

スペクトル撮像観測による  
木星及び土星大気の研究

北海道大学大学院理学院  
宇宙理学専攻  
惑星宇宙グループ

濱本 昂

(指導教員 高橋 幸弘 教授)

平成 25 年 2 月 20 日

# 要旨

地球以外の惑星の気象の研究では、望遠鏡や探査機を用いた継続的な観測によって得られる大気表層の様相などの幾何情報や大気・雲粒子の波長情報は非常に重要である。しかし、長期間且つ継続的に観測資源を確保することは容易ではない。このような現状に対し、北海道大学大学院理学研究院では惑星を優先的に観測することができる 1.6 m 地上望遠鏡 (ピリカ望遠鏡) を 2011 年 3 月に立ち上げた。また、同研究院宇宙理学専攻惑星宇宙グループは、天文用としては世界初の液晶波長可変フィルターと EMCCD カメラを組み合わせたスペクトル撮像装置 Multi-Spectral Imager (MSI) を開発した。本研究では、ピリカ望遠鏡による観測の継続性と MSI の特徴を活かし、木星と土星の特徴的な気象現象の解明のための観測を行い、以下の科学的な成果を得ることができた。

## 木星極域ヘイズの波状構造の経度情報と CH<sub>4</sub> 吸収波長帯における変化

木星の対流圏と成層圏にはヘイズと呼ばれるエアロゾルからなるもやが存在しており、可視近赤外域で最も強い CH<sub>4</sub> 吸収波長である 889 nm で木星を観測すると、ヘイズが分布する領域は散乱光により明るく見える。特に極域は成層圏ヘイズにより覆われており、その領域の淵が波数 12 の波構造をもつことが知られている。この波構造は南緯 67° で最も顕著にみられ、先行研究から波構造が背景風速と異なる速度で動き、その速度が年単位で変動していること、連続帯の 750 nm でみえる対流圏雲頂部では波状構造が存在しないことが分かっている。しかし、波構造の動きの速度の 1 年以下の変動のタイムスケールや時期、波構造の鉛直下方の存在領域などは明らかになっていない。

本研究では、先行研究から 10 年経過した現在、波構造の動きがどのように変動しているかを調べるために、ピリカ望遠鏡と MSI を用いて 2011 年 (10 月 19-20 日, 29-31 日, 11 月 16-17 日) から 2012 年 (8 月 21-23 日, 9 月 17-20 日) の間の 5 期間で 727 nm (中 CH<sub>4</sub> 吸収波長), 750 nm (連続帯), 889 nm (強 CH<sub>4</sub> 吸収波長) で木星のモニタリング観測を行った。得られた画像から経度プロファイルを取得し、889 nm で波構造の特定に成功した。また、波構造と雲頂部の間の高度に感度を持つ 727 nm でも 889 nm と共通する構造を示すことが分かった。さらに、期間毎の波構造の比較から、2011 年 10-11 月の期間では波構造の移動速度が 3 m/s 以下であることが分かった。先行研究では同程度の速度が 14 年前のハッブル宇宙望遠鏡により計測されており、10 年前後の長期変動は確認できなかった。

本研究ではモニタリング観測に加え、波構造の鉛直方向の変化を調べるため、2011 年 10 月 20 日に 3 つの CH<sub>4</sub> 吸収バンド (619, 727, 889 nm) で 3 nm step で波長を切り替えながらスキャン観

測を行った。得られた波長毎の経度プロファイルから  $\text{CH}_4$  の吸収量に伴って波構造が崩れていく様子を捉えることに成功した。

本研究では 1 年以下の波構造の速度変動をとらえらえおらず、1 ヶ月に 1 週間程度の観測頻度でモニタリング観測 (727, 750, 889 nm) を行い波構造の速度変動のタイムスケールとその時期を調べるのが今後の課題である。

### 土星大白斑の可視近赤外スペクトルと雲構造の関係

土星大気表層では積乱雲が定期的に発生することが知られており、通常の積乱雲 (300-3,000 km) の約 10 倍以上の大きさのものは大白斑と呼ばれている。この大白斑は土星での 1 年 (29.5 地球年) に 1 度の割合で発生している。また大白斑は土星北半球の夏頃に発生するため、日射量の季節性に関係している可能性が示唆されている。また、土星大気には  $\text{NH}_3$ 、 $\text{NH}_4\text{SH}$ 、 $\text{H}_2\text{O}$  の 3 種類の雲があると考えられており、過去に観測された大白斑の雲頂高度と積乱雲の対流シミュレーションの比較から、大白斑は  $\text{H}_2\text{O}$  雲層を起源とする対流によって生み出されていると考えられている。このことから、大白斑を構成する粒子と対流のメカニズムの間に関係があることが考えられ、その粒子情報を反映する大白斑のスペクトルを知ることは非常に重要であることが分かる。しかし、これまでの大白斑の観測で用いられた波長数は最大で 8 波長で、それ以上の波長分解能を持ったスペクトルデータはこれまで得られていない。

本研究では、2010 年 12 月発生した大白斑の構造とスペクトルの関係を知るために、ピリカ望遠鏡と MSI を用いて 5 月 5 日と 6 月 6 日にそれぞれ 400-1000 nm の波長範囲で 180, 86 波長でスペクトル撮像観測を行った。これらの観測から大白斑のスペクトルを得ることに成功し、土星のリングを用いたスペクトルの補正を行い、5 月と 6 月のスペクトルデータの比較を行った。その結果、連続帯に対して  $\text{CH}_4$  吸収帯の吸収の深さには変化がみられなかった。このことから、5 月から 6 月にかけて大白斑の雲構造が 大白斑の緯度帯で平均化された雲構造に変化が見られなかったと考えられる。また、連続帯においても相対的な変化がみられなかったことから、大白斑の構成物質が変化していないと考えられる。

今回の観測対象の大白斑はこれまでの発生周期よりも約 10 年早く発生しており、2020 年前後に再び大白斑が発生することも考えら得る。再度大白斑が発生した場合は、発生頻度の低い気象現象の 2 次元スペクトル情報を確実に取得するために、400-1000 nm において十数波長 (連続帯 + 各  $\text{CH}_4$  吸収帯につき 3 波長) を最低波長数とし、大気のコンドィションに合わせて波長数と観測時間を調整しながらスキャン観測を行うことが重要である。

# 目次

<b>1. 序論</b>	<b>1</b>
1.1 木星及び土星大気の概観.....	1
1.2 木星ヘイズ.....	4
1.2.1 対流圏ヘイズと成層圏ヘイズ.....	4
1.2.2 極域ヘイズ波動と先行研究.....	4
1.3 土星大白斑.....	6
1.3.1 積乱雲と大白斑.....	6
1.3.2 大白斑の観測と先行研究.....	7
1.3.3 大白斑 (2010 年) の先行研究.....	8
1.4 研究目的.....	10
1.4.1 木星.....	10
1.4.2 土星.....	10
1.4.3 本論文の構成.....	11
<b>2. スペクトル撮像観測</b>	<b>12</b>
2.1 観測サイトと観測機器.....	12
2.1.1 北海道大学大学院理学研究院附属天文台.....	12
2.1.2 ピリカ望遠鏡.....	13
2.1.3 Multi-Spectral Imager.....	14
2.2 観測概要.....	17
2.2.1 木星極域ヘイズのモニタリング観測.....	17
2.2.2 木星極域ヘイズの CH <sub>4</sub> バンドスキャン.....	17
2.2.3 土星大白斑のスペクトル撮像.....	18
2.3 基本データ処理.....	19
2.3.1 バイアス・フラット補正.....	19
2.3.2 連続撮像画像の位置補正.....	20
<b>3. 木星極域ヘイズ波動</b>	<b>21</b>
3.1 木星データ解析.....	21
3.1.1 画質評価.....	21
3.1.2 木星ジオメトリ情報付加.....	22
3.1.3 経度プロファイルの取得.....	23

3.1.4 周辺減光の補正.....	24
3.1.5 経度プロファイルの合成.....	26
3.2 木星解析結果.....	27
3.2.1 極域ヘイズの波状構造.....	27
3.2.2 極域ヘイズ波動の CH <sub>4</sub> バンドスキャン.....	31
3.3 極域ヘイズの波状構造に対する考察.....	33
3.3.1 極域ヘイズの波状構造の経度変位.....	33
3.3.2 極域ヘイズ波動の鉛直構造.....	34
<b>4. 土星大白斑のスペクトル</b> .....	<b>35</b>
4.1 土星データ解析.....	35
4.1.1 土星中心位置推定.....	35
4.1.2 絶対反射率への変換.....	36
4.1.3 土星大白斑のスペクトルの抽出.....	36
4.2 土星解析結果.....	37
4.3 大白斑スペクトルに対する考察.....	39
<b>5. まとめ</b> .....	<b>40</b>
5.1 木星極域ヘイズ波動.....	40
5.2 土星大白斑のスペクトル.....	41
5.3 ピリカ望遠鏡による惑星観測の展望.....	41
<b>6. 謝辞</b> .....	<b>42</b>
<b>7. 参考文献</b> .....	<b>43</b>

# 1. 序論

始めに、木星と土星の大気の特徴と構造について 1.1 節で記述する。次に、1.2 節で木星の極域ヘイズとその先行研究について、1.3 節で土星大白斑とその先行研究について紹介する。最後に、本研究の目的を 1.4 節で述べる。

## 1.1 木星及び土星大気の概観

木星、土星はガス惑星であり、その構造や大気の組成は固体惑星である地球とは大きく異なっている。表 1.1 で木星、土星と地球の基本的な情報をまとめている。

木星は太陽系の中で最大の惑星であり、地球に対して半径は約 10 倍で約 300 倍の質量をもつ。大気の主成分は  $\text{H}_2$  (86.4 %) であり、次いで  $\text{He}$  (13.6 %)、そして微量元素として  $\text{CH}_4$  (0.2 %) と  $\text{NH}_3$  (0.007 %) が存在している。

木星の温度構造は探査機パイオニアやヴォイジャー電波掩蔽観測と赤外放射観測、ガリレオのエントリープローブによる観測により得られており、対流圏界面の気圧は 0.1 bar、温度は 110 K 程度である。これらの大気組成と温度構造から、木星の対流圏には上から順に  $\text{NH}_3$  雲、 $\text{NH}_4\text{SH}$  雲、 $\text{H}_2\text{O}$  雲の 3 種類の雲が存在すると考えられている。平衡雲凝結モデル (Equilibrium Cloud Condensation Model : ECCM) から、それぞれの雲の凝結が始まる高度は 0.72 ( $\text{NH}_3$ )、2.61 ( $\text{NH}_4\text{SH}$ )、5.69 ( $\text{H}_2\text{O}$ ) bar と推定されている [Atreya et al., 1997]。また、対流圏から成層圏にかけてヘイズとよばれるエアロゾルから成るもやが存在している (ヘイズについては 1.4 節で詳しく述べる)。図 1.1.a で木星の大気構造の概観を示してある。

土星は木星に次ぐ大きさのガス惑星であり、その質量は地球の約 100 倍である。大気の組成は木星に似ているが、 $\text{H}_2$  (88 %)、 $\text{He}$  (11.9 %)、 $\text{CH}_4$  (0.45 %)、 $\text{NH}_3$  (0.05 %) と、 $\text{CH}_4$ 、 $\text{NH}_3$  が木星に比べて多く存在している。木星と同様に土星も ECCM による雲構造の推定が行われており、 $\text{NH}_3$  雲、 $\text{NH}_4\text{SH}$  雲、 $\text{H}_2\text{O}$  雲、 $\text{H}_2\text{O-NH}_3$ 雲がそれぞれ 2, 6, 10, 20 bar に存在していると推定されている [Atreya and Wong, 2005]。図 1.1.b で土星の大気構造の概観を示す。また土星にもヘイズの層が存在しており、木星のもの比較するとより光学的に厚く、全ての緯度帯に渡って存在している。そのため、土星表層の特徴は木星に比べると個々の雲の様相がはっきりと見えない (図 1.2)。

スペクトル撮像観測による木星および土星大気の研究

表 1.1: 木星・土星・地球の諸情報

	木星	土星	地球
<b>物理特性</b>			
質量 (kg)	$1.899 \times 10^{27}$	$5.68 \times 10^{26}$	$5.97 \times 10^{24}$
密度 (g/cm <sup>3</sup> )	1.326	0.687	5.515
自転周期	9 h 55 m 29.7 s (SystemIII)	10 h 39 m 35 s (SystemIII)	23 h 56 m 4.2 s
赤道表面重力 (m/s <sup>2</sup> )	23.1	8.96	9.81
赤道半径 (km)	71492	60268	6378.1
極半径 (km)	66854	54364	6356.8
幾何学的アルベド	0.52	0.47	0.367
<b>大気組成</b>			
体積混合比 (%)	H <sub>2</sub> (86.4), He (13.6), CH <sub>4</sub> (0.2), NH <sub>3</sub> (0.007)	H <sub>2</sub> (88), He (11.9), CH <sub>4</sub> (0.45), NH <sub>3</sub> (0.05)	N <sub>2</sub> (78.08), O <sub>2</sub> (20.95), Ar (0.9), CO <sub>2</sub> (0.0345)
<b>軌道特性</b>			
平均軌道半径 (AU)	5.2027584	9.5428244	1.00000083
対恒星軌道周期 (年)	11.856523	29.423519	0.9999786
軌道離心率	0.048495	0.055509	0.0016708617
軌道傾斜角	1.3033°	2.4889°	0.0°
赤道傾斜角	3.12°	26.73°	23.45°

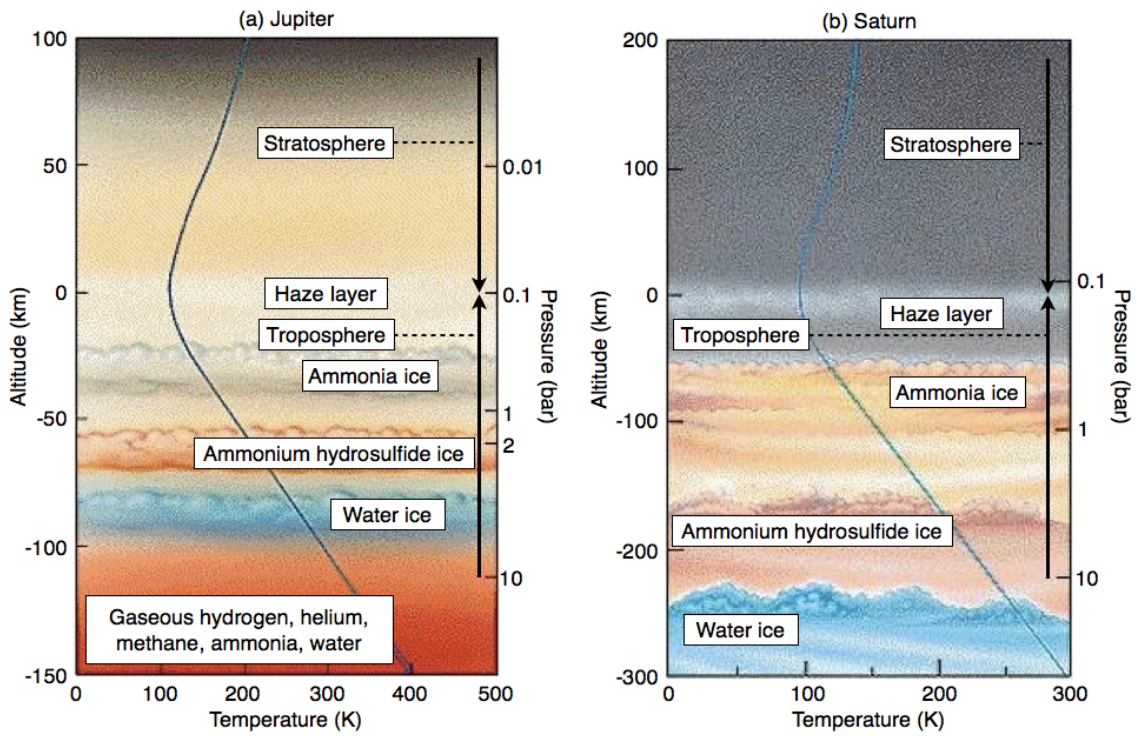


図 1.1 : 木星と土星の大気構造の概略図. [<http://zebu.uoregon.edu>]

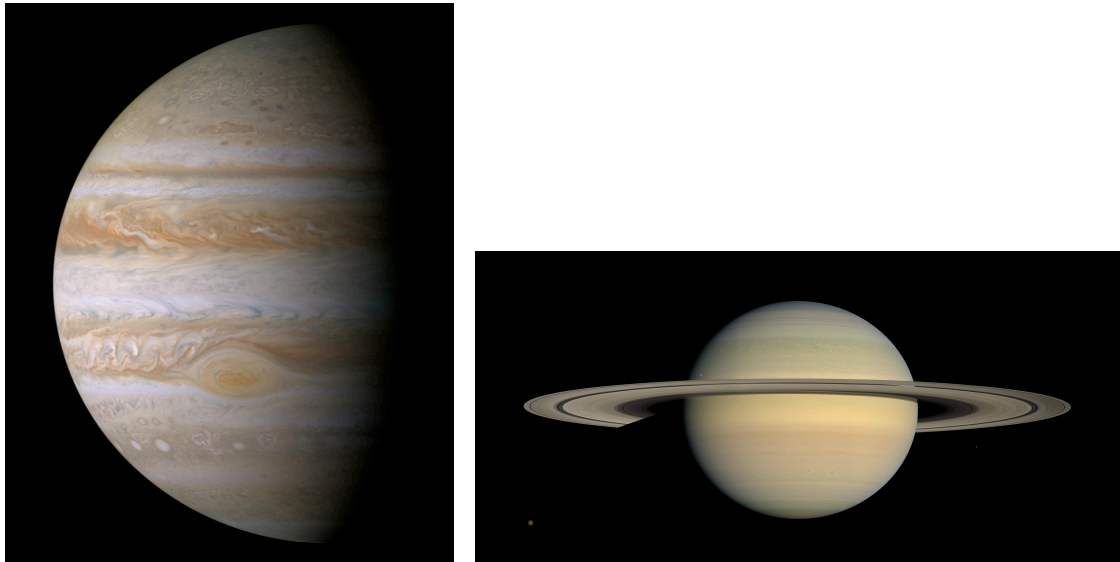


図 1.2 : 土星探査機カッシーニによって撮像された木星 (左) と土星 (右) [NASA]



