

近傍銀河の分子ガス複数輝線撮像観測 COMING—プロジェクトの概要—



徂徠

徂徠和夫^{1,2}・久野成夫^{2,3}・中井直正^{3,2}・村岡和幸⁴
中西裕之⁵・COMINGチーム

〈¹北海道大学大学院理学研究院 〒060-0810 北海道札幌市北区北10条西8丁目〉〈²筑波大学数理物質系 〒305-8571 茨城県つくば市天王台1-1-1〉〈³関西学院大学理工学部 〒669-1337 兵庫県三田市学園2-1〉〈⁴大阪府立大学生命環境学域 〒599-8531 大阪府堺市学園1-1〉〈⁵鹿児島大学大学院理工学研究科 〒890-0065 鹿児島県鹿児島市郡元1-21-35〉
e-mail: ¹ sorai@astro1.sci.hokudai.jp

銀河の中で、恒星の材料となる分子ガスがどこにどのくらい分布しているのかということを知ることは、銀河における星生成を理解する上で不可欠です。しかし、銀河全体に渡って内部の構造を空間分解した分子ガスの撮像観測は決定的に不足していました。そこで、私たちは国立天文台野辺山宇宙電波観測所の45 m電波望遠鏡を用いたレガシー・プロジェクトの一つとして、距離の近い銀河約150個について、分子ガスの複数輝線撮像観測COMING (CO Multi-line Imaging of Nearby Galaxies) を実施しました。本稿では、プロジェクトの概要として、対象天体、観測・データ整約方法、既に出版されている一部の結果について紹介します。

1. 銀河の分子ガス撮像観測

銀河における分子ガスの観測は、銀河の中でどのように恒星が生成されてきたのかを明らかにするために不可欠です。暗黒物質を除くと、銀河は多数の恒星と星間物質から構成されています。恒星は、星間物質が集まって密度が高くなり、収縮していくことで生成されます。恒星が生成されるこのような星間物質は、温度が数10 K程度以下の低温のガスで分子状態になっており、分子ガスと呼ばれます。銀河の中のどこにどのくらいの分子ガスが存在するのかということを調べることは、銀河における星生成を解き明かす手掛かりになります。

分子ガスは、一酸化炭素分子(CO)が放射するミリ波帯の電波スペクトル線を観測することで調べられます。分子ガスは主に水素分子から構成されていますが、低温では水素分子はスペクトル

線を放射することができません。一酸化炭素分子は分子ガスの中で水素分子の1万分の1程度しか存在しませんが、数10 K程度以下というような低温下でも強い放射を出すため、銀河のような遠い天体でも検出が可能です。温度や密度が低い状況でも強い放射をするのが回転量子数 J が $J=1$ から $J=0$ のエネルギー状態に遷移する際に放射される波長約2.6 mmの一酸化炭素分子の $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ $J=1-0$ スペクトル線です。分子ガスの多くの部分は温度や密度が低く、分子ガスの全体像を探るためにはこのスペクトル線の観測が適しています。

銀河の分子ガス撮像観測は、非常に限られた天体に対してのみ行われてきました。電波のスペクトル線観測は、可視光などと比べて大きく異なる点があります。それは、装置の画素数が極端に少ないことです。市販のデジタルカメラでも1000万画素が当たり前の時代ですが、電波望遠鏡に搭載

されているスペクトル線の受信装置の画素数は1画素から数10画素程度しかありません。このため、電波写真を撮るためには、天体に対して望遠鏡の向きを少しずつ変えて観測していく必要があります。遠い天体の写真を撮るためにはただでさえ長い露光時間（電波天文観測では露光と言わず積分と言います）が必要な上に、少しずつ向きを変えた写真を撮る必要があるため、観測には非常に長い時間を要します。このため、分子ガスの分布を示すような銀河の写真は非常に限られていました。

国立天文台野辺山宇宙電波観測所45 m電波望遠鏡は、その大口径を活かして、銀河の分子ガス撮像観測にも活躍してきました。1990年代の終わりごろから、銀河の構造を分解した分子ガスの情報を多数の銀河について調べるといふ機運が国内外で広がり、我が国では45 m望遠鏡に搭載されたマルチビーム受信機BEARSを使った野辺山COアトラス・プロジェクトが進められました[1]。40個の銀河の分子ガスの空間分布を得ることで、渦巻銀河の中でも内側に棒構造を持つ棒渦巻銀河では棒構造を持たない渦巻銀河に比べて分子ガスが中心近くに集まっている傾向を見出しました。また、可視光像では同じように形態分類されている銀河でも、分子ガスの銀河内での分布が異なることが明らかになりました。同時期に米国で進められた干渉計と単一鏡を用いた同様のプロジェクトBIMA SONGは44個の銀河を観測し[2]、これらのデータは個々の銀河の事例研究から普遍的な性質を探る研究への第一歩となりました。しかし、両プロジェクトには共通の銀河が多く、合わせると銀河の数は62に止まりました。このため、その後、修士論文等の研究で学生とともにCOアトラスのデータを使うたびに、得られた結果が銀河の個性なのか普遍的な性質なのかを区別できない点にもどかしさを感じました。

