

令和3年度 修士論文

CCD カメラを用いた夜間天候
判断システムの性能向上
のためのパラメータ評価



提出者

信州大学 大学院 総合理工学研究科
電子情報システム工学分野

柴崎 悠馬

2022年1月27日提出

目次

第 1 章	超高エネルギー宇宙線と Telescope Array 実験	1
1.1	超高エネルギー宇宙線	1
1.2	Telescope Array 実験	3
1.2.1	地表検出器	4
1.2.2	大気蛍光望遠鏡	5
1.2.3	CLF	7
第 2 章	夜間天候判断システムの装置構成	9
2.1	ハードウェア	9
第 3 章	夜間天候の評価手法	14
3.1	星候補クラスターの検出	14
3.2	星候補と天体カタログの恒星を比較	16
3.3	活用方法	18
第 4 章	パラメータの最適化	19
4.1	構成ピクセル数の下限の検討	20
4.2	開き角の検討	22
4.3	閾値の検討	24
4.3.1	閾値の上限検討	25
4.3.2	閾値の下限検討	27
4.3.3	候補となる閾値の検討	36
4.4	評価	37
第 5 章	リアルタイム情報提供システム	38

5.1	稼働中のリアルタイム情報提供システム	38
5.2	日本でのリアルタイム天候判断システムの構築	39
第 6 章	結論	41
	参考文献	43
	謝辞	44

第 1 章

超高エネルギー宇宙線と Telescope Array 実験

1.1 超高エネルギー宇宙線

宇宙線は、宇宙空間を飛び交う高エネルギーの粒子である。1912年にオーストリアの物理学者 V.F.Hess により、地球からの要素に加えて高度が増すに従い、強さも増すような電離作用を持つ放射線源も必要であることが示され、宇宙線の存在が確認された。これまでに観測された宇宙線のエネルギーは、 $10^8 \sim 10^{20}$ eV と範囲は広く、到来頻度はエネルギーの約 -3 乗に比例して変化していくことで知られている。その中で、 10^{18} 以上のエネルギーを持つ宇宙線を超高エネルギー宇宙線という。

宇宙線の詳細な発生源は未だ解明されていないが、宇宙線の到来方向がわかれば宇宙線の起源となる天体の特定に繋がる。ただし、低エネルギー宇宙線は銀河磁場に曲げられてしまう。一方で、超高エネルギー宇宙線は銀河磁場の影響をほとんど受けずに発生源から真っ直ぐに地球へ到来すると考えられている。そのため、超高エネルギー宇宙線の到来方向を調査することで宇宙線源が分かる可能性がある。

宇宙線は大きく分けると一次宇宙線と二次宇宙線に分けられる。一次宇宙線は、宇宙空間を飛び交い、乱されずに地球大気に到来する宇宙線で、二次宇宙線は一次宇宙線が地球の大気分子と衝突した後の宇宙線のことである。高エネルギーの宇宙線が大気に入射した際に、大気中の原子核と相互作用することで、二次粒子を生成する。生じた二次粒子宇宙線がさらに二次粒子を生成し、この過程を繰り返すこと

で大気中に大量の二次粒子が発生する現象を空気シャワー現象と呼ぶ。 10^{18}eV 以上のエネルギーを持った超高エネルギー宇宙線は到来頻度が少なく，広い検出面積と長い観測時間が必要なことから，一次宇宙線の直接観測は難しい。そのため，空気シャワー（二次宇宙線）を観測する間接観測という方法がとられている。空気シャワー現象を模式的に表したものを図 1.1 に示す。

空気シャワーの中で，多数を占めるのが電子である。この電子の総数は空気シャワーが深くなるにつれて多くなる。ただし，個々の粒子のエネルギーが臨界エネルギー E_c (大気中では $E_c = 81\text{MeV}$) よりも小さくなると粒子の総数は減少し始める。このような空気シャワーの通過した物質質量に対する粒子数の変化を縦方向発達と呼ぶ。粒子の総数が最大となる高さを X_{max} と呼び， X_{max} を観測することにより，一次宇宙線の粒子種やエネルギーを測定する。

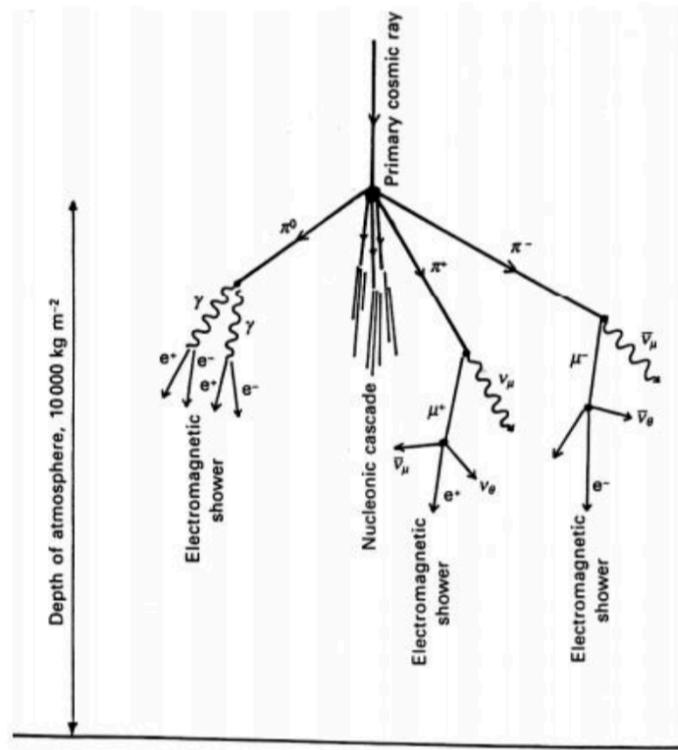


図 1.1: 空気シャワー現象の模式図

一次宇宙線のエネルギースペクトル分布を図 1.2 に示す。宇宙線の到来頻度 F は， $F(E) = K \times E^{-\gamma}$ で近似できる。 γ はエネルギーが 10^{15}eV 付近までは約 2.7 で，そこから 10^{19}eV 付近までは約 3.1，それ以上だと約 2.7 と変化する。この

折れ曲がりそれぞれ knee, ankle と呼ぶ。また, $10^{17.5}\text{eV}$ 付近にも小さな折れ曲がりがあり, これを 2nd knee と呼ぶ。knee 以下のエネルギーを持つ宇宙線は銀河天体で加速, ankle 以上のエネルギーを持つ宇宙線は銀河系外天体で加速されると考えているが, 加速機構, 宇宙線の起源について詳しいことは分かっていない。また, 10^{19}eV よりも大きいエネルギーを持つ粒子は, 100km^2 あたり年間 1 粒子程度と程エネルギーと比較して到来頻度が低くなっている。

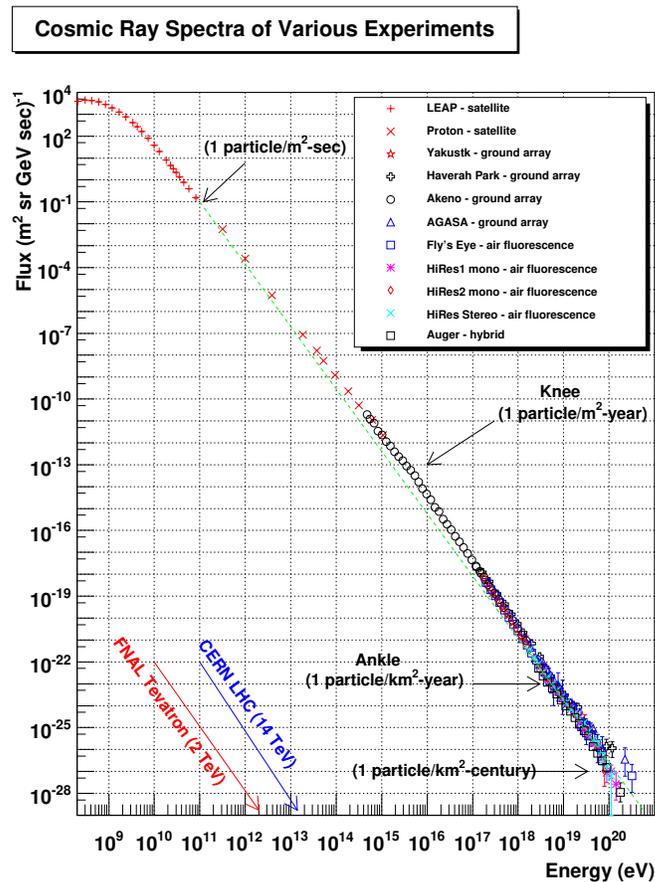


図 1.2: 一次宇宙線のエネルギースペクトル [1]

1.2 Telescope Array 実験

超高エネルギー宇宙線を観測し, 一次宇宙線の到来頻度, 質量組成, エネルギースペクトルを明らかにするため, 行われている実験が Telescope Array (TA) 実験

である。TA 実験は、アメリカ合衆国ユタ州デルタ市近くの平均標高が約 1400m である砂漠地帯で行われている。図 1.3 に TA サイトの全体図を示す。観測には地表検出器 (Surface Detector : SD) と大気蛍光望遠鏡 (Fluorescence Detector : FD) の 2 種類の検出器を用いる。

SD は 1.2km 間隔で格子状に約 507 台設置され、約 700km^2 の検出面積をカバーしている。FD は約 30km 離れた 3 箇所のステーションに置かれ、それぞれ Black Rock Mesa(BRM), LongRidge(LR), Middle Drum(MD) と呼ばれている。3 箇所のステーションの中央には Central Laser Facility(CLF) が置かれ、大気透明度を測定している。

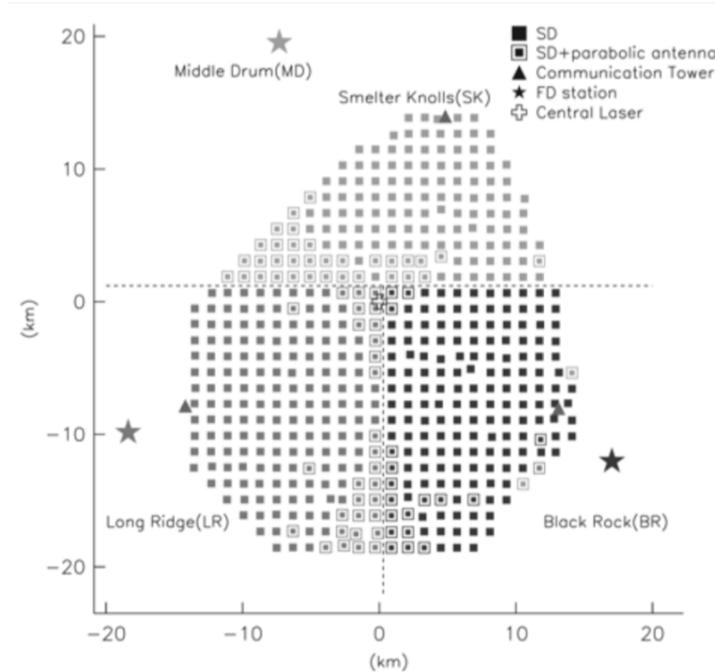


図 1.3: TA サイトの全体図

1.2.1 地表検出器

TA 実験における SD は、プラスチックシンチレータを用いて荷電粒子を直接観測する検出器である。1m × 1.5m のプラスチックシンチレータの層を 2 層に重ね、横に 2 つ並べて容器に格納している。シンチレータには溝が掘られており、そこに光ファイバーを埋め込んである。シンチレータからの信号は、光ファイバーを

用いて緑色光に変換されて、PMT で検出される。PMT からの信号は、SD に搭載された通信アンテナを用いて SD から通信塔に無線 LAN 通信で送信される。その際、時間情報は各 SD に設置された GPS アンテナにより取得する。また、各 SD はソーラーパネルとバッテリーを備えており、外部給電なしに稼働が可能である。SD の外観を図 1.4 に示す。



