^{特集「新・惑星形成論」} 大気から探る惑星形成:原始太陽系円盤の影に よる木星大気組成の説明

大野 和正

2021年12月15日受領, 査読を経て2022年2月24日受理

(要旨) 惑星の大気組成は,惑星が原始惑星系円盤のどこでどのように形成されたのかを探る重要な手 がかりである.半世紀に渡る惑星探査は様々な太陽系内惑星大気の物理・化学的性質を明らかにし,近年 ではトランジット分光観測や直接撮像観測の発展により系外惑星の大気組成に関しても詳細が分かるよ うになってきた.特に系外惑星大気への理解は,2021年12月に打上げられたJWSTによって今後劇的に 進展することが期待される.このような背景のもと,惑星形成過程と惑星大気組成を関連づける理論的 整備を行う重要性は極めて高い.本稿では,惑星形成過程と大気組成をいかに結びつけるかに関して現 状の理解を概説した後,木星の形成過程・場所を大気組成の観点から議論する.特に,近年筆者らが提唱 する「木星大気組成は,原始太陽系円盤の構造に付随する"影"が円盤の温度・化学構造を従来の理解と大 きく異なるものへと変えていたことを反映している」という新説に関して詳細に紹介する.

1. はじめに

地球や木星といった惑星の形成・進化過程を解明 することは、惑星科学および天文学における大目標 の1つである.これを達成する上で、惑星の物理・化 学的特徴を知ることは必要不可欠である.太陽系 内ではボイジャー2号による太陽系巨大惑星の大回 遊、カッシーニ探査機による土星系の探査、JUNO 探査機による木星重力場測定など数多くの惑星探 査が行われてきた.太陽系外に目を向けると、ケプ ラー宇宙望遠鏡などによって5000個を超える太陽 系外惑星が現在までに発見されており(2022年4月、 NASA Exoplanet Archiveを参照)、近年では発見 のみならず質量・半径・軌道要素・化学組成の観測的 制約といった惑星の特徴付けも盛んに行われている.

惑星の形成・進化過程を探る上で,惑星大気は貴 重な情報源となる.惑星大気は,原始惑星系円盤中 のガスの捕獲や固体物質の蒸発および脱ガス等に よって形成される.大気形成過程は,原始惑星が木

1.カリフォルニア大学サンタクルーズ校 kono2@ucsc.edu 星のようなガス惑星となるか地球や海王星のような 固体惑星となるかを運命づけ,現在の系外惑星分布 を大きく左右する.系外惑星分布には1.5—2 地球 半径の短周期惑星の欠乏[1]をはじめとする惑星の 存在率が著しく欠乏する領域が存在するが,これら を説明する有力な物理機構として,惑星の大気散逸 が議論されている[2,3].このことからも,惑星形成・ 進化過程を探る上で,惑星大気は重要な要素である ことが伺えるだろう.

近年特に注目を集めているのは,惑星大気の化学 組成である.先述したように,惑星大気は原始惑星 系円盤ガスや固体物質が元となるため,その組成は 形成時の周囲の化学組成を反映していると期待され る.太陽系内惑星においては,木星の形成過程につ いてガリレオプローブによるその場観測の結果から 様々な議論がなされてきた(3節参照).太陽系外も含 めた一般的な文脈では,原始惑星系円盤の化学組 成が場所によって異なることを利用して,大気組成 から惑星形成場所を推定する試みが盛んに行われ ている(2節参照).2021年12月に打ち上げられた次 世代宇宙望遠鏡JWSTは,多数の系外惑星大気を 詳細に調べることが計画されており,惑星大気組成 と惑星形成過程を橋渡しする理論の整備が急務と なっている。

そこで本稿では、これまでに分かっている惑星の 大気組成、および惑星大気組成と惑星形成論を繋 ぐ過去の理論研究の整理を太陽系に主に注目して 行う.特に、現在までに最も大気組成がよく調べら れている巨大惑星である木星の起源に関して大気組 成の観点からどのような議論がなされてきたかまと めた後、筆者らが近年提唱する「木星の大気組成を 理解する上で、原始惑星系円盤の構造が生み出す "影"が重要な役割を果たす」という新説に関して紹 介する.

2.太陽系の巨大惑星大気

惑星大気は1次大気と2次大気に大別される.1次 大気とは、原始惑星系円盤ガスを重力的に束縛する ことで形成される水素・ヘリウムを主体とした大気を 指す.原始惑星系円盤散逸後に形成される水素・ヘ リウムより重い元素主体の大気を2次大気と呼ぶ. 本稿では原始惑星系円盤内の惑星形成過程と特に 関連が深い1次大気に焦点を絞って紹介する.

2.1 太陽系内巨大惑星の大気組成

太陽系内巨大惑星の大気組成は過去半世紀に渡 る数多くの観測・探査で調べられてきた.図1に各惑 星大気の主な元素の存在率を示した(参考文献[4,5] に主に準拠).原始太陽系円盤と太陽はバルク組成 を共有するため,巨大惑星の大気組成は太陽組成と 類似するのではないかという予測が最初に立てられ る.しかし図1を見ると,いずれの惑星大気も太陽組 成と大きく異なる組成を持つことが分かる.これら 元素存在率は,原始太陽系円盤での物理・化学プロ セスを反映していると考えられ,過去に原始太陽系円 盤で何が起きていたかを探る重要な手がかりとなる. 以下で,各惑星大気の特徴を簡単に紹介していく.

2.1.1 木星

木星は現在までで最もよく大気が調べられている 巨大惑星である。特に1995年のガリレオプローブの 質量分析計によるその場観測によって,主要な重元



図1:太陽系巨大惑星大気中の主要な元素の水素に対する存在 量(M/H).オレンジ,茶色,水色,青点はそれぞれ木星,土 星,天王星,海王星の元素量を示している.各元素量は原 始太陽組成で規格化されている.各元素存在量は参考文献 [4,5,16,17]から引用した.なお,木星のPおよび土星のC,P, Sの存在量に対して報告されている誤差棒は点のサイズより 小さい.

素(O, C, N, S)に加えて希ガス(Ar, Kr, Xe)の存在 量が制約されている点が特徴的である[6,7].木星大 気組成の大きな特徴として、大気中の殆どの元素が 原始太陽組成の約3倍の存在量となっている点であ る、当初、〇に関しては太陽組成より遥かに低い存 在量が報告されていたが、これはガリレオプローブ が局所的に乾燥している領域に突入したためと解釈 されていた、近年のIUNOのマイクロ波放射計によ る大気深部(0.7-30 bar)の観測の結果。不定性は 大きいものの〇の存在量も他の元素と同等であるこ とが示唆されている[8].3節で議論するように、揮 発性の高いNや希ガスの存在量が他の元素と同等 に高いことは形成過程に興味深い制約を与える.図 1において、OとNの存在量はJUNOのマイクロ波 放射計による木星赤道域の大気深部の放射光観測 [8,9]から、Pはカッシーニ探査機の赤外線分光器に よる各緯度の惑星放射光観測による推定値の平均 [10]から、それ以外の元素はガリレオプローブの質 量分析計を用いたその場観測[11.12]から存在量が 制約されている. 放射光観測による制約値には、観 測の解釈に用いたモデル由来の誤差(例えば雲の光 学特性や温度構造の不定性など)も含まれる点には 注意が必要である.



