

# ALMA 観測で探る 原始惑星系円盤の化学： MAPS プロジェクトの成果

古家 健次<sup>1</sup>・大和 義英<sup>2</sup>・  
Gianni Cataldi<sup>1,2</sup>・相川 祐理<sup>2</sup>

〈<sup>1</sup> 国立天文台科学研究部 〒181-8588 東京都三鷹市大沢 2-21-1〉

〈<sup>2</sup> 東京大学大学院理学系研究科 〒113-0033 東京都文京区〉

e-mail: <sup>1</sup> kenji.furuya@nao.ac.jp, <sup>2</sup> aikawa@astron.s.u-tokyo.ac.jp



古家



大和



Cataldi



相川

原始惑星系円盤は惑星系の形成現場であり、円盤の物理構造や化学構造の理解は惑星系形成過程を解明するうえで不可欠である。原始惑星系円盤の主成分であるガスを20種以上の分子種で観測するアルマ大規模観測プロジェクト「Molecules with ALMA at Planet-forming Scales (MAPS)」が第6観測期に行われた。分子輝線は、化学組成、温度分布、電離度、円盤内でのガスのダイナミクスなど豊富な情報を含んでいる。本稿ではMAPSの研究成果を中心に、原始惑星系円盤のアストロケミストリーについて紹介する。

## 1. ALMA 大型プロジェクト MAPS

原始惑星系円盤<sup>\*1</sup>は惑星系の形成現場であり、円盤の物理構造（温度や密度の空間分布）や化学構造（分子組成の空間分布）の観測的な研究は惑星系形成過程を解明するうえで不可欠である。ALMA 第4観測期に、20個の円盤においてダスト（固体微粒子）の分布を5 auの空間分解能で探るDSHARP (Disk Substructures at High Angular Resolution Project) が行われ、多くの円盤でダストがリング-ギャップ状またはらせん状の分布を持つことが明らかになった [1].

ダストは地球型惑星やガス惑星の中心核の材料であるが、円盤内においてダストの占める質量は

ガスの100分の1に過ぎず、その分布は円盤ガスの影響を受けて変化する。そこで円盤の主成分であるガスを20種以上の分子種で高空間分解能 ( $\geq 15$  au) で観測するMAPS (Molecules with ALMA at Planet-forming Scales) プロジェクトが第6観測期に行われた [2]. 分子輝線はダスト連続波よりも長い観測時間を要するが、化学組成、温度分布、電離度、円盤内でのガスのダイナミクスなど豊富な情報を含む。表1にMAPSプロジェクト内で掲げられた研究テーマと観測された主な分子種をまとめる。MAPSはハーバード大学のKarin I. Öberg教授を代表とする国際プロジェクトであり、我々は主に重水素濃縮と電離度に関係する輝線の解析を担当した [3, 4].

<sup>\*1</sup> 本稿では前主系列星周りの円盤 (Class II 天体) のアストロケミストリーを紹介する。より若い円盤形成期 (Class 0-I) については本特集の大屋氏・大小田氏及び野津氏の記事を参照されたい。

表1 MAPSの研究テーマと観測された主な分子種.

研究テーマ	分子種
円盤ガスの質量・構造・ダイナミクス (2節, 4節)	$^{12}\text{CO}$ , $^{13}\text{CO}$ , $\text{C}^{17}\text{O}$ , $\text{C}^{18}\text{O}$
元素組成 (3節)	$\text{C}_2\text{H}$ , $\text{c-C}_3\text{H}_2$ , $\text{CS}$ , $\text{SO}$
電離度 (2.2節)	$\text{HCO}^+$ , $\text{N}_2\text{D}^+$
有機分子化学 (2.3節)	$\text{HCN}$ , $\text{H}_2\text{CO}$ , $\text{HC}_3\text{N}$ , $\text{CH}_3\text{CN}$
重水素濃縮 (2.1節)	$\text{DCN}$ , $\text{N}_2\text{D}^+$
光化学 (2節)	$\text{CN}$ , $\text{HCN}$ , $\text{C}_2\text{H}$

観測対象としては, IM Lup, GM Aur, AS 209, HD 163296, MWC 480 の計5天体が選ばれた. 前者3つは太陽質量程度の T Tauri 型星, 後者2つは太陽の2倍程度の質量をもつ Herbig Ae 型星である. ダスト連続波観測によると, IM Lup 周囲の円盤は淡いらせん状の構造を, 他の4天体の円盤は明瞭なリング-ギャップ状の構造をもつ. また GM Aur 円盤はダスト連続波で円盤中心部に穴をもつ遷移円盤である. このように, 限られた天体数ながらも異なる性質を持つ円盤が観測された. 本稿ではMAPSの研究成果を中心に, 原始惑星系円盤のアストロケミストリーについて紹介する.

## 2. 原始惑星系円盤の基本構造とガスの分子組成分布

円盤ガスの主成分は水素分子 ( $\text{H}_2$ ) であるが,  $\text{H}_2$  は 100 K 以上の (円盤内では非常に限られた) 高温領域でしか効率的に輝線を出さない. 代わりに円盤ガスの観測には CO などの分子輝線が用いられる. そこでまず, 従来から理論モデルで予想されてきた円盤の半径方向, 厚さ方向の構造と化学組成について述べておく (図1).

