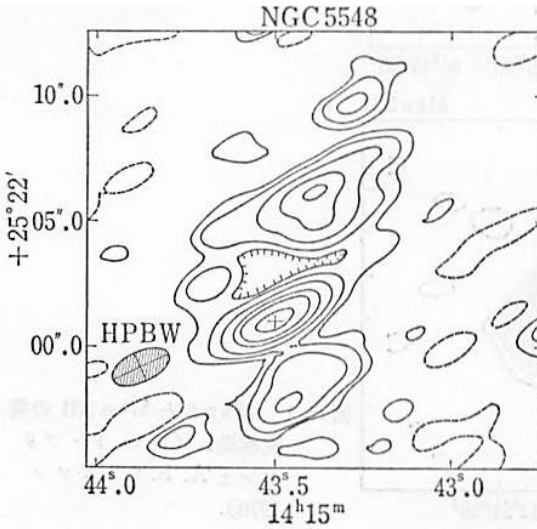


図 9.2 NGC 5548 の電波構造.
(A.S. ウィルソンと A.G. ウィリス 1980).

図 9.2 NGC 5548 の電波構造. (A.S. ウィルソンと A.G. ウィリス 1980). 縦軸 (赤緯) +25°22' 00".0, 05".0, 10".0. 横軸 (赤経) 14^h15^m 43".0, 43".5, 44".0. HPBW を左下にハッチで示す.

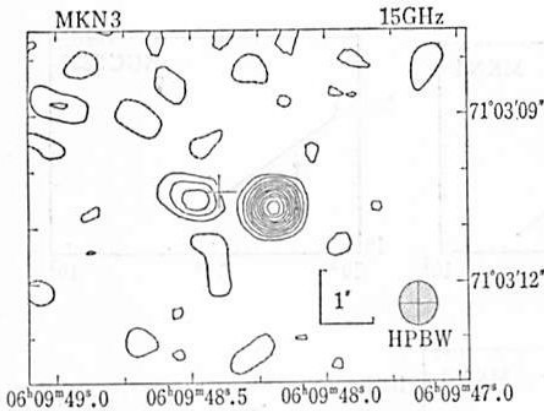


図 9.3 Mkn 3 の電波構造.
(A.S. ウィルソン達 1980).

図 9.3 Mkn 3 の電波構造. (A.S. ウィルソン達 1980). 図中左上に MKN3, 右上に 15GHz. 縦軸 (赤緯) $71^{\circ}03'09''$, $71^{\circ}03'12''$. 横軸 (赤経) $06^{\text{h}}09^{\text{m}}49^{\text{s}}.0$, $06^{\text{h}}09^{\text{m}}48^{\text{s}}.5$, $06^{\text{h}}09^{\text{m}}48^{\text{s}}.0$, $06^{\text{h}}09^{\text{m}}47^{\text{s}}.0$. スケール棒 $1'$ と HPBW を図中に示す.

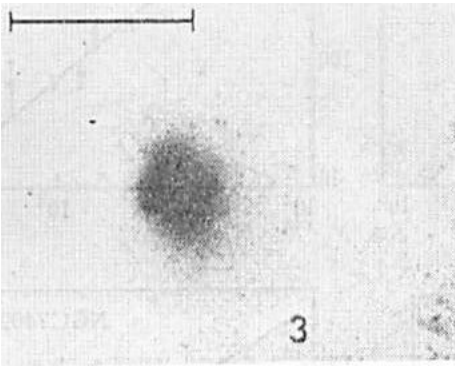


図 9.4 Mkn 3 の写真. スケールは $30''$. (T. F. アダムス 1977).

図 9.4 Mkn 3 の写真. スケールは $30''$. (T. F. アダムス 1977).

(2) スペクトル分布

セイファート銀河の電波は基本的には $f_{\nu} \propto \nu^{-\alpha}$ のシンクロトロン輻射のスペクトル分布を示します. 図 9.5 に 1 型の NGC 3227, NGC 4151, NGC 7469, 2 型の Mkn 1, Mkn 3, Mkn 273 のスペクトル分布を示します. 図 9.6 はハロ・コア構造を持つ NGC 1068 と Mkn 6 のスペクトル分布です. NGC 1068 の場合, 観測されるスペクトル指数は $\alpha = 0.8$ ですが, コア成分のスペクトル分布は大変平坦で $\alpha = 0.25$ です. 電波強度に変動の見られる Mkn 231, Mkn 348, III Zw 2 のスペクトル分布は大変複雑で, 1 本のシンクロトロン・スペクトルでは表現できません (図 9.7). $\sim 10,000$ MHz (10GHz; 3 cm) よりも高い振動数領域のスペクトルにはシンクロトロン輻射の自己吸収的特徴が見られ, 電波源 NGC 1275, 3C 120, 3C 273 等と類似しています. これらの中心核内には規模は小さいけれども, NGC 1275 や 3C 120 に類似した活動するコンパクトな電波源が存在すると推定されます.

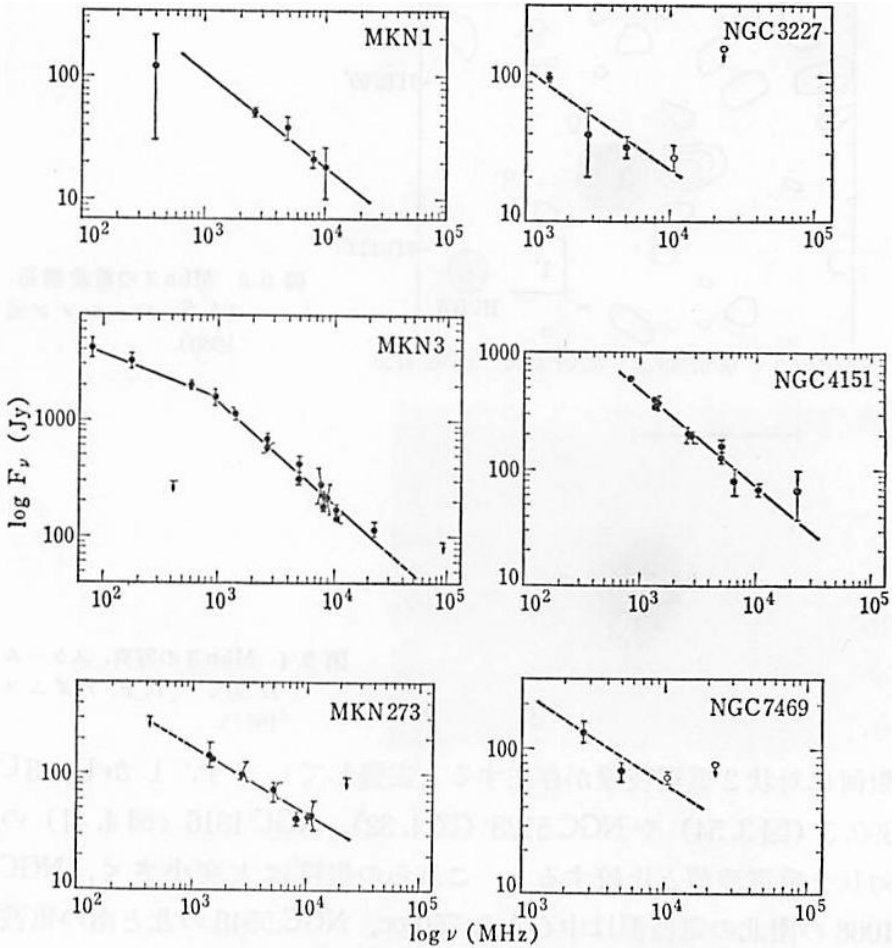


図 9.5 セイファート銀河の電波スペクトル.

図 9.5 セイファート銀河の電波スペクトル. 縦軸 $\log F_\nu$ (Jy), 横軸 $\log \nu$ (MHz). 6 枚のパネル: MKN1, NGC 3227, MKN3, NGC 4151, MKN273, NGC 7469. 横軸目盛は $10^2 \sim 10^5$ MHz, 縦軸目盛は $10 \sim 1000$ Jy.

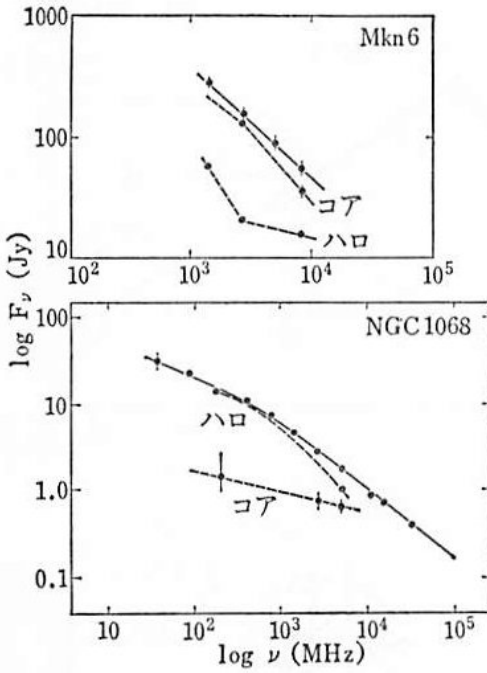


図 9.6 NGC 1068 と Mkn 6 の電波スペクトル.

図 9.6 NGC 1068 と Mkn 6 の電波スペクトル. 縦軸 $\log F_\nu$ (Jy), 横軸 $\log \nu$ (MHz). 上図 Mkn 6 ($0.1 \sim 1000$ Jy, $10^2 \sim 10^4$ MHz), 下図 NGC 1068. 各図内に「コア」「ハロ」の 2 本の曲線を示す.

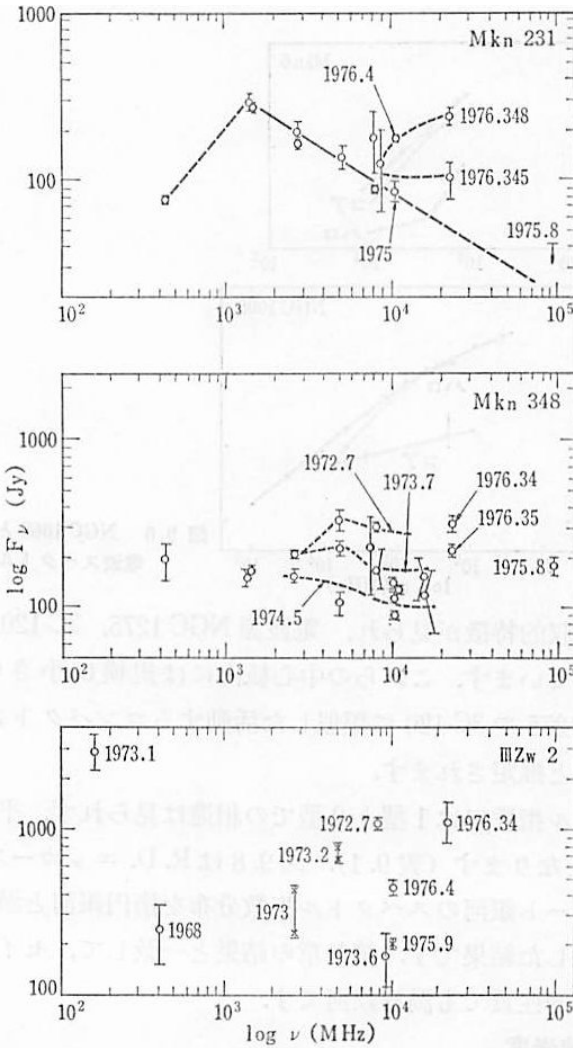


図 9.7 電波強度に変動の見られる Mkn 231, Mkn 348, III Zw 2. 縦軸 $\log F_\nu$ (Jy), 横軸 $\log \nu$ (MHz). 上図 Mkn 231: 観測年 1975, 1975.8, 1976.4, 1976.345, 1976.348 を付記. 中図 Mkn 348: 観測年 1972.7, 1973.7, 1974.5, 1975.8, 1976.34, 1976.35 を付記. 下図 III Zw 2: 観測年 1968, 1973, 1973.1, 1973.2, 1973.6, 1975.9, 1976.4, 1976.34, 1972.7 を付記.

スペクトル指数には1型と2型での相違は見られず、平均すると $\langle\alpha\rangle \approx 0.8$ となります (表 9.1). 図 9.8 は R.D. エッカーズ (1978) がセイファート銀河のスペクトル指数分布を楕円銀河と渦巻銀河のものと比較した結果です. 第V章の結果と一致して, セイファート銀河は電波的性質でも渦巻銀河です.

(3) 電波光度

表 9.1 には 1,415 MHz での電波強度 P_{1415} が与えられています. これは絶対輻射流束 F_ν を全立体角 4π で割ったものです ($F_\nu = 4\pi P_\nu$). 電波セイファート銀河を除いて1型と2型の電波強度の分布を調べてみると, 2型セイファート銀河の方が電波が強いという傾向が得られます (図 9.9). 表 9.1 でわかるように, 電波の検出されたセイファート銀河の半数以上が2型であり, 1型のかかりのものは上限値しか求まっていません.

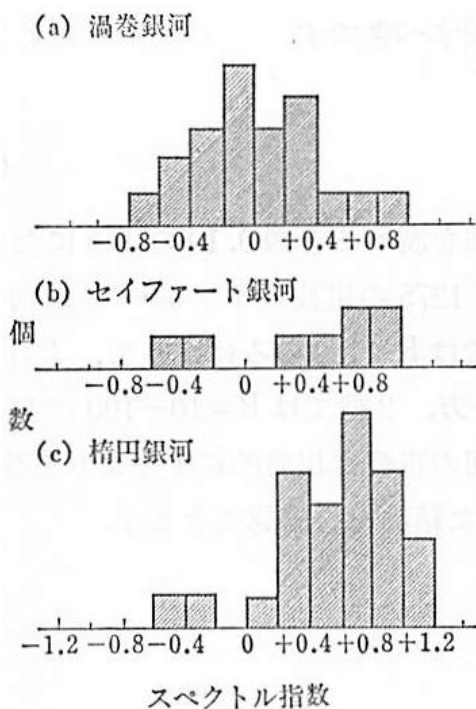


図 9.8 セイファート銀河のスペクトル指数と渦巻銀河、楕円銀河との比較. スペクトル指数は 1.4 と 5.0 GHz 間で定義. (R. D. エッカース 1978).

図9.8 セイファート銀河のスペクトル指数と渦巻銀河、楕円銀河との比較. スペクトル指数は 1.4 と 5.0 GHz 間で定義. (R.D. エッカーズ 1978). (a) 渦巻銀河, (b) セイファート銀河, (c) 楕円銀河. 縦軸「個数」, 横軸「スペクトル指数」, 目盛 -1.2, -0.8, -0.4, 0, +0.4, +0.8, +1.2.

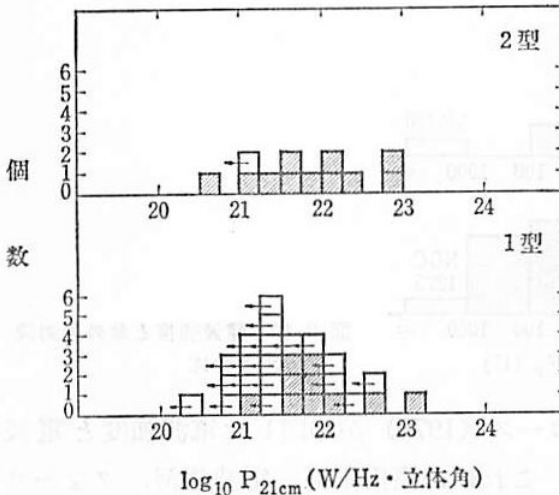


図 9.9 1 型と 2 型セイファート銀河の電波強度. 斜線は表 9.1 で電波が測定されたもの, 矢印は上限値のみ. (A.G. ド・ブリヤンと A.S. ウィルソン 1978).

図9.9 1 型と 2 型セイファート銀河の電波強度. 斜線は表 9.1 で電波が測定されたもの, 矢印は上限値のみ. (A.G. ド・ブリヤンと A.S. ウィルソン 1978). 上図「2 型」, 下図「1 型」, 縦軸「個数」(0~6), 横軸 $\log_{10} P_{21\text{cm}}$ (W/Hz・立体角), 目盛 20, 21, 22, 23, 24.

一般に 10^{40} erg/s の電波光度を境にして, 強い電波源 (strong radio source) と弱い電波源 (weak radio source) とに分類されますが, 中心核の全波長域の性質を調べるためにはむしろ, 電波と可視・紫外光の強度を直接比較すべきです.

この比を

$$R = \frac{4\pi P_{1415}}{F_{\nu}(U)}$$

で定義し、1 型と 2 型の分布を調べると図 9.10 のようになります。 $R \geq 1,000$ は 3C 120 と NGC 1275 の電波セイファート銀河のみです。1 型セイファート銀河では $R < 100$ のみばかりで、大半は $R \approx 1-10$ に集中しています。一方、2 型では $R \approx 10-100$ に集中が見られ、2 型セイファート銀河の電波は相対的に 1 型よりも少なくとも 10 倍は強いという上で得た結論を再確認できます。

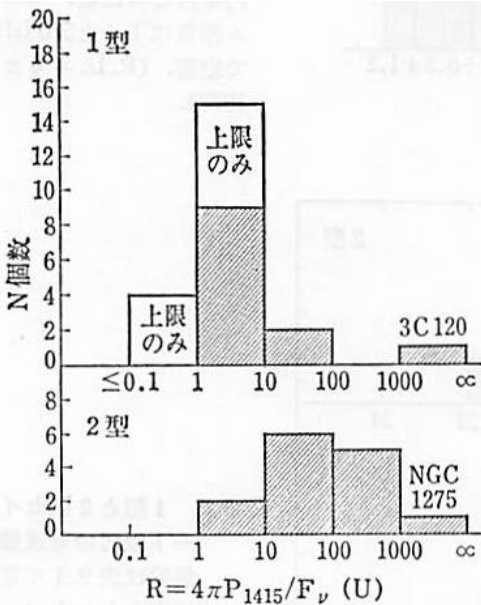


図 9.10 電波強度と紫外絶対流束との比

図 9.10 電波強度と紫外絶対流束との比. 上図「1 型」、下図「2 型」、縦軸 N (個数)、横軸 $R = 4\pi P_{1415}/F_\nu (U)$ 、目盛 $\leq 0.1, 1, 10, 100, 1000, \infty$ 。上図には「上限のみ」の区画、右端に 3C 120、下図右端に NGC 1275 を付記。

図 9.11 は R.D. エッカーズ (1978) が作図した電波強度と電波源の大きさとの相関です。これには楕円銀河、電波銀河、クエーサーの明るくコンパクトなグループと、渦巻銀河とセイファート銀河から成るグループとの明確な分離が見られます。スペクトル指数ばかりでなくここでも、非電波源のセイファート銀河は渦巻銀河のグループに属するのです。図 9.11 はま

た、渦巻銀河のグループ中でセイファート銀河は最も明るい電波光度を持つことを示しています。これは C.M. ウェイド (1968) によって明らかにされた性質です。

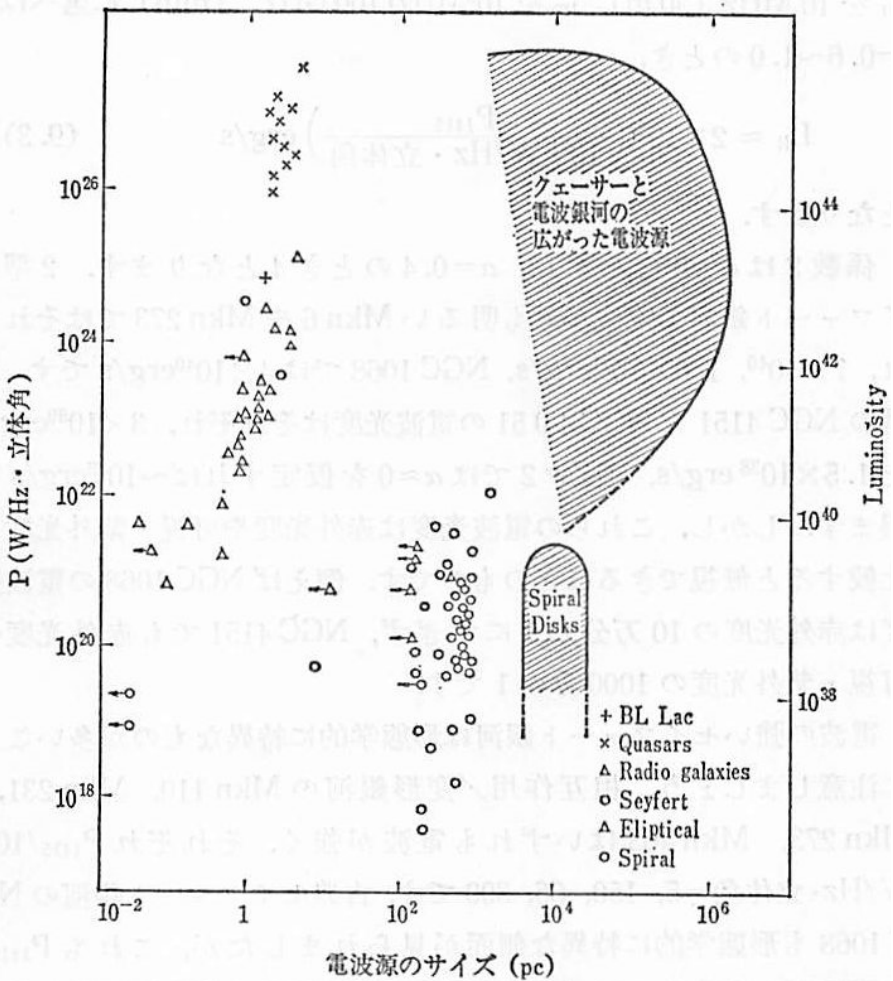


図 9.11 電波強度と電波源の大きさ. (R.D. エッカース 1978).

図 9.11 電波強度と電波源の大きさ. (R.D. エッカーズ 1978). 縦軸 P (W/Hz・立体角) $10^{18} \sim 10^{26}$, 右縦軸 Luminosity $10^{38} \sim 10^{44}$, 横軸「電波源のサイズ (pc)」 $10^{-2} \sim 10^6$. 図中の斜線域に「クエーサーと電波銀河の広がった電波源」, および「Spiral Disks」. 凡例: + BL Lac, × Quasars, △ Radio galaxies, ○ Seyfert, △ Elliptical, ○ Spiral.

電波光度 L_R は 1,415 MHz での強度から次式で計算されます.

$$L_R = \int_{\nu_1}^{\nu_2} 4\pi P_{1415} \left(\frac{\nu}{1,415 \text{ MHz}} \right)^{-\alpha} d\nu$$

ν_1 を 10 MHz (30 m), ν_2 を 10^5 MHz (100 GHz; 3 mm) に選べば $\alpha = 0.6 \sim 1.0$ のとき,

$$L_R \approx 2 \times 10^{39} \left(\frac{P_{1415}}{10^{21} \text{ W/Hz} \cdot \text{立体角}} \right) \text{ erg/s}$$

となります.

係数 2 は $\alpha = 0$ のとき 12, $\alpha = 0.4$ のとき 4 となります. 2 型セイファート銀河で電波が最も明るい Mkn 6 や Mkn 273 ではそれぞれ, 7×10^{40} , 1.6×10^{41} erg/s, NGC 1068 では 4×10^{40} erg/s です. 1 型の NGC 4151 と NGC 4051 の電波光度はそれぞれ, 3×10^{39} erg/s と 1.5×10^{38} erg/s, III Zw 2 では $\alpha \approx 0$ を仮定すれば $\sim 10^{43}$ erg/s を得ます. しかし, これらの電波光度は赤外光度や可視・紫外光度と比較すると無視できるほどのものです. 例えば NGC 1068 の電波光度は赤外光度の 10 万分の 1 にすぎず, NGC 4151 でも赤外光度や可視・紫外光度の 1000 分の 1 です.

電波の強いセイファート銀河は形態学的に特異なものが多いことに注意しましょう. 相互作用／変形銀河の Mkn 110, Mkn 231, Mkn 273, Mkn 463 はいずれも電波が強く, それぞれ $P_{1415}/10^{21} \text{ W/Hz} \cdot \text{立体角} = 5, 150$,

66, 300 です。古典セイファート銀河の NGC 1068 も形態学的に特異な側面が見られましたが、これも $P_{1415}/10^{21}\text{W/Hz} \cdot \text{立体角}=20$ と強力です。NGC 4051 と NGC 3227 は共に最も暗いセイファート銀河ですが、2重銀河の NGC 3227 は NGC 4051 に比べて 10 倍も電波では明るいのです。同様、2重銀河の NGC 7469 も電波は $P_{1415}/10^{21}\text{W/Hz} \cdot \text{立体角}=19$ と強力です。

(4) 相 関

図 9.10 から予想されるように、電波強度と紫外連続光の絶対流束 $F_U(U)$ との相関は明確ではありませんが、電波の明るいものほど、輝線光度も明るいという傾向は見られます。A.S. ウィルソンと A.G. ウィリス (1980) は電波強度と 2 型セイファート銀河の輝線幅との間に、電波の強いものほど輝線幅が広いという相関を見出しています (図 9.12)。

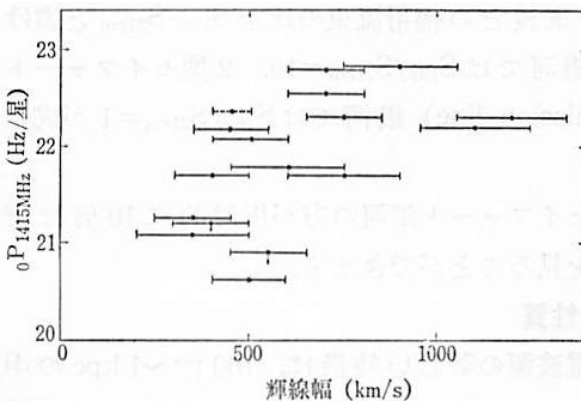


図 9.12 電波強度と 2 型セイファート銀河の輝線幅. (A.S. ウィルソンと A.G. ウィリス 1980).

図 9.12 電波強度と 2 型セイファート銀河の輝線幅. (A.S. ウィルソンと A.G. ウィリス 1980). 縦軸 $\log_{10} P_{1415}\text{MHz (Hz/星)}$, 目盛 20, 21, 22, 23. 横軸「輝線幅 (km/s)」, 目盛 0, 500, 1000.

電波と赤外光との相関は P.C. ファン・デア・クルイト (1971) によって、初めて見出されました。図 9.13 は 1 型と 2 型のセイファート銀河に対する電波・赤外光の相関です。 $\lambda = 10\mu$ の赤外光と 1,415 MHz (21 cm) の電波と

の輻射流束の比を $S_{10\mu}/S_{21\text{cm}}$ と書けば、1 型セイファート銀河では $S_{10\mu}/S_{21\text{cm}} \approx 10$ 、2 型セイファート銀河と SEL (sharp emission line) 銀河では $S_{10\mu}/S_{21\text{cm}} \approx 1$ が成立っています。

ここでもまた、2 型セイファート銀河の方が相対的に 10 倍ほど電波が強いという性質を見ることができます。

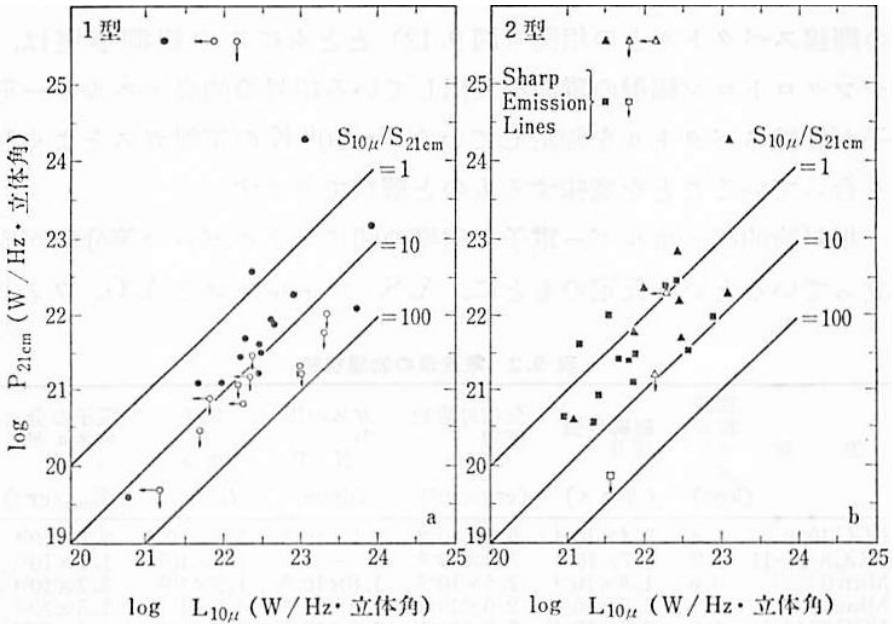


図 9.13 1 型と 2 型セイファート銀河の電波と赤外強度. (A. G. ド・ブリヤンと A. S. ウィルソン 1978).

図 9.13 1 型と 2 型セイファート銀河の電波と赤外強度. (A. G. ド・ブリヤンと A. S. ウィルソン 1978). a : 1 型, b : 2 型. 縦軸 $\log P_{21\text{cm}} (\text{W}/\text{Hz} \cdot \text{立体角})$ 19~25, 横軸 $\log L_{10\mu} (\text{W}/\text{Hz} \cdot \text{立体角})$ 20~25. 図中の斜線は $S_{10\mu}/S_{21\text{cm}} = 1, = 10, = 100$. b 図には「Sharp Emission Lines」の凡例あり.