他波長で大規模な銀河のサーベイデータが撮られるにつれ、多数の銀河について空間分解した分子ガスの情報不足を解消したいという思いは国内

外で高まり、新しい撮像観測が進められることになりました。2010年の野辺山ユーザーズミーティング前に、観測所から新しい撮像受信機（現在のFOREST[3]）を使った近傍銀河のCO撮像観測を計画して欲しいという依頼がありました。アタカマ大型ミリ波サブミリ波干渉計（ALMA）の本格稼働の時代に、45 m電波望遠鏡はどのようにあるべきか、それを考える段階でした。また、オン・ザ・フライ（on the fly, OTF）と呼ばれる撮像方法が確立したこともあり、観測装置の性能に加えて、良質のデータを効率良く撮れることが期待されました。私たちは、銀河の分子ガスについてある程度普遍的な性質を導き出すためには、200天体の撮像と300天体の一点観測が必要と考えました。後者の一点観測は、撮像した200銀河をそれぞれ一点に足し合わせた結果と比較することで、より多数の銀河について普遍的な性質を間接的に明らかにするために実施するものです。最終的に45 m電波望遠鏡のレガシープロジェクトの一つとして、3年間で合計1200時間の観測時間で実施することが求められ、現在COMING（CO Multi-line Imaging of Nearby Galaxies）と呼ばれている本プロジェクトが始まりました[4]。

2. 対象銀河の選定

観測対象は分子ガスが検出されること、ある程度銀河の構造が見えることが期待されること、という観点で抽出しました。他波長での大規模な観測データのおかげで、銀河の進化について観測的研究が急速に進展し始め、観測対象のサンプルの完全性が重要視されるようになってきていました。これは偏ったサンプルから得られた結果は誤った結論を導くために、当然の要請です。銀河の場合、宇宙のある領域内の銀河を全て観測するとか、特定の質量あるいは光度以上の天体を抽出するということになります。波長2.6 mm帯での45 m望遠鏡の空間分解能約15秒角で銀河の構造

がある程度分解されるために、対象となる銀河の距離は自ずと数10 Mpc程度になりますが、完全性を追求してしまうと観測した銀河の多くで分子ガスが検出されない事態が懸念されます。一方、40個の銀河観測ですら、分子ガスの分布に多様性が見られるため、とにかくたくさんの分子ガス撮像データを得ることが必要です。プロジェクト発足時には、個別観測も含めると200銀河ほどの分子ガス撮像データが世に存在しましたが、系統的なものは前述のBIMA SONGと野辺山COアトラスしかなく、サンプルが不完全でも分子ガスの分布が得られることが重要と考えました。

最終的に238天体が対象候補となり、そのうち観測ができたのは147天体でした。過去の研究から、遠赤外線で見える銀河からは一酸化炭素分子のスペクトル線が強く検出されることが知られていました(例えば、文献[5])。これは、星生成の活発な銀河は恒星の材料となる分子ガスが豊富で、生まれたばかりの若い恒星が放射する紫外線によって分子ガス中に含まれる星間塵が温められ、遠赤外線で見えるためです。そこで、近傍銀河のカタログ[6]に記載されている銀河から、遠赤外線の明るさをもとに、観測候補天体を選びました。このプロジェクトの大きな目的は、分子ガスの空間分布の観測例を増やし、分布の多様性の原因を探るといったもののため、これまでに頻繁に観測された銀河や近くにある見かけの大きさが大きすぎて観測時間がかかる銀河はなるべく候補から外しました。1200時間という観測時間の制限から238天体を選び出され、プロジェクト対象としてブロックされました。この中には、相互作用している銀河の相棒も含まれています。相互作用により銀河同士の間で分子ガスが広がって分布している可能性を考慮したためです。残念ながら、プロジェクトの初期に観測装置の性能が芳しくなく、観測効率が当初の予想よりかなり低かったため、実際に観測が完了した銀河は約6割に止まりました。加えて、もう少し距離の遠い銀河を

