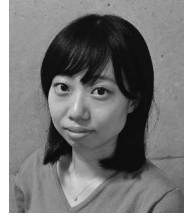


低重元素量の矮小銀河における分子雲の 分子化学組成



西村 優里

〈東京大学大学院理学系研究科 天文学教育研究センター 〒181-0015 東京都三鷹市大沢 2-21-1〉

〈国立天文台 チリ観測所 〒181-8588 東京都三鷹市大沢 2-21-1〉

e-mail: yuri@ioa.s.u-tokyo.ac.jp

重元素量は銀河の星形成の歴史を反映するパラメータとして重要であると同時に、星間空間での分子の生成・破壊といった化学プロセスに大きな影響を与える要因にもなると考えられる。近傍にある矮小銀河は、重元素量が少ない環境で分子がどのような「あり方」をしているか調べるのに適した天体である。そこで筆者らは、三つの矮小銀河（大マゼラン雲、IC 10, NGC 6822）をターゲットにミリ波帯でのスペクトル線分光サーベイ観測を行い、分子組成を調べる研究に取り組んできた。本稿ではその結果をまとめ、重元素量の少なさが分子組成に及ぼす量的・質的な効果について紹介したい。

1. はじめに:「化学進化」の二つの意味

天文学やその周辺分野の用語として「化学進化」（英語では chemical evolution）という、時と場合に応じて複数の意味に使い分けがされている。天文学で最も一般に使われているのはおそらく、宇宙の「元素進化」、すなわち宇宙 137 億年の歴史の中での重元素量の変化という意味合いだろう。ビッグバンの直後に合成された水素とヘリウム、それにごく微量のリチウムなどの軽元素からスタートした宇宙は、その後、幾多の恒星での核融合反応や超新星爆発による元素合成を経て、炭素や酸素、鉄などのさまざまな重元素を蓄えてきた。そのため、どこにどんな重元素がどの程度存在するのか調べることは、恒星の誕生と死のサイクルが繰り返されてきた宇宙の歴史を読み解くことでもある。

一方、天文学の中でも、もう少し分野を限定してアストロケミストリー (astrochemistry; 天文

学や化学にまたがる研究分野で、molecular astrophysics とも言う) の界限では、化学進化とは、星間物質の存在形態が原子から分子へ、より複雑な分子へと変わっていくことを指す場合が多い。さらに踏み込んでいうと、こちらの意味での化学進化は、星間分子雲の中にある分子の種類と存在量が、分子ガスが集まって星が形成されるプロセスとともに系統的に変化することを指している。星間分子雲の中には、一酸化炭素、水、メタノール、ホルムアルデヒドなどの馴染みのある分子に加え、炭素が直線状に連なったシアノポリイン類（シアニ化水素 HCN は聞いたことのある方も少なくないと思われるが、HC₃N, HC₅N, … と続き、HC₁₁N などという分子も検出されている）など地球上では見慣れない分子が含まれており、電波望遠鏡や赤外線望遠鏡を用いてそれらの放つスペクトル線を捉えることができる。最先端の宇宙研究では太陽系外惑星が探査され、生命の存在可能性が議論されるくらいであるから、新しい星を育む母体である分子雲の中に少し複雑な分子がある

といっても今さらそれほど驚かないかもしれない。ここで面白いのは、星形成以前、薄いガスがもやもやと集まっていく段階から分子は存在しており（分子雲の密度は星形成を始めるまでにおよそ $10^2\text{--}10^6\text{ cm}^{-3}$ まで高まっていく）、しかもその種類や存在比には、それまでにたどってきた物理・化学状態の履歴がしっかりと刻まれているところにある。例えば、炭素が直線状に連なった炭素鎖分子の存在量は時間の経過に従って系統的に減少するので分子雲の年齢診断に使われる。また、重水素を含んだ分子は低温環境（20 K以下）で効率的に生成されるので温度の指標に、ケイ素や硫黄を含んだ分子は衝撃波領域のトレーサーに活用できる。これに関しては、よい教科書¹⁾や論文²⁾があるので、詳しくは是非そちらを参照していただきたい。

