修士論文

地上 $Pa\alpha$ 輝線観測手法及び $Pa\alpha$ 輝線で探る近傍LIRGsの形態的特徴

指導教官 本原 顕太郎

東京大学大学院 理学系研究科 天文学専攻 修士課程 学生証番号: 35-106129

舘内 謙

2012年2月2日

目 次

第1章	序章	2
1.1	宇宙の星形成活動史	2
1.2	星形成活動	4
	1.2.1 星形成率	4
	1.2.2 星形成率の指標	4
	1.2.3 地上 Paα 輝線観測	9
	1.2.4 miniTAO/ANIR による近傍 LIRGs の Pa α 輝線観測	9
第2章	観測	10
2.1	近赤外線カメラ ANIR:miniTAO Atacama Near InfraRed camera	10
	2.1.1 miniTAO 望遠鏡サイト	10
	2.1.2 ANIR:Atacama Near InfraRed camera	11
2.2	近傍 LIRGs の Pa α 輝線観測	13
	2.2.1 観測天体選定	13
	2.2.2 撮像観測	14
	2.2.3 観測天体	14
第3章	解析・評価	20
3.1	Pa α 輝線データ解析概要	20
	$3.1.1$ Pa α 輝線データ解析方法の概要	20
3.2	地上 Pa $lpha$ 輝線データ解析各論	23
	$3.2.1$ 大気吸収を受けた Pa $lpha$ 輝線強度の導出 \ldots \ldots \ldots \ldots \ldots \ldots \ldots	23
	3.2.2 システム効率を使った平均透過率の推定	25
	3.2.3 輝線の大気透過率推定	28
3.3	$Pa\alpha$ 輝線データ解析結果の評価	30
	3.3.1 HST/NICMOS のデータ	30
	3.3.2 ANIR と NICMOS による Pa α フラックス比較	31
	3.3.3 解析手法の妥当性	36
第4章		38
4.1	星形成率	38
	4.1.1 星形成率変換式	38
	$4.1.2$ 赤外線光度による SFR と Pa α 輝線による SFR の比較	40
	4.1.3 バルマー減衰法による減光補正	40
	$4.1.4$ Pa α から見積もった星形成率	47
4.2	LIRGs の形態的特徴	48
	4.2.1 銀河の大きさと中心集中度	48
	4.2.2 中心集中度による銀河の分類とその活動源	53
ᄷᆞᆞᅭ	キ に み	•
おり早		50
5.1	約日 mm 	56
5.2	謝祥	57

付録 A 観測天体一覧	61
付 録 B 大気吸収モデル結果	76

概要

これまでの多くの大規模な深宇宙サーベイ観測により、過去に向かうほど宇宙の星形成活動が高まってゆき、1<z<3 でそのピークを迎えることが分かってきた。さらにこうした活動の大部分は、大規模な星形成を行い、豊富なダスト に覆われた赤外線銀河(Luminous Infrared Galaxies: LIRGs)により担われていたことが明らかとなってきた。しか し、これら赤外線銀河がどのようなもので、活発な星形成がどのように引き起こされているかについてはまだよくわ かっていない。遠方(1<)LIRGsの詳細な観測が現在の技術ではまだ難しいためである。そこで近傍LIRGs(z<0.1) の詳細観測により内部構造を分解し、遠方ではとらえられない詳細な星形成活動を明らかにすることで、銀河進化の 理解に迫ってゆくのが本研究の目的である。

こうしたダストが豊富な LIRGs の星形成活動を詳細に研究するには、直接的な星形成指標であり、ダスト減光に強く、放射強度が強い水素 Paα 輝線 (1.875mum) が適している。しかしながら、Paα 輝線のある波長域はちょうど地球の大気吸収が激しい波長であり、地上からの観測は困難であると考えられていた。

Atacama Near InfraRed camera–ANIR は、南米チリ・チャナントール山山頂の標高 5640m に設置された miniTAO 1m 望遠鏡に搭載されている近赤外線カメラである。このサイトは、非常に高い標高と低い水蒸気量 (PWV~0.5mm) のおかげで赤外線域の大気の窓が通常よりも大きく開くため、Paα 輝線の狭帯域撮像観測を安定して行うことが可能 となっている。さらに、高い晴天率 (80--90%) や良好なシーイング (中央値で 0.8 秒角以下) にも恵まれ、こうした 赤外線観測を行うには非常に適したサイトとなっている。

本研究ではこの ANIR を使い、IRAS-Revised Bright Galaxy Sample (RBGS) にカタログ化されている赤外線光 度が大きな近傍系外銀がのうち、ANIR の N191 フィルター (1.9 µm) 内に Paa 輝線が入ってくる近傍 (2800 km/s < cz < 8100 km/s)LIRGs の Paa 輝線狭帯域撮像観測を行った。全部で 38 天体の LIRGs、及びそれに準ずる赤外線光 度を持つ銀河の Paa 輝線観測に成功した。

まず、水蒸気による大気吸収を受けた、Paa 輝線の輝線強度を正しく求めるための補正方法を確立させた。大気吸 収の影響を受けていないハップル宇宙望遠鏡 (HST) のデータを使ってその方法論の正しさを検証し、その結果、数 パーセント程度の誤差で、HST によるフラックスと一致することが分かった。

確立させたキャリブレーション方法を使って Paα 輝線強度から星形成率を見積もった。その結果、減光補正をした Paα から見積もった星形成率は、全赤外線光度から見積もった星形成率と一致することが分かった。

さらに、C-Index により Paα 輝線とその連続光の中心集中度を評価した。この中心集中度との、銀河の活動源や連 続光の光度 (星質量) との相関は見られなかったが、星形成率との相関関係が見られ、大きく2つのグループに分かれ ることを発見した。それは、星の分布と星形成領域の分布がドヴォーク・ルール則に近い分布をしている「コンパク トモード」と、それよりも広がった領域に星も星形成領域も分布している「ノーマルモード」で、近傍 LIRGs におい ては、少なくともこの2つの星形成モードが存在することを発見した。

これらのモードの違いは、星形成活動を引き起こす要因の違いが考えられるが、何が要因となっているかについて 今後詳細に研究し、普通の銀河やULIRGs、遠方銀河とどのような関係にあるのか突き詰めてゆく必要がある。その ためには、さらなる観測によりサンプル数を増やすことと、モードの違う銀河について、ガスの分布や速度構造の違 いを調べてゆく必要がある。

第1章 序章

1.1 宇宙の星形成活動史



Figure 1.1. 宇宙の星形成史 (Hopkins & Beacom, 2006)

これまで多くの大規模な深宇宙サーベイ観測が、紫外線、可視光線、赤外線、サブミリ波などの多波長で行われ てきている。それらの観測結果から、過去に向かうほど宇宙の星形成活動が高まってゆき、1<z<3 でその活動性の ピークを迎え、その単位体積たりの星形成量活動量は現在の約 30 倍にも達しており (Rujopakarn et al., 2010)、宇宙 の星質量の約 80%がこの時代に作られていた (Kajisawa et al., 2009) ことが明らかとなってきた。

さらに多くの赤外線による観測から、赤外線で明るく輝く銀河 (高光度赤外線銀河, Luminous Infrared Galaxies; 全赤外線光度 $L_{IR}=10^{11-12} L_{\odot}$ /超高光度赤外線銀河, Ultra Luminous Infrared Galaxies; $L_{IR} > 10^{12} L_{\odot}$) が過去に遡 るほど数密度が上昇していき Figure 1.2;(Goto et al., 2011)、 z~1 の時代ではこうし U/LIRGs が、宇宙全体の星形 成の約 70%を占めていることが分かってきている (Elbaz et al., 2002; Le Floc'h et al., 2005; Pérez-González et al., 2005; Caputi et al., 2007)。

また、様々な研究のおかげで、銀河の星形成率に加え、年齢や金属量などの情報も含めた大まかな銀河進化の歴史 像が見え始めてきている。そこでこうした結果からさらに一歩進んで、どのように銀河が形成され、進化してきたか に関して深い理解を得るためには、今までのような銀河を集団ととらえる大局的な視点から、個々の銀河の個性に注 目した研究が有効かつ必要である。つまり、銀河一つ一つを空間分解した情報、すなわち、銀河の力学的運動、星の 種族分布、星・ガス・ダストの分布、そしてガスの励起状態などを詳しく研究してゆく必要がある。

宇宙の星形成活動を理解する上で鍵を握る高光度赤外線銀河は、Luminous InfraRed Galaxies–LIRGs(全赤外線 光度 L_{IR} が $10^{11-12}L_{\odot}$)、Ultra Luminous InfraRed Galaxies–ULIRGs(全赤外線光度 L_{IR} が $10^{12-13}L_{\odot}$) や、Hyper Luminous InfraRed Galaxies–HyLIRGs(全赤外線光度 L_{IR} が $10^{13}L_{\odot}$ 以上) などと呼ばれており、その赤外線源の多 くは活発な星形成活動に伴う、大量のダストによる放射であると理解されている。

こうした赤外線銀河を内部分解し、その星形成の空間分布や速度構造を詳しく調べることで、宇宙の星形成活動史 や銀河進化の詳細に迫ることができるのだが、現在の技術では遠方の銀河を細かく分解することが困難である。そこ で、空間分解できるより近傍の高光度赤外線銀河を観測することによって、遠方での星形成活動を理解する手がかり を得られることが期待される。



Figure 1.2. 宇宙の単位体積あたりの赤外線源別に表したもの。赤色線が宇宙全体の赤外線光度、青線が LIRGs によるもの、黄色が ULIRGs によるものを表している (Goto et al., 2011)。



Figure 1.3. 近傍 ULIRG IRAS0857+39 の中間赤外線による高分解能撮像観測。1 秒角が約 1kpc にあたる。(Soifer et al., 2000)。

ー般的に、近傍の ULIRGs は数百 pc 以内の局所的な中心領域から大部分の赤外線を放射しており Figure 1.3;(Soifer et al., 2000)、LIRGs はそれよりも広がった領域(数 kpc)から赤外線が放射されている。一方、z~2の ULIRGs を中間赤外線で分光観測すると、強い PAH 輝線が見えるのに 9.7µm シリケイトの吸収がほとんどないようなスペクトルが見られる。近傍の ULIRGs の場合、HII や LINER である場合は強い PAH 輝線に強いシリケイト吸収があり、Syfert であれば PAH もシリケイト吸収も弱くなる。このスペクトルの形は近傍の ULIRGs よりむしろ近傍の LIRGs に似ている (Farrah et al., 2008)。こうした観測の解釈として、遠方の ULIRGs では近傍の LIRGs と比較的似た、数 kpc に広がった星形成活動を行っており、近傍の LIRGs よりガス量が多いことが示唆されている (Soifer et al., 2000; Farrah et al., 2008)。一方、中赤方偏移(z~0.6)の LIRGs を可視分光観測したところ、近傍の LIRGs と似たような 星形成のフェーズをたどっていると指摘されている (Marcillac et al., 2006)。

このように近傍 U/LIRGs を詳細に観測することで、遠方ではとらえられない詳細な星形成活動のメカニズムを明らかにしてゆくことができる。

1.2 星形成活動

1.2.1 星形成率

個々の銀河の星形成活動お測るパラメータとして星形成率が用いられる。星形成率は、単位時間あたりに作られた 星の総質量を表しており、多くの場合は単位時間を1年、星の総質量の単位として太陽質量をとる。これは言い換え れば、一年間に太陽何個分の星(質量)が生まれたかを表した量である。この星形成率を見積もる方法として、現在 では様々な波長による星形成率を算出する手法が考案され、用いられている。

1.2.2 星形成率の指標



Figure 1.4. Kennicutt et al. (2009) による、ダスト減光補正をしていない H α 強度 (x-軸) と 24 μ m(y-軸) 光度の相 関関係。実線は 24 μ m と H α により見積もられた星形成率が一致する線 (Zhu et al., 2008)。

星形成率を算出する主な指標としては、紫外線光度、水素原子の再結合線光度、赤外線光度、電波光度、禁制線 光度、中間赤外線光度、X線光度が挙げられる。これらの中で、紫外線光度と水素原子の再結合線は、大質量星の連 続光や電離光子により励起されるため、星形成の直接的指標として知られている(Kennicutt, 1998)。特に水素原子の 再結合線である Hα輝線(656.3nm)は、その放射強度の強さと観測の容易さからこれまで多くの研究で用いられてき た指標の一つである。これ以外にも、上に挙げたような指標も用いることで、条件によっては星形成領域の非常に良 いトレーサーとなりうることが経験的にこれまで明らかになってきた。以下、各指標について詳細に見てゆく。

遠・中間赤外線光度

遠赤外線、中間赤外線放射は、電離光子との直接的な関係はないものの、星形成領域を非常によくトレースすることが知られている。これは定性的には、星形成領域から放出される輻射がその回りをとりまくダストがこれらを吸収し、赤外線として再放射されることによるものと理解されている(Kennicutt, 1998)。

遠・中間赤外線による星形成量の見積りをする利点は、ダスト減光による影響がほとんどないことである。直接的な 星形成領域の指標である紫外線や可視水素再結合線は波長が短いため、ダストによる減光の影響が大きい。Figure 1.4 はダスト減光補正をしていない H α 輝線と 24 μ m の相関図である。実線は Zhu et al. (2008) により求められた H α と 24 μ m の星形成率 (Star Formation Rate:SFR)の一致する線である。SFR>1 M $_{\odot}$ /yr では、H α の光度が低く見積も られている。これは、大量のダストによる減光による影響である。一方、低 SFR 側では H α の光度が大きく出てい る。これは、ダストが薄くなり、大質量星からの輻射の大部分がダスト吸収をうけていないことから、遠・中間赤外 線放射が弱くなっている。

Kewley et al. (2002) によると、遠・中間赤外線放射に寄与する要因は主に3つある。(1). 若い大質量星 (OB 型星)
により温められた、それをとりまくダストからの放射 (Devereux & Young, 1990; Devereux & Hameed, 1997, e.g.)。
(2). 質量放出を行っている赤色巨星などの古い星 (Knapp et al., 1992; Mazzei & de Zotti, 1994, e.g.)。(3). 光学的
に薄い中性星間物質中に分布するダストが、大質量星だけでなく、古い星からの放射を吸収して赤外放射する "赤外線シラス "と呼ばれているもの。

しかしながら、以下のの2つの仮定が成り立てば、遠・中間赤外線は星形成領域のよいトレーサーとなっていることが知られている。

- 若い大質量星 (OB 型星) による紫外線や可視光線による輻射が卓越している
- ダストによる光学的厚みは銀河内で十分大きい

これらの仮定は、ダストが豊富で、若い大質量星の爆発的星形成を行っている高光度赤外線銀河 (U/LIRGs) では よく成り立つと言われている。例えば、Rosa-González et al. (2002) では、31 個の銀河の分光観測により得た Hα に ついてそれぞれダスト減光補正を施したところ (バルマー減光補正法によるダスト減光補正)、Hα 光度と赤外線光度 には良い相関関係があることが示されている。また、同様の結果は 43 個の LIRG について Haα の狭帯域撮像観測を した Dopita et al. (2002) でも得られている。



Figure 1.5. H α から求めた SFR と IRAS の赤外線全光度から求めた SFR を比較したものである (Dopita et al., 2002)。 左図が H α 輝線に対しダスト減光補正をかける前、右図がダスト減光補正後のものである。ダスト減光補正を施すと、分散も小さくなり相関が良くなる。



Figure 1.6. Gallagher et al. (1989) による、青い不規則銀河に関する銀 O[II] 輝線と H β の相関関係

禁制線

遠方の天体について星形成率を求めたい場合、H α 輝線では z>0.5 になると観測波長が可視域から外れてしまう。 そこで、より短波長側で放射強度の強い [OII] λ 3727 の禁制線が用いられることあがる (e.g. Gallagher et al., 1989; Kennicutt, 1992)。[OII] 輝線は経験則的に星形成領域のトレーサーとして知られている。Gallagher et al. (1989) は 75 個の青い不規則銀河についての H β 輝線と [OII] 輝線との相関を確認し、Kennicutt (1992) は 90 個の通常銀河、不 規則銀河の分光観測に基づき [OII] との相関を導き出している。

電波·X線光度

電波強度と遠赤外線による光度に相関があることから電波強度も星形成の指標として使うことができる (Condon, 1992)。また、X 線光度でも同様の関係が知られている (Grimm et al., 2003)。

水素再結合線

大質量星の水素電離光子 ($\lambda < 912$ Å) によって電離された水素原子の再結合線は、星形成活動の直接的な指標である。 この水素再結合線の中でも H α 輝線 (6563Å) は、可視域の放射であるため比較的観測が容易でありよく用いられる。 しかしながらダストによる減光の影響を受けやすく、特にダストが豊富な U/LIRGs の観測ではその影響が大きい。 また、低波長分散観測では [NII] $\lambda\lambda$ 6548,6583 のコンタミも問題となり定量評価が難しくなる。

 $Pa\alpha$ 輝線 (1.875 μm,n=4→3) は近赤外線域放射の水素再結合線で、放射強度は Hα の約 8 分の 1 程度と (Rieke et al., 2009)、近赤外波長域では最も明るい。さらに、波長が長い赤外域の放射であるためダストによる減光の影響を 受けにくく、 A_V >3.6 で Hα 輝線と強度が逆転する (Case-B、T=1000 K、電子密度 100 cm⁻³ を仮定し、Rieke et al. (2009) の減光カーブを用いた場合)。さらに、 $Pa\alpha$ 輝線まわりには強い輝線がなく、低分散観測でもその強度を正確 に求めることができる (Figure 1.8)。

		Lyman		Balmer		Paschen		Brackett		Pfund
m		n=1		n=2		n=3		n=4		n=5
2	$Ly\alpha$	1215.34								
3	$Ly\beta$	1025.44	$H\alpha$	6562.85						
4	$Ly\gamma$	972.27	${ m H}eta$	4861.37	$Pa\alpha$	18750.99				
5	$Ly\delta$	949.48	$H\gamma$	4340.51	$Pa\beta$	12818.06	${\rm Br}\alpha$	40511.1		
6	$Ly\epsilon$	937.54	${\rm H}\delta$	4101.78	$Pa\gamma$	10938.08	${\rm Br}\beta$	26251.3	$Pf\alpha$	74577.8
7		930.49		3970.11		10049.36		21655.1		46524.8
8		925.97		3889.09		9545.96		19445.4		37395.1
9		922.90		3835.43		9229.00		18174.0		32960.7
10		920.71		3797.94		9014.90		17362.0		30383.5
11		919.10		3770.67		8862.77		16806.4		28721.9
12		917.88		3750.20		8750.46		16407.1		27574.9
13		916.93		3734.41		8665.02		16109.2		26743.8
14		916.18		3721.98		8598.38		15880.4		26119.2
15		915.57		3712.01		8545.37		15700.5		25636.1
16		915.08		3703.90		8502.47		15556.3		25253.8
17		914.67		3697.20		8467.24		15438.8		24945.5
18		914.32		3691.60		8437.94		15341.7		24692.9
19		914.03		3686.87		8413.31		15260.4		24483.1
20		913.79		3682.85		8392.39		15191.7		24306.8
系列端	Lyc	911.50	\mathbf{Bc}	3646.85	\mathbf{Pc}	8203.56	Brc	14585.1	$\mathbf{P}\mathbf{fc}$	22787.6