## 1.2 木星ヘイズ

### 1.2.1 対流圏ヘイズと成層圏ヘイズ

木星には対流圏ヘイズと成層圏ヘイズが存在している。対流圏ヘイズはハッブル宇宙望遠鏡 (Hubble Space Telescope : HST) の観測データの放射解析から高度 700-200 mbar に分布していると推定されている。ヘイズ粒子の組成候補として  $\text{NH}_3$  から光学的に生成される  $\text{N}_2\text{H}_2$  の氷が考えられているが、分光データなどの観測による同定はされていない。分布の特徴として、赤道域で分布高度が高く (200 mbar 付近) なっており、 $\text{CH}_4$  の吸収波長帯 889 nm で木星を見たときに赤道域が明るく見える要因となっている (図 1.3)。また、大赤斑 (Great Red Spot) でも対流圏ヘイズの上昇が起きている。

成層圏ヘイズは低・中緯度 (55°S-35°N) では光学的に薄く、極域に集中して分布している。889 nm で木星を見たときに、極域が明るい領域で覆われているのは成層圏ヘイズの散乱光によるもので (図 1.3)、南極域で高度 1-20 mbar の範囲に分布している。対流圏ヘイズと同様にその組成は同定されておらず、組成の候補としては  $\text{N}_2\text{H}_4$ 、多環芳香族炭化水素 (Polycyclic Aromatic Hydrocarbon : PAH) が考えられている。また、成層圏ヘイズは紫外波長でも明るく見え、889 nm に比べて極域の明るい領域が広がる。

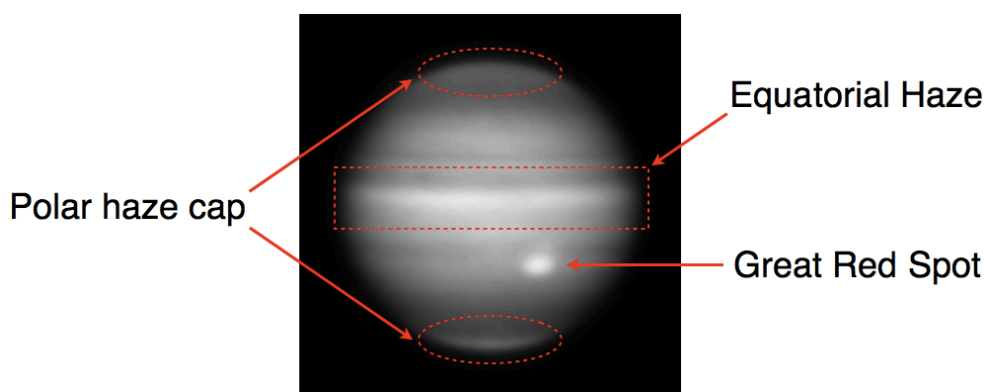


図 1.3 : 2011 年 10 月 11 日にピリカ望遠鏡により 889 nm で撮像した木星 (by A. Ozaki). ヘイズによる散乱光で赤道域, 大赤斑, 極域が明るい。

### 1.2.2 極域ヘイズ波動と先行研究

木星の極域を 889 nm や紫外波長で見ると、極を覆うようにヘイズの明るい領域が広がっている。1989-1996 年の期間で Pic-du-Midi 天文台 (フランス) の 1 m 望遠鏡を用いた  $\text{CH}_4$  吸収帯 (889 nm) での観測から、この領域の淵が波構造を示すことが確認された。その後、HST とボイジャー 1 号による観測から、波数が約 12 の波が西に伝搬していることが分かった [Sanchez-Lavega and

Hueso, 1998]. 波構造は両極に見られ、南極の方が明るくコントラストも高い。この波構造は 67°S でもっとも顕著になる。67°S は東向きのジェット気流のピークの緯度であり、その背景風の中で波構造が西向きに伝搬していることから、この波動現象がロスビー波である可能性が示唆された。

1994-1999 年の HST による観測と、2000 年の土星探査機カッシーニのフライバイ観測から極域ヘイズ波動の位相速度と背景風の計測が行われた (表 1.2) [Barrado-Izagirre et al., 2008]. 図 1.4 にカッシーニの観測から得られた木星極域の画像と、波動のプロファイルを示す。主な観測波長は 258 nm, 750 nm, 889 nm の 3 つで、それぞれヘイズ上層 (100 mbar), 対流圏雲頂 (750 mbar), ヘイズ波動 (350 mbar) に感度をもっている。この 3 つの波長のうち波構造は 889 nm でのみ確認されており、この波動が存在する高度範囲が 100-750 mbar であることが分かった。しかし、その波状構造の存在領域の鉛直境界の高度は特定されていない。また、この約 6 年間の観測から、波の速度と背景風速が年単位で 2 倍以上変動することが明らかになった。しかし、1 年以下の変動やその変動の傾向や要因などは明らかになっていない。

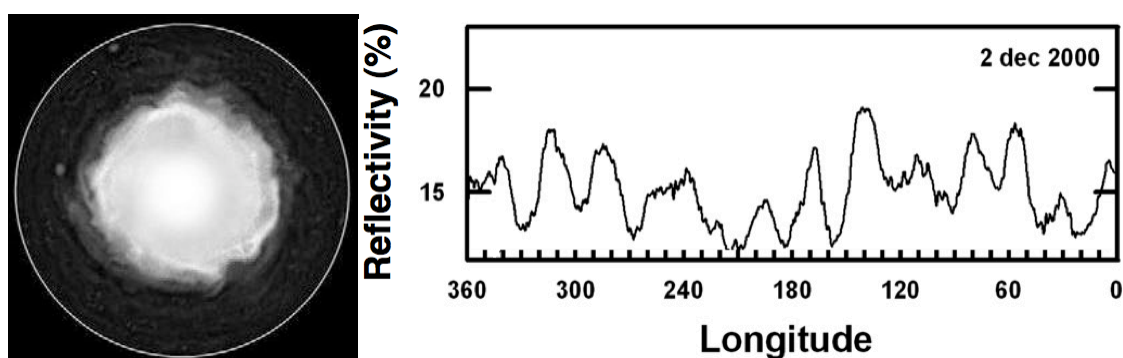


図 1.4 左 : カッシーニ ISS により 889 nm で撮像された南極域 (画像を合成・投影).  
右 : 緯度 67°S での経度方向の反射率の変化. [Barrado-Izagirre et al., 2008]

表 1.2 : 南極ヘイズ波動の観測情報 [Barrado-Izagirre et al., 2008]

	July 1994	Oct. 1995	Sep. 1997	Oct. 1999	Dec. 2000
Wavenumber	12	12	13	14	14
Amplitude (°)	2.0	2.5	2.5	2.6	2.0
Wave motion (m/s)	2.3 ± 1	10.0 ± 4	0 ± 4	-	5.0 ± 2
Zonal wind (m/s)	16.5 ± 5	37.1 ± 5	16.4 ± 5	-	37.3 ± 3
Phase speed (m/s)	-14.2 ± 5	-27.1 ± 5	-16.4 ± 4	-	-32.3 ± 3

## 1.3 土星大白斑

### 1.3.1 積乱雲と大白斑

土星大気表層では積乱雲が発生することが知られている。土星の積乱雲は可視光で明るく見え水平スケールがおおよそ 300-3,000 km。積乱雲の形状は斑状や筋状のものなど様々であり、夏頃に発生する傾向がある。土星では Saturn Electrostatic Discharge (SED) と呼ばれる電波放射が 探査機ヴォイジャーや土星探査機カッシーニにより観測されている [Kaiser *et al.*, 1983; Fischer *et al.*, 2007, 2008]。SED は積乱雲内の雷に関係していると考えられており、雷の発光はカッシーニの Imaging Science Subsystem (ISS) によって捉えられている [Dyudina *et al.*, 2010]。

土星には上記の通常の積乱雲よりも巨大な積乱雲が存在する。大白斑 (Grate White Spot) と呼ばれている積乱雲は、発生から短期間 (1-2 週間) で通常の積乱雲の約 10 倍以上の大きさ (10,000-20,000 km) に成長し、発達後はある緯度帯を経度方向に一周する惑星規模の擾乱になる。発生緯度は北半球の 5-60° で、発生時期は土星北半球の夏である。大白斑は土星での 1 年 (29.5 地球年) に 1 度の割合で発生しているため、日射量の季節変化に関係している可能性が示唆されている [Sanchez-Lavega and Battaner, 1987]。表 1.3 でこれまで発生した大白斑の情報をまとめている。雲が湧き上がる回数は 1 度だけではなく、発生年によっては 3 度 の場合もある。図 1.5 は 1990 年に発生した大白斑を地上から撮像した画像である。低緯度に明るい雲が広がっており、特に V, B バンドで明るく見える。

表 1.3 : 過去に発生した大白斑

[Sanchez-Lavega and Battaner (1987)と Sancehz-Lavega et al. (1991)より]

GWS	Longitude	Latitude	Initial East-West size(km)	Lifetime (days)
1876	290°	8°N	21,500	26
1903A	310°	36°N	26,000	150
1903B	310°	36°N	-	90
1903C	310°	36°N	-	150
1933A	314°	5°N	21,000	44
1933B	314°	5°N	33,000	24
1960A	286°	58°N	22,000	41
1960B	286°	58°N	23,500	30
1990A	309°	12°N	30,000	68
1990B	309°	5-12°N	-	77
1990C	150°	2°S	11,600	20

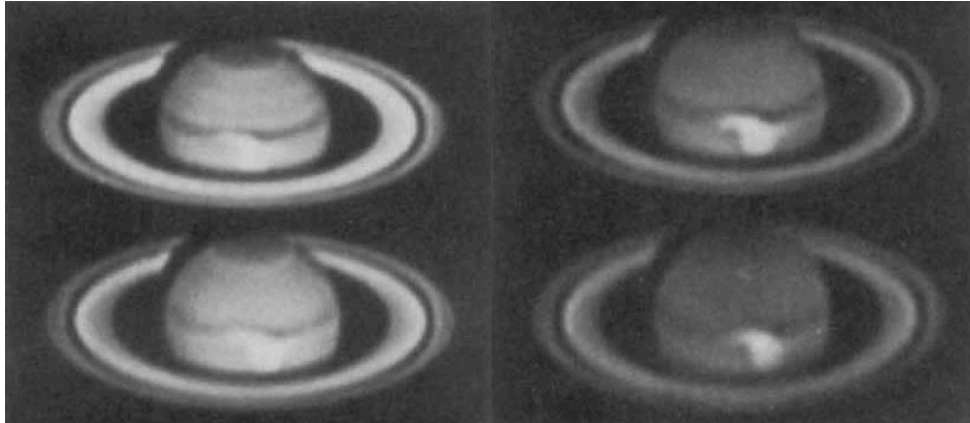


図 1.5: 発見されてから 8 日後の大白斑 (1990). それぞれ, 左上: I バンド, 左下: R バンド, 右上: V バンド, 右下: B バンドで地上から撮像された. [Sanchez-Lavega *et al.*, 1991]

### 1.3.2 大白斑の観測と先行研究

1960 年の大白斑までは主に U (360 nm), B (425 nm), V (560 nm), R (650 nm) バンドを用いた地上観測が行われていた. Sanchez-Lavega and Battaner [1987] は 1933 年の大白斑の U, B, V, R バンド測光データと 1960 年の大白斑の V バンドでの偏光データから, 大白斑の雲頂高度は 250-100 mbar であると推定し, 周囲の雲よりも高度が高いことを明らかにした. また, 1 次元の湿潤対流モデルから,  $\text{NH}_3$  や  $\text{H}_2\text{O}$  の雲層での潜熱の解放によって引き起こされた対流不安定の結果, 上昇する空気塊が大白斑であると提唱した.

1990 年の大白斑は地上望遠鏡から U, B, V, R, I (590 nm) に加え, 3 つの  $\text{CH}_4$  吸収波長帯 (619, 725, 893 nm) とそれぞれに対応する連続帯 (600, 750, 830 nm) を用いて, 大白斑の発生 (9 月 25 日) から消滅 (12 月 21 日) までの期間で観測が行われた [Sanchez-Lavega *et al.*, 1991]. また, この観測結果と三層構造 (ガス層/ガス+ヘイズ層/下層方向無限の雲層) の鉛直大気モデルによる放射伝達計算の結果から, 大白斑の雲頂高度が発達時期で約 1.4 bar (擾乱の無い領域) から約 300-400 mbar まで上昇し, その過程においてモデル内のヘイズ粒子の単一散乱アルベドが 336-480 nm の領域で上昇することが分かった [Acarreta and Sanchez-Lavega, 1999]. これは, 下層から上昇してきた  $\text{NH}_3$  の蒸気が凝結しヘイズ粒子を被覆することによるものであると考えられている.

土星の積乱雲に対して, 三次元シミュレーションを用いた研究も行われている. Hueso and Sanchez-Lavega [2004] は非弾性湿潤対流モデル (Anelastic Model of Moist Convection) を用いて,  $\text{NH}_3$  と  $\text{H}_2\text{O}$  の存在量を変えながら土星における積乱雲を再現した. その結果, これまでの大白斑の雲頂高度に達する積乱雲には  $\text{H}_2\text{O}$  雲層を起源とする対流が必要であることが示唆された.

### 1.3.3 大白斑 (2010 年) の先行研究

現在、これまでに観測された大白斑の中で最も新しいと考えられているものが 2010 年の巨大積乱雲である。図 1.6 でカッシーニと地上望遠鏡によって撮像された積乱雲の画像を示す。この積乱雲は予想される大白斑の周期から約 10 年速い 2010 年 12 月 5 日に緯度  $37.7 \pm 0.8^\circ \text{N}$  で発生し、発生後約 1 週間で 8,000 km に成長した。Cassini の Radio and Plasma Wave Science (RPWS) はこの大白斑に伴う SED を観測しており、ピーク時の発光回数は通常の SED の 10 倍以上であった [Fischer et al., 2011]。積乱雲の中心は西向きジェット気流の中に存在しており、Cassini の ISS の高解像度画像から得られた積乱雲の移動速度は周囲の東西風速よりも速いことが分かった [Sanchez-Lavega et al., 2011]。このことから、大規模積乱雲の対流の起源と考えられている  $\text{H}_2\text{O}$  雲層 (10 - 12 bar) まで東西風が減衰せずが続いていると考えられている。Cassini の ISS には 258-1,002 nm の範囲で約 20 色のフィルターが搭載されており、 $\text{CH}_4$  吸収帯を含む紫外 (375 nm) から近赤外 (954 nm) 域で大白斑の撮像が行われた。観測された反射率と土星大気の 3 層放射伝達モデルから雲頂高度は 150 mbar と推定されている [Sanchez-Lavega et al., 2011]。

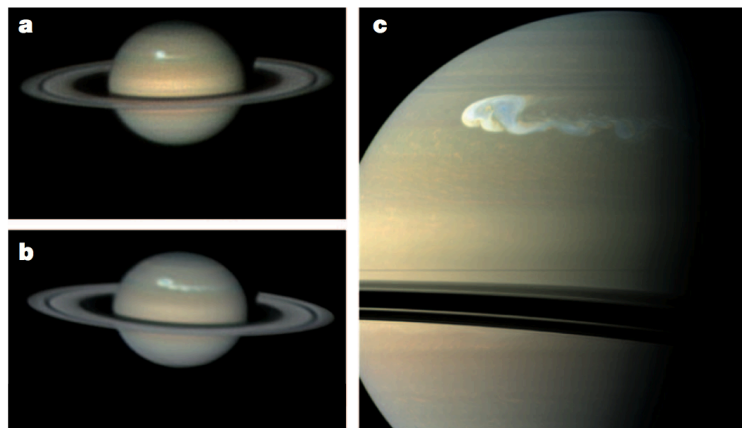


図 1.6 : 地上望遠鏡とカッシーニによって撮像された土星積乱雲. a : 2010 年 12 月 13 日にフィリピンで 11 inch シュミット・カセグレン式望遠鏡により撮像 (by C.G.). b : 2010 年 12 月 22 日にオーストラリアで 16 inch ニュートン式望遠鏡により撮像 (by A.W.). c : 2010 年 12 月 24 日にカッシーニの Wide-Angle Camera により撮像 [Fischer et al., 2011]

この巨大積乱雲は探査機だけでなく地上望遠鏡による観測も行われている。2010 年 12 月 27 日に Calar Alto 天文台 (スペイン, 2.2 m 望遠鏡) で 624, 727, 883, 914, 954 nm の 5 波長による観測, 2011 年 1 月 13 日に Pic du Midi 天文台 (フランス, 1 m 望遠鏡) で U, B, 890 nm の 3 波長による観測が行われた。これらの観測結果と放射伝達モデル (成層圏ヘイズ, 対流圏ヘイズ, 対流圏雲を仮定) から雲頂高度は積乱雲で 300 (-100 から +300) mbar で、同緯度の積乱雲が無い領域で 1 bar

以上になると推定された [Sanz-Requena et al., 2012]. また, 同研究では 1990 年の大白斑と同様に, 積乱雲の領域で, 放射伝達モデルの対流圏ヘイズの単一散乱アルベドの上昇が見られた.

アマチュア天文家によって撮像された画像を用いる研究も行われている. Sanchez-Lavega et al [2012] は International Outer Planet Watch (IOPW) と Planetary Virtual Observatory database (PVOL) に投稿された画像から大白斑の構造ごとの動きを調べた. 図 1.7 は複数の画像を合成したもので, 発生から約 20 日後の積乱雲の構造を示している. GWS Head は雲が湧き出している部分で, 西向きに移動している. GWS Head から湧き出した雲は東に伸びて Northern branch と Southern branch を形成しており, その間の Central branch 内に Dark Spot (DS) と呼ばれる可視域において暗い領域が存在する. 2011年6月15日から19日の間にGWS Head は DS に追いつき, その後地上観測画像の解像度ではではそれらの識別ができなくなった. GWS Head は 6.5 ヶ月の間存在し続けていたことから, H<sub>2</sub>O 雲層において対流を維持し続けている機構が存在が示唆された. しかし, モデル等による機構の説明はいまだなされていない. また, GWS Head や DS など明るさ (色) の違いが物質によるものか, 雲頂高度の差によるものかは明らかになっていない.

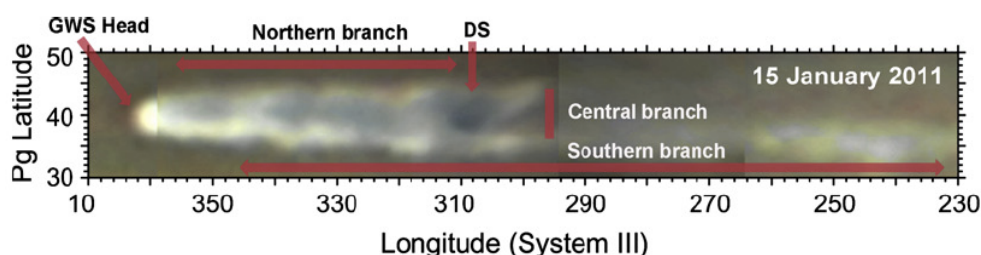


図 1.7 : 地上望遠鏡観測の画像を合成したもの [Sanchez-Lavega et al., 2012].