図2: 原始惑星系円盤内で元素量の変化を引き起こす機構の概略図.本図ではCとOの変動に焦点を置いた.スノーライン前後での揮発性元素の昇華・凍結に伴って、気相・固相中のCとOの存在量が変動する.またスノーラインの内側付近ではダストの落下・蒸発に伴う蒸気の濃 集が発生する.COスノーライン以遠ではほぼ全てのCとOが固相に凍結することで、固相のC/O比は中心星のそれとほぼ一致する.一方、 気相中ではCとOがほぼ存在しない状況となる(主要なCとOのリザーバーは依然COのため、C/O~1となる).

2.1.2 土星

土星は木星に比べて重元素に富んだ大気をして いることが知られている.カッシーニ探査機の赤外 線分光器による放射光観測からC, N, Pの存在量が [10,13,14]. VLA干渉計による電波観測からSの存 在量が[15](Sに関しては間接的に)制約されている. これらの元素はNを除いていずれも太陽組成のおよ そ10倍程度の存在量となっている.Nの存在量は太 陽組成の~3倍程度と他に比べて低いが,NH4SH雲 の形成などで気相中のNが枯渇した領域を観測し ている可能性がある[4].また,Sの存在量はSを含 む分子(H₂S)の観測からでなく,NH4SHの雲形成 によって大気上層のNH3が枯渇していることを仮定 したモデルから推定された値であり[15],モデルに 強く依存した推定値である点には注意が必要である [4].

2.1.3 天王星, 海王星

天王星と海王星は類似の大気組成を持つこと が示唆されている.ハッブル宇宙望遠鏡の画像分 光器(STIS)による可視光観測からCの存在量が [16,17], ALMAによるミリ波観測からSとNの存在 量[18,19]が制約されている.CとSの存在量は土星

よりさらに高く、太陽組成の~50倍前後程度である ことが示唆されている.興味深い点として、天王星と 海王星においては大気中からHoSが観測されている 点が挙げられる[20,21]. H₂Sは大気深部でNH₄SH 雲に凝結することで枯渇すると考えられており、 観 測できるほどH₂Sが存在しているということは、大 気深部のNH₃の量がH₂Sを枯渇しきるほど高くない (S/N比>1. 太陽組成のS/N比は約0.2)可能性を示 唆する.注意点として,天王星と海王星に対して推定 されている存在量の値は観測スペクトルと比較する モデルの温度構造や雲の光学特性の仮定によって ~30%程度は変動しうる¹. また,図1に示すような水 素に対する元素の存在量を推定する上で大気中の 総水素量を知る必要があるが、O/H比が潜在的に 高い天王星と海王星においてはH2Oにトラップされ る水素の寄与も無視できない可能性がある点に注 意が必要である[5].

3. 惑星形成過程と大気組成

大気組成は、惑星がどこでどのように形成したか

¹例えば天王星のCH₄, つまりCの存在量は理論スペクトルの計算 に用いる雲の構成粒子を完全球とするか非球形の粒子とするか で推定値に~30%程度の違いが出ている[22].

を探る重要な手がかりとなりうる. 代表的なアイデ アとして、Oberg氏らが提案した「大気の元素比か ら惑星の形成場所を制約できる | というものがある [23]. 原始惑星系円盤にはH₂OやCOなどの揮発性 元素に対応するスノーラインが複数存在し、それら の前後で気相および固相の元素比が変化する(図2 を参照). 例えば、H₂Oスノーライン以遠ではH₂Oが 凍結することで気相からOが取り除かれ、気相のC/ O比が増加し、一方で固相のC/O比が減少する、そ のため、ガス惑星大気が高いC/O比を持っていた場 合、気相のC/O比が高くなるH₂Oスノーライン以遠 で形成されたと推測を立てることができる。実際に は円盤ガスに加えて微惑星などの固体成分も蒸発・ 解離を介して大気組成を変えるため、上述の推測が 成り立つとは限らない. 正しく大気の元素比と形成 場所を結びつけるには、円盤および惑星形成の理論 モデルが必要となる.

大気の化学組成及び観測スペクトルはC/O比に 強く依存するため[24-26],惑星大気のC/O比と形 成過程を結びつける研究がこれまで数多く行われて きた.これらの研究は原始惑星系円盤の化学構造 に注目したものと,惑星コア及び大気の集積時に化 学組成がどのように進化するかに注目したものに大 別される.これまでにどのような理論研究が行われ てきたかを以下に紹介する.

3.1 原始惑星系円盤の化学構造

円盤の化学構造を推定する最も簡潔な手法は,揮 発性分子の凝縮・昇華の釣り合いから,固相および 気相に各分子がどのように分配されるかを各軌道で 計算するというものである[23,27,28].ある分子種に 着目した場合,分子の昇華率は温度に非常に敏感な ため,円盤内側ではほぼ全ての分子が気相として存 在し,ある分子に対応するスノーラインを超えるとほ ぼ全てが固相に凍結する.従って,円盤の元素比は 動径方向に階段状に変化することとなる.

上記の研究では予め考慮する分子種および存在 量を仮定する必要がある.より発展した研究として、 反応速度論に基づいた化学モデルを用いて、円盤の 化学組成の進化を追う研究も行われている[29-32]. 円盤化学モデルによると、主要な分子種や元素比の 動径分布は円盤形成時の初期の化学組成や宇宙線 による電離率など複数の要素に依存する.また,単 純な凝縮・昇華平衡に基づくモデルではあまり考慮 しないO₂や有機物などが生成される可能性も示唆さ れている.O₂や炭化水素は揮発性が非常に高く,円 盤広範囲の気相のC/O比に大きな影響を与える.

近年ではダストの落下に伴う揮発性元素の動径 輸送に着目した研究も複数行われている.例えば, スノーラインを横切ったダストは蒸発を介してスノー ライン内側の揮発性元素量を増大させる可能性が 示唆されている[33-36,図2も参照].この現象は, 円盤ガスの移流に比べてダストの落下速度が早く, スノーライン内側への揮発性元素供給が過多となる ことに起因する.落下ダストの蒸発は円盤ガス中の 揮発性元素の存在量を上げる数少ない機構であり, 近年注目を集めている.一方,微惑星などがスノー ライン外側で蒸気のシンクとして働く場合,スノーラ イン内側の蒸気量は外側への拡散によって減少する 可能性もある[33,37].

多くの研究はある時刻での円盤のスナップショッ トを基に惑星大気への影響を議論しているが、実際 には円盤の化学構造は時間進化する[31].また、円 盤温度・化学構造の時間変化の描像は主星の質量に よって異なる点も興味深い[38].円盤化学構造が時 間進化する点を利用することで、いつ惑星が形成し たのかを大気の組成から制約できる可能性がある.

3.2 惑星集積に伴う化学組成変化

3.1節で紹介した円盤化学モデルを惑星形成モデ ルと組み合わせることで、最終的な惑星組成の予測 が可能となる。大気組成は降着ガスの組成に加え て、微惑星や小石など降着固体物質の組成も反映す る.これは、1次大気を纏うような中大型の惑星は 原始大気が厚く、固体降着物がコアに到達する前に 解離・蒸発して大気に取り込まれるためである[39, 40].多くの研究は、微惑星降着による惑星質量及び 化学組成の進化を種族合成モデル[41-44]もしくは N体計算[45]を用いて計算している。これらの研究 によると、大気の揮発性元素量は木星質量のガス惑 星においても降着する微惑星の組成を主に反映する ことが示唆されている[42,43].これは、太陽組成の ガスは重元素の質量存在率が約1%程度のため、ガ ス中の元素比が支配的になるには固体の100倍以上 の質量のガスが降着する必要があるためである.