図 1.4: SD の外観

1.2.2 大気蛍光望遠鏡

TA 実験における FD は、球面鏡と PMT カメラを用いて空気シャワー現象によって発生する紫外光を観測することで一次宇宙線を間接観測する望遠鏡である。

FD は、広視野かつ調整機構が簡単な球面鏡を使用している。この球面鏡は六角形のセグメントミラー 18 枚からなり、口径 3.3m の合成球面鏡となる。観測を行う度にミラーは外気と触れるため砂や塵の付着により、反射率は 1 年間で約 10% 低下する。そこで反射率を維持するために、年に 1 度、鏡面を純水で洗浄することにより反射率を維持している。

望遠鏡一台の視野は、方位角幅が 18° 、仰角幅 15.5° である。この望遠鏡を二段に重ねて、上段は $3^\circ \sim 18.5^\circ$ 、下段で $18.5^\circ \sim 34^\circ$ をカバーしている。ステーション全体では $3^\circ \sim 34^\circ$ の視野がある。図 1.5 に FD ステーションの外観を、1.6 に FD の外観を示す。TA サイトでは、3 箇所のステーションに FD が置かれ、

MD ステーションには 14 台，LR，BR ステーションには 12 台ずつ設置されている。また，1 台約 2000 万円と非常に高価なため，観測しない間は望遠鏡保護のためシャッターを閉めている。



図 1.5: FD ステーションの外観



図 1.6: FD の外観

PMT カメラは， 16×16 のハニカムアレイ状に 256 本並べられ，合成球面鏡の焦点面に設置されている。そして，埃や砂から保護するため，PMT カメラはカメラボックスの中に密閉されている。PMT は浜松ホトニクス製 R9508 を使用し，一本あたり約 $1^\circ \sim 1^\circ$ の視野を持っており，これが撮像の分解能に相当する。出力信号は，後部に取り付けられたプリアンプによって増幅され，カメラボックス背面にあるパッチパネルを経由してデータ収集系に送られる。PMT カメラボックスを図 1.7 に，PMT カメラを図 1.8 に示す。

観測するシンチレーション光の波長域は $300\text{nm} \sim 400\text{nm}$ である。その他の波長域の光をカットするため，PMT の光電面上に紫外線光透過フィルタ SCHOTT 製 BG3 が付けられている。さらに，カメラボックスには 300nm 以降の波長域に対して 90% 以上透過するクラレ製 UV00 パラグラスを使用している。

ただし，空気シャワー現象によって発生する紫外光は微弱なため，月の出ていない晴れた夜にのみ観測を行う。また，FD と空気シャワーの間や FD 上空に雲が存在すると，解析に使用できるデータが取得できない場合や，降雨等によって反射鏡が汚れる場合がある。そのため，天候判断が非常に重要となっている。天候を評価する指標としては，WEAT code と呼ばれる目視による雲観測，CCD カメラによる全天の雲観測が行われている。以下で WEATCode について述べた後，2 章で CCD カメラについて述べる。

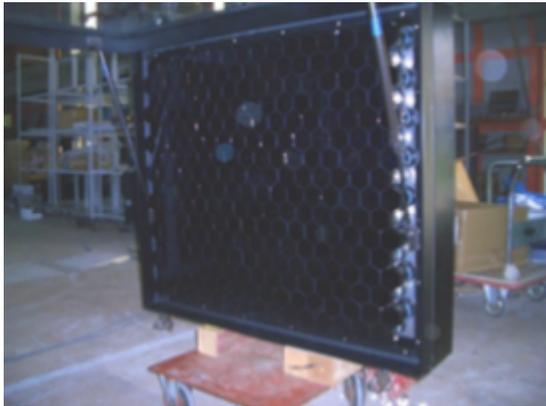


図 1.7: PMT カメラボックス

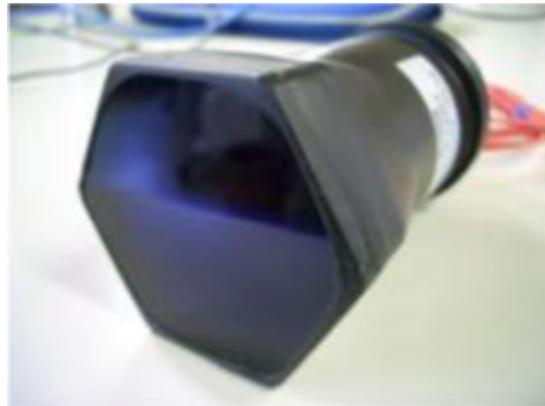


図 1.8: PMT カメラ

WEAT code (Weather code) は TA 実験の前身である HiRes 実験の頃から行われている雲観測手法である。MD ステーションで、FD 観測者が1時間に1度、夜間の雲量の測定を目視で行う。LR, BRM ステーションでは WEAT code の南と東、頭上のスコアの日平均が 1.5 以下の時に解析に使用されている。以下に WEATCode の表記例を示す。

例) WEAT 1001 01 1 (形式は N, E, S, W, O, F, H)

北と西に雲があり、天頂方向は雲なし、全体として 14 程度の雲量、低いところの星が見えない

- N, E, S, W : 各方角の雲の有無 (雲なし:0, 雲あり:1)
- O: 天頂方向の星が見えるか (雲なし:0, 雲あり:1)
- F: 全体の雲量を 0 ~ 4
- H: 仰角 < 20° の領域に星が見えるか (見える:0, 見えない:1)

1.2.3 CLF

CLF (Central Laser Facility) は大気透明度の測定に用いられており、3つの FD ステーションから等距離に設置されている。30分に1度天井にあるドームを開き、YAG レーザー (355nm) から波長 355nm の紫外線パルスを垂直上方に射出して、上方での側方散乱光を FD で観測している。散乱光を FD で観測することによって、大気を与える減衰量を推定することができる。図 1.9 に CLF の外観を示す。



図 1.9: CLF 外観

第 2 章

夜間天候判断システムの装置構成

夜間の天候を判断するため，CCD カメラに魚眼レンズを取り付けて上空の撮影を行っている，本章では，撮影された画像を解析することで，夜間の天候を判断するシステムについて述べる．天候判断の結果が，悪天候時の望遠鏡保護や，宇宙線の観測データを解析する際のデータセレクションに使用されることを目的とする．

電荷結合素子 (Charge-coupled device : CCD) は，隣り合った素子間の電荷的結合を利用し，電荷の状態が次々に送り出されることにより信号をやりとりする素子である．各電極の隣同士で異なる電圧を与えることで電位差を作り，各素子が保持する電荷を一斉に隣の素子に送信する．この原理を利用したイメージセンサが CCD カメラに使用され，光線をレンズによって受光平面上に結像させることにより光電変換を行う．

TA サイトに設置されている夜間天候判断システムの構成を図 2.1 に示す．発電機による電力を建屋内から，画像サーバーやハウジングドーム内の CCD カメラ等に供給している．

2.1 ハードウェア

TA サイトに設置されている夜間天候判断システムのデバイスについて述べる．CCD カメラは Watec 製 WAT120N+，魚眼レンズは FUJINON 製 FE185C0HA-1 を使用している．これらデバイスの仕様を表 2.1, 2.2 に示し，外観を図 2.2 に示

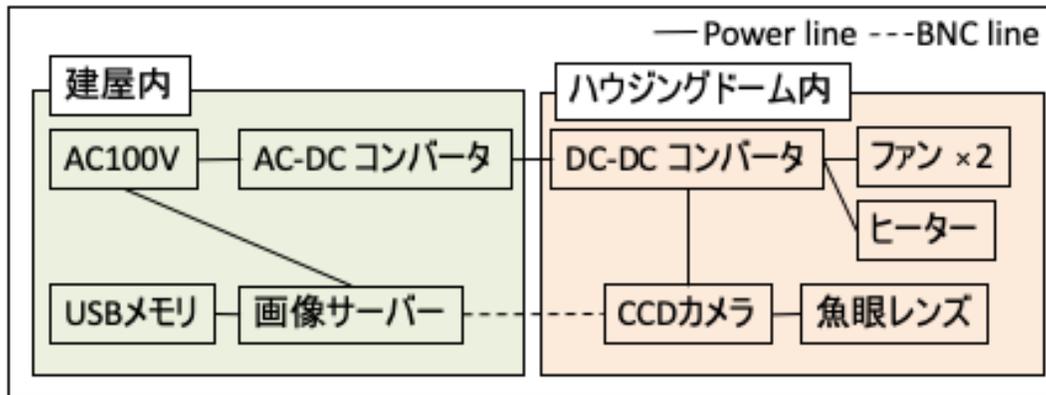


図 2.1: CCD カメラ周辺のハードウェア構成

す。CCD カメラ等はハウジングドームに格納し、アクリルカバーを被せて上向きに設置している。CCD カメラは、BRM の FD ステーション、LR の FD ステーション、CLF の屋上に、合計 3 台設置されている。BRM, LR の FD ステーションでは 2010 年 8 月から、CLF では 2011 年 12 月から運用されている。

撮影時の設定は、1 分間に 1 度の頻度、8 秒間露光で画像を撮影している。実際に撮影した画像を図 2.3, 2.4 に示す。

魚眼レンズの画角は、 $185^{\circ} \times 154^{\circ}$ となるため、ほぼ全天の視野を確保することができる。また、消費電力は 35W 以下に抑えることができ、合計費用は 50 万円以下で構成できる。



図 2.2: CCD カメラ外観

カメラサーバにはブレインズ製小型 JPEG 伝送装置 mmEye-s を使用した。mmEye-s はカメラからの画像を内部でデジタル処理し、ネットワークに配信できる。また、小型で低消費電力、I/O が豊富にある。撮影された画像はリアルタ

表 2.1: 魚眼レンズの仕様

焦点距離		1.8 [mm]
絞り範囲		F1.4 - F16
操作方法	フォーカス	固定
	アイリス	自動
画角 (H × V)	1/2 型	185° 01' × 154° 08'
フォーカス範囲 (前玉面より)		∞ - 0.1 [m]
バックフォーカス (空気換算長)		9.70[mm]
射出瞳位置 (結像面より)		-61 [mm]
フィルタ径		—
マウント		C
質量		135 [g]

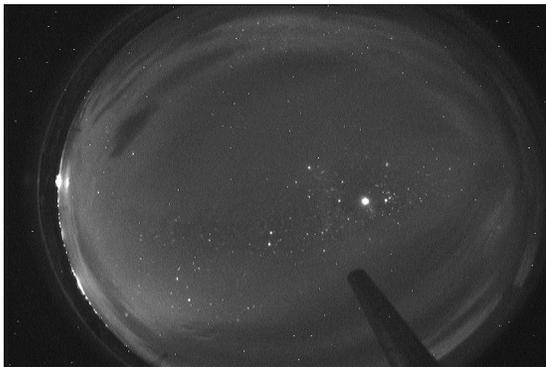


図 2.3: CCD 画像 部分的に曇天時
(2012/10/22 11:35 CLF)



図 2.4: CCD 画像 晴天時
(2012/10/21 11:35 CLF)

ームで FD 観測用パソコンに送られ、接続済みの USB メモリにも保存される。
mmEye-s のハードウェア仕様を表 2.3, ソフトウェア仕様を表 2.4 に示す。

表 2.2: CCD カメラの仕様

撮影素子	1/2 インターライン転送 CCD 固定撮像素子
総画素数 (H × V)	811 × 508
有効画素数 (H × V)	768 × 494
セルサイズ (H × V)	8.9[μ m] × 9.8[μ m]
撮影方式	フレーム蓄積・フィールド読み出し
同期方法	内部同期
操作方法	2:1 インタレース
映像出力	コンポジットビデオ
解像度	水平: 570TV 本以上 垂直: 480TV 本以上
S/N	52 [dB] 以上
AE モード 高速	OFF, 1/125, 1/250, 1/500, 1/1000, 1/2000 秒
AE モード 低速	1, 2, 4, 8, 16, 32, 64, 128, 256 FRAME
ガンマ特性	$\gamma \approx 0.35$ (HI) / $\gamma \approx 0.45$ (LO) / $\gamma \approx 1.0$ (OFF)
電源電圧	DC 12 [V] \pm 10%
消費電力	2.16 [W] (180 [mA])
動作環境	温度: -10 ~ +40 °C (結露しないこと) 保管温度: -30 ~ +70 °C (結露しないこと)
レンズマウント	CS マウント
重量	約 150 [g] (リモコン約 220 [g])