これら二つの化学進化を、どちらの意味で化学進化というかはケースバイケースなので、区別する必要がある場合には、筆者はアストロケミストリーという化学進化のほうを、分子進化や物質進化などと言い換えることがある。本稿でも以降、化学進化という語は元素進化の意味にあてて、アストロケミストリーの化学進化は「分子進化」、分子の種類と存在比という意味での化学組成は「分子組成」と言うようにする。さて、これまで「元素進化」と「分子進化」がともに化学進化という用語で共存してきたのは、両者がよく統合された概念になっているからではなく、どちらかという混同の恐れがあるシチュエーションがあまり起こらなかったためであろう。分子進化を議論するには、多数の分子種のスペクトル線を捉えなくてはならない。それゆえ、太陽系近傍に位置する分子雲や、銀河系外の銀河でもとりわけ明るいものが、まず観測のターゲットとなってきた。このことは結果的に、重元素量の観点からいうと太陽系近傍と比較的似た天体ばかりを選ぶ効果として働いた。化学進化の進んでいない天体、すなわち遠方にある銀河（宇宙の初期の姿を見ているこ

とに相当する）や後述のような矮小銀河で分子進化を調べることは、望遠鏡の感度と相談しながら挑むべき課題として残されていたのである。

2. 低重元素量環境の「実験室」としての矮小銀河

星形成の歴史を反映する重要なパラメータの一つである重元素量は、大まかには宇宙の年齢とともに増加していくのだが、天体ごとにその増加のペースはそれぞれ異なる。銀河によって、どのような星形成とガスの流出・流入の歴史をもっているかが異なるのである。大雑把にいうと、質量の大きな銀河は小さな銀河と比べてより多くの星形成を経験しており、その結果、重元素量も高い傾向にある。逆に矮小銀河のような小規模な銀河は、星形成も小規模、それゆえ化学進化もゆっくりしたペースなため、現在でも重元素量という面ではまだ成熟していない、若々しい姿をとどめている。ということは、矮小銀河を選んで観測すれば、時代を遡る（遠方を観測する）ことなく化学進化の進んでいない低重元素量環境を調べることができる。幸い、われわれの銀河系の近傍（局部銀河群）にはさまざまな形態の銀河が多数存在しており、その銀河の中で最も数の多いのが矮小銀河である。これらの近傍矮小銀河は、いわば低重元素量環境を調べるうえで絶好の「実験室」をわれわれに提供してくれるのだ。

重元素量が違う環境であれば、分子組成も違うはずである。問題は「どのように」違うかである。重元素量が少ないのだから、もちろん重元素を含んだ分子の数は少なくなるだろう。では、分子の種類、つまり重元素の組み合わせ方は同じなのだろうか？ 化学が絡むと、単に量をスケールするだけでない「質的な」効果が現れることが期待される。温度や密度が違えば化学反応の進み具合が変わるとか、気相（ガスの状態）ではできないがダスト（星間塵）の上では起こる反応があるとか、紫外線が当たれば分子が壊されてしまう

(光解離)とか、多様な条件の組み合わせで分子組成は多種多様に变化しうる。分子組成を読み解く楽しみはここにある。分子組成から現在や過去の物理状態を理解するヒントが得られることも少なくないのだ。

矮小銀河にはいかにも分子組成を変えそうな要因が多数ある(図1)。まず、一口に言って矮小銀河の重元素量は少ないのだが、丁寧に見るとその少なさの度合いは元素ごとに違っている。分子雲のガス中に含まれる分子の主な構成元素である酸素、炭素、窒素、硫黄に限ってみても、存在比はいろいろだ(表1)。特に窒素の存在比は、太陽系近傍やM51のような化学進化の進んだ渦巻銀河と比べ、矮小銀河で特段に低くなっている。これは、窒素は短寿命の大質量星(太陽質量の約8倍を超える星で、寿命は数百万年~数千万年)では僅かしか合成されず、長寿命の低~中質量星(太陽質量の8倍以下の星で、寿命は大質量星の1,000倍)で主に合成されるため、他の元素と比べると増加が遅れるためと考えられている¹⁰⁾。矮小銀河では重元素が少ないだけでなく、その内訳が太陽系近傍とは違うのだ。加えて、ケイ素や炭素、鉄やマグネシウムなどの重元素で構成されるダストの存在量も、矮小銀河ではもちろん少ない。星間空間に漂う固体微粒子であるダストは、星から放たれる紫外線を吸収(減光)したり、原子や分子をその表面に捉え(吸着)、化学反応を促進させる土台の役割を担っている。矮小銀河では太陽系近傍とは違った分子の生成・破壊プロセスが繰り返されているに違いない。

