

星空公園 60cm 反射望遠鏡を用いた 系外惑星トランジット観測

岡山大学 理学部 地球科学科

05421519 戸田 晃太

2013/02/15

要旨

系外惑星とは太陽以外の恒星の周りを回っている惑星のことで、今までに約 1000 個の系外惑星が発見されている。この系外惑星を調べることで、太陽系に存在する惑星を宇宙に存在する様々な惑星と比べることができ、例えばその惑星は生命が活動できる環境にあるかなどを知ることができる。

系外惑星トランジットの観測は系外惑星系の性質を明らかにする観測手法の一つである。

系外惑星トランジットによる恒星の明るさの変化は、およそ 1%かそれ以下という小さなものである。そのため観測において対象となる星の明るさの時間変化を精度良く測定することが重要であり、測定の精度を上げるためには、観測装置や観測地点の特性に合わせた観測手法・解析手順を構築する必要がある。

本研究では井原市星空公園の 60cm 反射望遠鏡に CCD カメラ(SBIG STL-1001E)を取り付け、系外惑星トランジットの観測を行い、観測手法や解析手順の検証を行った。

結果、観測データに含まれるゆらぎの影響を大幅に取り除くことができ、もっともゆらぎの影響を小さくできたデータでは、明るさの平均からのバラつきを $\pm 0.36\%$ まで小さくすることができた。また減光率 1%以上の恒星の明るさの変化が良くわかるライトカーブ描くことができた。

目次

第一章	序論	1
1.1	系外惑星トランジット	1
1.2	研究の目的	1
第二章	ゆらぎ	2
2.1	ゆらぎ	2
2.2	大気ゆらぎ	3
2.3	統計的ゆらぎ	3
第三章	観測	4
3.1	観測	4
3.2	CCD カメラ	4
3.3	観測の工夫	5
3.3.1	露出時間	5
3.3.2	フォーカス	7
第四章	解析	10
4.1	解析	10
4.2	一次処理	10
4.2.1	ダーク	10
4.2.2	フラット	11
4.3	測光	12
4.4	絶対測光	14
4.5	相対測光	14
4.6	統計的ゆらぎの除去	15
4.7	明るさの時間変動のスペクトル解析	17
第五章	まとめ	19
5.1	ライトカーブ	19
5.2	まとめ	20

第一章 序論

1.1 系外惑星トランジット

系外惑星とは太陽以外の恒星の周りを回っている惑星のことである。その系外惑星が主星の前を横切ることを系外惑星トランジットと呼ぶ。主星とは公転している惑星の中心にある恒星のことである。惑星がトランジットすると惑星によって光が遮られた分だけ観測される主星の明るさは暗くなる。Exoplanet Transit Database (<http://var2.astro.cz/ETD/>) という系外惑星がいつトランジットするのかを予報しているサイトによれば、この減光の大きさは 0.1% 以下のものが多く、1% 以上の減光をするものは稀である。

星の明るさの時間変化をライトカーブと呼ぶ。観測からライトカーブを作成し、減光の大きさを調べることで、主星に対する惑星の大きさを推定できる。またトランジットによる減光を複数回観測することで、惑星が主星の周りをどのくらいの期間で一周しているかを知ることができ、つまり惑星の公転周期を決定することができる。

1.2 研究の目的

本研究では 1% 以上減光する系外惑星トランジットについて観測を行うことにした。この 1% の減光と言うのは、星の瞬きと言った明るさの変化と比べ、肉眼では観察できないほど非常に小さいものである。そのためその小さな変化を捉えることができるくらい精度の高い測定が必要である。

本研究では測定の精度をあげるため、観測装置や観測地点の特性に合わせた観測手法・解析手順を構築することを目的とした。

そのために行ったこととして、星の画像を撮影する際に好ましい CCD カメラの露出時間やフォーカスを調べた。また画像内に含まれている様々なゆらぎの影響を除去する方法として考えられていることを試し、ゆらぎの影響によるデータのバラつきを小さくしていった。

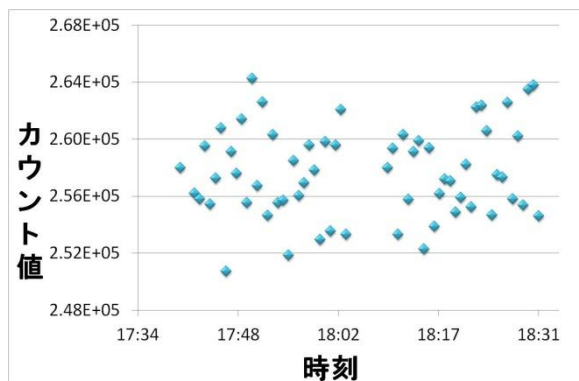
第二章 ゆらぎ

2.1 ゆらぎ

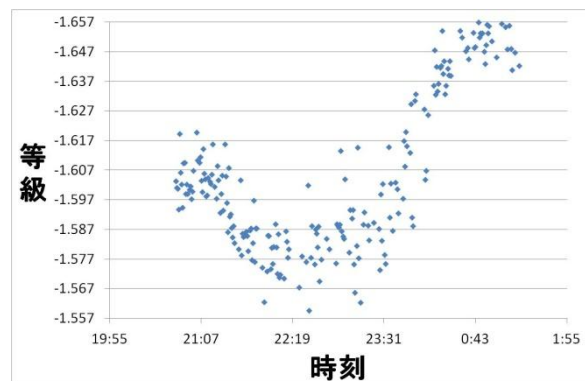
本来、恒星とは明るさが時間変化しないものである。しかしながら恒星の明るさを観測してみると、観測される明るさには様々な要因によるゆらぎが含まれているため、測定される明るさは必ずしも一定とはならない。

図 2-1 はある恒星を観測し、その明るさを測定した結果である。恒星のカウント値（星の明るさのこと。詳しくは第三章 CCD カメラのところで述べる）は平均値から $\pm 1.2\%$ ばらついていることがわかる。このように値がばらついてしまうと、トランジットによる 1% 程度の減光でさえ見えにくい。

例えば図 2-2 は 2012 年 11 月 18 日にトランジットした HAT-P-19 b を観測し、その結果から描いたライトカーブである。ETD（Exoplanet Transit Database）によるとこのトランジットは 21 時 17 分から 24 時 7 分まで減光し、その減光率は 2.2% であった。しかし様々な含まれているゆらぎの影響により、実際のトランジット時刻や減光率をこのライトカーブから読み取ることは難しい。



【図 2-1】ゆらぎの影響を何も除去していない場合のカウント値の変動。平均から $\pm 1.2\%$ バラついている。



【図 2-2】HAT-P-19 b のトランジットより得られたライトカーブ。様々なゆらぎの影響を取り除いていない。
例えばトランジット開始時刻を読み取ることができるが、終了時刻は読み取れない。

