1998年度 修士論文

多様な天体画像から自動的に星の位置・光度を測定し、要注意天体を選別するシステムの開発

提出日：1999年2月5日

指導：村岡洋一教授

早稲田大学大学院 理工学研究科 情報科学専攻
学籍番号：697P051-4
吉田 誠一

目次

第 1 章

序論

本章では、まず研究の背景として、世界中で膨大な量の天体画像が撮影されている現状と、それらの画像を処理して天文学的なデータを得るためにどのようなソフトウェアが必要とされているかを示す。次に、本研究で開発する **PIXY** システムの満たすべき条件を列挙する。そして、**PIXY** システムの開発に於いて達成した技術的課題を概観する。最後に、本論文の全体構成について概説する。

1.1 研究の背景

新しい天体を発見すること、また既知の天体を観測して光度を測定することは、ともに天文学的に重要なことである。

近年は、冷却 CCD カメラの普及により、膨大な量の天体画像が世界中で日夜撮影され続けている。冷却 CCD カメラは銀塩写真に比べて短い露出時間で暗い星まで写ることに加え、結果が直ちにデジタルデータとして得られる、またフィルムと違ってメディアの再利用が可能である等、利点が多い。これらの利点は、銀塩写真の頃に比べて格段に大量の画像を撮影できることを意味する。また、誰もが手軽に暗い天体の撮影を行えるようになり、撮影者の数自体も増えている。即ち、冷却 CCD カメラの普及が世界的に天体画像が量産される事態をもたらしたのである。

これらの膨大な画像の中には、注目に値する多くの既知天体が含まれているし、場合によっては未知の新天体が写っていることもある。そこで、すべての画像に含まれる既知天体の光度を測定し、かつすべての画像に対して新天体の有無を確認すれば、天文学に大いに貢献できることになる。しかしながら、画像の持つこれらの情報はほとんど有効に活用されていないのが実情である。実際、より多くの人がより多くの画像を撮影しているにも関わらず、画像に偶然写っていて発見される新彗星の数がそれほど増えて来ていないこと、その一方で、新しい天体が発見された後で、過去の画像にも写っていたことが報告されるケースが頻発していること等が、この事実を裏付けている [28]。

画像の持つこれらの情報を有効に活用するためには、天体画像を検査し、そこに含まれる既知天体の光度を測定し、更に新天体の有無を確認するためのソフトウェアが必要であ

る。現在は、IRAF [1]、SExtractor [2]、Astrometrica [3]、fitsblink [4] 等、画像に写っている天体を検出し、その位置や光度を測定するソフトウェアがいくつか存在する。更に、Guide Star Catalog (GSC) [5] や USNO-A1.0 [6] のような、全天の恒星の位置と光度を記載した星表と対比することで、新天体の出現の有無を確認することができる。しかし、これらの多くは利用者が画像ごとに適切にパラメータを設定する必要がある等、複雑で専門的な作業を要求する。実際には、個人的な撮影者の多くは観賞を目的としており、画像の検査のために時間のかかる作業をすることは期待できない。また、天文学的な知識も充分に持っているとは限らないので、得られたデータの中に特異な変動を示している重要な天体があっても判別できず、見落としてしまう。よって、画像を検査する作業をなるべく自動化し、かつ注目に値する星をも自動的に選別する、天体画像検査ソフトウェアが求められている。

近年は LINEAR [7]、LONEOS [8]、Spacewatch [9] のような、自動制御望遠鏡を利用したプロによる新天体捜索も始まっており、新天体発見数の増加につながっている。これらのプロジェクトでは、高速移動天体や超新星など、それぞれの捜索対象を発見するためのソフトウェアを開発し、自動的に画像から新天体を発見している。だが、対象に特化したソフトウェアであるため、他の撮影者の画像も正しく処理できるとは限らない。また、これらのソフトウェアで対象天体以外の情報を得ることはできない。

一方、既に膨大な量の画像が蓄積されている現状を踏まえて、それらの画像を解析し、新たな知見を得ようとするデータベース天文学の気運も高まっている。MOKA [10]、DAIA [11] のような、大規模天体画像データベースの構築を目指した研究も進められている。それが実現すれば、現状では各地の天文台ごとに、限られた目的のためだけに活用されている画像を集め、更に多くの有用な情報を引き出すことが可能になると考えられる。

画像データベースを構築し、画像を有効に活用するためには、検索のためのインデックスを付ける必要がある。具体的には、画像の撮影方向や画角、写っている恒星数等の情報が必要となる。画像の量が膨大になるため、これらの情報は自動的に取得できる必要がある。大規模データベースには、多数の撮影者による多様な画像が含まれるため、画像の性質に依存しない、汎用性のあるソフトウェアが求められている。更に、集められた画像を解析し、そこに含まれている情報を取得するためには、多様な画像に対応可能な、自動的に画像を検査できるソフトウェアが求められている。

更に、世界中のアマチュア天文家が共同で、画像による新天体捜索を行っている TASS [12] というプロジェクトがある。また、将来的には、SDSS (スローン・デジタル・スカイ・サーベイ) や TOMBO プロジェクト [13] のような、多数の自動制御天体望遠鏡を用意して全天を継続的に観測する計画もある。これらのプロジェクトで得られる画像を解析し情報を充分に活用するためにも、特定の画像の性質に依存しない、汎用性のあるソフトウェアの開発が必須である。

1.2 研究の目的

本研究では、次の 2 項目を主な目的とする。

- 天体画像に写っているすべての星を検出し、その位置と光度を測定するとともに、星表に記載されていない新天体や、星表と比較して有意に明るさが変わっている星などの要注意天体を自動的に選別する実用的なシステムを開発すること。
- 上記のシステムで多数の画像から測定した星の光度を蓄積して、その中から明るさが有意に変動している星を選別する方法を確立すること。

本研究で開発するシステムは、アマチュア天文家が撮影したものも含めて、界中で撮影された画像をすべて集積した画像データベースでの利用を想定している。そのため、以下の条件を満たすものとする。

- 画角、星の数、星像の形状、S/N比、ノイズの量、背景の平坦度、雲や地上風景等の存在等の諸条件に依存せず、すべての星を検出できて、かつ高い精度で星の位置と光度を測定できること。
- 適切なパラメータを利用者が入力する必要がないこと。即ち、自動処理が可能なこと。
- 既存の星表と対比して、人間が選ぶのと同様に要注意天体を選別できること。
- 他の画像から測定した結果と比較して変動があるかないかを判定するために、測定光度の誤差を見積もれること。
- 実用的な時間で終了すること。

本研究で開発するこのシステムにより、画像のどの星が、新天体や、有意に明るさが異なる星などの着目すべき要注意天体であるかを、自動的に知ることができる。同時に、すべての星の身元を明らかにし、その位置と光度を測定することができる。即ち、天体画像を自動的に検査するシステムだと言える。よって、これを **PIXY**(⇐ PIXII) システム ：

> Practical Image eXamination and Inner-objects Identification system
> 天体画像の検査及び写野内の天体の照合を行う実用システム

と命名する。

本研究により、現在も世界中で撮影され続けている膨大な量の画像から、膨大な数の星の位置と光度を測定して、新天体の発見や、既知の星の特異な変光を検出することができるようになる。よって、本研究を **MISAO** プロジェクト ：

> Multitudinous Image-based Sky-survey and Accumulative Observations project
> 多数の人々の天体画像を基にした全天サーベイ及び継続的な天体観測

と命名する。

MISAO プロジェクトを推進することで、将来的には以下のような効果が期待できる。

- 近い将来に実現するであろう大規模画像データベースに蓄積される画像から有用なデータを取得する技術が確立する。結果として、全世界の画像が天体の発見・追跡観測のために共有され、学術的な天体観測を世界規模の共同作業として行うための道が開かれる。
- 複雑な操作をせずに画像を検査して新天体の有無を確認できるため、画像を検査する人数が増える。更に、新天体発見を目指して個人的にサーベイ活動を始める人数の増加も期待できる。
- 一般の人や子供たちが、自分で撮影した画像に何が写っているのかを調べられるようになるため、教育・啓蒙活動の面でも期待できる。自分の画像が新天体の発見につながる可能性を秘めているという期待感や、実際に画像から有用なデータが得られ、天文学的に貢献できるという連帯感が得られる。

尚、本研究で扱う天体画像は、図1.1のようなものである。少なくとも20個程度の恒星が写っているものを対象とし、月や惑星だけの画像は本研究では扱わない。また、天文学的な意味での色情報は、通常のカラー画像からはほとんど得ることはできない。よって、本システムでは画像の色情報は利用せず、白黒画像のみを対象とする。

1.3 研究の概要

本研究では、天体画像に写っているすべての星を検出し、その位置と光度を測定するとともに、星表に記載されていない新天体や、星表と比較して有意に明るさが変わっている星などの要注意天体を自動的に選別する、**PIXY** システムを開発した。

本システムは、画像から星像を検出し、既存の星表とのマッチングを行って、個々の検出星像と星表に記載されているデータとのペアリングを行う。ペアにならなかった星像は新天体候補とする。また、測定された位置や光度が星表に記載されているものと有意に異なる要注意天体を選別する。

本システムは、アマチュア天文家が撮影したものも含めて、世界中で撮影された画像をすべて集積した画像データベースでの利用を想定している。即ち、対象とする画像は、画角、星の数、ノイズの量など、様々な条件が異なる多様なものとなる。これらの多様な画像を正しく検査するために、本研究では、以下のような技術的課題を達成した。

- 星の数、星像の形状、S/N比、ノイズの量、背景の平坦度、雲や地上風景等の存在等の諸条件に依存しない星像検出方法の確立。

  対象とする画像が多様なために、従来研究で一般に採用されている、ピクセル値の標準偏差を基に閾値を決定する方法では、星像とノイズとを判別する閾値を一意に定めることができなかった。そこで本研究では、星像検

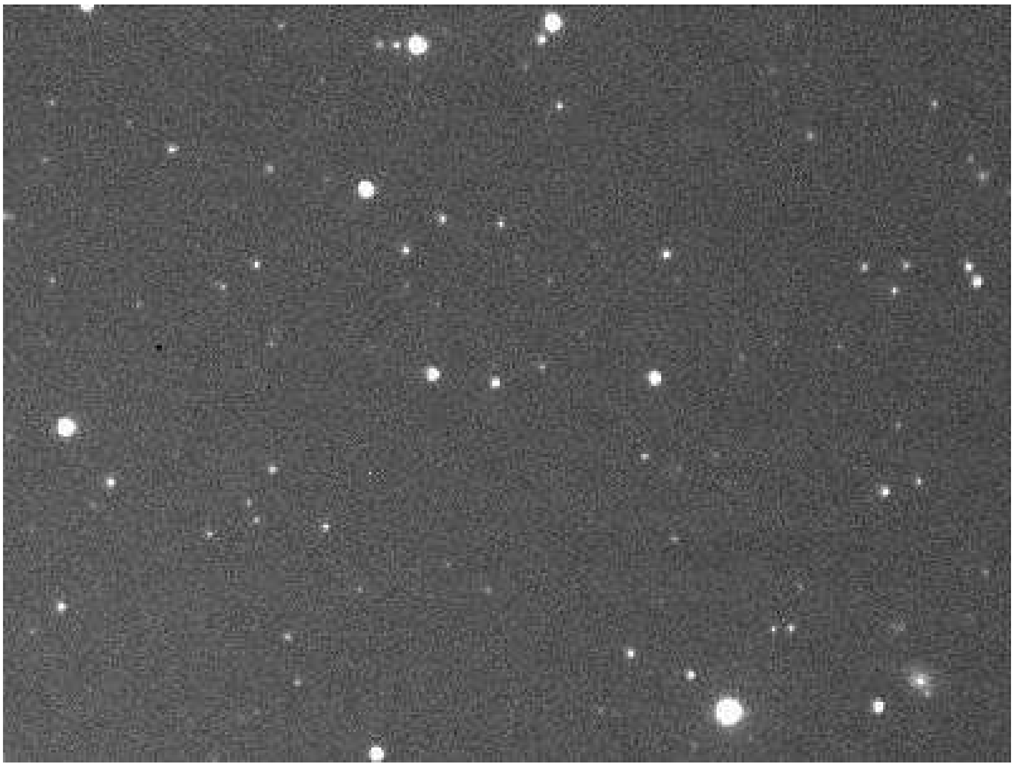


図 1.1: 本研究で扱う天体画像の例

出の際はできるだけ多くの星を検出できるようにした。その結果、検出星像には多数のノイズが含まれるため、ノイズの影響を受けないマッチング方法を考案した。更に、ペアリング結果に基づいて本当の星とノイズとを判別する閾値を決定する方法を採用した。

- ノイズの量や、対象領域の星の配置に依存しない、検出星像と星表とのマッチング方法の確立。

  マッチングは、検出星像と星図上の星とをそれぞれ 3 つ選択して三角形を作成し、相似な三角形を探す方法を考案した。この時、領域によっては星の密度に偏りがあるために、マッチングが困難になるケースがあった。また、高速化のために相似判定を行う三角形の数を減らす場合、三角形の選択方法を工夫しないとマッチング結果に偏りが生じることを明らかにした。そして、この 2 つの問題点を避けるために、星を結んで最小全域木を作成し、そこから三角形を選択してマッチングを行う方法を考案した。

- 星の密度に依存しない、検出星像と星表中の星とのペアリング方法の確立。

  マッチングの精度が良くないことと、画像と星図では星の明るさに食い違いがあることを考慮して、初めは星の明るさを基に行い、最後には星の位置を基にするという段階的な方法をとった。同時に、明るい星から順にペアを作成し、ペアになる割合の変化から、本当の星とノイズとを判別する方法を採用した。

- 測定光度を星表に記載されている光度と比較し、有意に明るさが変化している要注意天体を選別する方法の確立。ここで、選別結果は、人間が選別した結果と一致すること。

  等級に依存しない誤差と、依存する誤差の 2 種類の光度誤差を独自の方法で見積もり、人間と同等の基準で、有意に光度が異なる要注意天体の選別を行う方法を考案した。

更に、データベースに集積された多数の画像から検出された膨大の星の中から、未知の変光星や、突発的な変光現象を検出するために、以下の技術的課題も達成した。

- 複数の画像から測定された光度を並べて、有意に変動しているかどうかの判定方法の確立。

  独自の方法で見積った、等級に依存しない誤差と、依存する誤差の 2 種類の光度誤差によって、測定光度と星表に記載されている光度とを比較する場合だけでなく、複数の画像からの測定光度どうしを比較する場合にも、有意に光度が異なる要注意天体の選別が行えることを実証した。

実際に、様々な条件の異なる画像を合計1200枚以上用意し、本システムで検査を行って、本研究で考案した手法が多様な画像に対して有効であることを示した。また、本システムで測定した位置や光度が、天文学的に有用な精度を持っていることを実証した。

このうちの1084枚の画像から得られた測定光度を蓄積した。その結果を解析し、星の光度が充分な精度で測定できることを示した。同時に、本システムを使って、既存の星表に含まれるエラーや、星表から欠落している星の情報等が得られることを示した。更に、本研究で考案した要注意天体の選別方法を用いて、実際に未知の変光星らしき天体をいくつか発見した。

本システムはすべてJava言語で実装した。既に、**MISAO**プロジェクトのホームページ：

http://www.info.waseda.ac.jp/muraoka/members/seiichi/misao/

で公開している。

1.4 本論文の構成

本論文は、本章を含めて6章から構成される。

第2章では、既存の研究を概観し、本研究の立場を明らかにする。

第3章では、本研究で開発した**PIXY**システムについて説明する。まずはじめに、システムの概要とその特徴を述べる。更に、システムの処理手順を概観した後、各処理の具体的な実装方法を概説する。最後に、公開しているシステムの実行例を示す。

第4章では、**PIXY**システムの要素技術を詳細に解説する。画角、星の数、星像の形状、S/N比、ノイズの量、背景の平坦度、雲や地上風景等の存在等の諸条件に依存せずに、自動的に画像を検査するために考案した諸技術について、実装方法の詳細を解説し、実際に画像を使ってその妥当性を評価する。

第5章では、**PIXY**システムで実際の天体画像を検査し、得られたデータを解析して、本システムの実用性を評価する。1084枚の画像を検査して得られた膨大な光度データの一部を紹介し、本システムで画像から自動的に測定した位置や光度が、天文学的に有用な精度を持っていることを示す。更に、本研究によって発見された既存の星表の不備や、新変光星の候補を紹介する。

第6章では、本論文の内容と成果を総括する。また、今後に残された課題についても延べる。

第 2 章

従来研究

本章では、既存の研究を概観し、本研究の立場を明らかにする。

2.1 星像検出ソフトウェア

現在は、IRAF [1]、SExtractor [2]、Astrometrica [3]、fitsblink [4] 等、画像に写っている天体を検出し、その位置や光度を測定するソフトウェアがいくつか存在する。しかし、これらの多くは利用者が適切にパラメータを設定する必要がある等、複雑で専門的な作業を要求するため、一般のアマチュア天文家が利用するには敷居が高い。また、これらのソフトウェアは、画像ごとにパラメータを設定する必要があるため、膨大な画像を処理することは難しい。

本研究では、利用者がパラメータを設定する必要を無くし、多様な画像をすべて自動的に検査できるシステムを開発した。更に、検出した星の位置と光度を測定するだけでなく、その中に星表と比較して有意に位置や光度が異なる要注意天体を、自動的に選別して出力するようにした。

2.2 PSF フィッティング

既存のソフトウェアは、星像が理想的な形状をしている場合を想定しているものが多い。

冷却 CCD カメラで撮影された良質な画像では、星像はガウス分布や Moffat 分布で近似できることが知られている。これらの理論的に計算される星像の形状 (PSF = Point Spread Function) とのフィッティングを行うことで、画像から星像を検出できる。更に、星の位置と光度の測定も同時に行うことができる。

PSF フィッティングは、閾値を決めて測定する方法や、ある一定の範囲のピクセル値の総和を求める方法に比べて、星像の形状が理想的な場合には、より高い精度で光度を測定することができる。PSF フィッティングを適用するためには、原則として、画像内ですべての星像が理想的な星像になっている必要がある。画像内の領域により星像が変わってい

る場合にも対応する研究もあるが、部分的には星像の形状が一致しているか、もしくは星像の形状の変化が場所の関数として計算できる必要がある。

だが、現実には、通常のカメラレンズで撮影した画像では、星の色によって収差が発生し、一部の星がぼけて写るという現象が発生する (図 2.1)。更に、本研究で対象とする画像では、ガイドエラー、ブルーミング (図 2.2)、ピクセルの飽和等、諸々の理由により、星像の形状が乱れている場合が頻繁に発生する。微光星の場合は、星の光が 1 ピクセルに収まってしまうこともある。

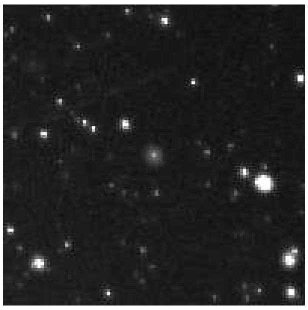


図 2.1: 収差によってぼけた星像

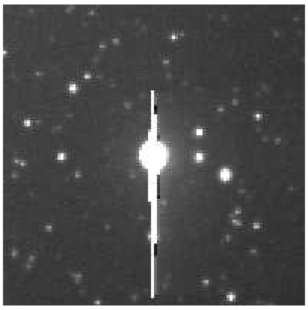


図 2.2: ブルーミング

これらの理由により、本研究では、最も単純な閾値を設定する方法で星像を検出し、その位置と光度を測定した。だが、マッチング等の処理を工夫し、多数のノイズを含むことを許容したため、閾値は充分に低く設定されて、閾値による光度測定の誤差も小さく抑えられていると考えられる。実際に、実験により、本研究の光度測定の方法でも、星の変光を捉えることができていることが示された。

2.3　移動天体の検出

LINEAR[7]、LONEOS[8]、Spacewatch[9] 等のプロジェクトでは、移動天体を発見するソフトウェアを利用している。

移動天体の検出に特化した研究は多い [18]。2 枚の画像を交互に表示して、人間が移動天体を検出するというものもあるが、自動的に移動天体を検出する研究も多い。これらの特徴は、次の通りである

- 同じ領域を撮影した 2 枚の画像を比較する。
- 通常は機材が特定されるので、パラメータはヒューリスティックに決定できる。
- 3 枚の画像を用いる場合は、3 枚の画像から検出した位置が直線になるかどうかで、発見した像が本当の移動天体かノイズかを判定できる。

- 対象天体を特化した場合、予想される移動量と方向から、発見した像が本当の移動天体かノイズかを判定できる。

だが、これらのソフトウェアでは、明るさが変化した星を検出することはできない。

[17] は、気象条件などの違いにより星像の形状やノイズの大きさが異なった場合でも、2枚の画像を差し引いて星像を消去するための研究である。この手法では、移動天体だけでなく、明るさが変化している星も消去されずに残るので、検出が可能となる。但し、やはり原則として同じ領域の2枚の画像が必要という制約がある。

本研究では、異なる領域を異なる機材で撮影した画像から、それぞれ独立して星の光度を測定しても、明るさが変化した星を検出できる方法を考案した。

第 3 章

システムの概要

本章では、本研究で開発した PIXY システムの概要を説明する。PIXY システムは、天体画像からすべての星像を検出し、位置と光度を測定すると同時に、既存の星表と対比して、新天体や要注意天体の選別を行うシステムである。本章では、まずはじめに、システムの概要とその特徴を述べる。更に、システムの処理手順を概観した後、各処理の具体的な実装方法を概説する。各処理についての理論や技術的な評価は次章で詳細に述べる。最後に、公開しているシステムの実行例を示す。

3.1 概要

本研究では、天体画像に写っているすべての星を検出し、その位置と光度を測定するとともに、星表に記載されていない新天体や、星表と比較して有意に明るさが変わっている星などの要注意天体を自動的に選別する、PIXY システム：

> Practical Image eXamination and Inner-objects Identification system
> 天体画像の検査及び写野内の天体の照合を行う実用システム

を開発した。

本システムは、天体画像からすべての星像を検出し、既存の星表とのマッチングを行って、星像の位置 (赤経赤緯) と光度を測定する。また、星表のデータとの対応をとり、個々の星像の身元を明らかにする。更に、星表に記載されていない新天体、星表に記載されていながら実際には写らないエラー、位置や光度が星表に記載されている値と有意に異なる要注意天体の選別を行う。

本システムは、アマチュア天文家が撮影したものも含めて、世界中で撮影された画像をすべて集積した画像データベースでの利用を想定している。そのため、以下の条件を満たすものとする。

- 画角、星の数、星像の形状、S/N 比、ノイズの量、背景の平坦度、雲や地上風景等の存在等の諸条件に依存せず、すべての星を検出できて、かつ高い精度で星の位置と光

度を測定できること。

- 適切なパラメータを利用者が入力する必要がないこと。即ち、自動処理が可能なこと。
- 既存の星表と対比して、人間が選ぶのと同様に要注意天体を選別できること。
- 他の画像から測定した結果と比較して変動があるかないかを判定するために、測定光度の誤差を見積もれること。
- 実用的な時間で終了すること。

利用者は予め、検査すべき画像の、概略の撮影方向と概略の画角を入力する。撮影方向は正確な画像の中心である必要はなく、画像の半分ほどずれた位置でも許容できる。これは、ある天体を狙って撮影した画像で、対象天体が画像内に収まっていれば良いことに相当するため、実用上適度な許容範囲と考える。また、画角は真値の1/2倍から2倍の範囲が許容されるため、機材の理論値から計算される画角の誤差範囲は勿論、画像と星図を見比べて人間が判断した場合でも充分に誤差範囲に収まることになる。前述したシステムの特徴により、画像に写っている星の密度やノイズの量、星像の大きさ等を考慮したパラメータを利用者が設定する必要は全くない。

本システムでは、星表は必要な光度までの実在する恒星をほぼ網羅していると仮定している。現実には、およそ13～17等の星までを網羅しているGSC(Guide Star Catalog)か、20等よりも暗い星まで含むUSNO-A1.0かのいずれかを利用することになる。

本システムはすべてJava言語で実装した。既に、**MISAO**プロジェクトのホームページ：

http://www.info.waseda.ac.jp/muraoka/members/seiichi/misao/

で公開している。

3.2 実装方法

本システムの処理手順は次の通りである。

1. 前処理
   必要に応じて画像の反転、不正行／列の除去などの前処理を行う。
2. 星像検出
   閾値法で星像を検出し、各星像の位置(x, y)と光量を測定する。
3. マッチング
   星表を利用して撮影方向付近の星図を作成する。相似な三角形を探索しつつ、画像上の(x, y)から星図上の(X, Y)への写像関数を算出する。

4. ペアリング
   検出星像と対応する星表中のデータとの対応をとり、ペアにする。ペアに基づいて、検出星像の位置 (赤経赤緯) と光度 (等級) を算出する。更に、ペアになる割合から仮の極限等級を設定し、ノイズを除去する。

5. 要注意天体の選別
   星表に記載されていない新天体、星表に記載されていながら実際には写らないエラー、位置や光度が星表に記載されている値と有意に異なる要注意天体を選別する。

以下、それぞれの処理の実装方法を概説する。

3.2.1 前処理

画像を読み込んだ後で、いくつかの前処理を行う。以下の処理は、システムが必要かどうかを自動的に判断して適切に行われる。

- 画像が反転されたものであれば、反転して元に戻す。
- 値が不正な行 / 列があれば、適当な値で補正する。

PIXY システムの処理では、背景が黒で星が白、即ち星像に該当するピクセルの値は背景よりも大きな値になっていることを仮定している。もし入力された画像が反転されたものであれば、再度反転して背景が黒、星が白の状態に戻す。

冷却 CCD 画像の場合、画像の端から数ピクセル以内の値がすべて異常な値になっていることが良く起こる。これらの不正なピクセルにより、背景面の算出やノイズの大きさの見積もりが正しく行えなくなったり、多数のノイズが発生する等の弊害が生じる。そこで、予め値が不正である行 / 列の判定を行い、他に比べて値が不正な行 / 列があれば、正常な行 / 列から計算した背景の値で置き換え、ノイズが検出されることがないようにする。

他に、利用者が明示的に指定した場合に限り、以下のような処理を行う。

- 画像が鏡像である場合は、左右を反転する。
- 縦横の比率が 1:1 になっていない場合は、1:1 に変形する。

3.2.2 星像検出

検査すべき画像が与えられたら、システムは画像に写っているすべての星像を検出し、各星像の位置 (x, y) と光量を測定する。

多様な画像を検査するという目的のために、星像検出は、閾値を越えるピクセルの集合を星像とみなすという、単純な閾値法を用いている。具体的な手順は次の通りである。

1. 背景面 (スカイ) を算出する。
   本システムでは、39×39 というフィルターサイズの中間値フィルターを適用することで、スカイを算出している。

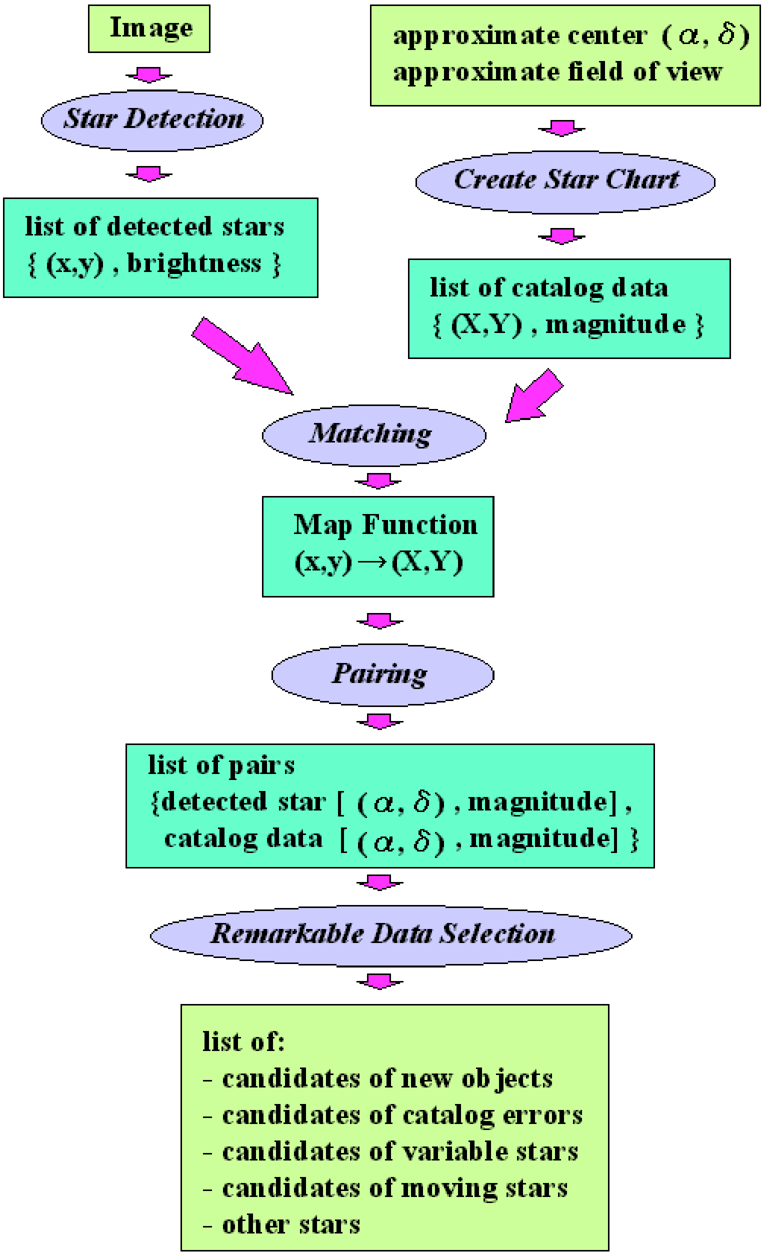


図 3.1: システムの処理の流れ

2. 元画像からスカイを減じる。
この時点で、ピクセル値が 0 の位置が背景となる。

3. ノイズの大きさを見積もる。
恒星の影響を除去して計算した標準偏差を以って、ノイズの大きさと見做す。

4. スカイにノイズの 2 倍を足した値を閾値とし、値が閾値を越える隣接ピクセル集合をそれぞれ星像として検出する (図 3.2)。
星像の位置は、隣接ピクセル集合の重心の (x, y) 座標として算出する。また、星像の光量は、隣接ピクセル集合の各ピクセルの値の合計として算出する。

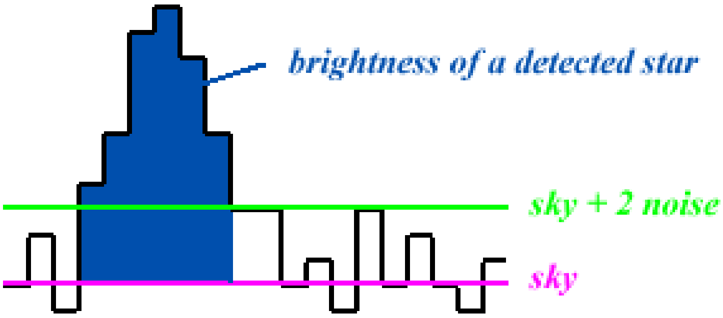


図 3.2: 閾値を越える隣接ピクセル集合を星像として検出

5. 隣接ピクセル集合内での星像分離を行う (図 3.3)。
単純に値が正となる隣接ピクセル集合を 1 つの星像とすると、近接した重星や、淡く広がった天体に恒星が重なっているようなケースで、正しく星像の分離が行われない。そこで、各隣接ピクセル集合内で、星像の分離を行う。

尚、この時点では検出された星像の中に多数のノイズが含まれている。

3.2.3 マッチング

画像に写っているすべての星の位置を取得したら、検出した星像の配置パターンから、画像が天球上のどこに当てはまるかを探索する。

まず、予め利用者が入力した概略の撮影方向と画角に基づき、既存の星表から撮影した領域周辺の恒星データを読み込んでプロットし、星図を作成する。マッチングとは、画像

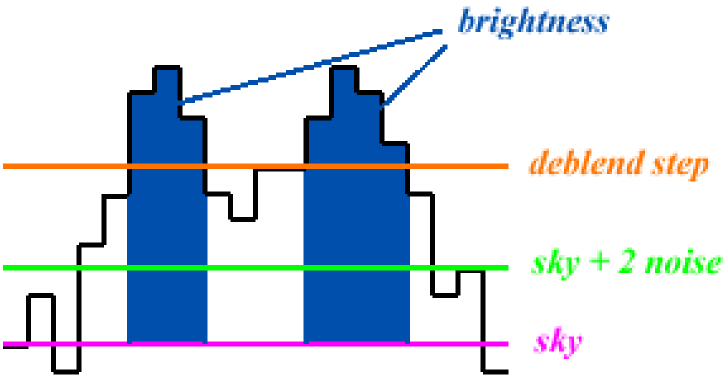


図 3.3: 隣接ピクセル集合内の星像分離

がこの星図上のどこに当てはまるかを決定することである。具体的には、画像上の (x, y) 座標と星図上の (X, Y) 座標との対応を表す写像関数

$$\mathrm{map}(r, \theta, X_0, Y_0) : (x, y) \rightarrow (X, Y)$$

$$\left\{ \begin{array}{rcl} r & : & \text{拡大率} \\ \theta & : & \text{回転角} \\ (X_0, Y_0) & : & \text{画像上の原点に対応する星図上の座標} \end{array} \right.$$

を求めることと定義する。

検出した星像から 3 つを選んで作る三角形と、星図上の 3 つの星を選んで作る三角形とを比較する。この時、2 つの三角形が相似であれば、写像関数の 4 つの変数を計算することができる。実際には、無関係な三角形どうしが偶然に相似になってしまうことも多い。そこで、相似な三角形のペアが見つかった時は、求められた写像関数でその他の検出星像を写像し、対応する星図上の位置に星が存在するかどうかを確かめている。多くの検出星像に対して、対応する星図上の位置に星が存在すれば、計算された写像関数が正しいものとして、マッチングを終了する。