近年の電波望遠鏡の感度の向上は著しい。その筆頭は大型干渉計ALMAであることは疑いようのないところだが、その他の各地の望遠鏡もそれぞれに高感度化やバックエンドの分光計の広帯域化など発展を遂げている。ひとたび観測を行えば、複数の分子のスペクトル線が同時に捉えられ、効率よくスペクトルパターンのセットを得ることが可能である。その暗さゆえに分子組成研究

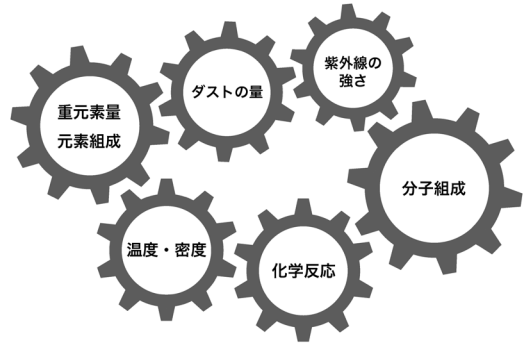


図1 重元素量が分子組成に与える影響の概念図。もちろん重元素量は、ダストの量や化学反応の違いを介して間接的に分子組成に影響を及ぼすだけでなく、直接的な影響も及ぼすと考えられる。

表1 各銀河における、太陽系近傍を1とおいたときの重元素量と、炭素、窒素、硫黄の酸素に対する存在比。上の3つが矮小銀河。文献(大マゼラン雲・太陽系近傍は紫外線と可視光の観測³⁾、IC10は可視光の観測^{4),5)}と電波の観測⁶⁾、NGC6822は可視光の観測⁷⁾、M51は可視光の観測⁸⁾と赤外線⁹⁾の観測)を元に作成。

銀河	重元素量	炭素 C/O	窒素 N/O	硫黄 S/O
大マゼラン雲	1/2	0.33	0.04	0.04
IC 10	1/3	0.29	0.04	0.05
NGC 6822	1/3	0.50	0.04	0.03
太陽系近傍	1	0.60	0.12	0.02
M 51	およそ1	0.63	0.25	0.03

のターゲットとしては遅れをとっていた矮小銀河であるが、今なら態勢は万全、やれることは大いに増えている。こうした状況を踏まえ、筆者らは大型の電波望遠鏡を用いて矮小銀河の観測を行い、低重元素量環境の分子組成の特徴を探ることにした。

