

ガンマ線電波銀河 NGC 1275 の
X線・可視光観測による時間変動解析

広島大学大学院理学研究科物理科学専攻
高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室

M100046

山崎 翔子

主査:深澤 泰司 副査:大川 正典

2012年2月10日

概要

宇宙には AGN(Active Galactic Nuclei=活動銀河核) と呼ばれる高エネルギー天体が存在する。AGN の構造は、中心に大質量ブラックホール、周りに輝線放射領域、トーラス状の吸収体、双方向へ吹き出すプラズマの噴流(ジェット) などから構成されていると考えられている。電波からガンマ線までの広い帯域で放射があり、波長によって天体の姿や光度などの時間変動が異なる。様々な観測や研究が行われているが、詳細な構造や放射機構などは明らかになっていない。特に、AGN ジェットは光速に近い速さで放出され、細く絞られた構造が数光年から数百万光年もの距離まで広がっているのが観測されているが、どのように生成され加速されているか詳しくわかっていない。

本研究では、活動銀河核の一種であり通常の銀河の何千から何万倍もの電波を放射している電波銀河の観測データの解析を行い、AGN 中心核の物理構造を明らかにすることを目的とした。電波銀河は、多くの種類がある活動銀河核の中でも細長いジェットを斜めから観測していると考えられる天体であり、ジェットの構造や AGN 中心の物理を解き明かすために重要である。中心領域の物理を明らかにするために、多波長観測で時間変動を追うことが有効であり、近年、電波観測での増光が見られ、新しくガンマ線が検出された活発な電波銀河 NGC 1275 についての X 線と可視光観測のデータの解析を行った。

X 線の解析は、日本で 5 番目の X 線天文衛星「すざく」の検出器 XIS で観測されたデータを使用した。XIS は低バックグラウンドで精度が良く、較正用天体として NGC 1275 を中心とするペルセウス銀河団を 2006 年から半年ごとに観測しているため、時間変動を追うために最適である。XIS データから X 線スペクトルを求め、過去 5 年間の時間変動を求めた。

可視光については、広島大学が所有するかなた望遠鏡の検出器 HOWPol で 2010 年 8 月から観測を行い、そのデータを使用した。偏光からジェット成分、分光観測からスペクトルを求め、それぞれの時間変動を追った。

今回の解析から、NGC 1275 の X 線変動は上限 50%程度であることがわかり、3 倍もの光度変動が見られる電波やガンマ線との比較から、X 線放射領域はブラックホール近傍の降着円盤か、ジェットの外側であると考えられる。

分光観測では、AGN 中心の可視光 $H\alpha$ 輝線領域からの放射が 1990 年代よりもわずかに増光していたが、電波ほどではなかった。また、可視光域の放射は偏光度が小さく、有意な変動は見られなかったが、星間偏光の影響も考えられるため偏光分光観測による詳細な観測が必要である。

これらの結果と多波長観測との比較から NGC 1275 の放射成分について議論する。

目次

第1章	イントロダクション	6
1.1	Active Galactic Nuclei (AGN) の概要	6
1.2	AGN 統一モデルとジェット	7
1.3	フェルミ衛星による電波銀河からの γ 線検出	8
1.4	NGC 1275	8
1.4.1	NGC 1275 について	8
1.4.2	過去の多波長観測	9
1.5	本研究の目的	10
第2章	X 線観測	12
2.1	X 線天文衛星すざくの概要	12
2.1.1	すざく搭載機器	13
2.1.2	すざくによる観測の利点	15
2.1.3	X 線観測データ	15
2.2	AGN 成分のスペクトル作成	15
2.2.1	半径分布の導出	16
2.2.2	AGN 成分の抽出	18
2.3	結果	19
2.3.1	X 線スペクトルの形状	19
2.3.2	多波長スペクトルと比較	22
2.3.3	ライトカーブ比較	23
2.3.4	通常の解析との比較	24
第3章	可視光観測	25
3.1	かなた望遠鏡の概要	25
3.1.1	検出器 HOWPol	26
3.2	岡山天体物理観測所 188cm 望遠鏡の概要	27
3.2.1	検出器 KOOLS	27
3.3	過去の分光観測データ	29
3.3.1	SMOKA	29
3.3.2	検出器 SNG	29

第 4 章	可視光解析と結果	31
4.1	分光解析	31
4.1.1	データリダクション	31
4.1.2	解析方法	31
4.1.3	NGC 1275 スペクトル	38
4.1.4	Broad Line Region (BLR) の変動	38
4.1.5	エラーの見積り	39
4.2	分光解析の結果	40
4.3	偏光解析	40
4.3.1	データリダクション	40
4.3.2	偏光とストークスパラメータ	40
4.3.3	偏光度と偏光方位角の補正	44
4.4	偏光解析の結果	45
4.4.1	スペクトル中の連続成分の変動	46
第 5 章	考察とまとめ	48
5.1	多波長観測との比較	48
5.1.1	X 線放射領域	48
5.1.2	可視光変動起源	48
5.1.3	ジェット放射への制限	49
5.2	まとめ	49

目 次

1.1	AGN 想像図 [20]	8
1.2	フェルミ衛星で観測された NGC 1275 の 800MeV から 200GeV の γ 線ライトカーブ [7]	9
1.3	NGC 1275 の SED [5]	9
1.4	VLBI 観測による NGC 1275 のライトカーブ [10]	9
1.5	Newton で観測された NGC 1275 のスペクトル [11]	10
1.6	Newton で観測された NGC 1275 周辺の表面輝度分布 [11]	10
2.1	「すざく」の概観 [23]	12
2.2	XRT の概観 [23]	13
2.3	XIS の概観 [24]	14
2.4	XIS 観測で得られたイメージ (左が 2-3keV イメージ、右が 9-10keV イメージ)	16
2.5	2006 年 8 月 3-4keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比	17
2.6	2006 年 8 月 4-5keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比	17
2.7	2006 年 8 月 5-6keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比	17
2.8	2006 年 8 月 6-7keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比	17
2.9	2006 年 8 月 6-6.4keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比	17
2.10	2006 年 8 月 7-8keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比	17
2.11	2006 年 8 月 8-9keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比	17
2.12	2006 年 8 月 9-10keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比	17
2.13	2006 年 8 月 10-12keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比	17
2.14	fitting の図	19
2.15	2006 年 2 月 スペクトル	20
2.16	2006 年 8 月 スペクトル	20
2.17	2007 年 2 月 スペクトル	20
2.18	2007 年 8 月 スペクトル	20
2.19	2008 年 2 月 スペクトル	20
2.20	2008 年 8 月 スペクトル	20
2.21	2009 年 2 月 スペクトル	20
2.22	2009 年 8 月 スペクトル	20
2.23	2010 年 2 月 スペクトル	20
2.24	2010 年 8 月 スペクトル	20
2.25	2011 年 2 月 スペクトル	20

2.26	2011年7月 スペクトル	20
2.27	3C454.3 のスペクトル (2009年12月)	21
2.28	2006年2月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比	21
2.29	2006年8月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比	21
2.30	2007年2月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比	21
2.31	2007年8月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比	21
2.32	2008年2月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比	21
2.33	2008年8月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比	21
2.34	2009年2月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比	22
2.35	2009年8月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比	22
2.36	2010年2月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比	22
2.37	2010年8月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比	22
2.38	2011年2月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比	22
2.39	2011年7月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比	22
2.40	すざく X 線ライトカーブ:横軸は観測日を示し 1=2006年2月、2=2006年8月、 3=2007年2月、4=2007年8月、5=2008年2月、6=2008年8月、7=2009年2月、 8=2009年8月、9=2010年2月、10=2010年8月、11=2011年2月、12=2011年 7月である。	23
2.41	NGC1275 多波長スペクトル [5]:赤色のデータ点は、2008年8月から2008年11月 に観測された <i>Fermi</i> 衛星のデータと同時期に観測されたデータ	23
2.42	スペクトル fitting:2006年8月	24
2.43	スペクトルフィットから求めたすざく X 線ライトカーブ (6keV-12keV):横軸は観測 日を示し 1=2006年2月、2=2006年8月、3=2007年2月、4=2007年8月、5=2008 年2月、6=2008年8月、7=2009年2月、8=2009年8月、9=2010年2月、10=2010 年8月、11=2011年2月、12=2011年7月である。	24
3.1	かなた望遠鏡の概観 [25]	25
3.2	HOWPol の概観 [25]	26
3.3	188cm 望遠鏡の概観 [26]	27
3.4	188cm 望遠鏡に搭載した KOOLS の概観 [26]	28
3.5	SNG の概観 [26]	29
4.1	補正前のイメージ	34
4.2	補正後のイメージ	34
4.3	補正前のスペクトル	34
4.4	補正後のスペクトル	34
4.5	美星天文台での夜光スペクトル [28]	35
4.6	岡山天体物理観測所での夜光スペクトル [30]	35
4.7	標準星の感度曲線	36
4.8	天頂距離と感度	37
4.9	感度曲線	37

4.10	HR7596 で強度較正した NGC1275 のスペクトル	38
4.11	TYC2856-886-1 で強度較正した NGC1275 のスペクトル	38
4.12	岡山 SNG データから求めた NGC1275 スペクトル	38
4.13	かなた望遠鏡 HOWPol データから求めた NGC1275 スペクトル	38
4.14	フラックス範囲:赤い線で囲まれている範囲が $H\alpha + [NII]$ 、青い線は $[OI]$ 、緑色の線は $[SII]$ のフラックスを求めるために用いた範囲を表す。赤と青は 3 本の中の真ん中、緑は右側の線がフラックスの一番高い点を表している。	39
4.15	$[OI]$ と $[SII]$ のフラックス比: 2σ 外のデータ点は除いた	40
4.16	$H\alpha + [NII]$ と $[OI]$ のフラックス比 (かなた望遠鏡 HOWPol での観測のみ)	41
4.17	$H\alpha + [NII]$ と $[OI]$ のフラックス比 (重み付き平均)	41
4.18	電波と比較:電波ライトカーブは、22GHz でのモニター観測	41
4.19	Q-U 平面	43
4.20	アパーチャー測光の例:黄色の円が天体積分範囲、青色の円と円の間がスカイ領域	45
4.21	NGC 1275 の R_C バンドと V バンドでの偏光度:赤が R_C バンド、青が V バンドを示す。	46
4.22	連続成分と $[OI]$ フラックスの比	47
5.1	ジェット放射への制限 [5]	49

第1章 イントロダクション

1.1 Active Galactic Nuclei (AGN) の概要

広い宇宙の中には様々な天体が存在するが、本研究で注目する天体は Active Galactic Nuclei (AGN) と呼ばれる天体である。AGN は名前の通り、激しい活動性を示す銀河核のことであり、銀河の中心領域のとても狭い領域から銀河全体に匹敵するエネルギーを放射している。このエネルギーは、電波から γ 線までの広い波長域で放射されているため、広い帯域の波長で観測と研究が行われている。

長年の観測から、様々なタイプの AGN の存在が明らかになっている。以下に簡単に説明する。

セイファート銀河

セイファート銀河は 1943 年にセイファートによって発見され、比較的、近傍の宇宙で多く発見されている。通常の銀河とは明らかに異なり、可視光から紫外線領域に続く青い連続光スペクトルと電離ガスから生じる様々な輝線が見られる。スペクトルタイプによって分類され、広い輝線 (半値幅が約 1000km s^{-1} 以上) が見られるものを 1 型、狭い輝線 (半値幅が数 100km s^{-1}) しか見られないものが 2 型に分類される。

電波銀河

電波銀河は通常の銀河に比べ何千倍、何万倍もの強い電波を放射している。スペクトルはセイファート銀河の特徴と同様に 1 型、2 型に分けられる。さらに、2 型の電波銀河は、低光度のファナロフ・ライリイ I 型 (FRI) と高光度のファナロフ・ライリイ II 型 (FRII) に分けられる。また、銀河全体よりも大きな電波ローブや電波ジェットと呼ばれる特徴的な構造を持つ。

クエーサー

クエーサーは非常に明るく、大きな赤方偏移を示す輝線を示すスペクトルを持つ。もともとは、電波源として発見されたが空間分解できずに恒星状に見えることから Quasi-Stellar Radio Source が略されクエーサー (quasar) と呼ばれるようになった。ほとんどのクエーサーのスペクトル中に、幅の広い輝線が見られる。赤方偏移が宇宙膨張によるものだとすると宇宙の果て近くにあると考えられる。

ブレイザー

ブレイザーは、強い電波源であり、いろいろな波長で大きな光度変動と高い偏光度を示すのが特徴である。また、スペクトル中に強い輝線や吸収線は見られない。AGN 構造の一部であるジェットの前進行方向から観測していると考えられる天体であり、相対論的効果によりジェットからのシンクロトロン放射が増幅される。その結果、他からの放射が埋もれて輝線や吸収線が見えないというブレイザーの観測的特徴を説明できる。

1.2 AGN 統一モデルとジェット

多様な活動性を示す AGN は、現在、AGN 統一モデルと呼ばれる共通の構造モデルが考えられ(図 1.1)、その構造から AGN の様々な活動性が説明されている。

まず、大まかなモデルの構造として、中心の大質量ブラックホールの周りに降着円盤が存在している。このブラックホールへの質量降着が電磁放射の源であると考えられている。そして、降着円盤からの放射を受けて、周りを取り囲み広い輝線を放射している領域 Broad Line Region(BLR)、狭い輝線を放射している領域 Narrow Line Region(NLR) が存在する。BLR は、輝線スペクトルの解析の結果から、非一様な状態で小さな多数の雲からなっていると考えられる。BLR はよりブラックホールに近いため、より重力の影響を受けやすく物質の運動速度が速いためドップラー効果の影響が大きくなる。そのため観測される輝線の幅が NLR に比べて広い。NLR は、双方向に円錐状に広がっている電離領域であり、一般的に円錐の広がりは頂角 $30^\circ \sim 100^\circ$ 、大きさは $10^2 pc \sim 10 kpc$ に及んでいる。さらに全体を囲む様にドーナツ状の分子トラスが存在すると考えられる。AGN 統一モデルの構造から、この強い吸収領域であるトラスの形によって NLR の円錐状の形が決まっていると考えられる。観測される多くの AGN の特徴は、このトラスを見る角度に依って生じていると考えられている。1 型 AGN は、トラスを上から観測しているため、NLR からの放射も BLR からの放射も観測される。2 型 AGN は、トラスを比較的に横方向から観測しており、BLR の放射が隠されていて NLR のみからの放射が観測される。

そして、降着円盤と垂直方向に向かってブラックホール近くからジェットと呼ばれるプラズマの噴流が双方向に放出されている。多波長観測から、ジェットの密度は均一ではないことや速度も一定ではないことが示されている。ジェット放射の速度は光速に近いが、どのようにして加速されているかは謎であり、細く絞られた形状がどのような原理で保たれているかは明らかになっていない。ジェットの先には、特に電波で明るいことから電波ローブと呼ばれる、プラズマの流れが銀河間ガスによってせき止められて膨らんだ構造も存在している。ジェット中にはノットと呼ばれる塊が相対論的ビーミング効果によって光速以上の速度で観測されることがある。

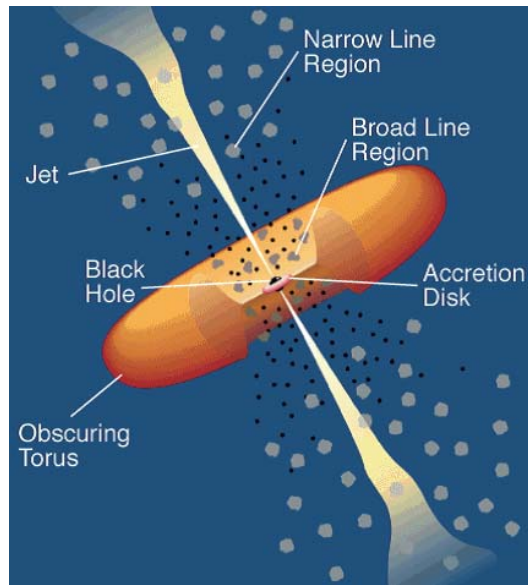


図 1.1: AGN 想像図 [20]

1.3 フェルミ衛星による電波銀河からの γ 線検出

2008年のフェルミ・ガンマ線宇宙望遠鏡の打ち上げによって、今まで知られていなかった γ 線天体が数多く発見された。打ち上げから11ヵ月で、EGRETが10年間で発見した10倍近いAGNを検出し、さらにブレーザーの無バイアス観測が可能となり、AGNの γ 線研究を大きく飛躍させた。検出されたAGNのほとんどはブレーザーであったが、15ヵ月の観測で11個の電波銀河(7個のFRIと4個のFRII)から γ 線が観測され、その中の8個はフェルミ衛星によって新しく検出された天体である。NGC 1275は検出された電波銀河の中で最も明るく、唯一、月スケールの時間変動が観測された。これらの観測結果はAGN統一モデルを示唆するものであった[1]。また、今後のフェルミ衛星の観測によるAGNの系統的な研究はジェット構造や、AGNの電波の強弱の違いについて追究することができると思われる。