円盤の主な加熱源は中心星からの照射なので,

温度は中心星に近い領域ほど高く, また厚さ方向には円盤表面ほど高くなっている. ガスの半径分布は理論的には粘性拡散, 円盤風, 光蒸発等の競合で決まると期待され, 大局的には外側に向かって減少する\*2. 円盤厚み方向のガス密度分布は静水圧平衡で決まっており, 円盤赤道面から表面に向かって低下する. 円盤表層では, 低いガス密度および中心星付近からの紫外線や X 線照射により,  $\text{CN}$ ,  $\text{C}_2\text{H}$  などラジカルとよばれる不安定な (=反応性の高い) 分子が豊富に存在する. 一方, 中心星から離れた領域の円盤赤道面は 20 K 以下の低温になっており, CO をはじめ多くの分子がダスト表面に凍結し氷になっていると予想される. 表層と赤道面にはさまれた領域は, 紫外線が適度に遮蔽されつつ X 線や宇宙線による電離で化学反応が駆動され, CO をはじめ様々な分子ガスが豊富に存在する (この領域を分子層と呼ぶ). MAPS の成果の1つは, このような描像が定量的にもおおよそ正しいことが示されたことである.

図2にMAPSで観測された5つの円盤のうち HD 163296 円盤におけるダスト連続波, 分子輝線強度図を示す. 空間分解能は輝線によって異なり, 0.15–0.3" (およそ 15 au から 30 au) である. このような高空間分解能で均質かつ包括的な円盤の分子輝線データが得られたのは初めてである. 同じ円盤でも分子輝線によって強度の空間分布が異なり, ガスの組成が空間的に変化していることを示唆する.

円盤の厚さ方向の構造や組成分布の解析は, 高い周波数分解能を活かして波長ごとに分けた輝度分布 (チャンネルマップ) を用いて行われる. 詳しい説明は省略するが, CO など比較的強い輝線のチャンネルマップの解析により, 輝線が放射されている面の円盤赤道面からの高さを求めることができる. さらにこのような強い輝線は光学的に厚い

\*2 多くの研究では, スペクトルエネルギー分布を含むダストの観測を基に星間空間でのガス/ダスト比 (~100) を仮定してガス分布を推定している. この仮定の妥当性は天体や円盤内の場所に依ると考えられる. 本稿の4節で述べるように, 分子輝線 (主に CO 輝線) の高空間分解能観測からガスの分布を探ることが MAPS の大きな目標の1つである.

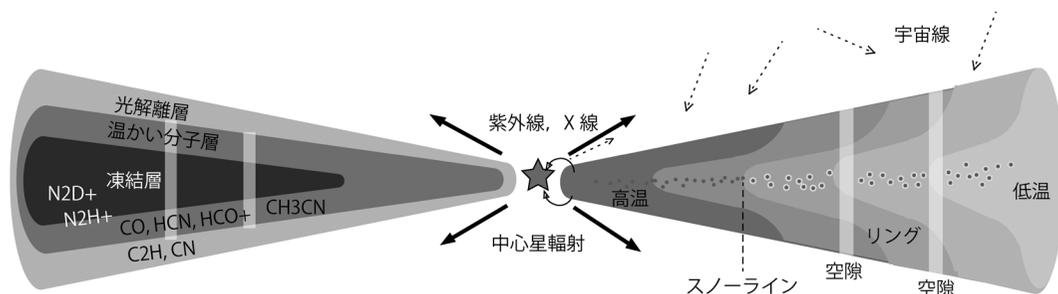


図1 原始惑星系円盤の温度分布と組成分布の概略図. 右側は温度分布, 左側は化学組成分布を表す.

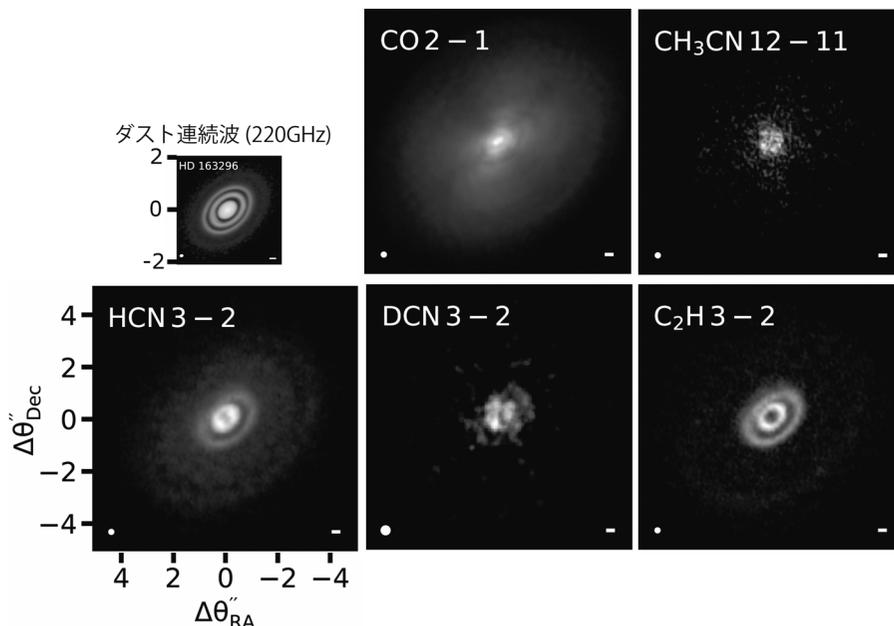


図2 HD 163296円盤における分子輝線の積分強度図. 左上はダスト連続波. 分子輝線とダスト連続波のパネルで空間スケールを合わせている. [2] より抜粋・改変 (©AAS. Reproduced with permission).

