

# Detection of optically elusive buried AGNs in ULIRGs with AKARI IRC 2.5-5 $\mu\text{m}$ spectroscopy

東京大学理学系研究科物理学専攻

修士 1 年 矢野健一

## 概要

Ultra-Luminous InfraRed Galaxy (ULIRG) は  $L_{\text{IR}} > 10^{12}L_{\odot}$  で定義される赤外線で非常に明るく輝く銀河であり、このエネルギー源が星形成と活動銀河核 (AGN) どちらなのかを分類することが重要なトピックとなっている。Imanishi et al. (2008) は、近傍 ( $z < 0.3$ ) の 45 個の ULIRG に対して AKARI IRC による近赤外 (2.5-5  $\mu\text{m}$ ) スペクトル解析を行い、Polycyclic Aromatic Hydrocarbon (PAH) 3.3  $\mu\text{m}$  輝線及び 3-4  $\mu\text{m}$  のダスト吸収の特徴から、可視光の観測では星形成銀河と分類されたもののうち約半分に、ダストに埋もれて隠された AGN を持つ兆候があることを見出した。

今回はまず先行研究としてこの論文の紹介をした後、この結果を背景としてこれから私が行おうとしている、これら隠された AGN を持つ ULIRG における星形成率 (SFR) の推定法について議論する。2.5-5  $\mu\text{m}$  のスペクトル解析では上記の PAH などの他に、水素原子の再結合輝線  $\text{Br}\alpha$ 、 $\text{Br}\beta$  も観測することができる。この 2 つの強度比から減光率  $A_V$  を求め、本来の再結合輝線の強度を推定して電離に必要な全紫外線量を計算することで、SFR を見積もることができると考えている。

## 1 先行研究

### 1.1 ULIRG とは？

Ultra-Luminous InfraRed Galaxy (ULIRG) は、 $L_{\text{IR}} > 10^{12}L_{\odot}$  で定義される赤外線で非常に明るく輝く銀河であり、この赤外線は熱せられたダストからの再放射によるものであると考えられている。このため、何らかの強いエネルギー源が存在すると考えられており、それが星形成活動と活動銀河核 (AGN) のどちらなのかを分類することが、ULIRG を理解する上で重要なトピックとなっている。

現在は主に可視光での観測からこの分類が成されており、星形成活動が主であれば H II、AGN を持っていれば Seyfert などと分類されている。しかしながら、可視光はダストによる散乱や吸収を受けやすく減光が大きいいため、ダストが多いと考えられる ULIRG の観測では、中心に AGN があつたとしてもそれを見落としている可能性があると考えられる。

### 1.2 ダストに埋もれた AGN の検出

Imanishi et al. (2008) は、AKARI IRC による近赤外 (2.5-5  $\mu\text{m}$ ) のスペクトル解析を行い、Polycyclic Aromatic Hydrocarbon (PAH) 3.3  $\mu\text{m}$  輝線の強さ、および 3-4  $\mu\text{m}$  のダストの吸収の特徴から、ダストに埋もれた AGN を持つ銀河を判別する 2 つの方法を提唱した。

#### 1.2.1 PAH とは？

PAH とは、ベンゼン環が多数縮合している炭化水素分子のことで、図 1 のような構造をしている。これらの分子は、紫外線の放射を受けるとそれを吸収して励起され、二次放射として赤外線の領域で輝線を放出する。AKARI の近赤外のスペクトルでは、このうち 3.3  $\mu\text{m}$  に出る輝線を観測することができる。また、X 線などの高エネルギーの放射を受けると分解してしまうという性質も