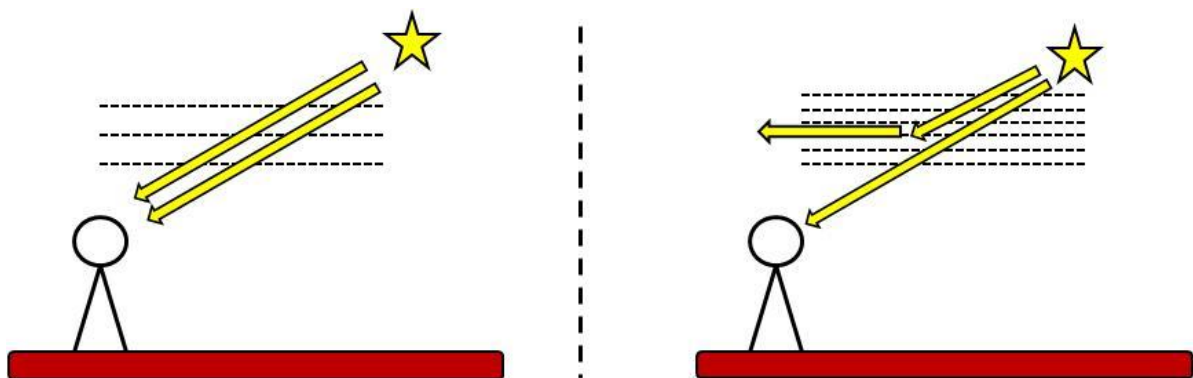
2.2 大気ゆらぎ

大気ゆらぎとは星が瞬く原因となっているものである。

地上から星を観測すると、星の光は大気を通過し観測者に届く。その大気には粗密があるため場所によって光の屈折率が変わり、光の進行方向が曲げられるため星が明るくなったり暗くなったりする。時期・場所によっては肉眼でも星が瞬いていることに気づくことがある。そのため大気ゆらぎの影響は大きいものであると推測できる。

図 2-3 は星が瞬く原理を表した図である。左の絵のように大気を通過して恒星から観測者に光が届いているとする。このときの大気の密度と異なる大気が観測者と恒星の間に入ると、光の屈折率が変わって見えていた光の一部が見えなくなり、先ほどより恒星は暗くなって光は観測者に届く。こういった原理で星は瞬く。

日本トランジット観測ネットワーク (<http://www.geo.titech.ac.jp/lab/ida/transit/pukiwiki/index.php?TransitNetwork>) によると、地球大気のゆらぎは 1 秒以下の周期成分が卓越しているが 1 秒以上のゆらぎ成分もあるため、露出時間が短いとこのゆらぎの影響を受けてデータのバラつきが大きくなってしまう。そのため大気ゆらぎの影響を小さくするためには最低 30 秒以上の露出時間にすべきであるとされている。



【図 2-3】大気ゆらぎにより星が瞬く原理

2.3 統計的ゆらぎ

統計的ゆらぎについて簡単な例を挙げて説明する。

10 分間に平均 10 台の自動車を通る道路があるとする。しかしその道路を 10 分毎に見ると、いつでも 10 分間で 10 台ちょうどの自動車通っているわけではなく、10 分間で 8 台しか自動車を通らないときもあれば、10 分間で 11 台も自動車を通るときもある。このように平均的に見れば一定の値だが、個別にみると値がバラつくことを統計的ゆらぎと呼ぶ。

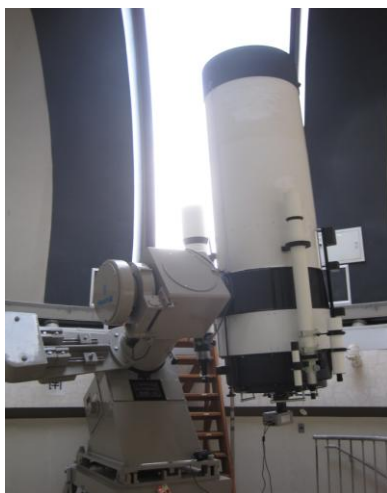
本研究で発生する統計的ゆらぎは星の明るさであるカウント値と関係しており、統計的揺ゆらぎは星の明るさの $1/2$ 乗に比例して大きくなると考えられている。

第三章 観測

3.1 観測

本研究では星空公園 60cm 反射望遠鏡に CCD カメラを取り付け、観測を行った。

星空公園は井原市美星町大倉龍王山の頂上付近（東経 133°34'18、北緯 34°40'48、標高 538m）に位置している。観測は 2012 年 10 月 13 日から 18 日までの 6 夜、2012 年 11 月 17 日から 22 日までの 6 夜、計 12 夜に渡って行った。その間に 5 つの系外惑星トランジットと、その他観測手法の開発に関わる測定を実施した。



【図 3-1】 星空公園 60cm 反射望遠鏡

3.2 CCD カメラ

星の画像を撮影するために CCD カメラを使用した。CCD カメラには光子を電子に変えて貯めておくことができるバケツのような測定器が入っており、その中に貯まった電子の数を測定することができる。カウント値とは CCD カメラで数えられた電子の数のことである。つまり単位時間辺りのカウント値が高い星ほど明るい。

本研究では SBIG STL-1001E という CCD カメラを使用した。このカメラは 1024×1024 画素で撮影できる。この画素一つ一つが光子を電子に変えて貯めておくことのできるバケツのような測定器であり、縦横 1024 個の測定器が並んでいることになる。この測定器のことを素子と呼ぶ。一つの素子で測定できる電子の数は最大で約 63000 個である。

また外気温より最大で-40℃まで冷却できる機能を持っている。この冷却機能により電子の動きを鈍くすることができ、一度測定器内に入った電子が再び外に出て別の素子に入ることを少なくすることができる。

露出時間は最短で 0.12 秒、最長で 3600 秒である。

波長 500nm～820nm の範囲で量子効率 50%以上での撮影可能である。量子効率とは入ってきた光子の数と発生する電子の数の比である。理想的には光子が 1 個入ってきたときに、電子が 1 個できてほしい。

CCD カメラ SBIG STL-1001E の製品情報は株式会社マゼラン CCD カメラ部門「SBIG ジャパン」のウェブページ(<http://www.sbig-japan.com/STL-1001E.html>)から引用した。



【図 3-2】

CCD カメラ SBIG STL-1001E

(画像は <http://www.sbig-japan.com/STL-1001E.html> から引用)

3.3 観測の工夫

本研究では星の画像を撮影する際に CCD カメラの露出時間をできるかぎり延ばすこと、フォーカスの合わせ方について工夫した。

3.3.1 露出時間

露出時間を長くすれば、入ってくる光の総量が増えるため、高いカウント値で星の画像を撮影することが可能である。しかし CCD カメラの性質上、長くすればするだけ良いというわけではない。その理由の一つが CCD カメラの一つの素子で測定できる電子の数が約 63000 個と上限があるためである。もう一つの理由は、日本トランジット観測ネットワークによると、トランジットに必要な時間分解能を考えると 2、3 分が限度となるからである。時間分解能について、人の眼の時間分解能を例に説明する。蛍光灯は 1 秒間に 120 回点滅しているが、人の眼ではその点滅を認知できない。これは人の眼の時間分解能は 1 秒間に 120 回より劣るからである。このように時間分解能とは単位時間あたりにどの程度測定できるかを表している。つまり 2、3 分以上の露出時間で撮影すると詳しいトランジット時刻がわからなくなると考えられる。このような理由で露出時間を調整しなければならない。

本研究では一つの素子で測定するカウント値の上限を約 40000 になるよう露出時間を調整した。40000 を上限とした理由は、星の明るさが変動し明るくなった場合に本来の上限である 63000 を越