表 2.3: mmEye のハードウェア仕様

重量	250 [g] 以下
外形寸法	75(W) × 100(D) × 30(H) [mm] (突起物を除く)
消費電力	6 [W] 以下
電源仕様	DC12[V] (AC アダプタ付属)
SW/LED	SW(電源, 録画, 通信制御) LED(電源, その他ステータス表示)
仕様環境	温度 0 ~ 40 °C 湿度 20 ~80% (結露がないこと)

表 2.4: mmEye のソフトウェア仕様

OS	組み込み Linux	
画像機能	画像入力形式	NTSC
	圧縮形式	モーション JPEG
	画像サイズ	640 × 480, 320 × 240
	伝達速度	最大 30[fps]
画像機能	圧縮形式	GMS(約 13Kbps) / μ Law(約 64Kbps)
	伝送方向	双方向
ネットワーク機能	TCP,ICMP,ARP,DNS,HTTP,NTP,TELNET,FTP	
通信機能	有線 LAN	
	無線 LAN	USB 接続)
	3G 回線	USB 接続

第3章

夜間天候の評価手法

CCD カメラで撮影された画像を用いて夜間の天候を判断する。天候判断は雲の有無によって行う。星が検出できればその方向には雲がない，検出できなければ雲があると判断することで，雲の有無を判断して天候を評価する。星の検出は，撮影した CCD 画像の中から明るいピクセル集合を検出し，天体カタログに記載された恒星と比較することで，星の有無を判断する。

3.1 星候補クラスタの検出

CCD 画像から明るいピクセル集合 (星候補クラスタ) をを見つけるために，まず明るいピクセルを検出する必要がある。明るいピクセルの判定は，式 3.1 を用いて行う。 F_{pix} が対象のピクセルの輝度値， μ が輝度値の平均， C が標準偏差に積算する任意の倍率， σ が輝度値の標準偏差を示す。対象ピクセルの輝度値が，平均に任意の倍数と標準偏差の積算値を足した数より大きければ，明るいピクセルと判定している。[2] また，判定時に標準偏差に積算する任意の倍率 C を閾値とする。

$$F_{pix} > \mu + C \sigma \quad (3.1)$$

2012 年に撮影された CCD 画像を解析する際は，閾値を 2.3 として明るいピクセルを検出している。ただし，CCD カメラが設置されている場所の一つである BRM は市街地と高速道路からの距離が近く，CCD 画像の平均輝度値が高くなる傾向にあるので閾値 1.9 を使用している。

検出した明るいピクセルを用いて星候補を検出する。星候補の検出は以下に示す

アルゴリズムに従い行う。画像の中から星候補の輪郭を検出し、その輪郭のピクセルと内部のピクセルを一つのクラスターとして検出する手法である。この手法の手順を以下と図 3.1 に示す。

1. CCD 画像の左上から右下に向かって走査していき、明るいピクセルがあればその点を輪郭検出開始点とする
2. その開始点の周囲 8 方位を時計回りに走査していき、一番初めに見つけた明るいピクセルに移動する
3. 移動したピクセルを新たに走査基準とし、再度そのピクセルの回りを走査して移動してする
4. 以上の動作を繰り返し、最終的に走査基準点が輪郭検出開始点に戻ってきたら、輪郭検出を終了とし輪郭とその輪郭に囲まれたピクセルを星候補クラスターとして検出する

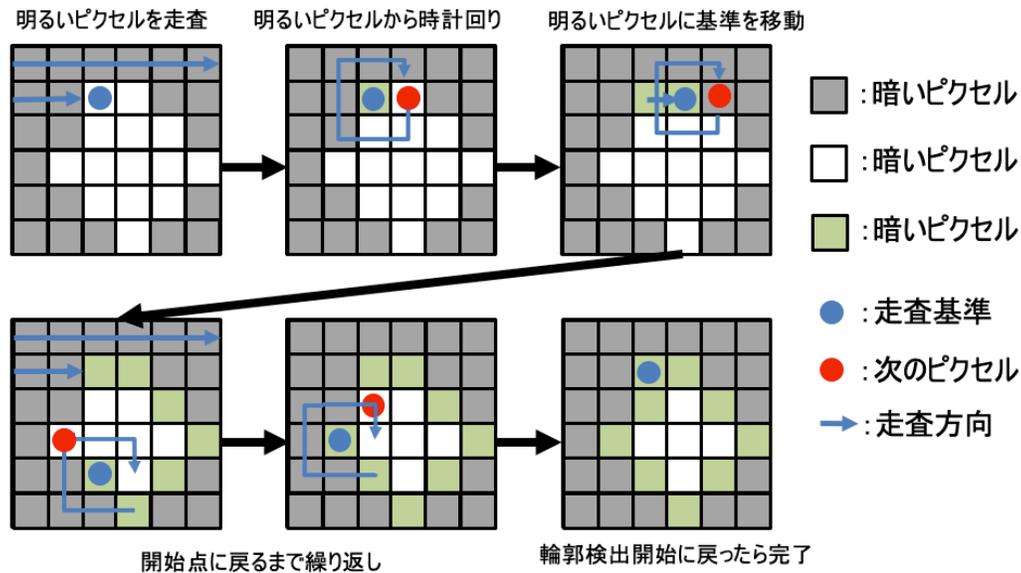


図 3.1: 輪郭検出アルゴリズム

ただし、電源ノイズや街明かり等の影響により、常に明るいピクセルが存在する。これらのピクセルは、実際に星が映ったかを判定できない可能性が高いため DeadPixel として天候解析には使用しない。DeadPixel は、時間が経過しても基本的には移動しない。そのため、同一日の複数画像において、同じ座標に 150 回数

以上明るいピクセルは DeadPixel として除去する。[3]

また、検出した星候補クラスターの中には、構成するピクセル数が不適切なクラスターや扁平なクラスターが存在する。これらは、電気ノイズや惑星、飛行機などの可能性が高く、星である可能性が低いため、星候補クラスターから外す。明るいピクセル集合を分類した画像を図 3.2 に示す。赤は DeadPixel, 青はサイズが不適切または扁平なクラスター, 緑は星候補クラスターを示す。

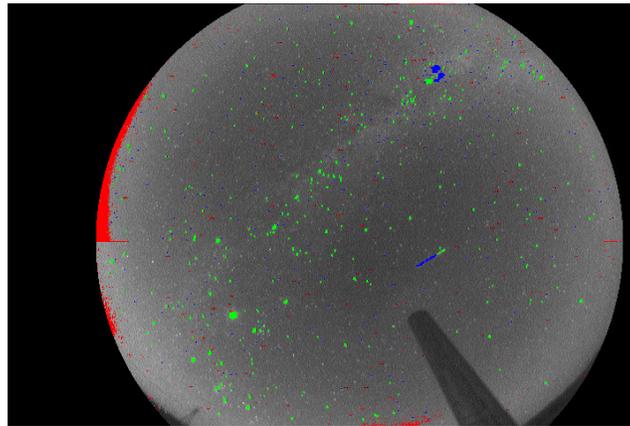


図 3.2: 星候補クラスターの検出例。赤は DeadPixel, 青はサイズが不適切または扁平なクラスター, 緑は星候補クラスターを示す。

3.2 星候補と天体カタログの恒星を比較

星候補クラスターと天体カタログの恒星との比較を行い、星の有無を判定する。天体カタログには恒星の座標が赤道座標で記載されている。その中で 3.5 等級までの恒星を使用し、快晴の場合に全ての恒星が見える設定となっている。天体カタログの恒星位置を座標変換し、星候補と同じ座標系にした後、比較を行う。ただし星候補クラスターの重心座標と、天体カタログの星の位置座標が、全く同じになることは殆ど無い。これを対応付けるため、天体カタログの恒星の位置から開き角 2° 以内に星候補クラスターの重心座標があれば、星を検出したと判断する。

星候補と天体カタログの恒星を重ね合わせた様子を図 3.3 に示す。天体カタログの星の位置から開き角 2° を楕円で模式的に示す。その範囲内に星候補クラスターがあれば、星を検出できたとして青色の楕円で囲む。開き角 2° 以内に星候補クラスターが無ければ、星を検出できなかったとして赤色の楕円で囲む。そして、対応

が取れた青楕円の方向には雲が無いと判断し，対応が取れない赤楕円の方向には雲が存在すると判断して，これを指標に天候判断を行う．

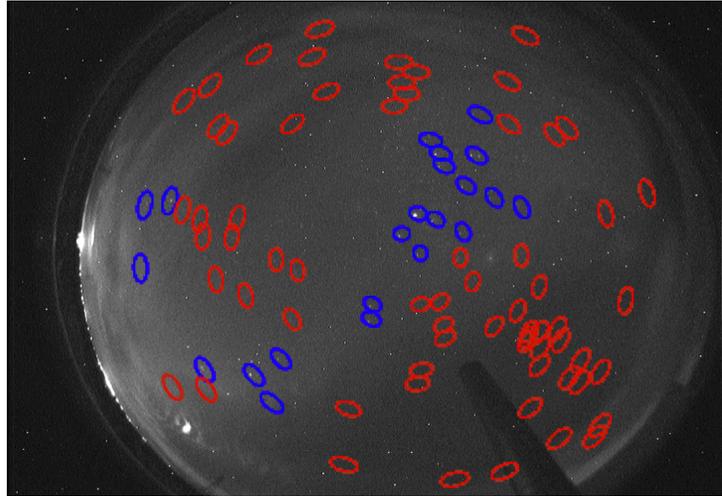


図 3.3: 重ね合わせ結果.
青は星を検出，赤は星を未検出を示す

ただし，どの程度雲があるかを視覚的に判断できないことに加えて，人によって天候判断が異なる場合がある．そのため定量化を行い一律に評価できるようになっている．定量化には検出率 (R) を使用し，対応のとれた星候補クラスターの数 (N_m) を天体カタログの恒星数 (N_c) で割ることで求める．(式 3.2)

$$R = \frac{N_m}{N_c} \quad (3.2)$$

検出率が 1 に近いほど雲がない，割合が 0 に近いほど雲があると判断する．また，方位角，高度によって領域を分けて検出率を求め，その領域の割合が高ければ青，低ければ赤に近い色で示す．実際に検出率で定量化を行なった結果を図 3.5 に示す．

定量化した結果より，誰が判断しても同様に天候を評価することができ，視覚的にも天候を判断しやすい．

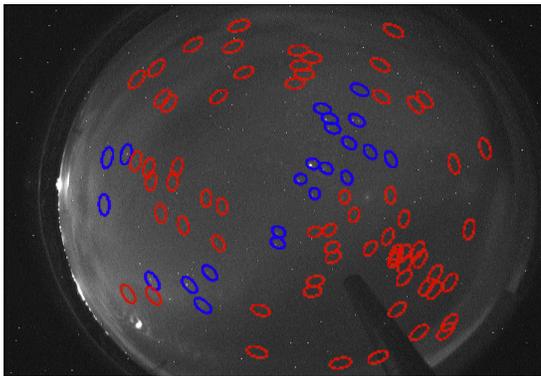


図 3.4: マッチング結果

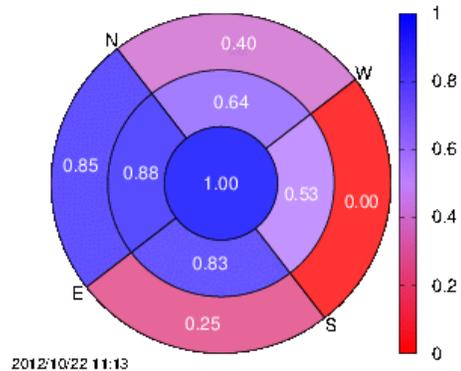


図 3.5: 検出率

3.3 活用方法

天候判断を行うことで、観測補助用のリアルタイム解析、宇宙線解析データを選定するためのデータベース作成に活用できると考えている。

観測補助用のリアルタイム解析は既に、観測者に天候情報を提供することで望遠鏡保護に活用されている。観測者が天候判断結果を見ながらFDを運用することで、観測者の負担を軽減している。ただし、望遠鏡保護を目的としているため曇っている際に誤って晴れと判定されることが無いよう、慎重に天候判断を行う必要がある。そのため、適切なパラメータの設定が必要となる。