持っている。星形成領域では紫外線が多く放射され、AGN からは X 線が放射されるため、主に星形成活動の指標として用いることができる。

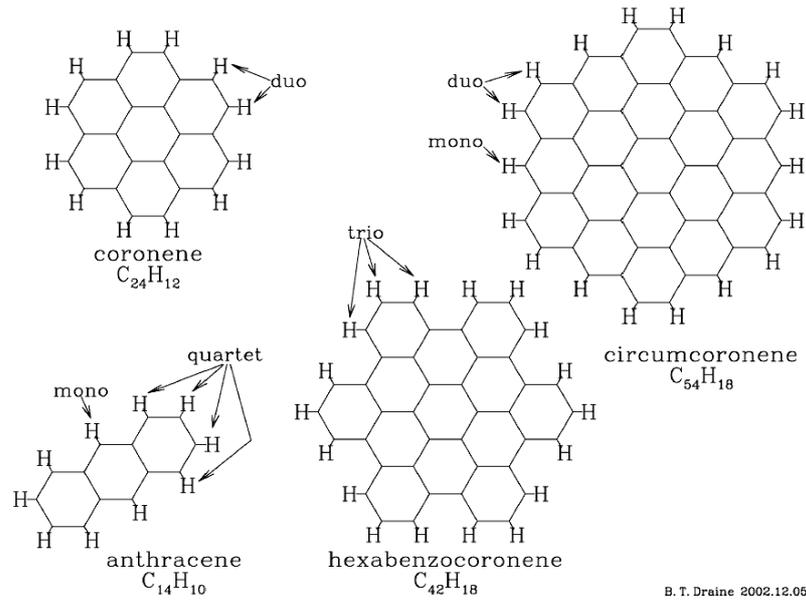


図 1 PAH の例 (Draine 2003)

### 1.2.2 PAH 3.3 $\mu\text{m}$ 輝線を用いた判別法

図 2 (a) のように放射源が星形成のみの場合は、星からの連続放射と PAH の輝線がともに放射される。一方、図 2 (b) のようにダストに埋もれた AGN のみの場合には PAH は壊されるため、PAH の特徴のない連続放射のみになる。図 2 (c) はこれらが組み合わさった場合で、この場合は (a) の場合に比べて連続放射成分が底上げされる形になり、連続放射に対する PAH 輝線の比率が下がる。

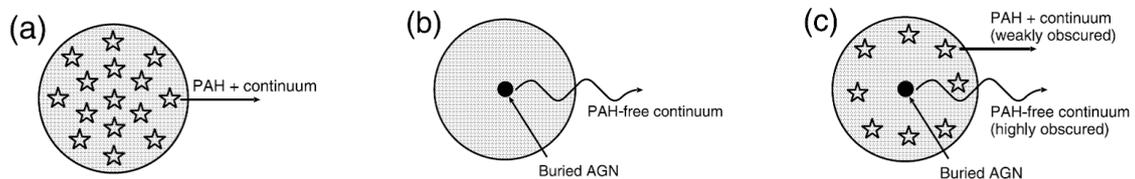


図 2 (a) 星形成のみの場合 (b) ダストに埋もれた AGN のみの場合 (c) 星形成とダストに埋もれた AGN 両方の場合 (Imanishi et al. 2008)

これより、PAH の等価幅を測定することで、星形成のみの場合とダストに埋もれた AGN が存在する場合を判別することができる。Imanishi et al. 2008 では  $EW_{3.3\text{PAH}} < 40 \text{ nm}$  のものを AGN を持つ候補とした。

### 1.2.3 3-4 $\mu\text{m}$ の吸収の特徴を用いた判別法

ダストによる減光が大きい場合には、上記の (c) おける中心の AGN からの連続放射の底上げ分が見えなくなってしまい、(a) と判別することができなくなってしまう場合があると考えられる。この場合には 3-4  $\mu\text{m}$  にあるダストの吸収の強さを見る。

(a) のように一様に放射源がある場合には吸収は全体で均されるため、観測される optical depth  $\tau$  はそれほど大きくなりません。一方 (b) や (c) のように中心に強い放射源がある場合にはその放射が外に出るまでに強く吸収されるため、大きな  $\tau$  が観測されると考えられる。AKARI のスペクトルでは、3.1  $\mu\text{m}$  の氷の吸収と 3.4  $\mu\text{m}$  の鎖状炭化水素の吸収を見ることができるため、これらを用いて、 $\tau_{3.1} > 0.4$ 、 $\tau_{3.4} > 0.2$  のものを AGN を持つ候補とした。

