

特集「惑星大気」

木星型惑星大気の地上観測

竹内 覚¹, 長谷川 均²

1. 初めに

本稿では、木星型惑星大気の観測について、地上観測を中心にして概要を紹介する。ちょうど今はGalileo探査機が木星系の観測を続けているし、土星へはCassini探査機が飛んでいるところである。このような状況で我々がなぜ地上観測に注目するのかというと、ここ十年ほどの間の様々な観測装置の性能向上が実にめざましいからである。ハッブル宇宙望遠鏡 (HST) や「すばる」などの大望遠鏡の完成、新しい赤外検出器の登場によって、今では一昔前の探査機に匹敵するデータを地上観測で定常的に得られるようになってきた (ハッ

ルは地上ではないけど)。惑星大気の場合、数年程度の時間スケールの変動があるため、一度高分解能で観測すればそれで終わり、というわけにはいかない。継続的に質の高い観測ができるということは大変重要なのである。

さてここでは木星型惑星一般を対象として、可視光、赤外、電波と波長縦断的にこれまでの観測成果をレビューする。議論したい内容は実に多いのだが、すべてに言及する余裕はないので、内容をある程度絞らせてもらった。我々の意図としては、これからファーストライトを迎える「すばる」、計画中の「LMSA」といった新しい観測装置に対する期待を込めたものになっている。また内容の

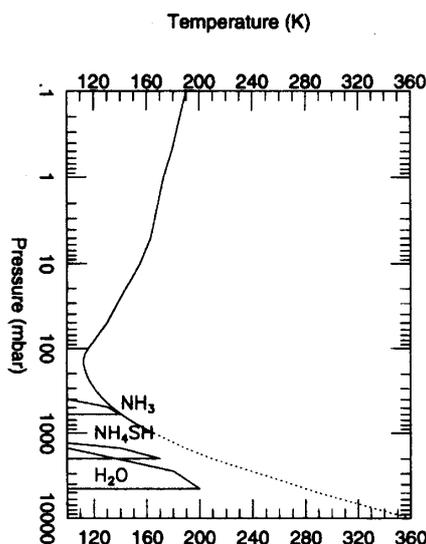


図1. 木星大気の鉛直温度構造。縦軸は、気圧の対数で表した鉛直座標で、上部対流圏から下部成層圏の範囲を示す。参考のため、予想される3層の雲構造 [3] を模式的に表示してある。

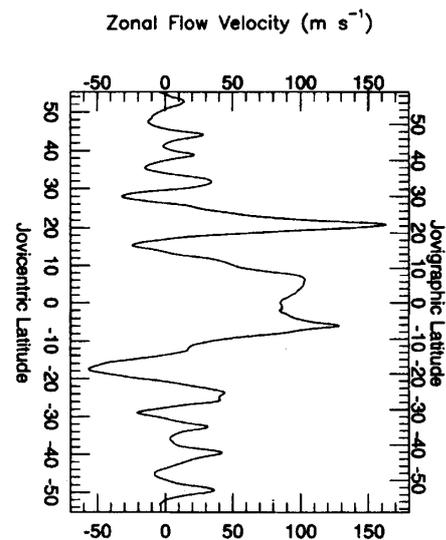


図2. 木星雲頂レベルの帯状流分布。風速はシステム3を基準に、東向きの風を正としている。緯度は、左側が中心緯度で右が地理緯度である。Limaye [6] のデータより作成。

1 福岡大学 理学部
2 (株)アステック

ほとんどは木星に関する話になってしまっているのだが、これは観測の量・質からいってやむを得ないことであり、御容赦願いたい。

本題に入る前に予備知識として、木星大気の鉛直構造について説明しておく。図1は、木星の10barから0.1mbarの間の温度構造である。対流圏界面は150mbar付近（温度は120K）であり、下層が対流圏、上層が成層圏である。従来1barより下層では温度の観測がなく断熱減率が仮定されていたが、この分布は1995年のGalileo Probeのデータでも確認された [1]。理論的研究 [2,3] からは水、 NH_4SH 、アンモニアの3層の雲層構造が予測されているが、（波長にもよるが）最上層のアンモニア雲でも光学的にはそれなりに厚く下層の雲層構造、特に水の雲の存在は確認されているわけではない。