また、データベースを作成することで、宇宙線解析に使用するデータの選定を容易にできるようになると考えられる。現行の天候判断システムでは、3.5等級までの恒星を使用しており、全天で約100個の恒星が確認できる。そして、本システムでは視野範囲を9領域に区切っているため、恒星一つの重みは11%程度となる。したがって、数個の星が確認できないだけで、大きく天候判断結果が変化してしまう恐れがあるので適切なパラメータ設定が必要になる。

したがって、領域内の星の数を増やすことで恒星がカバーする範囲を増やし、雲量をより正確に判断できるようにするために、パラメータの評価を行なった。

第4章

パラメータの最適化

星候補クラスターとの比較に使用するカタログの恒星数を増やすことで、天候評価の範囲内における恒星がカバーする範囲の増加を目的とする。カバー範囲を増やすことで、雲量をより正確に判断できると考えられる。そこで、比較に使用するカタログの恒星数を増やすため、3.5等級より暗い星も使用することにした。3.5等級より暗い星も検出するためには、星検出時に使用するパラメーターを適切な値に決定する必要がある。特に検討が必要なパラメータを以下に示す。

- 星候補の構成ピクセル数の下限

星候補クラスターを検出する条件として、構成するピクセル数の下限と上限がある。上限が低いと街明かりや惑星等の光が誤って星候補として検出される可能性がある。また、下限が低いとノイズ等を誤って星候補として検出される可能性がある。使用する恒星の等級を落とすと、光量が小さくなるため星候補の構成ピクセル数が小さくなる。そのため、適切な値を決定する必要がある。

- 恒星の球面座標からの開き角

検出した星候補とカタログの恒星を比較する際、球面状の恒星の座標から、どの角度差まで許容するかのパラメータとして開き角がある。開き角が小さすぎると、カタログの恒星に対応した星候補が検出されているのに、対応が取れない場合がある。また、開き角が大きすぎると、ノイズ等が誤って星候補と対応し、誤った判定となる可能性がある。そのため、適切な開き角を決定する必要がある。

- 輝度値の閾値

星候補クラスターを構成する明るいピクセルを，検出する際のパラメータとして閾値がある．該当ピクセルの輝度値が標準偏差に任意の倍数を積算して平均を足した数より大きければ明るいピクセルと判定しており，標準偏差に積算する任意の倍率を閾値とする．3.5 等級より暗い星も検出できるように適切な値を決定する必要がある．

- 使用する天体カタログの等級

天体カタログの恒星の明るさを示すパラメータとして等級がある．CCD カメラで撮影された画像から検出できない等級の恒星を使用すると，実際は快晴であるが曇り判定となる可能性がある．そのため，使用する恒星の等級範囲を適切に決定する必要がある．

現行のパラメータは，CLF ステーションの CCD カメラにおいて，下限 3，開き角 2° ，閾値 3.0，等級 3.5 までを使用している．上記パラメータの適切な値を調査することで，本システムの星検出時における恒星のカバー範囲増加を図った．本章ではパラメータ評価のための手順と評価について述べる．

4.1 構成ピクセル数の下限の検討

構成ピクセル数の下限を決定するために，下限を変更した際に検出率がどのように変化するかを調べた．今回は下限を 2 とした場合，3 とした場合で，それぞれ検出率の変化を確認した．確認に使用する画像は快晴の時間帯を選び，恒星の光が雲等で遮蔽されていない画像を使用した．そのため，検出率が 8 割以上となることが期待される．使用する等級の範囲を 3.5 等級まで～7.0 等級までに変化させた際の，検出率への影響を下限 2 と下限 3 で示す (図 4.1～図 4.3)．横軸は等級，縦軸は検出率を示す．紫線は構成ピクセル数の下限を 2 とした場合，緑線は構成ピクセル数の下限を 3 とした場合の検出率を表す．また，天頂角毎の検出率の違いも確認するため，図 4.4 に示す区分の内，天頂角 $0\sim 30^\circ$ (領域 1)，天頂角 $30\sim 60^\circ$ (領域 2-5)，天頂角 $60\sim 90^\circ$ (領域 6-9) 毎に撮影領域を分割して確認を行った．図 4.1，図 4.2，図 4.3 に，それぞれ天頂角 $0\sim 30^\circ$ ，天頂角 $30\sim 60^\circ$ ，天頂角 $60\sim 90^\circ$ の検出率の変化を表す．

天頂角 $0\sim 30^\circ$ において検出率が 8 割を維持するのは，下限 2 のときは等級 5.3 付近までにあるのに対し，下限 3 のときは等級 4.3 付近までとなっている．天頂角 $30\sim 60^\circ$ で検出率が 8 割を維持するのは，下限 2 のときは等級 4.9 付近までにある

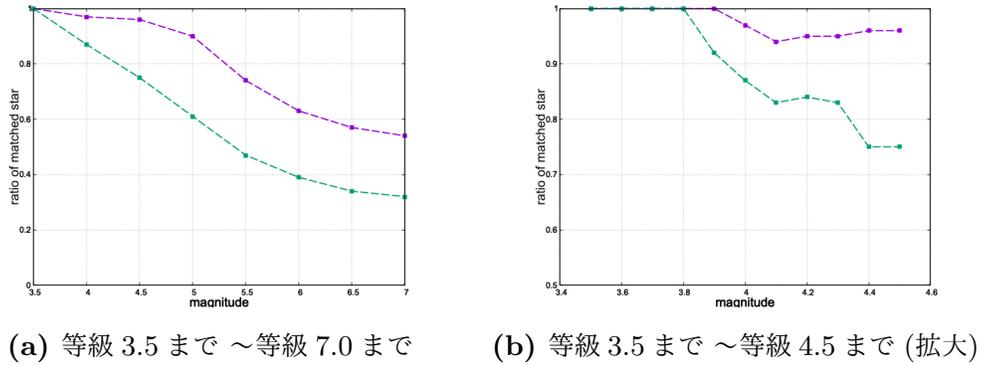


図 4.1: 下限 2, 3 の検出率の比較 (天頂角 $0 \sim 30^\circ$). 横軸は等級, 縦軸は検出率を示す. 紫線は構成ピクセル数の下限を 2, 緑線は下限を 3 とした場合の検出率を表す.

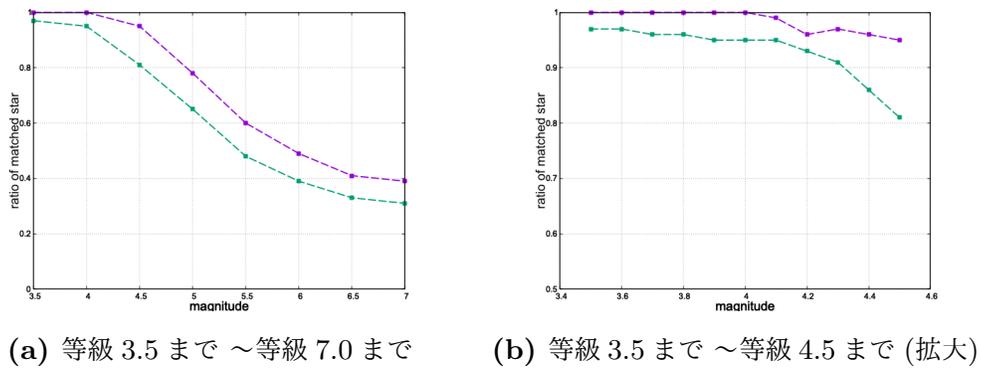


図 4.2: 下限 2, 3 の検出率の比較 (天頂角 $30 \sim 60^\circ$). 横軸は等級, 縦軸は検出率を示す. 紫線は構成ピクセル数の下限を 2, 緑線は下限を 3 とした場合の検出率を表す.

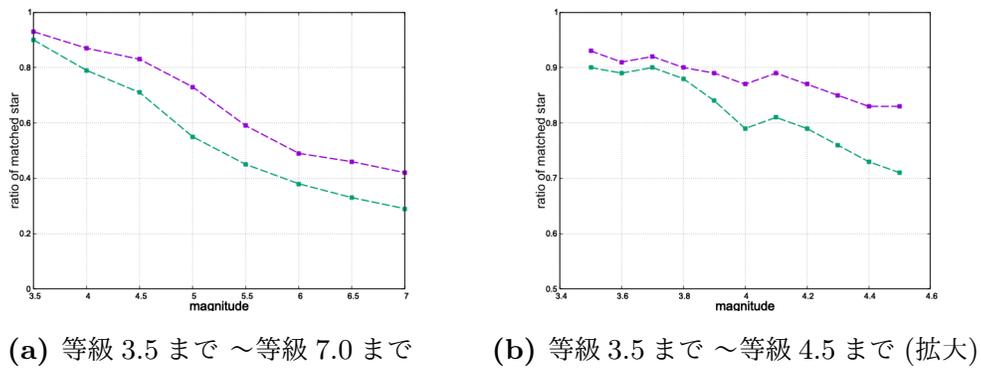


図 4.3: 下限 2, 3 の検出率の比較 (天頂角 $60 \sim 90^\circ$). 横軸は等級, 縦軸は検出率を示す. 紫線は構成ピクセル数の下限を 2, 緑線は下限を 3 とした場合の検出率を表す.

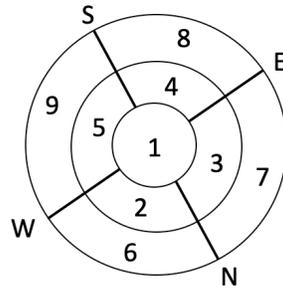


図 4.4: 解析領域の分割 (天頂角, 方位角 30° 毎に分割)

のに対し, 下限 3 のときは等級 4.5 付近までとなっている. 天頂角 $60\sim 90^\circ$ で検出率が 8 割を維持するのは, 下限 2 のときは等級 4.6 付近までにあるのに対し, 下限 3 のときは等級 4.0 付近までとなっている.

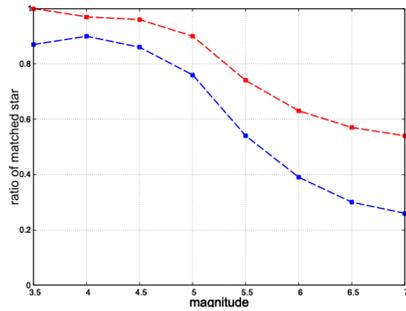
つまり, 使用する構成ピクセル数の下限を 2 にすれば, 4.6 等級付近まで使用した場合に検出率は 8 割以上になっている. そのため, 使用する恒星を増やすためには, 構成ピクセル数の下限 2 が適していると考えられる.

4.2 開き角の検討

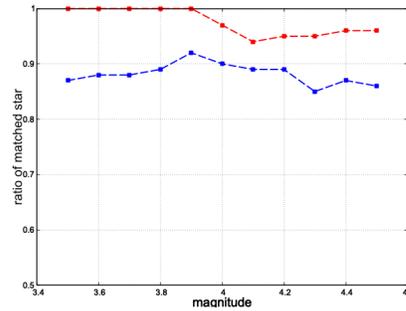
次に恒星の球面座標からの開き角を決定するために, 構成ピクセル数の下限を 2 に固定し, 開き角を変更した際に検出率がどのように変化するかを調べた. 今回は, 開き角を 1° , 2° とした場合で, それぞれ使用する等級の範囲を 3.5 等級まで \sim 7.0 等級までに変化させた際の検出率の変化を確認した. 確認に使用する画像は, 快晴の時間帯を選び, 恒星の光が雲等で遮蔽されていない画像を使用した. そのため, 検出率が 8 割以上となることが期待される.

使用する等級の範囲を 3.5 等級まで \sim 7.0 等級までに変化させた際の, 検出率への影響を開き角 1° と開き角 2° で図 4.5 \sim 図 4.7 示す. 横軸は等級, 縦軸は検出率を示す. 赤線は開き角を 1° とした場合, 青線は開き角を 2° とした場合の検出率を表す. また, 図 4.5, 図 4.6, 図 4.7 に, それぞれ天頂角 $0\sim 30^\circ$, 天頂角 $30\sim 60^\circ$, 天頂角 $60\sim 90^\circ$ を表す.