3. 近傍矮小銀河の3 mm帯スペクトル線サーベイ観測

未知の分子組成を調べる第一手として、筆者らは一定の周波数範囲を連続的に分光観測するスペクトル線サーベイ観測(ラインサーベイ)を実施

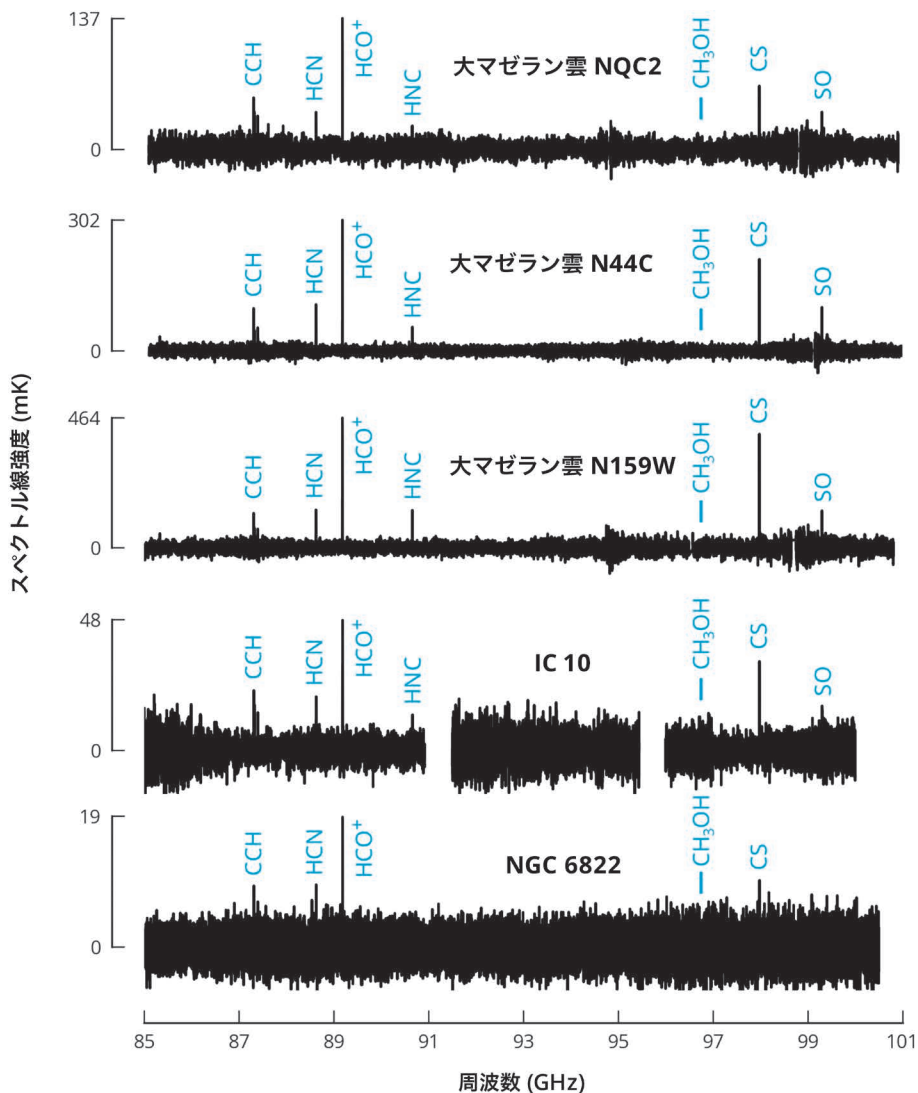


図2 上から順に、大マゼラン雲にある三つの分子雲 (NQC2, N44C, N159W), IC 10, NGC 6822の3 mm帯のスペクトル。検出された分子のスペクトル線には、分子の名前を書き添えた。CH₃OHはいずれの銀河でも検出されなかったが、参考のために短い縦棒でその周波数を示した。重元素量の多い環境のスペクトル (図3) と比べると、どのような特徴があるだろうか？。

することにした。どのような分子のスペクトル線が検出されるのか、先入観をもたずに調べるためである。ターゲットの矮小銀河は、南半球からは目視でも捉えられる銀河としても有名な大マゼラン雲と、これに続いて近傍にあり、比較的明るいIC 10, NGC 6822の計三つを選んだ。これらの矮小銀河の重元素量は、大マゼラン雲が太陽系近傍

のおよそ1/2, IC 10とNGC 6822が1/3程度なのだが、その重元素の内訳が太陽系近傍とは違うことは、表1にも示したとおりである。規模の小さな矮小銀河といえども、銀河の中には構造があり、さまざまな進化段階の分子雲が数々含まれている。幸い、今回ターゲットに選んだいずれの銀河でも分子雲の存在の目安になる一酸化炭素

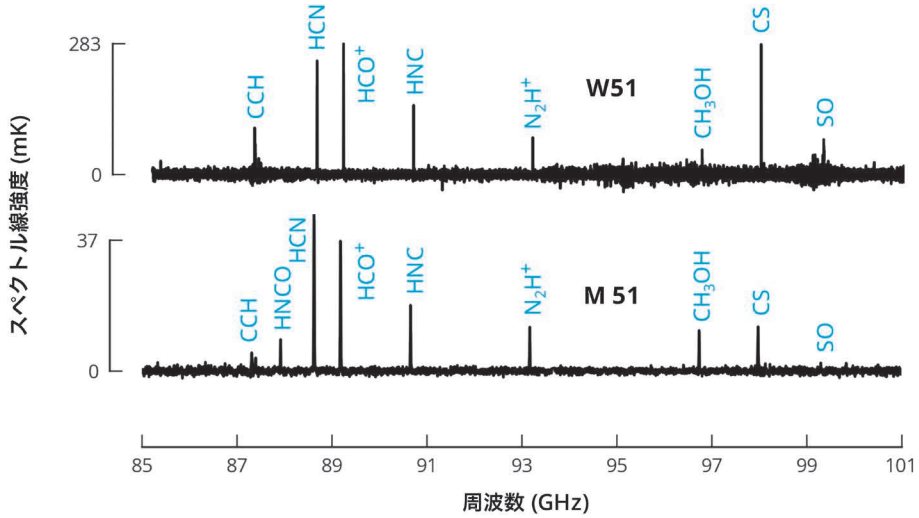


図3 重元素量の多い環境である、われわれの銀河系内の星形成領域W51と渦巻銀河M51の3 mm帯のスペクトル。いずれも渡邊祥正氏のご厚意により提供いただいたデータからプロットを作成。W51は系外銀河と比較するために、分子雲の広い領域をカバーするマッピング観測で得られたデータである。矮小銀河のスペクトル（図2）では検出されていない N_2H^+ や CH_3OH のスペクトル線が検出されているのに加え、HCNやHNCの強度が相対的に強くなっている。