先行研究では主に大白斑周辺の風速のトラッキングと, 紫外と CH<sub>4</sub> 吸収帯を含む最大で 8 波長を用いた雲構造の放射解析が行われてきた. しかし, 雲の粒子については発達過程において, 356- 446 nm (2 波長) で単一散乱アルベドが上昇することしか分かっていない. 雲のスペクトルは雲粒子の組成や粒径の情報を反映しており, 雲粒子の候補が複数 (NH<sub>3</sub>, NH<sub>4</sub>SH, H<sub>2</sub>O) 存在する土星では, その情報は積乱雲の発達のメカニズムと密接に関係していることが考えられる. そのため, 大白斑の研究において模様の発達などの幾何情報だけではなく, スペクトル情報は非常に重要である.

## 1.4 研究目的

様々な空間・時間スケールで変化する気象の研究において、気温、風速、粒子・大気組成など気象パラメータのモニタリングが非常に重要である。しかし、地球以外の惑星においては探査機による着陸・投下プローブ観測以外では望遠鏡や探査機のリモート観測（撮像観測、分光観測、電波掩蔽観測）が気象パラメータを得るための主な手段になり、惑星のモニタリング観測のために長期間且つ定期的にマシントimeを確保することは容易ではない。

本研究では、北海道大学大学院理学研究院が所有する惑星観測に特化したピリカ望遠鏡と観測装置を用いて木星と土星のモニタリング観測とスペクトル撮像を行うことで、幾何情報（大気表層の模様）と波長情報を取得しそれぞれの惑星での特徴的な気象現象を解明することを目的としている。

### 1.4.1 木星

木星の極域ヘイズ波動は先行研究からロスビー波としての性質が確認されているが、その波動を引き起こすきっかけや、波動を維持するためのエネルギー源、また周囲の大気の物理との関係は明らかになっていない。特に、この波構造の空間的な広がり、波の速度の変動の情報は、他の大気現象との関係を明らかにする上で非常に重要である。

本研究では、まず先行研究から10年以上経過した現在において、位相速度等の波動のパラメータが変動しているかどうかを、CH<sub>4</sub>吸収波長（889 nm）での木星モニタリング観測を行い確認する。そして、CH<sub>4</sub>吸収帯（619, 727, 889 nm）付近の58波長（3 nm 間隔）でのスペクトル撮像を行うことで、異なる感度高度の画像で波動がどのように変化するかを調べ、その水平・鉛直の広がりを制約して波動の特性の理解を広げることを目的とする。

### 1.4.2 土星

これまで大白斑の詳細なスペクトル情報は得られておらず、それと同時に大白斑の発達に伴うスペクトルの変化も確認されていない。大白斑は発達に伴い明暗分かれた複雑な構造を示すことが先行研究から明らかになっているが、その明るさの違いが物質の高度の違いによるものか、物質そのものの色が異なるのか分かっていない。スペクトル情報は物質の組成や粒径と関係しているため、大白斑の構造と色の関係を示すことは大白斑の発達のプロセスを解明する上で重要である。

本研究では 2010 年の大白斑が発達し、複雑な構造を示している 5-6 月において、土星を地上望遠鏡を用いて、可視近赤外域 (400-1000 nm) の 180 (5月), 86 (6月) 波長でスペクトル撮像観測を行った。この観測により得られたスペクトル情報から大白斑の発達に関わる情報を取得する。

### 1.4.3 本論文の構成

本論文は 5 つの章で構成されている。2 章では本研究の観測と、木星・土星のデータに共通する基本的なデータ処理について説明する。3 章では木星の極域ヘイズの波状構造の解析について記述する。4 章は土星大白斑のスペクトルの解析について記述する。最後に、5 章で本研究の結論をまとめ、今後の発展について述べる。



## 2. スペクトル撮像観測

木星極域ヘイズの波構造の変動や波長変化, 土星大白斑のスペクトルと雲構造の関係を調べるために, 地上望遠鏡と液晶波長可変フィルターと EMCCD を搭載した装置を用いて木星と土星のスペクトル撮像観測を行った. この章では観測サイト・機器等について 2.1 節で, 観測の概要を 2.2 節, 木星・土星に共通するデータ解析について 2.3 節で説明する.

### 2.1 観測サイトと観測機器

#### 2.1.1 北海道大学大学院理学研究院附属天文台

北海道大学大学院理学研究院附属天文台の座標は東経 142.5°, 北緯 44.4° 標高は海拔 151 m で, 北海道北部の名寄市にあり, ピリカ望遠鏡と呼ばれる 1.6 m 反射望遠鏡を所有している. また, 天文台の建物は名寄市によって建設された. 気象コンディションはシーイングサイズが 1.3-2.3" で (典型値は 1.8"), 6 月に梅雨が無いという利点がある. 図 2.1 に同天文台の所在地とその概観を示す.

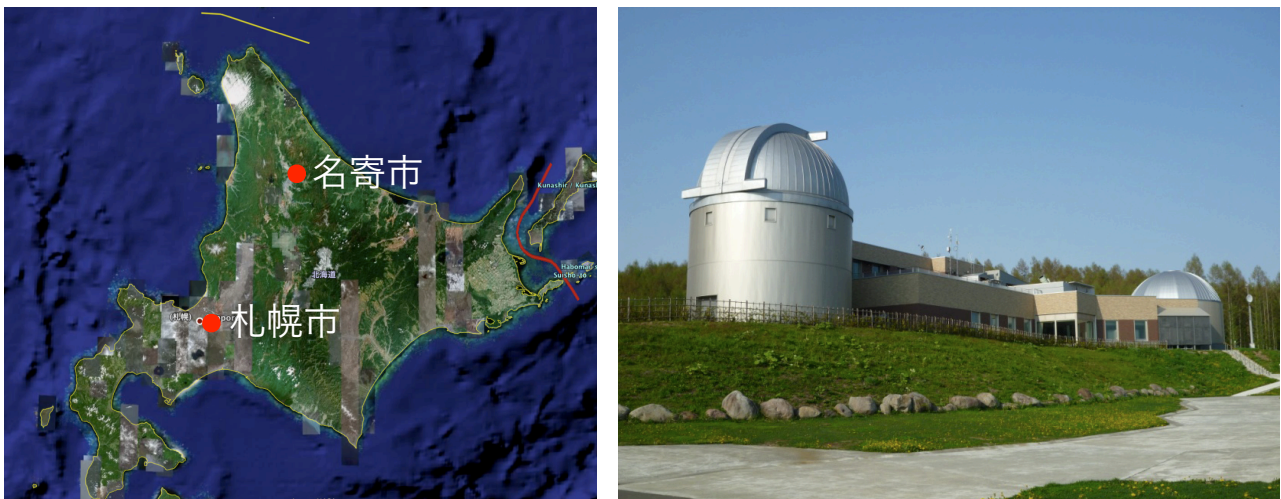


図 2.1 左: 名寄市の位置. 右: 北海道大学大学院理学研究科附属天文台の概観.

## 2.1.2 ピリカ望遠鏡

2010年3月に完成したピリカ望遠鏡は主鏡口径が1.6 mの可視/赤外望遠鏡で、主に惑星の観測をすることを目的とした望遠鏡である(図2.2左)。この口径サイズは惑星観測を優先している望遠鏡としては世界最大級である。表2.1に望遠鏡の詳細を記述する。本研究の観測で用いる観測装置はカセグレン焦点に取り付けられている。



図 2.2 左 : ピリカ望遠鏡. 右 : MSI

表 2.1 : ピリカ望遠鏡の諸情報

Parameter	Value
Coordinate	44° 22', 142° 28' E
Height of observatory	151 m
Optical system design	Ritchey-Chretien
Primary mirror	
- Effective aperture	1600 mm
- Principal focal length	19237.7 mm (F/12.6)
Focal length	Cassegrain focus : F/12.0 Nasmyth A focus : F/12.0 Nasmyth B focus : F/12.0
Diffraction limit	0.0063" @ 400 nm 0.17" @ 1100 nm
Manufacturer	Nishimura Co., Ltd

### 2.1.3 Multi-Spectral Imager

本観測で用いた Multi-Spectral Imager (MSI) は北海道大学大学院理学研究院惑星宇宙グループによって開発されたスペクトル撮像装置 [Watanabe *et al.*, 2012] で、現在ピリカ望遠鏡のカセグレン焦点に取り付けられており、定常運用が可能となっている (図 2.2 右). MSI の最大の特徴は、電子増倍型 CCD (Electron Multiplying CCD : EMCCD) と液晶波長可変フィルター (Liquid Crystal Tunable Filter : LCTF) を用いることにより、可視近赤外波長域において多波長撮像を短時間で行える点である。これまで、天文観測においてスペクトル情報と 2 次元空間情報を同時に取得する主な手段は 3 次元分光器やファブリペロー干渉計であり、LCTF と EMCCD を組み合わせたスペクトル撮像装置は MSI が世界初である。表 2.2 で MSI の性能等の情報をまとめる。

表 2.1 : Multi-Spectral Imager の特徴 [Watanabe *et al.*, ]

Parameter	Value
Spectral coverage	360-1050 nm
Field of view	151 m
- Normal resolution mode	3.3' × 3.3' (0.389"/pixel)
- High resolution mode	41" × 41" (0.080"/pixel)
Filters	
- Liquid crystal tunable filters	CRi VariSpec VIS-10: 400 - 720 nm, $\Delta\lambda \sim 10$ nm (@ 650 nm) CRi VariSpec SNIR-10: 650 - 1100nm, $\Delta\lambda \sim 10$ nm (@ 900 nm)
- Narrow-band filters	360, 365, 370, 380, 390 nm ( $\Delta\lambda = 10$ nm), H $\alpha$ ( $\Delta\lambda = 1$ nm)
- Broad-band filters	Johnson-Cousins U ,B, V, R, I
Camera (CCD)	Hamamatsu Photonics C9100-13
Array format	512 × 512 pixel (Pixel size: 16 × 16 $\mu$ m)
Readout modes	EMCCD mode, Normal CCD mode
Pixel clock rates	11 MHz (EMCCD mode only), 0.69 MHz, 2,75 MHz
Maximum frame rates (full-frame)	31.9 frames/s (EMCCD mode), 2 frames/s (Normal CCD mode)
Minimum exposure times (full-frame)	0.031 s (EMCCD mode), 0.488 s (Normal CCD mode)
EM gain	4 - 1200
CCD cooling method & temperature	Peltier with forced-air, -65°C

MSI はカメラとして商用の EMCCD カメラ (C9200-13, 浜松ホトニクス) を採用している。EMCCD により高いフレームレートでの撮像が可能になり、大気の揺らぎ (以降シーイングと呼ぶ) のタイムスケールよりも早く撮像することができる。地上天体観測の空間解像度は主にシーイングに制約され (ピリカ望遠鏡の回折限界 : 0.17" @1100 nm, 名寄市の年平均シーイングサイズ : 1.8"), そのシーイングは時間とともに変動し像の位

置もずれるため、露光時間が長くなると空間解像度は下がる。逆に、シーイング変動のタイムスケールより短い露光時間で連続撮像を行い、良いシーイングの画像のみを選出しシーイングによる像の位置のずれを補正して積算することで空間解像度を高めることが可能である。この観測手法はラッキーイメージングと呼ばれ、12 fps の観測で画質上位 10 % のみを積算することで解像度を 2-3 倍に改善することが可能である (位置の補正だけでも 2 倍に近い効果がある) [Law et al., 2006]。また、電子増倍機構により暗い天体やナローバンドフィルターを用いた観測でも高速撮像が可能である。なお、ビニングや部分的な読み出しを行うことで表 2.1 の値よりも露光時間を短くすることが可能であり、ビニングが  $2 \times 2$  pixel (0.778"/pixel)、読み出し領域が 30 % (木星視直径の最大値は 49.7" で視野 3.3' の 25 %) で露光時間は 0.006 s になる。この EMCCD の量子効率を 図 2.3 に示す。

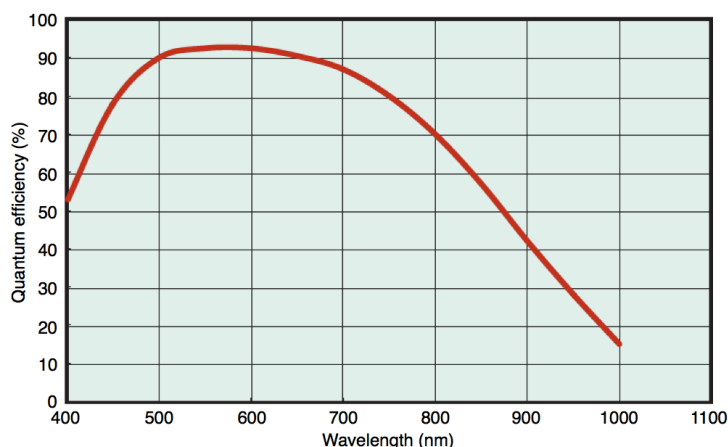


図 2.3 : EMCCD カメラ (C9200-13, 浜松ホトニクス) の量子効率 [cf. Hamamatsu Photonics catalog].

LCTF は可動部を持たず、電気的に透過波長のピークを高速で変えることのできるフィルターである。MSI には 2 つの LCTF (VariSpec VIS-10-HC-20, SNIR-10-HC-20) を搭載しており、それぞれ 400-720 nm, 650-1100 nm の範囲で透過波長を 50-150 ms で変えることができる。また、中心波長の選択は 0.001 nm の分解能があり、波長選択の精度の典型値は 1.8 nm である。この LCTF を用いることで、空間方向に色の変化を持つ惑星のスペクトル情報を短時間かつ容易に二次元的に取得することが可能になる。また、3次元分光器等に比べて比較的安価に導入が可能なのも利点の一つである。グレーティングなどを用いて 2 次元分光をする場合はスリットを動かして惑星をスキャンする必要があり、スキャンの試行精度による空間解像度の低下の可能性が高く画像の再構成に処理を必要とする。一方で、MSI で観測波長を増やし過ぎると、スペクトル撮像の始めと終わりの波長間で大気コンディション (シーイングや透過率) の変動を受ける可能性があるため、波長数とスキャン時間のトレードオフに注意する必要がある。図 2.4 は LCTF の透過曲線を示す。この透過曲線で木星のスペクトルをコンボリューションした結果を図 2.5 に示す。計算した波長間隔はオリジナルのスペクトルデータの波長間隔である。図 2.5 より MSI を用いたスペクトル撮像で  $\text{CH}_4$  吸収バンドのスキャンが可能であることが分かる。

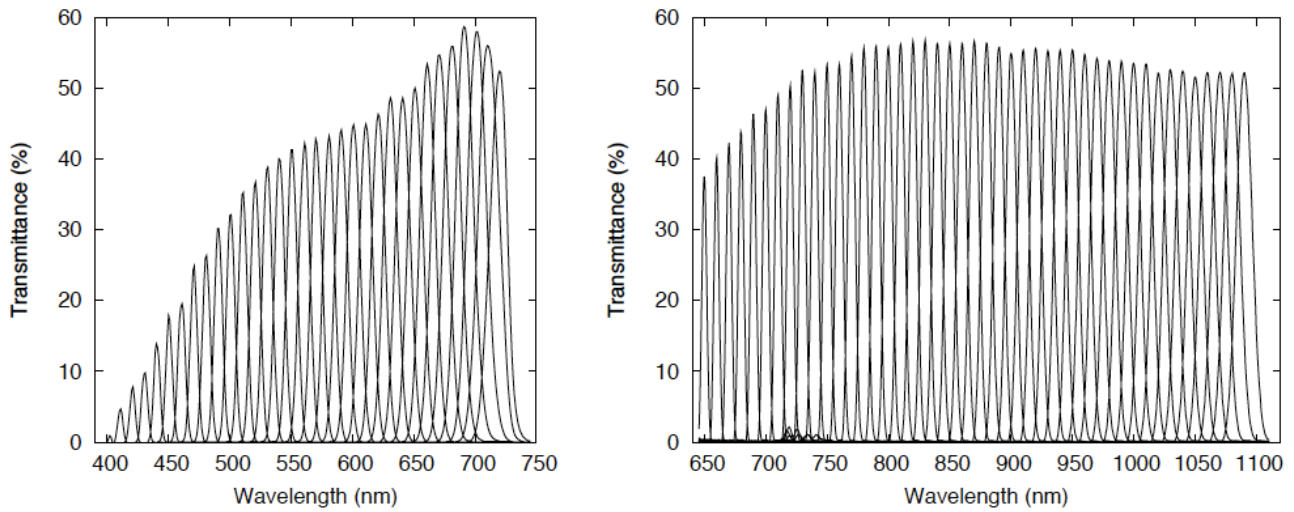


図 2.4 : LCTFの透過曲線. 左 : VIS-10-HC-20. 右 : SNIR-10-HC-20 [Watanabe et al.,].

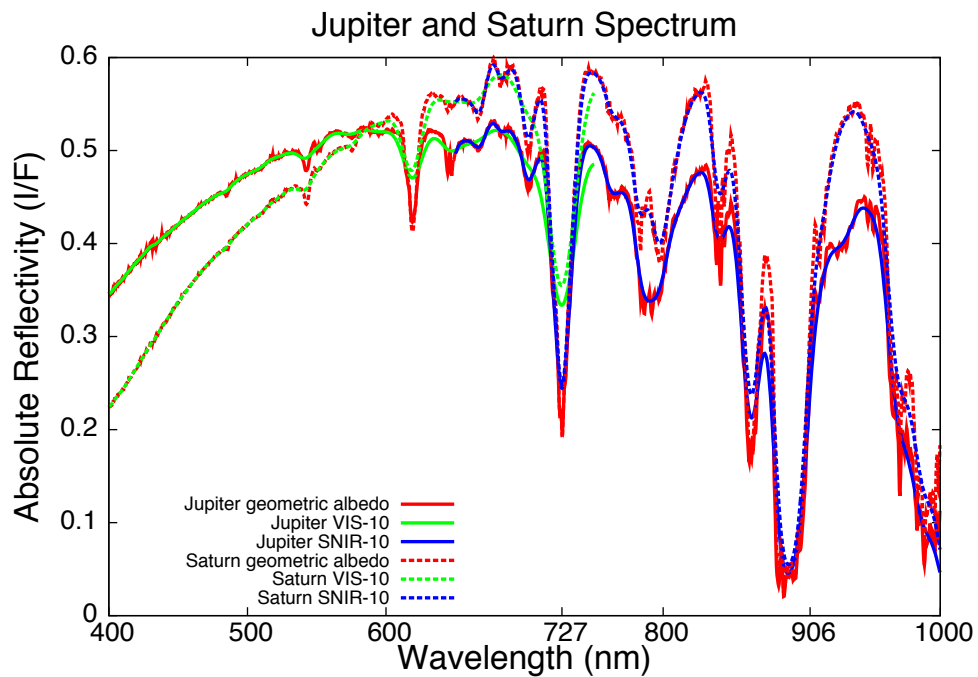


図 2.5 : MSI で木星のスペクトル撮像したときに予想されるスペクトルの計算値. 赤実線 : 木星のアルベド, 緑実線 : 木星アルベド (VIS-10), 青実線 : 木星アルベド (SNIR-10), 赤破線 : 土星のアルベド, 緑破線 : 土星アルベド (VIS-10), 青破線 : 土星アルベド (SNIR-10) [cf. Karkoschka, 1994]. 波長間隔はオリジナルデータと計算値ともに 0.4 nm. オリジナルデータの波長分解能は 1 nm.