2. 可視光の観測

可視光の観測は歴史的には最も長く行われていて、データ量も当然多い。この波長で見えるのは対流圏のアンモニア雲であり、そのアルベドのパターンを見ていることになる。このことから可視光観測の主要な目的は、雲自身の性質を調べること、およびその雲をトレーサーとして大気の運動を調べることに、の二つになる。観測自身は、近代的な観測装置がない200-300年前から、眼視観測として継続的に続けられてきた。これらの結果は木星の雲の形態学として、Peek [4] およびRogers [5] によって集大成されている。これらに記載されている現象の多くは、実のところ大気科学的にはほとんど説明されていない（できない）のが実状である。

木星型惑星では、雲層レベルの風は全く東西風速が卓越しており、これを帯状流（zonal flow）と呼んでいる。南北流は、大赤斑のような渦の東西の端を除き、ほとんど観測されていない。帯状流

の風速は緯度により異なり、差動回転をしている。帯状流の緯度分布は、雲の模様（渦）の位置測定から、おおよそは百年以上前からわかっていたが、精密な測定は2つのVoyager探査機の画像から得られた。Voyagerによる木星探査直後は従来同様渦の位置測定から帯状流分布を求めたが、暫くして時間を於いた画像間の輝度相関を取る方法によって、統計的に分布が得られるようになった [6]。（ちなみに画像相関の手法は、別に可視光の観測に依らず、他の波長でも使えるもので、すでに赤外観測の結果にも応用されている。別の波長では、雲層以外の高度が見えるので、今後3次元的な風速場がわかってくるであろう。）

図2は、Limaye [6] のデータによる木星帯状流分布である。東西の気流のピークは、木星の縞模様（zone）と暗く見える縞（belt）の境が、気流のピークの緯度と対応している。この風速分布は、非常に安定であることが知られている。1994年のShoemaker-Levy第9彗星（SL9）と木星の衝突時や、1995年のGalileo探査機Probe突入時に、HSTの観測から風速の測定が行われたが、Voyagerの結果と比較してもほとんど変化はなかった [7,8]。対流圏の雲頂レベル以外の風速は、通常はトレーサーとなる物質が存在しないために測れない。しかしSL9衝突では上層の成層圏にダストがばら撒かれたため、これをトレーサーとして風速測定をすることができた [9,10]。このような研究からは、おおよそ成層圏では対流圏より風速は遅い、という結果が出ている。この結果は、（赤外観測になるが）Voyager IRISによる温度風シアーの一般的傾向と結果と一致する。成層圏での風速の減衰の原因については、いくつかのモデルが提案されているが、まだ解決されていない。

さて次に雲の性質に関する研究だが、雲を見る、ということは結局、雲粒子が太陽光を多重散乱し

た光を地球（または探査機）から見ている、ということである。だから幾つかの波長で散乱光強度を測定し、または連続的に分光観測をして、この観測結果を再現するような雲モデルを探すことで、雲の状態を知ることができるはずである。木星では、雲構造は第一近似としては東西方向に一様と見なすことができるので、縞模様に沿った反射率のスキャンは、同一の雲の状態に対する入射角・出射角の違いによる変化と考えることができる。そこで雲層構造を簡単にモデル化して、多重散乱の計算からこの東西スキャンを再現する。雲層構造のモデルとしては、可視光の範囲では上層のアンモニアの雲、中間の半無限とモデル化されるNH₄SH雲、さらに最上層のヘイズ層が想定されるのが普通である。可視光ではこれで光学的には充分厚く、下層の水の雲の存在はほとんどわからない。しかし、このように簡略化してもまだモデル・パラメータの数は多く、観測との比較からすべてを一意的に決定することは無理な状況である。結局いくつかのパラメータはある程度概知の値を使い、残りのパラメータをモデルフィッティングすることになるが、フリー・パラメータの選択次第で別の解を得ることもある。