マッチングに用いる星図の範囲は、予め利用者が入力した概略の位置を中心とした、概略の画角の 2 倍を 1 辺とする正方領域である。これは、概略の画角が正しいとした場合、ある特定の天体を狙って撮影した画像で、その対象天体が画像内に収まっていれば、画像のほぼ全体が星図上のどこかに収まることに相当する。即ち、狙った天体が画像内に写っていれば、中心からどの程度外れていても同程度の確度でマッチングを行えるように設定されている。但し、利用者が明示的に位置の誤差を指定した場合は、それに応じて星図を広く作成する。

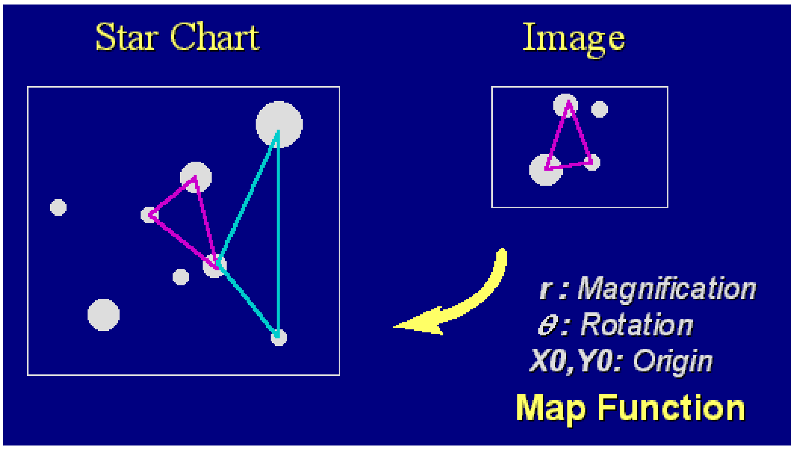


図 3.4: 三角形を利用してマッチング

システムは、星表から恒星データを読み込み、星図上にプロットしていく。プロット方法は正距方位図法を用い、北を上にとる。尚、星図上の (X, Y) 座標の単位は、概略の画角を用いてピクセル単位に変換しておく。即ち、概略の画角が正しければ、求められる写像関数の拡大率 r は 1.0 となる。実際には、画角は真値の 1/2 倍から 2 倍の範囲を許容するようになっているので、拡大率 r は $0.5 \sim 2.0$ の範囲で算出される。

マッチングは、基本的には、画像から検出された星像のうち明るいもの約 20 個と、星図上の星の明るいもの約 150 ~ 200 個を利用して行う。よって、マッチングのためには星表から暗い星まで読み込む必要はない。実装上は、星図の画角 f(度単位、通常は予め入力された概略の画角の 2 倍) を用いて、以下の経験式で求められる極限等級 Lm までに制限している。

$$\mathrm{Lm} = -2.367 \log(f) + 12.925$$

この式では、通常は 150 から 300 個程度の星が読み込まれることになる。

マッチングの基本原理は、検出星像と星図上の星とで、互いに相似な三角形を見つけることである。本システムでは、三角形の 3 つの辺に $l_1 < l_2 < l_3$ となるように名前を付けて、$L_{12} = l_2/l_1$ 及び $L_{23} = l_3/l_2$ という 2 つの比を計算しておき、2 つの三角形の L_{12} が 1.1 倍以内、かつ L_{23} が 1.1 倍以内で一致していれば、相似であると判断している。尚、本システムでは、マッチングでは星の光度は利用していない。

相似な三角形のペアが見つかり、写像関数が計算された時には、検算が行われる。検算は、検出された星像のうち明るいもの約 60 個を用いて行う。計算された写像関数でこれらの星の座標を写像し、星図上の対応する位置に星が存在するかどうかを調べる。ここで、検算に利用した検出星像のうち、対応する星図上の位置から 5 ピクセル以内に星が存在するものの個数を数え、検算に利用した検出星像の総数に対する比率をスコアとする。そして、スコアが 0.5 を越える場合は、その写像関数は正しいものと判断する。但し、場合によっては星表に充分なデータが存在しなかったり、検出星像に多数のノイズが混入してい

るために、正しい写像関数でもスコアが 0.5 を越えないことがあり得る。その時は、最終的に最もスコアが良かった写像関数を正しいと判定する。

3.2.4　ペアリング

マッチングによって求められた写像関数を用いて、検出星像と星図上の星との対応をとることができる。そこで、個々の検出星像と、対応する星図上の星とをペアにする。

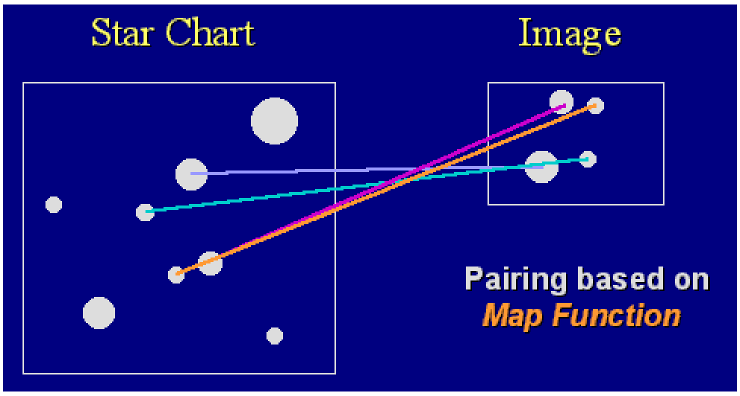


図 3.5: ペアリング

ペアリングでは、ペアを作成すると同時に、以下のような処理も行う。

- ペアに基づいて、写像関数を高精度で計算し直す。更に、レンズの平面特性による画像の歪みも補正する。
- 写像関数に基づいて、検出星像の位置を赤経赤緯に変換する。
- ペアに基づいて、検出星像の光量を光度に変換する。
- ペアになる割合から仮の極限等級を設定し、検出星像に含まれるノイズの大部分を除去する。

具体的なペアリングの処理手順は、次の通りである。まず初めに、以下の経験式に基づいて星表から恒星データを読み込む。fは読み込む領域の画角 (度単位) である。

$$\mathrm{Lm} = -2.367\log(f) + 16.925$$

この時、マッチングによって画像の中心の赤経赤緯と画角はほぼ分かっているので、その赤経赤緯を中心に、画像が回転していることを考慮して、1 辺が画角の$\sqrt{2}$倍の正方領域のデータを読み込む。尚、この時点で$\sqrt{2}$ピクセル以内に近接していることが分かっている星があれば、画像では分離は不可能と考え、予め融合して 1 つの星として、合成光度を計算

しておく。本システムでは、最終的に検出星像と星図上の星とのペアを位置だけを基に作成するため、ペアリングのための星図に不要な暗い星があると、誤ってペアになる可能性が高くなる。よって、この時点では画像に写っている限界の光度と同等かやや暗い程度の星までを読み込むことを期待している。

マッチングで求められた写像関数は精度が悪いので、これを初期値とし、検出星像と星図上の星とのペアを作成して、その結果からより精度の良い写像関数を再計算する。初期値の精度の悪さのために、検出星像の座標(x, y)を写像した位置と、対応する星図上の星の座標(X, Y)はずれていることが多く、検出星像を写像した位置には別の星が存在することもあり得る。そこで、検出星像と星図上の星をそれぞれ明るい順に並べ換え、検出星像の明るいものから順に対応するペアを探していく、という方法をとる。検出星像の座標(x, y)を写像した位置の近傍で最も明るいものを対応するペアと見做すことで、精度の悪い写像関数でも正しくペアになるようにしている (図 3.6)。

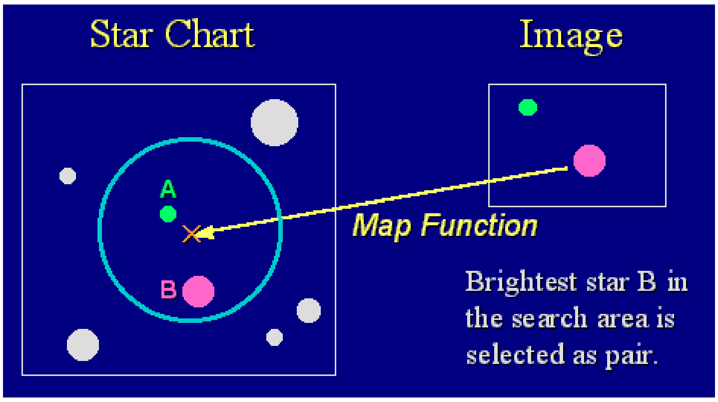


図 3.6: 探索範囲内の最も明るいものをペアとする

こうして作成した暫定的なペアを作成すると同時に、ペアになる割合に基づいて、検出星像に含まれるノイズの大部分を除去する。星像検出では、ノイズの大きさの2倍を閾値として、それを越えるものをすべて星像として検出していたが、その結果には多数のノイズが含まれている。ここで、ノイズの大部分は暗いものが多いので、明るいものから順にペアを作成していった時、最初のうちはほとんどペアになるが、暗くなるにつれてノイズが多くなり、ペアになる割合が減少していく。そして、ある閾値を境にノイズばかりとなって、ほとんどペアにならなくなる。そこで、この閾値よりも暗い検出星像をノイズと見做してすべて除去する。実装上は、明るさの順に並べた検出星像の1つに着目し、その前後19個のうちで対応するペアが見つかったものの割合が0.8を下回る時、その明るさを閾値としている。

更に、暫定的なペアに基づき、検出星像の光量vを光度 (等級)mに変換する。具体的には、以下の変換式を最小2乗法で求める。

$$m = -log_{2.5}(v) + m_0$$

実際には、ノイズとの閾値に近い暗い星像の光度は精度が悪いので、計算には使用しない。

さて、ペアが作成された後では、そのペアに基づいて写像関数を再計算する。更に、レンズの平面特性による画像の歪みも同時に補正する。歪みの補正は、x 方向、y方向の歪みをそれぞれ (x, y) の 3 次関数で近似して行う。

暫定的なペアリングでは、多くの検出星像が正しいペアと結び付いているが、検出星像と星図上の星との明るさの順序が食い違っているものも多く、ペアをミスしていることも少なくない。また、写像関数の初期値によっては、画像の端の方ではずれが大きくて対応するペアが見つからないこともある。そこで、2 回目のペアリングを行う。

まず、暫定的なペアリングに基づいて、検出星像と星図上の星との位置及び光度のずれの大きさを見積もっておく。2 回目のペアリングでは、検出星像の座標 (x, y) を写像した星図上の位置で、上記の位置のずれに基づいた近傍を探し、位置及び光度の双方が最も近い星をペアとする。具体的には、以下の経験式で計算されるスコアが最も大きい星をペアとする。

$$\mathrm{score} = e^{-\frac{|X_d - X_c|^2 + |Y_d - Y_c|^2}{2\Delta_p^2}} e^{-\frac{|m_d - m_c|^2}{2\Delta_m^2}}$$

$$\begin{cases} X_d, Y_d & : \text{検出星像の星図上に写像した座標} \\ X_c, Y_c & : \text{星図上の星の座標} \\ \Delta_p & : \text{暫定的なペアリングでの位置のずれ} \\ m_d & : \text{検出星像の光度} \\ m_c & : \text{星図上の星の光度} \\ \Delta_m & : \text{暫定的なペアリングでの光度のずれ} \end{cases}$$

こうして作成されたペアに基づいて、写像関数を再計算し、歪みの補正も再度行う。

2 回目のペアリングにより、大部分の星が正しくペアになり、再計算された写像関数もほぼ正しいものになる。この写像関数を用いて、最終的なペアリングを行う。既にほぼ正しい写像関数が求められているので、最終的なペアリングでは写像した位置に最も近い星をペアにする。ペアが作成された後は、写像関数を再計算し、歪みの補正も再度行う。ここで、画像の端でペアが正しくなく、歪みの補正値が異常な値になっていることが稀に起こる。そこで、歪みの補正値が正常な値に収束するまで、最終的なペアリングを反復して行う。

最終的に計算された写像関数及び歪みの補正の結果を用いて、検出星像の座標 (x, y) から天球上の座標 (赤経赤緯) を計算する。これが本システムで測定した星像の位置となる。

3.2.5 要注意天体の選別

ペアリングが終了した時点で、すべての検出星像の位置と光度が求められ、星表のどのデータと対応するかが判明している。最後に、測定した検出星像の位置または光度と、星表に記載されている値との差を調べ、有意に大きな差がある星像を、要注意天体として選別する。

要注意天体の選別の前に、検出星像の光度及び極限等級を厳密に計算し直す。具体的な手順は次の通りである。

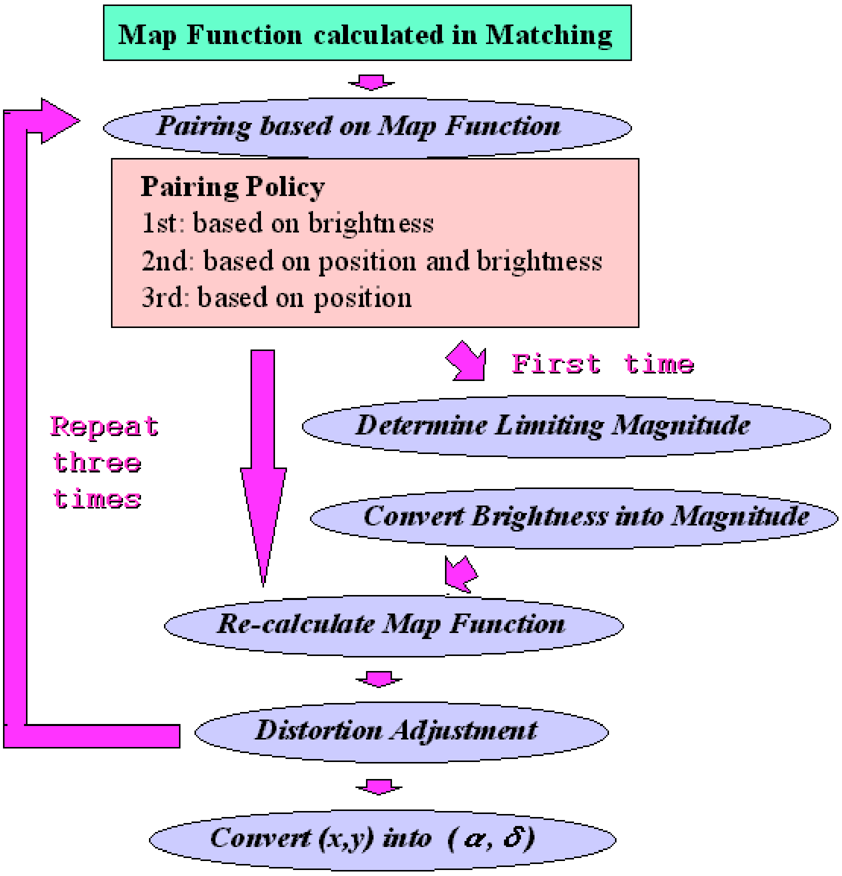


図 3.7: ペアリングの処理の流れ

1. 光度の系統的なずれの補正
   銀塩写真のように星の光量と星像との間に直線性が成り立たない場合や、明るい星が飽和している場合は、光量を前述した式で光度に変換した場合、系統的なずれが生じてしまう。ここでその補正を行う。

2. 合理的な極限等級の計算
   ペアリングでは、ペア率に基づいて星像とノイズとの閾値を設定し、その明るさを極限等級としていたが、値の意味が曖昧であった。ここで、暗い星の光度のばらつきを考慮して、極限等級を再計算する。この極限等級は、この値より明るい検出星像はまず確実に星表に記載されていて、かつ星表に記載されているこの値より明るい星は、まず確実に検出されているという意味を持つ。

3. 等級に依存しない光度誤差の見積もり
   測定のばらつきや、画像と星表との波長との違いによる光度のばらつきによる、光度誤差を見積もる。

4. 等級に依存する光度誤差の見積もり
   暗い星ほど増加する、光度の測定誤差を見積もる。

本研究では、明るい検出星像 50 個について、測定光度と星表に記載されている値との差の標準偏差を計算し、等級に依存しない光度誤差とする。また、独自の手法を以って、等級に依存する光度誤差を見積もる。この 2 つの光度誤差を足し合わせた値を閾値として、測定光度と星表に記載されている光度との差が閾値を越えているペアを、要注意天体として選別する。実験により、この閾値が、人間が有意に差があると判断するのとほぼ同等の選別基準であることが確かめられている。

また、すべての検出星像の位置の、星表に記載されている位置との差の標準偏差を計算し、位置測定誤差とする。位置の差が位置測定誤差の 3 倍を越えているペアは、位置がずれていると判断し、要注意天体として選別する。

更に、星表に記載されていない検出星像や、星表に記載されていながら検出されなかった星で、極限等級よりも明るいものは、それぞれ新天体、カタログエラーの候補と見做され、要注意天体とされる。極限等級以下であれば棄却される。

3.3 実行例

本システムで実際に画像を検査した実行例を紹介する。

図 3.8のサンプル画像を検査する。この画像は、おおぐま座の一角、赤経 11 時 48 分、赤緯+48 度付近を望遠レンズで撮影したもので、1×1 度弱の範囲が写っていることが分かっている。本システムは予め概略の位置と画角を指定する必要があるので、これらの値を入力した。また、星表は GSC(Guide Star Catalog) を利用した。

検査が終了すると、以下の 4 枚のウィンドウが開く。

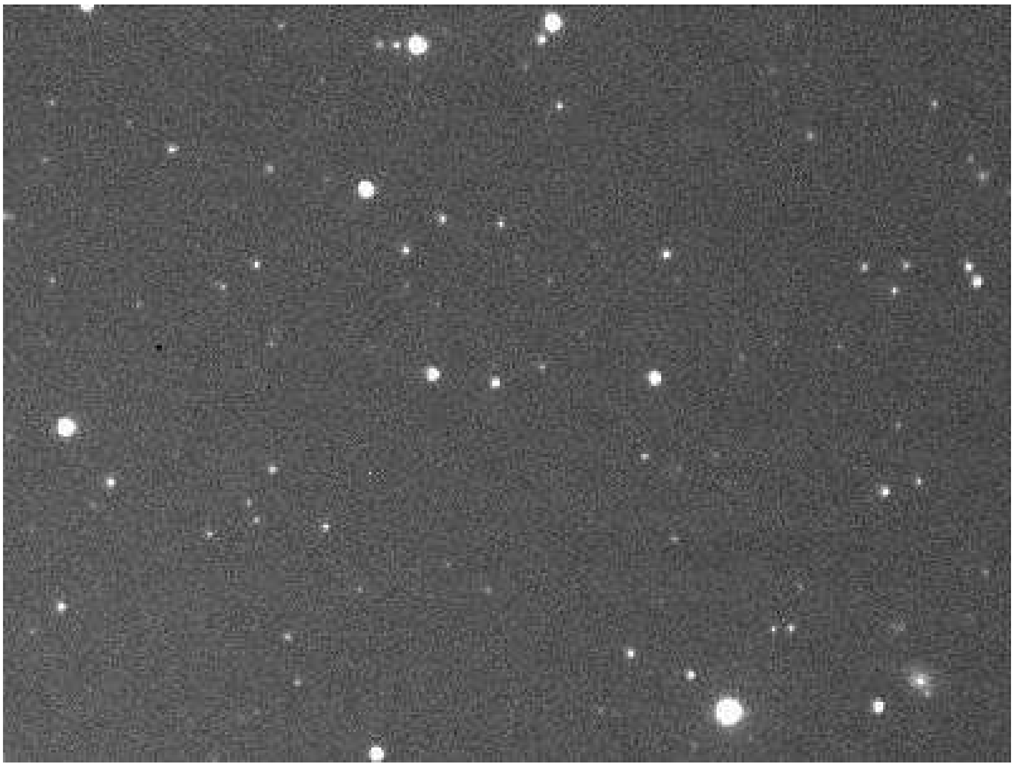


図 3.8: サンプル画像

- コントロールパネル
- 画像
- 検出星像をプロットした星図
- 星表の恒星データをプロットした星図

更に、画像の正確な中心の座標や画角、検出された星像数などの情報と、検出されたすべての星像の位置と光度のデータが、テキスト形式でファイルに保存される。

サンプル画像を検査した結果、画像の情報が次のように出力された。

中心の座標　(赤経)	11時50分00.78秒
(赤緯)	+48度14分22.8秒
画角	1.037 × 0.778度
ピクセルサイズ	9.33秒角
回転角	99.98度
極限等級	15.01等
最微等級	16.10等
位置測定誤差　(赤経)	3.24秒角
(赤緯)	2.71秒角
光度測定誤差	0.64等
新天体候補数	5
カタログエラー候補数	5
変光している星像数	2
位置がずれている星像数	4
その他の星像数	109

また、検出星像をプロットした星図と、星表の恒星データをプロットした星図は、それぞれ図3.9、図3.10のようになった。

これらの2つの星図では、星が色分けして描かれている。緑色で描かれているものは、位置、光度ともに星表に掲載されている通りに検出された星で、新天体を捜索する場合には無視して構わないものである。

要注意天体として認識されたものは、赤、黄、青のいずれかで描かれている。どちらかの星図にしかないものは赤く描かれている。検出星像をプロットした星図にある赤い星は、星表に掲載されていない星が画像に写ったというもので、新天体候補となる。星表の恒星データをプロットした星図にある赤い星は、星表に掲載されている恒星が写らなかったというもので、カタログエラー候補となる。

黄色の星は、画像から測定した光度と、星表に掲載されている光度が大きく異なるもので、変光星の可能性がある。青い星は、画像から測定した位置と、星表に掲載されている位置がやや異なっているもので、恒星が固有運動で移動しているか、もしくは二重星や星

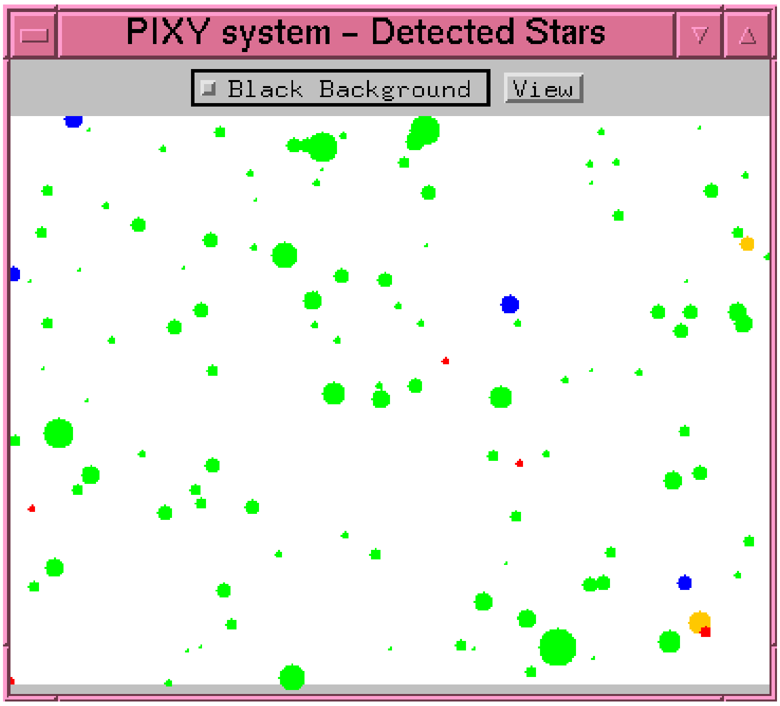


図 3.9: 検出星像をプロットした星図

雲等で位置測定精度が良くないというものである。尚、位置と光度の両方とも測定した値と星表に掲載されている値が異なる場合は、青で描かれている。

このサンプル画像の場合、右下の銀河のすぐ右下に小さい星が写っている。検査の結果、この星は赤い色で描かれており、星表には記載されていないことが分かった。よって、この星は新天体の可能性がある。特に、このような銀河の近傍には、超新星が出現する可能性が高い。実際には、調査に結果、この星は単に星表からデータが欠落していただけだと判明した。いずれにせよ、画像に新天体が写っている場合も、この例と同様に、本システムの検査により赤い星として描かれることになる。

一方、星表の恒星データをプロットした星図には、かなり明るい星が数個、赤い色で描かれている。サンプル画像の該当する位置には、何も星は写っていない。よって、これらの星は実在しない、カタログのエラーである。カタログエラーは天体ではないが、そのデータはやはり貴重である。尚、これらのエラーはいずれも既知であった。

画像の右側に 2 つほど、黄色で描かれている星がある。通常は、これらは変光星である可能性が高い。未知の変光星の発見も、天文学的には重要である。だが、この例では、元画像ではどちらも惚けて写っているので、銀河であると分かる。銀河は普通の星と異なり、惚けているために明るさの測定が難しく、星表に記載されている光度が実際と大きくずれていることが多い。そのため、本システムによる検査では、明るさが異なる要注意天体として出力されることになる。

尚、銀河は惚けているために位置の精度も悪いことが多く、測定位置がずれてしまって、

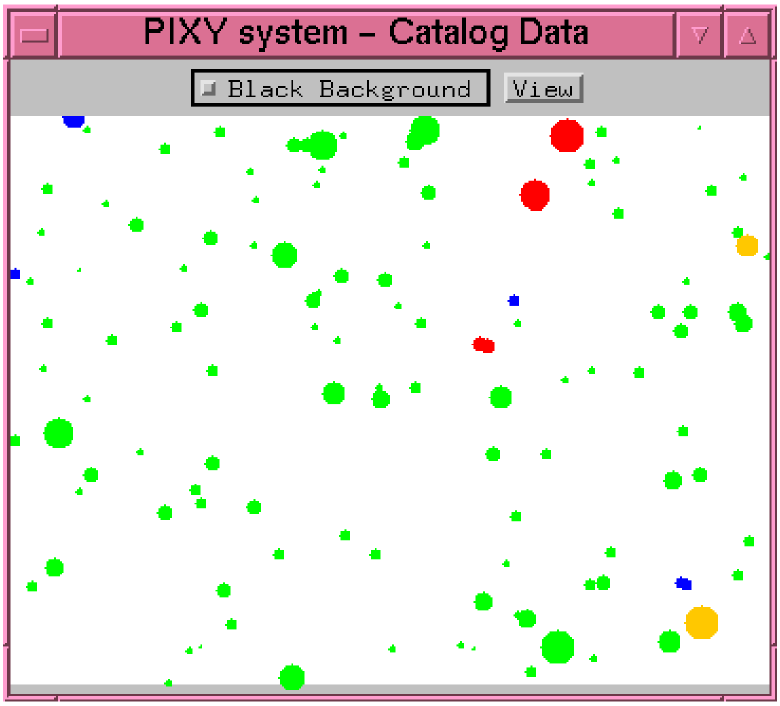


図 3.10: 星表の恒星データをプロットした星図

本システムで青く描かれることもある。この例では、星図の右下の方に青い星があるが、画像では惚けて写っており、これも銀河である。一方、画像中央にある青い星は通常の恒星のように見える。これは、固有運動で数年の間に若干左に移動したのかもしれない。

　以上のようにして、本システムを利用し、天体画像から新天体、カタログエラー、新変光星等を発見したり、既知の天体の光度を測定したりすることができる。

第 4 章

要素技術の詳細と評価

本章では、**PIXY** システムの要素技術を詳細に解説する。**PIXY** システムは、天体画像に写っているすべての星を検出し、その位置と光度を測定するとともに、星表に記載されていない新天体や、星表と比較して有意に明るさが変わっている星などの要注意天体を自動的に選別する、天体画像検査システムである。本章では、画角、星の数、星像の形状、S/N 比、ノイズの量、背景の平坦度、雲や地上風景等の存在等の諸条件に依存せずに、自動的に画像を検査するために考案した諸技術について、実装方法の詳細を解説し、実際に画像を使ってその妥当性を評価する。

4.1 反転画像の認識

PIXY システムの処理では、背景が黒で星が白、即ち星像に該当するピクセルの値は背景よりも大きな値になっていることを仮定している。もし入力された画像が反転されたものであれば、再度反転して背景が黒、星が白の状態に戻す。

画像が反転されたものかどうかは、星像検出を行って初めて判定できる。以下の 4 種類の画像で、通常の場合と反転した場合とで、それぞれ星像検出のための閾値を越えるピクセルの個数を調べてみた。

通常の背景が黒で星が白の状態では、閾値を越えるピクセルの比率は次のようになった。

画像	総ピクセル数	閾値を越えるピクセル数	比率
星数約 1 万個の画像	393216	36117	0.092
星数約 1 万個の画像 (雲あり)	393216	22859	0.058
星数数百個の画像	221184	11937	0.054
星数数百個の画像 (JPEG)	182634	10372	0.057

一方、上記のいずれの画像でも、反転した場合は閾値を越えるピクセルは 0 であった。

この結果より、閾値を越えるピクセルの個数は、通常は数パーセントの割合で存在し、反転されている場合は閾値を越えるピクセルはほぼ 0 であると言える。

PIXY システムでは、比率 0.005 を閾値として反転されているかどうかを判断しているが、1200 枚以上の画像 (うち反転されていた画像は 10 枚強) を検査した結果、一度も判断を誤らなかった。

4.2 値が不正な行／列の補正

冷却 CCD 画像の場合、画像の端から数ピクセル以内の値がすべて異常な値になっていることが良く起こる (図 4.1)。

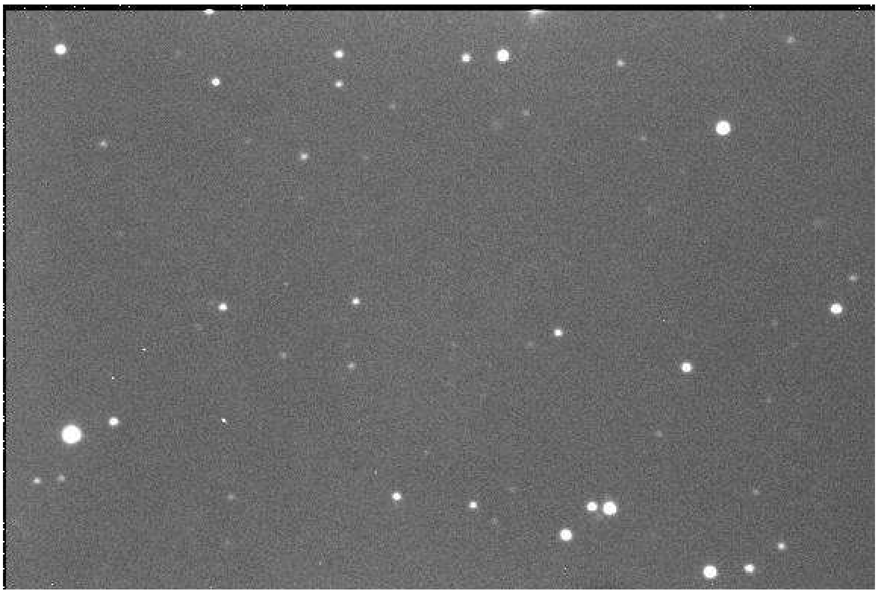


図 4.1: 画像の端のピクセル値が異常な例 (撮影 :中村彰正)

これらの不正なピクセルにより、背景面の把握やノイズの大きさの見積もりが正しく行えず、微光星が検出されなくなる等の弊害が生じる。本システムでは、背景面よりも値が小さいピクセルの値の標準偏差を以ってノイズの大きさと見做している。そのため、特に不正なピクセルの値が他よりも小さくなっている場合は、ノイズが異常に大きな値となり、微光星が検出されなくなってしまう。また、不正なピクセルの値が他よりも大きくなっている場合は、閾値を越えるために星像として認識され、多数の明るいノイズが現れてしまう。その結果、マッチングが失敗したり、極限等級が異常に明るく設定されてしまう等、画像の検査に深刻な影響をもたらす。図 4.1の画像では、画像の端のピクセル値が他よりも小さいために、微光星が検出されなかった。更に、値が異常なピクセルの中に白色ノイズが存在し、これらが多数の明るいノイズとして検出されてしまった (図 4.2)。

このような、冷却 CCD 画像に於けるピクセル値の不正がある場合は、画像の端の数行／列のピクセルがすべて値が不正になっていることが多い。そこで、各行／列ごとに、その行／列のピクセルの値が不正になっているかどうかを検証することにした。

