

東京大学大学院  
理学系研究科天文学専攻  
修士論文

水素電離輝線を用いた  
近傍の高光度赤外線銀河における  
ダスト減光の観測的研究

学籍番号 35-146125

小早川大

指導教員 本原顕太郎 准教授

2016年1月

# Abstract

我々は、銀河のバルジ形成メカニズムを観測的に明らかにしようとしており、活発な星形成銀河である近傍の高光度赤外線銀河 (Luminous Infrared Galaxy : LIRG) に着目して銀河の星形成活動と力学構造の関係を調べている。Tateuchi (2015) では、濃いダストに覆われた LIRG の星形成活動を水素 Pa $\alpha$  輝線 (静止波長 1.875 $\mu$ m) を用いて捉え、星形成領域の空間分布とバルジ速度構造の間の関係を明らかにした。ところが、結果には LIRG の濃いダストでは水素 Pa $\alpha$  輝線でも最大 1 等級程度の減光を受けるという予想を考慮しておらず、星形成領域の空間分布の評価には不定性が残っていた。

そこで、本研究では Tateuchi (2015) で既に取得している Pa $\alpha$  輝線画像に加えて新たに Pa $\beta$ , H $\alpha$  輝線の狭帯域撮像観測を行い、輝線強度比を用いて空間分解したダスト減光の評価を行った。

Pa $\alpha$ /H $\alpha$  輝線強度比を用い 7 天体の LIRG について銀河全体と中心領域のダスト減光量を測定したところ、中心領域の減光量は銀河全体より大きい傾向があることがわかった。このことから、Tateuchi (2015) では星形成領域の広がりを過大評価している可能性があるが、中心領域と銀河全体の減光の差が最も大きい天体であっても  $A(\text{Pa}\alpha)$  で 0.27 程度であり、星形成領域の空間分布測定に対する影響は小さいことが示唆された。

また、文献の H $\alpha$ /H $\beta$  輝線強度比から求めた減光量との比較からダストジオメトリの評価を行ったところ、HII のスペクトルタイプに分類される銀河では、銀河全体で放射源の手前にダストが一様に分布するモデルに従う傾向があることがわかった。一方、LINER や Seyfert2 に分類される銀河では HII の銀河とは異なるダストジオメトリに従う傾向を示した。中心領域では大部分の天体で uniform dust screen model に従う傾向を示した。

# 目次

Abstract	i
第 1 章 序論	1
1.1 銀河の形態進化と高光度赤外線銀河	1
1.1.1 銀河形態と物理的性質	1
1.1.2 高光度赤外線銀河：LIRG	1
1.2 水素電離輝線を用いた近傍 LIRG 星形成領域の観測的研究	2
1.2.1 Pa $\alpha$ 輝線による星形成領域の観測	2
1.2.2 miniTAO1m 望遠鏡/近赤外線カメラ ANIR	3
1.2.3 星形成領域の空間分布とバルジの速度構造の関係	4
1.2.4 ダスト減光による不定性	5
第 2 章 ダスト減光量の評価方法	6
2.1 減光量の定義	6
2.2 減光則	6
2.2.1 銀河系内の減光則	6
2.2.2 SMC, LMC の減光則	8
2.2.3 近傍星形成銀河の減光則	9
2.3 水素電離輝線を用いたダスト減光の測定	9
2.3.1 Balmer decrement 法	9
2.3.2 ダストジオメトリの減光量への影響	10
第 3 章 観測データとリダクション	13
3.1 サンプル	13
3.2 観測	15
3.2.1 miniTAO/ANIR による Pa $\beta$ 輝線撮像	15
3.2.2 UH88/WFGS2 による H $\alpha$ 輝線撮像	16
3.2.3 なゆた/LISS による H $\alpha$ 輝線撮像	17
3.3 解析	18
3.3.1 解析手段	18
3.3.2 一次処理	18
3.3.3 輝線フラックスの算出方法	21
3.3.4 内挿による連続光画像の作成	23
3.3.5 ノイズ評価	24

第4章	ダスト減光量の評価	26
4.1	各輝線ペアの強度比と減光量の測定	26
4.1.1	輝線フラックスの測定	26
4.1.2	使用した減光則	27
4.1.3	intrinsic な輝線強度比	27
4.2	銀河全体の輝線強度比と減光量	27
4.2.1	$P_{\alpha}/P_{\beta}$	28
4.2.2	$P_{\alpha}/H_{\alpha}$	28
4.2.3	$P_{\beta}/H_{\alpha}$	28
4.2.4	文献中の $H_{\alpha}/H_{\beta}$	29
4.3	中心領域の輝線強度比と減光量	30
4.3.1	$P_{\alpha}/P_{\beta}$	30
4.3.2	$P_{\alpha}/H_{\alpha}$	30
4.3.3	$P_{\beta}/H_{\alpha}$	31
4.3.4	文献中の $H_{\alpha}/H_{\beta}$	31
4.4	輝線ペア間の減光量比較	32
4.5	ダストジオメトリの評価	32
4.6	$P_{\beta}$ 輝線を使った減光測定の不定性	32
4.6.1	$A_V$ の誤差	36
4.6.2	ジオメトリ評価における矛盾	36
4.7	$A_V(P_{\alpha}/H_{\alpha})$ と $A_V(H_{\alpha}/H_{\beta})$ の比較	37
4.7.1	銀河全体と中心領域の減光量比較	37
4.7.2	中心領域と銀河全体のジオメトリ評価	37
第5章	議論	39
5.1	星形成領域の空間的広がり評価への影響	39
5.2	ダストジオメトリの物理的解釈	39
5.2.1	uniform dust screen model に従う天体	39
5.2.2	uniform dust screen model に従わない天体	40
5.3	ダスト減光量の不定性	40
5.3.1	$P_{\beta}$ 輝線フラックスへの $[FeII]$ 輝線の影響	40
5.3.2	開口サイズによる不定性	42
5.3.3	減光則による不定性	44
第6章	まとめ	47
	謝辞	48
	参考文献	49
	付録A 天体連続光・輝線画像一覧	53
	付録B $H_{\alpha}$ , $P_{\alpha}$ 輝線画像の開口測光プロフィール	67

# 第1章 序論

## 1.1 銀河の形態進化と高光度赤外線銀河

### 1.1.1 銀河形態と物理的性質

我々人類が今日観測している系外銀河には様々な形態が存在するが、その獲得過程は未だ謎に包まれており、銀河天文学における最も大きな未解決問題の1つである。

銀河の形態はその物理的性質を反映しており、特に銀河全体の星形成活動の活発さは形態と密接に関わっている。例えば、渦巻銀河では活発な星形成活動により若い星が多く存在しているのに対し、楕円銀河では新しい星はあまり生まれず大部分が古い星により構成されている。さらに、銀河内の力学構造に着目すると、渦巻銀河では多くの星が銀河中心の周りを同じ方向に公転しているのに対して、楕円銀河では、星はランダムな運動をしているといった違いがある。

こうした物理的性質の違いは、それぞれ別々の進化段階にあるか、あるいは、別々の進化過程を経てきた結果であることを示していると考えられる。したがって、銀河の形態進化メカニズムを解明する上で星形成活動や力学構造を調べることは重要である。

### 1.1.2 高光度赤外線銀河：LIRG

活発な星形成銀河、特に、大質量星を短期間に多数生み出しているものはスターバースト銀河と呼ばれている。スターバースト銀河では、誕生した多数の大質量星がやがて超新星爆発を引き起こす。超新星爆発により放出された重元素は凝縮しダスト粒子となり、星形成領域を覆い隠すようになる。このダストは大質量星やAGNの放射する紫外線・可視光を吸収して加熱され、遠赤外線で再放射する。

こうしたメカニズムにより赤外域で明るく輝く銀河が、1983年に打ち上げられた赤外線天文衛星IRASの全天サーベイにより数多く発見された。それらは、高光度赤外線銀河 (Luminous Infrared Galaxy : LIRG;  $L_{\text{IR}} \equiv L_{8-1000\mu\text{m}} = 10^{11-12}L_{\odot}$ )、さらに明るい天体は超高光度赤外線銀河 (Ultra Luminous Infrared Galaxy : ULIRG;  $L_{\text{IR}} \geq 10^{12}L_{\odot}$ ; LIRGとまとめてU/LIRG)と呼ばれている。近傍において、LIRGの約半数程度の形態は規則的であり、観測された星形成活動が大きな銀河相互作用によって引き起こされたものではないと考えられている (Wang et al. 2006)。一方、ULIRGのほとんどは不規則な形態をしており、銀河どうしの大規模な衝突・合体 (major merger) によって激しいスターバーストやAGN活動が引き起こされていると考えられている (Sanders & Mirabel 1996)。

近年、宇宙の星形成活動は赤方偏移  $z \sim 2$  の時代に最盛期を迎えていたことがわかってきており (e.g. Hopkins & Beacom 2006)、U/LIRGがこの時代の星形成活動の大部分を

担っていたと考えられている (Caputi et al. 2007, Goto et al. 2011). したがって, 銀河の進化を明らかにする上で U/LIRG は重要な天体であると考えられる.

しかしながら, このような活動期における銀河の進化を空間分解して詳細に捉えることは, 現在の観測装置では困難である. そこで, 我々は近傍 ( $z < 0.1$ ) で活発な星形成をしていて, かつ, 形態を定量的に評価可能な天体の多い LIRG に着目し, 観測により星形成活動と形態進化の関係を明らかにしようとしている.

## 1.2 水素電離輝線を用いた近傍 LIRG 星形成領域の観測的研究

### 1.2.1 Pa $\alpha$ 輝線による星形成領域の観測

LIRG は多量のダストに覆われているため ( $A_V = 2\text{--}6\text{mag}$ , Alonso-Herrero et al. 2006), 星形成活動の一般的な指標である紫外線や H $\alpha$  輝線では, 減光により星形成領域の観測が困難である. ダスト減光の大きさは長波長であるほど小さくなる. そこで, 我々は近赤外波長の水素 Pa $\alpha$  輝線 (静止波長  $1.875\mu\text{m}$ ) に注目した. 近傍 LIRG 観測における Pa $\alpha$  輝線の利点を以下のとおりである.

- 水素電離輝線であるため, 星形成領域の電離ガス, すなわち大質量星形成のダイレクトなトレーサーである
- ダストが濃い環境 ( $A_V > 3.5\text{mag}$ ) では可視域の H $\alpha$  輝線 (静止波長  $0.656\mu\text{m}$ ) や近赤外域の Pa $\beta$  輝線 (静止波長  $1.282\mu\text{m}$ ) などと比べて最も放射強度の大きい水素電離輝線である (図 1.1)
- 近傍では近赤外波長域で観測可能であり, 中間赤外線や遠赤外線などのより長波長域にある星形成の指標に比べて高空間分解能が得やすい

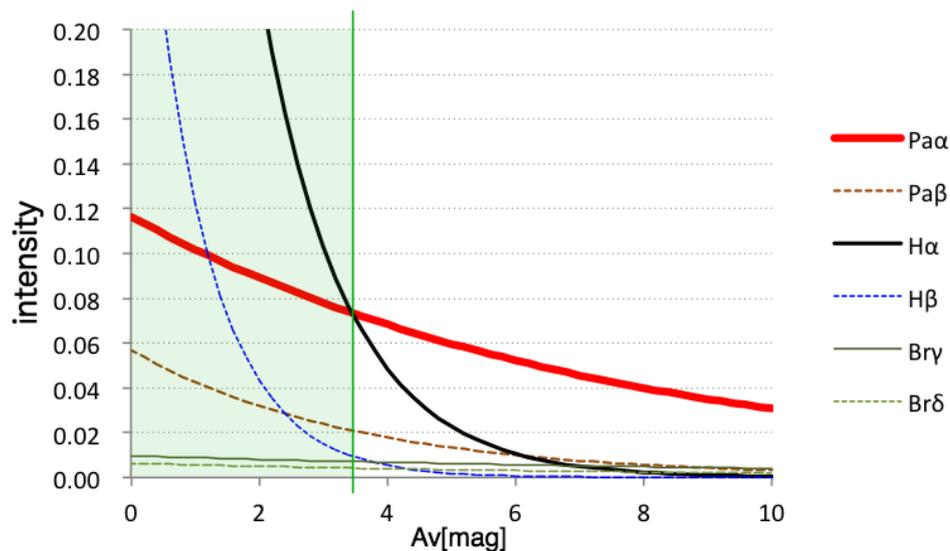


図 1.1: 減光量に依存した各水素電離輝線の放射強度比較 (intrinsic な H $\alpha$  輝線強度で規格化).  $A_V > 3.5\text{mag}$  では Pa $\alpha$  輝線強度が最も強い.

一方, 以下の点により, 近傍銀河の  $\text{Pa}\alpha$  輝線観測は近年あまり行われていなかった.

- 近傍天体では水蒸気による大気吸収の大きい波長域であるため地上観測が難しい
- 宇宙空間からはハッブル宇宙望遠鏡/NICMOS による観測が行われていたが (1997-1999 年, 2002-2008 年), 現在は運用を終了しているため使用できない

我々は, 以下に述べる東京大学アタカマ天文台 1m 望遠鏡/近赤外線カメラを使用することにより, これらの問題を解決し, 近傍 LIRG の地上  $\text{Pa}\alpha$  輝線の観測を行ってきた.

### 1.2.2 miniTAO1m 望遠鏡/近赤外線カメラ ANIR

東京大学アタカマ天文台 1m 望遠鏡 (miniTAO, Yoshii et al. 2010) は, チリ共和国北部アタカマ地方にあるチャナントール山 (Co.Chajnantor; 5,640m) の山頂 (TAO サイト) に建設された望遠鏡である. この地点では, 乾燥した気候と高い標高のため上空の水蒸気量が少なく (5,400m 以上の標高における夜間の可降水量  $\sim 0.6\text{mm}$ (median); Giovanelli et al. 2001), 他の地上観測望遠鏡では水蒸気の吸収によって困難な赤外波長域の観測が可能である (図 1.2).

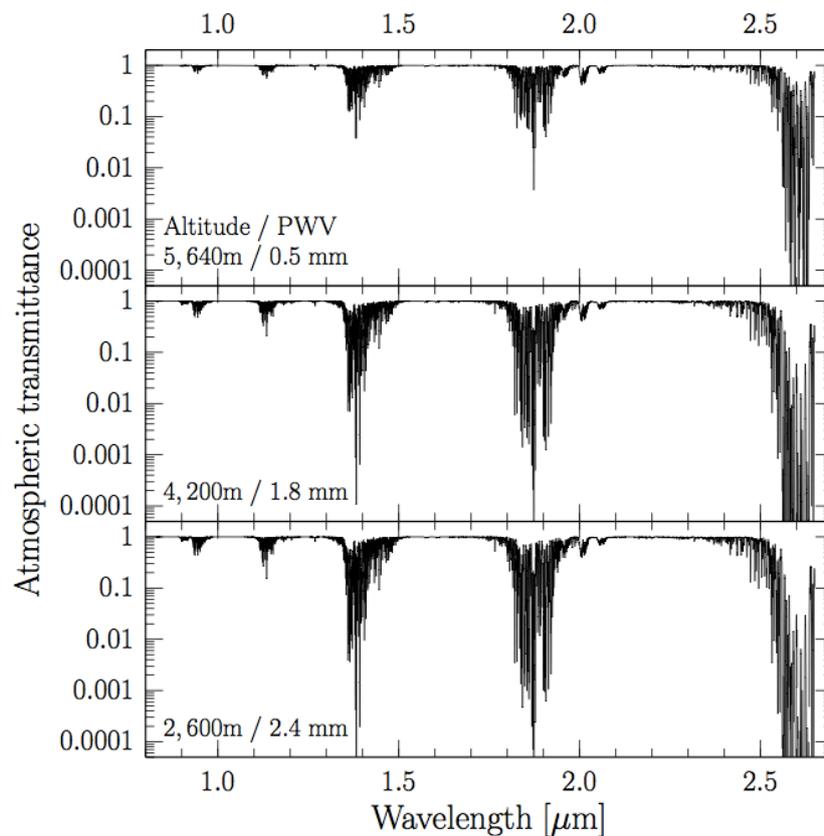


図 1.2: 赤外大気透過率の比較 (引用: Konishi et al. 2015). 上から順に Chajnantor 山頂 (TAO サイト, PWV=0.5), Mauna Kea, Paranal 山頂の標高と PWV を仮定したモデル計算結果.

特に、近傍天体 ( $z < 0.05$ ) の Pa $\alpha$  輝線 (静止波長  $1.875\mu\text{m}$ ) は、 $1.8\text{--}2.0\mu\text{m}$  に渡る大気の吸収帯にかかるが、TAO サイトではその吸収が小さいため (静止波長で 50% 程度の透過率) 観測可能である。

我々は、miniTAO/近赤外カメラ ANIR (Atacama Near InfraRed; Konishi et al. 2015) を使用して、これまでに 38 天体の近傍赤外線銀河 (内 33 天体が LIRG) の Pa $\alpha$  輝線画像を取得している (Tateuchi et al. 2015)。

### 1.2.3 星形成領域の空間分布とバルジの速度構造の関係

円盤銀河は回転する薄い円盤と中心部の膨らんだバルジ、およびそれらを取り囲むハローと呼ばれる希薄な成分で構成されている。バルジの銀河全体に占める割合は銀河の形態と相関しているため (Li et al. 2007), バルジは銀河の形態を特徴付ける構造であるといえる。したがって、バルジの形成メカニズムを調べることにより銀河の形態進化にせまる手がかりが得られると考えられる。

銀河のバルジには比較的古い星が多く、かつ、それらの速度分散が卓越しているため、一般的に楕円銀河とよく似た性質を持っている成分であると考えられてきた (Classical bulge)。ところが近年は、銀河円盤に近い回転の卓越したバルジを持つ銀河が多数存在することがわかってきている (Pseudo bulge; Kormendy & Kennicutt 2004)。このように速度構造の異なるバルジの存在は、それぞれ別々のメカニズムによって形成されたことを示していると考えられる。数値シミュレーションを用いた理論的研究では、major merger などの大規模な銀河相互作用によりバルジの Sérsic index \* が増大 (Naab & Trujillo 2006) し、星形成領域の中心集中 (Hopkins et al. 2013) を引き起こすという予測が得られている。バルジの Sérsic index  $n_b$  は、その速度構造を反映していると考えられており、近傍銀河の観測から classical bulge は  $n_b > 2.2$ , pseudo bulge は  $n_b < 2.2$  となる傾向があることがわかってきている (Fisher & Drory 2008)。したがって、先程の理論予測をふまえると、Classical bulge では大規模な銀河相互作用により形成され、かつ、中心集中した星形成活動をしていると考えられる。

Tateuchi (2015) は ANIR を用いて取得してきた近傍 LIRG の Pa $\alpha$  輝線画像から、近傍 LIRG の星形成領域の空間的広がりがバルジの Sérsic index と相関していることを明らかにした (図 1.3)。この結果は、Classical bulge はコンパクトな星形成活動を、Pseudo bulge は広がった星形成活動をしていることを示しており、数値シミュレーションによる理論予測を支持する結果であった。

\* 銀河の表面輝度分布モデルの一つに Sérsic profile (Sérsic 1963, 式 (1.1)) がある。(式 (1.1))。

$$\ln I(r) = \ln I_0 - kr^{1/n} \quad (k: \text{任意定数}, I_0: \text{中心の表面輝度}) \quad (1.1)$$

Sérsic index は、この式に登場する  $n$  であり、値が大きいほど表面輝度が中心集中している。一般的に、楕円銀河における表面輝度分布は  $\exp(r^{1/4})$  に比例し ( $n=4$ , de Vaucouleurs' profile; de Vaucouleurs 1948), 円盤銀河では  $\exp(r)$  に比例する ( $n=1$ , exponential profile)。

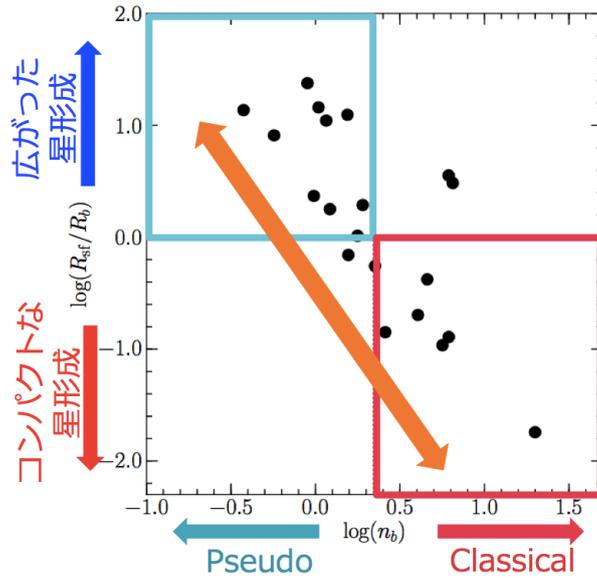


図 1.3: 近傍 LIRG のバルジの Sérsic index と星形成領域の空間的広がりとの関係 (Tateuchi 2015, PhD thesis より引用). 横軸はバルジ成分の表面輝度プロファイルから求めたバルジの Sérsic index であり値が大きい程中心集中した classical bulge 的な速度構造をしている. 縦軸は Pa $\alpha$  輝線により検出された星形成領域の half light radius (全フラックスの半分を含む半径) をバルジの有効半径で規格化したものであり, バルジに対する星形成領域の広がりを示す.

#### 1.2.4 ダスト減光による不定性

しかしながら, LIRG は濃いダストに覆われているため ( $A_V=2-6\text{mag}$ , Alonso-Herrero et al. 2006), 減光の影響が小さい Pa $\alpha$  輝線でも最大で 1 等級程度の減光を受けていると考えられる. 前節の結果 (図 1.3) ではダスト減光の空間分布による不定性の影響が考慮されておらず, 星形成領域の空間的広がりへの評価に不定性が残されていた. 減光による不定性を排除して星形成領域の空間分布を精度よく求めるためにはダスト減光分布を測定し, Pa $\alpha$  輝線表面輝度分布を補正する必要がある.

本研究では, 既に取得している Pa $\alpha$  輝線画像に加えて新たに Pa $\beta$ , H $\alpha$  輝線の狭帯域撮像観測を行い, 輝線強度比からダスト減光量を求めた. 他の文献で得られている H $\alpha$ /H $\beta$  輝線比を含めた複数の輝線ペアで求めた減光量の比較により, 近傍 LIRG におけるダストジオメトリを評価し, その物理的解釈を行った.

本研究で使用する宇宙論パラメータは  $\Lambda$ -CDM モデルを仮定し,  $H_0 = 70\text{km/s/Mpc}$ ,  $\Omega_m = 0.3$ ,  $\Omega_\Lambda = 0.7$  を採用している.

## 第2章 ダスト減光量の評価方法

### 2.1 減光量の定義

可視赤外域の減光量は一般的に波長が長いほど減光は小さくなるため、減光を受けた放射は赤くなる(赤化, reddening). 減光による赤化の度合いはしばしば色超過  $E(B - V)$  ( $\equiv (B - V)_{\text{obs}} - (B - V)_{\text{int}}$ ) によって表される. 減光量を  $E(B - V)$  で表現する場合もあるが, しばしば可視 V バンドにおける絶対的な減光量  $A_V$  ( $\equiv V_{\text{obs}} - V_{\text{int}}$ ) が用いられている.  $A_V$  と  $E(B - V)$  の関係は, V バンドにおける total-to-selective extinction:  $R_V \equiv A_V / E(B - V)$  という量で結びつけられる.  $R_V$  自体に物理的意味は無いが, 値が大きいほど波長による減光量の差が小さくなることを意味しており, ダストのサイズや形状に関係していると考えられている. 銀河系内では,  $R_V = 3.1$  が平均的な値として用いられることが多い.

### 2.2 減光則

特定の波長における減光量  $A(\lambda) = m(\lambda)_{\text{obs}} - m(\lambda)_{\text{int}}$  を評価するためには, 減光則が必要となる. 減光則は各波長における減光量の関係をモデル化してまとめたもので, 減光量の波長依存性を減光曲線と呼ぶ.  $A(\lambda)/A_V$ ,  $k(\lambda) \equiv A(\lambda)/E(B - V)$ , あるいは  $E(\lambda - V)/E(B - V) (= k(\lambda) - R_V)$  といった量で表現する.

ここでは, これまでに研究されてきた代表的な減光則を紹介する.

#### 2.2.1 銀河系内の減光則

##### 紫外波長の減光則

銀河系の平均的な紫外減光曲線は, OAO-2(Orbiting Astronomical Observatory 2, 1968–1973年)による紫外線観測により得られており(図 2.1, Seaton 1979), 波長 2175Å 付近で部分的に減光が大きくなる特徴がある. 2175Å bump と呼ばれるこの成分は, carbon graphite や PAH(Polycyclic Aromatic Hydrocarbon) による吸収であると考えられている (Mishra & Li 2015).

その後, 紫外線観測衛星 IUE(International Ultraviolet Explorer, 1978–1996年)による銀河系内の恒星の観測から, より精度の高い紫外減光則 (Fitzpatrick & Massa 1988) が求められた. この減光則では, 減光曲線を以下のように 6 つのパラメータでフィットする.

$$E(\lambda - V)/E(B - V) = c_1 + c_2x + c_3D(x, \gamma, x_0) + c_4F(x) \quad (x \equiv \lambda^{-1}[\mu\text{m}^{-1}]) \quad (2.1)$$

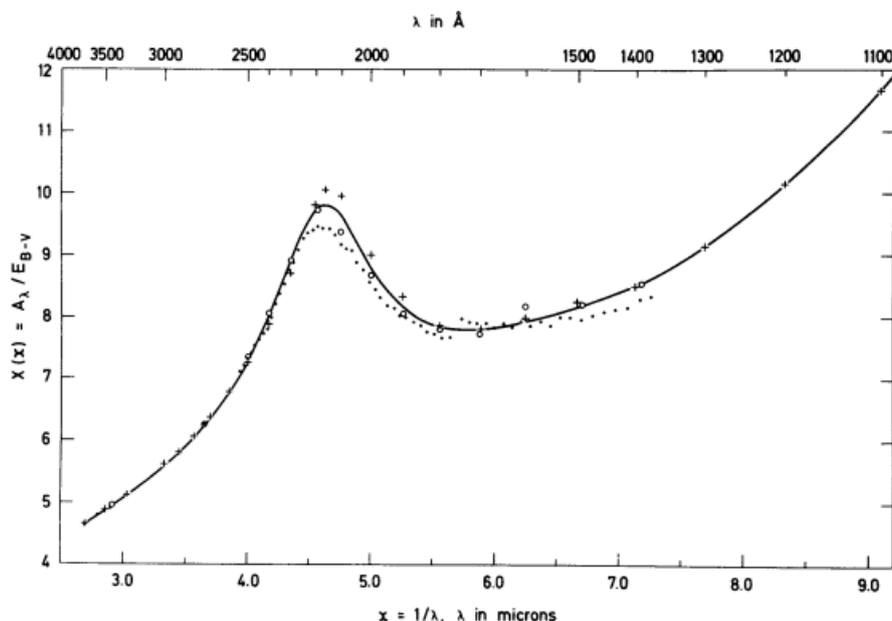


図 2.1: 銀河系の平均的な紫外減光曲線 (引用: Seaton 1979).  $2175\text{\AA}(=4.6\mu\text{m}^{-1})$  付近に減光量の増大がある.

式 (2.1) の第三項は,  $2175\text{\AA}$ bump の寄与を決めるもので, Drude profile と呼ばれる以下の式で表される.

$$D(x, \gamma, x_0) = \frac{x^2}{(x^2 - x_0^2)^2 + \gamma^2 x^2} \quad (2.2)$$

ここで,  $x_0, \gamma$  は bump の中心波長と FWHM に関する量である. 式 (2.1) の最後の項は, 遠紫外域における減光量の立ち上がりを表し, 以下の式でフィットする.

$$F(x) = 0.5392(x - 5.9)^2 + 0.0564(x - 5.9)^3 \quad (x > 5.9\mu\text{m}^{-1}) \quad (2.3)$$

$$F(x) = 0 \quad (x < 5.9\mu\text{m}^{-1}) \quad (2.4)$$

Fitzpatrick & Massa (2007) では,  $5.9\mu\text{m}^{-1}$  という値も固定ではなくパラメータ化 ( $c_5$ ) しており, 243 天体の恒星の観測により各パラメータの値が以下のように得られている.

$x_0$	$\gamma$	$c_1$	$c_2$	$c_3$	$c_4$	$c_5$
$4.592\mu\text{m}^{-1}$	$0.922\mu\text{m}^{-1}$	-0.175	0.807	2.991	0.319	0.6097

### CCM relation(Cardelli & Clayton & Mathis)

IUE の観測により紫外域の減光曲線が精度よく決定されている星 (Fitzpatrick & Massa 1986, 1988) を可視/近赤外域 (UBVRJHKL) で観測し, 減光曲線を  $A(\lambda)/A_V$  で描いたところ, 可視/近赤外域と紫外域の減光則のあいだに相関があることがわかった (Cardelli et al.

1988). これにより, Cardelli et al. (1989) では Fitzpatrick & Massa (1988) で6つのパラメータで表されていた紫外域の減光則を  $R_V$  の1パラメータで表現し, さらに, 可視・赤外の観測データを加えて減光曲線を波長  $0.125\mu\text{m} < \lambda < 3.5\mu\text{m}$  に渡って拡張した. 得られた減光曲線は,  $x \equiv \lambda^{-1}[\mu\text{m}^{-1}]$  として, 以下のように記述される.

$$\langle A(\lambda)/A_V \rangle = a(x) + b(x)/R_V \quad (2.5)$$

$a(x), b(x)$  は波長によって表式が異なり, 近赤外波長帯 ( $0.3\mu\text{m}^{-1} < x < 1.1\mu\text{m}^{-1}$ ) では以下のように表される.

$$a(x) = 0.574x^{1.61} \quad (2.6)$$

$$b(x) = -0.527x^{1.61} \quad (2.7)$$

可視波長帯 ( $1.1\mu\text{m}^{-1} < x < 3.3\mu\text{m}^{-1}$ ) では,  $y \equiv x - 1.82$  として以下のように表される.

$$a(x) = 1 + 0.17699y - 0.50447y^2 - 0.02427y^3 \\ + 0.72085y^4 + 0.01979y^5 - 0.7753y^6 + 0.32999y^7 \quad (2.8)$$

$$b(x) = 1.41338y + 2.28305y^2 + 1.07233y^3 \\ - 5.38434y^4 - 0.62251y^5 + 5.3026y^6 - 2.09002y^7 \quad (2.9)$$

## 2.2.2 SMC, LMC の減光則

SMC(Small Magellanic Cloud) と LMC(Large Magellanic Cloud) は, 銀河系に最も近い系外天体として減光則の研究が数多く行われている銀河である (e.g. Koornneef & Code 1981, Bouchet et al. 1985, Pei 1992). これらの銀河の減光曲線は我々の銀河系のもに似ているが, 遠紫外域でのふるまいに差がある (図 2.2). 特に, SMC の減光曲線にははっきりした  $2175\text{\AA}$  bump が存在しておらず, この特徴は SMC のダスト中の炭素が少ないためであると考えられている (Prevot et al. 1984, Pei 1992).

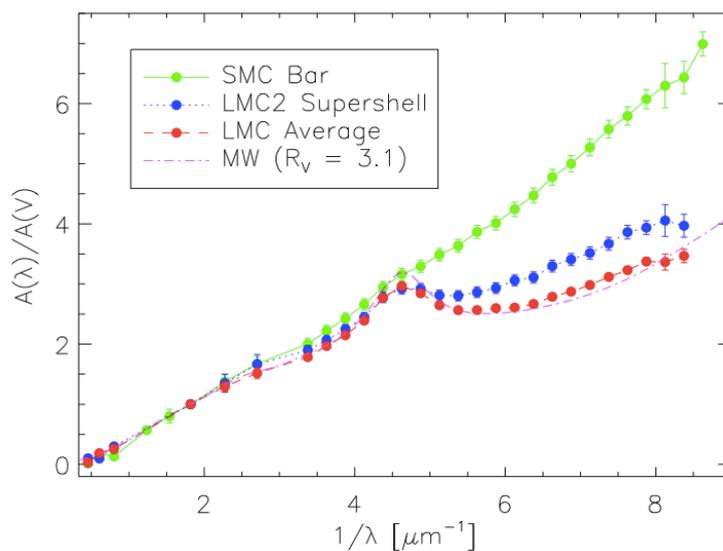


図 2.2: 銀河系, SMC, LMC の減光曲線 (引用: Gordon et al. 2003).