近年では小石降着の枠組みのもとでの大気組成 進化も調べられている[46-48]. 小石降着シナリオ で形成される惑星大気の特徴として、大気の組成は 固体でなく寧ろ円盤ガスを反映する可能性がある点 が挙げられる.これは,惑星コアが小石孤立質量以 上に成長すると惑星近傍に圧力極大点を作ることで 小石をトラップし、それ以上の小石降着を妨げるた めである[49]. 孤立質量を上回った惑星はガスのみ を降着し、大気は円盤ガスの組成をそのまま反映す ることになる、しかし、この推測は微惑星の降着が ないという仮定に基づいている点には注意が必要で ある. 現実には小石降着と微惑星降着の両方が起き ることが予想され、それぞれの組成的な観点からの 相対的な重要性は今後調べる必要があるだろう、小 石降着と微惑星降着の物理素過程の詳細に関して は、本特集号の小林氏による総説を参照されたい、

3.3 C/O比以外のトレーサー

近年では大気中のC/O比以外の元素比に着目し た研究も行われ始めている。例えば大気中のN/O 比やN/C比は形成場所を探る上でC/O比より優れ ている可能性が議論されている[44,45]. これは、気 相・固相中のNの存在量がNH₃スノーライン、N₂ス ノーラインを境に大きく変動することに起因する.次 節で紹介する木星形成に関する議論も、大気中の N及び希ガスの存在比をいかに説明するかが主軸と なっている. また, Sは円盤内で主に固体として存在 すると考えられており[50], 大気中のSの存在量から 大気にどれだけ固体物質が取り込まれたかを制約 できる可能性がある[35]. 類似のアイデアとして、Fe. Mg. Siなどの難揮発性元素にも近年注目が集まっ ている[51,52]. これらの元素は中心星近傍の超高 温惑星であれば大気中で気相として存在するため, 存在量の観測的制約が可能となる.

4. 大気組成から探る木星形成過程

本節では具体的に木星に注目して、大気組成の観 点からどのような形成シナリオが議論されてきたか を紹介する.特に、本節の後半では筆者らが近年提 案する「木星大気組成は過去の原始太陽系円盤内に 構造が存在したことを示唆している」という説につい て紹介する.太陽系ガス惑星の観測および形成論に 関しては,堀氏による詳細な総説[53]が本特集号に 掲載されているため,そちらも参照されたい.

4.1 木星大気の均質な揮発性元素超過の謎

木星大気組成の最大の特徴は、殆どの元素が共 通して太陽組成の約3倍の存在量となっている点で ある(図1を参照). 例外として、大気中のヘリウムとネ オンは太陽組成に比べて枯渇していることが知られ ているが、これらの元素は雨粒として大気深部に沈 降したことで、形成時と現在の存在量が異なると考 えられている[54]. そのため,本稿ではヘリウム・ネオ ン以外の元素に着目する、重元素量の超過自体は、 原始大気中での微惑星や小石の蒸発・解離であった り、大気中へのコアの溶解²によって引き起こされた と解釈することができる.しかし、ここで問題となる のがN及び希ガスの超過である. これらの元素は揮 発性が非常に高く、円盤内では基本的には固相か ら分離している. これらの元素を固体として惑星に持 ち込むことは容易ではなく、何故これらの揮発性元 素が他の元素と同様に超過を示すのかは長年の謎と なっている、以下で、これまで提案されてきた木星大 気の揮発性元素超過を説明する可能性を紹介する.

一つの可能性として、希ガスなどの揮発性元素は 結晶質のH₂O氷にクラスレートハイドレートとして捕 獲されて、木星まで持ち込まれた可能性が示唆され ている[59,60].クラスレートハイドレートは通常の 昇華温度より高い温度³でも固相に分子をトラップす ることができる。しかし、これらの研究は木星軌道 付近の温度を見積もる際に中心星輻射による加熱を 考慮されていない、中心星輻射による加熱を考慮し たダストとガスの質量比0.01の降着円盤の時間進化 計算では、木星軌道付近は希ガスをクラスレートにト

²木星は大気が厚く,コア表面の温度は10000 Kを超える.この ような高温下においてはSiO₂やH₂Oなどが水素に混和,すなわ ちガス惑星コアが水素大気に溶け込む可能性が示唆されている [55,56].ただし,混和したコアが上層の大気と混ざるかはコア付 近の対流構造に大きく依るため自明ではない[57].また,近年で は原始惑星の巨大衝突によってもコアが掘削されることで大気に 溶け込み,上層大気まで混ざる可能性が示唆されている[58]. ³Arの純氷の昇華温度は20—25 K程度なのに対して,Arクラス レートは35—40 K程度までArを固相として保持することができ る[62]. ラップできるほど低温(約40 K以下)にはならないと いう可能性が示唆されている[61].ただし、次節で 紹介するダスト面密度の動径方向の変動に伴う影形 成によって、木星軌道付近がクラスレート形成が可 能なほど低温になる可能性がある.一方、クラスレー ト形成は、多数のH₂O分子で揮発性分子をトラップ する機構であるため、大気に多くのOが持ち込まれ ることとなる.クラスレート説で予言されているOの 存在量は、ガリレオプローブ及びJUNOの観測から 現状示唆されている存在量より高いものとなってい る[8].

別の可能性として、Nや希ガスは円盤ガスとして木 星に持ち込まれた可能性も検討されている[61,63-651. 円盤ガス中の揮発性元素量は様々な物理機構 で変化しうる. 例えば, 円盤遠方の極低温領域では Nや希ガスもダスト上に凍結しており、光蒸発による 円盤ガス散逸の際に揮発性元素の存在量が相対的 に増加していく可能性が示唆されている[61,63]. ま た、前節で紹介したダストの動径移動に伴う蒸発も 気相中の揮発性元素量を増加させうる[65,図2]. 濃縮円盤ガスの降着説は木星大気を説明する有力 な機構だが、難揮発性のSとPはガスとして持ち込め ないため、SとPの存在量がNや希ガスの存在量と 同程度である点まで同時に説明することはできない [48]. SとPが惑星コアや微惑星などの固体として別 個に持ち込まれた可能性はあるが、その際に他の元 素(例えばH₂O氷に含まれるOや有機物に含まれる C)も同時に持ち込まれると考えられるため、他の元 素量が高くなりすぎることがないかは検討が必要で ある.

近年,木星コアは円盤の遠方領域で形成されたと いう可能性も議論されている[28,66].円盤赤道面 温度が30Kを下回る30 AU以遠では揮発性の極め て高いN₂及びArも凍結するため,揮発性の高い元 素を自然に惑星コアに取り込むことができる.後に 惑星コアの一部が溶解することで大気を汚染したと 仮定すれば,木星大気の均質な揮発性元素超過を 説明可能である.しかし,このコア遠方形成説は30 AU以遠でコアを形成し,その後に現在の軌道であ る5 AUまで軌道移動する必要がある.近年のペブ ル集積によるガス惑星のコア形成及び軌道移動の 理論研究[67]によれば,30 AU以遠から5 AUへの



図3: (上図) 4.2節で仮定した円盤の不透明度に主に寄与する小 ダストの固体面密度分布. H₂Oスノーライン前後の面密度比 をパラメーターf_{SL}として変化させた. 円盤ガス面密度はf_{SL}=1 の場合の固体面密度の100倍を仮定した. (下図) 上図の面 密度分布を仮定した場合に得られる温度構造. f_{SL}<1の場 合にはスノーライン背後に影ができ, 温度が大きく減少する. [71]の図1より引用. Ohno & Ueda, A&A, 651, L2, 2021, reproduced with permission ©ESO.