Figure 1.7. 水素スペクトル各系列一覧表 (Toshikawa, 2010)



Figure 1.8. 0.055<z<0.108 の 31 個の ULIRGs のスペクトルを足し合わせたスペクトル。Paα のまわりには、強い 放射強度を持った輝線はない。(Murphy et al., 1999)



Figure 1.9. M51 のある HII 領域を H α 、 Pa α により比較した図 (Scoville et al., 2001)

Figure 1.9 は近傍のスターバースト銀河 M51 の HII 領域の、H α と Pa α 撮像を比較した図である (Scoville et al., 2001)。Pa α はハッブル宇宙望遠鏡 (HST/NICMOS) により狭帯域撮像観測されたものである。2 つの画像を見比べると、その輝線強度分布に違いがあることが分かる。H α 輝線はダストによる減光の影響を大きく受け、もともと明るい領域であったとしても、ダスト減光により見かけ上暗くなる。一方 Pa α 輝線は、本来の輝線強度そのものは H α 輝線の 1/8 程度であるが、ダスト減光による影響を受けにくいため、相対的な見かけの強度にそれほど影響がない。 Figure 1.9 の北側部分を比べると、H α 輝線ではかなり強い輝線領域であると見えてしまうが、Pa α でみるとそれほど強い輝線強度領域ではないことが分かる。このように、Pa α 輝線はダスト減光補正をしなくても、その相対的な強度分布を見誤ることが少なく、輝線強度分布を議論する上では非常に良い星形成トレーサーとして働く。

1.2.3 地上 Paα 輝線観測



Figure 1.10. z~0.1FR-1 型電波銀河のスペクトル (Falcke et al., 1998)

これまで見てきたように、Paα 輝線により星形成活動を見ることは、特にダストが豊富な U/LIRGs の観測において、より正確な星形成量の見積りとその分布を見ることができると期待される。しかしながら、これまで Paα 輝線による観測はほとんど行われてこなかった。その主な原因は、1.875μm にある Paα 輝線がちょうど大気による強い吸収を受ける波長にあることにより、地上からの観測が困難であったことが挙げられる。

過去に $Pa\alpha$ 輝線を地上から観測した例としては、遠方銀河の例がいくつかある。これは、より遠方 (z~0.1) の天体であれば K バンドの大気の窓に輝線が赤方偏移してくるため、大気吸収の影響を受けずに済むからである。Falcke et al. (1998) では、z~0.1 の FR-1 型電波銀河の分光観測を行っている。Figure 1.10 はそのうちの 1 天体についてのスペクトルである。他にも遠方 ULIRG の $Pa\alpha$ 分光観測を行った Murphy et al. (1999) や、電波銀河の $Pa\alpha$ 観測 を行った Hill et al. (1996) などがあるが、いずれも大気吸収の影響を受けない波長域での観測であった。

衛星による観測では大気吸収による影響がないため、豊富な観測例がある。特に HST/NICMOS によって観測は、近 傍の LIRGs 30 天体について狭帯域撮像観測が行われている (Alonso-Herrero et al., 2006)。しかしながら、NICMOS の視野は非常に狭いため (50"×50") 銀河全体を撮像することができず、広がった成分をとりこぼしてしまうことが指 摘されている (e.g. Rieke et al., 2009; Alonso-Herrero et al., 2006)。

1.2.4 miniTAO/ANIR による近傍 LIRGs の Pa α 輝線観測

本研究では、大気吸収の影響が少ない、標高 5640m のチャナントール山山頂に設置された miniTAO 1m 望遠鏡 で $Pa\alpha$ 輝線を観測することにより、近傍 U/LIRGs の星形成活動の詳細解明に迫ってゆく。第2章では観測天体につ いて概観し、第3章で地上 $Pa\alpha$ 観測特有の解析について述べる。第4章では $Pa\alpha$ 輝線で見えてきた U/LIRGs の星 形成活動や形態の性質についての結果と議論をし、第5章でこれらをまとめる。

第2章 観測

2.1 近赤外線カメラ ANIR: miniTAO Atacama Near InfraRed camera

2.1.1 miniTAO 望遠鏡サイト

東京大学アタカマ 1m 望遠鏡 (通称 miniTAO 望遠鏡) は、南米チリの Chajnantor 山頂 (5640m) に建設された口径 1m の赤外線望遠鏡である。現在東大天文センターでは、Chajnantor 山頂に口径 6.5m の大型赤外線望遠鏡を建設す る東京大学アタカマ望遠鏡計画 (通称 TAO 計画)を進めており、miniTAO 望遠鏡はこの計画のパイロット望遠鏡建設 され、2009 年より本格的な観測が始まった。



Figure 2.1. 大気透過率の波長依存性を大気モデルシミュレーションソフトウェア ATRAN(Lord,S.D.,1992) で計 算したもの。青線が TAO サイトでの典型的な大気透過率 (PWV=0.5μm) を表しており、緑線が標高 2600m サイト (VLT を想定) 典型的な大気透過率 (PWV=6mm) を表している。下図は、Paα 輝線 (1.875 μm) 周りの波長域を拡大 したものである。薄赤で塗りつぶされているのが N1875 の有効半値幅、淡青で塗りつぶされているのが N191 の有効 半値幅である

TAOサイトでは、非常に高い標高 (5640m) と低い水蒸気量 (PWV-0.5mm) のおかげで赤外線域の大気の窓が通常より も大きく開く。Figure 2.1 は、波長に対する大気透過率の透過曲線を大気モデルシミュレーション ATRAN(Lord,S.D.,1992) で再現したものである。通常のサイトに比べるとこの波長域における大気透過率が格段に良くなっていることが分か る。このため、地上観測では困難とされてきた Paα 輝線の観測を安定して行うことが可能となっている。さらに、高 い晴天率 (80-90%) や、良好なシーイング (中央値で 0.8 秒角以下) にも恵まれたサイトであり、赤外線観測を行うに は非常に適したサイトである。





Figure 2.2. ANIR の内部構造。オフなー光学系を採用したコンパクトな構造になっている。望遠鏡焦点手前に途中 ダイクロイックミラーを入れることで、可視赤外同時観測が可能となっている撮像装置である。

ANIR は、近赤外線 (0.9-2.5µm) の波長をカバーする撮像装置である。光学系は、オフナー光学系を採用したコン パクトなものになっている。また、入射窓前面にダイクロイックミラー挿入することにより、可視赤外同時観測が可 能となっている。

本研究ではダイクロイックミラーを入れず、ANIR の赤外線チャンネルのみを使用して観測を行った。

Table 2.1	ANIR 近赤外線チ	ャンネル語	諸元
-----------	------------	-------	----

検出器	PACE HAWAII-2
ピクセルフォーマット	1024×1024
ピクセルスケール	0".31/pix
視野	$5'.3 \times 5'.3$
読み出しノイズ	$<$ 15 e^ r.m.s. (at 5 arcsec/pix sampling)

ANIR には広帯域フィルター (Y,J,H,Ks) と狭帯域フィルター (Pa^β、N1875、N191、N207)の計8枚が搭載されて おり、それぞれ広帯域のフィルターは Barr Associate 社製 (http://www.barrassociates.com/)、狭帯域フィルタは日 本真空光学株式会社製 (http://www.ocj.co.jp/)のものを使用している。

各フィルターの仕様は以下のとおりである。



Figure 2.3. ANIR 赤外線チャンネルに搭載されている各フィルターの透過率曲線

(5)
70.21
i 87.51
3 95.16
64.7
82.3
76.96
89.74
, 6354 545

Table 2.2 ANIR 赤外線チャンネルフィルターの仕様

Notes.–Col.(1):各フィルターの種類 (2):フィルターの透過率のビーク値 (%) (3):半値波長 (ビークの半分の透過率となる波長で $\lambda_1 < \lambda_2$) (nm) (4):実効波長 (nm) (5):半値幅 (nm) (6):実効透過率 (%)

これらは Toshikawa (2010) により測定されたものである。

2.2 近傍 LIRGs の Paa 輝線観測

この節では、観測天体選定、実際に行った観測方法、さらに得られたデータに関する評価について述べる。

2.2.1 観測天体選定

Table	2.3	観測	ラ	ン
-------	------------	----	---	---

OBS.Run (1)	OBJ. Number (2)	Selection Criteria (3)
2009 Jun 11 to 12	3	Dec. $< 30^{\circ}; L_{IR} > 10^{11} L_{\odot};$
		4000 km/s < cz < 7000 km/s
2009 Oct 14 to 27	18	Dec. $< 30^{\circ}$; $L_{\rm IR} > 10^{11} L_{\odot}$;
		4000 km/s < cz < 7000 km/s
2010 Oct 7 to 14	6	Dec. $< 30^{\circ};$
		2800 km/s < cz < 8100 km/s
$2011~{\rm Apr}~20$ to Mar 16	7	Dec. $< 30^{\circ};$
		2800 km/s < cz < 8100 km/s
2011 Sep 29 to Oct 21	4	Dec. $< 30^{\circ};$
		$2800 \ \rm km/s < cz < 8100 \ \rm km/s$
	NotesCol.(1):観測ランの期間。	(2):観測をした天体数。

(3):観測天体の選定。

観測する赤外線銀河を選定するにあたって、赤外線衛星 IRAS による近傍赤外線銀河のサンプル、IRAS Revised Bright Galaxy Sample (RBGS):(Sanders et al., 2003) でカタログ化されている天体を対象とした。2009 年までのデータは Toshikawa (2010) により取得されたものを使っている。Dec. < 30° という条件は、miniTAO の立地条件によるもので、天体が南中時に Airmass < 1.5 になる条件 (Dec. = 約 28°) である。2009 年以前は全赤外線光度 (L_{IR}) >10¹¹L_☉ という条件で LIRGs のみ観測していたが、2010 年以降この条件はなくした。これは LIRGs に満たない赤外線光度を 持つ銀河と LIRGs の比較をするためである。また、赤方偏移の範囲は、Pa が N191 フィルターの波長範囲に入ってくることが条件となる。2009 年以前は 4000 km/s < cz < 7000 km/s だったものを 2010 年以降は 2800 km/s < cz < 8100 km/s に増やした。これは、N191 フィルターで観測可能な全赤方偏移をカバーし、RBGS カタログから選 出するサンプル数を増やすためである。とくに、Toshikawa (2010) では HST/NICMOS により多く撮像されている 2750 km/s < cz < 5200 km/s の範囲を (Alonso-Herrero et al., 2006)、撮像対象から一部除外しているが、後述する キャリプレーション評価を行う関係上、HST/NICMOS で観測されている LIRGs のサンプルを増やすため、というのがもう一つの理由である。

なお、赤方偏移の条件の再定義にあたっては、N191 フィルターの有効カットオン・オフ波長 (短波長側 $\lambda 1 = 0.1893$ μm 、長波長側 $\lambda 2=0.19256 \ \mu m$ 、いずれも室温時の測定データ (Toshikawa, 2010)) を用いた。¹

今回用いた観測天体の選定条件により、IRAS-RBGS カタログより miniTAO/ANIR の N191 フィルターで観測可能な天体が 151 天体選定された。その中から、これまでの 5 回の観測ランで、合計 38 個の銀河の $Pa\alpha$ 輝線撮像を行った。これは観測可能な銀河、全 151 天体の約 25%に相当し、特に U/LIRGs においては約 35%(34/95 天体) カバーしている。観測時期と天体数に関しては Table 2.3、観測天体に関する詳細は Table 2.5 に記載したとおりである。

13



Figure 2.4. 近傍赤外線銀河サンプル (Sanders et al., 2003) の全赤外線光度 L_{IR}(L_{8-1000µm}) のヒストグラム。灰色: IRAS RBGS でカタログされている全銀河 (629 天体)。薄青: N1875 フィルター内に Paα 輝線が入ってくる赤方偏移 にいる銀河 (24 天体)。薄赤: N191 フィルター内に Paα 輝線が入ってくる赤方偏移にいる銀河 (151 天体)。赤:現在 までに N191 フィルターで Paα 輝線観測が終了した銀河 (38 天体)。

2.2.2 撮像観測

観測は2つの広帯域フィルター (Hフィルター、Ksフィルター)と、赤方偏移 (2800 km/s < cz < 8100 km/s) した Paa 輝線をとらえられる狭帯域フィルター (N191-フィルター) による撮像観測である。広帯域フィルター撮像は狭帯域フィルタ撮像での Paa 輝線の連続光を推定するためのものである。なお、N1875 フィルターを用いれば、N191 フィルターに最も近い波長域にて連続光を観測できるが、N1875 フィルターもの波長域も大気吸収の影響を強く受けてしまうことと、狭帯域フィルターであるため S/N が稼ぎにくいことから、今回は広帯域フィルターで連続光を取得することとした。

時間は、2009年以前に観測されたデータが、H フィルター:30s、Ks フィルター:30s、N191 フィルター:120s であ る。2010年以降の観測では、H フィルター:60s、Ks フィルター:60s、N191 フィルター:180s である。いずれのデータ も、それぞれディザリング幅 60"の9点ディザリングによる観測をした。

また、N191フィルターでは積分時間を稼ぐため、9点ディザリングを数セット繰り替えした天体もある。得られた データのうち、実際に解析に使ったデータの各天体の総積分時間は Table 2.6 に記載したとおりである。

2.2.3 観測天体

Figure 2.4 は、サンプルの全赤外線光度 ($L_{IR}=L_{8-1000\mu m}$)の分布を表したヒストグラムである。灰色の部分は IRAS-RBGS でカタログ化されている全銀河 (629 天体)の分布である。薄青部分は N1875 フィルターに $Pa\alpha$ 輝線が 入る銀河 (-500 km/s < cz < 690 km/s)を表しており、全部で 24 天体ある。薄赤部分は N191 フィルターに $Pa\alpha$ 輝線が入る銀河 (2800 km/s < cz < 8100 km/s) を表しており、全部で 151 天体ある。この 2 つのフィルターを合わせ

ると 175 天体が ANIR の観測対象となる。これは IRAS-RBGS の約 28%にあたる数ではあるが、広い赤外線光度に 渡ってサンプルできることが分かる。また、N191 フィルターは 10^{11} L_☉ 以上の全赤外線光度を持つ LIRGs、または それに準じる全赤外線光度持つ銀河を効率よくサンプルできる。

赤色部分が今回観測を行った銀河の分布を表しており、LIRGs を集中的にサンプルしていることが分かる。また、 LIRGs には満たないがそれに準ずる赤外線光度を持つ銀河もサンプルできているため、LIRGs の性質を探る上でそ の違いを議論できるデータセットとなっている。全部で 38 天体観測し、うち 34 天体 (今回のサンプルの約 90%) が LIRGs である。

Figure 2.5 は、サンプルの速度分布を表したヒストグラムである。灰色の部分は IRAS RBGS でカタログされ ている全銀河のうち、 $cz \leq 10000$ km/s までのものを表している。薄青部分は N1875 フィルターで Paa 輝線を観測 可能な銀河を表しており、全部で 24 天体ある。薄赤部分は N191 フィルターで Paa 輝線が観測可能な銀河を表して おり、全部で 151 天体ある。赤色部分が今回観測を行った銀河の速度分布を表している。この分布から、観測可能な 銀河を広い赤方偏移にわたって観測できていることがわかる。

それぞれの銀河の銀経・銀緯を Figure 2.6 に示す。黒点は IRAS RBGS でカタログされている全銀河 (629 天体) を表している。青白抜き点は N1875 フィルター内に Paα 輝線が入ってくる赤方偏移にいる銀河 (24 天体)、赤白抜き 点は N191 フィルター内に Paα 輝線が入ってくる赤方偏移にいる銀河 (151 天体)、そして赤点は現在までに Paα 輝線 観測が終了した銀河 (38 天体) をそれぞれ表している。miniTAO 望遠鏡の立地条件から南半球で見られる銀河が対象 となるが、それ以外は空間的な偏りはなくサンプルできている。



Figure 2.5. IRAS-RBGS でカタログされている銀河 (Sanders et al., 2003)の赤方偏移分布ヒストグラム。灰色: cz $\leq 10000 \text{ km/s}$ の全銀河 薄青: N1875 フィルター内に Pa α 輝線が赤方偏移の銀河 (24 天体)。薄赤: miniTAO/ANIR-N191 フィルター内に Pa α 輝線が入る赤方偏移の銀河 (151 天体)。赤: 現在までに Pa α 輝線観測を行った銀河 (38 天体)。



Figure 2.6. IRAS-RBGS でカタログされている銀河 (Sanders et al., 2003) の Aitoff 投影による銀経、銀緯プロット。黒点:カタログされている全銀河 (629 天体)。青白抜き:N1875 フィルター内に Paα 輝線が入る赤方偏移の銀河 (24 天体)。赤白抜き:N191 フィルター内に Paα 輝線が入る赤方偏移の銀河 (151 天体)。赤ダイヤ:現在までに N191 フィルターで Paα 輝線観測を行った銀河 (38 天体)。

先行研究との比較

今回取得したサンプルの特徴を先行研究 (Alonso-Herrero et al., 2006; Toshikawa, 2010) と比較したものを Table 2.4 に示す。

Reference (1)	OBS. Method (2)	OBJ. Number (3)	CZ Range (km/s) (4)	IR Luminosity $\log(L_{\odot})$ (5)
Alonso-Herrero et al. (2006) Toshikawa (2010) This work	HST/Space miniTAO/Ground miniTAO/Ground	30 20 38	2750 - 5200 4000 - 7000 2800 - 8100	$\begin{array}{l} 12 > \log(L_{\rm IR}) \geq 11 \\ 12 > \log(L_{\rm IR}) \geq 11 \\ 12 > \log(L_{\rm IR}) \geq 10 \end{array}$
NotesCol.(1): リファレンス。	(2):サンプル取得方 外線光度 (L ₈₋	法。(3):観測 - _{1000µm}) の範囲	天体。 (4):赤方偏 。	局移の範囲。 (5):全赤