1.4 NGC 1275

1.4.1 NGC 1275 について

本研究で取り上げるNGC 1275は、ペルセウス銀河団の中心に位置する電波銀河で、FRI型である。銀河を取り巻くフィラメント構造が特徴的である。VSOPとVLBIの観測から、電波ジェットは視線方向から約 30° から 55° の角度に傾き[2]、速度が $0.5 \pm 0.09c$ であることが分かっている[3]。中心ブラックホール質量は、近赤外線の観測から $3.4 \times 10^8 M_\odot$ であると推測されている[4]。X線ではペルセウス銀河団全体が全天で最も明るく輝いている。近年、フェルミ衛星によってNGC 1275からの γ 線が検出された。EGRET衛星では γ 線が検出されなかったため、2000年から2008年間に γ 線放射が10倍以上も増加していることが明らかになった。そのタイムスケールから放射

領域が制限され、電波銀河ジェットからの放射だと結論づけられている [5]。また、フェルミ衛星によって数ヶ月スケールの時間変動 [6] や、1ヶ月以内に3倍以上も明るくなるフレアも観測されている (図 1.2[7])。NGC 1275 の spectrum energy distribution (SED) は、ブレイザーの SED に良く似ており、synchrotron self-Compton (SSC) モデルでフィットすることができる (図 1.3[5])。

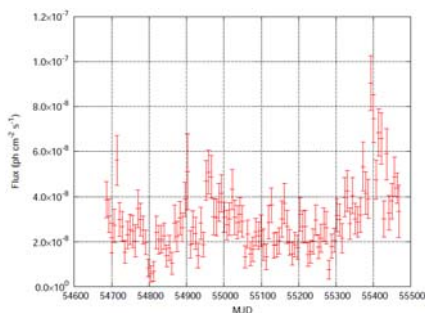


図 1.2: フェルミ衛星で観測された NGC 1275 の 800MeV から 200GeV の γ 線ライトカーブ [7]

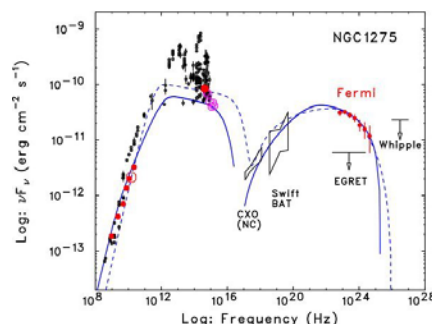


図 1.3: NGC 1275 の SED [5]

1.4.2 過去の多波長観測

電波では、NGC 1275 は電波源 3C 84 として良く知られていて、早くから観測が行われ、時間変動も検出されている [8] [9]。近年では、VLBI での高分解モニター観測が行われ、電波ジェットの動向など詳細な研究が進んでいる。2007 年には新しい電波源が検出され、2006 年からは3倍以上の増光が観測されている [10]。

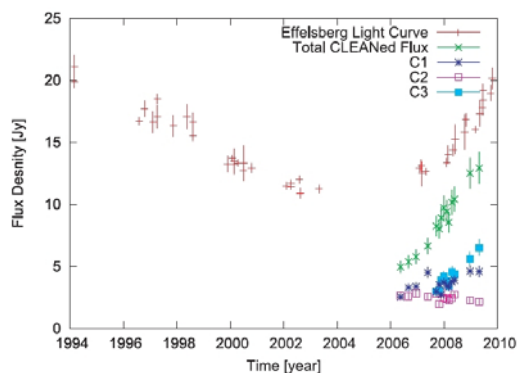


図 1.4: VLBI 観測による NGC 1275 のライトカーブ [10]

X 線では、*XMM-Newton*、*Chandra*、*Swift* で観測が行われていた。*Newton* と *Chandra* では、X 線イメージ上で銀河団放射から AGN 放射を抽出することができる (図 1.5, 図 1.6)。*Newton* では、Photon Index は 1.65 (Flux = $1.43 \pm 0.29 \times 10^{-11}$ erg/cm²/s, Energy band = 0.5-8keV) である [11]。*Chandra* での観測でも同程度で、Photon Index は 1.6 ± 0.1 (Flux = 6.1×10^{-12} erg/cm²/s, Energy band = 0.5-5keV) である [12]。*Swift* では分解できず、スペクトル測定から粗く AGN 放射が見積もられており、Photon Index は $1.7^{+0.3}_{-0.7}$ (Flux = 1×10^{-11} erg/cm²/s, Energy

band=15-55keV) である [13]。しかし、定期的な観測が行われておらず、またフェルミ衛星打ち上げ後の結果も報告がないため、X線の時間変動は明らかになっていない。

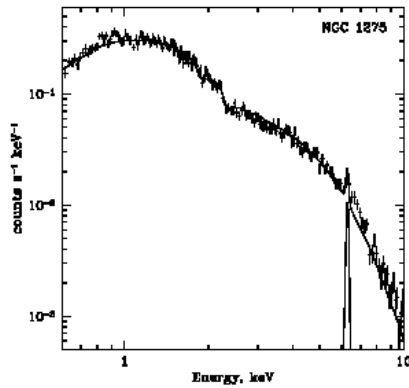


図 1.5: Newton で観測された NGC 1275 のスペクトル [11]

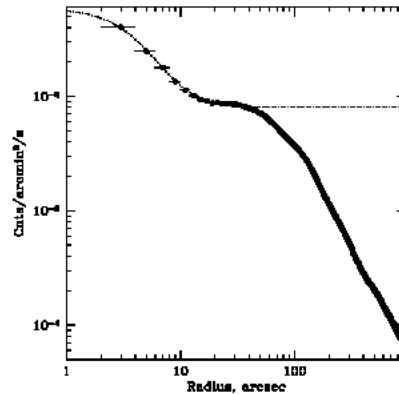


図 1.6: Newton で観測された NGC 1275 周辺の表面輝度分布 [11]

可視光では、銀河の周りに広がるフィラメントについての研究が多い。NGC 1275 は 1.5 型と分類されるように、広い輝線も狭い輝線も観測されるが、輝線変動や偏光についての研究はほとんどない。また、系統的に星、ジェット、BLR の 3 成分に分離した観測は行われていない。測光観測では、フレアや一夜スケールの変動が検出されている [15]。V バンド、B バンドでは光度変動が観測され、1975 年と 1976 年に V で 0.3 と 0.5 等、B で 0.4 等明るくなったフレアが見られた [14]。これらの変動は降着円盤起源であるという考えがあり、1950 年代に降着率が増加し活動が活発になり、1980 年代には降着率が減少して活動が静かになったというものである [16]。しかし、可視光光度と電波光度の相関から可視光放射はジェット起源であるという考えもある [17]。実際には可視光放射は星の光、ジェット、BLR の要素が混ざって見えているため、変動起源はわからない。

1.5 本研究の目的

数多くの AGN が発見され、統一モデルが考えられているが、いまだに明らかになっていないことが多い。特に AGN ジェットについては、起源や放射メカニズムが不明である。ブレーザーの様に正面からだとジェット中心部が強調されて、均一ではないジェットの中の詳細な様子はわからないため、斜めから見ている電波銀河を研究することがジェットの解明には重要である。そのため、本研究では、電波銀河であり、近年活動が活発である NGC 1275 を研究することで、AGN ジェットの放射の様子をより明らかにすることを目的としている。NGC 1275 は多波長で観測が行われているが、中心核の X 線での変動や放射起源は明らかになっていない。そのため、本研究では、すざく衛星のデータを用いて、X 線スペクトルの時間変動を調べることと、X 線の放射起源はジェットであるのか降着円盤であるのかを調べることが目的とし解析を行った。一方、可視光域もシンクロトロン放射モデルで説明されるとあるが、実際には様々な成分が混ざって見えているため、ジェット成分がどれくらい見えているかは明らかでない。昔からの観測結果から可視光域での変動は見られるが、変動起源はわかっていない。それらを明らかにするため、分光観測から、

実際には BLR の変動を調べることで降着円盤の変動を求め、偏光観測からはジェット成分について探る。また、他波長観測によるジェット変動との関連を調べて中心領域とジェットの活動性の関係を明らかにすることを目的としている。

第2章 X線観測

2.1 X線天文衛星すざくの概要

本研究で用いたX線観測のデータは、X線天文衛星すざくによって観測されたものである。「すざく」は、2005年7月にM-V-6号ロケットによって打ち上げられた、日本で5番目のX線天文衛星である。衛星の機体は、直径2.1mの八角柱の構体を基本とし、全長6.5m、太陽パネルを広げた幅は5.4m、総重量は1680kgであり、日本の科学衛星として今までにない大型衛星である。太陽電池パネルが太陽から30度以内に向くように、姿勢は三軸制御される。このパネルの軸と垂直になるように科学観測機器を向けるため、観測できる範囲は太陽から60~120度の角度範囲に制限される。高度約570kmを保ち、一日に地球を15周している。そのうちの5回、鹿児島県内之浦の地上局から通信し、データの送受信を行っている。多様なX線天体を、これまでになかった広いエネルギー領域(0.3-600keV)において、より高感度な観測を行えることが最大の特徴である。

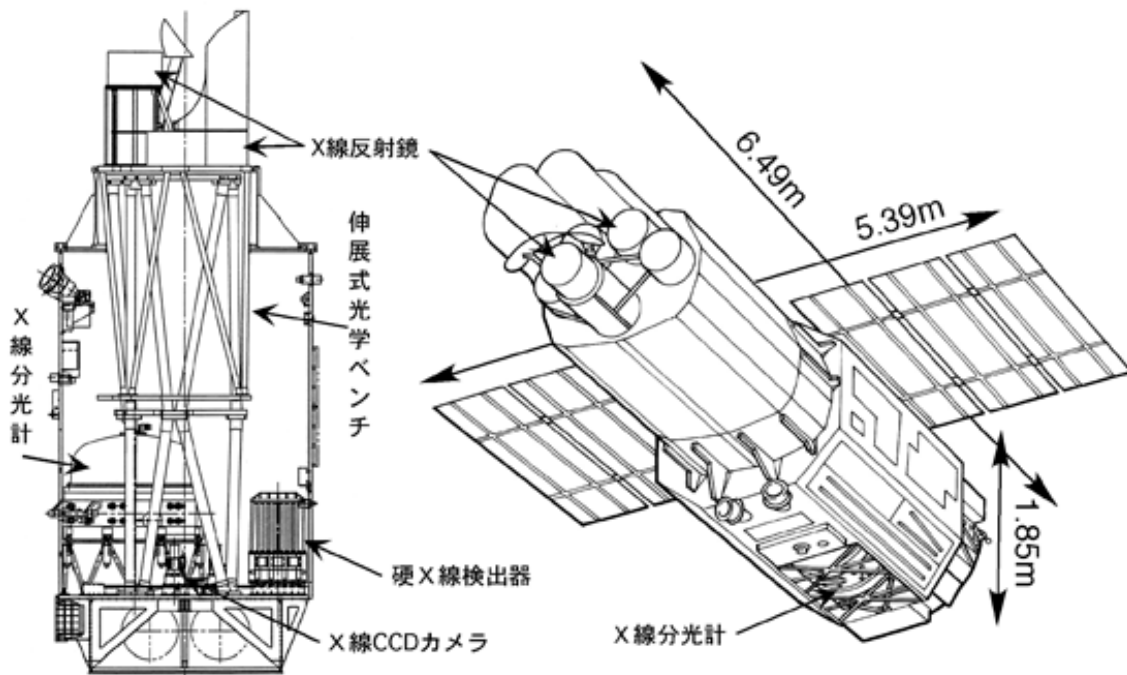


図 2.1: 「すざく」の概観 [23]

2.1.1 すざく搭載機器

すざくには XRT、XIS、HXD、XRS という観測機器が搭載されている。ここでは、本論文で使用した XRT、XIS について述べる。

XRT

XRT(X-ray telescope) は X 線反射望遠鏡であり、X 線を各検出器上に集光している (図 2.2)。

X 線は物質中で吸収されやすく、屈折率が 1 よりわずかに小さいという特徴を持つため、可視光望遠鏡と異なり、X 線の光学系では反射鏡は全反射かブラッグ反射のみが利用できる。X 線が金の鏡面で全反射するのは鏡面から 1 度以下の入射角に限られ、X 線のエネルギーが高くなる程この入射角は小さくなる。このような X 線の性質から、X 線望遠鏡は全反射鏡と呼ばれる特殊な反射鏡を用いている。

すざく衛星の XRT は、口径 40cm、焦点距離 4.75m の焦点に XIS を置く XRT-I が 4 台と、口径 40cm、焦点距離 4.5m の焦点に XRS を置く XRT-S が一台ある。反射鏡は、アルミ薄板にレプリカ法で鏡面を形成したレプリカミラーをそれぞれ 175 枚および 168 枚同心円状に並べ、小型かつ軽量の X 線望遠鏡を構成している。この望遠鏡では、光学系として双曲線と放物線からなる Wolter I 型を円錐 2 段で近似し用いている。



図 2.2: XRT の概観 [23]

表 2.1: XRT の性能

XRT	焦点距離	4.75m
	視野 (FWHM)	17'@1.5 keV, 13'@8 keV
	Plate scale	0.724 arcmin/mm
	有効面積	440 cm ² @1.5 keV, 250 cm ² @8 keV
	角分解能	2'(Half Power diameter)

すざく衛星に搭載されている検出器の一つである XIS(X-ray Imaging Spectrometer)(図 2.3) は、X 線 CCD カメラで撮像とスペクトル測定が可能である。0.2-12keV のエネルギー帯域で観測を行うことができ、典型的なエネルギー分解能は 130eV である。

これらの CCD は、半導体検出器を 2 次元アレイ状に並べたものと見なせる。CCD のある画素に X 線が入射すると、ある確率で光電吸収が起きて、生じた光電子はエネルギーを失うまで次々と Si 原子と衝突を繰り返し、電子・正孔対を作る。電子・正孔対の数は入射 X 線エネルギーに比例するので、一次電子雲と呼ばれる電子の集まりを正確に検出することで、入射した X 線エネルギーを測定することができる。また、検出器の位置分解能は、画素の大きさによって決まり、比例計数管の約 $100\mu\text{m}$ に比べて XIS の $24\mu\text{m}$ は優れている。すざく衛星の XIS はこのような X 線 CCD カメラ 4 台から構成されている。CCD には表面照射型 (Frontside Illuminated;FI) と裏面照射型 (Backside Illuminated;BI) の 2 種類があり、X0,X1,X2,X3 と呼ばれる 4 台の XIS は、X0,X2,X3 が FI-CCD であり、X1 が BI-CCD である。FI-CCD は、X 線を電極側から入射するため、低エネルギーの X 線は電極や絶縁層で吸収されてしまうが、BI-CCD は X 線を電極の逆側から入射するため低エネルギーの X 線に対して高い検出効率を得ることができる。4 台の検出器の内、X2 は故障によって 2006 年 11 月 9 日以降は使用されていない。

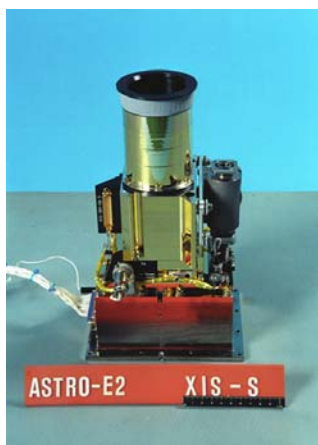


図 2.3: XIS の概観 [24]

表 2.2: XIS の性能

XIS	視野	$17'.8 \times 17'.8$
	エネルギー帯域	0.2-12 keV
	有効画素数	1024×1024
	1 画素のサイズ	$24\mu\text{m} \times 24\mu\text{m}$
	エネルギー分解能	$\sim 130 \text{ eV} @ 6 \text{ keV}$
	有効面積 (XRT-I 込み)	$340 \text{ cm}^2(\text{FI}), 390 \text{ cm}^2(\text{BI}) @ 1.5 \text{ keV}$ $350 \text{ cm}^2(\text{FI}), 100 \text{ cm}^2(\text{BI}) @ 8 \text{ keV}$
	時間分解能	8s (Normal mode), 7.8 ms (P-Sum mode)

2.1.2 すざくによる観測の利点

すざくの CCD は、従来の X 線 CCD に比べてバックグラウンドが低く、また、パイルアップが起きないため明るい天体に対してもエネルギーを正しく計測でき、今まで以上に精度の良い観測を行うことができる。