(CO) の分布が銀河の広い領域で調べられていた^{11)–13)}。これらの先行研究をもとに、分子組成を調べるのに最適と思われる分子雲を決めることができた。

観測には、世界各地にある電波望遠鏡を用いた。南半球側の空にある大マゼラン雲はオーストラリアのMopra 22 m望遠鏡で、北半球側の空にあるIC 10は長野県の野辺山45 m望遠鏡で、NGC 6822は北半球からも南半球からも観測できる絶妙な位置にあるのだが、これはスペイン・グラナダのIRAM 30 m望遠鏡を使って観測した。これらの望遠鏡はいずれも大型の単一鏡で、名前について何mというのは電波を集光するのに使われるパラボラアンテナの口径のことである。それぞれさまざまな周波数帯を観測するための受信機が備えられているが、この観測ではいずれも波長3 mm帯の受信機を使うことにした。3 mm帯には、分子雲として標準的な温度（10 K程度）や密度（ 10^4 cm^{-3} ）の領域から放射されたさまざまな分子のスペクトル線が含まれており、ごくごく標

準的な分子雲の「素性」を捉えることができる。

ライナーサーベイで観測する一定の周波数帯の中で、どれだけ多くの分子のスペクトル線を検出できるかは、観測の「深さ」、すなわちノイズレベルをいかに低くできるかにかかっている。観測を「深く」する一つの方法は、時間をかけてじっくり観測することだ。そこで筆者らは、大マゼラン雲については七つの分子雲をターゲットに、2年間にわたって通算450時間、IC 10とNGC 6822にはそれぞれ一つの分子雲に対して55時間と29時間の観測を行った。これだけの長い時間の観測をサポートして下さった各望遠鏡のスタッフ・関係者の方々にこの場を借りて感謝申し上げます。

さて、このようにして得られたスペクトルが図2である。大マゼラン雲のすべての分子雲とIC 10ではCCH, HCN, HCO^+ , HNC, CS, SOのスペクトル線が検出された。NGC 6822は全体的にスペクトル線の強度が弱い（縦軸の数字が他の銀河より一段と小さくなっている）ののだが、それでも

CCH, HCN, HCO⁺, CSのスペクトル線をしっかりと捉えることができた。なお、紙面などの関係上、図2では得られたすべてのデータのうち代表的な分子雲を選び、特に興味深い周波数範囲を抜き出して示している。図2には載せていないが、星間分子として最も多く存在するCOとその同位体種¹³COのスペクトル線は、周波数が115と110 GHzのところそれぞれ一段と強く検出された。

驚くべきは、三つの矮小銀河ではスペクトル線の強度比（スペクトルパターン）が互によく類似していることである。これはつまり、矮小銀河の、低重元素量環境に特有のスペクトルパターンを得ることができたことを意味する。もちろん一つひとつの銀河のスペクトルパターンにはそれぞれの個性が反映されて然るべきなのだが、これら三つの矮小銀河の、計九つの分子雲のスペクトルパターンがどれも似ていることから、矮小銀河の「ベンチマーク」になるパターンが作れると言ってもよいだろう。これは重元素量の豊富な環境のスペクトルパターン（図3）と比べるとよくおわかりいただけるかと思う。図3はおおよそ太陽系近傍と同程度の重元素量をもつ、われわれの銀河系内にある星形成領域W51と、近傍渦巻銀河M 51の同じ周波数帯のスペクトル^{14), 15)}である。矮小銀河で検出された分子はどれも検出されているが、例えば矮小銀河ではHCO⁺の半分以下の強度だったHCNが、HCO⁺と同程度かそれ以上の強度で検出されるなど、強度比が異なっている。加えて、矮小銀河では検出されなかったHNCO, N₂H⁺, CH₃OH（メタノール）のスペクトル線が検出されている。次章では、矮小銀河と、われわれの銀河系内の星形成領域W51やM 51とを比較することで、低重元素量環境の特徴的な分子組成について考察していく。

4. 矮小銀河の特徴的な分子組成

重元素量の少ない矮小銀河のスペクトル（図2）

と、重元素量の多いわれわれの銀河系やM 51のスペクトル（図3）とを比較すると、重元素量の少なさが分子組成に及ぼした影響を考察することができる。元素組成の違いを反映した量的な影響と、ダストの少なさが及ぼした質的な影響という二つの観点に分けて、以下のように三つの特徴を見いだすことができた。