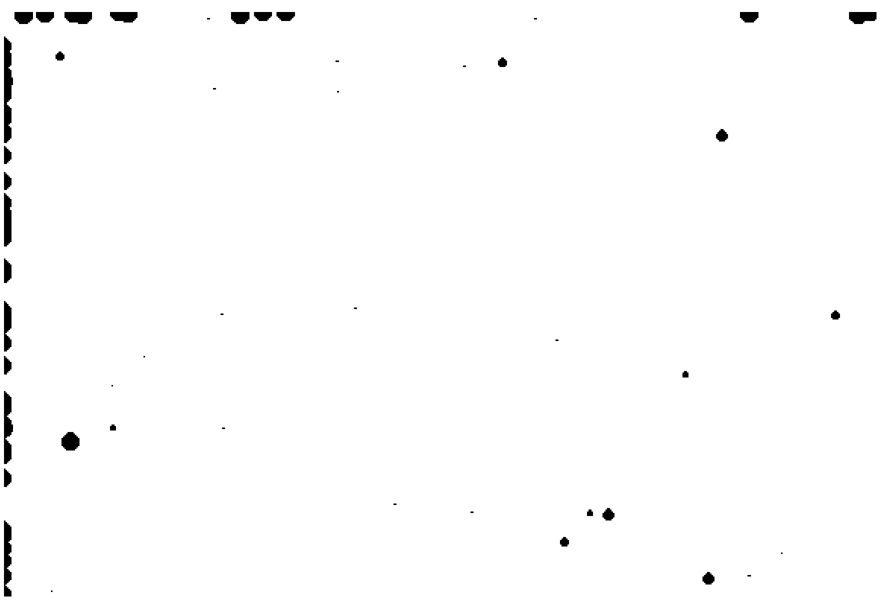


図 4.2: 画像の端のピクセル値が異常な例の検出結果

まず、

A 画像の端で値が正方向に不正になっている画像

B 画像の端で値が負方向に不正になっている画像

C 不正なピクセルがないもので同じような光度の星が写っている画像

D 不正なピクセルがないもので1つ極端に明るい星が写っている画像

の4種類の画像を用意し、行／列ごとのピクセル値の平均値を調べた。行／列を、平均値の小さい順に並べて、縦軸に平均値をとったグラフを描いてみた (図 4.3)。値が不正な行／列は赤紫で、その他は紺色で示した。しかし、ピクセル値が不正でない行／列でも、平均値が他の行／列と大きくずれているものがあり、このグラフから値が不正な行／列の有無を判断するのは難しい。これは、値が正方向に不正になっている場合は平均値が大きくなるのだが、星が写っている行／列も背景だけの行／列に比べて平均値が大きくため、両者の区別がつかないことによる。

そこで、行／列ごとの平均値ではなく、中間値を用いて同様のグラフを描いてみた (図 4.4)。

この結果から、値が不正なピクセルがない画像に対し、値が不正なピクセルがある画像では、グラフの端で他に比べて異常に中間値がずれている行／列が明らかに判別できることが分かった。具体的には、行／列ごとの中間値を計算した後、小さい順に並べておく。更に、すべての行／列の中間値の平均値と標準偏差を計算する。並べ換えた各行／列につい

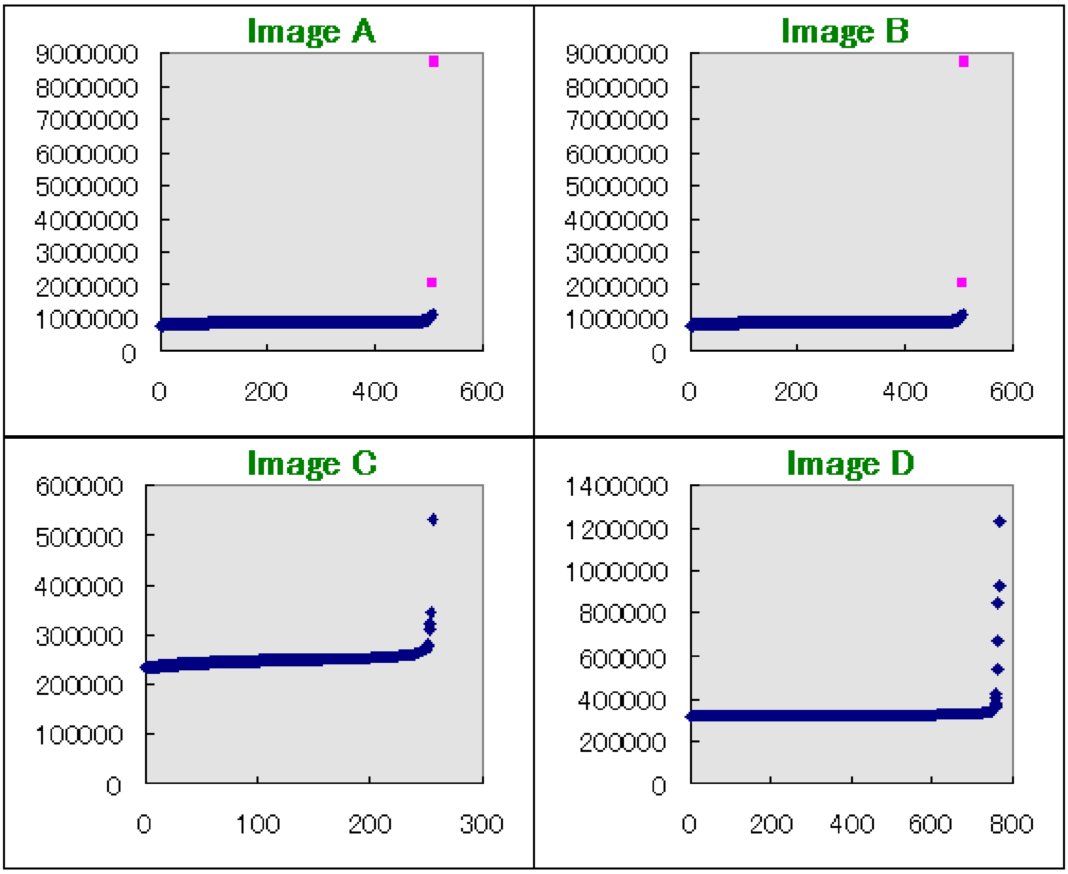


図 4.3: 行 / 列ごとの平均値の分布

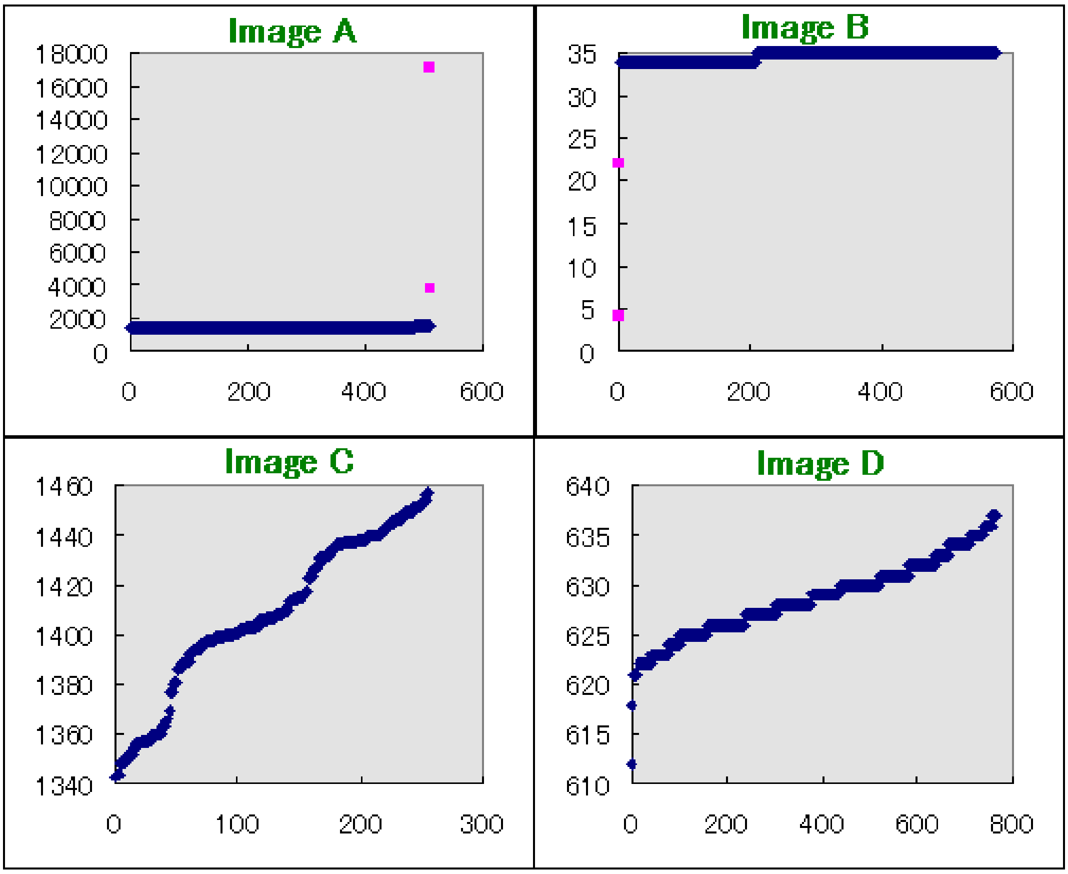


図 4.4: 行 / 列ごとの中間値の分布

て、その行 / 列の中間値と隣の行 / 列の中間値との差が標準偏差の 3 倍を越えている場合は、その行 / 列は値が不正であると判断する。そして、その行 / 列のピクセル値をすべて、先に計算したすべての行 / 列の中間値の平均値で置き換える。

以上の処理により、値が不正な行 / 列は背景のみと認識され、ノイズが検出されないようになった。実際には、値が不正なピクセルにも星が写っていることがあるが、いずれにせよ正しい測定は行えず、ノイズである可能性も高く実在性そのものが疑わしいために、本システムでは何も検出されないようにしている。図 4.5は、図 4.1の画像に本手法を施した後の検出結果であるが、画像の端にノイズが現れず、微光星も正しく検出されている。

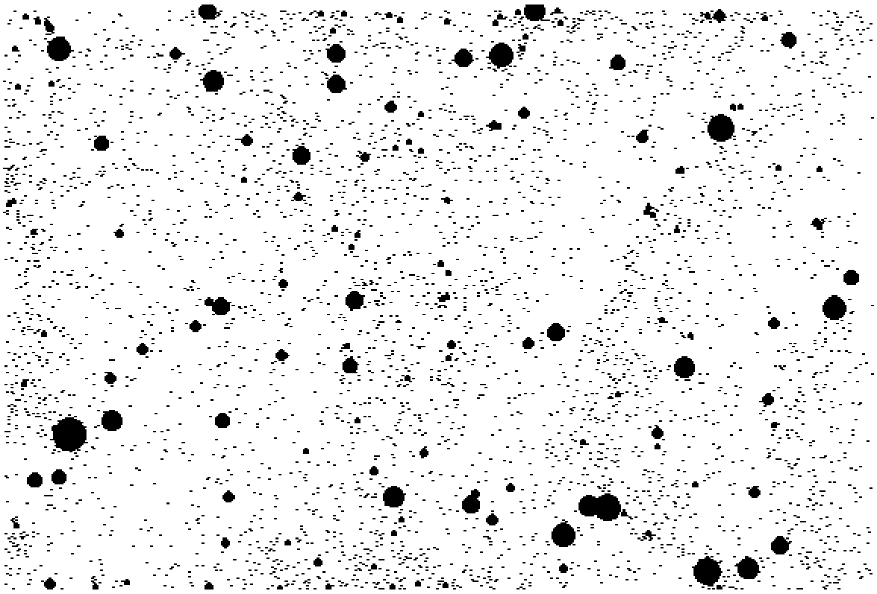


図 4.5: 値が不正な行 / 列を補正した後の検出結果

また、図 4.1の画像で、この処理を施す前と後での見積もられたノイズの大きさの違いを調べてみると、処理前には 13.19 であったものが、処理後には 1.48 と減少した。これは、不正なピクセルによって極限等級が 2.37 等も悪化していたことを意味する。

4.3 簡略化したスカイの算出

スカイ (背景) は、中間値フィルターによって得る。星の影響を受けずに正しくスカイを算出するためには、一般的な星像の面積の倍以上の大きさの中間値フィルターを利用する必要がある。ところが、実際の画像には彗星や星雲などの、ある面積を持った天体も多く存在する。これらは通常の星よりもずっと広い範囲に広がっていることがある。また、極端に明るい星も、他の星よりも広い範囲に広がっているように見える (図 4.6)。中間値フィルターのサイズが小さい場合には、これらの広がった星像の光をも背景と認識してしまい、

これらの星の光度が実際よりも暗く測定されてしまう結果となる。そこで、本システムでは 39×39 という大きさの中間値フィルターを利用する。

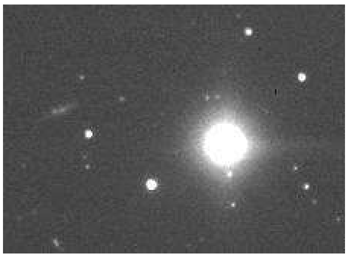


図 4.6: 極端に明るい星と星雲

但し、フィルターサイズが大きい中間値フィルターの実行にはかなりの時間がかかってしまう。そこで、本システムでは以下のような処理により、実行時間を端折っている。

1. 画像を $1/8 \times 1/8$ に圧縮する。
2. 圧縮した画像に、5×5 の中間値フィルターを施す。
3. 元の大きさに拡大する。
4. 16×16 の大きさの平均化フィルターを施す。

厳密に 39×39 の中間値フィルターを適用した場合のスカイと、本手法で算出したスカイとを比較してみた。図 4.7は、左から元画像、厳密に 39×39 の中間値フィルターを適用した場合のスカイ、本手法で算出したスカイである。元画像では、中央部で背景が明るく、周辺で暗くなっているが、どちらの方法でも同等のスカイが得られていることが分かる。本手法で得られたスカイと、厳密に中間値フィルターを適用した場合のスカイとの差は、3.65 ± 3.11 であった。背景のばらつきは 37.35 であったので、背景のばらつきに比して、両者の違いは充分に小さいと言える。尚、スカイ算出に要した時間は、厳密に中間値フィルターを適用した場合が 6188 秒に対し、本手法では 26.75 秒で、約 230 分の 1 に短縮されている。

4.4 恒星の影響を除去したノイズの大きさの見積もり

星像検出の閾値を設定するために、ノイズの大きさを見積もる必要がある。通常は全ピクセルの値の標準偏差を以ってノイズとすることが多いが、その方法では、画像に写っている恒星の影響を多分に受けてしまう。多様な画像を測定するケースでは、恒星の密度やS/N 比によってノイズに系統的な誤差が生じることになる。特に恒星の密度が高い画像の場合は、多くの微光星が標準偏差に対して強く影響し、結果として星のピーク値の標準偏

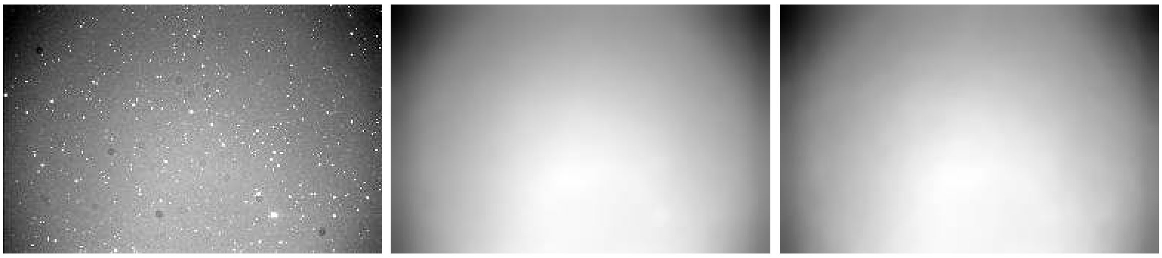


図 4.7: 中間値フィルターと本手法でのスカイの比較

差を求めることになってしまい、多くの星が閾値を下回って検出されないという結果になってしまう。そこで、本システムでは、画像に写っている星の影響を受けないように、値がスカイを下回っているピクセルのみを利用して標準偏差を計算している (図 4.8)。

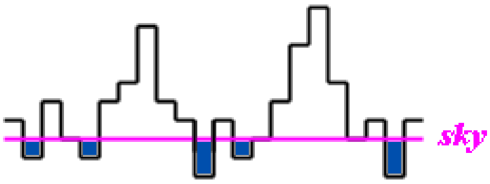


図 4.8: スカイを下回るピクセルのみからノイズを見積もる

恒星の密度が高い画像と低い画像とを 1 枚ずつ選び、それぞれで

A 画像全体で、スカイを引いてから、単純に計算した標準偏差

B 画像全体で、値がスカイを下回るピクセルのみを利用して計算した標準偏差

C 人間が背景だけの部分を切り出した画像から計算した標準偏差

の 3 通りの値を求めて比較した。C の背景だけの部分は、1 枚の画像につき 3 箇所から切り出し、それぞれについて標準偏差を計算した。結果は次の通りである。

画像	標準偏差 A	標準偏差 B	標準偏差 C		
恒星の密度が高い画像	6306.8	1911.2	2019.6	1717.7	2404.6
恒星の密度が低い画像	57.38	1.07	1.06	1.03	0.99

この結果より、本手法でほぼ背景のばらつきを見積もることができていることが示された。

4.5 隣接ピクセル集合内の星像分離

閾値法による星像検出では、単純に閾値を越える隣接ピクセル集合を1つの星像とすると、近接した重星や、淡く広がった天体に恒星が重なっているようなケースで、正しく星像の分離が行われなくなってしまう (図4.9)。

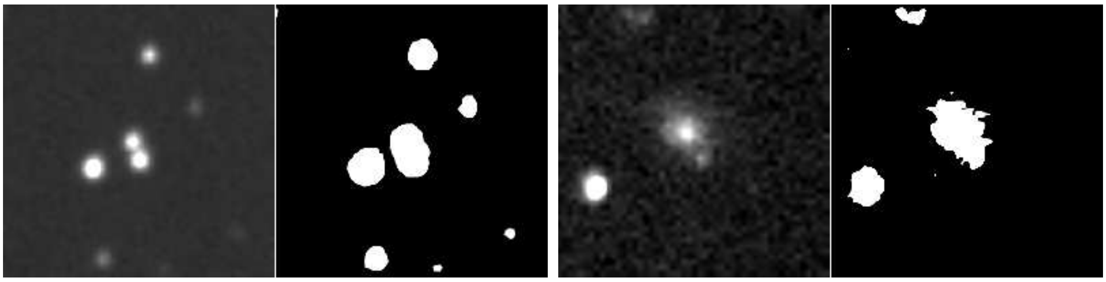


図4.9: 近接重星や星雲近傍の星の画像と隣接ピクセル集合

そこで本システムでは、各隣接ピクセル集合内で、星像の分離を行う。具体的な手順は次の通りである。

1. 隣接ピクセル集合 P の中で最も値の大きいピークに着目する。このピクセルを p とし、その値を v_p とする。
2. 適当なステップサイズ s を定めて、$v_p - s$ を閾値とし、ピーク近傍で値がそれよりも大きいピクセルを選択する。
3. 選択されたピクセル集合が、新しい星像のピークであるか、既に分離検出された星像の一部であるかを判定する。
    - 既に分離検出された星像のいずれか1つに隣接していれば、その星像の一部と見做す。ピクセルの値をその星像に追加する。
    - 既に分離検出された星像のいずれとも隣接していなければ、新しい分離星像のピークと見做す。
    - 既に分離検出された複数の星像と隣接していれば、いずれの星像にも属さないものとし、棄却する。
4. 選択されたピクセルを、隣接ピクセル集合 P から除外する。
5. P が空になれば終了する。
6. P が空でなければ、残ったピクセル集合 P の要素の中で最も値の大きいピークに着目する。このピクセルを p とし、その値を v_p として、2に戻る。

本研究では、ステップサイズは着目しているピークの値に応じて可変とする。星の光はポアソン分布に従う。即ち、p という光を観測する時、その標準偏差は$\sqrt{p}$に比例したものとなる。光が強いほど偏差が大きくなるので、ステップサイズをある一定値にした時は、近接した微光星が分離できない一方で、明るい星が過剰に分離されてしまうという結果になる。そこで、ポアソン分布の理論に基づき、着目しているピークの値が大きい時ほどステップサイズも大きくした。

具体的には、ステップサイズを以下のように定める。尚、ここではすべてのピクセルの値からスカイを減じてあるものとする。

着目しているピクセルの値を p とする。この時、p という値はスカイを引いた後の星の光そのものの値であるが、実際には星の光とスカイの明るさを足したものがポアソン分布に従う。スカイの明るさを知ることはできない。だが、第 4.4節で求めたノイズ n の大きさの 2 倍を閾値として星像検出をしたことから、スカイの揺らぎは$\pm 2n$ の範囲に収まっていると考えられる。よって、値が$-2n$ の位置が本来の 0 点であり、スカイの明るさは $2n$ であると推定できる (図 4.10)。

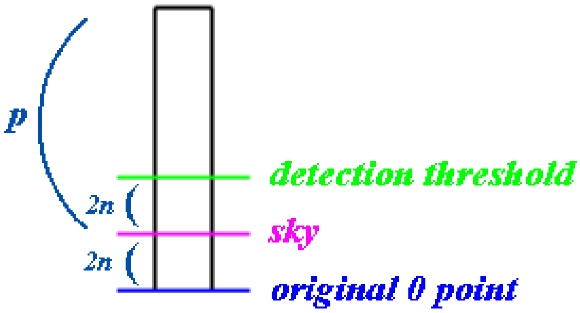


図 4.10: ピクセル値とノイズの大きさ

さて、星像検出の閾値は、スカイに $2n$ を足したものであった。星像検出は、画像全体を 1 つの隣接ピクセル集合とし、着目しているピクセルの値をスカイそのものとした時の星像分離という見方もできる。すると、本来の 0 点に対して、着目しているピクセルの値が $2n$ である時、星像分離の閾値、即ちステップサイズが $2n$ であると定められる。ポアソン分布の理論に従えば、ステップサイズは、本来の 0 点からのピクセル値の平方根に比例すると考えられる。よって、ステップサイズ s とピクセル値 p(スカイを引いた後の星の光そのものの値) との関係式は、次のように定められる。

$$s = 2n\sqrt{\frac{p}{2n} + 1}$$

本システムでは、上記の式に着目しているピクセルの値を代入してステップサイズを定め、値の大きいピークから段階的に星像を分離している。

4.6 マッチングの検算に於けるスコアの妥当性

マッチングに於いて、検出した星像から3つを選んで作る三角形と、星図上の3つの星を選んで作る三角形とが相似であれば、写像関数を計算することができる。この時、実際には、無関係な三角形どうしが偶然に相似になってしまうことも多い。そこで、求められた写像関数でいくつかの検出星像を写像し、対応する星図上の位置に星が存在するかどうかを確かめて、写像関数の検算を行っている。

実際には、検算に利用した検出星像のうち、対応する星図上の位置から5ピクセル以内に星が存在するものの個数を数え、検算に利用した検出星像の総数に対する比率をスコアとする。そして、スコアが0.5を越える場合は、その写像関数は正しいものと判断する。

ここで、星数約1万個の画像(A)と、星数約300個の画像(B)の2枚を例に、正しい写像関数のスコアと、それ以外の偶然に相似になった三角形から計算された誤った写像関数のスコアとを調べてみた(図4.11)。グラフは、横軸に探索回数、縦軸にスコアをとって、正しい写像関数を赤紫色で、誤った写像関数を紺色で描いている。本来ならば、最初にスコアが0.5を越える写像関数が見つかった時点で探索を打ち切るが、ここではすべての三角形を調べ終わるまで探索を繰り返した。

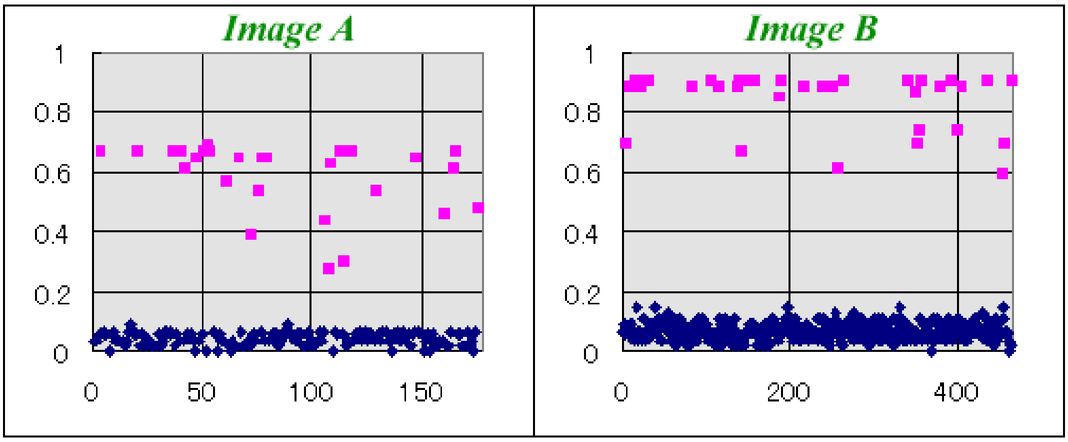


図4.11: 写像関数のスコア

この結果より、誤った写像関数はすべてスコアが0.2を下回っている一方、正しい写像関数は明らかにスコアが高いことが分かる。よって、スコア0.5を閾値とする判定方法は正しいと考えられる。実際、1000枚以上の画像を検査した結果でも、誤った写像関数の場合でスコアが0.5を越えることは一度もなかった。

実際には、マッチングに利用する星の選択次第で、正しい写像関数のスコアがあまり高

くならないこともある。特に、星表にデータの欠落がある場合や、検出星像に多数のノイズが混入した場合は、正しい写像関数でもスコアが 0.5 を越えないことがあり得る。その時は、最終的に最もスコアが良かった写像関数を正しいと判定する。最も良いスコアでも 0.2 を下回っている時は、まずマッチングに失敗していると判断できる。

4.7 星の密度のゆらぎによるマッチング困難な場合への対処

マッチングでは、予め利用者が入力した概略の位置と画角に基に、画角の 2 倍を 1 辺とする正方領域の星図を作成する。そして、画像から検出された星像から明るいものを約 20 個、星図上の星から明るいものを約 150 ~ 200 個選ぶ。それぞれから 3 つの星を選んで三角形を作成し、2 つの三角形が相似かどうかを判定する。

だが、実際には、場所によって星の密度に大きな偏りがあるために、マッチングが困難になるケースがある。

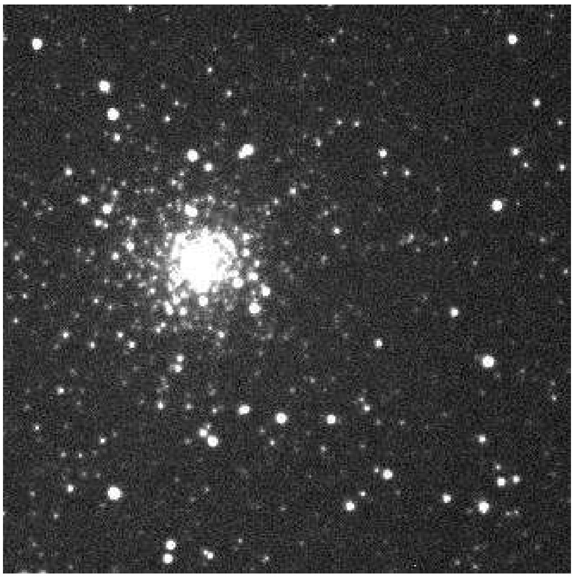


図 4.12: 球状星団の画像

図 4.12は球状星団と呼ばれる天体を写した画像で、星が局所的に極端に密集している例である。この画像から検出された星像と、この星団を中心に画角の 2 倍を 1 辺として作成した星図は、図 4.13、図 4.14 のようになる。それぞれの図では、マッチングに利用される明るい星を赤で描いている。図 4.14には、この画像が当てはまる位置を四角の枠で示してある。

ここで、画像から検出された星像の図では、マッチングに利用される星は球状星団から偏って選択されている。ところが、星表では球状星団のデータが欠落しているため、これらの球状星団の中の星に対応するデータは星図には存在しない。そのため、これらの選択

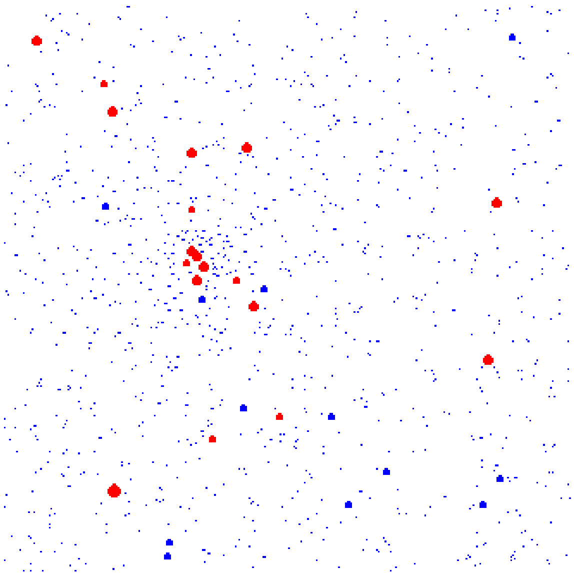


図 4.13: 明るい順に選択した、検出星像でマッチングに利用されるもの

された星を利用してマッチングを行っても、正しい写像関数を求めることは困難になっている。具体的には、マッチングに利用される検出星像 18 個のうち、半数以上の 10 個が、対応するデータが星図上になく、無駄となっている。

球状星団は特に局所的に星が密集している極端な例であったが、一見して星が均等に分布しているような画像でも、星の密度の偏りのためにマッチングが困難になることがある。図 4.14を見ると、この付近では、左側の方に星が多く、右側の方では星が少ないという偏りがあることが分かる。そのため、この星図上のどこに画像が当てはまるかで、マッチングの確度に差が生じてしまう。もし画像が実際には星図上の左よりの場所を撮影したものであれば、多数の星がマッチングに利用されるため、マッチングが成功しやすい。一方、もし画像が実際には星図上の右よりの場所を撮影したものであれば、マッチングに利用される星が少なく、マッチングは困難になってしまう。具体的には、星図の右半分からは 27 個、左半分からは 84 個が選択されているので、格差は 3.11 倍もある。

これらの事態を考慮し、本システムでは、画像、星図ともにいくつかのブロックに分割し、各ブロックから一定個の明るい星を選択して、マッチングを行うようにしている。その結果、これらの例のように、場所によって星の密度に偏りがある場合でも、マッチングに利用する星が特定の場所から偏って選択されることがなくなり、マッチングの確実性が増した。

上記の画像の例では、球状星団に偏らず、画像全体からマッチングに利用する星像が選択されている (図 4.15)。具体的には、マッチングに利用される検出星像 18 個のうち、対応するデータが星図上にないものは、5 個にまで減少した。また、星図上でマッチングに利用されるものも、星図全体からほぼ均等に選択され、この星図上の場所によるマッチングしやすさの格差は小さくなっている (図 4.16)。具体的には、星図の右半分からは 44 個、

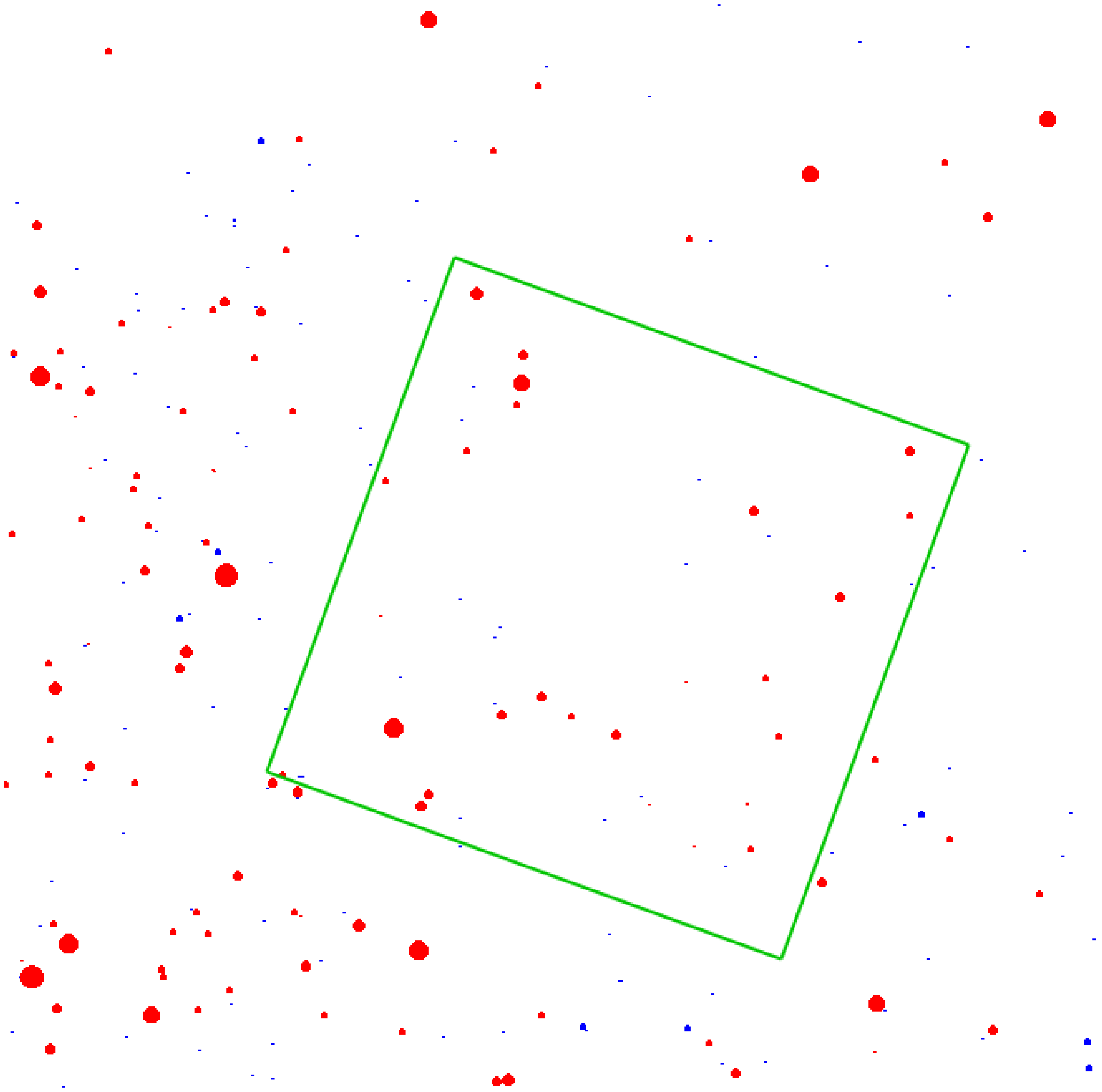


図 4.14: 明るい順に選択した、星図上でマッチングに利用されるもの

左半分からは 60 個が選択されているので、格差は 1.36 倍まで小さくなっている。

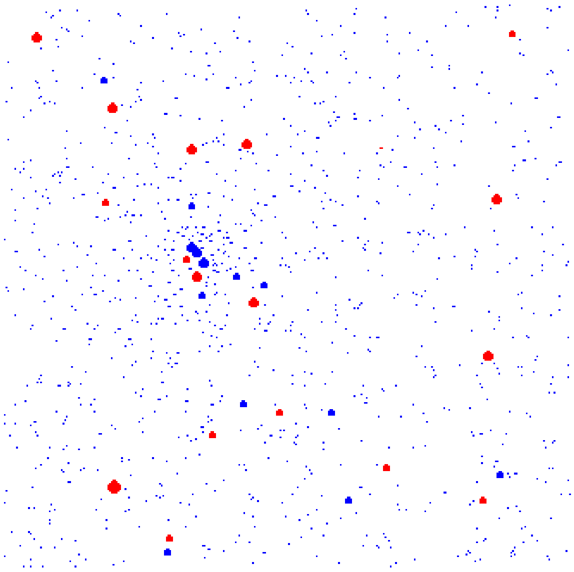


図 4.15: 本手法で選択した、検出星像でマッチングに利用されるもの

実際の画像では、画像の端など、一部の領域から偏ってノイズが検出される傾向がある (図 4.17)。この場合も、本手法によりノイズの存在しない領域からも適切に星像が選択されてマッチングが行われるため、ノイズに強いシステムとなっている。