帯状流はほとんど時間変化はないが、一方で雲が示す縞模様構造の方は驚くほど大きい変化を示すことがある。通常は可視光で暗いベルトとして扱われる南赤道縞（SEB）は、過去に何度も明るいゾーン状になったり（淡化）、またはその淡化状態から急激にベルト状に復活したりすることが知られている（SEB攪乱）。1989年にSEBが淡化したのが、その時の観測から二つの研究グループが淡化したSEBのモデルを求めたが、ほとんど同様の観測にも関わらず雲モデルにはかなりの違いがあった[11,12]。このような不確定性は、今後改善されるであろうか？現在木星周回で観測中のガリレオ探査機では、すでに100km以下のサイズの雲

（積乱雲？）の1-2時間程度の変化をとらえており[13]、このような微細構造の観測が雲の理解に役立つことを期待したい。また探査機によって地上観測では不可能だった広い位相角でのデータや雲粒子のサイズなどのデータも得られてきている。こうした探査機による結果はこれまで不確定さを伴っていた雲の鉛直構造モデルの未知パラメータの数を減らすことができ、モデル間で異なっていた仮定を取り去ることになるだろう。これらの結果を地上観測のキャリブレーションに用いることで、ガリレオ観測期間よりもタイムスケールの長いデータを得ることが可能になるに違いない。

他の惑星では、天王星・海王星は視直径が小さく表面を十分分解できるようになったのは、最近の探査機・HSTの時代になってからである。土星は十分な視直径があるものの、木星ほど顕著な模様はない。どちらにしる他の外惑星には木星ほど微細な大気構造が見えないのだが、これが本当に無いのか、それとも上層のヘイズ層が厚く下層を隠しているだけなのか、は外惑星の大気大循環を考える上での今後の課題であろう

3. 赤外観測

赤外線は近赤外と中間赤外、遠赤外と便宜上分類されているが、ここでは木星型惑星を観測する場合の近赤外波長領域を、1 μ mから4 μ m付近までの主として太陽光の散乱光として木星を観測できる範囲としよう。これより波長が長くなると熱放射を見ることになり、30 μ m付近までを中間赤外とする。

3.1 近赤外観測

近赤外では可視光と違って地球大気の子の吸収の影響が大きくなり、限られた波長領域での観測に制限される。この近赤外波長領域では、木星

大気の主成分である水素分子，また水素以外で多く存在するアンモニア，メタンといった分子の吸収線が豊富に存在する．これらの分子の吸収波長付近では，同分子の可視光領域のものに比較して吸収が強く大気を不透明にしている．この不透明さを利用して観測することによって大気の異なる深さの構造を探ることが可能になる．このようなことから最近のガリレオ探査機のオービタでも近赤外分光装置による観測が行なわれている．

図3は我々が国立天文台岡山天体物理観測所の188cm望遠鏡に近赤外多目的カメラOASISを用いて観測した $2\mu\text{m}$ 付近の木星の赤道付近および南極付近のスペクトルである．反射率は同じ条件で観測された太陽とスペクトルのよく似た星のスペクトルとの比から得ることができる．グラフの縦軸は反射率に換算してある．波長によって反射率が大きく異なっている様子や赤道と極でスペクトルの特徴が大きく異なっていることがよくわかる．赤道のスペクトルに見られる $2.12\mu\text{m}$ の緩やかな吸収は水素分子によるもので， $2.2\mu\text{m}$ より長い方は主としてメタン分子によるものである．このグラフの波長範囲で見通せる大気の深さはおよそ300mbarから1mbar付近の対流圏上部から成層圏下

