

平成 30 年度 修士論文

宇宙線望遠鏡実験における  
魚眼 CCD を用いた  
夜間雲量観測の実用化



信州大学 大学院 総合理工学研究科  
工学専攻 電子情報システム工学分野

中村 凌

2018 年 4 月 23 日提出

# 目次

第 1 章	超高エネルギー宇宙線	1
1.1	宇宙線	1
1.2	空気シャワー	2
1.2.1	空気シャワー現象	3
1.2.2	空気シャワーの縦方向発達	4
1.2.3	空気シャワーの横方向分布	4
1.3	観測手法	6
1.3.1	地表検出器を用いる観測法	6
1.3.2	大気蛍光法	7
1.4	GZK カットオフモデル	9
1.5	これまでの超高エネルギー宇宙線観測実験	10
第 2 章	TelescopeArray 実験	12
2.1	TA 実験の目的	12
2.2	TA 実験の概要	13
2.3	地表粒子検出器	14
2.4	大気蛍光望遠鏡	15
2.4.1	光学系	16
2.4.2	PMT カメラ	16
2.4.3	データ収集システム	17
2.5	大気モニター	19
2.6	雲モニター	20
2.6.1	WEAT code	20
2.6.2	IR カメラ	21
第 3 章	夜間天候モニタリングシステム	24

---

3.1	夜間天候モニタリングシステムの目的 . . . . .	24
3.2	ハードウェア . . . . .	24
3.2.1	CCD カメラ . . . . .	24
3.2.2	画像サーバー . . . . .	28
3.2.3	CCD カメラ画像の特性 . . . . .	29
3.2.4	魚眼レンズ特性把握試験 . . . . .	29
3.3	データ解析手法 . . . . .	32
3.3.1	雲量スコア . . . . .	32
3.3.2	星カウント . . . . .	34
3.3.3	両者の比較 . . . . .	37
第 4 章	システム評価 . . . . .	38
4.1	目視との比較 . . . . .	38
4.1.1	解析領域の決定 . . . . .	39
4.1.2	パラメータチューニング . . . . .	39
4.1.3	目視とソフトウェアの比較 . . . . .	40
4.2	CLF データとの比較 . . . . .	43
4.2.1	CLF データ . . . . .	44
4.2.2	別環境モニターと星の数の比較 . . . . .	48
第 5 章	星検出の条件設定 . . . . .	53
5.1	設定する星検出に用いる条件 . . . . .	53
5.2	検出対象に使う等級の決定 . . . . .	54
5.2.1	目視による等級の比較 . . . . .	54
5.2.2	カバー率を用いた等級決定 . . . . .	55
5.3	星候補クラスターを構成するピクセル数の下限の決定 . . . . .	56
5.4	シグマ値の決定 . . . . .	57
5.4.1	検出率と誤り率の優先度 . . . . .	58
5.4.2	天体カタログと星候補クラスターの比較と検出内訳 . . . . .	58
5.4.3	誤り率が曇りの日に及ぼす影響 . . . . .	60
第 6 章	天候評価 . . . . .	68
6.1	天体カタログとの比較 . . . . .	68
6.1.1	天体カタログ座標変換 . . . . .	68
6.1.2	重ね合わせと変換パラメータ . . . . .	70

---

6.1.3	重ね合わせ評価 . . . . .	77
6.2	夜間天候モニタリングシステムを用いた天候判断 . . . . .	81
6.2.1	全天での天候判断 . . . . .	82
6.2.2	方向別による天候判断 . . . . .	83
6.2.3	年別による見える星の数の違い . . . . .	84
第7章	結論 . . . . .	86
7.1	議論 . . . . .	86
7.2	運用にむけた準備 . . . . .	87
7.3	観測補助以外の使用の可能性 . . . . .	88
	参考文献 . . . . .	92



## 第1章

# 超高エネルギー宇宙線

### 1.1 宇宙線

宇宙線とは宇宙空間に存在する高エネルギー放射線であり,1912年にオーストリアの物理学者 V.F.Hess によって発見された. その主成分は陽子やその他の原子核である. これまでに観測された宇宙エネルギーは  $10^8 \sim 10^{20}$  eV と広範囲で, その到来頻度はエネルギーの約-3乗に比例して変化する (図 1.1). また, 宇宙線は一次宇宙線と二次宇宙線に大きく分けられる. 一次宇宙線は宇宙空間を飛び交い地球に降ってくる粒子で, 二次宇宙線は一次宇宙線が地球の大気分子と反応してできる二次粒子のことである.

#### エネルギースペクトラム

宇宙線のエネルギースペクトラムの中でも高エネルギー部分においてエネルギースペクトラムに折れ曲がりがあることが確認されている. G.V.Kulikov, G.B.Khristiansen らによる GM 計数管による地表空気シャワーアレイとミュオン検出器で観測を行い, その観測結果からエネルギー  $E$  は  $3 \times 10^{15}$  eV 付近に折れ曲がり構造があることを発表した [2]. その後, 様々な実験によって複数の折れ曲がり構造があることが確認された. 図 1.2 に図 1.1 のエネルギースペクトラムにエネルギーの3乗をかけたものを示す.

一次宇宙線の到来頻度  $F$  は,  $F(E) = K \times E^{-\gamma}$  で近似される.  $\gamma$  はほぼ3であるがエネルギーによってわずかに異なる.  $10^{15}$  eV あたりまでは  $\gamma$  は約 2.7, そこから  $10^{19}$  eV 付近までは約 3.1, それ以上で約 2.7 というように変化する. この2つの折れ曲りはそれぞれ「knee」, 「ankle」と呼ばれている.  $10^{17.5}$  eV 付近にも小さな折れ曲りがあり, これは「2nd knee」と呼ばれている. knee 以下のエネルギーを持つ

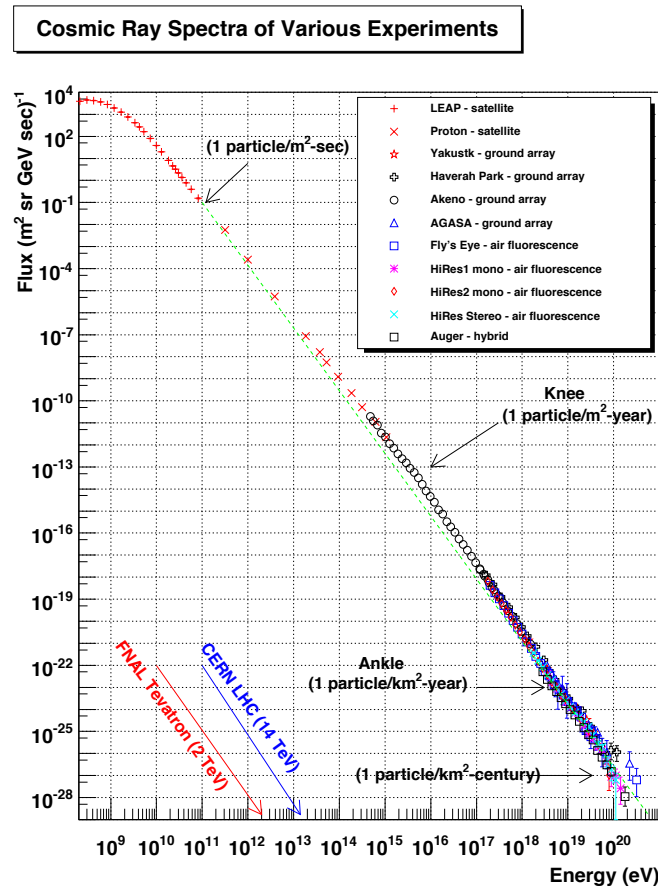


図 1.1: 一次宇宙線のエネルギースペクトル [1]

宇宙線は銀河天体, 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られているが, その加速機構や発生源については未だにわかっていない。また, エネルギーの冪乗で到来頻度が変わるため, エネルギーによって到来頻度は大きく変化する。例えば約  $10^{19}$  eV を超えるエネルギーを持つ粒子は  $100\text{km}^2$  あたり年間 1 粒子程度しか到来しない。

## 1.2 空気シャワー

宇宙線が大気に入射すると, 大気中の原子核と反応して二次宇宙線を生成し, さらにそれらの二次粒子も粒子生成を行う。この過程を繰り返すことによって一次宇宙線が結果的に大量の二次粒子群となる現象を空気シャワー現象と呼ぶ。

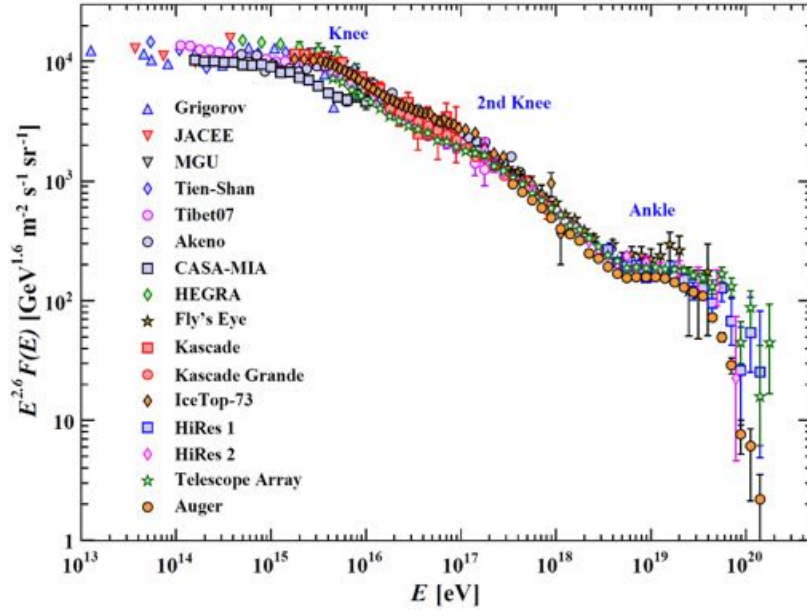


図 1.2: 一次宇宙線のエネルギースペクトルにエネルギーの 3 乗をかけたもの [3].  $10^{15.5}$  eV,  $10^{17.5}$  eV,  $10^{19.6}$  eV 付近にそれぞれ knee, 2nd knee, ankle と呼ばれる折れ曲がりが見える

### 1.2.1 空気シャワー現象

$10^{14}$ eV 以下の比較的低いエネルギーを持つ宇宙線は到来頻度が多い為気球や人工衛星などを用いた直接測定が行なわれているが、 $10^{14}$ eV 以上のエネルギーを持つ宇宙線は到来頻度が少なく、大きな検出面積と長い観測時間が必要であることから、空気シャワー(二次粒子)を観測する間接測定が行なわれている。宇宙線二次粒子として陽子、中性子、 $\pi$ 、 $K$  などのハドロンが生成される。この現象をハドロンシャワーと呼ぶ。二次粒子のうち  $\pi^0$  は寿命が短いため、相互作用を起こす前に 2 つの  $\gamma$  線に崩壊する。

$$\pi^0 \rightarrow \gamma + \gamma \quad (1.1)$$

高エネルギーの  $\gamma$  線は電子陽電子対生成をおこし、また生成された電子、陽電子は制動放射や電子陽電子対消滅により複数の  $\gamma$  を放出する。一方  $\pi^\pm$  の寿命は  $2.6 \times 10^{-8}$ s で、

$$\pi^+ \rightarrow \mu^+ + \nu_\mu \quad (1.2)$$

$$\pi^- \rightarrow \mu^- + \bar{\nu}_\mu \quad (1.3)$$

崩壊し、 $\mu^\pm$  の寿命は  $2.2 \times 10^{-6}\text{s}$  で、

$$\mu^+ \rightarrow e^+ + \bar{\nu}_\mu + \nu_e \quad (1.4)$$

$$\mu^- \rightarrow e^- + \nu_\mu + \bar{\nu}_e \quad (1.5)$$

と崩壊する。大気の厚みは核相互作用の平均自由行程の約 10 倍であるため、相互作用を繰り返すことで多数の粒子が生成される。これを電磁カスケードと呼ぶ。

以上のような現象を総じて空気シャワーと呼ぶ。また、空気シャワーの中心軸をシャワーコアと呼ぶ。図 1.3 に空気シャワーの模式図を示す。

### 1.2.2 空気シャワーの縦方向発達

空気シャワー中に含まれる粒子の中でも大多数を占める電子の総数が増大するにつれて、個々の電子のエネルギーは減少し、臨界エネルギー  $E_c$  (空気中では  $E_c = 74\text{MeV}$ ) に近づくと大気中の原子、分子による電離損失の寄与が大きくなり、エネルギーを失って大気に吸収されてしまう。そのため、空気シャワー中の粒子の総数はある段階で減少に転じる。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は縦方向発達 (longitudinal development) と呼ばれる。

一次宇宙線のエネルギーの違いは、 $N_{\max}$  (最大発達時の粒子数) の違いとなって現れる。また、一次宇宙線粒子種の違いは  $X_{\max}$  (一次宇宙線の最大発達深さ) に現れ、重い原子核ほど  $X_{\max}$  の値が小さくなる傾向がある。これは、重い原子核ほど大気との相互作用断面積が大きくより上空で発達が始まること、さらに核子あたりのエネルギーが小さくエネルギー細分化が早く進むことに起因する。

### 1.2.3 空気シャワーの横方向分布

一次宇宙線の入射方向を空気シャワーの軸とすると空気シャワーは軸から離れたところまで広がりを見せる。このシャワー軸と垂直な方向の粒子密度分布は横方向分布 (lateral distribution) と呼ばれる。横方向分布は一次宇宙線のエネルギーや宇宙線核種や相互作用によって決まるので宇宙線の情報を決めるには必要である。一次宇宙線のエネルギーが大きいほど空気シャワー軸に粒子が集中し、粒子

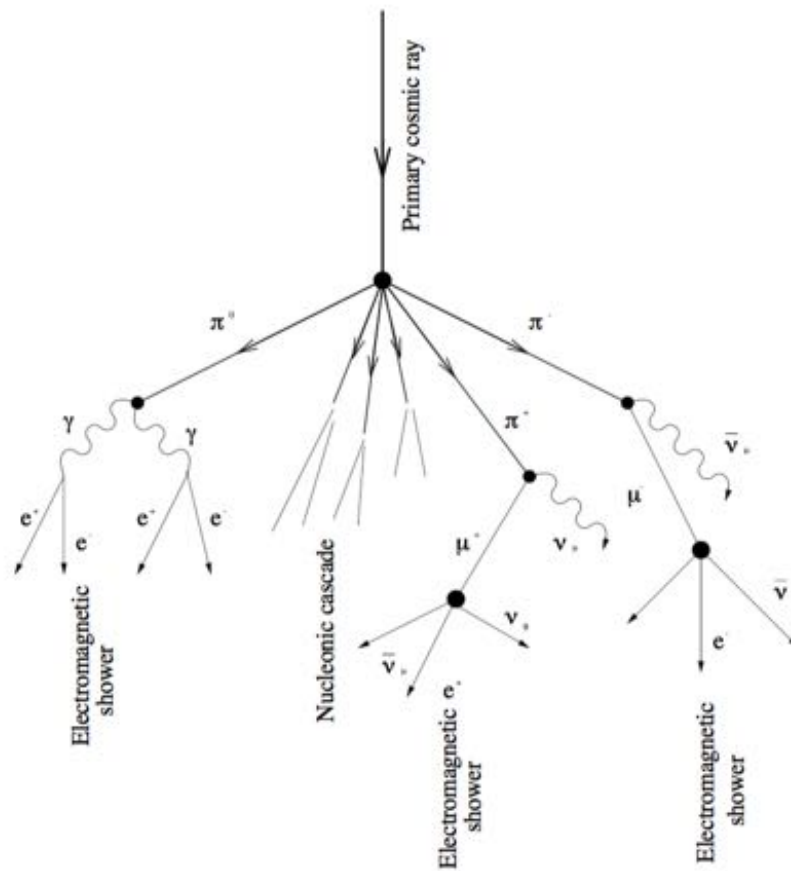


図 1.3: 空気シャワーの模式図. 一次宇宙線の粒子が大気分子と衝突することでハドロンを生成, これが崩壊して電子を生成する. これを繰り返すことで一次宇宙線の粒子が多数の二次宇宙線の粒子となり地球に降り注ぐ.

数密度が大きい傾向にある. 電磁シャワーについて荷電粒子の横方向分布が3次元で解析的に計算されており, Greisen が近似して得られた Nishimura-Kamata-Greisen(NKG) 関数 (式 1.6) がよく用いられる.

$$\rho(R) = C \frac{N_e}{R_M^2} \left( \frac{R}{R_M} \right)^{s-2} \left( 1 + \frac{R}{R_M} \right)^{s-4.5} \quad (1.6)$$

ここで  $\rho$  は粒子密度であり,  $R$  はシャワー軸からの距離である.  $N_e$  は EM 粒子の総数である.  $R^M$  はモリエール単位であり, 臨界エネルギーを有する電子が物質の放射長さを通過する際の横方向分布である. 海面上では  $R^M \approx 78\text{m}$  であり, 高度が高くなるにつれ空気密度が減少するためこの値は増加する. パラメータ  $s$  はエ

イジパラメータといい, 電磁シャワーの成長度合いを表す. シャワーが進むにつれて増加し, シャワー発達が最大で  $s = 1$  になる.

## 1.3 観測手法

空気シャワーの観測方法は主なものとして, 空気シャワーアレイと呼ばれる多数の地表検出器を用いる観測法と, 大気蛍光法の2種類がある. 以下でそれぞれの観測方法について説明する.

### 1.3.1 地表検出器を用いる観測法

多数の粒子検出器を地表に設置して到来する空気シャワー粒子を検出することで宇宙線を観測する装置を空気シャワーアレイと呼び, 高エネルギー宇宙線の観測方法として広く用いられてきた. 図1.4が空気シャワーの概念図である.