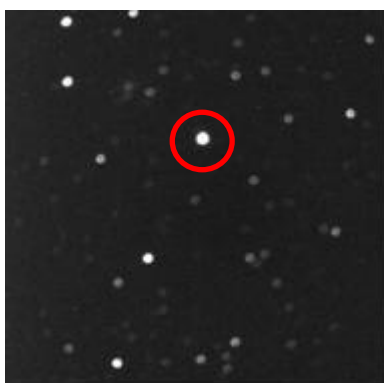
えてしまうことを恐れたためである。しかしライトカーブを描くのに必要な時間、実際に星を観測し続けたところカウント値は 20000 も跳ね上がり本来の上限を越えることはなかった。そのため観測する上でのカウント値の上限はもっと高い値でもよかったと思われる。

図 3-3 の赤丸で示した星を露出時間 5 秒で 240 枚、15 秒で 120 枚、30 秒で 70 枚の画像を撮影した。図 3-4 はターゲットの星のカウント値が観測中にどのくらい変化しているかを表している。左から露出時間 5 秒、15 秒、30 秒である。露出時間 5 秒のときはカウント値の平均から $\pm 5\%$ バラつきがある。同様に露出時間 15 秒のときは $\pm 3\%$ 、露出時間 30 秒のときは $\pm 2\%$ バラついている。

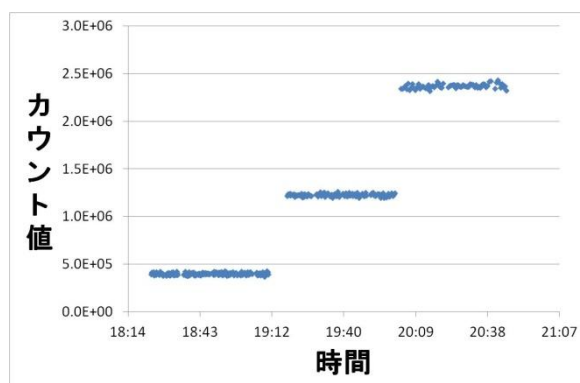
図 3-5 は横軸に各露出時間でのカウント値の平均、縦軸に標準偏差をとっている。この標準偏差は各露出時間で撮られた画像に写る星のカウント値から求めている。左の点から露出時間 5 秒、15 秒、30 秒のときの値である。カウント値の平均が大きくなるほど標準偏差も大きくなっており、つまり露出時間が長いほど標準偏差が大きくなっている。

図 3-6 は、横軸にカウント値、縦軸に標準偏差の値をカウント値の平均で割ったものをとっている。標準偏差はノイズ、カウント値がシグナルになる。この図よりカウント値が大きい、つまり露出時間が長いほどシグナルに対するノイズの大きさが小さくなっている。このことから露出時間を延ばした方が様々なゆらぎの影響を小さくできていることがわかる。

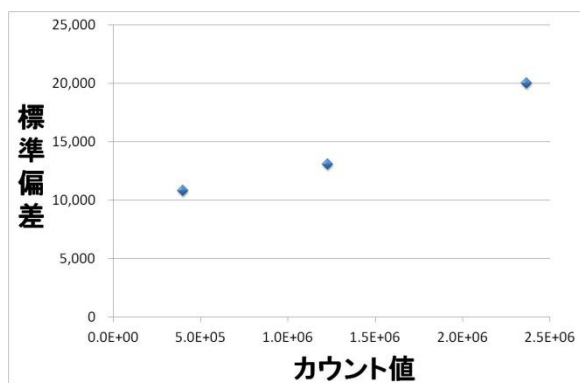
これだけのデータでは、何を原因としたゆらぎの影響が小さくなっているのかはわからない。露出時間を 30 秒以上にすることで、1 秒以上の大気ゆらぎを取り除けると考えられていることから、露出時間 30 秒で撮影したデータに含まれる大気ゆらぎの影響は小さくできていると推測できる。しかし本研究では大気ゆらぎによる影響のみを示すデータを得られなかったため、露出時間を延ばすことで大気ゆらぎの影響を小さくできたということを実証できなかった。



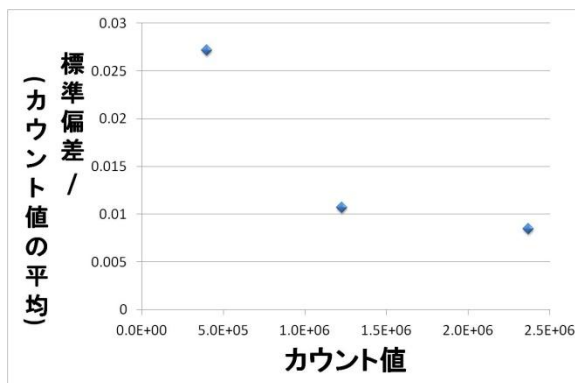
【図 3-3】観測した星の画像



【図 3-4】ターゲット星のカウント値の時間変化。
左から露出時間 5s、15s、30s。



【図 3-5】縦軸：標準偏差、横軸：カウント値
左から露出時間 5s、15s、30s。



【図 3-6】縦軸：標準偏差/カウント値カウント
値の平均、横軸：カウント値
左から露出時間 5s、15s、30s。

3.3.2 フォーカス

本研究ではフォーカスをわざと外して、ぼやけた星の画像を撮影した。

フォーカスを外すと、フォーカスが合っていたときと比べて星がぼやけた画像になる。つまりより多くの素子に光子が入り、より多くの素子で電子を貯めておくことができる。これにより露出時間を長くすることができ、結果一つの星から得られる光子の総量を底上げすることができる。

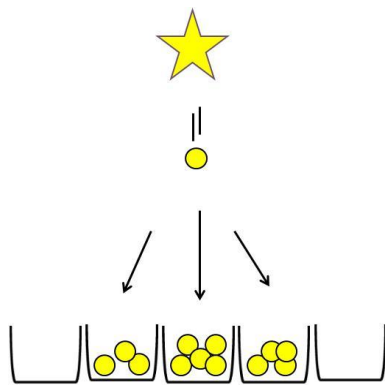
その理屈を図 3-7、図 3-8 を使い説明する。仮に露出時間を 10 秒とし、入ってくる光子の数が全部で 12 個であったとする。まず図 3-7 はフォーカスを合わせたときの絵である。このとき全 12 個の光子は 3 つの素子にまたがって入っており、一番多く光子が入った素子で 5 個の光子が入っている。次に図 3-8 はフォーカスを外して撮影したときの絵である。フォーカスを外すと画像はぼやける。つまり図 3-7 のときと比べて多くの素子に光子が入ることになる。全 12 個の光子は 5 つの素子にまたがって入っており、一番多く光子が入った素子でも 3 個しか入っていない。このようにピントを外すことで、より多くの素子で光子を集められることがわかる。また一つの素子で貯めておける電子の数が 5 個だった場合、図 3-7 では上限に達している素子があるためこれ以上露出時間を長くすることはできない。しかし図 3-8 ではまだ上限に達している素子がないため、露出時間を延ばし、さらに光子を集めることが可能である。露出時間を延ばすことで光子の数を増やせ、一つの星から得られる光子の総量を底上げすることができる。