また、チャンネルとエネルギーの関係から CCD の劣化を調べるための較正用天体として、明るいペルセウス銀河団が選ばれているため、半年毎に観測が行われている。そのため、すざく衛星の観測データを用いることで NGC 1275 の時間変動を追うことが可能となる。

これらの理由から *Chandra*、*Newton*、*Swift* に比べてすざく衛星での観測が最適である。

2.1.3 X 線観測データ

今回の解析に使用したデータは、X 線衛星すざくに搭載された検出器 XIS の公開データである (http://www.darts.isas.jaxa.jp/astro/suzaku/public_seq.html)。2006 年 2 月から 2011 年 7 月までの半年毎のデータを使用した (表 2.3、2.4)。XIS1 は硬 X 線側でバックグラウンドが多いので除き、XIS0、2、3、を足したイメージを使用した。XIS2 は 2006 年に故障したため、2007 年以降は XIS0 と XIS3 のデータのみを使用した。

表 2.3: 使用した XIS データ

Observation Start	Sequence No.	RA(deg)	DEC(deg)	EULER1	EULER2	EULER3
2006-02-01 13:39:13	800010010	49.9554	41.5039	49.9504	48.4883	189.7826
2006-08-29 18:55:07	101012010	49.9436	41.5175	49.9504	48.4883	23.9598
2007-02-05 15:57:48	101012020	49.9542	41.5047	49.9504	48.4883	191.3483
2007-08-15 12:40:49	102011010	49.9461	41.5179	49.9504	48.4883	6.6234
2008-02-07 02:09:42	102012010	49.9565	41.5050	49.9504	48.4883	194.8143
2008-08-13 14:28:17	103004010	49.9468	41.5180	49.9504	48.4883	3.1838
2009-02-11 17:31:00	103004020	49.9546	41.5055	49.9504	48.4883	193.9239
2009-08-26 04:00:28	104018010	49.9444	41.5171	49.9504	48.4883	23.0000
2010-02-01 08:03:24	104019010	49.9512	41.4934	49.9504	48.4883	172.6748
2010-08-09 09:10:56	105009010	49.9406	41.5199	49.9504	48.4883	23.4160
2011-02-03 00:35:55	105009020	49.9557	41.5028	49.9504	48.4883	190.0324
2011-07-26 12:07:10	106006010	49.9439	41.5251	49.9504	48.4883	5.7419

2.2 AGN 成分のスペクトル作成

通常の方法で抽出したスペクトルでは、銀河団成分と AGN 成分を分離することが難しいため、まず、エネルギーごとのカウント半径分布の違いを利用し、イメージから AGN 成分のみのスペクトルを作成し、AGN 放射の存在を確かめる。以下の節で実際に行った解析を詳しく述べる。

表 2.4: 使用データの EXPOSURE

観測 (年-月)	使用した XIS	EXPOSURE(s)
2006-02	0,2,3	151211
2006-08	0,2,3	452763
2007-02	0,3	87766
2007-08	0,3	84563
2008-02	0,3	123485
2008-08	0,3	81169
2009-02	0,3	100021
2009-08	0,3	82567
2010-02	0,3	77230
2010-08	0,3	67248
2011-02	0,3	80946
2011-07	0,3	80298

2.2.1 半径分布の導出

銀河団はエネルギー放射による放射冷却により、中心に近いほど温度が低い。AGN は銀河中心の狭い領域から大量のエネルギーを放射している。ペルセウス銀河団の X 線スペクトルを、銀河団成分と NGC 1275 成分のモデルの足し合わせだと考えると、銀河団成分のスペクトルの傾きに比べて NGC 1275 成分のスペクトルの傾きの方が緩やかである。そのため、高エネルギー側より低エネルギー側の方が銀河団成分に対する NGC 1275 成分のカウントの比が小さくなる。その効果によって、高エネルギーイメージの方が中心で AGN 成分が明るくはっきりと見える。例として、図 2.4 に 2-3keV と 9-10keV のイメージを示す。よりエネルギーの高い 9-10keV のイメージの方が中心がはっきりしているのがわかる。

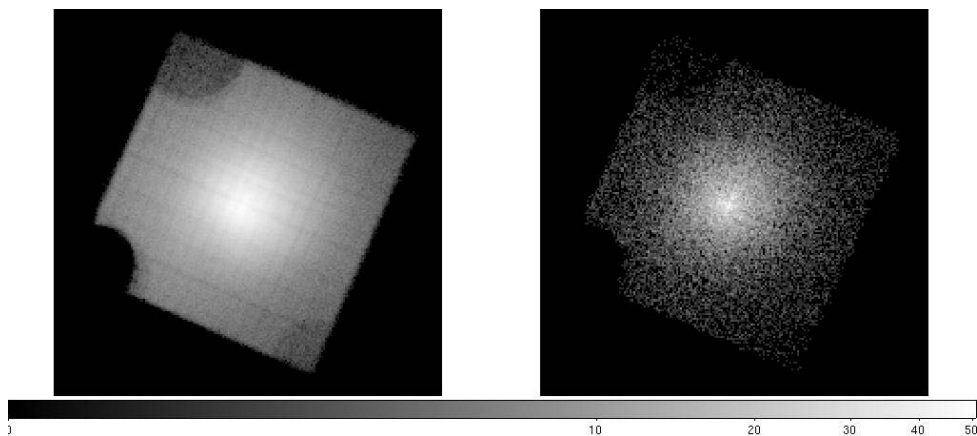


図 2.4: XIS 観測で得られたイメージ (左が 2-3keV イメージ、右が 9-10keV イメージ)

実際に、XIS0、2、3、を足したイメージをエネルギーごと (2-3,3-4,4-5,5-6,6-6.4,7-8,8-9,9-10,10-12keV) に作成し、各エネルギーごとに counts/pixel の半径分布を作成した。低エネルギーと高エネルギーの半径分布を比較すると、高エネルギー側の半径分布の方が中心に向かっての傾きが急である。そのため、低エネルギー側を 2-3keV に固定し、高エネルギー側半径分布 (3-4,4-5,5-6,6-6.4,7-8,8-9,9-10,10-12keV) をそれぞれ低エネルギー側半径分布で割ると、半径分布の中心 10 ピクセル (=1.39 分角) ぐらいに AGN 成分が見える (図 2.5 から図 2.13)。

今回の解析で、低エネルギー側を 2-3keV にしたのは、何 keV まで AGN 成分が見えるかを検証したところ、3keV 以下には AGN 成分が見えないことがわかったためである。

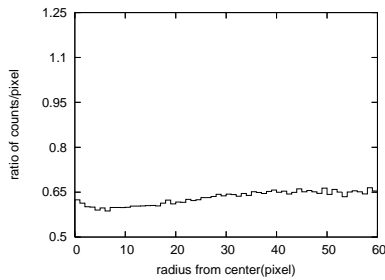


図 2.5: 2006 年 8 月 3-4keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比

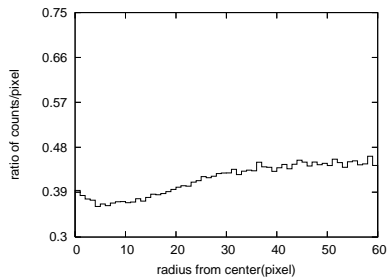


図 2.6: 2006 年 8 月 4-5keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比

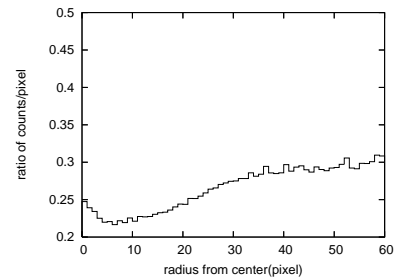


図 2.7: 2006 年 8 月 5-6keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比

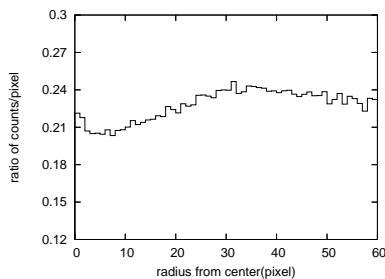


図 2.8: 2006 年 8 月 6-7keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比

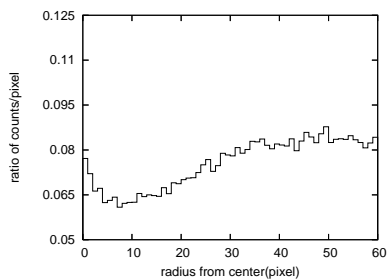


図 2.9: 2006 年 8 月 6-6.4keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比

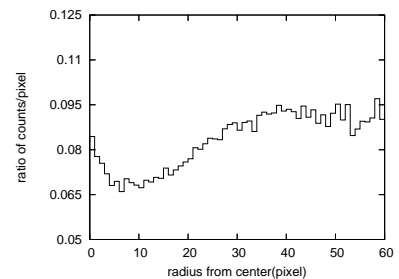


図 2.10: 2006 年 8 月 7-8keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比

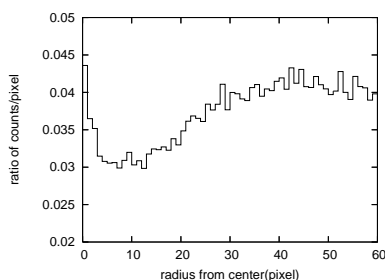


図 2.11: 2006 年 8 月 8-9keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比

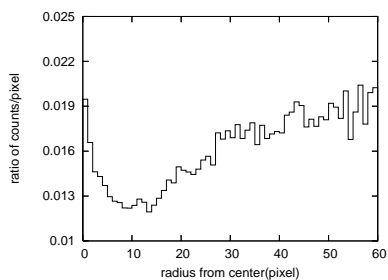


図 2.12: 2006 年 8 月 9-10keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比

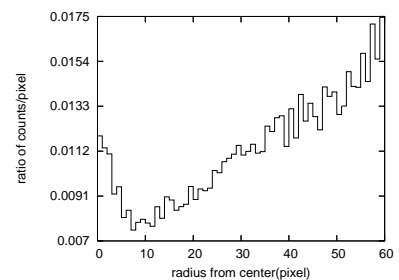


図 2.13: 2006 年 8 月 10-12keV の半径分布を 2-3keV 分布で割った比

2.2.2 AGN 成分の抽出

次に、高エネルギーと低エネルギーの半径分布の比を、AGN 成分をガウス関数、銀河団成分を二次関数でフィッティングを行った (式 2.1)(図 2.14)。

$$f(x) = \frac{2 \times n}{\sqrt{2} \times} \times \exp\left\{-\frac{1}{2} \times \left(\frac{x - \mu}{\sigma}\right)^2\right\} + d\{a(x - b)^2 + c\} \quad (2.1)$$

ガウス関数の μ は 0 に固定し、 σ はデータ数が多く統計の良い 2006 年 8 月の (エネルギーごとの) の値に固定した (表 2.5)。

表 2.5: フィッティングの σ 値 (2006 年 8 月)

エネルギー帯 (keV)	σ の値
3-4	2.98
4-5	4.16
5-6	4.13
6-7	3.10
6-6.4	4.10
7-8	4.65
8-9	3.70
9-10	4.11
10-12	3.34

二次関数は、銀河団成分が大きく変動しないとして、2006 年 8 月の係数に a,b,c を固定し (表 2.6)、d の値だけ free にした。

ここで、中心からの距離 r の関数として、高エネルギー側の半径分布を $H(r)$ 、低エネルギー側の半径分布を $L(r)$ とすると、半径分布の比は関数 $H(r)/L(r)$ と考えられる。この半径分布の比は、式 2.1 のガウシアン ($G(r)$) と 2 次関数 ($d*B(r)$) でフィッティングしたので、以下の様に表せる。

$$\frac{H(r)}{L(r)} = G(r) + d * B(r) \quad (2.2)$$

式 2.2 から、AGN 成分は

$$AGN \text{ 成分 } (G(r) * L(r)) = H(r) - d * B(r) * L(r) \quad (2.3)$$

と表せる。

よって、AGN 成分のカウントは

$$\int_0^{\infty} G(r) * L(r) dr = \int_0^{\infty} H(r) dr - \int_0^{\infty} d * B(r) * L(r) dr \quad (2.4)$$

表 2.6: フィッティングの a、b、c の値 (2006 年 8 月)

エネルギー帯 (keV)	a の値	b の値	c の値
3-4	-2.05e-05	53.3	0.439
4-5	-4.70e-05	52.5	0.445
5-6	-4.91e-05	57.0	0.392
6-7	-6.00e-05	39.5	0.390
6-6.4	-7.03e-05	51.7	0.439
7-8	-9.51e-05	45.5	0.393
8-9	-5.76e-05	47.0	0.278
9-10	-4.57e-06	56.7	0.0261
10-12	-5.93e-07	3570	7.72

の様に、高エネルギーの半径分布の全カウントから、低エネルギーの半径分布の全カウントに 2 次関数をかけたものを差し引くことで求めることができる。実際には、半径 ∞ までではなく 10pixel(1.39 分角) まで積分した。

その後、この AGN 成分カウントを観測ごとの EXPOSURE(表 2.4) で割り、さらにエネルギー幅 (10keV から 12keV の幅であれば 2keV) で割るとエネルギーごとの counts/sec/keV の値が求まる。その値をエネルギーごとにプロットしてスペクトルを作成した (図 2.15 から図 2.26)。

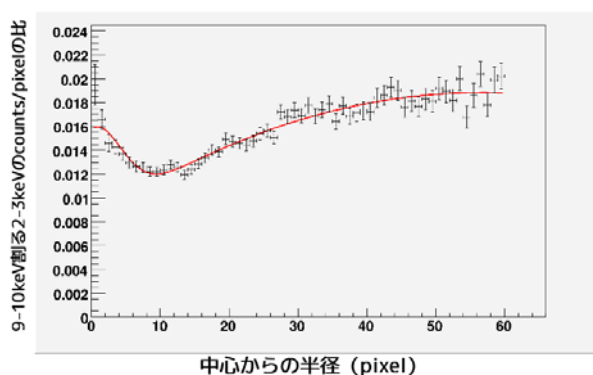


図 2.14: fitting の図

2.3 結果

2.3.1 X 線スペクトルの形状

求めた NGC 1275 のスペクトルを、powerlaw モデルで表したときのべき指数 Photon Index を求めたいが、通常の解析と異なるのでレスポンスファイル作成が難しい。そのため、同様の手法で

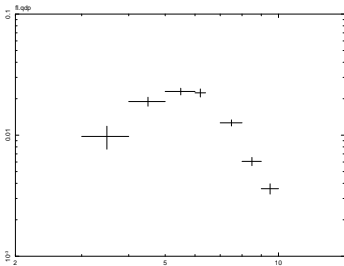


図 2.15: 2006年2月 スペクトル

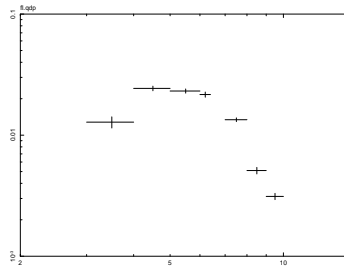


図 2.16: 2006年8月 スペクトル

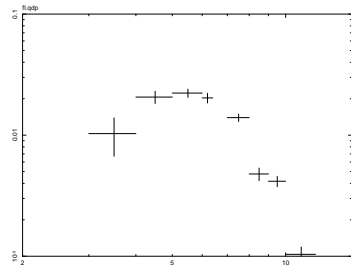


図 2.17: 2007年2月 スペクトル

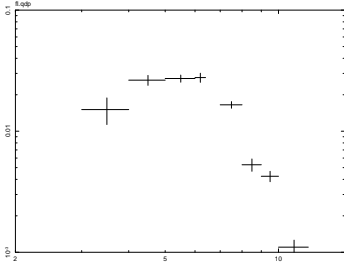


図 2.18: 2007年8月 スペクトル

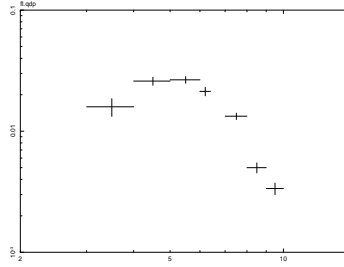


図 2.19: 2008年2月 スペクトル

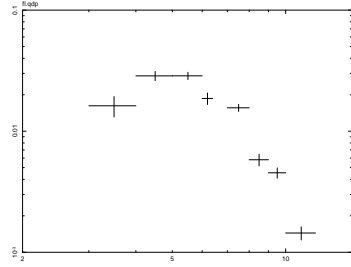


図 2.20: 2008年8月 スペクトル

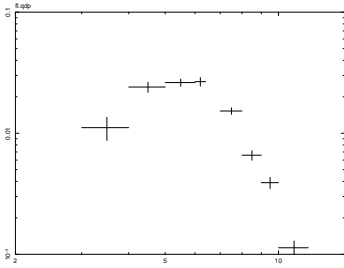


図 2.21: 2009年2月 スペクトル

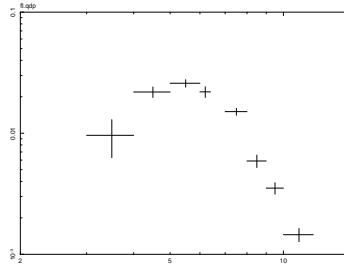


図 2.22: 2009年8月 スペクトル

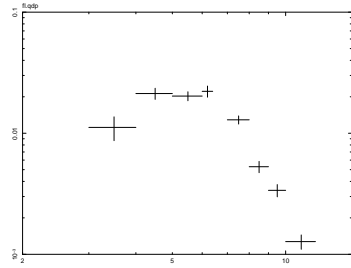


図 2.23: 2010年2月 スペクトル

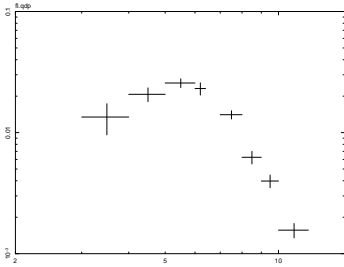


図 2.24: 2010年8月 スペクトル

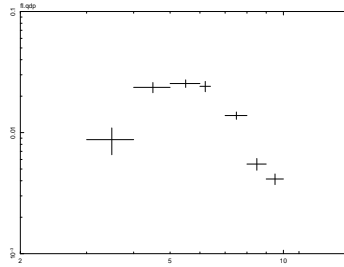


図 2.25: 2011年2月 スペクトル

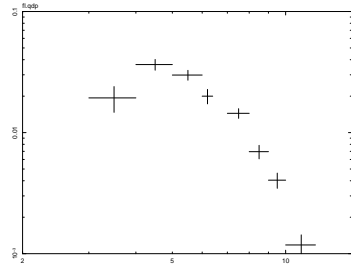


図 2.26: 2011年7月 スペクトル

スペクトルがわかっている点源天体を解析し、比較してスペクトル形状を評価し、Photon Index を求めた。点源天体は、2009年12月観測のブレーザー 3C454.3 を用いた。3C454.3 の powerlaw の PhotonIndex は 1.63 である。