4.1 量的な効果：窒素を含む分子種の減少

まず、元素組成と分子組成を比べるためには、分子のスペクトル線の強度からその分子の存在量を見積らねばならないのだが、この見積もりには、スペクトル線が放射された領域の温度と密度の情報を計算に織り込む必要がある。しかし今回得られたスペクトルでは温度と密度を完全に決めることができないので、適切な仮定をおいて計算するよりほかない。スペクトル線の強度から計算される分子の存在量それ自体は、織り込む（仮定する）温度にも密度にも敏感で、絶対値は大きく変化するのだが、幸い、この効果は分子と分子の存在量の比をとることでほとんど打ち消し合う。そこで分子雲で取りうる温度や密度として広めの幅（10-50 K, $3 \times 10^3 - 1 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$ ）を仮定においてさまざまな組み合わせの分子の存在比を計算してみたところ、比の振れ幅はどの分子種の組み合わせでも、せいぜい値の20%程度になった。定性的には、スペクトルを目で見たときの印象がそのまま分子の存在比と一致するということもできる。

そこで図2と3のスペクトルをじっと見比べてみると、目につくのは窒素を含んだ分子種の、矮小銀河での少なさである。先述のように、W51やM 51ではHCO⁺と同程度かそれ以上の強度のHCNが、矮小銀河では半分以下の強度になっている。HCNだけではなく、HNCの強度も矮小銀河では弱い。さらにN₂H⁺やHNCOは検出できないほどに弱い。思い起こしてみると、窒素の存在比は矮小銀河で特徴的に少なかった（表1）。これはどのように関連しているだろうか？ 図4

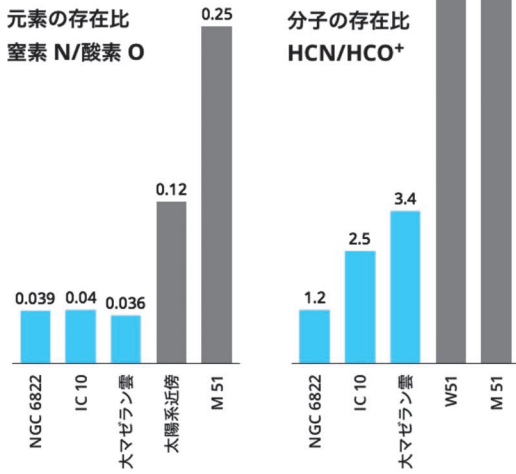


図4 元素の存在比（窒素／酸素）と分子の存在比（HCN/HCO⁺）。銀河系内の星形成領域W51や渦巻銀河M 51と比べると、矮小銀河では元素の存在比も分子の存在比も低い。

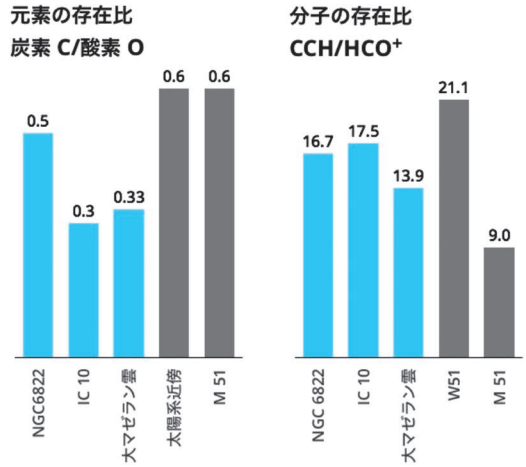


図5 元素の存在比（炭素／酸素）と分子の存在比（CCH/HCO⁺）。窒素を含んだ分子の場合とは違い、元素の存在比で炭素が少ないにもかかわらず、CCHは矮小銀河で豊富に存在している。

は文献³⁾⁻⁹⁾をもとに作成した元素の存在比（窒素／酸素；N/O）と、今回得られたスペクトルから上述のように計算した分子の存在比（HCN/HCO⁺、仮定をとった範囲での平均値を示した）である。実に、元素の存在比と分子の存在比の大小が、同じ傾向を示している。これはまさに元素組成が分子組成を直接的に変えている効果だと言える。