4.8 マッチングでの三角形の選び方による写像関数の偏りと対策

マッチングでは、予め利用者が入力した概略の位置と画角に基に、画角の 2 倍を 1 辺とする正方領域の星図を作成する。そして、画像から検出された星像から明るいものを約 20 個、星図上の星から明るいものを約 150 ~ 200 個選ぶ。それぞれから 3 つの星を選んで三角形を作成し、2 つの三角形が相似かどうかを判定する。相似であれば写像関数を計算し、検算を行って正しいかどうかを確かめる。

星図の 1 辺が概略の画角の 2 倍になっていることは、画角が正しいとした場合、ある特定の天体を狙って撮影した画像で、その対象天体が画像内に収まっていれば、画像のほぼ全体が星図上のどこかに収まることに相当する (図 4.18)。即ち、狙った天体が画像内に写っていれば、中心からどの程度外れていても同程度の確度でマッチングを行えるように設定されている。

一方、概略の位置が正しいとした場合は、真の画角が予め入力した概略値の 2 倍以内であれば、画像が星図内に収まることになる (図 4.19)。よって、マッチングでは、画角は真値の

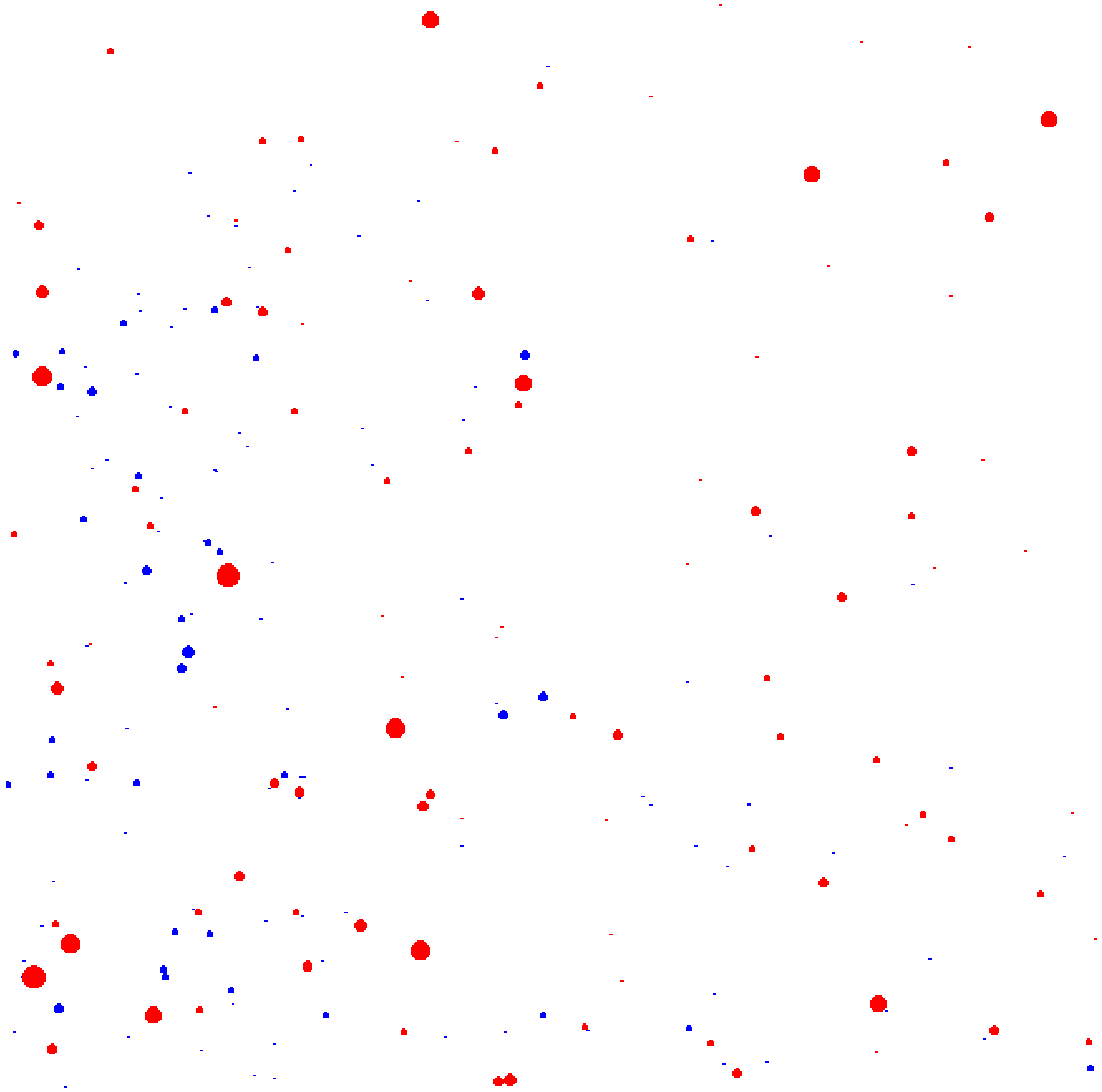


図 4.16: 本手法で選択した、星図上でマッチングに利用されるもの

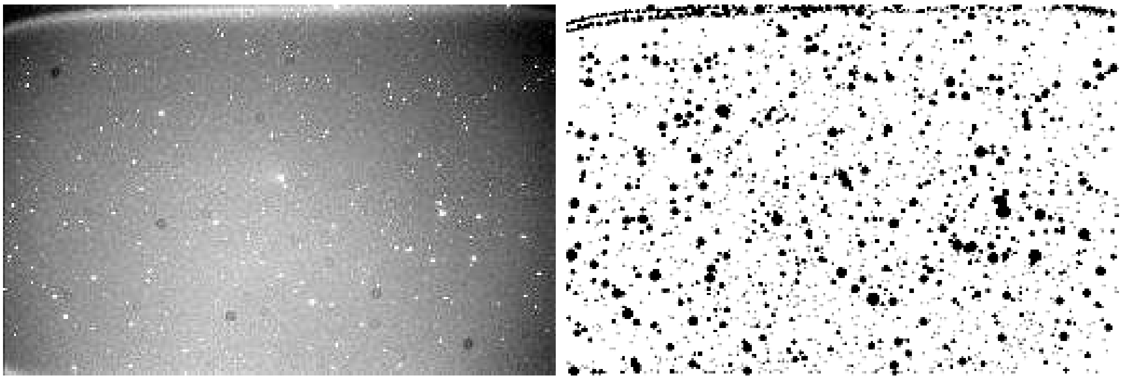


図 4.17: 画像の上部に偏ってノイズが検出された例

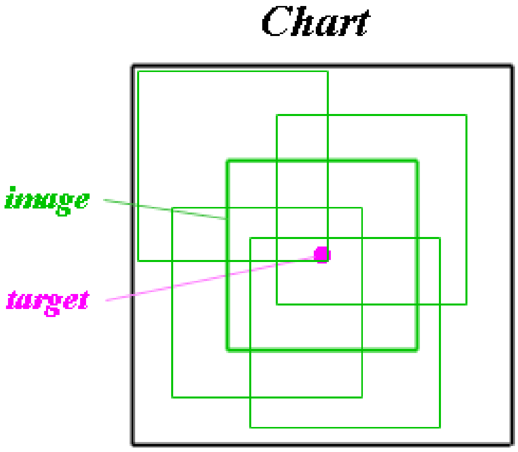


図 4.18: 概略の位置の許容範囲

$1/2$ 倍から 2 倍の範囲を許容するようになっている。即ち、写像関数の拡大率は $0.5 \sim 2.0$ の範囲で算出される。

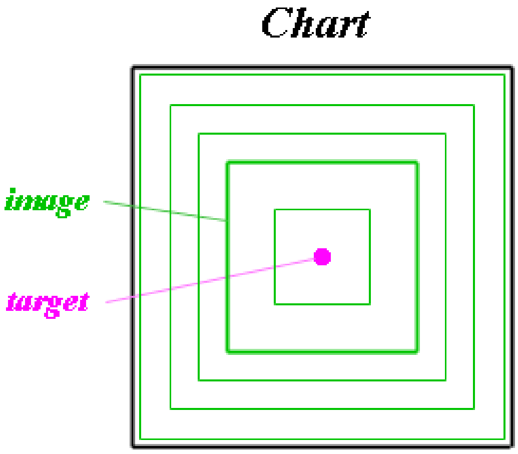


図 4.19: 概略の画角の許容範囲

ところが、本研究のマッチング手法では、拡大率が大きい写像関数ほど求まりやすい傾向があることが分かった。

例として、概略の画角を 1 度と指定して、画像のマッチングを行う場合を考える。この時、2×2 度の範囲に約 200 個の星をプロットした星図が作成され、マッチングが行われる。

ここで、真の画角が 2 度であったと仮定する。この画像は、本来であれば概略の画角として約 2 度という値を指定し、4×4 度の範囲に約 200 個の星をプロットした星図を作成して、マッチングを行うべきである。ところが、この場合はその$\frac{1}{4}$の範囲に約 200 個の星をプロットした星図を利用するので、密度が本来の 4 倍になっている。逆に、真の画角が 0.5 度であったと仮定すると、密度は本来の$\frac{1}{4}$倍になる。

即ち、真の画角が 2 度だとペアになるべき星がプロットされている確率が 4 倍に、逆に真の画角が 0.5 度だとペアになるべき星がプロットされている確率が$\frac{1}{4}$倍になっている。このことから、本システムのマッチングでは、写像関数の拡大率を $0.5 \sim 2.0$ の範囲で算出するが、拡大率は大きい方が求まりやすく、小さい場合は正しい写像関数が求めづらくなっていると言える。その比は、最大で 1:16 である。

ところで、すべての三角形の組合せについて相似か否かの判定を行うのは、無駄が多く効率が悪い。また、本システムでは、予めすべての三角形を作成して、その形状に依って分類しておき、相似な三角形の探索を高速化している。よって、すべての三角形を考慮することは、メモリの無駄な消費にもなっている。そこで、何らかの方法で相似判定を行う三角形の数を減らすことを考える。だが、三角形の選択方法を工夫しないと、拡大率の大きい写像関数が求まりやすい傾向が更に強まってしまうことが分かった。

ある一定回数の上限を定めて、繰り返しランダムに三角形を作成し、相似か否かを判定する方法を考える。例として、画像の真の画角が予め入力した概略値の 2 倍であった時 (即ち、画像はマッチング用の星図と同じ面積) と、概略値通りであった時 (即ち、画像は星図の$\frac{1}{4}$の面積) とを比較する。

星図上から任意の 3 個の星を選んで三角形を作る場合を考える。その三角形が探索範囲の中に収まる確率は当然 1 となる。これが探索範囲の$\frac{1}{4}$の面積に収まる確率は、最初の 1 個の選び方は任意で、残り 2 個はその近傍に制限されるので、$1 \times \frac{1}{4} \times \frac{1}{4} = \frac{1}{16}$ となる。即ち、画像の画角が概略値の 2 倍であった時は、任意に作成した三角形すべてがマッチングに利用できるが、概略値通りであった時は、16 個中 15 個は画像自体よりも大きく、マッチングには使えないことになる。

更に、画角が概略値の 2 倍であった時は、星図全体と画像が合致するが、概略値通りであった時は、画像が星図上のどこに位置するかの自由度が、画角が概略値の 2 倍であった時の 4 倍である。即ち、画像がどこに位置してもマッチングできるように、画角が概略値の 2 倍であった時の 4 倍の個数の三角形を用意しておく必要がある。

よって、どちらの場合も同程度の確度でマッチングするためには、星図上から 3 個の星を選んで三角形を作る場合に、画角が概略値の 2 倍であった時に適した大きさの三角形を 1 個作るのに対し、画角が概略値通りであった時に適した大きさの三角形は、$16 \times 4 = 64$ 個作る必要がある。言い換えると、ランダムに三角形を作成する方法では、拡大率が 1.0 の写像関数に比べて、拡大率が 1.0 の写像関数は 64 倍も求まりやすいことになる。本システムのマッチングでは、拡大率は $0.5 \sim 2.0$ の範囲で算出されるため、最大で $1 : 16^2 = 1 : 4096$ という比になる。

この結果、マッチングでは拡大率の大きい誤った写像関数ばかりが算出され、なかなか正しい写像関数が求められない、もしくは上限の回数まで反復しても正解が得られないという事態が起こった (図 4.20)。

この問題は、小さい三角形よりも大きい三角形の方が作りやすいことが原因である。そこで、本システムでは、マッチングに利用する星を結ぶ最小全域木を作成し、この木の各ノードから数ステップで到達できる範囲のノードの集合の中だけから三角形を作るという方法を採った。

最小全域木とは、平面上に点がいくつかあった時、距離の近いものから順に結んでいき、全体として木を構成する、というもので、単純なアルゴリズムで作成できるという利点がある。図 4.21は最小全域木の例で、1 ステップで到達できる範囲だけで三角形を作る場合を考えたものである。ノード A に着目すると、1 ステップで到達できるのはノード A と直接結ばれているノードだけである。よって、その中から作成される三角形は、図 4.21の真ん中の図のような小さいものに限られ、右図のような大きい三角形は作られないようになる。

具体的には、本システムでは、検出星像で作成する最小全域木では各ノードから 4 ステップ、星図上の星で作成する最小全域木では各ノードから 8 ステップで到達できる範囲だけで三角形を作っている。実際に、4 枚の画像について、作成された三角形の個数を数えると、次のようになった。

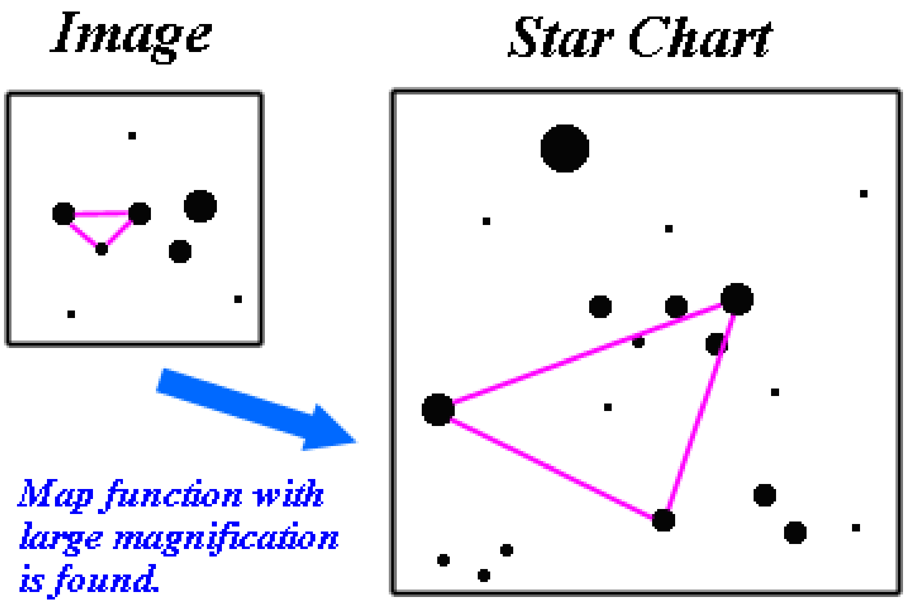


図 4.20: 拡大率の大きい写像関数が算出される例

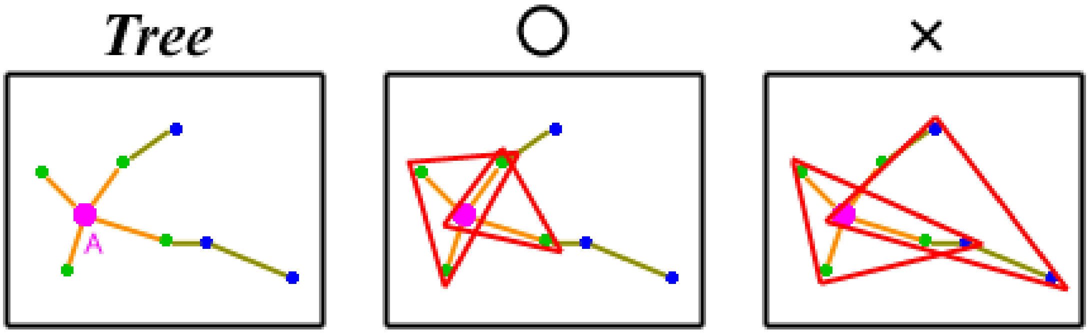


図 4.21: 最小全域木から作成される三角形

画像	マッチングに利用する検出星像数	三角形の個数	マッチングに利用する星図上の星数	三角形の個数
星数約 1 万個の画像	18	160	173	18989
星数約 300 個の画像	18	224	187	18418
星数約 80 個の画像	18	224	144	14781
球状星団の画像	18	219	141	12022

検出星像からは 18 個、星図上からは 141 ~ 187 個の星が選択され、マッチングに利用された。これらの星から作成され得る三角形の総数は、検出星像からは${}_{18}C_3 = 816$ 個、星図上からは${}_{141}C_3 \sim {}_{187}C_3 = 46$ 万 $\sim$ 107 万個 にも達する。この結果から、本手法により三角形の個数が制限され、マッチング時間を大幅に短縮できたことが分かる。

また、画角が概略値と一致していたとすると、すべての三角形を考慮した場合、任意の三角形を作って、それが画像の大きさに収まる確率は$\frac{1}{16}$であった。一方、本手法では、上記の 4 枚の画像について調べた結果、以下の通りであった。9 割以上の三角形が画像の大きさ以内に収まっている。よって、本手法によって、不要に大きな三角形が作成されなくなり、拡大率が大きい写像関数が計算される傾向が抑制されたと言える。

画像	三角形の個数	画像の大きさに収まる数	画像の大きさに収まる確率
星数約 1 万個の画像	18989	17503	0.92
星数約 300 個の画像	18418	18024	0.98
星数約 80 個の画像	14781	14537	0.98
球状星団の画像	12022	11655	0.97

尚、相似な三角形が見つかって写像関数が求められた後の検算でも、拡大率の大きい写像関数ほどスコアが高くなるという性質がある。即ち、拡大率が 2.0 の写像関数の場合、画像を星図上に写像した時に、星図上のすべての星が含まれるのに対し、拡大率が 1.0 の写像関数の場合は、星図上の 4 個に 1 個の星が含まれるだけである。よって、拡大率が大きい写像関数の場合、誤った写像関数でも偶然対応する位置に星が見つかってしまう可能性が高くなり、スコアが大きくなりやすい。但し、拡大率が大きい場合でも、正しい写像関数のスコアが上がる訳ではないため、単純に密度に反比例する重みを付けてしまうと過修正となり、正しい写像関数の場合にもスコアが小さくなってしまう。また、元々星図には余裕を見て必要以上の星をプロットしてあるので、拡大率が小さい場合でも、正しい写像関数のスコアが下がることはないと考えられる。そのため、本システムでは、拡大率が 1.0 よりも大きな写像関数の場合に限り、スコアに拡大率の逆数を乗じて、重み付けとしている。

実際の画像から検出された星像を結んで作成される最小全域木の例を図 4.22に示す。マッチングと検算の両方に利用される星像が赤で、検算にのみ利用される星像が青で描かれている。

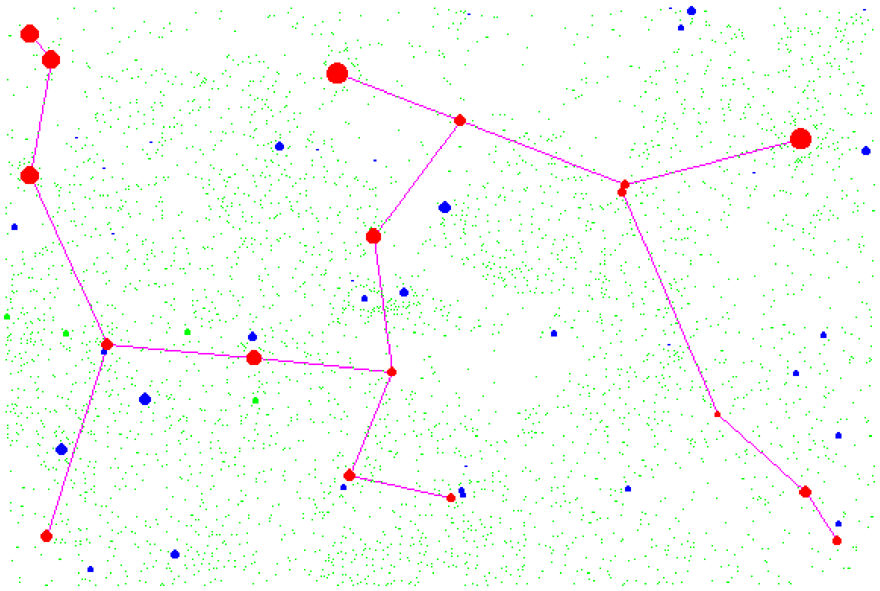


図 4.22: マッチングに利用される検出星像と最小全域木の例

4.9 レンズの平面特性による画像の歪みの補正

本システムでは、星表から読み込んだ恒星データを正距方位図法でプロットした星図と、画像から検出した星像との間でペアリングを行う。この時、特に広角レンズで撮影された画像の場合、レンズの平面特性によって画像の周辺部の星の位置がずれてしまい、正しくペアにならないという事態が生じる。

図 4.23は、歪みの補正を行わずにペアリングした結果の例である。画像の四隅では、正しくペアにならずに赤もしくは赤紫色で描かれている星が多いことが分かる。

そこで本システムでは、検出星像の座標 (x, y) の x 方向、y方向の歪みをそれぞれ (x, y) の 3 次関数で近似し、歪みを補正してペアリングを行う。

$$\Delta x = a_{1,x} + a_{2,x}x + a_{3,x}y + a_{4,x}x^2 + a_{5,x}xy + a_{6,x}y^2 + a_{7,x}x^3 + a_{8,x}x^2y + a_{9,x}xy^2 + a_{10,x}y^3$$
$$\Delta y = a_{1,y} + a_{2,y}x + a_{3,y}y + a_{4,y}x^2 + a_{5,y}xy + a_{6,y}y^2 + a_{7,y}x^3 + a_{8,y}x^2y + a_{9,y}xy^2 + a_{10,y}y^3$$

歪みを補正した後でペアリングを行った結果は、図 4.24の通りである。画像の周辺部まで星が緑色で描かれており、正しくペアが作成されていることが分かる。

この例では、画像の四隅と中心での歪みの補正量$\Delta x, \Delta y$ (ピクセル単位) は、次のように計算された。

2.1 , 1.4		-2.7 , 1.9
	0.1 , 0.0	
2.4 , -1.3		-2.9 , -2.2

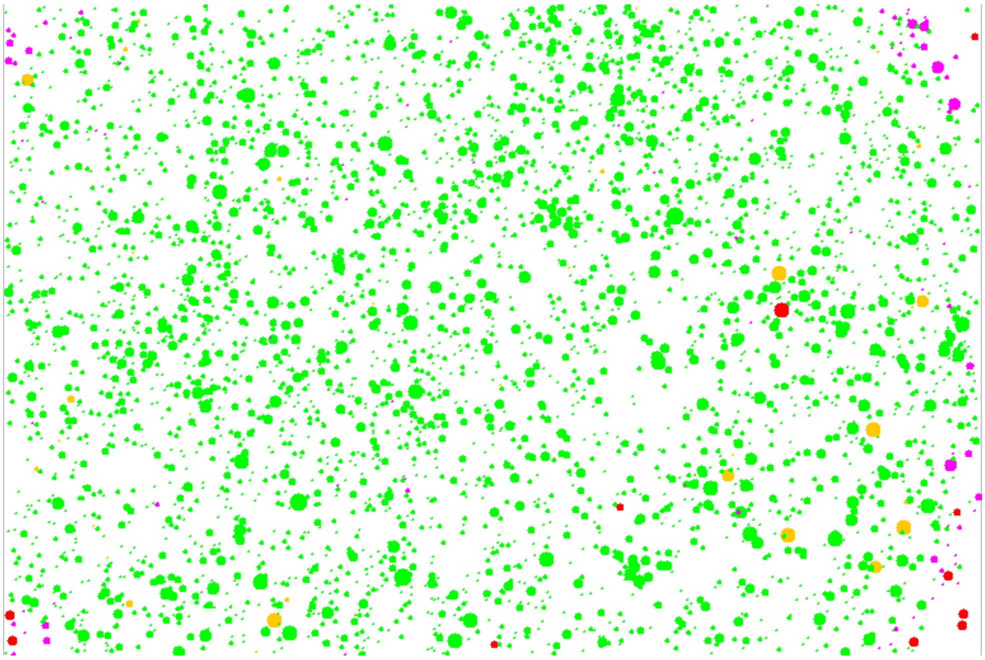


図 4.23: 歪みの補正を行わなかった時のペアリング結果

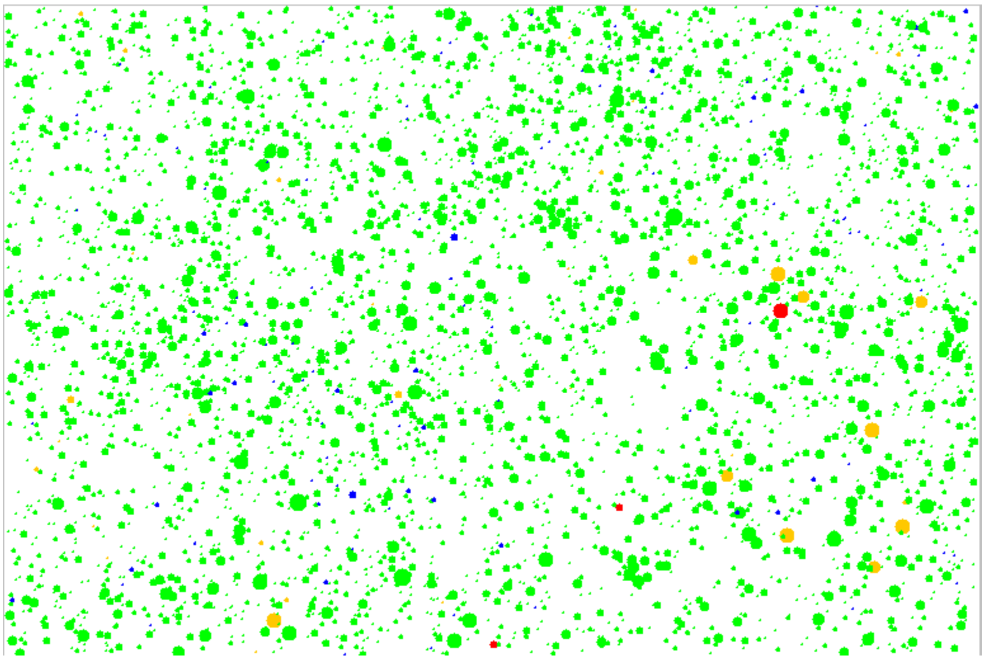


図 4.24: 歪みの補正を行った時のペアリング結果

即ち、画像の四隅での歪みによる位置のずれは、2.5 ピクセルから 3.6 ピクセルもあったことになる。

歪みの補正を行った場合と行わなかった場合での位置測定の精度を比較すると、次のようになる。

	誤差 (赤経)	誤差 (赤緯)
補正しなかった場合	137 秒角	128 秒角
補正した場合	28 秒角	27 秒角

この画像では、1 ピクセルの大きさは 102.5 秒角である。よって、補正しなかった場合は誤差が 1 ピクセルの大きさを越える程であったが、補正したことにより、1 ピクセルの約 4 分の 1 にまで精度が向上したことが分かる。

4.10　ペア率に基づいた極限等級の設定

従来研究では、画像から星像を検出する際に、まずピクセルの値の標準偏差を計算し、それをノイズの大きさとして、その 2 倍もしくは 3 倍を閾値としているものが多い。そして、閾値を越えるものを星像とみなし、ノイズは閾値を越えないものと考えるのが一般的である。即ち、このノイズの 2 倍もしくは 3 倍という明るさを、画像の極限等級としている。

だが、本研究では多様な画像を扱うため、単純にノイズの定数倍を極限等級と見做すことはできない。実際、以下の 7 種類の画像について、人間が極限等級に近いと判断した 10 個の星を選択し、そのピークの値 (スカイを引いた後の値) の平均を測定して、それが本システムで計算されたノイズの大きさの何倍になっているか、即ちノイズの係数の最適値を調べてみると、次のようになった。尚、4 番目の画像は極限等級近くの星像は 3 個しか存在しないので、3 個だけから測定した。

画像	ノイズの大きさ	10 個の星のピーク値										ノイズの係数
星数約 1 万個の画像	37.038	92	113	98	89	91	84	76	94	84	62	2.38
星数約 1 万個の画像 (雲あり)	30.576	89	67	80	88	125	82	70	143	100	99	3.08
星数数百個の画像	7.593	35	37	31	27	55	62	61	24	59	24	5.46
星数数百個の画像	1.135	4.7	2.7	2.7	4.7	5.0	2.4	3.0	3.5	4.0	3.6	3.20
星数 6 個の画像	11.747	40	109	98								7.00
星の少ない GIF 画像	0.745	46	44	8	20	14	10	13	19	21	59	34.0
星の多い JPEG 画像	3.770	71	8	16	51	15	30	27	14	11	19	6.96

この結果を見ると、星像とノイズとを分離するための閾値は、ノイズの大きさの 2 倍強から数十倍と、画像によって大きくばらついていることが分かる。よって本研究では、星像検出の時点では多数のノイズが含まれていることを認め、後の処理で極限等級の設定を行い、ノイズを除去することにした。星像検出の時点では検出洩れのないよう、ノイズの大きさの 2 倍を閾値とした。

ここで、検出星像に多数のノイズが含まれているのは、星像検出の際の閾値が、本当の星像とノイズとを分ける最適な値よりも低く設定されていることが原因である。即ち、大部分のノイズは暗いものであると考えられる。このことに着目し、検出星像と星表から読み込んだ恒星データとのペアリングを行う際に、ペア率に基づいて極限等級の設定を行うこととした。

マッチングで得られた写像関数を基にペアリングを行う際は、写像関数の精度が悪いことを考慮し、検出星像の明るいものから順に、座標 (x, y) を写像した星図上の位置の近傍にある最も明るい星とペアにしていく。ここで、検出星像に含まれるノイズの座標 (x, y) を写像した時、対応する星図上の (X, Y) には該当する星は存在しない確率の方が大きいことを仮定する。この時、明るい検出星像から順にペアを作成しているので、最初のうちは本当の星像がほとんどで、ごく少数のノイズが混入しているだけであるので、大部分の星像に対し、星図上に対応するペアが見つかる。ところが、本当の星像とノイズとの閾値を越えて暗いところに達すると、大部分がノイズになるため、星図上に対応するペアがほとんど見つからなくなる。よって、ペアになる割合が急激に減少する位置を以って、本当の星像とノイズとの閾値と判断することができる。

以下の 4 枚の画像について、横軸に検出星像の光度、縦軸にペアになる割合をとった時のグラフは図 4.25のようになる。

A 星数約 1 万個の画像

B 星数約 300 個の画像

C 星数約 80 個の画像

D 球状星団の画像 (星表から星団のデータが欠落)

実際には明るいノイズも存在し、また明るい星が星表から抜けている場合もあるため、グラフは多少変動する。だが、大部分の星が実在する領域では、高い割合でペアが作成される。極限等級の近くではノイズが多くなって、右にいくにつれて急激にペア率が悪化する。そして極限等級を越えるとノイズばかりとなり、ごく一部のノイズが偶然にペアになるだけで、ペア率はほぼ 0 になる。この境を以って、画像の極限等級とする。具体的には、ペア率が 0.8 を下回る位置の光度を極限等級としている。