コアの軌道移動はペブル質量フラックスがダスト成 長計算[68]の予言する値より5倍以上高く,かつ限ら れた初期軌道の場合でしか起こらない.またこれら の研究でコアの軌道移動が成功する場合において も、コアが現在の木星軌道に到着するのは1 Myr以 降となっている.太陽系の隕石同位体二分性を説明 する有力な機構として、木星コアが1Myr以内に内 側円盤と外側円盤を空間的に分断したという説が提 案されているが[69]、この説は木星コア遠方形成説 とは相容れないものとなっている.太陽系の隕石同 位体二分性の詳細に関しては、本特集号の荒川・深 井・本間氏らの総説[70]を参照されたい.

4.2 H₂Oスノーラインの"影"による説明

本節では筆者らが近年提案する「惑星大気組成を 解釈する上で原始惑星系円盤の構造に付随する影 が重要な役割を果たす」という新説について紹介す る[71].前節で紹介した研究は、いずれも円盤の遠 方に向かうほど低温になる所謂受動的円盤と呼ばれ る円盤温度構造を仮定している.ダストとガスの比 が0.01の最小質量円盤を仮定すると、現在の木星軌 道付近は中心星輻射によって約70Kほどとなる[72]. この温度がN₂や希ガスが凍結するには高温すぎる (約30K以下である必要がある)ことが、木星大気の 揮発性元素超過が謎となっている原因である.

4.2.1 "影"が円盤温度構造に与える影響

受動的円盤は多くの惑星形成の研究で仮定される 温度構造だが、必ずしも円盤温度構造がこれに従うと は限らない.特に円盤内に何らかの構造が存在する 場合、中心星の光が遮られることで円盤内に中心星 の光が届かない低温な影領域が形成されうる[73,74]. 例えば、円盤内縁は中心星から直接輻射を受けること で高温で膨らんでおり、背後に影を落とすことが示唆 されている[73].この現象はself-shadowingと呼ば れ、Herbic Ae/Be星の赤外SEDおよび散乱光の観 測からその存在が示唆され[75,76], Tタウリ型星に対 しても議論され始めている[77].また、円盤内の局所 的なダスト濃集領域も影の要因となりうる.植田氏ら による理論計算では、円盤内側領域のデッドゾーン⁴ 内側境界ではダストが濃集⁵し、背後に低温な影領域 が形成されることが示唆されている[74].

木星形成領域の円盤温度を考える上で, 筆者らは 原始太陽系円盤のH₂Oスノーラインに着目した.円 盤内のダスト成長計算によると、H₂Oスノーライン 付近にはダストが濃集し, 固体面密度が桁で増加す る可能性が示唆されている[79.80]. これは、スノー ラインを横切る際にダスト同士の付着しやすさが変 化することに起因している. ダストはある速度(臨界 付着速度)を超えて衝突すると付着合体できずに小 さな破片へと破壊される. この臨界付着速度は岩石 ダストの方がH₂O氷に覆われたダストより低い(つま り岩石ダストの方が付着しづらい)と一般には考えら れており、スノーライン内側ではダストのサイズが破 壊によって低下する. 原始惑星系円盤内では, サイズ が約1m以下のダストはサイズが大きいほど円盤ガス と分離してより早く円盤内側へと落下することが知 られている[81]. したがって. 破壊によってダストの サイズが急減するスノーライン内側ではダストの落 下速度も遅くなり、ダストの渋滞が発生する. H2Oス ノーラインの位置は、円盤が非常に若い(降着率の 高い)時期を除けば5 AU以内に存在すると考えられ る. そのため、H₂Oスノーライン付近にダストが濃集 すると、現在の木星軌道にH2Oスノーラインの影を 差す可能性がある.

上記の着想のもと、筆者らはH₂Oスノーラインを 境に固体面密度が変化する状況下での円盤温度構 造を調べた.スノーラインでどの程度固体面密度が 変化するかは円盤内の乱流強度に加え、岩石及び 氷ダストの臨界付着速度に依存しており、未だ不定 性は大きい.本研究では、円盤の可視・赤外波長域 の不透明度に主に寄与する小ダストの面密度(以下 より固体面密度と呼ぶ)がスノーラインで階段状に 変化する簡素な円盤モデルを採用し、どの程度面密 度が変化するかをパラメーターfst として変化させた (図3上). ここで, 図3に示す小ダストの面密度が必 ずしも総固体面密度と一致するわけではない点には 注意されたい. 例えば参考文献[80]でも見て取れる ように、スノーライン以遠の総固体面密度はダストの サイズ分布に応じて不透明度に寄与する1-100 μm のダスト面密度より約1-2桁程度高くなりうる.計 算内ではH₂Oスノーラインの位置とスノーライン内 側の円盤構造を固定するため、 スノーライン以遠の 固体面密度をパラメーターとしている. そのため、各

⁴円盤の面密度が高いことで宇宙線が赤道面まで到達できず,か つ温度が約1000K以下でアルカリ金属の熱電離も無視できる領 域を指す[78]. デッドゾーンでは円盤赤道面の電離度が低いこと で背景磁場と円盤ガスが分離しており,磁場駆動の乱流が抑制 されると考えられている.

⁵デッドゾーン内側境界より内側ではアルカリ金属の熱電離により 円盤の電離度が上がり,磁場によって乱流が駆動される.この乱 流強度が急激に変化するデッドゾーン内側境界では円盤面密度 も急激に変化することで圧力極大点が形成される.一方,円盤内 でダストは圧力が高い方向に移動する(円盤ガスはダストに対し て圧力勾配が負の場合には向かい風,正の場合には追い風とな るため)ため,デッドゾーン内側境界にはダストが濃集すると考え られている[74].



図4: (右下図以外) 水素に対する各元素の気相(点線)・固相(実線)中の体積混合率. 横軸は軌道距離, スノーライン前後での固体面密度比は f_{SL}=0.03に固定した. (右下図) Arの固相中の存在量を様々なf_{SL}に対してプロットした. [71]の図2より引用. Ohno & Ueda, A&A, 651, L2, 2021, reproduced with permission ©ESO.

モデル毎にダストの質量フラックス及び円盤の総固 体量が異なりうる点には注意されたい.先行研究の 手法[74]と同様に公開コードRADMC-3D[82]を用い て,光子の伝搬・円盤ダストによる吸収・再放射・散乱 を乱数を用いて確率過程として計算するモンテカルロ 輻射輸送計算から円盤赤道面の温度分布を求めた. ダストの不透明度を計算する上では参考文献[83]と同 様のダストの組成を採用し,最小・最大半径が0.1・100 μ mでベキが-3.5乗の冪乗サイズ分布を仮定した.計 算において中心星輻射に加え,乱流粘性パラメーター⁶ $a=3\times10^4$ に対応する粘性加熱も考慮した.また, H₂Oスノーラインの位置は計算結果から得られる温 度構造と整合的になるよう調整した.

様々なスノーラインにおける固体面密度比に対す る円盤赤道面温度を図3下に示す.スノーラインにダ スト濃集が存在しない場合(f_{sL}=1, f_{sL}はスノーライ ン以遠と以内の固体面密度比),赤道面温度は内か ら外に向けて低温になる典型的な受動的円盤の構 造に従う.一方,スノーラインにダスト濃集がある場 合(f_{sL}<1),スノーライン背後の3—7 AUの温度が 大きく低下しうるということが分かった.これは,ス ノーライン内側に比べて外側のダスト円盤の厚みが 薄くなることで,円盤表面が中心星からの光を直接 受け取れない(つまり影になる)ことに起因する.受動 的円盤では円盤表面の中心星に加熱されたダストが 赤外線を再放射することで円盤赤道面の温度を増

⁶原始惑星系円盤では円盤ガスの乱流運動による角運動量輸送 が起きる. 乱流による実効的な粘性vは無次元パラメーターaを 用いてv=ac_aHと定義される.ここでc_aとHはそれぞれ音速と円盤 の厚み(スケールハイト)である.