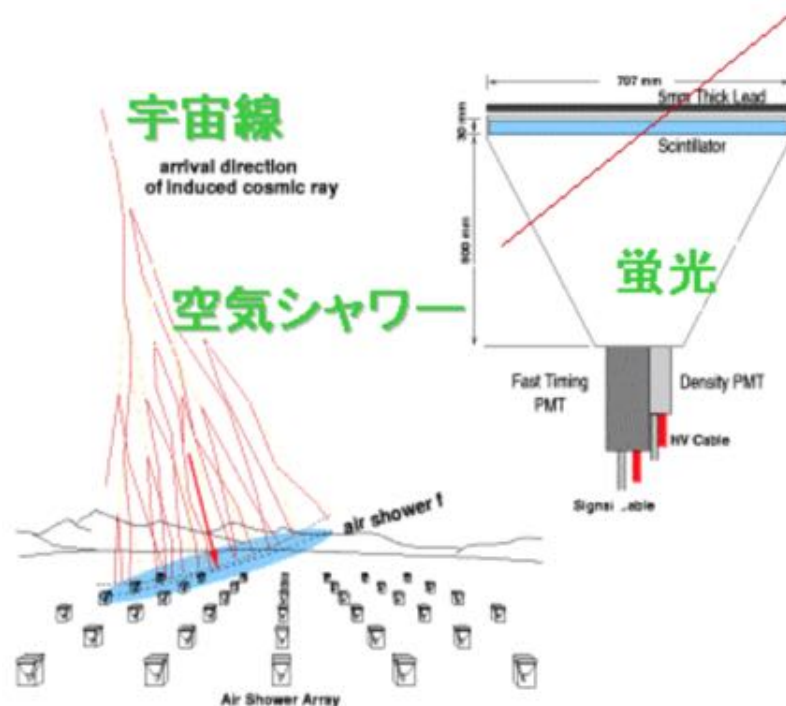


図1.4: 空気シャワーアレイによる空気シャワー観測の模式図

空気シャワー粒子は約90%の電磁成分(電子, 陽電子, 光子)と約10%ミューオン成分, 少量のハドロン成分からなる. このうち電磁成分とミューオン成分を観測する検出器として最も一般的に用いられているのが, プラスチックシンチレータを

用いたシンチレーション検出器である。このシンチレーション検出器は地表に等間隔に設置され、24時間365日観測でき、稼働率は約90%以上である。

空気シャワーアレイの場合、一次宇宙線の到来方向は比較的簡単に知ることが可能である。空気シャワーは薄いパンケーキ状の粒子群（シャワー平面）を形成して地表に到達するので、各検出器への粒子の到着時間差からシャワーの到来方向を求められる。一次宇宙線のエネルギーに関しては各検出器で検出された粒子数密度分布から空気シャワー全体での横方向分布と全粒子数を推定することによって得られる。

### 1.3.2 大気蛍光法

大気蛍光法は、空気シャワーの電離損失の一部が光に変換されることを利用したものである。

高エネルギーの荷電粒子は空気中でチェレンコフ光を発する。チェレンコフ光は粒子の進行方向に近い角度に放射される。このチェレンコフ光とは別に、高エネルギーの荷電粒子が大気中を通過するときに窒素などの大気分子を励起し、この励起された大気分子から蛍光が発せられる。この蛍光を光学望遠鏡で集光し、高感度で高速の光センサーカメラで撮像すれば、一次宇宙線のエネルギーが $10^{19}$  eVであれば約20km遠方からでも観測できる。さらに大気蛍光の放射方向は等方的であるため一次宇宙線の到来方向によらず観測を行える利点がある。このような大気蛍光法は新たな空気シャワー観測方法として1960年代初めに菅、Greisen, Chudakovなどによって提案された。

大気蛍光法による観測では大気蛍光の光量が非常に小さいので、月のない夜にしかな測定できない。また、大気蛍光と望遠鏡の間に雲があると遮蔽されるのでデータが取得できないため晴れている必要もある。そのためこの手法による観測での稼働率は10%以下である。

大気蛍光の測定による一次宇宙線の観測データの解析は、一般的に以下のような「ジオメトリ再構成」、 「縦方向発達再構成」の二段階を経て行われる。

- ジオメトリ再構成

望遠鏡で撮像された蛍光の軌跡から、望遠鏡から見てシャワー軸が含まれる平面 (Shower Detector Plane : SDP) を決定できる。このSDP内でのシャワー軸の傾きを蛍光の入射時刻角から見積もることで空気シャワーのジオメトリ情報を得られる。

また、遠く離れた二台の望遠鏡で観測することでシャワー軸は簡単に求めら

れる。図 1.5 に示すようにそれぞれの望遠鏡が決めた SDP の交差した線がシャワー軸となる。

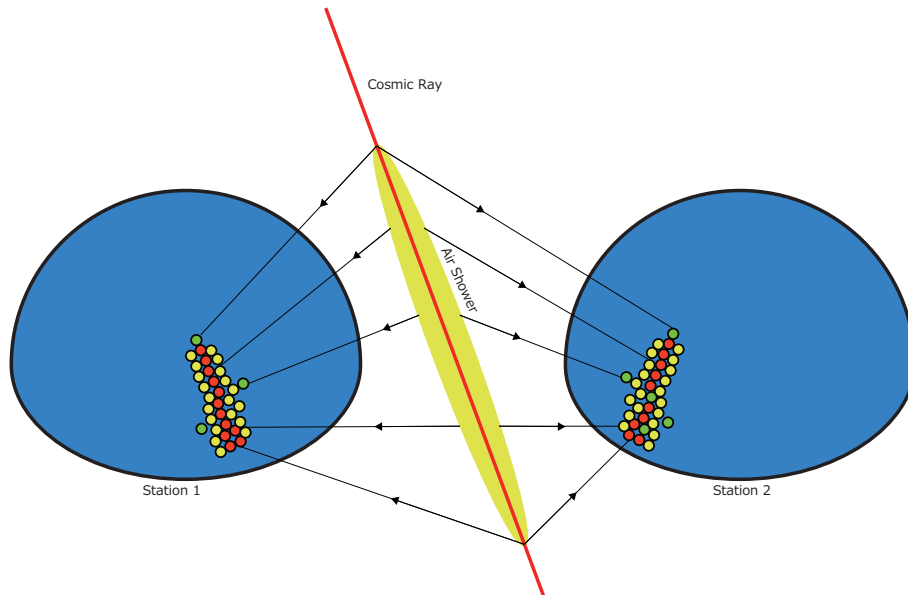


図 1.5: 大気蛍光法による空気シャワーのステレオ観測の概念図

- 縦方向発達再構成

空気シャワー軸を決定した後, さらに次のような手順で空気シャワーの縦方向発達の再構成をする。

1. 空気シャワー中の電子 1 つから光電子増倍管に到達する光子数の期待値をその電子の空間的な位置, 望遠鏡までの距離に応じた大気による散乱, 吸収, 装置の検出効率などを考慮して計算する。
2. 実際に光電子増倍管で検出された光電子数と上記で計算される値を比較し, 空気シャワーの各発達点での電子数を見積もり, シャワー発達関数を求める。

このように大気蛍光法による観測では, シャワーの縦方向発達の様子を観測できるので地表検出器による観測に比べると得られる情報が多く, 一次宇宙線のエネルギーもモンテカルロ計算に依存することなく決定できメリットが多い。ただし, この方法でエネルギーを決定するには, 大気中での発光効率, 紫外線光の散乱, 吸収, 鏡の反射率, フィルターの吸収率, 光電子増倍管の量子効率などを全て積み上げていく必要があり, 系統誤差を正しく構成するのは難しい。



## 1.4 GZK カットオフモデル

宇宙背景放射 (Cosmic Microwave Background Radiation: CMBR) は宇宙でほぼ等方的に同強度で観測される約 2.7K のマイクロ波であり, 1964 年に発見された. 1960 年代後半に Greisen, Zatsepin, Kuzmin ら 3 人は  $10^{19.7}$  eV 以上の宇宙線陽子が CMBR と相互作用することで大きなエネルギー損失を起こすことを指摘した [4]. 彼らの主張が正しいとすると, 地球から 100 Mpc 以上離れた場所で  $10^{20}$  eV を超えた宇宙線が発生しても宇宙空間の伝播中に相互作用を起こしてエネルギーを失うため, 地球に到達することはない. もし  $10^{20}$  eV 以上の宇宙線が地球に到来した場合 100 Mpc 以内に超高エネルギー宇宙線の起源があることを示している. 以上のことから地球で観測される宇宙線のエネルギースペクトルには  $10^{20}$  eV 付近に大きなカットオフがあると考えられている. これを GZK カットオフと呼ぶ.

図 1.6 にシミュレーションから求めた CMBR による宇宙線のエネルギーと減衰距離を示す [4]. エネルギーが  $10^{20}$  eV 近くで大きく減衰していることがわかる.

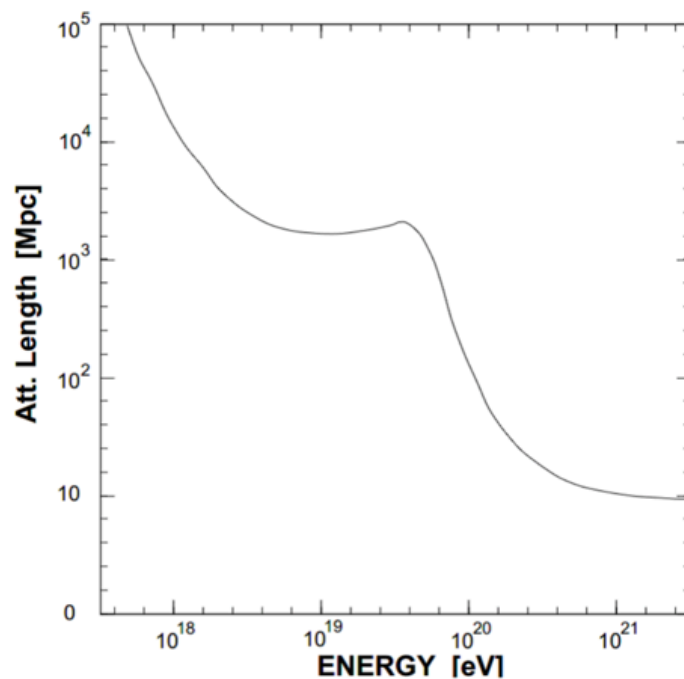


図 1.6: CMBR による宇宙線のエネルギーと減衰距離の関係. 横軸は宇宙線のエネルギー (eV), 縦軸は減衰距離 (Mpc) を表す. エネルギーが  $10^{20}$  eV 近くで大きな減衰がある.

## 1.5 これまでの超高エネルギー宇宙線観測実験

これまでに行われてきた超高エネルギー宇宙線観測実験に AGASA, HiRes が  
ある。

AGASA(Akeno Giant Air Shower Array) 実験は山梨県北杜市明野町とその近  
郊に設置された空気シャワー観測装置である。面積  $2.2 \text{ m}^2$  のプラスチックシンチ  
レータを約 1 km 間隔で 111 台設置して空気シャワーアレイ観測を行った。観測面  
積は約  $100 \text{ km}^2$  で 1990 年頃から 10 数年続いた。

HiRes(High Resolution Fly's Eye) 実験はアメリカ合衆国ユタ州で大気蛍光  
望遠鏡による実験を行った。21 の望遠鏡ユニットを持つ HiRes-I は 1997~2006  
年, HiRes-II は HiRes-I の 2 倍のユニットを持ち, 2000~2006 年まで稼働していた。

これら 2 つの実験から発表された結果には, GZK カットオフに関する違いがあっ  
た。AGASA 実験では GZK カットオフで提唱されている  $10^{20} \text{ eV}$  を超える宇宙線  
が 11 例観測されたが, HiRes 実験では GZK カットオフを矛盾しない結果が表れた  
[5][6]。両者のエネルギースペクトルを図 1.7 に示す。

このように両者は異なった観測結果を示しているが AGASA 実験のエネルギー  
決定精度は 18%, HiRes 実験は 25% と主張していて, GZK カットオフの存在につい  
てどちらも決定的な結果は示されなかった。

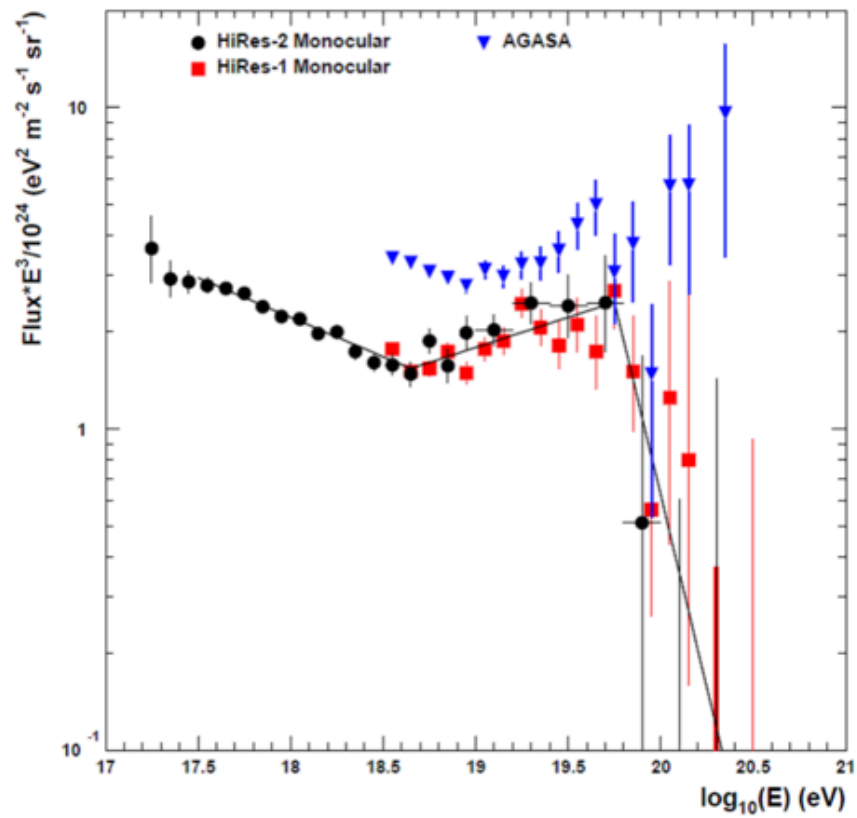


図 1.7: AGASA 実験と HiRes 実験のエネルギースペクトル [5][6]. 横軸はエネルギー (eV), 縦軸は到来頻度を示す. 青で示す AGASA 実験のエネルギースペクトルは  $10^{19.7}$ eV 付近の GZK カットオフを超えても到来頻度が減っていない. 対して赤, 黒で示す HiRes 実験のエネルギースペクトルは GZK カットオフ付近で到来頻度が減っている.

## 第 2 章

# TelescopeArray 実験

超高エネルギー宇宙線の謎を解明すべく、日米韓露共同の観測計画である宇宙線望遠鏡実験テレスコープアレイ (Telescope Array : TA) が立案された。TA 実験では、大気蛍光望遠鏡 (Fluorescence Detector : FD) と地表粒子検出器 (Surface Detector : SD) を用いて超高エネルギー宇宙線の観測を行っている。以下では特に本研究に関連する大気蛍光望遠鏡と雲モニターについて説明する。

## 2.1 TA 実験の目的

TA 実験では、1.5 節でも述べたような GZK カットオフの存否を確立するとともに、存在するのであればその発生起源と宇宙空間での伝搬機構を解明することを目的としている。以下に柱となる 3 つの目的を述べる。

- エネルギースケールの系統誤差を 10% 以内に抑える。  
TA 実験では、観測イベントの約 10% が FD 観測と SD 観測によるハイブリット観測になるため、両検出器相互の補正によりエネルギースケールの系統誤差を 10% 以内に抑え、超高エネルギー宇宙線のエネルギースペクトルを決定する。
- 角度分解能を  $1.0^\circ$  以下に抑える。  
TA 実験全体では AGASA 実験に対して約 12 倍の有効検出面積を有しており、これによって統計量を増やす。同時に、一次宇宙線の到来方向を  $1.0^\circ$  以下の精度で決定することで、宇宙線が来た方向に発生源となる天体があるか探す。
- 超高エネルギー宇宙線の粒子種を同定する。  
超高エネルギー宇宙線の起源モデルごとに一次宇宙線の組成は陽子、鉄、 $\gamma$  線、

ニュートリノなどと様々な予言があるため、起源解明の大きな鍵となってくる超高エネルギー宇宙線の粒子種同定を行う。

## 2.2 TA 実験の概要

観測においては大気が乾燥して透明度が高いため大気蛍光法による観測に適したアメリカ合衆国ユタ州の平均標高 1400[m](大気深さ 860[g/cm<sup>2</sup>]) の西部砂漠地帯にて行われている。実験サイトの全体像を図 2.1 に示す。

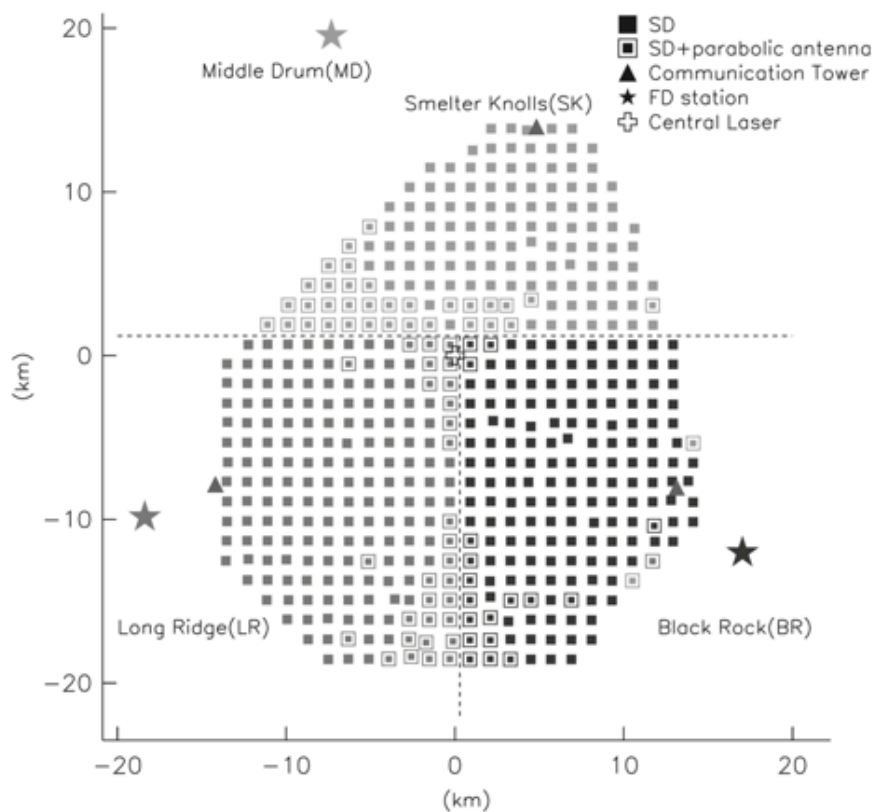


図 2.1: TA サイト全体図 [7].