### 2.2.3 近傍星形成銀河の減光則

銀河系やSMC, LMCの減光則は、点源である恒星の手前に一様なダスト (uniform dust screen model) が分布していることを前提に求められている。しかしながら、星形成領域のように広がった放射源や遠方銀河のように空間分解が困難な天体では、放射源に対するダストの空間分布 (ジオメトリ) を考慮する必要がある。Calzetti et al. (1994), Calzetti (1997) より、紫外–可視波長域にかけて近傍星形成銀河についてジオメトリの効果を含めた実効的な恒星の連続光の減光曲線を求められており、Calzetti et al. (2000) では赤外波長域まで拡張して以下のように求められている。

$$0.63\mu\text{m} < \lambda < 2.2\mu\text{m} : k(\lambda) = 2.659(-1.857 + 1.040/\lambda) + R_V \quad (2.10)$$

$$0.12\mu\text{m} < \lambda < 0.63\mu\text{m} : k(\lambda) = 2.659(-2.156 + 1.509/\lambda - 0.198/\lambda^2 + 0.011/\lambda^3) + R_V \quad (2.11)$$

## 2.3 水素電離輝線を用いたダスト減光の測定

### 2.3.1 Balmer decrement 法

星形成領域における減光量は、2つの水素電離輝線の強度比を測定し、減光の影響を受けていないintrinsicな輝線強度比からのずれを使って求めることができる (Balmer decrement 法)。Balmer Decrement 法により  $A_V$  を求める方法は以下のとおりである。

まず、2つの輝線の減光量の差は観測から求めた輝線強度比  $\left[\frac{F(\lambda_1)}{F(\lambda_2)}\right]_{obs}$  と本来の強度比  $\left[\frac{F(\lambda_1)}{F(\lambda_2)}\right]_{int}$  の比から求められる。

$$A(\lambda_1) - A(\lambda_2) = [m(\lambda_1)_{obs} - m(\lambda_1)_{int}] - [m(\lambda_2)_{obs} - m(\lambda_2)_{int}] \quad (2.12)$$

$$= -2.5 \times \left( \log \left[ \frac{F(\lambda_1)_{obs}}{F(\lambda_1)_{int}} \right] - \log \left[ \frac{F(\lambda_2)_{obs}}{F(\lambda_2)_{int}} \right] \right) \quad (2.13)$$

$$= -2.5 \times \log \left( \frac{\left[\frac{F(\lambda_1)}{F(\lambda_2)}\right]_{obs}}{\left[\frac{F(\lambda_1)}{F(\lambda_2)}\right]_{int}} \right) \quad (2.14)$$

次に、 $k(\lambda) = A(\lambda)/E(B - V)$  の関係から、

$$E(B - V) = \frac{A(\lambda_1) - A(\lambda_2)}{k(\lambda_1) - k(\lambda_2)} \quad (2.15)$$

したがって、 $R_V = A_V/E(B - V)$  より、

$$A_V = -2.5 \times \frac{R_V}{k(\lambda_1) - k(\lambda_2)} \log \left[ \frac{\left(\frac{F(\lambda_1)}{F(\lambda_2)}\right)_{obs}}{\left(\frac{F(\lambda_1)}{F(\lambda_2)}\right)_{int}} \right]. \quad (2.16)$$

以上より、減光曲線 ( $k(\lambda)$ ,  $R_V$ ) と本来の輝線強度比  $\left[\frac{F(\lambda_1)}{F(\lambda_2)}\right]_{int}$  を仮定すると、観測で取得した輝線強度比  $\left[\frac{F(\lambda_1)}{F(\lambda_2)}\right]_{obs}$  から減光量  $A_V$  を求めることができる。

### 2.3.2 ダストジオメトリの減光量への影響

星形成領域のように広がった領域の減光量測定では、放射源に対するダストジオメトリの影響を受ける。Calzetti et al. (1994) では、近傍星形成銀河 39 天体に対する紫外-可視域の観測からダスト減光を評価しており、どのようなダストジオメトリに従っているのかを以下のような 5 つのモデルを定義して評価を行っている。

#### (1) uniform dust screen model

放射源の手前に一様密度のダストが分布している場合である。星間減光の測定において通常想定されるモデルであり、多くの減光曲線はこのモデルを仮定した上で求められている。

#### (2) clumpy dust screen model

同じ光学的厚さを持つダストの塊状 (clump) が、視線上に平均  $N$  個のポアソン分布で存在しているモデルである。uniform dust screen model と比べると、ダストの塊の隙間から放射が漏れでてくるため減光量は小さくなる。また、この影響は減光の大きい短波長では長波長に比べて相対的に大きいいため、減光曲線の勾配が uniform dust screen model と比べて緩やかになる。

#### (3) uniform scattering slab model

uniform dust screen model と同様に一様なダストが手前に分布しているモデルであるが、より放射源の近くにあるため散乱光が多く漏れだしている。clumpy dust screen model と同じく放射の漏れ出しがあるため、減光曲線の勾配が uniform dust screen model と比べて緩やかになる。

#### (4) clumpy scattering slab model

clumpy dust screen model と同様にダストの塊が手前に分布しているモデルであるが、より放射源の近くにあるため散乱光が多く漏れだしている。clumpy dust screen model と比べ、放射の漏れ出しがより大きくなるため、減光曲線の勾配がさらに緩やかになる。

#### (5) internal dust model

放射源とダストが同じ領域に一様に分布している場合である。uniform dust screen model と比べて、領域の浅い部分から減光をあまり受けていない短波長の放射が放出してくるため、短波長における減光量はより小さく見積られる。そのため、減光曲線の勾配が uniform dust screen model と比べて緩やかになる。また、輝線強度比による減光量測定では各輝線で光学的深さが無限になる領域までの放射しか観測されないため、減光が大きい領域では強度比があまり変わらず、求まる減光量は頭打ちになる。

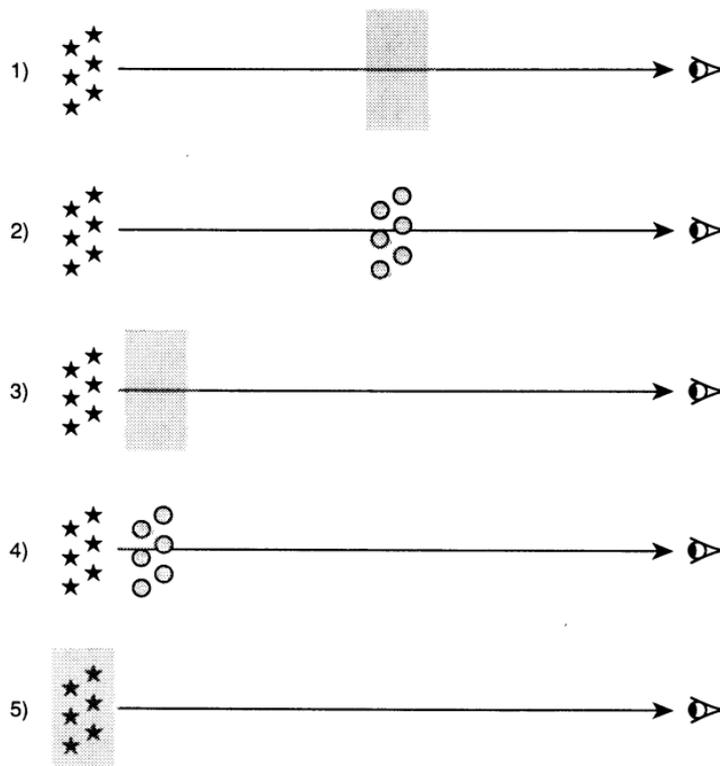


図 2.3: Calzetti et al. (1994) によるダストジオメトリのモデルの概念図, 網かけ部分がダストを表している. 上から順に, (1) uniform dust screen model, (2) clumpy dust screen model, (3) uniform scattering slab model, (4) clumpy scattering slab model, (5) internal dust model.

輝線強度比を用いた Balmer decrement 法では, 上記の通り uniform dust screen model に比べて他のモデルでは減光曲線が緩やかになり, 短波長輝線の減光量は小さく求まる. したがって, 使用する輝線の波長によって得られる減光量に差が出る. 複数の輝線強度比についてそれぞれ減光量を求めて比較すると, 相対的に長波長輝線を使って求めた減光量が大きく求まるため, これを利用してダストジオメトリを推定することができる.

こうしたジオメトリの効果を評価した例として, 近傍星形成銀河 M83 における星形成領域の減光量測定 (Liu et al. 2013) がある. この測定では,  $H\alpha/H\beta$ ,  $H\alpha/Pa\beta$  輝線強度比によりそれぞれ減光量を求めて比較しており (図 2.4), より長波長の  $Pa\beta$  輝線を使用して求めた減光量 (縦軸) のほうが大きい値をとる領域があることを示し, そのような領域は uniform dust screen model とは異なるダストジオメトリに従っていると考えられる.

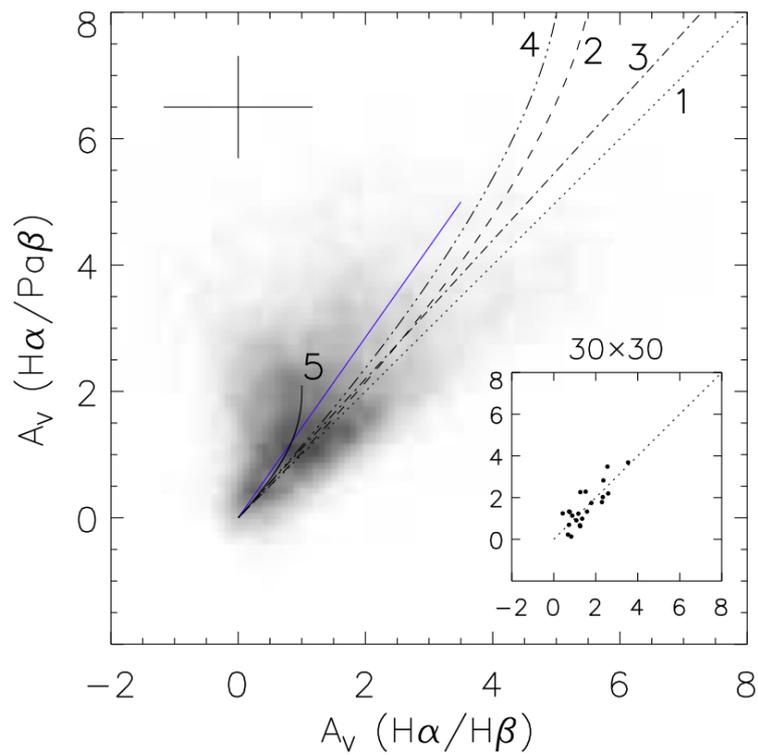


図 2.4:  $H\alpha/H\beta$ ,  $H\alpha/Pa\beta$  輝線強度比により求めた M83 星形成領域におけるダスト減光量比較 (Liu et al. 2013). 減光量は  $\sim 6\text{pc}$  の空間スケールで測定している. 曲線は (1) uniform dust screen model, (2) clumpy dust screen model, (3) uniform scattering slab model, (4) clumpy scattering slab model, (5) internal dust model を示す. 青い直線はデータ点の 2 等分線であり, Liu et al. (2013) ではこの直線の上側が internal dust model, 下側が uniform dust screen model に従うと考えている. 右下の枠内のプロットは  $\sim 180\text{pc}$ (30pixel) の空間スケールでは dust screen で説明できることを示している.

## 第3章 観測データとリダクション

### 3.1 サンプル

我々は、これまでに miniTAO/ANIR の N191 フィルタを用いた狭帯域撮像観測により、近傍 LIRG 33 天体を含む全 38 天体の赤外線銀河の Pa $\alpha$  輝線画像を取得している (Tateuchi et al. 2015).

これらの銀河は赤外線天文衛星 IRAS の観測データから作成された RBGS カタログ (Revised Bright Galaxy Survey; Sanders et al. 2003) から選定している.

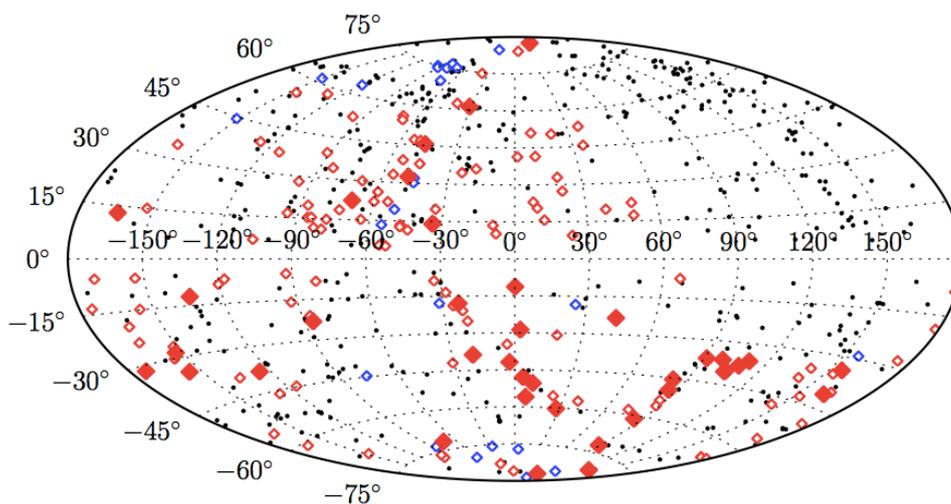


図 3.1: RBGS の U/LIRG (Sanders et al. 2003) (全ての点) および miniTAO/ANIR N191 フィルタによる狭帯域撮像により Pa $\alpha$  輝線画像を取得した LIRG (赤い  $\diamond$ ) の天球分布 (引用: Tateuchi et al. 2015). 青と赤の  $\diamond$  はそれぞれ ANIR N1875, N191 フィルタで観測可能な天体のうち未観測のもの.

本研究では、Tateuchi et al. (2015) で Pa $\alpha$  輝線を取得している近傍 LIRG 14 天体について、新たに Pa $\beta$  輝線 (miniTAO/ANIR), H $\alpha$  輝線 (UH88/WFGS2, なゆた/LISS) の狭帯域撮像観測を行った (表 3.1).

ID (1)	天体名 (2)	IRAS Name (3)	RA.(J2000) (4)	DEC.(J2000) (5)	redshift (6)	$\log L_{IR}/L_{\odot}$ (7)	スペクトル分類 (8)	形態 (9)	Pa $\beta$ (10)	H $\alpha$ (11)	V95 (12)	MK06 (13)
1	NGC 23	F00073+2538	00 09 55.1	+25 55 37	0.0151	11.13	HII	SBa				
2	NGC 34	F00085-1223	00 11 06.6	-12 06 27	0.0198	11.52	Seyfert2	S0/a				
3	NGC 232	F00402-2349	00 42 46.5	-23 33 31	0.0202	11.39	HII	SBa				
4	IC 1623A/B (VV114)	F01053-1746	01 07 46.3	-17 30 32	0.0201	11.74	HII	(Peculiar)				
5	ESO 244-G012	F01159-4443	01 18 08.6	-44 27 40	0.0229	11.48	HII	Sc				
6	UGC 2238	F02435+1253	02 46 17.0	+13 05 45	0.0215	11.33	LINER	Sm				
7	IRAS F02437+2122	F02437+2122	02 46 38.3	+21 35 06	0.0233	11.21	LINER	E				
9	NGC 1614	F04315-0840	04 34 00.1	-08 34 46	0.0158	11.66	HII	SBc				
10	MCG -05-12-006	F04502-3304	04 52 06.8	-32 59 24	0.0188	11.17	HII	SBb				
13	IRAS F06592-6313	F06592-6313	06 59 40.3	-63 17 53	0.0230	11.20	HII	SABb				
24	NGC 6926	F20304-0211	20 33 04.8	-02 01 39	0.0199	11.32	Seyfert2	SBc				
32	CGCG453-062	F23024+1916	23 04 55.2	+19 33 01	0.0251	11.41	LINER	Sab				
35	MCG -01-60-022	F23394-0353	23 42 02.2	-03 36 48	0.0232	11.29	HII	Sb				
37	Mrk 331	F23488+2018	23 51 26.1	+20 35 08	0.0179	11.48	HII	Sa				

表 3.1: Pa $\beta$ , H $\alpha$  輝線の狭帯域撮像観測を行った天体の一覧. (1)Tateuchi et al. (2015) の天体 ID, (2) 天体名, (3)IRAS での天体名, (4) 赤経, (5) 赤緯, (6) 赤方偏移, (7) 赤外線光度 (Sanders et al. 2003), (8) 銀河のスペクトル分類 (Veilleux et al. 1995, より), (9) 銀河形態 (HyperLeda[http://leda.univ-lyon1.fr/] より), (10)Pa $\beta$  輝線撮像データの有無, (11)H $\alpha$  輝線撮像データの有無, (12)Veilleux et al. (1995) による中心核の H $\alpha$ /H $\beta$  輝線比データの有無, (13)Moustakas & Kennicutt (2006) による銀河全体の H $\alpha$ /H $\beta$  輝線比データの有無

## 3.2 観測

### 3.2.1 miniTAO/ANIR による Pa $\beta$ 輝線撮像

Pa $\beta$  輝線 (静止波長 1282nm) の狭帯域撮像観測は, miniTAO1m 望遠鏡/近赤外線カメラ ANIR を用いて行った. miniTAO の位置するチャナントール山山頂では, シーイングも  $\lesssim 1''$  と小さいため高空間分解能が期待できる (赤方偏移  $z = 0.02$  で  $\lesssim 400\text{pc}$ ).

望遠鏡口径	1.0m
ピクセルスケール	$0''.298 / \text{pixel}$
視野	$5'.1 \times 5'.1$
検出器	PACE HAWAII-2 (1024 $\times$ 1024 pixel)
波長域	0.95–2.4 $\mu\text{m}$
広帯域フィルタ	Y : $1024.3 \pm 51.0\text{nm}$ J : $1251.8 \pm 79.3\text{nm}$ H : $1632.4 \pm 150.1\text{nm}$ $K_s$ : $2148.8 \pm 160.8\text{nm}$
狭帯域フィルタ	N128: $1281.3 \pm 10.7\text{nm}$ N1875: $1875.4 \pm 3.95\text{nm}$ N191: $1910 \pm 16.5\text{nm}$ N207: $2074 \pm 20.5\text{nm}$ N131: $1306 \pm 11.3\text{nm}$

表 3.2: miniTAO/ANIR 装置情報

観測は2012年11月と2013年11月に実施し, 10天体のLIRGを撮像した(表3.3). 近傍LIRGの赤方偏移したPa $\beta$ 輝線(静止波長1282nm)を捉えるため, N131フィルタ(N131:  $1306 \pm 11.3\text{nm}$ ,  $0.010 < z < 0.028$ に対応)を使用した. 連続光撮像はJバンドフィルタを使用している. セル فسカiframe作成とバッドピクセル・宇宙線の除去のため, 9点または5点ディザリングにより画像を取得した.

観測天体	積分時間 [s] (フレームあたり × フレーム数 = 合計)		観測日
	J	N131	
NGC23	30 × 9 = 270	150 × 14 = 2100	2013.11.20
NGC34	60 × 9 = 540	120 × 18 = 2160	2012.11.02
NGC232	30 × 9 = 270	150 × 14 = 2100	2013.11.20
IC1623A/B	60 × 8 = 480	120 × 18 = 2160	2012.11.02
ESO244-G012	30 × 9 = 270	150 × 14 = 2100	2013.11.21
UGC2238	30 × 9 = 270	150 × 14 = 2100	2013.11.20
NGC1614	30 × 9 = 270	150 × 14 = 2100	2013.11.20
MCG-05-12-006	30 × 9 = 270	150 × 14 = 2100	2013.11.21
IRASF06592-6313	60 × 9 = 540	180 × 13 = 2340	2012.11.15
MCG-01-60-022	60 × 9 = 540	120 × 18 = 2160	2012.11.02
シーイング	1".0 (median)		

表 3.3: miniTAO/ANIR Pa $\beta$  輝線 観測諸元

### 3.2.2 UH88/WFGS2 による H $\alpha$ 輝線撮像

H $\alpha$  輝線 (静止波長は 656.28nm) の狭帯域撮像観測は, ハワイ大学 88 インチ望遠鏡/Wide Field Spectrograph 2(UH88/WFGS2) を使用した. UH88 が位置するマウナケア (標高 4,200m) では, シーイングが  $\sim 0.''6$  (赤方偏移  $z = 0.02$  で  $\sim 240$ pc に相当) と小さいため, 空間分解した撮像が可能である. UH88/WFGS2 は, 視野が  $11'.5$  四方と, 我々のターゲット天体 (最大  $\sim 1'$ ) より十分大きく, ピクセルスケールも  $0.''34/\text{pixel}$  と miniTAO/ANIR と近い ( $0.''298/\text{pixle}$ ) ため, 画像間の比較を行いやすいという利点がある.

望遠鏡口径	2.2m
ピクセルスケール	$0.''34/\text{pixel}$
視野	$11'.5 \times 11'.5$
検出器	Tek 2k x 2k CCD
波長域	380–970nm
広帯域フィルタ	$g'$ : $482.5 \pm 50\text{nm}$ $r'$ : $626.1 \pm 50\text{nm}$ $i'$ : $767.2 \pm 50\text{nm}$ $z'$ : $909.7 \pm 60\text{nm}$
狭帯域フィルタ	wide H $\alpha$ : $651.5 \pm 25\text{nm}$ H $\alpha$ : $656.3 \pm 5\text{nm}$ [SII]+Li : $672.0 \pm 5\text{nm}$

表 3.4: UH88/WFGS2 装置情報, Uehara et al. (2004) より

観測は2012年8月14日, 2012年9月21日, 2014年9月26日の3回実施した。ただし, 2014年は天候不良のためデータは取得できていない。赤方偏移した  $H\alpha$  輝線を狭帯域 [SII]+Li フィルタ ( $672 \pm 5\text{nm}$ , 赤方偏移  $0.016 < z < 0.032$  に対応) で捉え, 連続光撮像用には  $r'$  フィルタ ( $626.1 \pm 50\text{nm}$ ) を使用した。セルフスカイフレーム作成とバッドピクセル・宇宙線の除去のため, 9点または5点ディザリングにより画像を取得した。観測は, 東大天文センターから UH88/WFGS2 の観測用 PC にログインし, リモートで行った。

表 3.5 に示した 9 天体の LIRG のほかに, フラックス校正用の標準星 (Landolt 2009) のある 6 領域を撮像した。(ただし, 標準星の撮像は  $r'$  フィルタのみ)。得られた画像は, 両日ともシーイングが悪く, 星像の PSF は  $2.5''$  (FWHM) 程度であった。

観測天体	積分時間 [s] (フレームあたり × フレーム数 = 合計)		観測日
	$r'$	[SII]+Li	
NGC34	$120 \times 6 = 720$	$240 \times 11 = 2640$	2012.09.21
NGC232	$120 \times 6 = 720$	$240 \times 14 = 3360$	2012.09.21
IC1623A/B	$60 \times 10 = 600$	$200 \times 16 = 3200$	2012.08.14
UGC2238	$120 \times 6 = 720$	$240 \times 11 = 2640$	2012.09.21
IRAS F02437+2122	$120 \times 6 = 720$	$240 \times 11 = 2640$	2012.09.21
UGC2982*	$120 \times 6 = 720$	$240 \times 4 = 960$	2012.09.21
NGC6926	$60 \times 17 = 1020$	$200 \times 14 = 2800$	2012.08.14
CGCG453-062	$60 \times 7 = 420$	$200 \times 10 = 2000$	2012.08.14
Mrk331	$120 \times 6 = 720$	$240 \times 14 = 3360$	2012.09.21
シーイング	$2''.5$ (median)		

表 3.5: UH88/WFGS2 狭帯域  $H\alpha$  輝線撮像 観測諸元.

### 3.2.3 なゆた/LISS による $H\alpha$ 輝線撮像

なゆた望遠鏡は兵庫県立大学西はりま天文台にある, 口径 2m の反射式望遠鏡である。国内で最大級の口径をもつこの望遠鏡は, 観測地点の典型的なシーイングサイズが  $1''.2$  (赤方偏移  $z = 0.02$  で  $\sim 500\text{pc}$  に相当) であることも含め, 近傍銀河を空間分解して観測するのに適している。

LISS (Line Imager and Slit Spectrograph, Hashiba et al. 2014) は直径  $4'$  の視野をもち, 一回の撮像で我々のターゲット天体 (最大  $\sim 1'$ ) の全体を捉えられる。また, ピクセルスケールは  $0''.26/\text{pixel}$  であり, miniTAO/ANIR で撮像した画像 ( $0''.298/\text{pixle}$ ) と比較しやすい。

LISS に搭載された既存のフィルタでは, 我々のサンプルの中で赤方偏移した  $H\alpha$  輝線を捉えられる天体が少なかったため, 新たに狭帯域フィルタを作成した (透過バンド:  $671 \pm 5\text{nm}$ , [SII] 輝線静止波長に近いため [SII]<sub>rest</sub> と命名)。

\*狭帯域フィルタでの観測フレーム数が少なく, また, 望遠鏡の焦点も合っていないため, これ以降の議論に含めなかった。

2015年12月に観測時間が割り当てられたが、天候不良のため新たなデータは取得できなかった。

望遠鏡口径	2.0m
ピクセルスケール	0."26 /pixel
視野	4'(直径)
検出器	Hamamatsu 2K × 1K CCD
波長域	350–1050 nm
広帯域フィルタ	$B, V, R_C, I_C, g', r', i', z'$
狭帯域フィルタ	$H\beta, H\alpha, [SII]_{rest}, [SII], [SIII]$
中帯域フィルタ	F01–19

表 3.6: なゆた/LISS 装置情報 (撮像モード)

### 3.3 解析

#### 3.3.1 解析手段

観測で取得した FITS 形式の画像は、IRAF(ver.2.16.1, <http://iraf.noao.edu/>) および PyRAF(ver.2.1.6, [http://www.stsci.edu/institute/software\\_hardware/pyraf](http://www.stsci.edu/institute/software_hardware/pyraf)), PyFITS ([http://www.stsci.edu/institute/software\\_hardware/pyfits](http://www.stsci.edu/institute/software_hardware/pyfits)) を用いたスクリプトを作成・使用して解析した。

#### 3.3.2 一次処理

CCD や赤外 2 次元アレイ検出器では、各受光素子 (ピクセル) での光子のカウント値を画像として取得するが、その値は以下に示す通り天体からのシグナル以外にも様々な成分が含まれている。

$$[\text{検出カウント}] = \{ [\text{天体}] + [\text{スカイ}] + [\text{宇宙線}] \} \times [\text{感度ムラ}] + [\text{バイアス}] \quad (3.1)$$

したがって、取得した生画像から天体のフラックスのみを取り出すためのデータ加工をする必要がある。このデータ加工プロセスを一次処理やリダクションと呼ぶ。

#### バイアス引き (CCD の場合)

可視の観測で用いる CCD の出力にはバイアス電圧が印加されており、これがカウントに加算されている。そのため、観測で取得した生画像からはまず最初にバイアス成分を除去する。バイアスは積分時間 0 で検出器読み出しを行うことで得られる。複数のフレームを 1 枚に合成し、バイアスフレームとする。

### フラット補正

望遠鏡に一樣輝度の光が入射している場合でも、望遠鏡や観測装置の光学系、検出器の線形性に由来する系統的な感度ムラが画像上に現れる。この感度ムラを除去（フラット補正）するために、検出器に一樣な光を入射させて感度ムラのパターンを画像として取得する。

一樣な光を入射させる方法として、日没直後や日の出前の明るい空を観測する方法：トワイライトフラット、望遠鏡ドーム内に設置した白板を使って一樣な光を入射させる方法：ドームフラットなどがある。

取得した画像はバイアスを引いた後1枚に合成し、画像全体のカウントの平均値を求めて規格化する（フラットフレーム）。フラット補正は、天体フレームをフラットフレームで割り算することにより行う。

### バッドピクセル補完

検出器は一部の素子の不良により、感度を持たず常に一定値をとるピクセル（バッドピクセル）が生じることがある。このようなピクセルの影響を軽減するために、あらかじめバッドピクセルの位置をマスク画像として取得しておき（バッドピクセルマスク）、天体画像のバッドピクセルをマスク画像の情報をもとに周辺のピクセル値を用いて補完する。バッドピクセルの抽出は、バイアスフレームとフラットフレームの両画像でカウント値が平均から大きく外れているピクセルを選び出すことで行う。

### スカイ引き

上記の補正をした後に残るのは天体のカウントに加えて大気の散乱光によるカウントである。スカイを引くには、天体近くの何も写っていない領域を撮像するか、あるいは画像全体の平均的な値を用いて一律に差し引くという方法がある。

本研究では、画像全体の平均的な値を使って天体を人工的にマスクした画像を（ディザリングしている）複数フレームで作成し、これらを合成してもとのフレームから差し引くことで除去している。このように、天体フレームから作成したスカイ画像をセルフスカイと呼ぶ。

### 宇宙線の除去

検出器に宇宙線が飛来すると、素子に局所的な電荷が生じてしまい、天体像のコンタミネーションとなる。積分時間が長いと多くの宇宙線が1枚のフレームに写り込んでしまうため、通常は複数の積分に分割する方法がとられる。この方法では、宇宙線による高いカウント値は、次のスタッキングで1枚の画像に合成する際にノイズとして除去することができる。

### スタッキング

最後に各フレームを合成する (スタッキング). 合成することにより S/N が向上し, バックピクセルや宇宙線の影響を抑えることができる

IRAF では `wcsmatch` や `xyxymatch` コマンドにより各画像間で天体位置を合わせた後, `imcombine` コマンドを使用して1枚の画像に合成する. `imcombine` のパラメータについては基本的に複数の画像の平均値をとり `combine=average` としている. 同じ座標における複数の pixel 値のうち外れ値を除外するための `reject` オプションでは, `sigclip` または `avsigclip` を用い, 除外する `threshold` の大きさである `sigma` の大きさはデフォルトの  $3\sigma$  を用いている.

### フラックスキャリブレーション

最後に, 画像のカウントを実際の物理的なフラックス量と結びつける (フラックスキャリブレーション). フラックスキャリブレーションでは, あらかじめ等級が求められている参照天体 (測光標準星) を観測し, 測光して得られたカウントと等級の関係を求める.

ここでは, 具体的に, カウント [ADU] からフラックス密度 [Jy] へ変換する方法を述べる. まず, 参照天体ごとに測光して得られたカウント  $N$  から等級 (器械等級; 観測装置から得られる暫定的な等級) を求める.

$$m_{\text{ins}} = -2.5 \log(N) \quad (3.2)$$

また, あらかじめ求められている等級  $m_{\text{AB,cat}}$  (カタログ等級) は, フラックス密度  $F_{\nu,\text{cat}}$  を用いて

$$m_{\text{AB,cat}} = -2.5 \log(F_{\nu,\text{cat}}) - 48.6 \quad (3.3)$$

と表すことができる.

次に, カウントから求めた器械等級  $m_{\text{ins}}$  をカタログ等級  $m_{\text{AB,cat}}$  に結びつける. カウント  $N$  は検出器が線形性を保持する範囲でフラックス密度  $F_{\nu,\text{cat}}$  に比例するため,

$$\alpha = F_{\nu,\text{cat}}/N \quad (3.4)$$

と表すことができ, カatalog等級に対するカウントの等級原点  $m_0$  は

$$m_0 = m_{\text{AB,cat}} - m_{\text{ins}} = -2.5 \log(\alpha) - 48.6 \quad (3.5)$$

以上より, カatalog等級  $m_{\text{AB,cat}}$  と測光から求めた  $m_{\text{ins}}$  から等級原点  $m_0$  を求めることにより, 変換係数  $\alpha$  が求められる.

$$\alpha = 3631 \times 10^{-0.4 \times m_0} \text{ [Jy/ADU]} \quad (3.6)$$

この  $\alpha$  を画像全体に適用することにより画像のピクセル値をフラックス密度として測定できるようになる.

