

「あかり」と Spitzer を用いた分子トーラスの物理状態の推定

馬場 俊介 (東京大学大学院 理学系研究科、宇宙科学研究所)

Abstract

活動銀河核周囲の分子トーラスの物理状態を解明するため、一酸化炭素 (CO) の回転振動遷移 ($4.7 \mu\text{m}$) の吸収線に着目した。吸収線のため母銀河からの寄与を受けず、背景光源がコンパクトなため手前の領域を実効的に高い空間分解能で観測できる。系統的な解析を行うため、赤外線天文衛星「あかり」と Spitzer の分光観測データを利用した。これらの観測では回転励起レベルごとのラインを分離できていないものの、モデルフィッティングにより数十%の精度で CO ガスの柱密度と温度を求めることに成功した。典型的な柱密度と温度は、 10^{19} cm^{-2} (水素分子換算 10^{23} cm^{-2})、数百 K であった。高温のガスが大きな柱密度で存在することは、星形成領域における光解離領域の重ね合わせでは説明できず、中心核付近に系統的に分布する分子雲を観測していると考えられる。高温かつ大量のガスの加熱源は、X 線によって説明できる可能性がある。

1 イントロダクション

活動銀河核 (AGN) の周囲にはダストの多い分子雲がトーラス状に分布していると考えられている。しかし、分子トーラスの詳細な構造や物理状態には、その小ささ ($\sim 1 \text{ pc}$) のために、不明な点が多い。

中心核近傍の分子雲の物理状態を調べる試みとして、Shirahata et al. (2013) がダストに埋もれた AGN IRAS 08572+3915 における一酸化炭素分子 (CO) の回転振動吸収 ($v = 1 \leftarrow 0$, $\Delta J = \pm 1$, 静止波長 $4.7 \mu\text{m}$) をすばる望遠鏡を用いて観測している。この観測方法は、ミリ波からサブミリ波領域における CO 回転輝線の観測と比較して 2 つの利点がある。1 つは、中心核近傍を背景光源とすることで、母銀河からの影響を受けずに実効的に高い空間分解能で分子トーラスを観測できる点である。なおかつ、この吸収が生じるのは中心核から 1–10 pc の温度が数百 K の領域である。この領域は CO 純回転輝線では観測できない。もう 1 つは、異なる回転励起レベルのラインが狭い波長範囲に集まるという点である。多数の回転励起レベルの吸収線を同時に観測でき、ガスの温度を精度良く決定できる。

しかし、地上観測は高波長分解能の観測が可能であるが、観測可能な天体は、CO 吸収がバンド内に入る赤方偏移にあり、かつ観測可能な明るさを持つという条件により、厳しく制限される。対して、宇宙望遠鏡による観測は、これらの制限を受けずに多天体

を系統的に観測できる点で、地上観測と相補的である。Spoon et al. (2005) は Spitzer 宇宙望遠鏡の分光観測データの中で CO 回転振動吸収が見られた超高光度赤外線銀河 (ULIRGs) 4 天体を報告している。しかし、CO 吸収の解析はその内の 1 天体しか行われていない (Spoon et al. 2004)。Lutz et al. (2004) は 31 個の Seyfert 銀河を赤外線宇宙天文台 (ISO) で観測しているが、いずれの天体でも CO 吸収は受かっていない。同じく近赤外線領域の分光機能を持つ赤外線天文衛星「あかり」では、AGN における CO 吸収の解析を行った研究例は無い。

そこで本研究では、「あかり」と Spitzer の観測データを用いて、AGN における CO 回転振動吸収を系統的に解析した。

2 観測とデータ解析

「あかり」では、Misson Program “Evolution of ULIRGs and AGNs” (AGNUL) の観測天体から CO 吸収を示す天体を探し、特に CO 吸収が顕著であった IRAS 08572+3915、UGC 5101、IRAS 19254–7245 の 3 つを解析した。これらの天体では、あかり近赤外カメラ (IRC) による、波長 $2.5\text{--}5.0 \mu\text{m}$ 、波長分解能 ~ 100 のグリズム分光観測が行われている。観測データの較正には、公式に配布されている解析用ツールキットを用いた。ただし、あかり近赤外グリ