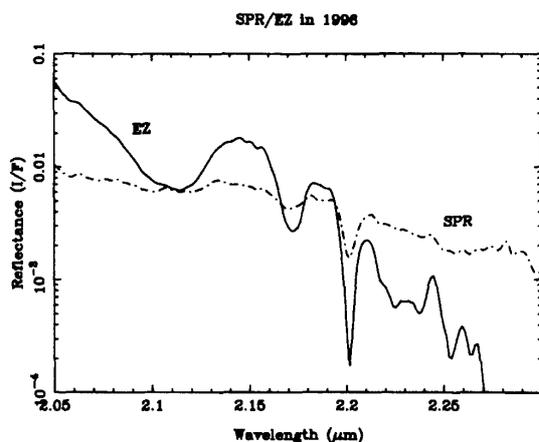


図3. 木星の近赤外スペクトル，赤道帯（EZ）と南極ヘイズ（SPR）のスペクトルの違いが見られる．

部領域である．木星大気対流圏では300mbar付近にアンモニアの雲の頂上があり，さらにその上部の成層圏下部には，成層圏ヘイズと呼ばれる微粒子からなるエアロゾル層が存在することが知られている． $2.3\mu\text{m}$ 付近ではアンモニアの雲はメタン分子による強い吸収で見ることができない．

南極付近のスペクトルを見ると赤道のものと比較してフラットであり，水素，メタンの吸収量が小さいことがわかる． $2.3\mu\text{m}$ では赤道よりも明るくなっている．これは，南極付近の成層圏ヘイズが高いところに存在するか，あるいは光学的に厚いことを示している．この成層圏ヘイズの存在は，南北スキャンを見るとさらによくわかる．図4は波長 $2.12\mu\text{m}$ による撮像データの子午線付近を南北にスキャンしたものである．赤道および，南北両極付近（緯度60度から極側）で反射率が高くなっている．この極ヘイズ粒子の組成についてはまだ議論が分かれるところであり， N_2H_4 説， C_2H_2 説などがある．これらはどちらも成層圏におけるアンモニアあるいはメタン光化学反応の生成物として予想される物質である．また，赤道から中緯度にかけての成層圏ヘイズと極付近のヘイズとは存在高度や量に違いがあり，組成が異なると思われる

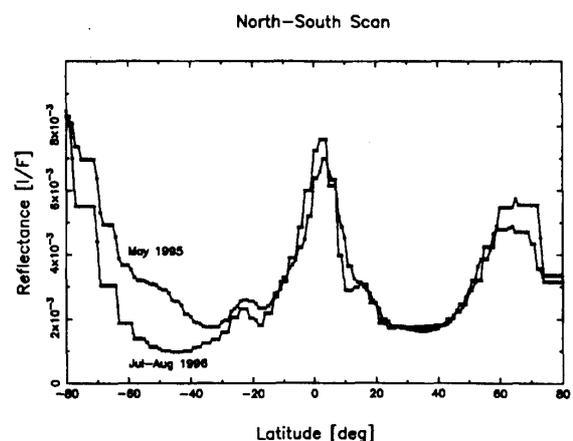


図4. 木星の近赤外反射率の南北スキャン（波長 $2.12\mu\text{m}$ ）．1995年の南緯40-50度付近のアルベドが高いのは，SL9衝突時の痕跡の雲が残っているため．

いる。

以上のように、近赤外波長でも水素、メタンによる吸収が強いことを除けば、可視光の場合と同様に雲粒子による多重散乱を含めて放射伝達過程を解いて雲の特性を調べることになる。可視光のデータと合わせることで、対流圏上部から成層圏下部レベルまで含めた雲の鉛直構造の範囲についての情報を得ることができる。

3.2 中間赤外観測

中間赤外線より長い波長での特徴は、何といっても大気からの熱放射を直接見ていることである。熱放射を観測するということは、大気温度を測定できる、ということの意味している。惑星の大気を、気象学的に考える場合、大気温度というもの是最も基本的な物理量である、逆にいえば、中間赤外観測が十分な分解能で行われる以前は、温度分布も知らないままに大気を論じる、というかなり無理なことをやっていたとも言えるわけである。

さて外惑星（特に木星）で近赤外と中間赤外の境を $5\mu\text{m}$ にしたのは、散乱光と熱放射という違いの他に、興味深い特徴があるからである。この波長では、木星には特にこれといった分子吸収がなく、そのため割合深い2bar程度（温度では200K程度）の高度を見ることができる。さらにhot spotと呼ばれる特に雲が薄い場所では、約5bar（260K）の深さまで見ることができる。これは全波長域を通して見える最も深い高度である。