天頂角 $0\sim 30^\circ$ において検出率が 8 割を維持するのは, 開き角 1° のときは等級 4.8 付近までにあるのに対し, 開き角 2° のときは等級 5.3 付近までとなっている.

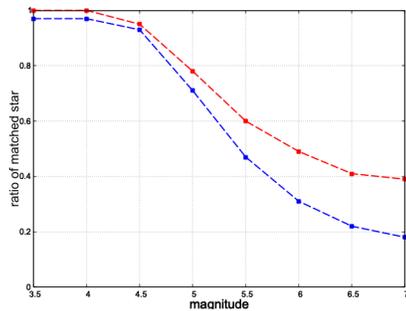


(a) 等級 3.5 まで ~ 等級 7.0 まで

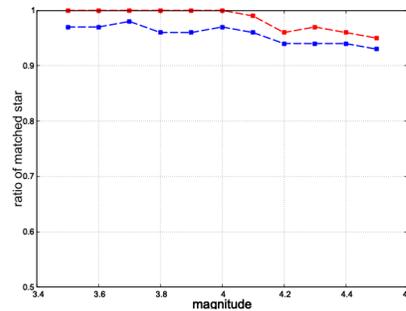


(b) 等級 3.5 まで ~ 等級 4.5 まで (拡大)

図 4.5: 開き角 1° , 2° の検出率の比較 (天頂角 $0 \sim 30^\circ$). 横軸は等級, 縦軸は検出率を示す. 赤線は開き角を 1° , 青線は開き角を 2° とした場合の検出率を表す.

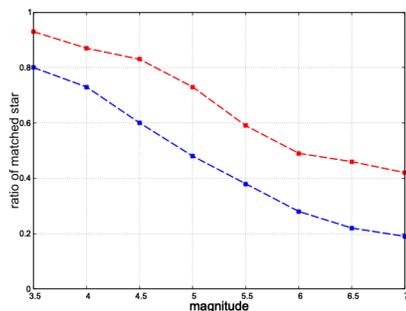


(a) 等級 3.5 まで ~ 等級 7.0 まで

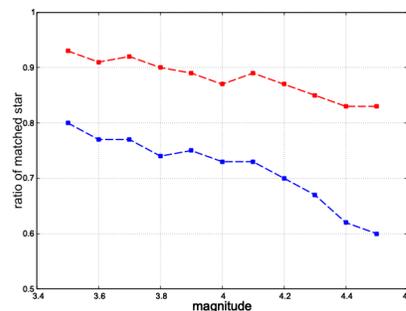


(b) 等級 3.5 まで ~ 等級 4.5 まで (拡大)

図 4.6: 開き角 1° , 2° の検出率の比較 (天頂角 $30 \sim 60^\circ$). 横軸は等級, 縦軸は検出率を示す. 赤線は開き角を 1° , 青線は開き角を 2° とした場合の検出率を表す.



(a) 等級 3.5 まで ~ 等級 7.0 まで



(b) 等級 3.5 まで ~ 等級 4.5 まで (拡大)

図 4.7: 開き角 1° , 2° の検出率の比較 (天頂角 $60 \sim 90^\circ$). 横軸は等級, 縦軸は検出率を示す. 赤線は開き角を 1° , 青線は開き角を 2° とした場合の検出率を表す.

天頂角 $30\sim 60^\circ$ で検出率が8割を維持するのは、開き角 1° のときは等級 4.7 付近までにあるのに対し、開き角 2° のときは等級 4.9 付近までとなっている。天頂角 $60\sim 90^\circ$ で検出率が8割を維持するのは、開き角 1° のときは等級 3.5 付近までにあるのに対し、開き角 2° のときは等級 4.6 付近までとなっている。

つまり、使用する構成ピクセル数の開き角 2° にすれば、4.7 等級付近まで使用した場合に検出率は8割以上になっている。そのため、使用する恒星を増やすためには、開き角 2° が適していると考えられる。

4.3 閾値の検討

次に閾値を決定するために、構成ピクセル数の下限を2、開き角を 2° 、等級の限度を 4.5 に固定し、閾値を変更した際に検出率がどのように変化するかを調べた。今回は、閾値を 1.9 ~ 4.5 に変えた際の検出率への影響を確認した。ただし、天頂角 $60\sim 90^\circ$ は検出率が低くなる傾向があるため、天頂角 $0\sim 60^\circ$ に絞り調査を行った。

確認には快晴の画像 (2013 年 09 月 04 日) の1日分 (498 枚) を用いた。使用画像は、2013 年 CLF ステーションのデータの内、一日の検出率の平均が高い日付の画像を用いた。検出率は現行のパラメータ (3.5 等級まで、下限 3、開き角 2°) を用いた際の解析結果を使用した。その中で、検出率の平均が高い快晴日の、ある時間の画像を図 4.8 に示す。また、完全に曇りの画像も図 4.9 に示す。快晴画像を使う理由としては、CCD カメラと星の間に遮蔽物があると、閾値に関係なく星が見えないからである。可能な限り遮蔽物 (雲) による影響を減らし、閾値の変化が星検出に与える影響を確認するために快晴の画像を使用した。

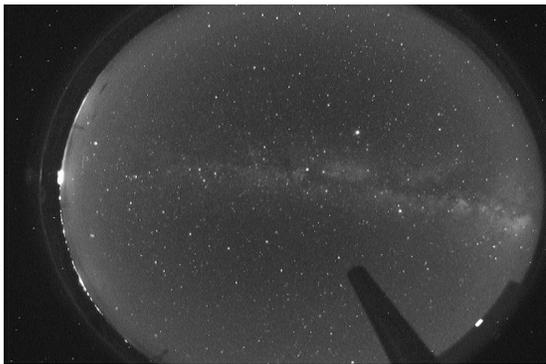


図 4.8: 撮影画像 (快晴)



図 4.9: 撮影画像 (曇天)

閾値を 1.9, 2.3, 2.5, 2.7, 3.0, 3.3, 3.9, 4.5 に変化させた際の検出率の平均, 星候補の検出数の平均, 恒星の検出数の平均 の推移を図 4.10 に示す. 横軸は閾値, 左縦軸は検出率の平均, 右縦軸は検出数の平均を示す. 水色の帯が恒星の検出数の平均, 水色とピンクを足した帯が星候補の検出数平均, 青線で 4.5 等級までの天体カタログの恒星数を右縦軸で示す. また, 紫線で検出率の平均を左縦軸示す. 閾

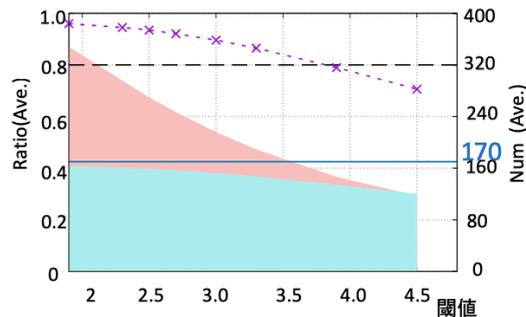


図 4.10: 閾値を変化させた際の検出率, 星候補の検出数, 恒星の検出数の推移. 横軸は閾値, 左縦軸は検出率, 右縦軸は検出数を示す. 水色の帯が恒星の検出数, 水色とピンクを足した帯が星候補の検出数, 青線で 4.5 等級までの天体カタログの恒星数を右縦軸で示す. また, 紫線で検出率を左縦軸示す.

値を大きくすると, 検出率が低下する傾向が見られる. 一方で, 閾値を小さくすると, 星候補数に対する検出数の割合が減少しているため, 星候補が誤ってカタログの恒星と対応している可能性が考えられる. よって, 閾値の許容できる範囲を検討した.

4.3.1 閾値の上限検討

図 4.10 の閾値 1.9 は検出率が 9 割を超えており, 非常に晴れている快晴画像を使用しているため, 天候を正しく判断できていると考えられる. そこで, 閾値を 1.9 より大きくした際, どこまで許容できるかを検討した. 使用する恒星がカバーする範囲増加を目的としているため, 今回の恒星の検出数が, 現行 (3.5 等級まで, 下限 3, 閾値 2°) の検出数より多くなる必要がある. 現行のパラメータでは, 100%に近い検出率になるようパラメータが設定されているので, 3.5 等級までの天体カタログの恒星数と今回の恒星の検出数を比較した. 表 4.1 に各閾値における恒星の検出数の平均を示す. また, 3.5 等級までの天体カタログの恒星数の平均を追記し

たグラフを図 4.11 に示す．撮影画像の視野内における，3.5 等級までの天体カタログの恒星数の平均は 46.8 個となっており，いずれの閾値でも恒星の検出数が 46.8 個の 2 倍を超えており，十分に恒星がカバーする範囲の増加が見込める．よって，いずれの閾値も許容範囲内であると考えられる．

表 4.1: 閾値毎の恒星検出数

閾値	1.9	2.3	2.5	2.7	3.0	3.3	3.9	4.5
検出数	163	161	159	157	152	147	134	120

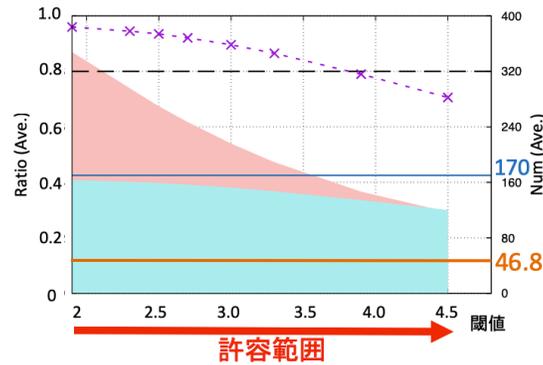
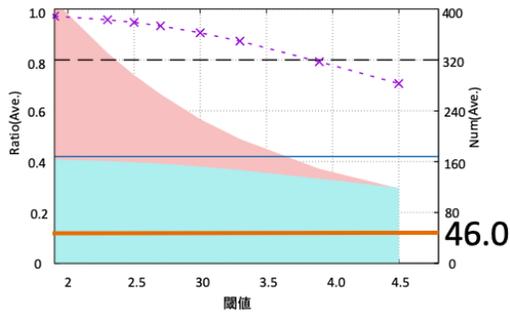
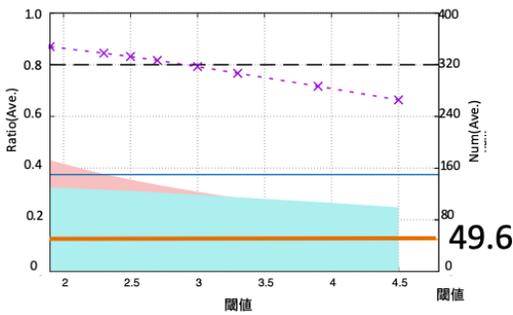


図 4.11: 閾値を変化させた際の検出率，星候補の検出数，恒星の検出数の推移．横軸は閾値，左縦軸は検出率，右縦軸は検出数を示す．水色の帯が恒星の検出数，水色とピンクを足した帯が星候補の検出数，青線で 4.5 等級までの天体カタログの恒星数，橙線で 3.5 等級までの天体カタログの恒星数を右縦軸に示す．また，紫線で検出率を左縦軸に示す．

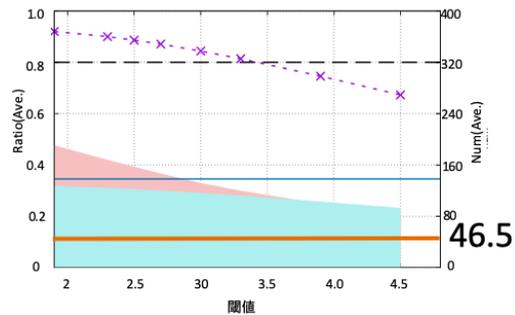
同様に，2013 年 CLF ステーションのデータの内，一日の検出率の平均が高い別日を解析した．そのプロットを図 4.12 に示す．各日付において，恒星の検出数の平均が一番少なくなる閾値 4.5 の恒星の検出数の平均と，3.5 等級までの天体カタログの恒星数を表 4.2 に示す．いずれの日付においても恒星の検出数平均が，3.5 等級までの天体カタログの恒星数の 2 倍以上となっており，十分に恒星がカバーする範囲の増加が見込める．そのため，別日もいずれの閾値で許容範囲内であると考えられる．



(a) 08月15日



(b) 03月06日



(c) 02月15日

図 4.12: 閾値を変化させた際の検出率, 星候補の検出数, 恒星の検出数の推移. 横軸は閾値, 左縦軸は検出率, 右縦軸は検出数を示す. 水色の帯が恒星の検出数, 水色とピンクを足した帯が星候補の検出数, 青線で 4.5 等級までの天体カタログの恒星数, 橙線で 3.5 等級までの天体カタログの恒星数を右縦軸に示す. また, 紫線で検出率を左縦軸に示す.