## 1.2.4 結果

IRAS 1Jy sample (Kim & Sanders 1998) の ULIRG のうち Seyfert 以外のもの 40 個と Seyfert 4 個、それに追加で 2 個の計 46 個のスペクトルの解析を行った。これにより図 3 のようなスペクトルが得られた。この例では PAH に加えて  $3.1 \mu\text{m}$  の氷の吸収がはっきり見えている。

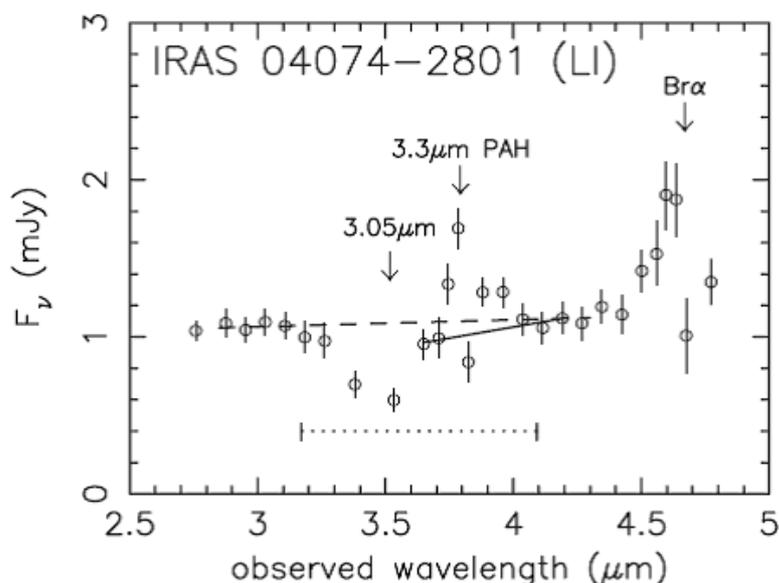


図 3 得られたスペクトルの例 (Imanishi et al. 2008)

これらに対して先の 2 つの判別法を用いた結果、Seyfert でないとされた銀河 40 個のうち 25 個に、AGN を持つ可能性を見出した。

## 2 ダストに埋もれた AGN を持つ ULIRG における星形成率の推定

上記の論文により、ダストに埋もれた AGN が多くあることが示唆されたが、そこでは AGN の存在を示しただけで、具体的にどの程度光度に寄与しているかといった議論はされていない。そこで私は、これらの銀河における星形成の寄与を定量的に調べたいと考えた。AKARI の近赤外スペクトルでは、水素の再結合輝線  $\text{Br}\alpha$  ( $4.05 \mu\text{m}$ ) と  $\text{Br}\beta$  ( $2.62 \mu\text{m}$ ) も観測することができるので、この 2 本の輝線の強度から星形成率 (SFR) を見積もりたいと考えている。

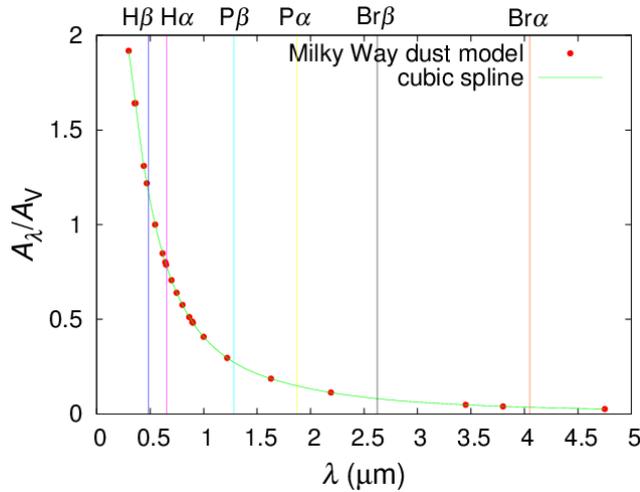
### 2.1 SFR の計算方法

星形成が起きていれば OB 型星からの輻射の寄与が大きいと考えられる。これらの星からの寄与のため、先に述べたように星形成領域では紫外線が多く放射される。この紫外線は水素原子を電離し H II region を形成する。そこでは水素原子の再結合が起こり、それに伴って輝線が放射される。