ので、輝度温度がガスの温度に等しいはずである。つまり各半径において各輝線が光学的に厚くなる面でのガス温度がわかる [5]。このようにして求められた HD 163296 円盤での温度分布を図3に示す。CO 輝線よりも輝度が弱く光学的に薄い輝線については、複数の異なる回転遷移の観測から励起温度を求める。円盤のガス密度は各輝線の臨界密度よりも十分高いので、励起温度はガス温度に等しい。つまり、CO 観測から導出した円盤温度分布との比較により、各分子が円盤厚さ方向

のどこに多く存在するのかがわかるのである。例えば、HD 163296 円盤の半径 49 au 付近のダスト円盤ギャップ付近において、CN, C<sub>2</sub>H, HCN の励起温度はそれぞれ約 40 K, 60 K, 30 K となっており、ラジカル分子である CN と C<sub>2</sub>H が、HCN よりも赤道面から離れた円盤表層の高温領域に存在することがわかる [6, 7]。

温度分布がわかれば、輝線強度から各分子の柱密度が得られる（実際は各半径での複数の輝線プロファイルをモンテカルロ法などでフィッティング

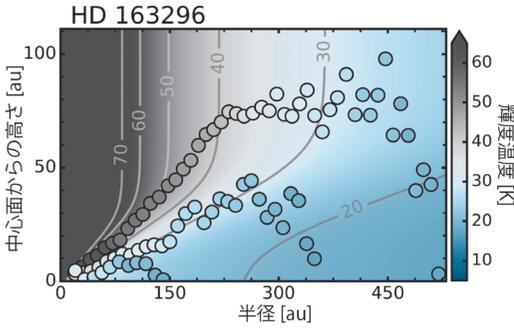


図3 HD163296円盤内の温度分布. 丸印が $^{12}\text{CO}$ ,  $^{13}\text{CO}$ および、 $\text{C}^{18}\text{O}$ 輝線観測から導出したガス温度, 背景の色コントアは観測結果をフィッティングして推定した温度分布. [5]より抜粋・改変 (©AAS. Reproduced with permission).

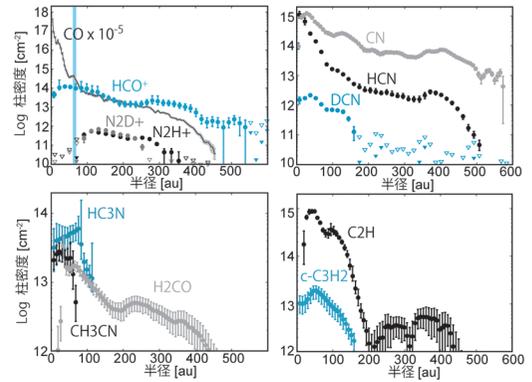


図4 HD163296円盤内の分子柱密度の半径分布. 左上パネル内の鉛直線はCOスノーライン位置を示す.

することで温度と柱密度が同時に得られる). 一部の分子については1つの遷移しか観測されていないため, 図1のような描像を参照しつつ $^{13}\text{CO}$ など同じ層に存在しそうな分子の励起温度を仮定して柱密度を求める. HD 163296円盤で得られた分子柱密度の分布を図4に示す [3, 6-9]. ここでも例えばCNとHCNを比較すると, 半径100 au以遠ではCNのほうがHCNよりも1桁程度柱密度が大きい. 紫外線が十分に遮蔽された分子雲の高密度領域では, 両者の水素分子に対する存在量は同程度かHCNのほうが大きいので, 円盤では表層の光解離領域の寄与が大きいことがわかる\*<sup>3</sup>. さらに両分子の柱密度の比(CN/HCN)は半径とともに上昇している. 円盤のガスおよびダストの密度は外側に向かって減少するため, 外側の領域ほどHCNを破壊する紫外線が入りやすいことを示している [7].

図4左上パネル内の鉛直線は, 輻射輸送を含む理論計算で推定されたCOのスノーライン位置を示す [8]. COの柱密度はおよそこの線より内側で急増しており, 密度の高い赤道面でCO氷が昇華しガス中に放出されていると推定できる. 一方,  $\text{N}_2\text{H}^+$  (及びその重水素体の $\text{N}_2\text{D}^+$ )はCO

スノーラインの内側で減少している. COは $\text{N}_2$ よりもプロトン親和力が高いので,  $\text{N}_2\text{H}^+$ はCOにプロトンを奪われて $\text{N}_2$ に戻ってしまうことを示している [3].

### 2.1 重水素濃縮

太陽系近傍の星間空間では, 重水素 (D) は数比にして水素 (H) の10万分の1 ( $10^{-5}$ ) 程度存在する. 一方, 地球の海水や隕石中の水, 星形成領域で観測される水の重水素の比率 (重水素比) はこれよりも1桁ほど高い. つまり $\text{HDO}/\text{H}_2\text{O}$ の数比はおおよそ $10^{-4}$ である. このように分子内の重水素比が元素の比よりも高くなる現象は重水素濃縮とよばれ, 水以外の分子でも観測される. 重水素濃縮は低温下での同位体交換反応によって生じるため, 太陽系物質の少なくとも一部が分子雲や円盤の低温領域起源と考える根拠となっている [10]. このように同位体は, 惑星科学やアストロケミストリーの分野で分子の生成過程や物質進化を探る指標としてよく用いられる.

重水素濃縮を引き起こす同位体交換反応は (i)  $\text{H}_3^+ + \text{HD} \rightarrow \text{H}_2\text{D}^+ + \text{H}_2$ , (ii)  $\text{CH}_3^+ + \text{HD} \rightarrow \text{CH}_2\text{D}^+ + \text{H}_2$  など複数のものが提案されている. これらの反応は温度に対してそれぞれ異なる依存性を持つ

\*<sup>3</sup> HCNの光解離によりCNが生成されること, また一般にCNの光解離率はHCNの光解離率よりも小さいことから, HCN/CN存在量比は紫外線強度を反映すると期待される.