(5) 電波源の物理的性質

セイファート銀河の電波源の著しい特徴は、100 pc～1 kpc の中心核領域と一致することです。先に述べたように、通常の渦巻銀河の 20% 以下にしかそのような電波源は観測されません。電波強度の輝線スペクトルとの相関（図 9.12）とともにこの観測事実は、シンクロトロン輻射の電波を放出している相対論的高エネルギー電子が輝線スペクトルを輻射している $T \sim 10^4$ K の電離ガスとよく混り合っていることを意味するものと解釈できます。

相対論的高エネルギー電子と磁場の間にエネルギーの等分配が成立しているという仮定のもとに、A.S. ウィルソンと A.G. ウィリス (1980) によって計算されたセイファート銀河の電波源の物理的性質を表 9.2 に示します。

表 9.2 電波源の物理状態

銀河	電波源のサイズ (kpc)	磁場の強度 B (ガウス)	全相対論的圧力 $B^2/4\pi$ (erg/cm ³)	ガスの圧力 N_{ekT} (dyne)	電子の寿命 t_R (年)	電子の全エネルギー E_{min} (erg)
NGC 1068	1.4	3.4×10^{-4}	9.5×10^{-9}	2.2×10^{-8}	5.1×10^4	2.5×10^{54}
MCG8-11-11	1.2	1.7×10^{-4}	2.2×10^{-9}	—	1.6×10^5	1.1×10^{55}
Mkn 6	0.8	1.8×10^{-4}	2.5×10^{-9}	1.8×10^{-9}	1.3×10^5	3.7×10^{54}
Mkn 78	4.1	5.7×10^{-5}	2.6×10^{-10}	2.2×10^{-9}	8.5×10^5	1.5×10^{55}
NGC 5548	4.8	3.0×10^{-5}	7.0×10^{-11}	5.0×10^{-8}	1.8×10^6	4.4×10^{54}
NGC 6764	2.2	6.0×10^{-5}	2.8×10^{-10}	3.5×10^{-9}	7.1×10^5	1.3×10^{55}
Mkn 315	5.7	3.4×10^{-5}	9.2×10^{-11}	7.0×10^{-9}	1.5×10^6	6.9×10^{55}

ここで陽子を含めた相対論的高エネルギー粒子の全エネルギーは電子のものの 2 倍と仮定されています。これを 100 倍に取れば磁場は 3 倍ほど強くなります。磁場は $3 \times 10^{-5} \sim 3 \times 10^{-4}$ gauss (1 Tesla = 1 Weber/m² = 10⁴ gauss) の強さの範囲にあり、平均すると $\sim 10^{-4}$ gauss 程度です。 $B^2/4\pi$ は全相対論的圧力です。

t_R は相対論的高エネルギー電子がシンクロトン輻射と逆コンプトン散乱で、そのエネルギーを失うことに対する寿命です。 $E_{\min}$ は相対論的高エネルギー粒子の持つ全エネルギーです。相対論的電子と磁場にエネルギーの等分配を仮定した場合、それは最小値となります。禁制線を輻射する電離ガスの質量を $M \sim 10^6 M_\odot$ 、その速度を $v \sim 500\text{--}1,000 \text{ km/s}$ と取れば、運動エネルギーは $E_{\text{kin}} \sim 10^{54} - 10^{55} \text{ erg}$ となり、相対論的高エネルギー粒子の持つ全エネルギーと同程度であることが分ります。

相対論的高エネルギー粒子の起源として二つの可能性が考えられます。一つは中心核から放出されたという考えです。NGC 1068, NGC 5548, Mkn 3 の対状 2 重電波源が単に見かけだけではなく、中心核からの放出によって造られたものであれば、この解釈は有望です。他は電離ガス雲内で発生する衝撃波が粒子を加速するという考えです。電波強度と輝線スペクトルの間に見られる相関はこの解釈に都合のよい事実です。

現在のところ、いずれが正しいか、あるいは他にも可能な解釈があるのかはつきりしません。さらに詳しい観測とともに、粒子の加速機構や高エネルギー粒子と通常的气体雲との相互作用等の理論的研究が必要でしょう。

2. 線スペクトル

(1) 中性水素の 21 cm 線

中性水素原子が放射する波長 21 cm (1420.406 MHz) の輝線は、光学的手段では観測することのできない低温度の水素ガスの量や分布、運動等を知る上で貴重です。天の川銀河の渦巻構造を知ることができたのも、この 21 cm 線スペクトルの観測に負うところが多いのです。

セイファート銀河の 21cm 観測は渦巻銀河の中性水素の研究と並行して、1970 年頃から行なわれました。もちろん、初期の観測では古典セイファート銀河に限られていました。セイファート銀河の系統的な 21 cm 電波観測は T.M. ヘックマン、B. バリック、W.T. サリバン (1978) によって行なわれました。彼らは距離が 200 Mpc 以内のセイファート銀河と類似した銀河 58 個を 91 m と 305 m の電波望遠鏡で観測し、25 個の銀河に対して中性水素ガスの質量を求めました。表 9.3 はヘックマン達の観測結果です。これには 21 cm 線の幅 (FWOI) Δv , 光学的に決定された速度と 21 cm 線の速度 v_{opt} と v_{HI} , 中性水素の質量 M_{HI} と写真等級から求めた光度 L_{pg} との比 $M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$, それに形態学的タイプ T と 21 cm 線の輪郭とが与えられています。形態学的タイプは $-5=E$, $-1=SO$, $1=Sa$, $3=Sb$, $5=Sc$ と定義されます。

代表的なセイファート銀河の NGC 1068 と NGC 4151 は $3 \sim 4 \times 10^9 M_{\odot}$ の中性水素を持っています。最も規模の小さい NGC 3227 と NGC 4051 でも中性水素の質量は $\sim 2 \times 10^9 M_{\odot}$ です。ところが比較的明るい NGC 5548 と NGC 7469 ではそれぞれ $1 \times 10^9 M_{\odot}$ と $6 \times 10^9 M_{\odot}$ です。中性水素の質量は中心核活動の規模と直接の対応を持ちません。表 9.3 で最も多量の中性水素を持つ Mkn 10 (図 5.2) と Mkn 463 (図 5.9) ではその質量は $\sim 1 \times 10^{11} M_{\odot}$ に達し、通常の銀河の全質量に匹敵するほどです。Mkn 348 (図 5.8), Mkn 358, Mkn 541 (図 5.6) にも $\sim 3 \times 10^{10} M_{\odot}$ という多量の中性水素が観測されています。M. モーリスと P. ワニア (1980) による最近の観測によれば、Mkn 348 の中性水素ガス雲は直径 300 kpc あり、 $5 \times 10^{10} M_{\odot}$ の質量を持ちます。この銀河は変動電波源 (図 9.7) を持つ特異な 2 型セイファート銀河であり、形態学的には 2 重銀河です。

表 9.3 セイファート銀河の中性水素

銀河	$\Delta\nu$	ν_{opt}	ν_{HI}	$M_{\text{HI}}/10^9 M_{\odot}$	$M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$	T	21 cm 輝線輪郭
III Zw 2		26930		<122	<.33	pec	
MK 348		4700	4534	34	3.3	0	1 ps
MK 352	400	4477	4448	3.2	0.20	-2	2 pa
MK 1	220	4793	4780	1.8	0.10	pec	1 ps
MK 358		13750		<53	<.5	4	
MK 590	1010	8100	7910	30	0.35	1	1 ps?
NGC 985		12950		<13	<.04	ring	
NGC 1068	670	1109	1140	3.5	0.02	3	2 ps
III Zw 55		7380		<7.7	<.13	-5	
3 C 120		9900		<22	<.11	-2	
MK 3	1450:	4054	3952	14.3	0.53	-2	cpx
MK 6		5660		<4.6	<.11	-1	abs.
MK 374		13200		<26	<.21	3	
MK 376		16800		<50	<.42	3	
MK 79		6598	6643	16.5	0.12	3	2 pa
MK 10	680	8685	8753	86	0.29	3	2 ps
MK 382		10200		<15	<0.25	4	
MK 391	505	3979	3992	4.0	0.40	1	2 ps?
NGC 2782	500	2537	2562	9.8	0.14	1	2 pa
MK 110		10800		<11	<.27	pec	
Zw 0934 +01		15550		<39	<.26	3	
AKN 223	155	6600	6518	8.9	0.23	0	1 ps
MK 142		13500		<26	<.63	-2	
NGC 3227	800:	1152	1106	2.4	0.10	1	2 pa
MK 34		15300		<33	<.36	0	
AKN 253	910:	7800	7808	50	0.40	0	cpx
NGC 3516		2540		<1.0	<.02	-2	
MK 40		6150		<8	<.21	-2	

銀河	$\Delta\nu$	ν_{opt}	ν_{HI}	$M_{\text{HI}}/10^9 M_{\odot}$	$M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$	T	21 cm 輝線輪郭
MK 176	485	8080	8208	12.8	0.15	0	2 ps
MK 42		7200		<6	<.34	2	
NGC 4051	480	674	701	1.7	0.12	4	2 ps
MK 198		7220		<4	<.09	-2	
NGC 4151	295	970	994	4.4	0.16	2	2 ps
NGC 4235		2410		<1.3	<.02	1	
MK 50		6910		<6	<.26	-2	
NGC 4670	380	1159	1084	1.1	0.22	0	1 ps
MK 231		12430		<21	<.09	5	abs.
NGC 4939	605	3096	3109	41	0.33	4	2 ps
MK 270		2700		<.55	<.06	-2	
MK 273		11460		<100	<.55	pec	
MK 279		9220		<23	<.31	-2	
MK 463	210:	15140	14702	124	0.96	3	1 ps
NGC 5548	325	4981	5204	1.1	0.01	0	1 ps, abs.
MK 471	405	10132	10256	12.5	0.21	1	1 ps
MK 474		12300		<14	<.2	0	
MK 290		9240		<9	<.14	-5	
MK 291		10500		<27	<.28	1	
MK 298		10230		<8.4	<0.17	pec	
MK 501		10000		<40	<.13	pec	
MK 504		10800		<13	<.42	-1	
MK 506		12900		<25	<.22	-2	
MK 507		15900		<59	<.61	-2	

表 9.3 セイファート銀河の中性水素（つづき）

銀河	$\Delta\nu$	ν_{opt}	ν_{HI}	$M_{\text{HI}}/10^9 M_{\odot}$	$M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$	T	21 cm 輝線輪郭
NGC 6764	365	2405	2412	8.2	0.19	3	2ps?
NGC 6814		1437	1560	7.8	0.16	4	2pa
II Zw 136		18510		<61	<.10	pec	
NGC 7469	1300:	4894	4754	6.3	0.04	1	cpx
NGC 7603		8800		<17	<.14	3	
MK 541	1495:	12300	11716	28	0.01	2	cpx

セイファート銀河は同じ形態学的タイプの正常銀河に比較して、異常に大きな $M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$ のバラツキを示します（図 9.14）。図中の波線は C. バルコフスキー (1973) が観測した正常銀河の分布する領域です。これには T の大きな晩期型銀河ほど $M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$ の比が大きくなる傾向が見られます。セイファート銀河では、この領域からはずれるものが多く、Mkn 3, Mkn 348, Mkn 463（表 9.4）は大きな $M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$ を持つ方向に、NGC 1068, NGC 3516, NGC 5548, NGC 7469（表 9.5）は小さな比を持つ方向にはずれています。 $M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$ の大きいグループには 2 型や変形銀河が、小さいグループには最外部にリング構造を持つものが多いように見えます。

21 cm 線の視線速度は光学的に決定されたものとよく一致しています（表 9.3）。図 9.15 は 21 cm 線の幅の分布です。幅広いものが比較的多く、特に幅広いグループ（表 9.6）の内、NGC 3227, NGC 7469, Mkn 590 は 2 重銀河です。

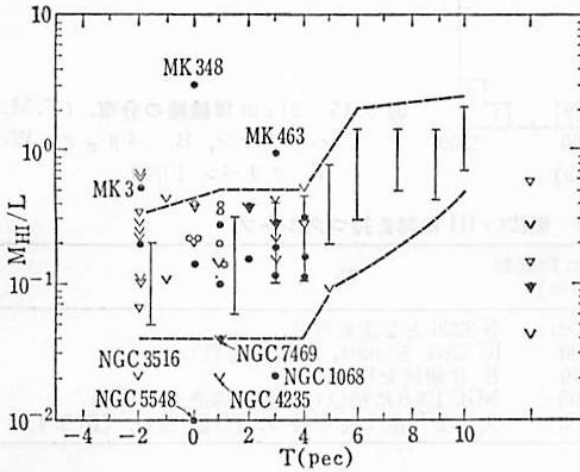


図 9.14 $M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$ と形態学的タイプ T. (T. M. ヘックマン, B. バリック, W.T. サリバン 1978).

図 9.14 $M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$ と形態学的タイプ T. (T. M. ヘックマン, B. バリック, W.T. サリバン 1978). 縦軸 M_{HI}/L $10^{-2} \sim 10$, 横軸 $T(\text{pec})$ $-4 \sim 10$. 図中に MK 348, MK 463, MK 3, NGC 3516, NGC 5548, NGC 7469, NGC 1068, NGC 4235 を示す. 波線は正常銀河の分布領域.

中性水素ガスが渦巻銀河全体に分布していれば、輝線輪郭は 1 本のピーク (1 p) を持ち、円盤領域にリング状に分布していれば、回転速度に相当する二つのピーク (2 p) を持ちます. $M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$ の比が正常なものと異常なものに分けて輝線輪郭を調べてみると、前者は皆 1 p または 2 p 型であるのに対して、後者の約半数は 1 p/2 p 型でない複雑な輪郭 (cpx) を示します (表 9.7). 異常な $M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$ を持つセイファート銀河は 21 cm 輝線輪郭も異常なものが多いのです.

表 9.4 大きな $M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$ を持つグループ

銀河名	型	特徴
Mkn 3	2	NGC 3516 に類似した SBO 型. Mkn 6 について [OIII] 強い. (図 9.4)
Mkn 348	2	表面輝度が低く, 細いアームを持つ. 巨大な HI ガス雲. 変動銀河 (図 5.6, 図 9.7)
Mkn 463	1	最も多量の HI ガスを持つ変形銀河 (図 5.9)

表 9.5 小さい $M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$ を持つグループ

銀河名	型	特徴
NGC 1068	2	外側に明るいリングを持つ, D 型, 多重アーム構造.
NGC 3516	1	外側に明るいリングを持つ, D 型, 多重アーム構造. 比較的小さいコンパクト.
NGC 5548	1	代表的リング銀河, N 銀河. (図 5.5)
NGC 7469	1	明るい外部リングあり, 相互作用銀河

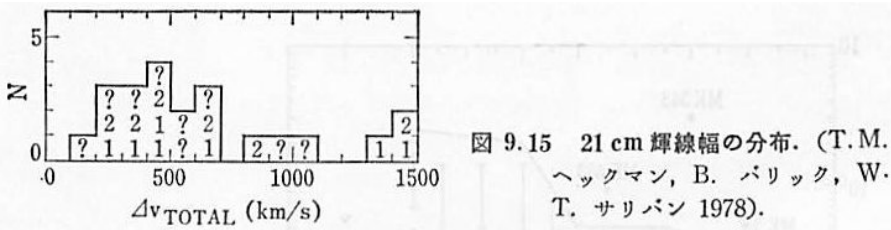


図 9.15 21 cm 輝線幅の分布. (T.M. ヘックマン, B. バリック, W.T. サリバン 1978). 縦軸 N (0~5), 横軸 Δv_{TOTAL} (km/s), 目盛 0, 500, 1000, 1500. 各柱に個々の銀河を表す記号 (? , 1, 2 等) が記入されている.

表 9.6 幅広い HI 輪郭を持つグループ

銀河名	型	21 cm 輝線幅 (km/s)	特徴
NGC 3227	2/1	800:	N 3226 と 2 重銀河系.
NGC 7469	1	1300	IC 5283 と pair, $M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$ 低い
Mkn 590		1010	E 伴銀河を持つ.
Mkn 541		1495	NGC 1068 に類似した 多重構造 (図 5.6)
Mkn 3		1450:	大きな $M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$ を持 つ. [OIII]強い. (図 9.4)

Mkn 6 と Mkn 231 には 21 cm 吸収線が観測され、特に Mkn 6 の吸収線は異常に幅広く 240 km/s もあります。これはこれまで観測された内で最大のものです。Mkn 6 と Mkn 231 の電波源は大きなハロ・コア型 (図 9.1) で、連続スペクトルでも異常を示したセイファート銀河です (表 9.8)。

表 9.7 輪郭異常

異常 HI グループ	正常 HI グループ
4 個.....cpx	4.....1 p
4 個.....1 ps	7.....2 ps
1 個.....2 ps	5.....2 pa

cpx=complex (複雑), s=symmetric (対称), a=asymmetric (非対称)

表 9.8 HI 吸収

銀河	型	特徴
Mkn 6	1/2	大きなハロ・コア型, [OIII] 強.
Mkn 231	1	大きなハロ・コア型, 強い赤化.

(2) 一酸化炭素の 2.6 mm 分子線

水素ガスは中性水素 H^0 や電離水素 H^+ の他に、水素分子 H_2 としても存在します。一酸化炭素 CO が放射する波長 2.6 mm の分子線の観測は H_2 分子ガスの質量の決定手段として特に大切です。

セイファート銀河からの CO 分子線の観測に初めて成功したのは L.J. リカード達 (1977) です。彼らはアメリカの国立電波天文台の 11 m 望遠鏡を使用して、特異な赤外銀河 M 82 や NGC 253 等とともに NGC 1068 の内部領域に 2.6 mm CO 分子線を検出しました (図 9.16)。距離 18 Mpc を仮定して求めた H_2 分子の質量は $(5.1-36) \times 10^9 M_\odot$ です。NGC 1068 の中性水素ガスは数 10 kpc の領域 (図 3.2) に分布し、その質量が $M_{HI} = 3.5 \times 10^9 M_\odot$ であることを考えると、この質量は驚くべきものです。～5 kpc の領域に中性水素の数倍の質量を持った H_2 分子ガスが局在していることになるのです。NGC 1068 の H_2 分子の量を $15 \times 10^9 M_\odot$ と取れば、水素ガスの全質量は $M_H \sim 2 \times 10^{10} M_\odot$ となります。

CO 分子線が観測されているセイファート銀河は現在のところ、NGC 1068, NGC 3227, NGC 4051 の 3 個のみです (表 9.9)。これらには無定形、あるいは電離水素領域のパッチを多数含む円盤領域を持つという共通した形態学的特徴が見られます。L.J. リカード達 (1977), M. ローワン・ロビンソン, T.G. フィリップス, G. ホワイト (1980); H. ビーギング達 (1981) によって観測が試みられていますが、明確な渦巻構造を持たない NGC 4151 の CO 分子線の検出にはいずれも成功していません。これら 3 個のセイファート銀河は $\lambda = 9.7\mu$ の強い Si 吸収を持つことにも注意しましょう (表 8.2)。 H_2 分子はダスト粒子の表面で起きる接触反応を通じて形成されるものなのです。また表 9.9 の比較から明らかなように、水素分子と中性水素の質量の間には比例関係が成立っていません。

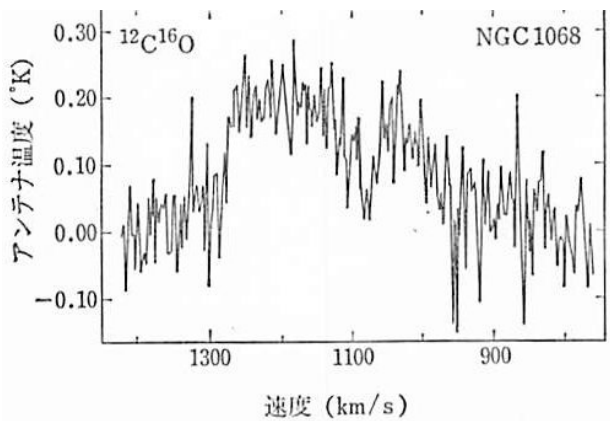


図 9.16 NGC 1068 の C
O 輝線. (L. J. リ
カード達 1977)

図 9.16 NGC 1068 の CO 輝線. (L.J. リカード達 1977) 図中左上に $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$, 右上に NGC 1068. 縦軸「アンテナ温度 (°K)」 $-0.10\sim 0.30$, 横軸「速度 (km/s)」900, 1100, 1300.

表 9.9 CO 分子が観測されているセイファート銀河

銀河	$M_{\text{H}_2} (M_{\odot})$	$M_{\text{H}_2}/M_{\text{HI}}$	表面密度 $M_{\odot}/\text{pc}^2$
NGC 1068	15×10^9	4.3	370
NGC 3227	1.1×10^9	0.47	12
NGC 4051	0.45×10^9	0.26	12

$H_0 = 50$ を仮定.

表 9.9 の驚くべき特徴は NGC 1068 の特異性です. NGC 3227 と NGC 4051 の H_2 分子ガスの表面密度は最もよく研究されている天の川銀河のもの ($\sim 10 M_{\odot}/\text{pc}^2$) と一致しますが, NGC 1068 ではその 30–40 倍も表面密度が高いのです. NGC 1068 の内部領域はちょうど, H_2 分子ガスの海のようになっているのです.

第X章 X線

1. X線を放射する特異銀河

E. T. バイラム, T. A. チャブ, H. フリードマンは1966年, 電波銀河 M 87 からのX線の観測に初めて成功しました. つづいてクェーサーの 3C 273 と電波銀河の NGC 5128 からのX線も 1970年, C. S. ボウヤー達によって発見されました.

これらの初期の観測はロケットによるものです. ですから, 全天のX線源を探索することは到底できません. 1970年12月, ケニア独立記念日に打ち上げられたX線観測衛星 Uhuru (自由) は, この全天を探索するという全く新しい局面を切り開き, X線天文学の基礎を築くことになります. この衛星にはエネルギー領域 2–10 KeV ($1 \text{ KeV} = 2.42 \times 10^{17} \text{ Hz} = 12.4 \text{ \AA}$) で働く $0^\circ.5 \times 5^\circ$ と $5^\circ \times 5^\circ$ の視野を持つ二つの比例計数器が搭載されており, 衛星の回転によって全天を走査する仕組みになっています. 全天搜索の結果は, 3U カタログにまとめられ, 1974年に R. ジャコーニ達によって公表されました. これには, 170個のX線源が登録され, そのうちの20個以上が銀河系外天体に同定されています. 339個のX線源から成る 4U カタログも, 1978年に W. フォーマン達によって作られました. 1974年10月に打ち上げられた Ariel V 衛星 ($0^\circ.75 \times 10^\circ.6$) で搜索された結果は, 2A カタログとして, B. A. クック達 (1978) によってまとめられています. これに登録されている 107個のX線源のうち, 35個が銀河系外天体に同定されています.

Uhuru と Ariel V の二つの衛星の他にも, ANS, SAS-3, OSO-7, OSO-8, Copernicus, HEAO 1, HEAO 2 等のX線観測衛星が打ち上げられています. 特に1978年11月に打ち上げられた HEAO 2 衛星は, 生誕100年を記念してアインシュタインX線天文台と命名されました. この衛星は従来のものとは違って, 回転放物面鏡をレンズとした口径58 cm, 焦点距離3.4 m の本格的結

像系を持ち、ヘール天文台の5 m 望遠鏡やソビエトの6 m 経緯台望遠鏡に匹敵する性能を備えています。

銀河系外X線源は銀河団を除くと、次のような特異銀河を含んでいます。

- (1) SEL 銀河
- (2) 電波銀河
- (3) N銀河
- (4) セイファート銀河
- (5) クェーサー
- (6) とかげ座 BL 型 (BL Lac) 天体

SEL (sharp emission line) 銀河と呼ばれる一群の銀河はセイファート銀河ほど幅広い輝線輪郭を持たないけれども、高励起の強い輝線スペクトルを示します。M 87 と NGC 5128 はX線電波銀河のよい例です。これらのX線源には複雑な構造が観測されます (M 87: 図4.16; NGC 5128: 図4.39)。N銀河は表10.1に示してあるように、電波銀河や BL Lac 天体に属するものがあります。電波セイファート銀河の 3C 120 と 3C 390.3 はX線を放射するN銀河とも分類されます。BL Lac 天体はクェーサーに類似した性質を持ちますが、輝線スペクトルが大変弱く、全く存在しないものもあります。

表 10.1 特異銀河のX線光度

銀 河	X線源名	L _x (2–10 KeV)(erg/s)	特 徴
M 82	2A 0954+700 4U 0954+70	5×10^{40}	SEL 銀河, M 81 とペア
NGC 526a	2A 0120–353	4×10^{43}	SEL 銀河, NGC 526/527 グループ
NGC 7582	2A 2315–428	$(\leq 3-7) \times 10^{42}$	SEL 銀河, Grus quartet
M 87	2A 1228+125 3U 1228+12	5×10^{42}	RG
NGC 5128	2A 1322–47	$(0.4-2.5) \times 10^{42}$	RG
3C 111	H0415+37	5.6×10^{44}	N
Pic A	H0519–45	8×10^{43}	N
3C 371	H0415+37	5.6×10^{44}	N, BL Lac
Mkn 421	2A 1102+384	2.2×10^{44}	BL Lac
Mkn 501	4U 1651+39	2.4×10^{44}	BL Lac
3C 273	2A 1225+022 4U 1226+02	1.7×10^{46}	Q ($z=0.158$)
4U 0241+61		2.4×10^{44}	Q ($z=0.044$)
2A 2251–179		3.6×10^{44}	Q ($z=0.068$)
Ton 256	1612+2612	3.4×10^{45}	Q ($z=0.131$)
PG 1351+640		1.2×10^{43}	Q ($z=0.088$)
3C 279		1.1×10^{46}	ovvQ ($z=0.536$)
3C 345		9.1×10^{45}	ovvQ ($z=0.595$)
3C 446		9.6×10^{46}	ovvQ ($z=1.404$)
3C 47		5.2×10^{45}	Q ($z=0.425$)
3C 9		8.7×10^{45}	Q ($z=2.012$)
OQ 172		1.2×10^{47}	Q ($z=3.53$)
OH 471		1.6×10^{47}	Q
CTA 102		2.1×10^{46}	Q

* クエーサーでは L_x (0.5–4.5 KeV)

クエーサーとセイファート銀河は銀河系外X線源の大半を占めます。インシュタイン衛星以前、X線が観測されていたクエーサーは数個にすぎませんでしたが、現在ではその数は100を超えています。X線光度も大変明るく、 $L_x(0.5-4.5 \text{ KeV}) \approx 10^{43} - 10^{47} \text{ erg/s}$ です。セイファート銀河の場合、約60個にX線が観測されていますが、それらは節を改めて調べることにします。

2. セイファート銀河のX線

(1) X線光度

セイファート銀河のX線観測資料を表10.2にまとめます。

表 10.2 セイファート銀河のX線光度

銀 河	型	L(0.5–4.5KeV)	L(2–10KeV)
Mkn 9	1	2.7×10^{43}	
Mkn 40	1	7.2×10^{42}	6.0×10^{43}
Mkn 78	2	7.6×10^{41}	
Mkn 79	1	4.8×10^{43}	$(5.9-6.3) \times 10^{43}$
Mkn 142	1	1.5×10^{44}	
Mkn 205	1/Q	2.8×10^{44}	
Mkn 290	1	6.3×10^{43}	
Mkn 291	1	2.1×10^{43}	
Mkn 304	1	2.2×10^{43}	6.4×10^{44}
Mkn 315	1	9.2×10^{42}	
Mkn 335	1		$(4-8) \times 10^{43}$
Mkn 348	2	4.2×10^{41}	
Mkn 352	1	3.1×10^{43}	
Mkn 372	1	7.1×10^{43}	
Mkn 376	1	3.1×10^{44}	$(3.8-4.1) \times 10^{44}$
Mkn 382	1	2.6×10^{43}	
Mkn 464	1		$(8-30) \times 10^{43}$
Mkn 474	1	2.6×10^{43}	
Mkn 504	1	1.9×10^{43}	
Mkn 506	1	6.1×10^{43}	
Mkn 507	2	8.1×10^{42}	
Mkn 509	1	1.9×10^{44}	2.5×10^{44}
Mkn 541	1		8.3×10^{43}
Mkn 590	1	8.0×10^{43}	
Mkn 618	1	4.5×10^{43}	
Mkn 766	1	2.2×10^{42}	
Mkn 876	1		9.8×10^{44}
NGC 931	1		1.6×10^{43}
NGC 1275	2?		5×10^{43} ;
NGC 1365	1/SEL		2×10^{42}

銀 河	型	L(0.5–4.5KeV)	L(2–10KeV)
NGC 2110	1/SEL		1×10^{43}
NGC 2992	1/SEL		1.4×10^{43}
NGC 3227	1/2	1.1×10^{42}	$(1.4-3.6) \times 10^{44}$
NGC 3783	1	1.5×10^{43}	$(1.1-1.9) \times 10^{43}$
NGC 4151	1	5.7×10^{42}	$(3.6-7.1) \times 10^{42}$
NGC 4507	2	2.8×10^{41}	
NGC 4593	1		2.9×10^{42}
NGC 5033	1/SEL		1.5×10^{42}
NGC 5506	1/SEL		$(1-2) \times 10^{43}$
NGC 5548	1	3.6×10^{43}	$(2.5-7.3) \times 10^{43}$
NGC 6814	1		$(4.3-5.4) \times 10^{42}$
NGC 7213	1		2.9×10^{42}
NGC 7469	1	8.6×10^{43}	$(4.1-6.3) \times 10^{43}$
NGC 7582	1/SEL		$(\leq 3-7) \times 10^{42}$
IC 4329 A	1		$(3.3-7.1) \times 10^{43}$
I Zw 1	1	1.8×10^{44}	
II Zw 1	1	2.1×10^{43}	
III Zw 2	1	7.5×10^{44}	1.4×10^{45}
Ton 524a	1	8.5×10^{43}	
Akn 120	1	1.4×10^{44}	1×10^{44}
3C 120	1	3.7×10^{44}	$(1.1-2.7) \times 10^{44}$

表 10.2 セイファート銀河のX線光度 (つづき)

銀 河	型	L(0.5–4.5KeV)	L(2–10KeV)
3C 382	1	2.5×10^{44}	4.6×10^{44}
3C 390.3	1	6.7×10^{44}	$(4.9-5.9) \times 10^{44}$
3C 445	1		$(4.5-7) \times 10^{44}$
MCG 2-58-22	1		$(3.3-6.9) \times 10^{44}$
MCG 8-11-11	1	6.9×10^{43}	
ESO 103-G 35	1		2.3×10^{43}
ESO 113-IG 45	1		$(2.2-2.9) \times 10^{44}$
ESO 140-G 43	1	2.2×10^{43}	
ESO 141-G 55	1	8.9×10^{43}	$(1.1-2.0) \times 10^{44}$

(X線光度の単位は erg/s)

Uhuru, Ariel V, HEAO-1 等の衛星観測ではX線光度の標準として 2–10 KeV のエネルギー領域を積分した光度 $L(2-10 \text{ KeV})$ が, アインシュタイン衛星観測では, 0.5–4.5 KeV 領域の光度 $L(0.5-4.5 \text{ KeV})$ が使用されていますので, 表には両方の光度を示します. スペクトル分布として $f_\nu \propto \nu^{-0.6}$ を仮定すれば, $L(0.5-4.5 \text{ KeV}) \approx L(2-10 \text{ KeV})$ となります.

X線の強いセイファート銀河はほとんどが1型に限られています. 2型セイファート銀河でX線の検出されているものは Mkn 78, Mkn 348, Mkn 507, NGC 4507 の4個のみで, Mkn 507 の $L(0.5-4.5 \text{ KeV}) = 8.1 \times 10^{42} \text{ erg/s}$ を除けば, 他は 10^{42} erg/s 以下です. 電波強度に時間変動の見られる Mkn 348 は2型セイファート銀河としては強いX線源です. 見かけ上最も明るく, 近い2型の NGC 1068 も, X線光度は $L(2-10 \text{ KeV}) < 3 \times 10^{41} \text{ erg/s}$ という上限値のみしか知られていません. これに対して1型セイファート銀河のX線光度は $L(0.5-4.5 \text{ KeV}) \approx 10^{42} - 10^{45} \text{ erg/s}$ の範囲にあり, その大半は $10^{43} - 10^{44} \text{ erg/s}$ の光度を持ちます. 1型セイファート銀河を特徴づける BL 領域とX線源とが緊密な関係にあることは明らかなです.

X線光度と $F_{\nu}(U)$ との相関を図10.1に示します.

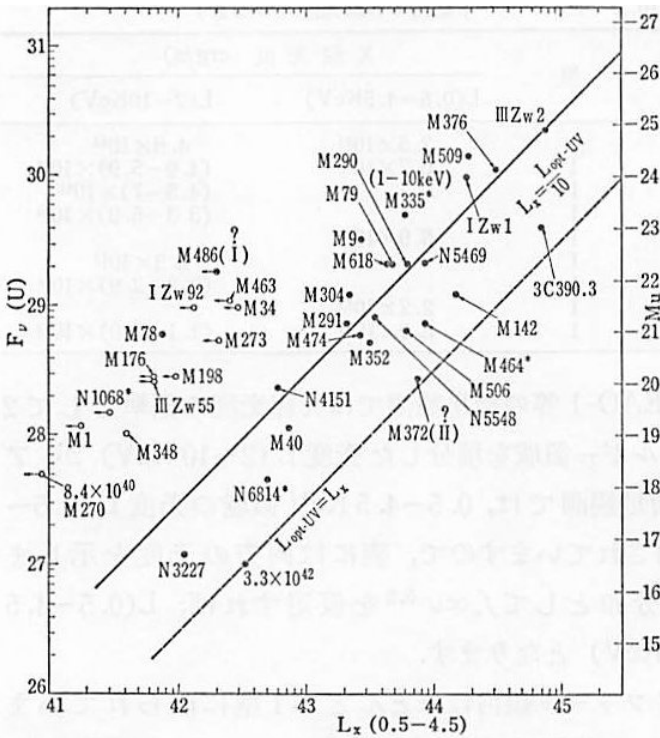


図 10.1 X線光度と $F_{\nu}(U)$ との相関. 図中の2本の直線は $L_x = L(\text{opt-UV})$ と $L_x = \frac{1}{10} L(\text{opt-UV})$.

図 10.1 X線光度と $F_{\nu}(U)$ との相関. 図中の2本の直線は $L_x = L(\text{opt-UV})$ と $L_x = (1/10) L(\text{opt-UV})$. 縦軸 (左) $F_{\nu}(U)$, 縦軸 (右) M_u , 横軸 L_x (0.5-4.5). 図中の記号: M 376, III Zw 2, M 290, M 509, (1-10keV), M 79, M 335*, I Zw 1, M 9, M 618, N 5469, M 486(I) ?, I Zw 92, M 463, M 34, M 304, 3C 390.3, M 291, M 474, M 352, M 142, M 78, M 273, M 464*, M 506, M 176, M 198, N 5548, M 372(II) ?, N 1068*, III Zw 55, M 1, M 348, N 4151, M 40, M 270 (8.4×10^{40}), N 6814*, N 3227 (3.3×10^{42}). 2本の直線には $L_{\text{opt-UV}} = L_x$ および $L_x = L_{\text{opt-UV}}/10$ と記されている.