また, キャリブレーションは天体観測時の高度角に依存した大気吸収による減光の影響を考慮して行う必要がある. 大気吸収量は天体の観測時の高度角によって異なり, 天頂で

の大気吸収量との比 (airmass) を用いて評価する. 高度角が  $30^\circ$  以上の場合は, 天頂からの角度を  $z$  として  $\sec z$  で近似できるが, 低高度では地球が球体であることを考慮しなければならない. ターゲット天体と近い高度角の参照天体を用いることで大気吸収による影響を抑えられるが, そうでない場合は複数天体の等級原点と airmass の関係から内挿により等級原点を求めることが可能である.

miniTAO/ANIR による  $\text{Pa}\beta$  輝線観測では, ターゲット天体と同視野内にある Two Micron All Sky Survey(2MASS) Point Source Catalog に登録された恒星の J, H バンドの測光データを使用してフラックス較正を行っており, airmass による補正は行っていない.

一方, UH88/WFGS2 による  $\text{H}\alpha$  輝線観測では, 一部のターゲット天体 (ID:03,07,32,37) には同視野内の恒星で Sloan Digital Sky Survey(SDSS) による  $r'$  フィルタの測光データが存在し, 画像内で等級原点が求められている. しかし, それ以外の天体では, SDSS のデータのある天体と観測した複数の Landolt 標準星について求めた異なる airmass ごとの等級原点の内挿を使用した. Landolt 標準星のカタログ等級は  $UBVR_CI_C$  フィルタを用いた Vega 等級の測光システムを使っているため, Smith et al. (2002) による  $u'g'r'i'z'$  フィルタを用いた AB 等級の測光システム変換式  $r' = V - 0.81(V - R) + 0.13$  を用いて  $r'$  フィルタの等級に変換している. なお, 上記のキャリブレーションは全て  $r'$  フィルタのみで行っており, 狭帯域 [SII]+Li フィルタのキャリブレーションは天体画像視野内の恒星のフラックスを用いて  $r'$  フィルタにスケールリングすることにより行っている.

### 3.3.3 輝線フラックスの算出方法

天体の輝線放射は, 連続光 (continuum) の上に加算されている. 輝線のフラックスは, 輝線成分を多く取得するための狭帯域フィルタ (Narrow Band filter: NB) で捉えた画像から連続光成分を除去することにより求める. そのため, 広帯域フィルタ (Broad Band filter: BB) を使って大部分が連続光成分で占められた画像を取得する. 我々は,  $\text{Pa}\beta$ ,  $\text{H}\alpha$  輝線の観測に, 輝線中心波長を透過バンドに含む広帯域フィルタを用いてを行っている (図 3.2). この方法では, 輝線波長付近の連続光強度が測定できる利点があるが, 連続光強度を求めるためには広帯域フィルタから輝線成分を取り除く必要がある.

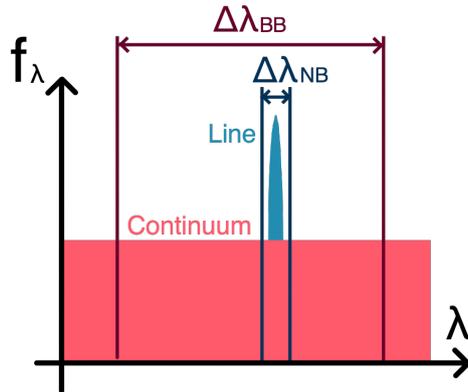


図 3.2: 天体の輝線放射スペクトルに含まれている連続光成分 (continuum) と輝線成分 (line) を狭帯域フィルタ (バンド幅: $\Delta\lambda_{NB}$ ) と広帯域フィルタ (バンド幅: $\Delta\lambda_{BB}$ ) で捉えた様子.

$P_{\alpha\beta}$ ,  $H\alpha$  輝線輝線フラックスの算出方法を説明する, 連続光強度がフィルタの透過バンド内で一定, かつ, 輝線強度が狭帯域フィルタと広帯域フィルタで等しいことを仮定している.

広帯域, 狭帯域フィルタで取得したフラックス密度はそれぞれ以下のように連続光成分と輝線成分に分解できる (式 3.7, 3.8, 図 3.3).

$$f_{\lambda, BB} = f_{\lambda, C} + \frac{F_L}{\Delta\lambda_{BB}} \quad (3.7)$$

$$f_{\lambda, NB} = f_{\lambda, C} + \frac{F_L}{\Delta\lambda_{NB}} \quad (3.8)$$

ここで,  $f_{\lambda, C}$  は連続光のフラックス密度,  $F_L$  は輝線のフラックス,  $\Delta\lambda$  は各フィルタのバンド幅である.

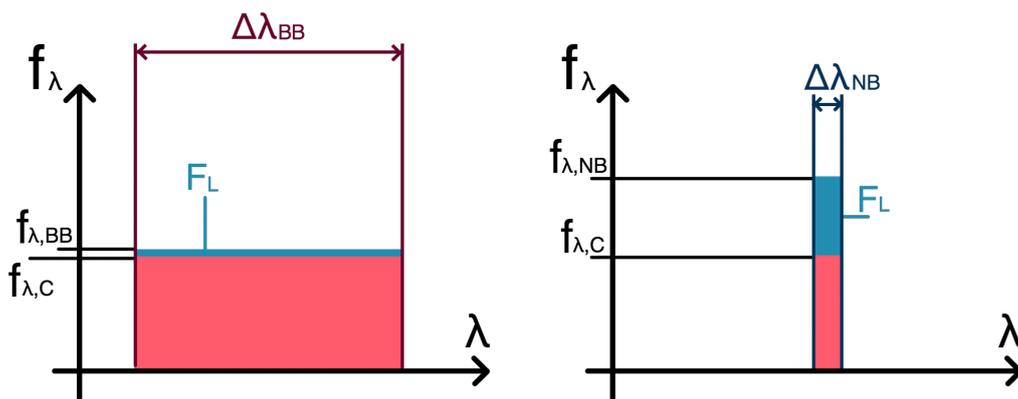


図 3.3: 各フィルタには輝線成分と連続光成分が含まれている. 輝線成分だけを取り出すためには連続光強度を求める必要がある.

式 (3.7),(3.8) より, 広帯域フィルタで取得したフラックスから狭帯域フィルタを使って

輝線成分を差し引き、連続光成分を求める (式 3.9, 図 3.4).

$$f_{\lambda,C} = \frac{f_{\lambda,BB}\Delta\lambda_{BB} - f_{\lambda,NB}\Delta\lambda_{NB}}{\Delta\lambda_{BB} - \Delta\lambda_{NB}} \quad (3.9)$$

こうして得られた連続光成分  $f_{\lambda,C}$  を、狭帯域フィルタのフラックスから差し引いて (式 3.10) 輝線フラックスを得る.

$$F_L = (f_{\lambda,NB} - f_{\lambda,C})\Delta\lambda_{NB} \quad (3.10)$$

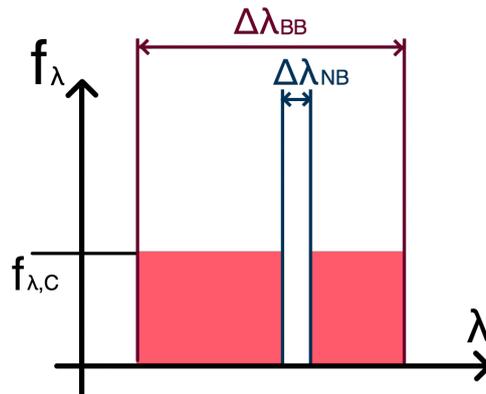


図 3.4: 広帯域フィルタに含まれる輝線成分を狭帯域フィルタのフラックスを使って差し引くことで連続光強度を求める.

### 3.3.4 内挿による連続光画像の作成

前節では、連続光が波長によらず一定であることを仮定したが、実際の連続光スペクトルには勾配が存在する。そのため、狭帯域・広帯域フィルタの中心波長がずれている場合には、狭帯域フィルタに含まれる連続光成分を過小ないし過大評価する可能性がある。例えば、式 (3.10) の連続光の差し引きは、銀河周辺に写っている星像が消えるように連続光画像をスケールしてから連続光を引くことになるが、LIRG の連続光が周囲の星に比べて赤い場合は、上記方法で求めた連続光強度が実際に狭帯域フィルタの画像に含まれているものより小さく求まるため、輝線画像に連続光が残ってしまい、輝線強度が実際より強くなってしまう。そこで、以下のような補正を行った。

#### Pa $\beta$ 輝線の continuum

miniTAO/ANIR による観測で用いた狭帯域 N131 フィルタ (中心波長 1306nm, バンド幅 22nm) の透過域は、広帯域の J バンドフィルタ (中心波長 1250nm, バンド幅 160nm) の端に位置する (図 3.5)。上記の影響を避けるため、H バンド (中心波長 1635nm, バンド幅 300nm) の画像と J バンド連続光画像から N131 の連続光画像を作成した。このとき、連続光のフラックス密度 ( $f_\lambda[\text{erg/s/cm}^2/\text{nm}]$ ) が波長空間で線形であることを仮定し、各フィルタの中心波長を使って内挿している。

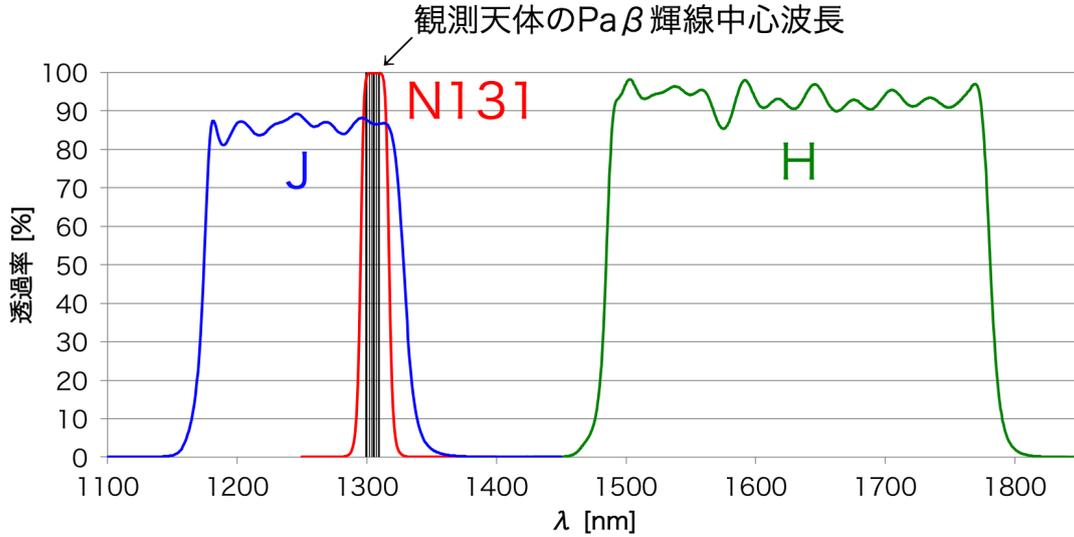


図 3.5: J, N131, H バンドフィルタの透過曲線と観測天体の赤方偏移した Pa $\beta$  輝線. N131 フィルタが J バンドの端に位置するため, J-H バンドの内挿により連続光強度の勾配の影響を減らす.

### H $\alpha$ 輝線の continuum

UH88/WFGS2 による観測で用いた狭帯域フィルタ [SII]+Li(中心波長 672nm) の透過域は, 広帯域フィルタ  $r'$ (中心波長 626.1nm) の端に位置するため(図 3.6), 連続光の勾配の影響を受けると考えられる. しかしながら, 観測では [SII]+Li より長波長側の広帯域フィルタによる撮像を行わなかったため, 内挿による連続光画像は得られなかった. そのため, 解析では連続光強度が一定であると仮定して輝線フラックスを求めている.

### 3.3.5 ノイズ評価

輝線フラックス測定に対する画像天体の測光と同じサイズの開口を輝線画像に一樣に配置して測光し, 測光値のヒストグラムの負の側に gaussian fitting をして  $1\sigma$  の値を評価した. ただし, サイズの大きい天体  $> 6''$  については gaussian fitting に十分な測光データ点数を取得するため,  $\sim 6''$  程度の開口サイズを使用し, 得られたノイズを開口面積の平方根でスケールして天体の測光に使った開口サイズの値に変換している.

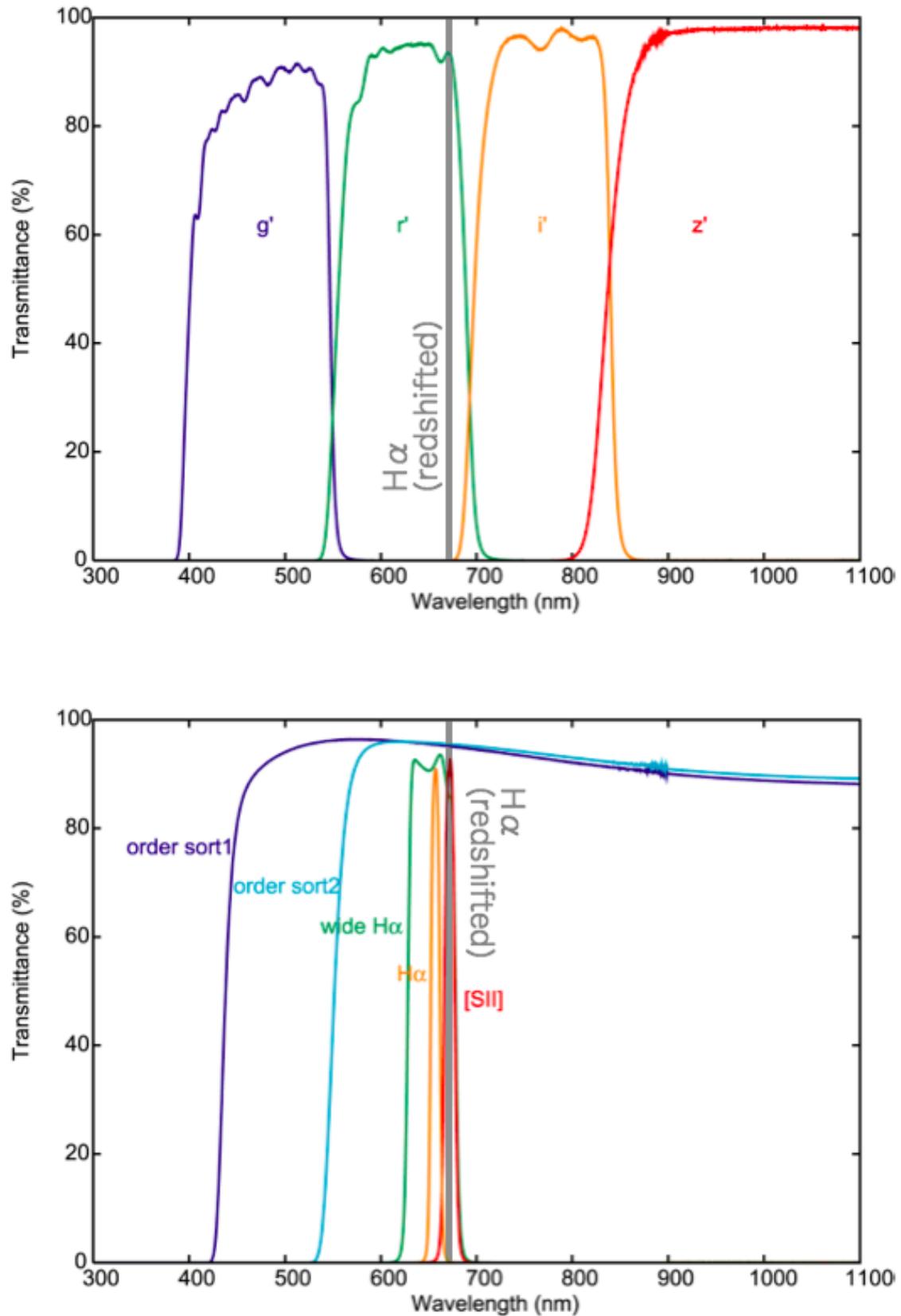


図 3.6: UH88/WFGS2 搭載フィルタの透過曲線と観測天体の赤方偏移した  $H\alpha$  輝線波長域 ( $z=0.018-0.025$ ). <<http://www.ifa.hawaii.edu/88inch/instruments/wfgs2/wfgs2-summary.pdf>> より.

## 第4章 ダスト減光量の評価

### 4.1 各輝線ペアの強度比と減光量の測定

#### 4.1.1 輝線フラックスの測定

取得した輝線画像から輝線フラックスを求め、天体ごとに比較した。輝線画像は連続光画像に写っている銀河周辺の星の座標を用いて位置を合わせをし、同じ位置とサイズの開口で測光した(例:IC1623 図 4.1)。輝線画像間のシーイングサイズが大幅に異なるため、輝線ペアごとに IRAF の daophot.psfmatch により PSF をそろえた上で測光している。

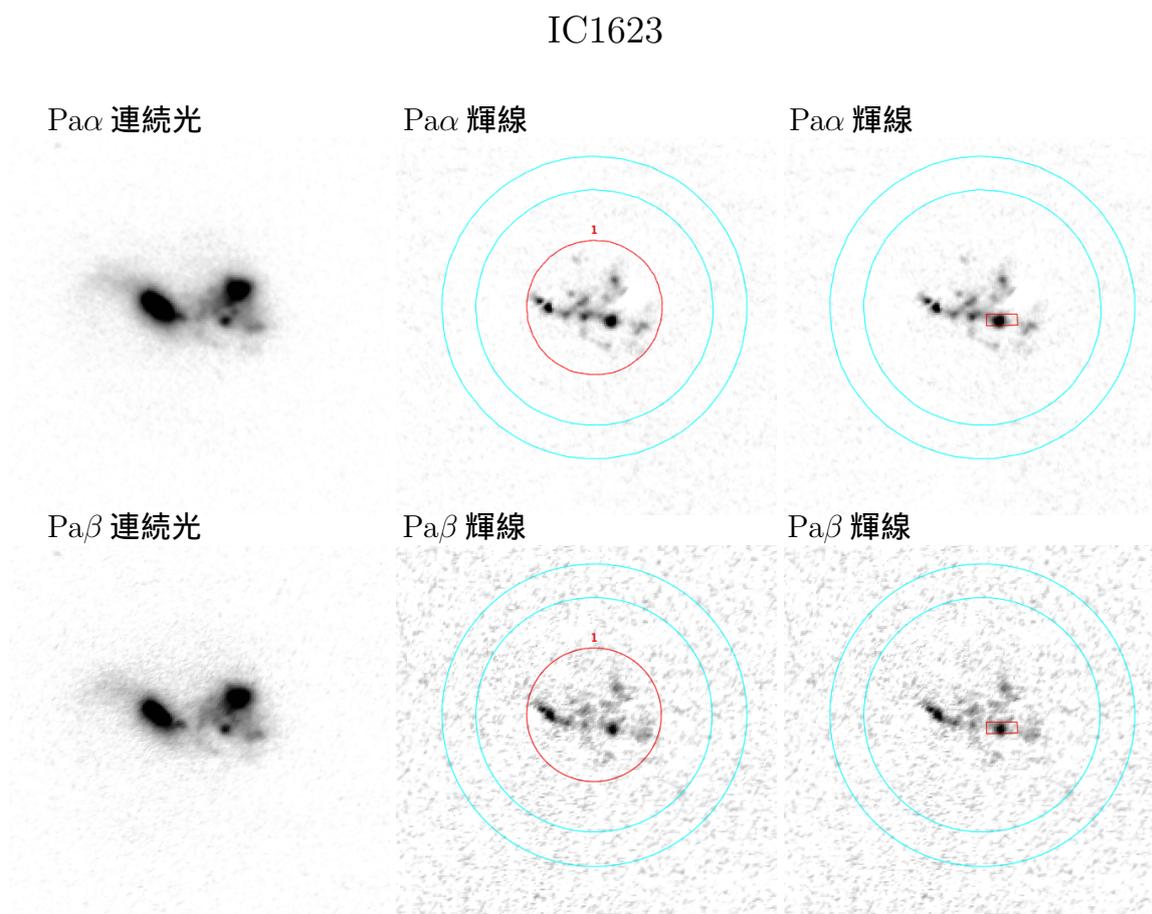


図 4.1: IC1623 の  $\text{Pa}\alpha$ ,  $\text{Pa}\beta$  連続光画像 (左), 輝線画像 (中央:銀河全体の開口, 右:中心領域 (South East) の開口). 赤線:測光領域, 水色:スカイ取得領域)

### 4.1.2 使用した減光則

減光量は式 2.16 を用い, Cardelli et al. (1989) の減光曲線 ( $R_V = 3.1$ , 表 4.1) を使って求めた.

$R_V$	$k(\text{Pa}\alpha)$	$k(\text{Pa}\beta)$	$k(\text{H}\alpha)$	$k(\text{H}\beta)$
3.1	0.4552	0.8395	2.535	3.609

表 4.1: Cardelli et al. (1989) の減光曲線  $R_V = 3.1$ (Milky Way) を使用した場合の, 各輝線の  $k(\lambda)(= A(\lambda)/E(B - V))$  (式 2.5-2.9).

### 4.1.3 intrinsic な輝線強度比

減光を受けていない intrinsic な輝線強度比は, 電離ガスの電子温度  $T_e$ , 電子密度  $n_e$ , 輝線再吸収の有無から理論的に求めることができる. 本研究では, Hummer & Storey (1987) より,  $T_e = 10^4\text{K}$ ,  $n_e = 10^3\text{cm}^{-3}$ , caseB(輝線再吸収あり) を仮定した値を用いている (表 4.2).

輝線ペア	強度比
$\text{Pa}\alpha/\text{Pa}\beta$	2.06
$\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha$	0.118
$\text{Pa}\beta/\text{H}\alpha$	0.0570
$\text{H}\alpha/\text{H}\beta$	2.86

表 4.2: 水素電離輝線の intrinsic な強度比 ( $T_e = 10^4\text{K}$ ,  $n_e = 10^3\text{cm}^{-3}$ , caseB を仮定; Hummer & Storey (1987) より)

## 4.2 銀河全体の輝線強度比と減光量

銀河全体の  $\text{Pa}\alpha$ ,  $\text{Pa}\beta$ ,  $\text{H}\alpha$  輝線フラックスを測光し, 強度比を求めた. 測光の開口は, 主に IRAF の apphot コマンドによる円形開口を使用しているが, 輝線領域の縦横比の大きい天体では, ノイズの影響を軽減するため長方形の開口でフラックスを取得した\*. 開口の中心座標は, 減光の影響が最も小さい  $\text{Pa}\alpha$  連続光画像のピークを使用した.

$\text{H}\alpha$  輝線の狭帯域フィルタの画像には [NII] 輝線 (静止波長 654.8nm, 658.4nm) のコンタミネーションがあるため取り除く必要がある. Moustakas & Kennicutt (2006) により銀河全体の [NII]/ $\text{H}\alpha$  輝線強度比が求められており (表 4.6, IRAS F02437+2122 を除く), その比を使用して [NII] 輝線の寄与を除去した. なお, NGC34, IRAS F02437+2122 はほぼ点源であるため, Kim et al. (1995), Veilleux et al. (1995) のスリット分光で求められている中心領域の [NII]/ $\text{H}\alpha$  輝線強度比を用いた (表 4.11).

\*PyFITS を用いて輝線の fits 画像を読み込み, 矩形領域のフラックスを取得した. スカイは IRAF apphot の円形領域で取得した.

結果を表 4.3, 4.4, 4.5 に, また, 文献の  $H\alpha/H\beta$  輝線強度比とそこから求めた減光量を表 4.6 に示す.

#### 4.2.1 $Pa\alpha/Pa\beta$

銀河全体の  $Pa\alpha/Pa\beta$  輝線強度比および  $A_V(Pa\alpha/Pa\beta)$  を表 4.3 に示す.

ID (1)	天体名 (2)	開口サイズ ["] (PA[deg]) (3)	F( $Pa\alpha$ ) [erg/s/cm <sup>2</sup> ] (4)	F( $Pa\beta$ ) [erg/s/cm <sup>2</sup> ] (5)	$Pa\alpha/Pa\beta$ (6)	$A_V$ [mag] (7)
1	NGC 23	4.5	$2.05 \times 10^{-13} \pm 5.66 \times 10^{-15}$	$9.38 \times 10^{-14} \pm 5.27 \times 10^{-15}$	$2.19 \pm 0.14$	$0.53 \pm 1.26$
2	NGC 34	7.45	$4.29 \times 10^{-13} \pm 1.10 \times 10^{-14}$	$3.32 \times 10^{-14} \pm 1.10 \times 10^{-14}$	$12.9 \pm 4.3$	$21.5 \pm 3.77$
3	NGC 232	6.0	$7.64 \times 10^{-14} \pm 7.81 \times 10^{-15}$	$3.16 \times 10^{-14} \pm 7.78 \times 10^{-15}$	$2.42 \pm 0.64$	$2.77 \pm 5.26$
4	IC 1623	11.9	$7.21 \times 10^{-13} \pm 3.84 \times 10^{-14}$	$1.77 \times 10^{-13} \pm 1.12 \times 10^{-14}$	$4.08 \pm 0.34$	$5.98 \pm 1.67$
5	ESO 244-G012	3.0	$3.33 \times 10^{-13} \pm 2.30 \times 10^{-15}$	$9.82 \times 10^{-14} \pm 3.13 \times 10^{-15}$	$3.40 \pm 0.11$	$4.38 \pm 0.66$
6	UGC 2238	7.8×31.2 (135)	$4.75 \times 10^{-13} \pm 2.64 \times 10^{-14}$	$1.01 \times 10^{-13} \pm 3.28 \times 10^{-14}$	$4.68 \pm 1.54$	$7.19 \pm 6.6$
9	NGC 1614	7.5	$1.09 \times 10^{-12} \pm 2.04 \times 10^{-14}$	$2.50 \times 10^{-13} \pm 1.08 \times 10^{-14}$	$4.38 \pm 0.21$	$6.61 \pm 0.95$
10	MCG -05-12-006	3.0	$1.62 \times 10^{-13} \pm 2.10 \times 10^{-15}$	$5.70 \times 10^{-14} \pm 8.83 \times 10^{-15}$	$2.84 \pm 0.44$	$2.82 \pm 3.14$
13	IRAS F06592-6313	2.4	$4.86 \times 10^{-14} \pm 1.76 \times 10^{-15}$	$5.44 \times 10^{-15} \pm 2.00 \times 10^{-15}$	$8.93 \pm 3.31$	$12.8 \pm 7.47$
35	MCG -01-60-022	10.4	$1.81 \times 10^{-13} \pm 1.31 \times 10^{-14}$	$5.24 \times 10^{-14} \pm 1.08 \times 10^{-14}$	$3.46 \pm 0.75$	$4.54 \pm 4.4$

表 4.3: (1) 天体 ID, (2) 天体名, (3) 開口サイズ:円形開口の半径または長方形開口のサイズと Position Angle(PA), 開口中心位置は  $Pa\alpha$  連続光表面輝度のピーク, (4)–(6) 銀河全体の  $Pa\alpha$ ,  $Pa\beta$  輝線フラックスとその強度比, PSF は  $\sim 1''$  にそろえている. (7) Cardelli et al. (1989) の減光則 ( $R_V=3.1$ ) で求めた減光量  $A_V$ .

#### 4.2.2 $Pa\alpha/H\alpha$

銀河全体の  $Pa\alpha/H\alpha$  輝線強度比および  $A_V(Pa\alpha/H\alpha)$  を表 4.3 に示す.

ID (1)	天体名 (2)	開口サイズ ["] (PA[deg]) (3)	F( $Pa\alpha$ ) [erg/s/cm <sup>2</sup> ] (4)	F( $H\alpha$ ) [erg/s/cm <sup>2</sup> ] (5)	$Pa\alpha/H\alpha$ (6)	$A_V$ [mag] (7)
2	NGC 34	7.45	$4.24 \times 10^{-13} \pm 1.30 \times 10^{-14}$	$1.04 \times 10^{-13} \pm 5.27 \times 10^{-16}$	$4.07 \pm 0.13$	$5.73 \pm 0.134$
3	NGC 232	8.94	$6.52 \times 10^{-14} \pm 1.11 \times 10^{-14}$	$1.90 \times 10^{-13} \pm 7.66 \times 10^{-16}$	$0.34 \pm 0.06$	$1.73 \pm 0.636$
4	IC 1623	14.9	$6.85 \times 10^{-13} \pm 3.66 \times 10^{-14}$	$2.44 \times 10^{-12} \pm 2.27 \times 10^{-15}$	$0.28 \pm 0.01$	$1.40 \pm 0.170$
6	UGC 2238	13.4×34.6 (135)	$3.39 \times 10^{-13} \pm 2.06 \times 10^{-14}$	$1.34 \times 10^{-13} \pm 1.87 \times 10^{-15}$	$2.53 \pm 0.16$	$4.96 \pm 0.232$
7	IRAS F02437+2122	5.96	$2.12 \times 10^{-14} \pm 5.36 \times 10^{-15}$	$6.41 \times 10^{-15} \pm 3.36 \times 10^{-16}$	$3.31 \pm 0.85$	$5.40 \pm 0.957$
24	NGC 6926	47.7×77.5 (0)	$9.73 \times 10^{-13} \pm 9.14 \times 10^{-14}$	$7.33 \times 10^{-13} \pm 2.92 \times 10^{-15}$	$1.33 \pm 0.12$	$3.92 \pm 0.350$
32	CGCG453-062	14.9	$1.01 \times 10^{-13} \pm 1.35 \times 10^{-14}$	$1.39 \times 10^{-13} \pm 1.13 \times 10^{-15}$	$0.73 \pm 0.10$	$2.95 \pm 0.496$
37	Mrk 331	8.94	$3.89 \times 10^{-13} \pm 2.87 \times 10^{-14}$	$3.95 \times 10^{-13} \pm 1.84 \times 10^{-15}$	$0.99 \pm 0.07$	$3.44 \pm 0.275$

表 4.4: (1) 天体 ID, (2) 天体名, (3) 開口サイズ:円形開口の半径または長方形開口のサイズと Position Angle(PA), 開口中心位置は  $Pa\alpha$  連続光表面輝度のピーク, (4)–(6) 銀河全体の  $Pa\alpha$ ,  $H\alpha$  輝線フラックスとその強度比, PSF は  $\sim 2''.5$  にそろえている. (7) Cardelli et al. (1989) の減光則 ( $R_V=3.1$ ) で求めた減光量  $A_V$ .

#### 4.2.3 $Pa\beta/H\alpha$

銀河全体の  $Pa\beta/H\alpha$  輝線強度比および  $A_V(Pa\beta/H\alpha)$  を表 4.3 に示す.

ID (1)	天体名 (2)	開口サイズ ["] (PA[deg]) (3)	F(Pa $\beta$ ) [erg/s/cm <sup>2</sup> ] (4)	F(H $\alpha$ ) [erg/s/cm <sup>2</sup> ] (5)	Pa $\beta$ /Pa $\alpha$ (6)	A <sub>V</sub> [mag] (7)
2	NGC 34	7.45	$3.53 \times 10^{-14} \pm 9.97 \times 10^{-15}$	$1.04 \times 10^{-13} \pm 5.27 \times 10^{-16}$	$0.339 \pm 0.10$	$3.54 \pm 1.29$
3	NGC 232	8.94	$2.89 \times 10^{-14} \pm 1.13 \times 10^{-14}$	$1.90 \times 10^{-13} \pm 7.66 \times 10^{-16}$	$0.152 \pm 0.060$	$1.95 \pm 1.79$
4	IC 1623	14.9	$2.07 \times 10^{-13} \pm 1.13 \times 10^{-14}$	$2.44 \times 10^{-12} \pm 2.27 \times 10^{-15}$	$0.0849 \pm 0.0046$	$0.79 \pm 0.249$
6	UGC 2238	13.4×34.6 (135)	$7.32 \times 10^{-14} \pm 2.18 \times 10^{-14}$	$1.34 \times 10^{-13} \pm 1.87 \times 10^{-15}$	$0.547 \pm 0.16$	$4.49 \pm 1.36$

表 4.5: (1) 天体 ID, (2) 天体名, (3) 開口サイズ:円形開口の半径または長方形開口のサイズと Position Angle(PA), 開口中心位置は Pa $\alpha$  連続光表面輝度のピーク, (4)–(6) 銀河全体の Pa $\beta$ , H $\alpha$  輝線フラックスとその強度比, PSF は  $\sim 2''.5$  にそろえている. (7) Cardelli et al. (1989) の減光則 ( $R_V=3.1$ ) で求めた減光量  $A_V$ .