Table 2.4 LIRGs の Pa	撮像観測-	-覧
----------------------	-------	----

主な先行研究に、HST/NICMOS による近傍 LIRGs の Pa 狭帯域撮像観測 (Alonso-Herrero et al., 2006) がある。 これは、IRAS-RBGS(Sanders et al., 2003) の 2750 km/s < cz < 5200 km/s にある LIRGs 30 天体を狭帯域撮像観 測にて観測した研究である。

HST/NICMOS による Paα 輝線の狭帯域撮像観測は、他にも近傍星形成銀河 M51 を観測した Scoville et al. (2001) や、Paα 輝線を使った星形成率指標の評価 (Calzetti et al., 2007) などがある。

ただし、NICMOS は 1999 年に運用を終了しており、現在稼働している HST の近赤外線カメラ WFC3 の観測波長 は $1.70\mu m$ までであるため HST による Pa α 輝線の観測がはできない。

また、観測した銀河の典型的な大きさは $1' \times 1' \sim 2' \times 2'$ であり、HST/NICMOS は視野が狭く ($51'' \times 51''$) 銀河全体を 撮ることができずに、銀河の広がった成分をスカイにとってしまうことが指摘されている (Rieke et al., 2009; Alonso-Herrero et al., 2006, e.g.)。ANIR は視野が $5' \times 5'$ と天体の大きさに対して十分大きいため、銀河の十分外側でスカイ をとることができる。

OBS. DATE (12)	$\begin{array}{c} 2009\mbox{-}10\mbox{-}26\\ 2011\mbox{-}10\mbox{-}22\\ 2009\mbox{-}10\mbox{-}17\\ 2009\mbox{-}10\mbox{-}17\\ 2009\mbox{-}10\mbox{-}21\\ 2009\mbox{-}10\mbox{-}22\\ 2009\mbox{-}10\mbox{-}22\\ 2009\mbox{-}10\mbox{-}19\\ 2009\mbox{-}10\mbox{-}15\end{array}$	$\begin{array}{c} 2009 \cdot 10 - 14 \\ 2011 - 10 - 19 \\ 2009 - 10 - 27 \\ 2009 - 10 - 27 \\ 2009 - 0 - 23 \\ 2011 - 04 - 21 \\ 2009 - 06 - 13 \\ 2011 - 04 - 28 \\ 2011 - 04 - 28 \\ 2011 - 04 - 27 \end{array}$	$\begin{array}{c} 2011-04-24\\ 2011-04-25\\ 2009-06-12\\ 2009-10-25\\ 2009-06-12\\ 2010-10-15\\ 2009-10-27\\ 2009-10-27\\ 2009-10-26\\ 2010-10-14\\ 2010-10-07\\ 2009-10-22\\$	2010-10-19 2011-10-16 2010-10-20 2009-10-17 2009-10-27 2010-10-15 2010-10-05 2010-10-09
Morphology (11)	paired with NGC 26 merger		close interacting pair peculiar isolated paired with IC 5283	paired with NGC 7770 Sanders et al., 2003) (8
Spectral Class (10)	HII Sy2 HII HII LINER LINER LINER HII Sy2 HII/Sy2	HII HII HII HII HII Sy1 Sy2 HII	$\substack{ \substack{\mathrm{Sy2}\\\mathrm{HII}\\\mathrm{HII}\\\mathrm{Sy2}\\\mathrm{Sy2}\\\mathrm{Sy2}\\\mathrm{HII}\\\mathrm{HII}\\\mathrm{HII}\\\mathrm{HII}\\\mathrm{LINER}\\\mathrm{Sy1}\\\mathrm{Sy1} $	LINER LINER HII HII Sy ² LINER):後退速度 ((
$\log_{\substack{LIR\\(L_{\odot})\\(9)}}$	11.05 11.44 11.30 11.65 11.39 11.39 11.11 11.11 11.13 11.13	$\begin{array}{c} 11.12\\ 10.85\\ 11.19\\ 11.19\\ 11.19\\ 11.19\\ 11.19\\ 11.12\\ 11.24\\ 11.17\\ 11.17\\ 11.55\end{array}$	$\begin{array}{c} 11.13\\ 11.55\\ 11.55\\ 11.26\\ 11.26\\ 11.26\\ 11.35\\ 11.13\\ 11.07\\ 11.35\\ 11.16\\ 11.65\\ 11.59\end{array}$	11.31 11.05 10.77 11.21 11.34 11.41 11.41 10.93 (6):赤緯 (7
Distance (Mpc) (8)	59.62 77.60 78.57 90.96 83.37 90.66 83.37 62.61	$\begin{array}{c} 75.05\\ 55.68\\ 85.61\\ 94.76\\ 72.21\\ 77.70\\ 101.09\\ 77.33\\ 52.15\\ 98.63\end{array}$	$\begin{array}{c} 69.94\\ 74.12\\ 52.15\\ 79.84\\ 81.94\\ 87.19\\ 87.19\\ 77.99\\ 65.99\\ 65.99\\ 65.23\\ 65.23\end{array}$	98.96 65.49 46.49 91.19 57.11 70.46 59.62 59.62
$_{(7)}^{\rm cz}$	$\begin{array}{c} 4536\\ 5931\\ 5047\\ 6047\\ 6028\\ 6866\\ 6436\\ 646\\ 64$	$\begin{array}{c} 5622\\ 4186\\ 6339\\ 63339\\ 5276\\ 7071\\ 5152\\ 6798\\ 6798\end{array}$	$\begin{array}{c} 4715\\ 5188\\ 5449\\ 5722\\ 5397\\ 5714\\ 4824\\ 3398\\ 3393\\ 3393\\ 4922\\ \end{array}$	7524 4961 3482 6966 5371 4534 4534 3)(4):別私
$\begin{array}{c} \mathrm{Dec.}\\ \mathrm{(J2000)}\\ \mathrm{(6)}\end{array}$	$\begin{array}{c} +25\ 55\ 37\\ -12\ 06\ 27\\ -23\ 33\ 31\\ -17\ 30\ 32\\ -44\ 27\ 40\\ +13\ 35\ 45\\ +21\ 35\ 66\\ +21\ 35\ 66\\ +08\ 34\ 46\end{array}$	$\begin{array}{c} -32\ 59\ 24\\ -07\ 51\ 34\\ -17\ 37\ 15\\ -17\ 37\ 15\\ +20\ 38\ 15\\ +20\ 38\ 15\\ -39\ 07\ 54\\ +29\ 18\ 46\\ -16\ 43\ 34\\ -29\ 49\ 54\\ +00\ 50\ 07\end{array}$	$\begin{array}{c} -43 \ 08 \ 01 \\ -57 \ 43 \ 36 \\ -34 \ 11 \ 26 \\ -37 \ 56 \ 10 \\ -57 \ 04 \ 03 \\ -57 \ 04 \ 03 \\ -57 \ 04 \ 03 \\ -38 \ 57 \ 05 \\ -38 \ 57 \ 05 \\ -36 \ 50 \ 35 \\ -25 \ 51 \ 05 \\ +08 \ 52 \ 25 \\ +08 \ 52 \ 25 \\ \end{array}$	$\begin{array}{c} +19 & 33 & 01 \\ +06 & 35 & 06 \\ +22 & 25 & 09 \\ -03 & 36 & 48 \\ +20 & 06 & 39 \\ +20 & 06 & 39 \\ +22 & 29 & 37 \\ +23 & 29 & 37 \\ +23 & 29 & 37 \\ \end{array}$
${ m R.A.} (5)$	$\begin{array}{c} 00 \ 09 \ 55.1 \\ 00 \ 11 \ 06.6 \\ 00 \ 12 \ 46.5 \\ 01 \ 07 \ 46.3 \\ 01 \ 18 \ 08.6 \\ 02 \ 46 \ 17.0 \\ 02 \ 46 \ 17.0 \\ 02 \ 46 \ 38.3 \\ 04 \ 12 \ 22.4 \\ 04 \ 34 \ 00.1 \end{array}$	045206.8 045919.9 063146.3 063146.3 075919.6 115312.0 13223.5 13223.5 1325.9 1325.9 13354.9	$\begin{array}{c} 14 \ 57 \ 43.1 \\ 18 \ 13 \ 38.6 \\ 19 \ 57 \ 37.5 \\ 20 \ 33 \ 04.8 \\ 20 \ 33 \ 04.8 \\ 20 \ 33 \ 04.8 \\ 21 \ 04 \ 10.2 \\ 21 \ 04 \ 10.6 \\ 22 \ 16 \ 10.0 \\ 22 \ 38 \ 40.8 \\ 23 \ 03 \ 15.5 \\ 23 \ 03 \ 15.5 \end{array}$	23 04 55.2 23 18 15.7 23 28 27.0 23 42 02.2 23 51 24.7 23 51 24.7 23 51 24.7 23 51 26.1 00 01 40.7
IG/AGN Names (4)	Mrk 0545 VV850; Mrk 0938 VV830; AM 0040–234 Arp 236; VV 114 VV 827; AM0115–444 Arp 186; Mrk 0617; IIZw 015	VV 609; KPG 363A/B Arp 240; VV 055, KPG 389	VV 780 ; AM1454-425 AM1809-574 AM1809-574 AM2048-571 AM2048-571 AM2145-351 NED02 AM2145-351 NED02 AM2213-370 Arp 298 NED01	Mrk 1514;KFG 575A Arp 028; VV 359 VV 034a; Arp 295B Mrk 9006; KFG 592B KFG 593B VV 254; III Zw 125; KFG 603; TaffyI galaxy):名称 (3):IRAS カタロ
IRAS Name (3)	$\begin{array}{c} F00073+2538\\ F00085-1223\\ F00402-2349\\ F01159-4443\\ F01159-4443\\ F01159+4443\\ F02435+1253\\ F02435+1253\\ F02437+2122\\ F04315-0840\\ F04315-0840\\ \end{array}$	$\begin{array}{c} F04502-3304\\ F04569-0756\\ F04569-0756\\ F06592-0735\\ F06592-6313\\ 07063+2043\\ F11506-3851\\ F11506-3851\\ F13197-1627\\ F13197-1627\\ F13229-2934\\ F13373+0105\\ \end{array}$	$\begin{array}{c} F14544-4255\\ F14544-4255\\ F18093-5744\\ F18293-3413\\ F19242-3804\\ F20304-0211\\ F20304-0211\\ F20304-0211\\ F20108-4347\\ F21108-4347\\ F21330-3846\\ F21453-3511\\ F22132-3705\\ F22132-3705\\ F22359-2606\\ F23007+0836\\ F23007+0836\\ \end{array}$	F23024+1916 F23157+0618 F23259+2208 F23294-0353 F2348+1949 F23488+2018 F23488+2018 F23591+2312 F23591+2312
Galaxy Name (2)	NGC 23 NGC 34 NGC 34 IC 1623A/B ESO 244-G012 UGC 2238 IRAS F02437+2122 UGC 2982 NGC 1614	MCG -05-12-006 NGC 1720 ESO 557-G002 IRAS F06592-6313 NGC 2342 NGC 2342 NGC 2342 NGC 4922 MCG -03-34-064 NGC 5135	IC 4518A/B IC 4687/86 IRAS F18293-3413 ESO 339-G011 NGC 6926 IC 5063 ESO 286-G035 ESO 343-IG013 NGC 7130 IC 5179 IC 5179 IC 5179 IC 5179	CGCCG453-062 NGC 7591 NGC 7678 MCG-01-60-022 NGC 7771 NGC 7771 UGC 12914/15
∎ £∃	н с к 4 v о и ж о н о о	$\begin{array}{c} 1 \\ 1 \\ 1 \\ 1 \\ 1 \\ 1 \\ 1 \\ 1 \\ 1 \\ 1 $	$\begin{array}{c} 22\\ 22\\ 23\\ 22\\ 22\\ 22\\ 22\\ 22\\ 22\\ 22\\$	32 33 34 35 35 35 37 38 38 Not

Table 2.5 観測した近傍 LIRGs の一覧

Table 2.6 観測した近傍 LIRGs 画像の基:	本情報
Table 2.6 観測した近傍 LIRGs 画像0	の基:
Table 2.6 観測した近傍 LIRGs 匝	画像(
Table 2.6 観測した近傍 LIR	Gs I
Table 2.6 観測した近傍	LIR
Table 2.6 観測した	近傍
Table 2.6 観測	U tr
Table 2.6	観測
Table 1	2.6
	Table 2

		Н			N191			Ks	
Galaxy Name (1)	${}^{\mathrm{SysEff}}_{(\%)}$	$\begin{array}{c} \operatorname{ZeroMag} \\ \mathrm{(AB\ mag/ADU)} \\ \mathrm{(3)} \end{array}$	EXPTIME (second) (4)	$\substack{ \text{SysEff} \\ (\%) \\ (5) \end{cases}$	ZeroMag (AB mag/ADU) (6)	EXPTIME (second) (7)	${}^{\mathrm{SysEff}}_{(\%)}$	ZeroMag (AB mag/ADU) (9)	EXPTIME (second) (10)
NGC 23	31.11 ± 1.58 35 84 ± 1.06	22.11 ± 0.06	270 540	17.31 ± 1.21 17.10 ± 1.67	18.93 ± 0.08 18.02 ± 0.10	1080	31.91 ± 1.34 37.84 ± 1.03	21.95 ± 0.05	270 540
NGC 232	24.83 ± 1.90	22.23 ± 0.06	270	24.00 ± 3.47	19.33 ± 0.21	720	21.04 ± 1.92 32.73 ± 1.83	21.98 ± 0.06	040 150
IC 1623A/B	30.28 ± 0.01	22.08 ± 0.05	540	19.11 ± 2.12	19.03 ± 0.12	1620	31.18 ± 2.68	21.94 ± 0.11	540
ESO 244-G012	31.00 ± 1.05	22.11 ± 0.04	270	20.22 ± 0.25	19.10 ± 0.01	1080	30.12 ± 0.98	21.89 ± 0.03	270
UGC 2238	30.36 ± 1.73	22.08 ± 0.06	270	19.66 ± 2.63	19.06 ± 0.14	1080	31.98 ± 0.56	21.95 ± 0.02	270
IRAS F02437+2122	30.70 ± 1.15	22.10 ± 0.04	270	20.30 ± 0.91	19.10 ± 0.05	1080	31.46 ± 1.07	21.94 ± 0.04	$\frac{270}{5}$
UGC 2982	26.57 ± 1.28	21.94 ± 0.05	540 370	22.05 ± 0.57	19.19 ± 0.03 18.86 ± 0.00	3240 1080	28.54 ± 1.29 26.47 ± 1.01	21.83 ± 0.05 21.75 ± 0.04	540
MCG -05-12-006	26.16 ± 1.01	21.92 ± 0.03	270	12.66	18.60 ± 0.09	1000 840	28.65 ± 0.80	21.84 ± 0.03	210
NGC 1720	27.63 ± 0.01	21.99 ± 0.03	540	22.78 ± 1.21	19.23 ± 0.06	3060	28.71 ± 2.14	21.86 ± 0.06	540
ESO 557-G002	30.41 ± 1.31	22.09 ± 0.05	270	19.22 ± 0.72	19.05 ± 0.00	1080	31.04 ± 1.02	21.92 ± 0.04	270
IRAS F06592-6313	30.68 ± 1.17	22.09 ± 0.04	270	17.47 ± 1.07	18.94 ± 0.07	1080	31.32 ± 1.87	21.93 ± 0.07	270
NGC 2342	31.21 ± 1.09	22.11 ± 0.04	270	13.73 ± 0.86	18.68 ± 0.07	1080	31.63 ± 1.55	21.94 ± 0.05	270
ESO 320-G030	27.71 ± 1.32	21.99 ± 0.05	540	16.38 ± 1.29	18.88 ± 0.08	1620	29.20 ± 0.79	21.86 ± 0.03	540
NGC 4922	26.84 ± 1.62	21.95 ± 0.07	270	14.47 ± 1.15	18.75 ± 0.07	1440	25.94 ± 1.00	21.73 ± 0.04	540
MCG -03-34-064	29.39 ± 2.60	22.04 ± 0.09	540	17.32 ± 1.81	18.93 ± 0.11	1800	28.82 ± 1.59	21.84 ± 0.06	540
NGC 5135	28.16 ± 1.57	22.01 ± 0.06	540 480	14.86 ± 0.92	18.76 ± 0.07	1620	29.87 ± 2.52	21.88 ± 0.09	540
IC 15184 /B	20.41 H 1.42 95 55 + 1 58	0.01 ± 0.00	400 7.10	15.39 ± 1.00	10.00 ± 0.04 18.80 ± 0.07	1690	29.30 ± 1.03	21.51 ± 0.05	400 540
IC 4687/86	27.58 ± 1.69	21.98 ± 0.07	540	16.98 ± 0.85	18.92 ± 0.05	1620	28.43 ± 1.98	21.83 ± 0.08	540
IRAS F18293-3413	25.42 ± 0.84	21.89 ± 0.03	270	14.17 ± 0.58	18.72 ± 0.04	1620	25.94 ± 0.79	21.73 ± 0.03	270
ESO 339-G011	31.30 ± 0.97	22.12 ± 0.03	270	17.44 ± 0.84	18.94 ± 0.05	1080	31.04 ± 0.94	21.92 ± 0.03	270
NGC 6926	26.81 ± 1.45	21.96 ± 0.07	270	17.06 ± 0.63	18.92 ± 0.04	1620	27.30 ± 1.98	21.79 ± 0.07	270
IC 5063	27.90 ± 4.75	22.02 ± 0.22	540	18.73 ± 0.69	19.02 ± 0.04	2160	28.08 ± 0.78	21.81 ± 0.03	540
ESO 286-G035	30.02 ± 1.12	22.07 ± 0.04	270	17.56 ± 0.56	18.95 ± 0.03	1080	29.62 ± 1.08	21.88 ± 0.05	$\frac{270}{610}$
ESO 343-IGUI3	30.55 ± 0.83	22.09 ± 0.03	270	19.27 ± 1.51 18.66 ± 0.34	10.04 ± 0.09	1080	31.55 ± 1.27 21.77 ± 1.18	21.94 ± 0.04	270
IC 5179	$28,19 \pm 1.25$	22.00 ± 0.05	540	17.55 ± 0.90	18.95 ± 0.06	4320	31.20 ± 1.71	21.93 ± 0.06	540
ESO 534-G009	29.51 ± 2.41	22.06 ± 0.10	540	21.88 ± 4.25	19.18 ± 0.23	1080	28.85 ± 3.42	21.84 ± 0.13	540
NGC 7469	28.46 ± 2.59	22.03 ± 0.11	270	21.65 ± 1.32	19.18 ± 0.06	1080	30.04 ± 0.82	21.89 ± 0.03	270
CGCG453-062	28.81 ± 1.11	22.03 ± 4.19	540	21.36 ± 0.22	19.16 ± 0.01	3240	29.81 ± 0.01	21.88 ± 0.04	540
NGC 7591	21.16 ± 1.42	21.69 ± 0.07	540	18.54 ± 0.99	19.03 ± 0.03	3240	22.30 ± 0.65	21.56 ± 0.03	540
NGC 7678	29.27 ± 1.09	22.04 ± 0.04	270	19.84 ± 0.67	19.08 ± 0.04	3240	29.34 ± 1.29	21.86 ± 0.05	270
MCG-01-60-022	29.95 ± 1.69	22.07 ± 0.06	270	20.23 ± 0.86	19.12 ± 2.90	1080	30.99 ± 0.85	21.92 ± 0.03	270
NGC 7771	27.55 ± 2.71	21.99 ± 0.09	270	15.70 ± 2.38	18.87 ± 0.07	1080	29.23 ± 1.61	21.86 ± 0.06	270
Mrk 0331	29.69 ± 1.36	22.08 ± 0.07	540	18.87 ± 1.12	19.02 ± 0.06	1080	29.78 ± 0.78	21.88 ± 0.03	540
UGC 12914/19	30.60 ± 1.30	$c_{0.01} \pm c_{0.027}$	7100	20.10 ± 1.30	19.10 ± 0.04	12420	30.40 ± 0.70		2100
		NotesCol.(1):	名称 (2),(5),(8):システム効率 ((3),(6),(9):等級原点	(4), (7), (10):4	医露出時間		