(7.10) 式から計算される可視・紫外連続光の光度 $L(\text{opt-UV})$ とX線光度 L_x とを比較すれば, 1型セイファート銀河に対して $L_x \approx (1/10)L(\text{opt-UV})$ の成立っていることがわかります. 2型セイファート銀河のX線光度は可視・

紫外光度の100分の1以下です。1型セイファート銀河に限れば、 H_{α} 光度と赤外光度に対しても比較的よい相関が見られます。しかし電波強度との相関は全くよくありません。恐らく、電波とX線とは独立した現象なのでしょう。

(2) スペクトル分布

X線観測では検出装置として計数器を使用するため、輻射流束 f_{ν} (erg/scm²Hz) の代わりにX線光子の個数流束 N (個/cm²sKeV) を、振動数 ν (Hz) の代わりに KeV を単位とするエネルギー E を使います。式で表わせば、次のようになります。

$$\begin{aligned} f_{\nu} &= 6.6 \times 10^{-27} NE \text{ erg/scm}^2\text{Hz} \\ &= 6.6 \times 10^{-30} NE \text{ W/m}^2\text{Hz}. \quad (10.1) \end{aligned}$$

$$\nu = 2.42 \times 10^{17} E \text{ Hz},$$

$$\lambda = 12.4/E \text{ \AA}.$$

X線のスペクトル分布が数10 KeV まで測定されているセイファート銀河の数は多くありません。図10.2に R. F. ムショツキー達 (1980) が HEAO-1 衛星から観測した結果を示します。図10.3は NGC 4151 のX線スペクトル分布です。このスペクトルは ~ 100 KeV を超え、 $1 \sim 10$ MeV ($1 \text{ MeV} = 1,000 \text{ KeV}$) の γ 線領域まで延びています。

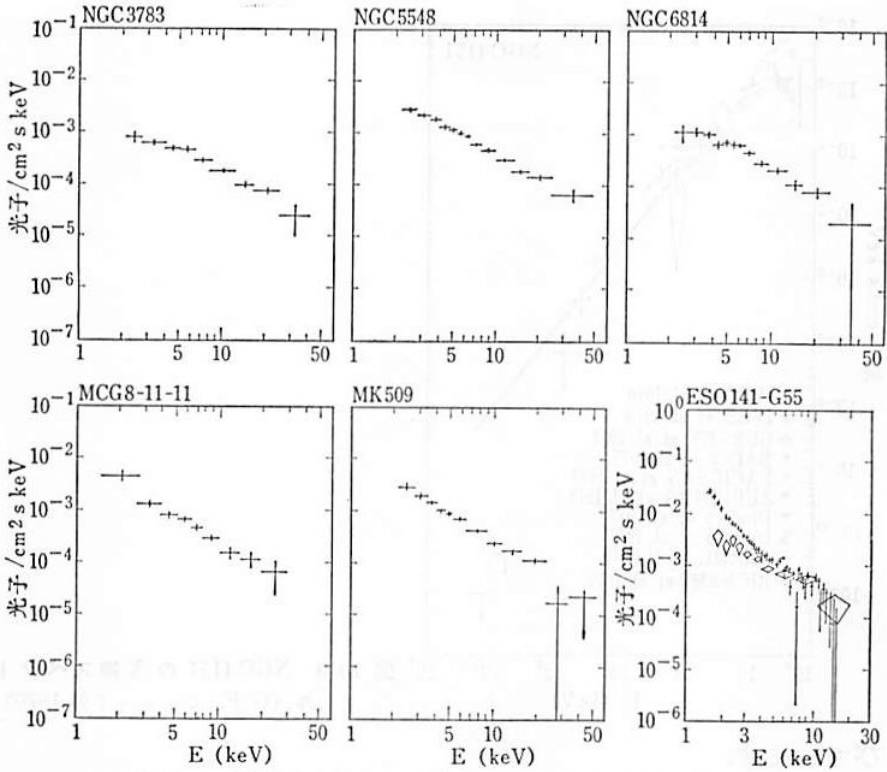


図 10.2 X線スペクトル. (R. F. ムシヨツキー達 1980).

図 10.2 X線スペクトル. (R. F. ムシヨツキー達 1980). 6枚のパネル：NGC 3783, NGC 5548, NGC 6814, MCG 8-11-11, MK 509, ESO 141-G 55. 縦軸「光子/cm²s keV」(10⁻⁷ ~ 10⁻¹, ESO 141-G 55 のみ 10⁻⁶ ~ 10⁰), 横軸 E (keV) (1 ~ 50, ESO 141-G 55 のみ 1 ~ 30).

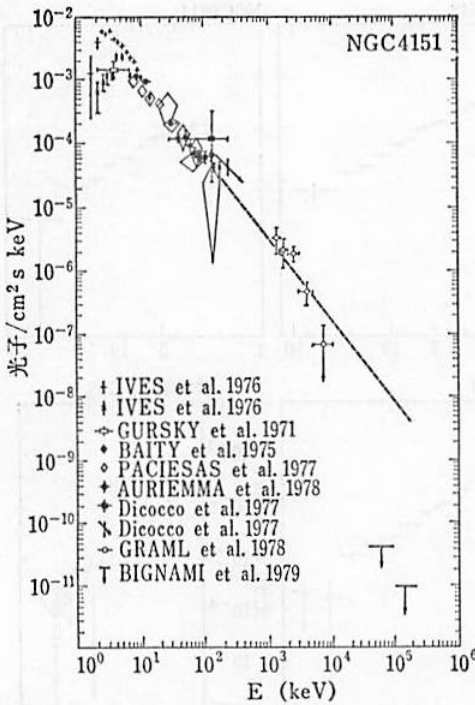


図 10.3 NGC 4151 の X 線スペクトル. (G. F. ビニャーミ達 1979).

びています。

図 10.3 NGC 4151 の X 線スペクトル. (G. F. ビニャーミ達 1979). 縦軸「光子/cm² s keV」 ($10^{-11} \sim 10^{-2}$), 横軸 E (keV) ($10^0 \sim 10^6$). 凡例: Ives et al. 1976 / Ives et al. 1976 / Gursky et al. 1971 / Baity et al. 1975 / Paciesas et al. 1977 / Auriemma et al. 1978 / Dicocco et al. 1977 / Dicocco et al. 1977 / Graml et al. 1978 / Bignami et al. 1979.

X 線のスペクトル分布は、逆コンプトン散乱のような非熱的過程で放射されるのであれば、ベキ関数型の

$$dN/dE = AE^{-\gamma}$$

で、高温ガスからの自由・自由遷移熱輻射であれば、指数関数型の

$$dN/dE = B \exp(-E/kT) \cdot (1/E)$$

で表現されるはずですが、ここで A, B は定数、k はボルツマン定数、T は温度です。光子スペクトル指数 γ はスペクトル指数 α と、 $\gamma = \alpha + 1$ の関係があります

NGC 4151 の場合、 $E \leq 20$ KeV までは両スペクトルの差は見られませんが、 $E \geq 20$ KeV の高エネルギー領域では (10.4) 式からのズレが大きくなり、(10.3) 式のスペクトルの方がより良く観測を再現するようになります (図10.4)。

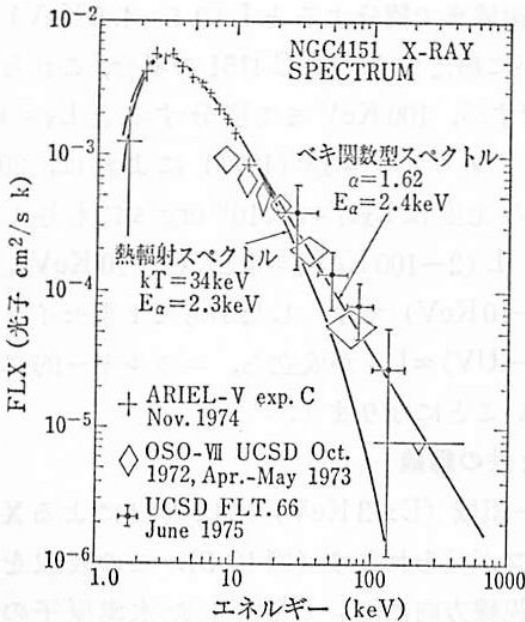


図 10.4 熱輻射スペクトル，べき関数型スペクトルと NGC 4151 の X 線スペクトル。
(W. S. パシエサス，R. F. ムシロツキー，R. M. ベリ
ング 1977)。

図 10.4 熱輻射スペクトル, ベキ関数型スペクトルと NGC 4151 の X線スペクトル. (W. S. パシエサス, R. F. ムショツキー, R. M. ペリング 1977). 図中表示: NGC4151 X-RAY SPECTRUM/ベキ関数型スペクトル $\alpha = 1.62$, $E_\alpha = 2.4\text{keV}$ /熱輻射スペクトル $kT=34\text{keV}$, $E_\alpha = 2.3\text{keV}$ /ARIEL-V exp. C Nov. 1974/OSO-VII UCSD Oct. 1972, Apr.-May 1973/UCSD FLT. 66 June 1975. 縦軸 FLX (光子 cm^2/s k), 横軸 エネルギー (keV) (1.0~1000).

表10.3は R. F. ムショツキー達 (1980) の求めた光子スペクトル指数 γ と温度 T です. 平均すると, $\gamma \approx 1.6$, $T \approx 3 \times 10^8 \text{ K}$ です. スペクトル指数で表わすと $\alpha \approx 0.6$ ですから, X線のスペクトル分布は可視・紫外中心核光と同様, 極めて平坦です.

表 10.3 光子スペクトル指数と温度

銀 河	ベキ関数型 γ	ベキ関数型 $N_H(\times 10^{22})$	ベキ関数型 $T(\times 10^8 \text{ }^\circ\text{K})$	指数関数型 $N_H(\times 10^{22}/\text{cm}^2)$
NGC 3783	1.74	2.0	3.8	<2.0
NGC 4151	1.43	10.0	>12	9.4
NGC 5548	1.56	<3.3	>2.3	<3.3
NGC 6814	1.75	≤ 5.4	>2.3	<5.0
Mkn 509	1.63	<0.65	3.7	<0.7
ESO 141-G 55	1.8	<7	2.2	<2.5
MCG 8-11-11	1.66	<2.5	3.2	<1.4

X線光度は高エネルギー領域まで積分すると $L(0.5\text{--}4.5 \text{ KeV})$ や $L(2\text{--}10 \text{ KeV})$ をはるかに超えます. NGC 4151 の場合, これらの光度は約 $5 \times 10^{42} \text{ erg/s}$ ですが, 100 KeV まで積分すると $L_x \approx 4 \times 10^{43} \text{ erg/s}$ を得ます. G. ディ・コッコ達 (1977) によれば, 20 MeV まで積分した $X\text{--}\gamma$ 線の光度は $L_{X\text{--}\gamma} \approx 8 \times 10^{45} \text{ erg/s}$ にも達します. $\alpha = 0.6$ を仮定すれば, $L(2\text{--}100 \text{ KeV}) = 4.2L(2\text{--}10 \text{ KeV})$, $L(2\text{--}1,000 \text{ KeV}) = 12L(2\text{--}10 \text{ KeV})$ です. したがって1型セイファート銀河では $L_x \approx L(\text{opt-UV}) \approx L_{\text{IR}}$ が成立ち, エネルギー的に卓越した波長域は存在しないことになります.

(3) 低エネルギー吸収と鉄の輝線

NGC 4151 の低エネルギー領域 ($E \leq 3$ KeV) には吸収によるX線スペクトルのカット・オフが見られます (図10.3). この吸収を引き起しているガスの量は視線方向に沿って積分した水素原子の個数, すなわちコラム密度 (column density) で表わすと, $N_H \approx 10^{23}$ 個/cm² と見積もられます (表 10.3).

X線の低エネルギー吸収は BL 領域内のガス雲, またはフィラメントによると考えられています. ガス雲/フィラメントの個数密度を $N_e \sim 10^9$ 個/cm³ と取れば, 吸収体の厚みとして適切な $l \sim 10^{14}$ cm を得ます. 図10.5はアインシュタイン衛星から観測された NGC 4151 の低エネルギー・スペクトルです. 吸収は完全ではなく, $E \leq 2$ KeV 領域に顕著な超過が見られます.

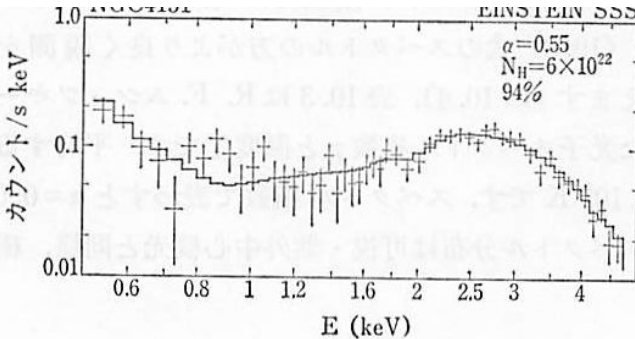


図 10.5 NGC 4151
の低エネルギー
X線領域の
スペクトル.
実線は理論値
(S. S. ホルト
達 1980).

図 10.5 NGC 4151 の低エネルギーX線領域のスペクトル. 実線は理論値 (S. S. ホルト達 1980). 図中表示: NGC4151/EINSTEIN SSS/ $\alpha = 0.55$, $N_H = 6 \times 10^{22}$, 94%. 縦軸 カウント/s keV (0.01~1.0), 横軸 E (keV) (0.6~4).

この低エネルギー・スペクトルは NGC 4151 のX線源がガス雲によって ~94% ほど被われているならば, 言換えると ~6% ほど被われていなければ, 説明可能であることが S. S. ホルト達 (1980) によって示されていま

す。NGC 4151 に類似したX線の低エネルギー吸収は1型セイファート銀河 Mkn 464 (M. J. C. ヘイズ, J. L. カルヘイン, S. J. B. バーレル 1980) にも観測されますが、大半のセイファート銀河ではそれほど強くありません (図10.2; 表10.3)。この点で NGC 4151 は特異な例です。すでに見たようにこの銀河の He I $\lambda 3889$ とバルマー線 (図6.34, 図6.35), それに L_{α} と C IV $\lambda 1550$ (図6.21) にも吸収が観測されています。

NGC 4151 と NGC 5548, それに NGC 5128 には鉄の輝線, または吸収が観測されます。図10.6は M. J. C. ヘイズ達 (1980) が1977年1月, Ariel V 衛星観測で発見した NGC 5548 の鉄の輝線 (~ 6.7 KeV) です。しかし1年半後に HEAO-1 衛星で観測されたX線スペクトル (図10.2) には, それが認められません。この時, X線強度は50%ほど強まっていました。NGC 4151 の鉄の吸収も低エネルギー吸収が強まり, X線強度が弱まった時に現われています (図10.3)。

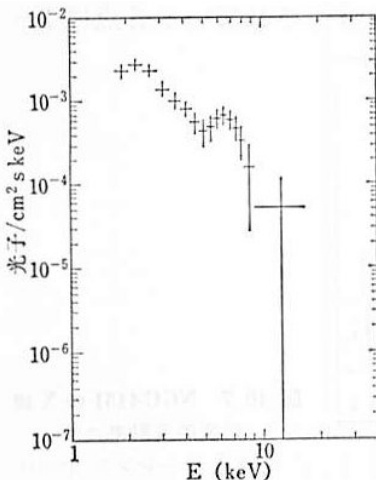


図 10.6 NGC 5548 の鉄の輝線. (M. J. C. ヘイズ達 1980).

図 10.6 NGC 5548 の鉄の輝線. (M. J. C. ヘイズ達 1980). 縦軸「光子/cm²s keV」(10⁻⁷ ~ 10⁻²), 横軸 E (keV) (1~約30).

NGC 4151 の低エネルギー吸収や NGC 5548 の鉄の輝線は、BL 領域の内側、あるいはX線源の周辺の構造を知る貴重な情報源となっているはずで、次に述べるX線の強度変化とともに、さらに長期にわたる精度の高い観測資料の蓄積が望まれます。

3. 強度変化

X線強度の変動が発見された最初のセイファート銀河は 3C 390.3 です。Copernicus 衛星と Uhuru 衛星による観測を比較して P. A. チャールズ, M. S. ロンジャー, P. W. サンフォードは1975年, このX線源が2年間に4倍ほど変動していることに気付いたのです。NGC 4151 のX線の強度変化も J. C. アイヴス, P. W. サンフォード, M. V. ペンストン (1976) と, M. エルヴィス (1976) によって発見されました。

NGC 4151 は最も良く観測されているセイファート銀河です。図10.7に、Ariel V 衛星で4年間 NGC 4151 をモニターした A. ローレンス (1980) の結果を示します。プロットされている各点は1-10日間にわたって積分された平均値です。L (2-10 KeV)= 6×10^{42} erg/s を平均値として約2倍変動していますが、変光曲線には規則性は認められません。

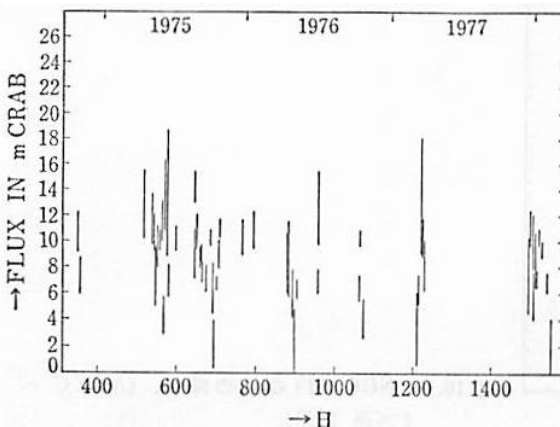


図 10.7 NGC 4151 の X 線強度の変動モニター。
(A. ローレンス 1980).

図 10.7 NGC 4151 の X線強度の変動モニター. (A. ローレンス 1980). 縦軸 → FLUX IN mCRAB (0~26), 横軸 → 日 (約350~1550), 上端に 1975, 1976, 1977 の年表示.

図10.8は R. F. ムショツキー, S. S. ホルト, P. J. セルレミツォス (1978) がOSO-8 衛星から観測した NGC 4151 の 2-6 KeV での11日間にわたる変光曲線です. これには1~2日のタイム・スケールのフレアの変動が記録されています. X線のスペクトル分布はこの観測期間中, 一定のままでした. 同様のフレアはローレンスのモニター資料の中に幾つも確認されています. NGC 4151 のX線はしたがって, ノコギリの歯のように連続して起きる数日のタイム・スケールのフレアとして, 放射されていると考えられます.

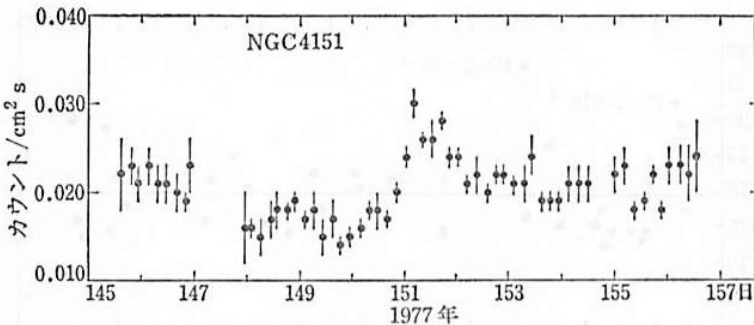


図 10.8 NGC 4151 の 11 日間の X 線変動. (R. ムショツキー, S. S. ホルト, P. J. セルレミツォス 1978).

10 日間の変動は、この観測期間中に、約 10 回のフレアが観測された。

図 10.8 NGC 4151 の 11 日間の X 線変動. (R. ムショツキー, S. S. ホルト, P. J. セルレミツォス 1978). 縦軸 カウント/cm²s (0.010~0.040), 横軸 1977 年 (145~157日).

NGC 4151 に類似した性質は他のセイファート銀河やキューサー, BL Lac 天体に共通して見られます. N. マーシャル, R. S. ウォーウィック, K. A. パウンズ (1981) は Ariel V 衛星で得た5年間の観測資料を整理し, 28個の活動銀河の半数には ≤ 1 年のタイム・スケールで2倍程度の変動と, 0.5-5日のタイム・スケールの変動とが存在することを明らかにしています.

強度変化の最小のタイム・スケールはX線源の大きさに一つの制限を与えます。それを $\Delta t \sim 1$ 日 (8.64×10^4 秒) と取れば、 $l \lesssim 2.6 \times 10^{15} \text{cm}$ が目安になる長さとなります。H. タンネンバウム達 (1978) は Uhuru 衛星観測によって、NGC 4151 のX線強度が10倍以上に増加したフレアが ~ 730 秒という短い時間に起きたと報告しています (図10.9)。これは $l \lesssim 2 \times 10^{13} \text{cm}$ に相当します。しかし、R. F. ムショツキー、S. S. ホルト、P. J. セルレミツオス (1978) の OSO-8 衛星観測では、4時間よりも短く、3倍を超えるいかなるゆらぎも検出されていません。

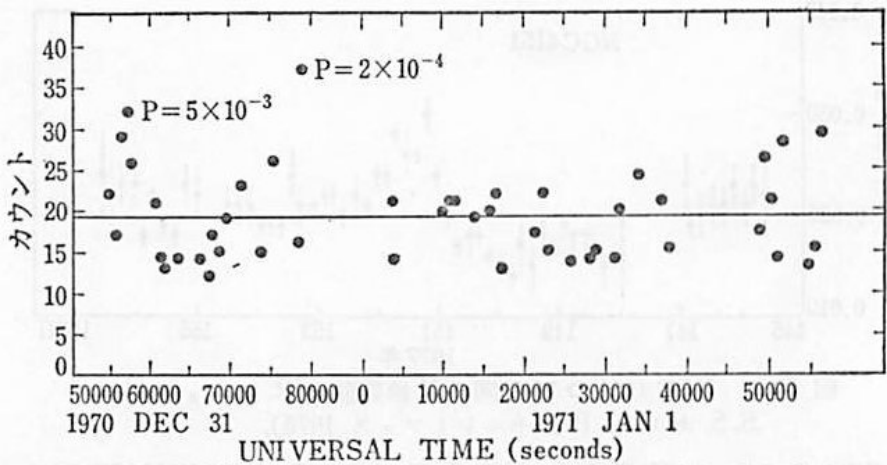


図10.9 NGC 4151 のX線フレア.(H. タンネンバウム達 1978). 縦軸 カウント (0～40), 横軸 UNIVERSAL TIME (seconds) (1970 DEC 31 の 50000 秒～1971 JAN 1 の 50000 秒台). 図中に $P = 5 \times 10^{-3}$ と $P = 2 \times 10^{-4}$ の表示.

X線の強度変化が他の波長域と相関を持つかどうかは興味深い問題です。図10.10は V. M. リュチュイ (1978) の行なった NGC 4151 のX線と紫外光との比較です。彼は長周期の第1成分 (図7.22) と短周期の第2成分 (図7.23) とにX線との相関が見られると主張しています。J. H. ビオール達 (1981) は1977年5月18日から6月12日の期間に得られた電波、赤外光、可

視光，X線の比較を試みていますが，これでは電波と赤外光に変動はなく，いずれの間にも対応は認められません。

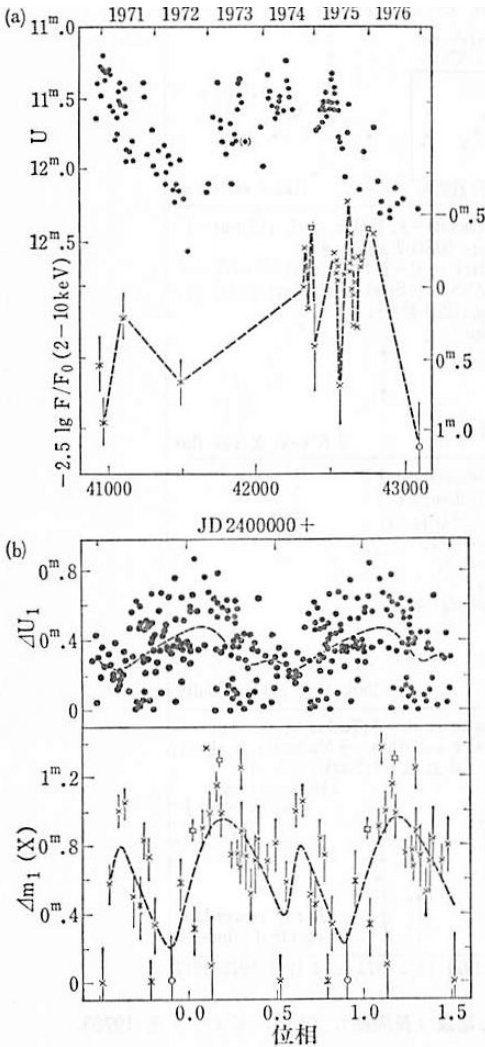


図 10.10 NGC 4151 に対する X 線と U 等級との比較.
(a) 長周期変動. (b) $P=127$ 日の変動 (1971-1976). (V. M. リュチュイ 1978).

図 10.10 NGC 4151 に対する X線と U 等級との比較. (a) 長周期変動. (b) $P=127$ 日の変動 (1971–1976). (V. M. リュチュイ 1978). (a) 縦軸 U ($11^m.0 \sim 12^m.5$, 左) と $-2.5 \lg F/F_0$ (2–10 keV) (右, $1^m.0 \sim -0^m.5$), 横軸 JD 2400000+ (41000–43000), 上端に 1971–1976 の年表示. (b) 上段 縦軸 ΔU_1 ($0 \sim 0^m.8$), 下段 縦軸 Δm_1 (X) ($0 \sim 1^m.2$), 横軸 位相 ($0.0 \sim 1.5$).

電波銀河 NGC 5128 の X線と電波の間には完全ではないけれども、同時的変動が報告されています。図 10.11 は J. H. ビオール達 (1978) の行なった同時観測 (1975–1976) を含めた比較です。10.7 GHz の電波は 1973 年 9 月から 1974 年 3 月にかけて 1.5 倍強まり、1975 年 7 月にいったん極小を示した後、再び増加し、1976 年には減少に転じています。31.5, 89, 90 GHz でも同様の変動が見られます。2–6 KeV と 100 KeV の X線も 1972–1973 年で増加した後、1975–1976 年で減少を示しています。1972–1973 年には光子スペクトル指数 γ の変化も見られます。

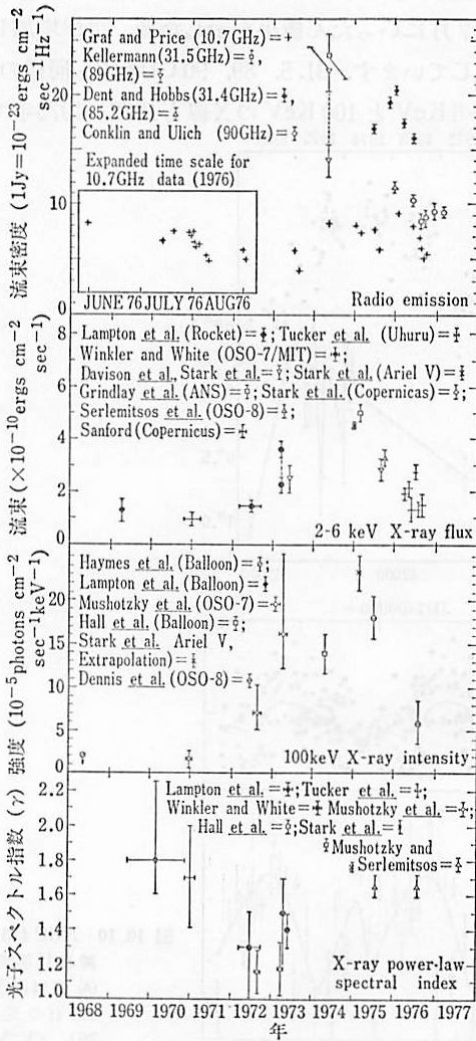


図 10.11 NGC 5128 の X線と電波 (長周期). (J. H. ビオール達 1978). 第1パネル 縦軸 流束密度 ($1\text{Jy}=10^{-23}\text{ergs cm}^{-2} \text{sec}^{-1}\text{Hz}^{-1}$). 凡例: Graf and Price (10.7GHz)=+; Kellermann (31.5GHz), (89GHz); Dent and Hobbs (31.4GHz), (85.2GHz); Conklin and Ulich (90GHz). 挿入図「Expanded time scale for 10.7GHz data (1976)」(JUNE 76/JULY 76/AUG 76). 右下に Radio emission. 第2パネル 縦軸 流束 ($\times 10^{-10}\text{ergs cm}^{-2} \text{sec}^{-1}$). 凡例: Lampton et al. (Rocket); Tucker et al. (Uhuru); Winkler and White (OSO-7/MIT); Davison et al., Stark et al.; Stark et al. (Ariel V); Grindlay et al. (ANS); Stark et al. (Copernicus); Serlemitsos et al. (OSO-8); Sanford (Copernicus). 右下に 2-6 keV X-ray flux. 第3パネル 縦軸 強度 ($10^{-5}\text{photons cm}^{-2} \text{sec}^{-1}\text{keV}^{-1}$). 凡例: Haymes et al. (Balloon); Lampton et al. (Balloon); Mushotzky et al. (OSO-7); Hall et al. (Balloon); Stark et al. Ariel V, Extrapolation; Dennis et al. (OSO-8). 右下に 100keV X-ray intensity. 第4パネル 縦軸 光子スペクトル指数 (γ) (1.0~2.2). 凡例: Lampton et al.; Tucker et al.; Winkler and White; Mushotzky et al.; Hall et al.; Stark et al.; Mushotzky and Serlemitsos. 右下に X-ray power-law spectral index. 横軸 年 (1968~1977).

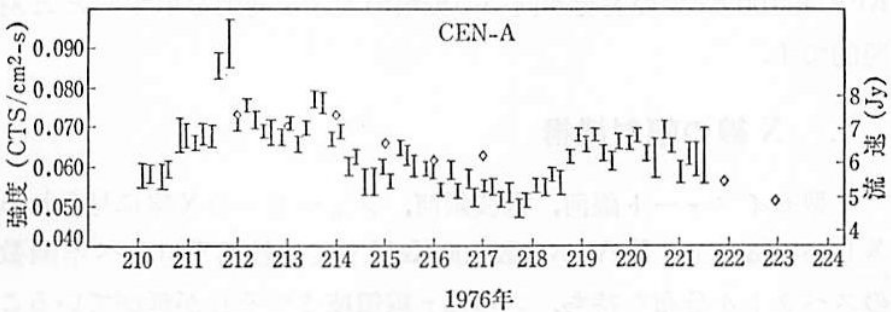


図 10.12 NGC 5128 の X線と電波 (短周期). I が X線, ◇が 10.7 GHz の電波. (R. F. ムショツキー達 1978).

図 10.12 NGC 5128 の X線と電波 (短周期). I が X線, ◇が 10.7 GHz の電波. (R. F. ムショツキー達 1978). 図中表示 CEN-A. 縦軸 (左) 強度 ($\text{CTS}/\text{cm}^2 \cdot \text{s}$) (0.040~0.090), 縦軸 (右) 流束 (Jy) (4~8), 横軸 1976年 (210~224日).

図10.12は OSO-8 衛星で観測した 2-60 KeV のX線強度とビオール達の 10.7 GHz の電波強度を比較した R. F. ムショツキー達 (1978) の結果です. 数日のタイム・スケールでも類似した変動が見られます. しかし強力な電

波源であるクェーサー 3C 273 では、電波、B等級、X線の変動の相関は存在しません (H. V. ブラット達 1979).

NGC 5128 のX線スペクトルは強い低エネルギー吸収を持ち、NGC 4151 のものと大変良く似ています. NGC 4151 が非電波源の渦巻型セイファート銀河であるのに対して、NGC 5128 は強力な対状電波源を持つ楕円銀河であることを考えれば、両銀河のX線の類似はむしろ驚きです. ただし最近 M. J. コウ達 (1981) によって、NGC 4151 の 100 KeV 領域の変動は 2–6 KeV のX線ほど顕著でないことが示唆されています (図10.13). これは NGC 5128 の 2–6 KeV と 100 KeV のX線が同一の振幅で大きな変動を示すことと対照的です.

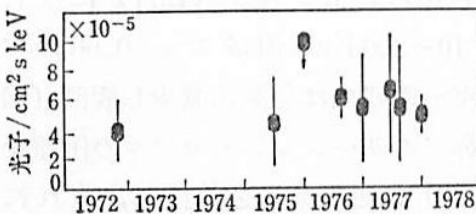


図 10.13 NGC 4151 の 100 KeV 変動. (M. J. コウ達 1981).

図 10.13 NGC 4151 の 100 KeV 変動. (M. J. コウ達 1981). 縦軸「光子/cm² s keV」(×10⁻⁵, 2~10), 横軸 1972~1978年.