ここで各再結合輝線の強度比は、H II region の温度、衝突励起が効かないこと (low density limit)、および  $\text{L}\alpha$  輝線に対しては optically thick であること (Case B) などの仮定が必要ではあるが、理論的に計算することができる。これより、1 つの再結合輝線の強度を測定することができれば、他の再結合輝線の強度も全て求めることができ、電離に必要な全紫外線量を求めることができる。これから必要な OB 型星の数を見積もり、初期質量関数 (IMF) を仮定することで SFR を求めることができると考えている。

## 2.2 ダストによる減光の補正

先に述べたように ULIRG ではダストによる減光が大きいため、その補正が必要になる。これには 2 本の輝線強度比を観測し、減光が無い場合からのずれを見れば良いと考えられる。



| 輝線          | $A_\lambda/A_V$ |
|-------------|-----------------|
| H $\beta$   | 1.166           |
| H $\alpha$  | 0.7742          |
| P $\beta$   | 0.2737          |
| P $\alpha$  | 0.1486          |
| Br $\beta$  | 0.08103         |
| Br $\alpha$ | 0.03568         |

表 1 各輝線に対する  $A_\lambda$

図 4 減光曲線及び各輝線に対する減光率 (Draine 2003 を元に作成)

図 4 は Draine (2003) のモデルを元に作成した減光率の波長依存性を示したグラフで、今回観測したいと思っている Br $\alpha$ 、Br $\beta$  の他にいくつかの水素再結合輝線に対する減光率も示してある。減光率は、 $\lambda$  における Flux の観測値を  $F_\lambda$ 、減光前を  $F_\lambda^0$  として、

$$A_\lambda \equiv 2.5 \log_{10} \left( \frac{F_\lambda^0}{F_\lambda} \right) \quad (1)$$

で定義される。各減光率は V バンドでの値で規格化している。これから分かるように Br は減光の影響を受けにくく、このことが今回この輝線を観測しようとしている理由の 1 つでもある。

Br $\alpha$ 、Br $\beta$  の強度が測定できれば、

$$\begin{aligned} \frac{F_{\text{Br}\beta}}{F_{\text{Br}\alpha}} &= \frac{F_{\text{Br}\beta}^0 10^{-A_{\text{Br}\beta}/2.5}}{F_{\text{Br}\alpha}^0 10^{-A_{\text{Br}\alpha}/2.5}} = \frac{F_{\text{Br}\beta}^0}{F_{\text{Br}\alpha}^0} 10^{-\frac{A_V}{2.5} \left( \frac{A_{\text{Br}\beta}}{A_V} - \frac{A_{\text{Br}\alpha}}{A_V} \right)} \\ \Leftrightarrow A_V &= -55.13 \left( \log_{10} \frac{F_{\text{Br}\beta}}{F_{\text{Br}\alpha}} + 0.2482 \right) \end{aligned} \quad (2)$$

と減光率を求めることができる。(ここで  $F_{\text{Br}\beta}^0/F_{\text{Br}\alpha}^0$  の値には [3] を用いた。)