大気蛍光観測用の FD ステーションは約 40 km の間隔で Black Rock Mesa(BLM), LongRidge(LR), Middle Drum(MD) の 3ヶ所に設けられ,それぞれが中心方向に視野を持ち, 空気シャワーを観測する。中心には大気透明度測定用の施設 Center Laser Facility(CLF) が設置されている。FD ステーションによって囲まれた領域には 507 台の SD が約 1.2 km 間隔で碁盤の目状に配置されていて約 700 km<sup>2</sup> の面積をカバーしている。

## 2.3 地表粒子検出器

図 2.2 に SD の外観, 図 2.3 に SD 内部のシンチレータ BOX の構造について示す.



図 2.2: SD ステーション外観

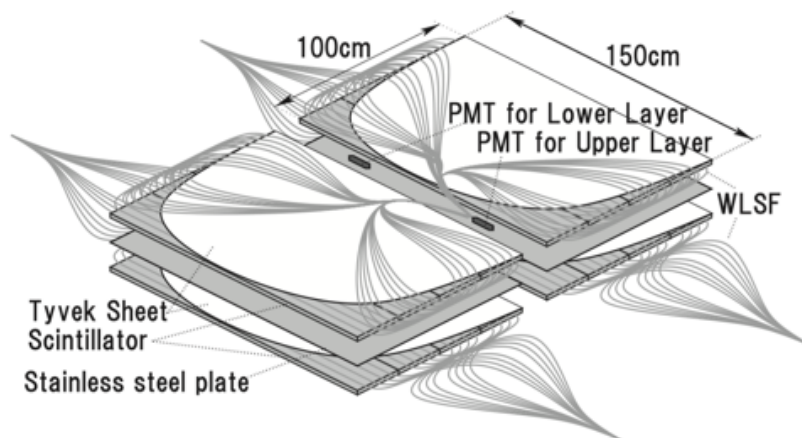


図 2.3: シンチレータ BOX 内構造 [7]

SD は面積  $3\text{m}^2$  のプラスチックシンチレータを使用していて,  $1.2\text{ km}$  間隔で計 507 台設置し, 地表面積約  $700\text{km}^2$  をカバーしている. 検出器 1 台は  $100\text{cm} \times 150\text{cm} \times 1\text{cm}$  のプラスチックシンチレータを 2 層に重ねたものが 2 つ並べられて

いて  $210\text{cm} \times 170\text{cm} \times 8\text{cm}$  の容器に入れられている (図 2.3[7]). それぞれのプラスチックシンチレータには直径  $1\text{mm}$  の溝が  $2\text{cm}$  間隔で掘られており, その溝に WLSF(Wave Shifting Fiber) が埋め込まれている. シンチレータからの青色光は, WLSF で緑色光に変換されて中央に置かれた PMT(Photomultiplier Tube) で検出される. PMT からの波形信号はアンプを介して  $12\text{bit}, 52\text{MHz}$  サンプリングの FADC で AD 変換されて記録される. 時間情報は GPS によって取得される. 各 SD は最大出力  $120\text{W}$  のソーラーパネルと  $12\text{V}, 100\text{Ah}$  のバッテリーを備え, 外部からの電源供給なしに独立で稼働する. また, 指向性アンテナが装備され, 通信塔と  $2.4\text{GHz}$  帯の無線 LAN 通信を行う.

## 2.4 大気蛍光望遠鏡

TA 実験では地表検出器アレイを囲むように FD ステーションが 3 ヶ所にある. 図 2.4a に FD ステーションの外観を示す.



(a) FD ステーション外観 (BRM)



(b) 望遠鏡全景

図 2.4: FD ステーション [8]

TA サイト内で北側に位置している MD ステーションは HiRes-I の望遠鏡を移設したものであり, 方位角  $16.5^\circ$ , 仰角  $16^\circ$  の望遠鏡が 14 台設置されている. その他 2 つの BRM, LR ステーションは TA 実験で新設された望遠鏡をそれぞれ 12 台有しており, 方位角  $108^\circ$  を観測する. 1 台の FD は球面鏡と PMT カメラで構成されている. 観測を行わない間はシャッターを閉め, 望遠鏡を保護する.

以下に今回の解析で使用した BRM, LR ステーションの FD の各部位について説明する.

### 2.4.1 光学系

広視野角を得る, 調節機構が簡単であることから球面鏡を使用している. またこの球面鏡は, 六角形のセグメントミラー 18 枚からなる口径 3.3 m の合成球面鏡である. セグメントミラーの取り付け角度は 2 方向に調節可能である. 合成球面鏡の中心はセグメントミラーが取り付けられておらず, ミラーの方向調節や PMT 調整など較正装置 (Xe フラッシャー) が取り付けられている. 各 FD のセグメントミラー面積は  $6.8\text{m}^2$  で, デザインは対辺間隔が 660 mm の六角形で厚みは 11 mm, 曲率半径は  $6067\pm 40$  mm で, 焦点距離は 2960 mm である.

セグメントミラーの素材は Templex glass を使用し, 表面は劣化に強い Anodization という方法で  $\text{Al}_2\text{O}_3$  がコーティングされている. 反射率は, 波長域 330 nm~450 nm の波長で 90% 以上である. 観測中はミラーが外気にさらされるため, ミラー表面に砂や埃が付着し, 1 年後には反射率が約 10% 低下する. そのため 1 年に 1 回鏡面を純水で洗浄することで反射率を維持している.

望遠鏡 1 基の視野は, 方位角幅が  $18^\circ$ , 仰角幅が  $15.5^\circ$  である. この望遠鏡を二段に重ね, 上段で  $3^\circ \sim 18.5^\circ$ , 下段で  $18.5^\circ \sim 34^\circ$  をカバーでき, ステーション全体では  $3^\circ \sim 34^\circ$  の視野で観測できる. 図 2.4b に望遠鏡の全景を示す.

### 2.4.2 PMT カメラ

PMT カメラは  $16 \times 16$  のハニカムアレイ状に並べられた 256 本の PMT から構成されていて, 合成球面鏡の焦点面に設置されている. PMT カメラは周りの埃や砂から保護するためカメラボックス内に密閉されている (図 2.5a). PMT は浜松ホトニクス製 R9508 を使用し, 1 本あたり約  $1^\circ \times 1^\circ$  の視野を持たせ, これが撮像の分解能に相当する. PMT の出力信号は後部に取り付けられているプリアンプにより増幅され, カメラボックス背面にあるパッチパネルを經由してデータ収集系に送られる. また, 観測するシンチレーション光の波長域は主に 300nm ~ 400nm であり, その他の波長域の光をカットするために個々の PMT の光電面上に紫外光透過フィルタ SCHOTT 製 BG3 が取り付けられている (図 2.5b). さらにカメラボックスの窓として 300 nm 以降の波長域に対して透過率 90% 以上であるパラグラス (クラレ製 UV00) を使用している.



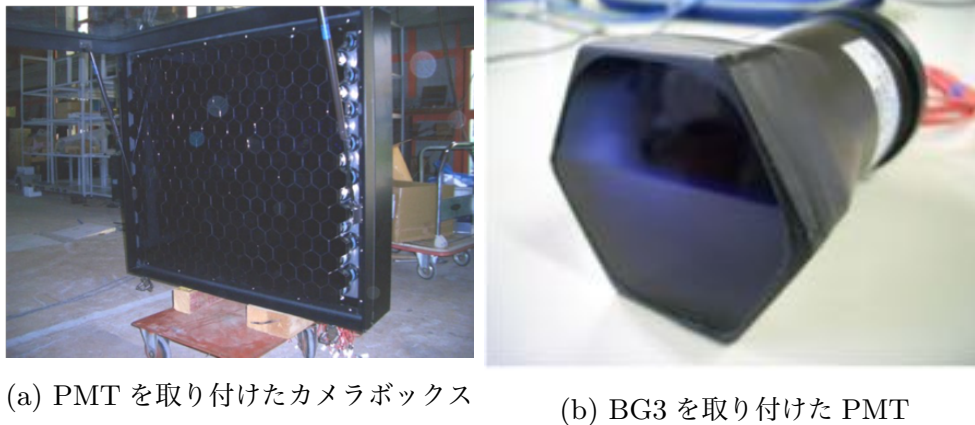


図 2.5: FD の PMT カメラ [9]

### 2.4.3 データ収集システム

TA 実験における FD ステーションの電子回路には 3 タイプのモジュールがある [10].

- Signal Digitizer and Finder (SDF)
- Track Finder (TF)
- Central Trigger Distributor (CTD)

空気シャワーの観測には PMT からの信号が空気シャワー由来であるか判断する必要があり, 空気シャワーの場合には視野内をトラックを描いて縦断するはずである. そのため上記のような 3 つのモジュールを用いて 3 つのトリガーによりデータを収集する. 図 2.6 にデータ収集システムの概略図を示す.

#### Signal Digitizer and Finder (SDF)

SDF は PMT の波形が大気蛍光であるか判定するモジュールでファーストレベルトリガーとも呼ばれる. 1 モジュールで 16 入力を持ち, 1 カメラあたり 16 枚の SDF を有する. 12 ビット 40MHz の FADC で PMT からの信号をデジタル化し, 4bin(100[ns]) 毎足し合わされてメインバッファメモリーに記録される. イベントトリガーが発生するデータはバッファメモリーから計算機へと 1 フレーム 12.8[ $\mu$ s] を 1 単位として転送され保存される. 並行にバッファリングされたデータに対して信号認識判定が行われる. フレーム毎に S/N が計算され, 外部から任意に設定される閾値を基準に信号の有無が判断され (ファーストレベルトリガー), その

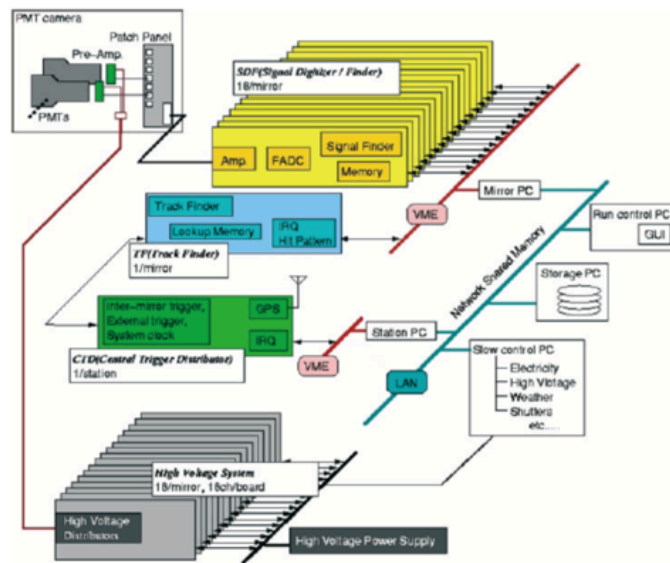


図 2.6: FD エレクトロニクスの概要

結果が TF へ転送される。

### Track Finder (TF)

TF は PMT の信号が空気シャワーのトラックであるか認識するモジュールでセカンドレベルトリガーとも呼ばれる。1 モジュールで 1 基の望遠鏡を担当する。カメラで  $12.8[\mu\text{s}]$  毎に  $25.6[\mu\text{s}]$  の時間幅で撮像された画像の中に空気シャワーイベントのような空間的な広がりを持つ発光現象が無いかどうか判定するトラック判定の論理回路を持つ。カメラ毎に全 PMT のファーストレベルトリガーの判定結果がヒットパターンとして TF に集められ、トラック判定を行う。トリガーは次の 3 種類に分類される (セカンドレベルトリガー)。

- 連続した 5 本の PMT で信号がある。
- カメラ端で連続した 3 本の PMT で信号がある。
- 閾値を超えた信号を記録した PMT が 1 本以上ある。

判定結果は逐次 CTD に転送される。

### Central Trigger Distributor (CTD)

CTD にて最終的に取得すべきデータであるか判定するモジュールでファイナルトリガーとも呼ばれる。1 モジュールで 1 ステーションを担当する。ステーショ

ン内全てのセカンドトリガー情報を集め、データ取得の最終判断を行い、データ収集開始のためのトリガー信号(ファイナルトリガー)をステーション内全信号記録系に向けて送信する。CTDはカメラ間にまたがったトラックの判定をするための論理回路を持ち、トリガー生成だけでなく全エレクトロニクスを同期させるための共通クロックの供給、初期信号の送信なども行う。また、GPSモジュールも搭載されているのでイベント発生 of 絶対時刻とデータ収集によって生じる dead time も CTD が記録する。

## 2.5 大気モニター

大気蛍光は発生点から観測点に至る光路で大気中の微粒子によって散乱や吸収を受ける。この量を知るために TA 実験では次に述べるような装置を設置し、大気状態の測定を行っている [11]。

### LIDAR

LIDAR(Light Detection And Ranging)法を用いて大気透明度の測定を行う。これは強いパルスビーム光を大気に向けて射出し、その後方散乱光の時間プロファイルを測定することでビーム射線上の大気状態を推定するモニター法である。TA 実験では BRM ステーションから 100 m 離れたドーム内に Nd:YAG レーザー (esi 製 Orion, 波長 355 nm, 最大出力 5 mJ, パルス幅 5 ns, 繰り返し周波数 1 Hz) を設置し、大気中に紫外パルスを射出し、その後方散乱光を BRM の望遠鏡で観測し、大気透明度を測定する。この測定は、FD 観測の開始前と終了時の 1 日 2 回行われる。

### CLF

CLF(Central Laser Facility)は3ヶ所のFDステーションから等距離(20 km 程度)に位置している大気透明度測定のための施設である。CLF から垂直上方に波長 355 nm, 出力 5 mJ の Nd:YAG レーザーで紫外パルスを射出した際の上空における側方散乱光を標準光源として、3ヶ所のFDステーションで観測し、大気透明度を測定する。測定は、FD による観測期間中に 30 分に 1 回行われる。(図 2.7)



(a) CLF 外観

(b) CLF 内部

図 2.7: CLF 外観と内部

## 2.6 雲モニター

空気シャワーと FD の間に雲が存在する場合、雲が遮蔽物となり大気蛍光が FD まで到達できないことや雲による散乱によって取得したデータにノイズが入ってしまうことがある。FD 観測と解析において雲はエネルギー再構成の計算に重要である。そのため、WEAT code と呼ばれる目視による雲観測や赤外線 (Infrared:IR) カメラで FD 視野を撮像し、雲をモニターしている。

### 2.6.1 WEAT code

WEAT code (Weather code) は HiRes 実験の頃から行われている独自の雲観測手法である [12]。現在は MD ステーションにて FD 観測者が 1 時間毎に目視で夜間の雲量の記録を行う。観測者は次の項目を記録する。

表記例：WEAT 0000 00 0 (形式は N,E,S,W,O,F,H)

(サンプル) 北と西に雲あり、天頂方向は雲なし、全体として  $\frac{1}{4}$  程度の雲量、低いところの星が見えない：1001011

- 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 で表す
- H：仰角 < 20 度の領域に星が見えるか    見える：0, 見えない：1

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 以下のときに解析に使用する. 図 2.8 に WEAT code とその方向を示す.

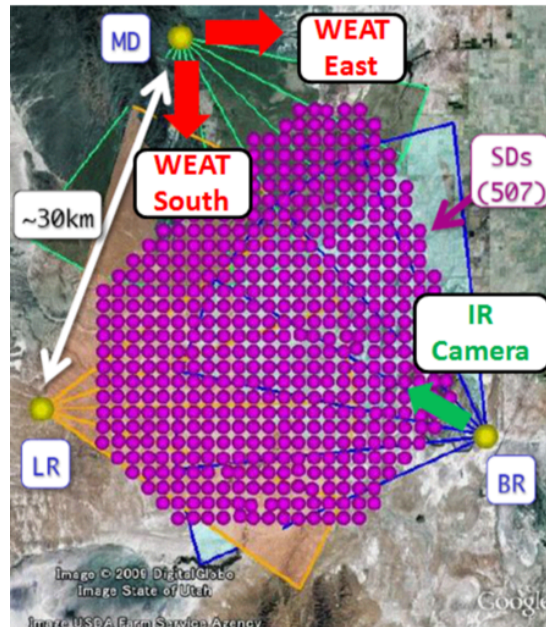


図 2.8: TA サイトにおける雲モニターの方角. 赤色の矢印は WEAT code における南と西の方角を示し, 緑色の矢印は IR カメラの向いている方角を示す. 紫色の矢印は 507 台の地表検出器を示し, 黄色の点は 3 ヶ所の FD ステーション (BR:Black Rock Mesa, LR:Long Ridge, MD:Middle Drum) を示す.

## 2.6.2 IR カメラ

IR カメラとは, 赤外線に感度を持ち温度分布を可視化して画像表示するカメラのことである. IR カメラ (Avio TV S-600, 波長感度範囲  $8 \sim 14[\mu\text{m}]$ ) は BRM ステーションに設置され, FD 観測の期間中 30 分に 1 回 FD 視野内を撮像している. FD 観測が行える期間は,

- 天文薄明から天文薄明までかつ月が地平線よりも下の時間である
- 上記の時間が 3 時間以上である

ことの 2 つの条件で決まっている. 1 回の撮像でカメラを自動で動かしながら FD1 台の視野方向につき 1 枚, 垂直上方方向と水平方向の合計 14 枚撮像している.