第3章 解析・評価

3.1 Pa^α 輝線データ解析概要

この章では地上 Paa 輝線観測におけるデータ解析、特にフラックスキャリブレーションについて述べる。大きく開 いた大気の窓を通して行う観測する通常の地上観測とは違い、細かい吸収線が数多く残る波長域での観測となるため、 その大気吸収の影響をいかに補正してゆくかが鍵となる。

3.1.1 Paα 輝線データ解析方法の概要

ANIR での Paα 輝線データリダクションの場合は大きく3つに分けることができる。

- ●1次処理 生データから各フィルターの最終画像を作る
- 2 次処理 Paα 輝線画像を作成する
- 3次処理 測光結果に対し大気吸収補正を行う

1次処理は、一般的な赤外線撮像観測でほぼ共通した処理である。生データをフラット処理し、セルフスカイを作成し、バックグラウンドを除去した画像をスタックする処理である。2次処理は、N191画像から連続光画像を差し引き、輝線画像を作成する処理である。今回の場合、連続光画像をHとKs画像を内挿することで作成する。3次処理は、輝線画像の測光を行い、その測光値に対して大気吸収量を補正する処理である。

1次処理

1次処理の概要は Figure 3.2のフローチャートに示す。視野内に入ってくる星の数が多くなく、目的天体の大きさ がが2分角以下あるため、セルフスカイによるバックグラウンド除去処理を行った。またフラットフレームは、各観 測ランで取得観測したフレームを数十枚から数百枚使って作成している。この段階は、通常の近赤外線のデータリダ クションと同じである。最終画像は視野内の2MASS を使って等級原点を出し、WCS を設定する。

2次処理

Paα 輝線画像は、N191 画像から 1.91μm 連続光画像を引くことにより作成する。

なお、1.91µm 連続光画像は H と Ks 画像を内挿することによって作成した。その際、各画像の PSF サイズを揃え ておく必要があるため、H、Ks、N191の中で PSF の FWHM が一番大きいものにその形を合わせるようにした。こ れらの処理は、主に iraf.psfmatch を用いた。

N191 画像から連続光の画像を引く際には、差し引き後の周囲の星のフラックスがゼロになるように連続光画像の スケールを調整している。

具体的には、N191から連続光を引いた画像上で、連続光画像で写っていた複数の星の位置で測光し、残差を求める。その残差の中央値が0となるようなファクターを導出し、そのファクターを連続光画像にかけて再度N191画像から引くという作業である。このファクターはどの画像も1.03~1.05程度であった。



Figure 3.1. N187(左青領域) と N191(右青領域) が受ける大気吸収の様子。青線は TAO サイトでの平均大気透過率、 緑線はすばるサイトでの平均大気透過率。下段の横軸には波長、上段の横軸には Paα 輝線の後退速度を記載してい る。フィルター内に細かい大気吸収構造があるのがわかる。

3 次処理

Figure 3.1 は N187(左青領域)、N191(右青領域)の大気透過率の波長依存性を示した図である。フィルターバンド内に細かい大気吸収構造が多数あるのがわかる。このような場合、輝線の波長位置や輝線幅により、大気吸収の受け方が大きく変わってしまう。以下の節では、こうした細かい大気吸収構造があるの場合の、大気吸収補正方法について詳しく解説する。



3.1

 ${f Figure~3.2.}$ ${f Palpha}$ 輝線解析のおける解析フローチャート。各処理段階は別々に行われるが、それぞれの処理は全て自動化してある。

- **3.2** 地上 Paα 輝線データ解析各論
- 3.2.1 大気吸収を受けた Paa 輝線強度の導出



Figure 3.3. 輝線の大気透過率推定

Paα 狭帯域フィルター内には細かい大気吸収構造があるため、輝線強度の導出は困難である。この状況を Figure 3.3 にあるような簡単なモデルで考る。

Figure 3.3の横軸は波長、縦軸はフラックスと大気透過率である。青線は大気透過率を表しており、それを関数 T(λ)とおく。黒線はある銀河の地球大気通過後のスペクトルを表しており、1.9μm あたりは大気吸収の影響を受けて いる様子を表している。赤い領域は、広帯域フィルター(1.6μm Η バンドと 2.1μm Ks バンド)と狭帯域フィルター (1.91μm N191 フィルター)を表している。

今後の議論を明確にするためフィルター内に入ってくるフラックスの量を、連続光強度 $F_c(\lambda)$ と輝線の平均強度 F_l の 2 つに分けてあらわすことにする。実際に観測される量を F_{N191}^{obs} (大気吸収の影響を受けている)、真の観測される量 (大気圏外での観測量)を F_{N191}^{int} とすると、それらの量は、 $F_c(\lambda)$ と F_l を用いて以下のように記述できる。

$$F_{N191}^{obs}(\lambda) = F_c^{obs}(\lambda) + F_l^{obs} \tag{3.1}$$

$$F_{N191}^{int}(\lambda) = F_c^{int}(\lambda) + F_l^{int}$$
(3.2)

上記式は $T(\lambda)$ を使うと以下のように書き直される。

$$\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F_{N191}^{obs} d\lambda = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F_{N191}^{int} T(\lambda) d\lambda$$
(3.3)

$$= \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F_c^{int}(\lambda) T(\lambda) d\lambda + F_l^{int}(\lambda_0) T(\lambda_0) \Delta\lambda$$
(3.4)

ここで、 $\Delta \lambda = \lambda_2 - \lambda_1$ であり、今考えているのは N191 フィルターであるので、その場合は $\lambda_1 = 1.8930$ 、 $\lambda_2 = 1.9256$ である。

N191フィルター内の平均大気透過率は以下の式でかける。

$$T_{ave} = \frac{1}{\Delta\lambda} \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} T(\lambda) d\lambda$$
(3.5)

今、N191 フィルター内では $F_c^{int}(\lambda)$ の波長依存性はほとんど無視できるとすると、平均大気透過率 T_{ave} を使って式 (3.4) の第一項は以下のように書くことができる。

$$\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F_c^{int} T(\lambda) d\lambda = F_c^{int} \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} T(\lambda) d\lambda}{\Delta \lambda} \Delta \lambda$$
(3.6)

$$=F_c^{int}T_{ave}\Delta\lambda\tag{3.7}$$

よって式 (3.3) は以下のように書ける

$$\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F_{N191}^{obs} d\lambda = F_c^{int} T_{ave} \Delta \lambda + F_l^{int} T_{line} \Delta \lambda$$
(3.8)

$$= (F_c^{int}T_{ave} + F_l^{int}T_{line})\Delta\lambda$$
(3.9)

ここで T_{line} は赤方偏移した Paa 輝線の波長での大気透過率を表している。 F_c^{int} は、N191 フィルターの両側の波 長域にある H バンドと Ks バンドの内挿により作成する F_c^{H-Ks} と等しいとすると $(F_c^{int} = F_c^{H-Ks})$ 以下のように書ける。

$$\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F_{N191}^{obs} d\lambda = (F_c^{H-Ks} T_{ave} + F_l^{int} T_{line}) \Delta\lambda$$
(3.10)

今求めたい値は $F_l^{int}\Delta\lambda$ であるため、式 (3.11) から $F_c^{H-Ks}T_{ave}$ を引くと

$$\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \left(F_{N191}^{obs}(\lambda) - F_c^{H-Ks} T_{ave}(\lambda) \right) d\lambda = F_c^{H-Ks} T_{ave} \Delta \lambda - F_c^{H-Ks} T_{ave} \Delta \lambda + F_l^{int} T_{line} \Delta \lambda \tag{3.11}$$

$$=F_l^{int}T_{line}\Delta\lambda\tag{3.12}$$

よって求める値 $F_l^{int} \Delta \lambda$ 以下のように書ける。

$$F_l^{int}\Delta\lambda = \frac{1}{T_{line}} \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \left(F_{N191}^{obs}(\lambda) - T_{ave} F_c^{H-Ks}(\lambda) \right) d\lambda$$
(3.13)

また、 F^{obs}_{N191} 、 F^{H-Ks}_{c} が $\Delta\lambda$ の範囲内で波長依存性が無視できるほど小さいとすると、以下のように近似できる。

$$F_l^{int}\Delta\lambda = \frac{1}{T_{line}} \left(F_{N191}^{obs} - T_{ave} F_c^{H-Ks} \right) \Delta\lambda \tag{3.14}$$

以上より、 $F_l^{int}\Delta\lambda$ を求めるためには、H、Ks、N191 フィルターによるフラックスに加え、 T_{ave} (N191 フィルター 内の平均大気透過率) と T_{line} (赤方偏移した $Pa\alpha$ 輝線の波長での大気透過率) が必要となる。

3.2.2 システム効率を使った平均透過率の推定

大気圏外から入射した光子のうち検出器で電子に変換されて検出されたものの割合をシステム効率と呼ぶ。望遠鏡 に入射してくる光子の数は主鏡の口径の二乗に比例し以下の式でかける。

$$n_{tel} = \pi \left(\frac{D}{2}\right)^2 \frac{F_\lambda \Delta \lambda}{h\nu} \tag{3.15}$$

D は望遠鏡の口径 (m) を表しており、miniTAO の場合は D=1 である。実際には、2MASS カタログにおける星の等 級を使って n_{tel} を算出する。2MASS カタログ (The Two Micron Sky Survey; Neugebauer & Leighton (1969)) には H-バンドと K-バンドはあるが、N191-バンドは存在しない。そこで、H-バンドと Ks-バンドを内挿して N191-バンド の等級とし、上記式に当てはめている。

一方、実際に ANIR で検出できた光子は以下の式で与えられる。

$$n_{anir} = \frac{f_{anir} \times (N_C)}{t} \tag{3.16}$$

 f_{anir} はカウント数と電子量のコンバージョンファクターで、ANIR の場合 3.4 [e⁻¹/ADU] となる。 N_C は天体のカウント数 (ADU) である。t は天体の積分時間 (second) を表している。 以上上記の式を用いて、システム効率 $\eta = n_{anir}/n_{tel}$ が計算できる。

N191のシステム効率と可降水蒸気量による大気吸収の関係



Figure 3.4. H、N191、H の波長 (X 軸) とシステム効率 (Y 軸) の関係図。N191 のみ他のフィルターに比べてシス テム効率が低い。

Figure 3.4 に今回観測した 38 天体の銀河について、それぞれのフィルターについて求めたシステム効率を示す。 観測当時の大気・装置の状態によりシステム効率は変動するが、N191 のシステム効率だけ他のフィルターに比べて 低い。その主な要因として大気中の水蒸気量などによる吸収のためと考えられる。

そこで、N191 のシステム効率と可降水量 (Precipitable Water Vapor:PWV) の相関を調べる。

Figure 3.5 で、N191 のシステム効率を、この節で後述する方法を用いて、大気透過率に変換した値を横軸にしている。また、縦軸にはチャナントール山頂から 500m 程標高が低い場所にある 5100m にある電波望遠鏡 APEX のラジオメータで測定された PWV をとってある。色の違いは、観測年の違いである。

赤線は ATRAN シミュレーションにより予想される PWV と大気透過率の関係を表している。N191 フィルターでのシステム効率から測定された大気透過率を、上図ではそのままプロットしたもので、下図は天頂方向の大気透過率になるように Airmass の影響を補正した関係図である。

これを見ると、N191の大気透過率はPWVと良い相関関係にあることが分かる。また、PWV が高いときに ATRAN 予想 (赤線)よりも N191の透過率が良いときが2点存在する。これは、山頂 5640m と PWV を測定した標高 5100m の間に大部分の水蒸気が集積した状況を示しているのではないかと考えられる。こういった状況は、今後 TAO サイ トに PWV をを測定するラジオメータが設置できれば確認することができるだろう。



Figure 3.5. N191-バンドのシステム効率と標高 5100m で測定された PWV との関係。上段が N191 にて Airmass 補正していない大気透過率を用いた図で、下段が Airmass を補正し、天頂での透過率に直した図である。赤線は ARTRAN(Load 1992) によるシミュレーションから予想される線。緑が 2009 年、青が 2010 年のデータである。

そこで以下のシンプルな2点を仮定して、N191フィルターのシステム効率から ATRAN のシミュレーションのみ を介して PWV を推定し、その PWV での大気透過率曲線を得る。

- H-バンドと Ks-バンドは水蒸気による大気吸収の影響を受けない
- H、Ks、N191 フィルターのシステム効率の違いは、フィルター透過率違いのみである

H、Ks、N191 フィルターのフィルター透過率はそれぞれ、95.16%、64.7%、89.74%である。 Figure 3.6 が実際に求めるプロセスを表したものである。まず、H,Ks,N191 フィルターのシステム効率に対して、そ れぞれのフィルターの透過率でわる。次に、大気吸収を受けない H-バンドと Ks-バンドのシステム効率を内挿することで、N191 が大気吸収を受けていない時のシステム効率を推定することができる。

そして、この推定した真の N191 フィルターのシステム効率と、大気吸収を受けた N191 フィルターのシステム効率の比を取れば、N191 内の平均透過率 *T_{ave}* が算出されることになる。



Figure 3.6. システム効率の内挿を使って透過率を推定する様子。実際にはそれぞれフィルター透過率を補正して内 挿する。また、天体毎のシステム効率を用いる。

3.2.3 輝線の大気透過率推定

前節では *T_{ave}*、つまり N191 バンド内の平均大気透過率を求めたが、この N191 フィルター内には大気透過率の細かい構造がある。実際の輝線はこの平均透過率とは違う大気吸収を受けてしまう。そこで今度は、輝線の大気透過率、 *T_{line}*を求める必要がある。

ATRAN を使って気ほど求めた T_{ave} を再現する PWV を求める。



Figure 3.7. PWV と各フィルターバンド内の平均透過率の関係。N191 バンドは PWV が増加すると透過率が下がってゆくのがわかる。

Figure 3.7 に PWV と各フィルターバンド内での平均大気透過率の関係を示す。N191-フィルターでの大気透過率 は PWV の変化に対して非常に敏感に反応することが分かる。この PWV-大気透過率関係図から、先ほど求めた *T_{ave}* を再現する PWV を求める。

PWV が求まると、同じ ATRAN のモデルを用い、 $Pa\alpha$ の輝線の波長位置 (赤方偏移を受けた)と、その輝線の輝線プロファイル幅が分かれば、実際に $Pa\alpha$ 輝線が受けた大気吸収 T_{line} を求めることができる。NGC0023(cz=4536km/s) に適した例を Figure 3.8 に示す。これは、今回撮像観測した NGC0023 という天体のもので、青線が PWV=1.1088 (mm) の時の大気透過率曲線、緑線が輝線幅 (FWHM)150km/s のガウシアンを仮定したときの $Pa\alpha$ 輝線プロファイル、赤色が大気吸収を受けた $Pa\alpha$ 輝線の様子である。この緑色の面積と赤色の面積の比が、輝線の大気透過率、つまり T_{line} の値となる。

ここで問題となるのは、赤方偏移を受けた天体の中心波長とその輝線幅である。これをを決めなければ T_{line} を求めることができない。今回、天体の中心波長に関しては Sanders et al. (2003) のものを使った (Table 2.5)。また、輝線幅に関しては 150 km/s で統一して解析している。この仮定の妥当性に関しては、3.2章の $Pa\alpha$ 輝線データ解析結果の評価にて検討している。

このように、大気吸収を受けた Paa 輝線のフラックスを正しく求めようとするためには、天体の後退速度と輝線幅の 情報が必要になるが、本研究では十分な分光データが無いため、上記のような仮定をした。



Figure 3.8. NGC0023 の場合の大気吸収を受けたモデル輝線。青線が PWV=1.1088 (mm) の時の大気透過率を ATRAN にて再現した線。緑線が大気吸収を受けていない理想的な緯線のプロファイル。赤線が再現した大気透過率 にて吸収を受けたモデル輝線。輝線の後退速度は 4536 km/s、輝線幅 (FWHM) は 150 km/s を想定してある。

なお、Appendix に全天体の大気吸を受けたモデル輝線プロファイルお記載してある。それぞれの天体の PWV、 T_{ave} 、 T_{line} の値を Table 3.4 に示す。

3.3 Paa 輝線データ解析結果の評価

3.1.1の解析手法による結果が、どの程度の精度を持つのかを評価するため、miniTAO/ANIR にて取得したサンプルの内、HST/NICMOS のにより $Pa\alpha$ 輝線撮像データがあるものを比較する。

3.3.1 HST/NICMOSのデータ

HST/NICMOS には、Paα 輝線の静止波長に対応する 187N フィルターとそのオフバンドの 190N フィルターが 搭載されている。miniTAO/ANIR で観測されている天体のうち、N190 フィルターで観測され、アーカイブにデータ が公開されている天体 (全 6 天体)を用いる。

アーカイブデータは既に一時処理が終わっており、コンバージョンファクターをかけて、190N 画像から 187N 画 像を引く作業のみ行って Paa 輝線画像を得た。

HST/NICMOS データの概要を Table 3.1 に示す。

Table 3.1 HST/NICMOS による近傍 LIRG データのまとめ

Galaxy (1)	Band (2)	Camera (3)	EXPTIME (second) (4)	PHOTFNU (JY sec/DN) (5)	OBS. DADTE (6)	OBS. P.I. (7)
NGC 23	187N	NIC2	9.1154248E + 02	3.2264725E-05	2004-09-26	Alonso-Herrero
NGC 23	190N	NIC2	9.1154248E + 02	3.2540331E-05	2004-09-26	Alonso-Herrero
NGC 1614	187N	NIC2	6.3984802E + 02	4.2717147E-05	1998-02-07	Rieke
NGC 1614	190N	NIC2	6.3984802E + 02	4.1846688E-05	1998-02-07	Rieke
NGC 7130	187N	NIC2	8.6387671E + 02	3.2264725 E-05	2004-11-07	Alonso-Herrero
NGC 7130	190N	NIC2	9.5987427E + 02	3.2540331E-05	2004-11-07	Alonso-Herrero
IC 5179	187N	NIC2	8.6387671E + 02	3.2264725 E-05	2004-11-06	Alonso-Herrero
IC 5179	190N	NIC2	9.5987427E + 02	3.2540331E-05	2004-11-06	Alonso-Herrero
NGC 7469	187N	NIC3	1.3437629E + 03	4.2780568E-05	2007-05-31	Calzetti
NGC 7469	190N	NIC3	9.5977209E + 02	4.0120423E-05	2007-05-31	Calzetti
NGC 7771	187N	NIC3	1.3437629E + 03	4.2780568E-05	2007-05-27	Calzetti
NGC 7771	190N	NIC3	9.5977209E+02	4.0120423E-05	2007-05-27	Calzetti
	(1) (71) (0)				いいどう ごじート・コー	

Notes.-Col.(1):名称 (2):フィルター名 (3):カメラ名 (4):露出時間 (5):較正のコンバージョンファクター (6):観測日 (7):P.I.