4.2 質的な効果 (1)：光解離領域で豊富になるCCHの増加

矮小銀河のスペクトルで次に目につくのは、CCHのスペクトル線が比較的強いことである。しかし、窒素ほどではないものの、矮小銀河では酸素に対する炭素の存在比も太陽系近傍やM 51と比べると低い。図5は、図4と同様にして作成した元素の存在比（炭素／酸素；C/O）と分子の存在比（CCH/HCO⁺）である。元素組成での炭素の少なさを逆転するように、CCHの存在比が高くなっていることがわかる。これは元素組成では説明できない、化学が絡んだ質的な効果だと解釈できる。

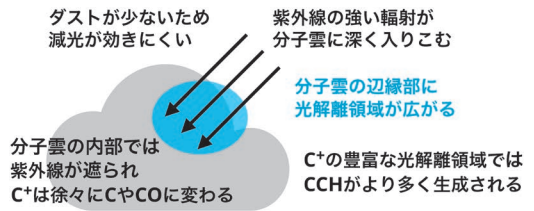


図6 低重元素量環境でCCHが効率的に生成される様子の概念図。ダストの存在量が少ないため、紫外線が分子雲の内部により深く入り込み、光解離領域が拡大する。光解離領域はCCHの材料であるC⁺イオンに富み、効率的な生成が促される。

背景にあると考えられる化学はこうだ（図6）。まず、CCHという分子は、光解離領域と呼ばれる紫外線の強い環境で豊富に存在する。光解離領域では、COやCが紫外線に当たることで光解離されC⁺イオンとなるが、CCHはこのC⁺イオンを材料にし、ガス中での化学反応により生成されるためである¹⁶⁾。矮小銀河では紫外線を遮るダストの存在量が少ないため、光解離領域が、重元素量の多い環境、つまり、ダストの多い環境と比べて大きく広がることになる。つまり矮小銀河では、分子雲の辺縁部でC⁺の豊富な領域が拡大す

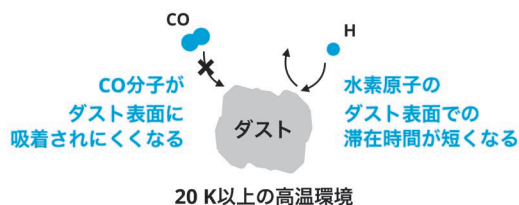
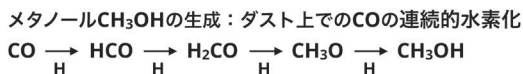


図7 低重元素量環境でCH₃OHが生成されにくくなる様子の概念図。そもそもダストの存在量が少ない上、紫外線により温められるとダスト上でCH₃OHを生成する反応はいつそう起こりにくくなる。

るため、CCHが生成されやすくなるのだ。

4.3 質的な効果 (2)：ダスト由来の有機分子CH₃OHの減少

どの矮小銀河でもCH₃OH（メタノール）が検出されなかったことは、もう一つの重要な特徴だ。しかもこのことは、CCHが豊富になることと同じ描像で説明することができる。CH₃OHはダスト上でのCOの連続的な水素化（水素原子Hが付加される化学反応）により生成されると考えられている（図7）¹⁷⁾。矮小銀河ではダストの存在量が少ないため、まずCH₃OHの生成の場がそもそも少ないのである。さらに、実験室での表面反応の実験によって、20 K以上の高温環境ではCOのダスト表面への吸着率の低下と、水素のダスト表面への滞在時間の短時間化が起こるため、CH₃OHの生成効率が下がることが知られている¹⁸⁾。強い紫外線の放射はダストを温めるため、矮小銀河ではCH₃OHはいつそう作られにくくなると考えられる。この描像は、大マゼラン雲で、ダスト上の固体のCH₃OHが少ないという赤外線分光観測の結果とも合致している¹⁹⁾。CCHが多いこと、CH₃OHが少ないことはともに、ダストの存在量や紫外線の放射の強さを介してもたらされた、重元素量の少なさが分子組成に与える質的な効果ということができよう。

5. まとめとこれからの展望

筆者らは重元素量の少ない環境をもっている近傍の矮小銀河をターゲットに、分子組成を調べる研究を行ってきた。その結果、元素組成の違いを直接反映するという形で量的に、ダストの存在量と紫外線の放射場の違いから化学反応の効率が変わるといって質的に、分子組成に影響が出ることがわかった。最後に、筆者が期待しているこれからの見通しについてまとめて、本稿を締めくくりたい。