また、ここから逆にそれぞれの減光率における各輝線の強度比を求めることもでき、これを図 5 にまとめた。これから、例えば  $A_V = 10$  の場合を見ると、H $\alpha$  と H $\beta$  を用いた場合にはほとんど観測することができないのに対して、Br $\alpha$  と Br $\beta$  では観測可能であり、ダストの減光を見積もることができるのが分かる。

| $T$                                      | 10000 K     |        |        |        |                        |                        |
|--|-------------|--------|--------|--------|------------------------|------------------------|
|  | $A_V$ (mag) | —      | 1      | 3      | 10                     | 30                     |
| $j_{\text{H}\beta}/j_{\text{H}\alpha}$   |             | 0.3483 | 0.2428 | 0.1180 | $9.423 \times 10^{-3}$ | $6.891 \times 10^{-6}$ |
| $j_{\text{P}\beta}/j_{\text{P}\alpha}$   |             | 0.4688 | 0.4177 | 0.3318 | 0.1481                 | $1.479 \times 10^{-2}$ |
| $j_{\text{Br}\beta}/j_{\text{Br}\alpha}$ |             | 0.5647 | 0.5416 | 0.4982 | 0.3719                 | 0.1613                 |

表 2 Case B における水素の各輝線の強度比

図 5 減光率と輝線強度比 [3] 及び図 4 の値より作成)

## 2.3 現在解析しているスペクトルの例

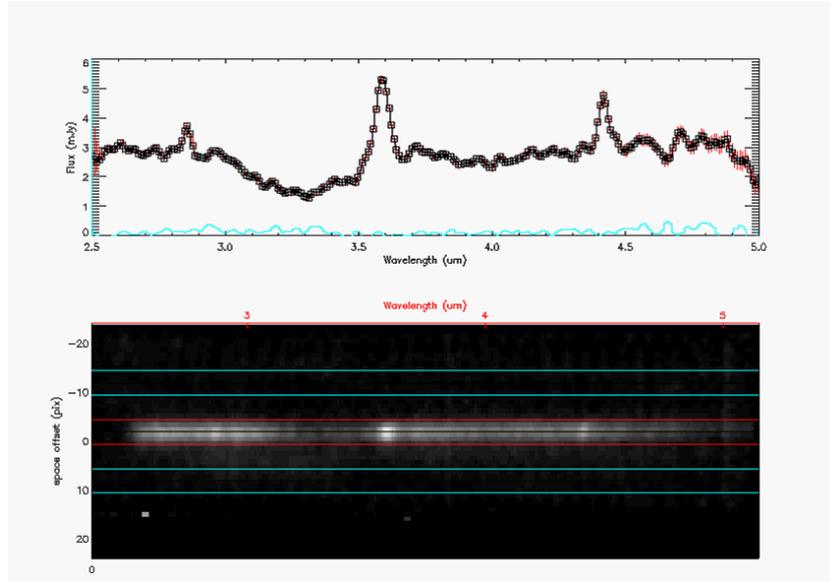


図 6 IRAS 10494+4424 (LINER,  $z=0.092$ )

現在私は AKARI の近赤外のスペクトルを解析し、 $Br\alpha$  と  $Br\beta$  が検出できているものを探している。図 6 がその 1 例であり、3 本の輝線が見えていることが分かる。これは左から  $Br\beta$ 、PAH、 $Br\alpha$  であると考えられる。このようなデータから輝線強度を求め、SFR を求めたいと考えている。

## 3 まとめ

- ULIRG のエネルギー源が星形成か AGN かの分類が重要なトピックになっている
- Imanishi et al. (2008) が、可視で星形成とされた ULIRG も AGN を持っている可能性を示唆
- ダストに埋もれた AGN を持つ ULIRG における SFR を定量的に求めたいと考えた
- 現在以下のような方法で行いたいと考えている

近傍 ULIRG の AKARI 近赤外 ( $2.5-5 \mu\text{m}$ ) スペクトルを調べる

↓  
  $Br\alpha$ 、 $Br\beta$  の各輝線強度を求める

↓  
 強度比から  $A_V$  を見積もる

↓  
 本来の輝線強度を計算

↓  
 電離に必要な紫外線量を計算

↓  
 必要な OB 型星の数から IMF を仮定して SFR を計算

## 参考文献

- [1] Imanishi, M., et al. 2008, PASJ, 60, 489
- [2] Draine, B. T. 2003, ARA&A, 41, 241
- [3] Osterbrock, D. E., & Ferland, G. J. 2006, Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei, 2nd. ed. (Mill Valley: University Science Press)