3.3.2 ANIR と NICMOS による Paa フラックス比較

画像の比較

ANIR と NICMOS の Paα 輝線画像の開口測光を行い、実測された輝線強度を比較した。ただし、NICMOS は 視野が狭いため、銀河全体をとらえられない画像が多い。そこでこのようなデータについては、画像内で分解されて いる HII 領域ごとに比較した。結果を Table 3.2 に示す。また、Figure 3.9 から Figure 3.14 に比較画像を示す。

Galaxy (1)	Aperture (2)	$ \begin{array}{c} f(Pa\alpha)_{HST} \\ (\text{ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}) \\ (3) \end{array} $	$ \begin{array}{c} f(Pa\alpha)_{A-raw} \\ (\text{ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}) \\ (4) \end{array} $	$ \begin{array}{c} f(Pa\alpha)_{error}^{photo} \\ (\text{ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}) \\ (5) \end{array} $	$ \begin{array}{c} f(Pa\alpha)_{A-t} \\ (\text{ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}) \\ (6) \end{array} $
NGC 23	5.3''	2.13×10^{-13}	2.61×10^{-13}	$\pm 1.44 \times 10^{-14}$	2.09×10^{-13}
NGC 1614	2.4''	8.08×10^{-13}	7.10×10^{-13}	$\pm 7.01 \times 10^{-15}$	8.85×10^{-13}
NGC 7130 a	2.2''	1.06×10^{-13}	9.27×10^{-14}	$\pm 5.37 \times 10^{-15}$	9.54×10^{-14}
NGC 7130 b $$	2.2''	3.75×10^{-14}	2.72×10^{-14}	$\pm 5.37 \times 10^{-15}$	3.82×10^{-14}
IC 5179 a	3.1''	5.79×10^{-14}	7.70×10^{-14}	$\pm 4.00 \times 10^{-15}$	5.18×10^{-14}
IC 5179 b	3.1''	3.35×10^{-14}	4.88×10^{-14}	$\pm 4.00 \times 10^{-15}$	3.32×10^{-14}
IC 5179 c	2.2''	6.78×10^{-14}	9.02×10^{-14}	$\pm 2.49 \times 10^{-15}$	6.18×10^{-14}
IC 5179 d	1.6''	7.78×10^{-15}	1.02×10^{-14}	$\pm 1.64 \times 10^{-15}$	6.64×10^{-15}
IC 5179 e	1.6''	8.46×10^{-15}	1.02×10^{-14}	$\pm 1.64 \times 10^{-15}$	6.66×10^{-15}
IC 5179 f	1.6''	1.22×10^{-14}	1.39×10^{-14}	$\pm 1.64 \times 10^{-15}$	9.46×10^{-15}
IC 5179 g	1.6''	7.78×10^{-15}	1.27×10^{-14}	$\pm 1.64 \times 10^{-15}$	8.59×10^{-15}
IC 5179 h	1.6''	1.17×10^{-14}	1.61×10^{-14}	$\pm 1.64 \times 10^{-15}$	1.11×10^{-14}
NGC 7469	10.6''	5.57×10^{-13}	5.43×10^{-13}	$\pm 5.80 \times 10^{-14}$	5.48×10^{-13}
NGC 7771	5.0''	1.86×10^{-13}	1.18×10^{-13}	$\pm 2.04 \times 10^{-14}$	1.90×10^{-13}

Table 3.2 解析評価に使ったデータサンプル

Notes.-Col.(1):名称 (2):アパーチャー (3):HST/NICMOS による Paα 輝線強度 (4):miniTAO/ANIR による大気吸 収補正を行っていない Paα 輝線強度 (5):Paα 輝線の測光誤差 (6):miniTAO/ANIR による大気吸収補正を行った Paα 輝線強度

HST の画像は分解能が高いので (0.1"/pix) 細かい HII 領域まで分解されているが、ANIR の画像でも比較的詳細 な構造が見えているのがわかる。NICMOS では検出されていても、ANIR 画像では見えない領域もある。例えば、 NGC1614(Figure 3.10)の中心部分の外側のブロップや、NGC7469(Figure 3.13)の外側のブロッブで、これらは ANIR の感度が足りないことが原因だと考えられる。



Figure 3.9. NGC0023 の Paα 輝線画像。左図:miniTAO/ANIR、右図:HST/NICMOS



Figure 3.10. NGC1614 の Paa 輝線画像。





Figure 3.11. NGC7130 の Paα 輝線画像。







Figure 3.13. NGC7469の Paa 輝線画像。





Figure 3.14. NGC7771 の Paa 輝線画像。


ANIR と NICMOS で得られた $Pa\alpha$ フラックス比較(ANIR の大気吸収補正をしない場合)

Figure 3.15. 左図は、X 軸に HST/NICMOS による Paa フラックス、Y 軸に miniTAO/ANIR による Paa フラッ クス。右図はその残差である。

Figure 3.15 の左図に HST/NICMOS と miniTAO/ANIR によって実測された Pa α フラックスを比較したものを示す。HST/NICMOS と miniTAO/ANIR による Pa α フラックスの相関を関係である。各銀河はシンボルと色で分けてある。右図は、横軸に f_{HST} をとり、縦軸に f_{HST} をとり、縦軸に f_{ANIR}/f_{HST} をプロットしたものである。HST/NICMOS との差は大きい。

ANIR と NICMOS で得られた $Pa\alpha$ フラックス比較 (ANIR データの大気吸収補正をした場合)

Figure 3.16 に、ANIRのPaa フラックスを算出する際に大気吸収補正を行った場合の結果を示す。



Figure 3.16. 左図は、X 軸に HST/NICMOS による Paa フラックス、Y 軸に miniTAO/ANIR による Paa フラッ クス。右図はその残差である。

	中央値 (%) (2)	平均値 (%) (3)	Max (%) (4)	$\begin{array}{c} \operatorname{Min} \\ (\%) \\ (5) \end{array}$
50	108.2	111.5	176.2	67.8
100	100.3	99.6	114.5	85.0
150	98.3	98.9	110.0	91.3
200	98.9	99.4	112.8	85.6
250	102.2	99.5	119.3	79.7

Table 3.3 輝線の半値幅を変えたときの影響 (大気吸収補正をする場合)

Notes.-Col.(1):仮定した輝線の半値幅 (2): f_{ANIR}/f_{HST} の中央値 (複数領域比較の場合は合算による比較) (3): f_{ANIR}/f_{HST} の平均値 (複数領域比較の場合は合算による比較) (4): f_{ANIR}/f_{HST} の最大値 (複数領域比較の場合 は合算による比較) (5): f_{ANIR}/f_{HST} の最小値 (複数領域比較の場合は合算による比較)

これから明らかに、先ほどの大気吸収補正を行わない場合よりも f_{ANIR}/f_{HST} のばらつきが小さくなり、値も 100%に近づいている。次に、仮定する $Pa\alpha$ 輝線幅を変えるとこの結果にどのように影響するかを評価する。



Figure 3.17. 左図: FWHM=50km/s、右図: FWHM=100km/s



Figure 3.18. 左図: FWHM=200km/s、右図: FWHM=250km/s

Figure 3.17から **Figure 3.18** に仮定した輝線幅を FWHM=50km/s、100km/s、200km/s、250km/s と変化させたとき、 f_{ANIR}/f_{HST} がどのように変わるかを示す。中央値はおおむね $98\% \sim 108\%$ 程度ある。結果を Table 3.3 に示す。

3.3.3 解析手法の妥当性

以上の結果より、大気吸収補正により f_{ANIR}/f_{HST} が1に近づき、分散も小さくなることが分かった。 ただし、大気吸収補正をする際、 $Pa\alpha$ の輝線幅を仮定しており、その仮定した値次第では大きくフラックスを見積 り誤ってしまう恐れもある。

Galaxy	$CZ_{nuc,H\alpha}$	$\Delta v_{H\alpha}$	$\sigma_{ m nuc,Hlpha}$
(1)	(2)	(3)	(4)
NGC 23	4495 ± 9	-215, +236	139 ± 17
MCG +12-02-001	4732 ± 8	-110, +156	105 ± 14
UGC 1845	4796 ± 9	-237, +181	142 ± 17
NGC 2388	4093 ± 9	-157, +163	115 ± 15
MCG +02-20-003	4950 ± 9	-141, +110	96 ± 13
IC 860*	4146 ± 13		
NGC 5936	3984 ± 13	-66, +179	66 ± 15
NGC 6701	3946 ± 13	-41, +102	92 ± 16
NGC 7469	$4946 \pm 9^{**}$	$-110,+207^{**}$	$125 \pm 16^{**}$
NGC 7591	4869 ± 9	-179, +345	144 ± 17
NGC 7771	4334 ± 9	-181, +199	106 ± 14

Figure 3.19. Kennicutt et al. (2009) より、LIRGs の Hα の速度分散。(3) は、銀河内での Hα の速度の peak-to-peak 値 (4) は中心部分の速度分散

Kennicutt et al. (2009) は、近傍 (2750-5200km/s) の U/LIRG を 11 天体可視面分光観測し、H α 輝線の速度分散を 得ており、その一覧を Figure 3.19 に示した。この結果によると、H α 輝線の緯線速度は peak-to-peak で 200 ~ 400 km/s、中心部分の速度分散は 66-144 km/s とある。

以上より、速度分散を 100 km/s ~ 200 km/s を仮定して大気吸収補正を行うと、正しいフラックスとの誤差が数 %程度 (今回のサンプルでは最大で 10%ほどの誤差)の精度で求めることができることが明らかになった。、この速度 幅は他の観測された速度幅と同一であある。

以下、NICMOS で測定された $Pa\alpha$ フラックスとの残差が小さい輝線幅 150 km/s を用いて大気吸収補正をおこなった結果を用いる。こうして求めた大気吸収率、 $Pa\alpha$ 輝線のフラックスをについては Table 3.4 に示す。

腪線観測結果
$Pa\alpha$
6
LIRGs 6
った近傍
で観測し
ANIR
4 miniTAO
~'~
Table :

E E	Galaxy Name (2)	Aperture (radi pix) (3)	$\begin{array}{c} \mathrm{Pa}\alpha\\ \mathrm{Morph.}\\ (4)\end{array}$	$f(Pa\alpha)_{line}$ (ergs cm ⁻² s ⁻¹) (5)	$\begin{array}{c} f(Pa\alpha)_{error}^{photo} \\ (\mathrm{ergs} \ \mathrm{cm}^{-2} \ \mathrm{s}^{-1}) \\ (6) \end{array}$	$f(Pa\alpha)^{gal}_{error}$ (ergs cm ⁻² s ⁻¹) (7)	$f(Pa\alpha)_{conti}$ (ergs cm ⁻² s ⁻¹) (8)	$_{(\mu m)}^{\rm PWV}$	$\begin{array}{c} T_C \\ (\%) \\ (10) \end{array}$	$\begin{array}{c}T_P\\(\%)\\(111\end{array}$
-	NGC 23	45 (100)	s	3.31×10^{-13}	$\pm 5.66 \times 10^{-14}$	$\pm 1.39 \times 10^{-13}$	2.88×10^{-12}	1108.8	47.1	40.2
2	NGC 34	$15(40)^{\circ}$	U	3.16×10^{-13}	$\pm 1.07 \times 10^{-14}$	$\pm 7.65 \times 10^{-14}$	1.25×10^{-12}	720.4	54.6	45.6
e	NGC 232	13(50)	U	9.60×10^{-14}	$\pm 1.03 \times 10^{-14}$	$\pm 1.02 \times 10^{-13}$	9.28×10^{-13}	533.6	61.4	50.7
4	IC $1623A/B$	45(60)	s	7.13×10^{-13}	$\pm 5.55 \times 10^{-14}$	$\pm 1.09 \times 10^{-13}$	1.64×10^{-12}	667.7	56.5	45.5
ъ	ESO 244-G012	10+8(80)	U	2.99×10^{-13}	\pm 7.93×10 ⁻¹⁵	$\pm 1.31 \times 10^{-13}$	7.75×10^{-13}	655.6	57.0	79.4
9	UGC 2238	45(45)	S	2.91×10^{-13}	$\pm 1.01 \times 10^{-13}$	$\pm 1.01 \times 10^{-13}$	1.14×10^{-12}	740.6	53.9	54.7
7	IRAS $F02437+2122$	5(5)	U	1.97×10^{-14}	$\pm 2.79 \times 10^{-15}$	$\pm 3.35 \times 10^{-14}$	1.72×10^{-13}	683.5	56.0	73.1
x	UGC 2982	65(90)	S	3.80×10^{-13}	$\pm 7.04 \times 10^{-14}$	$\pm 1.98 \times 10^{-13}$	1.95×10^{-12}	344.7	68.2	65.0
6	NGC 1614	35(35)	D	1.38×10^{-12}	$\pm 9.65 \times 10^{-14}$	$\pm 5.76 \times 10^{-14}$	2.45×10^{-12}	788.4	52.8	39.1
10	MCG -05-12-006	10(10)	U	1.47×10^{-13}	$\pm 7.88 \times 10^{-15}$	$\pm 7.61 \times 10^{-14}$	5.29×10^{-13}	1658.1	39.4	46.1
11	NGC 1720	12(12)	O	1.26×10^{-13}	$\pm 4.17 \times 10^{-15}$	$\pm 9.74 \times 10^{-14}$	6.59×10^{-13}	318.8	69.2	65.2
12	ESO 557-G002	15(15)	0	6.61×10^{-14}	$\pm 1.31 \times 10^{-14}$	$\pm 1.82 \times 10^{-13}$	1.51×10^{-13}	748.6	53.6	48.5
13	IRAS F06592-6313	10(10)	U	4.96×10^{-14}	$\pm 1.03 \times 10^{-14}$	$\pm 5.38 \times 10^{-14}$	4.46×10^{-13}	1028.4	48.3	73.8
14	NGC 2342	20(70)	Ωţ	4.84×10^{-13}	$\pm 2.55 \times 10^{-13}$	$\pm 2.55 \times 10^{-13}$	1.67×10^{-12}	1820.7	37.5	$\frac{49.2}{-1.2}$
15	ESO 320-G030	20(60)	D	1.45×10^{-13}	$\pm 2.03 \times 10^{-14}$	$\pm 1.26 \times 10^{-13}$	2.11×10^{-12}	911.1	50.4	74.0
16	NGC 4922	15(80)	0	5.56×10^{-14}	$\pm 1.51 \times 10^{-14}$	$\pm 2.44 \times 10^{-13}$	2.13×10^{-13}	1097.2	47.2	53.5
17	MCG -03-34-064	8(50)	U	1.73×10^{-13}	$\pm 2.03 \times 10^{-16}$	$\pm 4.09 \times 10^{-14}$	7.37×10^{-13}	872.0	51.2	47.4
18	NGC 5135	20(80)	D	3.35×10^{-13}	$\pm 1.50 \times 10^{-14}$	$\pm 1.48 \times 10^{-13}$	1.99×10^{-12}	1331.4	43.7	28.3
19	NGC 5257/8	75 + 80	S/S	4.37×10^{-13}	$\pm 1.72 \times 10^{-13}$	$\pm 1.72 \times 10^{-13}$	3.59×10^{-12}	1517.5	41.0	63.0
20	IC $4518A/B$	20 + 35(50)	C/S	1.79×10^{-13}	$\pm 3.86 \times 10^{-14}$	$\pm 5.83 \times 10^{-14}$	2.06×10^{-12}	955.6	49.6	38.1
21	IC 4687/86	30(50)	D/C	1.17×10^{-12}	$\pm 2.14 \times 10^{-14}$	$\pm 6.06 \times 10^{-14}$	1.52×10^{-12}	833.9	51.9	52.6
22	IRAS $F18293 - 3413$	35(50)	D	7.60×10^{-13}	$\pm 3.17 \times 10^{-14}$	$\pm 9.41 \times 10^{-14}$	2.79×10^{-12}	1094.0	47.3	64.2
23	ESO 339-G011	40(50)	S	1.82×10^{-13}	$\pm 6.30 \times 10^{-14}$	$\pm 1.09 \times 10^{-13}$	1.40×10^{-12}	1041.5	48.1	46.7
24	NGC 6926	$35 \times 3(100)$	S	3.23×10^{-13}	$\pm 4.45 \times 10^{-14}$	$\pm 5.72 \times 10^{-14}$	8.92×10^{-12}	736.5	54.0	44.2
25	IC 5063	20(60)	U	8.21×10^{-14}	$\pm 1.68 \times 10^{-14}$	$\pm 1.07 \times 10^{-13}$	1.80×10^{-12}	642.6	57.4	79.6
26	ESO 286-G035	25(40)	Ы	2.40×10^{-13}	$\pm 3.11 \times 10^{-14}$	$\pm 4.23 \times 10^{-14}$	9.80×10^{-13}	900.0	50.6	55.0
27	ESO 343-IG013	8+25(40)	U	1.18×10^{-13}	$\pm 3.59 \times 10^{-14}$	$\pm 8.98 \times 10^{-14}$	6.10×10^{-13}	771.5	53.1	52.6
28	NGC 7130	50(50)	S	4.41×10^{-13}	$\pm 8.10 \times 10^{-14}$	\pm 8.10×10 ⁻¹⁴	2.62×10^{-12}	854.6	51.5	30.8
29	IC 5179	100(100)	S	6.55×10^{-13}	$\pm 2.39 \times 10^{-13}$	$\pm 2.39 \times 10^{-13}$	5.32×10^{-12}	859.6	51.4	74.3
30	ESO 534-G009	8(50)	U	1.70×10^{-14}	$\pm 6.55 \times 10^{-15}$	$\pm 9.26 \times 10^{-14}$	4.94×10^{-13}	446.5	64.5	83.9
31	NGC 7469	30(45)	D	5.38×10^{-13}	$\pm 4.70 \times 10^{-14}$	$\pm 1.03 \times 10^{-13}$	2.69×10^{-12}	482.1	63.2	39.8
32	CGCG453-062	30(40)	S	1.09×10^{-13}	$\pm 1.41 \times 10^{-14}$	$\pm 2.82 \times 10^{-14}$	7.51×10^{-13}	505.7	62.4	76.6
33	NGC 7591	8(50)	U	6.05×10^{-14}	$\pm 3.83 \times 10^{-15}$	$\pm 4.33 \times 10^{-14}$	4.64×10^{-13}	239.4	72.9	53.3
34	NGC 7678	15 + 40(100)	S	4.55×10^{-13}	$\pm 5.64 \times 10^{-14}$	$\pm 4.36 \times 10^{-13}$	6.27×10^{-13}	623.7	58.1	73.6
35	MCG-01-60-022	40(40)	U	1.91×10^{-13}	$\pm 5.07 \times 10^{-14}$	$\pm 5.07 \times 10^{-14}$	$8.62 imes 10^{-13}$	659.3	56.8	75.9
36	NGC 7771	100(100)	s	$5.55 imes 10^{-13}$	$\pm 2.45 \times 10^{-13}$	$\pm 2.45 \times 10^{-13}$	6.86×10^{-12}	1041.5	48.1	44.9
37	Mrk 0331	20	D	2.99×10^{-13}	$\pm 4.84 \times 10^{-14}$	$\pm 1.39 \times 10^{-13}$	1.45×10^{-12}	724.3	54.5	71.0
38	$UGC \ 12914/15 \dots$	15	S/S	2.45×10^{-13}	$\pm 2.42 \times 10 - 15$	$\pm 3.47 \times 10^{-14}$	2.93×10^{-12}	56.6	50.6	
Note	sCol.(1):ID (2):名称	(3):(2)の測光半	径と括弧内に	ま(7)の測光半径	(4):輝線の形態: C(I	<u> コンパクトな中心集中</u>)、D(中心集中して)	ハるが、輝約	泉領域が大	(いた)
S(Spin	ral arm に沿った星形成)) (5):Pa α))	ミフラックス	(6):Paa 輝線フラ	ラックスの誤差 (3)の)括弧内半径を用いた	侍の $Palpha$ 輝線フラッ	1 2 2 (8):	1.9μm CC	り連続光
ココッ	・クス (9):観測時の可 ^B	降水蒸気量。観測	側データから	の推定した可降水量	 10):(9)の大気吸	収を受けたときの N19	11 フィルターの実対	b透過率 (1	ו):(9) בי	よる大気
	~ ~			吸収を受けた	イキの Pao 描録のまぐ	忇诱 過率				