表 1: 各観測天体の赤方偏移、可視でのスペクトル分類、観測情報のまとめ。

名前	z	スペクトル分類	「あかり」ID	Spitzer ID
IRAS 08572+3915	0.0583	LINER ^a	1100049.1	4972032
UGC 5101	0.0392	LINER ^a	1100134.1	4973056
IRAS 19254-7245	0.0617	Seyfert 2 ^b	1100132.1	12256512
IRAS F00183-7111	0.3270	LINER ^c	—	7556352
IRAS 00397-1312	0.6217	H II ^d	—	4963584
IRAS 00406-3127	0.3424	Seyfert 2 ^e	—	12258816
IRAS 13352+6402	0.2370	?	—	12258560

^a Veilleux et al. (1995), ^b Mirabel et al. (1991), ^c Armus et al. (1989), ^d Veilleux et al. (1999), ^e Allen et al. (1991)。

ズム分光観測では、 $4.9 \mu\text{m}$ 以上にグリズム回折二次光が混入しており、AGN のような赤いスペクトルの天体では、フラックス較正に不具合が生じる。この影響は、一次光と二次光個別の感度曲線を新たに作成することで補正した (Baba et al. 論文準備中)。さらに、連続光の見積もりを行うために、Spitzer の観測データを補助的に用いた。

Spitzer では、(Spoon et al. 2005) により CO 吸収が見られると報告されている 4 天体 IRAS F00183-7111、IRAS 00397-1312、IRAS 00406-3127、IRAS 13352+6402 を解析した。

表 1 に、計 7 つの観測天体の赤方偏移、可視光分光でのスペクトル分類、観測 ID をまとめた。ここで、IRAS 00397-1312 は可視光での分類では H II 銀河だが、Yamada et al. (2013) によれば、波長 $2.5\text{--}5.0 \mu\text{m}$ のスペクトルは AGN 型である。

3 CO ガスの物理状態

「あかり」と Spitzer の観測では、回転励起レベルごとのラインを分離できるほど波長分解能が高くなく、吸収スペクトルは滑らかな 2 つの山型となる (図 1 左上)。ラインごとの強度を求められないため、吸収スペクトルに対するモデルフィッティングによって CO ガスの物理状態を調べた。モデル計算には、Cami (2002) による等温かつ平行平面の局所熱平衡ガスモデルを用いた。

ガスは単一成分とし、CO ガスの柱密度 N_{CO} 、温度 T_{CO} 、乱流速度 v_{turb} をフリーパラメータとした。

乱流速度は吸収線の速度幅に相当する。吸収スペクトルの各パラメータに対する依存性を図 1 に示した。柱密度が大きくなると、吸収は全体的に深くなる。温度が高くなると、 R 、 P 枝の山の間隔が広がる。乱流速度が大きくなると、光学的に厚い部分で特に吸収が深くなる。

連続光を 3 次スプライン曲線により見積もり、フラックスを規格化した。フィッティング範囲は、柱密度 $N_{\text{CO}} = 10^{18}\text{--}10^{20} \text{ cm}^{-2}$ 、温度 $T_{\text{CO}} = 10\text{--}1000 \text{ K}$ 、乱流速度 $v_{\text{turb}} = 10\text{--}10^{2.5} \text{ km s}^{-1}$ とした。例として、IRAS 08572+3915 の規格化フラックスとベストフィットを図 2、図 3 に示した。最後に、7 天体で得られた柱密度と温度を図 4 に示した。回転励起レベルごとのラインを分離できていない観測結果であるが、数十%の精度で柱密度と温度を求めることができた。

4 考察

波長 $\sim 5 \mu\text{m}$ の連続光は、温度 $\gtrsim 10^3 \text{ K}$ の熱放射により作られる。このような高温であることから、背景光源は AGN に加熱された中心核付近の領域と考えられる。特に、分子トーラス内縁のダスト昇華層 ($\sim 1500 \text{ K}$) は背景光源の良い候補である。

各天体の CO 吸収は、ほぼ飽和領域にある。星生成領域の分子雲はランダムに分布しているため、吸収が飽和するほど高い割合で背景光源を覆い隠すとは考えにくい。ゆえに、吸収は中心核周辺の系統的な構造を持った分子雲で起きていると考えられる。