#### 4.2.4 文献中の H $\alpha$ /H $\beta$

Moustakas & Kennicutt (2006) により, 近傍星形成銀河の大規模な分光サーベイが行われており, スリットスキャン観測により銀河全体の H $\alpha$ , H $\beta$  輝線フラックスが得られている. 銀河全体の H $\alpha$ /H $\beta$  輝線強度比および  $A_V$ (H $\alpha$ /H $\beta$ ) を表 4.6 に示す.

ID (1)	天体名 (2)	開口サイズ ["] (PA[deg]) (3)	F(H $\alpha$ ) [erg/s/cm <sup>2</sup> ] (4)	F(H $\beta$ ) [erg/s/cm <sup>2</sup> ] (5)	H $\alpha$ /H $\beta$ (6)	A <sub>V</sub> [mag] (7)	[NII]/H $\alpha$ (8)
1	NGC 23	60×70 (90)	$1.16 \times 10^{-12} \pm 4.70 \times 10^{-14}$	$2.23 \times 10^{-13} \pm 9.90 \times 10^{-15}$	$5.19 \pm 0.31$	$1.87 \pm 0.434$	0.69
2	NGC 34	40×45 (90)	$2.04 \times 10^{-13} \pm 9.10 \times 10^{-15}$	$2.35 \times 10^{-14} \pm 2.30 \times 10^{-15}$	$8.67 \pm 0.93$	$3.47 \pm 0.776$	1.44
3	NGC 232	40×60 (90)	$2.35 \times 10^{-13} \pm 9.90 \times 10^{-15}$	$2.89 \times 10^{-14} \pm 2.10 \times 10^{-15}$	$8.13 \pm 0.68$	$3.28 \pm 0.606$	0.94
4	IC 1623	30×50 (90)	$2.79 \times 10^{-12} \pm 1.10 \times 10^{-13}$	$6.99 \times 10^{-13} \pm 2.80 \times 10^{-14}$	$3.99 \pm 0.22$	$1.04 \pm 0.406$	0.35
6	UGC 2238	30×60 (90)	$2.15 \times 10^{-13} \pm 9.00 \times 10^{-15}$	$2.98 \times 10^{-14} \pm 2.00 \times 10^{-15}$	$7.22 \pm 0.57$	$2.9 \pm 0.571$	0.67
9	NGC 1614	60×80 (90)	$1.94 \times 10^{-12} \pm 7.80 \times 10^{-14}$	$3.40 \times 10^{-13} \pm 1.40 \times 10^{-14}$	$5.70 \pm 0.33$	$2.16 \pm 0.415$	0.71
24	NGC 6926	60×75 (180)	$9.50 \times 10^{-13} \pm 3.80 \times 10^{-14}$	$2.39 \times 10^{-13} \pm 9.90 \times 10^{-15}$	$3.97 \pm 0.23$	$1.03 \pm 0.415$	0.37
32	CGCG453-062	20×35 (90)	$2.70 \times 10^{-13} \pm 1.20 \times 10^{-14}$	$5.36 \times 10^{-14} \pm 3.60 \times 10^{-15}$	$5.04 \pm 0.41$	$1.77 \pm 0.581$	0.56
37	Mrk 331	40×40 (90)	$5.00 \times 10^{-13} \pm 2.00 \times 10^{-14}$	$7.32 \times 10^{-14} \pm 3.50 \times 10^{-15}$	$6.83 \pm 0.43$	$2.73 \pm 0.45$	0.78

表 4.6: (1) 天体 ID, (2) 天体名, (3) 開口サイズ (スキャン幅 × スリットに沿った幅) と Position Angle(PA), (4)–(6) 銀河全体の H $\alpha$ , H $\beta$  輝線フラックスとその強度比 (Moustakas & Kennicutt 2006, on-line catalog より引用<sup>‡</sup>), (7) Cardelli et al. (1989) の減光則 ( $R_V=3.1$ ) で求めた減光量  $A_V$ , (8) 銀河全体の [NII]/H $\alpha$  輝線強度比 (Moustakas & Kennicutt 2006).

<sup>‡</sup><<http://vizier.nao.ac.jp/viz-bin/VizieR?-source=J/ApJS/164/81>>

### 4.3 中心領域の輝線強度比と減光量

銀河全体の  $\text{Pa}\alpha$ ,  $\text{Pa}\beta$ ,  $\text{H}\alpha$  輝線フラックスを測光し、強度比を求めた。測光の開口は、 $2'' \times 2\text{kpc}$  の長方形の開口を使用しており<sup>§</sup>, Kim et al. (1995), Veilleux et al. (1995) による可視分光サーベイで用いられているものと同じである。開口の中心座標は, Kim et al. (1995), Veilleux et al. (1995) の可視域の観測と合わせるため  $\text{H}\alpha$  連続光画像のピークを使用した。

$\text{H}\alpha$  輝線フラックスへの  $[\text{NII}]$  輝線のコンタミネーションは, Kim et al. (1995), Veilleux et al. (1995) により得られている同一開口内の  $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$  輝線強度比を用いて除いている。

結果を表 4.7, 4.8, 4.10 に, また, 文献の  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$  輝線強度比とそこから求めた減光量を表 4.11 に示す。

#### 4.3.1 $\text{Pa}\alpha/\text{Pa}\beta$

中心領域の  $\text{Pa}\alpha/\text{Pa}\beta$  輝線強度比および  $A_V(\text{Pa}\alpha/\text{Pa}\beta)$  を表 4.7 に示す。

ID (1)	天体名 (2)	開口サイズ ["] (PA[deg]) (3)	F( $\text{Pa}\alpha$ ) [erg/s/cm <sup>2</sup> ] (4)	F( $\text{Pa}\beta$ ) [erg/s/cm <sup>2</sup> ] (5)	$\text{Pa}\alpha/\text{Pa}\beta$ (6)	$A_V$ [mag] (7)
1	NGC 23	$2 \times 6.9$ (90)	$7.81 \times 10^{-14} \pm 1.83 \times 10^{-15}$	$3.15 \times 10^{-14} \pm 1.79 \times 10^{-15}$	$2.48 \pm 0.15$	$1.62 \pm 1.24$
2	NGC 34	$2 \times 5.4$ (90)	$2.71 \times 10^{-13} \pm 1.97 \times 10^{-15}$	$2.59 \times 10^{-14} \pm 1.52 \times 10^{-15}$	$10.5 \pm 0.62$	$14.2 \pm 1.19$
3	NGC 232	$2 \times 4.7$ (90)	$5.37 \times 10^{-14} \pm 1.28 \times 10^{-15}$	$2.32 \times 10^{-14} \pm 1.29 \times 10^{-15}$	$2.31 \pm 0.14$	$1.01 \pm 1.22$
4	IC 1623 SE	$2 \times 5.4$ (90)	$1.17 \times 10^{-13} \pm 1.76 \times 10^{-15}$	$2.31 \times 10^{-14} \pm 9.47 \times 10^{-16}$	$5.08 \pm 0.22$	$7.9 \pm 0.881$
6	UGC 2238	$2 \times 4.9$ (130)	$1.69 \times 10^{-13} \pm 1.57 \times 10^{-15}$	$2.83 \times 10^{-14} \pm 1.73 \times 10^{-15}$	$5.99 \pm 0.37$	$9.34 \pm 1.24$
9	NGC 1614	$2 \times 6.7$ (90)	$6.17 \times 10^{-13} \pm 2.69 \times 10^{-15}$	$1.64 \times 10^{-13} \pm 1.45 \times 10^{-15}$	$3.76 \pm 0.04$	$5.27 \pm 0.198$

表 4.7: (1) 天体 ID, (2) 天体名, (3) 開口サイズと Position Angle(PA), 開口中心位置は  $\text{H}\alpha$  連続光表面輝度のピーク, (4)–(6) 中心領域の  $\text{Pa}\alpha$ ,  $\text{Pa}\beta$  輝線フラックスとその強度比, PSF は  $\sim 1''$  にそろえている. (7) Cardelli et al. (1989) の減光則 ( $R_V=3.1$ ) で求めた減光量  $A_V$

#### 4.3.2 $\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha$

中心領域の  $\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha$  輝線強度比および  $A_V(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)$  を表 4.7 に示す。

<sup>§</sup>PyFITS を用いて輝線の fits 画像を読み込み, 矩形領域のフラックスを取得した。スカイは銀河全体と同じ領域を用いた。IRAS Bright Galaxy Survey-Part-II(Sanders et al. 1995) に属する NGC6926 (ID:24) のみ  $1.5'' \times 2\text{kpc}$  を使用した (Kim et al. 1995)

ID (1)	天体名 (2)	開口サイズ ["] (PA[deg]) (3)	F(Pa $\alpha$ ) [erg/s/cm <sup>2</sup> ] (4)	F(H $\alpha$ ) [erg/s/cm <sup>2</sup> ] (5)	Pa $\alpha$ /H $\alpha$ (6)	$A_V$ [mag] (7)
2	NGC 34	2 × 5.4 (90)	$2.26 \times 10^{-13} \pm 1.71 \times 10^{-15}$	$5.34 \times 10^{-14} \pm 4.65 \times 10^{-17}$	$4.23 \pm 0.03$	$5.79 \pm 0.0284$
3	NGC 232	2 × 4.7 (90)	$5.16 \times 10^{-14} \pm 1.21 \times 10^{-15}$	$5.40 \times 10^{-14} \pm 1.01 \times 10^{-16}$	$0.96 \pm 0.02$	$3.38 \pm 0.0879$
4	IC 1623 SE	2 × 5.4 (90)	$7.81 \times 10^{-14} \pm 1.57 \times 10^{-15}$	$2.28 \times 10^{-13} \pm 8.67 \times 10^{-17}$	$0.34 \pm 0.01$	$1.73 \pm 0.075$
6	UGC 2238	2 × 4.9 (130)	$3.26 \times 10^{-14} \pm 1.51 \times 10^{-15}$	$1.06 \times 10^{-14} \pm 5.81 \times 10^{-17}$	$3.09 \pm 0.14$	$5.28 \pm 0.174$
7	IRAS F02437+2122	2 × 4.4 (90)	$1.88 \times 10^{-14} \pm 7.37 \times 10^{-16}$	$3.36 \times 10^{-15} \pm 3.41 \times 10^{-17}$	$5.58 \pm 0.23$	$6.24 \pm 0.151$
24	NGC 6926	1.5 × 5.5 (90)	$6.96 \times 10^{-15} \pm 1.65 \times 10^{-15}$	$3.70 \times 10^{-15} \pm 5.86 \times 10^{-17}$	$1.88 \pm 0.45$	$4.48 \pm 0.883$
32	CGCG453-062	2 × 4.2 (90)	$1.38 \times 10^{-14} \pm 4.09 \times 10^{-16}$	$6.14 \times 10^{-15} \pm 7.10 \times 10^{-17}$	$2.25 \pm 0.07$	$4.77 \pm 0.118$
37	Mrk 331	2 × 5.8 (90)	$1.49 \times 10^{-13} \pm 2.78 \times 10^{-15}$	$1.66 \times 10^{-13} \pm 1.24 \times 10^{-16}$	$0.90 \pm 0.02$	$3.28 \pm 0.0696$

表 4.8: (1) 天体 ID, (2) 天体名, (3) 開口サイズと Position Angle(PA), 開口中心位置は H $\alpha$  連続光表面輝度のピーク, (4)–(6) 中心領域の Pa $\alpha$ , H $\alpha$  輝線フラックスとその強度比, PSF は  $\sim 2''.5$  にそろえている. (7) Cardelli et al. (1989) の減光則 ( $R_V=3.1$ ) で求めた減光量  $A_V$

### 4.3.3 Pa $\beta$ /H $\alpha$

中心領域の Pa $\beta$ /H $\alpha$  輝線強度比および  $A_V$ (Pa $\beta$ /H $\alpha$ ) を表 4.7 に示す.

ID (1)	天体名 (2)	開口サイズ ["] (PA[deg]) (3)	F(Pa $\beta$ ) [erg/s/cm <sup>2</sup> ] (4)	F(H $\alpha$ ) [erg/s/cm <sup>2</sup> ] (5)	Pa $\beta$ /Pa $\alpha$ (6)	$A_V$ [mag] (7)
2	NGC 34	2 × 5.4 (90)	$2.18 \times 10^{-14} \pm 1.29 \times 10^{-15}$	$5.34 \times 10^{-14} \pm 4.65 \times 10^{-17}$	$0.41 \pm 0.02$	$3.91 \pm 0.27$
3	NGC 232	2 × 4.7 (90)	$2.42 \times 10^{-14} \pm 1.21 \times 10^{-15}$	$5.40 \times 10^{-14} \pm 1.01 \times 10^{-16}$	$0.45 \pm 0.02$	$4.1 \pm 0.229$
4	IC 1623 SE	2 × 5.4 (90)	$1.69 \times 10^{-14} \pm 6.26 \times 10^{-16}$	$2.28 \times 10^{-13} \pm 8.67 \times 10^{-17}$	$0.07 \pm 0.00$	$0.527 \pm 0.169$
6	UGC 2238	2 × 4.9 (130)	$6.55 \times 10^{-15} \pm 1.56 \times 10^{-15}$	$1.06 \times 10^{-14} \pm 5.81 \times 10^{-17}$	$0.62 \pm 0.15$	$4.74 \pm 1.09$

表 4.9: 銀河中心の Pa $\beta$ /H $\alpha$  輝線強度比

表 4.10: (1) 天体 ID, (2) 天体名, (3) 開口サイズと Position Angle(PA), 開口中心位置は H $\alpha$  連続光表面輝度のピーク, (4)–(6) 中心領域の Pa $\beta$ , H $\alpha$  輝線フラックスとその強度比, PSF は  $\sim 2''.5$  にそろえている. (7) Cardelli et al. (1989) の減光則 ( $R_V=3.1$ ) で求めた減光量  $A_V$

### 4.3.4 文献中の H $\alpha$ /H $\beta$

Kim et al. (1995), Veilleux et al. (1995) により, 近傍 U/LIRG の大規模な可視分光サーベイが行われており<sup>¶</sup>, 中心領域の H $\alpha$ /H $\beta$  輝線強度比が得られている. 我々のサンプルでは, Veilleux et al. (1995) による H $\alpha$ /H $\beta$  輝線の分光データのあるものは 8 天体存在し (表 4.8), そのうち NGC6926 のみ BGS2 の銀河で, 他は BGS の銀河である.

中心領域の H $\alpha$ /H $\beta$  輝線強度比および  $A_V$ (H $\alpha$ /H $\beta$ ) を表 4.11 に示す.

<sup>¶</sup> サンプルは全 210 天体であり, IRAS Bright Galaxy Survey(BGS, 76 天体 Soifer et al. 1989), BGS-Part-II(BGS2, 38 天体 Sanders et al. 1995) および Warm Galaxy Survey(WGS, 86 天体, IRAS Point Source Catalog より, ダスト温度の高い銀河 ( $S_\nu(60)/S_\nu(100) > 0.25$ ) を選出, Kim et al. 1995) で構成されている.

ID (1)	天体名 (2)	開口サイズ ["] (PA[deg]) (3)	F(H $\alpha$ ) [erg/s/cm <sup>2</sup> ] (4)	H $\alpha$ /H $\beta$ (5)	A <sub>V</sub> [mag] (6)	[NII]/H $\alpha$ (7)
1	NGC 23	2 × 6.9 (90)	2.5 × 10 <sup>-13</sup>	5.89 ± 0.589	2.26 ± 0.72	0.79
2	NGC 34	2 × 5.4 (90)	1.0 × 10 <sup>-13</sup>	24.5 ± 2.45	6.73 ± 0.72	1.72
3	NGC 232	2 × 4.7 (90)	6.7 × 10 <sup>-14</sup>	10.5 ± 1.05	4.08 ± 0.72	0.99
4	IC 1623 SE	2 × 5.4 (90)	4.4 × 10 <sup>-13</sup>	3.47 ± 0.347	0.606 ± 0.72	0.29
6	UGC 2238	2 × 4.9 (130)	1.4 × 10 <sup>-14</sup>	29.5 ± 7.375	7.31 ± 1.8	0.85
7	IRAS F02437+2122	2 × 4.4 (90)	6.0 × 10 <sup>-15</sup>	25.7 ± 2.57	6.88 ± 0.72	1.81
9	NGC 1614	2 × 6.7 (90)	1.0 × 10 <sup>-11</sup>	7.59 ± 0.759	3.06 ± 0.72	0.80
24	NGC 6926	1.5 × 5.5 (90)	3.4 × 10 <sup>-15</sup>	15.9 ± 3.975	5.38 ± 1.8	1.78
32	CGCG453-062	2 × 4.2 (90)	1.2 × 10 <sup>-14</sup>	11 ± 1.1	4.22 ± 0.72	1.62
37	Mrk 331	2 × 5.8 (90)	1.8 × 10 <sup>-13</sup>	8.32 ± 0.832	3.35 ± 0.72	0.72

表 4.11: (1) 天体 ID, (2) 天体名, (3) 開口サイズ: フラックス取得領域のサイズと Position Angle (PA), (4)–(6) 中心領域の H $\alpha$  輝線フラックスと H $\alpha$ /H $\beta$  輝線強度比 (Veilleux et al. 1995, 強度比の誤差は強度比の 10% または 25% (天候不良の影響) を仮定している) (7) Cardelli et al. (1989) の減光則 ( $R_V=3.1$ ) で求めた減光量  $A_V$ , (8) 中心領域の [NII]/H $\alpha$  輝線強度比 (Veilleux et al. 1995).

#### 4.4 輝線ペア間の減光量比較

各輝線強度比から求められた減光量を比較したプロットを図 4.2–4.7 に示す.

#### 4.5 ダストジオメトリの評価

図 4.2–4.7 では,  $A_V$  が 2 つの輝線ペア間で 1 対 1 に対応する直線を引いている. したがって, uniform dust screen model のダストジオメトリに従う天体は直線付近に分布する. 一方, 各図ではより長波長の輝線を使って求めた  $A_V$  を縦軸としており, uniform dust screen model と異なるダストジオメトリに従う天体では長波長の輝線で求めた減光量のほうが大きく求まるため, 直線より上側に分布する.

我々は, データ点がエラーバーの長方形範囲でこの直線に乗っている場合, その天体は uniform dust screen model に従うと判断した. 一方, データ点がエラーバーを考慮しても直線より上側に位置する場合は uniform dust screen model と異なるダストジオメトリに従うと判断した. なお, データ点が直線よりも下側に位置する場合には, 少なくとも uniform dust screen model に従っていると判断している.

結果を表 4.12 に示す.

#### 4.6 Pa $\beta$ 輝線を使った減光測定の不定性

以下に述べるように, Pa $\beta$  輝線を用いて求めた減光量は不定性が大きい. そのため, 本節以降の議論では Pa $\beta$  輝線のデータについては補助的使用に留めた.

(比較1)  $A_v(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha) - A_v(\text{Pa}\alpha/\text{Pa}\beta)$

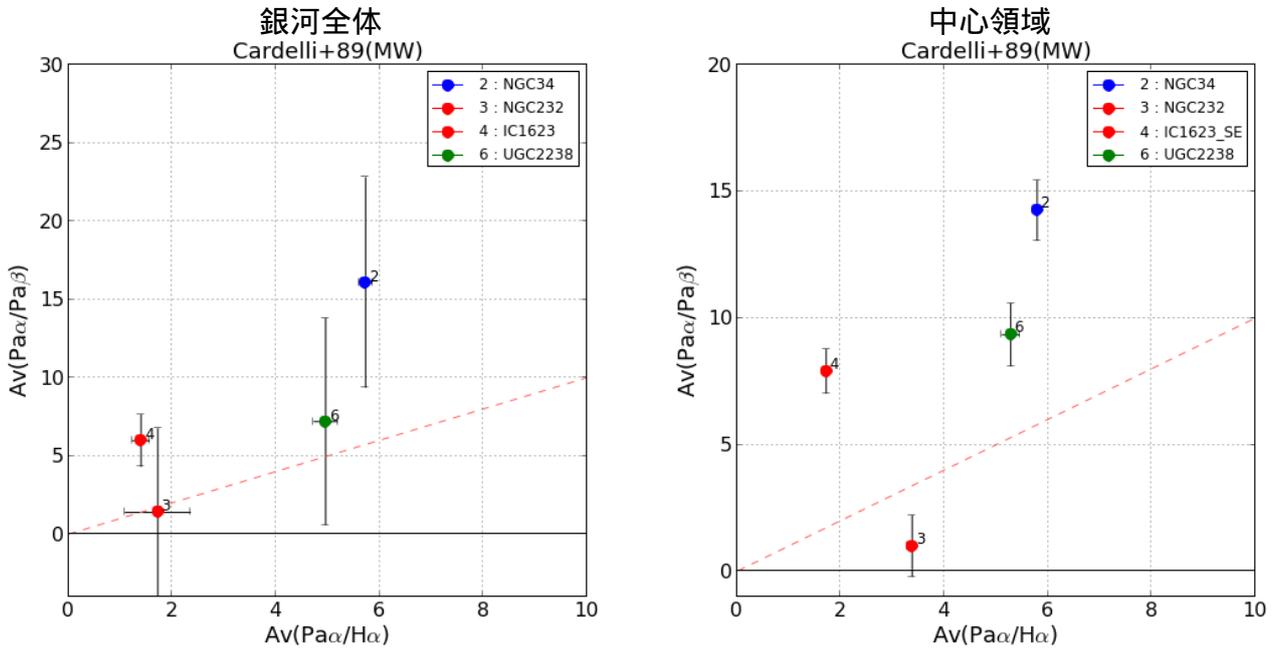


図 4.2:  $A_v(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)$  と  $A_v(\text{Pa}\alpha/\text{Pa}\beta)$  の比較. 左図: 銀河全体の減光量, 右図: 中心領域の減光量. データ点の色は銀河のスペクトルタイプを示している (赤: HII, 緑: LINER, 青: Seyfert2). 破線は uniform dust screen model に従う直線

(比較2)  $A_v(\text{Pa}\beta/\text{H}\alpha) - A_v(\text{Pa}\alpha/\text{Pa}\beta)$

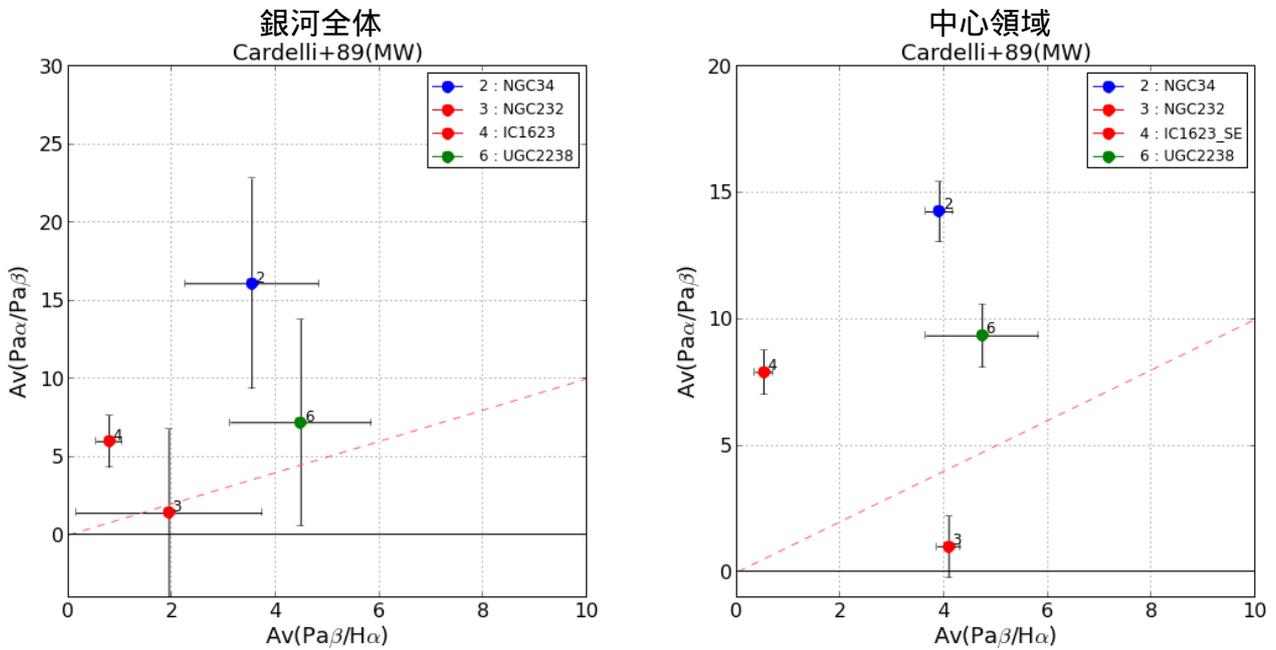


図 4.3:  $A_v(\text{Pa}\beta/\text{H}\alpha)$  と  $A_v(\text{Pa}\alpha/\text{Pa}\beta)$  の比較. 左図: 銀河全体の減光量, 右図: 中心領域の減光量. データ点の色は銀河のスペクトルタイプを示している (赤: HII, 緑: LINER, 青: Seyfert2). 破線は uniform dust screen model に従う直線

(比較3)  $A_v(\text{Pa}\beta/\text{H}\alpha) - A_v(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)$

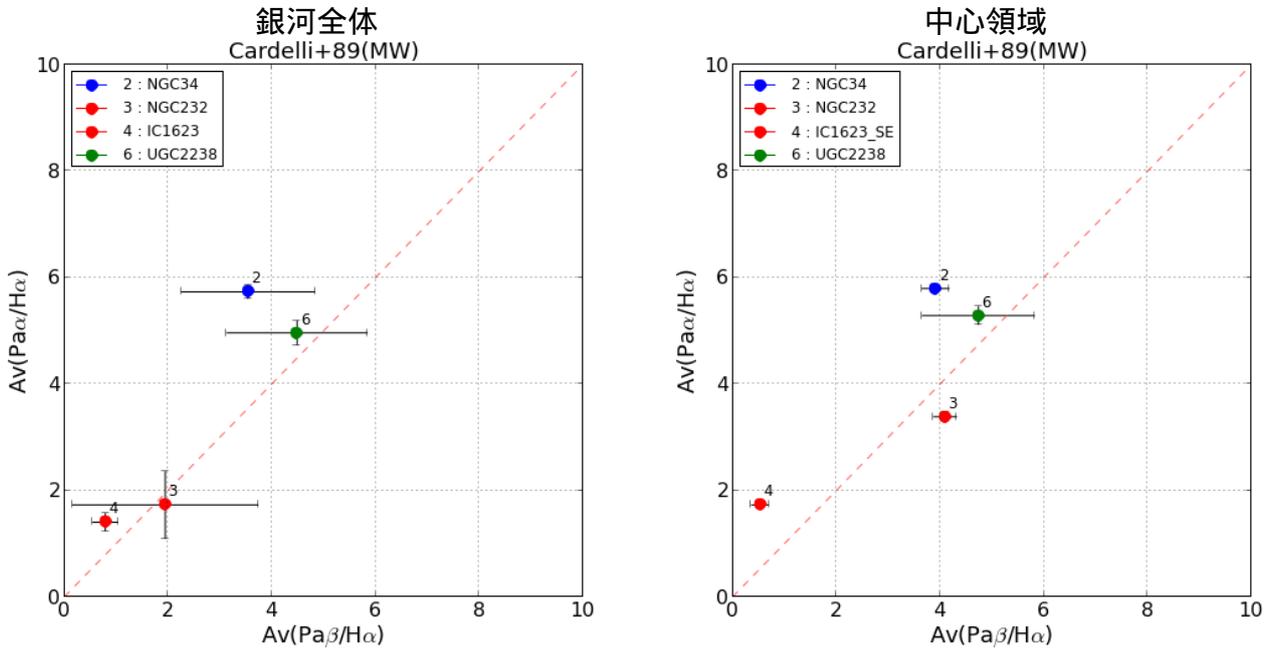


図 4.4:  $A_v(\text{Pa}\beta/\text{H}\alpha)$  と  $A_v(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)$  の比較. 左図: 銀河全体の減光量, 右図: 中心領域の減光量. データ点の色は銀河のスペクトルタイプを示している (赤: HII, 緑: LINER, 青: Seyfert2). 破線は uniform dust screen model に従う直線

(比較4)  $A_v(\text{H}\alpha/\text{H}\beta) - A_v(\text{Pa}\alpha/\text{Pa}\beta)$

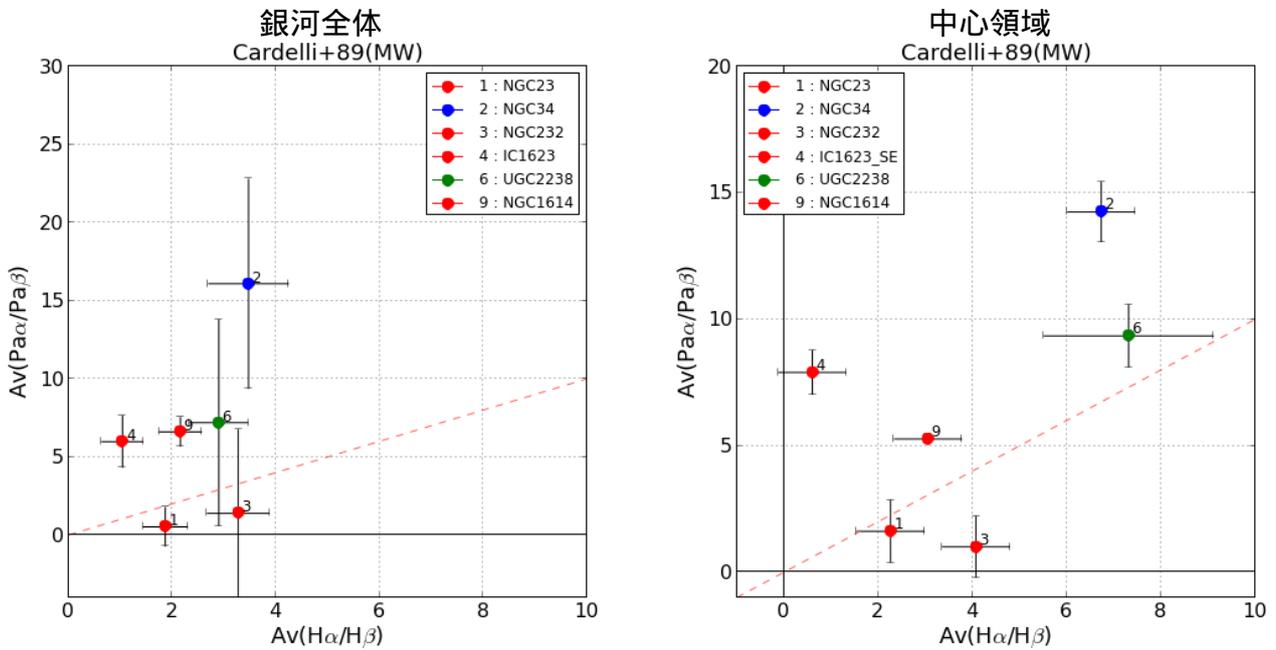


図 4.5:  $A_v(\text{H}\alpha/\text{H}\beta)$  と  $A_v(\text{Pa}\alpha/\text{Pa}\beta)$  の比較. 左図: 銀河全体の減光量, 右図: 中心領域の減光量. データ点の色は銀河のスペクトルタイプを示している (赤: HII, 緑: LINER, 青: Seyfert2). 破線は uniform dust screen model に従う直線