(1) 遠方の、すなわち宇宙初期の銀河で分子組成を調べ、ぜひ近傍のものと比較してみたい。実際、すでに、明るいキューサーでいくつかの分子種のスペクトル線が観測されているものがあり²⁰⁾、遠方でも豊かな化学の世界が広がっていることがうかがわれる。矮小銀河で得られた、重元素量が分子組成に与える影響についての知見は、宇宙初期の銀河の分子組成を読み解く際にも役立てられるだろう。

(2) 元素組成と分子組成の関係をさらに丁寧につなぐ研究が必要なように思われる。系外銀河をターゲットにした分子組成の研究は、ALMAによって今後いつそう進展があると思われるが、銀河が違えば元素組成も違う。特徴的な化学反応の効果を見逃さないためにも、元素組成の及ぼす効果がどのようなものか、化学モデル計算で得られる知見²¹⁾も活用しながら、さまざまな環境で検証を進めていきたい。

(3) 三つの矮小銀河のスペクトルパターンが似ていることから、「標準的な」スペクトルが得られたと考えられるが、標準を外れた個々の銀河の「個性」はあるのだろうか？ どうすれば見えてくるのだろうか？ われわれの銀河系内にある星形成領域の多種多様、個性豊かなスペクトルを見ていると、まずは空間的に分解して観測することがヒントになるように思う。

謝 辞

本稿の内容は、筆者らが発表した投稿論文^{22), 23)}および筆者の博士論文²⁴⁾に基づいている。これらの成果は、大学院で指導いただいた東大物理の山本智教授をはじめ、共同研究者の方々のご協力の賜物であり、感謝の念に堪えない。本稿の執筆にあたっては、研究員としての現在の受け入れ教官である河野孝太郎教授にも有益なコメントをいただいた。また、本稿執筆の機会を与えてくださった編集委員の諸隈智貴氏に厚く御礼を申し上げたい。

参考文献

- 1) Yamamoto, S., 2017, Introduction to Astrochemistry: Chemical Evolution from Interstellar Clouds to Star and Planet Formation (Springer Japan, Tokyo)
- 2) Suzuki, H., et al., 1992, ApJ, 392, 551
- 3) Dufour, R., et al., 1982, ApJ, 252, 461
- 4) Magrini, L., & Gonçalves, D. R., 2009, MNRAS, 398, 280
- 5) Lequeux, J., et al., 1979, A&A, 80, 155
- 6) Bolatto, A. D., et al., 2000, ApJ, 532, 909
- 7) Esteban, C., et al., 2014, MNRAS, 443, 624
- 8) Bresolin, F., et al., 2004, ApJ, 615, 228
- 9) Garnett, D. R., et al., 2004, AJ, 128, 2772
- 10) Vincenzo, F., et al., 2016, MNRAS, 458, 3466
- 11) Wong, T., et al., 2011, ApJS, 197, 16
- 12) Leroy, A., et al., 2006, ApJ, 643, 825
- 13) Gratier, P., et al., 2010, A&A, 512, A68
- 14) Watanabe, Y., et al., 2017, ApJ, 845, 116
- 15) Watanabe, Y., et al., 2014, ApJ, 788, 4
- 16) Martín, S., et al., 2014, A&A, 563, L6
- 17) Watanabe, N., & Kouchi, A., 2002, ApJ, 571, L173
- 18) Watanabe, N., et al., 2003, ApJ, 588, L121
- 19) Shimonishi, T., et al., 2016, A&A, 585, 107
- 20) Barvainis, R., et al., 1997, ApJ, 484, 695
- 21) Bayet, E., et al., 2012, MNRAS, 424, 2646
- 22) Nishimura, Y., et al., 2016, ApJ, 818, 161
- 23) Nishimura, Y., et al., 2016, ApJ, 829, 94
- 24) 西村優里, 2017, 博士論文 (東京大学)

Chemical Composition of Molecular Clouds in Low-Metallicity Dwarf Galaxies

Yuri NISHIMURA

Institute of Astronomy, University of Tokyo, 2-21-1 Osawa, Mitaka, Tokyo 181-0015, Japan

Abstract: In low-metallicity galaxies, chemical compositions of molecular clouds are considered to be different from those in our Galaxy both quantitatively and qualitatively, due to the small amount of dust grains and the stronger UV radiation field. To characterize chemical composition of low-metallicity galaxies, we have conducted spectral line survey observations toward nearby dwarf galaxies, the Large Magellanic Cloud, IC 10, and NGC 6822. Here we report the results of our observations and discuss characteristic chemical composition of low-metallicity dwarf galaxies.