## 2.2 観測概要

### 2.2.1 木星極域ヘイズのモニタリング観測

木星極域ヘイズの波動現象の時間変化と空間分布を調べるために、ヘイズのコントラストが最も高くなる 889 nm を含む複数波長を用いて、2011 年から 2012 年にかけて 5 つの期間で観測を行った。2011 年は① 10 月 19 日+20 日, ② 10 月 29 日+31 日, ③ 11 月 16 日+17 日の 3 期間, 2012 年は④ 8 月 21 日+20 日, ⑤ 9 月 17 日+18 日+20 日の 2 期間。いずれの期間も 889 nm では露光時間が 0.2-0.5 s, 連続撮像枚数は 200 - 1000 枚で木星の高度が 20° 以上のとき 5-20 分の間隔で撮像を行った。また、どの観測期間でも木星撮像の前後にバイアスフレーム、薄明後にドームフラットを取得している。気象コンディションの良いとき (シーイングサイズが小さい) は露光時間を短くして連続撮像枚数を増やし、コンディションが悪いとき (シーイングサイズが大きい, 雲が通過する) は露光時間を長くして、連続撮像枚数を少なくしている。表 2.3 にモニタリング観測の情報をまとめる。

表 2.3 : 木星ヘイズモニタリング観測の情報

Date (JST)	Wavelength (nm)	Scan time (m)	Jupiter angular diameter (")	Seeing size (")
2011/10/19+20	727, 750, 830, 850, 889	3-20	49.5	2-2.6
⇕ 10 days				
2011/10/29+31	727, 750, 889, 950	10-20	49.6	1.56-2.2
⇕ 16 days				
2011/11/16+17	619-945 (10 colors)	10	48.8	2.26-4
⇕ 9 months				
2012/8/21+22	502-945 (16 colors)	10-15	38.2	1.42-1.64
⇕ 1 months				
2012/9/17+18+22	502-945 (16 colors)	10-15	41.5	2.39-2.78

### 2.2.2 木星極域ヘイズの CH<sub>4</sub> バンドスキャン

CH<sub>4</sub> の吸収波長で木星をみたとき、吸収が強いと高い高度のみ構造、吸収が弱いと低い高度も含めた構造を捉えることになる。木星極域ヘイズの波動現象の鉛直方向の広がりを調べるために、2011 年 10 月 20 日に CH<sub>4</sub> の吸収帯で波長を切り替えながら木星の撮像を行った。

波長域は 3 つの CH<sub>4</sub> 吸収帯 (619, 727, 889 nm) で 波長間隔は 3 nm, 露光時間は 0.08-0.042 s で 1 波長当たり 100 枚の連続撮像を行った. バイアスフレームは3つのバンドスキャンの前後に, ドームフラットは薄明後に取得している. 表 2.4 に観測の情報をまとめる.

表 2.4 : 木星ヘイズ CH<sub>4</sub> バンドスキャンの情報

Date (JST)	Spectral range (nm)	step (nm)	Exposure time (s)	Scan time (m)	Central Meridian longitude (°) (SystemIII)	Seeing size (")
2011/10/ 20	601-634 700-757 872-950	3	0.042 0.05 0.08	15	103-242	~2

### 2.2.3 土星大白斑のスペクトル撮像

土星大白斑のスペクトルの構造による違いと時間変化を調べるために, 2011 年 5 月 5 日と 6 月 6 日 (JST) の 2 晩で観測を行った. 観測データの情報は表 2.2 に示す. これらの時期の土星の視直径は 5 月 5 日が 19.0", 6 月 6 日が 18.1" だった. シーイングはそれぞれ約 3.5" と 約 3.0" であった. これらの時期は GWS Head と DarkSpot が存在しており, 空間的に異なるスペクトルを得られる可能性がある.

5 月 5 日は 400-1100 nm の範囲で波長間隔 7-20 nm で 180 波長で撮像を行った. 露光時間は 0.5 s で全波長を 3 回スキャンした (1 波長辺り 3 枚の画像). フラックス補正のための標準星として HR4825 を土星を撮像した直後に撮像した.

6 月 6 日は 500-975 nm の範囲で波長間隔 3-10 nm で 86 波長, 露光時間は 0.05 s で1波長当たり 100 枚の連続撮像を行った. 5 月 5 日と同様に標準星として HR4825 を撮像した.

どちらの観測でも土星の前後にバイアスフレーム, 薄明後にドームフラットを取得している.

表 2.2 : 土星観測の情報

Date (JST)	Spectral range (nm)	colors	Scan time (m)	Elevation (°)	Sub-Earth latitude (°N)	Central Meridian longitude (°) (SystemIII)
2011.5.5 23:05 - 23:36	400-1100	180	30	38.9-35.7	9.43	37.9-57.6
2011.6.6 20:28 - 20:50	500-975	86	20	40.8-38.2	8.93	335.3-347.6

## 2.3 基本データ処理

本研究の解析に用いた計算機は Amphis BTO Md7100iCi7G (プロセッサ: インテル Core i7 2600, メインメモリ: 8 GB) で, OS は Linux ディストリビューションの CentOS を使用している. 解析には天文解析ソフトウェアの IRAF と数値解析ソフトウェアの MATLAB を使用した. 以下で木星と土星両方のデータ解析に共通する基本処理について説明する.

### 2.3.1 バイアス・フラット補正

バイアスフレームとフラットフレームを用いて全ての観測画像データに対して以下の処理を行った.

$$CorrectedObjectFrame_{\lambda}(i, j) = \frac{RawObjectFrame_{\lambda}(i, j) - BiasFrame(i, j)}{Flatfield_{\lambda}(i, j)}$$

( $i, j$ ): 座標 (水平, 鉛直) の指標.

CCD上では, 露光後に読み出してデジタル情報に変換した値が負にならないようにするために, バイアスレベルという規定値を CCD 全体にかけられている. よって, 観測対象からの信号の情報のみを取り出すためにはバイアスレベルを減算する必要がある. バイアスフレームは観測装置のフィルターを閉じた状態で, 最小露光時間で取得する. また, バイアスレベルは CCD の温度によって変化するためオブジェクトフレームの前後に必ず取得している. なお, 本研究の観測では観測対象が明るく露光時間が短いため暗電流 (ダークフレーム) の補正は行っていない.

CCD 上では 2 つの理由から各ピクセル間に感度のムラが生じる. 1 つは, 視野内の光が光学系の中で均一透過していない場合. もう一つは CCD の各ピクセルの量子効率の差である. フラット補正のためには, 視野全体に一樣な光が当たっているフラットフィールドが必要である. 本研究では, 天文台ドーム内部に取り付けられたフラット板に均一にライトをあてることでフラットフィールドを取得している. 波長毎に以下の式により規格化されたフラットフィールドで観測画像を割ることでフラット補正ができる.

$$FlatFieldFrame_{\lambda}(i, j) = \frac{DomeFlatFrame_{\lambda}(i, j) - BiasFrame(i, j)}{MeanValueOf[(DomeFlatFrame_{\lambda} - BiasFrame)(m, n)]}$$

$$MeanValueOf[Frame(m, n)] = \frac{1}{nm} \sum_{i=1}^m \sum_{j=1}^n Frame(i, j)$$

( $m, n$ ): CCDのピクセル座標 (水平, 鉛直)

( $i, j$ ): 座標 (水平, 鉛直) の指標

$Frame(i, j)$ : ピクセル座標 ( $i, j$ ) の輝度値 [DN counts]



以上の処理は天文観測において一般的な基本処理である。本研究ではこれらの処理に IRAF を用いた。一連の処理を自動で行うスクリプトを作成して処理を行った。これらの処理時間は 1000 枚の連続撮像データ 1 セットで 2 分程である。

### 2.3.2 連続撮像画像の位置補正

基本処理のバイアス・フラット処理以降の全ての解析作業は MATLAB 上で行っている。木星と土星のデータ解析に共通する最後の基本処理は、積算のための画像間の位置合わせである。本研究の観測で行った連続撮像画像は大気の揺らぎによる位置のずれを補正した後に合成している。点光源の天体画像では、ガウス分布等のフィッティングを行うことで画像上の光源の中心を決定し画像間のずれを補正することが可能である。しかし、惑星のような模様が存在する面光源の場合、上記の手法は使用できない。そのため本研究では位置の補正に 2 つの画像間の相互相関係数を用いた。

まず、2 つの観測画像  $f(x, y)$ ,  $g(x, y)$  に対してフーリエ変換 (Fourier transformation : FFT) を行う。

$$f(x, y) \xrightarrow{FFT} F(u, v), g(x, y) \xrightarrow{FFT} G(u, v)$$

$F(u, v)$ ,  $G(u, v)$  はそれぞれ  $f(x, y)$ ,  $g(x, y)$  をフーリエ変換したもの。

次に、クロススペクトル  $S(u, v)$  を計算する。

$$S(u, v) = F \cdot G^*$$

$G^*$  は  $G$  の複素共役を示す。そして、 $S(u, v)$  の逆フーリエ変換を行い相互相関係数  $C(x', y')$  を得る。

$C(x', y')$  のピーク値の座標  $(x_p, y_p)$  が 2 つの画像の位置のずれを示す。最後に、 $g(x, y)$  を  $(-x_p, -y_p)$  だけシフトさせることで位置補正が完了する。以上の処理を MATLAB のサブプログラムとして作成し、画像の積算が必要な解析のプログラムに組み込んで使用した。

## 3. 木星極域へイズ波動

この章では 3.1 節で木星データの解析について、3.2 節で解析結果について述べる。そして 3.3 節で結果に帯する考察を行う。

### 3.1 木星データ解析

#### 3.1.1 画質評価

連続撮像を行った画像の中から、シーイングのコンディションが良い画像を選ぶために、画像の輝度の標準偏差と画質の関係を用いた。画質が良く木星の模様が細かく写っている場合は輝度値とりうる値が広がるために輝度値の標準偏差は大きくなる。逆に、画質が悪く木星の模様が平滑化されている場合は輝度値の分布は狭くなり、輝度値の標準偏差は小さくなる。しかし、この関係はリム (惑星の輪郭部分) の領域では適応されない。リムの部分では急激に明るさが変化しており、地球大気の影響が無い場合は画像上の惑星部分と宇宙空間部分でも輝度値に大きな差が生じる。ここに地球大気によるぼけ (平滑化) の効果が加わるとリム付近で惑星部分と宇宙部分の輝度の中間値を持つ領域ができ、画像全体の輝度の標準偏差は大きくなってしまう。そのため本研究では、木星のリム周辺の領域を除くため地球点頂角 (木星表層において天頂方向と地球方向のなす角: 後述するジオメトリ情報から計算) が  $50^\circ$  以下になる領域の輝度値の標準偏差を計算した。地球点頂角が  $50^\circ$  の領域はシーイングサイズ  $4''$  でもリムから十分に離れている領域である。そして、計算した標準偏差の大きい順に画像を並べ、上位 50% の画像を合成した。画質の比較のため 図 3.1 に木星 (750 nm) の上位 10% の画像を合成したものと、下位 10% の画像を合成したものを示す。この連続撮像 (1000 枚) のセットでは最大輝度値の平均が 2000 DNcounts, 上位 10% の画像の標準偏差が 270.7 で下位 10% の画像は 260.2, 1000 枚全ての平均値は 265.4 であった。図 3.1 をみると上位 10% の積算画像の方が赤道域の模様のコントラストが高くなっているのが分かる。

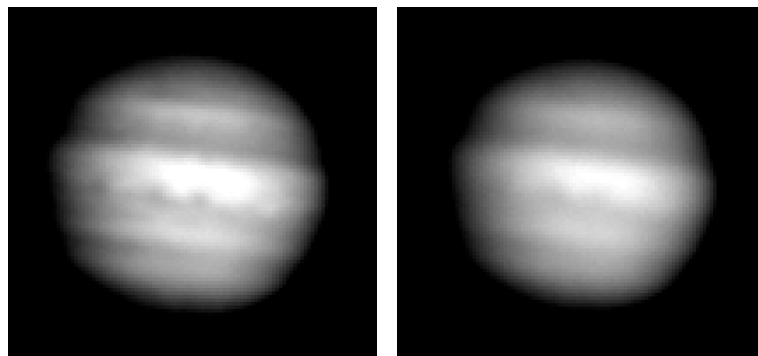


図 3.1 左：画質上位10%の合成画像. 右：画質下位10%の合成画像

### 3.1.2 木星ジオメトリ情報付加

木星画像の各ピクセルの緯度経度情報を計算するために、木星スリット画像を用いて木星の中心位置 (地球直下点) の推定を行った。まず、NASA/HORIZON Tool [<http://ssd.jpl.nasa.gov/horizons.cgi>] を用いて、観測画像の時刻でのジオメトリ情報 (地球直下点緯度経度, 太陽直下点緯度経度, 地球木星間距離) を取得する。取得した情報から、観測画像の中心を地球直下点として、各ピクセルでの  $\mu_0 = \cos(\text{太陽天頂角})$ ,  $\mu = \cos(\text{地球点頂角})$  を計算し、 $\mu_0 \times \mu$  の値が 0 より大きければ 1, 小さければ 0 の値を与えた木星スリット画像を作成する。そして、木星スリット画像と観測画像を対応するピクセル同士で掛け合わせて得られた画像全体の輝度の積分値を計算する。木星スリット画像を画像水平、鉛直方向それぞれに 1 pixel ずらしながら積分値を計算し、積分値が最大になる位置から木星の中心位置を決定する。図 3.2 に観測画像と木星スリット画像、図 3.3 に積分値の計算結果の例を示す。 $\mu_0 \times \mu$  の値を輝度値とした模擬木星面 (図 3.2 右) に半値幅がシーイングサイズのガウス分布による畳み込みを行ったものに対して位置推定のテストを行った。その結果、誤差約 1 pixel で位置推定を行えることが分かった。

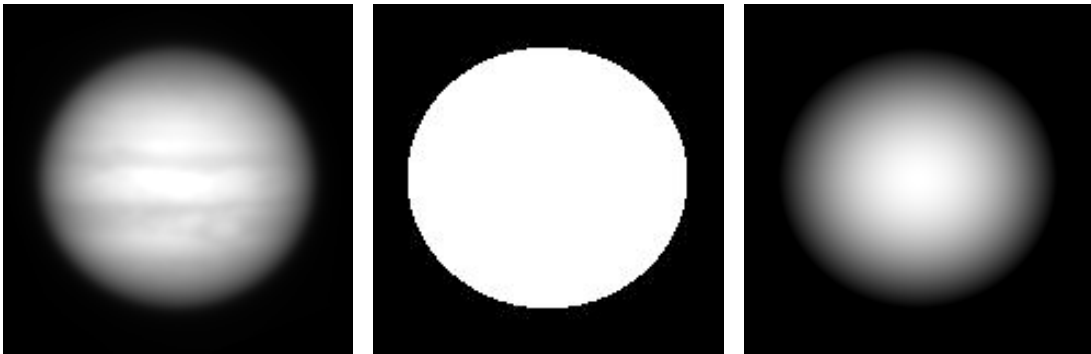


図 3.2 左: 木星 (750 nm) のスナップショット. 中央: 木星スリット画像. 右: 模擬木星面

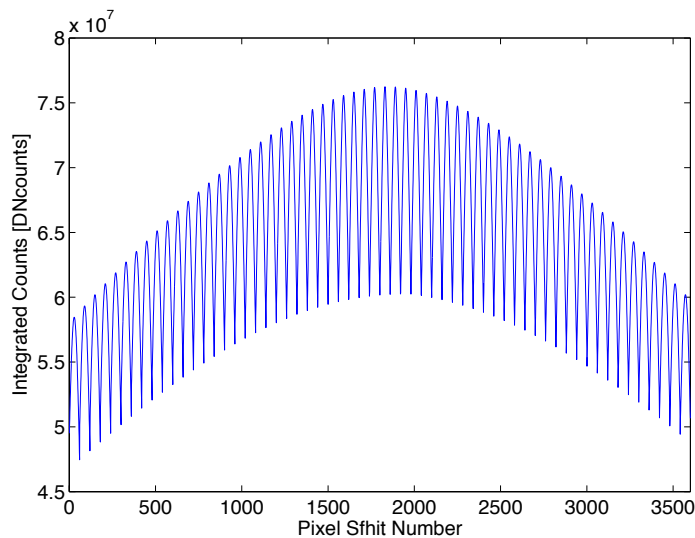


図 3.3: 積分値の計算結果.  $60 \times 60$  pixel の範囲でスリットを動かして積分値の計算を行った

### 3.1.3 経度プロファイルの取得

波構造の取得のために、次のように経度プロファイルを取得した。まず、ある緯度に対して経度 1 度毎に観測画像上での座標を計算する。対応する座標の輝度を、周囲の  $4 \times 4$  ピクセルの輝度値を用いてバイキュービック補間により求める。バイキュービック補間は 3 次式のフィッティングによる補間で、その式は次のようになる。

$$I(x,y) = \begin{bmatrix} h(y_1) & h(y_2) & h(y_3) & h(y_4) \end{bmatrix} \begin{bmatrix} Src(-1,-1) & Src(0,-1) & Src(1,-1) & Src(2,-1) \\ Src(-1,0) & Src(0,0) & Src(1,0) & Src(2,0) \\ Src(-1,1) & Src(0,1) & Src(1,1) & Src(2,1) \\ Src(-1,2) & Src(0,2) & Src(1,2) & Src(2,2) \end{bmatrix} \begin{bmatrix} h(x_1) \\ h(x_2) \\ h(x_3) \\ h(x_4) \end{bmatrix}$$