観測したEDGEという米国のプロジェクトが126天体の観測結果を公表し[7]、100の大台突破の先を越されてしまいました。しかし、本稿執筆現在、公開されている銀河の分子ガス撮像観測としてCOMINGは世界最大です。

観測を実施した147天体は、渦巻銀河と棒渦巻銀河の割合は比較的均等なサンプルになりましたが、早期型の円盤銀河と非常に晩期型の銀河の数が少ないサンプルとなりました。図1(a)に観測した銀河までの距離、(b)に銀河の形態、(c)に棒構造の有無を示しました。このように、ハッブル型ではあまり広い範囲に渡っての統計的な議論は難しいですが、棒構造の有無に関しては均等な分布となりました。また、図1(d)には観測した銀河を構成している恒星の質量和(星質量)の頻度分布を示してあります。星質量は、先行研究[8]の方法を利用して、赤外線衛星WISE[9]の3.4 μm のデータから導出しました。

3. 観測とデータ整約

観測は、マルチビーム受信機FORESTを用いたOTFモードで実施しました。この受信機の広い受信帯域を活かして、 $^{12}\text{C}^{16}\text{O } J=1-0$ のスペクトル線と同時に、その同位体の $^{13}\text{C}^{16}\text{O}$ 及び $^{12}\text{C}^{18}\text{O}$ のスペクトル線も観測しました。ただし、主目的は分子ガスの分布例の増加ですので、設定感度は $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ に合わせました。かつてない数の銀河を観測し、解析することとなったCOMINGでは、観測方法やデータ整約にも新しい方法が求められました。ここでは、私たちが考案した方法[4]について紹介します。

3.1 観測方法

割り当てられた観測時間に、どの銀河をどの順番で観測していくのが最も効率的か、ということは必ずしも自明ではありません。観測対象の銀河は天球上での位置がさまざまですが、45 m望遠鏡は向きを変えるのに時間がかかります(一周回すのに20分要します)。このため、次に望遠鏡を

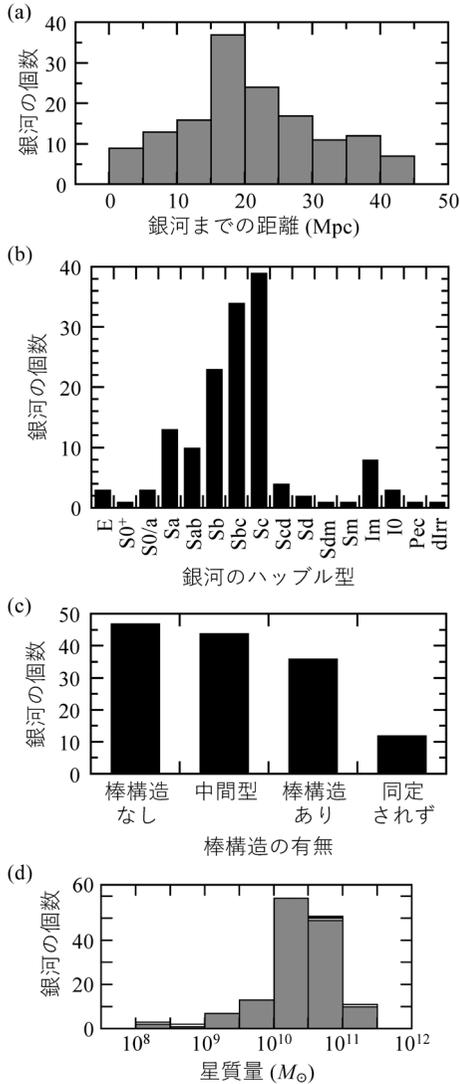


図1 (a) 銀河までの距離の頻度分布. (b) 銀河のハッブル型. (c) 銀河の棒構造の有無. (いずれも文献[4]の図をもとに作成) (d) 銀河の星質量の頻度分布. 白抜きは星質量の不確定性の大きい銀河, 黒は星質量が上限値の銀河を示しています.

どの銀河に向けるのか決めるのは重要です. また, 観測時の感度を決める大気雑音は, 天候にも観測天体の高度にも依存します. 時々刻々変化する観測条件をもとに, 短時間で観測天体を決定する必要があるわけです.