赤外線は温度が高いと短い波長の赤外線を多く (強く) 発し, 温度が低いと長い波長の赤外線を少なく (弱く) 発する. これを IR カメラで夜天をみると雲がある場合や地表付近では温度が高く, 雲がない場合には温度が低く見えるので図 2.9 に示す



ように雲の有無で画像のピクセル分布に違いが現れる。

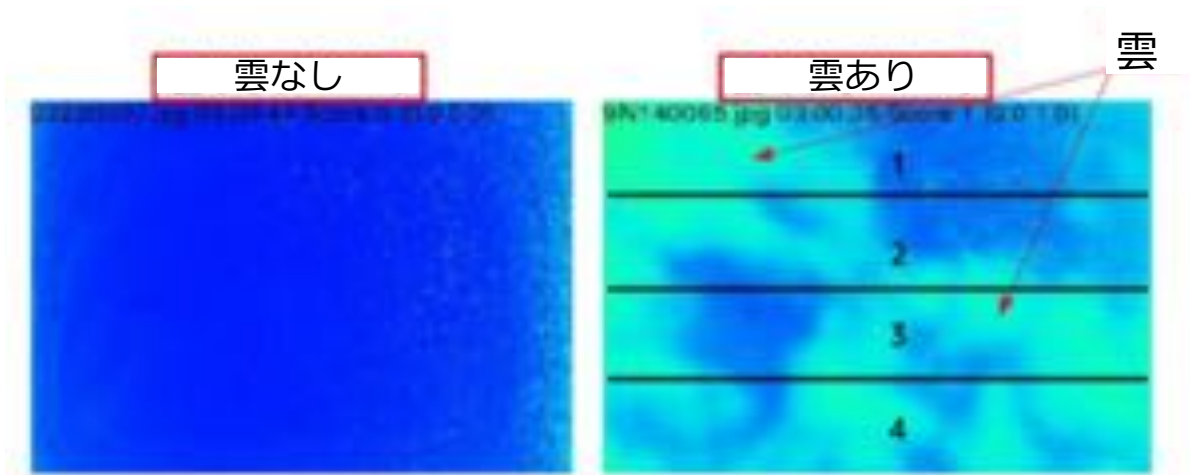


図 2.9: IR カメラで撮像された画像. 雲がある場合は温度が高く (白), 雲がない場合には温度が低く見える (青).

そこで, ピクセル値の分布を積分し 50% となるピクセル値を  $D_{50}$  と定義し, この  $D_{50}$  に判定条件を課すことで雲の有無を判定する.[13] また, 各画像は仰角の違いで 4 つのセクションに分割され, セクション毎に雲の有無判定を行う. 以下に IR カメラによる雲の有無判定の流れを示す.

### 1. トレーニングデータの選択

画像を目視で確認し, 「完全に雲なし」と「一面に雲あり」と分かる画像のデータサンプルを選び出す. これをトレーニングデータと定義する.

### 2. トレーニングデータを用いて判定条件を決定

判定条件は曇りのトレーニングデータの  $D_{50}$  分布を下から積分し, 全積分の 5% となる値とする. FD の下視野において地面が温かく見えることや季節によって気温差があることから判定条件は上下視野, 季節毎に別々の判定条件を設置する.

### 3. 決定した判定条件を用いて雲の有無を判定

1 枚の画像を水平方向に 4 分割し, セクション毎に雲の有無を判定する. 雲があると判定された場合, そのセクションのスコアを 1, 雲が無いと判定された場合, そのセクションのスコアを 0 として 1 枚の画像につき 0 ~ 4 の 5 段階で雲の有無を判定する. 1 回の撮像で FD 視野内を 12 枚撮像しているため 1 回の撮像につき 0 ~ 48 の 49 段階で雲の有無を判定する.

FD の解析に使用する条件としてこのスコア値が 24 以下のものを使用する。

### IR カメラの欠点

IR カメラを TA 実験において運用するにあたって生じる問題点を以下に示す。

- コスト面

IR カメラは 1 台 300 万円程度と非常に高価である。

- 運用面

IR カメラは非常に高価なため、雨天時は IR カメラを回収している。その際、人手が必要となるため、BRM ステーションからの遠隔操作により無人運転を行っている LR ステーションに設置することが難しい。

また、1 回の測定で 1 台のカメラを動かしながら 14 方向の画像を撮像しているために撮像を行うときに故障が発生しやすい。

- 解析面

IR カメラは BRM ステーションに 1 台設置されているのみであるため FD 視野方向の雲の有無を判定することとなり、大気蛍光観測には影響を及ぼさない位置に存在する雲も検出してしまう。現在は、雲の温度情報から雲の高度を推定し、記録された雲が FD 間に存在するか否かを判定する解析方法を検討中であるが簡単ではない。

## 第3章

# 夜間天候モニタリングシステム

本章は TA 実験で現在稼働している魚眼レンズを取り付けた CCD カメラを用いて、雲の有無を判定する夜間天候モニタリングシステムについてシステムを構成するハードウェアとその特性、撮影された画像の解析手法について述べる。

### 3.1 夜間天候モニタリングシステムの目的

IR カメラは高い精度で雲をモニタリングできるが TA 実験においては長期運用が難しいという結論になった。現在は、実験の観測者が1時間毎に WEAT code と呼ばれる目視での観測で雲の有無を調べ、天候を判断している。そこで機械的に一様な基準かつ、高頻度で天候を判断できるシステムを開発する必要がある。これを天候指標の1つとすることで観測判断の補助及び TA 実験のデータ解析のための天候データ収集が夜間天候モニタリングシステムの目的である。

### 3.2 ハードウェア

TA サイトに設置されている本システムの接続図を図 3.1 に示す。本システムは簡易な構成により夜天を撮影できる。以下に本システムを構成する主な機器について述べる。

#### 3.2.1 CCD カメラ

通常の半導体集積回路では、一般的にその上に作り込まれた素子の間は金属層のパターンによる配線によって電氣的に接続され、信号がやりとりされる。これに対して隣り合った素子の間電荷的な結合を利用して、次々と電荷の状態が送り出



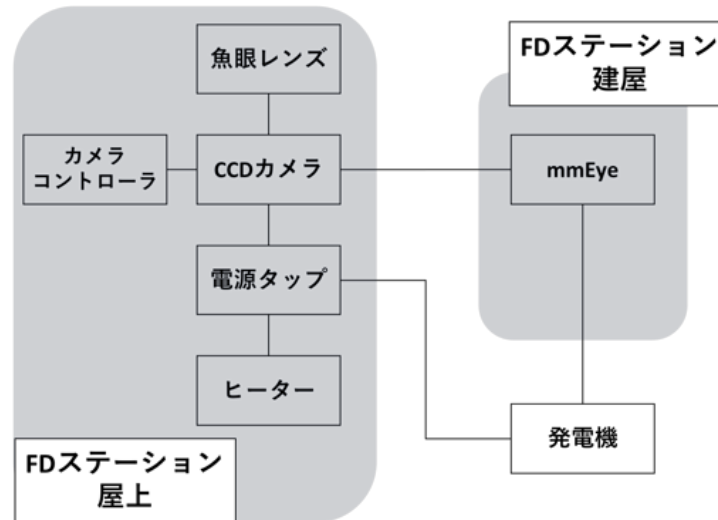


図 3.1: TA サイトに設置されている CCD カメラ関連のハードウェア接続図

されることによって信号がやりとりされる素子を電荷結合素子 (Charge-Coupled Device: CCD) という。CCD は MOS 構造半導体素子の一種で、シリコン基板表面の酸化膜上に多数の電極を設け、MOS 構造の各電極に隣同士で異なる電圧を与えることによりポテンシャルウェルを作り出す。これを使用して半導体内で電荷を保持、転送できる映像素子を使用したカメラが CCD カメラである。

#### デバイス

TA 実験において CCD カメラは Watec 製 WAT120N+, 魚眼レンズは FUJINON 製 FE185C057HA-1 を使用している。これらの基本仕様について表 3.1, 3.2 に示し、外観を図 3.2 に示す。CCD カメラは BRM FD ステーション, LR FD ステーション, CLF の 3 箇所の屋上にそれぞれ 1 一台ずつ、合計 3 台導入されている。BRM, LR FD ステーションでは 2010 年 8 月, CLF では 2011 年 12 月から運用が開始されている。



図 3.2: CCD カメラ外観.24 時間屋外に設置するためアルミニウム合金製ハウジングドームにカメラ等物品を格納している. カメラレンズを保護するためにハウジング上部は透明なアクリルカバーとなっている.

表 3.1: 魚眼レンズ FE185C057HA-1 基本仕様

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		- [mm]
マウント		C
質量		135 [g]

表 3.2: CCD カメラ WAT120N+ 基本仕様

撮像素子	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)	8.4 [ $\mu\text{m}$ ] × 9.8 [ $\mu\text{m}$ ]
撮像方式	フレーム蓄積・フィールド読出し
同期方式	内部同期
操作方式	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 高速シャッター	OFF, 1/125, 1/250, 1/500, 1/1000, 1/2000 秒
AE モード 低速シャッター	1, 2, 4, 8, 16, 32, 64, 128, 256(FRAME)
ガンマ特性	HI : $\gamma \approx 0.35$ LO : $\gamma \approx 0.45$ OFF : $\gamma \approx 1.0$
電源電圧	DC 12 [V] $\pm 10\%$
消費電力	2.16 [W] (180 [mA])
動作環境	温度 : $-10 \sim +40^{\circ}\text{C}$ (結露しないこと) 保管温度 : $-30 \sim +70^{\circ}\text{C}$ (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])

TA 実験では 1 枚あたり 1 分, 8 秒間露光し画像を撮影している。

CCD カメラの故障によって観測が行えなかった期間はほとんどないが, 画像を保存する HDD の容量不足により画像を撮像できなかつたり, アクリルカバー内に水が溜まってしまい画像を撮像できなかつた期間が存在する。

#### CCD カメラの利点

CCD カメラを使用することの利点として次のことが挙げられる。

- 価格  
本システムは主にカメラ、レンズ、画像サーバーとハウジングという非常に簡易な構成である。その他の部品を合わせても 50 万円程度であるので IR カメラよりも安価である。
- 広範囲視野  
魚眼レンズによって  $185^{\circ} \times 154^{\circ}$  とほぼ全天の視野を確保できる。図 2.9 に示す IR カメラで撮像された画像は  $20^{\circ} \times 16^{\circ}$  の視野角。IR カメラでは視野角を広げることは難しく  $120^{\circ}$  程度しか確保できず、またこの視野角を確保するには非常に高価である。
- 耐久性  
CCD カメラは天候状況による影響が少なく耐久性が高い。24 時間 365 日屋外に設置できることから遠隔運用も可能である。

### 3.2.2 画像サーバー

今回使用したカメラサーバーはブレインズ製小型 JPEG 伝送装置 mmEye である。特徴としてカメラからの映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、小型で軽量・低消費電力であることや I/O 機能が豊富であることが挙げられる。基本仕様を表 3.3,3.4 に示す。

表 3.3: mmEye 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]
消費電力	6 [W] 以下
電源	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)
使用環境	温度 0 ~ 40°C 湿度 20 ~ 80%
I/O	VIDEO 入力 (NTSC コンポジット) モノラル AUDIO 入力 ×1, 出力 ×1 USB 2.0 × 2 RS232C/RS485 ×1, デジタル IN,OUT 各 1bit

表 3.4: mmEye 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
	伝送速度	最大 30 [fps]
音声機能	圧縮形式	GSM(約 13 [Kbps]) / $\mu$ Law(約 64 [Kbps])
	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

PC から mmEye へは telnet コマンドを用いて接続し通信を行う。画像データは mmEye に USB メモリを接続することで保存が可能である。また、カメラからの出力を mmEye を通して PC ブラウザ上でもリアルタイムで確認ができ出力を確認するときなどに便利である。

### 3.2.3 CCD カメラ画像の特性

図 3.3 に TA 実験サイトにて様々な天候を CCD カメラで撮像したときの画像を示す。これにより CCD カメラで撮像された画像は天候によって明るさが変化していることがわかる。

ここから曇りのときであるほど暗く、晴れているときであるほど画像が明るく見えるということがわかる。これに着目し 3.3 節に示すような 2 つの解析手法を用いて天候判断を行った。

### 3.2.4 魚眼レンズ特性把握試験

使用している魚眼レンズによってある方位角、天頂角の星が CCD 画像にどのように映されるか理解するために撮影試験を行った。

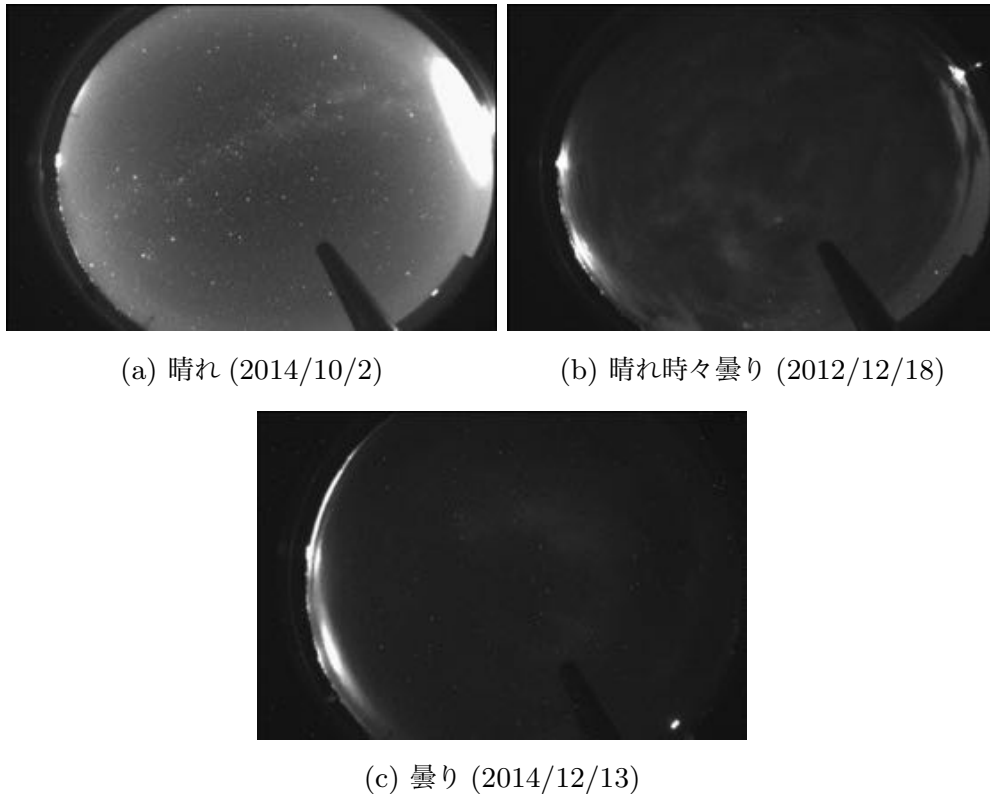


図 3.3: CCD カメラによる様々な天候時における撮像画像. 曇りのときであるほど暗く, 晴れているときであるほど画像が明るく見える.

#### 試験方法

撮影試験は図 3.4 に示すように放射状と同心円状メッシュの紙を用意し, カメラとメッシュ間の高さを変えながら撮影を行った. 撮影された画像から天頂角  $10^\circ$  毎 ( $0^\circ \sim 80^\circ$ ), 方位角  $10^\circ$  毎 ( $0^\circ \sim 360^\circ$ ) のメッシュの交点を抽出し, 座標に変換する. このとき一枚の画像から全ての交点を抽出するのは撮影する高さによって画像の中心や端が潰れて読み取りが難しいので, 天頂角毎に合わせて撮影された別々の画像から交点を抽出した. 見たいある天頂角  $\theta$  を撮影するときに必要な高さ  $h$  とそのときのメッシュの同心円の半径  $r$  の関係は図 3.4a より式 3.1 を用いてそれぞれ決定した.

$$\begin{aligned}\tan \theta &= \frac{r}{h} \\ h &= \frac{r}{\tan \theta}\end{aligned}\tag{3.1}$$

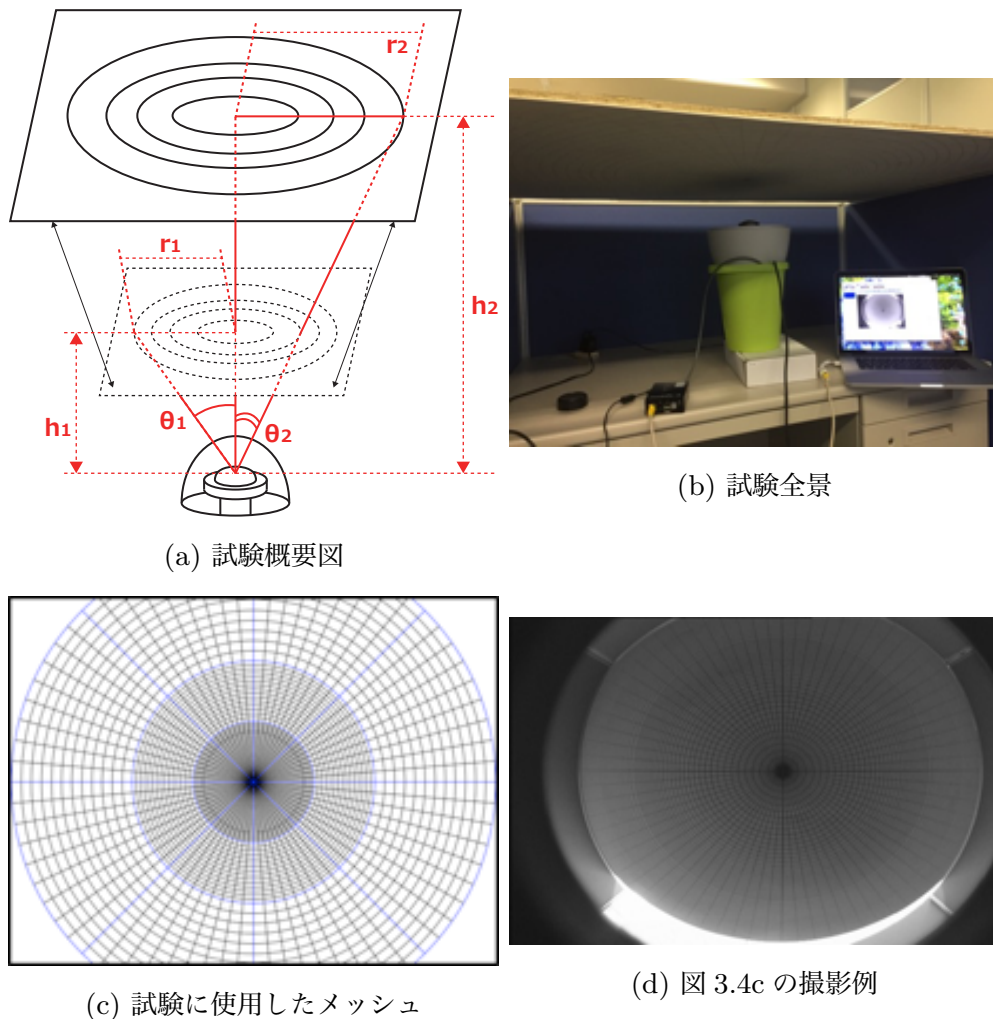


図 3.4: 魚眼レンズ特性把握試験概要と撮影例

### 試験結果

各天頂角での交点を一枚にまとめたものを図 3.5a に示す。各色はそれぞれの天頂角でみたときのメッシュの交点を表している。この点を縦方向と横方向で見ると歪み方が異なるため楕円の媒介変数表示を用いて各色の点を全て通るように近似を行うと楕円での近似を行えた。図 3.5b の各曲線は楕円近似を行った結果である。

次にどのような歪み方をしているか確認するために縦方向と横方向の点を取り出し各天頂角における中心からの距離の関係を調べた。(図 3.5) 縦軸は画像中心から交点までのピクセル距離, 横軸は天頂角で示す。また, 横方向の交点を紫の点, 縦方向の距離を水色の点, それぞれを fit したものを緑線, 橙線で示す。このときの傾き

は縦方向は 3.03, 横方向は 3.41 であり縦方向の傾きを横方向の傾きで除算したものを歪み率とすると 1.13 であった. この歪み率を図 3.5a の各点の y 座標に積算をすると図 3.5c の各点に遷移した. これを同様に近似を行うと真円で近似を行えた. 各点の y 座標に歪み率を積算することは縦方向に引き伸ばす操作であるので元のメッシュは真円であることから撮影された画像は真円を縦に潰した歪み方をしてることがわかった.