$I(x, y)$  が推定する輝度値,  $Src(i, j)$  は求める座標の周辺の輝度値を表し、その配置は図 3.4 のようになる。また  $x_1, x_2, x_3, x_4, y_1, y_2, y_3, y_4$  は求める座標から参照するピクセルまでの距離を表し、その値は次のように定義する。

$$\begin{aligned} x_1 &= 1 + x - [x], y_1 = 1 + x - [y] \\ x_2 &= x - [x], y_2 = y - [y] \\ x_3 &= [x] + 1 - x, y_3 = [y] + 1 - y \\ x_4 &= [x] + 2 - x, y_4 = [y] + 2 - y \end{aligned}$$

ここで、 $[x]$  は  $x$  の少数部分切り捨てを表す。

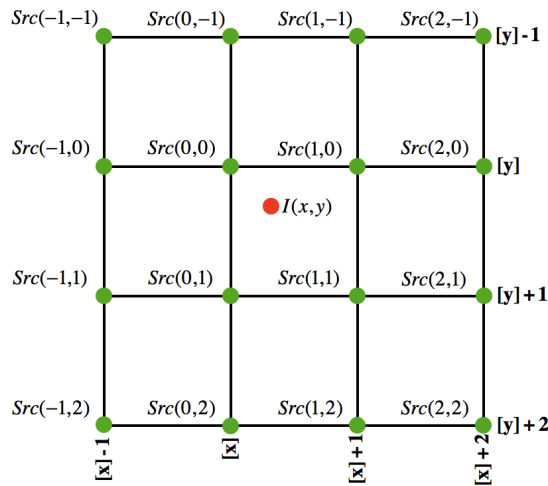


図 3.4 : バイキュービック補間に用いる各ピクセルの座標

そして、関数  $h(t)$  は sinc 関数 ( $\text{sinc}(t) = \sin(\pi t) / \pi t$ ) をテイラー展開により三次式まで近似したもので、次式のよ  
うに表される。

$$h(t) = \begin{cases} (a+2)|t|^3 - (a+3)|t|^2 + 1 \cdots \text{if } |t| \leq 1 \\ a|t|^3 - 5a|t|^2 + 8a|t| - 4a \cdots \text{if } 1 < t \leq 2 \\ 0 \cdots \text{if } 2 < |t| \end{cases}$$

$a$  には -1 前後の値が用いられ 本研究では  $a = -1$  とする。

以上の補間により得られた緯度  $67^\circ\text{S}$  での経度プロファイルは図 3.5 左の様になる。図 3.5 左をみると経度  
幅  $5^\circ$  前後の波模様がみえる。これは  $67^\circ\text{S}$  のように高緯度のプロファイルを補間により取得するとき生じ  
る、人工の模様である。これを取り除くために  $11^\circ$  の経度プロファイルに対して移動平均フィルタをかける。そ  
の結果が図 3.5 右で、経度幅  $30^\circ$  前後の波構造 (経度  $130\text{-}160^\circ$ ) を抽出させている。

### 3.1.4 周辺減光の補正

濃い気体を伴う惑星はある 1 方向からみたとき、その惑星の輝度は中心からリム (惑星の淵) に向かうに  
従って減光している。このことを周辺減光という。木星の模様のコントラストよりも周辺減光の変化の方が大  
きいため、複数の画像に渡って模様の比較を行うためには周辺減光を補正する必要がある。本研究では、周辺  
減光の補正のために東西方向に一樣な状態の経度プロファイルである周辺減光曲線を作成した。

まず、ある観測期間内での木星の画像 (同波長) を輝度のレベル補正を行った上で積算する。この積算画像  
は長時間露光を行ったものと同じになり、経度方向に模様の無い木星画像となる (図 3.6)。

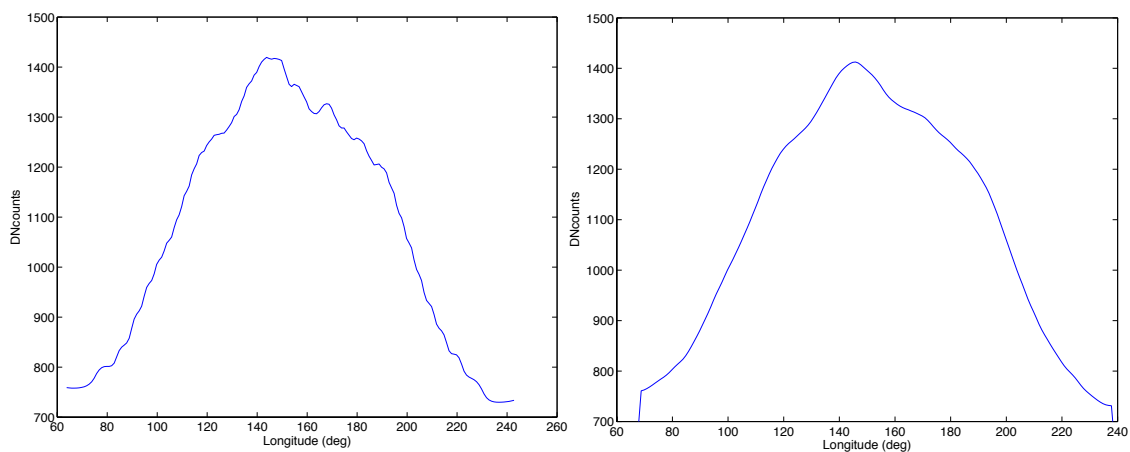


図 3.5 左: 経度  $1^\circ$  刻みで取得した  $889\text{ nm}$  木星画像の  $67^\circ\text{S}$  での経度プロファイル。右: 経度プロ  
ファイルに対して  $11^\circ$  の移動平均フィルタをかけたもの。

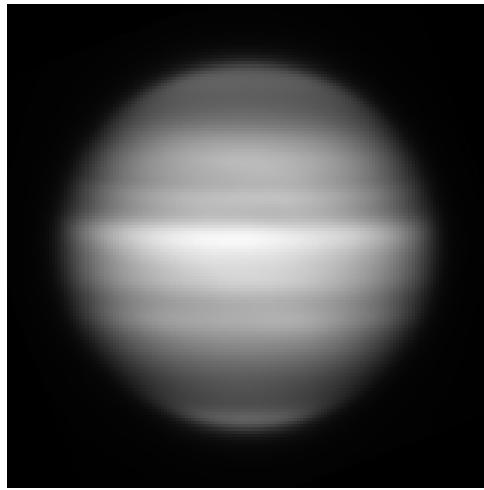


図 3.6 : 木星の疑似長時間露光画像 (889 nm). 116 枚の木星画像を積算している.

木星積算画像において経度プロファイルを取得し  $11^\circ$  の移動平均フィルタをかけ周辺減光曲線を作成する (図 3.7 左). 次に, ある画像での経度プロファイルと周辺減光曲線の経度毎の差の二乗平均 (RMS) を求め, RMS が最小になるように経度プロファイル全体を定数倍してレベル補正する. 最後に, レベル補正を行った経度プロファイルを周辺減光曲線で割り, 周辺減光を補正する. 図 3.5 のプロファイルを周辺減光補正した結果を図 3.7 に示す.

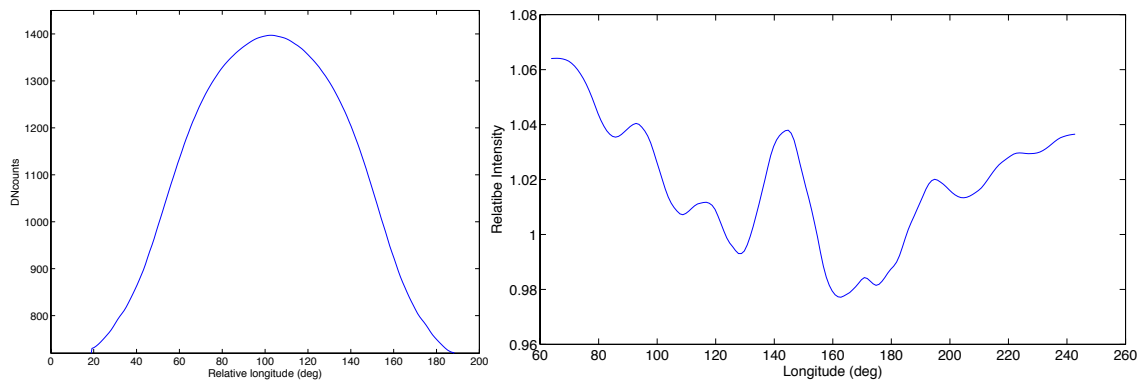


図 3.7 左 : 疑似長時間露光画像の経度プロファイル ( $67^\circ\text{S}$ ). 右 : 周辺減光補正を行った木星経度プロファイル (889 nm,  $67^\circ\text{S}$ )

### 3.1.5 経度プロファイルの合成

極域ヘイズの波状構造をみるために各観測期間中の経度プロファイルを合成する。まず、全てのプロファイルの中央経度から  $\pm 30^\circ$  の範囲のみを重ねて経度  $3^\circ$  か  $5^\circ$  の幅で区切り、120 ( $5^\circ$  区切りの場合は 72) 分割した各領域毎に平均値を求めことで、経度プロファイルを合成する。区切りの幅は合成した経度プロファイルの相対輝度値の変動が各領域の相対輝度値の標準偏差より大きくなるように決定する ( $5^\circ$  以上で変動が標準偏差を越えない場合は  $5^\circ$  のまま)。図 3.8 に合成した 889 nm の経度プロファイルを示す。経度方向に輝度の相対値が波状に変化していることが分かる。

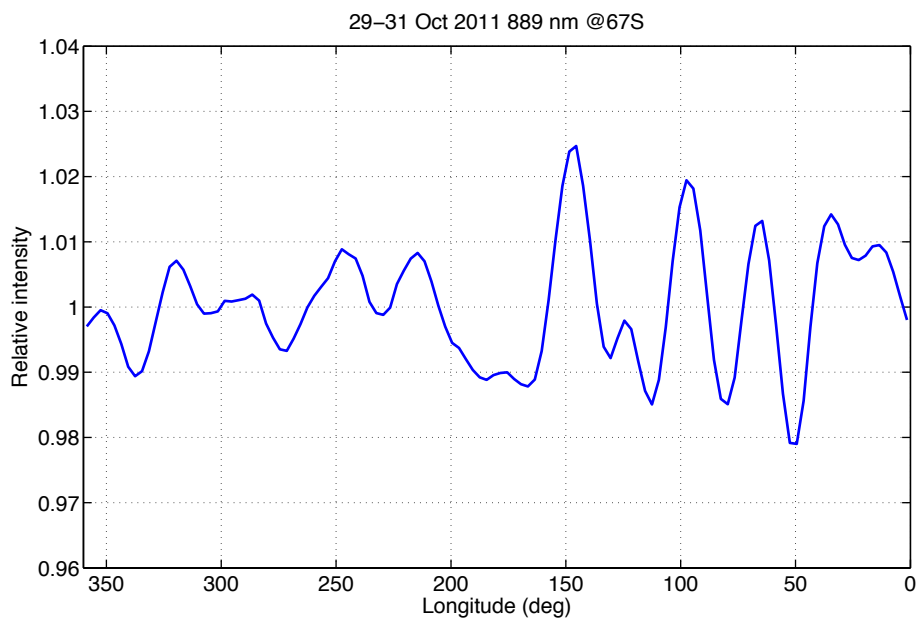


図 3.8 : 合成した経度プロファイル (2011 年 10 月 29-31 日, 889 nm, 67°S)

## 3.2 木星解析結果

### 3.2.1 極域ヘイズの波状構造

まず、図 3.9 に各観測期間の 889 nm, 緯度 67°S の合成した経度プロファイルを示す。

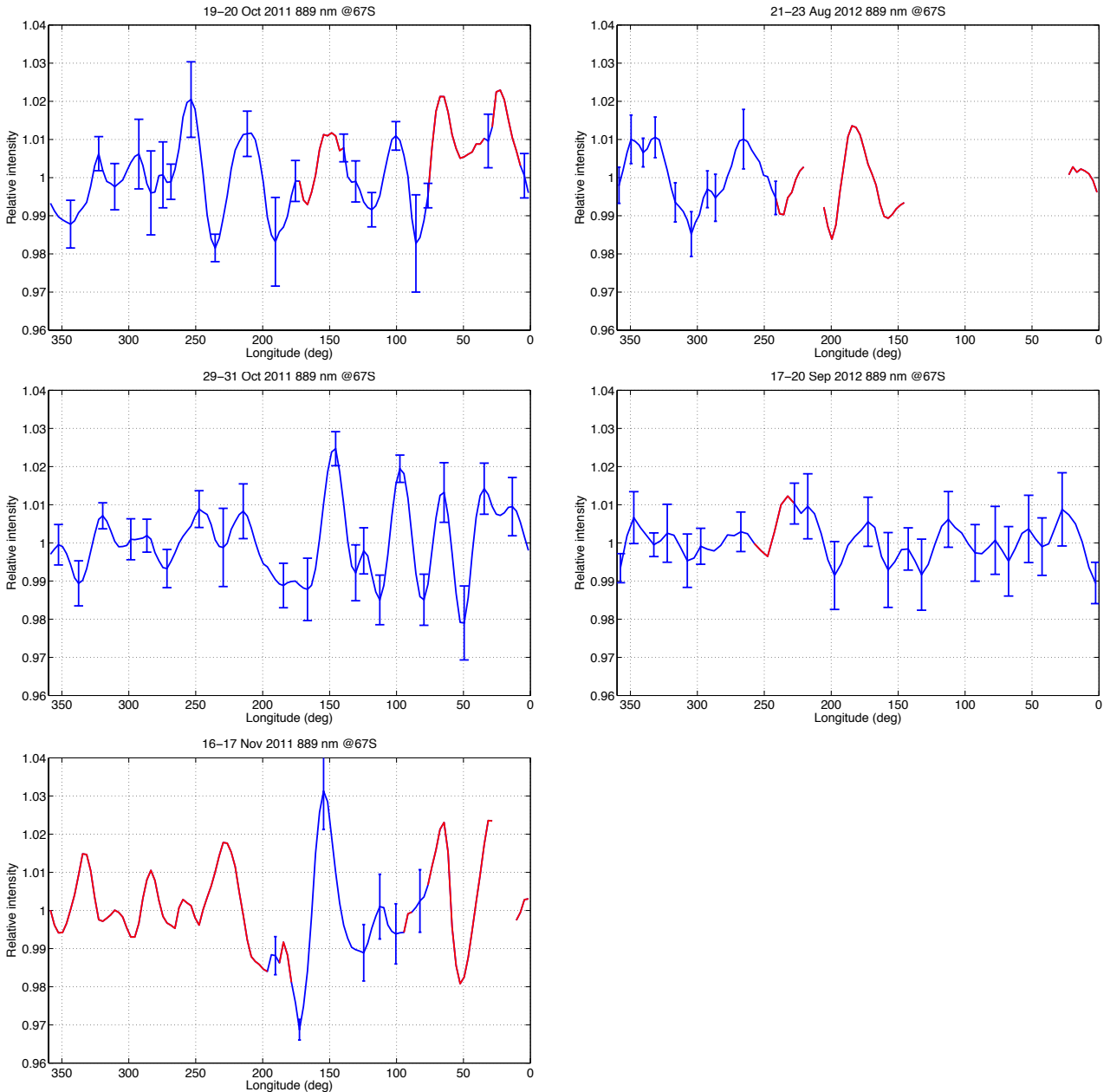


図 3.9 : 各観測期間の 889 nm, 67°S での経度プロファイル. エラーバーは合成する前のプロファイルの経度 3° (2012 年 9 月以外) と 5° (2012 年 9 月) 毎の領域に含まれる値の標準偏差. 赤線は合成前の経度プロファイルが 2 本以下の領域を示す.



図 3.9 の各プロファイルにおいて、青線は 3 本以上の経度プロファイルを合成して一定の経度幅毎に標準偏差が計算できている領域を示す。エラーバーは計算された標準偏差を表す ( $2\sigma$ )。赤線は合成前の経度プロファイルが 2 本以下で標準偏差を計算できていない領域を示す。今回は青線の領域についてのみ議論する。

2011 年の観測ではどの期間においてもエラーバー以上の特徴的な波構造が確認できる。10 月 19-20 日は、合成した経度プロファイルが 20 本でシーイングは  $2-2.6''$ 、経度  $100^\circ, 212^\circ, 256^\circ$  に特徴的なピークがある。10 月 29-31 日は観測データ量が多く、合成した経度プロファイルは 116 本でシーイングも  $1.56-2.2''$  とデータの質が高い。この期間では経度  $80^\circ, 113^\circ, 167^\circ$  に特徴的なピークがみられた。11 月 16-17 日は、合成した経度プロファイルが 13 本、シーイング  $2.26-4''$  と少しデータの質が落ちる。しかし、経度  $155^\circ$  に有意なピークが確認できる。

2012 年は 2011 年と比べると、それほど多くの波の特徴を捉えきれていない。8 月 21-23 日は 10 本の経度プロファイルを合成したものでシーイングが  $1.42-1.64''$  であったが、木星の視直径は  $38.2''$  で 2011 年と比べると  $10''$  程小さく、木星の解像度は 2011 年の 8 割程度になる。はっきりとしたピークは経度  $267^\circ$  にある。9 月 17-20 日は合成した経度プロファイルが 40 本でシーイングは  $2.39-2.78''$  だった。この日のプロファイルはエラーバーに対して強度の振幅が小さいため、特徴的なピークは捉えられなかった。

次に、特徴的なピークが複数確認された 2011 年の 3 期間のプロファイルを図 3.10 で比較する。10 月 19-20 日で見られる特徴的なピーク a1, a2 と経度域を 10 月 29-31 日で見ると似たピークが 2 つみられる。谷の部分のエラーバーが大きい理由として、ピークと谷の振幅が小さくなった可能性が考えられる。一方、b と b' はエラーバーに比べてピークの大きさが十分大きく、ほぼ同じ経度にあるため同一の構造であると考えられる。これら 2 つの構造から、10 月 19-20 日と 10 月 29-31 日の間でみられる波のパターンは同一のものであると考えられる。また、同様に、10 月 29-31 日と 11 月 16-17 日の間ではピーク c, c' が対応関係にあると考えられ、1 ヶ月前後の期間で波のパターンが崩れずに存在していたと考えられる。