表 4.2: 別日の解析結果

日付	08月15日	03月06日	02月15日
カタログの恒星数 (3.5 等級まで)	46.8	46.0	46.5
恒星の検出数 (閾値 4.5)	118.7	99.6	93.0

4.3.2 閾値の下限検討

次に誤検出が起きる観点から, 適切な閾値の範囲を検討した. 閾値 4.5 において, 星候補数と恒星の検出数が同数に近い値になっており, 誤検出が起きている可

能性は低い。そこで、閾値を小さくした際、どこまで許容できるかを検討した。星候補数に対する恒星の検出数を対応率として、図 4.13 に青い破線で示す。閾値 4.5 で対応率が 100% となっている一方、閾値 1.9 で対応率が 50% 程度となっており、本来は恒星が見えないのに誤って星を検出している可能性が考えられる。そこで、実際の星候補とカタログの恒星の対応結果を確認した。ある時間帯の星候補と、カタログの恒星から開き角 2° を模式的に描画した結果を図 4.14 に示す。

星の見える位置は移動するため、ノイズにより検出率が増加して 96% に達するには、星候補が密である必要がある。しかし、図 4.14 を確認すると検出率の平均が 96% になるほど検出された星候補が密ではない。よって、対応している星候補は真の星である可能性が高いことが考えられる。したがって、快晴画像からノイズが原因である誤検出の影響を見積もることは困難であることが分かった。そのため、次に曇りの日で同様に解析を行なった。

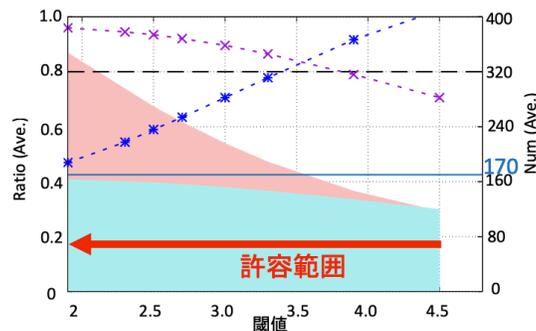


図 4.13: 閾値を変化させた際の検出率、対応率、星候補の検出数、恒星の検出数の推移 (快晴)。横軸は閾値、左縦軸は検出率、右縦軸は検出数を示す。水色の帯が恒星の検出数、水色とピンクを足した帯が星候補の検出数を右縦軸で示す。また、紫線で検出率、青線に対応率を左縦軸に示す。

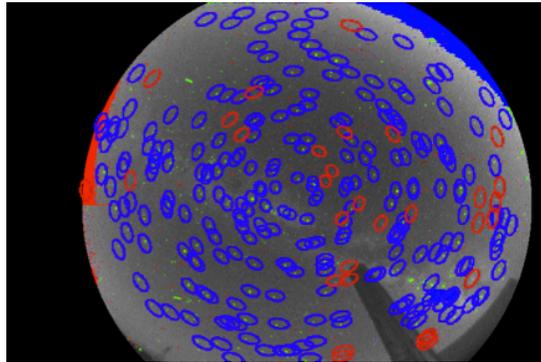


図 4.14: 星候補と恒星の重ね合わせ (快晴, 閾値 1.9).
青は星を検出, 赤は星を未検出を示す.

2013 年 CLF ステーションの中で, 検出率の平均が低い日付 (11 月 27 日) の画像を用いて, 誤検出の影響を確認した. 閾値を 1.9, 2.3, 2.5, 2.7, 3.0, 3.3, 3.9, 4.5 に変化させた際の検出率の平均, 星候補の検出数平均, 恒星の検出数平均 の変化を図 4.15 に示す. 横軸は閾値, 左縦軸は検出率, 右縦軸は検出数を示す. 水色の帯が恒星の検出数平均, 水色とピンクを足した帯が星候補の検出数平均, 青線で 4.5 等級までの天体カタログの恒星数 を右縦軸で示す. また, 紫線で検出率の平均を左縦軸示す.

閾値を小さくすると, 恒星の検出数, 天体カタログの恒星数の平均は増加している. しかし, 恒星の検出数平均は 0.1 以下, 星候補平均も 0.2 以下となっており, ほぼ全ての画像で恒星が検出されていない. 恒星が検出されたと判定されている時間帯の, 星候補とカタログの恒星の重ね合わせを図 4.16 に示す. 図 4.16 では 2 つの恒星が検出されたと判定されている. これらは, CCD カメラを固定するポールが車のヘッドライト等を反射し, 星候補として検出されたと考えられる. ただし, これらの影響は限定的である.

また, 完全に曇りの日は, 輝度値の平均が全体的に低い. よって, 揺らぎ (平均値からの変動) が少ないため誤検出の評価が困難である. そこで, 曇りの日かつ街明かりが雲で反射している日を使用し, 揺らぎによる誤検出を調査した.

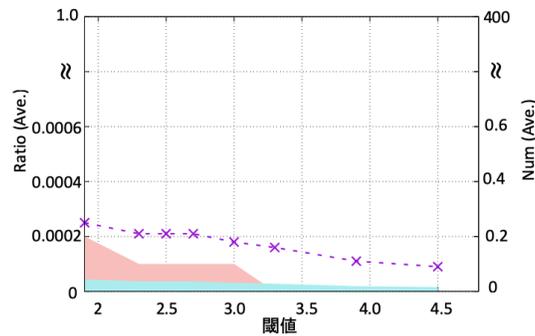


図 4.15: 閾値を変化させた際の検出率, 対応率, 星候補の検出数, 恒星の検出数の推移 (曇天). 閾値を変化させた際の検出率, 対応率, 星候補の検出数, 恒星の検出数の推移 (快晴). 横軸は閾値, 左縦軸は検出率, 右縦軸は検出数を示す. 水色の帯が恒星の検出数, 水色とピンクを足した帯が星候補の検出数 を右縦軸で示す. また, 紫線で検出率を左縦軸に示す

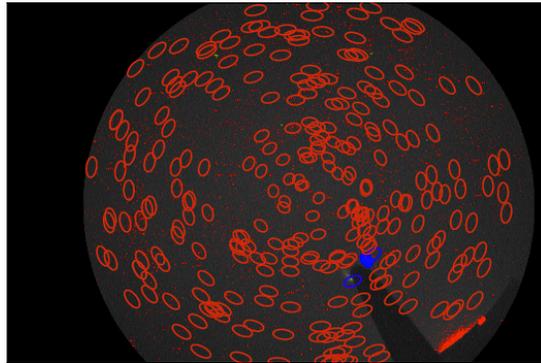


図 4.16: 星候補と恒星の重ね合わせ (曇天, 閾値 1.9).
青は星を検出, 赤は星を未検出を示す.

曇りの日かつ街明かりが雲で反射している日 (2013 年 01 月 10 日) の画像を用いて, 誤検出の影響を確認した. 図 4.17 に, ある時間の撮影画像を示す. 撮影画像の左側で, 街明かりが雲によって反射しているのを確認できる. 今回は, 誤って晴れと判定される可能性を確認したいため, 星が目視で見えている時間帯 (444 枚) を解析対象から除外した. そして, 残った 238 枚を使用し, 閾値を 1.9, 2.3, 2.5, 2.7, 3.0, 3.3, 3.9, 4.5 に変化させた際の検出率の平均, 星候補の検出数平均, 恒星の検出数平均 の変化 を図 4.18 に示す. 横軸は閾値, 左縦軸は検出率平均, 右縦軸は検出数平均を示す. 水色の帯が恒星の検出数, 水色とピンクを足した帯が星候補

の検出数，青線で4.5等級までの天体カタログの恒星数を右縦軸で示す．また，紫線で検出率を左縦軸に示す．

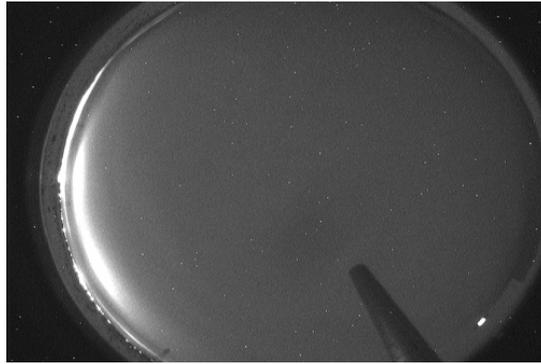


図 4.17: 撮影画像 (雲による反射あり)

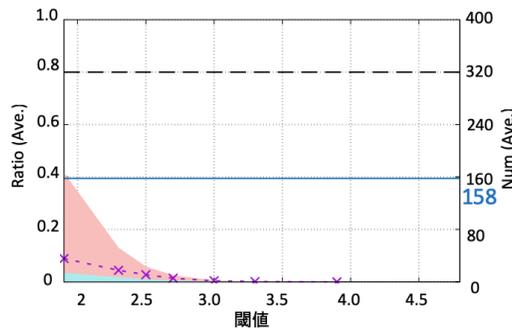


図 4.18: 閾値を変化させた際の検出率，対応率，星候補の検出数，恒星の検出数の推移 (反射あり)

閾値が3.0より小さくなると，星候補数，恒星の検出率が増加している．快晴の日付を解析した際，閾値1.9の時の対応率は約46.9%であったが，今回は約9.0%である．よって，明らかに恒星ではない星候補が多く検出されていることが分かった．

ある時間の閾値1.9の星候補と，カタログの恒星から開き角 2° を楕円で表した結果を図4.19に示す．反射が発生している左側で，撮影画像に星が見えないのに，星が検出されているカタログの恒星が約15個あることが確認できた．これは街明かりの揺らぎにより誤って星候補が検出されたもとと考えられる．また，同時刻の領域毎の検出率を図4.20に示す．領域毎の検出率が20%を超える領域が確認できることから，本来は”曇り”であるのに対し，”部分的に曇り”判定となる可能性

が考えられる．そのため，閾値 1.9 以外の閾値でも星候補とカタログの恒星を重ね合わせて調査した．

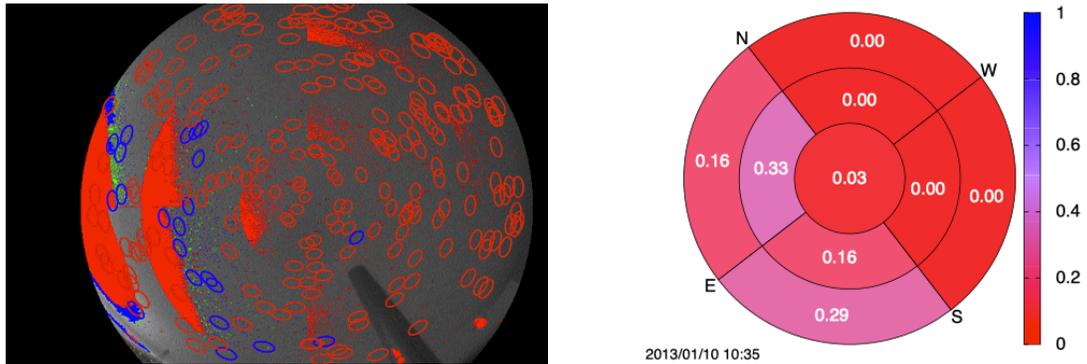


図 4.19: 星候補と恒星の重ね合わせ (反射, 図 4.20: 領域毎の検出率 (反射). 仰角 30° , 閾値 1.9). 楕円が天体カタログの恒星の位置を示し, 青は星を検出, 赤は星を未検出を示す.