NGC1275 のスペクトル作成と同様の手法で 3C454.3 のスペクトルを作成し (図 2.27)、NGC1275 のスペクトルを割り、スペクトルの比を求める。スペクトルの比は高エネルギーでは一定となった (図 2.28 から図 2.39)。低エネルギー側で一定になっていないのは、AGN 成分が吸収を受けて

いることも考えられるが、低エネルギー側ほど銀河団成分との分離がしにくいことによる系統誤差が大きいためかもしれない。5keV 以上ではスペクトルの比が一定であるため、スペクトルの形状が同じであることが言えるので、PhotonIndex は 1.6 程度であると求められた。この結果は、1章で述べた過去の観測と一致する。

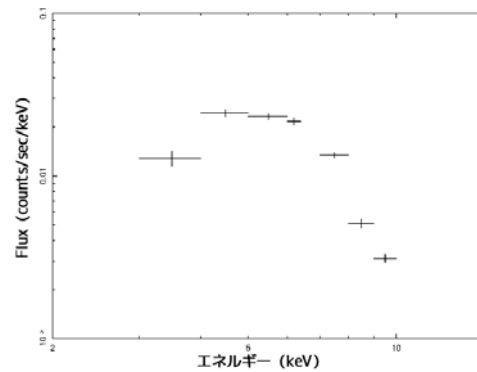


図 2.27: 3C454.3 のスペクトル (2009 年 12 月)

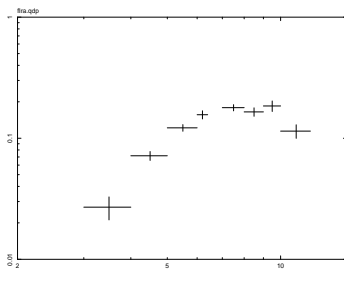


図 2.28: 2006 年 2 月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比

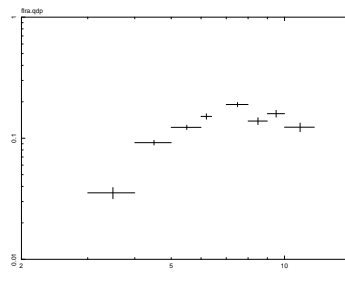


図 2.29: 2006 年 8 月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比

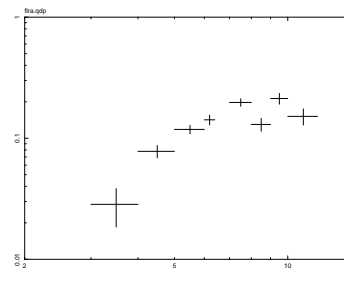


図 2.30: 2007 年 2 月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比

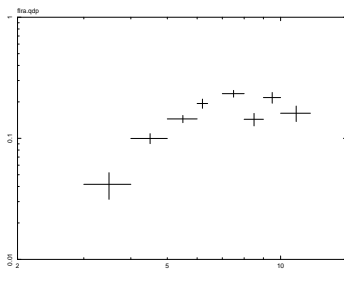


図 2.31: 2007 年 8 月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比

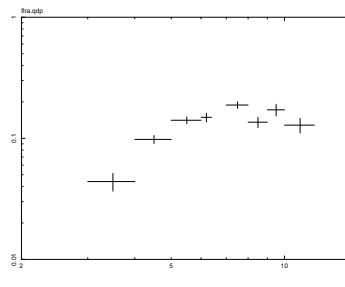


図 2.32: 2008 年 2 月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比

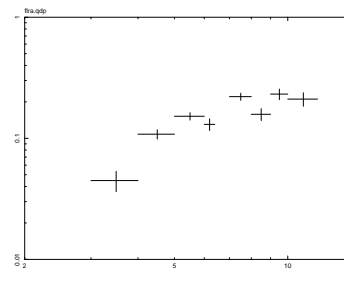


図 2.33: 2008 年 8 月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比

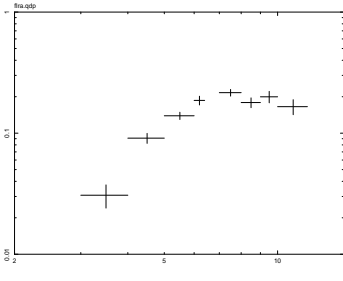


図 2.34: 2009 年 2 月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比

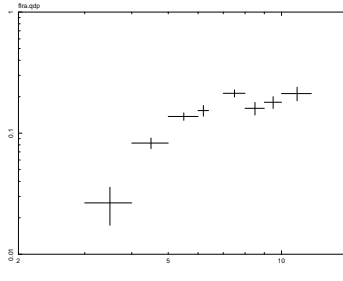


図 2.35: 2009 年 8 月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比

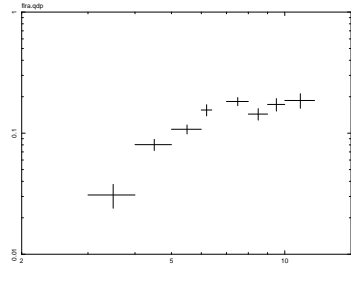


図 2.36: 2010 年 2 月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比

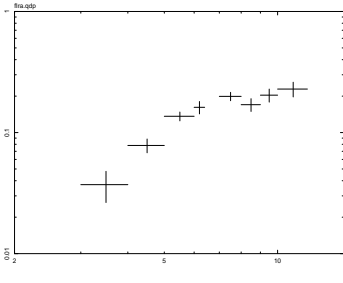


図 2.37: 2010 年 8 月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比

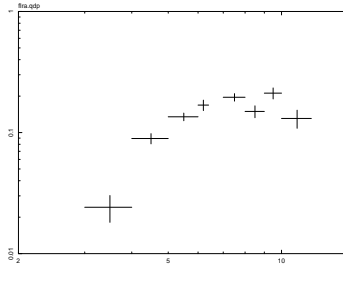


図 2.38: 2011 年 2 月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比

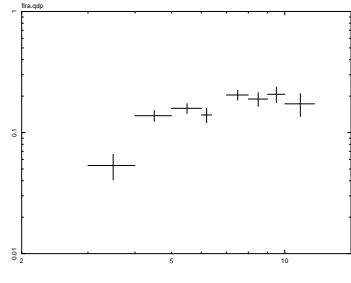


図 2.39: 2011 年 7 月のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比

2.3.2 多波長スペクトルと比較

NGC 1275 のフラックスは、NGC 1275 のスペクトルを 3C454.3 のスペクトルで割った比の各エネルギービン (3-4,4-5,5-6,6-6.4,7-8,8-9,9-10,10-12keV) の平均を各年で求め、3C454.3 のエネルギーフラックス (約 $2.55 \times 10^{-11} \text{erg/s/cm}^2$, 6-12keV) をかけることによって導出した。また、統計の良い 2006 年 8 月の半径分布の比を fit したときのガウス関数の (衛星の姿勢に依るもの) を最大値と最小値に固定して各年を fit し、このときに変化したフラックス差の比を統計誤差とした。各年のフラックスから求めた X 線ライトカーブを図 2.40 に示す。

多波長スペクトル [5] に、すざく XIS のデータを加え比較すると、ジェットの SSC モデルと不定性の範囲内では、ほぼ一致することがわかった (図 2.41)。

加えた値は、例えば 2009 年 8 月のフラックス ($4.67 \pm 0.487 \times 10^{-12} \text{erg/cm}^2/\text{s}$) で考えると、エネルギー範囲 (図中で縦) は $4.18\text{-}5.16 \times 10^{-12} \text{erg/cm}^2/\text{s}$ であり、波長域は 5-12keV であるので周波数帯 (図中で横) は $1.21\text{-}2.90 \times 10^{-18} \text{Hz}$ であるとみなせる。このようにして、ライトカーブのフラックスの全範囲と、波長域 5-12keV の範囲を四角で囲い、すざく観測の結果を加えた。傾きは PhotonIndex によるものである。

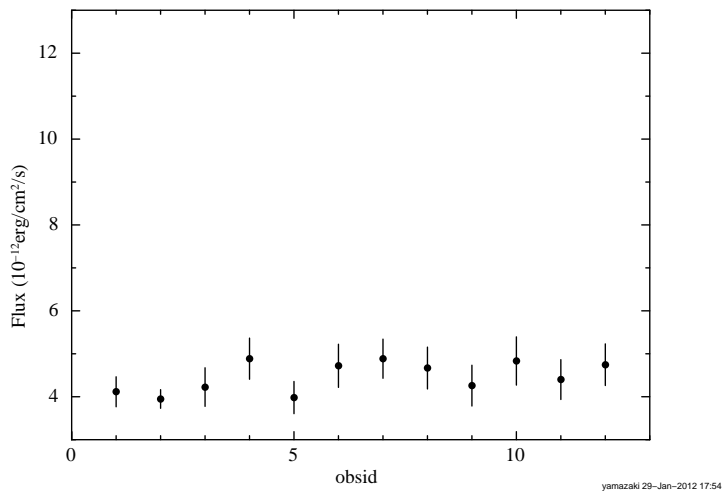


図 2.40: すざく X 線ライトカーブ:横軸は観測日を示し 1=2006 年 2 月、2=2006 年 8 月、3=2007 年 2 月、4=2007 年 8 月、5=2008 年 2 月、6=2008 年 8 月、7=2009 年 2 月、8=2009 年 8 月、9=2010 年 2 月、10=2010 年 8 月、11=2011 年 2 月、12=2011 年 7 月である。

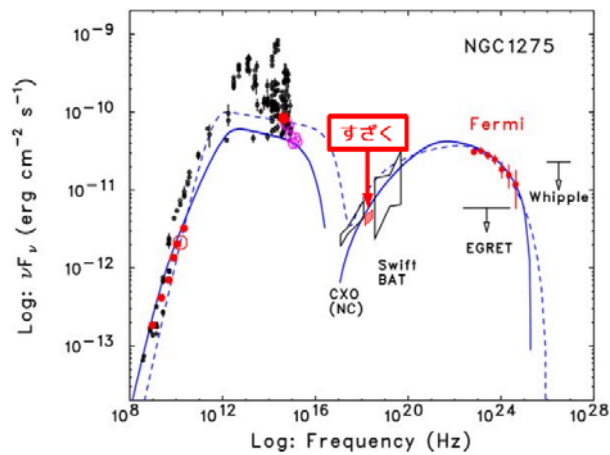


図 2.41: NGC1275 多波長スペクトル [5]:赤色のデータ点は、2008 年 8 月から 2008 年 11 月に観測された *Fermi* 衛星のデータと同時期に観測されたデータ

2.3.3 ライトカーブ比較

前節で求めた各観測でのフラックスを用いて求めた NGC 1275 の X 線ライトカーブを、電波 (図 1.4[10])、 γ 線 (図 1.2[7]) のライトカーブと比較する。電波でも γ 線でも約 3 倍もの変動が見られるが、すざく X 線ライトカーブの変動の上限値は約 50%程度であるため、電波、 γ 線に比べて変動が小さい。また、 γ 線では、2010 年 6 月から増光し 7 月にピークがあったが、このフレア部分との相関も見られなかった。

2.3.4 通常の解析との比較

2.2節では、9-10keV 以上の高エネルギー側でないとも AGN 成分が見えないと考えられたが、実際は、半径分布解析から、4-5keV の低エネルギー側でも AGN 成分が見られた。このように中心からの放射が強く、点源として通常解析できる可能性が考えられるため、XSPEC というソフトを用いた X 線スペクトルの通常解析も行い、比較した。

天体中心から半径 10 ピクセル (1.39 分角) の円の範囲を切り取ってスペクトルを作り、半径 10-20 ピクセルのでのスペクトルを差し引いてバックグラウンドの寄与を引いた。このスペクトルに対してスペクトルフィッティング (図 2.42) を行い、時間変動を見ていく。2-12keV の範囲で、wabs(吸収),pegspwrlw(AGN 成分),apec(銀河団成分) モデルでフィッティングを行う。pegpwrlw の eMin=6keV、eMax=12keV、PhotonIndex=1.65 に固定してフィッティングを行った。フィッティング結果から求めたフラックスの変動を図 2.43 に示す。

スペクトルフィッティングから求めたライトカーブの方が、イメージから求めたライトカーブ (図 2.40) よりフラックスが高いが、これは AGN 以外の広がったハード成分が含まれているためだと考えられる。

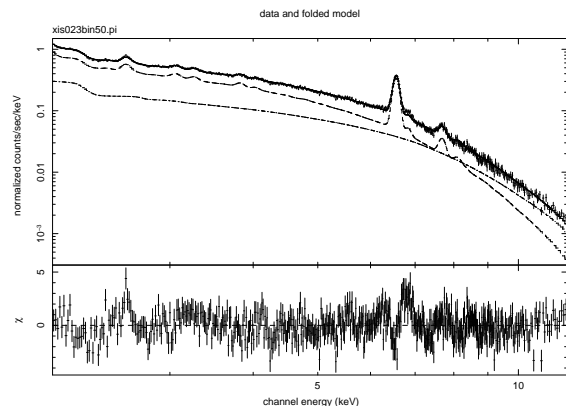


図 2.42: スペクトル fitting:2006 年 8 月

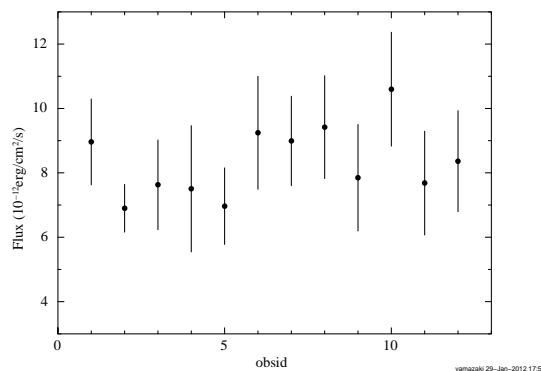


図 2.43: スペクトルフィットから求めたすざく X 線ライトカーブ (6keV-12keV):横軸は観測日を示し 1=2006 年 2 月、2=2006 年 8 月、3=2007 年 2 月、4=2007 年 8 月、5=2008 年 2 月、6=2008 年 8 月、7=2009 年 2 月、8=2009 年 8 月、9=2010 年 2 月、10=2010 年 8 月、11=2011 年 2 月、12=2011 年 7 月である。

第3章 可視光観測

NGC 1275 の可視光域の活動性を探るため、分光観測と偏光観測を行った。以下に、用いたデータの観測に使用した観測機器についての概要を述べる。

3.1 かなた望遠鏡の概要

かなた望遠鏡は広島大学宇宙科学センター附属東広島天文台に設置された光学赤外線望遠鏡である (図 3.1)。望遠鏡の集光を決める主鏡直径は日本最大級の 1.55m であり、国内大学所有の望遠鏡としては 2 番目に大きい。もともとは、国立天文台が三鷹キャンパスに所有していた望遠鏡であり、ハワイにあるすばる望遠鏡の観測装置の試験に使用されていた。2004 年にその役目を終え、望遠鏡制御系の改良、新しい観測装置の開発を進め、観測研究の基盤を充実することを目的として、2006 年に東広島天文台に移設された。