ため、円盤内で様々な分子の重水素比の空間分布を測ることができれば、各分子がどの反応によって重水素濃縮を起こしているかもわかるはずである。例えば (ii) の反応は (i) の反応よりも高温まで効くので、(ii) によって重水素化される分子はより円盤内側の領域まで高い重水素比を持つと予想される。

図4に示すように、MAPSではDCNと $N_2D^+$ の観測が行われ、DCN/HCN比、 $N_2D^+/N_2H^+$ 比の半径分布が初めて定量的に導出された[3]。 $N_2D^+/N_2H^+$ 比が0.1-1と高い値を示すことは、 $N_2H^+$ がCOの凍結する低温領域 ( $\leq 20$  K) をトレースし、上記 (i) の交換反応のため重水素濃縮が効率的に起こるといふ理論予想と整合的である。一方、DCN/HCN比はひとつの円盤の中でも半径によって10-100倍ほど異なっており、特に中心星に近いほど小さくなることがわかった。HCNは複数の輝線が観測され、各半径での励起温度が得られたので、DCN/HCN比の温度依存性も求められた。30-40 K程度でもDCN/HCN比が $10^{-2}$ に達する領域があり、上記の (ii) の交換反応が効くことで比較的暖かい領域 (30-40 K) でも重水素濃縮が効率的に進行していることがわかった。T Tauri型星周りの円盤のDCN/HCN比は $10^{-2}$ 程度であり、ヘール・ボップ彗星の観測値と比べ1桁ほど高い。このことは、ヘール・ボップ彗星が原始太陽系円盤のごく内側 (MAPS観測の空間分解能である30 au以内) で形成されたという可能性を示唆する。あるいは別の可能性として、彗星に含まれるHCN分子は分子雲時代に生成された水を起源とするのかもしれない。

## 2.2 ガスの電離度と宇宙線電離率

円盤ガスはX線や宇宙線によって部分電離しており、円盤の進化に磁場が影響を与えることが理論研究で示されている。磁場とガスの相互作用はガスの電離度に依存するので、電離度を観測的に

求めることは重要である。MAPSではイオン分子である $HCO^+$ 、 $N_2D^+$ の観測と $N_2H^+$ のALMAアーカイブデータ解析が行われた[3, 4]。 $HCO^+$ はCOが豊富に存在する分子層での主要イオンである (図1)。 $HCO^+$ とCOの比を利用して分子層での $HCO^+$ の水素に対する存在量を求めると、半径100 au以遠ではおよそ $10^{-10}$ で、半径方向の変化は小さいことがわかった\*4。この存在量と円盤物理化学モデルの比較から、 $HCO^+$ は主にX線で電離される領域をトレースしていると考えられる[4]。半径100 au以内では、 $HCO^+$ の存在量は内側にむかって減少する。COの豊富な分子層は半径方向内向きに、温度上昇とともに赤道面付近へと延びていく (図1参照)。そこではX線が十分に遮蔽され、かつガス密度が高いために電離度は低く、COの柱密度が増加しても $HCO^+$ はほとんど増えないと考えられる。

$HCO^+$ が主にX線で電離される領域をトレースする一方、 $N_2D^+$ はCOスノーライン以遠の円盤赤道面における宇宙線電離率の指標となる。MAPSで得られた $N_2D^+$ の柱密度と円盤物理化学モデルとの比較により、IM Lup, AS 209, HD 163296の円盤赤道面の電離率は $10^{-18} s^{-1}$ 程度以上と推定された[4]。分子雲における宇宙線電離率は $10^{-17} s^{-1}$ なので、円盤赤道面は宇宙線がやや遮蔽されている可能性がある。

## 2.3 大型有機分子

MAPSでは $HC_3N$ 、 $CH_3CN$ という比較的大きな有機分子も観測された[9]。シアノ基 (-CN) をもつ有機分子は生命の材料物質となる可能性があり、近年、原始星周囲のエンベロープや円盤 (Class 0-I天体) での観測が注目されている。図2および図4からわかるように、これらの分子はダスト連続波の明るい半径100 au程度以内でのみ検出されている。この分布は、大きな有機分子がダスト表面を覆う氷内の反応や、氷から昇華し

\*4 分子層には $HCO^+$ 以外にも、 $H_3^+$ や $S^+$ などのイオンが存在すると考えられる。よって、ここで得られた $HCO^+$ 存在量は電離度の下限値とみなせる。

た分子を材料にした気相反応で効率的に生成されるという理論モデルや室内実験からの予想と整合的である。求められた分子柱密度が半径50 au以内に様に広がっているとすると、その総量は $10^{21}$  gにもなる。これはハレー彗星1万個分の質量に相当する。電波観測で捉えられるのはガス成分だけであり、円盤内の氷にはこのような有機分子がより大量に存在すると予想される。実際、中心星の一時的な増光によって急激な氷の昇華が起きていると考えられるV883 Oriという若い円盤の観測では、 $\text{CH}_3\text{CN}$ のほかに $\text{CH}_3\text{OH}$ ,  $\text{CH}_3\text{CHO}$ ,  $\text{CH}_3\text{OCHO}$ ,  $\text{CH}_3\text{COCH}_3$ などのより多種多様な有機分子が検出されている [11]。

### 3. 円盤ガスの揮発性元素存在量

揮発性物質(分子)はC, N, O元素の主要な担い手であり、惑星系形成に重要な影響を与える。揮発性物質は円盤内の温度に応じて、気相あるいは固相(氷)に分配される。気相に存在すればガス惑星の大気組成に反映され、固相に存在すれば惑星の種である微惑星の材料となるため、揮発性物質の気相・固相間の分配の理解は極めて重要である。前節で述べた気相分子の観測から、その分配を推定できるだろうか? また、惑星の円盤内における形成場所を観測的に制限する手法として、円盤ガスと系外ガス惑星大気元素存在量比(C/O比など)を比較する手法が提案されている\*5 [12]。この手法の発展には、円盤ガス元素組成の空間分布の理解が欠かせない。さらに、円盤ガス質量はもっぱらCO輝線からCO/H<sub>2</sub>存在量比を仮定して求められる。したがって、円盤ガスの元素組成は、円盤物理、円盤化学、系外惑星の