そこで, 当時野辺山で観測の中心的役割を担っていた若手の一人, 宮本祐介さんが中心となり, 観測するのに最適な銀河を選び出す方法(観測ランキング)を考案しました. この方法では, それぞれの銀河の観測時間, 望遠鏡の移動時間, 使えなくなるデータ, これらを最も少なくすることが期待され, 撮像が完了する銀河の数が増えるように, 銀河を瞬時に選び出します. その際に用いるのがランキング指数と名付けた量で, 観測効率, 望遠鏡の移動時間, 望遠鏡の指向性, プロジェクト内での優先度, 観測の達成度を数値化して乗算したものです. 観測効率は, 大気雑音温度と撮像する銀河の見かけの大きさから求めます. 簡単に言えば, 大気の状態が良いときには広い範囲の撮像が必要になる見かけの大きな銀河を観測し, 大気の状態が悪い場合には見かけが小さな銀河を観測するように, 天体のその時点での高度と大気雑音温度から数値化します. 望遠鏡の移動時間(実際の移動時間ではなく重み)は, その時点での望遠鏡の方向と天体の位置が近いほど大きな値になるように設定します. 風向や風速によって望遠鏡のフラつきが最小になる方向も考慮しなかったのですが, 判断材料となるデータが不足していたため, この点については実際にはCOMINGの観測では考慮しませんでした.

観測ランキングの導入により, 観測効率は大幅に向上しました. この方法はプロジェクトの後半から導入しましたが, 一つの銀河の撮像に要する合計の観測時間は導入前の37%減となりました. 1時間前後の観測ごとにランキング指数を計算するためには, 即時のデータ整約が必要になりますが, 次節で紹介する方法によりもこれも可能となりました. 現場で観測にまみれた者だからこそ思い至り, 実現したものです.

3.2 データ整約方法

マルチビーム受信機を用いたOTF観測では多量のスペクトルデータを処理する必要があり, 系外銀河のようにスペクトル線の強度が弱く, 輝線

幅が広いデータの解析は特にたいへんです。OTF観測では0.1秒おきにデータが作成され、私たちはそれを6秒角ごとのスペクトルに生成しました。一つの銀河の撮像領域は一辺が数分角程度ですので、これを何度も繰り返し積分するとデータ量は膨大になります。一般に系外銀河の分子スペクトル線の強度は弱く、しかも観測ビームが典型的に1 kpcから数kpcの範囲を含むために、その領域に含まれるさまざまなガスの運動を反映してスペクトル線の線幅は広がります。一方、観測で得られるスペクトルデータは特に帯域が広い場合にはしばしば強度がゼロになるレベル（ベースラインと言います）がうねってしまいます。つまり、系外銀河のスペクトル線観測のデータでは、銀河の輝線成分なのかベースラインのうねりなのかの判別が困難になります。データ整約をする際には、一つ一つのスペクトルに対して、どの部分が銀河の輝線の可能性があるかを判断しながら、うねりがひどい場合にはデータは使用せず、軽度の場合には線形（場合によっては低次の多項式）フィットでベースラインを決めるという作業を行います。ここではデータ整約の結果が作業実施者に依存しかねず、COMINGのように多数の銀河のデータを扱う場合にデータの質に偏りが生じてしまう恐れがあります。

そこで私たちは、COMING自動整約ツール（COMING Auto Reduction Tool=COMING ART）と称する客観性と再現性に優れたデータ整約方法を考案しました。まず大きくゆるやかなうねりを取り除くために、スペクトルデータをフーリエ変換して低周波数成分をマスクします。ベースラインのうねりは一見するとスペクトルの雑音に埋もれてしまっていることがあるため、データを周波数方向に平滑化してから「雑音」を測定します（図2）。うねりのないデータであれば、 n 個のデータを足し合わせて平滑化すると雑音レベルは $1/\sqrt{n}$ だけ改善します。この理想的な雑音レベルと、実際に平滑化した際の雑音レベル

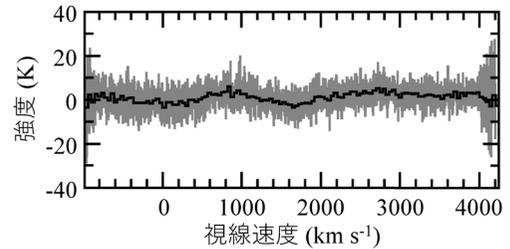


図2 生のスペクトル（灰色の線）と、隣り合う32チャンネルずつを平滑化したスペクトル（黒い線）。平滑化により雑音（上下方向のギザギザ）が小さくなり、ベースラインのうねりがはっきりします。（文献[4]の図をもとに作成）