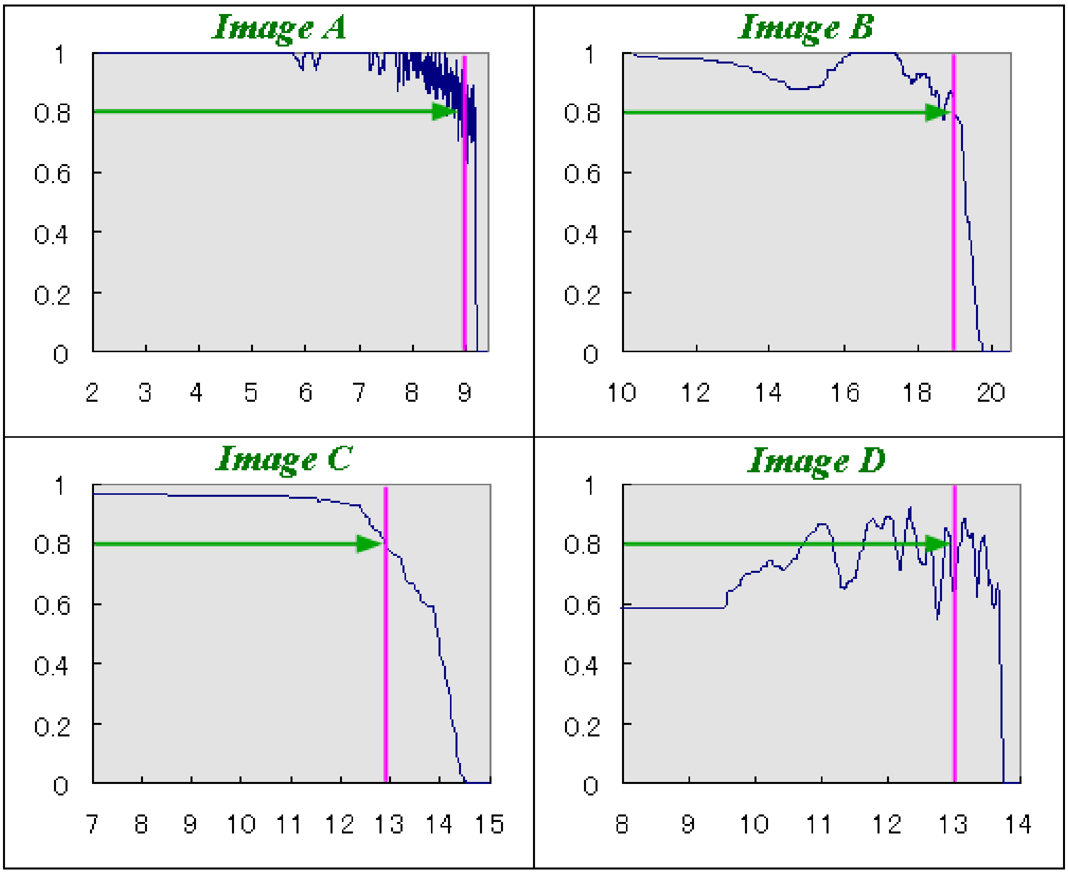


図 4.25: 写像関数のスコア

但し、本手法で設定された極限等級は、どの程度の明るさの星までが画像に写っているかを示すおおよその値である。そこで本システムでは、最後に光度測定誤差を考慮して、何等星までであればまず確実に写っていると判断できるかを示す厳密な極限等級を計算し直している (第 4.11節参照)。

尚、本手法には以下のような欠点もある。

- 星表に載っていないほど暗い星が写っていても検出できない。
- 明るいノイズが多く検出されてしまうと、極限等級が明るく設定されて、暗い星が除去されてしまう。
- 球状星団など、局所的に星表からデータが欠落している領域では、極限等級が明るく設定されて、大部分の星が除去されてしまう。

4.11 合理的な極限等級の計算

本システムでは、星像とノイズとの閾値をペアリングのペア率に基づいて設定し、その明るさを極限等級とするという手法を採っている (第 4.10節参照)。だが、その方法で求められた極限等級の意味は、それより暗い検出星像にはノイズが混入している可能性が高いという、曖昧なものでしかない。

ここで改めて、極限等級の意味を

> 極限等級よりも明るい検出星像が星表に記載されていない場合は、新天体候補と見做す。同時に、極限等級よりも明るい星表の恒星データが検出されなかった場合は、カタログのエラーと見做す。

と定義する。

ペア率に基づいて設定された極限等級が、この定義に合致しているかどうかを検証する。ある画像について、縦軸に検出星像の測定光度、横軸に星表に記載されている光度をとったグラフを描くと、図 4.26のようになる。上記の定義より、このグラフで、プロットされた点の集合が右または上にはみだし始める位置の光度が、極限等級として適していると言える。この画像では、星表に記載されている光度が 8.3 等の位置で、点の集合が上にはみだしているように見える。即ち、星表に記載されている星が 8.3 等よりも暗ければ、たとえ実在していてもこの画像では検出されないことがあり得る。よって、この値が先の定義に合致する極限等級と言える。

画角の広い画像と狭い画像をそれぞれ 2 枚ずつ用意し、同様にグラフから点の集合がはみ出す位置の光度を読み取り、ペア率に基づいて設定された極限等級と比較してみると、次のようになる。

画像	はみ出す位置の光度	ペア率からの極限等級
画角の広い画像 1	8.3 等	9.24 等
画角の広い画像 2	10.0 等	11.59 等
画角の狭い画像 1	13.5 等	14.03 等
画角の狭い画像 2	14.5 等	15.01 等

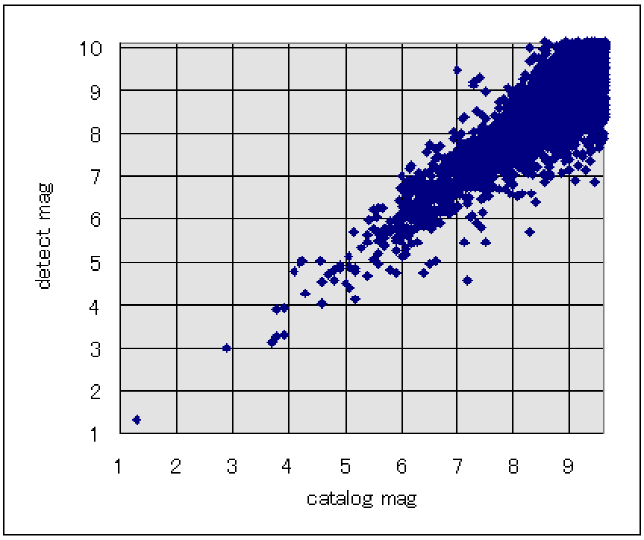


図 4.26: 光度-光度グラフ

この結果より、ペア率を基に設定された極限等級は、定義よりも暗い値となっていることが分かる。

そこで本システムでは、点の集合がはみ出す位置を計算し、真の極限等級とする。具体的な手順は次の通りである。まず、ペア率に基づいて設定された極限等級から 2.0 等遡った範囲のデータを用いて、測定光度に対する、星表に記載されている光度の標準偏差を計算する。データのばらつきは、この標準偏差を 3 倍した値以内に収まると考えられる。そこで、ペア率に基づいて設定された極限等級から、この標準偏差を 3 倍した値を引いた値を、定義通りの真の極限等級とする。

実際に、先の 4 枚の画像から本手法で計算した極限等級は、次のようになる。人間がグラフから読み取った値とほぼ一致していることが分かる。

画像	はみ出す位置の光度	本手法での極限等級
画角の広い画像 1	8.3 等	8.80 等
画角の広い画像 2	10.0 等	10.22 等
画角の狭い画像 1	13.5 等	13.63 等
画角の狭い画像 2	14.5 等	14.27 等

尚、本手法では星表中の恒星データとペアになった検出星像だけを利用して極限等級を定めている。そのため、画像内の場所により極限等級に差がある場合でも、最も暗い星まで写っている領域に基づいて、極限等級が暗く求められる。例えば、10 等星まで写っている画像に地上風景が入り込んで、そこから 7 等星相当の明るいノイズが多数検出されてしまった場合を考える。この時、地上風景のために検出されたノイズは星表の恒星データとはペアにならない。本手法では、ペアになった星だけを用いるので、極限等級は 10 等とな

る。一方、ペア率に基いた方法では、7 等より暗くなるとペア率が下がるために、極限等級は 7 等と設定される。この画像では、7 等よりも暗い検出星像は、たとえ対応するデータが星表に記載されていなくても、新天体であると見做すことはできない。よって、最初に掲げた定義を考えると、この画像の極限等級は 7 等とすべきである。

このように、本システムでは、ペア率に基づいて設定された極限等級の方が明るい場合は、それを真の極限等級と見做している。本来であれば、地上風景が写っている部分とそうでない部分を分けて認識し、それぞれを別に扱うべきである。だが、現在は画像の極限等級は領域に依らず一定としている。そのため、誤った新天体候補やカタログエラー候補を極力抑制する方針で極限等級を設定している。

4.12 近接星の分離 / 非分離の判定

極限等級近くの微光星の写りは、ピントや気象条件等により、著しく変動する。そのため、互いに近接した微光星は、同じ機材で得られた画像でも、場合によって 2 つの星に分離して検出されたり、分離できずに 1 つの星像として検出されてしまうことになる。

図 4.27は、同じ機材で撮影した画像にある近接した 2 つの微光星の例である。前者では 2 つに分離されているが、後者では分離されなかったため、2 つの星の中間あたりに、2 つの星を合成した明るさの星像として検出されてしまった。ここで、下側の微光星を A、上側を B とする。後者の画像では、ペアリングによってこの検出星像が星表中の星 A とペアになった。その結果、星 A の測定光度は真の値のほぼ倍の明るさとなる一方、星 B は画像に写っていないと判断されてしまった。

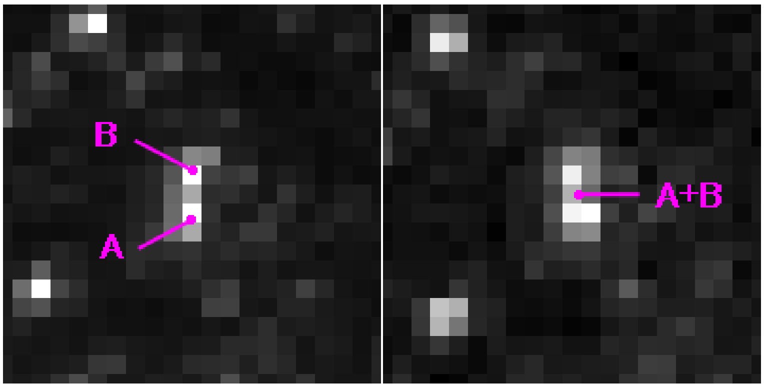


図 4.27: 近接星が分離された例 / されなかった例

2 つの星が分離されていない以上、星 A と星 B のそれぞれの光度を測定することはできない。そこで本システムでは、後者の画像の検出星像が、2 つの星 A と B の合成されたものになっていることを出力し、測定光度が単独のものではないことを示す。そのためには、ペアリングで対応するペアが検出星像の中に見つからなかった星 B が、実際には星 A と同じ相手とペアになることを判定する必要がある。

具体的には、次のような方法で判定する。ペアリングの後で、対応するペアが検出星像の中に見つからなかった星表中の各星について、その近傍にある星を調べる。説明のため、着目しているペアにならなかった星表中の星をx、その近傍にある星表中の星をy、yとペアになっている検出星像をzとする。上記の例の星AとBのように、この近傍の星yと着目している星xとが融合して1つの星として検出されているのならば、検出星像zの位置は2つの星xとyの間になっている。即ち、この近傍の星yと検出星像zとの位置はずれている。そこで、この近傍の星yと検出星像zとの位置の差を調べ、着目している星xと検出星像zとの差が、yとzとの差の1.4倍以内に収まっている場合、検出星像zはxとyの合成星像であると判定する。

実際に同じ機材で同じ領域を撮影した2枚の画像で、片方では分離され、もう一方では分離されなかった近接星について、本手法で正しく分離／非分離の判定が行えているかどうかを調べてみた。その結果、片方でのみ分離されている近接星8組のうち、7組が本手法で正しく分離／非分離の判定を行えた。

尚、これらの画像でペアになった検出星像数は、それぞれ3711個、3413個で、そのうち近接星が合成されていると出力されたものは、それぞれ262個、272個であった。即ち、近接星が片方でのみ分離される割合は、僅か3%にしかすぎなかった。

4.13 光度の系統的なずれの補正

検出星像と星表中の恒星データとのペアを作成した段階で、検出星像の光量vを光度(等級)mに変換する変換式が計算できる。変換式は、一般に

$$m = -log_{2.5}(v) + m_0$$

という直線が用いられる。

上式は、星の光の強度と、検出した星の光量の測定値との間に比例関係が成り立つ時に正しい。だが、実際の画像では、銀塩写真のように星の光量と星像との間に直線性が成り立たない場合や、明るい星が飽和している場合等、この仮定が成り立たないことも多い。その場合は、光量を上式で光度に変換した場合に系統的なずれが生じてしまう。

図4.28は、ある画像から検出された星像の、測定光度と星表に記載されている光度の関係を示したものである。縦軸が測定光度、横軸が星表に記載されている光度になっている。この例では、星表に7等前半程度と記載されている星の測定光度が7.6等程度となっており、明るい星の光度が系統的に暗く測定されていることが分かる。

本システムでは、図4.28のグラフに基づいて、測定光度の系統的なずれを補正する。具体的な手順は次の通りである。まず、検出星像と星表中の恒星データとのペアを、星表に記載されている光度の明るい順に並べる。そして、明るい方から順に、以下の手順で補正を行う。

1. 星表に記載されている光度がその前後±1.0等の範囲内のすべてのペアを集める。
   極限等級近くの星の場合は、極限等級から遡って2.0等の範囲でペアを集める。また、集めたペアが20個に満たなければ範囲を広げ、少なくとも20個のペアを集める。

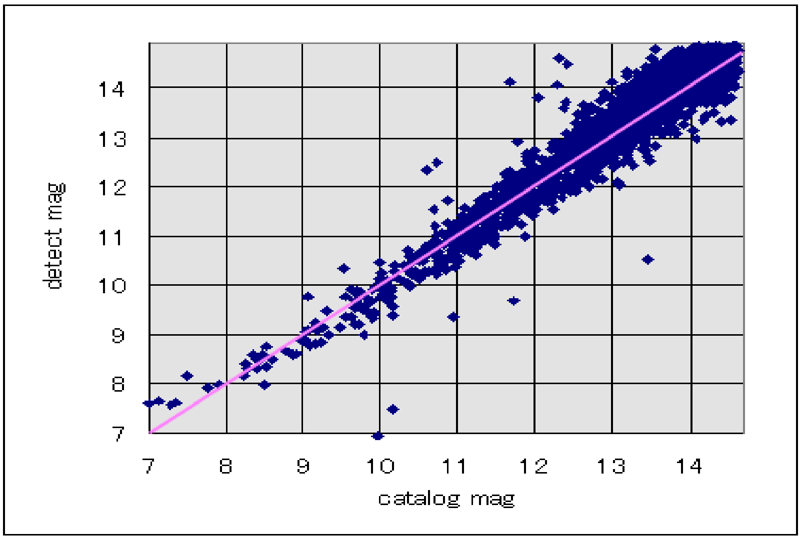


図 4.28: 測定光度と星表に記載されている光度の関係

2. 集めたペアに基づき、星表に記載されている光度 $x(= m_c)$ と、検出星像の測定光度 $y = (m_d)$ との間で、回帰直線を求める。
3. 回帰直線に、着目しているペアの星表に記載されている光度 m_cを代入し、その光度に於ける平均的な測定光度$\overline{m_d}$を計算する。
4. 本来は m_cと$\overline{m_d}$は一致するはずであることから、光度の補正量を $C = m_c - \overline{m_d}$と求める。
5. 測定光度に補正量 Cを加算したものを、真の測定光度とする。

実際には、この方法を単純に適用すると、グラフ上で大きく外れているデータの影響を強く受ける。そこで、上記の手順 2に於いて、一度回帰直線を求めた後、測定光度 m_dと計算値$\overline{m_d}$との差が 1.0 等を越えるものを除いて、再度回帰直線を計算し直す。

図 4.28の例を、本手法を用いて補正した結果は、図 4.29のようになる。明るい星の光度の系統的なずれが補正されていることが分かる。

4.14 光度が有意に異なる要注意天体の選別

検出星像と対応する星表中の恒星データがペアになったら、その中から、測定光度と星表に記載されている光度との差が他に比べて有意に異なっているものを、要注意天体として選別する。

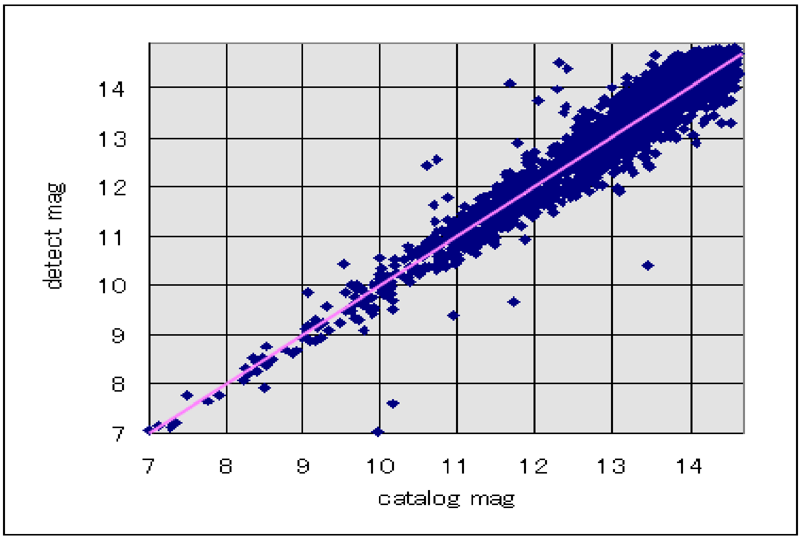


図 4.29: 補正後の光度の関係

単純な選別の基準として、すべてのペアから、星表に記載されている光度に対する測定光度の標準偏差を計算し、その 3 倍を閾値とするという方法が考えられる。だが、一般に暗い星ほど大きくばらつく傾向があるため、この方法では期待する結果は得られない。

画角が広い画像 2 枚 (A,B) と、画角が狭い画像 2 枚 (C,D) の計 4 枚の画像について、星表に記載されている光度に対する測定光度のばらつきを調べ、グラフにしてみた。図 4.30 は、横軸に星表に記載されている光度、縦軸に測定光度をとったものである。図 4.31は、横軸に星表に記載されている光度、縦軸に測定光度との光度差の絶対値をとったものである。どちらも、すべてのペアから計算した標準偏差の 3 倍を閾値として選別された要注意天体は赤紫色で描かれている。明るい星は他に比べて大きく外れていても選別されていない一方、暗い星はただばらついているだけのものが多く要注意天体として選別されてしまった。

ここで、図 4.30のグラフを人間が見ると、いくつかのデータが他に比べて有意に外れていて、光度差が大きいことが分かる。人間が選別した、グラフで他に比べて大きく外れている要注意天体を赤紫色で色分けして描くと、図 4.32のようになる。本研究では、システムが自動的にこれと同じデータを要注意天体として選別する方法を考案した。

先の例では、すべてのペアから標準偏差を計算し、画像全体で同じ閾値で要注意天体の選別を行おうとして失敗した。そこで、各等級別に標準偏差を計算し、その 3 倍を閾値とすることを考えた。先程と同じ画像で、ペアを星表に記載されている光度が明るい順に並べ、明るい方から順に着目し、その前後±1.0 等の範囲内のペアを集めて標準偏差を計算し、その 3 倍を閾値とした。但し、±1.0 等の範囲にあるペアが 20 個に満たない場合は、範囲を広げて 20 個のペアを集めた。また、極限等級近くのペアについては、極限等級から遡って 2.0 等の範囲でペアを集めた。こうして計算された閾値をグラフ中に描いた結果が、図 4.33 である。

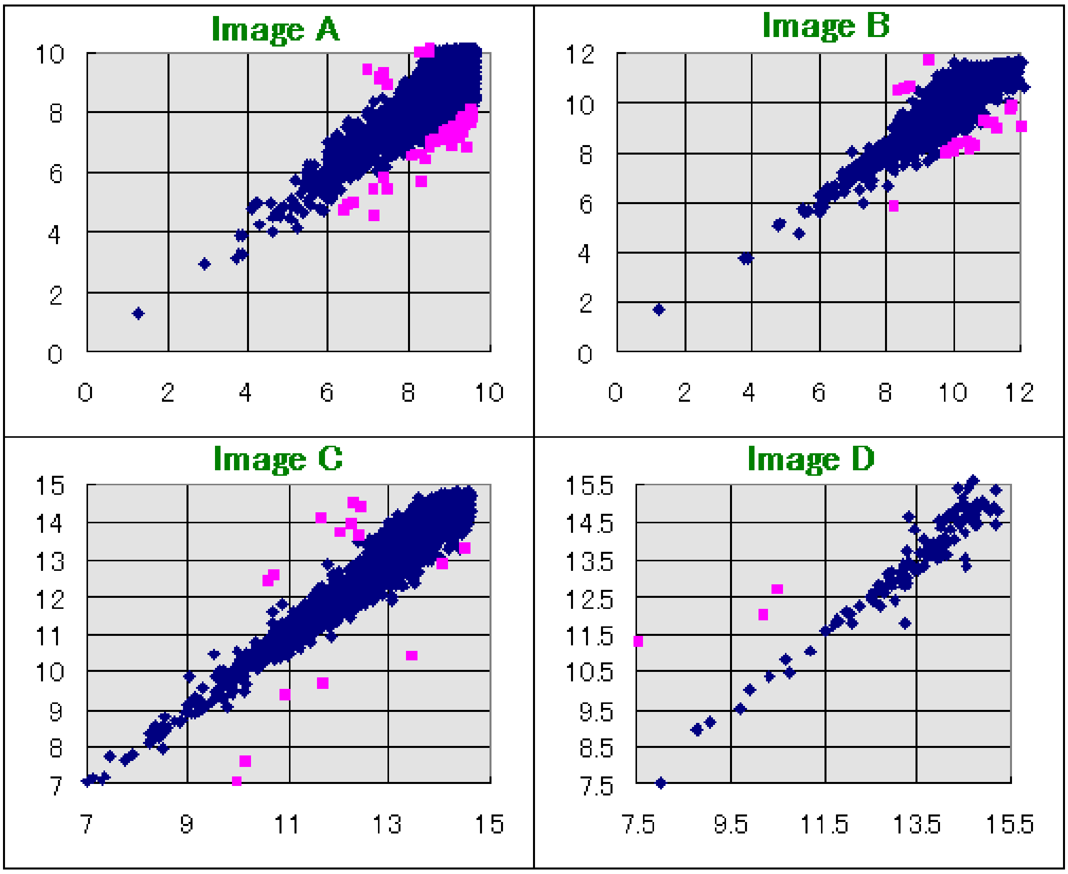


図 4.30: 測定光度のばらつき (光度-光度)

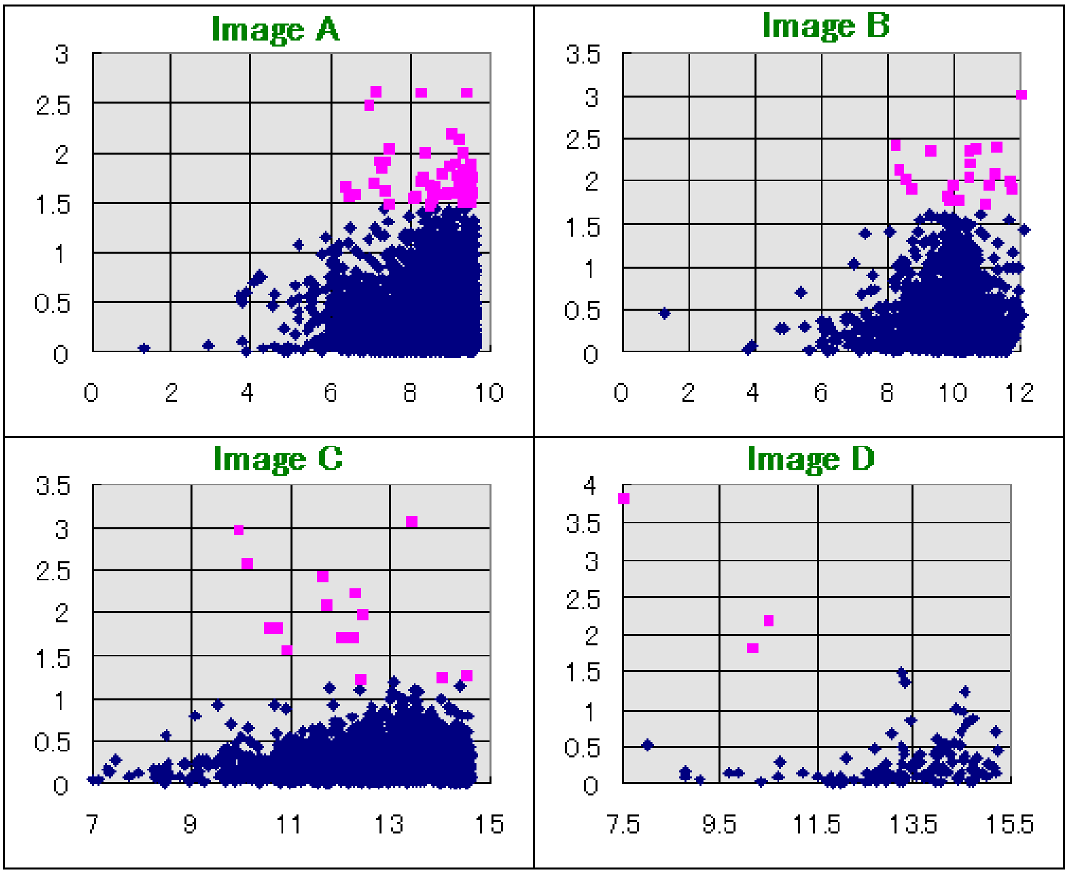


図 4.31: 測定光度のばらつき (光度差-光度)

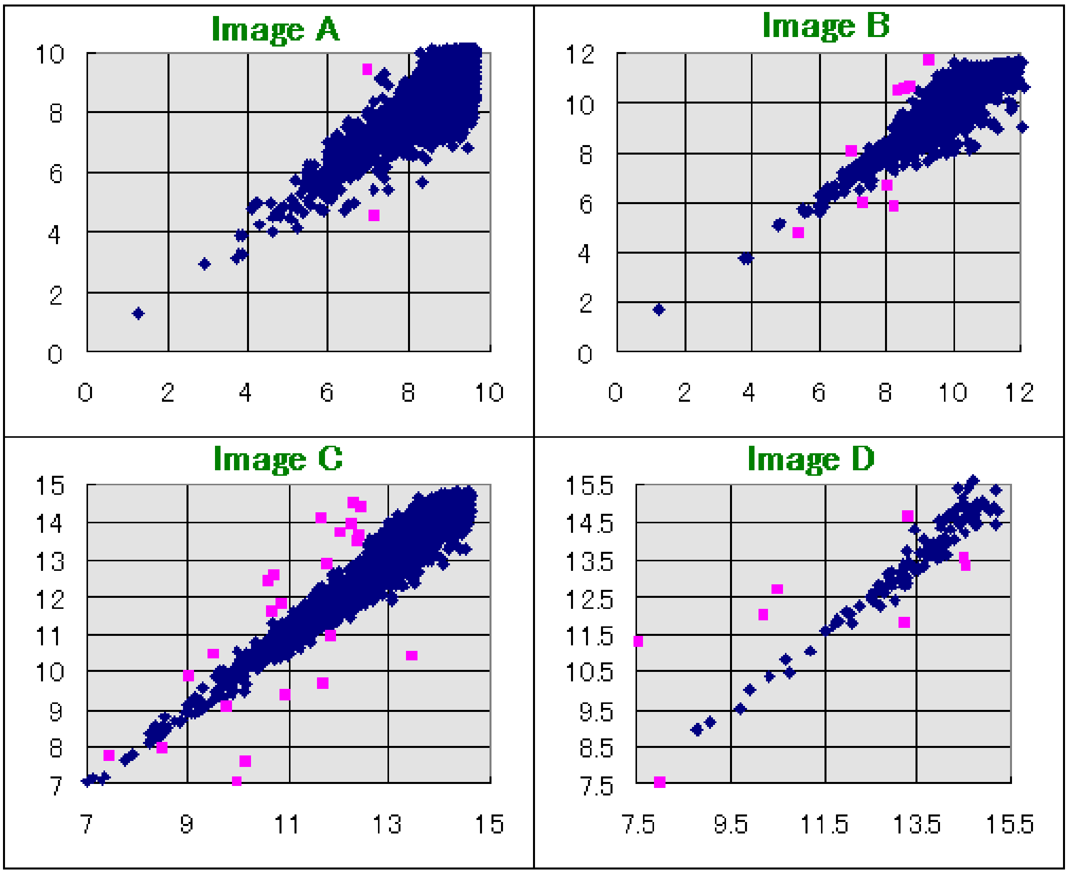


図 4.32: 人間が選んだ要注意天体

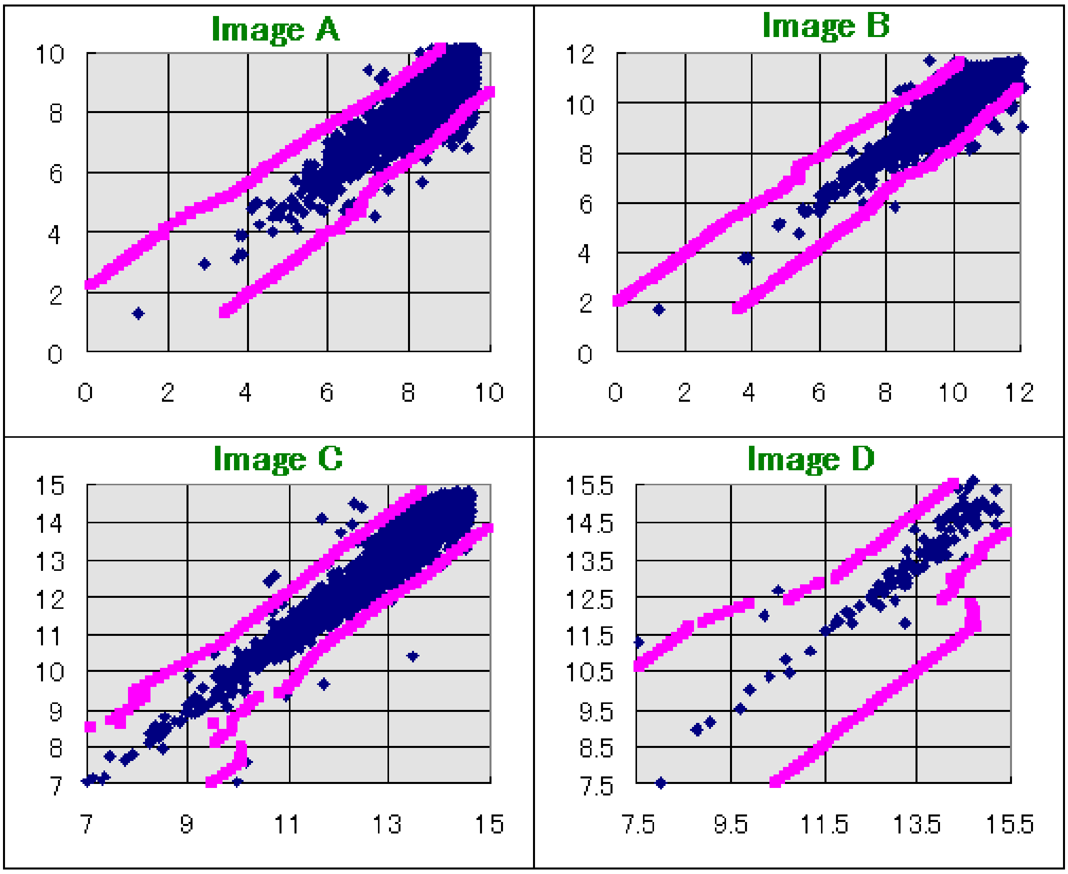


図 4.33: 等級別に標準偏差を計算した時の閾値

このグラフを見て分かるように、等級別に標準偏差を計算しても、期待通りの結果は得られなかった。むしろ、暗い星よりも明るい星の方で偏差が大きくなるという、逆の傾向になってしまった。これは、明るい方では要注意とされるべきペアが偏差を大きくしていることが原因である。図 4.32で示した、人間が要注意天体と判定したものを予め除去しておいてから、改めて等級別の標準偏差を計算すると、暗くなるほど偏差が大きいという傾向が現れる。だが、それでも、明るい星では要注意となるべき星が閾値を越えなかったり、暗い星が多く閾値を越えてしまい、期待通りの結果は得られなかった。

ここで、改めて光度誤差の要因を考えてみると、以下のように分類できる。

1. ポアソンノイズによるばらつき
   星の光と空の明るさの和の平方根に比例する誤差で、暗い星ほど大きくなる。

2. 星表の持つ誤差
   本システムで利用している Guide Star Catalog や USNO-A1.0 という星表に記載されている光度は、±0.3 等程度の誤差を持っている。等級に依らず一定と考えられる。

3. 波長の違いによるばらつき
   本システムで利用している Guide Star Catalog や USNO-A1.0 という星表に記載されている光度は、可視光度もしくは写真光度に近いものとなっている。冷却 CCD カメラで得た画像は赤外の光を多く含むため、赤い星ほど明るく写り、光度がばらつく要因となる。2 枚の画像を比較する場合も、フィルターが異なればこのばらつきが生じる。これも等級に依らず一定と考えられる。

4. その他
   気象条件や機材、測定方法等によるその他の誤差もある。これも等級に依らず一定と考える。

2 枚の画像どうしを比較して変光天体を探す場合は、2 は含まれない。また、2 枚の同じ機材での画像どうしを比較する場合は、3 も除外される。

これらの光度誤差要因は、

等級に依存する誤差	1
等級に依存しない誤差	2, 3, 4

の 2 つに大別できる。

等級に依存しない誤差は、等級に依存する誤差の影響が少ない、明るい星だけを利用して標準偏差を計算することで見積もることができる。本システムでは、明るい方から 50 個の星を選択して、標準偏差を計算している。但し、これだけでは要注意とされるべきペアも含まれているので、標準偏差が大きくなってしまう。そこで、この標準偏差の 2 倍を閾値とし、光度差が閾値を越えるものを除外して、再度標準偏差を計算し直している。