観点から興味深い問題であり、近年の円盤におけるアストロケミストリーの主要課題となっている。

#### 3.1 炭素と酸素

従来、原始惑星系円盤は星間空間と同様な元素組成を持ち、その化学組成は局所的な化学反応で決まると考えられてきた。そのような描像に立つと、分子層においてCO/H<sub>2</sub>存在量比は $10^{-4}$ 程度となるはずである。しかし、*Herschel*宇宙望遠鏡によるHD輝線\*6観測からTW Hya円盤のガス質量が求められたことを皮切りに、分子層においてCO/H<sub>2</sub>比が $10^{-4}$ よりも桁で小さいことがわかった。さらに炭素原子、H<sub>2</sub>O、炭化水素(C<sub>2</sub>H)の観測結果も合わせると、特定の分子ではなく、COスノーライン以遠の円盤外側領域において炭素と酸素の量が星間空間と比べ桁で少なく、かつ炭素/酸素比(C/O比)が1より大きいことが明らかになった [13]。星間空間ではC/O比は0.4程度なので、酸素の方が炭素よりも、より効率的に円盤外側領域のガスから失われていることを意味する。

円盤外側領域において炭素と酸素の量を減らすメカニズムとしては、現在主に二つ考えられている。第一に、炭素の多くが二酸化炭素(CO<sub>2</sub>)などCOより揮発性が低くかつより酸素を多く含む分子に変化して、ダスト上の氷内に存在している可能性がある。第二に、円盤内の乱流によって分子層のガスが赤道面に持ち込まれることで、赤道面の低温ダストに分子が凍結する。つまり、赤道面のダストが分子を気相から取り除くフィルターのような働きをする可能性がある。これらのプロセスは排他的ではなく、どちらも重要と考えられ

\*5 太陽系の彗星氷や星間水の分子組成と同様に、原始惑星系円盤の氷の主成分はH<sub>2</sub>O, CO, CO<sub>2</sub>と期待される。各分子のスノーラインの前後では、氷の昇華・凝縮によりガス中のC/O比が変動すると考えられる。ガス惑星大気元素存在量比が形成時の円盤ガスのそれを反映すると考えると、C/O比を指標に、惑星の円盤内における形成場所を制限できると期待できる。

\*6 HD/H<sub>2</sub>存在量比は円盤のほぼ全域において約 $10^{-5}$ と置いてよいいため、HDは円盤ガス質量の最もロバストなトレーサーと考えられている。

ている。さらに、赤道面の氷をまとったダストが中心星方向へ移動し、氷が昇華することにより、円盤内側に揮発性物質が濃集（円盤外側で欠乏）し、円盤内に元素組成の勾配が生じる。

円盤の元素組成を制限するには、円盤の物理構造をよく理解し、かつ様々な分子の輝線観測をすることが必要である。MAPSでは円盤の物理構造を制約したうえで、様々な分子輝線データが取得されており、円盤元素組成を制限するのに最適である。まず、円盤ガス-ダスト質量比を100と仮定したうえで、CO/H<sub>2</sub>比の半径分布が制限された。5天体すべてでCO/H<sub>2</sub>比は10<sup>-4</sup>よりも10-100倍小さく、半径方向にも変化していることがわかった [8]。また、C<sub>2</sub>Hの観測と円盤モデルの比較から、AS 209, HD 163296, MWC 480の3天体で、COスノーライン以遠及びCOスノーライン以内のガス中のC/O比が2程度であることがわかった [14]。C/O比が1以下の場合、ほぼすべての炭素はCOとして存在する。C/O比が1を超えると、すべての炭素をCOに固定することは不可能である。その場合、余った炭素からC<sub>2</sub>Hなどの炭化水素を生成することができるため、C<sub>2</sub>HはC/O比のよい指標と考えられている。以上から、AS209, HD 163296, MWC 480の3天体でガス惑星が形成する（している）ならば、その大気は炭素、酸素に乏しく、かつ高いC/O比で特徴づけられるかもしれない。

### 3.2 硫黄

硫黄 (S) は太陽系近傍の星間空間において5番目に多い元素である。しかし、硫黄に関する研究は炭素や酸素に比べ遅れており、星形成領域や原始惑星系円盤における硫黄の主要存在形態すらよくわかっていない。

MAPSでは硫黄を含む分子としてCSとSOが観測された。観測結果と円盤化学モデルの比較の結果、星間空間と比較して円盤ガス中には硫黄が

少ないことがわかった [15]。円盤を持つHerbig Ae/Be型星の表面組成<sup>\*7</sup>の観測から、円盤内の大部分の硫黄（～90%）はFeSなどの不揮発性物質（固体）に取り込まれていると推定されていることと整合的である [16]。また、観測されたCS/SO比を説明するためにはC/O $\geq$ 1が必要であり、C<sub>2</sub>Hの観測から得られた結果と調和的である。

## 4. 円盤内の化学構造とダスト構造

ALMAによるダスト連続波観測（～1 mm程度のダストに感度を持つ；以下mmダストと呼ぶ）により、多くの円盤にリング・ギャップ構造が見つまっている（図2）。リング・ギャップ構造の形成機構としては、惑星重力、種々の分子スノーライン近傍でのダスト進化、永年重力不安定性などさまざまな理論モデルが提案されている [17-19]。円盤内では、ガスとmmダストは力学的に相互作用しつつ異なる分布を持つ。そのため、ガスの詳細な構造を明らかにすることは、ダストのリング・ギャップ構造の形成機構を紐解く手がかりになると考えられる。例えば惑星重力が原因の場合、ダストのみならずガス構造にもギャップが形成され、ガスギャップ外側の圧力極大点にダストが溜まり、ダストリングが形成されると期待される。一方、ガスギャップ内の化学組成を明らかにすることは、（もしギャップが惑星重力によるものなら）まさに惑星形成環境の化学組成を明らかにすることに対応する。そのため、円盤内のガスの詳細構造とダスト詳細構造の関連を明らかにすることが、MAPSの主目的の一つである。本節ではまた、最近のALMA観測により明らかになった、非軸対称なダスト濃集領域を持つ円盤の化学構造についても述べる。