図5: 4.2.2節の化学構造から推定された木星(左図)及び土星(右図)の大気組成. 白点は観測から制約されている元素存在量である. 左図内の PとArに対しては規格化に用いる太陽組成の文献値による違いが大きいため, [84]と[85]の両方の文献値によって規格化した値を示して いる. [71]の図3より引用. Ohno & Ueda, A&A, 651, L2, 2021, reproduced with permission ©ESO.

加させるが,影領域では赤道面直上のダストが中心 星の光で加熱されないため,円盤赤道面が低温にな る.特に,スノーラインでの面密度差が約30倍以上 となる場合(f_{SL}<=0.03),木星形成領域付近の温度 は30Kを下回りうることが分かった.

4.2.2 影差す円盤の化学構造と 惑星大気組成

影領域を持つ円盤は温度構造が異なり,円盤の 化学構造も従来考えられていたものと大きく異なる 可能性がある.筆者らは[30]の手法に従い,円盤の 各軌道で揮発性分子がどの程度固相に凍結するか を計算した.化学種としてはH₂O,CO,CO₂,C₂H₆, NH₃, N₂, Ar, Kr, Xeを考慮し,各分子の総存在量 (固相+気相)は[30]と同様の方法で星間物質内の存 在量に類似するよう見積もった.円盤内には複数種 の有機物(CH₄やC₂H₂など)が存在すると考えられる が,本研究では[30]と同様にC₂H₆を他の有機分子の 代理として用いている.どのような有機分子がどれだ け存在するかを具体的に知るには円盤化学モデルを 用いる必要があり,今後の課題である.

影による円盤寒冷化は、従来の理解とは定性的 に異なる化学構造を生み出す。f_{SL}=0.03の場合にお ける各軌道での固相及び気相中の各化学種の存在 量を図4に示した.大半の揮発性分子(CO₂, NH₃, C_2H_6)は2AU以遠で既に固相に凍結する. 複数の分 子種のスノーラインが2 AU付近に集中しているの は、 $H_2Oスノーライン背後で影形成による急激な温$ 度低下が起きているためである. 温度が特に低くな $る3—7 AU領域ではCO, <math>N_2$, Arもダスト上に凍結 する. 興味深いことに、これらの超揮発性分子は~7 AU以遠では再び気相に戻る. これは~7 AU以遠は 影の外に対応し、赤道面温度が影領域に比べて高 いためである(図3下も参照). この円盤内側で固相, 外側領域で気相に変化する円盤構造は受動的円盤 では見られない、影を持つ円盤固有の特性となる.

今回考慮した化学種の中で最も揮発性の高いAr に注目し、化学構造がスノーラインでの固体面密度 比 f_{sL} にどのように依存するかを図4右下に示した. その結果、スノーラインでの固体面密度比が30倍以 上(f_{sL} <=0.03)と十分大きければ、~2—7 AUにおい てもArの凍結が可能であることが分かった. 30倍 以上の固体面密度変化が現実的であるかだが、氷、 岩石ダストの臨界付着速度をそれぞれ10,1 m/sと した過去のダスト成長計算では、乱流粘性パラメー ター $a=10^{-3}$ —10⁻⁴の範囲内で固体面密度は100— 1000倍ほどに変化している[80]. 従って、ダスト成 長計算で標準的に仮定されるパラメーターのもとで、 十分に木星形成領域を冷却することが可能であると 考えられる.

4.2.3 木星および土星の大気組成への示唆

前節で紹介した円盤の影による寒冷化が実際に 起きたと仮定すると、原始木星が現在の軌道付近で 形成された場合においても木星大気の組成を説明 できる可能性がある。例として、5 AUにおけるガス と固体の組成に適当な比率を掛けて足し合わせる ことで、木星が現在の軌道付近に形成された場合に 形成されうる大気の組成の見積もりを行った。ガス に対する固体組成の寄与は、固体として持ち込まれ たと考えられる難揮発性のSの存在量が観測値と一 致するよう調整した。

様々な f_{SL} に対して見積った木星大気組成を図5左 に示す.スノーラインでの固体面密度変動が小さい 場合(f_{SL} >=0.3),N・希ガスの存在量は太陽組成程 度となり,観測値を説明することができない.これ は、5AU近傍が影によって十分に冷え切らず,N₂と 希ガスが気相に留まっているためである.一方で固 体面密度比が30倍以上(f_{SL} <=0.03)であれば,木星 が現在の軌道付近で形成された場合でも大気の各 元素の存在量を説明できる可能性がある.これは, N₂と希ガスを含む揮発性元素が全て凍結すること で固相中のSと他の重元素の比が太陽組成と等しく なり,他の重元素の存在量もSと同様に固体を持ち 込むことで上げられるためである.

筆者らは更に土星の大気組成も同様に見積もっ た(図5右).興味深いことに、今回調べたパラメー ター範囲内では土星大気は木星のような均質な揮 発性元素超過を示さないことが分かった.これは、 現在の土星軌道が影領域の外に位置し、N₂や希ガ スが気相に留まっているためである. 4.1節で紹介し た先行研究のシナリオでは、いずれも木星と同様に 土星に対しても均質な揮発性元素超過を引き起こす と考えられる. そのため、土星大気の元素量、特に NとArの存在量から影シナリオとその他を区別でき る可能性がある.ただし、今回の大気組成の見積も りが現在の軌道の組成のみを用いた極めて簡易な ものである点には注意しなければならない. 実際に は円盤構造の時間進化や惑星の軌道移動によって N₂や希ガスを豊富に含む固体を獲得する可能性もあ り、より現実的な円盤進化とガス惑星形成のモデル を用いた更なる検討が必要である.



図6: 図3より全体の固体面密度が1桁高い場合の円盤赤道面温 度. 計算においては、 $H_2OZJ-ラインの位置が図3と同程$ $度になるよう乱流粘性パラメーターを<math>\alpha$ =10⁻⁴としている. f_{SL} が0.1以上の場合は円盤全域のダスト/ガス質量比が0.1を超 え、これは太陽組成の重元素質量存在率が~0.01であること と不整合となる. そのため、 f_{SL} <0.1に対してのみ計算を行っ た. [71]の図C1より引用. Ohno & Ueda, A&A, 651, L2, 2021, reproduced with permission ©ESO.

4.2.4 議論と今後の課題

本研究結果は、現在の軌道付近で木星が形成さ れた場合においても大気の組成を説明できる可能性 を示唆する.一方、本研究では複数の簡単化が施さ れている点には注意が必要である。例えば、本研究 では円盤面密度構造を固定して円盤化学構造の計 算を行なったが、実際には円盤の構造は時間と共に 変化する.3.1節で紹介したように、各軌道における 揮発性元素量はダストや蒸気の動径輸送によって 変化するため、低温な影領域が揮発性元素の動径 輸送および各軌道における存在量にどのような影響 を与えるかは円盤進化の理論モデルを用いて調べる 必要がある.