最初の本格的な木星の中間赤外観測はVoyager 1, 2号の赤外線観測装置IRISによって行われたが、これにより対流圏の帯状流が高度と共に弱くなっていることがわかった [14]。また後に相関手法による解析から、上部対流圏の赤道帯には、帯状流よりはるかに遅い速度で動く温度featureが見つかった [15]。後の地上観測でも同様の模様を検出し

たので、この模様の存在は間違いないようである。この原因にはいくつかの説が出されているが、まだはっきりしたことはわからない。

1980年代からはハワイのNASA/IRTFが、精力的にこの波長帯で観測を続けている [16,17]。1980年から1990年代初めまでの間 波長 $7.8\mu\text{m}$ および $18\mu\text{m}$ により観測を行い、それぞれ成層圏、対流圏温度の緯度分布を求めた。波長 $7.8\mu\text{m}$ にはメタンの強い振動回転バンドがあり、成層圏の10-20mbarの高度を調べることができる。また波長 $18\mu\text{m}$ は、水素の衝突誘導吸収により木星の200-300mbar、すなわち丁度対流圏の雲の上層レベルの温度を調べることができる。特筆すべきは、彼らは赤道成層圏中に約4年周期の振動を捉えたことである。これは地球大気での準2年振動（QBO, Quasi-Biennial Oscillation）と同様の現象なのかもしれないが、QQO（Quasi-Quadrennial Oscillation）と一応名付けられている。本当のところは、今後も観測を続けてみないとわからないだろう。4年程度の周期の振動は、大気現象としてはそれほど珍しいわけではないが、しかしそれを検出するには当然10年以上観測を続ける必要がある。QQOの発見は、惑星大気観測での継続の重要性を改めて示していると言える。

最近には他にも多数の中間赤外観測の報告がなされている。多くは1994年のSL9木星衝突に関係したものであるが、我々もまだこれらの結果を消化しきれていないので、これらの紹介はまた他の機会にしたい。

近赤外から中間赤外にかけて、木星で得られた観測手法はそのまま、土星、天王星、海王星へと応用することができる。遠方の天王星、海王星では、低温のためにアンモニアの雲に加えてさらにメタン分子が凝結して雲を形成している。遠方の2惑星はこれまでは惑星面で平均した観測しか得られなかったが、現在ハワイに建設中でファースト

ライトを待っている大型光赤外望遠鏡「すばる」では、大気の揺らぎをキャンセルして空間分解能0.1秒を越える近赤外観測装置が開発中である。近赤外波長での高分解能観測によって、これら木星型惑星の大気の構造や変化が明らかにされるだろう。また、「すばる」には中間赤外分光器COMICSが開発中であり、これにより従来より1桁分解能によって、大気の熱構造も光、近赤外のデータと比較できるレベルのデータが得られるようになるだろう。是非とも「すばる」で観測を行いたいものである。

4. 電波観測

赤外と電波の境界は明確ではないが、ここでは波長 $100\mu\text{m}$ より長い方を電波と考えることにする。電波波長領域で木星大気を探ることができるのは、長波長側では木星の磁気圏から来るシンクロトロン放射の影響を受けない 20cm までである。短波長側はミリ波からサブミリ波領域へと続いている。これらの波長領域では木星大気からの熱放射を見ている。可視から赤外波長では、どうしてもエアロゾル粒子による散乱の影響を免れないが、

電波波長ではエアロゾル粒子の散乱はほとんど無視することができ、ガス惑星としての木星の姿を見ることができる。

図5は、様々な論文に出版された木星の電波波長領域の輝度温度 (brightness temperature) を波長を横軸にプロットしたものである。これらの輝度温度は、シングルディッシュアンテナ (単一鏡) による惑星円盤全体の平均温度を表している。波長によって輝度温度が異なるのは、波長によって見ている大気の深さが異なるためである。探査できる深さはミリ波領域で 1bar 付近、センチ波領域では 10bar ぐらいまでを探査することができる。しかし、センチ波領域の長波長側ではシンクロトロン放射をうまくモデル化して差し引くことが必要になり、大気の情報としては S/N が悪くなる。