4. X線の輻射機構

1型セイファート銀河、電波銀河、クェーサーのX線に見られる著しい特徴は ~1 KeV から数100 KeV まで比較的平坦なべき関数のスペクトル分布を持ち、さらにγ線領域までそれが延びていることです. これとその莫大なエネルギー量を説明するために、

- (1) 高温度ガスからの熱輻射,
- (2) 不飽和コンプトン化輻射,
- (3) シンクロトロン自己コンプトン輻射,

が種々の中心核モデルに対して議論されています。

(1)と(2)はいずれも中心核内に存在すると期待されている超大質量 ($10^6 \sim 10^9 M_\odot$) のブラック・ホールへガスが降下し、その質量を付着増大 (アクリート accrete) させる時に解放される重力エネルギーをエネルギー源と考えます。ガスの起源としては銀河間気体や銀河内の星間気体、あるいは中心核内で起きる星同士の衝突やブラック・ホールの潮汐力で壊された星からのガスが考えられます。

アクリートするガスの角運動量が小さく、輻射に対してガスが不透明でなければ、ガスは球対称的にアクリートし、断熱圧縮と乱流や磁場のエネルギーの散逸によって $\sim 10^9 \text{ K}$ まで加熱されます。ブラック・ホールの潮汐力で壊された星からのガスのアクリーション (accretion) を解析した P. メザロスと J. シルク (1977) によれば、熱輻射のスペクトル分布は 10–200 KeV 領域で $\alpha = 0.66$ のベキ関数となりますが、高エネルギー領域では急激に減少し観測 (図10.3) と合いません。この球対称アクリーション・モデルの困難を避けるために L. マラッシ達 (1979) は磁気乱流を考慮し、それによる赤外シンクロトロン輻射のコンプトン化を試みています。

プラズマ中の電子の熱エネルギーに比べて光子のエネルギーが十分に小さければ、プラズマを通過する光子は電子との散乱で加熱され、1回の散乱で

$$\frac{\Delta(h\nu)}{h\nu} \sim \frac{kT_e}{m_0c^2}$$

のエネルギーを得ます。ここで $h\nu$ と $\Delta(h\nu)$ は光子のエネルギーとその増加量、 $\sim kT_e$ と m_0c^2 は電子の熱エネルギーと静止エネルギーです。この過程をコンプトン化と呼び、低エネルギーの赤外・紫外光子は多重散乱を受け、高エネルギーのX線領域にまで達することができます。

コンプトン化モデルは大きな角運動量を持つガスがブラック・ホールへアクリートする時に形成される回転円盤（アクリーション・ディスク accretion disk）を想定します。低エネルギー光子はこのアクリーション・ディスク（ $T \sim 10^5 \text{ K}$ ）から輻射されます。コンプトン化のための高温プラズマを作る方法としては、二つのモデルが考えられています。その一つはアクリーション・ディスクの内側に高温で光学的に薄い脹らんだ領域（図 10.14）が形成されるという S. L. シャピロ、A. P. ライトマン、D. M. アードリー（1976）の考えです。この領域内の電子とイオンとは熱平衡になく、温度はそれぞれ $T_e \sim 10^9 \text{ K}$ と $T_i \sim 10^{11} \text{ K}$ となるため、これは2温度アクリーション・ディスク・モデルと呼ばれます。他はアクリーション・ディスク表面に高温のコロナが形成されるという E. P. T. リアンと R. H. プライス（1977）、G. S. ビスノヴァチ・コーガンと S. I. ブリニコフ（1977）のコロナ・モデルです。

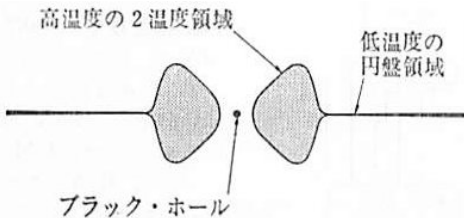


図 10.14 2温度アクリーション・ディスク・モデル。アクリーション・ディスクを横から眺めた図。

図 10.14 2温度アクリーション・ディスク・モデル。アクリーション・ディスクを横から眺めた図。図中表示：高温の2温度領域／低温の円盤領域／ブラック・ホール。

2温度アクリーション・ディスク・モデルではコンプトン化を受ける低エネルギー光子は高温プラズマの外から入射し、散乱されます。一方、コロナ・モデルでは高温プラズマの内部にそれを含んでいます。前者に対応するコンプトン化スペクトルは A. P. ライトマンと G. B. ライビキ（1979）が、後者のそれは L. A. ポズニャコフ、I. M. ソボル、R. A. スニャエフ（1979）と高原文郎（1980）が計算しており、(6.22) の電子散乱に対する

光学的厚み τ が1に比べてあまり大きくなければ（不飽和コンプトン化），いずれも $h\nu_0 \lesssim h\nu \lesssim kT_e$ の範囲でベキ関数型のスペクトルを与えます．ここで ν_0 は入射する低エネルギー光子の振動数です．しかし図10.15で明らかなように，コンプトン化されたスペクトルの傾きは電子温度 T_e と光学的厚み τ に依存します．

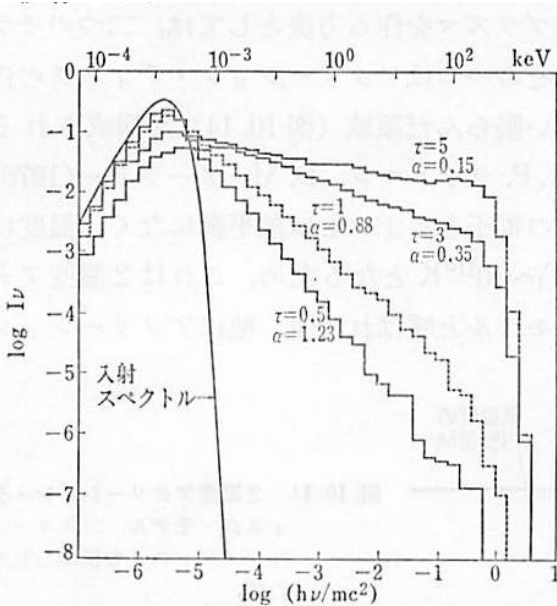


図 10.15 不飽和コンプトン化スペクトル．電子温度 $kT_e=100\text{KeV}$ ，輻射温度 $kT_r=0.5\text{eV}$ で， τ は光学的厚み， α はスペクトル指数．（L.A. ポズニャコフ，I.M. ソボル，R.A. スニャエフ 1979）．

図 10.15 不飽和コンプトン化スペクトル．電子温度 $kT_e=100\text{KeV}$ ，輻射温度 $kT_r=0.5\text{eV}$ で， τ は光学的厚み， α はスペクトル指数．（L.A. ポズニャコフ，I.M. ソボル，R.A. スニャエフ 1979）．縦軸 $\log I_\nu$ （ $-8\sim 0$ ），横軸 $\log(h\nu/mc^2)$ （ $-6\sim 1$ ），上端に keV 目盛（ $10^{-4}, 10^{-3}, 10^0, 10^2$ ）．曲線の表示： $\tau=5, \alpha=0.15 / \tau=3, \alpha=0.35 / \tau=1, \alpha=0.88 / \tau=0.5, \alpha=1.23 /$ 入射スペクトル．

したがって不飽和コンプトン化が暗いセイファート銀河から明るいクエーサーまでのX線輻射機構であるならば，電子温度 T_e と光学的厚み τ の間にかなり厳しい条件が要求されるでしょう．

光子がエネルギー E の相対論的電子によって散乱されれば、その光子のエネルギーは m_0c^2 を電子の静止エネルギーとして、

$$\gamma^2 = (E/m_0c^2)^2 \approx (E/0.5\text{MeV})^2$$

倍されます。これを逆コンプトン散乱と言い、シンクロトロン輻射を放出する相対論的高エネルギー電子によってその輻射が逆コンプトン散乱される場合を特に、シンクロトロン自己コンプトン散乱と呼びます。

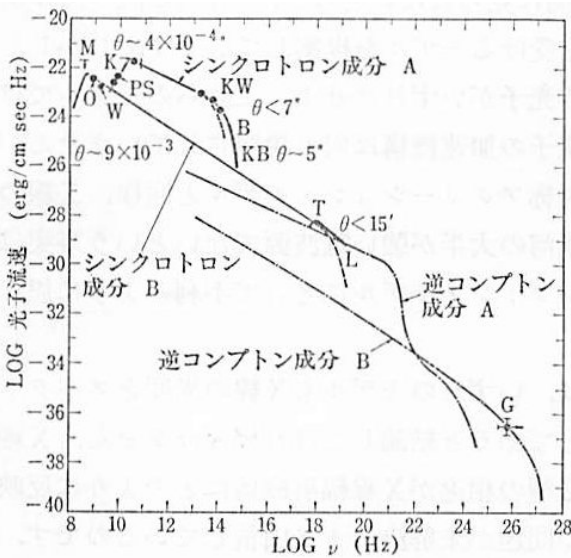


図 10.16 NGC 5128 に対するシンクロトロン自己コンプトン散乱モデル。電波源Aのサイズは 9.7×10^{-3} pc, 磁場は 2 gauss, Bのサイズは 2×10^{-1} pc, 磁場は 0.01 gauss で、それぞれの逆コンプトン・スペクトルが一点波線で示されている。(J. E. グリンドリー 1975)。

図 10.16 NGC 5128 に対するシンクロトロン自己コンプトン散乱モデル。電波源Aのサイズは 9.7×10^{-3} pc, 磁場は 2 gauss, Bのサイズは 2×10^{-1} pc, 磁場は 0.01 gauss で、それぞれの逆コンプトン・スペクトルが一点波線で示されている。(J. E. グリンドリー 1975). 縦軸 LOG 光子流速 (erg/cm sec Hz) ($-40 \sim -20$), 横軸 LOG ν (Hz) ($8 \sim 28$). 図中表示: シンクロトロン成分 A ($\theta \sim 4 \times 10^{-4}$) / シンクロトロン成分 B ($\theta \sim 9 \times 10^{-3}$) / 逆コンプトン成分 A / 逆コンプトン成分 B / M, K, O, W, PS, KW ($\theta < 7^\circ$), KB ($\theta \sim 5^\circ$), B, T ($\theta < 15^\circ$), L, G.

図10.16はJ. E. グリンドリー (1975) が電波銀河 NGC 5128 のX線をシンクロトロン自己コンプトン輻射で説明したものです. R. F. ムショツキー達 (1978) はX線と電波の同時観測 (図10.12) を重視し, それをシンクロトロン自己コンプトン・モデルの有力な観測的証拠とみなしています. 一方, J. H. ビオール達 (1978) は図10.12に相関は見られないと考え, ≤ 10 pc 内の黒体輻射が逆コンプトン散乱を受けるモデルを提案しています. しかし, 逆コンプトン散乱される光子がいずれにせよ, これらのモデルでは相対論的高エネルギー電子の加速機構は何も説明されていません. さらにマラッシ達の球対称アクリーション・モデルと同様, X線の強い1型セイファート銀河の大半が強い電波源でないという事実はシンクロトロン自己コンプトン・モデルにとって不利のように思えます.

以上の考察から私達は, いずれのモデルもX線の光度とスペクトルを説明するには不十分であると結論しなければなりません. X線の強度変化や, 1型と2型の相違がX線輻射機構にどのように反映しているのか等, 多くの問題が未解決のまま山積しているのです.

第XI章 エネルギー源

1. 観測の整理

(1) 活動銀河

私達はこれまで、性質の異なるたくさんの活動銀河について研究してきました。それらをもう一度整理してみることは、エネルギー源とセイファート銀河の起源と進化の考察にとって有益です。

光学的特徴と電波的特徴に着目した活動銀河の分類を表11.1に示します。光学的特徴はその活動性が強い連続光スペクトルにあるとかげ座BL型天体 (BL Lacertae=BL Lac object), 1型セイファート銀河とクェーサーに代表される幅広い輝線 (BL=broad line) グループ, 2型セイファート銀河とNL電波銀河に代表される幅狭い輝線 (NL=narrow line) グループ, それに鋭い輝線 (SEL=sharp emission line) グループの四つに分けられます。電波的特徴は第IX章で論じたように、電波の静かな (RQ=radio-quiet) グループと電波の騒がしい (RL=radio-loud) グループに分けられます。ここで光学的特徴の四つのグループにそれぞれ対応したRQ/RLグループが存在することは大変興味深いことです。

表 11.1 活動銀河の分類

活動クラス (AC)	光学的特徴	電波的特徴 弱い (RQ)	電波的特徴 強い (RL)
0	強い連続光スペクトルを持ち、輝線を全く持たないか、大変弱い	RQ・BL Lac 天体 (I Zw 1727+50, Mkn 421)	(RL) BL Lac 天体 (BL Lac, OJ 287)
1	強い連続光スペクトルと、幅広い輝線 (数 1000 km/s 以上) を持つ	RQ クェーサー=QSG (BSO 1, Ton 256)	OVV クェーサー (3C 345, 3C 446) ——— (RL) クェーサー=QSS (3C 48, 3C 273)
1	〃	1型セイファート銀河 (NGC 4151, Mkn 79)	BL 電波銀河 =RL セイファート銀河 (3C 120, 3C 390.3)
2	狭い輝線 (400–500 km/s 以上) を持つ	2型セイファート銀河 (NGC 1068, Mkn 1)	NL 電波銀河 (Cygnus A=3C 405, 3C 33)
3	鋭い輝線 (数 100 km/s 以下) を持つ	SEL (渦巻) 銀河 (NGC 7582, M 82)	SEL (楕円) 銀河 (NGC 1052, NGC 4278)

表11.1の分類が次のような性質とよい対応を持っていることに注意しましょう。

- (1) 連続光の変光はBL Lac天体とBLグループにのみ観測される。
- (2) 輝線スペクトルの変動はBLグループにのみ観測される。
- (3) 連続光の強い偏光は主にBL Lac天体とOVVクェーサーに観測される。
- (4) 強いX線輻射は主にBLグループとBL Lac天体に観測される。
- (5) RQグループの赤外輻射は熱輻射的スペクトル分布を持ち、RLグループのそれはシンクロトロン輻射的である。

(6) RQグループの内、1型セイファート銀河、2型セイファート銀河、SEL銀河は大半が渦巻銀河であり、RLグループのBL電波銀河はN銀河的、NL電波銀河はD/E銀河的、SEL銀河はE銀河的である。

BL Lac天体とBL, NL, SELグループの四つの光学的分類は中心核活動の規模や種類の相違、あるいは進化系列の異なった時期に対応していると考えられ、セイファート銀河の1型、2型に合わせて活動クラス (activity class) 0, 1, 2, 3と呼ぶこともできるでしょう。また理論的説明はできませんが、RQとRLグループの相違は銀河の形態と密接な関連を持つことは確かです。

各グループは活動的であるという点では共通していますが、明確な相違を持っています。ですから、これらをひとまとめにして論じることにはできません。中でも1型セイファート銀河は明解な性格を有し、キューサーとの類似も明白です。個数から言ってもこれは代表的な活動銀河です。したがって、この章では電波の静かな1型セイファート銀河を主に考察することにし、電波銀河的側面を強調するときには、別のアプローチの仕方があります。

(2) 中心核

エネルギー源を考察する際に必要な、中心核の持つべき基本的な物理量をまとめておきましょう。

光度と輻射エネルギーの総量 表11.2はNGC 4151の各波長域における光度、図11.1はそのスペクトル分布です。全光度は $L \approx 1.5 \times 10^{44} \text{erg/s}$ です。電波はその0.02%、輝線も約2%にすぎず、大半は赤外域、可視・紫外域、X線域の連続輻射として放出されています。また、これらの寄与はほぼ等しく、エネルギー的に卓越した波長域は存在しません。ただし、赤外光が紫外光によって加熱されたダスト粒子からの熱輻射であれば、可視・紫外光が主となりますし、100 KeV以上の波長域を考慮すればX線光度はさらに大

きくなります。しばしば見たように、最も暗いNGC 4051はNGC 4151の約10分の1、最も明るいIII Zw 2はその約100倍のエネルギー規模です。したがって、1型セイファート銀河の光度範囲は $L \approx 10^{43} - 10^{46} \text{erg/s}$ 、典型的な光度は $L \approx 10^{45} \text{erg/s}$ と見積ることができます。NGC 4151の光度は $L \approx 1.5 \times 10^{44} \text{erg/s}$ であり、1型セイファート銀河としてはやや小型です。

表 11.2 NGC 4151 の各波長域ごとの光度

波長域	光度 (erg/s)
電波	3×10^{39}
赤外	4×10^{43}
可視・紫外	6×10^{43}
X線：2-10 KeV	5×10^{42}
2-100 KeV	4×10^{43}
輝線：バルマー線	1.8×10^{42}
禁制線	1.7×10^{42}
全輝線	3.5×10^{42}

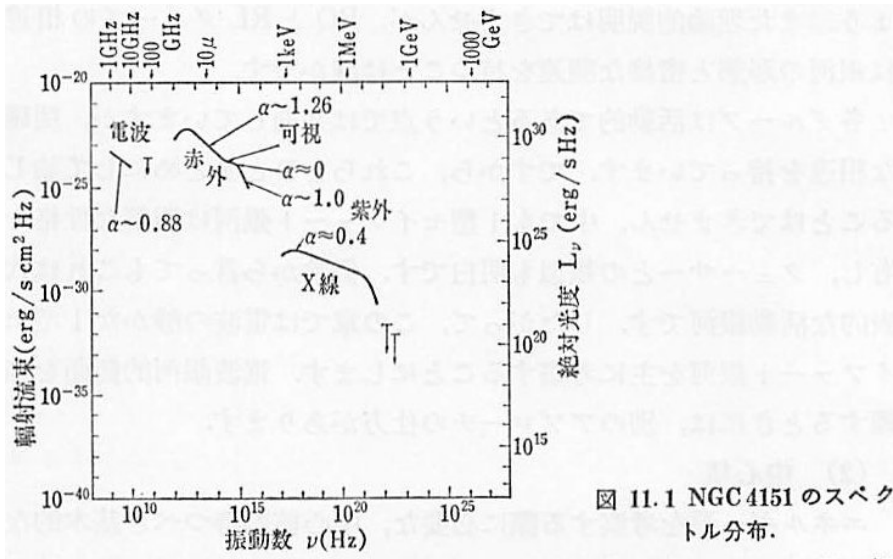


図 11.1 NGC4151 のスペクトル分布.

図 11.1 NGC 4151 のスペクトル分布. 横軸：振動数 $\nu(\text{Hz})$, $10^{10} - 10^{25}$. 上端の目盛：1 GHz, 10 GHz, 100 GHz, 10μ , 1 keV, 1 MeV, 1 GeV, 1000 GeV. 左縦軸：輻射流束 ($\text{erg/s cm}^2 \text{ Hz}$), $10^{-20} - 10^{-40}$. 右縦軸：絶対光度 L_ν (erg/s Hz), $10^{30} - 10^{15}$. 図中の記入：電波 $\alpha \sim 0.88$; 赤外 $\alpha \sim 1.26$; 可視 $\alpha \approx 0$; 紫外 $\alpha \sim 1.0$; X線 $\alpha \approx 0.4$.

L.ウォルチェ (1959) の議論にしたがえば、セイファート銀河の寿命は $t \approx 10^8$ 年です. この間、光度を変えることなく光り続けるものとすれば、NGC 4151 の輻射エネルギーの総量は $E = Lt \approx 5 \times 10^{59} \text{ erg}$ と計算されます. 1 型セイファート銀河の総エネルギー量はしたがって、 $E \approx 10^{59} - 10^{62} \text{ erg}$, 典型的な値は $E \approx 10^{61} \text{ erg}$ と見積られます. 静止質量エネルギー $E = Mc^2$ で換算すれば、NGC 4151 のエネルギーは $M \approx 2 \times 10^5 M_\odot$ に相当し、上記のエネルギー量はそれぞれ $M \approx 10^4 - 10^7 M_\odot$ と $M \approx 10^6 M_\odot$ となります.

質量 アンドロメダ銀河の準恒星状中心核の質量は $1.6 \times 10^8 M_\odot$ であり、NGC 1068 の速度場の観測は中心核領域に対して $\leq 10^9 M_\odot$ を与えますので、エネルギー源自身の質量の上限値として $M \approx 10^8 - 10^9 M_\odot$ を得ます. 絶対的な下限は上で求めた静止質量ですが、これでは 100% のエネルギー変換率が要求されます. これを 10% と仮定すれば、下限値は $M \approx 10^5 - 10^8 M_\odot$ となります. 妥当な質量はしたがって、 $M \approx 10^6 - 10^8 M_\odot$ と思われます.

この質量の見積りはエディントン光度

$$L_E \approx 1 \times 10^{45} \left(\frac{M}{10^7 M_\odot} \right) \text{ erg/s}$$

と比較されるべきです. これは中心核光の輻射圧と重力とが釣り合う条件を与える式です. 典型的な光度 $L \approx 10^{45} \text{ erg/s}$ をエディントン光度に等しいと置けば、(11.1) 式から $M \approx 10^7 M_\odot$ の質量が求まるのです.

大きさ 中心核の構造と大きさは変光のタイム・スケールから推定できます. 可視・紫外光のそれは 10 日–1 カ月ですから、輻射源の大きさは $l \approx (3 - 10) \times 10^{16} \text{ cm}$ と見積られます. X線の強度変化はさらに短い 1–数日の

タイム・スケールで起きますので、 $l \approx (3 - 10) \times 10^{15} \text{cm}$ がX線源の大きさの目安となります。一方、NGC 4151やIII Zw 2に観測される $\lambda = 2.2\mu$ の赤外変光は1カ月–1年のタイム・スケールの現象で、赤外光源に対しては幅広い輝線を輻射するBL領域の大きさにほぼ等しい $l \approx (1 - 10) \times 10^{17} \text{cm}$ を得ます。しかし赤外光はダスト粒子からの2次的熱輻射と考えられます。したがって、中心核内のエネルギー源は可視・紫外光とX線を輻射し、その大きさは太陽系の直径の10–100倍に相当する $l \approx 10^{15} - 10^{17} \text{cm}$ であると結論できます。

2. 種々の中心核モデル

セイファート銀河や電波銀河、クェーサーの究極の問題は、それらのエネルギー源の解明にあります。提唱されたモデルは多種多様ですが、次の四つに大別できます。

- (a) 物質の創造や反物質を仮定するモデル。
- (b) 高密度の恒星系内で起る超新星爆発や、恒星同士の衝突、あるいはこれらの組合せと考えるモデル。
- (c) 超大質量を持つ単一の天体を想定するモデル。
- (d) 超大質量ブラック・ホールへのガスのアクリーションをエネルギー源と考えるモデル。

これらを検討し、前節の要求、あるいは観測事実や物理的考察と矛盾しないものはどれか考えてみましょう。

中心核が物質の湧き出し口であるという考えは新しいものではなく、J. ジーンズ卿は1928年にAstronomy and Cosmogony（天文学と宇宙創生論）の13章を「星雲の中心は何か全く別の世界から我々の宇宙の中へ物質が注がれる“特異点”的性質を有し、我々の宇宙の住民にとって、それらは物質が

連続的に造られている点のように見えるという推測は捨てきれない。》と結んでいます。つまり彼は、中心核から流れ出した物質が渦巻アームを形成すると示唆しているのです。キューサーを宇宙膨張に残された超高密度物質の爆発的膨張とみなす遅延核 (delayed core) モデル (V. A. アンバルツミヤン 1958, 1966; I. D. ノヴィコフ 1965; Y. ネーマン 1965) も、宇宙膨張で薄められる量を補う物質の創造を中心核内に求める定常宇宙論者の主張 (W. H. マックレア 1964; F. ホイルとJ. V. ナーリカー 1966) も、基本的にはジーンズの考えと同じです。H. アルヴェーン (1965) の反物質説とジーンズの考えを組合せたイルترون説はF. J. ロウ (1970) によって提唱されました。これは中心核内に散在する赤外光源 (irtron) では物質と反物質が絶えず造られており、強い赤外光は対消滅で生じた電子と陽電子のシンクロトン輻射であることと、中心核から流出した物質がセイファート銀河のアームを形成したことを主張します。キューサーは進化の初期の段階にあるから、アームを作るだけの十分な物質がまだ流出していないというのです。以上見たように、(a) に属するモデルはエネルギー量に見合った物質の創造を仮定しますので、エネルギー源を説明したことにはなっていません。また、定常宇宙論も3°Kの背景輻射の発見以来、否定的です。

1回の超新星爆発によって $E \sim 10^{51}$ ergのエネルギーが解放されます。もしも何等かの原因で中心核内の超新星爆発の起る頻度が異常に高められ、1年に1～100回の爆発が起れば、 $L \sim 10^{43} - 10^{45}$ erg/sの光度が期待できます。この超新星説 (I. S. シュクロフスキー 1961; G. R. バービッジ 1961; A. G. W. キャメロン 1962; S. A. コルゲイトとA. G. W. キャメロン 1963; 会津晃達 1964) は輝線幅や変光、それに高エネルギー粒子の加速機構を無理なく説明できますが、肝心の連鎖爆発を引き起す機構の説明は不十分です。示唆されたものとしては、(i) 中心核内の星の密度が高いので、一つの爆発が近くの他の星の爆発の引金となる、(ii) 中心核内では爆発的に星が生れ、進化の速い重い星は連続的な超新星爆発を起す、(iii) 中心核内の多量のガスが星の進化を速め、超新星爆発が連続的に起る、等があります。この難点はJ. エイロン

ズ、R. M.カルスラッド、J. P.オストライカー (1975) のパルサーを作る超新星爆発が1年に1-100回起きているという、マルチプル・パルサー (multiple pulsar) モデルに対しても言えます。また、これらのモデルでは活動領域が前節で得た値に比べ、はるかに大きくなると考えられます。

第I章で見たように、アンドロメダ銀河の準恒星状核は $M = 1.6 \times 10^8 M_{\odot}$ の質量を持ち、その半径は $R=5 \text{ pc}$ でした。セイファート銀河やキューサーではその半径がさらに小さく、 $R \sim 0.1 \text{ pc}$ 以下ですから、星同士の衝突が重要な役割を演じていると考えなければなりません (表11.3; 図11.2)。

表 11.3 銀河中心核の力学的性質 (L.スピッツァーとW. C.サスロー 1966)

星の数	物理量	中心核の半径 0.1 pc	1 pc	10 pc	100 pc
$N = 10^6$	星の速度 v_s (km/s)	147	47	14.7	4.7
	緩和時間 t_R (年)	4.6×10^6	1.46×10^8	4.6×10^9	1.46×10^{11}
	衝突時間 t_C (年)	3.2×10^8	1.09×10^{11}	3.5×10^{13}	1.09×10^{16}
$N = 10^8$	星の速度 v_s (km/s)	1470	470	147	47
	緩和時間 t_R (年)	3.4×10^7	1.08×10^9	3.4×10^{10}	1.08×10^{12}
	衝突時間 t_C (年)	2.8×10^6	5.2×10^9	3.1×10^{12}	1.09×10^{15}
$N = 10^{10}$	星の速度 v_s (km/s)	14700	4700	1470	470
	緩和時間 t_R (年)	2.7×10^8	3.6×10^9	2.7×10^{11}	8.6×10^{12}
	衝突時間 t_C (年)	3.1×10^3	9.7×10^6	2.8×10^{10}	8.5×10^{13}

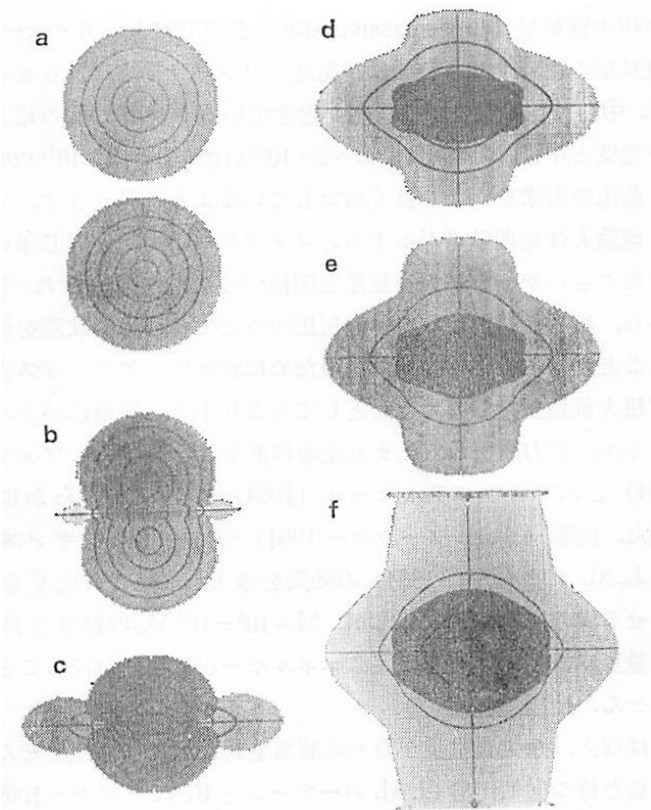


図 11.2 星と星との衝突：質量 $1 M_{\odot}$ の 2 個の星が相対初期速度 1000 km/s で衝突する。(a) $t=0$ ；中心間の距離は $2.2 R_{\odot}$ ，(b) $t=13$ 分；衝突面から横に物質の放出が起りはじめる，(c) $t=20$ 分；最も圧縮され，中心の密度と温度が初期値より上昇する，(d) $t=28$ 分；二つの反跳衝撃波が上下に伝播，(e) $t=30$ 分；横方向の物質の放出と二つの衝撃波によって作られた特徴的な外観，(f) $t=40$ 分；衝撃波によって生じた極方向の突出が成長，全質量の 18% が系からの脱出速度を超える。(F. G. P. サイドルと A. G. W. サムメロン 1972)。

図 11.2 星と星との衝突：質量 $1M_{\odot}$ の2個の星が相対初期速度 1000 km/s で衝突する。(a) $t=0$ ；中心間の距離は $2.2R_{\odot}$ ，(b) $t=13$ 分；衝突面から横に物質の放出が起りはじめる，(c) $t=20$ 分；最も圧縮され，中心の密度と温度が初期値より上昇する，(d) $t=28$ 分；二つの反跳衝撃波が上下に伝搬，(e) $t=30$ 分；横方向の物質の放出と二つの反跳波によって作られた特徴的な外観，(f) $t=40$ 分；衝撃波によって生じた極方向の突出が成長，全質量の18%が系からの脱出速度を超える。(F. G. P. サイドルとA. G. W. キャメロン 1972)。

衝突が起れば中心核内に多量の高温度ガスが放出されますので，衝突説 (L. ウォルチェ 1964; S. M. ウラムとW. E. ヴァルデン 1964; T. ゴールド，W. I. アックスフォード，E. C. レイ 1965; S. ファン・デン・バーグ 1965; L. スピッツァーとW. C. サスロウ 1966) は超新星説と同様，セイファート銀河やクエーサーの光学的現象を説明できます。一方，S. A. コルゲイト (1967) は星同士の衝突はむしろ星の合体を引起し，こうして作られた $M \sim 50M_{\odot}$ の重い星が1年に5個の割合で超新星爆発を起しているのがクエーサーであるという衝突説と超新星説を組合せた説を唱えました。恒星系の進化の最終的段階として必然的に見えるこれらの説はしかしながら， $M \gtrsim 10^8 M_{\odot}$ ， $R \leq 0.1 \text{ pc}$ の条件を実現させるためには宇宙の年齢を超える長い時間を要するという理論的困難に直面してしまうのです。超新星爆発と星同士の衝突・合体は中心核内で起る重要な過程に違いありませんが，これらが究極のエネルギー源を説明するものとは考えられません。

セイファート銀河とは $M \sim 10^8 M_{\odot}$ もの超大質量を持つ単一の天体の超・超新星爆発であるという大胆なアイデアはF. ホイルとW. A. ファウラー (1963) によって提案されました。その動機は次の点にあります。つまり，1個の超新星爆発が他の爆発を誘起し，超新星の連鎖爆発を起させるためには星と星とが互に接触するほどに中心核がコンパクトである必要があるが，これは本質的に単一の超大質量星 (supermassive star) と同じだということです。超大質量星の注目すべき特徴は超光度とコンパクトさにあります。例えば，中心で水素燃焼の核反応が起きている $M = 10^8 M_{\odot}$ の超大質量星の光度と半径はそれぞれ， $L = 2 \times 10^{46} \text{ erg/s}$ ， $R = 8 \times 10^{14} \text{ cm}$ であり，前節の要求をかな

り良く満たしているように見えます。ですから、理論天体物理学者がホイールとファウラーの論文と同じ年に発見されたクェーサーを超大質量星と関係づけたのは当然です。しかしながら、超大質量星は重力を輻射圧で支えてその平衡状態を保っていることと、一般相対論的効果のために安定性を欠き、ガス雲の収縮で超大質量星を形成できたとしてもより小さい質量にバラバラに壊れるか、重力崩壊してしまう運命にあることがW. A.ファウラー (1964) とS.チャンドラセカール (1964) によって明らかにされました。回転 (W. A.ファウラー 1964) や磁場 (V. L.ギンズブルグとL. M.オゼルノイ 1964) の効果を導入して超大質量星を安定化させる試みもなされましたが、 $M \approx 10^6 - 10^8 M_{\odot}$ の質量を持つ超大質量星は $\sim 10^6$ 年以上安定にエネルギーを放出し続けることができません。

とは言え、超大質量星が直ちに放棄された訳ではありません。超大質量を持つ回転円盤 (J. M.バーデーンとR. V.ワゴナー 1969; E.サルピーターとR. V.ワゴナー 1971) も検討されましたが、観測と対比させて興味深いモデルは強力な磁場を持ち回転する超大質量星です。これらはマグネトイド (magnetoid) モデル (L. M.オゼルノイ 1966; L. M.オゼルノイとV. V.ウソフ 1973)、巨大パルサー (giant pulsar) モデル、あるいはスピナー (spinar) モデル (P.モリソン 1969; A.カヴァリエリ, F.パッチーニ, G.セッチ 1969)、電気力学 (electrodynamic) モデル (J. H.ピディントン 1970)、銀河フレア (galactic flare) モデル (P. A.スタロック 1965; P. A.スタロックとC.バーンズ 1972) 等と呼ばれますが、超大質量星の回転エネルギーを磁力線、あるいは磁気双極輻射を介して粒子の加速エネルギーに変換する点では共通しています。図11.3はオゼルノイとウソフのマグネトイド・モデルです。周期1年程度で回転する超大質量星 ($M \sim 10^8 M_{\odot}$, $R \sim 10^{16} \text{cm}$) から放射される強い低周波 ($\nu \sim 10^{-7} \text{Hz}$) の磁気双極輻射は超大質量星から流出するプラズマに吸収され、そこで加速された電子はサブミリ波・赤外領域に $L \sim 10^{48} \text{erg/s}$ という強力なシンクロトロン輻射を放出します。超大質量星からはまた、 $L \sim 10^{46} \text{erg/s}$ の熱輻射が放出されますので、マグネトイド・モデルはクェーサーを良く説

明するようになります。中心核の恒星系としての進化の最終段階、あるいは中心核内の星が進化過程で失うガスの蓄積の結果として形成されたマグネトイドは磁気双極輻射とプラズマの放出によって次第にその活動を弱めるが、 $10^7 - 10^8$ 年もすれば再びガスを蓄積して新たな活動期を迎えるだろうとオゼルノイ達は主張します。ところが、このモデルで電波の静かなセイファート銀河を解釈しようとするれば、決定的な矛盾に気がきます。第VIII章で明かなように、それらの赤外光はダスト粒子からの熱輻射であり、赤外源は $R \sim 1-100$ pcの広がりを持つからです。マグネトイド・モデルは電波源のキューサーやBL Lac天体に適用できても、電波の静かな1型のセイファート銀河とは両立しないと考えるければなりません。

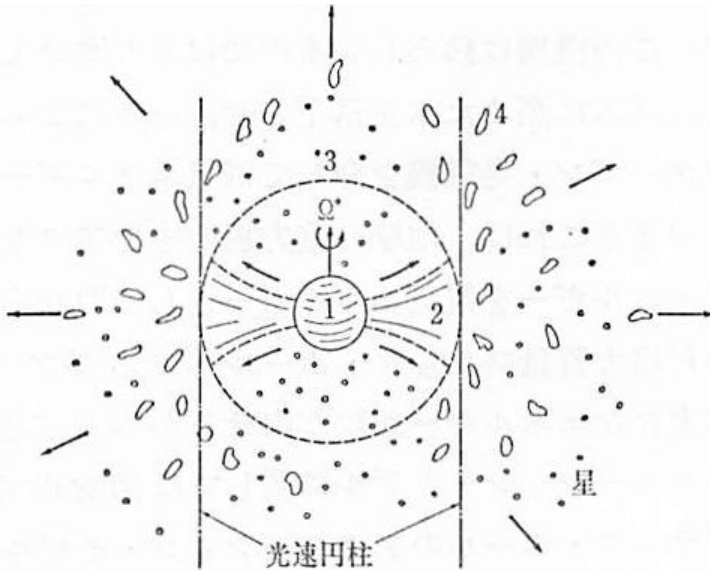


図 11.3 マグネトイド・モデル。1—回転する超大質量天体；2—回転不安定によって流出するプラズマ；3—低周波電磁波によって占められる領域の境界；4—1から放出される輻射と粒子によって加速されたガス雲。（V. L. ギンズブルグと L. M. オゼルノイ 1977）。

図 11.3 マグネトイド・モデル. 1—回転する超大質量天体；2—回転不安定によって流出するプラズマ；3—低周波電磁波によって占められる領域の境界；4—1から放出される輻射と粒子によって加速されたガス雲. (V. L. ギンズブルグとL. M. オゼルノイ 1977). 図中の記入：中心の天体に角速度 Ω の矢印，外側に「星」，垂直な2本の線に「光速円柱」.