若い円盤は降着率が大きいことに加えて光学的に も厚く,粘性加熱の影響がより強くなる.筆者らは若 い円盤を模擬するため,全体の固体面密度を図3で 仮定した分布より1桁上げた上で同様の計算を行っ た(図6).その結果,固体面密度が全体的に1桁高い 場合においても,H₂Oスノーライン以遠には影となる 領域ができ,円盤赤道面温度は30 Kを下回りうるこ とを確認した.一方,若い円盤においてはH₂Oスノー ラインが今回仮定した位置より遠方に存在すること が有り得る. H₂Oスノーラインが現在の木星軌道以 遠に存在する場合,影領域の有無に関わらず木星軌 道で揮発性元素の凍結を引き起こすことはできな い. そのため,本稿が提案する影シナリオが成立す るためには,円盤の降着率が低下してスノーライン が木星軌道の内側に存在する時期に木星大気に重 元素を供給する微惑星及び惑星コアを形成する必要 がある. 具体的にどの程度の時期・期間にスノーライ ンが木星軌道以内に存在するかは,乱流強度などの 円盤の物理的性質に加えて円盤ガスの降着メカニズ ムにも依存する⁷ため,今後検討が必要である.

本研究の大きな課題の1つとして、本研究は 木星形成を陽に計算していない点が挙げられ る。例えば木星コアが影領域で形成し、その後 コアの一部が大気と混和したことで大気の重元 素超過を引き起こす状況を仮定する場合、木星 コアが影領域で形成可能であるかは明らかでな い. 微惑星集積による原始惑星の孤立質量⁸は 幅が約10ヒル半径の円環内に存在する総固体量 として見積もることができる[88]が、5 AUでの 孤 立 質 量 は およそ $M_{iso}=0.6\times(\Sigma/1 \text{ g cm}^{-2})^{3/2}$ 地球質量となる⁹ 暴走ガス降着によるガス惑星形成 に必要なコアの質量は、原始大気の不透明度や降 着率にもよるが典型的には10地球質量程度と示唆 されており[89],図3に示している固体面密度は特に f_{sL}<0.3の場合では木星コアを形成するのに不足し ているように見える. ただし、4.2.1節でも注意書きし たように、固体物質のサイズ分布に応じて総固体面 密度は図3が示す円盤の不透明度に寄与する小ダス トの面密度より桁で高くなりうる.また、円盤遠方か

らドリフトしてきたダストによって十分な量の固体物 質が供給される可能性もある.近年の小林氏と田中 氏によるダスト成長から微惑星集積によるコア形成 を統一的に計算した研究では、遠方からドリフトし てきたダストが微惑星へと成長することで10AUより 内側の総固体面密度を上げ,0.2 Myr程度で10地球 質量のコアを6—7AU軌道に形成可能であることが 示された[90].このように、5AU付近の影領域の固体 量が十分であるかはダストの成長と移動と密接に関 わるため、影構造を持つ円盤におけるダスト成長計算 による検証が今後必要となるであろう.

円盤の影領域はダスト成長及び微惑星形成にお いて有利となる可能性がある. 微惑星形成の障壁の 1つとしてダストの動径移動が知られている、これは ダストがある程度のサイズまで成長するとダストの 成長より落下の方が早くなり、 微惑星を形成する前 にダストが中心星に落ちてしまうという問題である が(詳細は奥住氏による天文月報記事[91]などを参 照)、ここで興味深いのはダストの落下速度が円盤の 温度に比例する¹⁰点である。円盤影領域は極低温の ためダストの落下が減速し、ダストが微惑星まで成 長するのを促進する場所である可能性を示唆する. 一方,影領域での微惑星形成が起きた場合,H₂Oス ノーラインへの固体質量フラックスが低くなるため. 影構造にも影響を与えると考えられる. 円盤内の影 形成とそれに関連した微惑星形成過程を調べるに は、影形成を考慮可能な温度構造計算と円盤内の ダスト成長・移動を自己無撞着に扱うことが可能な 新たな枠組み[92]が必要になると筆者は考える.

本研究で考慮していない物理過程の影響も今後 の研究で調べる必要がある.例えば、本研究での計 算では輻射及び粘性による加熱を考慮しているが、 円盤ガスの動径移動に伴う熱輸送や揮発性元素が 凍結する際の潜熱解放による加熱を考慮していない. 潜熱は各分子のスノーラインが集中する影領域 の端では重要となりうるが、温度が極小となる領域 では各分子が気相から既に枯渇していることから影

⁷円盤の降着は乱流による角運動量輸送でなく、大局的な磁場に よって円盤表層のガスの角運動量が抜き取られることで駆動さ れている可能性が近年示唆されている、この降着機構の場合,降 着加熱は光学的に薄い円盤表層で主に起きることで、円盤赤道 面の加熱に殆ど寄与しない可能性が森氏らの研究によって議論 されている[86]. 詳細は森氏の遊星人記事[87]を参照されたい. ⁸微惑星集積において、原始惑星は軌道上の重力的に束縛可能 な範囲内に存在する微惑星の総質量まで成長することができる. この質量を孤立質量と呼ぶ.

⁹孤立質量は $M_{iso}=20\pi rr_{H}\Sigma$ と与えられる.ここでは軌道半径, r_{H} はヒル半径, Σ は総固体面密度である.この式に孤立質量に達 した二天体のヒル半径 $r_{H}=r(2M_{iso}/3M_{sun})^{1/3}$ を代入し(M_{sun} は太 陽質量), M_{iso} について解いた.

¹⁰ダストの動径速度は円盤の圧力勾配と関係する無次元量 $\eta=0.5(c_s/r\Omega_k)^2 \times (dlnP/dlnr)に比例し[79], c_s²が温度に比例$ $することから来ている.無次元量<math>\eta$ はガスの角速度のケプラー角 速度からの圧力勾配によるズレ,すなわちダストが受ける円盤ガ スの向かい風の強さを表す(圧力勾配が正の場合,ガスの角速度 はケプラー角速度よりおよそ $\eta\Omega_k$ だけ遅い).

響は無視できると予想される.円盤ガスの動径移動 に伴う熱輸送は影による低温領域を狭めるよう作用 すると考えられるが,具体的な影響を探るには詳細 な検討が必要である.

上記に加えて形成直後の木星は熱く,木星自身の 光度も重要となりえる.木星の周囲が光学的に薄い と仮定すると,平衡温度がT=30 Kとなる木星から の距離は

$$d = \left(\frac{L}{16\pi\sigma T^4}\right)^{\frac{1}{2}} \approx 0.9 \, AU \, \left(\frac{L}{10^{-4}L_{sun}}\right)^{\frac{1}{2}} (\frac{T}{30 \, K})^{-2}$$

となる、ここでLは木星光度、dは木星からの距離、 L_{sun}は太陽光度, σはステファンボルツマン定数で ある、参考文献[93]の木星形成計算によれば、木星 光度は暴走ガス降着時には~3×10-3 L_{sun}程度まで 一時的に上昇し、周囲のガスが枯渇するなどでガス 降着を終えると~10⁻⁵ L_{sun}程度まで下がると予測さ れている.したがって、木星からの距離が暴走ガス 降着時は約5AU以内、ガス降着終了後も約1AU以 内に存在する固体物質は木星自身の輻射によって加 熱され、揮発性元素を保持できない可能性がある。 一方、固体物質が木星近傍で昇華を経験する場合、 3.1節で紹介したスノーライン内側の場合と同様に 木星周囲のガスの揮発性元素量が局所的に増加す る可能性もある. 形成直後の木星近傍で固体物質が どのような熱史を辿り、揮発性元素がどのように固 相・気相感を移動するのかは今後更なる検討が必要 である.