木星型惑星では 1.3cm (22GHz) にピークを持つアンモニアの反転遷移が主な吸収源であり、これに水素分子、水蒸気などの吸収が加わっている。この波長領域で観測されたスペクトルを説明するためには、木星大気の温度および気体アンモニアの存在度の鉛直方向分布を知る必要がある。鉛直温度構造は対流圏については断熱温度勾配を仮定できるので、結果に最も影響を与えるのはアンモ

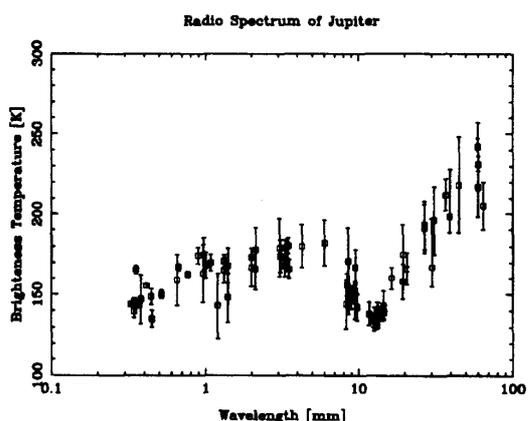


図5. 木星の電波スペクトル。長波長側で誤差が大きいののはシンクロトロン放射の影響である。

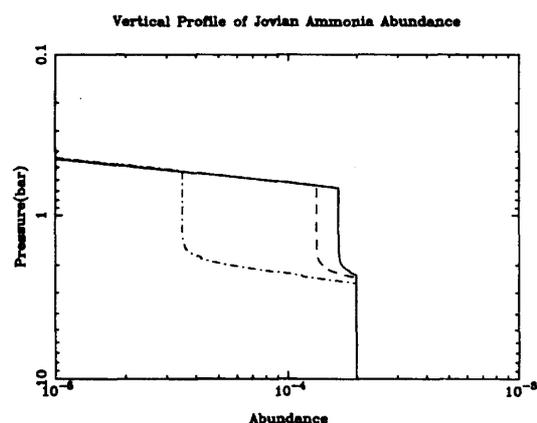


図6. アンモニアの鉛直分布のモデル計算。硫化水素の存在度を太陽組成比と同じ (実線), 2倍 (鎖線), 5倍 (一点鎖線) について計算した場合についてプロットしてある。硫化水素の存在度がアンモニアの鉛直分布に大きく影響を与えている様子がわかる。

ニアの鉛直分布となる。アンモニアが下層まで少なければ電波でより深い大気を見ることになり、輝度温度も高くなるが、逆にアンモニアが多ければ温度が低く観測される。

木星大気の電波スペクトルのモデルは、したがって主としてアンモニアの鉛直分布をモデル化することになる。木星大気の温度圧力関係において木星大気を太陽組成比と同じとすると、アンモニアは700mbar付近より上層で凝結し雲を作る。これより上層では、アンモニアは雲にトラップされているために存在比が減ってくる。また、アンモニア雲より下層では、硫化水素とアンモニアが化合して2bar付近に NH_4SH の雲を作ることが予想されている。この高度に相当する雲の存在はガリレオ探査機などによっても確認されている。図6は、冒頭に紹介したWeidenschilling and Lewis [2]の雲形成モデルを用いて硫化水素の量を変化させた場合のアンモニア存在度の鉛直分布を示したもので、硫化水素を多くするとアンモニアが2bar付近から上層で減少する様子を見ることができる。さらに下層では5bar付近に水の雲の存在が予想されている。木星大気が太陽組成比の場合、水の雲は氷として存在するが、水の量が多くなるより温度の高い下層で飽和するために液体として存在することができる。そうすると、水にアンモニアが溶けるためにこれもアンモニアの鉛直分布に影響を与えることになる。整理すると木星の電波スペクトルは、アンモニア、硫化水素、水の存在比の鉛直分布を決定する絶好のツールとなるわけである。