とを比較することでベースラインがうねっていて使用できないかどうかを判定できるわけです。うねりのあるデータを除去していくと足し合わせて得られる最終的なデータの雑音レベルは当然下がりますが、一方で足し合わせるデータ量が減るために雑音レベルが上昇してしまいます。試行錯誤の末、ある条件下（詳細は複雑ですので、興味のある方は文献[4]を参照してください）で最終的なデータの雑音が極小となるような場合に、「きれいな」スペクトルが得られることがわかりました。この方法（オート・フラグと名付けました）では、自動的に雑音の極小値を探し出せるので、誰が何度処理しても同じ結果が得られます。

スペクトル線のどの周波数範囲に銀河の輝線成分が現れているのかを判定するのも、自動的に行いました（オート・リベース）。ベースラインのうねりが軽減されても、銀河の輝線放射成分がスペクトルデータのどの範囲に存在するかは自明ではありません。そこで、隣り合う 3×3 画素のスペクトルを平均し信号対雑音比が高くなる場所を輝線の現れるチャンネルとし、それ以外のチャンネルの平均値がゼロになるようにベースラインのフィッティングを行いました。

最適なデータ整約方法を確立するために試行錯誤を繰り返しましたが、COMING ARTのおかげで短時間で何度もやり直すことができました。オー

ト・フラグやオート・リベースには、いくつかのパラメータが必要ですが、それを決めるためには、多数の銀河の整約の結果を比較する必要があります。従来の整約方法では、一つの銀河のOTF観測の処理には1ヶ月程度を要しましたが、この方法では数時間程度、しかも最初のデータの入力等を除けば無人で実施できるため、こなすことができました。このように作業効率は格段に向上しました。また、ベースラインのうねりの判定や輝線成分の出現位置の推定など、これまでは手作業で実施していたためにどうしても若干の主観を取り除けませんでした。これらを客観的に実現できるようになった点はいへん大きな進展です。

秘伝のテクニックのようなものを必要としないため初心者でも安心して利用できるものとなりましたが、ベースラインの引き方等に関してはまだ改善の余地があるように思います。特に、ベースラインのうねりが大きくスペクトル線の強度が弱い場合には、オート・リベースを実施すると、ベースラインのうねりをスペクトル線と誤判断してしまう可能性があります。私たちは周囲のスペクトル等と比較してその判断をしましたが、よりデータ数が多い場合にはこの方法では限界があります。また、この整約システムをエンドユーザーとして用いると、ブラックボックス化しているためにデータを得る過程を理解できなくなる懸念がありますが、これは現代においてはある程度やむを得ないのかもしれませんが。

4. 得られた結果から

COMINGで得られたデータをもとにした研究は現在も続けられています。本稿に続いて2つの例が報告されていますので[10]、ここでは既に論文として出版されている結果の中からいくつか抜粋して紹介します[4, 11]。

まず、私たちは150近い銀河の分子ガスの分布を手に入れることができました。観測した全ての銀河について、分子ガスの分布を表す一酸化炭素

分子スペクトル線の積分強度図を6月号掲載のカラーグラビアに示します。図は白っぽい部分ほどガスが多く分布していることを表しています。銀河によって分子ガスの分布が異なることが見て取れます。また、カラーグラビアには観測領域の広い銀河の例として、恒星の分布を示すWISEの3.4 μm の画像、 $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ の $J=1-0$ スペクトル線の積分強度図、同スペクトル線が示す分子ガスの速度場、速度分散、同時に観測した一酸化炭素分子の同位体 $^{13}\text{C}^{16}\text{O}$ の $J=1-0$ スペクトル線の積分強度図を示しました。

分子ガスの総質量は、星質量と関係していることがわかりました(図3)。私たちが観測した銀河は、遠赤外線で見える銀河、つまり現在星生成が続いている銀河に偏っていますが、そういう銀河に限れば、星質量が大きい銀河ほど一般に分子ガスの質量も多いこととなります。この関係は「分子ガスの主系列」と呼ばれ、銀河の進化の基本になっている可能性が指摘されています[12]。サンプル数が均質でないため、統計的にどこまで有意かは慎重になる必要がありますが、ハッブル型では、中間タイプの銀河の分子ガス質量(及び星質