### 3.3 データ解析手法

夜間天候モニタリングシステムは CCD カメラで撮像した画像を解析することで天候を判断する. 天候判断には雲量と星の数の 2 種類の指標をそれぞれ用いた. 以下に 2 種類の解析手法について示す.

#### 3.3.1 雲量スコア

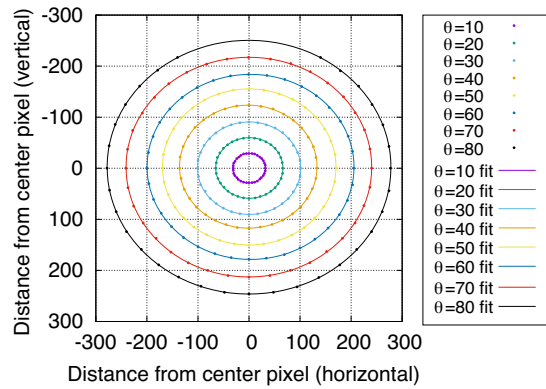
雲量スコアは CCD カメラで撮影された画像を 9 個の領域に分割し, その領域内でのピクセルの明るさを数値化したものである. 3.2.3 に示すように雲が無ければ明るく, 雲があれば暗い画像が得られるので各領域の明るさから領域毎に天候を判断する.

図 3.6 に領域分割の様子を示す. 各領域に示されている番号は各領域の識別番号で 0~8 までの番号を付け, 領域 0 のみを 20 点満点, 領域 1~8 をそれぞれ 10 点満点の合計 100 点としてスコア値を算出する.

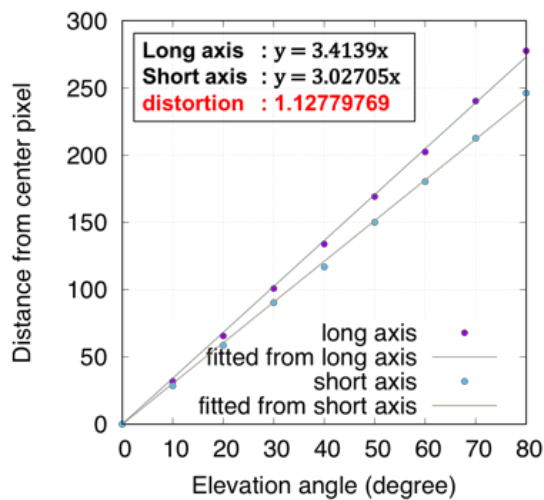


図 3.6: 領域分割と領域番号. 各領域の境界線を白線で表し, 画像内の番号はその領域の識別番号を表している.

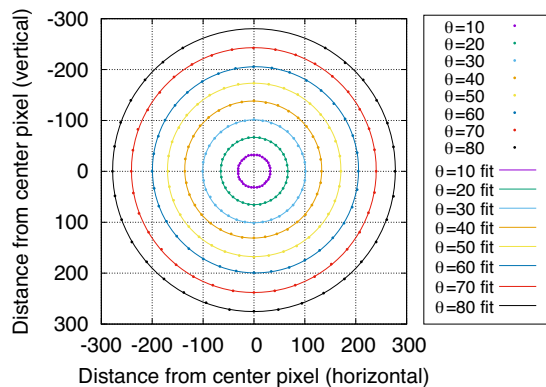




(a) 画像のメッシュから交点の座標を抽出したものの重ね合わせ. 各点の色は天頂角を示し, この点を通るように楕円で近似を行い各点と同じ色の曲線を示す.



(b) 天頂角と横方向, 縦方向のピクセル距離の関係. 横方向の点を紫点, 縦方向の点を水色点, 横方向の点を用いて直線で fit したものを緑線, 縦方向の点を用いて直線で fit したものを橙線を示す.

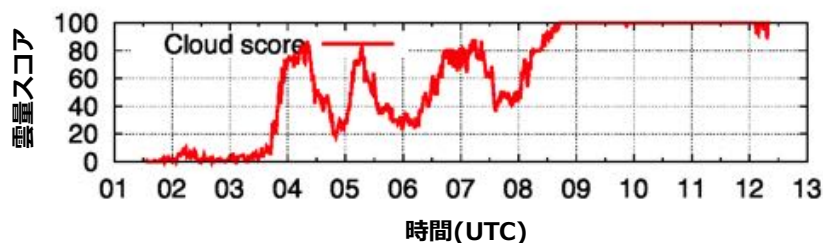


(c) 図 3.5b から求めた歪み率を図 3.5a の各点に適用した結果. 各点を真円で fit したものを同じ色の曲線を示す.

図 3.5: CCD 画像の歪み方と歪み率の関係



(a) 各領域の雲量スコア例. 領域の境界線は白線で表し, 各画像の上には撮影時刻 (UTC) とそのときの画像の雲量スコア値を示している. 各領域内に示す数字はそのときの領域内の雲スコア値である.



(b) 1日の雲スコアの推移例. スコア値が高いほど曇りを表す.

図 3.7: 雲量スコア例

図 3.7 にある日の雲量スコアの例を示す. 図 3.7a は各画像での解析結果で領域の境界線は白線で表し, 各画像の上には撮影時刻 (UTC) とそのときの画像の雲量スコア値を示している. 各領域内に示す数字はそのときの領域内の雲スコア値である. また, 図 3.7b は図 3.7a で求めた雲スコアをもとに全ての画像に対して同様の処理を行い, 1日の雲スコアの推移を示したものである.

### 3.3.2 星カウント

星カウントは画像上の星 (明るいピクセル) を抽出して数える手法である. しかし, 画像中には街灯りや電源のノイズによって使えないピクセルがあり, 間違えて星と認識する可能性があるため, 事前に除去した. 星の判定には輪郭を検出するアルゴリズムを用い, 星の候補であるピクセルは緑, 星の候補以外の明るいピクセル (人工衛星, 飛行機, 流れ星などの飛翔体) は青, 街明かりやノイズ等解析に使わないピクセルは赤で塗りつぶした. 星の候補であるピクセルは 6.1 節に述べるように天

体カタログと比較を行い, 対応付けられたものを CCD 画像の星としてカウントする. 図 3.8 に星カウントの例を示す.

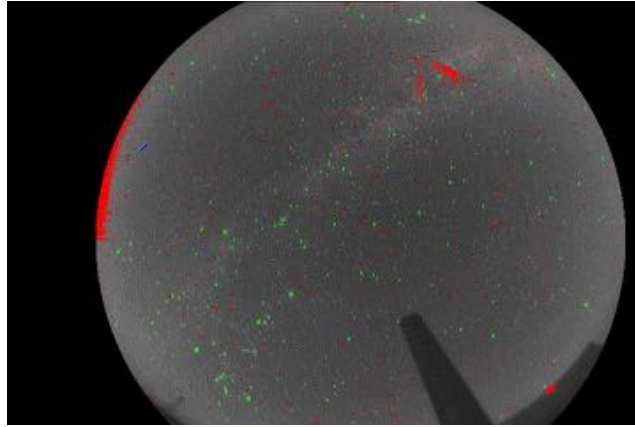


図 3.8: 星カウント例 (2014/11/17 05:20:12@CLF). 星の候補であるピクセルを緑, 星候補以外の明るいピクセル (人工衛星や飛行機, 流れ星などの飛翔体) を青, 解析に使用しないピクセル (街明かりや電源ノイズ等のピクセル) を赤としてそれぞれ塗りつぶした.

#### 解析に使わないピクセルデータの除去

TA 実験サイトに設置されている CCD カメラは同ステーションに設置されている発電機から電源を供給されて動作している. 発電機からの電源は家庭用の電源と比べるとどうしてもノイズが多く発生してしまう. そのため CCD 画像上に小さな明るいピクセルがノイズとしていくつか発生してしまう. これは解析ソフトが間違えて星と認識する可能性があるためノイズの除去は非常に重要な作業である. 特に曇りの日は画像が暗くなるため確認しやすい. 画像データ上の明るいピクセルは星, 飛行機や人工衛星などの飛翔体, 街明かり, 電源ノイズの 4 種類である. 電源ノイズの位置は星や飛翔体と異なりほとんど変化しないので複数の画像データを読み込み, その中で位置が変化しないピクセルを抽出する方法で特定した. また, 街明かりも画像の端に現れて出現場所もほとんど変化しないためこの作業では電源ノイズと街明かりが合わせて検出され, 除去される.

#### 星の候補クラスター同定方法

星の候補クラスターの同定方法として星の輪郭を検出するアルゴリズムを使用した. これは画像中の明るいピクセル集団の輪郭を検知し, 輪郭内と輪郭部分すべて

のピクセルを1つのクラスターとして認識させる手法である。図3.9に具体的な手順を示す。青矢印は走査の方向、青丸は現在の追跡点、赤丸は次の追跡点を表す。

1. 画像データを左上から右下まで順番に走査を始める。設定した閾値を超える明るいピクセルがあるとそのピクセルを輪郭の追跡開始点とする。
2. 周囲8方位のピクセルに対し、時計回りで閾値を超える明るいピクセルを検出する。
3. 一番初めに閾値を超える明るいピクセルが次の追跡点となりそのピクセルで同様に時計回りで明るいピクセルの検出を行う。
4. 上記の手順を繰り返し、最初の追跡開始点まで戻ったら輪郭追跡を終了する。追跡点が移動した全てのピクセルが輪郭となり、その中のピクセルを含め、明るいピクセル集団(クラスター)とする。
5. 設定した閾値の大きさや扁平であるか判定を行い、基準を満たさないクラスターを除去し、基準を満たすクラスターを星の候補として解析結果の画像では緑、満たさないクラスターを青で塗りつぶす。

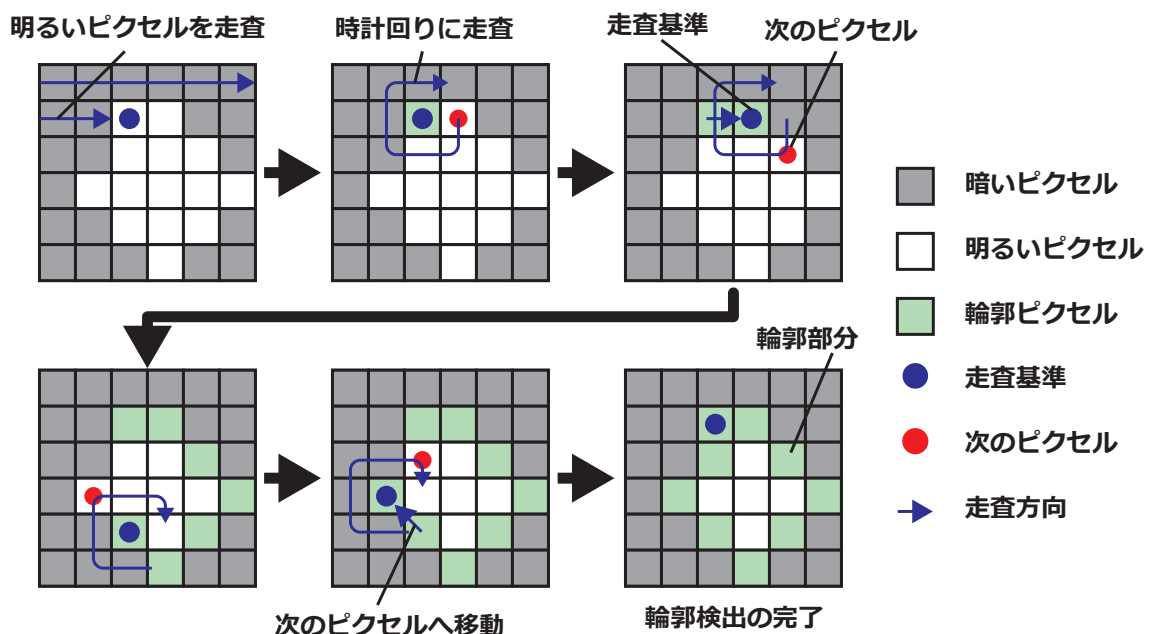


図 3.9: 輪郭検出の手順

### 3.3.3 両者の比較

雲量スコア, 星カウントそれぞれの解析を1年分のデータに対して行い, 雲量スコアと星の候補のクラスター数を比較した.. 曇りの日では雲量スコアが高く星候補クラスターの数が多いという相関関係が確認された. 図3.10に例としてある一日の雲量スコアと星カウントの比較を行なった結果を示す. このことから雲量を判定することと星の数をカウントすることは同等の天候判断指標であることがわかる. また, それぞれの解析手法の有用性が確認された.

雲量スコアは画像の明るさ, 星カウントは画像中の星の数という観点で天候判断を行った. 目視でCCD画像から雲の位置を見つけることは可能であるがソフトウェアでCCD画像の雲の位置, 大きさ等を細かく特定することは難しい. そのため星を見ることで天候判断を行い, 星がみえるところは晴れ, 星が見えない所は曇りとして天候判断を行う解析を行うことにした.

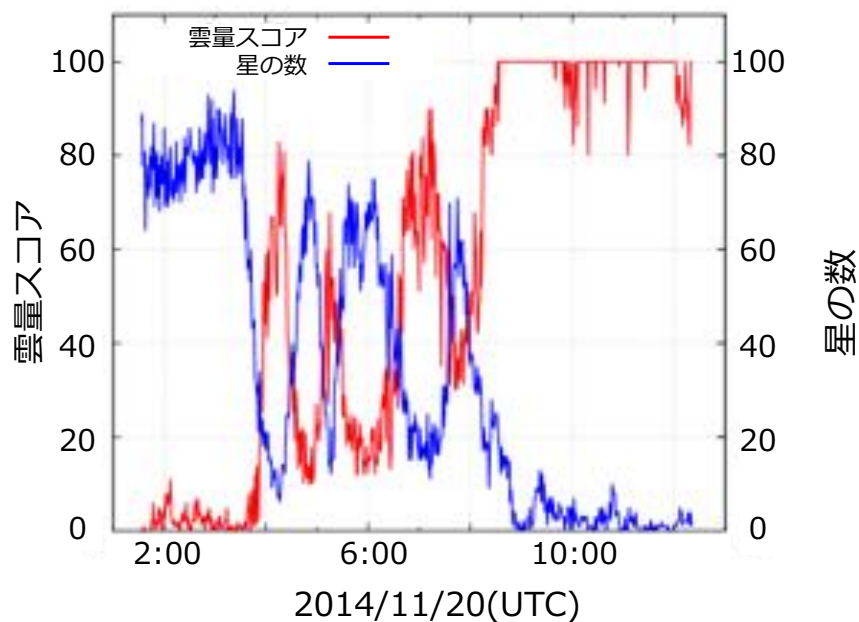


図3.10: 雲量スコアと星カウントの比較 [9]. 横軸は時間, 左縦軸は雲量スコア値, 右縦軸は星候補クラスターの数, 青線は星候補クラスターの数, 赤線は雲量スコアを表している. 曇りの日では雲量スコアが高く星候補クラスターの数が多い, 晴れの日では雲量スコアが低く星候補クラスターの数が多いという相関が確認できる.