第4章 結果・議論

4.1 星形成率

4.1.1 星形成率変換式

全赤外線光度 (8–1000µm) から求める星形成率は、スターバースト銀河全体の星形成率の非常によい指標となる (e.g. Kennicutt, 1998; Kewley et al., 2002; Hirashita et al., 2003)。全赤外線光度と星形成率の関係式は Kennicutt (1998) により以下のように与えられる。

$$SFR (M_{\odot} yr^{-1}) \equiv 4.5 \times 10^{-44} L_{\rm IR} (ergs \ s^{-1})$$
(4.1)

 $Pa\alpha$ による星形成率の測定、数は少ないがこれまで行われてきた。いずれも Kennicutt (1998) の H α 輝線と星形成率の関係式

$$SFR \ (M_{\odot} \ yr^{-1}) = 7.9 \times 10^{-42} \ L(H\alpha) \ (ergs \ s^{-1}) \equiv 1.08 \times 10^{-53} Q(H^0)(s^{-1})$$
(4.2)

に H α /Pa α の強度比を仮定している。ここで、Q は電離光子光度である。Kennicutt et al. (2007) では M51a (NGC5194)の各星形成領域に対し,Case-B、T=7000 K、電子密度を 100cm⁻³Garnett et al. (2004)と仮定し、Osterbrock & Ferland (2006)より H α /Pa α =7.82という値を採用している。この温度や電子密度は、により観測された M51内の [NII] λ 5755と [NII] λ 6583の比から求めた値である。M51は、子持ち銀河として有名な天体で、これまで内部の詳しい観測が多くなされてきており、金属量の多い星形成が活発な銀河であることが知られている。

Calzetti et al. (2007) では銀河の金属量が高い順に、Hα/Paα=7.82、8.45、8.73 の値を採用している。

Rieke et al. (2009) は近傍セイファート、スターバースト銀河 9 天体の H91α、H92α という高励起の水素再結合線 の VLA による観測結果 (Roy et al., 2008) から、T=5000K、電子密度 500-50000 cm⁻³ という値を得て、Hummer & Storey (1987) の対応表を使って Hα/Paα=7.8125 としている。

Alonso-Herrero et al. (2006) や Toshikawa (2010) では SFR(M_{\odot} yr⁻¹)=6.79×10⁻⁴¹ L(Pa α) (ergs s⁻¹) という関係式を採用している。しかしながら、仮定した温度や電子密度がそれぞれ明記されていない (Case-B 仮定下であるとの記載はある)。

本論文では Rieke et al. (2009) らが採用した以下の変換式を用いる。

$$SFR \ (M_{\odot} \ yr^{-1}) = 6.2 \times 10^{-41} \ L(Pa\alpha) \ (ergs \ s^{-1})$$
(4.3)

また本論文では、Sanders et al. (2003) の全赤外線光度を用いる。その際、Sanders et al. (2003) では H_0 =75 km s⁻¹ Mpc⁻¹、 Ω_M =0.3、 Ω_Λ =0.7 (Mould et al., 2000) の宇宙論パラメータを使用しているが、本論文では H_0 =70 km s⁻¹ Mpc⁻¹、 Ω_M =0.3、 Ω_Λ =0.7 を使用し、パラメータが異なる場合はすべて変換している。

$\mathrm{H}lpha$ 輝線から推定された星形成率
$Pa\alpha$ 湄線、I
:4.1 遠赤外線、
Table

E E	Galaxy Name (2)	$(\operatorname{km/s}^{\mathrm{cz}})_{(3)}$	Distance (Mpc) (4)	$\log \underset{(L_{\odot})}{\log \operatorname{LiR}}$	${{\rm SFR_{IR}}\atop{{ m M}_{\odot}}}{{ m WI}^{-1}}$	$ \begin{array}{c} \log \operatorname{Lp}_{\mathrm{a}\alpha} \\ (\operatorname{erg} \operatorname{s}^{-1}) \\ (7) \end{array} $	$\log_{\substack{\text{LPa}\alpha-\text{corr}\\(\text{erg s}^{-1})\\(8)}}$	${ m SFR}_{{ m Pa} lpha - { m corr} \over { m M}_{\odot} { m yr}^{-1}$ (9)	$(10^{-13} \operatorname{erg cm^2 s^{-1}}) (10)$	$\begin{array}{c} SFR_{H\alpha-corr} \\ M_{\odot} \ yr^{-1} \\ (11) \end{array}$	E(B-V) (12)	Ref. (13)
	NGC 23	4536	65.6	11.11	22.20	41.23	43.22	14.36			0.74	
N 03	NGC 34	5931 6047	86.0	11.50	54.49 39.47	41.43 40.95	42.95 42.96	39.80 9.47		- · · · · · · · · · · · · · · · · · · ·	2.08 1.31	
4	IC 1623A/B	6028	87.4	11.71	88.37	41.81	43.06	45.11			0.26	
5 2	ESO 244-G012	6966	99.8	11.45	48.56	41.59	42.75	39.11	/3.88	/54.30	1.16	2
9	UGC 2238	6436	93.5	11.32	36.00	41.62	42.96	66.60			2.25	1
r- 0	IRAS $F02437 + 2122$	6987	101.6	11.17	25.49	40.44	42.81	4.14	· · · · ·	•	2.13	
x	UGC 2982	5161	74.7 68.6	11.19	26.69	41.52	43.01	44.93			1.89	- ; ;
9 10 9	MCG -05-12-006	4/40 5622	08.0 81.5	11.18	78.70 26.08	41.88	43.02 43.03	76.40 11.29	0.2/14.70	112.28/ 102.23	1.18 0.83	×,*
11	NGC 1720	4186	60.4	10.90	14.01	40.56	43.17	3.17			0.83	*
12	ESO 557-G002	6339	92.0	11.25	30.64	41.00	42.73	7.19	1.76/3.81	3.26/7.05	0.36	2
13	IRAS F06592-6313	6882	100.0	11.23	29.26	40.78	42.84	6.34	/0.52	/9.67	1.28	c1 ÷
14	NGC 2342	5276 2223	76.4 16.6	11.25	30.64	41.60	43.13	34.53		06.06/	0.83 1 16	÷ с
10 16	E20 320-0030	2020 7071	40.0 102 8	11 38	$^{24.91}$	40.00	42.07	4.04 6.45	/ 14.9	07.60/	1.10 0.83	N *
170	MCG - 03-34-064.	5152	74.6	11.30	34.38	40.88	42.94	0.40	· · · · · · · · · · · · · · · · · · ·	· · · · · · · · · · · · · · · · · · ·	0.83	*
18	NGC 5135	4114	59.4	11.23	29.26	41.28	43.18	14.20	/4.3	/4.18	0.46	2
19	NGC 5257/8	6798	98.8	11.61	70.20	41.69	43.52	32.55	22.6/	28.22/	0.13	1
20	IC 4518A/B	4715	68.2	11.19	26.69	41.02	42.37	7.32	6.45/	5.83/	0.31	1
21	IC 4687/86	5188	75.0	11.61	70.20	41.80	42.99	50.78	17.80/20.03	42.47/47.78	0.654	c1 -
77	IKAS F18293—3413 EGO 880 Co11	5449	0.87	12.11	127.74	41.77	43.17 49.07	00.01 00.01			1.70 0.00	⊣ *
$^{23}_{24}$	ESU 339-GUII NGC 6926	5727 5970	86.6 86.6	11.18	20.08 36.00	41.10	42.97 43.46	12.80 52.34	3.45/	108.46/	0.83 1.63	÷
$25 \\ -25 \\$	IC 5063	3380	48.7	10.91	14.01	40.40	43.03	2.20			0.83	*
26	ESO 286-G035	5208	75.4	11.19	26.69	41.25	42.75	15.61			0.83	*
27	ESO 343-IG013	5714	82.8	11.13	23.24	40.99	42.84	8.57	1.35/	5.68/	0.804	
$\frac{58}{28}$	NGC 7130	4824	69.8	11.41	44.29	41.51	43.18	26.00	10.4/9.48	20.25/18.46	0.62	ça Ç
29	IC 5179	3398	49.0 48.0	11.22	28.60	41.29	43.10	19.41	/11.36	/37.38	1.15	1,2
9 F.	NGC 7469	4922	40.9 71.2	11.65	0.04 76.97	41.71	42.03	31.79	27.0/	12.94/	0.00	-
32	CGCG453-062	7524	109.6	11.37	40.39	41.19	43.14	13.72	· · · · · · · · · · · · · · · · · · ·	/	0.83	*
33	NGC 7591	4961	71.8	11.11	22.20	40.57	43.10	3.27	• • • • • • • • • • • • • • • • • • • •		0.83	*
34	NGC 7678	3482	50.2	10.83	11.65	40.58	42.89	3.36	• • • • • • • • • • • • • • • • • • • •		0.83	* ·
35	MCG-01-60-022	6966	101.3	11.27	32.09	41.37	42.90	20.58	3.16/	21.14/	0.83	* 1
36	NGC 7771	4336	62.6 77 o	11.40	43.28	41.43	43.43	29.05			1.31	
3/ 90		03/1 1791	0.10	11.4/	00.00 10 01	41.40	42.81	02.12			0.83	÷ *
38	UGC 12914/15	4034	G.GO	10.99	10.84	41.10	43.30	11.03			0.83	
Note	sCol.(1):ID (2):名称	斩(3):Sanu	ders et al. (2003) によ	る後退速度	(4):光度距离	€ (5):Sanders et	al. (2003) 5 5	:る全赤外線光度 (6):(5)から求めた星州	杉成率 (7):	$Pa\alpha \mathcal{H}$
) 到	(8):(12) \succeq Calzetti et	al. (2000)	の減光曲線	泉を使って;	ダス ト減光権	ij正をした P	aa 光度 (9):(8)	より求めた星形	试率 (10) :H $lpha$ 光度。ス	くラッシュの右と	たの参考	ス献は
<u> </u>	Dopita et al., $2002)/($	Rodrígue:	z-Zaurín et	al., 2011)。	(11): (10)	より求めた曇	星形成率。ダス	▶減光補正は(8)と同様 (12):使用した	:色超過 (13):(12))の参考文	酿犬。
				1.(N	Veilleux et a	l., 1995)、2	.(Rodríguez-Zaı	urín et al., 2011				

4.1.2 赤外線光度による SFR と Paa 輝線による SFR の比較



Figure 4.1. 全赤外線光度から算出した SFR_{IR}(横軸) と、miniTAO/ANIR により観測された Paa 輝線光度から見積もられた減光補正をしていない SFR_a(縦軸)の関係。SFR_{Paa} は SFR_{IR} に比べ小さく、分散も大きい。(右 図)SFR_{Paa}/SFR_{IR} のヒストグラム。

Figure 4.1 の左図に、 $Pa\alpha$ から見積もった $SFR_{Pa\alpha}$ と全赤外線光度 (IRAS) から求めた SFR_{IR} の相関図を示 す。**Figure 4.1** のダスト減光補正をしていない $SFR_{H\alpha}$ と SFR_{IR} の相関図と比較すると、個々の銀河の分散が比較 的小さい。しかしながら、 $SFR_{Pa\alpha}$ は SFR_{IR} と比べて系統的に低い値。

Figure 4.1の右図は、SFR_{Paa}/SFR_{IR}のヒストグラムである。 $\log(SFR_{Paa} / SFR_{IR})$ の中央値、平均値、ガウシアンフィットした中心値はそれぞれ、-0.475、-0.511、-0.425であり、FWHM は 0.68 である。これは言い換えると、SFR_{Paa}の値が SFR_{IR}の 33.5% - 37.6% 程度になっていることを示している。

 $Pa\alpha$ 輝線は赤外域放射であるため、Rieke & Lebofsky (1985) のダスト減光曲線から A(H α)=0.828×R_V×E(B-V)、A(Pa α)=0.16×R_V×E(B-V) をそれぞれ仮定すると、可視光域放射の H α に比べて約 5 倍ほどダスト減光が小さい。これは A_V で約 3 mag ほどのダスト減光を受けると、H α と Pa α の見た目の輝線強度比が逆転することになる (H α /Pa α = 7.8125 を仮定)。しかしながら Figure 4.1 で、SFR_{Pa} α が SFR_{IR} の 35% 程度であることから、ダスト 減光により強い Pa α 輝線であってもその影響を無視できないことがわかる。

Figure 4.1 のエラーバーは、下限値が輝線領域をアパーチャーに取った測光誤差、上限値については、銀河の大きさ (4.2.1 参照) に観測限界の 1 σ の面輝度で輝線領域が分布していた場合に想定されるフラックスと測光誤差を合わせた誤差になっている。これは、1mのminiTAO 望遠鏡では淡く広がった成分を取りこぼしている可能性があることを考慮しているからである。淡く広がった成分の取りこぼしは HST/NICMOS による観測でも指摘されている (Rieke et al., 2009)。1 σ の面輝度で Pa α 輝線が銀河に一様に分布していることは現実的には考えにくく、実際には少し過剰な誤差評価である可能性がある。

4.1.3 バルマー減衰法による減光補正

星形成領域のトレーサーとして用いられる、水素再結合線 H α (656.285nm) は放射が可視域のためダスト減光の影響を強く受けることが知られている。そこでこの問題を解決するため、波長の違う 2 輝線を使って減光量を推定する方法が多くの場合用いられる。特に、H α /H β 輝線比を使って補正する方法は"バルマー減衰法"(Calzetti et al., 1994) と呼ばれている。

バルマー輝線比と色超過

観測者と放射源の間には一様なダストの層が存在するというシンプルな仮定をおく (Calzetti et al., 1994)。する と光源から発せられた光の強度 (I_{λ}^{0}) と観測者に到達する強度 (I_{λ}) は、光学的厚み $\tau(\lambda)$ であらわすと以下の式となる。

$$I_{\lambda} = I_{\lambda}^{0} e^{\tau(\lambda)} \tag{4.4}$$

いま、H α 波長での光学的厚みを τ_{α} 、H β 波長での光学的厚みを τ_{β} とし、その差を τ_{B}^{l} とすると、これらには以下の関係式が成り立つ。

$$\tau_B^l = \tau_\beta - \tau_\alpha = ln\left(\frac{H\alpha/H\beta}{2.88}\right) \tag{4.5}$$

上記式の 2.88 は Osterbrock & Ferland (2006) による $H\alpha/H\beta$ の輝線強度比である。この式から、光学的厚み τ_B^l は減光曲線モデルに依存しないことがわかる。

この光学的厚みと色超過の間には (Calzetti et al., 1994) の計算によると以下の関係式が成り立つ。

$$E(B-V)_i = \frac{1.086}{k(H\beta) - -k(H\alpha)} \tau_B^l \simeq 0.935 \tau_B^l$$
(4.6)

この式の減光曲線モデル $k(H\beta) - k(H\alpha)$ の値は、銀河系、及び LMC の観測により得られた Seaton (1979) の値を使用している。