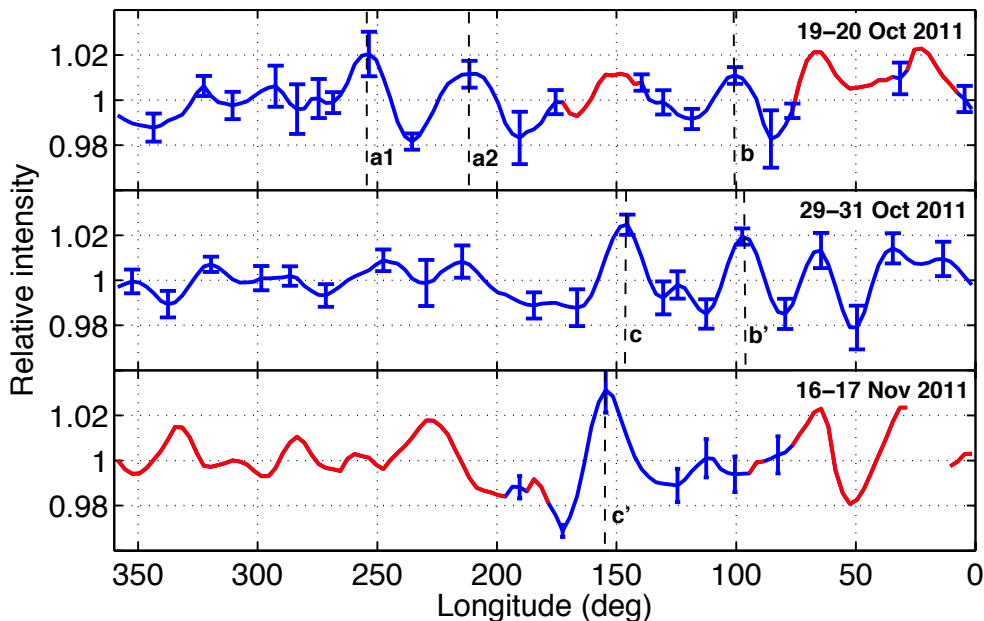


図 3.10 : 2011 年の波構造の比較

次に、750 nm、緯度 67°S でのプロファイルを図 3.11 に示す。

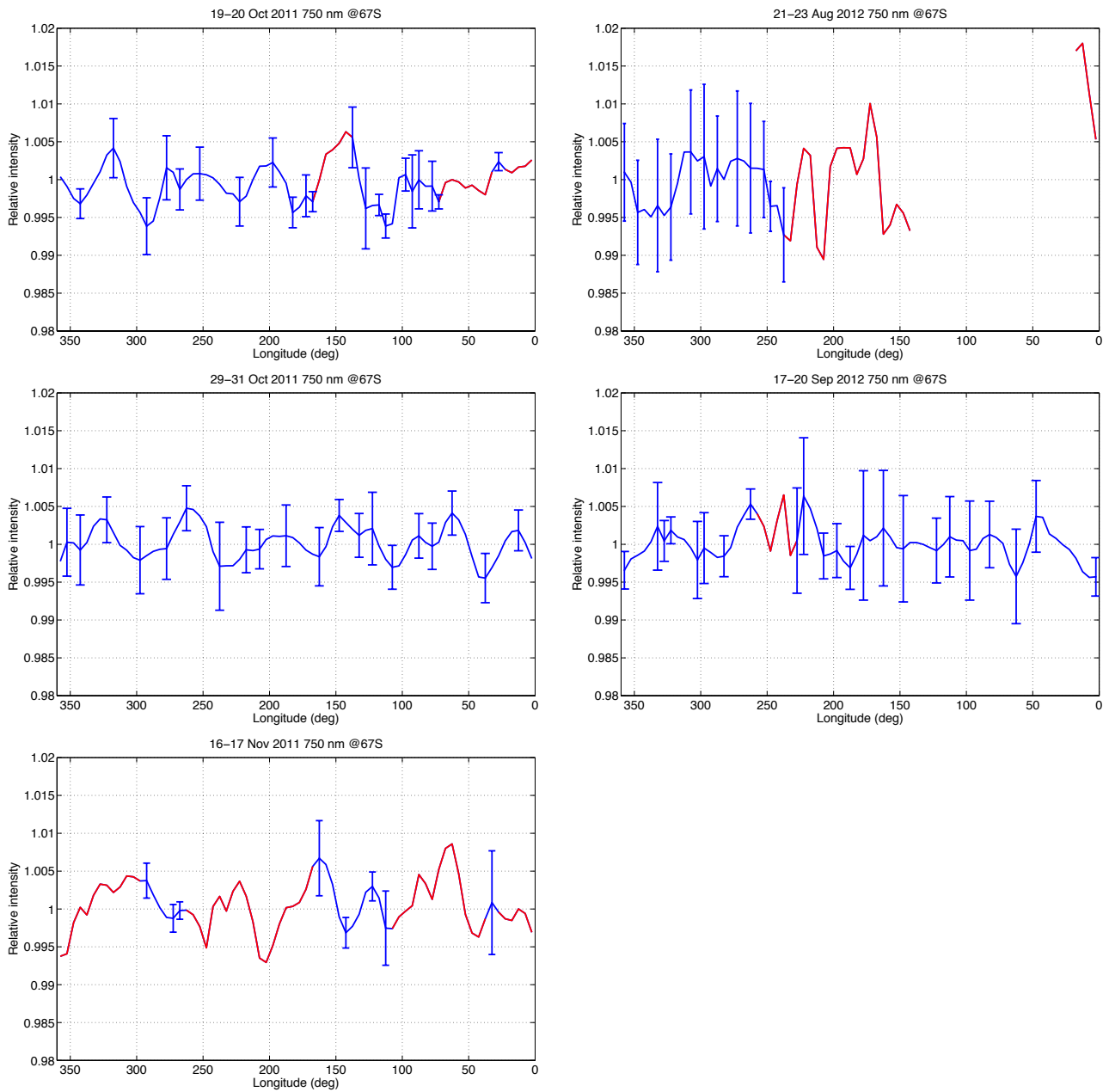


図 3.11 : 各観測期間の 750 nm, 67°S での経度プロファイル. 全ての経度 5° 毎の領域での平均値を計算している. エラーバーと赤線はの定義は 図 3.9 と同一.

750 nm では 889 nm に比べるとパターンのコントラストがエラーバーに対して小さい. 各, 期間毎では確認できるピークはあるが, 複数の期間に渡って同定できるピークはなかった.

最後に、727 nm、緯度 67°S のプロファイルを 図 3.12 に示す。

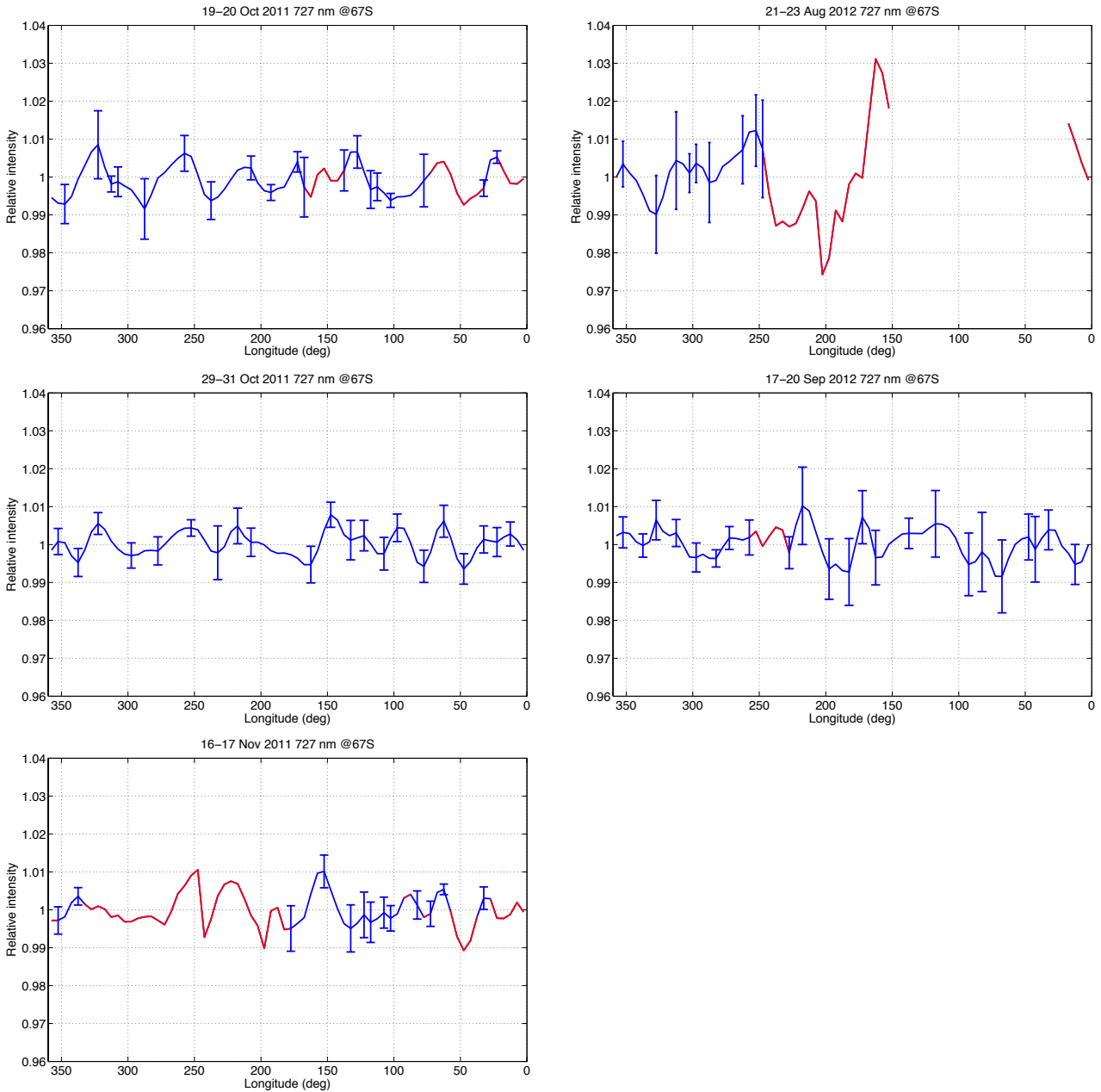
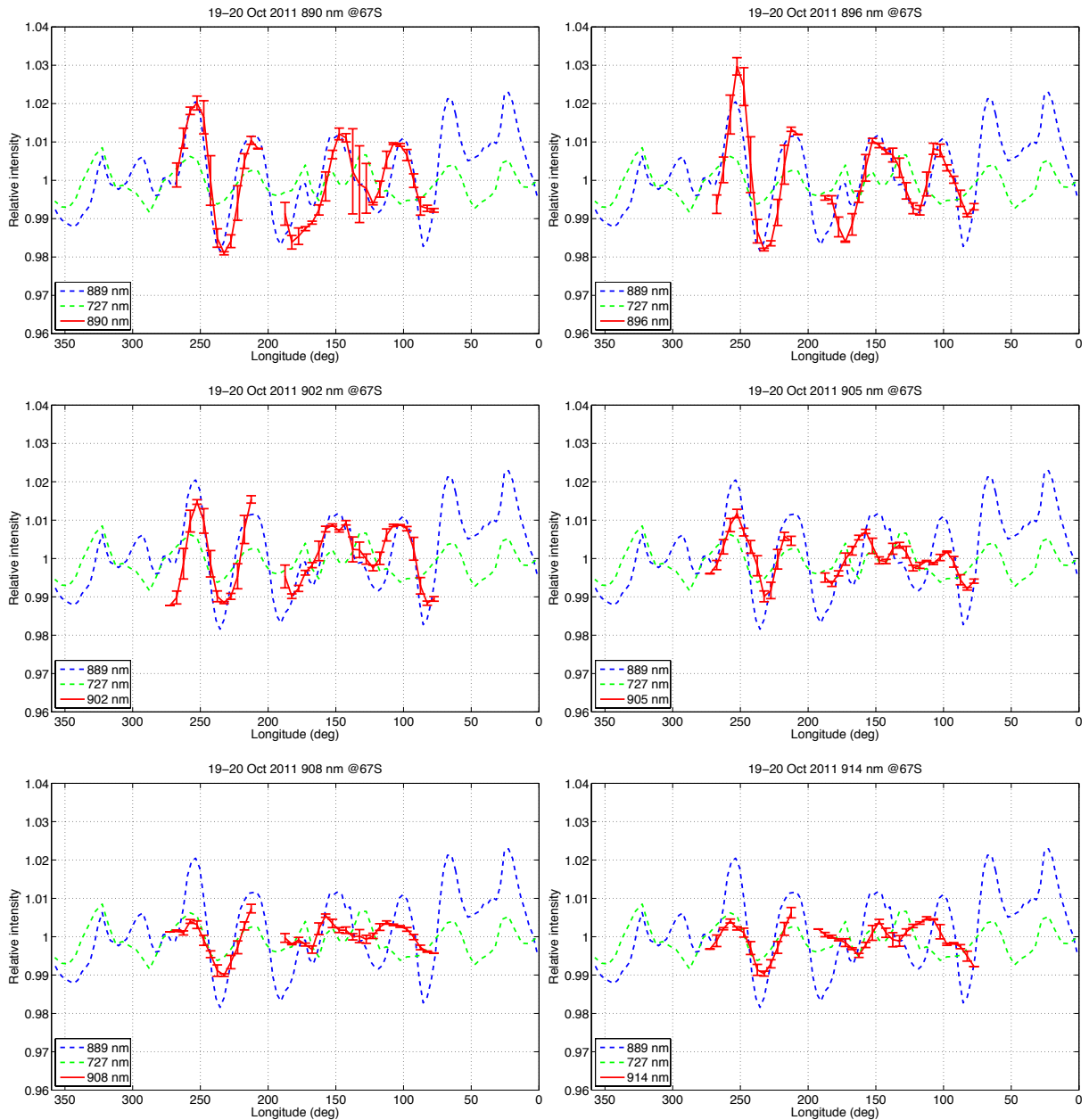


図 3.12 : 各観測期間の 727 nm, 67°S での経度プロファイル. 全ての経度 5° 毎の領域での平均値を計算している. エラーバーと赤線はの定義は 図 3.9 と同一.

727 nm のプロファイルは 750 nm と同様に, 889 nm と比べるとパターンのコントラストが小さい. しかし, 2011 年の期間ではエラーバーよりも大きいピークを確認することができる. 10 月 19-20 日は経度 208°, 258°, 10 月 29-31 日は経度 63°, 148°, 323°, 11 月 16-17 日は経度 153° にそれぞれピークが存在する. また, 10 月 19-20 日と 11 月 16-17 日のピークは, 889 nm のピークと経度差が 5° (合成プロファイルの一区切り) 以下であることから, それぞれのピークは同一のものであり, 727 nm のパターンは 889 nm の波構造のコントラストが小さくなったものがみえていいると考えられる.

### 3.2.2 極域ヘイズ波動の CH<sub>4</sub> バンドスキャン

2011年10月20日に行った、CH<sub>4</sub> バンドスキャンに得られたデータの中で、889 nm の吸収帯のデータについて、波長毎に経度プロファイルを取得した。889 nm の波上構造が波長によってどのように変化していくかを見るために、890 nm から 950 nm までのプロファイルを 6 nm (一部 3 nm) 毎で、889 nm と 727 nm のプロファイルとともに 図 3.13 に示す。



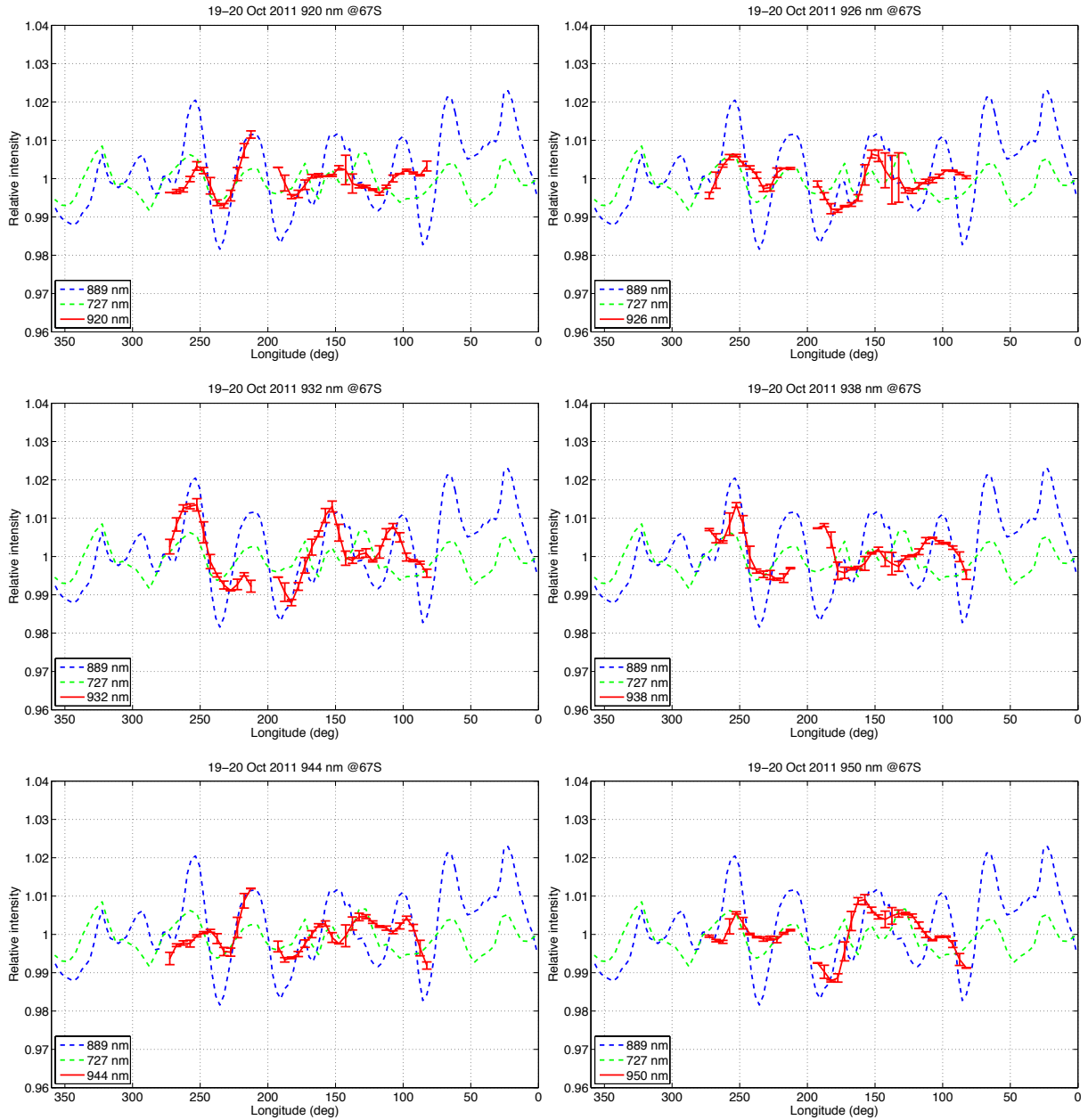


図 3.13 : 波構造の波長変化. 赤 : CH<sub>4</sub> バンドの各派長 (6 nm step, 一部 3 nm step). 青 : 889 nm. 緑 : 727 nm.