木星と同様に他の木星型惑星についてのサブミリ-センチ波電波スペクトルから、各惑星大気ガスの混合比を推定するという試みがある。興味深いのは、天王星と海王星のスペクトルでアンモニアの存在比を太陽組成比よりも2桁程度少なくしないと観測と合わないことである。アンモニアを減らすメカニズムとしては、硫化水素が太陽組成比

より1-2桁多く、ほとんどのアンモニアと化合して NH_4SH の雲を作っているためだという説明がある。木星型惑星の大気が原始太陽系星雲から取り込まれたとすると、この組成比は異常であり、今でも未解決の謎となっている [18]。また、太陽組成比と同じであるという立場から、窒素はアンモニアとしてではなく N_2 として大気内部に存在するという説明もある。

通常のシングルディッシュアンテナでは、ビームサイズはミリ波で10-40秒程度で視直径が約40秒の木星ですら円盤として分解できるレベルでない。しかし、複数のアンテナで構成される電波干渉計を用いると空間分解能を1秒程度までに上げることができる。センチ波ではアメリカ、ニューメキシコ州にあるVLA (Very Large Array) が有名である。1cmから20cmまでの波長領域をカバーし、空間分解能は1秒程度である。これは光、赤外で見えるシーイングサイズに匹敵する。ただし、1枚の電波イメージを得るためには地球の自転も利用して相関を取るアンテナの組合せを増やす必要がある。その結果、木星のような自転の速い惑星の場合は、自転によって東西方向の構造が平均化されてしまう。しかし、元々木星は東西流が卓越していて、経度方向の大気パターンは弱いためにこのことはそれほどマイナスとはならない。

de Pater [19] は VLA を用いて1.3-20cmの波長による木星の電波イメージを得た。そのイメージでは明らかに木星の特徴であるベルトゾーン構造を見ることができる。これらの電波波長領域では気体アンモニアが最も強い吸収源であることから、この構造は対流圏付近のアンモニアの空間分布を見せていることになる。電波で明るく見える領域(輝度温度が高い)は、相対的に気体アンモニアが少ないことを示している。この電波で明るく見えるベルトは、可視光では暗いベルトとして見えている部分である。現在の解釈では比較的雲が薄く

多少雲を通して下層の雲が見えていると考えられている。逆に電波で温度が低く見える部分はアンモニアが多く存在することを示し、可視では明るく見えている。de Pater は、周辺減光のパターンからベルトとゾーンでのアンモニアの鉛直分布の違いを推定しているが、硫化水素によるアンモニアの減少を必要とするモデルが観測とよく一致している。

日本でも水蒸気の影響の少ない南米チリの高地にミリ波からサブミリ波にかけての大規模な電波干渉計 LMSA の建設計画がある。LMSA を用いれば非常に高い分解能で外部太陽系惑星の電波イメージを得ることができるようになる。特に天王星、海王星では周辺減光のパターンからアンモニアの鉛直分布を調べることが可能になるだろう。一様にアンモニアが少ないのか、局所的にアンモニアの集中するようなパターンがあるのだろうか、そしてそれらに縞模様に関連した構造的特徴が見られるかどうかは興味深い。また土星、海王星で HCN 分子の吸収が見ついている。これら分子の空間分布についての情報は現在のところまったく分かっていないので興味深い。最新の観測装置によって惑星大気の未知の世界を是非覗いてみたいものである。

5. 今後の展望

以上、各波長帯での観測成果についてみてきたが、正直なところ説明できていない現象は多い。とにかく新しい手法で観測すれば、今まで知られていなかった現象が見えてくるわけで、その説明に追われることになる。しかし一方で、従来からの根本的な問題の解決のために何が必要かを考えることも重要であろう。そもそも木星型惑星では縞模様・帯状流自体の原因がわかっていないわけだが、これを解明するには何をどうやって観測す

ればいいのか。

最大の問題点は、リモートセンシングでは観測できるのが最も深くても5barのレベルでしかない、ということであろう。Galileo Probeのデータを見ると、5barというのはまだごく表層の大気でしかないことがわかる [20]。これでは大循環の原因が分からないのも無理は無い気もする。深いところをみるにはもっと波長の長い電磁波を使えば良いが、これは木星自体のシンクロトロン放射が邪魔になっている。こうなると、もはやリモートセンシングではどうにもならず、後はProbeを投入するしか手は無いように思われる。