ダスト減光モデル

可視から赤外までの減光曲線モデルとして Calzetti et al. (2000) と Cardelli et al. (1989) のモデルがよく使われる。 前者は、近傍 8 天体のスターバースト銀河の観測に基づいてもとめたモデルであり、後者は銀河系の測定から求めた ものである。



Figure 4.2. Calzetti et al. (2000) と Cardelli et al. (1989) の減光曲線を A_V で規格化した図。 左図は $1/\lambda$ 、右図は λ を横軸にとっている。

Figure 4.2 にそれぞれの減光曲線モデルをプロットした。今回注目する H α と Pa α については、減光曲線の違いがほとんどない。しかしながら、それぞれのモデルでは推奨されている R_V(R_V \equiv A_V/E(B - V)) が違っている。 Calzetti et al. (2000) は R_V~4.05 と大きめの値であり、Cardelli et al. (1989) では R_V~3.09 である。そこでこの 2 つのモデルを使って減光補正した時、どの程度違い (不定性) があるのかをまず確認してみる。 Calzetti et al. (2000)の減光曲線による減光補正

減光の影響を受けていない真のフラックスを $F_i(\lambda)$ 、観測されたフラックスを $F_o(\lambda)$ と置き、星の連続光による色 超過を $E_s(B-V)$ と置くと以下のような関係となる (e.g. Calzetti et al., 1994; Calzetti, 1997)。

$$F_i(\lambda) = F_o(\lambda) \times 10^{0.4E_s(B-V)k(\lambda)}$$
(4.7)

また、Calzetti (1997) より、 $E_s(B-V)$ と HII 領域の輝線雲に適用される色超過 E(B-V)の関係式は以下で与えられる。

$$E_s(B-V) = (0.44 \pm 0.03)E(B-V) \tag{4.8}$$

Calzetti et al. (2000) による減光曲線は以下の式で表される。

$$A(\lambda) = k(\lambda)E_s(B - V) \tag{4.9}$$

$$k(\lambda) = 2.659 * (-1.857 + 1.040/\lambda) + R_V \qquad (0.63\mu m \le \lambda \le 2.20\mu m) \qquad (4.10)$$

$$k(\lambda) = 2.659 * (-2.156 + 1.509/\lambda - 0.198/\lambda^2 + 0.011/\lambda^3) + R_V \qquad (0.12\mu m \le \lambda \le 0.63\mu m) \qquad (4.11)$$

また、今回減光補正をする際、星雲ガスの色超過 E(B-V) を使用した。さらに $R_V = 4.05$ (Calzetti et al., 2000) としてた。

減光補正ができているかどうかの確認として、同じ水素再結合線である Ηα 輝線とまず比較する。

Figure 4.3はダスト減光補正をした Paa の星形成率と Ha の星形成率を比較したものである。Ha のフラックス は、Dopita et al. (2002) と Rodríguez-Zaurín et al. (2011) の観測から得られたものを使い、E(B - V) は Veilleux et al. (1995) と Rodríguez-Zaurín et al. (2011) のものから引用している。この E(B - V) を使い、それぞれの Ha フ ラックスと Paa 輝線フラックスに対して同様のダスト減光補正を行った。これらの値を Table 4.1 に示す。 この図より、ダスト減光補正をした SFR_{Paa} と SFR_{Ha} は良い相関関係にあることがわかる。これは、Ha 輝線と Paa 輝線は同じ放射領域を見ているということを意味し、それぞれダスト減光を受けた分はバルマー輝線比による減光補

正法にて補正ができていることを意味している。

Figure 4.4 は上記方法にてダスト減光補正した SFR_{Paa} と SFR_{IR} を比較したものである。ただし、E(B-V) に関 する情報が無かった天体に関しては、Veilleux et al. (1995) と Rodríguez-Zaurín et al. (2011) で得られた E(B-V)の中央値 (0.83) を採用して一律に減光補正を行った。

 SFR_{IR} と $SFR_{Pa\alpha}$ はよく一致することがわかる。特に $\log(SFR) > 1.5$ では、分散も小さい。それよりもSFRが小さくなると、SFRが一致する線上に天体がいるものの、個々の分散が大きくなる傾向が見られる。

Figure 4.5は、SFR_{Paα-corr}/SFR_{IR}のヒストグラムである。 $\log(SFR_{Pa\alpha} / SFR_{IR})$ の中央値、平均値、ガウシアンフィットした中心値はそれぞれ、-0.3207、-0.3268、-0.2864である。減光補正する前に比べて、赤外線光度とより一致する線に近いところでピークを持つようになっている。



Figure 4.3. Calzetti et al. (2000)の減光曲線を用いて、横軸にダスト減光補正をした Pa α から見積もった星形成 率、縦軸に同様にダスト減光補正をした H α の星形成率を書いたもの。H α のフラックスは Dopita et al. (2002) と Rodríguez-Zaurín et al. (2011)のものを使用している。破線は、SFR が一致する線を表している。



Figure 4.4. ダスト減光補正をした SFR $_{Pa\alpha-corr}$ と SFR $_{IR}$ の相関図。破線はそれぞれの星形成率が一致する線。黒丸は E(B-V)の文献値があったもの。白抜きは、E(B-V)=0.83の一定値を使って減光補正した天体を表している。



Figure 4.5. 全赤外線光度から見積もった SFR とダスト減光補正をした $Pa\alpha$ 輝線から見積もった SFR の比のヒス トグラム。

Cardelli et al. (1989)の減光曲線モデル

減光曲線は以下のように定義されている。 $(x = 1/\lambda, y = (x - 1.82))$

$$A(\lambda)/A(V) = a(x) + b(x)/R_V \tag{4.12}$$

赤外線 $(0.3 \ \mu m^{-1} \le x \le 1.1 \ \mu m^{-1})$

$$a(x) = 0.574x^{1.61} \tag{4.13}$$

$$b(x) = -0.527x^{1.61} \tag{4.14}$$

可視光および近赤外線 $(1.1 \ \mu m^{-1} \le x \le 3.3 \ \mu m^{-1})$

$$a(x) = 1 + 0.17699y - 0.50447y^2 - 0.02427y^3 + 0.72085y^4 + 0.01979y^5 - 0.77530y^6 + 0.32999x^7$$

$$b(x) = 1.41338y + 2.28305y^2 + 1.07233y^3 - 5.38434y^4 - 0.62251y^5 + 5.30260y^6 - 2.09002y^7$$

$$(4.15)$$

近紫外線 $(3.3 \ \mu m^{-1} \le x \le 5.9 \ \mu m^{-1})$

$$a(x) = 1.752 - 0.316x - 0.104/((x - 4.67)^2 + 0.341)$$
(4.17)

$$b(x) = -3.090 + 1.825x + 1.206/((x - 4.62)^2 + 0.263)$$
(4.18)

遠紫外線 (5.9 $\mu m^{-1} \le x \le 8 \ \mu m^{-1}$)

$$a(x) = 1.752 - 0.316x - 0.104/((x - 4.67)^2 + 0.341) - 0.04473(x - 5.9)^2 - 0.009779(x - 5.9)^3$$
(4.19)

$$b(x) = -3.090 + 1.825x + 1.206/((x - 4.62)^2 + 0.263) + 0.2130(x - 5.9)^2 + 0.1207(x - 5.9)^3$$
(4.20)

また、 $R_V=3.09$ とした。



Figure 4.6. Cardelli et al. (1989)の減光曲線を用いてダスト減光補正をした Pa α から見積もった星形成率を横軸 に、同様にダスト減光補正をした H α の星形成率を縦軸に書いたもの。H α のフラックスは Dopita et al. (2002) と Rodríguez-Zaurín et al. (2011)のものを使用している。

Figure 4.6 は H α と比べた図である。今回のサンプルにおいては、Calzetti et al. (2000) によるダスト減光補正 方法に比べて良く一致している。

Figure 4.7 は SFR_{IR} と SFR_{Paa-corr} を比較した図である。先ほどの場合と同様、白抜きのシンボルは E(B-V) を一定にしてダスト吸収補正した天体を表している。傾向は Calzetti et al. (2000)の減光曲線を仮定したときと変わらない。

Figure 4.8 は、**Figure 4.1** 同様 SFR_{Paα-corr}/SFR_{IR} のヒストグラムである。 $\log(SFR_{Pa\alpha} / SFR_{IR})$ の中央値、 平均値、ガウシアンフィットした中心値はそれぞれ、-0.349、-0.379、-0.337 である。Calzetti et al. (2000) の場合 と同様減光補正する前に比べて、赤外線光度とより一致する線に近いところでピークを持つようになっている。

以上、2 つの減光曲線の違いを比べてたが、Paα の星形成率を赤外線光度と比べたときにはほとんど違いが無い。 そこで Hα と比べたときに、より相関が強かった Cardelli et al. (1989)の減光曲線を以下用いる。



Figure 4.7. $Pa\alpha$ 輝線から見積もられた SFR と全赤外線光度から見積もられた SFR の比較。 $Pa\alpha$ 輝線は、Cardelli et al. (1989) の減光曲線、 $R_V=3.09$ を仮定してダスト減光補正した。



Figure 4.8. 全赤外線光度から見積もった SFR とダスト減光補正 (Cardelli et al., 1989) をした Paa 輝線から見積 もった SFR の比のヒストグラム。

4.1.4 Paα から見積もった星形成率

SFR_{*IR*}は、SFR_{*Paa}とよく一致する。しかしながら低光度側では SFR_{<i>Paa}が、SFR_{<i>IR*}に比べて小さくなる傾向が 見られる Figure 4.7。一般的に、低光度になるにつれ銀河のダスト量は少なくなり、ダストからすり抜ける紫外光 が増えるため、SFR_{*IR*}は、水素再結合線から見積られる星形成率より低い値となる (Kewley et al., 2002)。今回見え ている傾向は、こうした事実とは逆の傾向を示している。また、全体として SFR_{*Paa*}が低い値にでる傾向もられる Figure 4.8。</sub></sub>

miniTAO/ANIR による Paa 輝線の取りこぼしの可能性

 $Pa\alpha$ 輝線は、H α 輝線に比べて放射強度が弱いため、1m の miniTAO 望遠鏡では広がった淡い成分を取りこぼしている可能性がある。実際、こうした $Pa\alpha$ の淡い成分の取りこぼしは、HST/NICMOS でも指摘されている (Rieke et al., 2009)。

こうした淡い成分の取りこぼしは、今回は誤差の上限値でに含まれている。しかし、この誤差を考慮しても、SFR_{Paa}が低光度側で低いことや、全体として低い値となっていることを十分に説明できない。

ダスト減光曲線モデルの違いの可能性

 $Pa\alpha$ 輝線による SFR の見積りが赤外線のものに比べて低くなる問題の説明として、ダスト減光曲線のモデルによる違いの可能性もある。本研究では 2 つの減光曲線モデルを検証しているが、このモデルの大きな違いは R_V である。 そこで、Cardelli et al. (1989) のモデルで R_V の値を変化させた場合の SFR_{IR} と SFR_{Paa} の関係を Figure 4.9 に示す。



Figure 4.9. SFR $_{Pa\alpha}$ を Cardelli et al. (1989) の減光曲線を仮定してダスト減光補正をしたもの。左図が $R_V=4$ 、右 図が $R_V=5$ である。

特に、 R_V を大きく ($R_V \sim 5$) にすればオフセットは解消されるが、分散が大きくなる。

また、全天体に対してダスト減光補正を行えていない(一部の天体は一律の値で補正している)ため、そうした天体 については今後補正できるデータを取得する必要がある。

4.2 LIRGs の形態的特徴

銀河の形態がどのように獲得され、進化するのかに関する疑問に答えてゆくためには、Alonso-Herrero et al. (2009) や Shapiro et al. (2008) でも指摘されているように、空間分解された情報が必要である。そこでこの節では、Paα 輝 線とその連続光の空間分布の特徴について見てゆくことにする。

4.2.1 銀河の大きさと中心集中度

本研究では、Conselice (2003) で提案されている中心集中度 (Concentration Index) を用いる。

銀河の大きさ

まず、銀河全体の大きさを統一した方法により定義する必要がある。そこで、銀河が同じ面輝度分布をしていれば、距離が異なっても同じ半径になるように定義されたペトロシアン半径 (Petrosian, 1976)を用いる。銀河の中心からの距離をrとし、面輝度がこのrの関数I(r)として分布している場合、ペトロシアン半径 r_P は以下の関係式で表される。

$$\eta(\mathbf{r}_{\rm P}) = \frac{I(r_P)}{\int_0^{r_P} I(r) 2\pi r dr / (\pi r_P^2)}$$
(4.21)

ある半径 r_P での面輝度 (円環) と、その内側の面輝度を平均した値との比が η になるように r_P が定義される。 $\eta=0.2$ とした (Conselice, 2003)。

以下、このペトロシアン半径の 1.5 倍を銀河全体の大きさと定義し、その中に入るフラックスを全光度とするする。 また、天体の全光度の半分が含まれる半径 (半光度半径)を"R(50)"と表記する。Figure 4.10 に、本研究で得られた 1.91 μ m での連続光画像の半光度半径 $R_C(50)$ と角距離 D_A の関係図、及び $R_C(50)$ と輝線画像の半光度半径 $R_L(50)$ の関係図を示す。本サンプルは距離による $R_C(50)$ のバイアスはないことがわかる。



Figure 4.10. 左図は、横軸に天体までの角度距離 (Mpc)、縦軸に連続光の半光度半径 $R_C(50)$ を kpc 単位でプロットしたもの。右図は、横軸に連続光の半光度半径 $R_C(50)$ 、縦軸に輝線の半光度半径 $R_L(50)$ をそれぞれ kpc 単位でプロットしたもの。図中の赤数字は Table 2.5 で決めた銀河の ID を表している。

Conselice (2003) による中心集中度



Figure 4.11. Conselice (2003) より、中心集中度パラメータの図解

銀河全体の光度の 20% が含まれる半径を r_{20} 、 80% が含まれる半径を r_{80} と置くと、中心集中度は以下で定義される (Conselice, 2003)。

$$C = 5 \log\left(\frac{r_{80}}{r_{20}}\right) \tag{4.22}$$

この指標は、銀河の中心からの成長曲線が急であるとCが大きく、なだらかであると小さくなる。

Figure 4.12に可視 B-バンドでの C-Index と B/T(bulge-to-total luminosity ratio)の関係、および可視での銀河のタイプと B/T との相関を示す。C-Index と B/T(bulge-to-total luminosity ratio)は、経験則的に以下の関係式で表すことができる。

$$B/T = (0.4 \pm 0.03) \times C + (-0.88 \pm 0.11)$$
(4.23)



Figure 4.12. (左図) は C-Index と B/T の相関図 (Conselice, 2003) 可視の B-バンドをもとに分類したもの。(右図) 可視にて分類された B/T とハッブルタイプの相関図 (Li et al., 2007)

C-Index は典型的に 2~5 の値をとり、C>4 であると楕円銀河、4>C>3 であるとディスク銀河に当てはまる。ここでは、この C-Index を Pa α の連続光画像 (C_C) と輝線画像 (C_L) に対して求めた。なお、 C_L を求める際に使用した r_p は、連続光より得られた r_p と同一のものである。

C_Lに関しては直接銀河の形態分類に結びつくわけではなく、輝線放射域が「なだらかに広がっている(ドヴォーク ルール則よりなだらか)」か、もしくは「中心部に集中している(ドヴォークルール則に近い)」かに関する相対的な関 係を表しているだけとなっている。Figure 4.13 は、その結果をヒストグラムにしたものである。



Figure 4.13. 左図は 1.91μ m の連続光画像に対して C-Index を求めたときのヒストグラム、右図は Pa α 輝線画像に 対して C-Index を求めた時のヒストグラムである。

Figure 4.13 の左図は、連続光に対して求めた C-Index のヒストグラムである。 $3 < C_C < 4$ の天体数が多くなって いるが、これは近赤線で形態を見ているあめ、ハッブル分類上比較的早期型の銀河 (より Early type に) 分類される 傾向にあるためであると考えられる。右図は Paa 輝線画像に対して求めた C-Index のヒストグラムである。 $3 < C_L < 4$ を境に 2 つのピークが見られる。 $4 < C_L$ である天体は相対的に、中心部分により星形成領域が集まっている傾向のあ る銀河であり、反対に $3 > C_L$ は星形成領域が相対的に、銀河のより外側 (例えばディスク部分) まで分布している傾向 の銀河であると考えられる。

空間分解能の影響

地上近赤外線観測では補償光学を使わない限り、シーイングが空間分解能の限界になる。これは、分解能が必要 な中心集中度を求める際に大きな影響を与える。例えば天体のサイズがシーイングサイズより小さい場合、20%半径 と80%半径がそれぞれシーイングサイズになまされてしまう。すると、実際にはピークが鋭く立つような光度曲線を 描いている場合でも、シーイングのプロファイルでなまされた結果、より中心集中度の値が小さいものになってしま い、結果としてより C-Index が小さくなってしまう。

そこで 1.91µm 連続光画像、Paα 輝線画像において、その半光度半径が PSF の半光度半径より小さいものは分解で きていないと判定し議論から除外することにした。PSF の半光度半径の平均は約 2.8 ピクセルであったため、2.8 ピ クセルに満たない半光度半径をもつ銀河を除外対象とする。

連続光の半光度半径において、この条件に当てはまる天体は1天体もなかったが、輝線画像では、この条件に当て はまるものが2天体 (IRASF02437+2122、MCG-03-34-064)存在した。これらの天体は分解できていないとして今回 のサンプルから外した。ちなみに PSF について C-Index を求めたところ、2.4~2.6となった。空間分解できていない 場合は、この程度の値となること考えられる。

その他にも、相互作用していてそれぞれ銀河の形はお互い保っているが、近すぎて分離できず、C-Index でうまく評価できなかった天体がいくつかあった。

該当天体は、ESO343-IG013、IC4518A/Bの2天体である。この2天体は相互作用しているものの、それぞれ銀河の形を保っており、それぞれで星形成が行われている。1つの天体として扱うと、当然 C-Index は小さい値になるのだが、個々の銀河をとして評価するためには、それぞれの星形成領域の広がりに違いがあるため分離できず、評価が難しい。そこで、今回はこの2天体についてもサンプルから除外することとした。

Table 4.2 に C-Index 解析から除外した天体のリストを示す。また、各銀河の 1.91μ m 連続光画像と Pa α 輝線画像は Appendix A に載せた。

ID (1)	Galaxy (2)	Spectral Class (3)	Ref. (4)
7	IRASF02437+2122	LINER	極中心集中
17	MCG-03-34-064	Syfert1	分解できない。極中心集中
20	IC4518A/B	Syfert2	分離できない。
27	ESO343-IG013	HII	分離できない