## 第4章

# システム評価

夜間天候モニタリングシステムでは撮影された画像の中の星の数を数えることで天候判断を行うことを目指す。本章では他モニターとの比較によるシステムの評価と天体カタログとの比較による画像中の星の同定, 星カウントによる新たな天候判断指標の評価について述べる。

### 4.1 目視との比較

解析ソフトで解析された星候補クラスターが本当に星であるか確かめる手法として現在行われている WEAT code と同じ目視と比較を行った。ただし, 実際に夜空を見て星をカウントすることは難しいため, CCD で撮影された画像内の星を目視でカウントすることを疑似 WEAT code とした。また, 簡単のため領域を天頂方向に狭めてカウントを行った。目視でのカウントは開発者, 解析ソフトについて少し理解のある同研究室学生, 解析ソフトについて全く知らない別研究室学生の3人が行った。3人を選んだ理由としては

- 開発者 = 解析ソフトの用途を知っていて雲観測の知識あり
- 同研究室学生 = 解析ソフトの用途を知っていて雲観測の知識なし
- 別研究室学生 = 解析ソフトの用途を知らず, 雲観測の知識なし

と位置づけ, 星カウントについての理解度が異なるようにした。

また, 使用している CCD カメラは1分に1枚の頻度で撮影を行っているが1分毎の写真と比較すると星の動きにほとんど変化が見られないため今回は5分毎の CLF にて撮影された画像データを使用した。

### 4.1.1 解析領域の決定

今回行う目視との比較では解析領域を天頂方向のみに範囲を指定して解析を行った。理由としては

- 領域を狭めて目視による星の数をカウントしやすくする
- 天頂方向はレーザーとの比較を行いやすい
- 天頂方向は画像が扁平にならない

ことが挙げられる。図 4.1a は撮影された画像に対して解析境界を白い円で示したものである。この白い円の内側の画像に対して星カウントを行う。図 4.1b は図 4.1a で示された解析領域内の画像を切り抜いたものである。

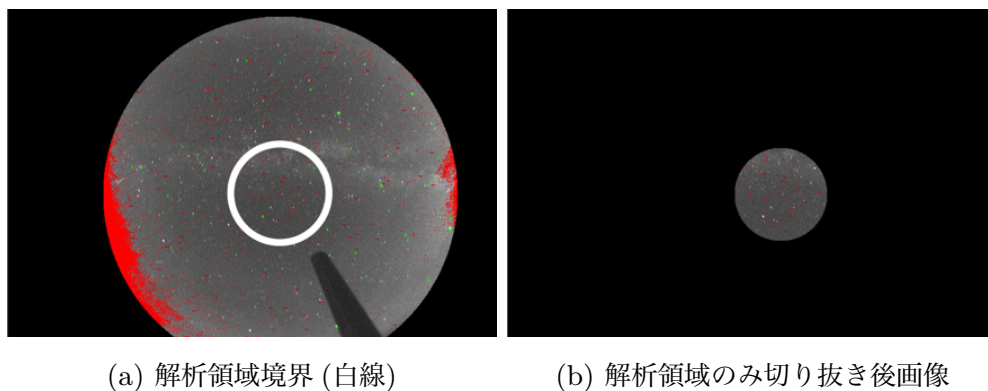


図 4.1: 解析領域境界

### 4.1.2 パラメータチューニング

解析ソフトは筆者がある 1 日のデータを使って目視カウントと星カウント数がほとんど同じになるように明るさの閾値を  $3\sigma$ , 星候補クラスターのピクセル数の閾値を 4 pix. 以上と決めた。ここで示す明るいピクセルとは、1 枚の画像全てのピクセルの輝度値を計算して平均  $\mu$  と標準偏差  $\sigma$  を求め、平均  $\mu$  よりも標準偏差  $\sigma$  の 3 倍大きな輝度値を持つピクセルのことである。また、これに使用したデータは様々な星の数でのカウントを想定して一日の中で晴れと曇りがあるような日を使用した。図 4.2 にある日のデータに対してソフトウェアと目視カウントの結果を示す。

図 4.2 を見てみるといくつか目視カウントとソフトウェアカウントの値が全く一致していないところがある。そこで目視カウントとソフトウェアカウントの値がほ



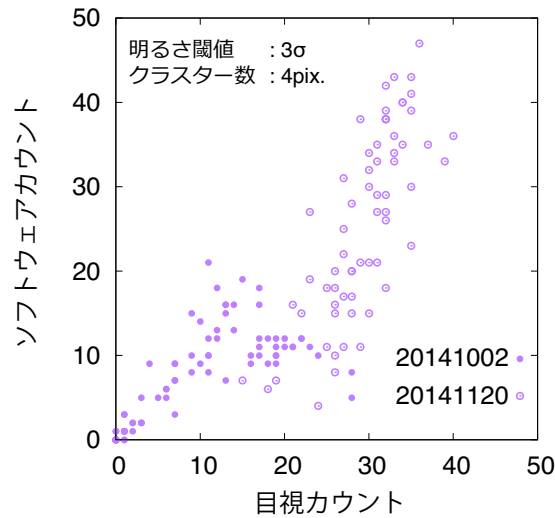


図 4.2: トレーニングデータを用いたソフトウェアと目視でのカウント結果. 様々な星の数でのカウントを想定して一日の中で晴れと曇りがあるような日を使用. 横軸が目視によるカウント数, 縦軸がソフトウェアによるカウント数である.

とんど一致している点と全く一致していない点を抽出し, 画像での比較を行ってみた. 図 4.3a は図 4.2 からどの点のデータを抽出したのか示し, 図 4.3b はそのときの撮影された画像を示す.

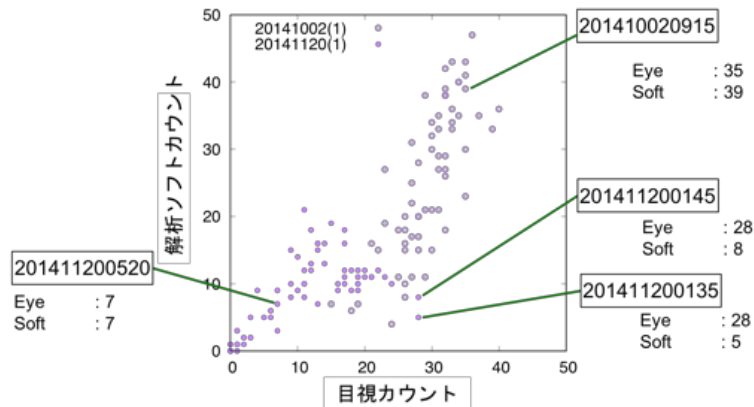
撮影された画像を比較すると目視カウントとソフトウェアカウントが全く一致していない画像はほとんど一致している画像に比べて全体的に白く見えることがわかった. 撮影された画像を何枚も見てみると一枚ごと全体的な画像の明るさが変化していた. ここからカメラの感度が常に変わっていて, カメラのオートアイリス機能が働いているものと考えられる. オートアイリス機能を切ることによって画像にどのような影響が生まれるかは今後検討していく.

### 4.1.3 目視とソフトウェアの比較

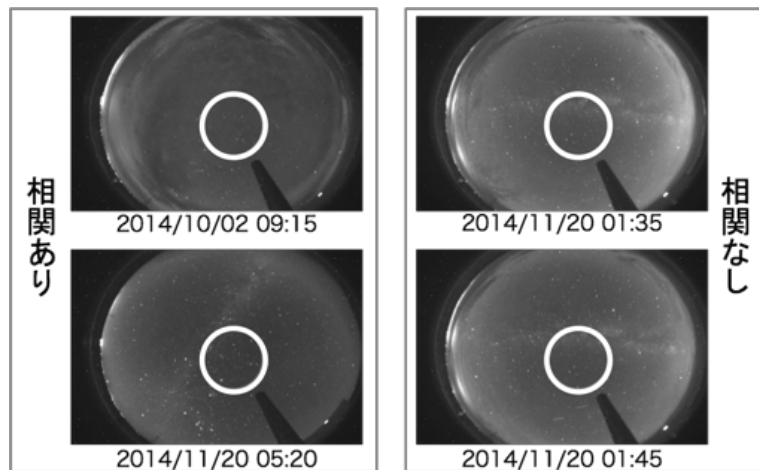
パラメータチューニングに使用したデータとは別のデータに対して 4.1 節に示す 3 人がそれぞれカウントを行った結果を図 4.4 に示す.

横軸は目視でのカウント数, 縦軸はソフトウェアでのカウント数を表す. 図 4.4a は開発者自身がソフトウェアの調整を行っているため目視とソフトウェアのカウント数はほとんど同じとなっている. 図 4.4b は同研究室学生がカウントを行った結果で, ソフトウェアの用途をある程度知っているために多少の幅はあるが筆者がカウントした結果と同じような傾向を示している. 図 4.4c は別研究室学生がカウ





(a) カウントが一致している, 一致していない点の抽出箇所

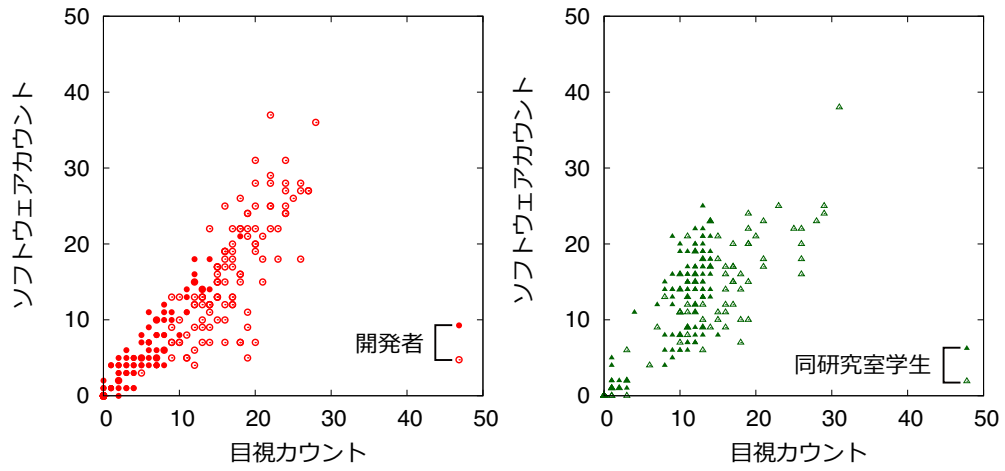


(b) 図 4.3a の各データにおける撮影画像. 左の 2 枚が目視とソフトウェアのカウント数が一致している画像, 右の 2 枚が一致していない画像である. 一致していない画像では全体的に白く見えることがわかる.

図 4.3: 画像による比較

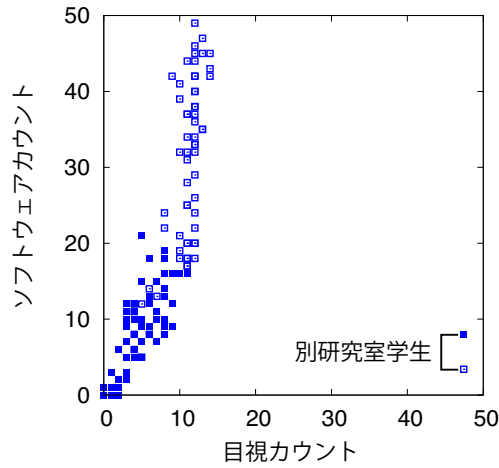
トを行った結果で, ソフトウェアや雲観測について何も知識がなかったために目視とソフトウェアとのカウント数に大きな違いが現れた.

図 4.4a ~ 4.4c を比べてみるとそれぞれの結果が異なって見える. しかし, これらの結果を重ね, 全体的に見てみるとカウント結果は似た傾向にあり, 良い相関が得られている (図 4.5). ただし, 別研究室学生の目視でのカウント数が 10 以上の場合においては他と著しくずれているように見える.



(a) 開発者によるカウント結果

(b) 同研究室学生カウント結果



(c) 別研究室学生カウント結果

図 4.4: 各データにおける被験者によるカウント結果

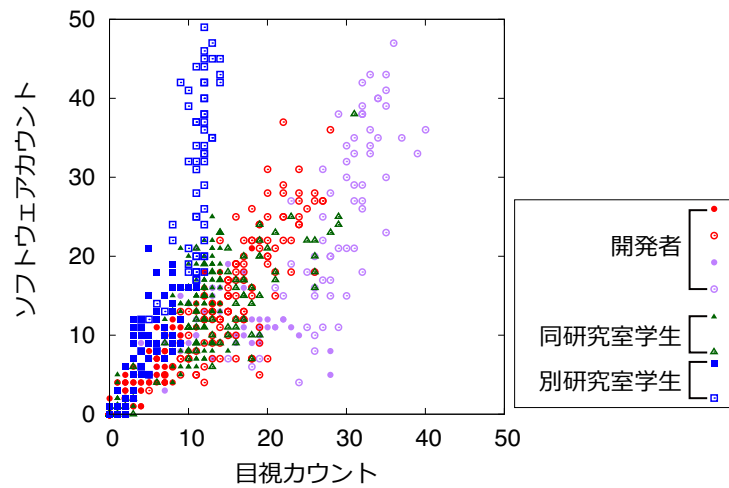
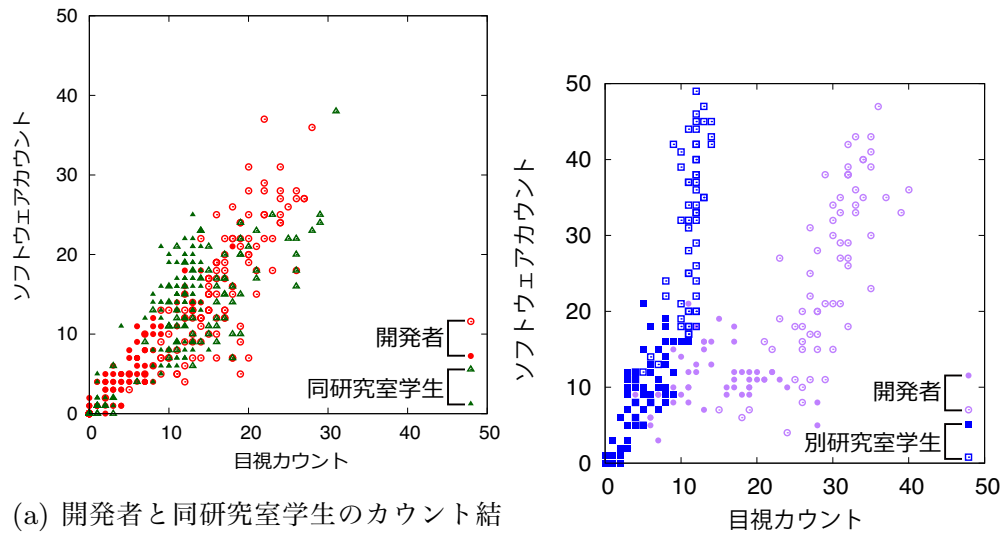


図 4.5: 3 名のカウント結果重ね合わせ



(a) 開発者と同研究室学生のカウント結果重ね合わせ. 開発者は 2014 年 11 月 24 日と 2014 年 10 月 21 日の星をカウント, 同研究室学生は 2014 年 11 月 23 日と 2014 年 11 月 25 日のそれぞれ別日の星をカウント.

(b) 開発者と別研究室学生のカウント結果重ね合わせ. 両者とも 2014 年 10 月 2 日と 2014 年 11 月 20 日の星をカウント.

図 4.6: 被検者によるカウント結果の違い

図 4.6a に開発者が 2014 年 11 月 24 日と 2014 年 10 月 21 日, 同研究室学生が 2014 年 11 月 23 日と 2014 年 11 月 25 日の別日のカウント結果を重ね合わせた結果を示す. この 2 名に対して共通していることとしてソフトウェアの用途を知っていることである. 星の数を数えることで雲のない場所を探すので星を少なく数えるとソフトウェアが間違えて雲があると判定する可能性がある. 用途さえ知っていれば, 人間のカウントとソフトウェアのカウントが対応とれていることがわかる.

図 4.6b に 2014 年 10 月 2 日と 2014 年 11 月 20 日のデータにおける開発者と別研究室学生のカウント結果を重ね合わせた結果を示すソフトカウントでの星の数が多くほど両者のカウント結果に違いが出ている. これは, 開発者はソフトの用途を知っているためになるべく多くの星を探そうとするのに対して, 別研究室ソフトや雲観測の用途を知らないため確実に星であるもののみを探そうとしていた (特に明るいもののみを星として判定していた) ためだと考えられる. カウントを行う人の判断基準が個人差として現れていることがわかる.

## 4.2 CLF データとの比較

4.1 節にて目視とソフトウェアの比較を行い, ソフトウェアで星が見えていたことが確認できた. しかしカウントを行う人の判断基準が個人差として現れることも

分かった。そのため現在運用されている別環境モニターとの比較が必要であると考え、CLF データとの比較を行った。

#### 4.2.1 CLF データ

今回の比較で用いた CLF データは CLF から真上にレーザーを射出し、その散乱光を BRM ステーションの FD で受光した波形データのことである。雲の有無や大気の状態によって受光強度は変化するためここから天候の判断が可能である。図 4.7 に CLF データ波形、図 4.8 にそこから想定される天候、図 4.9~4.12 に各天候時における CLF 波形とその時間の CCD 画像の組み合わせをいくつか示す。

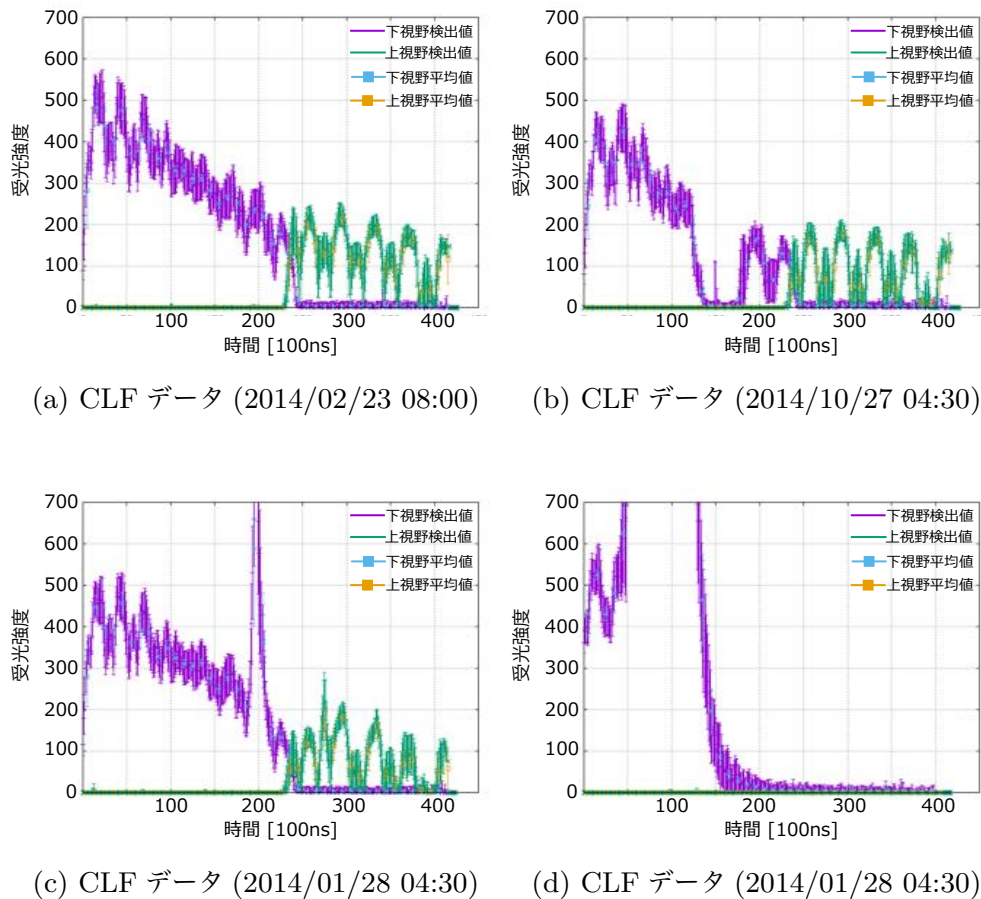


図 4.7: 様々な天候時の CLF データ。縦軸は受光強度、横軸は時間を表す。紫は望遠鏡の下視野の検出値、緑は上視野の検出値、水色は下視野検出値の 10 データ毎の平均値、橙は上視野検出値の 10 データ毎の平均値を表す。

縦軸がレーザーの受光強度, 横軸が時間を表し, 紫と緑のプロットは望遠鏡の受光量の検出値となっている. TA 実験で使用している望遠鏡は縦に2つ並んで設置されているため上視野, 下視野があるため2種類の検出値が存在する. また, 水色と橙色のプロットは10データ毎の区間平均を表している.