先の 4 枚の画像について、等級に依存しない誤差を見積もった結果は次の通りである。人間が要注意と判定した星を除いて計算した結果とほぼ一致している。

画像	50個の標準偏差	再計算された標準偏差	人間が要注意と判定したものを除いて計算した標準偏差
A	0.429等	0.406等	0.429等
B	0.360等	0.269等	0.250等
C	0.264等	0.188等	0.181等
D	0.726等	0.203等	0.237等

次に、等級に依存する誤差を考える。これはポアソンノイズによるものであるから、星の光をv、空の明るさをsとした時、測定する光量の誤差Δvは、次の式で表される。

$$\Delta v = \alpha\sqrt{v+s}$$

ここで、光量vを光度magに変換する式は、次のようになる。

$$mag = -\log_{2.5} v + m_0$$

誤差を考慮すると、

$$\begin{aligned} mag \pm \Delta mag &= -\log_{2.5}(v \pm \Delta v) + m_0 \\ &= -\log_{2.5}(v \pm \alpha\sqrt{v+s}) + m_0 \\ &= -\log_{2.5}(v(1 \pm \tfrac{\alpha}{v}\sqrt{v+s})) + m_0 \\ &= -\log_{2.5} v - \log_{2.5}(1 \pm \tfrac{\alpha}{v}\sqrt{v+s}) + m_0 \\ &= mag - \log_{2.5}(1 \pm \tfrac{\alpha}{v}\sqrt{v+s}) \end{aligned}$$

となる。よって、光度誤差は次のようになる。

$$\Delta mag = -\log_{2.5}(1 \pm \frac{\alpha}{v}\sqrt{v+s})$$

ここで、星の光はそれ自身充分あり、また空に対しても充分大きいと仮定する。

$$v >> \alpha\sqrt{v+s}$$

$$1 >> \frac{\alpha}{v}\sqrt{v+s}$$

ここで$p = \frac{\alpha}{v}\sqrt{v+s}$と表すと、上式をテイラー展開して、1次項までで打ち切って、

$$\begin{aligned} \Delta mag &= \tfrac{-1}{log2.5}(p - \tfrac{p^2}{2} + \cdots) \\ &= \tfrac{-1}{log2.5}\tfrac{\alpha}{v}\sqrt{v+s} \\ &= \tfrac{-1}{log2.5}\tfrac{\alpha}{\sqrt{v}}\sqrt{1+\tfrac{s}{v}} \end{aligned}$$

となる。更に$v = 2.5^{m_0 - mag}$を代入して変形すると、次のようになる。

$$\begin{aligned} \Delta mag &= \tfrac{-1}{log2.5}\tfrac{\alpha}{\sqrt{2.5^{m_0 - mag}}}\sqrt{1+\tfrac{s}{v}} \\ &= \tfrac{-\alpha}{2.5^{\frac{m_0}{2}}log2.5}\sqrt{1+\tfrac{s}{v}}2.5^{\frac{mag}{2}} \end{aligned}$$

係数をβとおいて、$\log$をとると、次の式が導かれる。

$$\log_{2.5}\Delta mag = \frac{mag}{2} + \frac{1}{2}\log_{2.5}(1+\frac{s}{v}) + log_{2.5}\beta$$

ここで、星の光vは空の明るさsに対して充分大きかったので、第2項はほぼ0となる。よって、この式は傾き$\frac{1}{2}$の直線になる。

実際の画像で検証する。但し、実際の画像には等級に依存しない誤差が含まれているので、予めこれを見積もって、差し引いて考える必要がある。前述した通り、明るい50個のペアを利用して、等級に依存しない誤差を計算する。そして、すべてのペアに対し、測定光度m_dと星表に記載されている光度m_cとの光度差$\Delta mag = |m_d - m_c|$を計算する。更に、Δmagから等級に依存しない誤差を減じる。この結果、Δmagが0.1等未満になるものは、この時点で除外する。

先の4枚の画像について、横軸に星表に記載されている光度m_c、縦軸に等級に依存しない誤差を差し引いた後の光度差の対数$\log\Delta mag$をとったグラフは、図4.34のようになる。人間が要注意天体だと判定したものは、赤紫色で色分けして描かれている。これらのグラフを見ると、適当な傾き$\frac{1}{2}$の直線によって、要注意天体とそれ以外のものが選別できそうだと分かる。

以上の結果より、本システムでは、標準偏差を計算してその3倍を閾値とする方法ではなく、要注意天体とそれ以外のものを選別する閾値を、傾き$\frac{1}{2}$の直線として直接算出してしまうという方法を採用した。

閾値となる直線の式を変形すると、

$$\log_{2.5}\Delta mag = \frac{1}{2}(mag - mag_0)$$

と表される。この式中のmag_0という値を決定する方法を考える。ここで、mag_0は、等級に依存した誤差が1.0等になる時の光度という意味を持つ。図4.34のグラフでは、傾き$\frac{1}{2}$の直線が$\log\Delta mag = 0$と交わる位置の光度となる。図4.34のグラフで、人間が要注意天体とそれ以外のものを選別するような適当な傾き$\frac{1}{2}$の直線を引いた時のmag_0の値は、次のようになった。

画像	mag_0
A	6.0 等
B	8.0 等
C	13.0 等
D	14.0 等

ここで、図4.34にプロットしたすべての点について、それぞれmag_0の値を計算し、そのヒストグラムを描くと、図4.35のようになる。具体的には、mag_0の値を0.1等ごとに区切って個数を数えた。また、先程人間がグラフから決定したmag_0の値を、赤紫色の線で示してある。

この結果から、ヒストグラムのカーブが立上り始める位置の値をmag_0として良いと考えられる。本システムでは、具体的に以下に手順に従って、ヒストグラムのカーブが立ち上がる位置を決定し、mag_0の値としている。

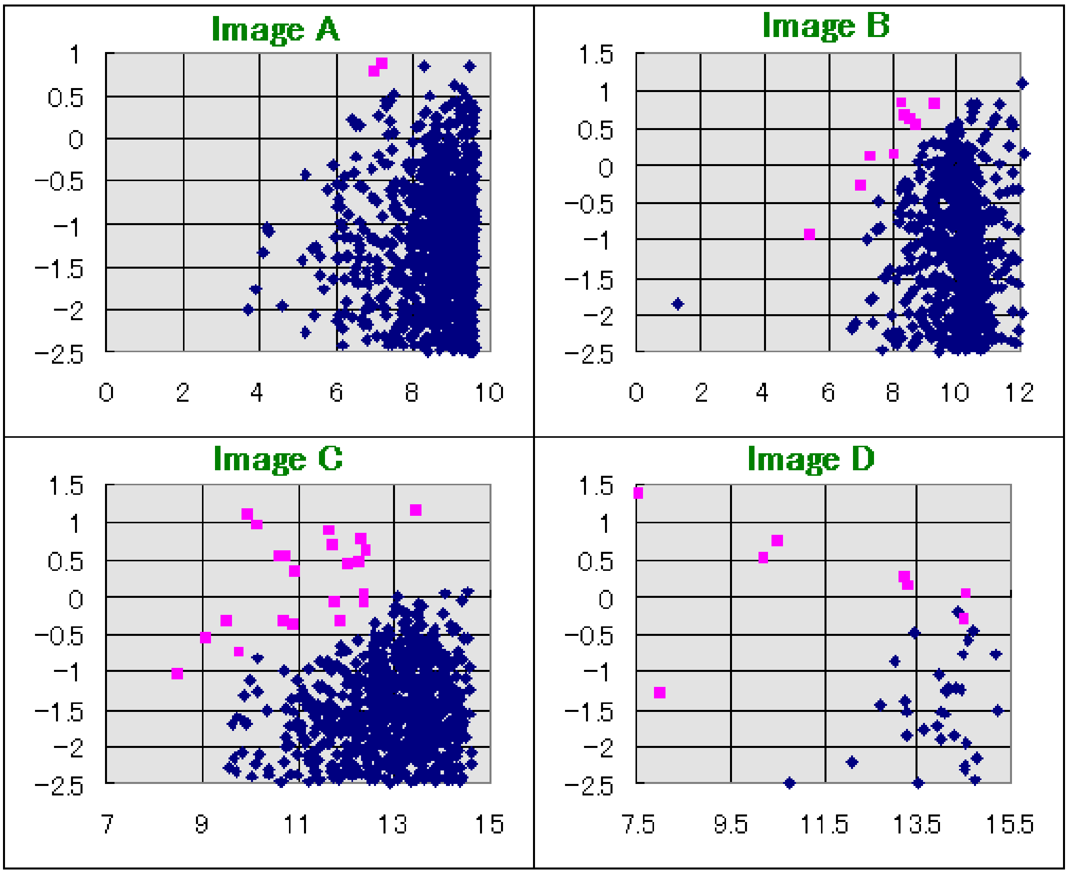


図 4.34: 光度差の対数と光度との関係

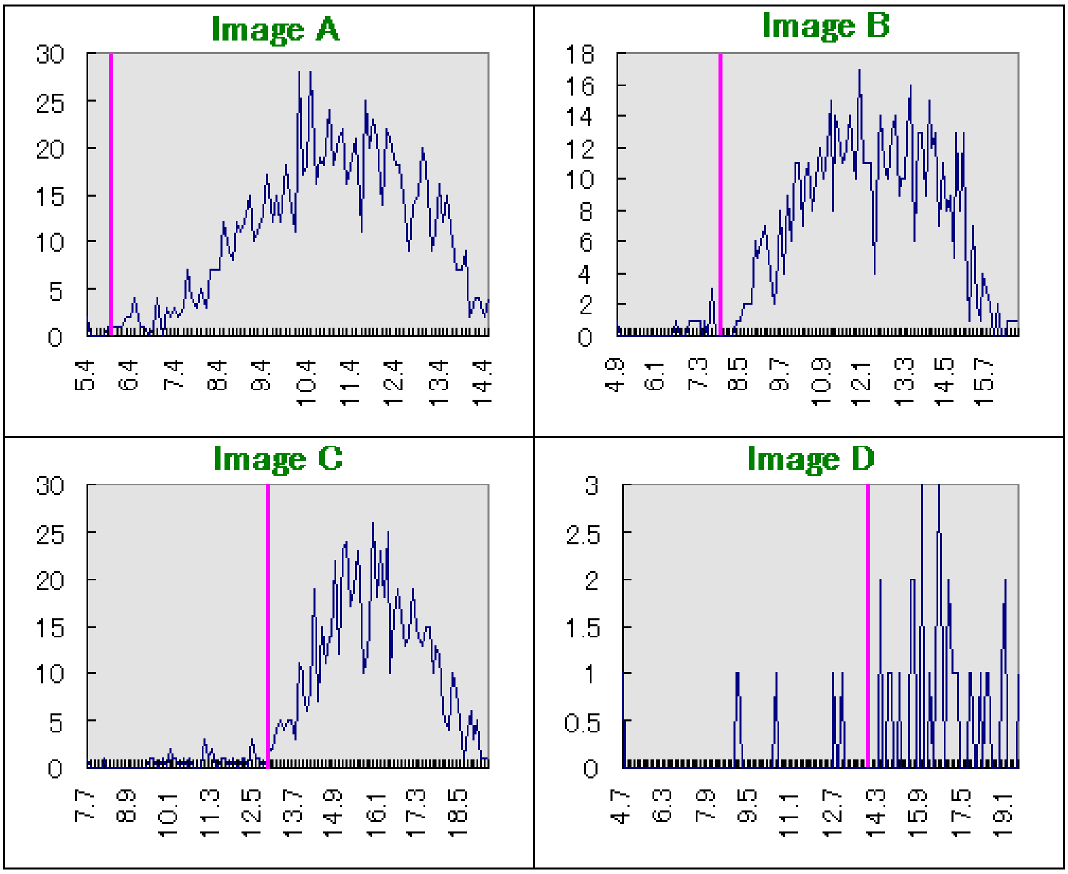


図 4.35: mag_0のヒストグラム

1. ヒストグラムがピークとなる位置の mag_0を $M_{\max}$とする。
2. Mの初期値を $M_0 = M_{\max}$、ΔMの初期値を$\Delta M = 2.0$ とする。
3. $M_{\max} - \Delta M \leq mag_0 \leq M_{\max}$の範囲で回帰直線を計算する。
4. 回帰直線と mag_0軸との交点の位置を M_{i+1}とする。
5. ここで、$M_{i+1} \geq M_i$であれば収束したと見做し、$mag_0 = M_{i+1}$として終了する。そうでなければ、$\Delta M = M_{\max} - M_{i+1} + 0.5$ として、3に戻る。

先の 4 枚の画像について、図 4.34のグラフから人間が決定した mag_0の値と、本手法で計算された値とを比較すると、次のようになる。

画像	人間が決定した値	本手法での値
A	6.0 等	6.42 等
B	8.0 等	7.09 等
C	13.0 等	12.18 等
D	14.0 等	13.65 等

図 4.34のグラフに、本手法で計算された直線を描いてみた結果が、図 4.36である。ほぼ人間が要注意天体を選択したのと同等の選別が行えていることが分かる。

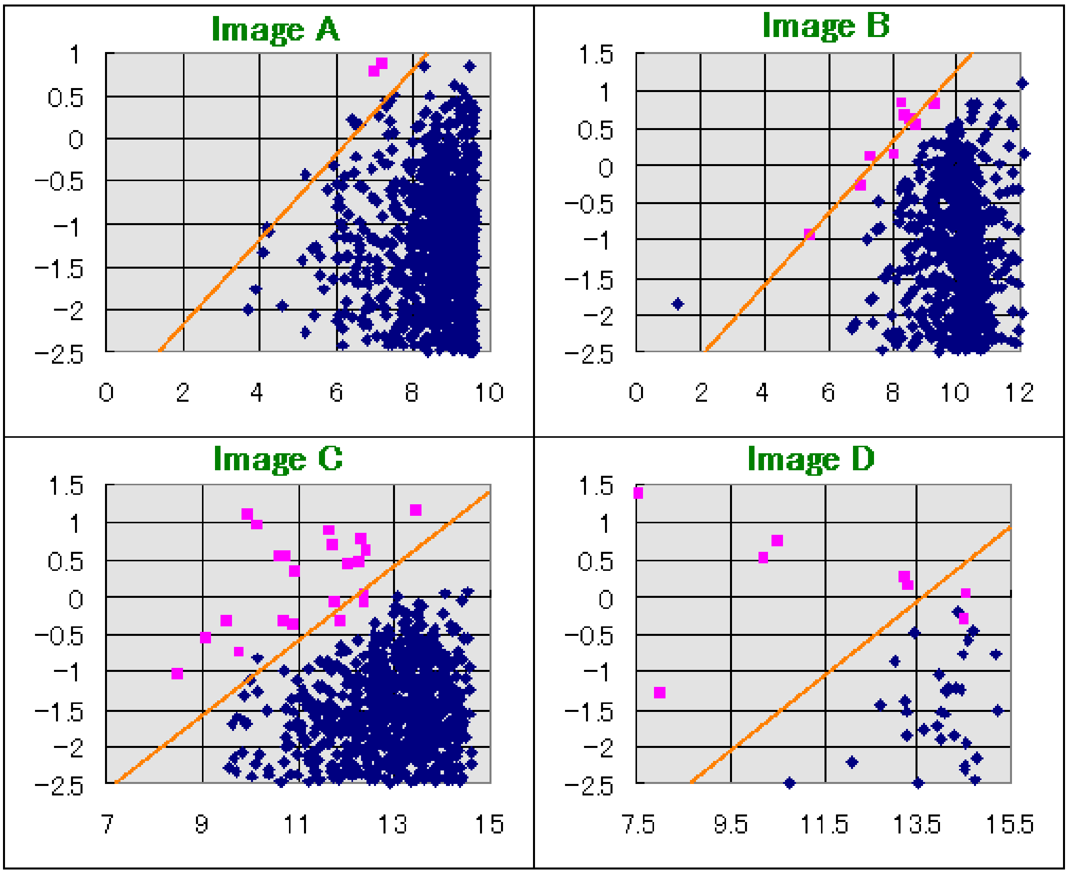


図 4.36: 要注意天体を選別する直線

第 5 章

実験結果と評価

本章では、**PIXY** システムで実際の天体画像を検査し、得られたデータを解析して、本システムの実用性を評価する。本章ではまず、実験した1084枚の画像のうち、本システムで正しく検査できなかった場合について、その原因を探る。次に、本システムで測定される位置及び光度の精度を評価する。最後に、検査に成功した画像から得られた膨大な光度データの一部を紹介する。このデータを基に、本システムで画像から自動的に測定した既知変光星の光度が、天文学的に有用な精度を持っていることを示す。また、本システムで要注意天体として出力された天体の蓄積した光度の変動を調べて、未知の変光星らしき天体が発見されたことを紹介する。

5.1 実験に用いた画像

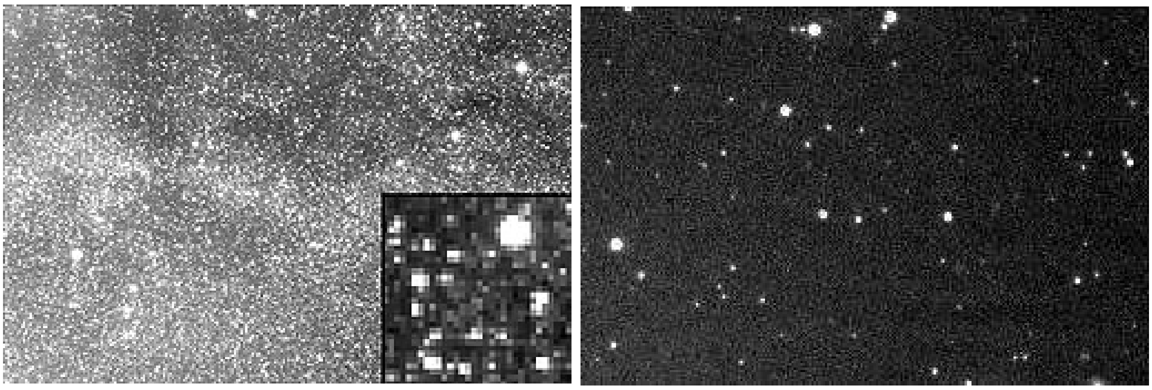
本システムが実際に多様な画像を正しく検査できることを確認するために、1200枚以上の画像に対して実験を行った。

本システムが画角や恒星数に依存しないことを実証するために、本実験では以下の範囲の画像を検査し、この範囲内であれば、画角や恒星数に依らず同程度に検査できることを確認した。

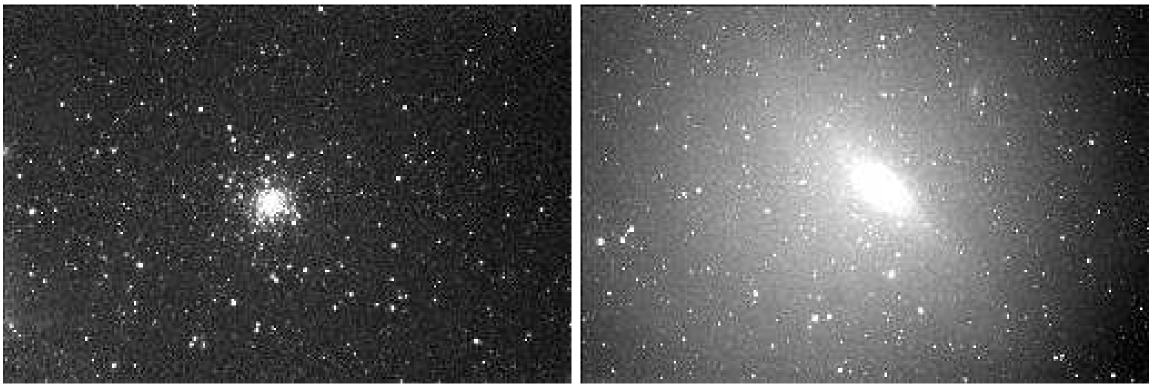
項目	最小	最大	格差
画角	0.18度	48度	270倍
恒星数	20	1万個	500倍
画像サイズ	255	1536	6倍

画像は様々な写り具合のものを集めて実験を行った。その一部を図5.1で紹介する。本研究の実験では、冷却CCDカメラで得られたFITS画像だけでなく、フィルムをスキャンして得られたGIF画像やJPEG画像をも対象とした。

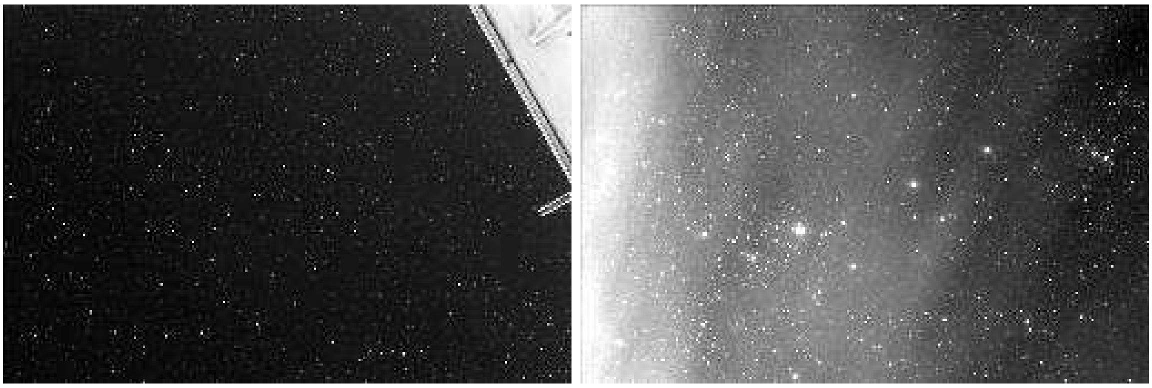
尚、実験に利用した1200枚以上の画像のうち、画像及びその画像から得られたデータを自由に扱う権利を持つものは1084枚である。本章の実験の多くは、この1084枚を対象として行っている。



星数の多い画像 (右下は部分拡大図)　星数の少ない画像



球状星団の画像　星雲の画像



家が写った画像　雲が写った画像

図 5.1: 実験に利用した画像の例

5.2 実行時間

実験は、CPU が PentiumPro 180MHz、メモリが 128MB の PC で行った。Windows95 上で、JDK(Java Development Kit) 1.1.6 を使って実行した。この JDK には、JIT(Just In Time) コンパイラが含まれている。

画角が広いもの、狭いもの、その中間の 3 枚の画像を適当に選択して、画像 1 枚あたりの実行時間とその内訳を調べてみた。結果は次の通りである (単位は秒)。画像の大きさはいずれも 768 × 512 である。

画像	画角 22 度	画角 2.6 度	画角 0.8 度
検出星像数	4033	1639	505
画像読み込み	7.41	3.68	3.95
星表読み込み	309.90	27.07	12.09
星像検出	41.58	31.80	51.96
マッチング	3.29	2.36	223.49
ペアリング	46.57	7.91	3.84
要注意天体の選別等	26.42	2.64	3.30
合計	7 分 15 秒	1 分 15 秒	4 分 59 秒

画角が広い場合には、星表の読み込みに相当の時間がかかる。特に、画角が 5 度を越えると、星表の読み込み時間が全体の 7 割以上を占める。

星像検出は、画像の大きさに応じた時間がかかる。画像の大きさが同じであれば、ほぼ一定の時間で終了する。

三角形の作成方法を工夫したため、マッチングにはほとんど時間がかかっていない。通常は、検出星像から作成した三角形を数個試すだけで、正しい写像関数が見つけられる。だが、正しい写像関数がなかなか見つからなかったり、正しい写像関数でもスコアが閾値を越えず、すべての三角形を探索し尽くすまで反復してしまうことが時々ある。この例でも、画角が 0.8 度の画像がその場合に該当した。その場合、通常の 100 倍の時間がかかってしまうこともある。

ペアリングと要注意天体の選別には、検出星像数に応じた時間がかかる。

1084 枚の画像を検査した結果から、画角が広い場合、もしくはマッチングでなかなか正しい写像関数が求められなかった場合には、およそ 3 分から 10 分の時間がかかった。それ以外の場合は、1 分前後で検査が終了した。

著者らは、冷却 CCD カメラを使って日常的に天体画像の撮影を行っている。画像 1 枚あたりの露出時間は、30 秒から 240 秒である。カメラの構図を変更したり、撮影に失敗した場合のやり直しなどを含めて、1 時間あたり 6 枚から 40 枚の画像が得られている。即ち、1 枚あたりの時間は 1 分 30 秒から 10 分である。本システムの実行時間と比較すると、ほぼ同等であると言える。本システムの特徴は、利用者がパラメータを設定する必要がなく、自動検査が可能ということである。検査にかかる時間が撮影にかかる時間とほぼ同じなので、夜間に撮影した画像を、翌日の日中にすべて自動検査できるということになる。よって、本システムは速度的にも実用に足るものだと言える。

5.3 自動検査の成功率

1084 枚の画像を自動検査した結果、773 枚の画像で検査に成功し、写っている星のデータを得ることができた。一方、311 枚の画像では、検査に失敗した。成功率は 71%であった。図 5.1で紹介した画像は、いずれも検査に成功してデータを取得できたものである。

検査に失敗した時の状況は、以下の通りであった。

- 地上風景
  家や木、街灯等が大きく写り、マッチングに失敗するか、成功しても星の光度が正しく測定されなかった。但し、写り具合によっては正しく検査できた画像も多い。
- 北極付近の画像
  システムの実装上のミスにより、赤緯が 80 度以上の北極付近の画像では正しく検査できなかった。画角が 10 度以上の広い画像しか該当しなかった。
- マッチングに失敗
  マッチングに利用する星の選択がうまく行われず、正しい写像関数を見つけられなかった。大部分が画角が 3 度以下の狭い画像であった。
- 要注意天体の選別基準が過小
  等級に依存した誤差が過小に見積もられ、多数の星が要注意天体として選別されてしまった。画角が 3 度以下の狭い画像に限られた。
- 星像の過剰検出
  極限等級が実際よりも暗く設定されてしまい、多数のノイズが星像として出力された。低空を撮影したためにノイズが多くなった、画角が 3 度以下の狭い画像に限られた。
- 部分的にペアリングに失敗
  画像の端の一部の領域で、ペアリングに失敗するケースが稀に起こった。

また、一応は検査に成功してデータが得られたが、完全な検査が行えなかった場合もある。そのような場合の状況は、以下の通りであった。

- 要注意天体の選別基準が過大
  等級に依存した誤差が過大に見積もられ、要注意天体が選別されなかった。画角が 3 度以下の狭い画像に限られた。
- 多数のノイズが発生
  月明や地上光のために背景が明るい場合や、地上風景等が写った場合、もしくは CCD カメラの冷却が完了する前に撮影した画像などで起こった。

- 星像の過少検出
  極限等級が実際よりも明るく設定されてしまい、実際には多数の星が写っているのに、検出された星はずっと少なくなった。

これらの状況に該当した画像の割合は次の通りであった。

状況	割合
地上風景	1.4%
北極付近の画像	4.9%
マッチングに失敗	19.9%
要注意天体の選別基準が過小	1.9%
星像の過剰検出	0.3%
部分的にペアリングに失敗	0.3%
要注意天体の選別基準が過大	1.0%
多数のノイズが発生	9.0%
星像の過少検出	0.7%

5.4 位置測定精度

本システムの位置測定精度を検証するために、2 つの彗星の位置を実際に測定して、軌道計算の結果から精度を評価した。

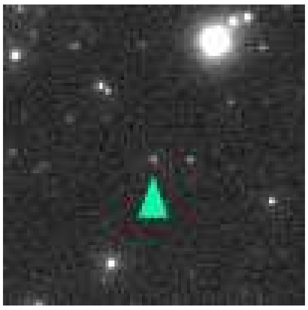


図 5.2: LINEAR 彗星 (C/1998 K5)

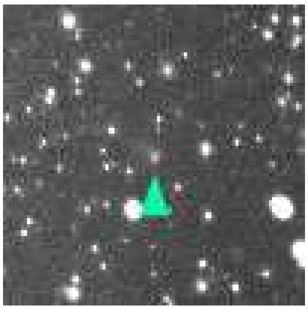


図 5.3: LINEAR 彗星 (C/1998 M5)

1998 年 6 月 20 日に LINEAR 彗星 (C/1998 K5) を観測した画像と、1998 年 9 月 12 日に LINEAR 彗星 (C/1998 M5) を観測した画像を、本システムで検査し、出力された彗星の位置の精度を検証した (表 5.1、表 5.2)。前者は画角が 1.6 度、後者は 2.6 度の画像で、1 ピクセルの大きさは、それぞれ 7.4 秒角、12.4 秒角である。彗星の軌道要素は、それぞれスミソニアン天体物理観測所・小惑星中央局発行の MPC 32594、MPC 32595 に掲載されたものを利用した。どちらの彗星も 3 枚の画像から位置を測定し、軌道から計算される位置

に対する測定位置の残差のばらつきを評価した。結果は次の通りである。秒角単位と、ピクセル単位の 2 通りの残差を載せた。

撮影日時	残差 (秒角)		残差 (ピクセル)	
	赤経	赤緯	赤経	赤緯
1998 June 20.53611	+0.9	−1.3	+0.12	−0.17
1998 June 20.54977	+3.8	−0.1	+0.51	−0.01
1998 June 20.55815	+1.2	+0.3	+0.16	+0.04
平均	+1.97	−0.37	+0.265	−0.050
偏差	1.3	0.7	0.17	0.09

表 5.1: LINEAR 彗星 (C/1998 K5) の測定位置の残差

撮影日時	残差 (秒角)		残差 (ピクセル)	
	赤経	赤緯	赤経	赤緯
1998 Sept. 12.61034	+5.6	−2.6	+0.45	−0.21
1998 Sept. 12.67635	−0.5	−0.4	−0.04	−0.03
1998 Sept. 12.68377	+2.6	−3.7	+0.21	−0.30
平均	+2.57	−2.23	+0.207	−0.180
偏差	2.5	1.4	0.20	0.11

表 5.2: LINEAR 彗星 (C/1998 M5) の測定位置の残差

どちらの彗星でも、測定位置のばらつきは 1 ピクセルの 5 分の 1 から 10 分の 1 である。よって、本システムの位置測定精度は、1 ピクセルの 5 分の 1 から 10 分の 1 であると言える。

彗星や小惑星のような移動天体は、軌道を計算し将来の動きを予測するために、位置観測が重要となる。この位置観測には 1.0 秒角程度の精度が要求される。実際、この実験で取り上げた彗星の場合、LINEAR 彗星 (C/1998 K5) の軌道要素は、453 個の観測から計算されたもので、その平均残差は 0.5 秒角である。また、LINEAR 彗星 (C/1998 M5) の軌道要素は、572 個の観測から計算されたもので、その平均残差は 0.6 秒角である。そのため、通常は 1 ピクセルの大きさが数秒角以下になるまで倍率を上げて撮影した画像から測定を行う。だが、この実験の結果、1 ピクセルの大きさが 10 秒角以下の画像であれば、本システムで自動的に測定した位置が、その精度を満たしていることが分かった。即ち、本システムの測定位置は実用的な精度を満たしていることが実証された。

5.5 光度測定精度

本システムの光度測定精度を検証するために、京都大学で撮影されたふたご座U星の画像(図5.4)を検査し、ふたご座U星の測定光度を、京都大学で測定した値と比較した。図5.4中の、三角マークで示した星が、ふたご座U星である。画像の大きさは255 × 170。16等級までの約20個の恒星が写っており、ふたご座U星はこの画像の中で2番目に明るい星となっている。

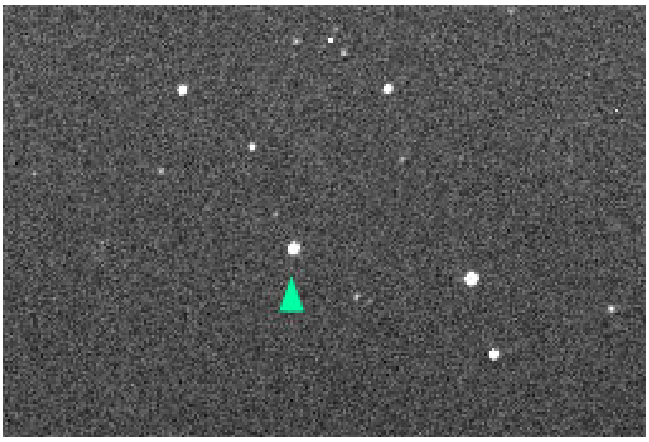


図5.4: ふたご座U星(撮影 :京都大学)

40枚の画像を検査した結果、22枚の画像から光度データを取得できた。恒星が少ないことと、ノイズが多い画像であるために、40枚中18枚の画像は検査に失敗した。

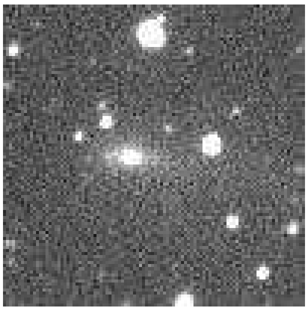
22枚の画像から測定したふたご座U星の光度を以下に示す。比較のため、京都大学で測定された光度も載せる。尚、これらの光度は、同じ画像内にある最も明るい星の光度との相対差である。