図 3-9 はピントを合わせて撮影した星の画像、図 3-10 はピントをわざと外して撮影した画像である。どちらも同じ星を映しており、どちらの画像のコントラストもそろえている。露出時間は図 3-9 が 30 秒、図 45 秒である。本来なら同じ露出時間でピントのみを変更した写真であるべきだが、同じ星を撮影した画像でピントを合わせた場合と外した場合があるものはこれしかなかった。しかしピントを外した場合の方が星像がぼやけ、より多くの素子で光子を集めていることはわかる。

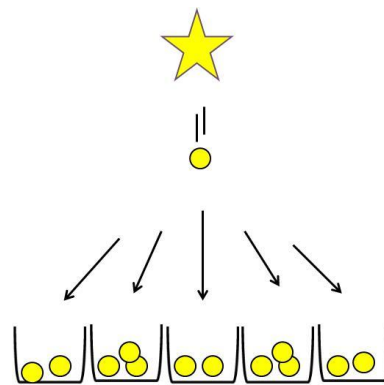
デフォーカスの目安として、本研究では星のカウント値が最も高い値の半分になる星像範囲の直径が 12 素子程度になるようにフォーカスを調節し撮影した。この 12 素子という基準は日本トランジット観測ネットワークで提示されていた数値を参考にしている。デフォーカスさせる目的は一つの星のカウント値を 10^6 以上の大きさにすることにあり、これは統計的ゆらぎの影響を小さくするためである。一つの素子で測定できるカウント値は 10^5 から 10^4 程度である。ここから星全体のカウント値を 10^6 以上にするには 100 個の素子で光子を集める必要がある。直径 12 素子にすると、その範囲内の素子数は $6 \times 6 \times \pi \div 100$ 個とすることができ、目標のカウント値に達することができるはずである。

調節方法はソフトウェアのマカリ (<http://www.nao.ac.jp/others/Makalii/index.html>) で撮影した画像を読み取り、メニュータブのグラフを選択。その後、ターゲットの星に線を引く。するとその線上の明るさの変化をグラフで表すことができる。図 3-9、図 3-10 に引いた赤線上の明るさをグラフにしたものが図 3-11、図 3-12 である。

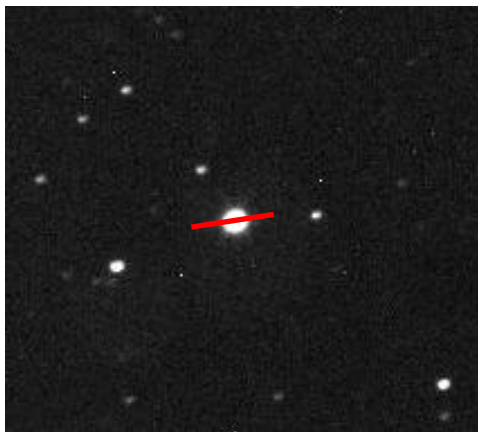
図 3-12 を例に挙げてデフォーカスの目安を説明する。目標の星の最大の明るさは約 9000 である。その値の半分である明るさが約 4500 での星像範囲が大体 12 素子になるよう調節した。



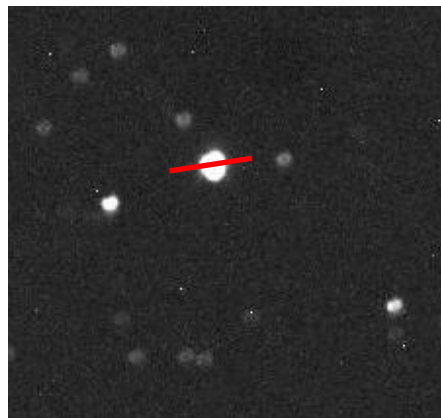
【図 3-7】 ピントを合わせた場合



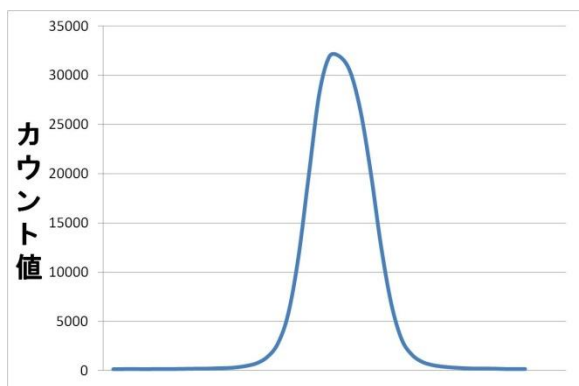
【図 3-8】 ピントを外した場合



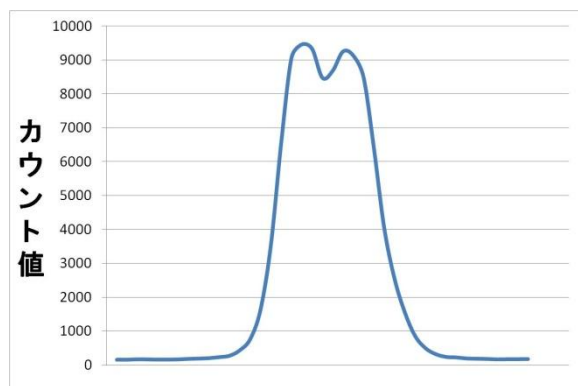
【図 3-9】フォーカスを合わせ撮影した星の画像



【図 3-10】フォーカスを外し撮影した星の画像



【図 3-11】フォーカスを合わせ撮影した星の明るさ



【図 3-12】フォーカスを外し撮影した星の明るさ

第四章 解析

4.1 解析

本研究では撮影した星の画像を解析するのに、AIP4WIN (The Handbook of Astronomical IMAGE PROCESSING という書籍に付属) というソフトウェアを使用した。

4.2 一次処理

撮影した画像に含まれる様々なゆらぎの中には、CCD カメラを起因とするものが多々含まれる。それを補正するのが一次処理である。一次処理では星を映した画像 (オブジェクトフレーム) からダーク (4.2.1 ダーク 参照) を引き、フラット (4.2.2 フラット 参照) を割る。一次処理の方法については『君が天文学者になる 4 日間テキスト』という資料を参考にした。

4.2.1 ダーク

ダークとは CCD カメラに光がまったく入っていない状態でも電子を出力してしまうことである。ダークは各素子でどれだけ余分に電子を出力してしまうか決まっているため、オブジェクトフレームからそのダークを映した画像 (ダークフレーム) を引くことで、余分に出力した電子を除くことができると考えられている。

ダークフレームは CCD カメラ内にまったく光を入れない状態で撮影できる。またダークは CCD カメラの温度や露出時間によって変化する可能性があるので、オブジェクトフレームを撮影した温度と露出時間で撮影する。本研究ではダークを 100 枚撮影し、そこからダーク引きに使うダークフレームを作成することにした。

ダークフレームの作成方法を説明する。ダークを 100 枚撮影することによって、各素子のダークの情報を 100 個得ることができた。各素子について、その 100 個のダークの値から中央値を求めていくことでダークフレームを作成する。

AIP4WIN でダークフレームを作成するにはメニューのタブの Calibrate から set up を選択する。その後 Select Dark Frame(s)から撮影したダークの画像を選択し、Median Combine にチェックをいれ、Process Dark Frame(s)をすることで作成ができる (<http://otobs.org/hiki/> 参照)。