(比較5)  $A_v(H\alpha/H\beta) - A_v(Pa\alpha/H\alpha)$

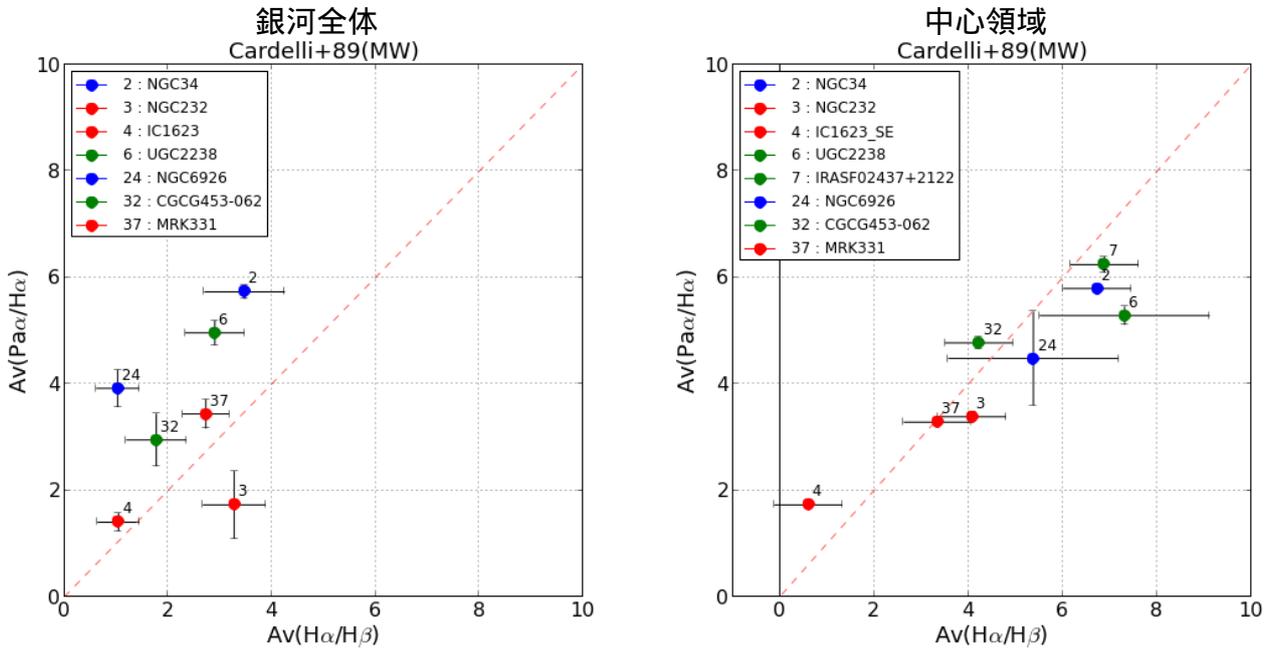


図 4.6:  $A_v(H\alpha/H\beta)$  と  $A_v(Pa\alpha/H\alpha)$  の比較. 左図: 銀河全体の減光量, 右図: 中心領域の減光量. データ点の色は銀河のスペクトルタイプを示している (赤: HII, 緑: LINER, 青: Seyfert2). 破線は uniform dust screen model に従う直線

(比較6)  $A_v(H\alpha/H\beta) - A_v(Pa\beta/H\alpha)$

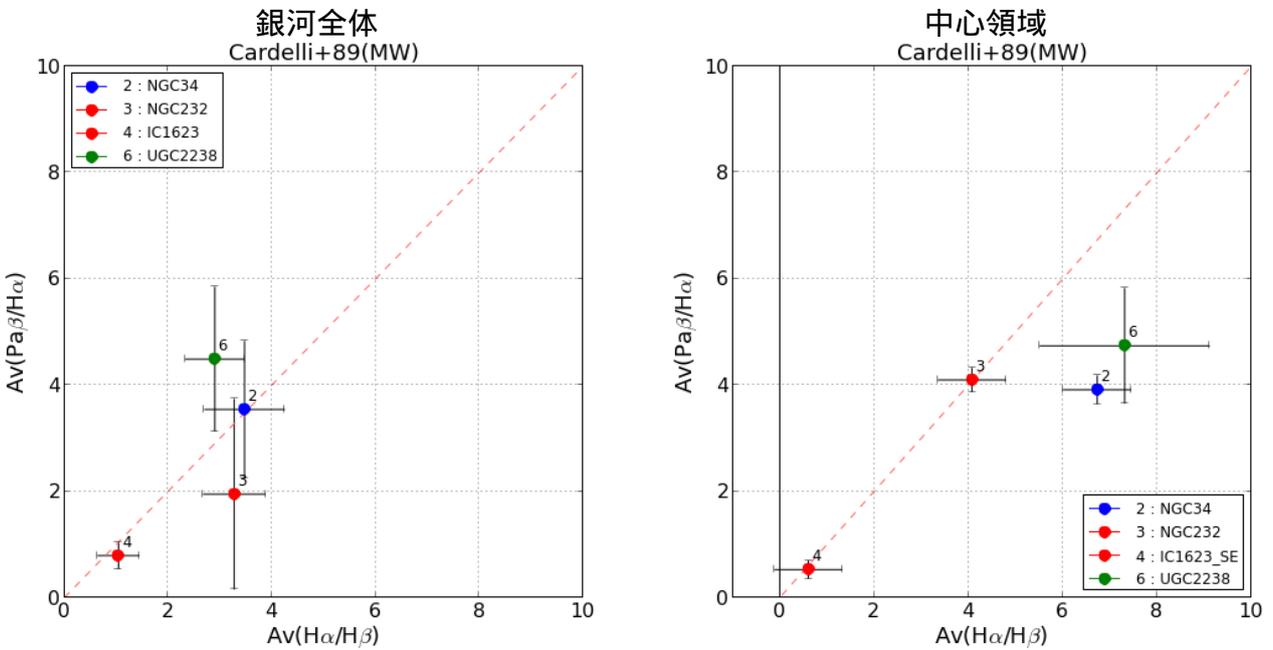


図 4.7:  $A_v(H\alpha/H\beta)$  と  $A_v(Pa\beta/H\alpha)$  の比較. 左図: 銀河全体の減光量, 右図: 中心領域の減光量. データ点の色は銀河のスペクトルタイプを示している (赤: HII, 緑: LINER, 青: Seyfert2). 破線は uniform dust screen model に従う直線

ID	天体名	(比較1)	(比較2)	(比較3)	(比較4)	(比較5)	(比較6)
		$\text{Pa}\alpha/\text{Pa}\beta$ - $\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha$	$\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha$ - $\text{Pa}\beta/\text{H}\alpha$	$\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha$ - $\text{Pa}\beta/\text{H}\alpha$	$\text{H}\alpha/\text{H}\beta$ - $\text{Pa}\alpha/\text{Pa}\beta$	$\text{H}\alpha/\text{H}\beta$ - $\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha$	$\text{H}\alpha/\text{H}\beta$ - $\text{Pa}\beta/\text{H}\alpha$
1	NGC 23	...	...	...	U / U	...	...
2	NGC 34	X / X	X / X	X / X	X / X	X / U <sup>-</sup>	U / U <sup>-</sup>
3	NGC 232	U / U <sup>-</sup>	U / U <sup>-</sup>	U / U <sup>-</sup>	U / U <sup>-</sup>	U <sup>-</sup> / U	U / U
4	IC 1623(SE)	X / X	X / X	X / X	X / X	U / X	U / U
6	UGC 2238	U / X	U / X	U / U	U / U	X / U	U / U
7	IRAS F02437+2122	...	...	...	...	... / U	...
9	NGC 1614	...	...	...	X / X	...	...
24	NGC 6926	...	...	...	...	X / U	...
32	CGCG453-062	...	...	...	...	X / U	...
37	Mrk 331	...	...	...	...	U / U	...

表 4.12: 減光量比較によるジオメトリ評価 (銀河全体/中心領域). 記号は, U : uniform dust screen model に従う (U<sup>-</sup> : 長波長の輝線を使って求めた  $A_V$  のほうが小さいが, uniform dust screen model に含めたもの), X : uniform dust screen model に従わない (長波長の輝線を使って求めた  $A_V$  のほうが大きい) ことを示す.

#### 4.6.1 $A_V$ の誤差

表 4.3–4.11 または図 4.2–4.7 より,  $\text{Pa}\beta$  輝線を使用して求めた  $A_V$  の誤差  $\sigma(A_V)$  が, それ以外の輝線を使って求めた誤差に比べて大きい傾向があることがわかった.

各輝線強度比で求めた  $A_V$  について,  $\sigma(A_V) > 1$  となる天体の割合は以下のようになっている.

- 銀河全体

- $\text{Pa}\alpha/\text{Pa}\beta$  : 8 / 10 天体 (ID : 5, 9 のみ  $\sigma(A_V) < 1$ )
- $\text{Pa}\beta/\text{H}\alpha$  : 3 / 4 天体 (ID : 4 のみ  $\sigma(A_V) < 1$ )
- $\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha$  : 0 / 8 天体
- $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$  : 0 / 9 天体

- 中心領域

- $\text{Pa}\alpha/\text{Pa}\beta$  : 4 / 6 天体 (ID : 4, 9 のみ  $\sigma(A_V) < 1$ )
- $\text{Pa}\beta/\text{H}\alpha$  : 1 / 4 天体 (ID : 6 のみ  $\sigma(A_V) > 1$ )
- $\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha$  : 0 / 8 天体
- $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$  : 2 // 10 天体 (ID=6, 24 のみ  $\sigma(A_V) > 1$ )

#### 4.6.2 ジオメトリ評価における矛盾

中心領域の  $\text{Pa}\beta/\text{H}\alpha$  輝線強度比から求めた減光量では,  $\sigma(A_V) > 1$  となる天体数は少ないが (1/4 天体), 4 天体中 2 天体 (ID=2, 4) は  $\text{Pa}\beta$  輝線を用いた中心領域のダストジオメトリの評価において矛盾した結果を示している.

|| 天候不良による不定性が大きく, 誤差を輝線強度比の 25% と仮定した天体

- $A_V(\text{Pa}\alpha/\text{Pa}\beta)$  は他の輝線強度比から求めた  $A_V$  より大きく,  $A_V(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)$  は  $A_V(\text{Pa}\beta/\text{H}\alpha)$  より大きい傾向 (比較 1-4, 図 4.2-4.5 右) を示し, uniform dust screen model とは異なるダストジオメトリに従う結果
- $A_V(\text{H}\alpha/\text{H}\beta)$  と  $A_V(\text{Pa}\beta/\text{H}\alpha)$  の比較 (比較 6, 図 4.7 右) では, ダストジオメトリが uniform dust screen model に従う結果. (ただし, ID=2 : NGC34 は直線を有意に下回っている)

以上の矛盾は,  $\text{Pa}\beta$  輝線が過小評価されているために生じていると考えられる. その原因候補として,  $\text{Pa}\beta$  輝線画像作成に使用した J, H バンドフィルタ画像に [FeII] 輝線のコンタミネーションが含まれていることが挙げられる. [FeII] 輝線の  $\text{Pa}\beta$  輝線フラックス測定への影響については第 5 章で扱う.

## 4.7 $A_V(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)$ と $A_V(\text{H}\alpha/\text{H}\beta)$ の比較

$A_V(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)$  と  $A_V(\text{H}\alpha/\text{H}\beta)$  の両方が得られている天体は 8 天体ある (ID=7 : IRAS F02437+2122 は中心領域のみ).

### 4.7.1 銀河全体と中心領域の減光量比較

各輝線ペアで中心領域と銀河全体の減光量を比較する (図 4.8) と, 以下のことがわかった.

結果 A: 銀河全体と中心領域の  $A_V$  を比較したところ, 中心領域のほうが銀河全体より  $A_V$  が大きい傾向がみられる ( $A_V(\text{H}\alpha/\text{H}\beta)$  では平均で 2.1,  $A_V(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)$  では平均で 0.8 程度大きい).

結果 B:  $A_V(\text{H}\alpha/\text{H}\beta)$  では, スペクトルタイプ別に見ると, HII の銀河 (ID=3, 4, 37) では中心領域の  $A_V$  が銀河全体と同程度であるのに対し, LINER (ID=6, 32) と Seyfert2 (ID=2, 24) の銀河では中心領域の減光量が銀河全体の値より 2 等級程度大きい傾向がある. 一方,  $A_V(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)$  では同様の傾向は見られなかった.

### 4.7.2 中心領域と銀河全体のジオメトリ評価

図 4.6 または表 4.12 (比較 5) より, 銀河全体と中心領域のダストジオメトリを評価した結果, 以下のことがわかった.

結果 C: 中心領域では, IC1623SE (ID=4) を除いた 7 天体 (ID=2, 3, 6, 7, 24, 32, 37) は, dust screen model に従うと考えられる.

結果 D: 銀河全体では, スペクトルタイプ別に見ると, HII の銀河 (ID=3, 4, 37) は uniform dust screen model に従うと考えられるのに対し, LINER (ID=6, 32) と Seyfert2 (ID=2, 24) は uniform dust screen model とは異なるダストジオメトリであると考えられる.

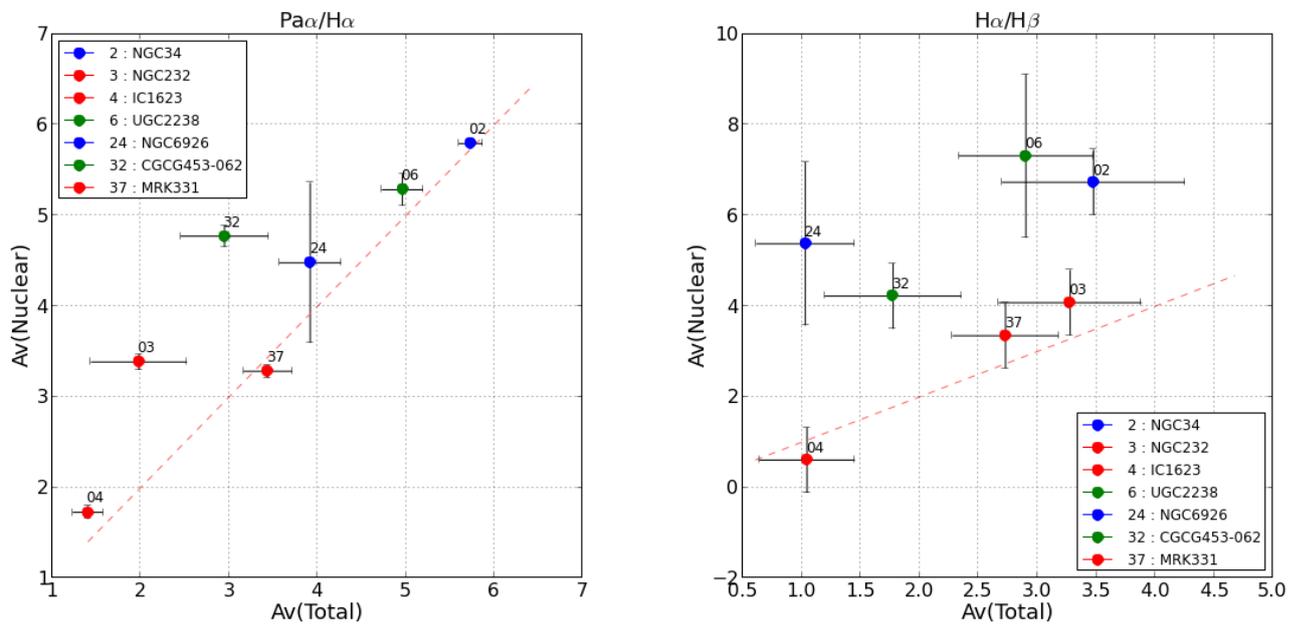


図 4.8: 銀河全体 (横軸) と中心領域 (縦軸) の  $A_V$  の比較. 左:  $A_V(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)$ , 右:  $A_V(\text{H}\alpha/\text{H}\beta)$ . データ点の色は銀河のスペクトルタイプを示している (赤: HII, 緑: LINER, 青: Seyfert2). 破線は銀河全体と中心領域で減光が等しい線.

## 第5章 議論

### 5.1 星形成領域の空間的広がり評価への影響

前章の結果 A は, Tateuchi (2015)(図 1.3)における星形成領域の空間的広がりを見積りにおいて, ダスト減光を考慮しないと広がりを過大評価してしまうことを示している.

そこで, 図 4.8 左 ( $\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha$ ) で中心領域と銀河全体で最も  $A_V$  の差が大きく, Tateuchi (2015) でバルジ構造を評価している天体である CGCG453-062(ID=32; Pseudo bulge) に着目した. CGCG453-062 では,  $\Delta A_V = A_V(\text{nuclear}) - A_V(\text{total}) \sim 1.8$  となり,  $\text{Pa}\alpha$  輝線では,  $\Delta A(\text{Pa}\alpha) = (k(\text{Pa}\alpha)/R_V) \times \Delta A_V \sim 0.27$  ( $k(\text{Pa}\alpha)=0.4552$ ,  $R_V=3.1$  Cardelli et al. 1989) となる. したがって, 中心領域の  $\text{Pa}\alpha$  輝線フラックスは銀河全体より  $\sim 28\%$  \* 過小評価していることを示すが, 空間的広がり評価においてこの程度の影響は無視できると考えられる.

### 5.2 ダストジオメトリの物理的解釈

#### 5.2.1 uniform dust screen model に従う天体

結果 C, D より, スペクトルタイプが HII に分類される銀河 (ID=3, 4, 37) では, uniform dust screen model に従っていると考えられる. このことは, Calzetti et al. (1996) より, 近傍の星形成銀河のダストジオメトリが uniform dust screen model に従うという結果と矛盾していない Calzetti et al. (1996) により, 13 天体の近傍 starburst と blue compact galaxy について,  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$  と  $\text{H}\beta/\text{Br}\gamma$ , および,  $\text{Pa}\beta/\text{Br}\gamma$  輝線強度比から減光量を求め, それぞれ比較したところ, それらの銀河の大半が uniform dust screen model で説明できることがわかった. さらに, この論文では, uniform dust screen model で説明できる理由として, 超新

\*

$$\Delta A(\text{Pa}\alpha) = A(\text{Pa}\alpha)_{\text{nuclear}} - A(\text{Pa}\alpha)_{\text{total}} \quad (5.1)$$

$$= -2.5 \log \left[ \left( \frac{F(\text{Pa}\alpha)_{\text{obs}}}{F(\text{Pa}\alpha)_{\text{int}}} \right)_{\text{nuclear}} \bigg/ \left( \frac{F(\text{Pa}\alpha)_{\text{obs}}}{F(\text{Pa}\alpha)_{\text{int}}} \right)_{\text{total}} \right] \quad (5.2)$$

$$= -2.5 \log \left[ \left( \frac{F(\text{Pa}\alpha)_{\text{nuclear}}}{F(\text{Pa}\alpha)_{\text{total}}} \right)_{\text{obs}} \bigg/ \left( \frac{F(\text{Pa}\alpha)_{\text{nuclear}}}{F(\text{Pa}\alpha)_{\text{total}}} \right)_{\text{int}} \right] \quad (5.3)$$

$$\sim 0.27 \quad (5.4)$$

より,

$$\left[ \left( \frac{F(\text{Pa}\alpha)_{\text{nuclear}}}{F(\text{Pa}\alpha)_{\text{total}}} \right)_{\text{int}} - \left( \frac{F(\text{Pa}\alpha)_{\text{nuclear}}}{F(\text{Pa}\alpha)_{\text{total}}} \right)_{\text{obs}} \right] \bigg/ \left( \frac{F(\text{Pa}\alpha)_{\text{nuclear}}}{F(\text{Pa}\alpha)_{\text{total}}} \right)_{\text{obs}} \sim 0.28 \quad (5.5)$$

星爆発の衝撃波による破壊 (Jones et al. 1994) やアウトフロー (Heckman et al. 1990) によって HII 領域内部にダストが少ないためであると述べられており, 我々の HII の銀河でも, このようなメカニズムにより uniform dust screen model に従うことを説明できると考えられる.

結果 C より, 中心領域では大部分の天体が uniform dust screen model に従っているが, このことは, 中心領域ではダストが放射源と混在せず, 手前に分布しているためであると考えられる.

### 5.2.2 uniform dust screen model に従わない天体

結果 D より, 銀河全体の減光では LINER や Seyfert2 の銀河 (ID=2, 6, 24, 32) は uniform dust screen model に従っていない. これらの銀河では銀河同士の相互作用により, LINER や AGN の励起とダストと放射源の混合が同時に起きているためではないかと考えられる.

また, 結果 B は, 結果 C, D より LINER や Seyfert2 の銀河が銀河全体では uniform dust screen model に従わないことで説明できる.

NGC1614 (ID : 9) は, Pa $\beta$  輝線フラックスが文献 (Puxley & Brand 1994, Calzetti et al. 1996) と 30% 程度の精度でフラックスが一致して求まっている天体である<sup>†</sup>. この天体は, Puxley & Brand (1994), Calzetti et al. (1996) により uniform dust screen model に従わない天体であることが確認されており, uniform dust screen model+internal dust model あるいは clumpy dust screen model により説明できると考えられている. 我々の結果でも, 図 4.5 で NGC1614 は uniform dust screen model に従っておらず, ダストジオメトリは上記の model で説明できるのではないかと考えられる.

## 5.3 ダスト減光量の不定性

### 5.3.1 Pa $\beta$ 輝線フラックスへの [FeII] 輝線の影響

連続光画像の作成に用いた J, H フィルタの波長帯には [FeII] 輝線 (波長はそれぞれ 1.257, 1.644 $\mu$ m) がそれぞれ含まれると考えられる. これにより, Pa $\beta$  輝線の連続光強度にコンタミネーションとして含まれ, 輝線画像作成時に N131 フィルタから連続光を余分に引いている可能性がある. そこで, Pa $\beta$  フラックスへの [FeII] の影響を評価した. ここでは, Pa $\beta$  中心波長に近く, J - H の内挿時に連続光強度への影響が大きい [FeII] $\lambda$ 1.257 $\mu$ m のみを扱う (図 5.1).

<sup>†</sup>表 4.3, 4.7 より, NGC1614 の Pa $\beta$  輝線フラックスの S/N は他の天体に比べて高く (銀河全体:  $\sim 23 \leftrightarrow$  平均:  $\sim 11$ , 中心領域:  $\sim 110 \leftrightarrow$  平均:  $\sim 34$ ), Pa $\beta$  輝線を用いて求めた  $A_V$  の誤差は他の天体に比べて小さい ( $\sigma(A_V) < 1$ ; 銀河全体:  $\sigma(A_V) = 0.95$ , 中心領域:  $\sigma(A_V) = 0.198$ ).

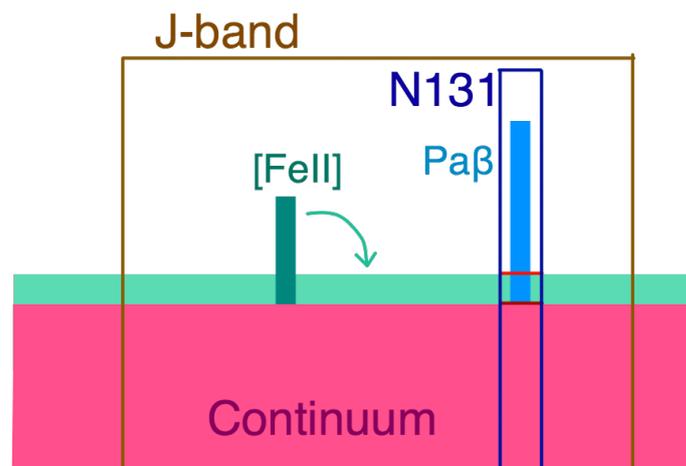


図 5.1: J バンドに含まれる [FeII] $\lambda$ 1.257 $\mu$ m 輝線フラックスが連続光成分に上乗せされている.

J バンドのフラックス密度には [FeII] 輝線フラックス  $F_{[\text{FeII}]}$  が加算されているため, 式 (3.7), (3.8) より,

$$f_{\lambda,J} = f_{\lambda,C} + \frac{F_{Pa\beta}}{\Delta\lambda_J} + \frac{F_{[\text{FeII}]}}{\Delta\lambda_J} \quad (5.6)$$

$$f_{\lambda,N131} = f_{\lambda,C} + \frac{F_{Pa\beta}}{\Delta\lambda_{N131}}. \quad (5.7)$$

連続光強度は,

$$f_{\lambda,C} = \frac{f_{\lambda,J}\Delta\lambda_J - f_{\lambda,N131}\Delta\lambda_{N131} - F_{[\text{FeII}]}}{\Delta\lambda_J - \Delta\lambda_{N131}} \quad (5.8)$$

ここで, [FeII] 輝線のコンタミネーションの除去を考慮せずに求めた連続光強度 ( $f'_{\lambda,C}$ ), 輝線フラックス ( $F'_{Pa\beta}$ ) は,

$$f'_{\lambda,C} = f_{\lambda,C} + \frac{F_{[\text{FeII}]}}{\Delta\lambda_J - \Delta\lambda_{N131}} \quad (5.9)$$

$$F'_{Pa\beta} = (f_{\lambda,NB} - f'_{\lambda,C})\Delta\lambda_{NB} = F_{Pa\beta} - \frac{\Delta\lambda_{N131}}{\Delta\lambda_J - \Delta\lambda_{N131}}F_{[\text{FeII}]} \quad (5.10)$$

したがって, J バンドフィルタへの [FeII] 輝線のコンタミネーションにより我々の求めた  $Pa\beta$  輝線フラックスは, コンタミネーションを除去したフラックスに比べて以下の割合で小さくなっていると考えられる.

$$\frac{F'_{Pa\beta}}{F_{Pa\beta}} = 1 - \frac{\Delta\lambda_{N131}}{\Delta\lambda_J - \Delta\lambda_{N131}} \frac{F_{[\text{FeII}]}}{F_{Pa\beta}} \quad (5.11)$$

$$= 1 - 0.166 \frac{F_{[\text{FeII}]}}{F_{Pa\beta}} \quad (\Delta\lambda_{N131} = 22.6\text{nm}, \Delta\lambda_J = 158.6\text{nm}) \quad (5.12)$$

[FeII]/Pa $\beta$  輝線強度比は、近傍スターバースト銀河や Seyfert 銀河などについて観測から求められており (Mouri et al. 2000, Larkin et al. 1998), スペクトル分類別の典型的な値から、式 (5.12) 輝線フラックスを過小評価している割合とそれによる減光量の差を見積った (表 5.1).

Spectral Type (1)	[FeII] $\lambda$ 1.257 $\mu$ m/Pa $\beta$ (2)	$F_{Pa\beta}/F'_{Pa\beta}$ (3)	$\Delta A_V(Pa\alpha/Pa\beta)$ [mag] (4)	$\Delta A_V(Pa\beta/H\alpha)$ [mag] (5)
HII	0.7	1.13	-1.1	+0.24
LINER, Seyfert2	1.5	1.33	-2.5	+0.57

表 5.1: Pa $\beta$  フラックスと減光量への [FeII] $\lambda$ 1.257 $\mu$ m 輝線の影響. (1) 銀河のスペクトル分類. (2)[FeII] 輝線のコンタミを除いて求めた Pa $\beta$  輝線フラックス  $F_{Pa\beta}$  と除かずに求めたフラックス  $F'_{Pa\beta}$  の比. (3), (4)[FeII] 輝線のコンタミを除いて求めた Pa $\beta$  輝線フラックスを使って求めた  $A_V$  と除かずに求めた  $A_V$  の差:  $\Delta A_V(Pa\alpha/Pa\beta) = A_V(F_{Pa\alpha}/F_{Pa\beta}) - A_V(F'_{Pa\alpha}/F'_{Pa\beta})$ ,  $\Delta A_V(Pa\beta/H\alpha) = A_V(F_{Pa\beta}/F_{H\alpha}) - A_V(F'_{Pa\beta}/F_{H\alpha})$ .

4.6.2 節にて、矛盾したジオメトリ評価結果の得られた天体である NGC34(ID=2, Seyfert2 銀河) について、[FeII] の影響を考慮して補正を加えると  $A_V(Pa\alpha/Pa\beta) \sim 11.7$ ,  $A_V(Pa\beta/H\alpha) \sim 4.5$  となるが、矛盾する結果は変わらない (図 4.2, 4.3, 4.5, 4.7, (比較 1,2,4,6), 右図).

### 5.3.2 開口サイズによる不定性

我々が求めた H $\alpha$  輝線フラックスは Moustakas & Kennicutt (2006)(MK06) のものより小さい傾向がある. その要因として、我々が H $\alpha$  輝線フラックスの測定に用いた銀河全体の開口サイズが MK06 のものより小さいことが挙げられる.

そこで、開口サイズによる減光量への影響を調べるため、我々の輝線画像に対して開口サイズを変えて測光を行い (例: ID=2: NGC34, 図 5.2), 我々の用いた開口サイズと MK06 のものについてそれぞれ輝線フラックスをまとめた (表 5.2). なお、矩形の開口については長辺の 1/2 を半径とする円で測光した結果を示している.

ID	天体名	開口半径 ( $R_{our}$ ) ["]	開口半径 ( $R_{MK06}$ ) ["]	$F(H\alpha)_{our,R_{our}}$ [erg/s/cm <sup>2</sup> ]	$F(H\alpha)_{our,R_{MK06}}$ [erg/s/cm <sup>2</sup> ]	$F(Pa\alpha)_{our,R_{our}}$ [erg/s/cm <sup>2</sup> ]	$F(Pa\alpha)_{our,R_{MK06}}$ [erg/s/cm <sup>2</sup> ]	$F(H\alpha)_{MK06,R_{MK06}}$ [erg/s/cm <sup>2</sup> ]
2	NGC 34	7.45	22.5	$1.04 \times 10^{-13}$	$1.02 \times 10^{-13}$	$4.24 \times 10^{-13}$	$3.46 \times 10^{-13}$	$2.04 \times 10^{-13}$
3	NGC 232	8.94	30	$1.90 \times 10^{-13}$	$2.02 \times 10^{-13}$	$6.52 \times 10^{-14}$	$6.40 \times 10^{-14}$	$2.35 \times 10^{-13}$
4	IC 1623	14.9	25	$2.44 \times 10^{-12}$	$2.58 \times 10^{-12}$	$6.85 \times 10^{-13}$	$6.82 \times 10^{-13}$	$2.79 \times 10^{-12}$
6	UGC 2238	17.3	30	$1.64 \times 10^{-13}$	$1.63 \times 10^{-13}$	$3.12 \times 10^{-13}$	$6.24 \times 10^{-13}$	$2.15 \times 10^{-13}$
24	NGC 6926	38.74	37.5	$7.40 \times 10^{-13}$	$7.34 \times 10^{-13}$	$1.02 \times 10^{-12}$	$1.00 \times 10^{-12}$	$9.50 \times 10^{-13}$
32	CGCG453-062	14.9	17.5	$1.39 \times 10^{-13}$	$1.38 \times 10^{-13}$	$1.01 \times 10^{-13}$	$9.39 \times 10^{-14}$	$2.70 \times 10^{-13}$
37	Mrk 331	8.94	20	$3.95 \times 10^{-13}$	$4.20 \times 10^{-13}$	$3.89 \times 10^{-13}$	$4.15 \times 10^{-13}$	$5.00 \times 10^{-13}$

表 5.2: 我々(our) と MK06 の開口半径における H $\alpha$ , Pa $\alpha$  輝線フラックスおよび、MK06 の H $\alpha$  輝線フラックス.

結果、いずれにしても H $\alpha$  輝線フラックスが MK06 のものより小さい傾向は変わらず、開口サイズの違いによる影響は小さいと考えられる.