画像	本システム での光度	京都大学 での光度	光度差
001	0.24	0.234	+0.006
002	0.25	0.251	−0.001
005	0.22	0.221	−0.001
008	0.23	0.221	+0.009
012	0.21	0.211	−0.001
015	0.20	0.184	+0.016
016	0.27	0.256	+0.014
018	0.23	0.219	+0.011
019	0.27	0.257	+0.013
020	0.27	0.249	+0.021
023	0.26	0.257	+0.003
025	0.22	0.217	+0.003
026	0.22	0.226	−0.006
027	0.26	0.242	+0.018
028	0.24	0.236	+0.004
030	0.24	0.226	+0.014
031	0.26	0.253	+0.007
033	0.20	0.195	+0.005
034	0.22	0.195	+0.025
035	0.23	0.212	+0.018
037	0.24	0.221	+0.019
038	0.22	0.212	+0.008
平均	0.236	0.227	+0.0093
偏差	0.021	0.021	0.0081

この結果より、本システムで測定した光度は、京都大学で測定された光度とほぼ同等の精度が得られていることが分かる。よって、対象天体の明るさが充分にあれば、本システムの光度測定精度は充分実用に足るものだと言える。

但し、本システムでは、以下のような場合に測定光度が不正確になることが分かっている。

- 対象天体が暗く、かすかにしか写っていない場合
- 淡く広がった天体 (彗星など)
  本システムでは値が閾値を下回るピクセルをすべて無視するため、淡く広がった天体の場合、中心付近の一部のピクセルしか考慮されず、暗く測定される傾向がある。



撮影者が測定した光度　14.2 等
本システムが測定した光度　15.34 等

撮影　:中村彰正

- 他の天体と近接している場合 (超新星など)
  融合している 2 つの星を分離すると、一般にどちらも実際よりも暗くなることが多い。

撮影者が測定した光度　12.9 等
本システムが測定した光度　13.34 等

(左側が超新星)

対象天体が暗い場合の例として、同じく京都大学で撮影されたカシオペヤ座 HT 星の画像 (図 5.5) を検査し、測定光度を、京都大学で測定した値と比較した。図 5.5中の、2 つの三角マークで示した星が、カシオペヤ座 HT 星である。こちらは 100 個以上の恒星が写っており、本システムによって 74 枚の画像すべてが正しく検査できた。

結果は図 5.6の通りである。紺色で描かれているデータは京都大学での測定光度、赤紫色で描かれているデータは本システムでの測定光度である。分かりやすくするために、グラフは上下にずらして描いている。

途中でいったん暗くなり、しばらくして再び元の明るさに戻る、食と呼ばれる現象が起こっている。本システムによる測定でも、食は捉えられている。だが、対象天体が暗い上、画像によってはピントが惚けていたり、追尾誤差で星が伸びてしまっているために、本システムの測定光度の方がばらつきが大きくなっている。尚、本システムで測定した光度のグラフが途切れているのは、食の最中の 5 枚の画像では、カシオペヤ座 HT 星が暗くなりすぎて、本システムでは検出されなかったためである。

5.6　2 枚の画像を比較した結果

同じ領域を同じ機材で撮影した 2 枚の画像の検査結果を比較する実験を行った。

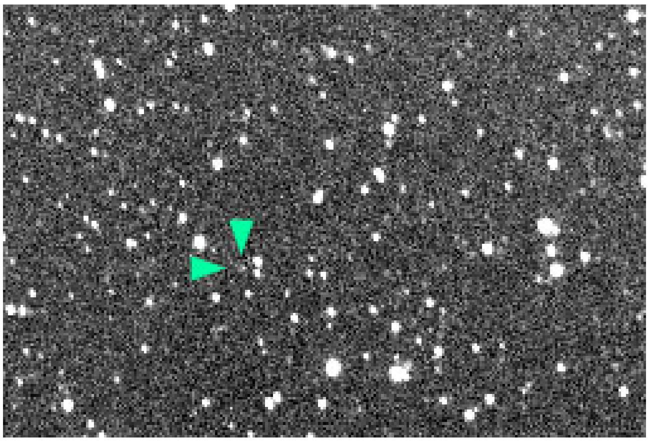


図 5.5: カシオペヤ座 HT 星 (撮影 :京都大学)

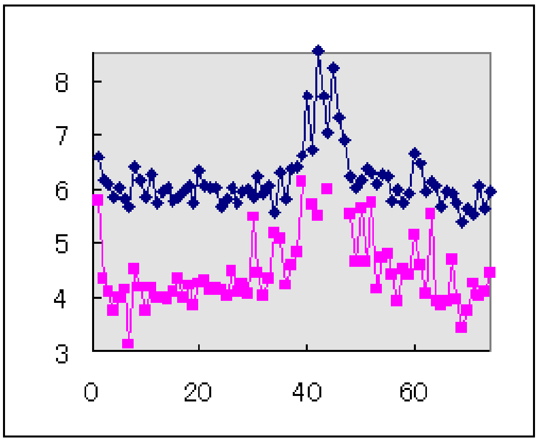


図 5.6: カシオペヤ座 HT 星の測定光度

同一夜の 2 枚の画像の比較と、別の夜の 2 枚の画像の比較との、2 通りの実験を行った。いずれも、第 4.14節で述べた要注意天体の選別方法に従って、2 枚の画像の間で光度が有意に違っているものを選び出した。それぞれの実験での検証内容は次の通りである。

1. 同一夜の 2 枚の画像の比較
   すべての星が同じ光度となるかどうかを検証する。

2. 別の夜の 2 枚の画像の比較
   実際に明るさが変わった星の変光を、正しく測定できているかを検証する。

5.6.1 同一夜の 2 枚の画像の比較

35mm 広角レンズではくちょう座付近を撮影した 2 枚の画像をそれぞれ本システムで検査し、得られた星の光度を比較した。2 枚の画像で共通の星は 3284 個であった。この場合は、すべての星が同じ光度となることが期待される。

縦軸と横軸にそれぞれの画像での測定光度をとったグラフは、図 5.7のようになる。明るい星の大部分は光度が一致しており、高い精度で光度を測定できたことが分かる。一方、暗くなるほど等級に依存した誤差が大きくなり、測定光度はばらついている。

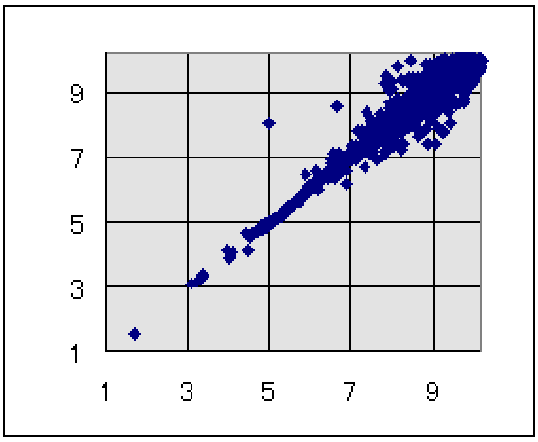


図 5.7: 同一夜の 2 枚の画像の光度の比較

第 4.14節で述べた要注意天体の選別方法に従って、有意に光度差のある星を選別してみた。結果は図 5.8の通りである。横軸に片方の画像での測定光度、縦軸に光度差から等級に依存しない誤差を差し引いたものの対数をとったグラフである。要注意天体を選別する閾値が直線で記入されている。

7 つの星が閾値を越え、有意に光度が違っていると判定された。このうちの 2 つは、図 5.7 のグラフの中ほどにある、2 枚の画像で明らかに光度が違っているものである。これらは、いずれも一方では画像の端にあり、星の光の一部しか画像に写らなかったために暗くなっ

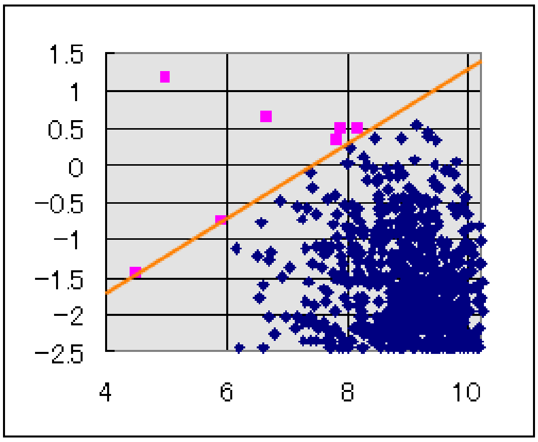


図 5.8: 同一夜の 2 枚の画像の光度差

ていた。画像の端にあって測定値が正しくないことは検査結果から簡単に判断できるので、この 2 つの星は無視できる。残りの 5 つは、すべて直線のすぐ上にあり、かろうじて光度差が有意と判定されたものである。このうち、明るい方にある 2 つは、すぐ側に別の星がある近接星である。一方の画像では近接星どうしが分離されず、合成光度が測定されたために明るくなり、もう一方では分離されたために本来の明るさが測定された、というケースである。どちらも約 1.5 ピクセルだけ離れた近接星であるため、分離されるかされないかは、画像の構図やピント等の諸条件にかなり左右されてしまう。残りの 3 つは、いずれも暗いために誤差が大きくなってしまった。

3284 個のうち、上記の 7 個の例外を除いて、残りはすべて有意な光度差はないと判定された。これは、期待した通りの結果である。この実験により、本システムによる光度測定では、本来同じ明るさの星は保証される精度内で同じ光度と見積もられることが分かった。

5.6.2 別の夜の 2 枚の画像の比較

先程と同じく、35mm 広角レンズではくちょう座付近を撮影した 2 枚の画像をそれぞれ本システムで検査し、得られた星の光度を比較した。2 枚の画像は 1998 年 6 月 20 日と 8 月 14 日に撮影されたもので、共通の星は 2722 個であった。この場合は、この期間内に変光している星が、実際に有意に光度差があると判定されることが期待される。

縦軸と横軸にそれぞれの画像での測定光度をとったグラフは、図 5.9のようになる。同一夜の場合と比べて、気象条件などの変化を受けて、ばらつきはやや大きくなっている。大部分の星は光度が一致しており、変光していないと推測される。

第 4.14節で述べた要注意天体の選別方法に従って、有意に光度差のある星を選別してみた。結果は図 5.10の通りである。横軸に片方の画像での測定光度、縦軸に光度差から等級に依存しない誤差を差し引いたものの対数をとったグラフである。要注意天体を選別する閾値が直線で記入されている。

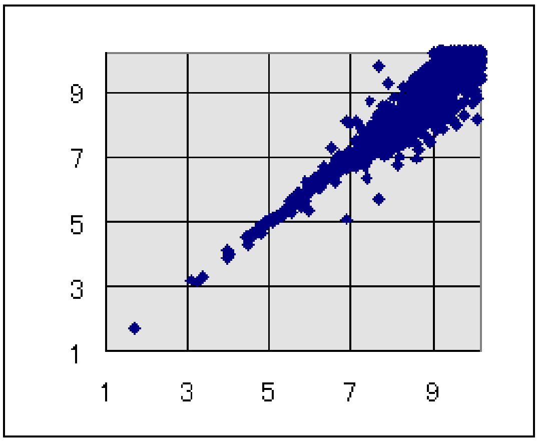


図 5.9: 別の夜の 2 枚の画像の光度の比較

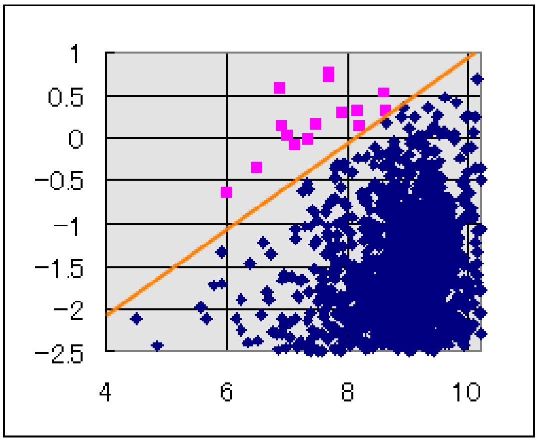


図 5.10: 別の夜の 2 枚の画像の光度差

15個の星が有意に光度差があると判定された。調べてみると、これらの星に光度差が生じた原因は、次の通りであった。

- A 一方では画像の端にあり、星の光の一部しか画像に写らなかったために暗くなった。このことは、検査結果から簡単に判断できる。
- B 近接星であり、一方では分離されたが、もう一方では分離されずに、合成光度が測定され、明るくなってしまった。このことは、検査結果から簡単に判断できる。
- C 近接星であり、どちらの画像でも分離されているが、分離された2つの星の光度が不正確になった。
- D 一方の画像では、該当位置に宇宙線による白色ノイズが生じ、明るく測定されてしまった。
- E 微光星であり、背景のゆらぎにより、一方の画像で明るく見えてしまった。
- F 本当の変光星であった。

原因	星数
A	3
B	6
C	1
D	1
E	1
F	3

原因Aと原因Bは、検査結果を見れば簡単に判断できるため、問題にはならないが、原因C,D,Eは、画像を直接人間が見ないと判断できない。この結果から、2722個のうち3個程度は、誤って変光していると判断されてしまうことが分かった。

本当に変光している星は、15個のうち3個であった。測定光度は、次の通りである。

星	6月20日	8月14日
U Cyg[1]	5.97	5.36
RT Cyg	7.69	5.68
KZ Cyg[1]	7.10	8.09

次に、この期間内に変光している星で、本システムの手法では変光が捉えられなかった星がないかどうかを検証する。眼視観測の結果から、この画像に共通して写っていて、かつ期間内に有意な変光が観測されているものを選ぶと、次の2つが見つかった。

---

[1] U Cyg, KZ Cygはどちらも別の星との合成光度

星	6月20日	8月14日
RT Cyg	9.9	6.9
CH Cyg	8.6	8.1

このうち、RT Cyg は本システムでも有意に光度差があると判定されていた。また、本システムでも増光していることが捉えられている(波長が違うために、光度の値を直接比較しても意味がない)。もう1つの CH Cyg は、本システムでは有意に光度差があるとは判定されなかった。本システムでの測定光度は次の通りである。

星	6月20日	8月14日
CH Cyg	5.53	5.19

この星の物理特性から、光度の変化は主に青い光で起こっていると考えられる。一方、この実験で利用した冷却 CCD 画像は、主に赤い光に強く感応する。そのため、光度差が眼視観測の結果よりも小さくなり、閾値を下回ったものと考えられる。有意な光度差があるとは判定されなかったが、この星の増光は捉えられている。

以上の結果より、例外はあるものの、2枚の画像を比較することで、実際に変光している星を判定することができることが分かった。

5.7 新天体の検出

本システムは、画像から検出した星像に対応するデータを星表から探し、見つからなかった時は、その星像を新天体候補として出力する。だが、実際には、出力された新天体候補には多くのノイズが含まれている。

そこで、同一夜に撮影された2枚の画像を用いて、2枚の画像でそれぞれに検出された新天体候補が、実在する天体か、ノイズであるかの判定を行う。実在する天体であれば、2枚の画像で構図が変化しても、他の星像に対する相対位置(赤経赤緯)は変わらず、明るさも同じである。ノイズであれば、片方にしか存在しないか、画像の端など、画像上の相対位置が常に同じ位置になるため、他の星像に対する相対位置(赤経赤緯)が一致し、かつ明るさも一致するという可能性は小さい。このことを利用し、新天体候補の実在性を判定できるかどうかを検証した。

図5.11は、ハリントン-エーベル彗星を撮影した同一夜の2枚の画像である。これらを本システムで検査し、検出された星像を描いた星図は図5.12である。赤く描かれている星が新天体候補である。

それぞれの画像から検出された新天体候補は、14個、12個であった。このうち、2枚の画像で位置(赤経赤緯)と光度が一致するものと、それ以外のものについて、実在する星であるか、ノイズであるかを調べた結果は、次のようになった。

	実在する星	ノイズ
位置と光度が一致した数	8	0
一致しなかった数(画像1)	5	1
一致しなかった数(画像2)	2	2

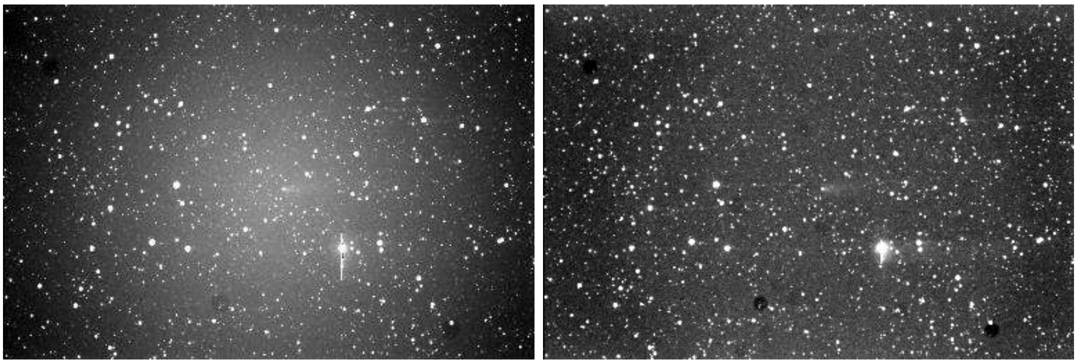


図 5.11: 同一夜のハリントン-エーベル彗星の画像

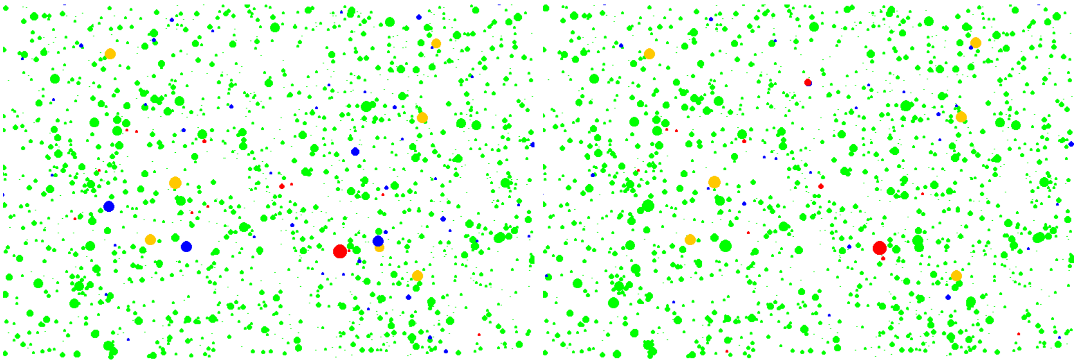


図 5.12: 検出された星像

この結果から、同一夜の2枚の画像を用いることで、検出された新天体候補の中に含まれるノイズを除去できることが示された。尚、実在する星でも、片方の画像からだけ検出される場合も少なくない。その大部分は、以下の2つの理由に依るものであった。

- 極限等級近くの微光星で、もう一方の画像では極限等級以下となって検出されていなかった。
- 近接星で、もう一方の画像では分離されなかった。

この方法で発見される新天体候補の大部分は、普通の星が星表から欠落しているだけであったり、既知の彗星や小惑星である。だが、この実験で見つかった8個の新天体候補のうちの1つは、彗星状であり、かつ移動していたため、新彗星の可能性があった(図5.13)。その後の調査により、実在する天体ではなく、この画像の中の最も明るい星の光がレンズに反射して生じた虚像であると分かった。だが、本件により、本システムが新天体を発見できる能力を持っていることが実証された。

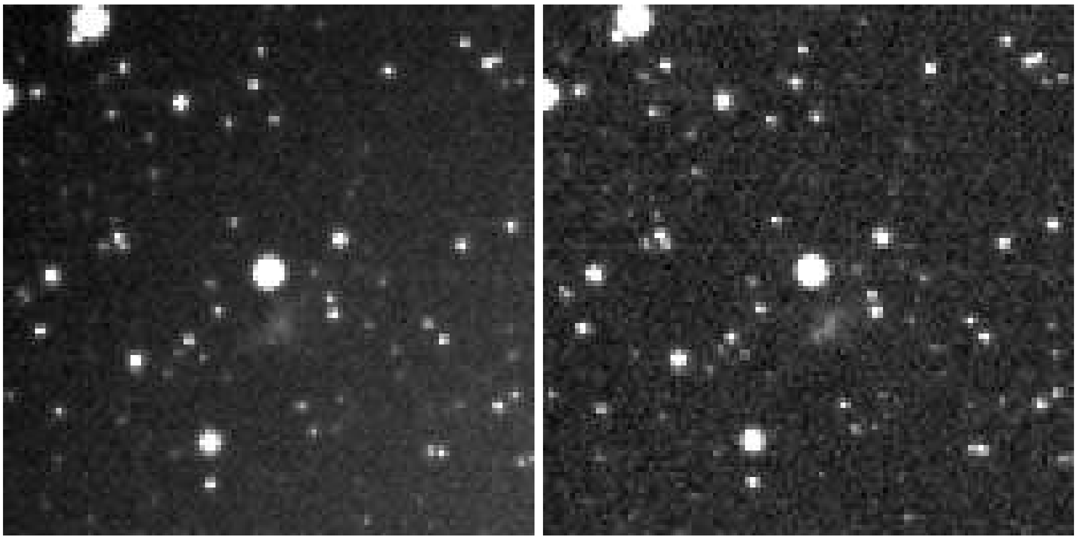


図5.13: 発見された新彗星候補

5.8 変光星の検出

第5.6.2節では、別の夜に撮影された2枚の画像の検査結果を直接比較して、有意に光度差がある星を探した。だが、すべての画像どうしを直接比較することは非現実的である。実際には、個々の画像から測定した光度をデータベースに蓄積し、その結果が有意に光度が変動していれば、変光星であると判定するという方法をとることになる。

異なる画像どうしの測定光度を比較するためには、それぞれの測定光度の誤差を記録しておく必要がある。本システムでは、各画像について、等級に依存しない誤差と、依存す

る誤差の、二通りの誤差が計算されている。そこで、この2つの誤差を測定光度とともに記録しておく。本システムで計算される誤差は、一般の誤差とは異なり、要注意天体を選別するための閾値そのものになっている。よって、蓄積された測定光度の変動がこれらの誤差を越えている場合は、有意に変動があると判定できる。

尚、等級に依存しない誤差は、主に、画像と星表との波長の違いによる誤差と、星表自身の光度誤差の2つが合わせられたものである。よって、同じ機材で撮影された画像から測定された光度を比較する場合は、等級に依存する誤差のみを考慮すれば良い。

ここで、第5.6.2節で利用した2枚の画像について、個々の画像からの測定光度と誤差を並べて、有意に変光していると判定される星を選別し、第5.6.2節の結果と比較してみた。どちらの方法でも、同じ星が有意に変光していると判定されることが理想である。だが実際には、2枚の画像の検査結果を直接比較した場合は、画像と星表の波長の違いによる誤差や、星表自身の光度誤差の影響を受けないため、より小さな変動も有意と判定することができる。よって、個々の画像の測定光度を並べる方法で有意に変光していると判定される星は、2枚の画像を直接比較する方法で選別された星の部分集合になっていると期待される。

第5.6.2節で利用した2枚の画像の測定光度を並べて、光度差が誤差を越えているものを選別した結果は、次の通りであった。星1～3は、どちらの画像を基準にしても有意に変光していると判定されるものである。星4～8は、片方の画像からの測定光度と誤差を基準にして有意に変光していると判定されるものである。同じ機材で撮影された画像どうしなので、等級に依存しない誤差は無視している。2枚の画像を直接比較する方法で有意に変光していると判定されたものは、表に○印を記入した。

	6月20日		8月14日		直接
星	光度	誤差	光度	誤差	比較
1	1.31	0.07	1.52	0.08	
2	6.84	1.25	5.07	0.51	○
3	7.59	1.82	5.49	0.63	○ (RT Cyg)
4	5.89	0.77	5.19	0.54	○ (U Cyg)
5	7.29	1.56	6.19	0.90	○
6	8.54	2.91	6.91	1.29	○
7	7.63	1.85	9.68	5.16	○
8	8.07	2.31	6.67	1.14	○

測定光度と誤差を蓄積する方法でも、2枚の画像を直接検査して有意と判定された15個のうち、約半数の7個は有意と判定することができた。逆に、蓄積された測定光度と誤差から有意に変光していると判定した星は、唯一の例外である星1を除いて、すべて2枚の画像を直接検査しても有意と判定されていた。即ち、測定光度と誤差から判定される星が、期待どおりに2枚の画像を直接比較して選別された星の部分集合になっていた。このことから、第4.14節で述べた要注意天体の選別方法を、画像と星表とを比較する場合に適用しても、2枚の画像を比較する場合に適用しても、結果が矛盾しないことが示された。

2 枚の画像を直接検査して有意と判定された星は、第 4.14節で述べた通り、グラフを見て人間が有意と判定するであろうものをシステムが自動的に選別したものである。よって、この結果から、本システムによって測定された光度と計算された誤差を蓄積すれば、その値どうしを比較することで、人間が各画像どうしを比較するのに近い精度で、変光天体を検出できると言える。

星 1 だけは例外で、2 枚の画像を直接しても有意に変光しているとは判定されなかった。この星は、この画像の中で最も明るい星である。明るい星の場合、本研究の手法で計算した等級に依存する誤差は極端に小さくなってしまう。そのため、僅かな測定光度の差でも、閾値を越えて有意に変光していると判定されてしまう。実際には、記録された等級に依存する誤差を見ればこの件に該当するかどうかの判断は可能である上、このようなケースはせいぜい画像 1 枚につき 1 個なので、ほとんど問題にはならない。

5.9 蓄積した光度データ

実験に利用した 1084 枚の画像から検出された星の光度データをデータベースに蓄積した。その解析結果を紹介する。

実際に、この実験で蓄積された光度データを解析して、カタログエラーや、新変光星らしき星がいくつか発見されている。それらを最後に紹介する。

5.9.1 データ数と内訳

1084 枚の画像のうち、検査に成功した 773 枚の画像から、のべ 1,230,674 個の光度データが取得された。その内訳は次の通りであった。

種類	星数
星表に記載されている通りに検出された星	1157410
光度が星表に記載されている値と異なる星	9674
位置が星表に記載されている値と異なる星	15726
星表に記載されていない星	24756
星表に記載されているが検出されなかった星	23108

ここでは、既知の変光星の光度データの蓄積と、新変光星や未知のカタログエラーの発見を目的とし、既知変光星と同定されたもの、及び本システムによって要注意天体として選別されたものだけに限り、測定光度をデータベースに蓄積した。それでも、以下の通り膨大な数のデータを得られた。蓄積された光度データの個数と内訳は次の通りである。

種類	星数	光度データ数
既知の変光星	3812	23541
既知の疑変光星[2]	25619	114235
本システムの要注意天体	20565	29843
既知のカタログエラー候補	736	2970

新変光星の発見、もしくは疑変光星の変光の確認のためには、複数の測定光度を並べて、誤差を越えるほどの有意な変動があるかどうかを調べる必要がある。そこで、データベースの中から、10日以上の期間のデータがあって少なくとも1回以上写っているもの、もしくは10回以上の写ったデータがあるものを抽出した。結果は次の通りである。

種類	星数	光度データ数
既知の変光星	1806	12820
既知の疑変光星	12104	84531
本システムの要注意天体	368	1616
既知のカタログエラー候補	245	1552

本システムが出力した要注意天体の大部分は、ただのノイズである。ノイズが複数の画像から同じ位置 (赤経赤緯) に検出される可能性は極めて低く、ほとんどが1枚の画像からの測定光度しか記録されていない。よって、10日以上の期間のデータがあって少なくとも1回以上写っているもの、もしくは10回以上の写ったデータがあるものという条件で抽出すると、ノイズはほとんど含まれないことになる。つまり、本システムによる検査でノイズが検出されてしまっていても、新変光星の捜索には支障はない。そのため、本研究では、ノイズを抑制することよりも、ノイズを多く含んだ状態でもマッチングに失敗しないための手法を工夫し (第4.7節、第4.8節)、より暗い星まで検出する方針をとった。

これらのノイズ以外の要注意天体の中には、星表に記載されていないものも多い。これらは何らかの理由で星表から欠落してしまったものと思われる。即ち、本システムにより、星表から欠落している星の情報を集積することができる。

次に、星表に記載されているデータのうち、実際には存在しないカタログエラーを発見するために、データベースの中から一度も写らなかった星を抽出した。結果は次の通りである。

種類	星数	光度データ数
既知の変光星	582	978
既知の疑変光星	1072	3139
本システムの要注意天体	7435	10821
既知のカタログエラー候補	291	1041

既知のカタログエラー候補のうち、一度も写らなかった291個の大部分は、その星が実在しないことが確認された。その一方で、きちんと実在することが確認されたものも245個あった。残りの200個についても、少なくとも一度は写ったというデータが得られており、おそらく実在すると推測される。

本システムが主力した要注意天体のうち、7435個の星は一度も写らなかった。この中には、実際には写っていながらもペアリングのミスで写っていないと出力されてしまったものや、地上風景や雲などの障害物のために検出されなかったというケースも多く含まれている。だが、このうちの多くは実在しない、カタログのエラーであると推測される。本シ

---

[2] 変光星である可能性が指摘されている星。

日付	測定光度	等級に依存しない誤差	等級に依存する誤差	画角(度)	備考
1998 Nov 7.65968	6.2	0.54	0.11	2.6	
1998 Nov 7.67201	6.2	0.55	0.11	2.6	
1998 Nov 20.74661	6.2	0.53	1.05	22	
1998 Nov 20.83109	6.2	0.55	2.54	48	
1998 Dec 9.67804	6.2	0.40	0.87	22	
1998 Dec 9.68074	6.1	0.59	0.86	22	
1998 Dec 17.67082	6.2	0.54	1.09	22	
1998 Dec 17.67178	6.1	0.59	1.15	22	
1999 Jan 8.74770	6.2	0.50	1.08	22	
1999 Jan 8.74870	6.2	0.57	1.21	22	

表 5.3: IRAS 06021+4441

ステムによって、既存のカタログエラー候補リストよりも多数の、未知のカタログエラーが発見されたことになる。

5.9.2 測定精度の検証

この実験では、1 年弱の期間に撮影された多数の画像を検査したため、大部分の星について、複数の画像から測定された光度データが蓄積された。この時、明るさが変化していない星の測定光度は変動せず、変光している星の測定光度がその通りに変動していれば、本システムで自動的に得られた光度データが、天文学的に有用な精度を持っていると言える。そこで、それぞれの星ごとにデータを並べて比較することで、本システムの測定精度を検証した。

表 5.3は約 2 カ月間のデータが蓄積されたが、期間内には変光せず、ほぼ一定の光度であったことが分かる例である。5 夜の観測があり、画角も最大で 18 倍の開きがあるが、本システムで測定した光度はほぼ一致している。よって、本システムの光度測定が、画角や気象条件の違いの影響を受けないことが実証された。また、11 月 7 日の画像はある彗星を狙ったもので、この星は偶然同じ写野に入り込んでいただけである。この結果から、別の目的で撮影された画像を本システムで検査することにより、本来の目的以外の星のデータも高い精度で得られることが示された。

尚、これらの画像はすべて赤フィルターを装着して撮影したものである。その結果、赤い星はより明るく写り、そうでないものはより暗く写るため、星表の光度と比較した際に、通常よりもばらつきが大きくなる。よって、本システムで検査すると、大きめの誤差が出力される。だが実際には、上記の通り、出力された誤差よりも高い精度でデータは得られ

日付	測定光度	等級に依存しない誤差	等級に依存する誤差	画角(度)	備考
1998 Nov 20.76027	9.0	0.51	5.73	22	
1998 Nov 20.77191	8.9	0.48	5.75	22	
1998 Dec 9.69868	7.9	0.47	3.10	22	
1998 Dec 17.67888	7.8	0.55	3.53	22	
1998 Dec 17.69075	7.7	0.46	2.81	22	

表 5.4: おおぐま座 AX 星

日付	測定光度	等級に依存しない誤差	等級に依存する誤差	画角(度)	備考
1998 Jun 20.71369	9.2	0.41	3.68	22	
1998 Jun 20.71506	8.8	0.45	3.66	22	
1998 Jun 20.71704	7.8	0.48	2.17	22	
1998 Jun 20.71856	8.0	0.46	2.18	22	
1998 Jun 20.71971	7.1	0.43	1.41	22	
1998 Jun 20.72111	7.5	0.42	2.12	22	
1998 Jun 20.72216	7.9	0.41	1.96	22	

表 5.5: NSV13679

ている。

表 5.4は既知の変光星で、本システムにより徐々に増光していく様子が捉えられた例である。この結果から、本システムによって、天体の変光を確認できるだけの精度の光度データが得られることが示された。

表 5.5は逆に、測定光度がかなりばらついてしまったという例である。この結果だけでは、誤差を考慮しても有意に変光があると判定されてしまう。だが、実際にはすべて同一夜の画像であり、星の明るさは変わってはいない。

一般に、暗い星ほど誤差は大きくなり、また、低空や月明などの悪条件の夜に撮影された画像から測定した光度も誤差が大きくなる。だが、それらの要因を除いても、星によっては表 5.3のように精度の良いデータが得られたり、この例のようにばらつきが大きかったりする。これは、星の周辺の状態に原因がある。特に、天の川の中のように星が密集している中にある場合や、すぐ近くに別の星がある場合は、わずかな条件の違いによって周囲の星の光を含んでしまうことがあり、測定光度がばらついてしまう。この例の NSV13679

日付	測定光度	等級に依存しない誤差	等級に依存する誤差	画角(度)	備考
1998 Nov 20.74661	8.3	0.53	2.81	22	blending
1998 Nov 20.75406	9.4	0.47	4.27	22	
1998 Dec 9.67558	8.3	0.51	2.87	22	blending
1998 Dec 16.67837	9.3	0.50	4.19	22	
1998 Dec 16.67925	8.3	0.54	3.18	22	blending