以上から作成したダークフレームが図 4-1 である。画像が一様なことから、各素子に含まれるダークの大きさは 128~132 で、ほとんど同じであった。



【図 4-1】 ダークフレーム

4.2.2 フラット

CCD カメラに一樣な光を入れて撮影したものをフラットと呼び、フラット割とは素子にある感度のムラや望遠鏡の光学的性質を除去するものである。

CCD カメラに一樣な光を入れても、すべての素子で同じカウント値を感知しない。これは CCD カメラの各素子に個性があり、また CCD カメラに付着したゴミの影響等により、一樣な光を CCD カメラ内に入れても、周りより多く光が入る素子と、少量の光子しか入らない素子があるためだ。他にも望遠鏡の光学的性質から画像内で明暗ができてしまうことがある。

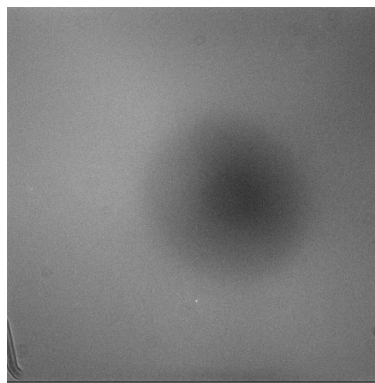
CCD カメラに一樣な光を入れて撮影することで、個々の素子の持つ感度のムラを測定することができ、オブジェクトフレームをフラットで割ることで、個々の素子のムラを補正することができると考えられている。

補正に使うフラットの画像(フラットフレーム)の作成方法を説明する。まずフラットを撮影する。フラットは望遠鏡を天頂に向け、トワイライトを撮影することで得た。露出時間は1秒とし、明け方の薄暗い状態から撮り始め、素子が電子で飽和するまで撮影する(夕方のトワイライトからフラットを撮影する際は、一番高いカウント値を感知している素子の値が1万を切るまで撮り続けた)。またフラットを撮影した画像にもダークは含まれているため、露出時間1秒でダークを撮影した画像を100枚用意する。そこからダークフレームを作成し、フラットの画像に対してもダーク引きを行う。その後、フラットを撮影した画像から星が映っているものを除外し、残ったフラットの画像からフラットフレームを作成する。星が映っている画像を除去する理由は、一樣な光に加え星の光も一緒に入っており、これでは一樣な光を入れていることにはならないためである。そして複数のフラット画像を加算平均することでフラットフレームを得ることができる。

AIP4WIN を使用してフラットフレームを作成する。まずはメニューのタブの Calibrate から set up を選択する。その後 Calibration Protocol を Standard に設定し、Select Flat Frame(s)から撮影したフラットの画像を選択し、Average Combine にチェックを入れる。次に Subtract Flat-Dark にチェックを入れる。Select Dark Frame からダークの画像を選択し、Median Combine にチェック

を入れて、**Process Flat Frame(s)**をクリックすることで作成ができる (<http://otobs.org/hiki/> 参照)。

以上から作成したフラットフレームが図 4-2 である。星空公園 60cm 反射望遠鏡は画像の中央部分が周りと比べて暗くなっていることがわかる。



【図 4-2】フラットフレーム

4.3 測光

星の明るさを測定することを測光と呼ぶ。星の明るさを測定するときに気をつけなければならないことは、星の他に空も光を出しているということである。図 4-4 は図 4-3 の赤線上のカウント値がどのくらいであるかを示した図である。カウント値が 50～250 程度あるところは星の光を感知している素子である。しかし星の光を感知していないことを予想できる素子でも 50 程度のカウント値を示しており、これが空の明るさである。つまり星本来の明るさに空の明るさが上乗せされていることになる。そのため星の明るさを測定する際には、星の明るさと空の明るさを測り、星の明るさから空の明るさを引く必要がある。

AIP4WIN を使用した測光方法の説明をする。AIP4WIN で星を測光するうえで必要となる様々な設定は、OTO –Ohshima Tamashima Observatory- (<http://otobs.org/hiki/?AIP4Win>) というサイトを参考にした。

メニューのタブの **Measure** から **Photometry** の **Multiple Image** を選択する。

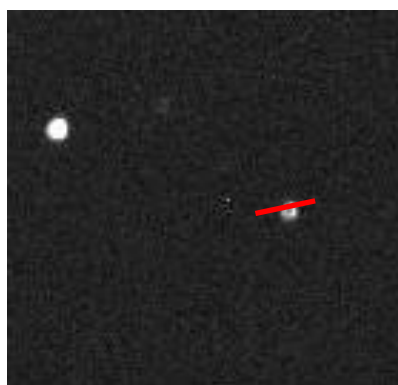
Settings のタブから設定していく。**Radii** という項目で図 4-6 のような明るさを測定するマーカーの大きさを指定する。一番内側の青色の円内が星の明るさを測定する範囲であり、一番外側の円と真ん中の円の中の青い部分が空の明るさを測定する範囲である。本研究では星の明るさを測定する範囲を 32 とし、空の明るさを測定する範囲を 42～44 としている。次に **Integration Time** という項目に撮影した画像の露出時間を入れる。最後に **Instrument Parameters** でとう項目である。この値は使用する CCD カメラによって異なり、本研究で使った SBIG STL-1001E は **Zero Point** が 25、**Gain** が 2.2、**R.O.Noise** が 15、**Dk Curr** が 9 であった。

次に **J.D.**とタブである。ここでは観測地の時刻と **UT** (世界時) のズレを補正することができる。**Time Zone** は **UT+9h** を選択。さらに細かく時刻の補正をすることもできるが、本研究ではこれ以上

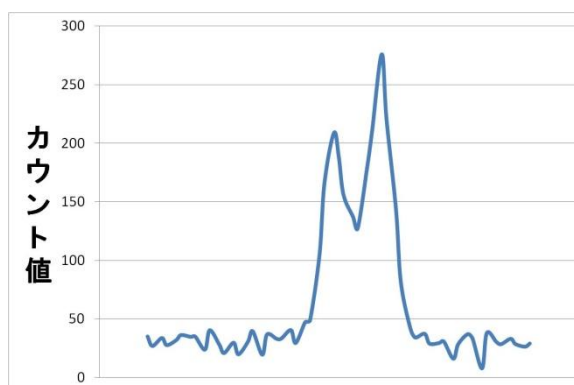
の時刻補正はしていない。

次に **Report** というタブで測定結果の出力形式を指定する。本研究では **Send photometry output to** は **File on Hard Disk** にチェック。**Photometry output format** は **Differential** にチェック。**Column Separation Character** は **Tab** にチェックしている。

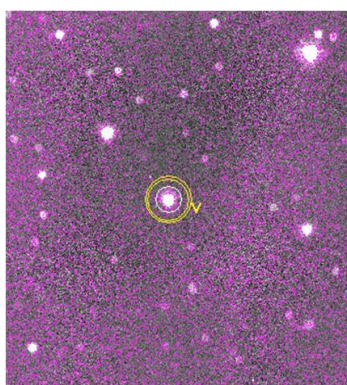
最後に **Setup** というタブである。**Select Files** から測光するオブジェクトフレームをすべて選択する。**Select Stars** は **Analysis** にチェックし、測定したい星をクリックしマーカをつける。**Select Tracking Mode** は **Automatic** と **Track all stars independently** にチェックし、**Execute** をクリックすることで測光が開始され、測光結果はテキストデータで表示される。