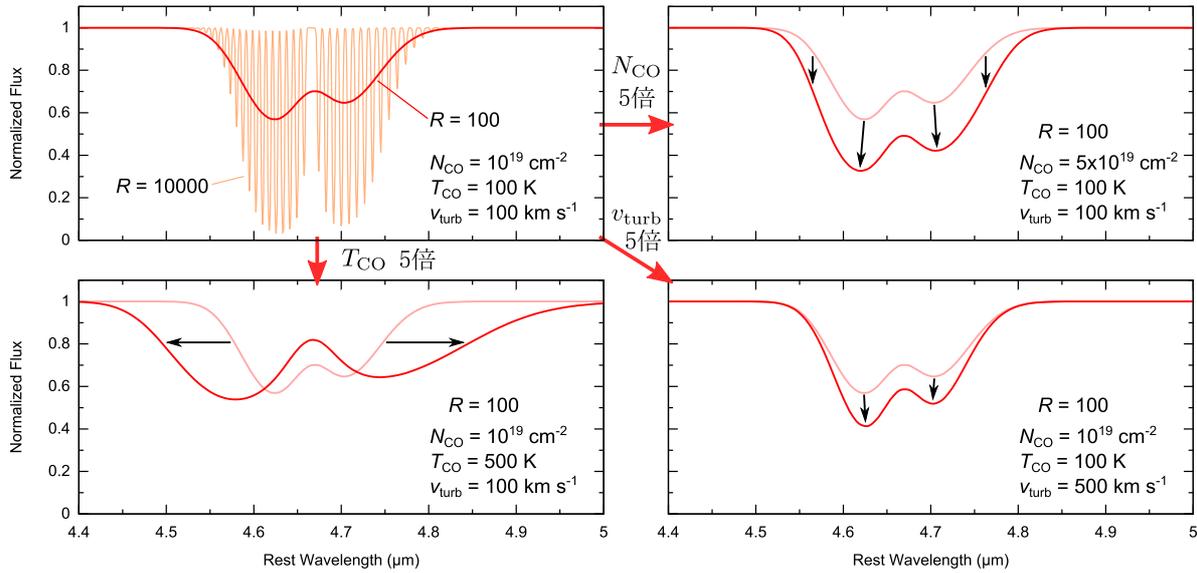


図 1: 吸収スペクトルの形状と柱密度、温度、乱流速の関係。左上のパネルは、波長分解能 $R = 10000$, 100 の例。柱密度は 10^{19} cm^{-2} 、温度は 100 K、乱流速は 100 km s^{-1} 。右上、左下、右下のパネルは、それぞれ柱密度、温度、乱流速を 5 倍にした場合の変化を示す。

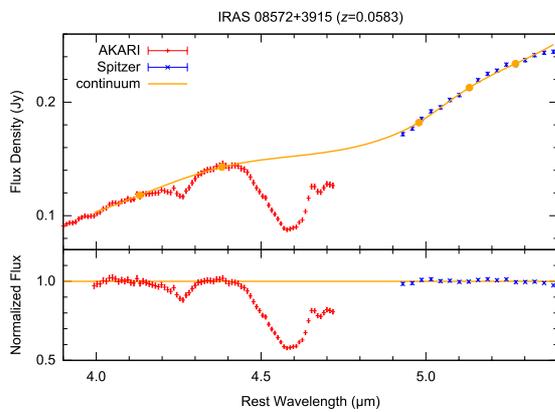


図 2: 上段: IRAS 08572+3915 のフラックス密度。赤色と青色の点は、それぞれ「あかり」と Spitzer の観測結果。オレンジ色の実線は、連続光として引いた 3 次スプライン曲線、オレンジ色の点はその節点。下段: 規格化したフラックス密度。

本研究で得られた CO ガスの物理状態の中央値は、柱密度 $N_{\text{CO}} \sim 1 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ 、温度 $T_{\text{CO}} \sim 350 \text{ K}$ であった。星間分子雲の標準的な存在比 $N_{\text{CO}}/N_{\text{H}_2} \sim 1.8 \times 10^{-4}$ (Dickman 1978) を仮定して換算すると

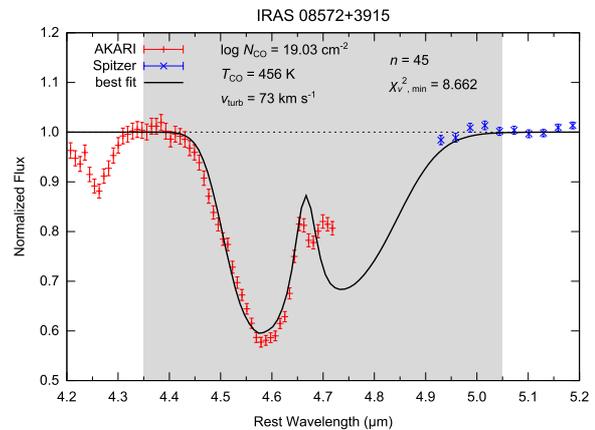


図 3: IRAS 08572+3915 の規格化フラックスとベストフィットの比較。赤色と青色の点は、それぞれ「あかり」と Spitzer の観測結果。影付きの範囲はフィッティングに用いた観測データの波長範囲。