現在最も有望視されているのはE. E. サルピーター (1964), Ya. B. ゼルドヴィッチ (1964), D. リンデン-ベル (1969) 等によって提唱された超大質量ブラック・ホール (supermassive black hole) のアクリーション・モデル (accretion model) です. その基本的アイデアは超大質量ブラック・ホールの強い重力場の中をアクリートするガスの位置エネルギーや回転エネルギーを有効に取り出す点にあります. この機構は珍しいものではありません. 例えば, 水力発電所ではダムに溜めた水を落下させ, それによって得た位置エネルギーをタービン・発電機を介して電気エネルギーに変換しているのです. つまりこれは, 地球の重力場の中をアクリートさせて得た水の位置エネルギーを電気エネルギーとして取り出しているのです. ですから超大質量ブラック・ホールへガスがアクリートすれば, いかに大きなエネルギーが取り出せるか容易に想像がつきます. このアクリーション・モデルに関しては節を改めて調べますが, 現在ブラック・ホールのアクリーション・モデルが広く受け入れられている理由として, 先に調べた三つのカテゴリーに属するモデルの不成功の他に, 以下のものをあげることができます.

(1) ブラック・ホールは極めて小さいこと.

回転していないブラック・ホール (Schwarzschild black hole) の半径は $r_g = 2GM_{\text{BH}}/c^2$ より,

$$r_g = 3 \times 10^{12} \left(\frac{M_{\text{BH}}}{10^7 M_{\odot}} \right) \text{ cm}$$

で与えられます. ここで r_g は重力半径 (gravitational radius) を意味し, $M_{\text{BH}}/10^7 M_{\odot}$ は $10^7 M_{\odot}$ を単位とするブラック・ホールの質量です.

$M_{\text{BH}}/M_{\odot} = 1$ とすれば、 $r_g = 3\text{km}$ 、 M_{BH} として地球の質量 ($6 \times 10^{27} \text{ g}$) を取れば、 $r_g = 1\text{cm}$ となります。 $M = 10^6 - 10^8 M_{\odot}$ の超大質量ブラック・ホールではその半径は $r_g = 3 \times 10^{11} (4 R_{\odot}) - 3 \times 10^{13} (2 \text{ A.U.}) \text{ cm}$ です。ブラック・ホールの極めて小さいという特徴はコンパクトなエネルギー源の解釈にとって、また強い重力場を造り出すために大変好ましい性質なのです。

(2) 高い効率のエネルギー変換が可能であること。

ブラック・ホールの種類 (回転していないシュワルツシルト・ブラック・ホールか、回転しているカー・ブラック・ホールか) にもよりますが、アクリートするガスの持つ静止エネルギーの6-42%が解放可能です。これは核反応に比べて、ほぼ10倍も高い効率です。静止エネルギーの10%を仮定し、1年にアクリートするガスの質量を $\dot{M}$ と書けば、期待される光度は $L = 0.1 \dot{M} c^2$ より、

$$L = 6 \times 10^{45} \left(\frac{\dot{M}}{M_{\odot}} \right) \text{ erg/s}$$

で与えられます。NGC 4151 の全光度 $L = 1.5 \times 10^{44} \text{ erg/s}$ の説明には $\dot{M} = 0.025 M_{\odot}/\text{年}$ 、セイファート銀河の光度範囲 $L = 10^{43} - 10^{46} \text{ erg/s}$ には $\dot{M} = 0.002 - 2 M_{\odot}/\text{年}$ のアクリーション率が要求されます。

(3) 超大質量ブラック・ホールは中心核内で必然的に形成されると考えられること。

起源は別として $M \gtrsim 10^6 - 10^8 M_{\odot}$ のガス雲が自己重力で収縮すれば、三つの可能性が考えられます。その一つはどこまでも収縮 (重力崩壊) し、超大質量ブラック・ホールを形成する過程です。二つ目の過程は超大質量星やマグネトイド等の形成です。しかし、これらも最終的にはバラバラに壊れて高密度の恒星系を作るか、重力崩壊してブラック・ホールになるはずで、残る可能性はガス雲から直接高密度の恒星系を作る過程です。高密度恒星系では星同士の衝突や合体、超新星爆発が起り、多量のガスが放出さ

れたり、通常の星の質量を持つブラック・ホールが形成されます。放出されたガスは自己重力で収縮し、新たなサイクルに入ります。一方、通常の星の質量を持つブラック・ホールは星やガスをのみ込み、宇宙の年齢に比べて十分に短い期間に超大質量まで成長すると思われます。カテゴリー (b) の高密度恒星系も (c) の超大質量星も最終的には超大質量ブラック・ホールを形成して終るのです。

3. アクリーション・モデル

(1) 球対称アクリーション

質量 M の質点にガスが定常的にアクリートする最も簡単な場合を考えてみましょう。ガスの角運動量が無視できれば、アクリーション流は球対称となります。質点から十分遠方ではガスは静止していますが、ガスの熱エネルギーよりも重力エネルギーが強いところ、すなわち、アクリーション半径

$$r_a = \frac{GM}{a_\infty^2} \approx 1 \times 10^{14} \left(\frac{M}{M_\odot} \right) \left(\frac{10^4}{T_\infty} \right) \text{cm}$$

よりも内側のガスは落下し出し、流れは重力によって徐々に加速され、臨界点

$$r_c = \frac{GM}{2a^2}$$

で音速

$$a = \sqrt{\gamma \frac{p}{\rho}}$$

に達します。ここで G は重力定数、 $a_\infty = \sqrt{(\gamma p_\infty / \rho_\infty)}$ は十分遠方での音速、 T_∞ は十分遠方でのガスの温度です。また p と ρ はガスの圧力と密度、 γ は断

熱指数で $1 \leq \gamma \leq 5/3$ の値をとります。アクリーション流は臨界点の外側で亜音速 (マッハ数 $M=v/a<1$)、内側で超音速 ($M>1$) となり、質点がブラック・ホールであれば、(11.2) の重力半径 r_g でガスの速度 v は光速 c に達します。アクリーション率、つまり単位時間にアクリートするガスの質量 $\dot{M}$ は半径 r での球の表面積 $4\pi r^2$ に密度 ρ と速度 v をかけて、

$$\dot{M} \approx 0.1 n_{\infty} \left(\frac{M}{10^7 M_{\odot}} \right)^2 \left(\frac{10^4}{T_{\infty}} \right)^{3/2} M_{\odot}/\text{年}$$

と見積られます。ここで n_{∞} は十分遠方でのガスの個数密度であり、プロトン質量を $m_p = 1.67 \times 10^{-24} \text{g}$ として $\rho_{\infty} \approx m_p n_{\infty}$ です。

ガスはほとんど自由落下の速度

$$v \approx \left(\frac{2GM}{r} \right)^{1/2} \propto r^{-1/2}$$

でアクリートします。アクリーション率は半径によらず一定ですから、密度はしたがって

$$\rho = \frac{\dot{M}}{4\pi r^2 v} \propto r^{-3/2}$$

と変化します。ボイル・シャルルの法則 $p \propto \rho T$ と状態方程式 $p \propto \rho^{\gamma}$ を使えば、温度は

$$T \propto \rho^{\gamma-1} \propto r^{-\frac{3}{2}(\gamma-1)}$$

にしたがって上昇することが分ります。 $T_{\infty}=10^4 \text{K}$ を仮定すれば $a_{\infty} \approx 10 \text{ km/s}$ で、

$$\frac{r_a}{r_g} \approx \left(\frac{c}{a_{\infty}} \right)^2 \approx 10^9$$

ですから、ブラック・ホール周辺の温度は

$$T \approx T_{\infty} \left(\frac{r_a}{r_g} \right)^{\frac{3}{2}(\gamma-1)} \sim 10^8 - 10^9 \text{ }^{\circ}\text{K} \quad (\gamma = 1.4)$$

に達すると予想されます。これは球対称アクリーションの著しい特徴です。次に議論するディスク・アクリーションでは $T \sim 10^5 - 10^6 \text{ }^{\circ}\text{K}$ にしかありません。

球対称アクリーションの高温ガスはX線を輻射します。しかし、温度と密度の分布からその熱輻射量を計算してみると、説明すべきX線光度の1%を遙かに下まわることがわかります。 n_{∞} を高めてアクリーション率を増加させれば、アクリーション流は光学的に不透明になり、効率は逆にますます低下してしまいます。これは当然です。ガスが加速されて得た運動エネルギーを散逸させる機構が何も考慮されていないからです。

前章のX線の起源ですでに述べたように、乱流と磁場は球対称アクリーションのエネルギー散逸機構として有効に働きます。P.メザロスとシルク(1977)によれば、乱流によるエネルギー散逸によってガスは $T \gtrsim 10^9 \text{ }^{\circ}\text{K}$ まで加熱され、高エネルギー領域を除けばX線の光度とスペクトル分布の説明が可能です。星間ガスも恒星も磁場を持っています。したがってこれらに起源を持つガスがアクリートすれば、磁力線は乱流によって引伸され、折畳まれ、あるいは引き千切られ、ガスの運動エネルギーや乱流エネルギーの密度、それに重力エネルギー密度と同程度にまで磁場のエネルギー密度が高められます。このような状況ではシンクロトロン輻射が主要な輻射機構となります。磁場を持ったガスの球対称乱流アクリーションを論じたL.マラッシ達(1979)の結果では、ガスの温度は $T \approx 10^9 - 10^{10} \text{ }^{\circ}\text{K}$ まで上昇し、強いシンクロトロン輻射は $10^{13} - 10^{14} \text{ Hz}$ の赤外領域に放射されます。またX線はそのコンプトン化で説明できます。

ところが、赤外光がシンクロトロン輻射であるという球対称アクリーションの性質は、第VIII章で見たように、電波の静かなセイファート銀河の

観測と矛盾します。これらの赤外光はダスト粒子からの2次的な熱輻射と考えられるからです。アクリーション率が時間的に変動する非定常アクリーションや、ガスの重力を考慮した自己重力アクリーションの研究は十分ではありませんが、球対称アクリーションが現実のエネルギー源として働いているとすれば、それは電波源に限られると思われます。

(2) ディスク・アクリーション

渦巻銀河の円盤領域，中央楕円体 (bulge)，準恒星状中心核はみな~100 km/sの速度で回転しています。もしこれらに起源を持つガスが中心核内の超大質量ブラック・ホールへアクリートするのであれば，その大きな角運動量のためにアクリーション・ディスク (accretion disk) と呼ばれる回転円盤がブラック・ホールの周囲に形成されると考えられます。(D.リンデンベール 1969; J. E.プリングルとM. J.リース 1972; N. I.シャクラとR. A.スニャエフ 1973).

アクリーション・ディスクの各点は回転による遠心力とブラック・ホールの重力との釣合いで決まる回転速度

$$v_{\phi} = \sqrt{\frac{GM}{r}} \propto r^{-1/2}$$

を持ち，内側ほど速く回転しています。角速度 $\omega=v_{\phi}/r$ で表現すれば，

$$\omega = \sqrt{\frac{GM}{r^3}} \propto r^{-3/2}$$

となります。一方，単位質量当りの角運動量は

$$L = r^2\omega \propto r^{1/2}$$

で与えられ，外側ほど大きな値をとります。わずかに異なった半径 r_1 と r_2 ($r_1 > r_2$) の円環を考えれば，小さいスケールの乱流や磁場に起因する粘性が両者の間に摩擦力として作用するため， r_1 と r_2 での角速度 ω_1 と ω_2 が等し

くなるように角運動量が外向きに運ばれます。この角運動量の輸送は内側の円環の速度を減少させますので、円環はわずかに内側に落下することになります。動径方向の落下速度を v_r 、アクリーション・ディスクの面密度を Σ と書けば、ディスク・アクリーションの場合のアクリーション率は

$$\dot{M} = 2\pi r \Sigma v_r$$

となります。動径方向の運動は回転に比べて十分ゆっくりしています ($v_r \ll v_\phi$) ので、球対称アクリーションと同じアクリーション率を仮定すれば、アクリーション・ディスクの面密度は高くなり、光学的に不透明になると考えられます。

アクリーション・ディスク内のガスは螺旋を描きながらゆっくりとブラック・ホールへ落下して行きます。この過程で失われる重力エネルギーの一部は回転エネルギーを増加させ、残りは熱エネルギーに変換され、アクリーション・ディスク表面からの熱輻射となります。角運動量の輸送を引き起す摩擦力も、また外向きのエネルギーの流れを生じさせます。これらを考慮してアクリーション・ディスクの単位表面積から単位時間に放出されるエネルギーを計算すると、

$$Q \approx \frac{3}{8\pi} \frac{GM_{\text{BH}}\dot{M}}{r^3}$$

が求まります。このエネルギー流束が黒体輻射として放出されるのであれば、半径 r の円環の温度はステファン・ボルツマンの法則 ($Q=\sigma T^4$) より、

$$T \approx 1 \times 10^6 \left(\frac{10^7 M_\odot}{M_{\text{BH}}} \right)^{1/2} \left(\frac{\dot{M}}{M_\odot} \right)^{1/4} \left(\frac{3r_g}{r} \right)^{3/4} \text{ } ^\circ\text{K}$$

と与えられます。ここで $\dot{M}/M_\odot$ は太陽質量を単位として1年間にアクリートするガスの質量です。また $r = 3r_g$ はシュワルツシルド・ブラック・ホールのまわりの円運動の可能な最小半径であり、アクリーション・ディスクの最も内側の半径を与えます。ブラック・ホールの質量とアクリーション率

に多少依存しますが、(11.18) 式はアクリーション・ディスクの温度が $T \approx 10^5 - 10^6 \text{ K}$ であることを示しています。これは紫外光を輻射する温度領域です。アクリーション・ディスクがセイファート銀河とクェーサーの可視・紫外連続光源であるという V. M. リュチュイ (1977) と G. A. シールズ (1978) の示唆はこの性質に基づいています。

(11.3) 式からわかるように、アクリーション率 $\dot{M}$ を高めれば、光度 L はそれに比例して増加します。しかし、光度が (11.1) のエディントン限界 L_E 以上になると、内向きの重力よりも外向きの輻射圧の方が強くなり、ガスは押戻されて流出に転じます。アクリーションが阻止されれば光度はエディントン限界以下に落ち、再びアクリーションが活発に起るようになります。このようにして、ディスク・アクリーションの光度がエディントン限界として規定されているならば（超臨界アクリーション supercritical accretion）、アクリーション率は

$$\dot{M} \approx 0.2 \left(\frac{M_{\text{BH}}}{10^7 M_{\odot}} \right) M_{\odot} / \text{年}$$

で与えられ、アクリートしたガスの一部は輻射圧によって極方向に放出されていると考えられます（図 11.4）。輝線の幅付け機構の有力な説に中心核からのガス流出によるドップラー効果がありましたが、超臨界アクリーションにともなうガスの流出をこれと同一視することもできるでしょう。鶴田幸子 (1977) はまた、超臨界アクリーションの流出ガスと中心核内のガス雲との衝突でマイクロ波から赤外領域におびただしい低エネルギー光子が造られ、これらが逆コンプトン散乱を受けて強力な赤外・紫外光源となるという噴水モデルを提唱しています。

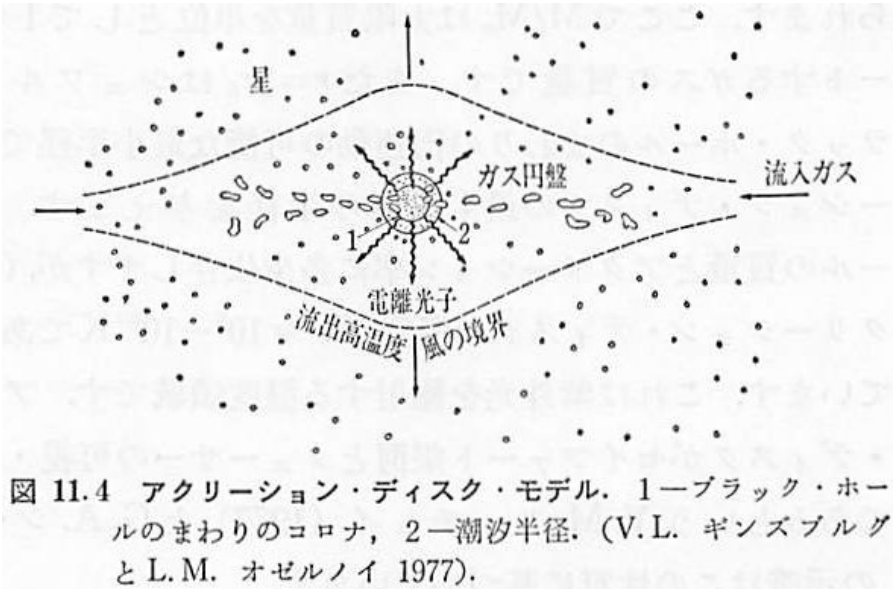


図 11.4 アクリーション・ディスク・モデル. 1—ブラック・ホールのまわりのコロナ, 2—潮汐半径. (V.L. ギンズブルグと L.M. オゼルノイ 1977). 図中の記号: 星／ガス円盤／流入ガス／電離光子／流出高温度風の境界／1／2

ディスク・アクリーションはこの他にも幾個かの興味深い可能性を含んでいます。前章ですでに見たように、アクリーション・ディスクの内側のブラック・ホール周辺に光学的に薄く膨らんだ2温度領域と呼ばれる高温度領域、あるいはその上層に太陽コロナに類似した高温度領域が形成されるならば、そこで起る不飽和コンプトン化によってアクリーション・ディスクの輻射する低エネルギー光子はX線領域までそのエネルギーを高めることができます。アクリーション・ディスクの各半径は異なった角速度で回転（微分回転）しています。アクリートするガスの磁場はこの微分回転によって増幅され、磁場に蓄えられたエネルギーは太陽フレアに類似した爆発現象によってプラズマ雲の放出や、シンクロトロン輻射と逆コンプトン輻射として解放されます (D. リンデンベール 1969; G. A. シールズと J. C. ホイラー 1976; 高原文郎 1979)。このフレアによるエネルギー解放は電波か

らX線までの各波長域で見られる輻射強度の時間変動にとっても、またコロナ領域の形成にとっても無視できない大切な機構です。さらに磁力線がアクリーション・ディスクを垂直に規則正しく貫ぬいているならば、対状電波源を説明することもできます (R. V. E. ラブレス 1976; R. D. ブランドフォード 1976; R. D. ブランドフォードと R. L. ズナイエク 1977)。そのような磁力線はアクリートするガスによって内部へ引込まれると同時に高速度で回転させられます。これは一種の巨大な発電機として作用するため電場が誘起され、加速された高エネルギー粒子は磁力線に沿って両極方向にビーム状に射出されるのです (図 11.5)。

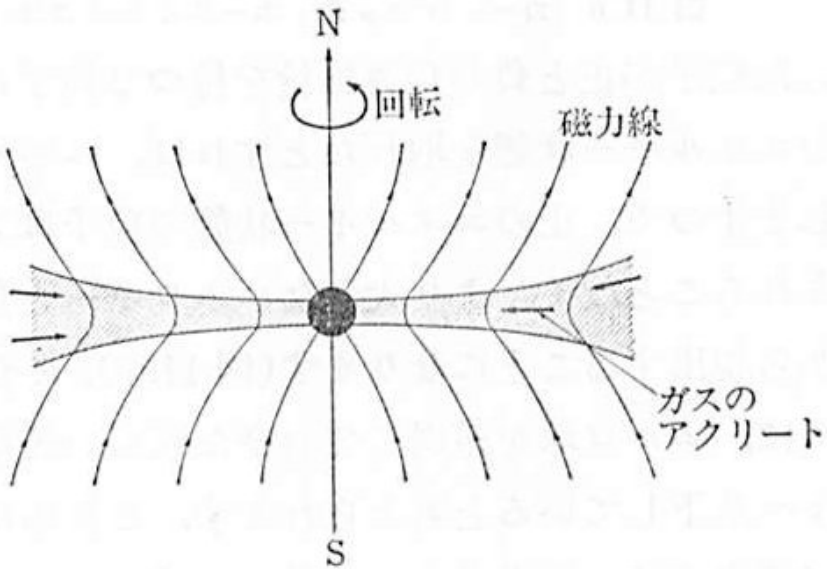


図 11.5 磁場を持ったアクリーション・ディスク。

図 11.5 磁場を持ったアクリション・ディスク. 図中の記号: N/S/回転/磁力線/ガスのアクリート

ブラック・ホール自身が回転していれば (カー・ブラック・ホール), ペンローズ機構 (R. ペンローズ 1969) がエネルギーを取出す方法として期待できます. この場合, ブラック・ホールの回転によって慣性系が引きずられている領域, つまりエルゴ球(ergosphere)がブラック・ホールの外側にできます (図 11.6). エルゴ球の表面では慣性系は光速で回転しており, その内部で十分大きな角運動量でブラック・ホールの回転と逆方向に運動する粒子は負のエネルギー状態をとることができます. 今仮にエルゴ球内に正の角運動量を持って入った粒子が正と負の角運動量を持つ2粒子に分裂し, 各々が正と負のエネルギー状態を取れたとすれば, エネルギーと角運動量が保存しますので, 正のエネルギー状態の粒子はブラック・ホールに吞込まれることなく, より大きなエネルギーと角運動量を得てエルゴ球から脱出することになります (図 11.7). セイファート銀河の中心核では, エルゴ球を通過しておびただしいX線光子がブラック・ホールへ落下していると考えられます. これらは青方偏移のためにエルゴ球内では γ 線光子として見えます. エルゴ球内の電子とコンプトン散乱し, 散乱後の電子が負のエネルギー状態をとれば, これらの光子はエルゴ球から脱出でき, 電子の静止エネルギー程度の 300 KeV–3 MeV の γ 線として観測されます (T. ピランと J. シャハム 1977).

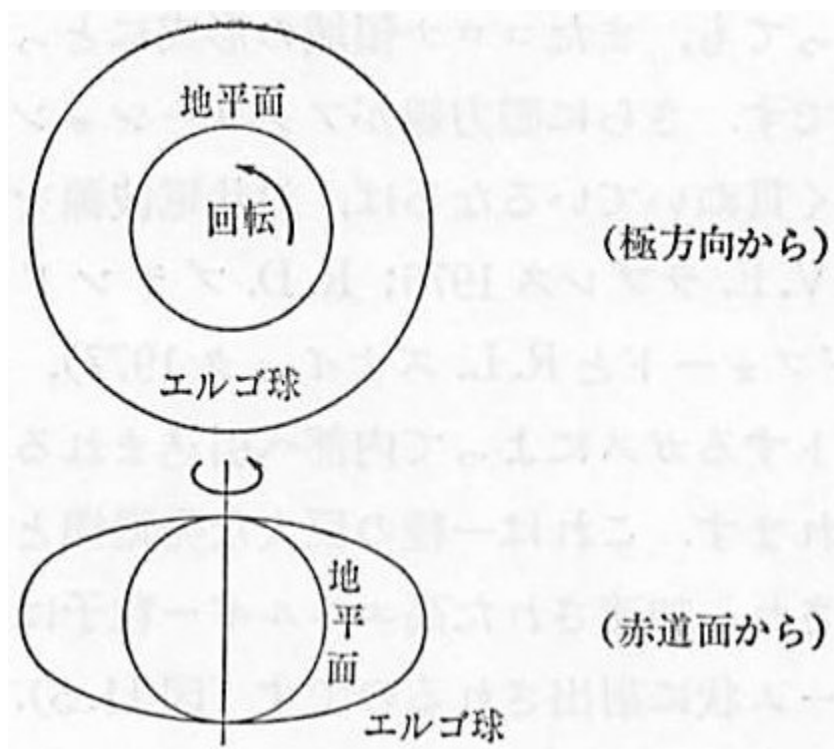


図 11.6 カー・ブラック・ホールのエルゴ球. 図中の記号: 地平面／回転／エルゴ球
／（極方向から）／（赤道面から）

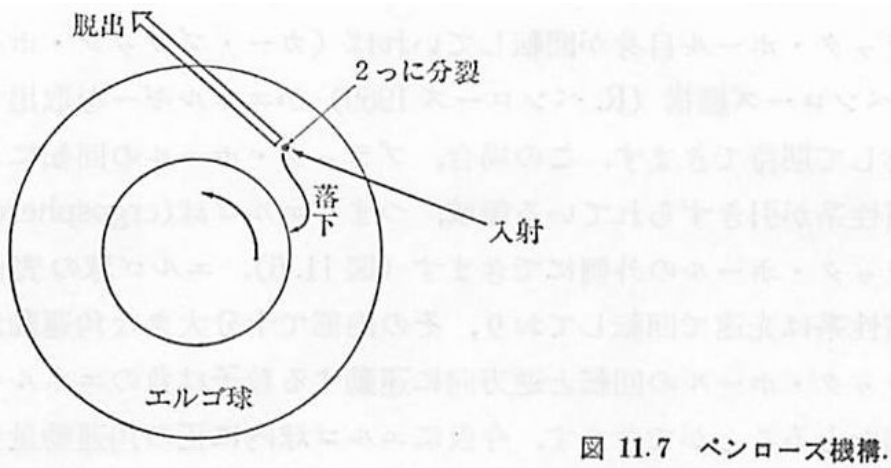


図 11.7 ペンローズ機構.

図 11.7 ペンローズ機構. 図中の記号: 脱出/2つに分裂/落下/入射/エルゴ球

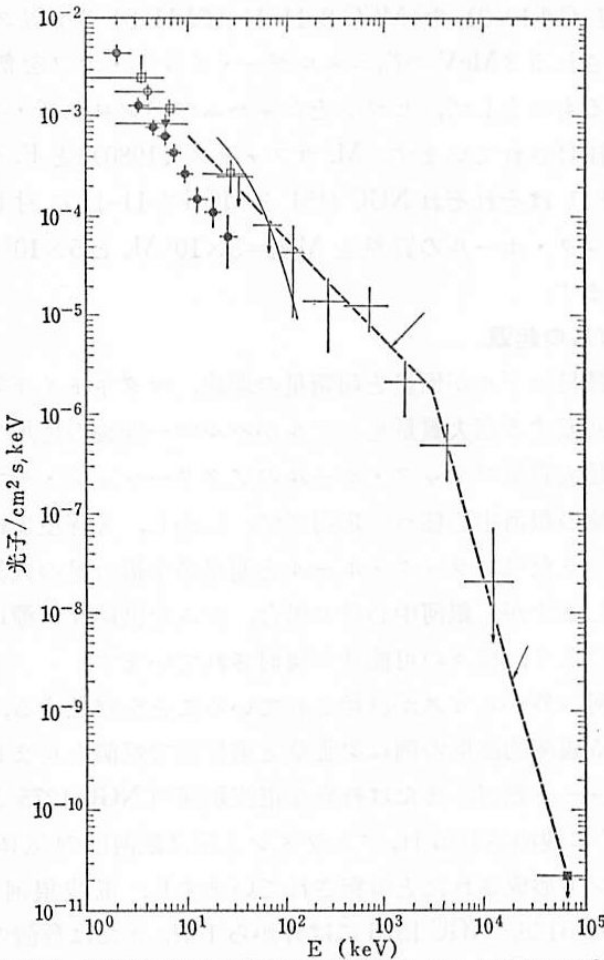


図 11.8 MCG 8-11-11 の X 線と γ 線スペクトル. 距離を 123 Mpc ととれば, $L(0.09-3 \text{ MeV}) = 7 \times 10^{46} \text{ erg/s}$. (F. ペロッチ 達 1981).