Table 4.2 C-Index 解析から除いた銀河

Notes.-Col.(1):ID(2):名称 (3):銀河のタイプ (4):除外した理由

また相互作用している銀河のうち、IRAS では分解できなかったが miniTAO/ANIR ではうまく分離できたものも いくつかある。それらについては以後新たに ID を付加することにした。それらを以下に示す。

- NGC5257/8 (ID=19) \Rightarrow NGC5257 (ID=19a), NGC5258 (ID=19b)
- IC4687/6 (ID=21) \Rightarrow IC4687 (ID=21a), IC4686 (ID=21b)
- VV254 (ID=38) \Rightarrow UGC12914 (ID=38a), UGC12915 (ID=38b)

 C_L と C_C の比較



Figure 4.14. C_L と C_C の比較。赤数字は銀河の ID を表している。

Figure 4.14 に C_L と C_C の比較を示す。 C_C が大きくなるにつれて C_L も大きくなってゆく傾向が見える。これは、銀河の星分布と星形成領域の分布に相関があることを示している。

ID=4、ID=10、ID=38bの天体は、この相関から外れた場所にいる。ID=4 は IC1623A/B で、まさに合体してい る最中の銀河であり、銀河の星分布も星形成領域も銀河の形を留めていない。ID=10 は MCG-05-12-006 であり、大き く銀河の形が歪められているわけではないが、連続光の形態はバルジが卓越しているのに対して星形成領域が広がっ た形態をしている。また、ID=38b は UGC12915 で UGC12914 により強い相互作用を受けている銀河である。星の 分布としてはバルジもはっきりみえるが、バーの末端にも星が分布しており、そこでは活発な星形成が行われている。 こうした、強い相互作用や衝突合体銀河が Figure 4.14 の相関から外れた場所に分布しやすい傾向にある。 C_L が小さい領域では、 C_C と C_L はよい相関を示すが、 $C_L>4$ ではその分散が大きくなる。こうした違いが何に起因するのかを詳しく見るために、以下のように2つのグループに分けてその特徴を見てゆくことにする。

- Group-A $(4 \le C_L)$ C_L が大きく、 C_C も比較的大きいもの
- Group-B $(4>C_L)$ C_L は小さく、 C_C と C_L が相関しているもの



Figure 4.15. (左図) **Figure 4.14** を GroupA,B で色分けしたもの (右図)**Figure 4.14** を銀河のタイプ (スター バースト銀河、LINER, セイファート 1,2、不明) で色分けしたもの

2 つのグループに分けた様子を C_{C} - C_{L} 図にて表現したものが Figure 4.15 の左図である。また、これらのグループに分けが、銀河の活動性と関係あるかを見た図が Figure 4.15 の右図である。この図からは 2 つのグループ間で、銀河の活動性に大きな違いは見られない。

4.2.2 中心集中度による銀河の分類とその活動源



Figure 4.16. SFR_{*IR*} と SFR_{*Paa}の比較図において、2 グループを*色分けしたものが左図で、活動源の違いを色分けしたものが右図</sub>



Figure 4.17. 左図) GroupA,B で色分けしたもの (右図) 銀河のタイプ (スターバースト銀河、LINER, セイファート 1,2、不明) で色分けしたもの

Figure 4.16 に赤外線による星形成率と $Pa\alpha$ 輝線による星形成率の相関図活動性とグループ A/B で色分けして示す。活動性或いはグループ間で特徴的な分布の差は見られない。

Figure 4.17 連続光光度(星質量を反映)と、SFR を連続光で割った値(比星形成率を反映)を示す。これも、活動性或いはグループ間での分布の差は見られなかった。

星形成率と C_C 、 C_L の関係

Figure 4.18の分布図では、特に特徴的な分布が見られなかった。 **Figure 4.19**ここで、では2つのグループ A/B が分離しているのが分かる。



Figure 4.18. 星形成率と連続光の中心集中度 (C_C) の分布



Figure 4.19. 星形成率と Paa 輝線の中心集中度 (C_L) の分布

まずグループAとBに共通して、SFRが大きくなるとCLが大きくなる傾向が見られる。CLが大きくなるということは、輝線の分布がより中心に集中している。

次に、A グループと B グループの違いについて考察してゆく。星形成活動が活発に行われているところでは、分子 ガス密度も高いと考えられる。すなわち、 C_L は、間接的にガスの分布の中心集中度を見ていることにあたる。一方、 C_C は銀河の星の分布 (ポテンシャルの分布)の中心集中度を見ていることになる。すると A グループは、ガスの分布 も星の分布も中心集中度が高い、あるいは楕円銀河的な分布をしているのに対し、B グループは、星の分布もガスの 分布も中心集中度が低く、exponential disk 的、あるいは乱された分布をしていると考えることもできる。以下 A グ ループを「コンパクトモード」、B グループを「メインモード」と呼ぶことにする。

星形成率を横軸に取ると、コンパクトモードもメインモードもきれいに分かれている。このモード間には天体が存在していないため、このモードの違いは銀河の進化段階などの時系列によるもというよりは、何らかの要因による星形成活動のモードの違いであると考えられる。ここで、コンパクトモードを系統的に SFR を低く見積もっていると

いう可能性が考えられるが、Figure 4.17 に相関関係が無いことから考えにくい。また、AGN などの活動源の違い に特徴がないか見てみたが、これも Figure 4.15 にて特徴的な分布は示していなかった。

そこで、 これらのモードの違いは、元となる銀河のポテンシャルの形の違いによるものであるかもしれない。銀河 のポテンシャルが、中心集中した楕円銀河のような分布をしており、ガスの分布も中心集中しているような銀河と、 ポテンシャルの分布もガスの分布も広がっているような銀河とでは、その星形成のモードが違う可能性がある。

また、コンパクトモードは SFR が約 30M_☉yr⁻¹ より高いものがいない。星の分布もガスの分布も中心集中が強い と、大規模な星形成活動を起こしにくく、より活発な星形成活動を行うためには、星の分布とガスの分布がある程度 広がっている必要があることを示唆しているのかもしれない。

第5章 まとめ

5.1 結論

1. miniTAO/ANIR 地上 Paα 輝線観測において、本研究で用いた大気吸収補正方法を用いれば、Paα 輝線のフ ラックスを数 ~10%程度の精度で求めることができることが分かった。

2. SFR_{IR} と、SFR_{Pa α -corr} は大局的に一致する

ただし、SFR $_{Pa\alpha-corr}$ はシステマティックにSFR $_{IR}$ よりも小さい傾向がみられる。淡い広がったフラックスの取り こぼしでは説明がつかないが、R_Vの値が大きければ説明がつけられるかもしれない。

3. C-Index を用いた中心集中度の解析において、銀河の活動性との相関は見られなかったが、SFR $_{Pa\alpha-corr}$ と C_L には相関があった。

ここから、LIRGsの星形成は大きく分けて2つのモードがあることが分かった。1つは、星も輝線領域も中心集中度 が高い「コンパクトモード」で、もう一つが、星も輝線領域も中心集中度の高くない「メインモード」である。こう した星形成のモードの違いは、元となる銀河のポテンシャルの形の違いによるものであるかもしれない。銀河のポテ ンシャルが、中心集中した楕円銀河のような分布をしており、ガスの分布も中心集中しているような銀河と、ポテン シャルの分布もガスの分布も広がっているような銀河とでは、その星形成のモードが違う可能性がある。

5.2 謝辞

本論文の作成にあたり、終始熱心なご指導と適切な助言をいただいた指導教官の本原顕太郎准教授に深く感謝の意 を表します。

特任助教小西真広さん、高橋 英則さんには適切な助言やプログラミングの指導など細部にわたるご指導をいただ きました。どんなことでも親身に考えていただき、本論文にも多くの助言をしていただきました。ここに感謝いたし ます。

田中 培生准教授には、修士一年次に指導教官として多くのご指導と機会をいただきました。とても感謝していま す。ありがとうございました。

利川 興司さんには本論文の重要なデータをいただきました。ここに感謝いたします。

三谷夏子さん、ANIR のメンバーのみなさま、いつも暖かく見守っていただき感謝致します。

宮田 隆志准教授、酒向 重行助教、上塚 貴史さん、中村 友彦さん、浅野 健太朗さん、内山 瑞穂さん、そしてその他 MAX38 開発メンバーには、日頃から気にかけていただきありがとうございます。また、望遠鏡運用でもさまざまな面で協力していただき、本論文のデータをとることができました。ここに感謝致します。

TAO メンバーのみなさまの助言やご協力のおかげで、本論文のデータをとることができました。ありがとうございました。

日々の生活で、精神的な支えとなっていただいた天文センター、及び国立天文台同期みなさまにも感謝いたします。

そして本論文に関わった方々、日々の生活でお世話になった全ての方に心から感謝いたします。ありがとうござ いました。

参考文献

- Alonso-Herrero, A., García-Marín, M., Monreal-Ibero, A., Colina, L., Arribas, S., Alfonso-Garzón, J., & Labiano, A. 2009, AA, 506, 1541
- Alonso-Herrero, A., Rieke, G. H., Rieke, M. J., Colina, L., Pérez-González, P. G., & Ryder, S. D. 2006, ApJ, 650, 835
- 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., Kennicutt, R. C., Engelbracht, C. W., Leitherer, C., Draine, B. T., Kewley, L., Moustakas, J., Sosey, M., Dale, D. A., Gordon, K. D., Helou, G. X., Hollenbach, D. J., Armus, L., Bendo, G., Bot, C., Buckalew, B., Jarrett, T., Li, A., Meyer, M., Murphy, E. J., Prescott, M., Regan, M. W., Rieke, G. H., Roussel, H., Sheth, K., Smith, J. D. T., Thornley, M. D., & Walter, F. 2007, ApJ, 666, 870
- Calzetti, D., Kinney, A. L., & Storchi-Bergmann, T. 1994, ApJ, 429, 582
- Caputi, K. I., Lagache, G., Yan, L., Dole, H., Bavouzet, N., Le Floc'h, E., Choi, P. I., Helou, G., & Reddy, N. 2007, ApJ, 660, 97
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, ApJ, 345, 245
- Condon, J. J. 1992, in American Institute of Physics Conference Series, Vol. 254, American Institute of Physics Conference Series, ed. S. S. Holt, S. G. Neff, & C. M. Urry, 629–639
- Conselice, C. J. 2003, ApJS, 147, 1
- Devereux, N. A. & Hameed, S. 1997, AJ, 113, 599
- Devereux, N. A. & Young, J. S. 1990, ApJL, 350, L25
- Dopita, M. A., Pereira, M., Kewley, L. J., & Capaccioli, M. 2002, ApJS, 143, 47
- Elbaz, D., Cesarsky, C. J., Chanial, P., Aussel, H., Franceschini, A., Fadda, D., & Chary, R. R. 2002, AA, 384, 848
- Falcke, H., Rieke, M. J., Rieke, G. H., Simpson, C., & Wilson, A. S. 1998, ApJL, 494, L155
- Farrah, D., Lonsdale, C. J., Weedman, D. W., Spoon, H. W. W., Rowan-Robinson, M., Polletta, M., Oliver, S., Houck, J. R., & Smith, H. E. 2008, ApJ, 677, 957
- Gallagher, J. S., Hunter, D. A., & Bushouse, H. 1989, AJ, 97, 700
- Garnett, D. R., Kennicutt, Jr., R. C., & Bresolin, F. 2004, ApJL, 607, L21
- Goto, T., Arnouts, S., Malkan, M., Takagi, T., Inami, H., Pearson, C., Wada, T., Matsuhara, H., Yamauchi, C., Takeuchi, T. T., Nakagawa, T., Oyabu, S., Ishihara, D., Sanders, D. B., Le Floc'h, E., Lee, H. M., Jeong, W.-S., Serjeant, S., & Sedgwick, C. 2011, MNRAS, 414, 1903
- Grimm, H.-J., Gilfanov, M., & Sunyaev, R. 2003, MNRAS, 339, 793
- Hill, G. J., Goodrich, R. W., & Depoy, D. L. 1996, ApJ, 462, 163

Hirashita, H., Buat, V., & Inoue, A. K. 2003, AA, 410, 83

Hopkins, A. M. & Beacom, J. F. 2006, ApJ, 651, 142

Hummer, D. G. & Storey, P. J. 1987, MNRAS, 224, 801

- Kajisawa, M., Ichikawa, T., Tanaka, I., Konishi, M., Yamada, T., Akiyama, M., Suzuki, R., Tokoku, C., Uchimoto, Y. K., Yoshikawa, T., Ouchi, M., Iwata, I., Hamana, T., & Onodera, M. 2009, ApJ, 702, 1393
- Kennicutt, Jr., R. C. 1992, ApJ, 388, 310

-. 1998, ARAA, 36, 189

- Kennicutt, Jr., R. C., Calzetti, D., Walter, F., Helou, G., Hollenbach, D. J., Armus, L., Bendo, G., Dale, D. A., Draine, B. T., Engelbracht, C. W., Gordon, K. D., Prescott, M. K. M., Regan, M. W., Thornley, M. D., Bot, C., Brinks, E., de Blok, E., de Mello, D., Meyer, M., Moustakas, J., Murphy, E. J., Sheth, K., & Smith, J. D. T. 2007, ApJ, 671, 333
- Kennicutt, Jr., R. C., Hao, C.-N., Calzetti, D., Moustakas, J., Dale, D. A., Bendo, G., Engelbracht, C. W., Johnson, B. D., & Lee, J. C. 2009, ApJ, 703, 1672
- Kewley, L. J., Geller, M. J., Jansen, R. A., & Dopita, M. A. 2002, AJ, 124, 3135
- Knapp, G. R., Gunn, J. E., & Wynn-Williams, C. G. 1992, ApJ, 399, 76
- Le Floc'h, E., Papovich, C., Dole, H., Bell, E. F., Lagache, G., Rieke, G. H., Egami, E., Pérez-González, P. G., Alonso-Herrero, A., Rieke, M. J., Blaylock, M., Engelbracht, C. W., Gordon, K. D., Hines, D. C., Misselt, K. A., Morrison, J. E., & Mould, J. 2005, ApJ, 632, 169
- Li, H.-N., Wu, H., Cao, C., & Zhu, Y.-N. 2007, AJ, 134, 1315
- Marcillac, D., Elbaz, D., Charlot, S., Liang, Y. C., Hammer, F., Flores, H., Cesarsky, C., & Pasquali, A. 2006, AAP, 458, 369
- Mazzei, P. & de Zotti, G. 1994, ApJ, 426, 97
- Mould, J. R., Huchra, J. P., Freedman, W. L., Kennicutt, Jr., R. C., Ferrarese, L., Ford, H. C., Gibson, B. K., Graham, J. A., Hughes, S. M. G., Illingworth, G. D., Kelson, D. D., Macri, L. M., Madore, B. F., Sakai, S., Sebo, K. M., Silbermann, N. A., & Stetson, P. B. 2000, ApJ, 529, 786
- Murphy, Jr., T. W., Soifer, B. T., Matthews, K., Kiger, J. R., & Armus, L. 1999, ApJL, 525, L85
- Neugebauer, G. & Leighton, R. B. 1969, NASA Special Publication, 3047
- Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J. 2006, Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei, ed. Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J.
- Pérez-González, P. G., Rieke, G. H., Egami, E., Alonso-Herrero, A., Dole, H., Papovich, C., Blaylock, M., Jones, J., Rieke, M., Rigby, J., Barmby, P., Fazio, G. G., Huang, J., & Martin, C. 2005, ApJ, 630, 82
- Petrosian, V. 1976, ApJL, 209, L1
- Rieke, G. H., Alonso-Herrero, A., Weiner, B. J., Pérez-González, P. G., Blaylock, M., Donley, J. L., & Marcillac, D. 2009, ApJ, 692, 556
- Rieke, G. H. & Lebofsky, M. J. 1985, ApJ, 288, 618
- Rodríguez-Zaurín, J., Arribas, S., Monreal-Ibero, A., Colina, L., Alonso-Herrero, A., & Alfonso-Garzón, J. 2011, AA, 527, A60

Rosa-González, D., Terlevich, E., & Terlevich, R. 2002, MNRAS, 332, 283

- Roy, A. L., Goss, W. M., & Anantharamaiah, K. R. 2008, AA, 483, 79
- Rujopakarn, W., Eisenstein, D. J., Rieke, G. H., Papovich, C., Cool, R. J., Moustakas, J., Jannuzi, B. T., Kochanek, C. S., Rieke, M. J., Dey, A., Eisenhardt, P., Murray, S. S., Brown, M. J. I., & Le Floc'h, E. 2010, ApJ, 718, 1171
- Sanders, D. B., Mazzarella, J. M., Kim, D.-C., Surace, J. A., & Soifer, B. T. 2003, AJ, 126, 1607
- Scoville, N. Z., Polletta, M., Ewald, S., Stolovy, S. R., Thompson, R., & Rieke, M. 2001, AJ, 122, 3017
- Seaton, M. J. 1979, MNRAS, 187, 73P
- Shapiro, K. L., Genzel, R., Förster Schreiber, N. M., Tacconi, L. J., Bouché, N., Cresci, G., Davies, R., Eisenhauer, F., Johansson, P. H., Krajnović, D., Lutz, D., Naab, T., Arimoto, N., Arribas, S., Cimatti, A., Colina, L., Daddi, E., Daigle, O., Erb, D., Hernandez, O., Kong, X., Mignoli, M., Onodera, M., Renzini, A., Shapley, A., & Steidel, C. 2008, ApJ, 682, 231
- Soifer, B. T., Neugebauer, G., Matthews, K., Egami, E., Becklin, E. E., Weinberger, A. J., Ressler, M., Werner, M. W., Evans, A. S., Scoville, N. Z., Surace, J. A., & Condon, J. J. 2000, AJ, 119, 509
- Toshikawa. 2010, Master's thesis, 東京大学大学院理学系研究科, toshikawa@ioa.s.u-tokyo.ac.jp
- Veilleux, S., Kim, D.-C., Sanders, D. B., Mazzarella, J. M., & Soifer, B. T. 1995, ApJS, 98, 171

Zhu, Y.-N., Wu, H., Cao, C., & Li, H.-N. 2008, ApJ, 686, 155

付 録 A 観測天体一覧




























付録B 大気吸収モデル結果



IRAS F06592-6313



NGC 34



ESO 244-G012



UGC 2982



NGC 1720



NGC 2342



NGC 232



UGC 2238



NGC 1614



ESO 557-G002



 $ESO \ 320-G030$





NGC 7130





IC 4518A/B



ESO 339-G011



ESO 286-G035







NGC 5135



IC4687/6



NGC 6926



ESO 343-IG013



ESO 534-G009