表 5.6: ぎょしゃ座 V423 星

は、図 5.14の A である。やや離れて D という星があるが、A と D の間には、更に暗い星がある。ここで、A と D の間にある、B と C という 2 つのピクセルは、微妙な撮影条件の違いにより、閾値を越えたり越えなかったりする。閾値を越えた場合は星 A の一部と認識され、結果的に星 A は明るくなる。逆に越えなかった場合は、星 A は 1 ピクセルのみとなり、結果的に暗くなる。また、B と C の両方が閾値を越えると、A と D が融合してしまう。その場合は星像分離の具合によって、A と D の明るさが変わってしまうことがある。更に、星 A 自身の光が 2 ピクセルに広がって、A と D の間にある暗い星と融合してしまうこともある。この例では、すべて同じ機材で撮影した画像だが、構図が異なっているために、これらの諸条件が微妙に変化して、結果的に星の測定光度がばらついてしまった。

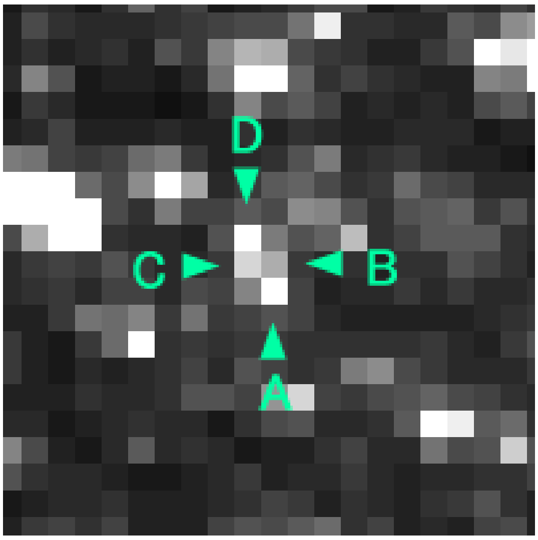


図 5.14: NSV13679

表 5.6は、すぐ近くに別の星がある例である。2 つの星を分離できなかった時は合成光度

日付	測定光度	等級に依存しない誤差	等級に依存する誤差	画角(度)	備考
1998 Nov 20.73712	7.4	0.45	1.51	22	edge
1998 Nov 20.74730	6.4	0.56	1.43	22	
1998 Dec 9.68240	6.4	0.51	1.30	22	
1998 Dec 16.68958	6.3	0.61	1.14	22	

表 5.7: ぎょしゃ座 V450 星

日付	測定光度	等級に依存しない誤差	等級に依存する誤差	画角(度)	備考
1998 Nov 20.73840	7.4	0.56	1.64	22	
1998 Nov 20.74661	7.3	0.53	1.79	22	
1998 Nov 20.83109	7.8	0.55	5.50	48	
1998 Dec 9.68154	7.3	0.56	1.43	22	
1998 Dec 9.69462	7.5	0.52	1.77	22	
1998 Dec 17.67082	7.4	0.54	1.86	22	

表 5.8: ぎょしゃ座 QR 星

が測定されて明るくなり、分離できた時はこの星だけの明るさが測定されるので暗くなっている。本システムでは近接星を分離できなかった場合は「blending」と記録するようになっているが、この結果より、分離できた場合とできなかった場合を正しく判定できていることが示された。よって、撮影条件により分離されたりされなかったりする場合でも、分離された場合のデータだけ、もしくはされなかった場合のデータだけを見て、この星が変光していないことが判断できる。

表 5.7の例では、最初のデータだけが他に比べて際だってずれている。これは、最初の画像では、この星が画像の端にかかってしまっていることが原因であった。本システムでは、画像の端にある場合は「edge」と記録するようになっているので、このような不正な光度データを除外して考えることができる。

但し、画像の端ではないが周辺部にある場合は、背景の見積もり精度が悪かったり、周辺減光など、様々な要因で測定光度の精度が悪化することが多い。その結果、ある画像では中心部にあり、別の画像では周辺部にあるような星の場合、測定光度がばらつくことがある。現状ではそのような精度の悪いデータを自動的に判別する方法は確立していない。

表 5.8の例では、3 番目のデータだけが他に比べて際だってずれている。だが、この星が

日付	測定光度	等級に依存しない誤差	等級に依存する誤差	画角(度)	備考
1998 Nov 20.74730	8.3	0.56	3.37	22	
1998 Nov 20.75323	8.3	0.51	3.10	22	
1998 Dec 9.67558	8.3	0.51	2.83	22	
1998 Dec 9.68323	7.9	0.66	2.34	22	
1998 Dec 16.68863	8.3	0.62	2.51	22	
1998 Dec 16.68958	8.3	0.61	2.83	22	

表 5.9: IRAS 05371+2358

変光しているのではなく、何らかの測定ミスであることは、同じ夜の別の画像では、他の日とほぼ同じ光度で測定されていることから推測できる。この場合、等級に依存する誤差が、3 番目の画像だけ明らかに大きくなっていることから、本システムでの測定上、何らかの問題が発生したことが推察される。月明や地上風景が入り込んだ場合など、画像内の多くの星が影響を受ける問題が生じた場合は、たいてい誤差が大きくなる。

だが、表 5.9のように、1 つだけ測定ミスと思われるデータがあっても、出力される誤差が他と変わらない場合もある。この例では、この画像でのみ、偶然この星に宇宙線によると思われるノイズが重なったために、明るく測定されてしまった。このような、画像内のある特定の星だけが影響を受ける問題は、出力される誤差では判断できない。但し、この例のように画像が充分多くある場合は、他に比べて測定光度が異常なずれを示したものを測定ミスと判断すれば良いことが多い。

最後に、これらの解析結果をまとめておく。

- 一部の例外を除き、本システムで得られた光度は高い精度を持っている。画角がまちまちであっても、測定光度は充分な精度で一致した。
- 実際に変光している星の変光は、蓄積された光度データからも分かる。
- 時々何らかの測定上の問題により、不正な光度データが混入する。だが、光度データを蓄積すれば大部分の問題のあるデータが判別できる。

この結果より、既知の変光星が予想外の変光を起こしたり、変光しないと思われていた星が変光した場合には、本システムによって検出できると考えられる。即ち、本システムによって多数の光度データを自動的に取得して、天文学的に新たな知見が得られる可能性が広がった。

日付	測定光度	等級に依存しない誤差	等級に依存する誤差	画角(度)	備考
1998 Dec 18.80215	16.2	0.35	4.79	0.79	
1998 Dec 20.84324	16.2	0.27	3.91	0.79	
1998 Dec 26.78718	16.0	0.27	3.10	0.79	

表 5.10: 星表から欠落している星 (赤経 9 時 59 分 55.56 秒 赤緯+13 度 38 分 19.2 秒)

日付	測定光度	等級に依存しない誤差	等級に依存する誤差	画角(度)	備考
1998 Nov 19.63350	<16.0			1.1	
1998 Nov 20.76098	<8.9			22	
1998 Dec 9.69462	<8.8			22	
1998 Dec 17.67082	<8.8			22	
1999 Jan 8.76027	<8.9			22	
1999 Jan 10.47914	<16.5			0.79	
1999 Jan 12.69873	<15.4			1.5	
1999 Jan 13.67631	<12.9			4.4	

表 5.11: カタログエラー (GSC2948.0963)

5.9.3 星表の補完

この実験で発見された、星表から欠落している星と、星表に記載されていながら実在しないカタログエラーを、ぞれぞれ1つずつ紹介する。

表5.10は、USNO-A1.0という星表に存在しない星の例である。3夜の画像から、同じ位置に同じ光度で検出されているため、ノイズではないと判断できる。

表5.11は逆に、星表に記載されているが実在しない星の例である。この星はGuide Star Catalogに6.83等の星として記載されているが、一度も検出されていない。8夜の画像ですべて検出されていないため、カタログエラーだと判定できる。

5.9.4 本システムで発見された新変光星候補

蓄積された光度データベースを人間が眺めて、既知の変光星以外で変動している可能性があるものを抽出し、更に実際に画像を見て測定ミスでないことを確認した。その結果発見された、実際に変光している可能性の高い新変光星候補を、いくつか紹介する。但し、正

日付	測定光度	等級に依存しない誤差	等級に依存する誤差	画角(度)	備考
1998 Jun 20.69895	8.3	0.39	3.93	22	
1998 Nov 1.43374	7.5	0.76	0.30	2.6	

表 5.12: IRAS 19002-0306 の測定光度

式に新変光星として発表されるためには、更に1年程の追跡観測を行い、変動を確認する必要がある。

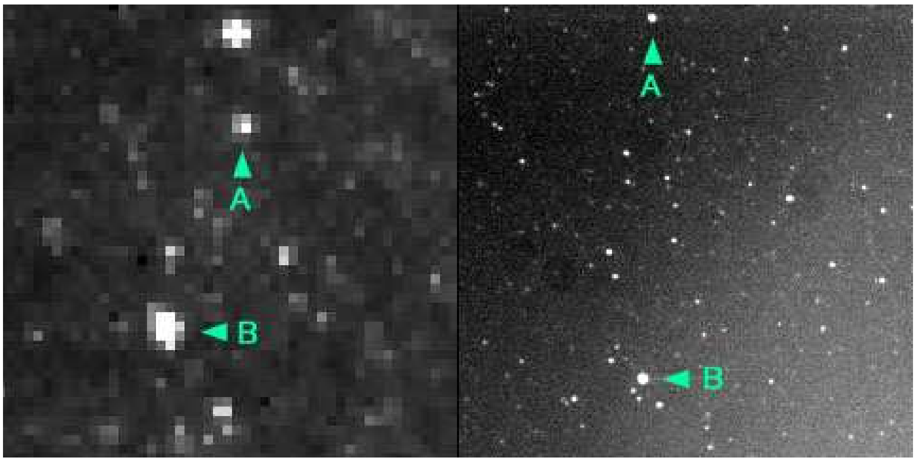


図 5.15: IRAS 19002-0306

図 5.15は、左側が6月20日の画像、右側が11月1日の画像で、Aが新変光星候補 IRAS 19002-0306である。等級に依存する誤差を考慮しても、11月1日の方が有意に明るいと判定された。画角が8.5倍も異なるため、画像を直接見ても分かりづらいが、Bの星と比べて、6月20日の画像ではずっと暗いが、11月1日の画像ではやや光度が近くなっているようだ。

図 5.16は、左側が6月20日の画像、右側が11月1日の画像で、Aが新変光星候補 IRAS 19000-0423である。周囲のBやCという星に比べて、この星は6月20日にはずっと暗く見えるが、11月1日にはBやCとほぼ同じに写っている。但し、等級に依存する誤差を考慮すると、この場合は有意な変動とは見なされなかった。

図 5.17は、左側が6月20日の画像、右側が10月11日の画像で、Aが新変光星候補 IRAS 19145+3817である。等級に依存する誤差を考慮しても、10月11日の方が有意に明るいと判定された。Bと比較して、6月20日の画像ではやや暗く見える。

図 5.18は、左側が6月20日の画像、右側が9月12日の画像で、Aが新変光星候補 IRAS

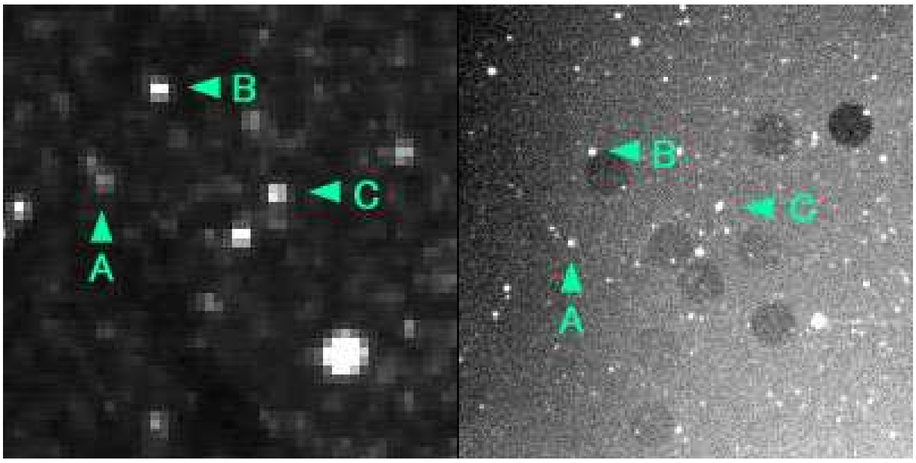


図 5.16: IRAS 19000-0423

日付	測定光度	等級に依存しない誤差	等級に依存する誤差	画角 (度)	備考
1998 Jun 20.68597	10.6	0.40	2.74	9.0	
1998 Nov 1.43374	10.0	0.76	0.95	2.6	

表 5.13: IRAS 19000-0423 の測定光度

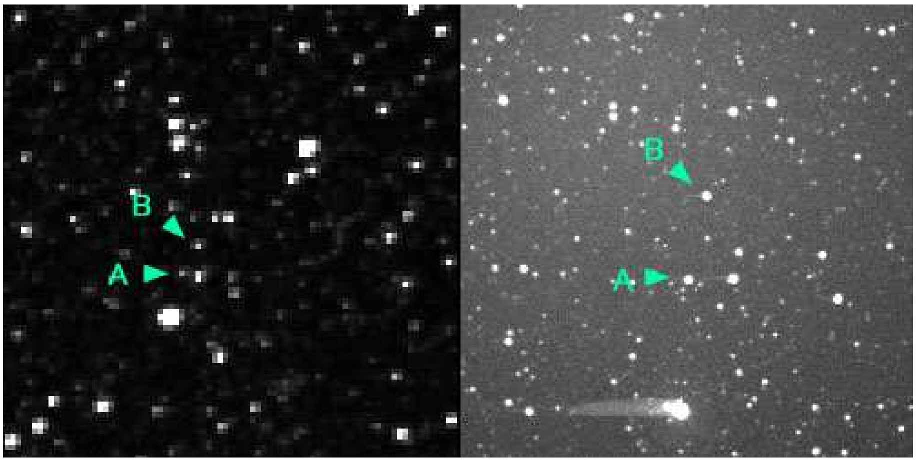


図 5.17: IRAS 19145+3817

日付	測定光度	等級に依存しない誤差	等級に依存する誤差	画角(度)	備考
1998 Jun 20.70881	9.2	0.31	3.15	22	
1998 Oct 11.46659	8.6	0.54	0.49	2.6	

表 5.14: IRAS 19145+3817 の測定光度

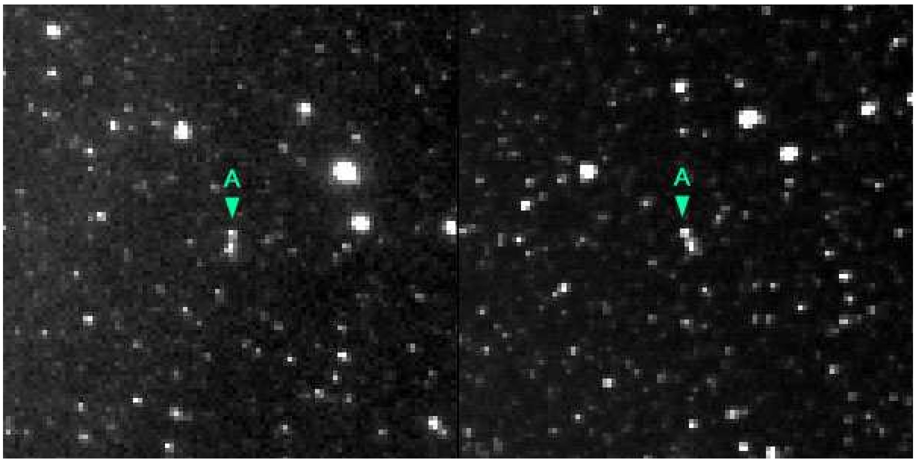


図 5.18: IRAS 02255+4927

日付	測定光度	等級に依存しない誤差	等級に依存する誤差	画角(度)	備考
1998 Jun 20.73808	8.4	0.28	2.68	22	
1998 Sep 12.76613	7.6	0.36	1.40	22	

表 5.15: IRAS 02255+4927 の測定光度

02255+4927である。測定光度は、9月12日の方が明るくなっている。画像ですぐ下の星と比べると、9月12日には明るくなっているように見える。但し、等級に依存する誤差を考慮すると、この場合は有意な変動とは見なされなかった。

第 6 章

結論

本章では、本論文の内容と成果を総括する。また、今後に残された課題についても延べる。

6.1　まとめ

本研究では、天体画像に写っているすべての星を検出し、その位置と光度を測定するとともに、星表に記載されていない新天体や、星表と比較して有意に明るさが変わっている星などの要注意天体を自動的に選別する、**PIXY** システムを開発した。

本システムは、アマチュア天文家が撮影したものも含めて、世界中で撮影された画像をすべて集積した画像データベースでの利用を想定している。即ち、多様な画像を自動的に検査し、すべての星を検出できて、かつ高い精度で星の位置と光度を測定できることが要求された。更に、データベースに集積された多数の画像から検出された膨大の星の中から、未知の変光星や、突発的な変光現象を検出できることも必要であった。これらの目的のため、本研究では以下のような技術的課題を達成した。

- 星の数、星像の形状、S/N比、ノイズの量、背景の平坦度、雲や地上風景等の存在等の諸条件に依存しない星像検出方法の確立。
- ノイズの量や、対象領域の星の配置に依存しない、検出星像と星表とのマッチング方法の確立。
- 星の密度に依存しない、検出星像と星表中の星とのペアリング方法の確立。
- 測定光度を星表に記載されている光度と比較し、有意に明るさが変化している要注意天体を選別する方法の確立。ここで、選別結果は、人間が選別した結果と一致すること。
- 複数の画像から測定された光度を並べて、有意に変動しているかどうかの判定方法の確立。

実際に、様々な条件の異なる画像を合計1200枚以上用意し、本システムで検査を行って、本研究で考案した手法が多様な画像に対して有効であることを示した。また、本システムで測定した位置や光度が、天文学的に有用な精度を持っていることを実証した。

更に、このうちの1084枚の画像から得られた測定光度を蓄積した結果、本システムを使って、既存の星表に含まれるエラーや、星表から欠落している星の情報等が得られることが示された。また、本研究で考案した要注意天体の選別方法を用いて、実際に未知の変光星らしき天体がいくつか発見された。

6.2 今後の課題

本研究で開発した **PIXY** システムは既に実用になっており、実際に既知天体の光度測定に利用されている。また、既存の星表の不備や、新変光星候補もいくつか発見されている。今後も **MISAO** プロジェクトを推進し、本システムで多数の画像を検査することで、天文学に大きく貢献できるものと考えている。

本システムの今後の課題には、以下のような事項が挙げられる。

- これまで検査した画像のうち、およそ3割の画像が、本システムでは正しく結果を得られなかった。本論文で述べた通り、その大部分はマッチングの段階で失敗していた。今後はマッチング手法を更に改良して、検査できる割合を増加させていきたい。

- 多様な画像を検査するために、本システムでは、値が閾値を越えるピクセルを星像と見做す方法を採った。だが、画像が良質で星像が理論的に導かれる形状に近い場合は、理論的な形状とのフィッティングを行う方が、より暗い星まで検出でき、より高い精度で測定が行える。そこで、画像の質を自動的に判断する方法が確立すれば、より精度の高いデータを取得できる方法を選択することが可能になる。

- 新天体として発見を期待される星は、画像ではかすかにしか写っていないほど暗い場合が多い。そのため、より暗い星までより確実に検出できるように、星像検出を改良していきたい。

- 位置や光度を測定することが重要な天体には、彗星や超新星が挙げられる。だが、彗星は淡く広がった天体であり、超新星は淡く広がった銀河に重なって出現する。そのため、どちらも本システムでは最も測定しづらい対象となっている。本論文で述べた通り、現状ではどちらも実際よりも暗くなる傾向がある。星像検出の手法を改良し、このような天体の位置や光度をも正しく測定できるようにしたい。

- 既知の天体の光度を測定する場合は、画像上のどこに位置するか分かっていた。そこで、星像検出という処理を経ずに、画像上の該当する位置から直接光度を測定する方法も考えられる。その方法を採れば、検出できる限界に近い暗い天体であっても、データを取得できるようになると期待される。

- 悪質な画像からも、より精度の高いデータを得られる可能性がある。[19] の手法により、明るい白色ノイズの多い画像からノイズを自動的に除去すれば、マッチングの確度が上がり、微光星を検出できるようになると期待される。[29] の手法により、画像に雲が地上風景が入った場合も、その部分からのノイズの発生を抑制し、かつ他の部分からは暗い星まで充分に検出できるようになると期待される。[31] の手法により、飛行機の軌跡や人工的なノイズ、画像に書き込まれたマークや文字等の除去を自動的に行うことも可能になると期待される。[30] の手法により、GIF 画像や JPEG 画像で飽和した複数の星像が融合してしまった場合にも、星像を分離できると期待される。

謝辞

本論文では、門田健一氏の撮影した画像を多数使わさせて頂きました。中村彰正氏には、多数の彗星の画像とその測定結果を提供して頂きました。木下一男氏には、彗星の位置精度を検証するために軌道計算を行って頂きました。加藤太一氏には、京都大学で撮影された変光星の画像とその測定結果を提供して頂いただけでなく、本研究の全般に渡り、たくさんの御指導、御助言を頂きました。皆様に感謝致します。

最後に、本論文の作成にあたり、日頃より暖かい御指導を賜りました村岡洋一先生に心から感謝致します。また、村岡研究室の皆様に感謝致します。

付録 A

星の座標と明るさ

地球上の任意の地点の位置を経度と緯度で表現するのと同様に、夜空の星は、天球と呼ばれる仮想的な球の表面にあると考え、その位置を経度と緯度で表現する。この経度と緯度を、それぞれ赤経、赤緯と呼ぶ。

赤経は一般に、時 (h) 分 (m) 秒 (s) 単位で表記する。赤経の 1 時間は 15 度に相当し、24 時間で 360 度となる。1 時間の 60 分の 1 が 1 分、更にその 60 分の 1 が 1 秒となる。一方、赤緯は一般に、度 (°) 分 (’) 秒 (¨) で表記する。1 ° の 60 分の 1 が 1 分、更にその 60 分の 1 が 1 秒となる。

例えば、オリオン座のベテルギウスとリゲルという 2 つの明るい星の位置は、それぞれ次のように表される。

星	赤経	赤緯
ベテルギウス	5 時 55 分 10.31 秒	+7 度 24 分 25.3 秒
リゲル	5 時 14 分 32.27 秒	-8 度 12 分 6.0 秒

2 つの天体の間の距離は、天球の中心とその 2 つの天体とを結ぶ 2 本の直線の為す角度で表す。例えば、ベテルギウスとリゲルの間の距離は、18.6 度となる。

ある天体画像がどの程度の範囲を撮影したものであるか、即ち画角も、角度で表記する。例えば、ベテルギウスとリゲルがちょうど端と端に写っている場合は、画角が 18.6 度となる。但し、本研究では、画像の画角とは対角線の距離ではなく、水平方向の距離としている。

天体の明るさ、即ち光度は、等級という単位で表現する。2.5 倍明るくなると、光度は 1 等級小さくなる。つまり、天体の光の強さ v とその光度 m の関係は、ある基準光度 m_0 を以って、次のように計算できる。

$$m = -log_{2.5}v + m_0$$

付録 B

静止衛星の位置測定ソフトウェア

本論文で述べた手法を応用し、静止衛星の位置測定ソフトウェアを開発した。

静止衛星は、1 枚の画像を撮影する程度の短時間であれば、地上から見た位置は静止していると見做すことができる。一方、恒星は地球の自転により、天球上を東から西へと移動していく。そのため、静止衛星が点になるように撮影した画像では、周囲の恒星は撮影中に移動し、線となって写る (図 B.1)。

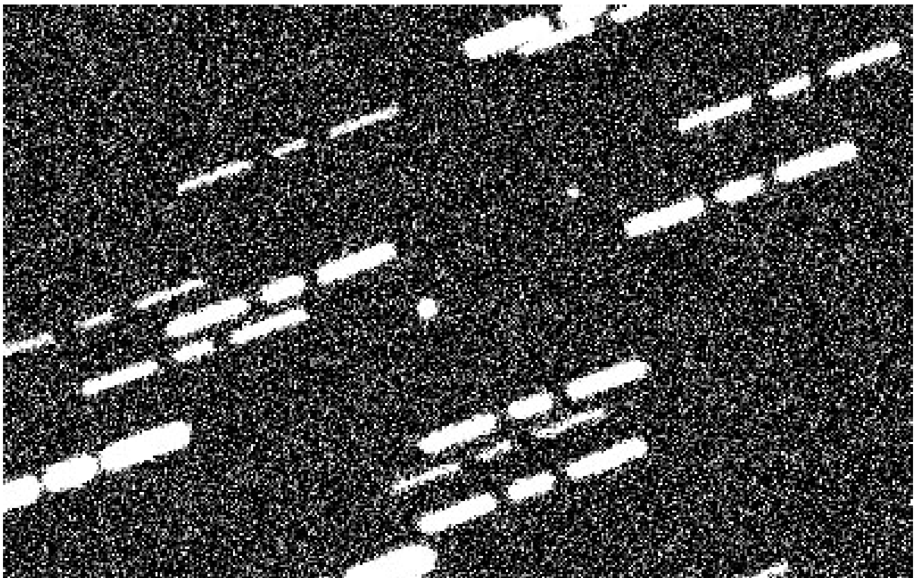


図 B.1: 静止衛星の画像

このソフトウェアでは、本論文で述べたように、閾値を決めて恒星と静止衛星を検出している。但し、恒星はすべて線になり、かつ線の長さは露出時間と画角から計算すること

ができる。そこで、パターンマッチングを行い、より確実に恒星を検出する方法を採っている。

その後、検出された恒星と、星表から読み込んだ星を使って、本論文で述べた、三角形を作成する方法によってマッチング及びペアリングを行う。その結果を基に、検出された静止衛星の赤経赤緯を測定する。

恒星が線になって写るため、恒星の位置や光度を測定すると、通常の天体画像よりも精度がかなり悪くなる。恒星が互いに重なったり、画像からはみ出したりすると、誤差は更に大きくなる。重なる恒星が多くなると、正しく検出できる恒星が少なくなってしまう。また、恒星が伸びて写るため、露出時間を増やしても星の光を蓄積できず、本質的に暗い星が写りにくい。そのため、同じ機材で撮影した通常の天体画像よりも、検出される星の数は少なくなる。だが、本研究で考案した、三角形を用いる手法を用いると、このような特異な画像の場合でも正しくマッチングに成功する。

図 B.1から検出された恒星と静止衛星にマークを付けたものが、図 B.2である。

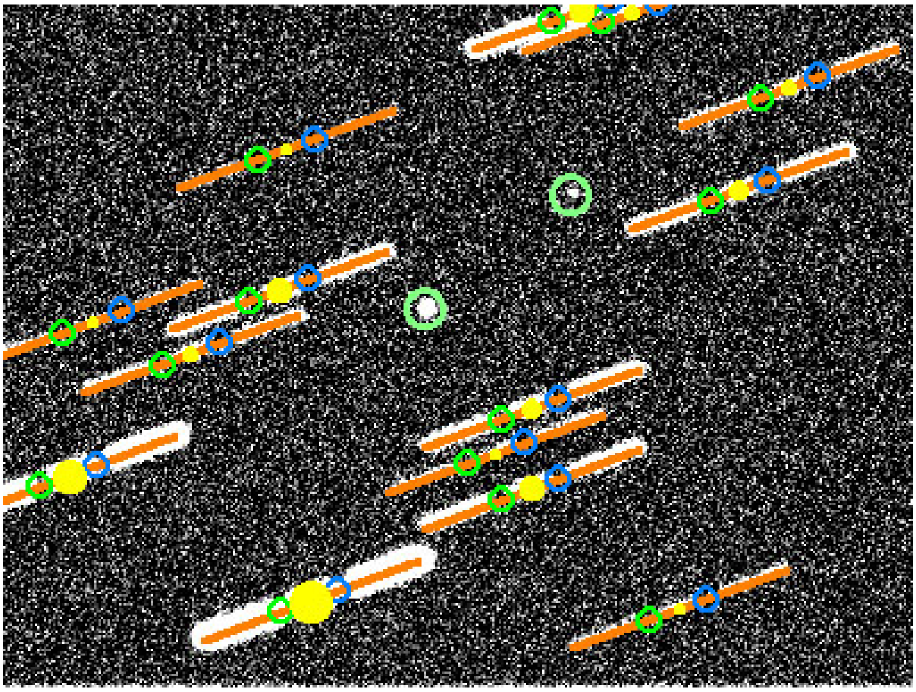


図 B.2: 静止衛星の画像からの検出結果

参考文献

[1] http://sinobu.mtk.nao.ac.jp/iraf/web/

[2] E. Bertin, S. Arnouts: SExtractor: software for source extraction, A&A, 1996.

[3] http://mars.planet.co.at/lag/astrometrica/astrometrica.html

[4] http://kronos.ijs.si/ jure/fitsblink/fitsblink.html

[5] http://www-gsss.stsci.edu/gsc/gsc.html

[6] http://asteroid.lowell.edu/cgi-bin/koehn/webnet/

[7] http://llwww.ll.mit.edu/LINEAR/

[8] http://www.lowell.edu/users/elgb/loneos_disc.html

[9] http://www.lpl.Arizona.edu/spacewatch/

[10] 木曽・岡山観測データアーカイブシステムMOKA開発書, 天文情報処理研究会 データアーカイブWG, 1996.

[11] 坂元誠: デジタルイメージ・アーカイブ計画, 天文情報処理研究会第35回会合, 国立天文台データ解析センター, pp.14-16, 1998.

[12] G. Gombert, T. Droege: BOLDNESS: the Amateur Sky Survey, Sky & Telescope February 1998, pp.42-46, 1998.

[13] http://argus.riken.go.jp/ ohno/tombo/index.html

[14] Kenneth A. Janes, J. N. Heasley: Stellar Photometry Software, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 105, pp.527-537, 1993.

[15] Peter B. Stetson: DAOPHOT: A COMPUTER PROGRAM FOR CROWDED-FIELD STELLAR PHOTOMETRY, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 99, pp.191-222, 1987.

[16] I. Sato, M. Yoshizawa: Filtering theory with orthogonal functions for two-dimensional astrometry, Astronomy & Astrophysics Supplement Series 113, pp.185-197, 1995.

[17] C. Alard, R. H. Lupton: A METHOD FOR OPTIMAL IMAGE SUBTRACTION., 1997

[18] C. Trujillo, D. Jewitt: A SEMIAUTOMATED SKY SURVEY FOR SLOW-MOVING OBJECTS SUITABLE FOR A PLUTO EXPRESS MISSION ENCOUNTER, The Astronomical Journal, 115, pp.1680-1687, 1998.

[19] Jean-Luc Starck, Fionn Murtagh: Automatic Noise Estimation from the Mutiresolution Support, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 110, pp.193-199, 1998.

[20] Paul Hickson: A Technique for Photometric Detection and Measurement of Unresolved Binary Systems, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 110, pp.186-192, 1998.

[21] O. Hainaut, R.M. West, A. Smette, B.G. Marsden: Imaging of very distant comets, A&A, 289, 311-324, 1994.

[22] 小島卓雄: 小林隆男さん 新天体発見装置でキットピークを目指す, 月刊天文ガイド別冊 インタラクティブアストロノミー Vol.1, pp.69-74, 1995.

[23] 小島卓雄: 冷却CCDによる彗星／小惑星の観測 第1回 − 精密位置観測−, 月刊天文ガイド別冊 インタラクティブアストロノミー Vol.3, pp.99-108, 1995.

[24] 中村彰正: 冷却CCDによる彗星／小惑星の観測 第2回 光度測定, 月刊天文ガイド別冊 インタラクティブアストロノミー Vol.4, pp.99-108, 1995.

[25] 吉田誠一: 多数の人々の天体画像を基にした全天の継続的な観測によるスカイサーベイ ～MISAOプロジェクト～, 月刊天文ガイド別冊 インタラクティブアストロノミー Vol.12, pp.114-121, 1997.

[26] 吉田誠一: アマチュアの天体画像から得られるもの ～MISAOプロジェクト～, 第33回天文情報処理研究会集録, 国立天文台データ解析センター, pp.47-58, 1998.

[27] 吉田誠一: MISAOプロジェクトについて, 天文情報処理研究会第35回会合, 国立天文台データ解析センター, pp.17-25, 1998.

[28] 布施哲治, 中村士, 木下宙: 木曽シュミットプレートから分裂前のSL9を探す, 彗星夏の学校1996集録, pp.63-75, 1996.

[29] 斉藤秀雄, 久保守, 村本健一郎, 松浦弘毅: 画像特徴量を用いた南極衛星画像からの雲の抽出, IE97-90, pp.1-6, 電子情報通信学会, 1997.

[30] J. Wei, 萩原義裕, 小畑秀文: 曲線あてはめによる楕円粒子計測法, DSP97-5, IE97-5, 電子情報通信学会, 1997.

[31] 吉永幸靖, 小畑秀文: コントラストに依存しない線状凸領域の抽出法, DSP97-6, IE97-6, 電子情報通信学会, 1997.

[32] 天文情報処理研究会第二十九回会合集録, 国立天文台データ解析センター, 1997.

[33] 天文情報処理研究会第三十四回会合集録, 国立天文台データ解析センター, 1998.

[34] 福島英雄: 天文アマチュアのための冷却 CCD 入門, 誠文堂新光社, 1996.

[35] FITS の手引き, 天文情報処理研究会, 1996.

[36] 酒井幸市: ディジタル画像処理入門, コロナ社, 1997.

[37] 斎藤恒雄: 画像処理アルゴリズム, 近代科学社, 1993.

[38] 河田聡, 南茂夫: 科学計測のための画像データ処理, CQ 出版社,1994.