とはいえ、かつては眼視でアンモニア雲のレベルしか見ることができなかったのに、現在ではかなり3次元的に大気を調べることができるようになってきた。このような手法で、かつての眼視観測と同程度の量のデータが集まれば、以前はわからなかった現象もかなり解明されるのではないだろうか。少し楽観的かもしれないが、このように考えて今後も観測を続けていくつもりである。まあ木星のような対象を相手にするには、気長にやるしかないだろう。

参考文献

- [1] Seiff, A., *et al.*, 1996: Structure of the atmosphere of Jupiter: Galileo probe measurements. *Science* **272**, 844-845.
- [2] Weidenschilling, S.J., and Lewis, J.S., 1973: Atmospheric and cloud structures of the jovian planets. *Icarus* **20**, 465-476.
- [3] Atreya, S.K., and Romani, P.N., 1985: Photochemistry and clouds of Jupiter, Saturn and Uranus. in *Recent advances in Planetary meteorology* (Ed. G. Hunt), Cambridge University Press, 17-68.

- [4] Peek, B.M., 1958: *The planet Jupiter*, Faber and Faber.
- [5] Rogers, J.H., 1995: *The giant planet Jupiter*, Cambridge University Press.
- [6] Limaye, S.S., 1986: Jupiter: New estimates of the mean zonal flow at the cloud level. *Icarus* **65**, 335-352.
- [7] Simon, A.A., and Beebe, R.F., 1996: Jovian tropospheric features — Wind field, morphology, and motion of long-lived systems. *Icarus* **121**, 319-330.
- [8] Beebe, R.F., Simin, A.A., and Huber, L.F., 1996: Comparison of Galileo probe and earth-based translation rates of Jupiter's equatorial clouds. *Science* **272**, 841.
- [9] 竹内 覚, 1995: 彗星衝突が木星大気に及ぼした影響. *科学* **65**, 752-756.
- [10] Sanchez-Lavega, A., *et al.*, 1998: Long-term evolution of comet SL-9 impact features: July 1994-September 1996. *Icarus* **131**, 341-357.
- [11] Kuehn, D.M., and Beebe, R.F., 1993: A study of the time variability of Jupiter's atmospheric structure. *Icarus* **101**, 282-292.
- [12] Satoh, T., and Kawabata, K., 1994: A change of upper cloud structure in Jupiter's South Equatorial Belt during the 1989-1990 event. *JGR* **99**, 8425-8440.
- [13] Belton, M.J.S., *et al.*, 1996: Galileo's first images of Jupiter and the Galilean satellites. *Science* **274**, 377-385.
- [14] Gierasch, P.J., Conrath, B.J., and Magalhães, J.A., 1986: Zonal mean properties of Jupiter's upper troposphere from Voyager infrared observations. *Icarus* **67**, 456-483.
- [15] Magalhães, J.A., *et al.*, 1990: Zonal motion and structure in Jupiter's upper troposphere from Voyager infrared and imaging observations. *Icarus* **88**, 39-72.
- [16] Orton, G.S., *et al.*, 1991: Thermal maps of Jupiter: Spatial organization and time dependence of stratospheric temperatures, 1980 to 1990. *Science* **252**, 537-542.
- [17] Orton, G.S., *et al.*, 1994: Spatial organization and time dependence of Jupiter's tropospheric temperature, 1980-1993. *Science* **265**, 625-631.
- [18] de Pater, I., Romani, P.N., and Atreya, S.K., 1991: Possible microwave absorption by H₂S gas in Uranus' and Neptune's atmospheres. *Icarus* **91**, 220-233.
- [19] de Pater, I., 1986: Jupiter's zone-belt structure at radio wavelengths II. Comparison of observations with model atmosphere calculations. *Icarus* **68**, 344-365.
- [20] Atkinson, D.H., Ingersoll, A.P., and Seiff, A., 1997: Deep winds on Jupiter as measured by the Galileo probe. *Nature* **388**, 649-650.