また、開口サイズを変えて求めた  $A_V(Pa\alpha/H\alpha)$  を表 5.3 にまとめた. 我々の使用した開口サイズ( $R_{our}$ ) を用いて求めた Pa $\alpha$ , H $\alpha$  輝線フラックスから求めた減光量 ( $A_V(Pa\alpha/H\alpha)_{our,R_{our}}$ ) と、MK06 の開口サイズ( $R_{MK06}$ ) を用いて求めた Pa $\alpha$ , H $\alpha$  輝線フラックスから求めた減光量

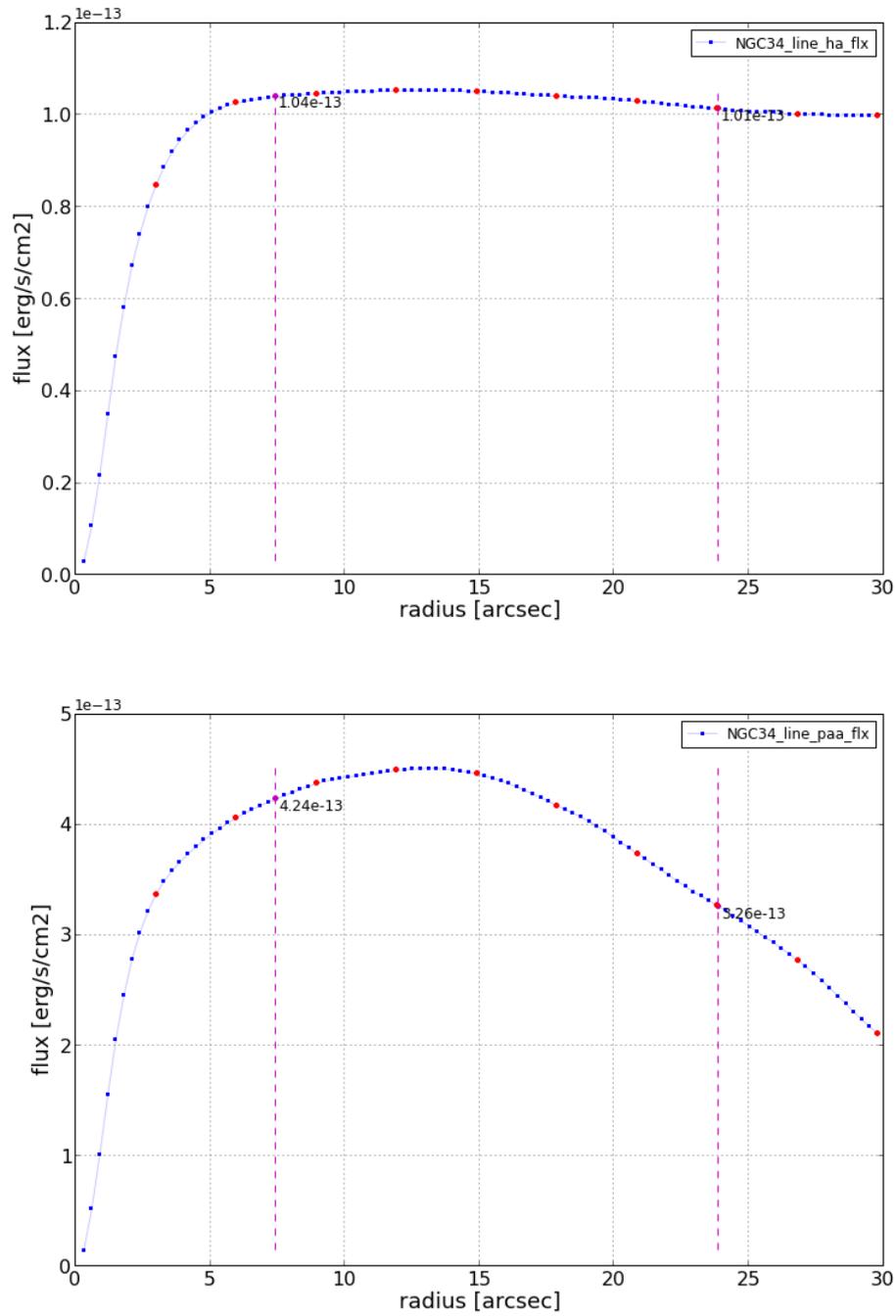


図 5.2: 開口サイズを変えて測光した NGC34 の  $H\alpha$ (上図),  $Pa\alpha$  輝線 (下図) のフラックス. マゼンタ色の破線は我々の測光半径 (左) と Moustakas & Kennicutt (2006) の半径 (右).

( $A_V(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)_{\text{our},\text{R}_{\text{MK06}}}$ ) を比較したところ, ID=6(UGC2238) を除いて, 差は  $\Delta A_V < 0.3$  であった. ID=6(UGC2238) では  $\Delta A_V \sim 2.6$  であったが, 輝線放射の空間分布のアスペクト比が大きく (付録 A, 図 A.6 参照), 円形開口では Pa $\alpha$  輝線フラックスが開口サイズを大きくするとスカイのノイズによる影響を受けて小さくなっているためであると考えられる (付録 B, 図 B.4 参照). なお, H $\alpha$  輝線フラックスを MK06 の開口サイズ, Pa $\alpha$  輝線フラックスを我々の開口サイズで測光して得られた  $A_V(\text{Pa}\alpha_{\text{our},\text{R}_{\text{our}}}/\text{H}\alpha_{\text{our},\text{R}_{\text{MK06}}})$  では,  $A_V(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)_{\text{our},\text{R}_{\text{our}}}$  との差はどの天体でも  $\Delta A_V < 0.1$  となる.

ID	天体名	$A_V(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)_{\text{our},\text{R}_{\text{our}}}$	$A_V(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)_{\text{our},\text{R}_{\text{MK06}}}$	$A_V(\text{Pa}\alpha_{\text{our},\text{R}_{\text{our}}}/\text{H}\alpha_{\text{our},\text{R}_{\text{MK06}}})$
2	NGC 34	5.73	5.44	5.76
3	NGC 232	1.73	1.60	1.63
4	IC 1623	1.40	1.36	1.31
6	UGC 2238	4.50	1.91	4.51
24	NGC 6926	3.98	3.96	3.99
32	CGCG453-062	2.95	2.84	2.97
37	Mrk 331	3.44	3.44	3.34

表 5.3: 我々(our) と MK06 の開口半径における H $\alpha$ , Pa $\alpha$  輝線フラックスを用いて求めた  $A_V(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)$  の比較.

### 5.3.3 減光則による不定性

表 5.4 は, 各減光則における  $R_V$  と輝線毎の  $k(\lambda)$  の一覧である. 本研究では, Cardelli et al. (1989) の減光曲線を用い,  $R_V = 3.1$ (Milky Way) を使用しているが, 他の減光則を用いた場合に, 得られる減光量が Cardelli et al. (1989)(Milky Way) と比較してどの程度ずれるのかを評価した.

$A_V(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)$  と  $A_V(\text{H}\alpha/\text{H}\beta)$  の比較に対する結果を図 5.3, 5.4 に示す. この結果から他の減光曲線を用いても  $A_V$  の変動は誤差の範囲内に収まっており, 前節までの議論に対する影響は小さいと考えられる.

Reference	$R_V$	$k(\text{H}\beta)$	$k(\text{H}\alpha)$	$k(\text{Pa}\beta)$	$k(\text{Pa}\alpha)$
Cardelli et al. (1989)	3.1 (MW)	3.609	2.535	0.840	0.455
	2.74 (SMC)	3.244	2.208	0.701	0.380
	3.41 (LMC)	3.924	2.817	0.959	0.520
Fitzpatrick & Massa (2007)	3.001 (MW)	3.548	2.296	0.669	0.333

表 5.4: 各減光則におけるパラメータ. Cardelli et al. (1989) の  $R_V$  については, MW(Milky Way) : Savage & Mathis (1979), SMC/LMC : Gordon et al. (2003) より.

銀河全体

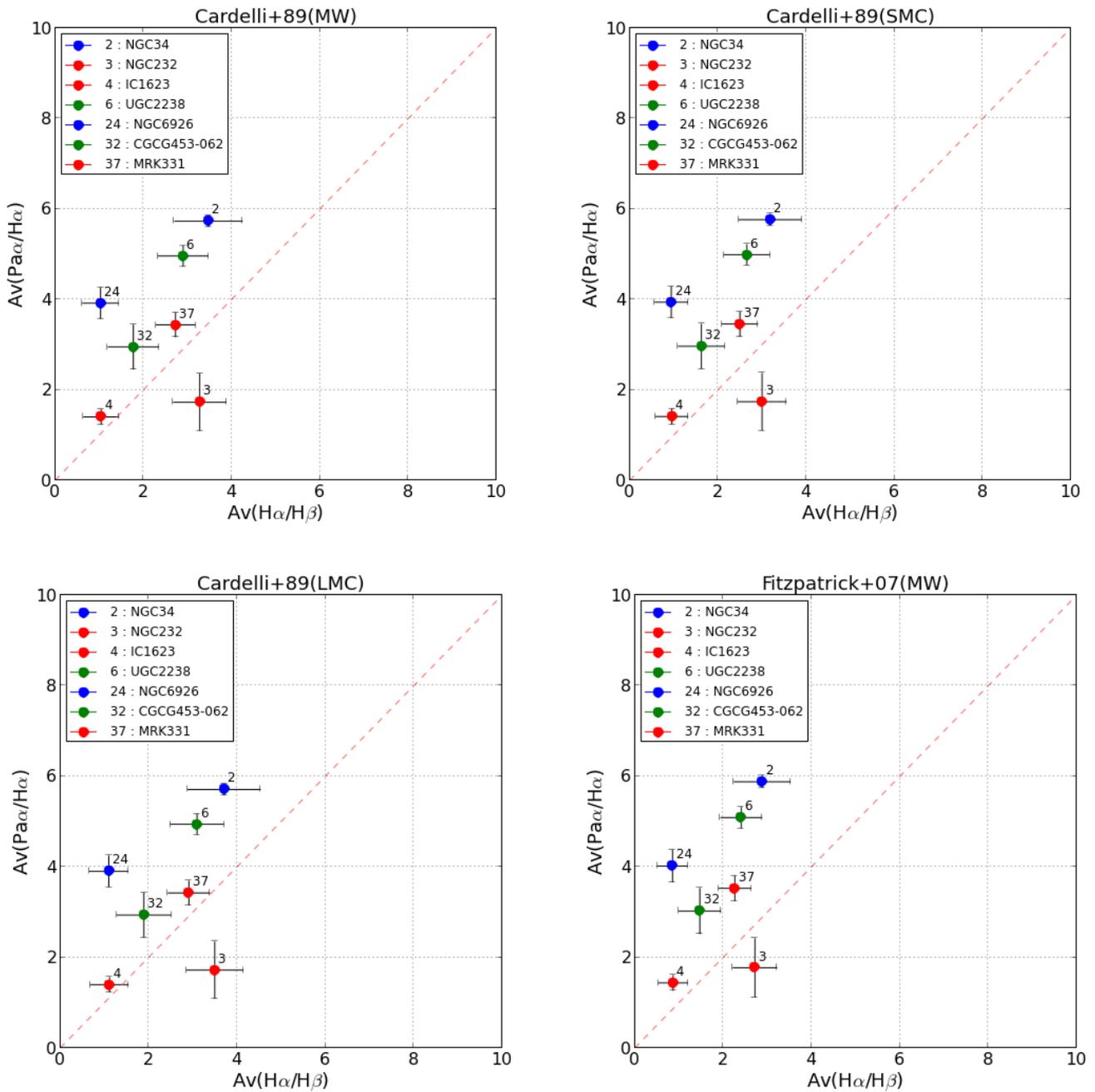


図 5.3: 各減光則における銀河全体の  $A_V(\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha)$  と  $A_V(\text{H}\alpha/\text{H}\beta)$  の比較。

中心領域

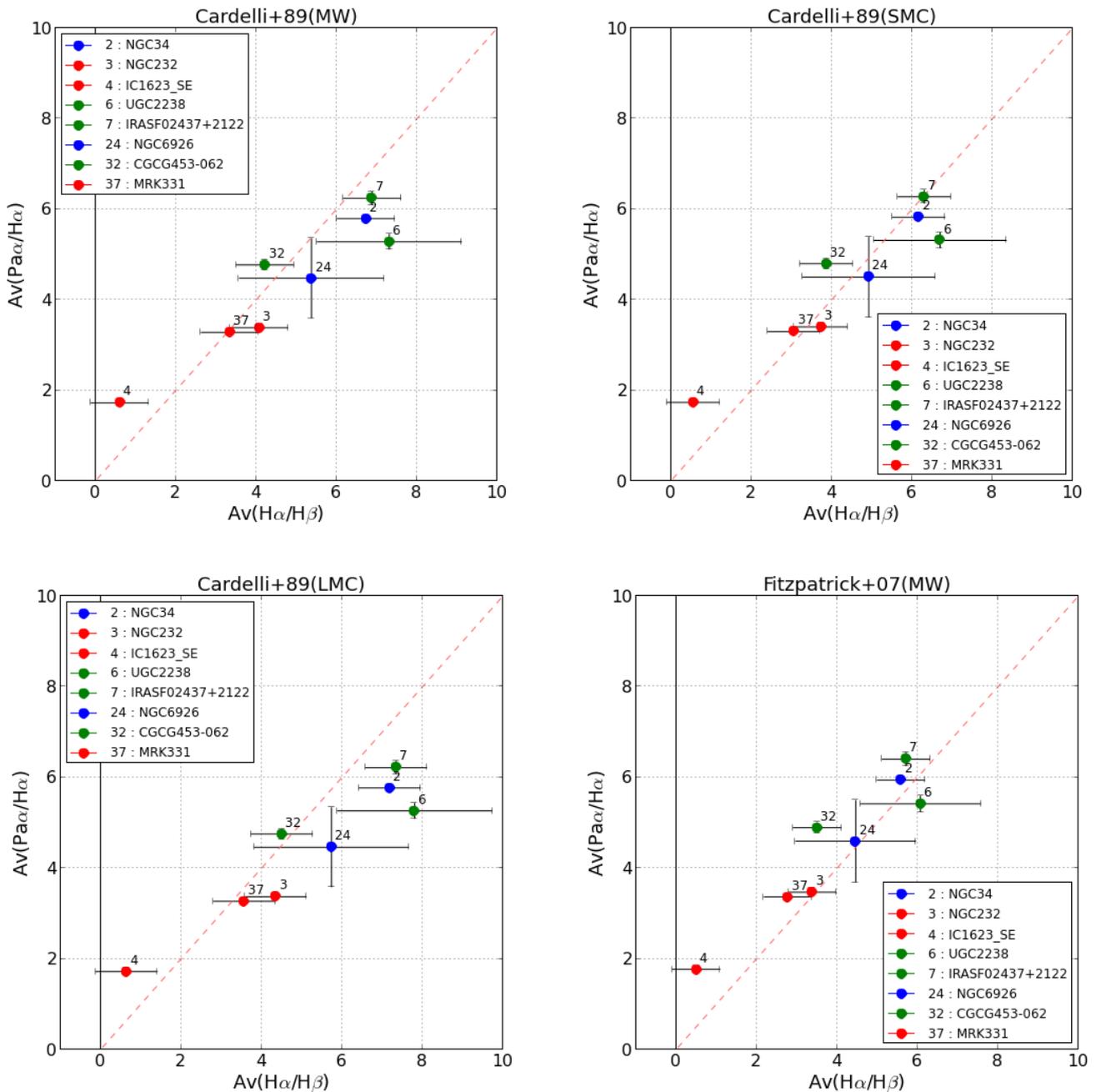


図 5.4: 各減光則における中心領域の  $A_V(Pa\alpha/H\alpha)$  と  $A_V(H\alpha/H\beta)$  の比較。

## 第6章 まとめ

Tateuchi (2015) における  $\text{Pa}\alpha$  輝線表面輝度を用いた近傍 LIRG 星形成領域の空間分布測定に残されたダスト減光の不定性を評価するため, Tateuchi et al. (2015) で  $\text{Pa}\alpha$  輝線画像を取得している 35 天体の近傍 LIRG のうち, 14 天体について新たに  $\text{Pa}\beta$ ,  $\text{H}\alpha$  輝線画像を取得し, 輝線強度比から減光量を求めた.

$\text{Pa}\alpha/\text{H}\alpha$  輝線強度比を用いて銀河全体と中心領域のダスト減光の評価を行ったところ, 中心領域の  $A_V$  は銀河全体より大きい傾向があった. このことは, Tateuchi (2015) において星形成領域の空間的広がりを過大評価している可能性があることを示している. しかしながら, 中心領域と銀河全体の減光の差が最も大きい天体 (ID=32,  $\Delta A_V \sim 1.8$ ) では, 減光の影響を考慮しても中心領域の  $\text{Pa}\alpha$  輝線フラックスは銀河全体と比べると 28% 過小評価している程度であり, 星形成領域の空間分布測定に対する影響は小さいと考えられる.

また, 文献の  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$  輝線強度比との比較からダストジオメトリの評価を行った. スペクトルタイプで HII に分類される銀河は uniform dust screen model に従う傾向があることがわかった. このことは, 活発な星形成活動を行っている銀河では, 超新星爆発によるダスト破壊とアウトフローにより星形成領域外部のみにダストが分布していることで説明できると考えられる.

さらに, LINER や Seyfert2 に分類される銀河では, 銀河全体では uniform dust screen model に従わない減光をする傾向があることがわかった. このことは, 大規模な銀河相互作用により LINER や AGN が励起していることと, ダストと放射源の混在が同時に起きている結果であると考えられる.

中心領域は大部分の天体が uniform dust screen model に従っているが, このことは, 中心領域ではダストが放射源と混在せず, 手前に分布しているためであると考えられる.

今後はさらなる観測によりサンプルを増やし, ダスト減光とジオメトリについて統計的な議論を行っていきたい.

## 謝辞

はじめに、指導教員の本原顕太郎先生に深く感謝申し上げます。本研究を進めるにあたり、私には様々な面で未熟な部分がありましたが、本原先生にはお忙しいなか常に明快な方向を示していただきました。本当にありがとうございました。

また、昨年度ご卒業なさいました館内謙氏には本研究に関わる直接の先輩として、解析方法や発表資料作成など幅広く研究に関連してレクチャーをしていただきました、ここに感謝申し上げます。

小西真弘氏、高橋英則氏、北川祐太郎氏、寺尾恭範氏、加藤夏子氏、大橋宗史氏、昨年度ご卒業なさいました藤堂颯哉氏には普段より SWIMS チームメンバーとして非常にお世話になりました。ミーティングや発表練習などでコメントやアドバイスをいただいたり、実験の手伝いをしていただいたりと様々な場面でお力をいただきました、ここに感謝申し上げます。

LISS 開発チームのみなさま、西はりま天文台の研究員のみなさまにはなゆた/LISS での観測の際にお世話になりました。どうもありがとうございました。

MIMIZUKU チーム、Tomo-e 開発チームの皆さんには普段から実験棟にて様々な場面でお世話になりました、どうもありがとうございました。天文センターや天文台、木曾観測所のみなさまにはコロキウムやゼミ、研究会だけでなく一般公開日、スキーなどのイベントでもお世話になりました、とても有意義な時間でした、どうもありがとうございました。

最後に日々の生活を支えて下さった家族に感謝いたします。愛猫ココ氏へ、帰るのが遅くってごめんね。

## 参考文献

- Alonso-Herrero, A., Rieke, G. H., Rieke, M. J., Colina, L., Pérez-González, P. G., & Ryder, S. D. 2006, *ApJ*, 650, 835
- Bouchet, P., Lequeux, J., Maurice, E., Prevot, L., & Prevot-Burnichon, M. L. 1985, *AA*, 149, 330
- Calzetti, D. 1997, in *American Institute of Physics Conference Series*, Vol. 408, American Institute of Physics Conference Series, ed. W. H. Waller, 403–412
- Calzetti, D., Armus, L., Bohlin, R. C., Kinney, A. L., Koornneef, J., & Storchi-Bergmann, T. 2000, *ApJ*, 533, 682
- Calzetti, D., Kinney, A. L., & Storchi-Bergmann, T. 1994, *ApJ*, 429, 582
- . 1996, *ApJ*, 458, 132
- Caputi, K. I., Lagache, G., Yan, L., Dole, H., Bavouzet, N., Le Floch, E., Choi, P. I., Helou, G., & Reddy, N. 2007, *ApJ*, 660, 97
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1988, *ApJL*, 329, L33
- . 1989, *ApJ*, 345, 245
- de Vaucouleurs, G. 1948, *Annales d’Astrophysique*, 11, 247
- Fisher, D. B. & Drory, N. 2008, *AJ*, 136, 773
- Fitzpatrick, E. L. & Massa, D. 1986, *ApJ*, 307, 286
- . 1988, *ApJ*, 328, 734
- . 2007, *ApJ*, 663, 320
- Giovanelli, R., Darling, J., Henderson, C., Hoffman, W., Barry, D., Cordes, J., Eikenberry, S., Gull, G., Keller, L., Smith, J. D., & Stacey, G. 2001, *PASP*, 113, 803
- Gordon, K. D., Clayton, G. C., Misselt, K. A., Landolt, A. U., & Wolff, M. J. 2003, *ApJ*, 594, 279
- Goto, T., Arnouts, S., Inami, H., Matsuhara, H., Pearson, C., Takeuchi, T. T., Le Floch, E., Takagi, T., Wada, T., Nakagawa, T., Oyabu, S., Ishihara, D., Mok Lee, H., Jeong, W.-S., Yamauchi, C., Serjeant, S., Sedgwick, C., & Treister, E. 2011, *MNRAS*, 410, 573

- Hashiba, Y., Doi, M., Sako, S., Morokuma, T., Kuncarayakti, H., Kokubo, M., Mitsuda, K., Takahashi, H., Tateuchi, K., Watanabe, M., & Nakao, H. 2014, A Fabry-Perot and grism imaging spectrograph LISS (Line Imager and Slit Spectrograph)
- Heckman, T. M., Armus, L., & Miley, G. K. 1990, *ApJS*, 74, 833
- Hopkins, A. M. & Beacom, J. F. 2006, *ApJ*, 651, 142
- Hopkins, P. F., Kereš, D., Murray, N., Hernquist, L., Narayanan, D., & Hayward, C. C. 2013, *MNRAS*, 433, 78
- Hummer, D. G. & Storey, P. J. 1987, *MNRAS*, 224, 801
- Jones, A. P., Tielens, A. G. G. M., Hollenbach, D. J., & McKee, C. F. 1994, *ApJ*, 433, 797
- Kim, D.-C., Sanders, D. B., Veilleux, S., Mazzarella, J. M., & Soifer, B. T. 1995, *ApJS*, 98, 129
- Konishi, M., Motohara, K., Tateuchi, K., Takahashi, H., Kitagawa, Y., Kato, N., Sako, S., Uchimoto, Y. K., Toshikawa, K., Ohsawa, R., Yamamuro, T., Asano, K., Ita, Y., Kamizuka, T., Komugi, S., Koshida, S., Manabe, S., Matsunaga, N., Minezaki, T., Morokuma, T., Nakashima, A., Takagi, T., Tanabé, T., Uchiyama, M., Aoki, T., Doi, M., Handa, T., Kato, D., Kawara, K., Kohno, K., Miyata, T., Nakamura, T., Okada, K., Soyano, T., Tamura, Y., Tanaka, M., Tarusawa, K., & Yoshii, Y. 2015, *PASJ*, 67, 4
- Koornneef, J. & Code, A. D. 1981, *ApJ*, 247, 860
- Kormendy, J. & Kennicutt, Jr., R. C. 2004, *ARAA*, 42, 603
- Landolt, A. U. 2009, *AJ*, 137, 4186
- Larkin, J. E., Armus, L., Knop, R. A., Soifer, B. T., & Matthews, K. 1998, *ApJS*, 114, 59
- Li, H.-N., Wu, H., Cao, C., & Zhu, Y.-N. 2007, *AJ*, 134, 1315
- Liu, G., Calzetti, D., Hong, S., Whitmore, B., Chandar, R., O'Connell, R. W., Blair, W. P., Cohen, S. H., Frogel, J. A., & Kim, H. 2013, *ApJL*, 778, L41
- Mishra, A. & Li, A. 2015, *ApJ*, 809, 120
- Mouri, H., Kawara, K., & Taniguchi, Y. 2000, *ApJ*, 528, 186
- Moustakas, J. & Kennicutt, Jr., R. C. 2006, *ApJS*, 164, 81
- Naab, T. & Trujillo, I. 2006, *MNRAS*, 369, 625

- Pei, Y. C. 1992, *ApJ*, 395, 130
- Prevot, M. L., Lequeux, J., Prevot, L., Maurice, E., & Rocca-Volmerange, B. 1984, *AA*, 132, 389
- Puxley, P. J. & Brand, P. W. J. L. 1994, *MNRAS*, 266, 431
- Sanders, D. B., Egami, E., Lipari, S., Mirabel, I. F., & Soifer, B. T. 1995, *AJ*, 110, 1993
- Sanders, D. B., Mazzarella, J. M., Kim, D.-C., Surace, J. A., & Soifer, B. T. 2003, *AJ*, 126, 1607
- Sanders, D. B. & Mirabel, I. F. 1996, *ARAA*, 34, 749
- Savage, B. D. & Mathis, J. S. 1979, *ARAA*, 17, 73
- Seaton, M. J. 1979, *MNRAS*, 187, 73P
- Sérsic, J. L. 1963, *Boletin de la Asociacion Argentina de Astronomia La Plata Argentina*, 6, 41
- Smith, J. A., Tucker, D. L., Kent, S., Richmond, M. W., Fukugita, M., Ichikawa, T., Ichikawa, S.-i., Jorgensen, A. M., Uomoto, A., Gunn, J. E., Hamabe, M., Watanabe, M., Tolea, A., Henden, A., Annis, J., Pier, J. R., McKay, T. A., Brinkmann, J., Chen, B., Holtzman, J., Shimasaku, K., & York, D. G. 2002, *AJ*, 123, 2121
- Soifer, B. T., Boehmer, L., Neugebauer, G., & Sanders, D. B. 1989, *AJ*, 98, 766
- Tateuchi, K. 2015, PhD thesis, The University of Tokyo
- Tateuchi, K., Konishi, M., Motohara, K., Takahashi, H., Mitani Kato, N., Kitagawa, Y., Todo, S., Toshikawa, K., Sako, S., Uchimoto, Y. K., Ohsawa, R., Asano, K., Ita, Y., Kamizuka, T., Komugi, S., Koshida, S., Manabe, S., Nakamura, T., Nakashima, A., Okada, K., Takagi, T., Tanabé, T., Uchiyama, M., Aoki, T., Doi, M., Handa, T., Kawara, K., Kohno, K., Minezaki, T., Miyata, T., Morokuma, T., Soyano, T., Tamura, Y., Tanaka, M., Tarusawa, K., & Yoshii, Y. 2015, *ApJS*, 217, 1
- Uehara, M., Nagashima, C., Sugitani, K., Watanabe, M., Sato, S., Nagata, T., Tamura, M., Ebizuka, N., Pickles, A. J., Hodapp, K. W., Itoh, Y., Nakano, M., & Ogura, K. in , *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 5492, *Ground-based Instrumentation for Astronomy*, ed. A. F. M. MoorwoodM. Iye, 661–668
- Veilleux, S., Kim, D.-C., Sanders, D. B., Mazzarella, J. M., & Soifer, B. T. 1995, *ApJS*, 98, 171
- Wang, J. L., Xia, X. Y., Mao, S., Cao, C., Wu, H., & Deng, Z. G. 2006, *ApJ*, 649, 722

Yoshii, Y., Aoki, T., Doi, M., Handa, T., Kawara, K., Kato, D., Kohno, K., Konishi, M., Koshida, S., Minezaki, T., Mitani, N., Miyata, T., Motohara, K., Sako, S., Soyano, T., Tanabe, T., Tanaka, M., Tarusawa, K., Bronfman, L., Ruiz, M. T., & Hamuy, M. 2010, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7733, Ground-based and Airborne Telescopes III, 773308

## 付 録 A 天体連続光・輝線画像一覧

### NGC23

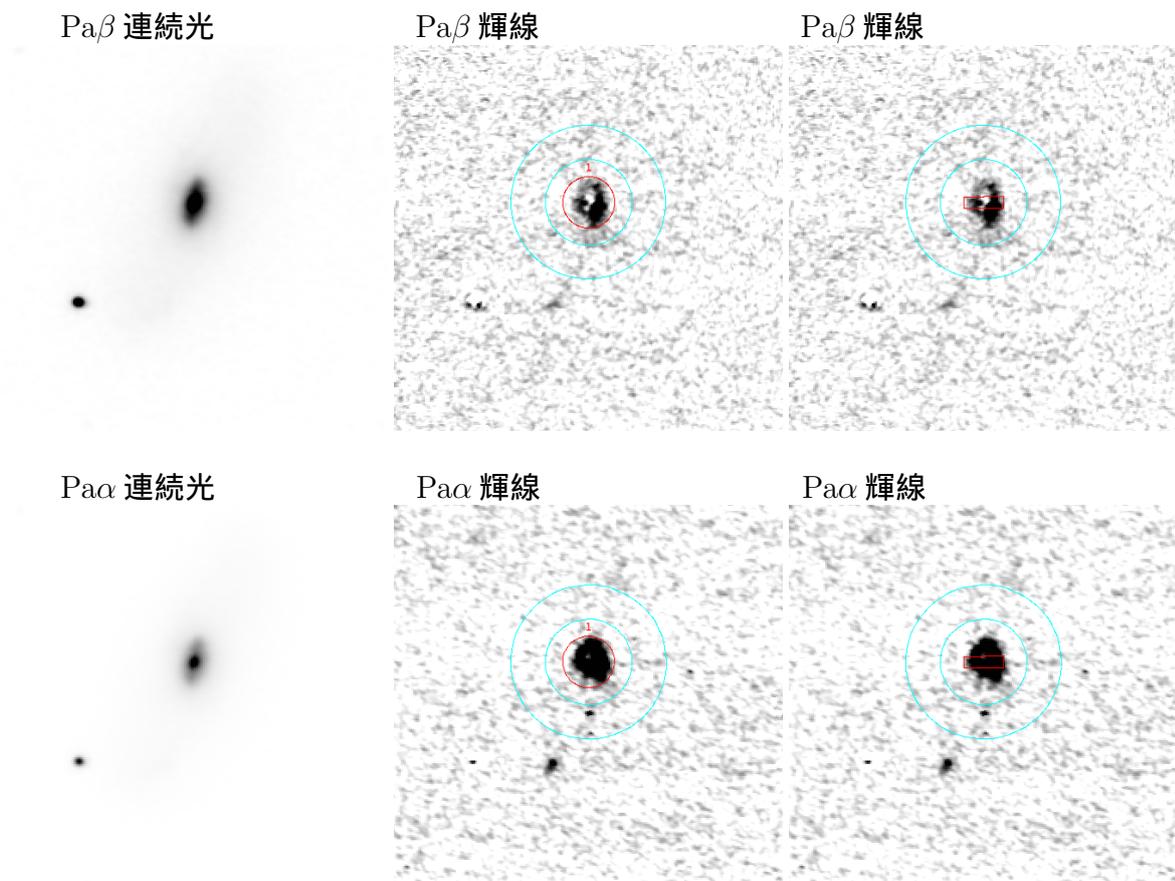


図 A.1: NGC23 の Pa $\beta$ , Pa $\alpha$  連続光画像 (左), 輝線画像 (中央: 銀河全体の開口, 右: 中心領域の開口. 赤線: 測光領域, 水色: スカイ取得領域)