$N_{\text{H}_2} \sim 1 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ である。

ガスの加熱機構の可能性として、紫外光による加熱 (PDR)、X 線による加熱 (XDR)、ショック加熱を挙げることができる。

まず、PDR の可能性を考える。PDR はガスを

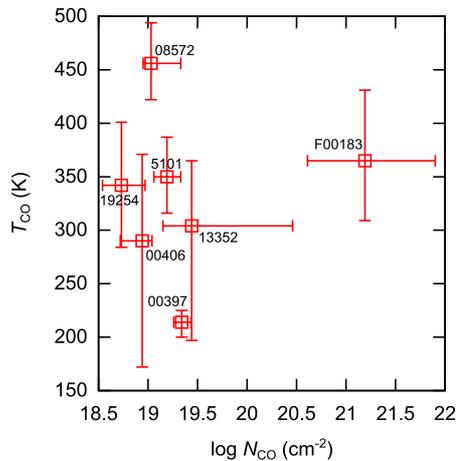


図 4: フィッティングにより得られた各天体の $\log N_{\text{CO}}$, T_{CO} . 不確かさは 99%信頼区間を表す。

10^4 K 程度の高温まで加熱することができるが (Tielens & Hollenbach 1985)、紫外光が透過するのは柱密度 $N_{\text{H}} \sim 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ までの範囲であり (Diplas & Savage 1994)、観測された柱密度と比べ非常に小さい。ゆえに、PDR ではガスの高い温度と大きな柱密度を同時に説明できない。

ショック加熱でも、ガスは ~ 1000 K の高温まで加熱される。しかし、ショック層のスケールは柱密度で $N \sim 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ であり (McKee et al. 1984)、これは観測された柱密度より非常に小さい。したがって、ショック加熱も PDR と同様に高温ガスが大きな柱密度を持っていることを説明できない。

XDR では、ガスの温度は $\sim 10^4$ K まで上昇する。なおかつ、2–10 keV の X 線は透過力が高く、 $N_{\text{H}} \sim 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ までガスを加熱できる (Meijerink & Spaans 2005)。

以上のことから、高温ガスの加熱機構は、XDR で説明できる可能性がある。またこの場合、X 線源は中心核および降着円盤であると考えられる。

5 まとめ

分子トラスの物理状態を調べるため、「あかり」と Spitzer の分光観測データから CO 回転振動吸収の系統的な解析を行った。これらの観測では回転励起レ

ベルごとのラインが分離していないが、モデルフィッティングにより数十%の精度で柱密度と温度を求められた。本研究の方法は、多くの天体を観測できる点で、地上からの高波長分解能観測と相補的である。CO ガスの柱密度と温度の中央値は、 $1 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ 、350 K であった。このような分子ガスは、星形成領域内の分子雲の重ね合わせでは説明できず、中心核付近に系統的に分布していると考えられる。また、ガスの加熱機構は XDR として説明できる可能性がある。

謝辞

基礎物理学研究所 (研究会番号: YITP-W-15-04) および国立天文台からのご支援に感謝致します。

Reference

- Allen, D. A., et al. 1991, MNRAS, 248, 528
 Armus, L., et al. 1989, ApJ, 347, 727
 Cami, J. 2002, PhD thesis, University of Amsterdam
 Dickman, R. L. 1978, ApJS, 37, 407
 Diplas, A., & Savage, B. D. 1994, ApJ, 427, 274
 Lutz, D., et al. 2004, A&A, 426, L5
 McKee, C. F., et al. 1984, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 108, Galactic and Extragalactic Infrared Spectroscopy, ed. M. F. Kessler & J. P. Phillips, 103–131
 Meijerink, R., & Spaans, M. 2005, A&A, 436, 397
 Mirabel, I. F., et al. 1991, A&A, 243, 367
 Shirahata, M., et al. 2013, PASJ, 65, 5
 Spoon, H. W. W., et al. 2005, in *IAU Symposium*, Vol. 231, *Astrochemistry: Recent Successes and Current Challenges*, ed. D. C. Lis, G. A. Blake, & E. Herbst, 281–290
 Spoon, H. W. W., et al. 2004, ApJS, 154, 184
 Tielens, A. G. G. M., & Hollenbach, D. 1985, ApJ, 291, 722
 Veilleux, S., et al. 1999, ApJ, 522, 113
 Veilleux, S., et al. 1995, ApJS, 98, 171
 Yamada, R., et al. 2013, PASJ, 65, 103