図 11.8 MCG 8-11-11 の X 線と γ 線スペクトル. 距離を 123 Mpc ととれば, $L(0.09-3 \text{ MeV}) = 7 \times 10^{46} \text{ erg/s}$. (F. ペロッチ 達 1981). 縦軸: 光子/cm²s, keV ($10^{-11} \sim 10^{-2}$) / 横軸: E (keV) ($10^0 \sim 10^5$)

以上の他に、エルゴ球内での陽子との散乱を考えるペンローズ対発生過程 (D. ライターと M. カファツス 1978) や2温度領域内の陽子・陽子衝突で発生するパイ中間子の崩壊 (J. A. アイレク 1980), それにX線光子の逆コンプトン散乱 (R. シュリッカイザー 1980) 等が γ 線輻射機構として提案されていますが、NGC 4151 (図 10.3) や MCG 8-11-11 (図 11.8) の γ 線スペクトルに観測される 3 MeV の高エネルギー・カット・オフを無理なく説明できるものとして、ピランとシャハムのペンローズ・コンプトン過程が注目されています。M. カファツス (1980) と F. ペロッティ達 (1981) はそれぞれ NGC 4151 と MCG 8-11-11 に対して、カー・ブラック・ホールの質量を $M_{\text{BH}} = 5 \times 10^7 M_{\odot}$ と $5 \times 10^9 M_{\odot}$ と見積っています。

(3) ガスの起源

超大質量星モデルが恒星と超新星の理論、マグネトイド等の磁場を持って回転する超大質量星モデルがパルサー理論の応用であったように、超大質量ブラック・ホールのアクリーション・モデルはX線星の理論の銀河中心核への応用です。しかし、X線星ではガスは中性子星、またはブラック・ホールと連星系を組む星の大気からアクリートしますが、銀河中心核の場合、ガスを供給する源はそれほど明白ではなく、種々の可能性が検討されています。

活動銀河の外からガスが供給されていることを立証する、あるいは暗示する観測的証拠の例は第III章と第IV章で幾個も見ました。電波セイファート銀河、または特異な電波銀河の NGC 1275 と電波銀河の M 87 に観測される H_{α} フィラメント系は銀河団内気体のアクリーションで形成されたと解釈されていますし、電波銀河の NGC 1275, NGC 5128, NGC 1316 には外から1個、または数個の銀河がそれぞれに落下したことを示すはっきりとした形跡を認めることができます。一時、代表的な爆発銀河とみなされた M 82 の H_{α} フィラメントは M 81 との重力的相互作用でいずれかの銀河からはぎ取

られたガスに起源を持つものでしょう。変動電波源を持つ特異な2型セイファート銀河 Mkn 348 のように巨大な中性水素のハロを持つ場合、ハロからのガスのアクリーションも考えられます。また、本書では言及しませんでした。NGC 1052 や NGC 4278 で示唆されているように、銀河間ガス雲との衝突の可能性もあります。銀河の外にガスの供給源を持つ活動銀河の存在することは以上の例から明らかですが、典型的なセイファート銀河、特に1型の例が少ないことにも注意すべきでしょう。これらは傾向として電波的側面が強いように見えます。

銀河内の恒星は進化過程でガスを放出します。超新星や新星の爆発、惑星状星雲の形成、脈動星や赤色巨星の大気からの質量損失、あるいは通常の星の星風を通じて銀河内には常にガスが供給され続けられており、その割合は1個の銀河 ($M \sim 10^{11} M_{\odot}$) で1年間に $0.1\text{--}1.0 M_{\odot}$ に達すると見積られます。宇宙の年齢に相当する $\sim 10^{10}$ 年の間、この割合でガスが放出されれば総量として $10^9\text{--}10^{10} M_{\odot}$ のガスが得られ、超新星爆発や銀河との衝突、あるいは銀河団内気体／銀河間気体によってはぎとられない限り、このガスはアクリーションに対するガスの供給源の一つとなりえます。これに対する具体的な観測的証拠は現在のところ発見されていませんが、電波源がしばしばみつかる楕円銀河では無視できない過程と考えられます。と言うのは、確実に $0.1\text{--}1.0 M_{\odot}/\text{年}$ の割合で銀河内にガスが放出されているはずなのに、楕円銀河は一般に 21 cm 電波観測にかかるほどの中性水素ガスを持たず、新たに星が生れている電離水素領域も存在しないからです。ガスのはぎ取りが起きていない楕円銀河ではガスは中心に向かってアクリートせざるをえないのです。渦巻銀河の場合、ガスは大きな角運動量を持ち、しかも活発に星の誕生が起きているため、このような供給源はそれほど大切とは思われませんが、ハロ領域に舞上ったガスが、再び中心核にアクリートすることも可能性の一つとして考えられるでしょう。

中心核内の星を効率よく破壊、あるいは星の大気をはぎ取ることができれば、中心核自身がブラック・ホールへのガスの供給源となります。先にエネルギー源として論じた超新星の連鎖爆発や星同士の衝突も多量のガスを放出しますが、中心核内に超大質量ブラック・ホールが存在するならば、さらに有望な星の破壊機構が期待できます。それは J. G. ヒルス (1975) によって提唱されたブラック・ホールの潮汐力による星の破壊です。ブラック・ホールの重力はそれからの距離の2乗に逆比例して、近づくほど強くなります。このため、有限の大きさを持つ天体にはブラック・ホール方向に引伸す力（潮汐力）が働くことになります。ブラック・ホールから十分離れていれば、星はわずかに変形を受けるだけですが、ある距離（潮汐半径）以上接近すると、星はブラック・ホールの潮汐力によってバラバラに壊されてしまいます。太陽と同じ星の場合、潮汐半径は

$$R_T \sim 4 \times 10^{13} \left(\frac{M_{\text{BH}}}{10^7 M_\odot} \right)^{1/3} \text{ cm}$$

と与えられます。ここで $M_{\text{BH}}/10^7 M_\odot$ は $10^7 M_\odot$ を単位とするブラック・ホールの質量です。この潮汐半径が (11.2) の重力半径よりも大きければ、つまりブラック・ホールの質量が

$$M_{\text{BH}} \lesssim 3 \times 10^8 M_\odot$$

であれば、ガスはブラック・ホールの外側にまき散らされることになります。星の破壊はその軌道運動のエネルギーを消費して起るため、ガスの大半はブラック・ホールに重力的に拘束され、それにアクリートしてゆきます。しかし、ブラック・ホールの質量が $3 \times 10^8 M_\odot$ を超えていれば、星は潮汐力で壊される前にブラック・ホールにのみ込まれてしまい、アクリーションからエネルギーを取り出すことができません。ヒルスが示唆したように、エネルギーの取り出せるブラック・ホール質量の上限値 $M_{\text{BH}} \sim 3 \times 10^8 M_\odot$ は最も明るいクエーサーの光度にほぼ等しいエディント

ン光度 $L_E \sim 3 \times 10^{46} \text{erg/s}$ に対応しています。潮汐破壊説はクェーサーの最大光度をも無理なく説明できるように見えます。

ブラック・ホールは潮汐半径内を通過するような軌道を持つ星のみをその潮汐力で破壊します。中心核内を運動している星々は互に接近した時の重力的相互作用（2体衝突）によって、その失われた軌道を埋めようとしますので、潮汐破壊率はそのような特定の軌道に星が拡散して行く割合で規定されます。ヒルスの論文以来、より現実的な潮汐破壊率を求めようとする多くの理論的研究 (J. フランクと M. J. リース 1976; J. N. バコールと R. A. ウォルフ 1976; A. P. ライトマンと S. L. シャピロ 1977; P. J. ヤング, G. A. シールズ, J. C. ホイーラー 1977; P. J. ヤング 1977; W. A. ヒスコック 1977; J. G. ヒルス 1978; J. フランク 1978; G. A. シールズと J. C. ホイーラー 1978; L. M. オゼルノイと M. ラインハルト 1978) が相次いで発表されました。それらによればセイファート銀河が要求する程度のアクリーション率の説明は容易ですが、クェーサーの光度に見合ったアクリーション率 $\dot{M} \gtrsim 1M_\odot/\text{年}$ を説明するためには、中心核が非現実的なほどに高密度でなければならないのです。しかし、これは私達を落胆させるというよりもむしろ、激励する結果でしょう。中心核内に巨大なガス雲があれば、それとの重力的相互作用で破壊軌道への星の拡散率が高められますし、ブラック・ホールの重力で高密度となった領域では星同士の衝突と合体が重要になり、ガスの放出率が一層高まることも期待できます。さらにブラック・ホールが回転しているカー・ブラック・ホールであれば、上限の質量は1桁上ります。また、ガスを一時的に溜める機構があれば、高いアクリーション率も容易に説明できます。この場合、中心核活動は本質的に間歇的となります。

潮汐破壊説は超大質量ブラック・ホールの形成でも有利です。銀河の外、あるいは銀河全体からのガスのアクリーションを考える立場では、それは超大質量星やコンパクトな恒星系の重力崩壊で造られたか、あるいは銀河形成時に取込まれたと考えなければなりません、潮汐破壊の過程が

あれば、超新星爆発で形成される $\sim 10M_{\odot}$ のブラック・ホールでも $\sim 10^9$ 年で $\geq 10^6 M_{\odot}$ の超大質量に成長できるのです。さらにまた、ブラック・ホールが $M_{\text{BH}} \sim 3 \times 10^8 M_{\odot}$ 以上になれば、その活動を停止せざるを得ませんが、巨大な対状電波源でありながら、中心核活動の比較的弱い NGC 5128 や NGC 1316 の電波銀河をそのような死んだクェーサー (dead quasar) とみなすことも不自然ではありません。

4. 中心核活動の起源

中心核活動の本質が超大質量ブラック・ホールへのガスのアクリーションにあるならば、超大質量ブラック・ホールの形成とガスの供給とがともに実現されたときにのみ、銀河はセイファートの、あるいはクェーサー的活動現象を示すと考えられます。たとえ中心核内に超大質量ブラック・ホールが形成されているとしてもアクリートするガスがなければ、中心核活動は起りませんし、多量のガスが中心核領域に供給されたとしても超大質量ブラック・ホールが存在しなければ、輝線銀河 (emission-line galaxy) やホット・スポット銀河 (hot-spot galaxy) のように中心に巨大な電離水素領域を持つ銀河となるだけで、幅広い輝線スペクトルや強い紫外・X線輻射は観測されないでしょう。

中心核内に超大質量ブラック・ホールを形成する方法は次の三つに大別できます。その一つは銀河が誕生したとき、すでに超大質量ブラック・ホールを中心核内に持っていたという可能性です。銀河が巨大なガス雲の重力収縮から生れたのであれば、特異点としての中心核内に超大質量ブラック・ホールが形成される可能性は否定できませんし、宇宙の初期に造られたブラック・ホールを核として銀河が形成されたと考えることもできるでしょう。二つめは銀河の進化のある時期に超大質量星や超高密度の恒星系の重力崩壊によって超大質量ブラック・ホールを形成するという方法です。例えば銀河が巨大なガス雲と衝突すれば、そのガスのアクリーション

で中心核内に超大質量星が一時的に形成される可能性が考えられます。残る方法は J. G. ヒルス (1975) の潮汐破壊説です。これは超新星爆発で生れた $\sim 10M_{\odot}$ のブラック・ホールが $\sim 10^9$ 年以内に $\sim 10^6 M_{\odot}$ 以上の質量に成長し得ると主張します。

ガスの供給源については、すでに詳しく論じました。これには銀河の外から落下するガス雲や銀河、銀河内の星々の質量損失で放出されたガス、それに中心核内で起る潮汐破壊や星同士の衝突の三つが考えられます。したがって、中心核活動の起源の可能性を整理すれば、表 11.4 に示すように9通りとなります。ヒルスの提唱する潮汐破壊説は G_3H_3 に相当します。

表 11.4 中心核活動の起源

ガスの供給源 \ ブラック・ホールの形成	H_1 銀河が誕生したとき既に持っていた	H_2 銀河の進化のある時期に形成された	H_3 長い時間をかけて小さなブラック・ホールから成長した
G_1 銀河の外からガス雲や銀河が落下	G_1H_1	G_1H_2	G_1H_3
G_2 銀河を構成する星々の質量損失等で放出されるガス	G_2H_1	G_2H_2	G_2H_3
G_3 中心核内で起る潮汐破壊や星同士の衝突でつくられるガス	G_3H_1	G_3H_2	G_3H_3

表 11.4 の行と列はそれぞれ明確な特徴を持っています。超大質量ブラック・ホールの形成が H_1 であれば、銀河の誕生以来ガスが供給されるたびに中心核活動が起ったはずであり、宇宙初期には銀河間気体の物理状態にかなりの影響を与えたと思われます。現在知られている最も大きな赤方偏移を持つクェーサーは $z=3.53$ の OQ 172 (Q 1442+101) ですが、さらに大きな赤方偏移を持つクェーサーの発見も期待できます。また、 H_1 がある限られた銀河にのみ可能であったと見ることもできます。この場合、銀河の形態学と中心核活動との間に、何らかの対応が存在すると思われます。超大

質量ブラック・ホールの形成が H_2 の場合、それが宇宙の比較的初期に起ったならば H_1 と同様、 $z \sim 4$ を超えるクェーサーが存在するはずですし、現在まで連続的に起っているのであれば、赤方偏移に関係無く中心核活動の早期のものも晩期のものも観測されるはずで、活動銀河は変化に富んでいると思われます。超大質量ブラック・ホール形成の要因が銀河の内、あるいは外のいずれにあっても、すべての銀河がそれを形成できるとは限りませんので、やはり H_2 の場合でも形態学との対応が期待できます。 H_3 の場合、ブラック・ホールの成長に長い時間 ($t \gtrsim 10^9$ 年) を要します。したがって OQ 172 の $z=3.53$ は活動銀河の赤方偏移の上限に近く、 $z \sim 4$ を超えるクェーサーは極めて少ないと予想されます。また、どのような銀河でも同じような中心核を持つならば、すべての銀河に超大質量ブラック・ホールが形成されるでしょう。

ガスの供給源の相違も形態学に強く反映します。 G_1 のガス供給が有効に働くためには小型で軽い矮小銀河 (dwarf galaxy) よりも巨大な渦巻銀河 (giant spiral galaxy) や巨大な楕円銀河 (giant elliptical galaxy)、あるいはさらに大きな D 銀河、cD 銀河の方がはるかに有利ですし、孤立した銀河よりも大きなグループや銀河団に属するものの方が、その中のガスをアクリートしやすく、ガス雲や他の銀河と衝突する頻度も高くなります。また、初期ほど宇宙の平均密度は高かったはずですから、大きな赤方偏移 z を持つ銀河ほど中心核活動を起しやすかったと考えられます。ガス供給が G_2 であれば、角運動量の小さい楕円銀河の方が渦巻銀河よりも中心核活動を示しやすく、 G_1 とは逆に銀河間気体によるガスの抜取り (G. R. ギスラー 1976; S. M. リーと D. S. ド・ヤング 1976; 外山清高と池内了 1980) のため、銀河団内のものよりも孤立した銀河の方が中心核活動を起しやすくなるはずです。また、中心核の性質が外部と直接の関係を持たなければ、 G_3 の場合、中心核活動と形態学との間に明確な対応は存在しないでしょう。

さて、私達はセイファート銀河の形態学的特徴を第V章で、すでに詳しく研究しています。それらをもう一度整理すると、

1. セイファート銀河の大半は渦巻銀河に属し、楕円銀河であるものは極めて少ない。
2. セイファート銀河は SA, SAB, SB および, SO, Sa, Sb, Sc のいずれにも見出されるが、内と外にリング構造 (R)S (r) を持ち、多重構造を示すものが多い。
3. N 銀河、変形銀河、相互作用銀河が多く見られる。
4. ジェット、フィラメント系、ガス雲、中性水素 (HI) の巨大なハロ等を持つものが多い。
5. 銀河団に属する傾向が弱く、セイファート銀河の大半は孤立銀河、あるいは小さいグループのメンバーである。

となります。これらの限られた形態学的特徴のみから中心核活動の起源を論じようとする自体、無謀な試みと言わなければなりません、それを承知の上で表 11.4 と比較してみましょう。

銀河団に属する傾向が弱いという5番目の性質は、 G_2 のガスが銀河団内気体によって抜取られている可能性も残りますが、セイファート銀河に対するガスの供給方法として、 G_1 が本質的でないことを示唆するように思えます。 G_1 の例として NGC 1275 や NGC 5128, NGC 1316 等をあげることができますが、これらはいずれも楕円型の特異な電波銀河であって、典型的な1型のセイファート銀河ではありません。相互作用銀河が多いという3番目の性質から M 82 の場合と同じように、他方の銀河から抜取られた G_1 のガスが中心核にアクリートすることも考えられますが、しかし、セイファート銀河のすべてが相互作用銀河というわけではなく、全体から見るとそれらは一部にすぎません。

渦巻銀河は渦巻アームの形態から SO, Sa, Sb, Sc と分類されますが、これは同時に中央楕円体 (central bulge) が円盤に対して相対的に小さくなる系列をつくっています。セイファート銀河は SO-Sa の早期型にやや多く見つかる傾向がありますが、SO から Sc までのいずれにも見出され、中心核活動の有無と中央楕円体の大小との間には直接の対応が存在しません。このことは中央楕円体の大きさが超大質量ブラック・ホールの形成と無関係であることと、中央楕円体内の星の失う G_2 のガスが主要な供給源でないことを意味するものと解釈できます。SO-Sa のセイファート銀河が多いという性質に注目して、T. M. ヘックマン、B. バリック、W. T. サリバン (1978) は中央楕円体内の進化した星がアクリートするガスを供給していると予想しましたが、この G_2 が供給源として重要であるならば、さらに大きな楕円構造を持つ楕円銀河にたくさんのセイファート銀河が発見されてよいはずす。

渦巻銀河の場合、ガスを豊富に含む領域は中央楕円体ではなく、渦巻アームが観測される円盤領域です。S. M. シムキン、H. J. スー、M. P. シュワルツ (1980) は回転円盤系が棒状構造を持てば、内向きのガスの流れが生じるとともにセイファート銀河と大変良く似たパターンが再現されることを示し、中心核活動は円盤領域内の豊富なガス (G_2) のアクリーションで引起されていると論じています。この主張は彼らの見出した2番目の形態学的特徴（表 5.2 も参照）とも両立するようには見えますが、内向きのガスの流れを生じさせる棒状領域をすべてのセイファート銀河が持っているわけではなく、銀河の内と外にリング構造を作り出しているその流れが、中心核内にまでアクリートするかどうかははっきりしません。リング構造の解釈としては中心核の爆発説もあります (P. W. ホッジ 1968; 西村雅樹 1979)。また、T. M. ヘックマン、B. バリック、W. T. サリバン (1978) は彼らの発見した中性水素ガスの質量と光度との比の $M_{\text{HI}}/L_{\text{pg}}$ 異常（図 9.16）に関連させて、初期のセイファート銀河は Mkn 348 のような中性水素ガスを豊富に含む系として始まるという進化系列を示唆しています。中心核活動にとって中性水

素ガスが重要な役割を演じているならば、セイファート銀河に中性水素ガスの分布や運動の異常が観測されるはずですが、しかし、最も詳細に観測されている NGC 4151 でも、そのような異常は何一つ発見されていません。

G_1 も G_2 もセイファート銀河に対するガスの供給源として可能性が低いと判断すれば、ブラック・ホールの潮汐力や星同士の衝突で中心核内の星が破壊される G_3 が重要な過程として残ります。ところが、超大質量ブラック・ホールの形成をヒルス理論の H_3 と考えると、1番目の特徴の説明が困難になります。 $\sim 10M_\odot$ のブラック・ホールを残す超新星爆発は楕円銀河の中心核内でも当然起るはずであり、それが一旦生れると銀河団のメンバーであるか、孤立銀河であるかに関係なく、適当な条件さえ満たせば徐々に大きな質量のブラック・ホールに成長すると予想されるからです。楕円銀河と渦巻銀河の形成問題が十分には解明されていない現在、断定的なことは言えませんが、以上の考察から渦巻銀河や N 銀河の円盤領域の形成とブラック・ホールの起源との間に、何らかの隠された関係があったと推測しても、あながち誤りとは思われません。円盤系を持つ銀河は形成時に大質量のブラック・ホール ($1-10 M_\odot \ll M_{\text{BH}} \ll 10^6 - 10^8 M_\odot$) が造られやすく、恐らくその潮汐破壊で比較的短い期間に超大質量まで成長し、ガスが供給される度に中心核活動を起してきたと考えるのは大胆すぎる推測でしょうか。

表 11.1 にまとめたように、活動銀河は多種多様であり、これらがすべて超大質量ブラック・ホールへのアクリーションと潮汐破壊によって説明される必要はありません。代表的2型セイファート銀河の NGC 1068 の内部領域内に観測される $\sim 10^{10}M_\odot$ の水素分子ガスを一つ例にとっても、このガスを $10^8 - 10^9M_\odot$ の質量しか持たない中心核内で起る潮汐破壊に帰すことのできないことは明白です。とすれば、2型セイファート銀河には潮汐破壊を引起す超大質量ブラック・ホールが不要になり、1型セイファート銀河の中

心核活動とは本質的に異なった現象となります。もちろん、両者をセイファート銀河の進化時期を異にする現象とみなすことも可能でしょう。

活動銀河に見られる多種多様な現象は、(i) 超大質量ブラック・ホールの有無とその形成方法、(ii) 活動現象に関与するガスの起源、(iii) 銀河の形態、(iv) 活動現象の進化時期、(v) 銀河の置かれた環境との相互作用等の反映と考えられますが、解明の糸口すら見つかっていないのが現状です。しかし、これは私達にとって悲観すべきものではありません。活動銀河天文学は私達を興奮させずにはおかない魅力に満ちた世界であり、それらの解明は私達の努力にかかっているからです。セイファートが予告した“幻”の論文は、私達に残された問題なのです。

引用文献

引用文献は各章ごとにまとめましたが、前の章ですでにあげたものは省略されています。

第I章

1. Ambartsumyan, V. A. 1958, 11th Solvay Conference (Brussels: *Inst. internat. phys. Solvay*), p. 241; 1960, *Q. J. R. A. S.*, **1**, 152; 1966, 13th Solvay Conference: The Structure and Evolution of Galaxies (Interscience Publishers), p. 1.
2. Baade, W. 1956, *Astrophys. J.*, **123**, 550.
3. Baade, W. & Minkowski, R. 1954, *Astrophys. J.*, **119**, 206.
4. Bolton, J. G., Stanley, G. J. & Slee, O. B. 1949, *Nature*, **164**, 101.
5. Burbidge, E. M. & Burbidge, G. R. 1965, *Astrophys. J.*, **142**, 1351.
6. Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., & Prendergast, K. H. 1959, *Astrophys. J.*, **130**, 26; 1963, *Astrophys. J.*, **137**, 1022.
7. Burbidge, G. R. 1956, *Phys. Rev.*, **103**, 264.
8. Burbidge, G. R. 1961, *Nature*, **190**, 1053.
9. Burbidge, G. R., Burbidge, E. M. & Sandage, A. R. 1963, *Rev. Mod. Phys.*, **35**, 947.
10. Conway, R. G., Davis, R. J., Foley, A. R. & Ray, T. P. 1981, *Nature*, **294**, 540.

11. Dent, W. A. & Haddock, F. T. 1966, *Astrophys. J.*, **144**, 568.
12. Dibay, E. A. & Pronik, U. I. 1965, *Astrofizika*, **1**, 78.
13. Fitch, W. S., Pacholczyk, A. G. & Weymann, R. J. 1967, *Astrophys. J.*, **150**, L67.
14. Greenstein, J. L. & Matthews, T. A. 1963, *Nature*, **197**, 1041.
15. Greenstein, J. L. & Schmidt, M. 1964, *Astrophys. J.*, **140**, 1.
16. Hazard, C., Mackey, M. B. & Shimmins, A. J. 1963, *Nature*, **197**, 1037.
17. Hoyle, F. & Fowler, W. A. 1963, *M. N. R. A. S.*, **125**, 169.
18. Khachikian, E. Ye. & Weedman, D. M. 1971, *Astrofizika*, **7**, 389; 1974, *Astrophys. J.*, **192**, 581.
19. Light, E. S., Danielson, R. E. & Schwarzschild, M. 1974, *Astrophys. J.*, **194**, 257.
20. Lynds, C. R. & Sandage, A. R. 1963, *Astrophys. J.*, **137**, 1005.
21. Matthews, T. A. & Sandage, A. R. 1963, *Astrophys. J.*, **138**, 30.
22. Minkowski, R. 1957, I. A. U. Symposium No. 4; Radio Astronomy (Cambridge University Press), ed. H. C. van de Hulst, p. 107.
23. Moffet, A. T. 1975, Galaxies and the Universe (The University of Chicago Press), ed. A. Sandage, M. Sandage, and J. Kristian, p. 212.
24. Morton, D. C. & Thuan, T. X. 1973, *Astrophys. J.*, **180**, 705.
25. Osterbrock, D. E. & Parker, R. A. R. 1965, *Astrophys. J.*, **141**, 892.
26. Pacholczyk, A. G. & Weymann, R. J. 1968, *Astron. J.*, **73**, 836: Proceedings of the Conference on Seyfert Galaxies and Related Objects, Held at

- Steward Observatory, University of Arizona 14–16 February 1968.
27. Pacholczyk, A. G. & Wisniewski, W. Z. 1967, *Astrophys. J.*, **147**, 394.
 28. Sandage, A. R. 1965, *Astrophys. J.*, **141**, 1560.
 29. Schmidt, M. 1963, *Nature*, **197**, 1040.
 30. Seyfert, C. K. 1943, *Astrophys. J.*, **97**, 28.
 31. Shklovsky, I. 1953, *Astron. Zh.*, **30**, 15.
 32. Shklovsky, I. 1960, *Soviet Astron.*, **4**, 885.
 33. Shklovsky, I. 1966, *Soviet Astron.*, **9**, 683.
 34. Smith, F. G. 1951, *Nature*, **168**, 555.
 35. Smith, H. J. & Hoffleit, D. 1963, *Nature*, **198**, 650.
 36. Walker, M. F. 1974, *Publ. A. S. P.*, **80**, 861.
 37. Weedman, D. W. 1973, *Astrophys. J.*, **183**, 29.
 38. Woltjer, L. 1959, *Astrophys. J.*, **130**, 38.

第II章

1. Arp, H. 1966, *Astrophys. J. Suppl.*, **14**, 1; Atlas of Peculiar Galaxies (California Institute of Technology).
2. Huchra, J. & Sargent, W. L. W. 1973, *Astrophys. J.*, **186**, 433.
3. Markarian, B. E.;
 - I. Markarian, B. E. 1967, *Astrofizika*, **3**, 55.
 - II. Markarian, B. E. 1969, *Astrofizika*, **5**, 443.
 - III. Markarian, B. E. 1969, *Astrofizika*, **5**, 581.

- IV. Markarian, B. E. & Lipovetsky, V. A. 1971, *Astrofizika*, **7**, 511.
 - V. Markarian, B. E. & Lipovetsky, V. A. 1972, *Astrofizika*, **8**, 155.
 - VI. Markarian, B. E. & Lipovetsky, V. A. 1973, *Astrofizika*, **9**, 487.
 - VII. Markarian, B. E. & Lipovetsky, V. A. 1974, *Astrofizika*, **10**, 307.
 - VIII. Markarian, B. E. & Lipovetsky, V. A. 1976, *Astrofizika*, **12**, 389.
 - IX. Markarian, B. E. & Lipovetsky, V. A. 1976, *Astrofizika*, **12**, 657.
 - X. Markarian, B. E., Lipovetsky, V. A. & Stepanian, J. A. 1977, *Astrofizika*, **13**, 227.
 - XI. Markarian, B. E., Lipovetsky, V. A. & Stepanian, J. A. 1977, *Astrofizika*, **13**, 397.
 - XII. Markarian, B. E., Lipovetsky, V. A. & Stepanian, J. A. 1979, *Astrofizika*, **15**, 201.
 - XIII. Markarian, B. E., Lipovetsky, V. A. & Stepanian, J. A. 1979, *Astrofizika*, **15**, 363.
 - XIV. Markarian, B. E., Lipovetsky, V. A. & Stepanian, J. A. 1979, *Astrofizika*, **15**, 549.
4. Matthews, T. A., Morgan, W. W. & Schmidt, M. 1964, *Astrophys. J.*, **140**, 35.
 5. Morgan, W. W. 1958, *Publ. A. S. P.*, **70**, 364.
 6. Morgan, W. W. & Lesh, J. R. 1965, *Astrophys. J.*, **142**, 1364.
 7. Osterbrock, D. E. 1978, *Physica Scripta*, **17**, 137.
 8. Sargent, W. L. W. 1970, *Astrophys. J.*, **160**, 405.
 9. Shuder, J. M. 1980, *Astrophys. J.*, **240**, 32.
 10. Shuder, J. M. & Osterbrock, D. E. 1981, *Astrophys. J.*, **250**, 55.
 11. Simkin, S. M., Su, H. J. & Schwartz, M. P. 1980, *Astrophys. J.*, **237**, 404.

12. Smith, M. G. 1975, *Astrophys. J.*, **202**, 591; 1976, *Astrophys. J. (Letters)* **206**, L125.
13. Smith, M. G., Aquirre, C. & Zemelman, M. 1976, *Astrophys. J. Suppl.*, **32**, 217.
14. Terebizh, V. Yu. 1980, *Astrofizika*, **16**, 45.
15. Ulrich, M.-H. 1971, *Astrophys. J. (Letters)* **165**, L61.
16. Vorontsov-Velyaminov, B. A. 1960, Atlas and Catalogue of Interacting Galaxies (Sternberg Institute, Moscow State University, Moscow).
17. Weedman, D. W. 1970, *Astrophys. J.*, **159**, 405.
18. Weedman, D. W. 1977, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **15**, 69; 1979, *M. N. R. A. S.*, **184**, 11P.
19. Zwicky, F. 1971, Catalogue of Selected Compact Galaxies and of Post-Eruptive Galaxies (Offsetdruck L. Speich Zuerich, Switzerland).

第III章

1. Abell, G. O. 1958, *Astrophys. J. Suppl.*, **3**, 211.
2. Anderson, K. S. 1973, *Astrophys. J.*, **182**, 369.
3. Anderson, K. S. 1974, *Astrophys. J.*, **187**, 445.
4. Arp, H. 1971a, *Astrophys. Letters*, **9**, 1.
5. Arp, H. 1971b, *Astrophys. Letters*, **7**, 221.
6. Arp, H. 1975, *Publ. A. S. P.*, **87**, 545.
7. Arp, H. 1977, *Astrophys. J.*, **218**, 70.
8. Arp, H. & Bertola, F. 1971, *Astrophys. J.*, **163**, 195.
9. Bahcall, N. A. 1974, *Astrophys. J.*, **187**, 439.

10. Baldwin, J. A., Carswell, R. F., Wampler, E. J., Smith, H. E., Burbidge, E. M., & Boksenberg, A. 1980, *Astrophys J.*, **236**, 388.
11. Barbieri, C., di Serego Alighieri, S. & Zambon, M. 1977, *Astron. Astrophys.*, **57**, 353.
12. Bautz, L. P. & Morgan, W. W. 1970, *Astrophys. J. (Letters)*, **162**, L149.
13. Becklin, E. E., Matthews, K., Neugebauer, G. & Williams, C. G. 1973, *Astrophys. J. (Letters)*, **186**, L69.
14. Birkinshaw, M. 1980, *M. N. R. A. S.*, **190**, 793.
15. Bosma, A., Ekers, R. D. & Lequeux, J. 1977, *Astron. Astrophys.*, **57**, 97.
16. Branduardi-Raymont, G., Fabricant, D., Feigelson, E., Gorenstein, P., Grindlay, J., Soltan, A. & Zamorani, G. 1981, *Astrophys. J.*, **248**, 55.
17. Burbidge, E. M., Smith, H. E. & Burbidge, G. R. 1978, *Astrophys. J.*, **219**, 400.
18. Chincarini, G. & Rood, H. J. 1971, *Astrophys. J.*, **168**, 321.
19. Clark, M., Bolton, J. & Shimmins, A. 1966, *Aust. J. Phys.*, **19**, 375.
20. Condon, J. J. 1980, *Astrophys. J.*, **242**, 894.
21. Cowie, L. L., Fabian, A. C. & Nulsen, P. E. J. 1980, *M. N. R. A. S.*, **191**, 399.
22. Crane, P. C. 1979, *Astron. J.*, **84**, 281.
23. Davies, R. D. 1973, *M. N. R. A. S.*, **161**, 25P.
24. de Bruyn, A. G. & Willis, A. G. 1974, *Astron. Astrophys.*, **33**, 351.

25. de Vaucouleurs, 1952, *Handbuch der Physik* **53** (Springer-Verlag), ed. S. Flügge, p. 275; 1962, IAU Symposium No. 15: Problems of Extragalactic Research (The MacMillan Company), ed. G. C. McVittie, p. 3.
26. de Young, D., Roberts, M. & Saslaw, W. 1973, *Astrophys. J.*, **185**, 809.
27. Einasto, J., Jõeveer, M. & Saar, E. 1980, *Nature*, **283**, 47.
28. Ekers, R. D., van de Hulst, J. M. & Miley, G. K. 1976, *Nature*, **262**, 369.
29. Elvius, A. 1978, *Astron. Astrophys.*, **65**, 233.
30. Fabian, A. C., Hu, E. M., Cowie, L. L. & Grindlay, J. 1981, *Astrophys. J.*, **248**, 47.
31. Fabian, A. C. & Nulsen, P. E. J. 1977, *M. N. R. A. S.*, **180**, 479.
32. Fricke, K. J. & Reinhardt, M. 1974, *Astron. Astrophys.*, **37**, 349.
33. Gisler, G. R. & Miley, G. K. 1979, *Astron. Astrophys.*, **76**, 109.
34. Heckman, T. M. & Balick, B. 1979, *Astron. Astrophys.*, **76**, L7.
35. Heckman, T., Balick, B. & Sullivan III, W. T. 1978, *Astrophys. J.*, **224**, 745.
36. Hildebrand, R. H., Whitcomb, S. E., Winston, R., Stiening, R. F., Harper, D. A. & Moseley, S. H. 1977, *Astrophys. J.*, **216**, 698.
37. Hodge, P. W. 1968, *Astron. J.*, **73**, 846.
38. Hoyle, F. & Burbidge, G. R. 1966, *Astrophys. J.*, **144**, 534.
39. Jõeveer, M., Einasto, J. & Tago, E. 1978, *M. N. R. A. S.*, **185**, 357.
40. Jones, T. W., Leung, C. M., Gould, R. J. & Stein, W. A. 1977, *Astrophys. J.*, **212**, 52.