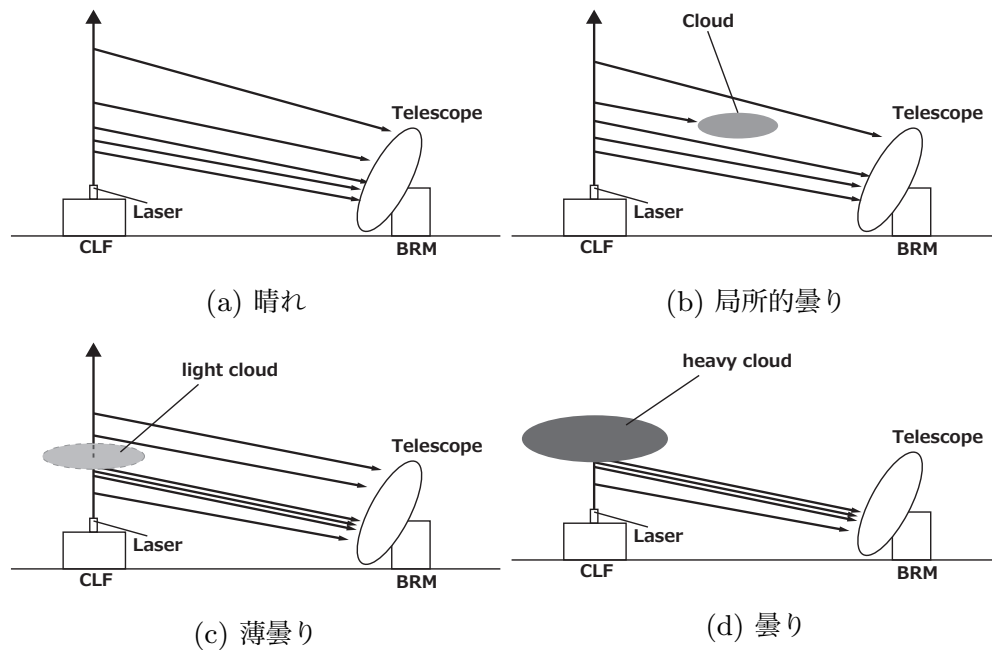


図 4.8: 図 4.7 から想定される天候

CLF のレーザーは真上に射出されるため, CLF 真上の天候を評価できる. 図 4.7a, 4.8a は CLF 真上が晴れの場合である. 地上付近は大気の影響を強く受けることや砂や塵などの影響で散乱量が増え, 受光量は多くなるので波形は強くなる. 高さが高くなるほど大気の影響は弱く, 望遠鏡に到達するまでの距離は地上付近に比べて長くなるので受光量は弱くなり, 波形は徐々に減衰する. 図 4.7b, 4.8b は CLF 真上は晴れていて FD との間に雲がある場合である. 途中に雲があるとその部分の信号が途切れてしまうため図 4.7b では信号が途中で 0 になる部分が確認できる. それ以外については晴れの場合と同じような波形である. 図 4.7c, 4.8c は CLF 真上に薄い雲があってレーザーが突き抜けた場合である. 雲にあるとレーザーの散乱量が増えるため一部の波形は強く見られる. 図 4.7d, 4.8d は CLF 真上に厚い雲があってレーザーが突き抜けなかった場合である. レーザーが突き抜けなかったため, 雲に当たって波形が強くなった後は波形が 0 になる.

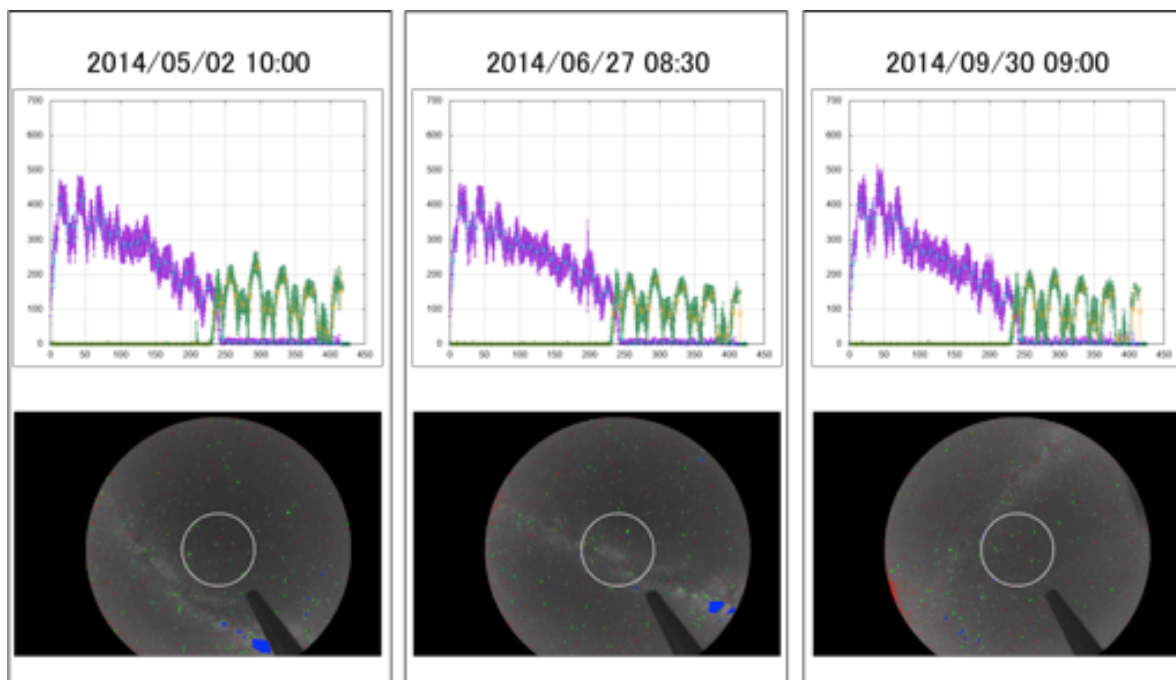


図 4.9: CLF 上空が晴れている場合の CLF 波形と CCD 画像例

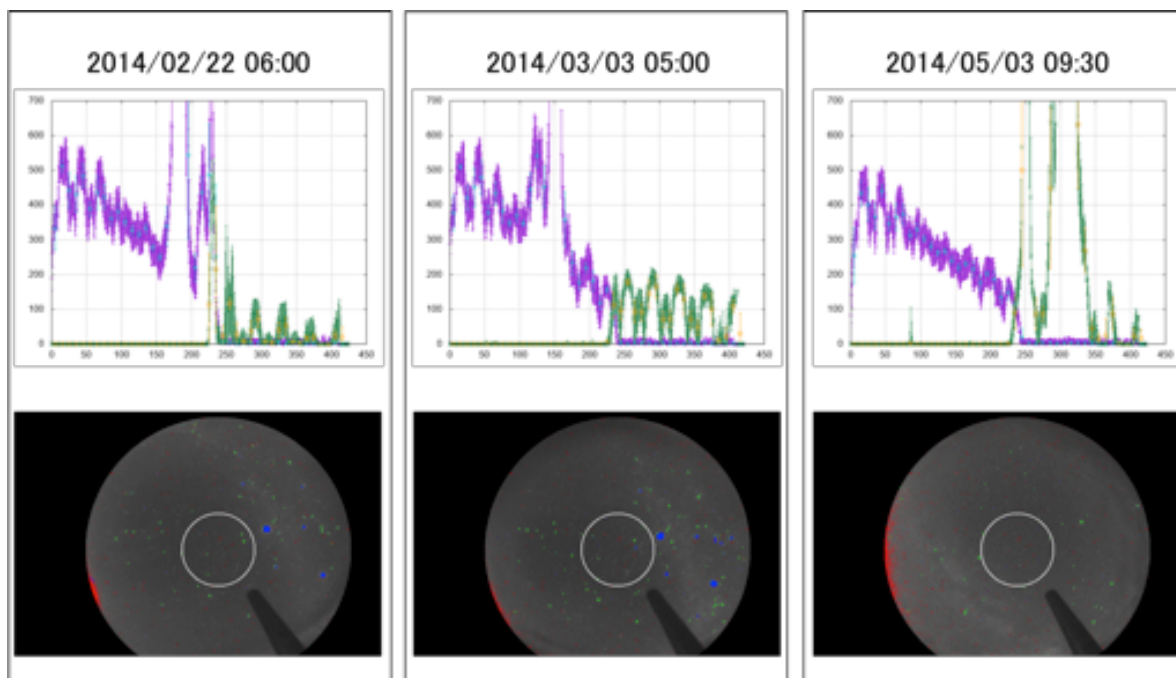


図 4.10: CLF 上空が薄曇りの場合の CLF 波形と CCD 画像例

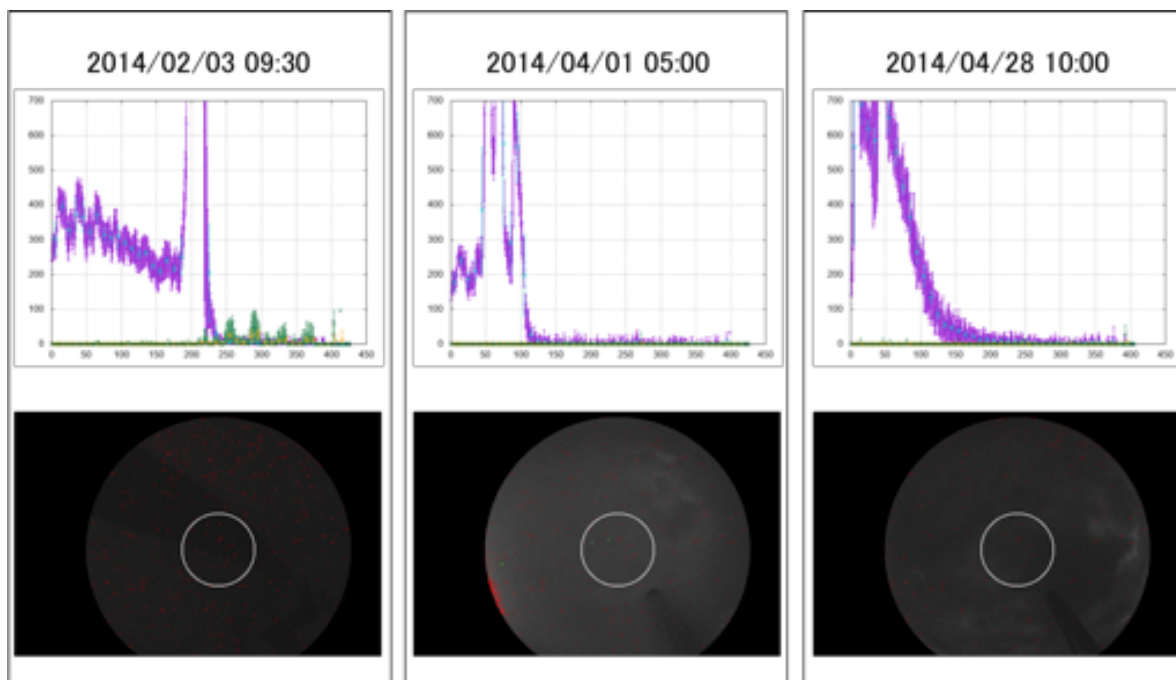


図 4.11: CLF 上空が曇りの場合の CLF 波形と CCD 画像例

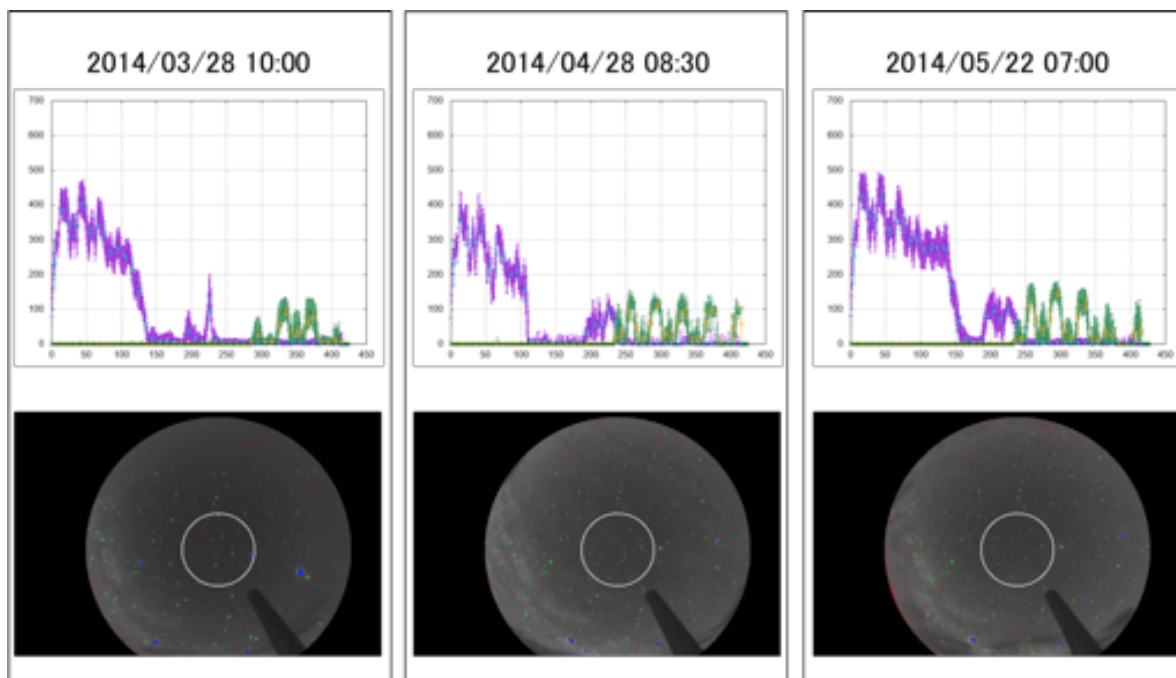


図 4.12: 局所的に曇りの場合の CLF 波形と CCD 画像例



### 4.2.2 別環境モニターと星の数の比較

今回はソフトウェア解析による星の数と CLF データによる雲観測の比較を行った。ソフトウェア解析では天頂方向のみ (図 4.1b) 星の数をカウント, CLF データでは波形から CLF 上空の天候を判定しそれぞれの天候評価を比較する。期待する結果として CLF データで雲が無いと示しているときに星の数が多く, CLF データで雲があると示しているときに星の数が少ないと考える。

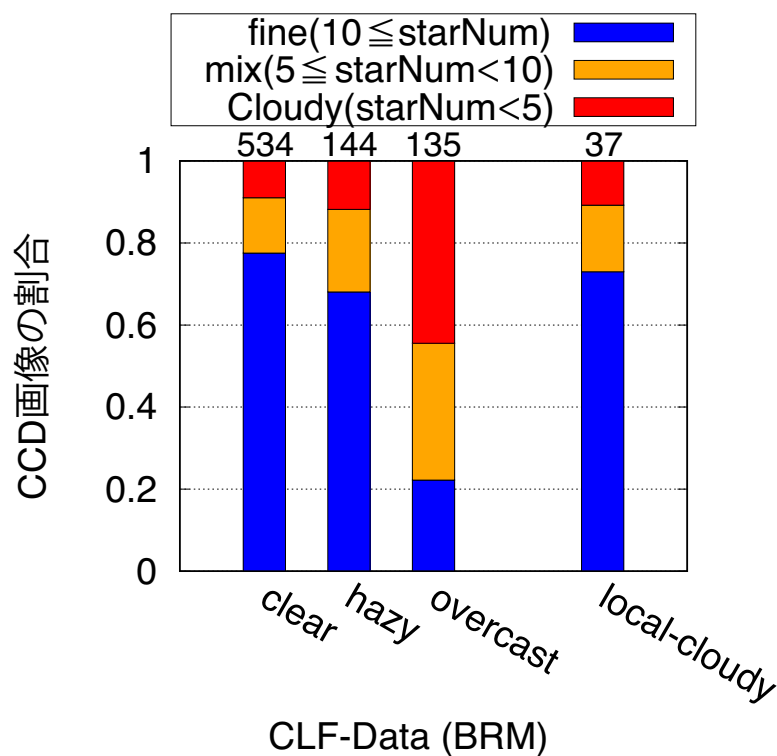


図 4.13: CLF データと星の数の比較. 横軸は CLF データから分類した天候 (clear: 晴れ, hazy: 薄曇り, overcast: 曇り, local-cloudy: 局所的曇り), 縦軸はその天候に含まれる CCD 画像の割合である. 星の数が 10 以上であれば fine, 5 以上 10 未満であれば mix, 5 未満であれば cloudy として CCD 画像から判断した天候としてそれぞれ青, 橙, 赤で示している. 今回は CLF 天頂方向のみの比較を行ったので局所的曇りである local-cloudy については比較から外した.