かなた望遠鏡は、口径 1.5m クラスの望遠鏡としては世界最高水準の駆動性能を持っている (表 3.1)。また大学所有の望遠鏡であるため、ガンマ線バースト (GRB) や超新星などの突発天体に対して時間の束縛なく即時に観測を行える。特に発生後から急に減光してしまう GRB に対しては、人工衛星からのアラートを受けてから自動的に天体を偏光観測するシステムが構築されている。

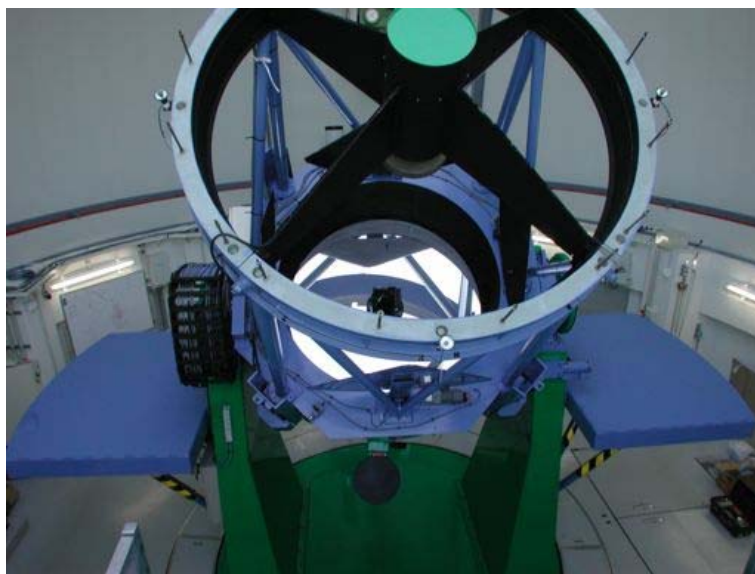


図 3.1: かなた望遠鏡の概観 [25]

表 3.1: かなた望遠鏡の仕様

項目	仕様
光学系	リッチー・クレティアン光学系
主鏡	有効口径 1540mm , 主鏡の F 比=2.0
焦点モード	カセグレン焦点 (F/12.0) , ナスミス焦点 (F/12.0)
焦点面スケール	カセグレン 11.25" 角/mm , ナスミス 11.25" 角/mm
焦点距離	18501.7mm
視野	15 分角
分解能	1" FWHM
架台	経緯台方式
最大駆動速度	方位軸 5°/sec , 2°/sec
最大加速度	1°/sec ²

3.1.1 検出器 HOWPol

かなた望遠鏡には HOWPol、TRISPEC、HONIR(現在開発中)、高速カメラなどの検出器が取り付けられている。本研究で使用した HOWPol についてのべる。

HOWPol (Hiroshima One-shot Wide-field Polarimeter = 1 露出型広視野偏光撮像装置) は、広島大学グループを中心に開発した偏光観測装置である。GRB の観測を想定しており、いつ起こるか予測できない GRB の観測を常時可能な状態にするため、かなた望遠鏡のナスミス焦点に搭載されている。また、2.2 秒角スリットでの分光モードも装備されている。実際には、GRB だけでなく様々な天体の偏光、測光、分光観測が行われている。表 3.2 に HOWPol の仕様を示す。



図 3.2: HOWPol の概観 [25]

表 3.2: HOWPol の仕様

項目	仕様
視野	15 分角
検出器	完全空乏型 CCD 2k×4k×2
ピクセルスケール	0.3 秒角/pix
観測モード	撮像, 偏光, 分光
波長領域	4500-11000Å
フィルタ	広帯域 (B,V,Rc,Ic,z'), 各種狭帯域
限界等級	測光モード 19.8mag(10 min exp, S/N=50), 偏光モード 15.9msg(10 min exp, $\delta P=0.2\%$)
グリズム	420/mm, 620nm braze, R=500

3.2 岡山天体物理観測所 188cm 望遠鏡の概要

岡山天体物理観測所に設置された 188cm 望遠鏡は、国内最大級の口径を持つ光学赤外望遠鏡である。主鏡の F 比は 4.9 であり、図 3.3 に示す様に、鏡筒は 8 角トラス構造となっている。カセグレン焦点、ニュートン焦点、クーデ焦点の 3 つの焦点を持ち、観測目的により観測機器や副鏡の交換が行われる。表 3.3 に望遠鏡の仕様を示す。

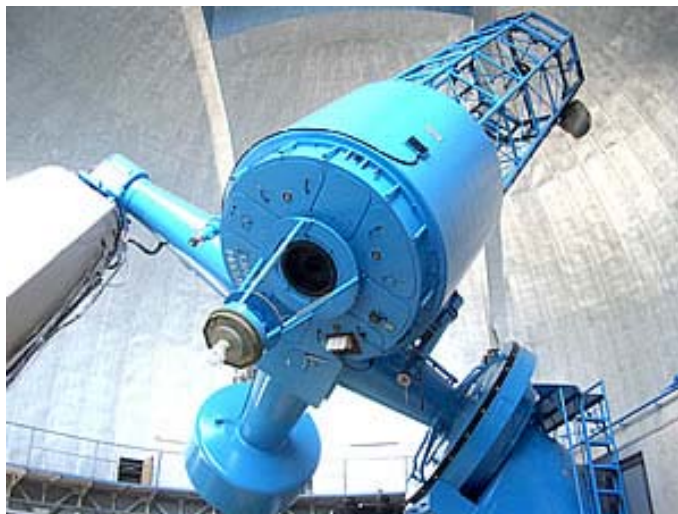


図 3.3: 188cm 望遠鏡の概観 [26]

3.2.1 検出器 KOOLS

KOOLS(Kyoto Okayama Optical Low-dispersion Spectrograph) は、可視撮像低分散分光装置であり、岡山天体物理観測所の 188cm 望遠鏡のカセグレン焦点に取り付けて観測を行うことができる。表 3.4 に KOOLS の仕様を示す。

表 3.3: 188cm 望遠鏡の仕様

項目	仕様
光学系	クラシカルカセグレン
主鏡	有効口径 1880mm , 主鏡の F 比=4.9
焦点モード	カセグレン焦点 (F/18) , クーデ焦点 (F/29) , ニュートン焦点 (F/4.9)
焦点面スケール	カセグレン 6.09" 角/mm , クーデ 3.80" 角/mm , ニュートン 22.5" 角/mm
焦点距離	カセグレン 33.85m , クーデ 54.29m , ニュートン 9.15m
マウント	イギリス式赤道儀
駆動速度	クイックスピード (モード) 40°/min



図 3.4: 188cm 望遠鏡に搭載した KOOLS の概観 [26]

表 3.4: KOOLS の仕様

項目	仕様
視野	5 分 × 4.4 分
検出器	2048 × 4096 pixels
ピクセルスケール	0.334 秒角/pix
観測モード	撮像 , 分光
フィルタ	広帯域 (B,V,R,I,g',z') , 各種狭帯域
グリズム	1260/mm, 6830Åblaze, 6200-7200Å, R=2000 他 3 種

3.3 過去の分光観測データ

2010年以降に始めた分光観測と、過去の可視光での分光観測を比較するため、アーカイブデータを使用した。

3.3.1 SMOKA

本研究で使用したアーカイブデータは、SMOKA(Subaru Mitaka Okayama Kiso Archive)で公開されている岡山天体物理観測所の検出器 SNG で観測されたデータである。

SMOKA は、国立天文台のアーカイブデータシステムであり、すばる望遠鏡、岡山天体物理観測所 188cm 望遠鏡、木曾観測所 105cm シュミット望遠鏡、MITSuME(Multicolor Imaging Telescopes for Survey and Monstrous Explosions) 望遠鏡、東広島天文台かなた望遠鏡の公開データを提供している。

3.3.2 検出器 SNG

SNG(Spectro-Nebular-Graph) は岡山天体物理観測所の 188cm 望遠鏡のカセグレン焦点に搭載されていた分光装置であり、銀河の分光観測に最適である。SNG が開発される前に使用されていた I. I.(Image Intensifier) 分光器は UV 領域において吸収が大きく、広がった天体の観測に不向きであった。そのため、より暗い天体を高い空間分解能、波長分解能でリモート観測することを目的として SNG が開発された。3次元分光観測モードが付け加えられ、広がった天体に対してスリットを分散方向に走査しながらスペクトルを取得することで天体の空間情報(2次元)と波長情報(1次元)を取得可能である。2001年まで運用され、現在は岡山天文博物館に展示されている。概観を図 3.5、仕様を表 3.5 に示す。

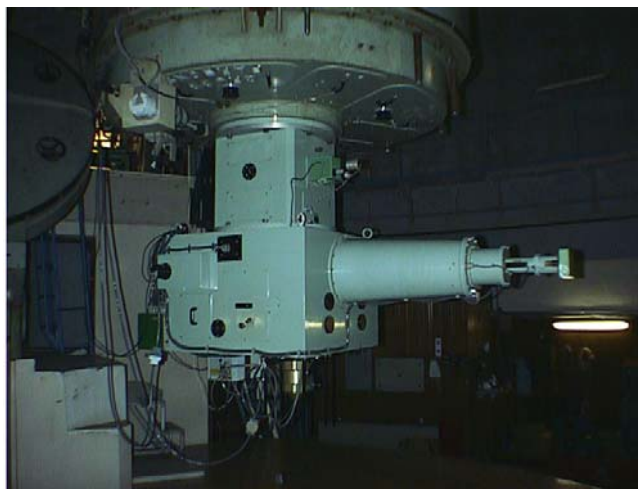


図 3.5: SNG の概観 [26]

表 3.5: SNG の仕様

項目	仕様
スリット	最大長 50mm(5") 幅 0.15mm(0".9), 0.3mm(1".8), 1.0mm(6")
グリズム	150,300,600,1200,1800/mm
コンパリソンランプ	鉄ネオンホロカソードランプ
検出器	背面照射型 CCD
画素数	512×512
画素サイズ	24 μ m×24 μ m
波長領域	3000-11500Å

第4章 可視光解析と結果

可視光観測装置による分光観測と偏光観測のそれぞれについてデータ解析と結果を述べる。

4.1 分光解析

4.1.1 データリダクション

東広島天文台かなた望遠鏡 HOWPol での分光観測は 2010 年 8 月から 2011 年 2 月の期間に行った。岡山天体物理観測所の 188cm 望遠鏡 KOOLS での分光観測は 2012 年 1 月に行った。岡山天体物理観測所の検出器 SNG のアーカイブデータは、1991 年 11 月から 1998 年 11 月の期間に観測されたデータを使用した。使用した分光観測データを表 4.1、4.2、4.3、4.4、4.5 に示す。HOWPol での分光観測の際は、分光標準星として天体 TYC-2856-886-1 を NGC 1275 と同時にスリットに入れて撮っているため、分光標準星のみのデータはない。

4.1.2 解析方法

解析には IRAF という解析ソフトを用いて行った [28]。

観測データの一次処理、スペクトルの抽出

観測データから、観測した際の様々なノイズや寄与などを差し引き、スペクトルを抽出する。バイアスを引いて、フラットで割り、波長較正、強度較正などを行う。以下で詳しく説明する。

特に、かなた望遠鏡 HOWPol のデータは、イメージの歪みの補正を行い、波長較正を行う際は、コンパリソンランプがないためフレームの端を使い夜光のスペクトルで波長較正を行った。強度較正には、解析ソフト IRAF の標準星データベースにない天体 TYC2856-886-1 を用いて行った。

バイアス引き

バイアスとは、CCD からのデータ読み出しの際のノイズである。シャッターを閉じた状態で、露光時間を 0 秒にして得た画像であるバイアスフレームをオブジェクトフレーム (目的天体の画像) から差し引く。HOWPol は、バイアスフレームを観測から得るのではなく、オブジェクトフレームのオーバースキャン領域からスクリプトを用いてバイアスフレームを作成する。

表 4.1: かなた望遠鏡 HOWPol データ NGC1275

DATE OBS	OBJECT	FILTER	DISPERSER	EXPOSURE(s)	THE NUMBER OF FRAMES
2010-08-28	NGC1275	NONE	420/mm	300	5
2010-09-30	NGC1275	NONE	420/mm	400	3
2010-10-04	NGC1275	NONE	420/mm	300	3
2010-10-10	NGC1275	NONE	420/mm	300	3
2010-10-12	NGC1275	NONE	420/mm	300	3
2010-10-28	NGC1275	NONE	420/mm	400	3
2010-10-29	NGC1275	NONE	420/mm	400	3
2010-11-01	NGC1275	NONE	420/mm	300	2
2010-11-01	NGC1275	NONE	420/mm	200	3
2010-11-05	NGC1275	NONE	420/mm	300	3
2010-11-16	NGC1275	NONE	420/mm	300	4
2010-11-27	NGC1275	NONE	420/mm	300	4
2010-11-29	NGC1275	NONE	420/mm	400	5
2010-12-09	NGC1275	NONE	420/mm	300	3
2010-12-10	NGC1275	NONE	420/mm	300	2
2011-01-04	NGC1275	NONE	420/mm	400	4
2011-01-07	NGC1275	NONE	420/mm	300	4
2011-01-24	NGC1275	NONE	420/mm	300	6
2011-02-04	NGC1275	NONE	420/mm	400	4

表 4.2: 岡山望遠鏡 KOOLS データ NGC1275

DATE OBS	OBJECT	FILTER	DISPERSER	EXPOSURE(s)	THE NUMBER OF FRAMES
2012-01-21	NGC1275	Y49	1260/mm	600	1
2012-01-21	NGC1275	Y49	1260/mm	1500	2
2012-01-23	NGC1275	Y49	1260/mm	1800	7
2012-01-24	NGC1275	Y49	1260/mm	1800	5

表 4.3: 岡山望遠鏡 KOOLS データ 標準星

DATE OBS	OBJECT	FILTER	DISPERSER	EXPOSURE(s)	THE NUMBER OF FRAMES
2012-01-21	HD27836	Y49	1260/mm	30	1
2012-01-23	HD19445	Y49	1260/mm	50	4
2012-01-24	HD19445	Y49	1260/mm	150	2

フラット割り

フラット割りは、CCD のピクセル感度ムラと天体の光が望遠鏡や分光器を通った際の感度ムラを補正する作業である。分光器の内部にある光源を用いて、フラットフレームと呼ばれる画像を

表 4.4: 岡山望遠鏡 SNG データ NGC1275

DATE OBS	OBJECT	FILTER	DISPERSER	EXPOSURE(s)	THE NUMBER OF FRAMES
1991-11-06	NGC1275	466.9– 721.3	150/MM	1200	2
1991-11-06	NGC1275	466.9– 721.3	150/MM	630	1
1992-02-27	NGC1275	629.2– 692.6	600/MM	1200	1
1992-10-27	NGC1275	631.0– 694.4	600/MM	1800	3
1992-10-28	NGC1275	631.0– 694.4	600/MM	1800	2
1996-12-07	NGC1275	616.7– 768.5	300/MM	1800	3
1998-11-26	NGC1275	623.4– 699.2	600/MM	120	1

表 4.5: 岡山望遠鏡 SNG データ 標準星

DATE OBS	OBJECT	FILTER	DISPERSER	EXPOSURE(s)	THE NUMBER OF FRAMES
1991-11-06	HD19445	466.9– 721.3	150/MM	20	1
1992-02-27	HD86986	629.2– 692.6	600/MM	180	1
1992-10-27	HD19445	631.0– 694.4	600/MM	120	1
1992-10-28	BD*174708	631.0– 694.4	600/MM	240	1
1996-12-07	HD19445	616.7– 768.5	300/MM	10	1
1996-12-07	HD19445	616.7– 768.5	300/MM	30	2
1998-11-26	HD19445	623.4– 699.2	600/MM	60	1

取得する。このフラットフレームでオブジェクトフレームを割り、感度ムラを補正する。

トリミング

CCD 上で光の当たっていない部分を切り取る。この部分はノイズとなり、この後の解析を行う際に、天体のカウントとスカイのカウントの差よりもノイズのカウントとの差の方が大きいいため、天体とスカイの差が小さく、天体の見分けがつきにくくなるので切り取る。

歪みの補正

HOWPol 分光観測データの光学系の収差による空間方向の像の歪みを補正して SN 比を良くする。SNG データ解析ソフトウェア (Ver.0.81) ユーザーズマニュアル [29] を参照。