H₂Oスノーライン以外のスノーラインにおいても影 形成が起こりうるかは、スノーライン前後でダストの 付着しやすさがどのように変化するかに依存すると 考えられる。例えばCO₂スノーラインに着目した場 合、CO₂氷はH₂O氷に比べて付着しずらいことが示 唆されており[94,95]、スノーライン内側より外側の 方が破壊によってダストのサイズが小さくなると予想 される。これはCO₂スノーライン外側の方が内側より 固体面密度が高い(ダスト円盤が厚い)というH₂Oス ノーライン前後とは逆の状況に対応する。影を形成 するには中心星から見て手前のダスト円盤が外側に 比べて厚いという幾何学的な条件を要することを踏 まえると、CO₂スノーラインでは影が形成されないと 予想される。他のスノーラインに対しても同様の議論 ができると思われる.希ガス氷は他の元素に比べて 存在量が桁で低い(図4を参照)ことからダストの臨 界破壊速度への影響は小さいと予想されるが,CO やN₂はH₂Oと同程度の存在量であるため、ダストの 臨界破壊速度に影響を与えると考えられる.今後の 実験研究等でこれらの氷物質の付着度合いを調べ ることで、個々のスノーラインに対する影の有無を議 論することが可能となるであろう.

影領域が木星のガリレオ衛星系の組成に影響を 与えるかは興味深い問いであるが、筆者はガリレオ 衛星系には影の影響は現れないと予想している.理 由として、衛星形成の舞台と考えらる周惑星円盤の 温度構造は原始惑星系円盤の温度構造と独立して 決まる点が挙げられる.これは、周惑星円盤のサイ ズスケールが原始惑星系円盤より遥かに小さく、降 着率が低い場合でも面密度及び光学的厚みが高く なり、粘性加熱によって温度構造が決定するためで ある.実際に、芝池氏らによるガリレオ衛星系の形 成シミュレーションでは、 周惑星円盤の質量降着率 が0.01木星質量 Myr-1以下の場合でも、最遠方に位 置するテティスより内側(26木星半径以内)の円盤全 域が粘性加熱によって100 Kを超えている[96].よっ て、影領域の特徴である窒素や希ガスなどの揮発性 元素は周惑星円盤に入った段階で昇華し、ガリレオ 衛星の組成には寄与しないと予想される.また、ガ リレオ衛星の総質量は木星質量の~0.01%程度と太 陽組成中の重元素の質量存在率(~1%)より二桁低い ため、ガリレオ衛星として難揮発性の元素がトラッ プされることの木星大気組成への影響も殆ど無視 できると考えられる.

影による円盤内側領域の低温化がどれだけ普遍 的であるかは円盤観測からも検証する必要がある. 今回提案したH₂Oスノーラインによる影が現れる 10 AU以内は,現行の観測の空間分解能から詳細 を知ることは難しい.一方,興味深いことに,近年の ALMAによる他波長観測ではリング・ギャップ構造 が円盤の光学的に厚い領域にも存在することが示 唆されており,円盤の温度変化を反映している可能 性がある[97]. 今後のALMAによる複数波長観測 により,これら光学的に厚いリング・ギャップ構造が 影に関連するものであるかを詳細に議論できるよう になると期待される.ALMAによる近年の円盤観



図7: 筆者らが提案する影形成による木星揮発性元素超過シナリ オの概略図. [71]の図5を改変. Ohno & Ueda, A&A, 651, L2, 2021, reproduced with permission ©ESO.

測の詳細に関しては、本特集号の植田氏による総説 [98]を参照されたい。

5. まとめと今後の展望

本項では惑星形成過程と惑星大気組成をいかに 繋げるかに関して、現状の理解を筆者らの近年の 研究も絡めて整理した.筆者らが提案する、木星大 気の均質な揮発性元素超過を説明しうるシナリオを 図7にまとめた. 原始惑星系円盤内にダスト濃集領 域などの構造が存在すると、背後に影を形成するこ とで円盤温度構造を大きく変えうる. 影差す円盤で は、円盤内側領域でもN2, CO, 希ガスが固相に凍 結するなど、化学構造が従来の理解から大きく異な るものとなりうる. 特に筆者らは、H₂Oスノーライン でのダストの臨界付着速度の変化に伴うダスト濃集 に着目し、スノーラインでの固体面密度変動が十分 (~30倍以上)大きければ現在の木星軌道付近におい てもNoや希ガスが固相に凍結することを明らかにし た. これらの固体物質が原始木星の材料となること で、これまで謎に包まれていた木星の均質な揮発性 元素超過を説明できる可能性がある.影構造の継 続時間は現状では未解明である。例えば、原始木星 がある程度まで成長すると、落下ダストをせき止める

ことで自ら影形成を止める可能性がある.今後は時 間進化する円盤内で,影構造がどのように形成・消失 し,円盤の化学構造及び惑星の組成に影響を与える のか調べる必要があるだろう.

今後. IWSTやArielといった次世代宇宙望遠鏡 により高精度・広波長域の観測が多数の系外惑星に 対して行われる.現状.系外惑星の大気観測は地上 望遠鏡による可視波長とハッブル宇宙望遠鏡による 近赤外波長での観測が主に行われている. これらの 波長域ではH₂O, Na, K, TiOなどが大気の主な吸 収源となっており、更には系外惑星大気中の雲や靄 の影響を受けやすいことから、大気の元素比はあま り良くは制約されてはいない(系外惑星大気のトラン ジット分光観測に関しては福井氏,成田氏,川島氏, 筆者の過去の遊星人および天文月報記事[99-102] も参照). それでもなお, ホットジュピター大気におけ るOの枯渇及び過剰なアルカリ金属[103]. Cが豊富 なのに対してOに欠乏した超木星質量惑星[104], C と〇が共に欠乏したホットジュピター[105]など興味 深い観測結果が続々と出始めている。今後、IWST 及びArielによる観測で系外惑星大気への知見は 加速度的に増していくことになるだろう.一方、太陽 系内においても、木星以外に見られるNの相対的な 欠乏や巨大氷惑星のC/S比など議論すべき点はま だまだ多い. ALMAによる円盤観測で原始惑星系 円盤および惑星形成過程への理解が深まりつつあ る中. 惑星大気と形成過程をいかに橋渡しするかも 今後詳細に検討していくことが重要だろうと筆者は 考える。

謝辞

本記事の執筆機会を与えてくださった本特集号の ゲストエディターである東京工業大学の奥住聡氏に 感謝します.本記事は筆者が第一著者である参考 文献[71]の内容から主に構成されています.本記事 を改訂する上で多くの有益なコメントをくださった匿 名の査読者様,参考文献[61]の詳細に関して教えて くださったニース天文台のTristan Guillot氏,ま た本研究を遂行するにあたり多くの実りある議論を して頂いた共同研究者であるマックス・プランク天 文学研究所の植田高啓氏,大学院時代の指導教員 である東京工業大学の奥住聡氏,現受入教員であ るカリフォルニア大学サンタクルーズ校のJonathan Fortney氏には深く感謝致します.本研究は,日本 学術振興会の海外特別研究員制度の支援を受け ています.本稿の図はA&Aから転載許可を頂き, Ohno & Ueda (2021)の図を改変し掲載させて頂い たものです.