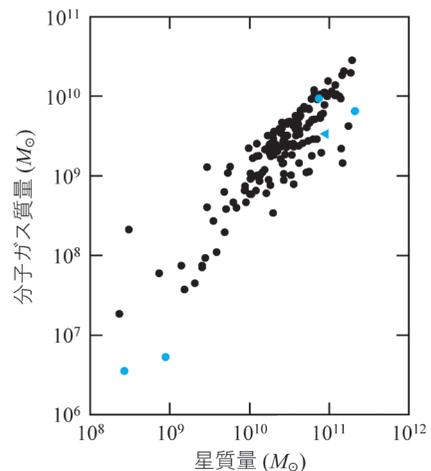


図3 星質量に対する分子ガス質量。青色●印は星質量の不確かさが大きい銀河、青色▲印は星質量が上限値の銀河を表しています。(文献[4]の図をもとに作成)

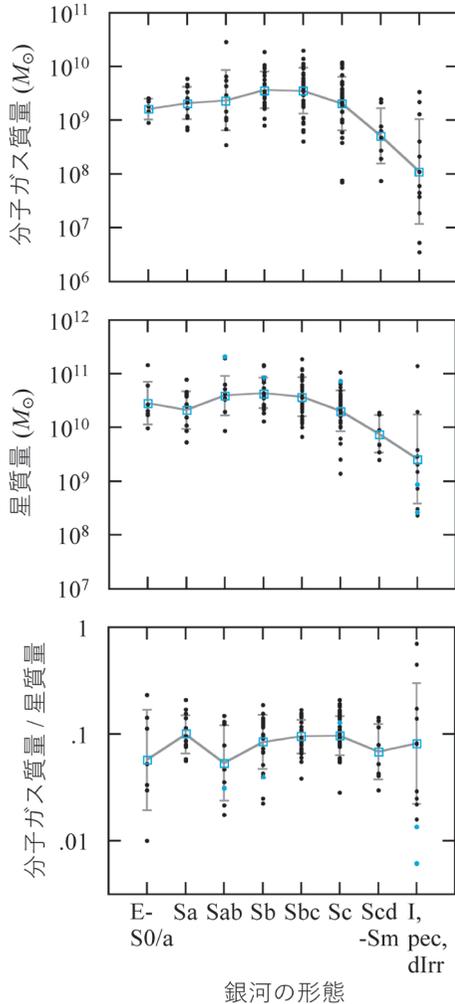


図4 上から順に、ハッブル型ごとの分子ガス質量、星質量、星質量に対する分子ガス質量の割合を示した図。青色●印はデータの不確定性が大きい銀河、▼印は上限値、▲印は下限値を示しています。折れ線で結んだ□印はそれぞれの形態の銀河での平均値で、誤差棒はその標準偏差を示しています。(文献[4]の図をもとに作成)

量)が高いこともわかります(図4)。また、先行研究(例えば、文献[5]や[13])が示したように、星質量に対する分子ガス質量は銀河の形態によってあまり変わらないことも確認されました。

星質量に対する分子ガス質量の割合は、棒構造の有無によっても違いが見られませんでした、

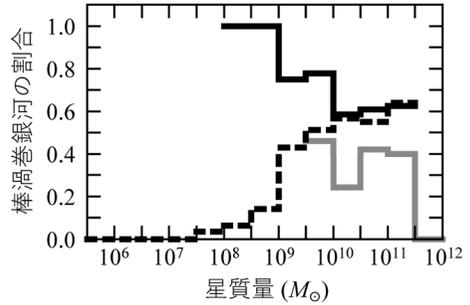


図5 星質量ごとの棒渦巻銀河の割合。黒線がCOMING[4]、灰色の線がEDGE[7]のサンプルです。分子ガスの観測ではありませんが、よりサンプル数の多い、赤外線衛星Spitzerのデータを使ったS⁴Gプロジェクト[14]についても点線で表示してあります。(文献[4]の図をもとに作成)

これはEDGEが示した結果[7]と合わないものとなりました。この原因としては、私たちのサンプルが星生成が現在も継続している銀河に偏っていることが考えられます[4]。銀河の中では、分子ガスから恒星が次々に生成されていくために、進化が進むほど分子ガスの質量が減少し、星質量が増加していくはずですが、棒渦巻銀河では分子ガスが中心へと落下して早くに星生成が進み分子ガスの割合が減少するという指摘があり、実際に棒渦巻銀河で分子ガスの割合が低いという結果もあります。私たちのサンプルは、分子ガスが多い銀河を選択的に対象としているために、棒渦巻銀河については星質量が低めの銀河を選んでしまっている可能性があるわけです。実際、同じ星質量の銀河の中での棒渦巻銀河の割合は、COMINGとEDGEで大きく異なることがわかります(図5)。