図 4.20: 領域毎の検出率 (反射). 仰角 30° , 方位角 90° で分割した際の領域毎の検出率を示す.

閾値 1.9, 2.3, 2.5, 2.7, 3.0, 3.3, 3.9, 4.5 で検出した星候補と天体カタログの恒星を比較した結果を図 4.21 に示す．閾値 1.9, 2.3, 2.5 は, 検出率 20% を超える領域が存在し, 閾値 2.7, 3.0, 3.3, 3.9, 4.5 は検出率 20% を超える領域が存在しない．よって, 調査した撮影画像では閾値が 2.5 以下で誤検出の恐れがある．ただし, 時間が限定的なので, 別の時間でも恒星の検出率を比較した．

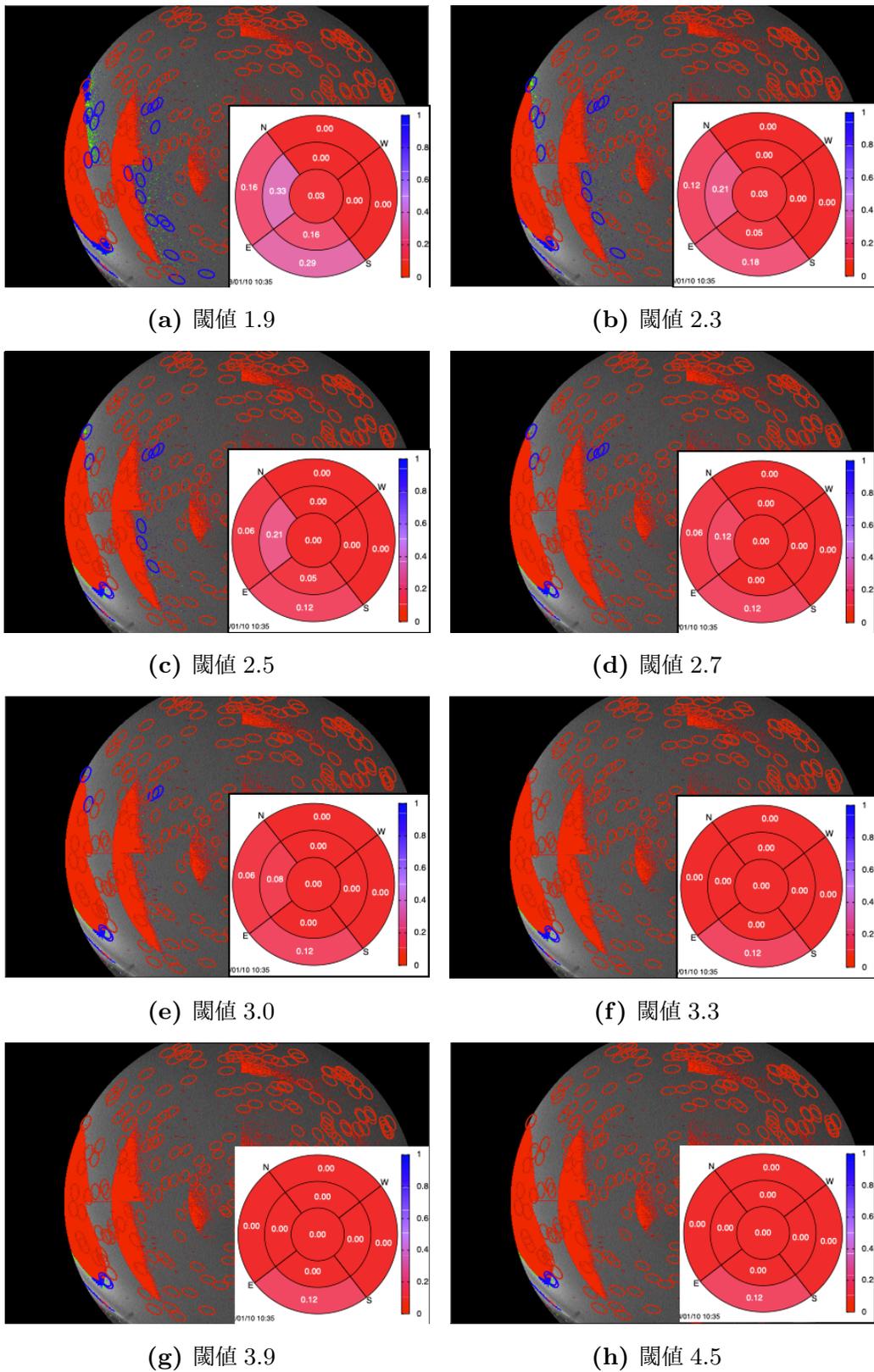


図 4.21: 重ね合わせと領域毎の検出率. 楕円が天体カタログの恒星の位置を示し, 検出できた恒星を青, 検出できなかった恒星を赤で示す.

曇りかつ街明かりが雲で反射している日付を解析し、検出率の時間変化を図 4.22 に示す。図 4.22a, 図 4.22b, 図 4.22c, 図 4.22d にそれぞれ領域 3, 7, 5, 9 を示す。領域 7 と領域 3 は、反射による影響が顕著に現れており、領域 5 と領域 9 は反射による影響が少ない領域である。横軸は時間、縦軸は検出率を示す。また、紫は閾値 1.9, 緑は閾値 2.3, 水色は閾値 2.5, 橙は閾値 2.7, 黄は閾値 3.0, 青は閾値 3.3, 赤は閾値 3.9, 黒は閾値 4.5 を示す。灰色の時間帯は、星が目視で確認できたため解析対象から除いた時間帯である。領域 3 と 7 は、領域 5 と 9 より検出率が高くなっていることが確認できた。よって、雲による街明かりの反射による影響で、他の時間帯においても誤検出が発生していることが分かった。

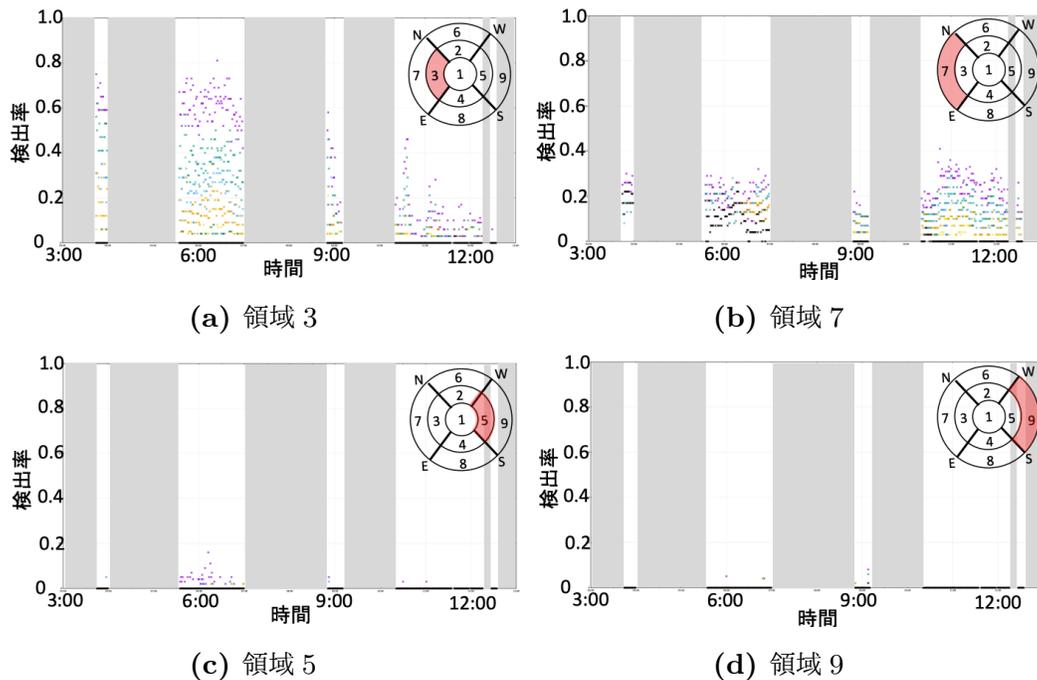


図 4.22: 検出率の時間変化。横軸を時間、縦軸を検出率で示した。紫は閾値 1.9, 緑は閾値 2.3, 水色は閾値 2.5, 橙は閾値 2.7, 黄は閾値 3.0, 青は閾値 3.3, 赤は閾値 3.9, 黒は閾値 4.5 を示す。灰色の時間帯は星が目視で確認できたため、解析対象から除外

実際に、どの程度天候判断に影響を与えるかを確認するため、検出率が 20% を超える画像数をカウントした。いずれかの領域で検出率が 20% を超える画像枚数を閾値毎に図 4.23 に示す。閾値 1.9 から 2.7 にかけて画像数は大きく低下する。また、閾値 3.3 以降は画像数に変化はない。よって、調査した日付では閾値 2.7 以

降で誤検出が少なくなることが分かった。それぞれの閾値で、20%を超える画像数と、20%を超える画像の割合、星候補数、カタログの恒星数を表4.3に示す。

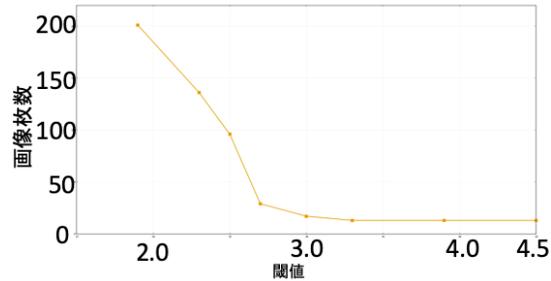


図 4.23: いずれかの領域で検出率が20%を超える画像の枚数 (2013年01月10日)

表 4.3: 閾値毎のパラメータの推移 (雲による反射がある日)

閾値	カタログ数 (個)	星候補数 (個)	検出率が20%を超える画像数 (枚)	検出率が20%を超える画像数の割合 (%)
1.9	158	167	201	84.5
2.3	158	52	136	57.1
2.5	158	24	96	40.3
2.7	158	10	29	12.2
3.0	158	2.3	17	7.1
3.3	158	0.5	13	5.5
3.9	158	0	13	5.5
4.5	158	0	13	5.5

また、閾値の候補を決めるため、参考として快晴日 (09月04日) の恒星の検出率平均、カタログの恒星数、星候補数平均、検出率平均、対応率を表4.4に示す。

表4.3と4.4から、曇りかつ街明かりが雲で反射している日付の誤検出率 (20%を超える画像の割合)、晴天日の検出率に着目して、それぞれを閾値毎にプロットした (図4.24)。横軸に閾値、縦軸に検出率を示す。赤線は曇りかつ街明かりが雲で反射している日付の誤検出率 (20%を超える画像の割合) を示し、青線は晴天日の検出率を示す。

閾値の候補として、誤検出率の割合低下が落ち着く閾値2.7, 3.0を検討した。ま

表 4.4: 閾値毎のパラメータの推移 (快晴日)

閾値	恒星の検出数 (個)	カタログ数 (個)	星候補数 (個)	検出率 (%)	対応率 (%)
1.9	163	170	348	96.0	46.9
2.3	161	170	296	94.5	54.4
2.5	159	170	270	93.5	59.0
2.7	156	170	247	92.1	63.5
3.0	152	170	216	89.6	70.6
3.3	147	170	189	86.5	77.8
3.9	134	170	147	79.0	91.7
4.5	120	170	117	70.6	100

た、閾値が最小・最大の 1.9 と 4.5 を検討すべきだが、閾値 3.3 から 4.5 にかけて誤検出率は変化しないため、1.9 と 3.3 を候補として検討した。したがって、閾値 1.9, 2.7, 3.0, 3.3 を候補として検討した。