参考文献

- [1] Fulton, J. B. et al., 2017, ApJ 154, 109.
- [2] Owen, J. and Wu, Y., 2017, ApJ 847, 29.
- [3] Ginzburg, S. et al., 2018, MNRAS 476, 759.
- [4] Atreya, K. et al., 2018, The Origin and Evolution of Saturn, with Exoplanet Perspective (Cambridge University Press).
- [5] Atreya, K. et al., 2020, Space Science Review 216, 17.
- [6] Mahaffy, R. et al., 2000, JGR 105, 15061.
- [7] Wong, H. et al., 2004, Icarus 171, 153.
- [8] Li, C. et al., 2020, Nature Astron. 4, 609.
- [9] Bolton, S. et al., 2017, Science 356, 821.
- [10] Fletcher, N. et al., 2009, Icarus 202, 543.
- [11] Mahaffy, R. et al., 2000, JGR 105, 15061.
- [12] Wong, H. et al., 2004, Icarus 171, 153.
- [13] Fletcher, N. et al., 2009, Icarus 199, 351.
- [14] Fletcher, N. et al., 2011, Icarus 214, 510.
- [15] Briggs, F. and Sackett, P., 1989, Icarus 80, 77.
- [16] Karkoschka, E. and Tomasko, M., 2011, Icarus 211, 780.
- [17] Sromovsky, A. et al., 2011, Icarus 217, 292.
- [19] Tollefson, J. et al., 2021, The Planetary Science Journal 2, 105.
- [19] Molter, E. et al., 2021, The Planetary Science Journal 2, 3.
- [20] Irwin, P. et al., 2018, Nature Astron. 2, 420.
- [21] Irwin, P. et al., 2019, Icarus 321, 550.
- [22] Sromovsky, A. et al., 2019, Icarus 317, 266.
- [23] Oberg, K. et al., 2011, ApJL 743, 16.
- [24] Madhusudhan, N., 2012, ApJ 758, 36.
- [25] Moses, J. et al., 2013, ApJ 763, 25.
- [26] Notsu, S. et al., 2020, MNRAS 499, 2229.

- [27] Espinoza, N. et al., 2017, ApJ 838, 9.
- [28] Oberg, K. and Wordsworth, R., 2019, AJ 158, 194.
- [29] Helling, C. et al., 2014, Life 4, 142.
- [30] Eistrup, C. et al., 2016, A&A 595, 83.
- [31] Eistrup, C. et al., 2018, A&A 613, 14.
- [32] Cridland, A. et al., 2017, MNRAS 461, 3274.
- [33] Cuzzi, J. and Zahnle, K., 2004, ApJ 614, 490.
- [34] Oberg, K. and Bergin, E., 2016, ApJL 831, 19.
- [35] Booth, A. et al., 2017, MNRAS 469, 3994.
- [36] Booth, A. and Ilee, D., 2019, MNRAS 487, 3998.
- [37] Ali-Dib, M. et al., 2014, ApJ 785, 125.
- [38] Miley, J. et al., 2021, MNRAS 500, 4658.
- [39] Pollack, J. et al., 1986, Icarus 67, 409.
- [40] Fortney, J. et al., 2013, ApJ 775, 80.
- [41] Madhusudhan, N. et al., 2014, ApJ 794, 12.
- [42] Mordasini, C. et al., 2016, ApJ 832, 41.
- [43] Cridland, A. et al., 2019, A&A 632, 63.
- [44] Cridland, A. et al., 2020, A&A 642, 229.
- [45] Turrini, D. et al., 2021, ApJ 909, 40.
- [46] Madhusudhan, N. et al., 2017, MNRAS 469, 4102.
- [47] Schneider, D. and Bitsch, B., 2021, A&A 654, 71.
- [48] Schneider, D. and Bitsch, B., 2021, A&A 654, 72.
- [49] Lambrechts, M. et al., 2014, A&A 572, 35.
- [50] Kama, M. et al., 2019, ApJ 885, 114.
- [51] Lothringer, D. et al., 2021, ApJ 914, 12.
- [52] Hands, O. and Helled, R., 2022, MNRAS 894, 902.
- [53] 堀 安範, 2022, 遊星人 31, 1.
- [54] Wilson, H. and Militzer, B., 2010, Phys. Rev. Lett. 104, 121101.
- [55] Wilson, H. and Militzer, B., 2012, ApJ 745, 54.
- [56] Soubiran, F. et al., 2017, Physics of Plasmas 24, 041401.
- [57] Moll, R. et al., 2017, ApJ 849, 24.
- [58] Li, S. et al., 2019, Nature 572, 355.
- [59] Gautier, D. et al., 2001, ApJ 550, 227.
- [60] Alibert, Y. et al., 2005, ApJ 622, 145.
- [61] Guillot, T. and Hueso, R., 2006, MNRAS 367, 47.
- [62] Mousis, O. et al., 2021, ApJ 918, 23.
- [63] Monga, N. and Desch, S., 2015, ApJ 798, 9.

- [64] Ali-Dib, M., 2017, MNRAS 464, 4282.
- [65] Mousis, O. et al., 2019, ApJ 875, 9.
- [66] Bosman, A. et al., 2019, A&A 632, 11.
- [67] Bitsch, B. et al., 2019, A&A 623, 88.
- [68] Birnstiel, T. et al., 2012, A&A 539, 148.
- [69] Kruijer, T. et al., 2019, Nature Astron. 4, 32.
- [70] 荒川 創太 ほか, 2022, 遊星人 31, 1.
- [71] Ohno, K. and Ueda, T., 2021, A&A 651, L2.
- [72] Chiang, E. and Goldreich, P., 1997, ApJ 490, 368.
- [73] Dullemond, C. and Dominik, C., 2004, A&A 417, 159.
- [74] Ueda, T. et al., 2019, ApJ 871, 10.
- [75] Garufi, A. et al., 2017, A&A 603, 21.
- [76] Avenhaus, H. et al., 2018, ApJ 863, 44.
- [77] Garufi, A. et al., 2022, A&A 658, 137.
- [78] Gammie, C., 1996, ApJ 457, 355.
- [79] Birnstiel, T. et al., 2010, A&A 513, 79.
- [80] Banzatti, A. et al., 2015, ApJL 815, 15.
- [81] Adachi, I. et al., 1976, Progress of Theoretical Physics, 56, 1756.
- [82] Dullemond, C. et al., 2012, Astrophysical Source Code Library. Record ascl: 1202.015.
- [83] Birnstiel, T. et al., 2018, ApJ 869, 45.
- [84] Asplund, M. et al., 2021, A&A 653, 141.
- [85] Lodders, M. et al., 2009, Abundances of the elements in the solar system (New Series, New York: Springer-Verlag), 560.
- [86] Mori, S. et al., 2021, ApJ 916, 72.
- [87] 森昇志, 2021, 遊星人 30, 4.
- [88] Kokubo, E. and Ida, S., 1998, Icarus 131, 171.
- [89] Ikoma, M. et al., 2000, ApJ 537, 1013.
- [90] Kobayashi, H. and Tanaka, H., 2021, ApJ 922, 16.
- [91] 奥住 聪, 2016, 天文月報 109, 12.
- [92] Okuzumi, S. et al., 2022, arXiv2201.09241.
- [93] Marley, M. et al., 2007, ApJ 655, 541.
- [94] Musiolik, G. et al., 2016, ApJ 818, 16.
- [95] Fritscher, M. and Teiser, J., 2021, ApJ 923, 134.
- [96] Shibaike, Y. et al., 2019, ApJ 885, 79.
- [97] Ueda, T. et al., 2021, ApJL 914, 38.
- [98] 植田 高啓, 2022, 遊星人 31, 1.
- [99] 福井 暁彦, 成田 憲保, 2014, 遊星人 23, 1.
- [100] 川島 由依, 2020, 遊星人 29, 2.

- [101] 大野 和正, 2020, 遊星人 29, 3.
- [102] 川島 由依, 2022, 天文月報 115, 5.
- [103] Welbanks, L. et al., 2019, ApJL 887, 20.
- [104] Pelletier, S. et al., 2021, AJ 162, 73.
- [105] Line, M. et al., 2021, Nature 598, 580.