分光観測データの、真ん中のオブジェクトスペクトル近くの、数ピクセルの分散方向に沿った断面を波長同定して、その波長をそのピクセルから左右に適応させて、空間方向の同じピクセルが、それぞれ同じ波長と対応するように補正する。ピクセルごとの波長を決めることができるので、この歪みの補正と同時に波長同定も行ったことになる。図から、横方向に何本も見えるスカイのラインが、補正前は少し斜めになっていたが、補正後にはまっすぐになっているのがわかる (図 4.1、図 4.2)。

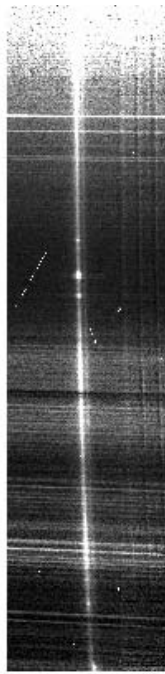


図 4.1: 補正前のイメージ



図 4.2: 補正後のイメージ

補正前と補正後のイメージから抽出したスペクトル (図 4.3、図 4.4) では、ノイズの大きさが違うのが見て取れる。

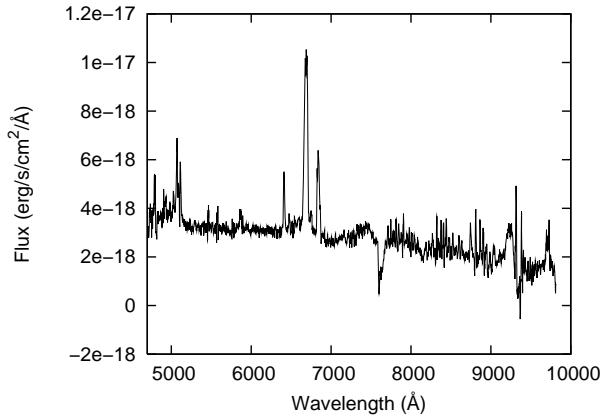


図 4.3: 補正前のスペクトル

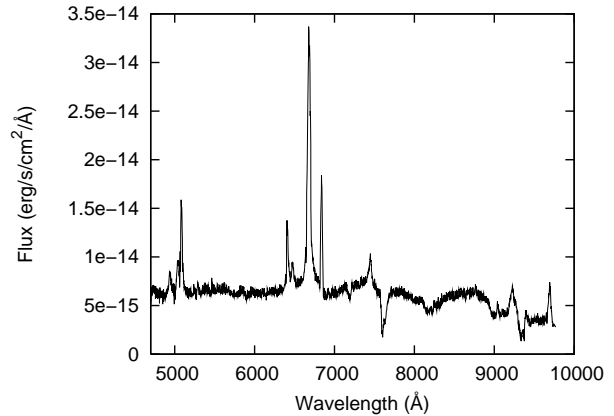


図 4.4: 補正後のスペクトル

1次元化

観測で得られた画像は、空間方向、分光方向に広がり、その2次元上に光量に比例したカウントの情報を持っている。この情報を、分光方向のみの1次元上にカウント情報を持つように変換する。同時に、夜光成分のカウントであるスカイバックグラウンドを差し引く。

波長同定

1次元化したデータの分光方向の単位はピクセルであり、これを波長に変換する。通常は、コンパリソフレームを用いて、既知の輝線と波長を照らし合わせることで波長に変換する。

HOWPolの場合はスカイのフレームを用いる。かなた望遠鏡にはコンパリソランプがないため、夜光の輝線を用いて波長同定を行う。NGC1275は、歪み補正の時に同時に波長も同定できたので、標準星のデータの場合のみ、この処理を行った。1次元化の際に差し引いたスカイバックグラウンドをスカイフレームとして作成した。夜光の輝線は、夜光スペクトル(図4.5、4.6)を参考にして、スカイフレームの輝線の波長の同定を行った。こうすることで、輝線の見えているピクセルの波長を特定することができる。この波長同定を行ったスカイフレームを参照することでオブジェクトフレームの波長同定を行った。

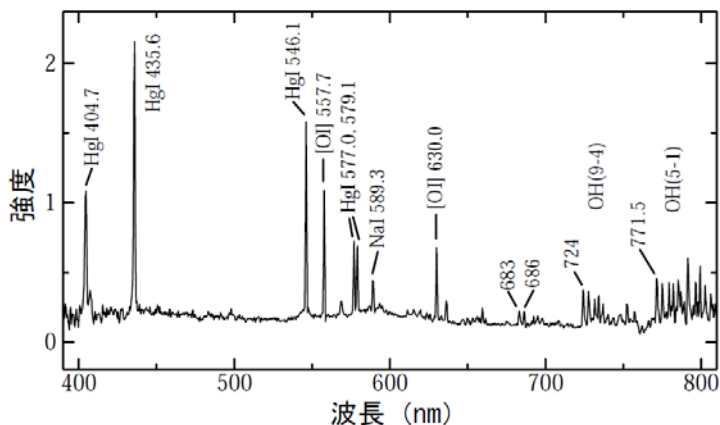


図 4.5: 美星天文台での夜光スペクトル [28]

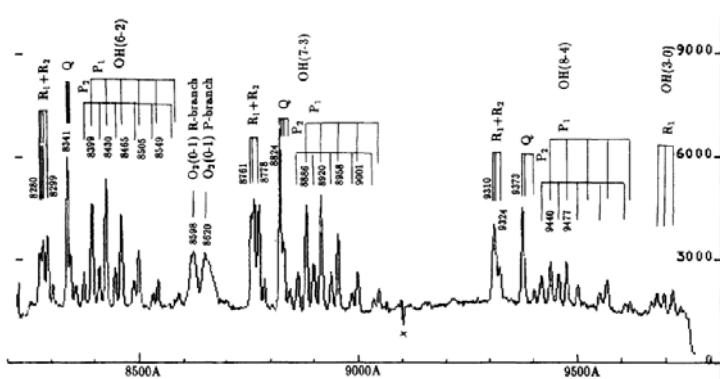


図 4.6: 岡山天体物理観測所での夜光スペクトル [30]

KOOLS と SNG の場合はコンパリソフレームを用いた。岡山天体物理観測所 188cm 望遠鏡には鉄ネオンコンパリソランプがあるので、このランプの光を分光撮像して得たコンパリソフレームで波長同定を行った。波長テーブルを参照して、輝線の波長同定を行い、オブジェクト

フレームに適用させた。

強度較正

観測で検出したスペクトルは、検出器に依存して波長ごとに感度が異なる。この補正を行い実際のスペクトルを求めることを強度較正という。通常の補正では、解析ソフト IRAF 中の標準星データベースのデータと目的の天体と同じ日に観測した標準星のデータを比べることで、その日の観測での波長ごとの感度の違いを感度曲線として求めて、オブジェクトフレームに適用し、強度を較正する。

KOOLS と SNG の場合は IRAF の標準星データベースにある標準星 (表 4.3、4.5) を用いた。

HOWPol の場合は TYC2856-886-1 を標準星として用いた。天頂距離 z によって大気の透過率が変化するので、通常の観測では目的天体とできるだけ同時刻、同天頂距離で標準星を観測する必要がある。NGC1275 と同時にスリットに入れることができる天体 TYC2856-886-1 を標準星として用いることで、大気の透過率の違いを無視することができる。しかし、天体 TYC2856-886-1 は IRAF 中の標準星データベースには入っていないので、データ化することから始めた。まず、2010 年 12 月 9 日の同日中に、異なる天頂距離 (天頂からの角度 z) の標準星 (HR1544、HR3454、HR718、HR7950、HR8634) を観測し、天頂距離に依る波長ごとの感度曲線を求めた (図 4.7)。

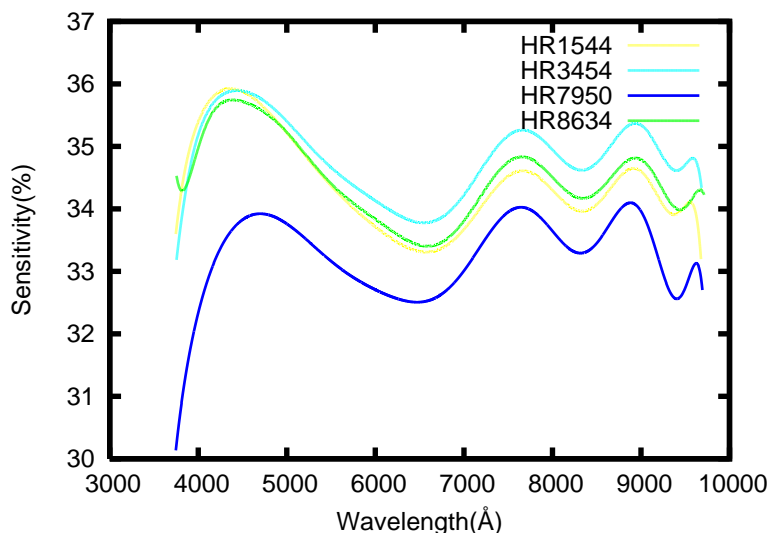


図 4.7: 標準星の感度曲線

この中から、観測条件が良く感度曲線が精度良く求まった 2 つの標準星 (HR7950、HR8634) を用いて、TYC2856-886-1 の感度曲線を求めた。このとき、図 4.8 のように、感度 c は天頂距離 z に比例するとして、ある波長における 2 つの標準星の感度と天頂距離から 1 次関数 $c = az + b$ の係数 a を求め、天体の天頂距離 z_3 に対応した c_3 の値を求めた。実際に、波長域約 3800Å-9700Å において、約 2Å ごとに計算して TYC2856-886-1 の感度曲線を求めた (図 4.9)。この感度曲線は 2010 年 12 月 9 日のある時刻での TYC2856-886-1 の天頂距離でのものであり、この感度曲線を用いて強度較正を行い TYC2856-886-1 のスペクトルを求め、データベース化した。このデータと、各観測日で

の TYC2856-886-1 のスペクトルを比較して、その日の TYC2856-886-1 の天頂距離 (≈NGC 1275 の天頂距離) での感度曲線を求めて、NGC 1275 の強度較正を行った。

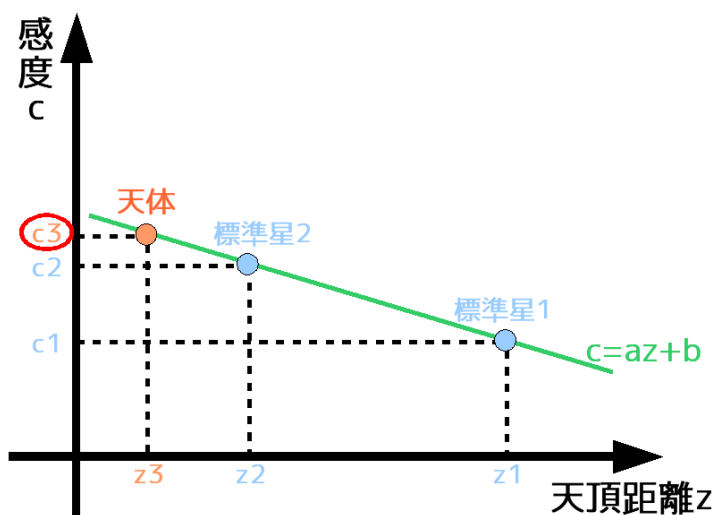


図 4.8: 天頂距離と感度

TYC2856-886-1 を標準星として用いた方 (図 4.11) が、HR7596 を用いた方 (図 4.10) より、波長の短い側、長い側が上がらず、正しいスペクトルを得られたことが見て取れる。かなた望遠鏡 HOWPol の観測では、観測日毎の観測状況によって観測する標準星は異なり、図 4.10 は 2010 年 8 月 28 日に標準星として観測された天体 HR7596 を用いて強度較正したスペクトルである。

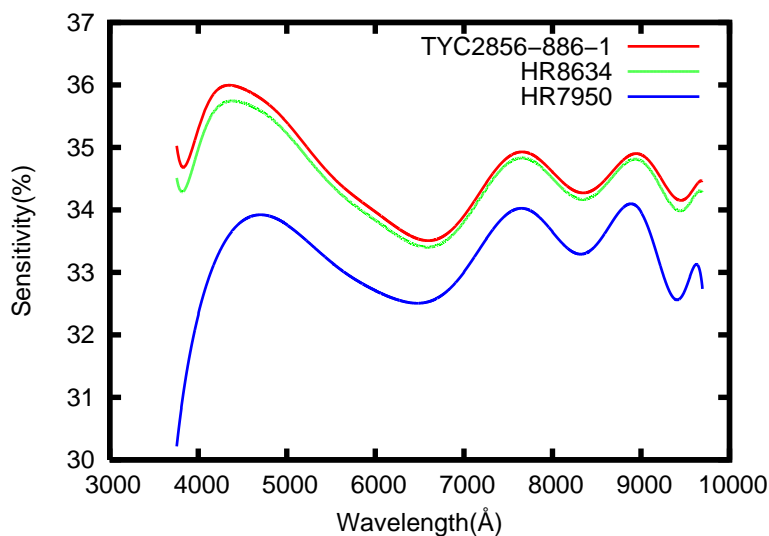


図 4.9: 感度曲線

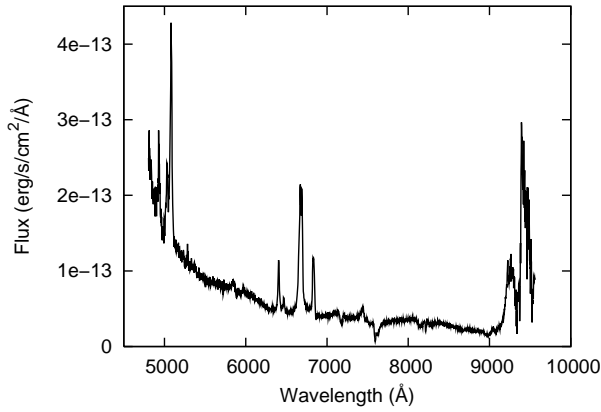


図 4.10: HR7596 で強度較正した NGC1275 のスペクトル

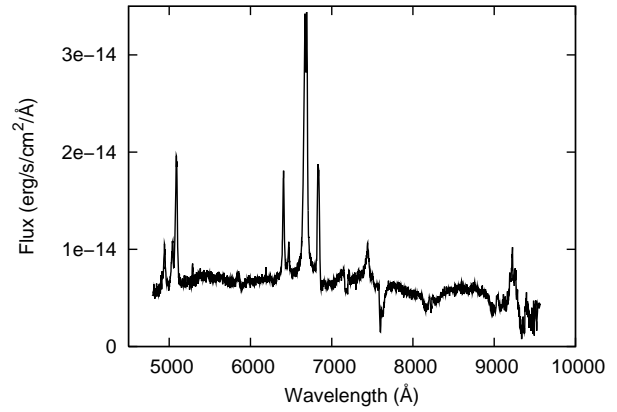


図 4.11: TYC2856-886-1 で強度較正した NGC1275 のスペクトル

4.1.3 NGC 1275 スペクトル

解析によって分光観測データから抽出したスペクトルを図 4.12、4.13 に示す。表 4.1、4.4、4.5 の DISPERSER の欄に示した様に、岡山 SNG とかなた望遠鏡 HOWPol では使用された DISPERSER が異なるため、スペクトル分解能が異なるのが見てとれる。

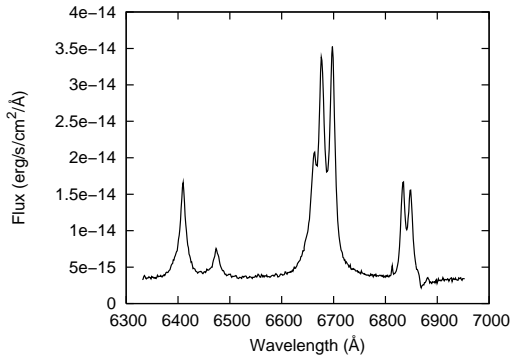


図 4.12: 岡山 SNG データから求めた NGC1275 スペクトル

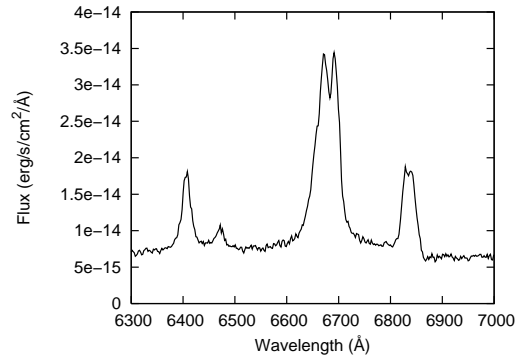


図 4.13: かなた望遠鏡 HOWPol データから求めた NGC1275 スペクトル

4.1.4 Broad Line Region (BLR) の変動

BLR の変動を探るために、ブロードラインの見えている $H\alpha$ の変動を求めた。方法として、ブロードラインの $H\alpha+[NII]$ とナローラインの $[OI]$ の輝線フラックスの比を求め、その比の変動を BLR の変動として考えた。ナローラインは、BLR よりも中心から遠くに円錐状に広がっている領域 NLR (Narrow Line Region) から放射されていて、中心から遠いため降着円盤の変動の影響を受けにくく、フラックスが一定であると考えられる。このため変動成分である $H\alpha+[NII]$ を一定成分 $[OI]$ で割ることで、観測ごとの強度のばらつきを無視することができる。また、変動しないはずの $[OI]$ と $[SII]$ の比を用いて系統誤差を評価する。この評価は次節で詳しく述べる。