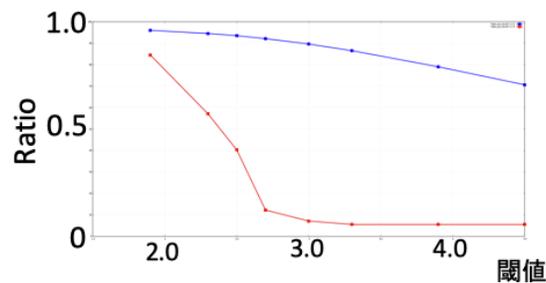


図 4.24: 街明かりが雲で反射している日付の誤検出率 (0.2 を超える画像の割合) と 晴天日の検出率。横軸に閾値、縦軸に検出率を示す。赤線は曇りかつ街明かりが雲で反射している日付の誤検出率 (0.2 を超える画像の割合) を示し、青線は晴天日の検出率を示す。

4.3.3 候補となる閾値の検討

閾値が小さいメリットは、検出率を天候判断結果としてそのまま使用可能な点である。一方でデメリットは、誤って晴れと判定される可能性が高くなる点である。閾値が大きいメリットは、誤って晴れと判定される可能性が低下する点である。一

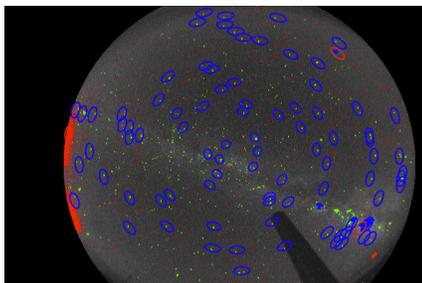
方で、デメリットは、検出率の規格化が必要な点である。

閾値 1.9 は反射画像の解析時、1 時間に 50 枚程度誤る恐れがあるが、快晴時に検出率が 100% 付近になっており、データベース作成に向いていると考えられる。また、閾値 2.7, 3.0 は反射画像の解析時に 1 時間にそれぞれ 7 枚, 4 枚程度誤る恐れがあるが、快晴時に検出率が 90% 付近であり、閾値をデータベース用とリアルタイム解析用で統一したい際に向いていると考えられる。閾値 3.3 は快晴時に検出率が約 70% と低いが、反射画像の解析時、1 時間に 3 枚程度の誤検出率のため、リアルタイム観測に向いていると考えられる。

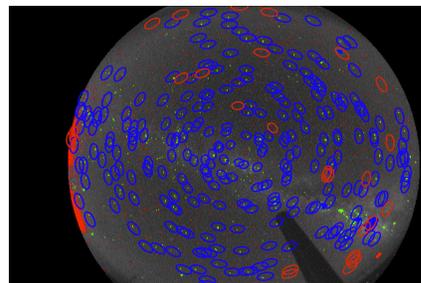
よって、観測補助用のリアルタイム観測では、閾値 3.3 が適していると考えられる。なぜなら、誤って晴れと判定される可能性を極力減らすことで、正確性を重要視したいからである。一方、宇宙線解析データを選定するためのデータベースを作成では、閾値 1.9 が適していると考えられる。なぜなら、多少誤って判断しても実際の天候に近い評価ができるためである。また、検出率をそのまま天候判断に利用可能な点も理由に挙げられる。

4.4 評価

図 4.25a に 検出した星候補と 3.5 等級までの明るい恒星と比較を行なった場合、図 4.25b に 4.5 等級までの明るい恒星と比較を行なった場合を示す。図 4.25b の 4.5 等級まで使用した方が、カタログの恒星によってカバーできる空間が多くなり空乏が減っていることが確認できる。よって、恒星がカバーする範囲が増加したと考えられる。



(a) 等級 3.5 まで



(b) 等級 4.5 まで

図 4.25: カatalogの恒星から開き角 2° を描画した結果。青は星を検出、赤は星を未検出を示す。

第5章

リアルタイム情報提供システム

FD 観測者は望遠鏡保護のために、観測中は天候を知る必要がある。そのため、天候評価の結果をリアルタイムで観測者に提供することで、観測者の負担軽減につながる。解析結果をリアルタイムで提供するシステムが現地 (アメリカ, ユタ州, デルタ市) で稼働している。

近年は、FD を日本から遠隔で操作する試みが進められており、リアルタイムで現地の天気を判断する有用性が高まっている。そこで、現地で稼働するシステムを簡略化し、日本に設置されているパソコンからでも同様に確認できるように調整を進めた。

5.1 稼働中のリアルタイム情報提供システム

各ステーションで CCD カメラにより撮影された画像は、現地に設置された FD 観測用パソコンに送られる。そして、天候解析用のパソコンに送られた後に解析が行われる。その解析結果は FD 観測用パソコンに送信され、観測者がブラウザで閲覧できるようになっている。

ページ上では、撮影画像、領域毎の検出率の時間変化が表示される。従って、目視で星をカウントせずに天候を評価できるようになっている。ただし、現状として本解析結果は現地に設置された FD 観測用パソコンからでしか閲覧できない。そこで、新たに日本に設置された FD 観測用パソコンに天候判断システムの導入を進めている。

5.2 日本でのリアルタイム天候判断システムの構築

現地で稼働するシステムを日本のFD観測パソコンに導入するにあたり，日本で稼働中のパソコンを壊さないよう，新たに予備のFD観測パソコンを作成した．そして，その内部にシステムの構築を行った．その構成を図5.1に示す．

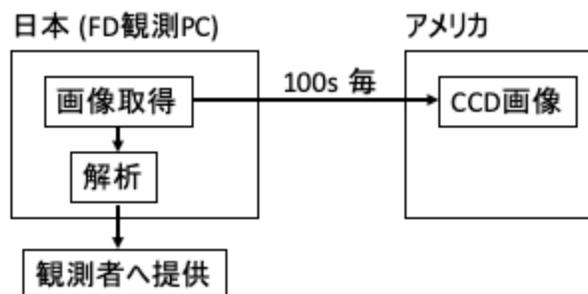


図 5.1: 日本でのリアルタイム天候判断システムのシステム構成

ステーションで撮影された画像を取得し，FD観測用パソコンの内部で解析をして閲覧できるように調整を行なった．ただし，本システムの構築はFDが稼働していない期間と重なったため，2018年12月6日のダミーデータをFD観測用パソコンに送信することで実行した．その際の実行結果を図5.2に示す．

ページ上では，撮影画像，領域毎の検出率の時間変化が表示される．よって，FD観測が再開され，CCD画像のデータが正常に取得できれば，FD観測パソコンのみでCCDの解析も正常に動作すると考えられる．

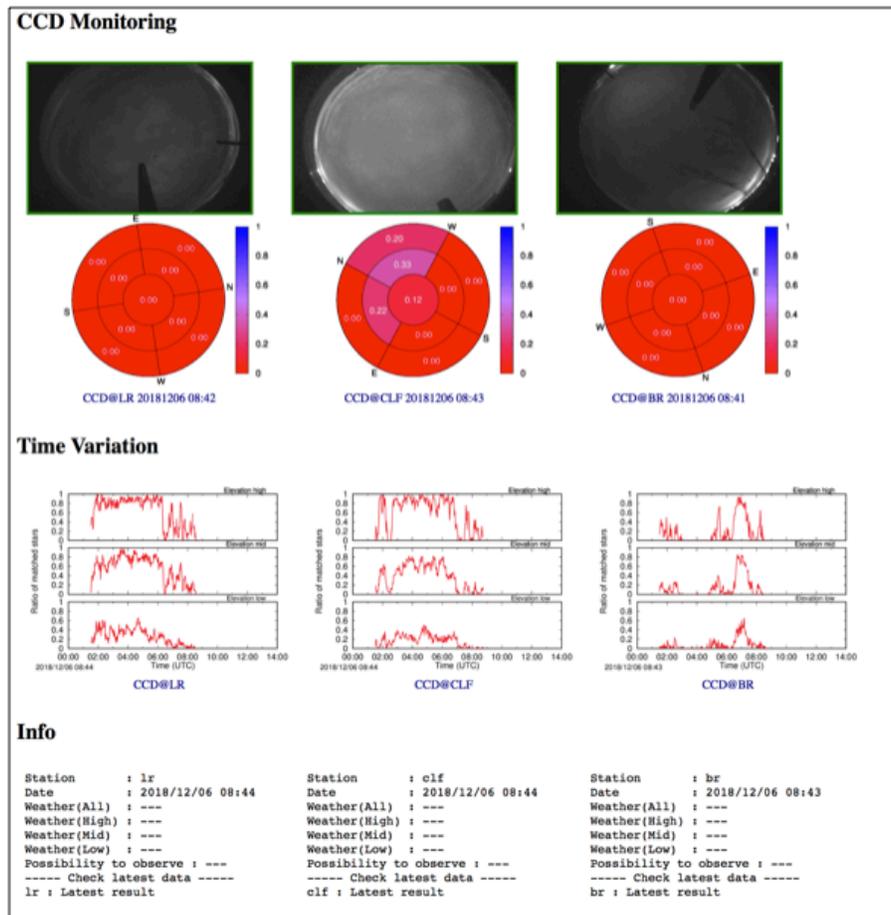


図 5.2: FD 観測用 PC の表示結果. 上段から, CCD カメラで撮影した画像, 領域毎の検出率, 天頂角 $0\sim 90^\circ$ の検出率の時間変化を示す.

第 6 章

結論

CCD カメラを用いた夜間天候判断システムにおいて、使用する天体カタログの恒星数を増やすことで、雲量判断の性能向上を図った。そのため、より暗い恒星も検出できるようにパラメータの評価を行なった。その結果、星候補の条件である構成ピクセル数の下限は 2 が適切だと考えられる。また、星候補と天体カタログの恒星との比較を行う際、恒星の球面座標からどの角度差まで許容するかを表す開き角は 2° が適切と考えられる。そして、星検出に用いる条件である閾値、使用する恒星の等級範囲を考慮すると、以下のパラメータが適切と考えられる。

- リアルタイム天候判断用
閾値: 3.3, 構成ピクセル数の下限: 2, 開き角: 2° , 等級: 4.5
- データベース作成用
閾値: 1.9, 構成ピクセル数の下限: 2, 開き角: 2° , 等級: 4.5

観測補助用のリアルタイム解析では、検出率よりも正確性を重要視して検討を行なった。また、宇宙線解析データ選定では、正確性より検出率を重要視して検討を行なった。使用する天体カタログの恒星の等級範囲を 4.5 等級までにすることで、全恒星がカバーする範囲が増加したと考えられる。

本稿で決定したパラメータ (閾値, 構成ピクセル数の下限, 開き角, 等級) を使用し、今後データベースを作成する。作成したデータベースを公開することで、宇宙線を解析する際のデータ選定に活用されることが期待される。現状はデータ選定に WEATCode を使用しており、1 時間に 1 度目視で判定を行なっているが、本システムのデータベースを活用することにより、分単位かつ一律の基準でデータ選定が

可能になると考えられる。また、同様にパラメータを、リアルタイム天候判断に適応することで、より誤検出の少ない判定を行えることが期待される。

参考文献

- [1] S.P.Swordy, Space Science Reviews, 2001.
- [2] 中村凌, 修士論文, 信州大学, 平成 30 年度.
- [3] 吉岡翼, 卒業論文, 信州大学, 令和 2 年度.

謝辞

本研究を進めるにあたり、数多くの的確な指導をしてくださいました信州大学の冨田孝幸助教に深く感謝いたします。

研究室の先輩であり、日頃から多くのアドバイスをくださいました、上濱孝文氏、岩倉広和氏、稲富大地氏、宇都宮成弥氏、中村雄也氏、曾根直宙氏、佐野賢吾氏、切中拓矢氏に感謝いたします。

研究室の同期であり、数多くのアドバイスをくださいました、窪田悠人氏、中村智行氏、中澤新氏に感謝いたします。

研究室の後輩であり、共に過ごした、齊藤亮介氏、吉岡翼氏、栗栖真乃祐氏、阿部泰明氏、日比亮佑氏、西本大輝氏、高桑宏輔氏に感謝いたします。

SD リモートマニュアルを作成するにあたり、数多くのご教示をくださいました、東京大学宇宙線研究所の野中敏幸助教に感謝いたします。

会議での的確な助言をしてくださいました、中部大学の山崎勝也助教、大阪電気通信大学の多米田裕一郎講師に感謝いたします。

TA 実験のコラボレーターの皆様に感謝いたします。