### 4.1 MAPS天体

円盤ガスのトレーサーとしては、CO輝線が最もよく用いられる。図5に、MAPSで観測された

\*7 Herbig Ae/Be型星は対流が遅く、その表面組成は円盤からの降着物質の組成を反映していると考えられる。

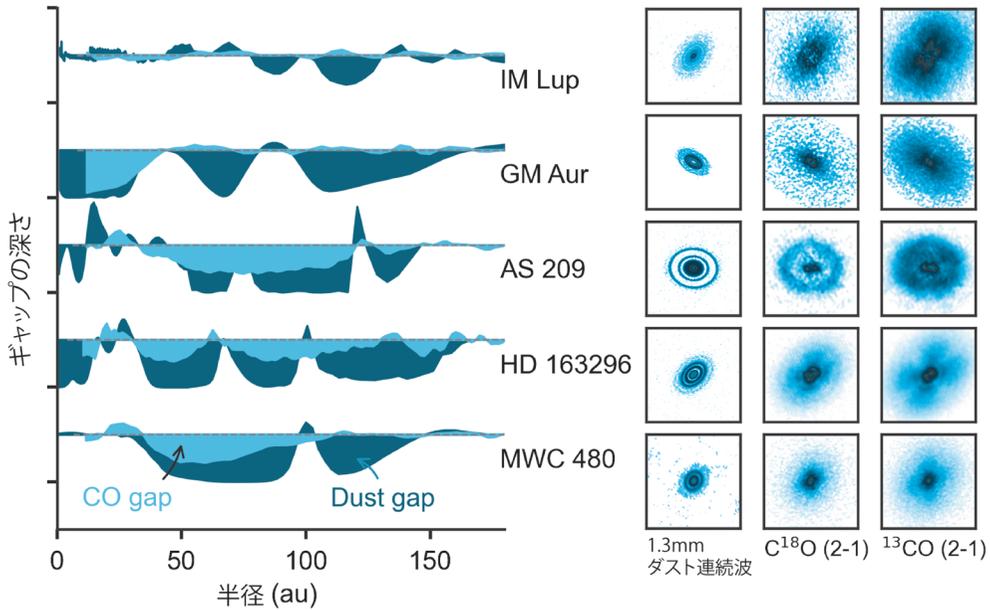


図5 左: COガスギャップ構造とダストギャップ構造の比較. ギャップ構造は, 観測を基に導出したCO柱密度とダスト柱密度をそれぞれ滑らかな関数でフィットし, 柱密度とフィットした関数の差分をとることで同定している. 右: ダスト連続波,  $C^{18}O$ 輝線,  $^{13}CO$ 輝線強度マップの比較. [8]より抜粋・改変 (©AAS. Reproduced with permission).

5つの円盤について, COガスギャップ構造とmmダストギャップ構造の比較を示す[8]. この図から2つの特徴が読み取れる.

- 1) COギャップの位置にはダストギャップも存在する. 典型的にはCOギャップの深さ(ギャップ内の柱密度とギャップ端の柱密度の比)は30-60%であり, ダストギャップよりも浅い.
- 2) ダストギャップの位置に必ずしもCOギャップが存在するわけではない.

(1)は惑星によるギャップ形成モデルと定性的に整合的である. 一方で, 円盤の $H_2$ ガスにギャップはなく,  $CO/H_2$ 比が周囲よりも低いだけという可能性もある. COギャップの付随するダストギャップが惑星によるものなのか, さらなる検証にはギャップ位置の速度構造解析(惑星により引き起こされるガスの運動のケプラー回転からのずれ)[20]や他の分子輝線( $H^{13}CO^+$ や

$DCO^+$ )による観測[21]が必要であろう. また(2)から, ダストのみにギャップ構造を作る機構も重要なことが示唆される. 例えば, HD 163296とMWC480円盤(いずれもHerbig Ae/Be型星周りの円盤)では,  $C^{17}O$ (1-0)輝線と円盤化学モデルから推定されたCOスノーライン位置(それぞれ半径65 au, 100 au)にダストリングが付随することがわかった. COスノーライン近傍で, CO氷の焼結によりダストが壊れやすくなることで, スノーライン位置にダストが濃集しているのかもしれない[18].

COは自己遮蔽効果のため紫外線によって壊れにくく存在量も大きい. そのため, 他のMAPSで観測された分子(HCNなど)に比べ, 物理環境の変化に鈍感である(ゆえに $H_2$ の良いトレーサーと考えられてきた). CO以外の分子は, より顕著に輝線強度の半径分布に構造が見られる(図2). 観測された5天体全てで分子輝線のリング・

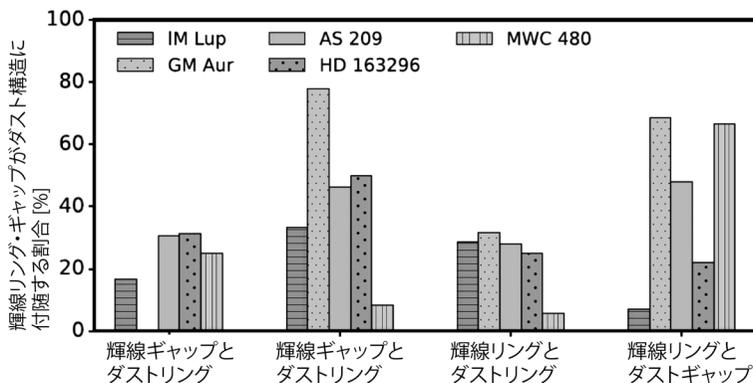


図6 分子輝線リング・輝線ギャップがダスト連続波リング・ギャップに付随する割合. [22] より抜粋・改変 (©AAS. Reproduced with permission).