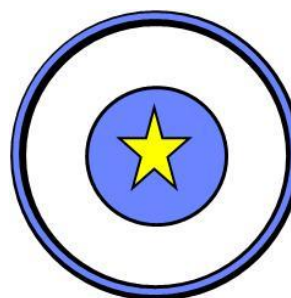
【図 4-3】 ある星の画像



【図 4-4】 図 4-3 の赤線上の星の明るさと空の明るさ



【図 4-5】 AIP4WIN での測光の様子



【図 4-6】 図 4-5 の測光範囲を指定するマーカの拡大図。青い円状の範囲が星の明るさを測定する範囲。青いリング状の範囲が空の明るさを測定する範囲。

4.4 絶対測光

星の明るさそのものを測定することを絶対測光と呼ぶ。図 2-1、2-2 は絶対測光によって測定されたデータを元に描かれている。図からも分かるように、絶対測光で得られた明るさをそのまま使用するのでは、様々なゆらぎの影響を含んでいるため本研究で観測する系外惑星トランジットを解析する手法としては適していないと考えられる。

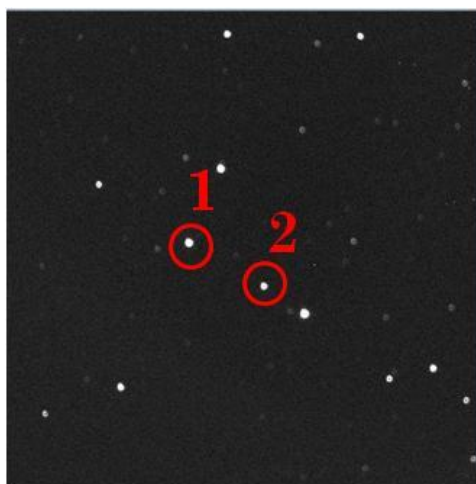
4.5 相対測光

本研究では星の明るさを測定する際に相対測光を使用した。相対測光とは観測対象の星の明るさを同一画像内にある星の明るさと比較して明るさを決める方法である。比較に使用する星のことを比較星と呼び、ターゲットである星と比較星に含まれるゆらぎの影響が同じならば、相対測光をすることでその影響を取り除くことができる。

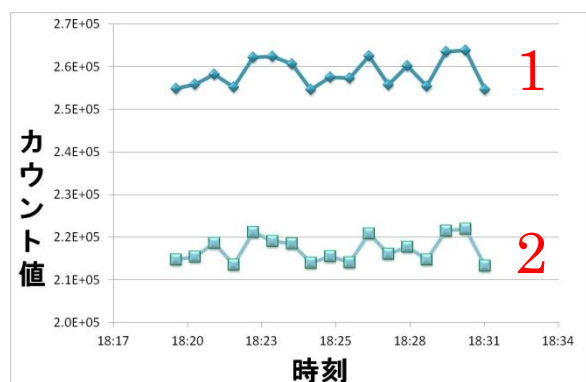
図 4-8 は同一画像内にある 2 つの星を絶対測光した結果である。各星の写った画像が図 4-7 である。完全に一致しているわけではないが、一方が明るいときにもう一方も明るくなっていることから、この 2 つの星に含まれているゆらぎの影響はほぼ同じと言える。よって相対測光は有効であることが推測できる。

相対測光を用いるとターゲットの星と比較星の等級差を求めることができる。図 4-9 は等級差の時間変化を表している。測定した値は等級差の平均値から $\pm 0.72\%$ バラついている。絶対測光をしたときの図 2-1 ではカウント値の平均からの値のバラつきが $\pm 1.2\%$ だった。それと比べると相対測光を用いることで測定値がその平均からあまりバラつかなくすることに成功した。

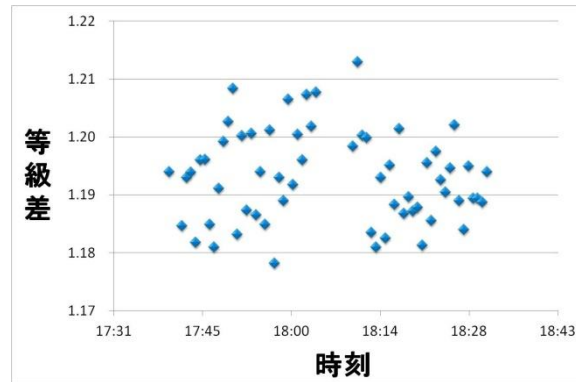
このことから相対測光を用いることで、ゆらぎの影響を軽減することができる。



【図 4-7】撮影した星の画像



【図 4-8】図 4-3 に写る 2 つの星に影響するノイズの様子を表している



【図 4-9】 相対測光での明るさの変動。等級差の平均から±0.72%のバラつきがある。

4.6 統計的ゆらぎの除去

相対測光で様々なゆらぎの影響すべてを取り除けたとは考えにくい。そのため相対測光の後でもゆらぎの影響は残っていると推測し、その残っているゆらぎの影響はどんな要因によるかを探る。

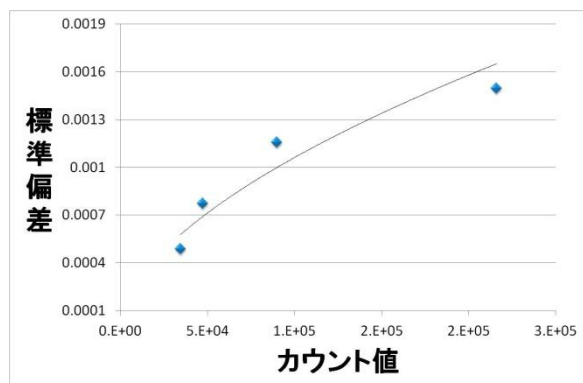
明るさの異なる 4 つの星(図 4-12 の赤丸で囲んだ星)について相対測光を行い、その結果得られた各星に対する等級差の値から標準偏差を求める。図 4-10 は縦軸に先ほどの標準偏差、横軸にカウント値をとった図である。標準偏差はカウント値の 1/2 乗に比例して増えているように見え、実際図 4-10 のプロットから近似曲線を描いたところ、 $y = 1.4 \times 10^{-6}x^{0.54}$ という式が導き出せた。この性質は統計的ゆらぎの性質とほぼ一致することから、相対測光を行った後に残っているノイズの要因は統計的ゆらぎによるものであることが示唆される。

図 4-11 の縦軸は標準偏差をカウント値の平均で割った値、横軸はカウント値である。この図からカウント値が大きいくほど統計的ゆらぎの影響は相対的に小さくなっていることがわかる。よって統計的ゆらぎの影響を小さくするには、明るい星を使って相対測光を行うことが有効であることが予想される。