具体的な輝線フラックスの求め方として、まずスペクトル上で連続光フラックスに合う一次関数を計算して連続光成分を差し引いた。次に、輝線の一番フラックスの高い点 ($H\alpha + [NII]$ は $H\alpha$ の輝線の一番高い点) から、左右に波長を固定した範囲 (表 4.6) の全フラックスを積分してそれぞれの輝線フラックスとした (図 4.14)。

表 4.6: 固定した波長範囲

Emission Line	Center wavelength	Left	Right
$H\alpha + [NII]$	約 6675Å	約 93Å	約 95Å
[OI]	約 6407Å	約 54Å	約 29Å
[SII]	約 6837Å	約 33Å	(右側は吸収があるため使用しない)

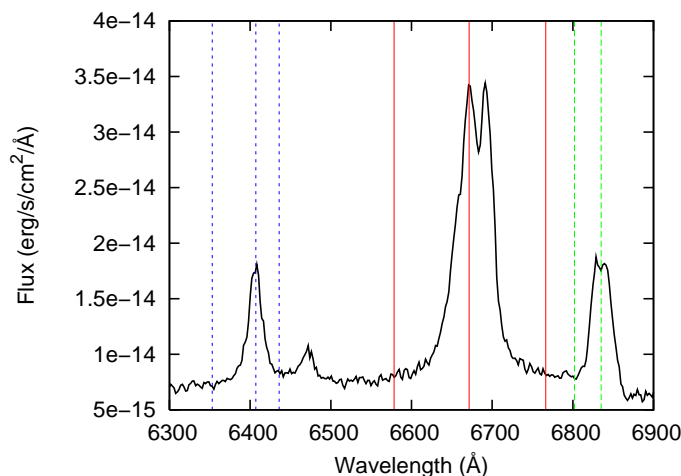


図 4.14: フラックス範囲:赤い線で囲まれている範囲が $H\alpha + [NII]$ 、青い線は [OI]、緑色の線は [SII] のフラックスを求めるために用いた範囲を表す。赤と青は 3 本の中の真ん中、緑は右側の線がフラックスの一番高い点を表している。

4.1.5 エラーの見積り

最初に、変動しないはずのナローラインフラックスのばらつきを用いて誤差を見積もることを考えた。観測ごとのナローライン [OI] と [SII] の各フラックスを求めると、変動が見られ、誤差 (標準誤差 ÷ 平均値) はそれぞれ 11%、10%と大きかった。しかし、この変動は、観測した日の天気 (曇具合) やスリットの位置による光強度の違いに依るものだと考えられる。そのため、求めた $H\alpha + [NII]/[OI]$ の比では打ち消されているはずで、影響がないと考えられる。

誤差として、ポアソン揺らぎの影響も考えた。ポアソン揺らぎは観測されたフォトン数の平方根に比例する。ポアソン揺らぎの誤差を求めると、比に対して約 1.6%と小さい値であったため、影響は大きくないと考えられる。

以上を考慮して、ナローラインの比を用いてエラーを見積もった。変動しないナローラインの [OI] と [SII] の比は一定であると考え、この比のばらつきを系統誤差とした。SNG と HOWPol の

データから求めた [OI] と [SII] の比 (図 4.15) から変動係数を 0.121 と求め、 $H\alpha+[NII]$ と [OI] の比にかけて、これを系統誤差とした。変動係数とは、標準偏差を平均値で割ったもので、相対的なばらつきを表す無次元量である。

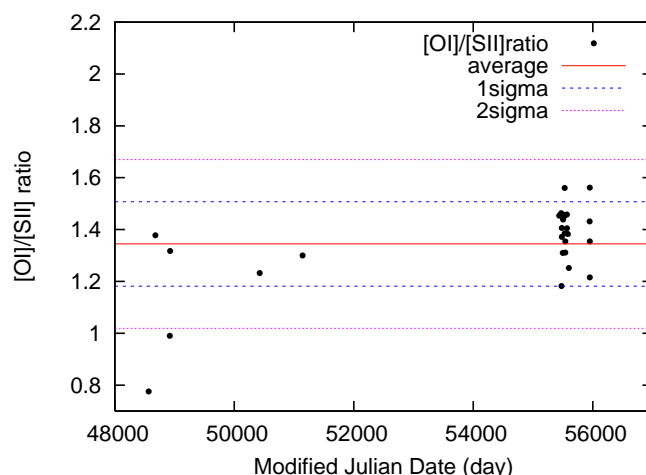


図 4.15: [OI] と [SII] のフラックス比: 2σ 外のデータ点は除いた

4.2 分光解析の結果

$H\alpha$ のフラックスは、数ヵ月スケールでは有意な変動は見られなかった (図 4.16)。しかし、1991 年 11 月から 1998 年 11 月までの SNG での観測、2010 年 8 月から 2011 年 2 月までの HOWPol での観測、2012 年 1 月の KOOLS での観測から得られた値をそれぞれ重みつき平均して一点にすると、 $H\alpha+[NII]/[OI]$ 比は SNG では 5.97 ± 0.36 、HOWPol では 6.94 ± 0.20 、KOOLS では 6.12 ± 0.37 となり、年スケールでは 2σ レベルで有意な変動が見られた (図 4.17)。また、電波観測チームのモニター観測データ (エフェルスベルグ電波望遠鏡で 22GHz での観測) と比較を行うと (図 4.18)、HOWPol での観測点は、電波増光期に位置しているように見える。

4.3 偏光解析

4.3.1 データリダクション

かなた望遠鏡 HOWPol での偏光観測は 2010 年 10 月から 2012 年 1 月の期間で行った。使用した偏光観測データの詳細を表 4.7 に示す。分光解析と同様にバイアス引き、フラット割りをを行う。その後、ストークスパラメータを求め、偏光度と偏光方位角を導出する。

4.3.2 偏光とストークスパラメータ

偏光とは、光の進行方向に垂直な磁場と電場の振動が一様ではなく、ある方向に振動が偏っている光のことである。偏光の方向は電場ベクトルのベクトルの向きで表され、電磁波の電場 \vec{E} は、

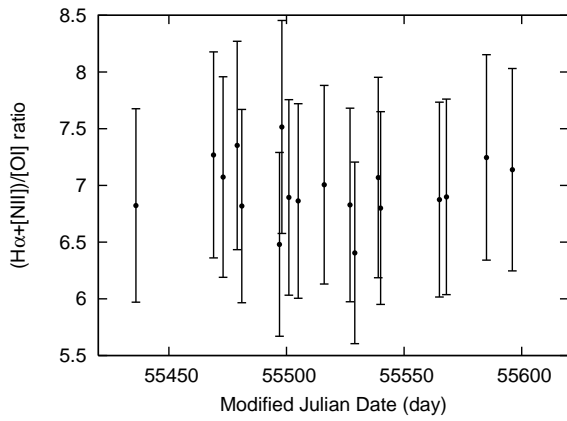


図 4.16: H α + [NII] と [OI] のフラックス比 (かなた望遠鏡 HOWPol での観測のみ)

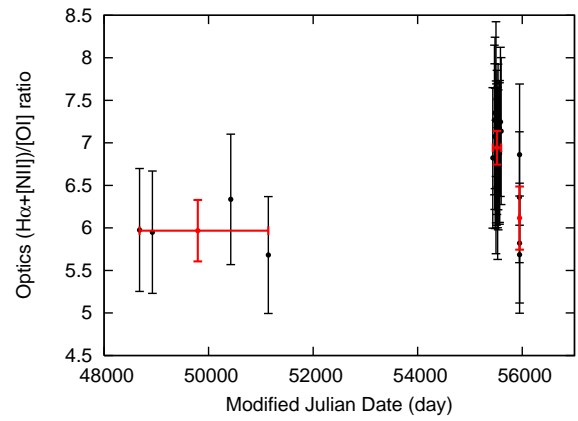


図 4.17: H α + [NII] と [OI] のフラックス比 (重み付き平均)

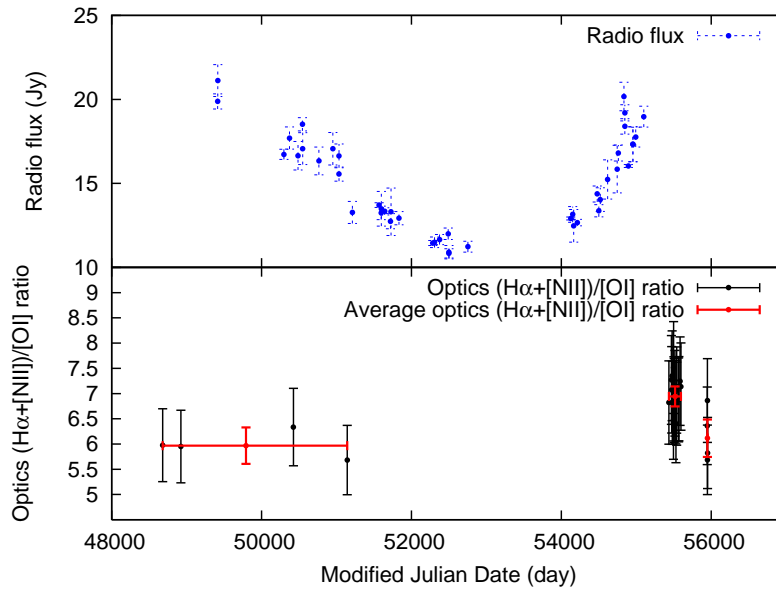


図 4.18: 電波と比較 : 電波ライトカーブは、22GHz でのモニター観測

$$E_x = \epsilon_x(t) \cos(2\pi\nu t)$$

$$E_y = \epsilon_y(t) \cos(2\pi\nu t + \delta)$$

と表すことができる。ここで、 ϵ_x は X 方向の振幅、 ϵ_y は Y 方向の振幅、 ν は振動数、 δ は X 方向と Y 方向の波の位相差である。 δ が無い時や ϵ_x が ϵ_y が 0 の時は直線偏光となり、 δ が $\pm 90^\circ$ の時は円偏光になる。それ以外の場合は楕円偏光となる。

偏光を定量的に扱うためには、ストークスパラメータと呼ばれる 4 つの値 (I, Q, U, V) を使用する。このパラメータを用いて、光の偏光の度合「偏光度」、偏光の方向「偏光方位角」を表す。

ストークスパラメータは、それぞれ以下のように表せる。I は総光量、Q と U は直線偏光に関

表 4.7: かなた望遠鏡 HOWPol データ NGC1275

DATE OBS	OBJECT	FILTER	EXPOSURE(s)	THE NUMBER OF FRAMES
2010-10-01	NGC 1275	R _C	100	16
2010-10-01	NGC 1275	V	150	16
2010-10-10	NGC 1275	R _C	100	16
2010-10-10	NGC 1275	V	150	16
2010-10-11	NGC 1275	R _C	100	16
2010-10-11	NGC 1275	V	150	16
2011-01-07	NGC 1275	R _C	100	16
2011-01-07	NGC 1275	V	150	16
2011-01-24	NGC 1275	R _C	100	16
2011-01-24	NGC 1275	V	150	16
2011-10-07	NGC 1275	R _C	50	16
2011-10-07	NGC 1275	V	50	16
2011-10-10	NGC 1275	R _C	80	16
2011-10-10	NGC 1275	V	100	16
2011-10-31	NGC 1275	R _C	50	8
2011-10-31	NGC 1275	V	80	8
2011-11-14	NGC 1275	R _C	50	16
2011-11-14	NGC 1275	V	60	16
2011-11-21	NGC 1275	R _C	60	16
2011-12-04	NGC 1275	R _C	40	16
2011-12-04	NGC 1275	V	50	16
2011-12-05	NGC 1275	R _C	60	16
2011-12-05	NGC 1275	V	60	16
2012-01-17	NGC 1275	R _C	30	12
2012-01-17	NGC 1275	V	30	16

するパラメータ、V は円偏光に関するパラメータである。ブラケットは時間平均を表している。

$$I = \langle \epsilon_x^2 \rangle + \langle \epsilon_y^2 \rangle$$

$$Q = \langle \epsilon_x^2 \rangle - \langle \epsilon_y^2 \rangle$$

$$U = 2 \langle \epsilon_x \epsilon_y \cos \delta \rangle$$

$$V = 2 \langle \epsilon_x \epsilon_y \sin \delta \rangle$$

これらのパラメータを用いて、偏光度 P と偏光方位角 θ は以下の様に表せる。HOWPol では直

線偏光のみ観測できるので、直線偏光についてのみ述べる。

$$P = \frac{\sqrt{Q^2 + U^2}}{I} \quad (4.1)$$

$$\theta = \frac{1}{2} \arctan \left(\frac{U}{Q} \right) \quad (4.2)$$

観測した天体から得られた Q, U の値を $Q-U$ 平面 (Q :横軸, U :縦軸) 上に図 4.19 のようにプロットすると、この図の線分の長さが偏光度 P 、線分と Q 軸がなす角 2θ の半分が偏光方位角 θ となる。

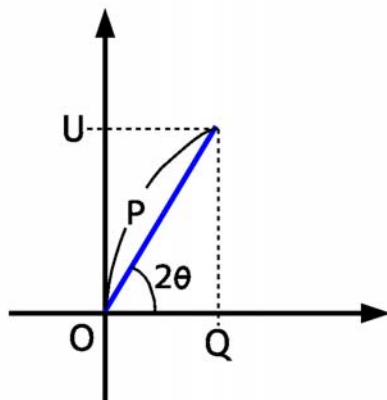


図 4.19: $Q-U$ 平面

HOWPol 観測データからストークスパラメータの Q と U を求めて、偏光度と偏光方位角を求める。HOWPol での偏光観測は、半波長板使用と 1 型露出の 2 種類があり、パラメータの導出方法が多少異なる。本論文では、半波長板を使用した観測結果を示すため、このパラメータ導出方法について説明する。

半波長板は、シングルウォラストンプリズムと共に使用して観測を行う。天体からの光があるストークスパラメータ (I, Q, U, V) を持って HOWPol に入射したとき、この光は天候の時間変化に依存する大気透過率 $\xi(t)$ によって透過光強度が変化する。次に、入射した光は、半波長板を通り、ウォラストンプリズムに入り、常光と異常光に分かれて出てくる。出てきた光はプリズムによる減光効率 k_o, k_e (o は常光、 e は異常光を意味する) によって変化している。半波長板を θ 回転して最終的に観測される光の強度の値を $I_o(\theta)$ と $I_e(\theta)$ とすると、以下のように表せる。

$$I_o(\theta) = \frac{I}{2} \left\{ 1 + \frac{Q}{I} \cos 4\theta + \frac{U}{I} \sin 4\theta \right\} k_o \xi_o(t) \quad (4.3)$$

$$I_e(\theta) = \frac{I}{2} \left\{ 1 - \frac{Q}{I} \cos 4\theta - \frac{U}{I} \sin 4\theta \right\} k_e \xi_e(t) \quad (4.4)$$

半波長板の回転角 θ を $0^\circ, 22.5^\circ, 45^\circ, 67.5^\circ$ の 4 つで観測を行うことで、天候透過率 $\xi(t)$ と減光効率 k_o, k_e を消去することができる。

ここで、 a_1, a_2 を以下のように定義する。

$$a_1 = \sqrt{\frac{I_e(0^\circ)/I_o(45^\circ)}{I_o(0^\circ)/I_o(45^\circ)}} \quad (4.5)$$

$$a_2 = \sqrt{\frac{I_e(22.5^\circ)/I_o(67.5^\circ)}{I_o(22.5^\circ)/I_o(67.5^\circ)}} \quad (4.6)$$

この式に式 4.3 と式 4.4 を代入すると、

$$a_1 = \frac{1 - \frac{Q}{I}}{1 + \frac{Q}{I}} \quad (4.7)$$

$$a_2 = \frac{1 - \frac{U}{I}}{1 + \frac{U}{I}} \quad (4.8)$$

となるので、

$$\frac{Q}{I} = \frac{1 - a_1}{1 + a_1} \quad (4.9)$$

$$\frac{U}{I} = \frac{1 - a_2}{1 + a_2} \quad (4.10)$$

と表せる。このように、ストークスパラメータ Q, U は $\xi(t), k_o, k_e$ に関係なく求めることができる。しかし、半波長板を回転させて $0^\circ, 22.5^\circ, 45^\circ, 67.5^\circ$ の 4 フレームの取得が必要であり、取得している時間内の偏光の変化を導出することはできない。