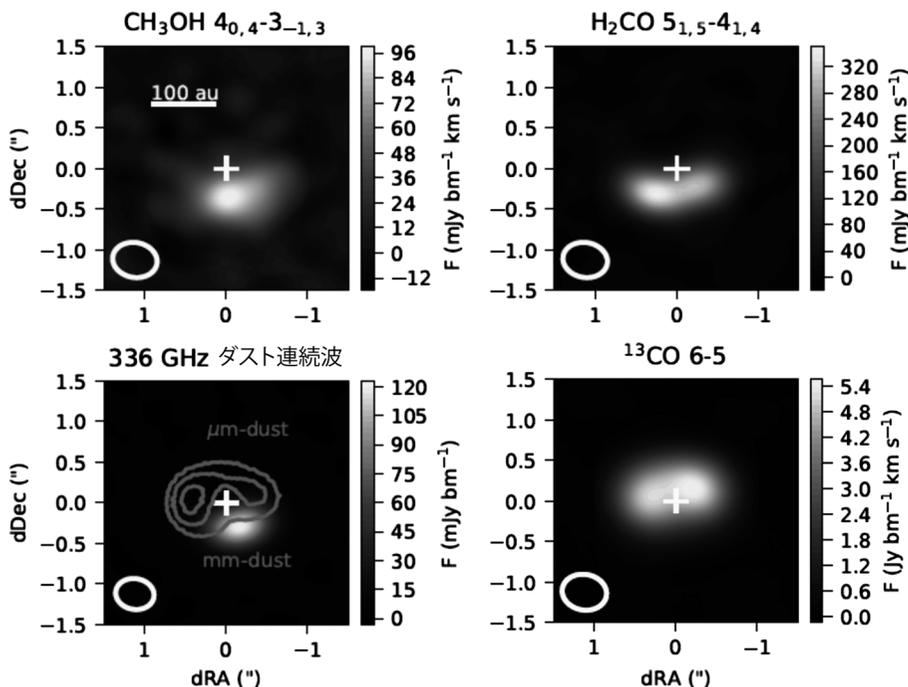


図7 Oph IRS 48円盤におけるダスト連続波のマップ (左下) と  $\text{CH}_3\text{OH}$  輝線 (左上),  $\text{H}_2\text{CO}$  輝線 (右上),  $^{13}\text{CO}$  輝線 (右下) のマップ. 各パネルの中心の十字架は中心星の位置, 左下の白丸はビームサイズを表す. [25] より抜粋・改変 (©ESO. Reproduced with permission).

ギャップ構造が見られ, 計200以上のリング・ギャップ構造が発見された. 図6に, 発見された分子輝線リング・ギャップがダスト構造に付随する割合を示す [22]. 大部分の分子輝線リング・ギャップが, ダストリングあるいはギャップ構造

に付随することがわかる. 輝線ギャップとダストリング, 輝線リングとダストギャップのペアの割合が高く, それらに比べるとリング同士, ギャップ同士が同じ位置にある割合は小さい. ダストリング・ギャップ位置では, 温度や紫外線など物理

環境の局所的な変化がガスの分子組成に影響を与え、それが輝線リング・ギャップとして観測されていると考えられる。また、ダストリングでは分子輝線が光学的に厚いダストにより吸収されることで輝線ギャップとして見えている可能性もある。

#### 4.2 Oph IRS 48円盤

中心に穴のあいた円盤は遷移円盤と呼ばれ、Oph IRS 48円盤は遷移円盤の一つである。このような円盤は特異なものではない。ダスト連続波のALMAサーベイ観測によると、おおきみ座星形成領域の原始惑星系円盤のうち、10%程度が中心に大きな穴(>20 au)を持つ遷移円盤である[23]。図7にOph IRS 48円盤におけるダスト連続波のマップとCH<sub>3</sub>OH, H<sub>2</sub>CO, <sup>13</sup>CO輝線のマップを示す。μmダストとCOガスがリング状に分布している一方、mmダストは南側にのみ三日月上に分布している。これは何らかの原因でガスが非軸対称な圧力分布をもち、高圧領域にmmダストが集まったためと考えられている。このようなmmダストの特異な分布の発見は、ALMAの初期成果の一つであった[24]。

さらに、この天体の最近のALMA観測で、CH<sub>3</sub>OHとH<sub>2</sub>COがmmダストの分布とよく一致することが明らかになった[25]。CH<sub>3</sub>OHとH<sub>2</sub>COは、ダスト表面上でCOに水素原子が付加することでダストを覆う氷として生成すると考えられている<sup>\*8</sup>。したがって、氷を含むmmダストが高圧領域に濃集し、氷の昇華によりCH<sub>3</sub>OHとH<sub>2</sub>COがガス中に放出されたと考えるのが自然である。また、CSとSOの観測から、mmダスト濃集領域でCS/SO比が1より小さいことがわかった。このことは、酸素に富んだ氷(つまりH<sub>2</sub>O氷やCO<sub>2</sub>氷)の昇華と整合的である[26]。以上の結果は、ダスト進化が円盤の化学進化に重大な影響を与えることを明確に示しており、興味深

い。

## 5. おわりに

MAPSによるALMA分子輝線観測の空間分解能は0.15–0.3″(～15–50 au)であり、それよりも大きなスケールの円盤構造の詳細がMAPSにより明らかになった。昨年暮れに打ち上げられたJWST宇宙望遠鏡による赤外線観測により、円盤内側(<5 au)の表層部からのH<sub>2</sub>O, CO<sub>2</sub>, NH<sub>3</sub>などの様々な分子線の放射が観測可能である。3.1節で触れたように、氷をまとったダストが中心星方向へ移動して氷が昇華することにより、円盤内に動径方向の元素組成勾配が生じうる。JWSTとMAPSのデータを合わせることで、円盤全体の化学構造と円盤内での揮発性物質の輸送の詳細が明らかになると期待される。