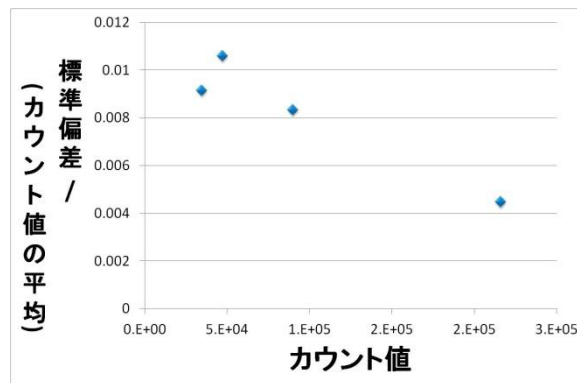
相対測光の基準とする星は一つである必要はなく、複数の星を選んでそのカウント値の和を基準とすることも可能である。先ほど測定した 4 つの比較星が明るい順に 1 から 4 までの番号をつけ、相対測光の基準とする星のカウント値を a は 1、b は 1+2、c は 1+2+3、d は 1+2+3+4 とし、それぞれのカウント値から標準偏差を求める。その標準偏差をカウント値の平均で割った値を縦軸、比較うに使う星の数を横軸にとったものが図 4-13 である。左のプロットから順に a、b、c、d である。カウント値が大きくなるにつれ標準偏差/(カウント値の平均)が小さくなっていることから、相対測光の基準とする星を複数選び、そのカウント値の和を基準とする方法は有効であると推測できる。

図 4-14 は比較星を 4 つとり、そのカウント値の和を相対測光の基準としたときの図である。比較星を 4 つに増やすことでノイズの大きさが±0.36%まで小さくすることができた。

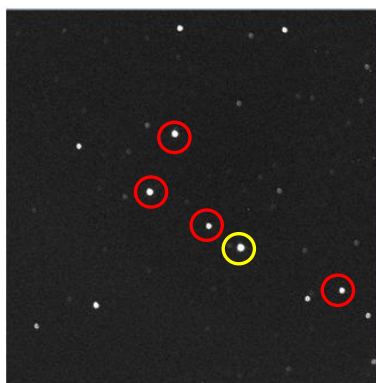
よって比較星を増やすことで、統計的ゆらぎの影響を軽減することができる。



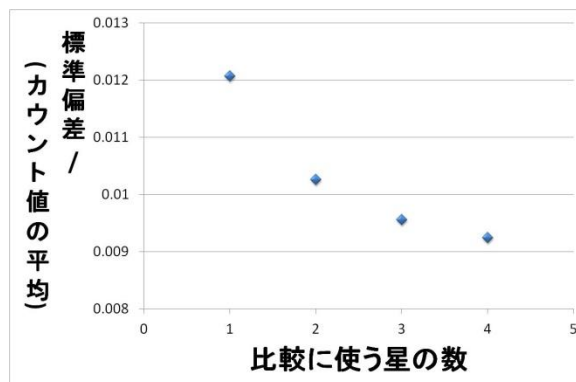
【図 4-10】縦軸：標準偏差、横軸：カウント値



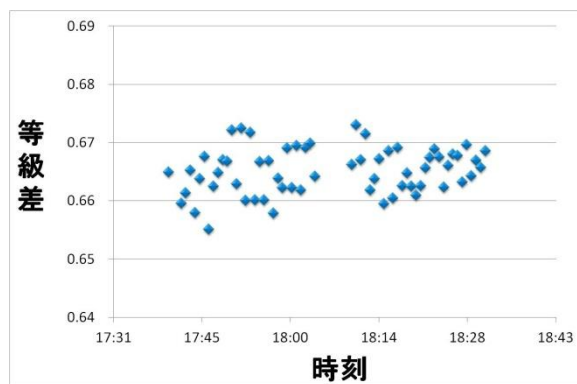
【図 4-11】縦軸：標準偏差/(カウント値の平均)
横軸：カウント値



【図 4-12】ターゲットの星(黄色○)と
4 つの比較星(赤○)



【図 4-13】縦軸：標準偏差/(カウント値の平均)
横軸：比較に使う星の数



【図 4-14】比較星 4 つでの相対測光での明るさの変動。
等級差の平均から±0.36%のバラつきがある。

4.7 明るさの時間変動のスペクトル解析

露出時間 5 秒で、約 50 分間に渡り撮影した 240 枚の星の画像から明るさの時間変動スペクトルを求めた。

区間 $[\pi, -\pi]$ で定義された関数 $f(x)$ を考えると、それはある条件下で以下の級数に展開される。

$$f(x) = 0.5a_0 + \sum_{n=1}^{\infty} (a_n \cos nx + b_n \sin nx)$$

このときの a_n 、 b_n を $f(x)$ のフーリエ係数といい上記の右辺を $f(x)$ のフーリエ級数という。フーリエ係数は三角関数 $\cos(nx)$ 、 $\sin(nx)$ の直交性より以下の式で与えられる。

$$a_n = \frac{1}{\pi} \int_{-\pi}^{\pi} f(x) \cos nx \, dx \quad (n = 0, 1, 2, \dots)$$

$$b_n = \frac{1}{\pi} \int_{-\pi}^{\pi} f(x) \sin nx \, dx \quad (n = 1, 2, 3, \dots)$$

適当に点をとって $f(x)$ と三角関数を計算し、その和を取ればフーリエ係数は求まる。例えば M 個の点をとって和を取る場合には、次の式でフーリエ係数は与えられる。

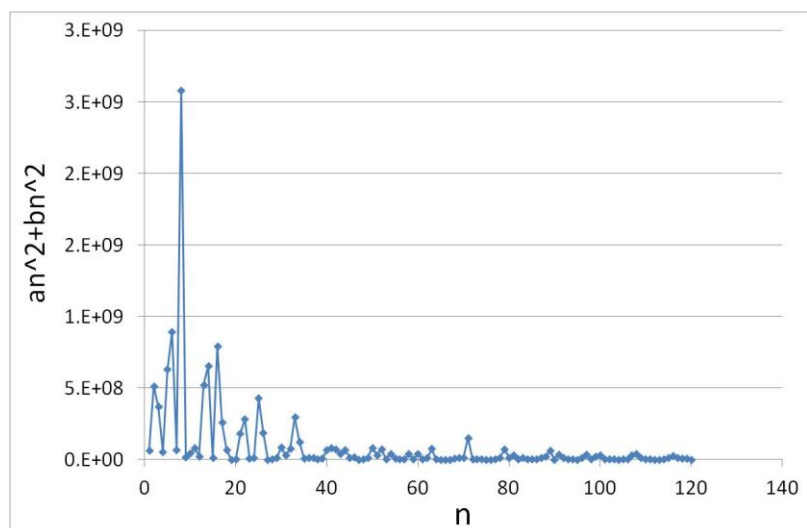
$$a_n = \frac{2}{M} \sum_{i=1}^M f(x_i) \cos nx_i$$

$$b_n = \frac{2}{M} \sum_{i=1}^M f(x_i) \sin nx_i$$

M がデータ数、 $f(x)$ は時刻 x に撮影された画像における星のカウント値、 x_i は時間、 n はデータ数の半分の値まで計算する。計算結果から $a_n^2 + b_n^2$ を求める。この $a_n^2 + b_n^2$ は波が持つエネルギー量を表している。波のエネルギーは振幅の 2 乗に比例することから $a_n^2 + b_n^2$ の値が大きいほど振幅も大きくなると考えられる。その値を縦軸、 n を横軸にとり描いた図 4-15 が星の明るさの時間変動のスペクトル図である。 n は 50 分間の間に n 個の周期が含まれていることを示している。つまり今回の場合、 $n = 1$ のとき 1 周期は 50 分であり、 $n = 10$ のとき 1 周期は 5 分である。また $n = 120$ が最大であるため、得られた周期で一番短い周期は 25 秒である。