アパーチャー測光

前の節で述べた光の強度 $I_o(\theta)$ と $I_e(\theta)$ を観測から求めるには、測光を行い天体の光が検出器で検出されたカウント値を求める。このカウント値は光の強度に比例しているので、前節の式にそのまま代入して偏光度、偏光方位角を求めることができる。天体のカウント値を求めるために、本研究ではアパーチャー測光（開口測光）という方法を用いた。

アパーチャー測光は、天体中心から決めた範囲円内のカウントを積分し、天体の明るさを測定することである。また、天体の明るさは夜光などのスカイも入っているため、天体周りの環状範囲も積分し、スカイ値として天体の積分値から差し引き天体のみのカウントを求める。通常は、天体の積分範囲を天体の FWHM の 3 倍程度、天体とスカイの距離を FWHM の 1 倍程度、環状のスカイの幅を FWHM の 2 倍程度に設定する。例を図 4.20 に示す。

4.3.3 偏光度と偏光方位角の補正

偏光観測から得られる偏光には、天体起源のものだけでなく観測装置に依るものが含まれている。これらは、器械偏光の補正、器械消偏光の補正、方位角原点の補正の 3 つを行うことで天体起源の偏光を得ることができる。HOWPol についてのこれらの影響は、小松智之氏によって調査研究され、修士論文にまとめられている [31] ので、その数値を参考に補正を行った。

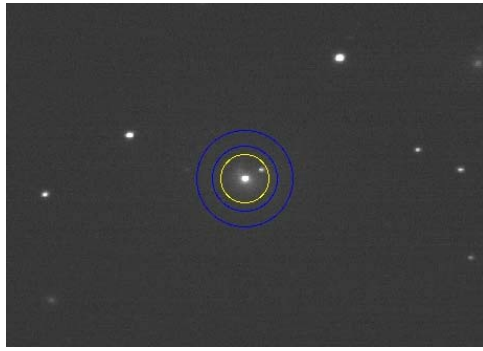


図 4.20: アパーチャー測光の例:黄色の円が天体積分範囲、青色の円と円の間がスカイ領域

器械消偏光

器械消偏光は、観測装置のレンズなどによって直線偏光の一部が円偏光に変わり、そのため検出される直線偏光の偏光度が小さくなるものである。HOWPol では無視できるほど小さい [31] ため考慮しない。

方位角原点

偏光方位角は、偏光している方向を天球上で北を原点に左回りで表すのが通常である。しかし、器械系の方位角は、半波長板の回転方向、原点、常光と異常光のとり方で変化するため天球上の原点と回転方向になるように補正する必要がある。

HOWPol の半波長板を用いた観測の場合、観測される方位角を θ_{obs} 、実際の天体の方位角を θ_a 、補正すべき値を θ_{cal} とすると、 $\theta_a = \theta_{cal} - \theta_{obs}$ と表すことができる。このとき、chip1 においては $\theta_{cal} = 149.9 \pm 0.76^\circ$ 、chip0 においては $\theta_{cal} = 102.2 \pm 0.83^\circ$ の値を用いた ([31] より)。

器械偏光

器械偏光とは、望遠鏡を含めた装置内部の光学系の非完全性によって生じる偏光のことである。光は反射の影響で偏光するので、カセグレン焦点であれば主鏡と副鏡の反射で器械偏光は小さいが、ナスミス焦点に設置されている HOWPol は第 3 鏡の反射が加わるため、約 4% 程の器械偏光が生じる。このとき、chip1 では器械偏光 $P_1 = 3.74 \pm 0.16\%$ 、chip0 では $P_0 = 3.83 \pm 0.11\%$ である。しかし、第 3 鏡の特性上、第 3 鏡由来の器械偏光の値は望遠鏡の高度軸の方向によって変化する。時間によって変動する器械偏光の導出は、[31] のモデル曲線を参考にして補正を行った。

4.4 偏光解析の結果

HOWPol で行った NGC 1275 の偏光観測の結果を図 4.21 に示す。

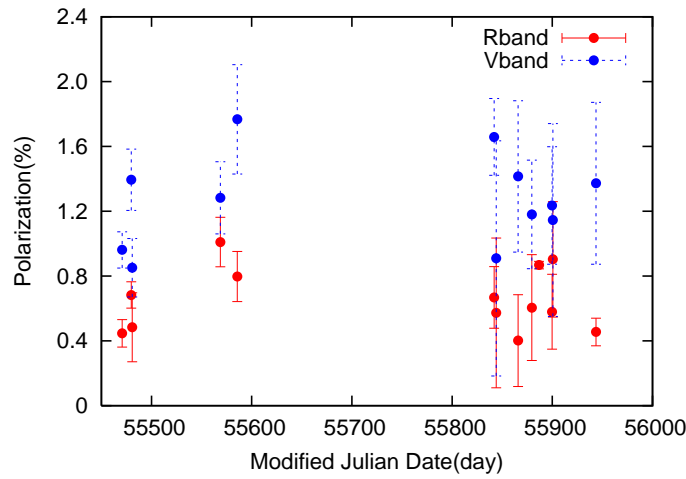


図 4.21: NGC 1275 の R_C バンドと V バンドでの偏光度:赤が R_C バンド、青が V バンドを示す。

NGC 1275 の偏光度は 2%以下であった。検出器 HOWPol の器械偏光の誤差 0.3%を考慮すると、有意な変動は見られなかった。また、2011 年 10 月に NGC 1275 の γ 線の増光が検出されたが、同時期の MJD=55844 での偏光観測結果から、大きな変動は検出されなかった。

星間偏光の見積り

天体起源以外の偏光の可能性も考慮し、星間偏光 (星間物質による偏光) の影響の見積りも行った。星間偏光の偏光度の上限値 $P(V)_{ISM}$ は、星間物質での吸収度を示す値 E_{B-V} を用いて、経験的に $9.0 \times E_{B-V}$ で示されている [32]。NGC 1275 の E_{B-V} は 0.163 であるため、 $P(V)_{ISM}=1.47\%$ と見積もれる。しかし、偏光方位角までは見積もることができない。また、星間偏光カタログ [18] も参考にしたが、NGC 1275 の近くにデータがないため、偏光方位角まで見積もることができない。そのため、偏光方位角によっては、偏光観測から得られた偏光度はほとんど星間偏光である可能性もあるが、2%以上である可能性もある。

星間偏光を精度良く見積もるためには、偏光分光観測が重要である。

4.4.1 スペクトル中の連続成分の変動

ジェットからは輝線放射は見られないため、スペクトル中の連続成分にジェット放射は含まれていると考えられる。そのため、分光観測から得たスペクトルから、連続成分の変動も調べた。観測に依る影響を排除するため、連続成分をナローライン [OI] のフラックスで割り、この比を連続成分の変動とした。図 4.22 に示す様に、連続成分の変動は見られなかった。

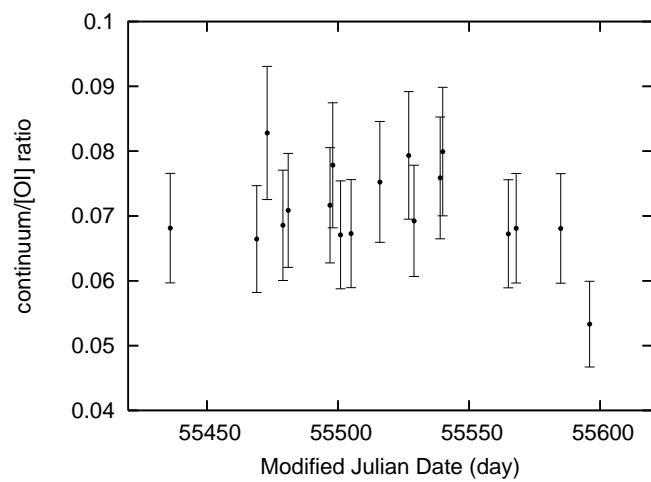


図 4.22: 連続成分と [OI] フラックスの比

第5章 考察とまとめ

5.1 多波長観測との比較

NGC 1275 は、第1章で述べたように、電波からガンマ線までの多波長で観測が行われている。近年の観測から、電波とガンマ線では大きな増光が検出されている。電波とガンマ線はジェット放射によるものである。本研究では、NGC 1275 の X 線と可視光の変動解析の結果について、それぞれ比較を行い、放射領域や起源について考察する。

5.1.1 X 線放射領域

すざく衛星での観測から、2006年2月から2011年7月までに観測された X 線放射変動の上限は50%であると明らかにした。X 線での変動は、電波や γ 線の3倍以上の変動に比べて小さいことがわかった。しかし、NGC 1275 の SED においては観測値は SSC モデルに不定性の範囲内で一致した。そのため、X 線放射は電波や γ 線とは異なる放射領域からだと考えられ、放射領域の可能性として、電波や γ 線より外側のジェットからであるか、降着円盤の熱的放射を見ていると考えられる。もしくは、SSC モデルでは簡単に NGC 1275 の SED を説明できないのかもしれない。

5.1.2 可視光変動起源

かなた望遠鏡と岡山 188cm 望遠鏡での分光観測データから、 $H\alpha$ のフラックスは90年代より約16%増加していることを明らかにした。この $H\alpha$ の増光は、降着円盤への降着率の増加に依ると考えられる。そして、可視光の増光時期は電波の増光期に対応しているため、降着円盤の活動性はジェット増光と正の相関があるように見える。

また、分光観測データからジェット成分を含むと考えられるスペクトル連続成分の変動を調べたが、有意な変動は見られなかった。

偏光観測からは、NGC 1275 の偏光度は小さく、有意な変動は見られなかった。しかし、星間偏光の影響により、実際の NGC 1275 の偏光は観測値よりもさらに大きいか、もっと小さい可能性もある。また、レーザーでは典型的に5%以上の偏光度が観測されるが、今回の NGC 1275 の観測では2%以下の偏光しか観測されなかったため、シンクロトロン成分は連続成分の40%以下であり、星の光が卓越していると考えられる。

詳細にシンクロトロン成分を見積もるには、星間偏光を求めることが重要であり、そのためには偏光分光観測が必要である。

今回の可視光観測からは、ジェット成分をとらえることはできなかった。

5.1.3 ジェット放射への制限

今回の観測から、X線も可視光もジェット以外を観測しているのだと考えられる。そのため、現在観測されているX線と可視光の放射エネルギーが上限であると考えられ、NGC1275のジェットの多波長スペクトルに制限を加えることができた(図5.1)。

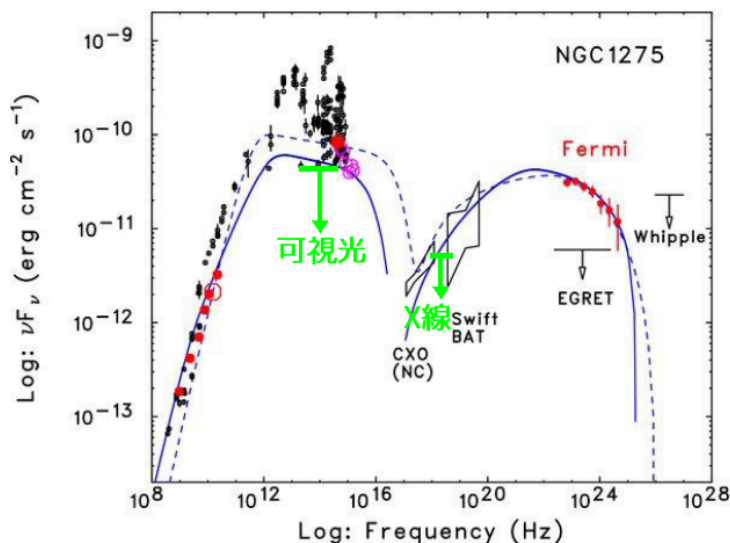


図 5.1: ジェット放射への制限 [5]

5.2 まとめ

本研究では、2008年打ち上げのフェルミ衛星によってガンマ線が検出された電波銀河 NGC 1275 についての変動解析を行った。ジェットの活動同期に、初めて X 線と可視光偏光の観測を行った。

しかし、電波や γ 線で明るいにも関わらず、X 線でも可視光でも大きな変動は見られなかった。偏光観測においても、有意な偏光は見られなかった。そのため、X 線や可視光の放射はジェット以外を見ていると考えられる。分光観測からは、 $H\alpha$ 輝線放射の増光が見られた。そして、NGC 1275 の多波長スペクトルに制限をつけることで、従来の論文値よりジェット中の電子の総エネルギーは小さいことがわかった。

さらに AGN の物理構造を明らかにするため、今後も同時期の多波長観測を続けていくことが重要である。

謝辞

本研究にあたり、深沢先生には大変お世話になりました。2年間の研究室生活において、最初から最後まで丁寧にご指導していただきとても感謝しています。ありがとうございました。研究室の先生方、先輩方、皆様にも研究のご指導、助言をしていただき感謝しています。

研究室に入った当初は、わからないことばかりで戸惑うことが多かったのですが、皆様に親切にしていただき、研究室での生活に慣れることができました。

この研究室で最後の学生生活を送ることができて良かったです。この学生生活の経験を活かして、今後がんばっていきたいと思います。本当にありがとうございました。

参考文献

- [1] Abdo, A. et al. 2010, ApJ,720,912
- [2] Walker R. C., Romney J. D., Benson J. M., 1994, ApJ, 430, L45
- [3] Asada K., Kameno S., Shen Z.-Q., Shinji H., Gabuzda D. C., Inoue M., 2009, in Hagiwara Y., Fomalont E., Tsuboi M., Murata Y., eds, ASP Conf. Ser. Vol.402, Approaching Micro-arcsecond Resolution with VSOP-2. Astron. Soc. Pac., San Francisco, p.91
- [4] Wilman R. J., Edge A. C., Johnstone R. M., 2005, MNRAS, 359, 755
- [5] Abdo, A. et al. 2009, ApJ,699,31
- [6] Kataoka, J. et al. 2010, ApJ,715,554
- [7] Brown, A., & Admus, J. 2011, MNRAS,413, 2785-2790
- [8] O'Dea, C. et al. 1984, ApJ,278,89
- [9] Terasranta, H. et al. 2004, A&A,427,769
- [10] Nagai, H. et al. 2010, PASJ,62,L11
- [11] Churazov, E., 2003, ApJ,590,225-227
- [12] Balmaverde, B. et al. 2006, A&A,451,35-44
- [13] Ajello, M. et al. 2009, ApJ,690,367-388
- [14] Kerry, A., & Robert, W. 1979, AJ,84,1537
- [15] Pronik, I. et al. 1999, A&A,351,21-30
- [16] Nesterov, N. et al. 1995, A&A,296,628-632
- [17] Hardcastle, M., & Worrall, D. 2000, MNRAS,314,359-363
- [18] Heiles, C., 2000, AJ,119,923
- [19] Serkowski, K., Mathewson, D. L., Ford, V. L. 1975, ApJ, 196, 261
- [20] Urry, C. Megan., & Padovani, Paolo. 1995, PASJ,107,803
- [21] 柴田一成、福江純、松本亮治、嶺重慎 共編: 「活動する宇宙」、裳華房 (1999-11)

- [22] 谷口義明、岡村定矩、祖父江義明 編:「シリーズ現代の天文学 4 銀河 I 銀河と宇宙の階層構造」、日本評論社 (2007-10)
- [23] 「すざく」ヘルプデスク:「すざく」ファーストステップガイド 第 4.0.2 版、2009
- [24] 「すざく」ホームページ
<http://www.astro.isas.jaxa.jp/suzaku/>
- [25] 広島大学宇宙科学センターホームページ
http://www.hiroshima-u.ac.jp/hasc/institution/telescope/hho_kanata/
- [26] 国立天文台岡山天体物理観測所ホームページ
<http://www.oao.nao.ac.jp/>
- [27] 前田英夫、渡辺悦二、泉浦秀行、柳澤顕史、浦口史寛、田実晃人、森 淳 編:「岡山天体物理観測所 40 周年記念誌」、文部科学省国立天文台岡山天体物理観測所 (平成 13 年 3 月)
- [28] 川端哲也:美星天文台 101cm 望遠鏡 IRAF による分光データ整約のすすめ、2009
- [29] 吉田道利、小杉城治:SNG データ解析ソフトウェア (Ver.0.81) ユーザーズマニュアル、1992
- [30] 家正則, 西原栄治&菅井肇. 1992, 国立天文台報,1(3),221-228
- [31] 小松智之 2011 年度 修士論文 「1 露出型偏光撮像器 HOWPol の観測システムの開発と偏光キャリブレーション」
- [32] Serkowski, K., Mathewson, D. L., Ford, V. L. 1975, ApJ, 196, 261