一方で、COなどの強い輝線については、輝線プロファイルを解析することで、MAPSデータからも0.1″以内の輝線強度の半径分布を推定することができる[27]。円盤ガスは(ほぼ)ケプラー回転しているので、中心星からの距離とドップラー速度(つまり輝線プロファイル)を対応づけることが可能だからである。MAPSで観測された<sup>12</sup>CO, <sup>13</sup>CO等の光学的に厚い輝線からはガス温度が推定可能である。円盤内縁部の温度分布はJWSTなどの赤外観測の解釈に有用であろう。一方、円盤内縁部ではダストが(サブ)ミリ波で光学的に厚くなり、分子輝線の放射が見えなくなることが最近のALMA観測によりわかってきた。円盤内縁部の赤道面のガスの観測には、ngVLAを用いたより長波長域での観測が極めて重要であろう。

MAPSの結果は計20本の原著論文として出版されている。本稿では触れることができなかったが、円盤風[28]や円盤ガスの詳細な速度構造(ケプラー回転からのずれ)[29]の解析結果も論文と

<sup>\*8</sup> H<sub>2</sub>COはガス中での化学反応でも生成されうるが、H<sub>2</sub>CO/CH<sub>3</sub>OH柱密度比が1よりも小さいことから、H<sub>2</sub>COとCH<sub>3</sub>OHはともにダスト表面反応で生成されたと考えられる。

して出版されている。興味を持たれた方にはぜひ原著論文に目を通していただきたい。また、MAPSプロジェクトで得られたデータは<http://alma-maps.info/>で公開されている。

## 謝 辞

アストロケミストリー特集号に際して、本稿の執筆機会をくださった福井暁彦氏に感謝いたします。MAPSはハーバード大学のKarin I. Öberg教授を代表とする米、欧、東アジア、チリの国際プロジェクトです。共同研究者であるMAPSチームメンバーに深く感謝します。本研究はALMA共同科学研究事業(2019-13B)、学術変革領域(A)「次世代アストロケミストリー」の支援を受けています。

## 参考文献

- [1] Andrews, S. M., et al., 2018, *ApJ*, 869, L41  
 [2] Öberg, K. I., et al., 2021, *ApJS*, 257, 1  
 [3] Cataldi, G., et al., 2021, *ApJS*, 257, 10  
 [4] Aikawa, Y., et al., 2021, *ApJS*, 257, 13  
 [5] Law, C. J., et al., 2021a, *ApJS*, 257, 4  
 [6] Guzmán, V. V., et al., 2021, *ApJS*, 257, 6  
 [7] Bergner, J. B., et al., 2021, *ApJS*, 257, 11  
 [8] Zhang, K., et al., 2021, *ApJS*, 257, 5  
 [9] Ilee, J. D., et al., 2021, *ApJS*, 257, 9  
 [10] 古家健次, *天文月報*, 111, 41  
 [11] Lee, J.-E., et al., 2019, *Nat. Astron.*, 3, 314  
 [12] Öberg, K. I., et al., 2011, *ApJ*, 743, L16  
 [13] Bergin, E. A., et al., 2016, *ApJ*, 831, 101  
 [14] Bosman, A. D., et al., 2021a, *ApJS*, 257, 7  
 [15] Le Gal, R., et al., 2021, *ApJS*, 257, 12  
 [16] Kama, M., et al., 2019, *ApJ*, 885, 114  
 [17] 金川和弘, *天文月報*, 110, 262  
 [18] Okuzumi, S., et al., 2016, *ApJ*, 821, 82  
 [19] Takahashi, S. Z., & Inutsuka, S.-i., 2014, *ApJ*, 794, 55  
 [20] Alarcón, F., et al., 2021, *ApJS*, 257, 8  
 [21] Smirnov-Pinchukov, G. V., et al., 2020, *A&A*, 644, A4  
 [22] Law, C. J., et al., 2021b, *ApJS*, 257, 3  
 [23] van der Marel, N., et al., 2018, *ApJ*, 854, 177  
 [24] van der Marel, N., et al., 2013, *Science*, 340, 1199  
 [25] van der Marel, N., et al., 2021, *A&A*, 651, L5  
 [26] Booth, A. S., et al., 2021a, *A&A*, 651, L6  
 [27] Bosman, A. D., et al., 2021b, *ApJS*, 257, 15  
 [28] Booth, A. S., et al., 2021b, *ApJS*, 257, 16  
 [29] Teague, R., et al., 2021, *ApJS*, 257, 18

## Chemistry in Protoplanetary Disks Revealed with ALMA: The First Results of MAPS Project

Kenji FURUYA<sup>1</sup>, Yoshihide YAMATO<sup>2</sup>,  
Gianni CATALDI<sup>1,2</sup> and Yuri AIKAWA<sup>2</sup>

<sup>1</sup>*National Astronomical Observatory of Japan, Division of Theoretical Astronomy, 2-21-1 Osawa, Mitaka, Tokyo 181-8588, Japan*

<sup>2</sup>*Department of Astronomy, The University of Tokyo, Bunkyo-ku, Tokyo 113-0033, Japan*

Abstract: In this article, we introduce astrochemistry in protoplanetary disks, focusing on the first results of Molecules with ALMA at Planet-forming Scales (MAPS) project, which is one of the ALMA Large Program. Within the MAPS program, more than 20 different molecules have been observed toward 5 protoplanetary disks with high spatial resolutions (15–50 au). Molecular emission lines provide a wealth of information such as chemical composition, temperature distribution, ionization degree, and gas dynamics in disks.