$n = 8$ のときの縦軸の値が最も大きくなっている。このときの大気ゆらぎの影響が最も大きいと考えられ、その周期は約 6 分であることがわかる。

本来であればもっと短い周期に強い影響を持つ大気ゆらぎを発見したかった。なぜなら露出時間を 30 秒以上にすることで取り除くことができた大気ゆらぎは何秒周期のものを調べたかったからだ。しかし今回のデータでは 25 秒以下の周期の特徴を調べることができず、露出時間を延ばした結果、どのくらいの周期の大気ゆらぎを取り除くことができたかは分からなかった。



【図 4-15】 明るさの時間変動のスペクトル図

第五章 まとめ

5.1 ライトカーブ

観測・解析で工夫したことをすべて活かし描いたライトカーブが図 5-2 である。

このライトカーブは系外惑星 HAT-P-19 b によるトランジットを観測したデータから描いた。観測日は 2012 年 11 月 18 日である。

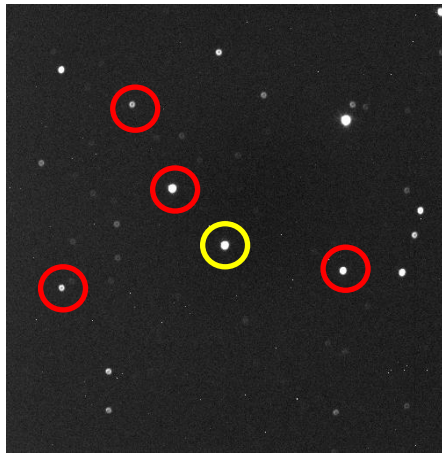
露出時間は 40 秒である。ピントはもっとも明るい星のカウント値が 10^6 以上になる程度にぼかした。比較星は 4 つとり、その 4 つの星のカウント値の和を相対測光の基準とした。比較星を 4 つしかとっていない理由は、望遠鏡がターゲットの星を自動追尾するのだが、それでも少しずつ撮影範囲がずれていくため、撮影した画像すべてに写っている星が 4 つしかなかったためである。画像すべてに写っている星でも、原因は良くわからないが星の明るさが他の比較星と比べて大きく変わっているために、比較星として使用できない星もあった。

以上よりライトカーブを描いた結果、ライトカーブ全体が右肩上がりになっており、減光率を読み取りにくかった。そのため図 5-2 から回帰直線を求めると、 $y = -0.0357949x + 2014.01$ という式を得られた。

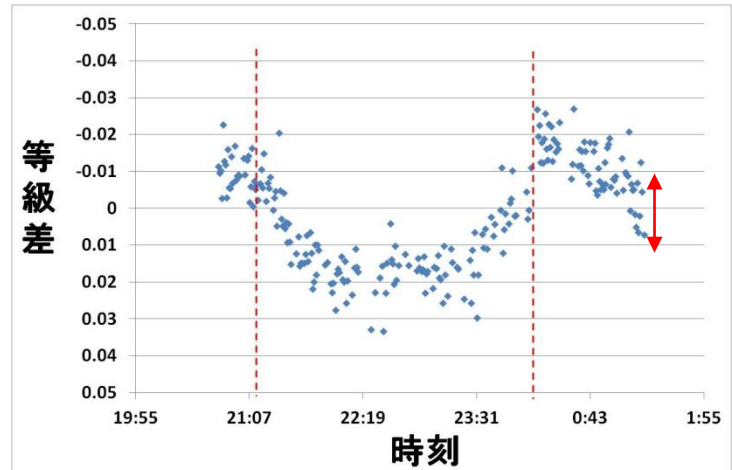
この日は残念ながら天候がよくなかったため、 $\pm 1\%$ の誤差が残ったが、それでもトランジットによる減光をとらえることができた。

Exoplanet Transit Database (<http://var2.astro.cz/ETD/credit.php>) という系外惑星トランジットのトランジット時刻や減光率予報したサイトより、この日観測した系外惑星トランジットのトランジット時刻と減光率を見比べる。トランジット開始時刻は等級差が大きくなっている時刻、終了時刻は開始前の等級差まで値が戻ったときの時刻を読み取る。減光率は等級差とほぼ同じであるため、どのくらい等級差が変化したのかを読み取った値が減光率になる。

予報ではトランジット時刻は 21 時 17 分から 24 時 7 分まで、減光率は 2.2% とされていた。図 5-2 に描かれた赤の点線がトランジットの予報時刻を表しており、赤の矢印はグラフ上で 2.2% がどのくらいの大きさかを示している。自分で作成したライトカーブからトランジット時刻と減光率を読み取るとトランジット時刻は 21 時 16 分から 24 時 5 分まで、減光率は 2.4% であった。よって予報と大きく異なった結果にはならず、きちんと観測できていることがわかった。



【図 5-1】 HAT-P-19(黄色丸)と
4つの比較星(赤丸)



【図 5-2】 HAT-P-19 b のトランジットを観測した
ライトカーブ。赤の点線がトランジット
開始・終了の予報時刻。赤矢印で 2.2%がどのくら
いの大きさかを示している。

5.2 まとめ

本研究では星空公園 60cm 反射望遠鏡を用いて系外惑星トランジットを観測する手法について検討し、結果様々なゆらぎによるバラつきを最大で $\pm 0.36\%$ まで除去することができた。

相対測光することでゆらぎの影響を軽減することができると考えられている。実践してみると、相対測光をする前と比べてデータのバラつきを 0.48% 軽減することができた。

統計的ゆらぎに対する対策として考えられている方法を実際に確かめた。統計的ゆらぎの影響を小さくするにはカウント値をできるだけ高くする必要があったため、フォーカスや露出時間を調整することでより高いカウント値で星を撮影した。また相対測光を行う際に、比較星を複数使用することが有効であると考えられている。より高いカウント値の星を複数選び比較星とした結果、用いる前と比べてバラつきを 0.36% 軽減することができた。

以上より、星空公園 60cm 反射望遠鏡を用いて・減光率 1%以上の系外惑星トランジットを観測することは可能であることを実証した。

謝辞

本研究を行うにあたり、御指導いただきました指導教員である はしもと じょーじ 准教授に心より感謝いたします。

美星天文台 綾仁 一哉 台長、前野 将太 技師には星空公園の望遠鏡の整備をしていただき、また整備方法について教えていただきました。同研究室の 石岡 翔 さんには研究を進める上で様々なアドバイスをいただきました。また 堀 駿 さんには観測を行う上で様々なお手伝いをしていただき、本研究を支えていただきました。

参考

君が天文学者になる 4 日間テキスト

米原 厚憲 著

ETD(Exoplanet Tranzit Datadase)

<http://var2.astro.cz/ETD/>

天文歴

<http://ssd.jpl.nasa.gov/horizons.cgi>

日本トランジット観測ネットワーク

<http://www.geo.titech.ac.jp/lab/ida/transit/pukiwiki/index.php?TransitNetwork>

The Handbook of Astronomical IMAGE PROCESSING

Richad Berry ,James Burnell 著

OTO - Ohshima Tamashima Observatory -

<http://otobs.org/hiki/>