## NGC 34

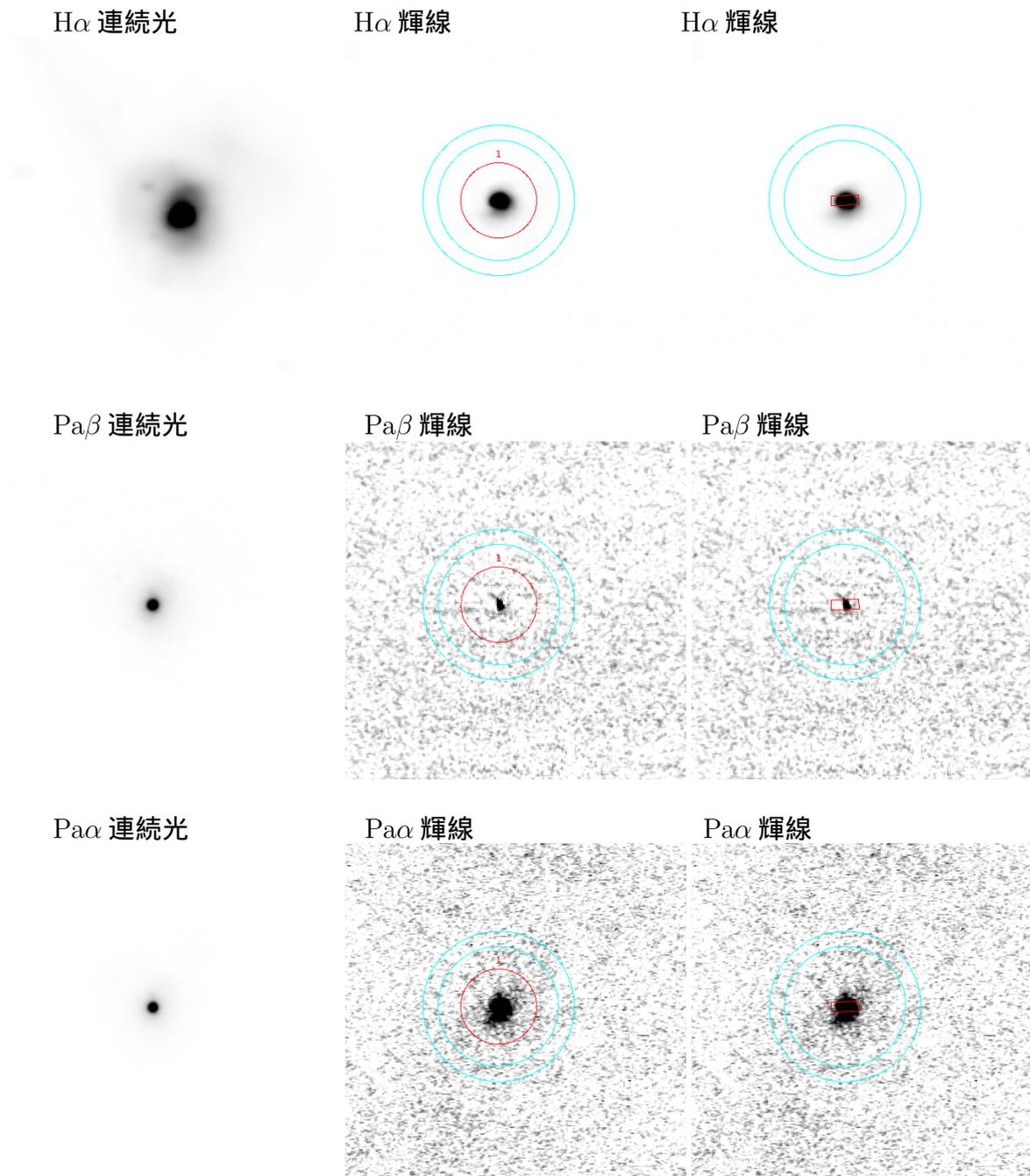


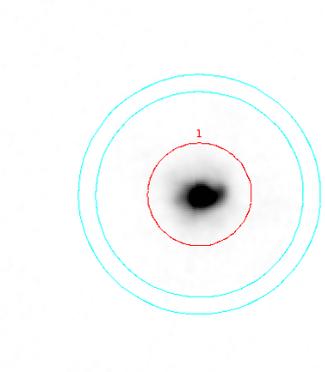
図 A.2: NGC 34 の H $\alpha$ , Pa $\beta$ , Pa $\alpha$  連続光画像 (左), 輝線画像 (中央:銀河全体の開口, 右:中心領域の開口. 赤線:測光領域, 水色:スカイ取得領域)

## NGC 232

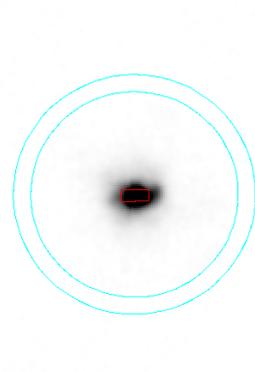
H $\alpha$  連続光



H $\alpha$  輝線



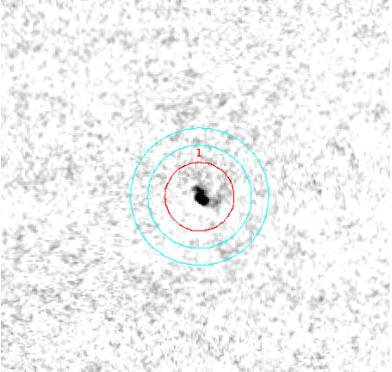
H $\alpha$  輝線



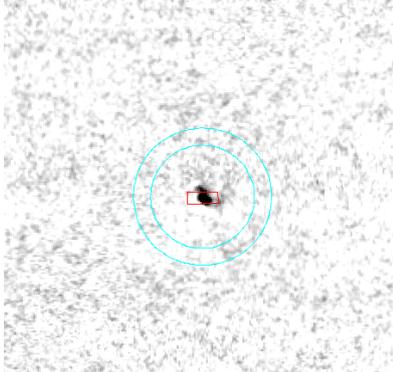
Pa $\beta$  連続光



Pa $\beta$  輝線



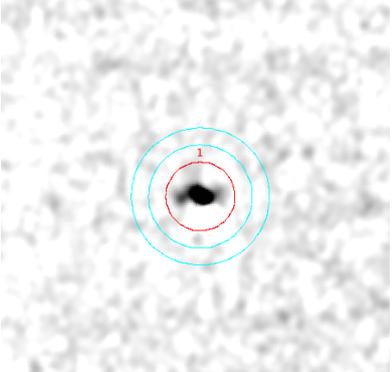
Pa $\beta$  輝線



Pa $\alpha$  連続光



Pa $\alpha$  輝線



Pa $\alpha$  輝線

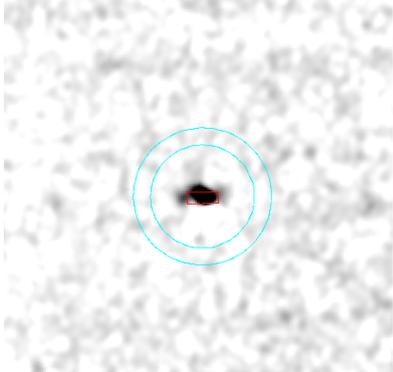


図 A.3: NGC 232 の H $\alpha$ , Pa $\beta$ , Pa $\alpha$  連続光画像 (左), 輝線画像 (中央:銀河全体の開口, 右:中心領域の開口. 赤線:測光領域, 水色:スカイ取得領域)

# IC 1623

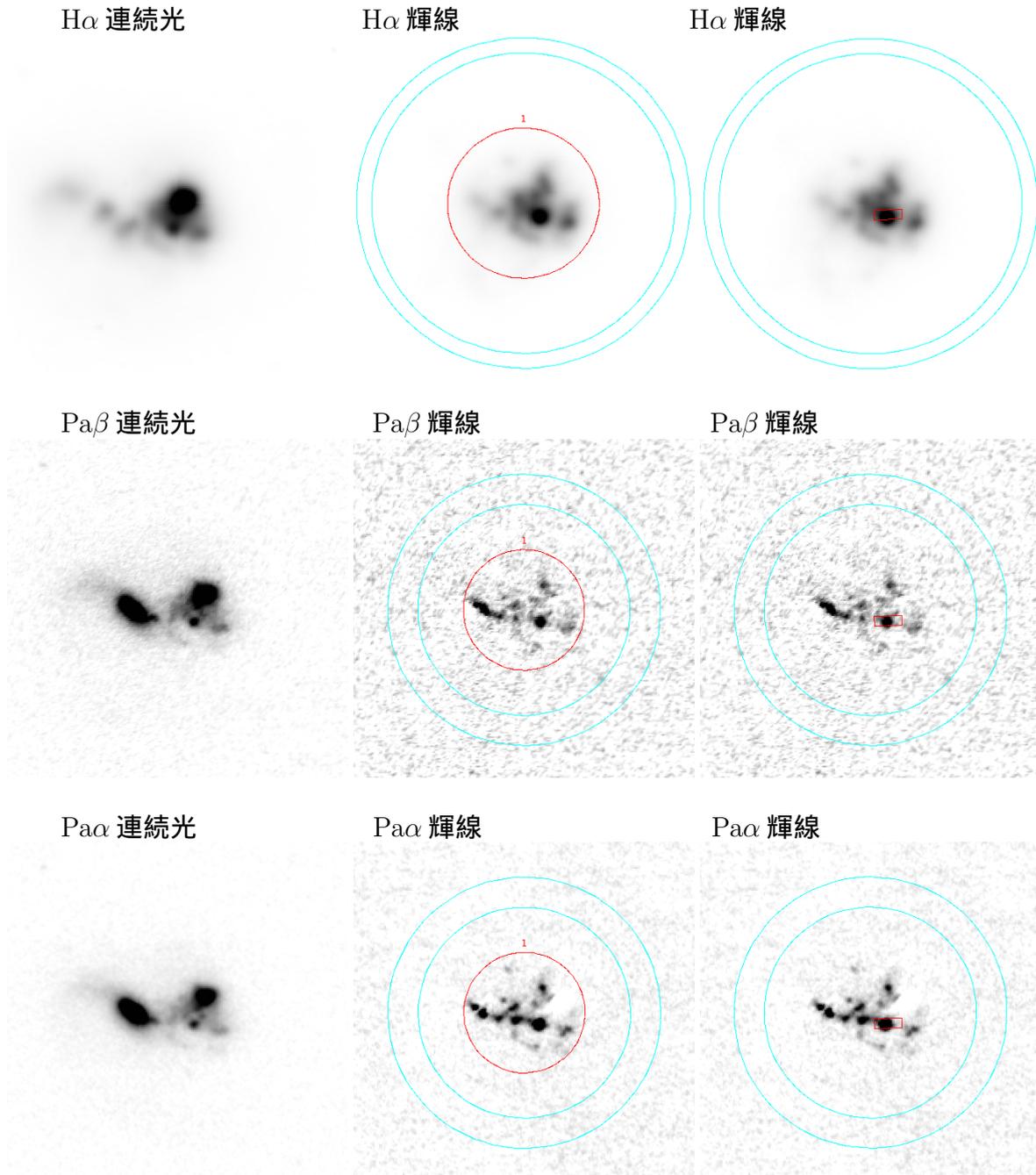


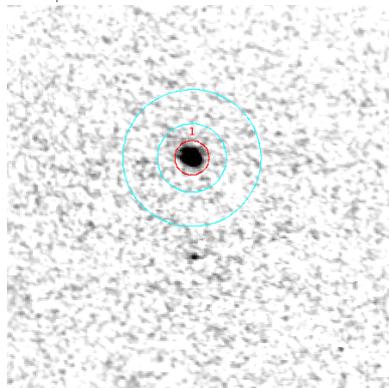
図 A.4: IC 1623 の H $\alpha$ , Pa $\beta$ , Pa $\alpha$  連続光画像 (左), 輝線画像 (中央:銀河全体の開口, 右:中心領域の開口. 赤線:測光領域, 水色:スカイ取得領域)

## ESO 244-G012

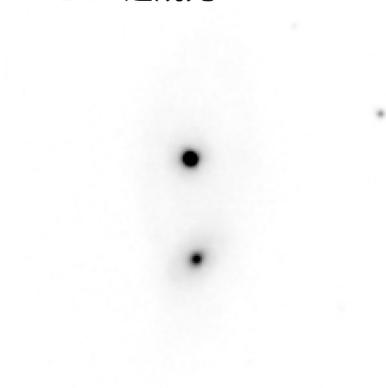
Pa $\beta$  連続光



Pa $\beta$  輝線



Pa $\alpha$  連続光



Pa $\alpha$  輝線

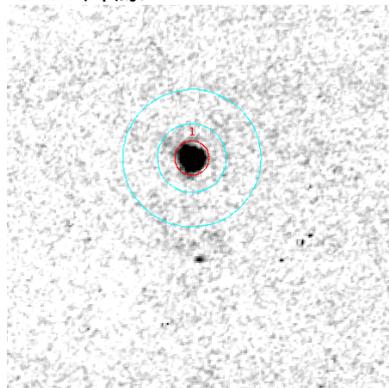


図 A.5: ESO 244-G012 の Pa $\beta$ , Pa $\alpha$  連続光画像 (左), 輝線画像 (中央:中心領域の開口, 赤線:測光領域, 水色:スカイ取得領域)

## UGC 2238

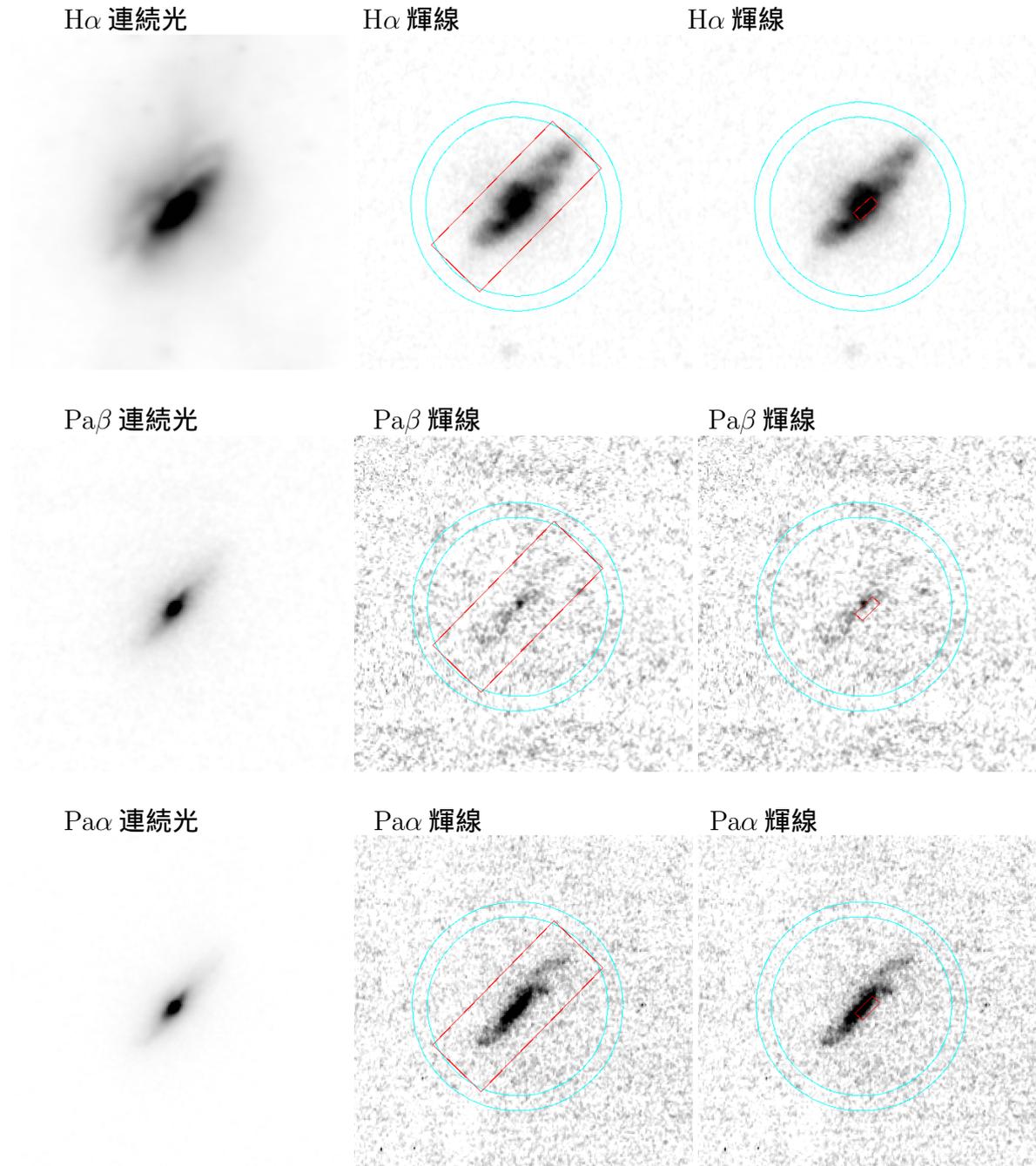


図 A.6: UGC 2238 の H $\alpha$ , Pa $\beta$ , Pa $\alpha$  連続光画像 (左), 輝線画像 (中央:銀河全体の開口, 右:中心領域の開口. 赤線:測光領域, 水色:スカイ取得領域)

## IRAS F02437+2122

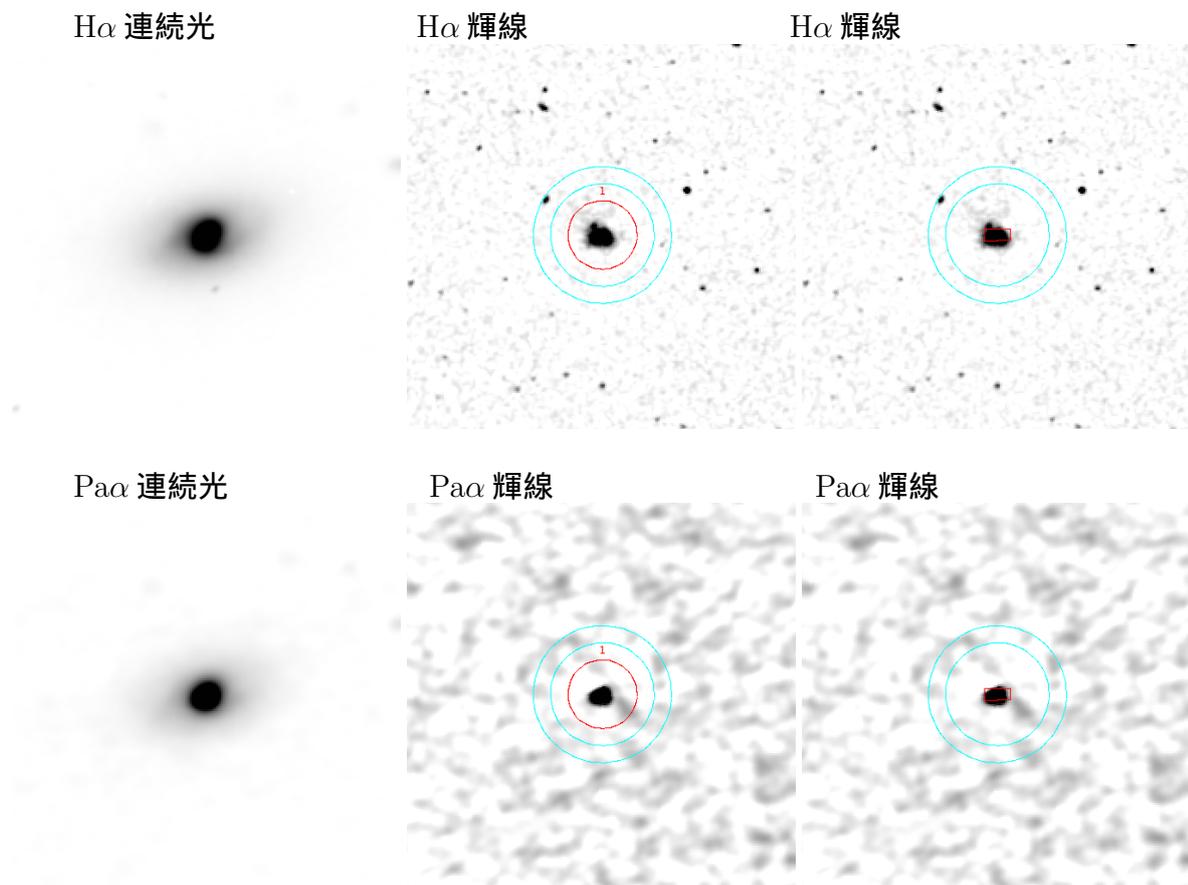


図 A.7: IRAS F02437+2122 の  $H\alpha$ ,  $Pa\alpha$  連続光画像 (左), 輝線画像 (中央: 銀河全体の開口, 右: 中心領域の開口). 赤線: 測光領域, 水色: スカイ取得領域

## NGC 1614

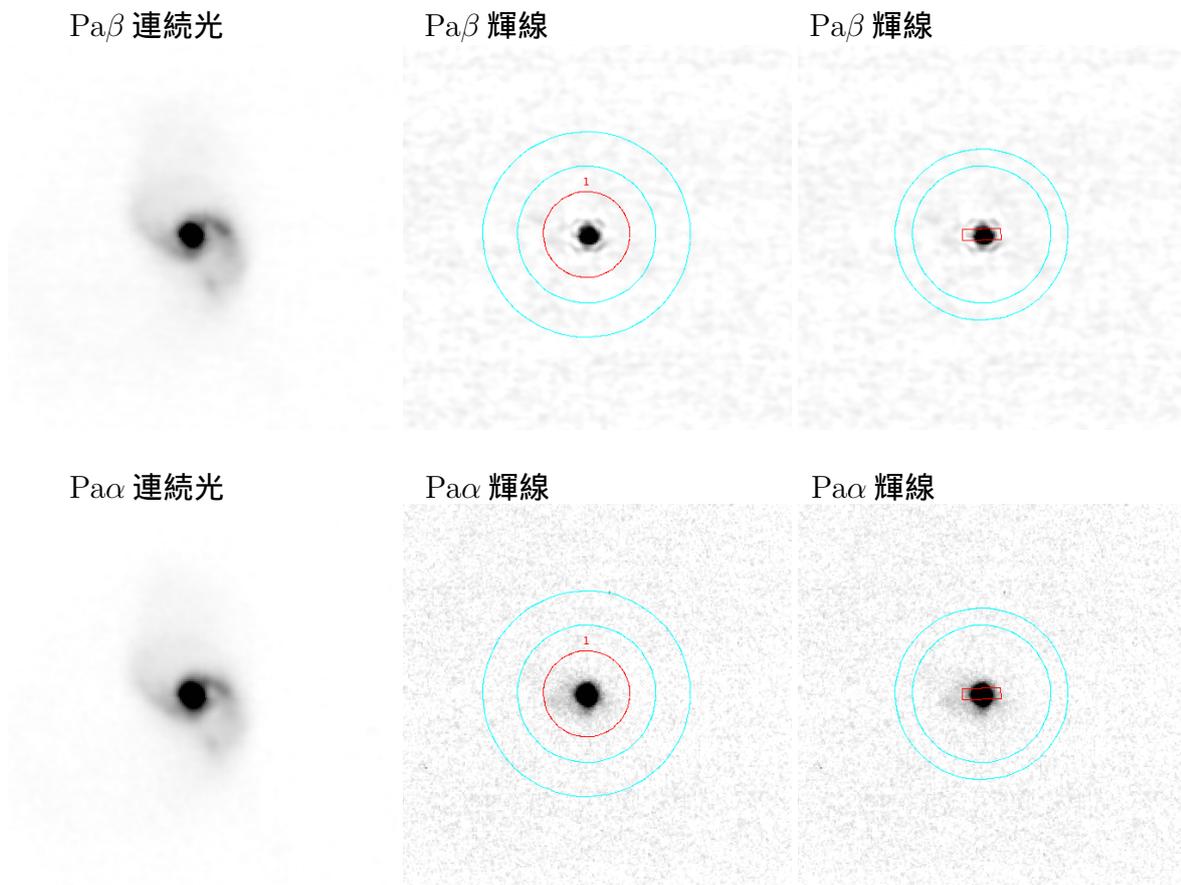
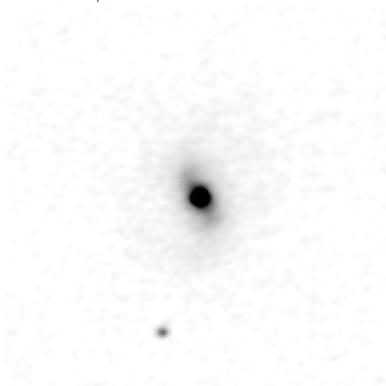


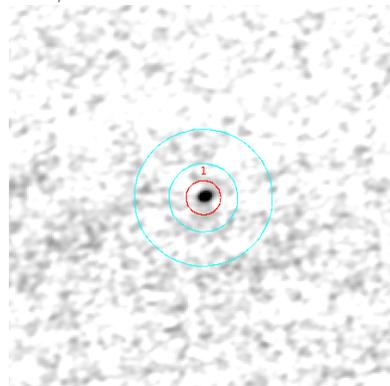
図 A.8: NGC 1614 の Pa $\beta$ , Pa $\alpha$  連続光画像 (左), 輝線画像 (中央:銀河全体の開口, 右:中心領域の開口. 赤線:測光領域, 水色:スカイ取得領域)

# MCG -05-12-006

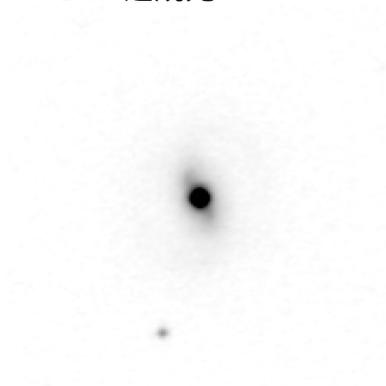
Pa $\beta$  連続光



Pa $\beta$  輝線



Pa $\alpha$  連続光



Pa $\alpha$  輝線

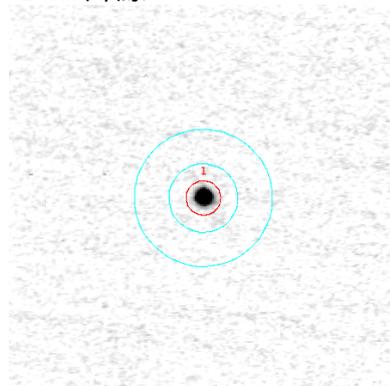


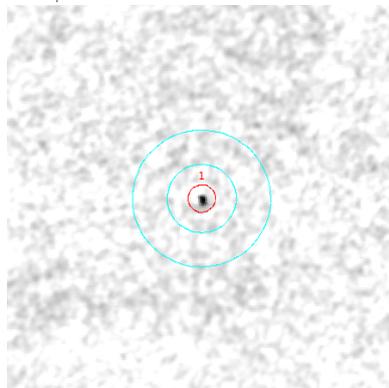
図 A.9: MCG -05-12-006 の Pa $\beta$ , Pa $\alpha$  連続光画像 (左), 輝線画像 (右: 銀河全体の開口. 赤線: 測光領域, 水色: スカイ取得領域)

## IRAS F06592-6313

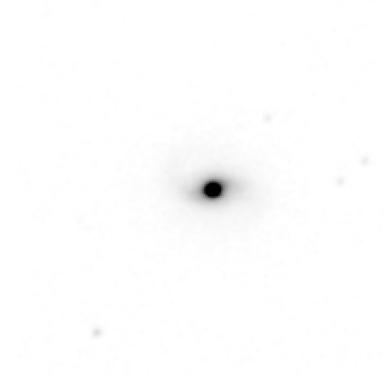
Pa $\beta$  連続光



Pa $\beta$  輝線



Pa $\alpha$  連続光



Pa $\alpha$  輝線

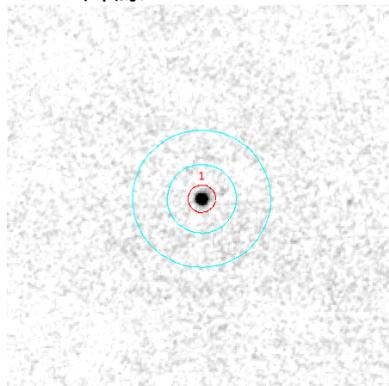


図 A.10: IRAS F06592-6313 の Pa $\beta$ , Pa $\alpha$  連続光画像 (左), 輝線画像 (右: 銀河全体の開口. 赤線: 測光領域, 水色: スカイ取得領域)

## NGC 6926

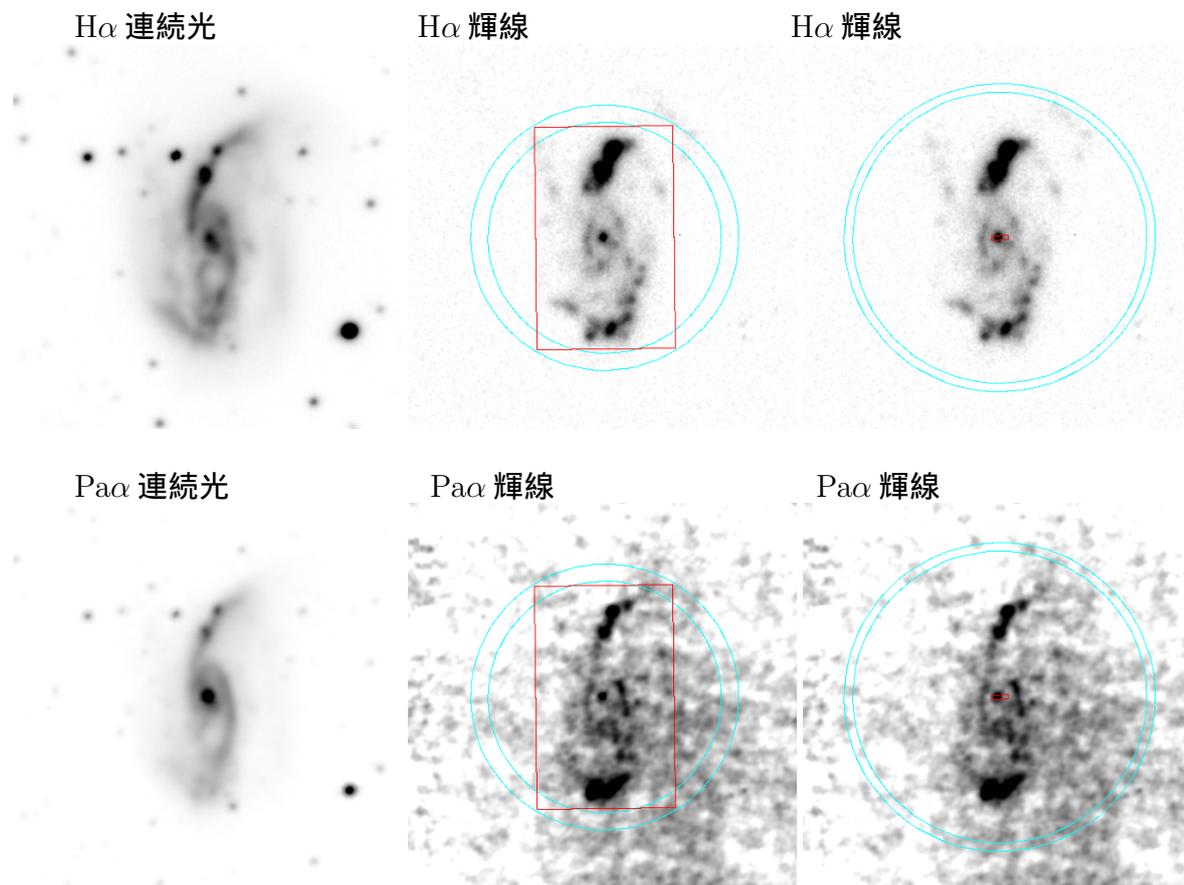
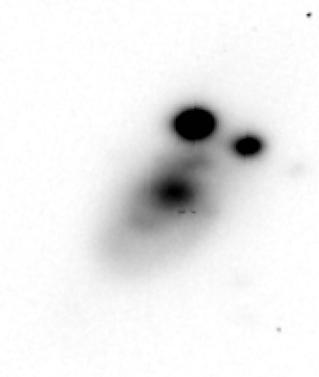


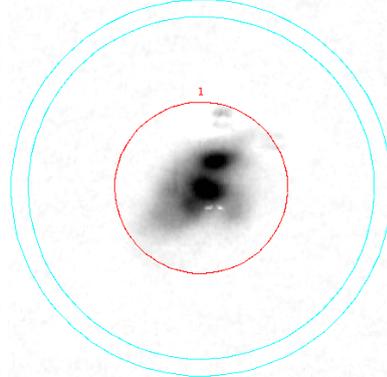
図 A.11: NGC 6926 の H $\alpha$ , Pa $\alpha$  連続光画像 (左), 輝線画像 (中央:銀河全体の開口, 右:中心領域の開口. 赤線:測光領域, 水色:スカイ取得領域)