同位体の観測結果についても少し紹介しておきます。¹³C¹⁶Oは典型的に¹²C¹⁶Oに比べて数倍から一桁ほど強度が弱いため、¹²C¹⁶Oに合わせた感度の観測では、限定的な検出になりました。それでも、52銀河について、少なくとも銀河の一部分からでも¹³C¹⁶Oのスペクトル線を検出することができました。¹²C¹⁶Oと¹³C¹⁶Oの強度の比を調べてみると、銀河によって、また同じ銀河の中でも場所

によって異なることがわかりました[4]. このスペクトル線の強度比は、分子ガスの励起状態や組成比を反映しているため、この比が一定でないことは、分子ガスの性質が一定でないことを示しています. 複数のスペクトル線で多数の銀河を撮像できたからこそ、はっきりとわかった事実です. $^{12}\text{C}^{18}\text{O}$ はさらに強度が弱く、残念ながら有意に検出できたのは3天体の合計点数に止まりました.

分子ガスの分布がわかると、星生成との比較が気になります. 星生成は、1年間にその場所でどのくらいの恒星が生成されたか、その合計の質量である星生成率で量化されます. 私たちは、COMINGで観測した銀河について、紫外線観測衛星GALEXで撮られた紫外線データとWISEで撮られた22 μm のデータをアーカイブから取得し、星生成率の空間分布を導出しました[11]. 詳細については、本稿に続く竹内努さんの記事もご覧ください. 星生成率は恒星の材料となる分子ガスが多ければ当然高くなることが予想されます. 一方、単位分子ガス質量あたりの星生成率は星生成効率と呼ばれ、どのくらい恒星が生成されているのかその活動性の指標として用いられます. GALEXのデータが揃い、解析が複雑な相互作用銀河を除いた80銀河について、私たちは星生成効率の銀河の半径方向の分布を調べたところ、どの銀河につい

ても典型的に2-3倍の変化を示すに止まりました(図6)[11]. これは、銀河によっては、半径方向には星生成効率、つまり星生成の活発さはあまり変わらないということを示しています.

個別の銀河についても、 $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ と $^{13}\text{C}^{16}\text{O}$ のスペクトル線による撮像データを活かして、分子ガスの量だけではなく、密度や温度といったガスの状態について空間分解した情報を明らかにしています[15-17]. また、COMINGの結果をもとにした新たな観測提案等への発展も進行中です.

5. 今後に向けて

観測目的からの必然ではありましたが、完全とまでいかななくてもより偏りの少ない多数の銀河を観測する必要性を感じます. 銀河研究はその進化に注目が集まっており、その時流に乗れば星質量を基準にした上で、より多数の銀河を観測すべきかと思います. プロジェクト初期に提案した、COMINGで撮像した個々の銀河の結果を一点に足し合わせ、少し距離の遠い銀河の一点観測と比較するという点も、限られた時間内で観測銀河数を増やすという点では有効です.

また、当然赤方偏移を遡る、つまり進化を遡ると分子ガスの量やその分布がどうなっているのかというのが次なる疑問になります. これには、より高い空間分解能と感度が必要になります. 比較的赤方偏移が小さい銀河については、ALMAで $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ $J=1-0$ スペクトル線が観測できますので、その観測が自然な流れになります. より赤方偏移が大きくなると、現状では一酸化炭素分子の高励起のスペクトル線の観測しかできなくなりますので、近傍銀河の高励起スペクトル線観測を実施してその橋渡しをする必要があります. もちろん、センチ波帯での高空間分解能・高感度観測が実現できれば、それに越したことはありませんが.

6. 最後に

COMINGは、修士課程の学生さんが実働の中

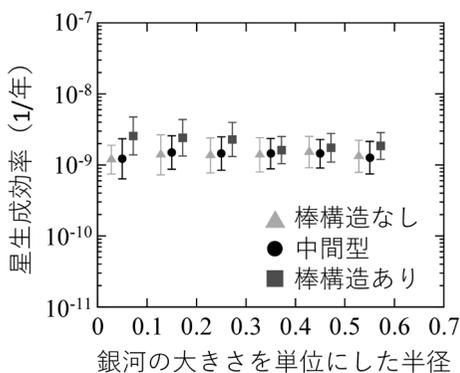


図6 星生成効率の銀河半径依存性を示した図. 棒構造の有無により銀河の大きさ(半径)で規格化した上で平均してあります. (文献[11]の図をもとに作成)