41. Kaneko, N. 1980, *Publ. A. S. J.*, **32**, 185.
42. Kellermann, K. I. 1978, *Physica Scripta*, **17**, 257.
43. Kellermann, K. I., Clark, B. G., Jauncey, D. L., Cohen, M. H., Shaffer, D. B., Moffet, A. T. & Gulkis, S. 1970, *Astrophys. J.*, **161**, 803.
44. Kent, S. M. & Sargent, W. L. W. 1979, *Astrophys. J.*, **230**, 667.
45. Knapp, G. R., Kerr, F. J. & Williams, B. A. 1978, *Astrophys. J.*, **222**, 800.
46. Kormendy, J. & Bahcall, J. N. 1974, *Astron. J.*, **79**, 671.
47. Lynds, R. 1970, *Astrophys. J. (Letters)*, **159**, L151.
48. Martin, W. L. 1974, *M. N. R. A. S.*, **168**, 109.
49. Mathews, W. G. & Bregman, J. N. 1978, *Astrophys. J.*, **224**, 308.
50. Mitchell, R. J., Culhane, J. C., Davison, P. J. N. & Ives, J. C. 1976, *M. N. R. A. S.*, **175**, 29P.
51. Oemler, A. 1976, *Astrophys. J.*, **209**, 693.
52. Pauliny-Toth, I. I. K., Preuss, E., Witzel, A., Kellermann, K. I., Shaffer, D. B., Purcell, G. H., Grove, G. W., Jones, D. L., Cohen, M. H., Moffet, A. T., Romney, J., Schilizzi, R. T. & Rinehart, R. 1976, *Nature*, **259**, 17.
53. Penston, M. V. 1968, I. A. U. Inform. Bull. of Var. Stars No. 255.
54. Penston, M. V. & Penston, M. J. 1973, *M. N. R. A. S.*, **162**, 109.
55. Preuss, E., Kellermann, K. I., Pauliny-Toth, I. I. K., Witzel, A. & Shaffer, D. B. 1979, *Astron. Astrophys.*, **79**, 268.
56. Preuss, E., Kellermann, K. I., Pauliny-Toth, I. I. K. & Shaffer, D. B. 1980, *Astrophys. J. (Letters)*, **240**, L7.

57. Readhead, A. C. S., Pearson, T. J., Cohen, M. H., Ewing, M. S. & Moffet, A. T. 1979, *Astrophys. J.*, **231**, 299.
58. Richstone, D. O. & Morton, D. C. 1975, *Astrophys. J.*, **201**, 289.
59. Rickard, L. J., Palmer, P., Morris, M., Turner, B. E. & Zuckerman, B. 1977, *Astrophys. J.*, **213**, 673.
60. Rood, H. J. & Sastry, G. N. 1971, *Publ. A. S. P.*, **83**, 313.
61. Rubin, V. C. & Ford, W. K. 1968, *Astrophys. J.*, **154**, 431.
62. Rubin, V. C., Ford, W. K., Peterson, C. J. & Oort, J. H. 1977, *Astrophys. J.*, **211**, 693.
63. Ryle, M. & Windram, M. D. 1968, *M. N. R. A. S.*, **138**, 1.
64. Sandage, A. 1973, *Astrophys. J.*, **180**, 687.
65. Sargent, W. L. W. 1967, *Publ. A. S. P.*, **79**, 369.
66. Schild, R. E. 1972, *Astrophys. J.*, **178**, 617.
67. Schwarzschild, M. 1973, *Astrophys. J.*, **182**, 357.
68. Seielstad, G. A., Cohen, M. H., Linfield, R. P., Moffet, A. T., Romney, J. D., Schilizzi, R. T. & Shaffer, D. B. 1979, *Astrophys. J.*, **229**, 53.
69. Simkin, S. M. 1975, *Astrophys. J.*, **200**, 567.
70. Smith, M. G., Weedman, D. W. & Spinrad, H. 1972, *Astrophys. Letters*, **11**, 21.
71. Strom, S. E. & Strom, K. M. 1978, *Astron. J.*, **83**, 73.
72. Terrell, J. 1964, *Science*, **145**, 918.

73. Toomre, A. & Toomre, J. 1972, *Astrophys. J.*, **178**, 623.
74. Ulmer, M. P., Cruddace, R. G., Wood, K., Meekins, J., Yentis, D., Evans, W. D., Smathers, H. W., Byram, E. T., Chubb, T. A. & Friedman, H. 1980, *Astrophys. J.*, **236**, 58.
75. Ulrich, M.-H. 1973, *Astrophys. J.*, **181**, 51.
76. Ulrich, M.-H. & Pequignot, D. 1980, *Astrophys. J.*, **238**, 45.
77. van den Bergh, S. 1969, *Astrophys. Letters*, **4**, 117.
78. van der Kruit, P. C. 1971, *Astron. Astrophys.*, **15**, 110.
79. Walker, M. F. 1968, *Astrophys. J.*, **151**, 71.
80. Walker, M. F., Pike, C. D. & McGee, J. D. 1974, *Publ. A. S. P.*, **86**, 870.
81. Willis, A. G. 1979, *Astron. Astrophys.*, **73**, 354.
82. Wilson, A. S. & Willis, A. G. 1980, *Astrophys. J.*, **240**, 429.
83. Wyckoff, S., Wehinger, P. A., Spinrad, H. & Boksenberg, A. 1980, *Astrophys. J.*, **240**, 25.

第IV章

1. Andernach, H., Baker, J. R., von Kapherr, A. & Wielebinski, R. 1979, *Astron. Astrophys.*, **74**, 93.
2. Appleton, P. N., Davies, R. D. & Stephenson, R. J. 1981, *M. N. R. A. S.*, **195**, 327.
3. Arp, H. 1965, *Science*, **148**, 363; *Sky and Tel.*, **30**, 141.
4. Arp, H. 1967, *Astrophys. Letters*, **1**, 1.

5. Arp, H. 1968, *Publ. A. S. P.*, **80**, 129.
6. Arp, H. & Bertola, F. 1969, *Astrophys. Letters*, **4**, 23.
7. Arp, H. & Lorre, J. 1976, *Astrophys. J.*, **210**, 58.
8. Baade, W. 1956, *Astrophys. J.*, **123**, 550.
9. Bingham, R. G., McMullan, D., Pallister, W. S., White, C., Axon, D. J. & Scarrott, S. M. 1976, *Nature*, **259**, 463.
10. Blanco, V. M., Graham, J. A., Lasker, B. M. & Osmer, P. S. 1975, *Astrophys. J. (Letters)* **198**, L63; *Sky and Tel.*, **50**, 85.
11. Burbidge, E. M. & Burbidge, G. R. 1959, *Astrophys. J.*, **129**, 271.
12. Burbidge, E. M., Burbidge, G. R. & Rubin, V. C. 1964, *Astrophys. J.*, **140**, 942.
13. Burbidge, G. R., Crowne, A. H. & Smith, H. E. 1977, *Astrophys. J. Suppl.*, **33**, 113.
14. Byram, E. T., Chubb, R. A. & Friedman, H. 1966, *Science*, **152**, 66.
15. Cooper, B. F. C., Price, R. M. & Cole, D. J. 1965, *Aust. J. Phys.*, **18**, 589.
16. Curtis, H. D. 1918, *Publ. Lick. Obs.*, **13**, 11.
17. Davies, J. D., Anderson, B. & Morison, I. 1980, *Nature*, **288**, 65.
18. Deharveng, J. M. & Pellet, A. 1970, *Astron. Astrophys.*, **9**, 181.
19. de Vaucouleurs, G. & Nieto, J. N. 1978, *Astrophys. J.*, **220**, 449.
20. de Vaucouleurs, G. & Nieto, J. N. 1979, *Astrophys. J.*, **231**, 364.
21. Dressler, A. 1980, *Astrophys. J. (Letters)*, **240**, L11.

22. Dufour, R. J., van den Bergh, S., Harvel, C. A., Martins, D. H., Schiffer III, F. H., Talbot Jr., R. J., Talent, D. L. & Wells, D. C. 1979, *Astron. J.*, **84**, 284.
23. Dufour, R. J. & van den Bergh, S. 1978, *Astrophys. J. (Letters)*, **226**, L73; *Sky and Tel.*, **56**, 389.
24. Duncan, M. J. & Wheeler, J. C. 1980, *Astrophys. J. (Letters)*, **237**, L27.
25. Ekers, R. D. 1974, I. A. U. Symposium No. 58: The Formation and Dynamics of Galaxies (D. Reidel Publishing Co.), ed. J. B. Shakeshaft, p. 257.
26. Elvius, A. 1972, *Astron. Astrophys.*, **19**, 193.
27. Evans, D. S. 1949, *M. N. R. A. S.*, **109**, 94.
28. Fabricant, D., Lecar, M. & Gorenstein, P. 1980, *Astrophys. J.*, **241**, 552.
29. Ford, H. C. & Butcher, H. 1979, *Astrophys. J. Suppl.*, **41**, 147.
30. Geldzahler, B., Kellermann, K. I., Shaffer, D. B. & Clark, B. G. 1977, *Astrophys. J. (Letters)*, **215**, L5.
31. Graham, J. A. 1979, *Astrophys. J.*, **233**, 60.
32. Hargrave, P. J. 1974, *M. N. R. A. S.*, **168**, 491.
33. Harris, W. E. & Smith, M. G. 1976, *Astrophys. J.*, **207**, 1036.
34. Heckathorn, H. M. 1972, *Astrophys. J.*, **173**, 501.
35. Hewitt, A. & Burbidge, G. 1980, *Astrophys. J. Suppl.*, **43**, 57.
36. Hiltner, W. A. 1959, *Astrophys. J.*, **130**, 340.
37. Kaneko, N., Nishimura, M. & Toyama, K. 1973, *Publ. A. S. J.*, **25**, 175.

38. Kellermann, K. I., Shaffer, D. B., Purcell, G. H., Pauliny-Toth, I. I. K., Preuss, E., Witzel, A., Graham, D., Schilizzi, R. T., Cohen, M. H., Moffet, A. T. & Romney, J. D. 1977, *Astrophys. J.*, **211**, 658.
39. Kinman, T. D., Grasdalen, G. L. & Rieke, G. H. 1974, *Astrophys. J. (Letters)*, **194**, L1.
40. Kronberg, P. P. & Wilkinson, P. N. 1975, *Astrophys. J.*, **200**, 430.
41. Kunkel, W. E. & Bradt, H. V. 1971, *Astrophys. J. (Letters)*, **170**, L7.
42. Larson, R. B. 1972, *Nature*, **236**, 21.
43. Lawrence, A. 1978, *M. N. R. A. S.*, **185**, 423.
44. Lynds, C. R. & Sandage, A. R. 1963, *Astrophys. J.*, **137**, 1005.
45. O'Connell, R. W. & Mangano, J. J. 1978, *Astrophys. J.*, **221**, 62.
46. Owen, F. N., Hardee, P. E. & Bignell, R. C. 1980, *Astrophys. J. (Letters)*, **239**, L11.
47. Perola, G. C. & Tarenghi, M. 1980, *Astrophys. J.*, **240**, 447.
48. Rieke, G. H., Lebofsky, M. J., Thompson, R. I., Low, F. J. & Tokunaga, A. T. 1980, *Astrophys. J.*, **238**, 24.
49. Sandage, A. 1961, *The Hubble Atlas of Galaxies* (Carnegie Institution of Washington).
50. Sandage, A. & Miller, W. C. 1966, *Astrophys. J.*, **144**, 1238.
51. Sandage, A. R. & Visvanathan, N. 1969, *Astrophys. J.*, **157**, 1065.
52. Sargent, W. L. W., Young, P. J., Boksenberg, A., Shortridge, K., Lynds, C. R. & Hartwick, F. D. A. 1978, *Astrophys. J.*, **221**, 731.

53. Schmidt, G. D., Peterson, B. M. & Beaver, E. A. 1978, *Astrophys. J. (Letters)*, **220**, L31.
54. Schreier, E. J., Feigelson, E., Delvaille, J., Giacconi, R., Grindlay, J. & Schwartz, D. A. 1979, *Astrophys. J. (Letters)*, **234**, L39.
55. Schweizer, F. 1980, *Astrophys. J.*, **237**, 303.
56. Solinger, A. B. 1969, *Astrophys. J.*, **155**, 403.
57. Solinger, A., Morrison, P., & Markert, T. 1977, *Astrophys. J.*, **211**, 707.
58. Stockton, A. 1978, *Astrophys. J.*, **223**, 747.
59. Sulentic, J. W., Arp, H. & Lorre, J. 1979, *Astrophys. J.*, **233**, 44.
60. Toomre, A. 1977, *The Evolution of Galaxies and Stellar Populations* (New Haven: Yale University Observatory), ed. B. M. Tinsley and R. B. Larson, p. 418.
61. Turland, B. D. 1975, *M. N. R. A. S.*, **170**, 281.
62. van den Bergh, S. 1971, *Astron. Astrophys.*, **12**, 474.
63. van den Bergh, S. 1976, *Astrophys. J.*, **208**, 673.
64. Visvanathan, N. & Sandage, A. 1972, *Astrophys. J.*, **176**, 57.
65. Walker, M. F. 1968, *Astrophys. Letters*, **2**, 65.
66. Wyckoff, S., Wehinger, P. A., Gehren, T., Morton, D. C., Boksenberg, A. & Albrecht, R. 1980, *Astrophys. J. (Letters)*, **242**, L59.
67. Young, P. J., Westphal, J. A., Kristian, J., Wilson, C. P. & Landauer, F. P. 1978, *Astrophys. J.*, **221**, 721.

第V章

1. Adams, T. F. 1977, *Astrophys. J., Suppl.*, **33**, 19.
2. Arp, H. 1970, *Astrophys. J.*, **162**, 811.
3. de Vaucouleurs, G. 1975, *Galaxies and the Universe* (The University of Chicago Press), ed. A. Sandage, M. Sandage and J. Kristian, p. 557.
4. de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A. & Corwin, H. G. 1976, *Second Reference Catalogue of Bright Galaxies* (University of Texas).
5. Heckman, T. 1978, *Publ. A. S. P.*, **90**, 241.
6. Longair, M. S. & Seldner, M. 1979, *M. N. R. A. S.*, **189**, 433.
7. Morgan, W. W. 1972, I. A. U. Symposium No. 44: External Galaxies and Quasi-Stellar Objects (D. Reidel Publishing Company, Inc.), ed. D. S. Evans, p. 97.
8. Schmidt, K.-H. 1977, I. A. U. Symposium No. 79: The Large Scale Structure of the Universe (D. Reidel Publishing Company, Inc.), ed. M. S. Longair and J. Einasto, p. 101.
9. Sersic, J. L. 1973, *Publ. A. S. P.*, **85**, 103.
10. Simkin, S. M., Su, H. J. & Schwarz, M. P. 1980, *Astrophys. J.*, **237**, 404.
11. Theys, J. C. & Spiegel, E. A. 1976, *Astrophys. J.*, **208**, 650.
12. van den Bergh, S. 1975, *Astrophys. J. (Letters)*, **198**, L1.
13. Wyckoff, S., Wehinger, P. A., Spinrad, H. & Boksenberg, A. 1980, *Astrophys. J.*, **240**, 25.

第VI章

1. Adams, T. F. & Weedman, D. W. 1975, *Astrophys. J.*, **199**, 19.
2. Anderson, K. S. 1970, *Astrophys. J.*, **162**, 743.
3. Anderson, K. S. 1971, *Astrophys. J.*, **169**, 449.
4. Anderson, K. S. 1974, *Astrophys. J.*, **189**, 195.
5. Anderson, K. S. & Kraft, R. P. 1969, *Astrophys. J.*, **158**, 859.
6. Andrillat, Y. & Souffrin, S. 1968, *Astrophys. Letters*, **1**, 111.
7. Baldwin, J. A. 1977, *M. N. R. A. S.*, **178**, 67P.
8. Blumenthal, G. R. & Mathews, W. G. 1975, *Astrophys. J.*, **198**, 517.
9. Boksenberg, A. & Netzer, H. 1977, *Astrophys. J.*, **212**, 37.
10. Boksenberg, A., Shortridge, K., Allen, D. A., Fosbury, R. A. E., Penston, M. V. & Savage, A. 1975, *M. N. R. A. S.*, **173**, 381.
11. Burbidge, G. R., Burbidge, E. M., Hoyle, F. & Lynds, C. R. 1966, *Nature*, **210**, 774.
12. Capriotti, E., Foltz, C. & Byard, P. 1979, *Astrophys. J.*, **230**, 681.
13. Capriotti, E., Foltz, C. & Byard, P. 1980, *Astrophys. J.*, **241**, 930.
14. Cherepashchuk, A. M. & Lyutyi, V. M. 1973, *Astrophys. Letters*, **13**, 165.
15. Code, A. D., Davis, J., Bless, B. C. & Brown, R. H. 1976, *Astrophys. J.*, **203**, 417.
16. Cromwell, R. & Weymann, R. E. 1970, *Astrophys. J. (Letters)*, **159**, L147.

17. de Bruyn, A. G. 1980, Highlights of Astronomy (D. Reidel Publishing Company Inc.), ed. P. A. Wayman, vol. 5, p. 631.
18. Dibay, E. A. & Pronik, V. I. 1967, *Soviet Astron.*, **11**, 553.
19. Disney, M. J. 1973, *Astrophys. J.* (Letters), **181**, L55.
20. Field, G. B. 1958, Abstracts of papers presented at Gainesville meeting of A. A. S.
21. Kaneko, N. & Ohtani, H. 1968, *Astron. J.*, **73**, 899.
22. Koski, A. T. 1978, *Astrophys. J.*, **223**, 56.
23. Miller, J. S. 1968, *Astrophys. J.* (Letters), **154**, L57.
24. Neugebauer, G., Morton, D., Oke, J. B., Becklin, E. E., Daltabuit, E., Matthews, K., Persson, S. E., Smith, A. M., Soifer, B. T., Torres-Peimbert, S. & Wynn-Williams, C. G. 1980, *Astrophys. J.*, **238**, 502.
25. Oke, J. B. & Sargent, W. L. W. 1968, *Astrophys. J.*, **151**, 807.
26. Oke, J. B. & Zimmerman, B. 1979, *Astrophys. J.* (Letters), **231**, L13.
27. Osterbrock, D. E. 1970, Nuclei of Galaxies (American Elsevier), ed. D. J. K. O'Connell, p. 151.
28. Osterbrock, D. E. 1974, Astrophysics of Gaseous Nebulae (W. H. Freeman).
29. Osterbrock, D. E. 1976, *Astrophys. J.*, **203**, 329.
30. Osterbrock, D. E. 1977, *Astrophys. J.*, **215**, 733.
31. Osterbrock, D. E. 1978, *Physica Scripta*, **17**, 285.
32. Osterbrock, D. E. 1979, *Astron. J.*, **84**, 901.

33. Osterbrock, D. E. & Koski, A. T. 1976, *M. N. R. A. S.*, **176**, 61P.
34. Osterbrock, D. E., Koski, A. T. & Phillips, M. M. 1976, *Astrophys. J.*, **206**, 898.
35. Osterbrock, D. E. & Miller, J. S. 1975, *Astrophys. J.*, **197**, 535.
36. Pelat, D. & Alloin, D. 1980, *Astron. Astrophys.*, **81**, 172.
37. Penston, M. V., Clavel, J., Snijders, M. A. J., Boksenberg, A. & Fosbury, R. A. E. 1979, *M. N. R. A. S.*, **189**, 45P.
38. Péquignot, D. 1980, *Astron. Astrophys.*, **81**, 356.
39. Phillips, M. M. & Osterbrock, D. E. 1979, *Publ. A. S. P.*, **87**, 949.
40. Ptak, R. & Stoner, R. E. 1973, *Astrophys. J.*, **185**, 121; 1975, *Astrophys. J.*, **200**, 558.
41. Schmidt, G. D. & Miller, J. S. 1980, *Astrophys. J.*, **240**, 759.
42. Shields, G. A. & Oke, J. B. 1975, *Astrophys. J.*, **197**, 5.
43. Stoner, R. E. & Ptak, R. 1974, *Astrophys. J.*, **191**, 291; 1977, *Astrophys. J.*, **214**, 653.
44. Su, H. J. & Simkin, S. M. 1980, *Astrophys. J. (Letters)*, **238**, L1.
45. Tohline, J. E. & Osterbrock, D. E. 1976, *Astrophys. J. (Letters)*, **210**, L117.
46. Wampler, E. J. 1968, *Astrophys. J. (Letters)*, **154**, L53; 1971, *Astrophys. J.*, **164**, 1.
47. Weymann, R. J. 1970, *Astrophys. J.*, **160**, 31.
48. Weymann, R. J. & Cromwell, R. 1972, I. A. U. Symposium No. 44: External Galaxies and Quasi Stellar Objects (D. Reidel Publishing

Company, Inc.), ed. D. S. Evans. p. 155.

49. Wilson, A. S. & Penston, M. V. 1979, *Astrophys. J.*, **232**, 389.
50. Wu, C. C., Boggess, A. & Gull, T. R. 1980a, *Astrophys. J.*, **242**, 14.
51. Wu, C. C., Boggess, A. & Gull, T. R. 1980b, *Astrophys. J.*, **247**, 449.

第VII章

1. Adams, T. F. 1974, *Astrophys. J.*, **188**, 463.
2. Angel, J. R. P., Stockman, H. S., Woolf, N. J., Beaver, E. A. & Martin, P. G. 1976, *Astrophys. J. (Letters)*, **206**, L5.
3. Barnes, T. G. 1968, *Astrophys. Letters*, **1**, 171.
4. Belokon, E. T., Babazhanyants, M. K. & Lyutyi, V. M. 1978, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **31**, 383.
5. Boksenberg, A., Snijders, M. A., Wilson, R., Benvenuti, P., Clavell, J., Macchetto, F., Penston, M., Boggess, A., Gull, T. R., Gondhalekar, P., Lane, A. L., Turnrose, B., Wu, C. C., Burton, W. M., Smith, A., Bertola, F., Capaccioli, M., Elvius, A. M., Fosbury, R., Tarengi, M., Ulrich, M.-H., Hackney, R. L., Jordan, C., Perola, C. G., Roeder, R. C. & Schmidt, M. 1978, *Nature*, **275**, 404.
6. de Bruyn, A. G. & Sargent, W. L. W. 1978, *Astron. J.*, **83**, 1257.
7. Dibay, E. A. & Shakhovskoy, N. M. 1966, *Astron. Tsirk.* No. 375.
8. Epstein, E. E., Fogarty, W. G., Hackney, K. R., Hackney, R. L., Leacock, R. J., Pomphrey, R. B., Scott, R. L., Smith, A. G., Hawkins, R. W., Roeder, R. C., Gary, B. L., Penston, M. V., Tritton, K. P., Bertaud, C., Véron, M. P.,

- Wlérick, G., Bernard, A., Bigay, J. H., Merlin, P., Durand, A., Sausse, G., Becklin, E. E., Neugebauer, G. & Wynn-Williams, C. G. 1972, *Astrophys. J. (Letters)*, **178**, L51.
9. Geller, M. J., Turner, E. L. & Bruno, M. S. 1979, *Astrophys. J. (Letters)*, **230**, L141.
10. Green, R. F., Pier, J. R., Schmidt, M., Estabrook, F. B., Lane, A. L. & Wahlguist, H. D. 1980, *Astrophys. J.*, **239**, 483.
11. Guskell, C. M. 1980, *Observatory*, **100**, 148.
12. Jurkevich, I., Usher, P. D. & Shen, B. S. P. 1971, *Astrophys. Space Sci.*, **10**, 402.
13. Kaneko, N. 1980, *Publ. A. S. J.*, **32**, 185.
14. Kellermann, K. 1964, *Astrophys. J.*, **140**, 969.
15. Kinman, T. D. 1967, *Astrophys. J.*, **148**, L53.
16. Kraus, J. D. 1966, *Radio Astronomy* (McGraw-Hill Book Company).
17. Kruszewski, A. 1977, *Acta Astron.*, **27**, 319.
18. Lyutyi, V. M. 1973, *Soviet Astron.*, **16**, 763.
19. Lyutyi, V. M. 1977, *Soviet Astron.*, **21**, 655.
20. Martin, P. G., Angel, J. R. P. & Maza, J. 1976, *Astrophys. J. (Letters)*, **209**, L21.
21. Neugebauer, G., Becklin, E., Oke, J. B. & Searle, L. 1976, *Astrophys. J.*, **205**, 29.

22. Neugebauer, G., Morton, D., Oke, J. B., Becklin, E. E., Daltabuit, E., Matthews, K., Persson, S. E., Smith, A. M., Soifer, B. T., Torres-Peimbert, S. & Wynn-Williams, C. G. 1980, *Astrophys. J.*, **238**, 502.
23. Oke, J. B. 1965, *Astrophys. J.*, **141**, 6.
24. Oke, J. B. 1972, External Galaxies and Quasi Stellar Objects (D. Reidel Publishing Company Inc.), ed. D. S. Evans, p. 139.
25. Oke, J. B. & Goodrich, R. W. 1981, *Astrophys. J.*, **243**, 445.
26. Pacholczyk, A. G. 1971, *Astrophys. J.*, **163**, 449.
27. Penston, M. V., Penston, M. J., Neugebauer, G., Tritton, K. P., Becklin, E. E. & Visvanathan, N. 1971, *M. N. R. A. S.*, **153**, 29.
28. Penston, M. V., Penston, M. J., R. A., Selmes, Becklin, E. E. & Neugebauer, G. 1974, *M. N. R. A. S.*, **169**, 357.
29. Peterson, B. A. 1969, *Astrophys. Letters*, **3**, 103.
30. Richstone, D. O. & Schmidt, M. 1980, *Astrophys. J.*, **235**, 377.
31. Rieke, G. H. & Lebofsky, M. J. 1981, *Astrophys. J.*, **250**, 87.
32. Sandage, A. 1973, *Astrophys. J.*, **180**, 687.
33. Selove, D. M. 1969, *Astrophys. J. (Letters)*, **158**, L19.
34. Serkowski, K., Mathewson, D. S. & Ford, V. L. 1975, *Astrophys. J.*, **196**, 261.
35. Shields, G. A. 1978, *Nature*, **272**, 706.
36. Stein, W. A. & Weedman, D. W. 1976, *Astrophys. J.*, **205**, 44.
37. Stockman, H. S. & Angel, J. R. P. 1978, *Astrophys. J. (Letters)*, **220**, L67.

38. Takarada, K. 1968, *Prog. Theor. Phys.*, **40**, 770; 1970, *Prog. Theor. Phys.*, **43**, 303.
39. Takayanagi, K. 1968, *Astrophys. Letters*, **2**, 77.
40. Thompson, I., Landstreet, J. D., Stockman, H. S., Angel, J. R. P. & Beaver, E. A. 1980, *M. N. R. A. S.*, **192**, 53.
41. Visvanathan, N. & Oke, J. B. 1968, *Astrophys. J. (Letters)*, **152**, L165.
42. Walker, M. F. 1966, *Astron. J.*, **71**, 184.
43. Webbing, R. F. & Jeffers, W. Q. 1969, *Space Science Review*, **10**, 191.
44. Wilson, R., Carnochan, D. J. & Gondhalekar, P. M. 1979, *Nature*, **277**, 457.
45. Yee, H. K. C. & Oke, J. B. 1978, *Astrophys. J.*, **226**, 753.
46. Zaitseva, G. V. & Lyutyi, V. M. 1968, *Soviet Astron.*, **13**, 184.

第VIII章

1. Colgate, S. A. 1967, *Astrophys. J.*, **150**, 163.
2. Cultri, R. M. & Rudy, R. J. 1980, *Astrophys. J. (Letters)*, **241**, L141.
3. Epstein, E. E., Pomphrey, R. B. & Fogarty, W. G. 1979, *Publ. A. S. P.*, **91**, 163.
4. Hildebrand, R. H., Whitcomb, S. E., Winston, R., Stiening, R. F., Harper, D. A. & Moseley, S. H. 1977, *Astrophys. J.*, **216**, 698.
5. Hobbs, R. W. & Dent, W. A. 1977, *Astron. J.*, **82**, 257.
6. Jones, T. W., Leung, C. M., Gould, R. J. & Stein, W. A. 1977, *Astrophys. J.*, **212**, 52.

7. Kaneko, N., Toyama, K. & Nishimura, M. 1972, *Astrophys. Space Sci.*, **18**, 121.
8. Kemp, J. C., Rieke, G. H., Lebofsky, M. J. & Coyne, G. V. 1977, *Astrophys. J. (Letters)*, **215**, L107.
9. Kleinmann, D. E., Gillett, F. G. & Wright, E. 1976, *Astrophys. J.*, **208**, 42.
10. Lebofsky, M. J. & Rieke, G. H. 1979, *Astrophys. J.*, **229**, 111.
11. Lebofsky, M. J. & Rieke, G. H. 1980, *Nature*, **285**, 410.
12. Lebofsky, M. J., Rieke, G. H. & Kemp, J. C. 1978, *Astrophys. J.*, **222**, 95.
13. Low, F. J. 1970, *Astrophys. J. (Letters)*, **159**, L173.
14. Oke, J. B., Readhead, A. C. S. & Sargent, W. L. W. 1980, *Publ. A. S. P.*, **92**, 758.
15. Rees, M. J., Silk, J. I., Werner, M. W. & Wickramasinghe, N. C. 1969, *Nature*, **223**, 788.
16. Rieke, G. H. 1978, *Astrophys. J.*, **226**, 550.
17. Rieke, G. H. & Low, E. J. 1972, *Astrophys. J. (Letters)*, **177**, L115.
18. Rieke, G. H. & Low, E. J. 1975, *Astrophys. J. (Letters)*, **199**, L13.
19. Stein, W. A., Gillett, F. C. & Merrill, K. M. 1974, *Astrophys. J.*, **187**, 213.
20. Telesco, C. M. & Harper, D. A. 1980, *Astrophys. J.*, **235**, 392.
21. Thompson, R. I., Lebofsky, M. J. & Rieke, G. H. 1978, *Astrophys. J. (Letters)*, **222**, L49.

第IX章

1. Balkowski, C. 1973, *Astron. Astrophys.*, **29**, 43.
2. Bieging, J. H., Blitz, L., Lada, C. J. & Stark, A. A. 1981, *Astrophys. J.*, **247**, 443.
3. Crane, P. C. 1979, *Astron. J.*, **84**, 281.
4. de Bruyn, A. G. & Wilson, A. S. 1976, *Astron. Astrophys.*, **53**, 93.
5. de Bruyn, A. G. & Wilson, A. S. 1978, *Astron. Astrophys.*, **64**, 433.
6. Ekers, R. D. 1978, *Physica Scripta*, **17**, 171.
7. Heckman, T. M., Balick, B. & Sullivan III, W. T. 1978, *Astrophys. J.*, **224**, 745.
8. Morris, M. & Wannier, P. 1980, *Astrophys. J. (Letters)*, **238**, L7.
9. Rickard, L. J., Palmer, P., Morris, M., Turner, B. E. & Zuckerman, B. 1977, *Astrophys. J.*, **213**, 673.
10. Rowan-Robinson, M., Phillips, T. G. & White, G. 1980, *Astron. Astrophys.*, **82**, 381.
11. van der Kruit, P. C. 1971, *Astron. Astrophys.*, **15**, 110.
12. van der Kruit, P. C. 1973, *Astron. Astrophys.*, **29**, 263.
13. Wade, C. M. 1968, *Astron. J.*, **73**, 876.
14. Wilson, A. S. & Willis, A. G. 1980, *Astrophys. J.*, **240**, 429.
15. Wilson, A. S., Pooley, G. G., Willis, A. G. & Clements, E. D. 1980, *Astrophys. J. (Letters)*, **237**, L61.

第X章

1. Beall, J. H., Rose, W. K., Graf, W., Price, K. M., Dent, W. A., Hobbs, R. W., Conklin, E. K., Ulich, B. L., Dennis, B. R., Crannell, C. J., Dolan, J. F., Frost, K. J. & Orwig, L. E. 1978, *Astrophys. J.*, **219**, 836.