## CGCG453-062

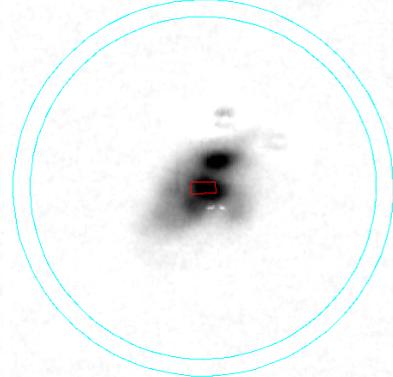
Pa $\beta$  連続光



Pa $\beta$  輝線



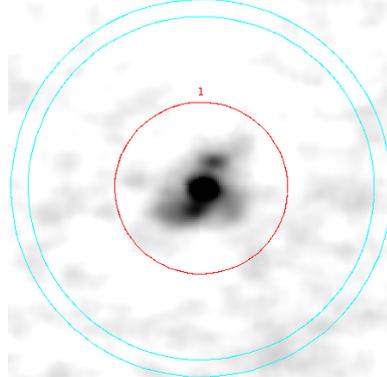
Pa $\beta$  輝線



Pa $\alpha$  連続光



Pa $\alpha$  輝線



Pa $\alpha$  輝線

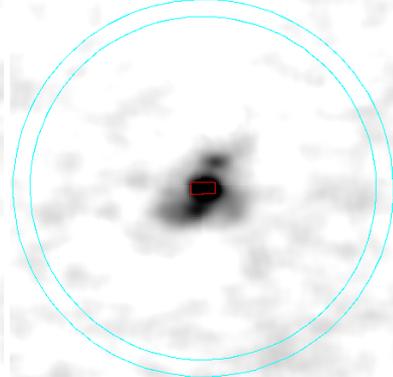


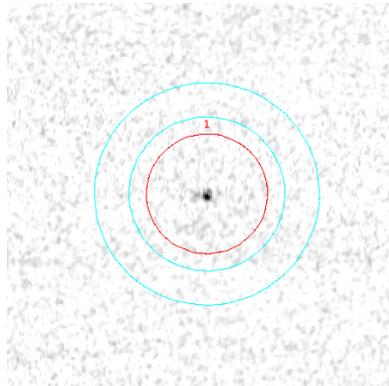
図 A.12: CGCG453-062 の H $\alpha$ , Pa $\alpha$  連続光画像 (左), 輝線画像 (中央: 銀河全体の開口, 右: 中心領域の開口. 赤線: 測光領域, 水色: スカイ取得領域)

## MCG -01-60-022

Pa $\beta$  連続光



Pa $\beta$  輝線



Pa $\alpha$  連続光



Pa $\alpha$  輝線

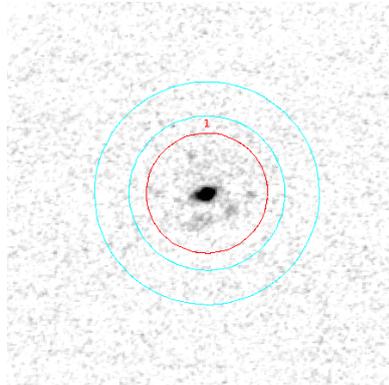


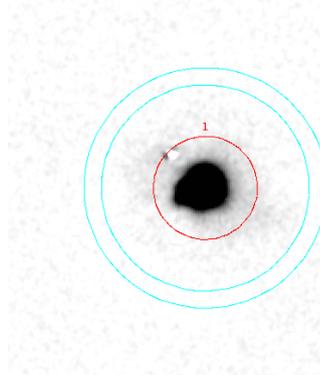
図 A.13: MCG -01-60-022 の Pa $\beta$ , Pa $\alpha$  連続光画像 (左), 輝線画像 (右:銀河全体の開口. 赤線:測光領域, 水色:スカイ取得領域)

## Mrk 331

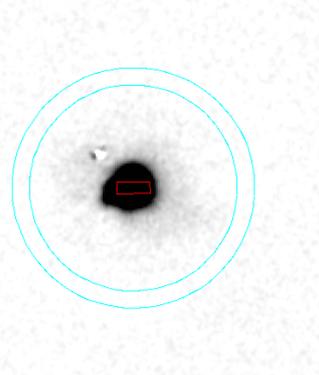
H $\alpha$  連続光



H $\alpha$  輝線



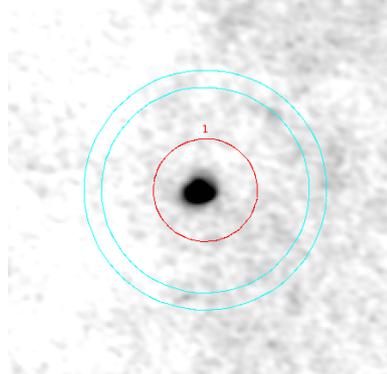
H $\alpha$  輝線



Pa $\alpha$  連続光



Pa $\alpha$  輝線



Pa $\alpha$  輝線

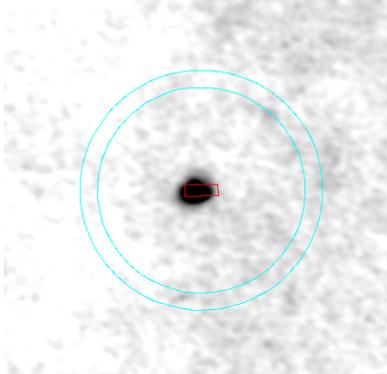


図 A.14: Mrk 331 の H $\alpha$ , Pa $\alpha$  連続光画像 (左), 輝線画像 (中央:銀河全体の開口, 右:中心領域の開口. 赤線:測光領域, 水色:スカイ取得領域)

## 付録B $H\alpha$ , $P\alpha\alpha$ 輝線画像の開口測光プロフィール

NGC34

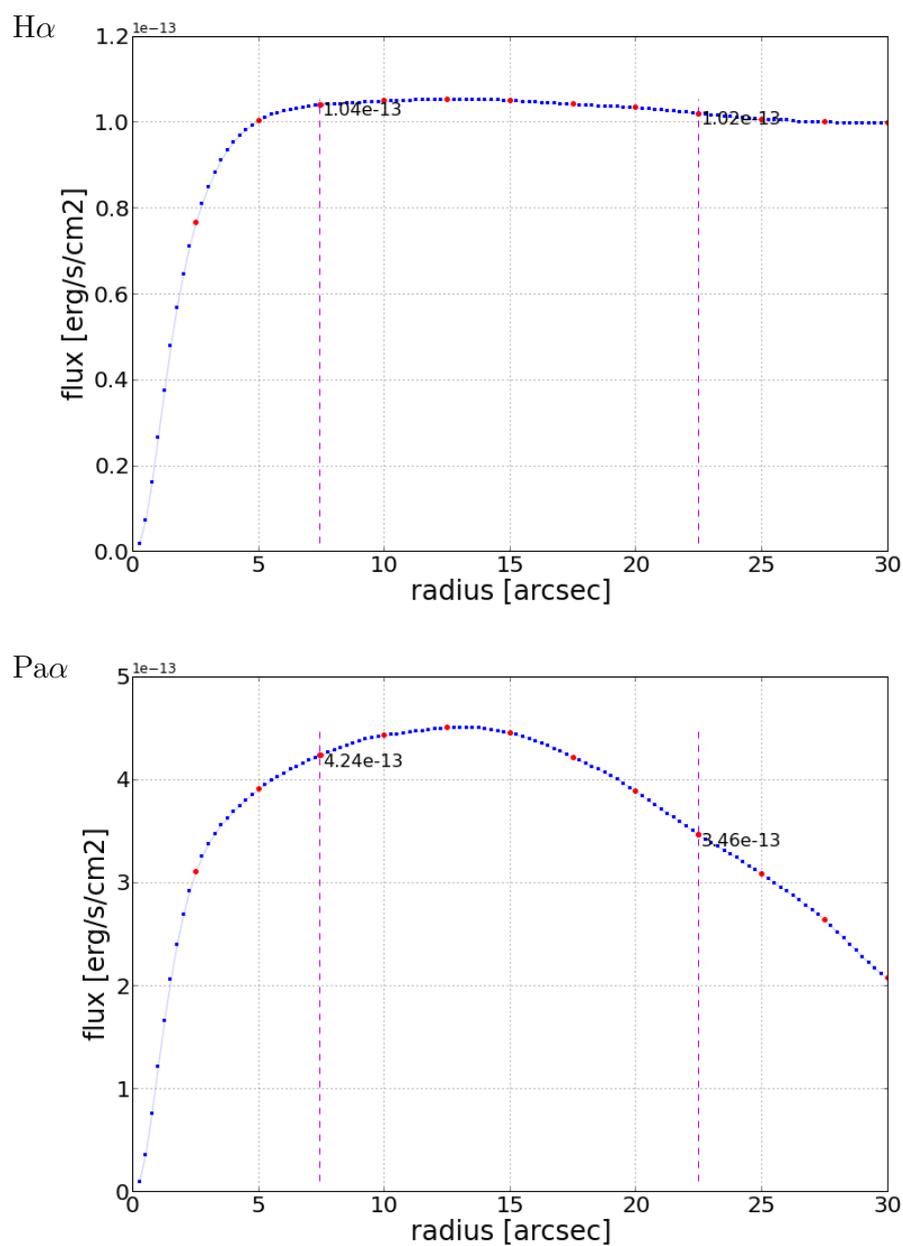


図 B.1: NGC34 の  $H\alpha$ (上図),  $P\alpha\alpha$  輝線(下図) のフラックスの開口サイズによる変動. マゼンタ色の破線は我々の開口半径(左)と Moustakas & Kennicutt (2006)(右)の開口半径.

## NGC232

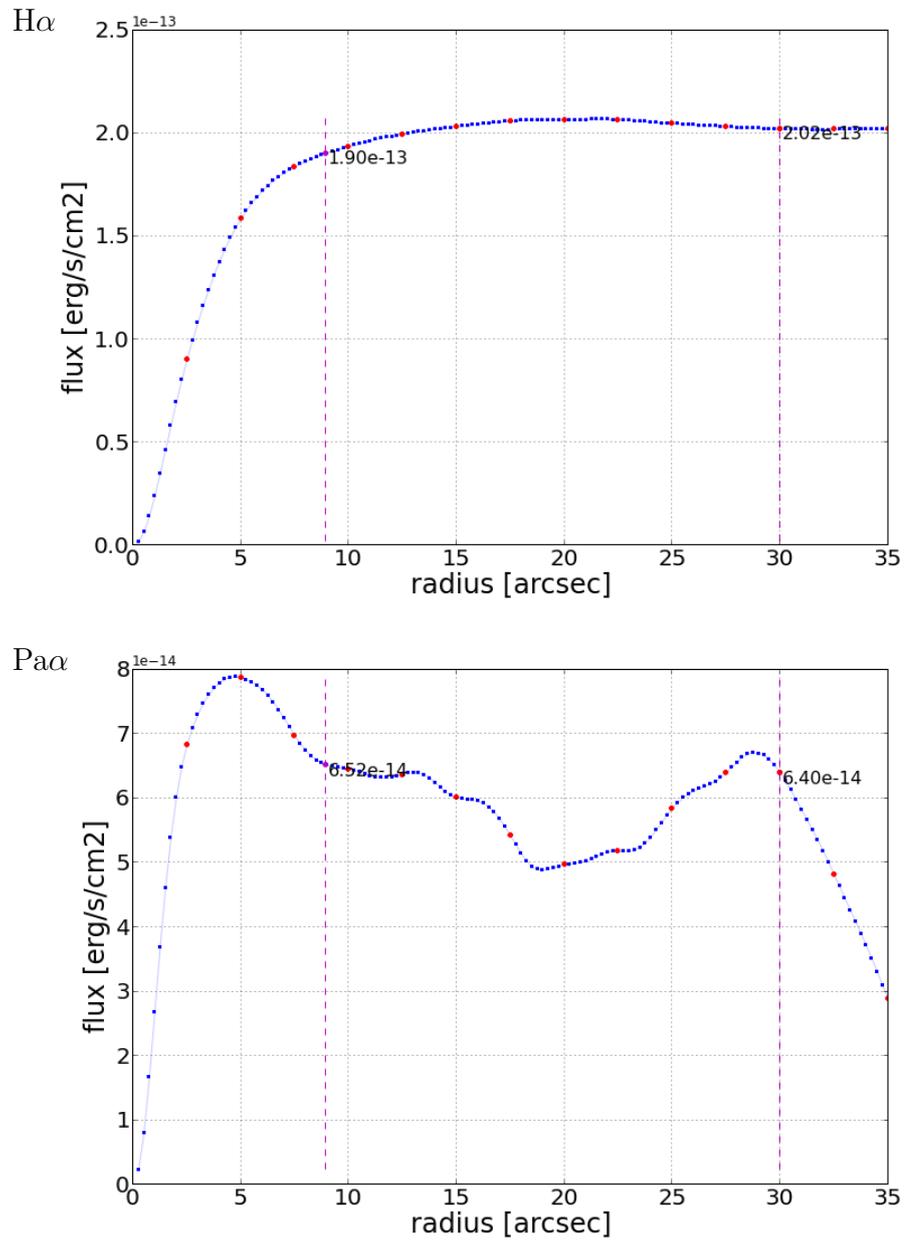


図 B.2: NGC232 の  $H\alpha$ (上図),  $Pa\alpha$  輝線 (下図) のフラックスの開口サイズによる変動. マゼンタ色の破線は我々の開口半径 (左) と Moustakas & Kennicutt (2006)(右)の開口半径.

## IC1623

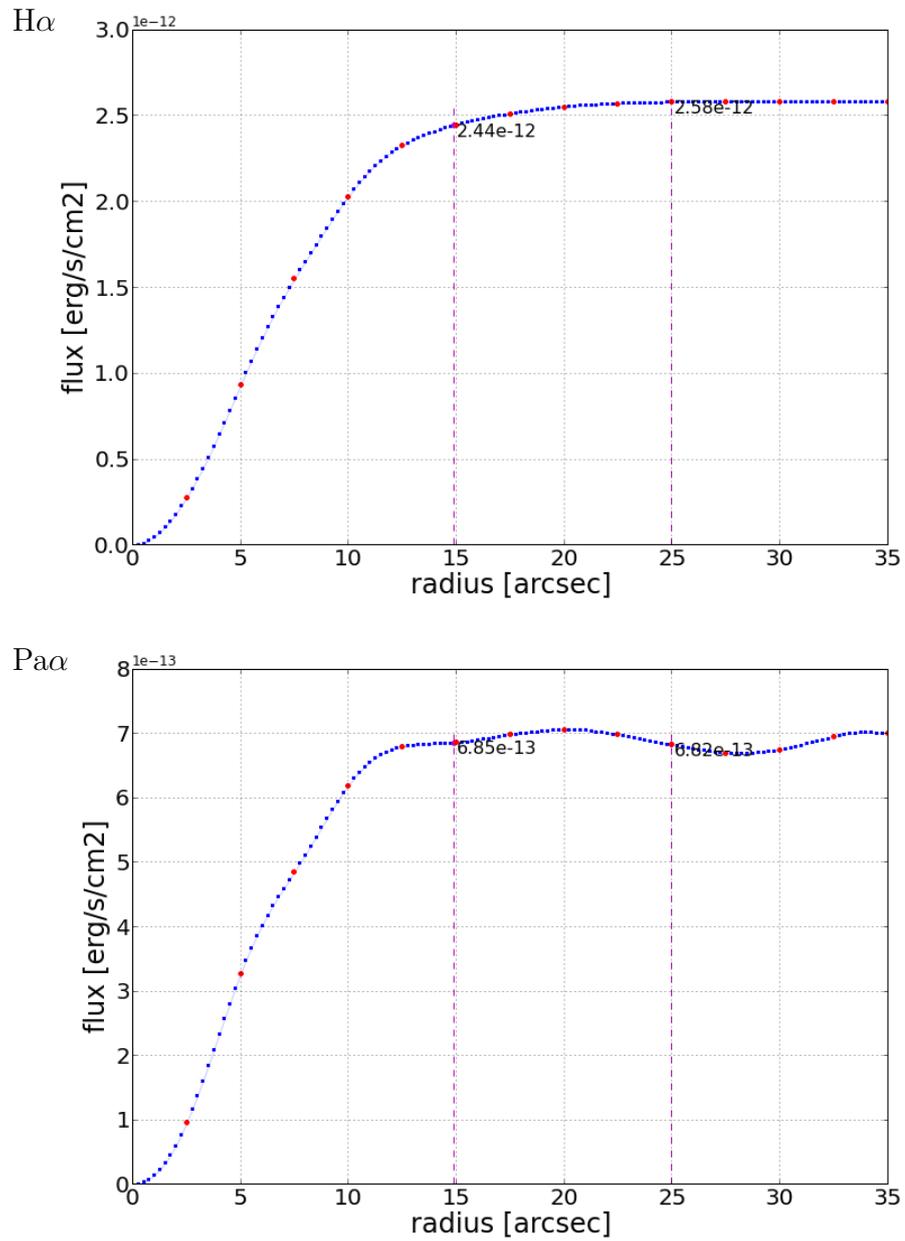


図 B.3: IC1623 の  $H\alpha$ (上図),  $Pa\alpha$  輝線(下図) のフラックスの開口サイズによる変動. マゼンタ色の破線は我々の開口半径(左)と Moustakas & Kennicutt (2006)(右)の開口半径.

## UGC2238

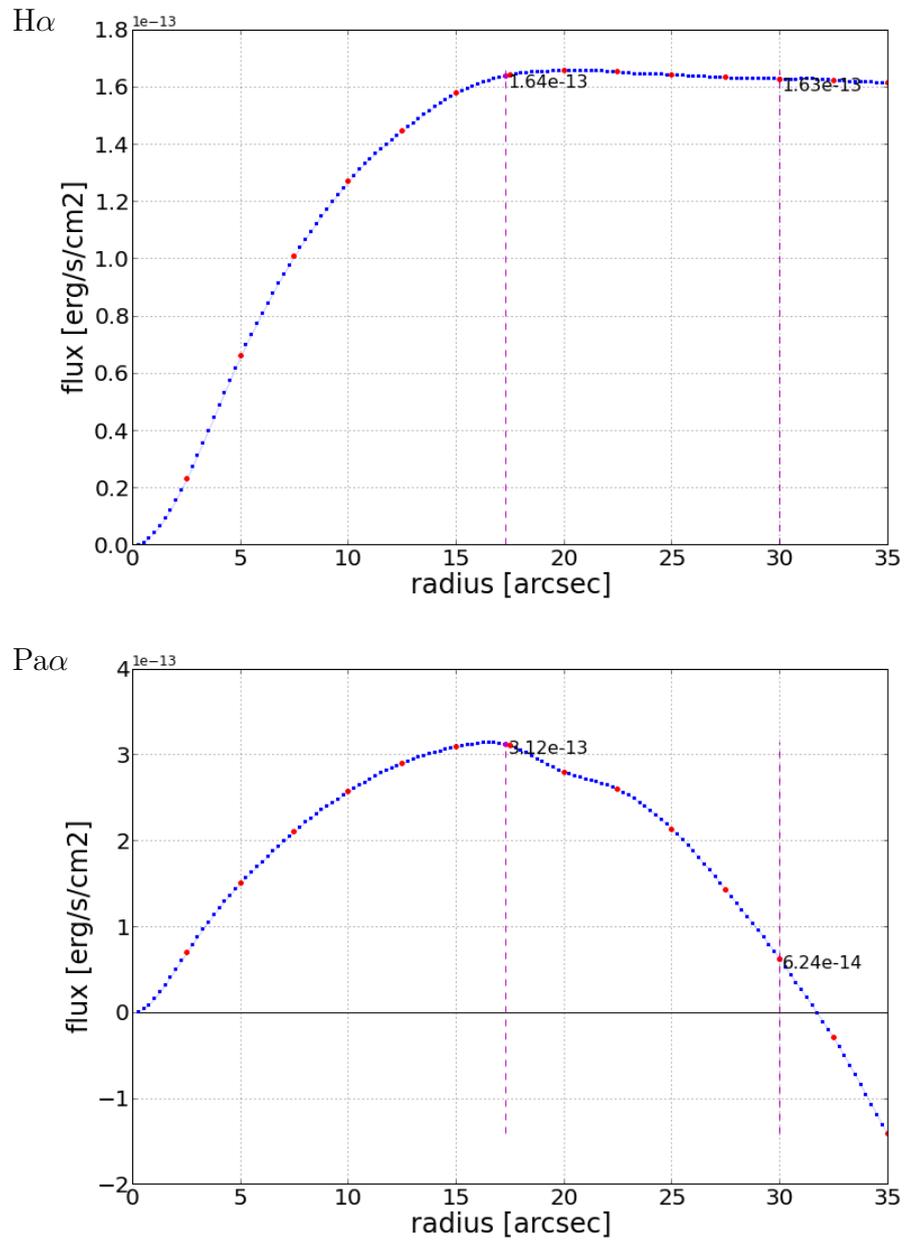


図 B.4: UGC2238 の  $H\alpha$ (上図),  $Pa\alpha$  輝線(下図) のフラックスの開口サイズによる変動. マゼンタ色の破線は我々の開口半径(左)と Moustakas & Kennicutt (2006)(右)の開口半径.

# NGC6926

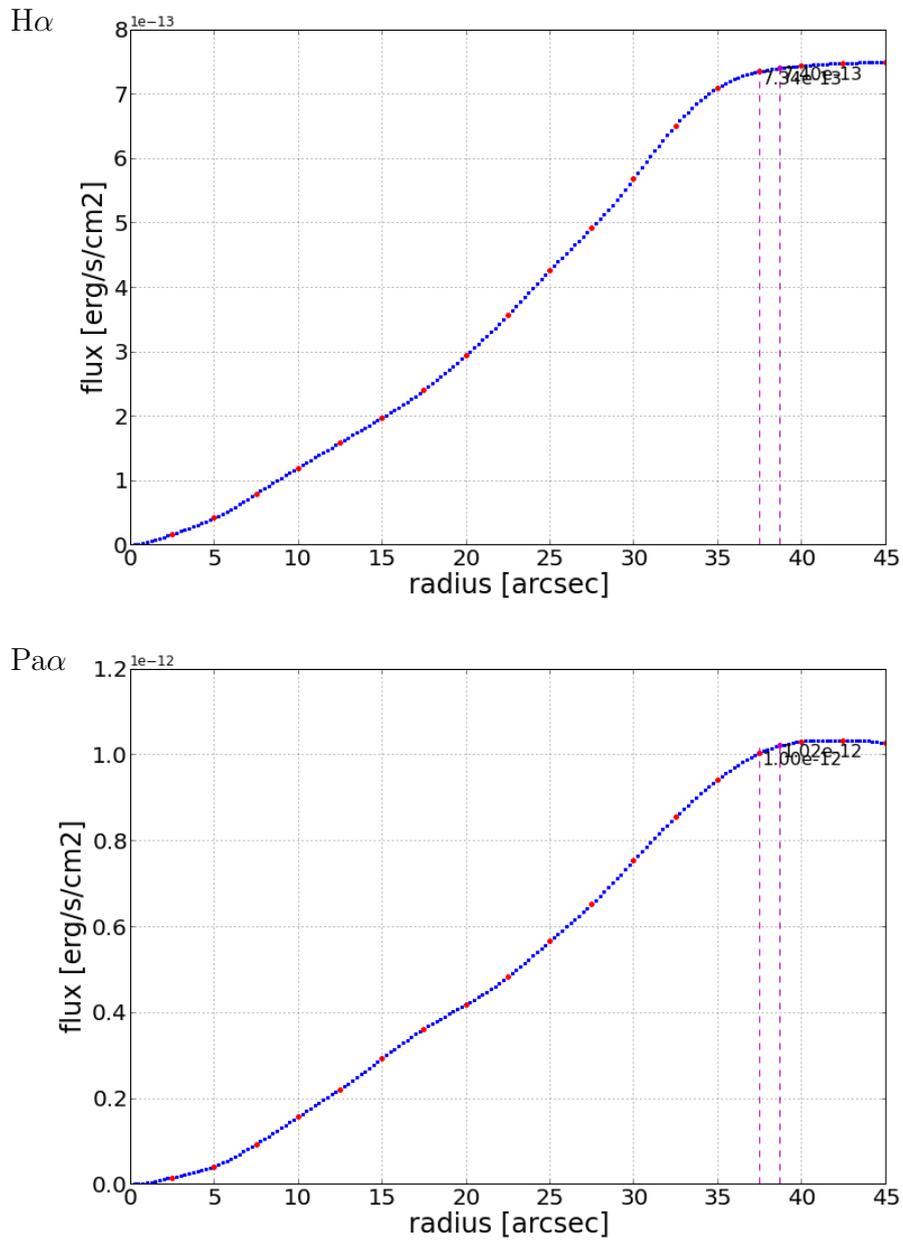


図 B.5: NGC6926 の  $H\alpha$ (上図),  $Pa\alpha$  輝線(下図) のフラックスの開口サイズによる変動. マゼンタ色の破線は我々の開口半径(右)と Moustakas & Kennicutt (2006)(左)の開口半径.

## CGCG453-062

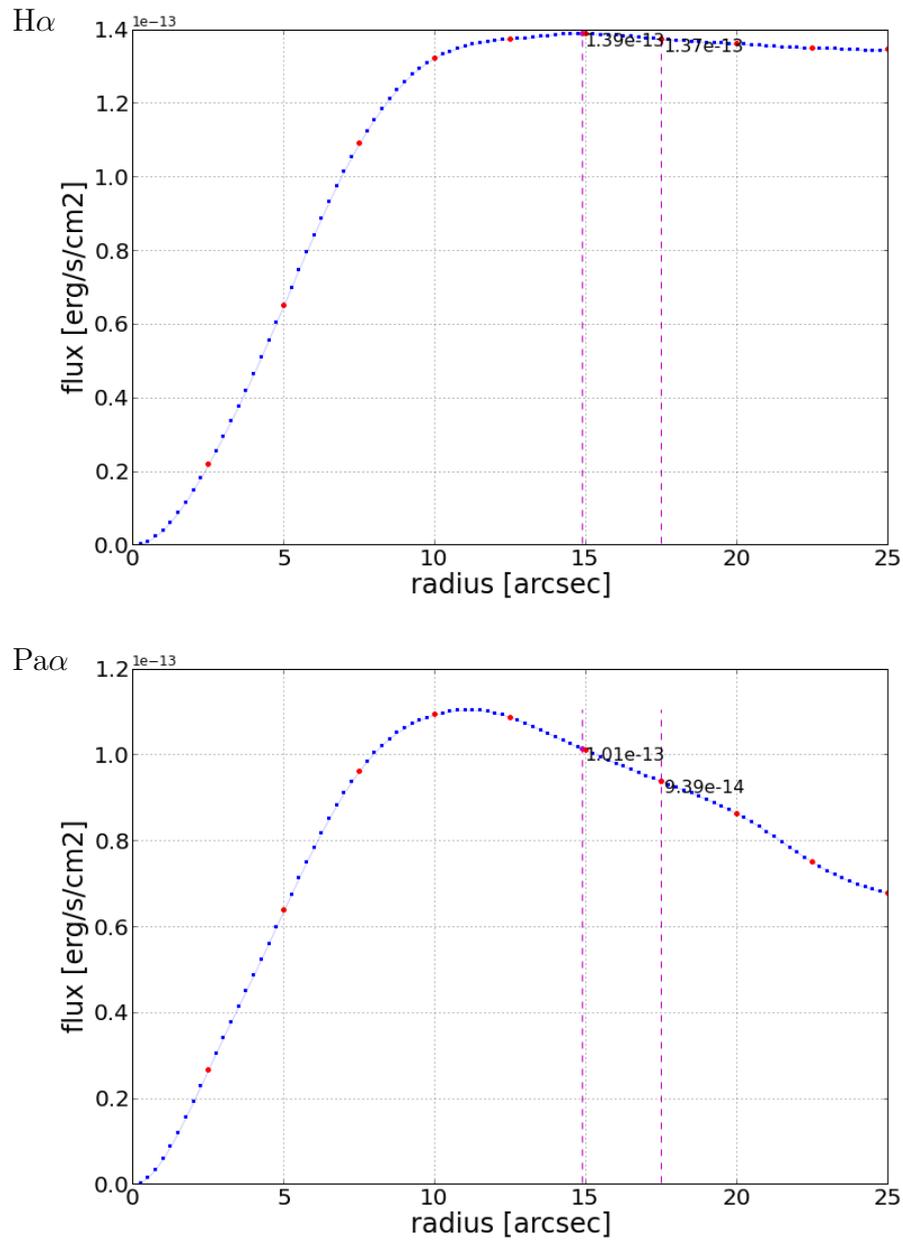


図 B.6: CGCG453-062 の  $H\alpha$ (上図),  $Pa\alpha$  輝線 (下図) のフラックスの開口サイズによる変動. マゼンタ色の破線は我々の開口半径 (左) と Moustakas & Kennicutt (2006)(右) の開口半径.

# Mrk331

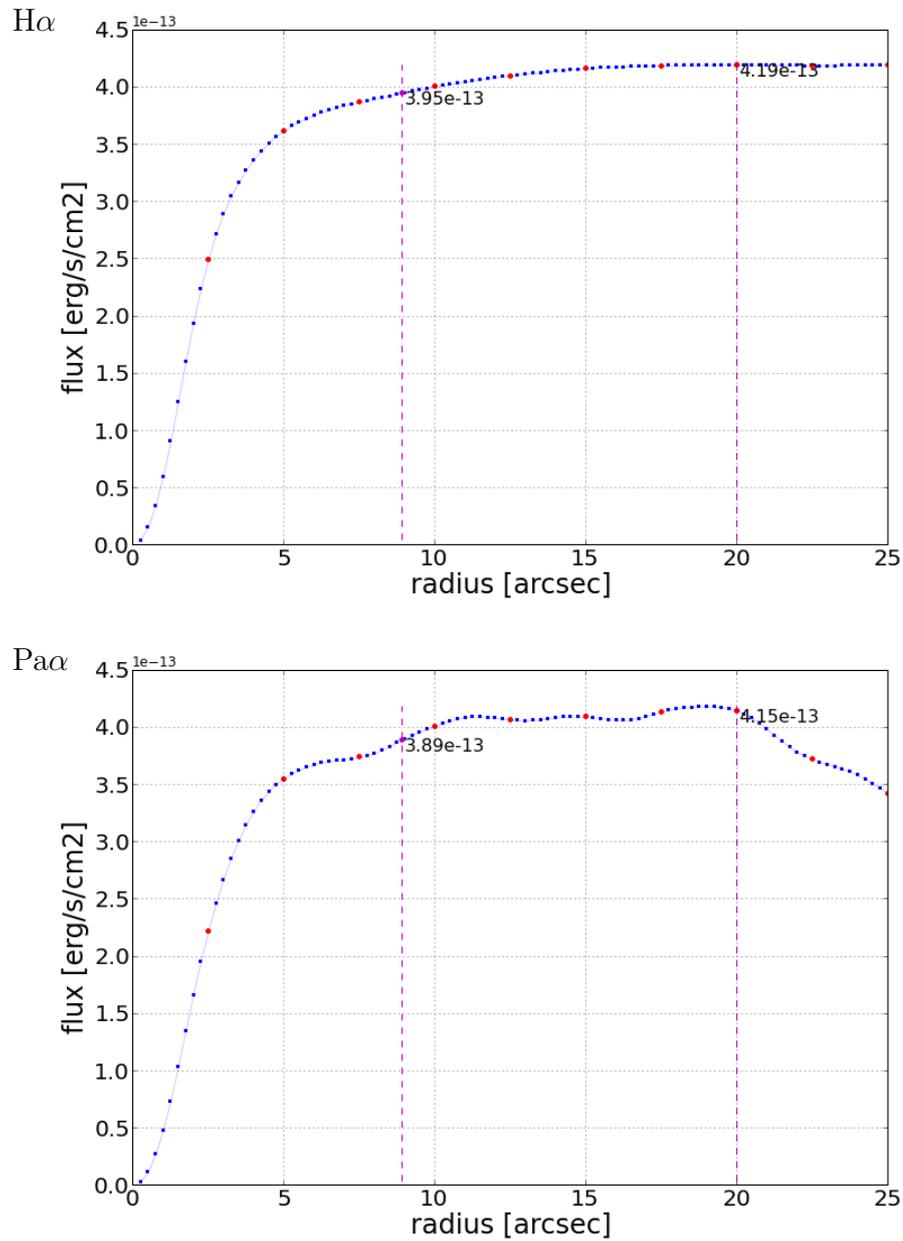


図 B.7: Mrk331 の  $H\alpha$ (上図),  $Pa\alpha$  輝線 (下図) のフラックスの開口サイズによる変動. マゼンタ色の破線は我々の開口半径 (左) と Moustakas & Kennicutt (2006)(右) の開口半径.