心の若いプロジェクトとして進めてきたのが一つの特徴でした。いろいろな大学の学生さんたちと一緒に仕事できたのは本当に楽しかったです。まだCOMINGのデータを使って研究を継続しており、プロジェクトは終了したわけではありませんが、観測が終了していくつかの論文が出た現時点で振り返って思うことは、構想から実際にデータが順調に撮られるまでに予想以上に時間を要してしまい、その間のプロジェクトメンバーだった学生さんにはたいへん申し訳なかったということです。科学的成果を挙げるのが重要であることはもちろんですが、それに加えてこのメンバーで、このプロジェクトだからこそ得られた貴重な経験があったとも思っています。時に逆風にさらされる中で、めげずに携わってくれた学生さんたちが今後さまざまな分野で困難を乗り越えて活躍されることを期待しています。

謝 辞

COMINGを遂行するにあたり、国立天文台野辺山宇宙電波観測所のスタッフの皆様には多大なるご支援をいただきました。厳しい状況下にあつて、観測装置やシステムの性能向上に不断のご尽力をいただきました。ここに深く感謝致します。本研究は、カリフォルニア工科大学ジェット推進研究所が運用するNASA/IPAC Extragalactic Database (NED) 並びにカリフォルニア大学とジェット推進研究所のプロジェクトWISEのデータを利用しています。また、本研究は文部科学省科学研究費補助金より補助を受けております(17K14251, 18K13593)。最後に、本稿の執筆の機会をくださいました、野辺山宇宙電波観測所の立松健一所长に感謝いたします。

参 考 文 献

- [1] Kuno, N., et al., 2007, PASJ, 59, 117
- [2] Helfer, T. T., et al., 2003, ApJS, 145, 259
- [3] Minamidani, T., et al., 2016, in Proc. SPIE, 9914, Millimeter, Submillimeter, and Far-Infrared Detectors

- and Instrumentation for Astronomy VIII, eds. Holland, W., et al., (SPIE, Bellingham, WA), 99141Z
- [4] Sorai, K., et al., 2019, PASJ, 71, S14
- [5] Young, J. S., & Scoville, N. Z., 1991, ARA&A, 29, 581
- [6] Tully, R. B., 1988, Nearby Galaxy Catalogue (Cambridge University Press, Cambridge)
- [7] Bolatto, A. D., et al., 2017, ApJ, 846, 159
- [8] Wen, X.-Q., et al., 2013, MNRAS, 433, 2946
- [9] Wright, E. L., et al., 2010, AJ, 140, 1868
- [10] Salak, D., et al., 2019, PASJ, 71, S16
- [11] Muraoka, K., et al., 2019, PASJ, 71, S15
- [12] Lin, L., et al., 2019, ApJ, 884, L33
- [13] Boselli, A., et al., 2014, A&A, 564, A66
- [14] Díaz-García, S., et al., 2016, A&A, 587, 160
- [15] Muraoka, K., et al., 2016, PASJ, 68, 89
- [16] Hatakeyama, T., et al., 2017, PASJ, 69, 67
- [17] Yajima, Y., et al., 2019, PASJ, 71, S13

CO Multi-line Imaging of Nearby Galaxies, COMING—Overview of the Project—

Kazuo SORAI^{1,2}, Nario KUNO^{2,3}, Naomasa NAKAI^{3,2}, Kazuyuki MURAOKA⁴, Hiroyuki NAKANISHI⁵, and COMING Team

¹Faculty of Science, Hokkaido University, Kita 10 Nishi 8, Kita-ku, Sapporo, Hokkaido 060-0810, Japan;

²Faculty of Pure and Applied Sciences, University of Tsukuba, 1-1-1 Tennodai, Tsukuba, Ibaraki 305-8571, Japan; ³School of Science and Technology, Kwansai Gakuin University, 2-1 Gakuen, Sanda, Hyogo 669-1337, Japan;

⁴Department of Physical Science, Osaka Prefecture University, 1-1 Gakuen, Sakai, Osaka 599-8531, Japan; ⁵Graduate School of Science and Engineering, Kagoshima University, 1-21-35 Korimoto, Kagoshima 890-0065, Japan

Abstract: Molecular gas is material for stars and its distribution and quantity in galaxies give us a clue to star formation there. However, observations which resolve galactic structures and cover the whole disks have been decisively insufficient. Therefore, we conducted a survey with the Nobeyama 45-m radio telescope, COMING (CO Multi-line Imaging of Nearby Galaxies). We overview the project, introducing the targets, observations and data reduction methods, as well as some scientific results.