CH<sub>4</sub> バンドスキャンのデータは全経度に対して得られていないため、波の一部分のみを表す。890-902 nm では青線の 889 nm の波構造と良く一致している。そして、905 nm から徐々に振幅が小さくなり 889 nm の構造からずれていく。また、890-950 nm の範囲では 727 nm と波構造の形が一致するような波長はみられなかった。

### 3.3 極域ヘイズの波状構造に対する考察

#### 3.3.1 極域ヘイズの波状構造の経度変位

2011年の木星極域ヘイズのモニタリング観測から得られた経度方向の輝度の波構造は、複数の期間の間で同一の特徴がみられるため1ヶ月に渡って同一の波構造が存在していたと考えられる。次に、この波構造が経度に対してどのように振る舞っているのかを検証する。図3.10のb, b', c, c'を横軸日時、縦軸経度の図3.14にプロットした。エラーバーは経度方向の誤差を表してある。木星中心位置推定の精度は約1 pixelなので、プロファイルに使用した領域の端(中央経度から $\pm 30^\circ$ )では最大 $3.3^\circ$ のずれが生じる可能性がある。この誤差にプロファイルの経度の解像度が $3^\circ$ であることを加えて、エラー半幅は $4.8^\circ$ となる。その結果、ピークの経度変位はエラー以下となるため、この期間中において本研究の観測精度では波構造が経度に対して固定されていたと考えられる。つまり2011年10月中の波構造の速度は約3 m/s以下であると言える。先行研究[Barrado-Izaguirre et al., 2008] (観測期間1994年7月から2000年12月)より、波の速度が3 m/sであったのは1994年7月( $2.3 \pm 1$  m/s)と1997年9月( $0 \pm 4$  m/s)であり、14年経過した現在においても過去の速度と同様の値をとり得ることが分かった。

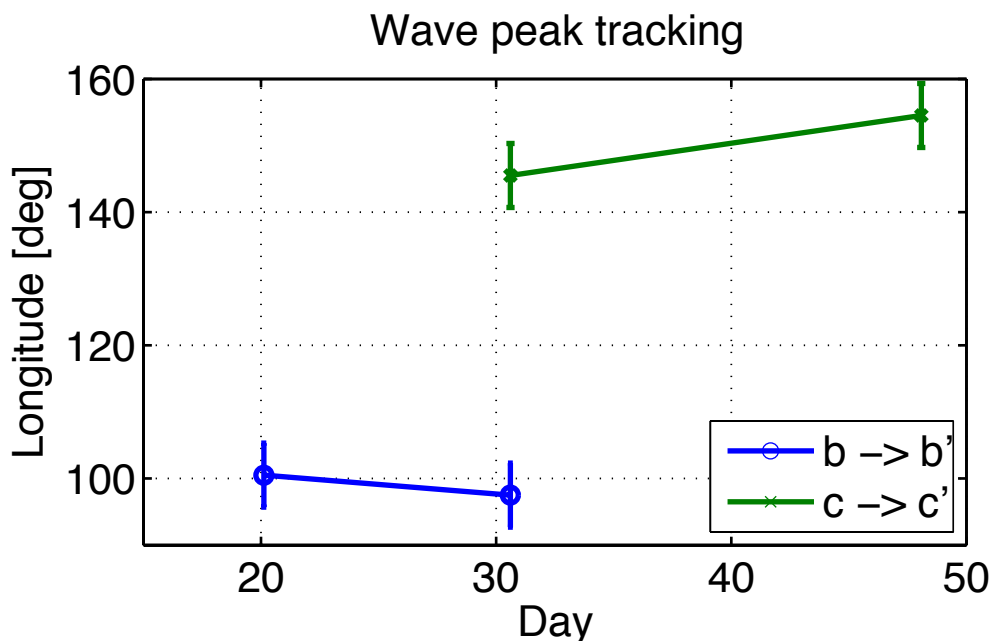


図3.14 : 889 nm 波構造のピークの経度のトラッキング. 横軸の日数は2011年8月1日0時(UT)をからの経過時間. エラーバーは経度方向の位置決定精度で、 $\pm 4.8^\circ$ .

### 3.3.2 極域ヘイズ波動の鉛直構造

750 nm, 889 nm のプロファイルでは共通する構造はみられなかった (図 3.9, 図 3.11). 一方で, 750 nm と 889 nm のプロファイルでは共通するピークが確認できたことから同一もしくは互いに相関をもつヘイズの構造を見ている可能性が考えられる (図 3.9, 図 3.12). 木星の極域において, 889 nm と 750 nm の感度高度 (ガスのみの大気で光学的厚さが 1 になる高度) はそれぞれ, 361 mbar, 750 mbar である [Barrado-Izagirre et al., 2008]. 727 nm は 889 nm と 750 nm の中間の CH<sub>4</sub> 吸収を示すので, 727 nm は 361-750 mbar の範囲に感度高度を持つことになり, その領域までヘイズの波構造が続いていることが分かる. また, 先行研究では 727 nm の波長は極域ヘイズ鉛直構造の放射解析に用いられていたが, 727 nm での経度方向の構造についてはこれまで確認されていない. 889 nm の一部のピークが 727 nm のピークが共通するという事は, その領域において濃いヘイズが濃い領域がより深くまで存在しているということであり鉛直構造の経度変化を示すことになる. これまでの極域ヘイズの鉛直構造の解析は経度方向に同一の鉛直構造をもつと仮定し, 位相角の異なる周辺減光曲線を用いて行われていたため, 経度方向の鉛直構造の比較は行われていない.

極域ヘイズの CH<sub>4</sub> バンドのスキャンから 889 nm の波状構造が CH<sub>4</sub> 吸収量が減るとともに変化することが分かった. これは, 波状構造が雲層まで続いていることを示しており, 雲層 (750 nm) では 889 nm と同様な波構造がみられないという先行研究の結果と一致している. 波長を変化させていく過程で, 727 nm と同程度の吸収量を示す波長 (906 nm 付近, cf 図 3.15) において, そのプロファイルは 727 nm のプロファイルと大きく異なっておらず, 波構造の見え方が CH<sub>4</sub> 吸収量に依存することが分かる.

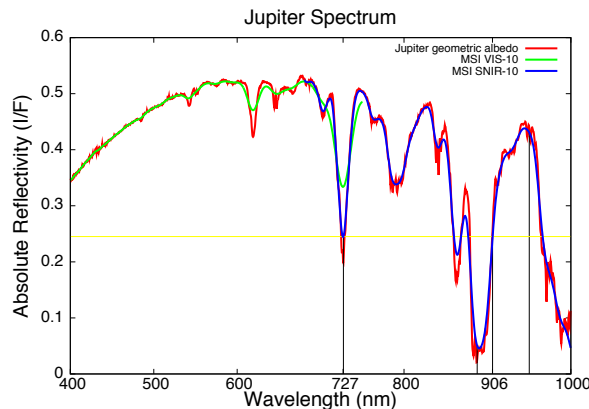


図 3.15 : 木星スペクトルと LCTF で透過された場合の木星スペクトル. 赤 : 木星スペクトル [cf. Karkoschka, 1994]. 緑 : LCTF VIS-10 を通した木星スペクトル. 青 : LCTF SNIR-10 を通した木星スペクトル. 黒 : 727nm, 887nm, 906 nm, 950 nm の位置を示す. 黄 : SNIR-10 を通した木星スペクトルの 727 nm と 906 nm での反射率を示す.

## 4. 土星大白斑のスペクトル

この章では 4.1 節で土星データの解析について、4.2 節で解析結果について述べる。そして 4.3 節で結果に帯する考察を行う。

### 4.1 土星データ解析

#### 4.1.1 土星中心位置推定

土星には明るいリングが存在するため、土星表面がリングより暗くなる  $\text{CH}_4$  吸収波長帯では木星で行った中心位置の推定方法が使用できない、そのため、土星では中心位置 (地球直下点) を推定するために左右対称である土星のリングの形状を用いた。その中心位置の推定の模式図を図 4.1 に示す。まず、同じ大きさ且つ画像垂直方向のに対して同じ位置にある領域で左右のリングの輝度の分布を取得する。取得した輝度分布で領域の視点からピークまでの距離をそれぞれ  $P_{L\text{peak}}$ ,  $P_{R\text{peak}}$  [pixel] とし、それぞれのピークの輝度値を  $C_{L\text{peak}}$ ,  $C_{R\text{peak}}$  [DNcounts] とする。そして、画像を水平方向にずらしていき、 $C_{L\text{peak}} = C_{R\text{peak}}$  となると、2つの領域の中心を土星の水平方向の中心とする。このとき領域の始点の座標 (垂直方向) に  $|P_{L\text{peak}} - P_{R\text{peak}}|/2$  を加えた座標が土星の垂直方向の中心となる。最後に、 $P_{L\text{peak}} = P_{R\text{peak}}$  となるように画像を回転させて土星の地軸が画像垂直方向になるように傾きを補正する。推定精度の評価のため、土星面がリングに比べて明るい連続帯で輝度の重心を木星中心と仮定して計測したところ、推定した中心との誤差は  $1.5''$  で、シーイングサイズ ( $3-3.5''$ ) の半値であった。よって、土星の解析においてはシーイングサイズと同じ大きさの領域で測光を行う。

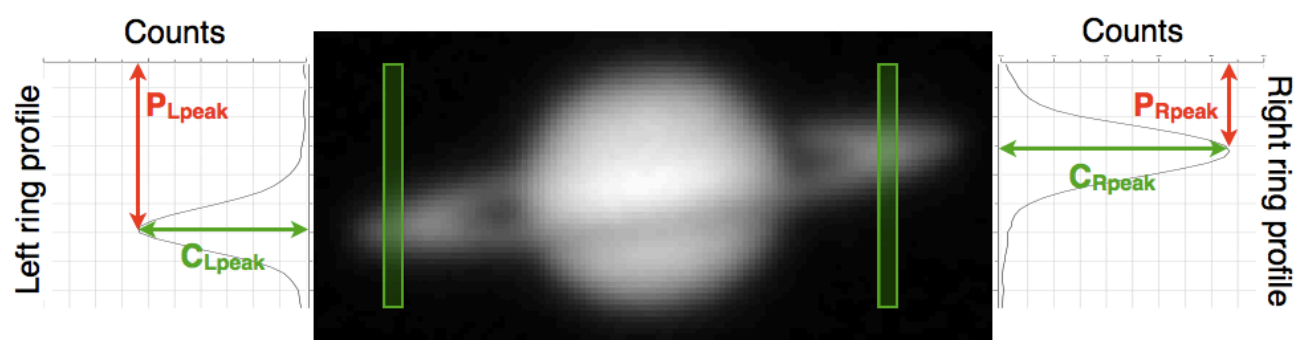


図 4.1 : 土星の中心位推定の模式図



#### 4.1.2 絶対反射率への変換

データ処理の最後に、標準星のデータを使って波長間の補正を行う。惑星の明るさは観測点と対象の位置関係や観測装置とは独立した値であるため、その計測には絶対反射率 I/F を用いる。惑星の I/F とは、対象の惑星が太陽から 1 AU の距離にあったとき、太陽放射に対する惑星が反射する放射の比率である。I/F は次のように定義される。

$$\frac{I}{F} = \pi \cdot \frac{C_{Saturn} \cdot \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F_{Star}(\lambda) \cdot \phi(\lambda) \cdot d\lambda}{C_{Star} \cdot \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F_{Sun}(\lambda) \cdot \phi(\lambda) \cdot d\lambda} \cdot \left[ \frac{R}{\Theta} \right]^2$$

ここで、 $I$  はある透過波長域での強度、 $\pi F_{Sun}$  [W/m<sup>2</sup>/nm] がその透過波長域における 1 AU の位置での太陽放射。 $\pi F_{Star}$  [W/m<sup>2</sup>/nm] は標準星からの放射で、 $C_{Saturn}$  [DN/s] は土星からの単位時間当たりのカウント数。 $\phi(\lambda)$  は望遠鏡、観測装置、フィルターを合わせた透過関数。 $R$  は太陽-土星間の距離 [AU] で、 $\Theta$  [radian/pixel] は観測システムでの空間解像度である。そして  $\lambda_1, \lambda_2$  は透過波長域の中心波長から半値半幅 (FWHM) 離れた波長となる。

最終的に得られた土星の画像を図 4.2 に示す。それぞれ、弱 CH<sub>4</sub> 吸収帯の中心 (619 nm)、連続帯 (678 nm)、中 CH<sub>4</sub> 吸収帯の中心 (727 nm)、強 CH<sub>4</sub> 吸収帯の中心 (889 nm) に対応する。

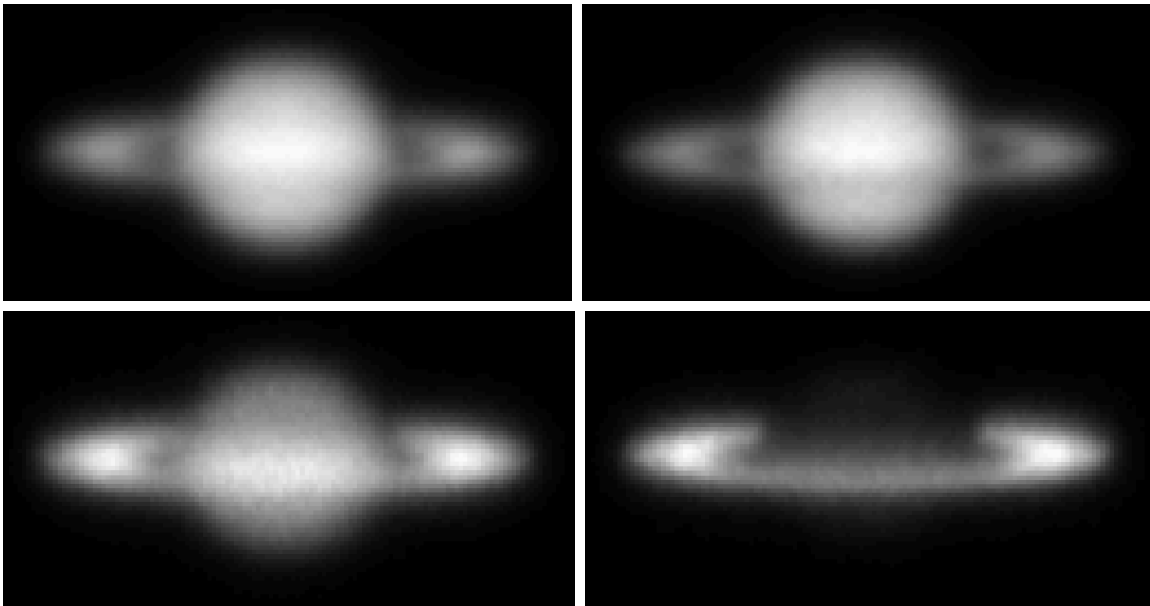


図 4.2 : データ処理後の土星画像 (5 月 5 日)。観測波長はそれぞれ、左上 : 619 nm, 右上 : 678 nm, 左下 : 727 nm, 右下 : 889 nm。889 nm ではリングに比べて土星ディスクが相対的に暗くなる。

#### 4.1.3 土星大白斑のスペクトルの抽出

5 月と 6 月のデータでの大白斑のスペクトルの時間変化を見るために、大白斑の発生緯度のスペクトルを抽出する。大白斑の発生緯度は 37.7°N なので、この緯度に対応するピクセルを中心にシーイングサイズ (3" = 7.7

pixel) とほぼ同様な  $8 \times 8$  pixel の領域 ( $24.6^\circ\text{N}$ - $44.8^\circ\text{N}$ ) の反射率の平均を求めた. また, 大気のコンドیشنの変化の評価のためにリングについても  $8 \times 8$  pixel の領域での反射率の平均を求めた. これらのスペクトルの取得領域について図 4.3 に示す.

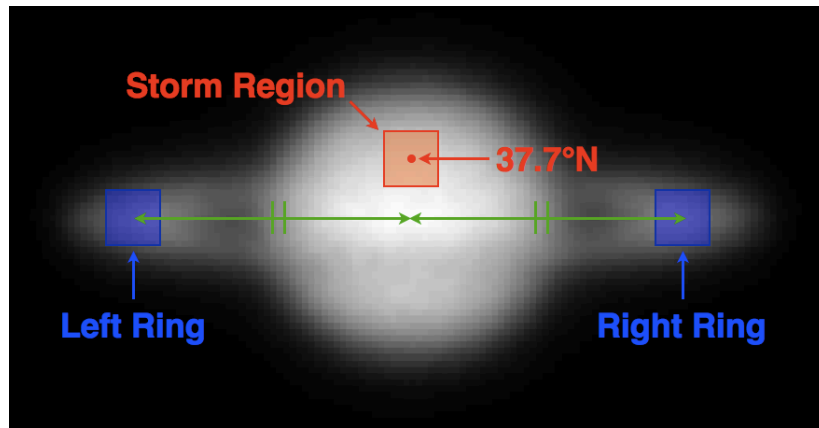


図 4.3 : 土星スペクトルの抽出領域 (画像は 5 月のもの)

## 4.2 土星解析結果

解析によって得られたスペクトルを図 4.4 上段に示す.

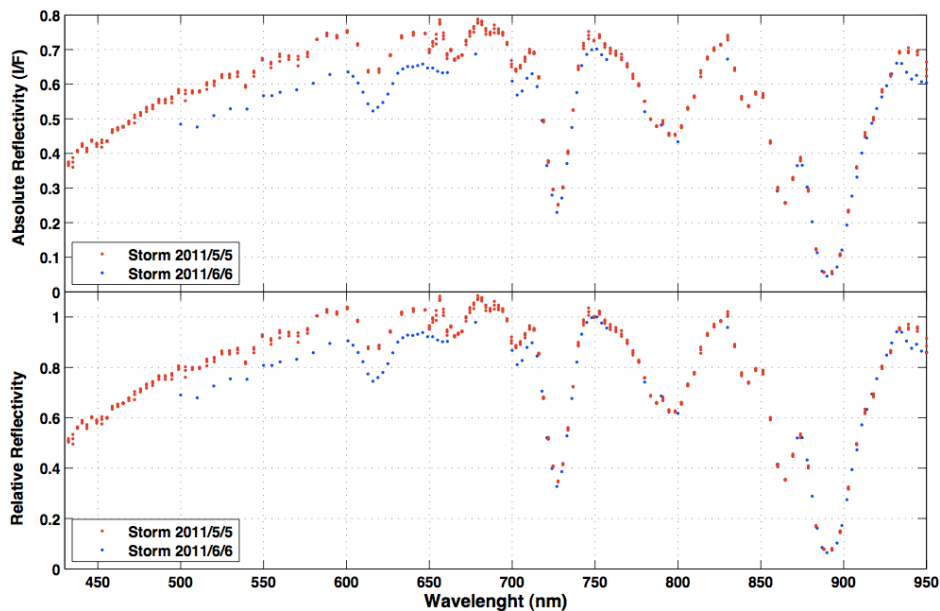


図 4.4 : ストームのスペクトル. 赤 : 5 月のデータ (3 回スキャンを行ったので 3 点). 青 : 6 月のデータ. 上段は絶対反射率で, 下段は 750 nm (連続帯) を 1 としてスペクトル全体をノーマライズしたもの.