2. Beall, J. H., Rose, W. K., Dennis, B. R., Crannell, C. J., Dolan, J. F., Frost, K. J. & Orwig, L. E. 1981, *Astrophys. J.*, **247**, 458.
3. Bignami, G. F., Fichtel, C. E., Hartman, R. C. & Thompson, D. J. 1979, *Astrophys. J.*, **232**, 649.
4. Bisnovatyi-Kogan, G. S. & Blinnikov, S. I. 1977, *Astron. Astrophys.*, **59**, 111.
5. Blatt, H. V., Doxsey, R. E., Johnson, M. D., Schwartz, D. A., Burkhead, M. S., Dent, W. A., Liller, W. & Smith, A. G. 1979, *Astrophys. J. (Letters)*, **230**, L5.
6. Bowyer, C. S., Lampton, M., Mack, J. & de Mendonca, F. 1970, *Astrophys. J. (Letters)*, **161**, L1.
7. Byram, E. T., Chubb, T. A. & Friedman, H. 1966, *Science*, **152**, 66.
8. Charles, P. A., Longair, M. S. & Sanford, P. W. 1975, *M. N. R. A. S.*, **170**, 175.
9. Coe, M. J., Bassani, L., Engel, A. R. & Quenby, J. J. 1981, *M. N. R. A. S.*, **195**, 241.
10. Cooke, B. A., Ricketts, M. J., Maccacaro, T., Pye, J. P., Elvis, M., Watson, M. G., Griffiths, R. E., Pounds, K. A., McHardy, J., Maccagni, D., Seward, F. D., Page, C. G. & Turner, M. J. L. 1978, *M. N. R. A. S.*, **182**, 489.
11. di Cocco, G., Boella, G., Perotti, F., Sliglitz, R., Villa, G., Baker, R. E., Butler, R. C., Dean, A. J., Martin, S. J. & Ramsden, D. 1977, *Nature*, **270**, 319.
12. Elvius, M. 1976, *M. N. R. A. S.*, **177**, 7P.

13. Giacconi, R., Murray, S., Gursky, H., Kellogg, E., Schreier, E., Matilsky, T., Kock, D. & Tananbaum, H. 1974, *Astrophys. J. Suppl.*, **27**, 37.
14. Grindlay, J. E. 1975, *Astrophys. J.*, **199**, 49.
15. Hayes, M. J. C., Culhane, J. L. & Bell Burnell, S. J. 1980, *M. N. R. A. S.*, **192**, 1P.
16. Hayes, M. J. C., Culhane, J. L., Blissett, R. J., Barr, P. & Bell Burnell, S. J. 1980, *M. N. R. A. S.*, **193**, 15P.
17. Holt, S. S., Mushotzky, R. F., Becker, R. H., Boldt, E. A., Serlemitsos, P. J., Szymkowiak, A. E. & White, N. E. 1980, *Astrophys. J. (Letters)*, **241**, L13.
18. Ives, J. C., Sanford, P. W. & Penston, M. V. 1976, *Astrophys. J. (Letters)*, **207**, L159.
19. Kriss, G. A., Canizares, C. R. & Ricker, G. R. 1980, *Astrophys. J.*, **242**, 492.
20. Lawrence, A. 1980, *M. N. R. A. S.*, **192**, 83.
21. Liang, E. P. T. & Price, R. H. 1977, *Astrophys. J.*, **218**, 247.
22. Lightman, A. P. & Rybicki, G. B. 1979, *Astrophys. J.*, **232**, 882.
23. Lyutyi, V. M. 1978, *Pis'ma Astron. Zh.*, **4**, 496.
24. Maraschi, L., Perola, G. C., Reina, C. & Treves, A. 1979, *Astrophys. J.*, **230**, 243.
25. Marshall, N., Warwick, R. S. & Pounds, K. A. 1981, *M. N. R. A. S.*, **194**, 987.
26. Mészáros, P. & Silk, J. 1977, *Astron. Astrophys.*, **55**, 289.

27. Mushotzky, R. F., Holt, S. S. & Serlemitsos, P. J. 1978, *Astrophys. J. (Letters)*, **225**, L115.
28. Mushotzky, R. F., Serlemitsos, P. J., Becker, R. H., Boldt, E. A. & Holt, S. S. 1978, *Astrophys. J.*, **220**, 790.
29. Mushotzky, R. F., Marshall, F. E., Boldt, E. A., Holt, S. S. & Serlemitsos, P. J. 1980, *Astrophys. J.*, **235**, 377.
30. Paciesas, W. S., Mushotzky, R. F. & Pelling, R. M. 1977, *M. N. R. A. S.*, **178**, 23P.
31. Pozdnyakov, L. A., Sobol, J. M. & Sunyaev, R. A. 1979, *Soviet Astron. Letters*, **5**, 149.
32. Shapiro, S. L., Lightman, A. P. & Eardley, D. M. 1976, *Astrophys. J.*, **204**, 187.
33. Takahara, F. 1980, *Prog. Theor. Phys.*, **63**, 1551.
34. Tananbaum, H., Peters, G., Forman, W., Giacconi, R., Jones, C. & Avni, Y. 1978, *Astrophys. J. (Letters)*, **218**, 1.

第XI章

1. Aizu, K., Fujimoto, Y., Hasegawa, H., Kawabata, K. & Taketani, M. 1964, *Prog. Theor. Phys. Suppl.*, **31**, 35.
2. Alfvén, H. 1965, *Rev. Mod. Phys.*, **37**, 652.
3. Arons, J., Kuksrud, R. M. & Ostriker, J. P. 1975, *Astrophys. J.*, **198**, 683.
4. Bahcall, J. N. & Wolf, R. A. 1976, *Astrophys. J.*, **209**, 214.

5. Bardeen, J. M. & Wagoner, R. W. 1969, *Astrophys. J. (Letters)*, **158**, L65.
6. Blandford, R. D. 1976, *M. N. R. A. S.*, **176**, 465.
7. Blandford, R. D. & Znajek, R. L. 1977, *M. N. R. A. S.*, **179**, 433.
8. Cameron, A. G. W. 1962, *Nature*, **194**, 963.
9. Cavaliere, A., Pacini, F. & Setti, G. 1969, *Astrophys. Letters*, **4**, 103.
10. Chandrasekhar, S. 1964, *Phys. Rev. Letters*, **12**, 114, 437E.
11. Colgate. S. A. & Cameron, A. G. W. 1963, *Nature*, **200**, 870.
12. Eilek, J. A. 1980, *Astrophys. J.*, **236**, 664.
13. Fowler, W. A. 1964, *Rev. Mod. Phys.*, **36**, 545, 1104E.
14. Frank, J. 1978, *M. N. R. A. S.*, **184**, 87.
15. Frank, J. & Rees, M. J. 1976, *M. N. R. A. S.*, **176**, 633.
16. Ginzburg, V. L. & Ozernoi, L. M. 1964, *Zh. Exp. Theor. Fiz.*, **47**, 1030.
17. Ginzburg, V. L. & Ozernoi, L. M. 1977, *Astrophys. Space Sci.*, **50**, 23.
18. Gisler, G. R. 1976, *Astron. Astrophys.*, **51**, 137.
19. Gold, T., Axford, W. I. & Ray, E. C. 1965, *Quasi-Stellar Sources and Gravitational Collapse* (University of Chicago Press), ed. I. Robinson, A. Schild, and E. L. Schucking, p. 93.
20. Hills, J. G. 1975, *Nature*, **254**, 295.
21. Hills, J. G. 1978, *M. N. R. A. S.*, **182**, 517.
22. Hiscock, W. A. 1977, *Astrophys. J.*, **216**, 908.

23. Hoyle, F. & Narlikar, J. V. 1966, *Proc. Roy. Soc.*, **290**, 143, 162.
24. Jeans, J. 1928, *Astronomy and Cosmogony* (Dover Publications).
25. Kafatos, M. 1980, *Astrophys. J.*, **236**, 99.
26. Lea, S. M. & De Young, D. S. 1976, *Astrophys. J.*, **210**, 647.
27. Leiter, D. & Kafatos, M. 1978, *Astrophys. J.*, **226**, 32.
28. Lightman, A. P. & Shapiro, S. 1977, *Astrophys. J.*, **216**, 865.
29. Lovelace, R. V. E. 1976, *Nature*, **262**, 649.
30. Lynden-Bell, D. 1969, *Nature*, **223**, 690.
31. McCrea, W. H. 1964, *M. N. R. A. S.*, **128**, 336.
32. Morrison, P. 1969, *Astrophys. J. (Letters)*, **157**, L73.
33. Ne'eman, Y. 1965, *Astrophys. J.*, **141**, 1303.
34. Nishimura, M. 1979, *Prog. Theor. Phys.*, **62**, 1584.
35. Novikov, I. D. 1965, *Soviet Astron.*, **8**, 857.
36. Ozernoy, L. M. 1966, *Soviet Astron.*, **10**, 241.
37. Ozernoy, L. M. & Reinhardt, M. 1978, *Astrophys. Space Sci.*, **59**, 171.
38. Ozernoy, L. M. & Usov, V. U. 1973, *Astrophys. Space Sci.*, **25**, 149.
39. Penrose, R. 1969, *Rev. Nuovo Cimento*, **1**, 252.
40. Perotti, F., Della Ventura, A., Villa, G., Di Cocco, G., Butler, R. C., Carter, J. N. & Dean, A. J. 1981, *Nature*, **292**, 133.
41. Piddington, J. H. 1970, *M. N. R. A. S.*, **148**, 131.

42. Piran, T. & Shaham, J. 1977, *Astrophys. J.*, **214**, 268.
43. Pringle, J. E. & Rees, M. J. 1972, *Astron. Astrophys.*, **21**, 1.
44. Salpeter, E. E. 1964, *Astrophys. J.*, **140**, 1796.
45. Salpeter, E. E. & Wagoner, R. V. 1971, *Astrophys. J.*, **167**, 359.
46. Schlickeiser, R. 1980, *Astrophys. J.*, **240**, 636.
47. Seidl, F. G. P. & Cameron, A. G. W. 1972, *Astrophys. Space Sci.*, **15**, 44.
48. Shakura, N. I. & Sunyaev, R. A. 1973, *Astron. Astrophys.*, **24**, 337.
49. Shields, G. A. & Wheeler, J. C. 1976, *Astrophys. Letters*, **17**, 69.
50. Shields, G. A. & Wheeler, J. C. 1978, *Astrophys. J.*, **222**, 667.
51. Shklovsky, I. S. 1961, *Soviet Astron.*, **4**, 885.
52. Spitzer, L. & Saslaw, W. C. 1966, *Astrophys. J.*, **143**, 400.
53. Sturrock, P. A. 1965, *Nature*, **208**, 861.
54. Sturrock, P. A. & Barnes, C. 1972, *Astrophys. J.*, **176**, 31.
55. Takahara, F. 1979, *Prog. Theor. Phys.*, **62**, 629.
56. Toyama, K. & Ikeuchi, S. 1980, *Prog. Theor. Phys.*, **64**, 831.
57. Tsuruta, S. 1977, *Astron. Astrophys.*, **61**, 647.
58. Ulam, S. M. & Walden, W. E. 1964, *Nature*, **201**, 1202.
59. van den Bergh, S. 1965, *Astron. J.*, **70**, 124.
60. Woltjer, L. 1964, *Nature*, **201**, 807.
61. Young, P. J. 1977, *Astrophys. J.*, **212**, 227.

- 62. Young, P. J., Shields, G. A. & Wheeler, J. C. 1978, *Astrophys. J.*, **212**, 367.
- 63. Zeldovich, Ya. B. 1964, *Soviet Physics-Doklady*, **9**, 195.

付録 表 A.1 セイファート銀河カタログ

表 A.1 セイファート銀河カタログ (本文 p347)

天体名	別名	$\alpha(1950)$ h m s	$\delta(1950)$ ° ' "	Sy型	cz (km/s)	θ (")	m
UM 16	Tol 0000-044	00 00.6	+04 29	2		7×6	17
Mkn 335		00 03 45	+19 55 28	1	7500	16	14
III Zw 2		00 07 57	+10 41 48	1	26900	12	
Mkn 938		00 08 34	-12 23 08	2	5800	27×20	14
Mkn 945	MCG 1-2-12	00 23 22	-03 41 50	2	4500	13	15
UM 246	Tol 0027-001	00 27 10	-00 06.0	2	5100	12×8	16
Zw 0033+45		00 33.7	+45 24	1	14500		15.3
Mkn 955	MCG 0-2-94	00 35 02	+00 00 21	2	10600	12	15
S 10721		00 35 49	+41 12 21	1	21700		16.9
IV Zw 29	Zw 0039+40	00 39.5	+40 03	1	30800	8	
Mkn 1146	MCG 02-3-1	00 44 42	+14 25 50	1	11800	20×12	15.2
Mkn 348	NGC 262	00 46 05	+31 41 04	2	4200	77	15.0
I Zw 1		00 50 58	+12 25 20	1	18300	22	14.0
Mkn 352		00 57 09	+31 33 27	1	4500	15×12	14.8
Tol 109-383		01 09	-38.3	2	3300	135	
Mkn 975	MCG 2-4-14	01 11 13	+13 00 27	1	14900	12×9	15.5
Mkn 1152		01 11 22	-15 06 39	2	15700	15×13	15
Mkn 1	NGC 449	01 13 20	+32 49 33	2	4800	16×27	15.5

天体名	別名	$\alpha(1950)$ h m s	$\delta(1950)$ ° ' "	Sy型	cz (km/s)	θ (")	m
Fairall 294	ESO 195-G 35	01 13 45	-50 27 00	2	5100		
Mkn 984	MCG 2-4-21	01 16 45	+12 11 03	2	14400	15	15.5
II Zw 1		01 19 27	-01 18 05	1	16200	15	
Fairall 9	ESO 113-IG 45	01 21 51	-59 03 58	1	13800		13
Mkn 993	MCG 5-4-58	01 22 43	+31 52 35	2	5100	18×48	14.5
Mkn 358		01 23 45	+31 21 25	1	13800	12	16
Mkn 1157	NGC 591 / UGC 1111	01 30 39	+35 24 45	2	4500	40×20	14.0
Mkn 573	MCG 0-5-33	01 41 23	+02 05 56	2	5200	25×22	14
Mkn 577	MCG 2-5-46	01 46 50	+12 15 40		12600	9	14.2
Mkn 1014	Mich 385	01 57 16	+00 09 10	1	49000	6	16
Mkn 584		01 57 51	+02 25 40	1	23400	11	16
Mkn 1018	MCG 0-6-30 / Mich 393	02 03 43	-00 31 47	2	12700	23×17	14.6
4C 29.6		02 04 09	+29 16 40	1	32700		
Mkn 590	NGC 863	02 12 00	-00 59 58	1	8100	18	14.5
Akn 79	UGC 1757	02 14 20	+38 10 59	1	6000	60	
Fairall 296		02 23 49	-63 26 50	1	17200		
Mkn 1040	NGC 931 / UGC 1935	02 25 14	+31 05 23	1	5200	7	13.9
Mkn 1044	MCG 2-7-24	02 27 38	-09 13 11	1	4800	18×12	14.5
Mkn 1179		02 30 27	+27 43 04		11100	15×12	16
NGC 985	Mkn 1048 / VV 285	02 32 10	-09 00 22	1	12900	13×10	14.5
Mkn 595		02 38 56	+06 58 27	2	8400	15×11	16

天体名	別名	$\alpha(1950)$ h m s	$\delta(1950)$ ° ' "	Sy型	cz (km/s)	θ (")	m
NGC 1068	M 77 / Arp 37 / 3C 71	02 40 07	-00 13 31	2	1100	380	9.7
UKS 242- 724		02 42 54	-72 29 30	1	30500		
Mkn 1187		02 45 37	+13 43 39	1	13400	8	15.5
Mkn 372	IC 1854	02 46 31	+19 05 49	2	9300	20×14	15.5
Mkn 1058		02 46 47	+34 46 54	2	5300	25×13	15.5
Mkn 1066	MCG 6-7- 27	02 56 49	+36 37 18	2	3700	30×17	13.8

(本ページ 45 行)

表 A・1 セイファート銀河カタログ (本文 p348)

天体名	別名	$\alpha(1950)$ h m s	$\delta(1950)$ ° ' "	Sy型	cz (km/s)	θ (")	m
Mkn 1073	MCG 7-7-37	03 11 43	+41 51 03	2	7100	33×13	14.0
NGC 1275	3C 84	03 16 29	+41 19 52	2p	5300	68	13.0
Mkn 609		03 22 57	-06 19 09	1	10000	13	14.5
Mkn 612		03 28 10	-03 18 35	2	6000	10	15.5
NGC 1365		03 31 42	-36 18 27	1	1500		10.2
III Zw 55	NGC 1410	03 38 38	-01 27 44	2	7400	13	14.7
3C 109		04 10 55	+11 04 32	1	91700		
NGC 1566		04 18.9	-55 04	1	1200	420	10.4
ESO 202-G 23	Carafe	04 26 34	-48 01 23	2	4900	80	
Fairall 303		04 29 33	-53 43 00	1	11500		15
3C 120	PKS 0430+05 / II Zw 0430+05	04 30 32	+05 15 00	1	9900	42	14.2
Mkn 618	MCG-2-12-15	04 34 00	-10 28 36	1	10200	10	14.5
Akn 120	Mkn 1095	05 13 38	-00 12 15	1	9800	18×15	14.5
NGC 2110		05 51.0	-07 18	1	2300		14
MCG 8-11-11	UGC 3374	05 51 10	+46 25 51	1	6100		14
Mkn 3		06 09 48	+71 03 11	2	4100	25×35	15
Mkn 6	IC 450	06 45 44	+74 29 10	1	5300	20	14.8
Mkn 374		06 55 35	+54 15 57	1	13200	7×7	15.5 +16.5
VII Zw 118		07 02.3	+64 42	1	23700		14.5
Mkn 376		07 10 36	+45 47 02	1	16800	12×10	16
Mkn 378		07 13 19	+49 46 57	2		7	17
Mkn 9		07 32 42	+58 52 56	1	12000	25	15.2
Mkn 78		07 37 56	+65 17 42	2	11300	10×15	15

天体名	別名	$\alpha(1950)$ h m s	$\delta(1950)$ ° ' "	Sy型	cz (km/s)	θ (")	m
Mkn 79		07 38 47	+49 55 41	1	6600	20×40	13.5
Mkn 10		07 43 07	+61 03 25	1	8800	20	14.0
Mkn 382		07 52 03	+39 19 07	1	10200	12×7	15.5
Mkn 622		08 04 21	+39 09 01	2	7000	14×12	15
Mkn 1218	NGC 2622	08 35 13	+25 04 17	1	9300	20×15	14.8
VII Zw 244		08 38.6	+77 05	1	39100		16.0
Mkn 391	NGC 2691	08 51 32	+39 43 40	1	3900	24×18	14.5
Mkn 704		09 15 39	+16 30 59	1	8800	20×12	15
Mkn 106		09 16 18	+55 34 21	1	37200	5	16
Mkn 110		09 21 44	+52 30 08	1	10800	7×10	16
Mkn 705	Akn 202 / UGC 5025	09 23 20	+12 57 04	1	8400	11	13.9
Zw 0934+01	Mkn 707	09 34 26	+01 19 14	1	15200	10×8	15.4
Mkn 403		09 37 56	+21 27 26	2	7100	14×12	16.5
NGC 2992	Arp 245	09 43.3	−14 05.8	1	1900		12.6
3C 227		09 45 06	+07 39 17	1	25600	8	17.3
Mkn 124		09 45 24	+50 43 29		17000	7	16
Mkn 1239		09 49 46	−01 22 35	1	5800	14	14.5
NGC 3081		09 57.9	−22 40	2	2400		12.5
Mkn 1243	NGC 3080 / UGC 5372	09 57 14	+13 17 02	1	10900	12×18	15
3C 234		09 58 58	+29 01 30	1	55400		
Mkn 715		10 02.0	+15 01	2	25200	7	16
Mkn 716		10 07.4	+23 20		17400	7	16.5
Mkn 720	MCG 1- 26-32	10 15.0	+07 13		13500	15×12	15.5
Mkn 141		10 15 39	+64 13 06	1	11700	11×14	15.2
NGC 3227	VV 209	10 20 47	+20 07 06	1	1000	330	12.2

(本ページ 48 行)

表 A.1 セイファート銀河カタログ (本文 p349)

天体名	別名	$\alpha(1950)$ h m s	$\delta(1950)$ ° ' "	Sy型	cz (km/s)	θ (")	m
NGC 3227 (前ページからの 続き)	Arp 94						
Mkn 142		10 22 23	+51 55 50	1	13500	7×9	16.5
Ton 524 a		10 28 46	+29 02 27	1	18000	10	
Mkn 34		10 30 51	+60 17 22	2	15300	12×25	16
Mkn 634		10 55 21	+20 45 03	1	19700	13×10	16
ESO 215- G 14		10 57 07	-51 10.4	2	5300	90	
Mkn 728		10 58.4	+11 19	2	10200	13×11	16
Tol 1059+105		10 59 21	+10 33 47	1	10200		
NGC 3516		11 03 23	+72 50 20	1	2800	80	12.3
Mkn 734		11 19 11	+12 00 45	1	14900	11	15
VV 144	Mkn 40 / Arp 151 / I Zw 25	11 22 48	+54 39 27	1	2800	10	16
Mkn 423	MCG 6- 25-72	11 24 08	+35 31 17	2	9600	20	15.5
Mkn 1298		11 26 44	-04 07 34	1	17900	14×9	15
VV 150	Mkn 176 / I Zw 27 / Arp 322	11 29 55	+53 13 35	2	8100	8×60	16
Mkn 739	NGC 3758	11 33 53	+21 52 22	2	9000	10	14.8
NGC 3783		11 36.5	-37 28	1	2700	72	
Mkn 744	NGC 3786	11 37 04	+32 11.2	1	2900	7	15.5
Mkn 42		11 51 06	+46 29 24	1	7200	12	15.2
Mkn 1310		11 58.7	-03 23		5700	13×11	16.5
NGC 4051		12 00 36	+44 48 35	1	700	280	11.5
Akn 347	NGC 4074	12 01 56	+20 35 40	2	6600		15.4

天体名	別名	$\alpha(1950)$ h m s	$\delta(1950)$ ° ' "	Sy型	cz (km/s)	θ (")	m
Mkn 198	MCG 8-22-73	12 06 43	+47 20 07	2	7200	12	15.0
NGC 4151		12 08 01	+39 41 02	1	1000	450	11.2
NGC 4235		12 14 37	+07 28 09	1	2300		
Mkn 766	NGC 4253	12 15 56	+30 05 26	1	3800	25×13	13.7
Mkn 1320		12 16.7	-01 33	1	30800	7	15
Mkn 205		12 19 32	+75 35 10	1/QSO	21000	6	14.5
Mkn 50		12 20 51	+02 57 22	1	6900	12	15.5
1222+04		12 22 48	+04 37 52		22900		17
Ton 1542	Mkn 771 / Akn 374	12 29 33	+20 26 02	1	19200	10×7	15.1
NGC 4507		12 32.9	-39 38	1	3300	68	
NGC 4593		12 37.0	-05 04	1	2600		11.7
Mkn 231		12 54 05	+57 08 38	1	12300	12	14.1
X Comae		12 57 58	+28 40.2	1	27600	10	
Mkn 236		12 58 18	+61 55 26	1	15600	7×11	17
Mkn 783		13 00 30	+16 40 33	2	20400	7	16
NGC 4939		13 01.7	-10 05	?	3100		12.2
Mkn 64	B 340	13 04 48	+34 40 22	1	55200	7	17
NGC 5033		13 11 08	+36 51.8	1	1000		10.6
Mkn 1347		13 20.4	+08 25	2	15200	15×10	15.5
Mkn 789		13 29 54	+11 22	2	9300	13×11	14.5
3C 287.1		13 30 21	+02 16 11	1	64700	8	
MCG-6-30-15		13 33 02	-34 02 44	1	2400		
Mkn 266	NGC 5256	13 36 15	+48 31 53	2	8400	20×25	14 +15
Mkn 268		13 38 54	+30 37 49	2	12300	12	15.3
Mkn 270	NGC 5283	13 39 41	+67 55 27	2	2700	15	14.5

(本ページ 46 行, うち先頭1行は前ページからの別名継続行)

表 A・1 セイファート銀河カタログ (本文 p350)

天体名	別名	$\alpha(1950)$ h m s	$\delta(1950)$ ° ' "	Sy型	cz (km/s)	θ (")	m
Mkn 273		13 42 51	+56 08 20	2	10200	12×20	14.5
Mkn 69		13 43 51	+29 53 09	1	22900	8	16.5
IC 4329 A		13 46.2	-30 03	1	4100	70	
Tol 1351-375		13 51.3	-37 32	1	15500		
Mkn 662		13 51 46	+23 40 29	2	16600	9	15.5
Mkn 279		13 51 53	+69 33 13	1	9200	15	14.5
Mkn 463	MCG 3-36-5	13 53 40	+18 36 58	2	15100	25×15	14.8
Mkn 464		13 53 45	+38 49 07	1	15300	6	16.5
Mkn 668	OQ 208	14 04 46	+28 41 35	1	23700	11	16
I Zw 81		14 06.4	+49 05	2	15600		
NGC 5506		14 10 39	-02 58 26	1	1700		13.5
Mkn 673	NGC 4397	14 15 06	+27 05 15	2	10900	26×20	15
NGC 5548		14 15 43	+25 22 01	1	5000		13.5
Mkn 1383		14 26.5	+01 31	1	26500	10	15
Mkn 474	NGC 5683	14 33 06	+48 52 47	1	12300	12×10	16.5
Mkn 817		14 34 58	+59 00 39	1	9400	12×10	14
Mkn 686	NGC 5695	14 35 21	+36 47 13	2	4200	45×30	13.9
I Zw 92	Mkn 477	14 39 03	+53 43 04	2	11200	20×12	15.2
NGC 5728		14 39 37	-17 02.4	2	2900		12.4
Mkn 478		14 40 04	+35 39 07	1	23700	50×15	16
Mkn 841		15 01 36	+10 37 56	1	10900	11	14
Mkn 845	MCG 9-25-22	15 06 12	+51 38 41	1	13900	20×9	15.6
Mkn 849		15 17 51	+28 45 26	1	24700	6	17
Mkn 854		15 24 37	+43 34 15	1	46800	6	17.5
Mkn 1098	MCG 5-37-2	15 27 38	+30 39 23	2	10600	13	15.1
4C 35.37		15 31 44	+35 54 18	1	47000	8	

天体名	別名	$\alpha(1950)$ h m s	$\delta(1950)$ ° ' "	Sy型	cz (km/s)	θ (")	m
Mkn 290		15 34 44	+58 04 01	1	9200	10	15
Mkn 486		15 35 21	+54 43 22	1	11700	8	15.2
Mkn 291		15 52 54	+19 20 16	1	10500	10×13	15
Mkn 493	MCG 6-35-17	15 57 17	+35 10 13	1	9400	10	14.9
Mkn 298	IC 1182	16 03 22	+17 56 11	2	10300	16×20	15
Mkn 871	IC 1198	16 06 15	+12 27 44	1	10000	20×15	14.9
Mkn 876		16 13 36	+65 50 37	1	38700	9	15.5
ESO 1615+061		16 15 18	+06 11 12	1	11400		16
Mkn 877		16 17 57	+17 31 35	1	33900	7	15.5
III Zw 77	Mkn 699	16 22 05	+41 11 48	1	10100	8	15.4
Mkn 883	MCG 4-39-8	16 27 47	+24 33 06	2	11600	10	15.2
Mkn 885	MCG 11-20-16	16 29 43	+67 29 06	1	7900	13	15.4
NGC 6251		16 38	+83 39	2			14
Mkn 504		16 59 10	+29 28 43	1	10800	18×12	17
Mkn 700	MCG 5-40-34	17 01 22	+31 31 39	1	10300	8	15.4
UGC 10683 B		17 02 24	-01 28 23	1	9200		17.6
Mkn 506		17 20 45	+30 55 39	1	12900	24×18	15.3
Mkn 507		17 48 55	+68 42 50	2		10×8	16
KK H 21		18 06 20	+67 38	1	40800		
Akn 539		18 27 34	+50 20 19	2	5100		
3C 382		18 33 12	+32 39 18	1	17600	15	
ESO 103-G 35		18 33 22	-65 28.3	1	4000		15
ESO 140-G 43	Fairall 51	18 40 15	-62 24 58	1	4100		15

天体名	別名	$\alpha(1950)$ h m s	$\delta(1950)$ ° ' " "	Sy型	cz (km/s)	θ (")	m
Fairall 334	IC 4777 / ESO 183- G 13	18 44 11	-53 12 30	2	5500		
3C 390.3		18 45 38	+79 43 06	1	17100	12	16
NGC 6764		19 07 01	+50 51 08	2	2400	120×60	13.2

(本ページ 52 行)

表 A.1 セイファート銀河カタログ (本文 p351)

天体名	別名	$\alpha(1950)$ h m s	$\delta(1950)$ ° ' "	Sy型	cz (km/s)	θ (")	m
ESO 141-G 55		19 16 57	-58 45 52	1	11000		14
IC 4870		19 32 48	-65 55.5	2	760		
NGC 6814		19 39 56	-10 26 33	1	1600	136	12
ESO 185-IG 13		19 41 03	-54 22.3	2	5500		
Fairall 339		20 07 59	-57 14 00	1	16300		
NGC 6890		20 14 17	-71 01.0	2	2400		13
Fairall 348	ESO 234-IG 56	20 33 24	-50 15 50	2	2300		
Mkn 509		20 41 26	-10 54 18	1	10600	10	13
Mkn 896	MCG-1-53-38	20 43 44	-02 59 47	1	8000	22×15	16
IC 5063		20 48.2	-57 16	2	3400		13
II Zw 136		21 30 01	+09 55 01	1	18500	30	14.3
NGC 7212		22 05.8	+10 07	2	7800		15
NGC 7213		22 06 12	-47 25.0	1	1700		12
II Zw 175	Mkn 304	22 14 46	+13 59 20	1	19900	9	15.5
3C 445		22 21 14	-02 20 58	1	17100		
Fairall 357		22 23 39	-70 39 00	2	8500		
Mkn 915	MCG-2-57-23	22 34 07	-12 48 15	1	7800	27×14	15
Mkn 917	MCG 5-53-9	22 38 48	+31 54 30	2	7500	20×13	14.5
Akn 564		22 40 18	+29 27 47	1	7500		14.4
Mkn 309		22 50 10	+24 27 54	2	12900	8	15.3
Mkn 1126	NGC 7450	22 58 10	-13 11 14	2	3100	33×20	14.5
Mkn 1127	NGC 7466 / UGC 12319	22 59 38	+26 46 59	2	7400	24×17	14.4

天体名	別名	$\alpha(1950)$ h m s	$\delta(1950)$ ° ' "	Sy型	cz (km/s)	θ (")	m
NGC 7469	VV 254 / Arp 298	23 00 44	+08 36 16	1	5000	89	13
Mkn 315	II Zw 187	23 01 36	+22 21 16	1	11800	15	14.8
MCG-2- 58-22	Mkn 926	23 02 07	-08 57 19	1	14400	10	14.5
3C 459		23 14 03	+03 48 52	1	66000		
NGC 7582		23 15 38	-42 38 42	2	1500		11.8
NGC 7603	Mkn 530 / Arp 92	23 16 23	-00 01 47	1	8800	55	14.4
Mkn 533	NGC 7674	23 25 24	+08 30 17	2	8800	10	13.6
Tol 2327- 027		23 27 58	-02 44.3	1			
Mkn 1133		23 41 30	+27 26 16	2	7300	20×13	15.5
PKS 2349- 01		23 49 22	-01 25 54	1	52200	12	
Mkn 541		23 53 28	+07 14 42	1	12300	10	15.5
Mkn 543	NGC 7811	23 59 52	+03 04 30	1	7800	18	15.5

(本ページ 34 行)

奥付

星雲星団シリーズ

セイファート銀河 <検印省略>

©昭和58年1月10日 初版発行

定価はカバーに表示してあります

著 者	兼 古 昇
発行者	中 田 威 夫
印刷所	樺 島 印 刷 所
発行所	地 人 書 館

郵便番号 112 東京都文京区後楽1-1-10 振替口座 東京6-1532番 電話 03
(815) 4422番

電子版について

版	1.0.2
変換日時	2026年9月7日 00:30
変換元	SG_20140125.pdf (原著をスキャンした366ページのPDF)
収録	本文361ページ／図版243点／表65点／数式4,527箇所

原著の本文を文字に起こし、英訳と対訳を付けたものです。原著の印刷上の誤りは本文で訂正し、その一覧を別冊の正誤表にまとめてあります。訂正できなかった箇所も同じ別冊に挙げています。

巻末にあった出版社の広告は、本書本体の内容ではないため収録していません。