5月6月共に CH<sub>4</sub> 吸収帯が見られ、スペクトルの概形は先行研究で得られた土星の全体のスペクトルと似ている [Karkoschka, 1994]. しかし、500-760 nm の領域では6月の値の方が低くなっている. 次に、色の違い (波長間の明るさの違い) を比較するためにどちらの波長でも観測されている連続帯の 750 nm の反射率でスペクトル全体を割ってノーマライズを行った (図 4.4 下段). ノーマライズを行った状態でも 500-720 nm において6月の方が値が低い.

6月のデータでは連続帯と CH<sub>4</sub> 吸収帯に関係なく短波長側で反射率が低下しているため、観測コンディションの変化がデータに現れている可能性が考えられる. この影響を評価するために、リングでのスペクトル補正を行った. リングのスペクトルは可視域においてフラットであるため、フラットのスペクトルで土星のスペクトルを割ることで、波長間の明るさの比較を行うことができる [Sanz-Requena et al., 2012]. また、リングは土星ディスクと同じ観測画像 (波長・時間) 内にあるため、大気の透過率の時間変化などの観測コンディションの変化の影響を受けないメリットがある. しかし、リングの明るさは位相角に依存するため、対応する位相角でのリングの明るさの情報が必要になる. 本観測では対応する位相角でリングのスペクトルデータが無いため、相対値のみの比較を行う.

図 4.5 はリングのスペクトルによる補正で得られたスペクトルの相対値を示す.

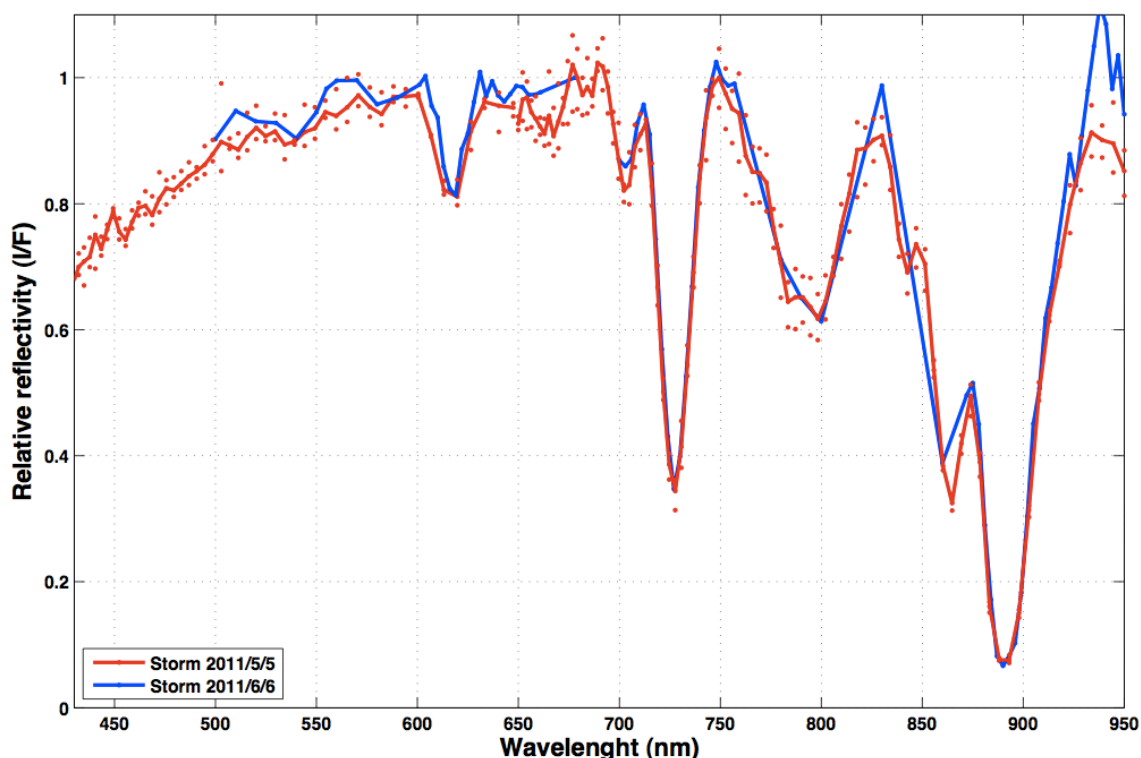


図 4.5 : リングスペクトルによってノーマライズされた土星スペクトル (750 nm の値を 1 としてノーマライズ). 赤 : 5月のデータ (実線は3回行ったスキヤンの中央値を示す). 青 : 6月のデータ.

図 4.5 をみると、図 4.4 でみられた 6 月の 500-720 nm でのスペクトルの低下がみられない。このことから、6 月の観測において、土星スペクトル撮像中に大気のコンドーションが変化していることが考えられる。次にスペクトルの特徴として、連続帯に対する CH<sub>4</sub> 吸収帯 (619, 727, 889 nm) の吸収の深さに変化がなく、ノーマライズされた連続帯では大きな色の違いは見られない。

### 4.3 大白斑スペクトルに対する考察

得られた結果より、連続帯に対する CH<sub>4</sub> 吸収帯 (619, 727, 889 nm) の吸収の深さは 5 月と 6 月で変化がみられなかった。CH<sub>4</sub> 吸収波長は (619, 727, 889 nm) それぞれ感度がある高度が異なっており、光学的厚さが 1 になる高度はそれぞれ、約 4.8 bar (619 nm)、約 1.4 bar (727 nm)、約 0.2 bar (889 nm) で、連続帯 (950 nm) では約 8.1 bar である [Sanz-Requena *et al.*, 2012]。ただし、これらの高度は CH<sub>4</sub> の吸収散乱から導出しており、ヘイズや雲の影響を考慮していない。ここで、仮に雲頂高度が変化した場合、連続帯の波長と感度高度が対応する雲頂高度以下の波長において輝度が増減すると考えられる。今回の観測結果では全ての CH<sub>4</sub> 吸収帯で連続帯に対する明るさの変化が無いことから、それぞれの感度高度に対して雲構造に大きな変化が無いことが考えられる。

一方、連続帯の値では大きな変化は無い (ほぼ 5 月のスキャン毎の値の違い以内) ことから、この領域での雲頂部での物質の違いが無いことが考えられる。

この大白斑は発生から約 2 ヶ月で経度方向に土星を一周する大きさに成長しており、5 月の時点では 37.7°N を中心とする緯度帯でバンド構造を形成している。この領域で 5 月から 6 月にかけて雲構造の変化なかったとすると、Storm Head での雲の湧き出しと、発生した雲の減衰が釣り合っていた可能性が考えられる。

## 5. まとめ

様々な空間・時間スケールの変動をもち、突発的な現象も存在する気象の研究では客観的な事実である観測データの蓄積が非常に重要である。しかし、地球外の惑星気象の観測では観測手段が探査機や望遠鏡に限られ、モニタリング観測のための観測資源の確保は容易ではない。このような惑星気象の研究に対して、北海道大学大学院理学研究院が所有するピリカ望遠鏡と MSI は非常に有用な手段である。ピリカ望遠鏡は惑星観測に対してマシンタイムを優先的に使用することができ、MSI は LCTF と EMCCD を組み合わせることにより波長と空間情報を同時且つ比較的用意に取得することができる。これらの観測手段を用いることで、これまで存在していなかった惑星の模様、数十色、高サンプリング周期 (月単位) のリファレンスデータを蓄積することが可能である。

ピリカ望遠鏡は 2011 年春から本格的に運用開始されており、本研究ではピリカ望遠鏡と MSI の初期段階として、観測環境の整備や解析手法の開発と共に木星と土星のスペクトル撮像観測を行った。以下に、木星と土星についてのまとめと、ピリカ望遠鏡による惑星観測の展望について述べる。

### 5.1 木星極域へイズ波動

木星極域へイズの波状構造の水平構造と鉛直構造を調べるために、2011 年から 2012 年にかけて、ピリカ望遠鏡と MSI を用いて、木星のモニタリング観測 (5 期間) と CH<sub>4</sub> バンドスキャン観測を行った。得られたデータから木星南極域 (67°S) の経度プロファイルを取得した。モニタリング観測の 889 nm の経度プロファイルからは極域へイズの波構造の輝度分布を得ることに成功した。先行研究では、探査機や宇宙望遠鏡による観測データのみを使っており、地上観測による極域へイズの波構造の研究は行われていない。得られた波構造の経度情報から、2011 年 10 月中は波構造の動きの速度が 3 m/s 以下であることが分かった。波構造の速度情報が得られたのは 12 年前のカッシーニの観測以来であり、14 年前の HST の観測により同程度の波構造の速度が検出されている。また、モニタリング観測の 727 nm のデータからも 889 nm の波状構造と似たプロファイルを取得することができた。このことから、361-750 mbar の高度でも経度方向に波構造が存在していることが分かった。さらに、CH<sub>4</sub> バンドスキャン観測から 727 nm と同程度の CH<sub>4</sub> 吸収量を示す 905 nm のプロファイルは 727 nm の波構造とはっきりとした違いを示さなかったことから、波構造の見え方は CH<sub>4</sub> 吸収量に依存することが分かった。

## 5.2 土星大白斑のスペクトル

土星大白斑のスペクトルの時間変化を調べるために、本研究では 2010 年の大白斑が発達し、複雑な構造を示している 5-6 月において、土星をピリカ望遠鏡と MSI を用いて、スペクトル撮像観測を行った。この観測から大白斑のスペクトルを得ることに成功した。また、土星のリングを用いたスペクトルの補正を行い、5 月と 6 月のスペクトルデータの比較を行った。その結果、連続帯に対して CH<sub>4</sub> 吸収帯の吸収の深さに変化がみられなかった。このことから、5 月から 6 月にかけて大白斑の雲構造が 24.6°N-44.8°N の領域で平均化された雲構造に変化が見られなかったと考えられる。また、連続帯でも有意な変化がみられなかったことから、大白斑の物質の変化も起きていない可能性が考えられる。

## 5.3 ピリカ望遠鏡による惑星観測の展望

本研究により地上観測から木星極域ヘイズの波動構造を捉えることが可能となった。この波状構造は経度に対する移動速度の変動が確認されているが、年単位の観測データしかないため変動のタイムスケールや時期は明らかになっていない。そこで木星が観測可能な時期 (半年間) において、1 ヶ月に 1 週間の間隔で 889 nm と 727 nm の観測波長で木星の連続観測を行うことで、波構造の動きを月単位で捉えることが可能である。この波動の情報取得することは、木星極域の大気物理の理解において非常に重要である。

本研究では土星大白斑に対して、スペクトル情報を取得することに成功した。しかし、最も大気構造や雲粒子が大きく変化することが予想される大白斑の発達時期には観測を行えなていなかった (ピリカ望遠鏡の立ち上げ作業時期のため)。またスペクトル撮像において波長数を多くした分、スキャン時間が長くなり大気の変動の影響を受けてしまった。大白斑は約 30 年に一度発生すると言われているが、今回の大白斑はこれまでの発生周期から約 10 年早く発生しており、2020 年前後に再び大白斑が発生する可能性は否定できない。再度大白斑が発生した場合は、発生頻度の低い気象現象の 2 次元スペクトル情報を確実に取得するために、400-1000 nm において十数波長 (連続帯+各 CH<sub>4</sub> 吸収帯につき 3 波長) を最低波長数とし、大気のコンディションに合わせて波長数と観測時間を調整しながらスキャン観測を行うことが重要である。

本研究を通して、惑星大気のリファレンスデータを蓄積するための観測手法・データ解析手法が確立されつつある。木星・土星に加え金星などのモニタリング観測も行っていくことで、今後同研究院が世界をリードする惑星気象観測の拠点となることが期待される。

## 6. 謝辞

本研究を進めるにあたり、多くの人からご支援を頂きました。この場を借りて感謝の意を表させていただきます。

指導教員である高橋幸弘教授には、日頃から研究に対するアドバイスだけでなく、理学に対する姿勢や考え方についても指導して頂きました。また、研究者として未熟な私に様々な発表や、研究プロジェクトへの参加の機会を与えて頂いたことに感謝しています。

渡邊誠特任助教には、望遠鏡を用いた観測全般から、解析手法についてまで数多くの技術を教えて頂きました。また、何事に対しても厳しく堅実である研究姿勢は私の研究生活における良き手本でもありました。

渡部重十教授をはじめ、惑星宇宙グループ探査観測ユニットのスタッフである、佐藤光輝講師、栗原純一特任助教、福原哲哉特任助教、また中右浩二博士研究員にはセミナーにおいて、活発な議論とともに研究に対する貴重なアドバイスを頂きました。

名寄市立天文台の佐野康男係長を始め、同天文台の職員の方々には、観測や観測期間中の生活に対して多大なるご支援を頂きました。また、職員の方々の天文に対する熱い思いは、精神面において研究の支えになりました。

株式会社西村製作所の社員の方々には、私の研究における生命線であるピリカ望遠鏡を建設して頂きました。また、社員の方々との望遠鏡立ち上げ作業は私の人生における貴重な経験の一つとなりました。

独立行政法人情報通信研究機構 電磁波計測研究所 センシング基盤研究室の佐藤隆雄研究員には、木星の研究を始めるにあたってのアドバイスとともに、様々な同分野の知識や情報を教えて頂きました。

惑星宇宙グループの後輩の尾崎彰士君には、本研究の木星観測の一部分を担ってもらい、貴重な観測データを取得して頂きました。

惑星宇宙グループに所属する教員、研究員、先輩、後輩、同期、秘書の方々には、分野を問わない視点からのアドバイス、また日々の研究生活における様々な支援を頂きました。

最後に、私のこの研究に至る人生全ての支えとなった家族に感謝致します。

## 7. 参考文献

- Acarreta, J. R., A. Sanchez-Lavega (1999), Vertical Cloud Structure in Saturn's 1990 Equatorial Storm, *Icarus*, **137**, 24-33
- Atreya, S. K., M. H. Wong, T. C. Owen, H. B. Niemann, and P. R. Mahaffy (1997), Chemistry and clouds of Jupiter's atmosphere: A Galileo perspective, in *The Three Galileos: the Man, the Spacecraft, the Telescope*, p. 249.
- Atreya, S. K., A. S., Wong (2005), Coupled clouds and chemistry of the giant planets - a case for multiprobes, *Space Sci. Rev.*, **116**, 121-136.
- Barrado-Izagirre, N., A. Sanchez-Lavega, S. Perez-Hoyos, R. Hueso (2008), Jupiter's polar clouds and waves from Cassini and HST images: 1993-2006, *Icarus*, **194**, 173-185.
- Dyudina, U. A., A. P. Ingersoll, S. P. Ewald, C. C. Porco, G. Fischer, W. S. Kurth, R. A. West (2010), Detection of visible lightning on Saturn, *Geophysical Research Letters*, **37**, L09205.
- Fischer, G., W. S. Kurth, U. A. Dyudina, M. L. Kaiser, P. Zarka, A. Lecacheux, A. P. Ingersoll, D. A. Gurnett (2007), Analysis of a giant lightning storm on Saturn, *Icarus*, **190**, 528-544.
- Fischer, G., D. A. Gurnett, W. S. Kurth, F. Akalin, Ph. Zarka, U. A. Dyudina, M. Farrell, M. L. Kaiser (2008), Atmospheric electricity at Saturn, *Space Sci. Rev.*, **137**, 271-285.
- Fischer, G., W. S. Kurth, D. A. Gurnett, P. Zarka, U. A. Dyudina, A. P. Ingersoll, S. P. Ewald, C. C. Porco, A. Wesley, C. Go and M. Delcroix (2011), A giant thunderstorm on Saturn, *Nature*, **475**, 75-77.
- Hueso, R., A. Sanchez-Lavega (2004), A three-dimensional model of moist convection for the giant planets II: Saturn's water and ammonia moist convective storms, *Icarus*, **172**, 255-271.
- Kaiser, M. L., J. E. P. Connerney, M. D. Desch (1983), Atmospheric storm explanation of saturnian electrostatic discharges, *Nature*, **303**, 50-53.
- Karkoschka, E. (1994), Spectrophotometry of the Jovian Planets and Titan at 300- to 1000-nm Wavelength: The Methane Spectrum, *Icarus*, **111**, 174-192.
- Law, N. M., C. D. Mackay, J. E. Baldwin (2006), Lucky imaging: high angular resolution imaging in the visible from the ground, *Astronomy and Astrophysics*, **446**, 739-745.
- Sanchez-Lavega, A., E. Battaner (1987), The nature of Saturn's atmospheric Great White Spots, *Astron. Astrophys.*, **185**, 315-326.



- Sanchez-Lavega, A., F. Colas, J. Lecacheux, P. Laques, I. Miyazaki, and D. Parker (1991), The Great White Spot and disturbances in Saturn's equatorial atmosphere during 1990, *Nature*, **353**, 397-401.
- Sanchez-Lavega, A., and R. Hueso (1998), A system of circumpolar waves in Jupiter's stratosphere, *Geophysical Research Letters*, **25**, 4043-4046.
- Sanchez-Lavega, A., T. del Rio-Gaztelurrutia, R. Hueso, J. M. Gomez-Forrellad, J. F. Sanz-Requena, J. Legarreta, E. Garcia-Melendo, F. Colas, J. Lecacheux, L. N. Fletcher, D. Barrado-Navascues, D. Parker and the International Outer Planet Watch Team (2011), Deep winds beneath Saturn's upper clouds from a seasonal long-lived planetary-scale storm, *Nature*, **475**, 71-74.
- Sanz-Requena, J. F., S. Perez-Hoyos, A. Sanchez-Lavega, T. del Rio-Gaztelurrutia, D. Barrado-Navascues, F. Colas, J. Lecacheux, D. Parker (2012), Cloud structure of Saturn's 2010 storm from ground-based visual imaging, *Icarus*, **219**, 142-149.
- Watanabe, M., Y. Takahashi, M. Sato, S. Watanabe, T. Fukuhara, K. Hamamoto, A. Ozaki (2012), MSI: visible multi-spectral imager for 1.6-m telescope of Hokkaido University, *SPIE*, **8446**, 84462O-84462O-10.