図 4.13 に比較を行った結果を示す. 横軸は CLF データから分類した天候. 開発者が 4 つの天候 (clear: 晴れ, hazy: 薄曇り, overcast: 曇り, local-cloudy: 局所的曇り) に分類した. 縦軸はその天候に含まれる CCD 画像の割合を示している. 星の



数が10以上であれば fine, 5以上10未満であれば mix, 5未満であれば cloudy として CCD 画像から判断した天候としてそれぞれ青, 橙, 赤で示している. また, 各棒グラフの上に使用したデータ数を示す. 今回は CLF 天頂方向のみの比較を行ったので局所的曇りである local-cloudy については比較から外したためグラフでは右に参考データとして示している.

図 4.13 から予想した通り, CLF データで晴れを示しているときに CCD 画像では星の数が多い, CLF データで曇りを示しているときに星の数が少ないという傾向を示している. このような CCD 画像から求めた星の数と CLF 波形から求めた天候が一致しているときの CCD 画像と CLF 波形を並べたものを図 4.14, 4.15 に示す.

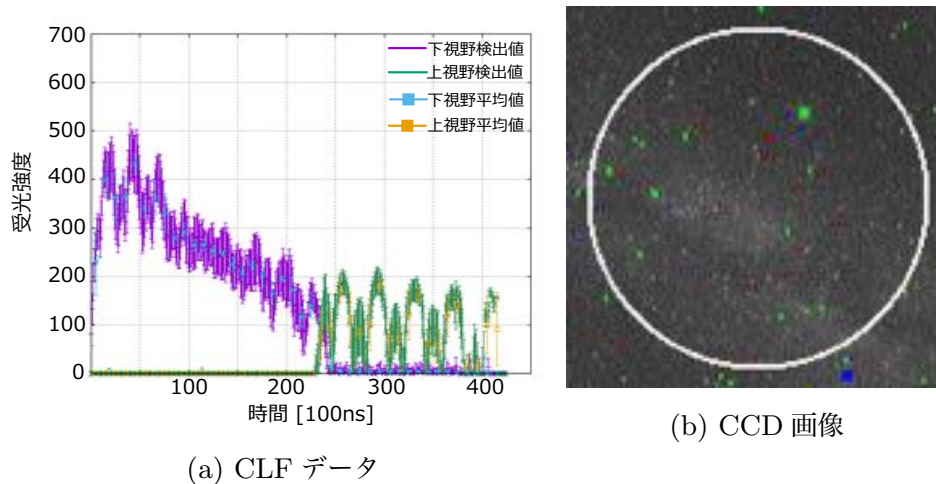


図 4.14: CLF データで晴れ, 星の数が多の場合 (2014/06/27 08:30)

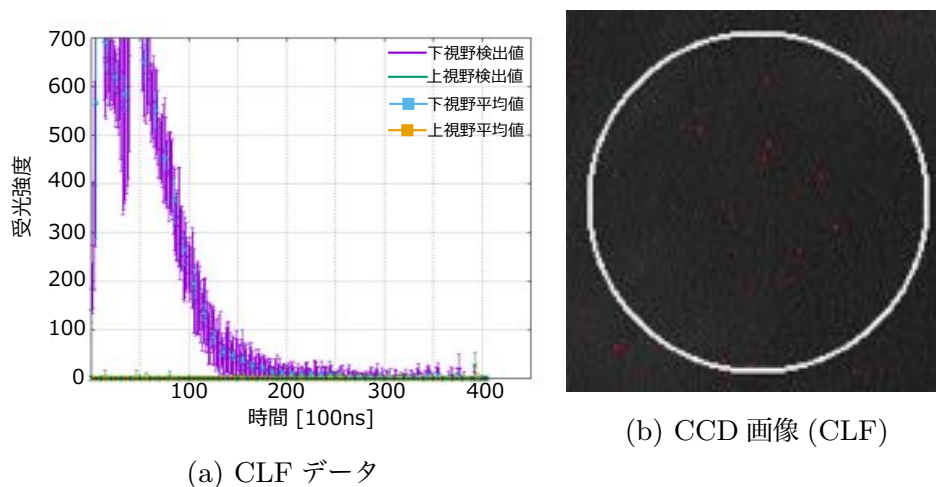
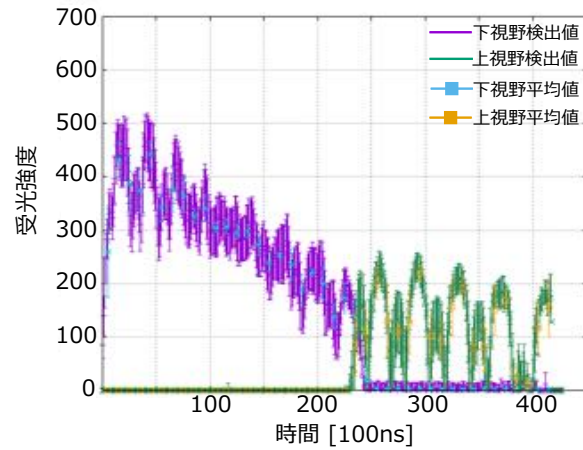
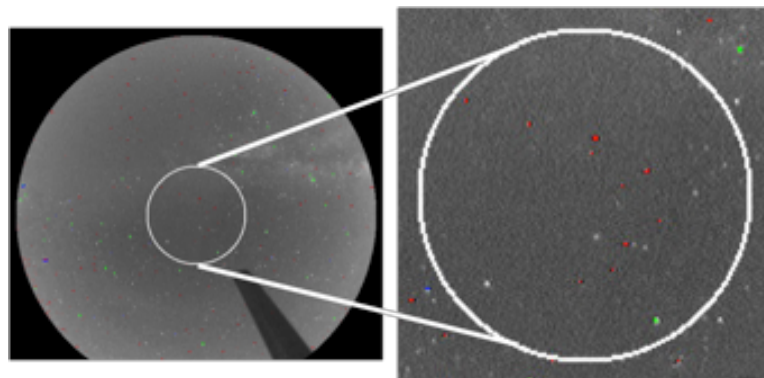


図 4.15: CLF データで曇り, 星の数が少ない場合 (2014/04/28 10:00)



(a) CLF データ



(b) CCD 画像 (CLF)

図 4.16: CLF データで晴れ, 星の数が少ない場合 (2014/10/25 04:00)

ほとんどのデータで晴れのとときに星の数が多く, 曇りのときに星の数が少ない良い相関が示せていて星解析を用いた雲観測で正しく天候判断を行えていると言える。

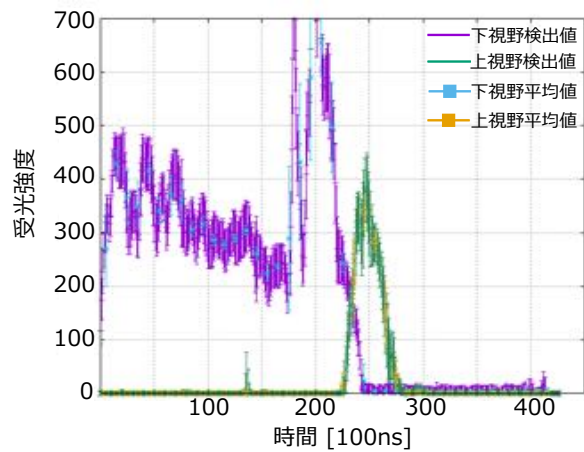
一方, 両者の天候評価が一致しない場合もあった。

1つ目に, CLF データで晴れを示して星の数が少ない場合である (図 4.16)。

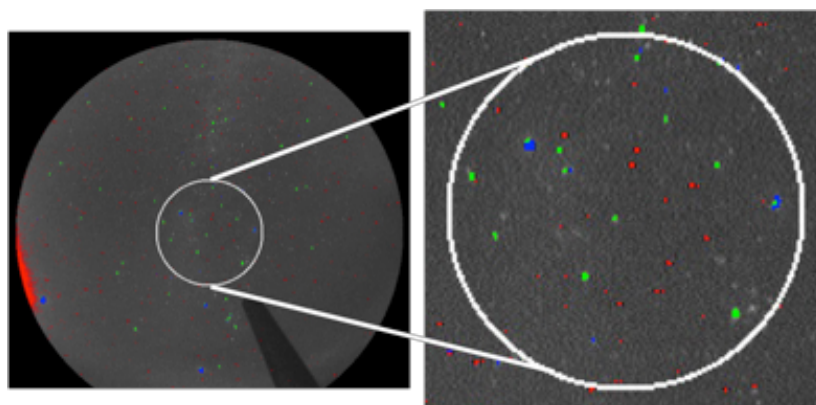
これは CCD 画像が全体的に明るく見えるという特徴があった。そのため画像全体の輝度値の平均値が上がり, 検出される星の数が少なくなってしまうと考えられる。このような画像になる原因として 4.1.2 に述べたようなことが挙げられる。この解析では画像全体のピクセルを用いて輝度値の平均, 標準偏差を求めて星候補クラスターを求めたが, 画像端の解析に使用しない何も映っていないピクセルまで使用していたため解析領域のピクセルのみを計算に使うようプログラムの

改良を行った。また、解析領域を幾つかの領域に分割し、背景量を各領域で計算することで明るいピクセルに対しての感度を向上させるような改良も行った。この改良したプログラムを用いて天体カタログとの比較を行う。

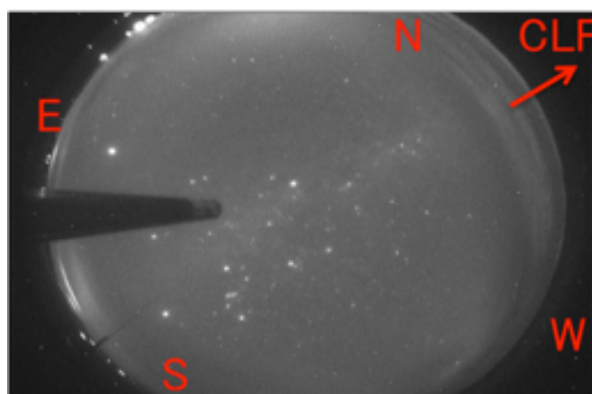
2つ目に、CLF データで曇りを示している星の数が多い場合である。データを確認してみると CLF データでは雲に当たっていることを示しているがそのときの CCD 画像では天頂方向は晴れていた (図 4.17)。このような場合のデータについては CLF のレーザーが雲で遮蔽されている、BRM ステーションで撮影された画像では CLF 方面に雲が見える (図 4.17c) ということから低密度の雲が広範囲に分布しているのではないかと考えている。より詳細に解析を行うために複数の CCD 画像を用いて様々な方向から雲を評価することが必要である。



(a) CLF データ



(b) CCD 画像 (CLF)



(c) CCD 画像 (BRM)

図 4.17: CLF データで曇り, 星の数が多い場合 (2014/12/17 06:30)

## 第5章

# 星検出の条件設定

星の数を数える天候判断指標と既存の天候判断方法の比較により, 星の数を数える天候判断指標で天候判断を行えることが分かった. この方法による天候判断を行うためにはより多くの正しい星を検出する必要がある. そのためには, 最適な星検出の条件の決定が必要である [14]. 本章では, 最適な条件を決定するための調査についてとその結果について述べる.

### 5.1 設定する星検出に用いる条件

本システムでの星検出において必要とされる条件は次の3種類である.

- 等級  
天体カタログと星候補クラスターで対応を取り, CCD 画像で見えている星を検出する際に, 検出対象にどの等級まで使用するか決定しなければならない.
- 星候補クラスター判定
  1. 星候補クラスターを構成するピクセル数の下限と上限  
構成するピクセル数が少なければ電源ノイズ等も誤って検出する可能性がある. また, 構成するピクセル数が多ければ街明かりや惑星等, 本来意図するものとは異なるものが検出される可能性があるため適度な大きさを決定する必要がある.
  2. 星の扁平率  
星候補クラスターを判定するためにはクラスターの形状を見る必要がある. ここではクラスターの形をみて円であるか否かを判定する.
- 輪郭検出条件  
輪郭検出を行うときに判定するピクセル値が設定した閾値よりも明るいかが判

定する.

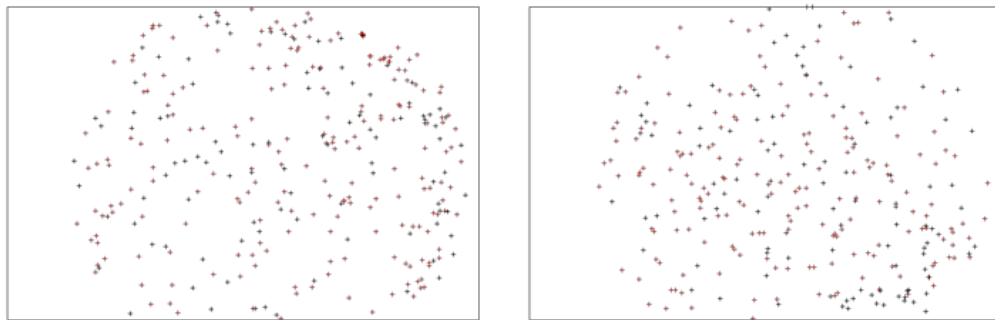
今回は「検出対象に使う等級」,「星候補クラスターを構成するピクセル数の下限」,「輪郭検出に用いるシグマ値」について最適な閾値を調査する.

## 5.2 検出対象に使う等級の決定

本システムで判定するとき天体カタログと星候補クラスターの対応を取り, CCD 画像で見えている星を判定する. 判定を行うときの対象にどの等級まで使用するか条件を決定した.

### 5.2.1 目視による等級の比較

初めに目視による等級ごとの全天での星の分布を確認した. 図 5.1 にある日の CLF から見える天体カタログを用いた星の分布の様子について示す. 赤十字が 3.5 等級 ~ 4.5 等級の星の位置, 黒十字が 3.5 等級よりも明るい星の位置を表す. 3.5 等級よりも明るい星のみ (黒十字のみ) のデータを使用するとカバーできていない領域が多く見られる. 4.5 等級よりも明るい星 (黒十字と赤十字を合わせたもの) のデータで見ると全体的に均一に星が分布されているように見える.



(a) 2014/01/25@CLF で見える星の位置 (b) 2014/07/01@CLF で見える星の位置

図 5.1: CLF から見える星の分布. 黒十字は 3.5 等級より明るい星の位置, 赤十字は 3.5 等級 ~ 4.5 等級の星の位置を表す.

### 5.2.2 カバー率を用いた等級決定

等級を決定するために、ある時間に見える天体カタログの星が全天に対してどの程度占めているか調べた。今回は 3.5 等級より明るい天体カタログの星,4.5 等級より明るい天体カタログの星を用いて天体カタログの星の中心から半径  $2^\circ$  で円を描いたときの全天の面積に対するカバー率を求めた。カバー率  $R_{\text{coverage}}$  は中心から距離  $r$  にある天体カタログの星から半径  $2^\circ$  で円を描いたときの面積  $S_{\text{star}}$  を用いて、全天で星が  $N$  個存在するときの面積の和と全天を半球状のドームと仮定したときの表面積  $S_{\text{hemi}}$  から求められる (式 5.1)。

$$\begin{aligned}
 R_{\text{coverage}} &= \frac{\sum_{N=1}^N S_{\text{star}}}{S_{\text{hemi}}} \times 100 \\
 &= \frac{\sum_{N=1}^N 2\pi(1 - \cos 2^\circ)r^2}{2\pi r^2} \times 100 \tag{5.1}
 \end{aligned}$$

星がある部分の面積を半径  $2^\circ$  の円と小さいものを仮定しているため、近い距離に星がある場合の面積の重なりについては考慮せず計算した。この結果は全天で全ての星が見えている場合であるため、実際の写真における見えている星の検出率を積算したものを想定される実際のカバー率とする。これを 2014 年の CLF で撮影された 24 枚の写真の時刻においてカバー率を計算したものを表 5.1,5.2 に示す。使用する天体カタログの等級は 3.5 等級より明るい星,4.5 等級より明るい星の 2 種類で行った。

表 5.1: 2014 CCD@CLF 画像の検出率とカバー率 (Mag.<3.5)

	Jan.		Feb.		Mar.		Apr.		May		Jun		
全天カバー率 (%)	5.5	6.1	5.5	6.5	6.5	5.7	6.5	6.5	6.1	6.0	6.3	6.0	
検出率 (%)	76.7	79.4	70.7	72.4	66.6	65.9	61.4	64.6	75.0	80.1	66.9	63.5	
カバー率 × 検出率	4.2	4.8	3.9	4.7	4.3	3.8	4.0	4.2	4.6	4.8	4.2	3.8	
	Jul.		Aug.		Sep.		Oct.		Nov.		Dec.		平均
全天カバー率 (%)	6.1	5.2	5.0	6.0	4.6	4.9	5.2	5.4	5.3	5.3	5.6	6.0	5.74
検出率 (%)	77.5	90.0	87.2	73.2	83.5	75.0	83.3	79.3	72.6	74.2	80.0	77.4	74.8
カバー率 × 検出率	4.7	4.7	4.4	4.4	3.8	3.7	4.3	4.3	3.9	3.9	4.5	4.6	4.3

表 5.2: 2014 CCD@CLF 画像の検出率とカバー率 (Mag.&lt;4.5)

	Jan.		Feb.		Mar.		Apr.		May		Jun		
全天カバー率 (%)	16.1	17.0	16.2	16.9	16.9	15.8	16.2	16.1	16.3	16.0	16.2	16.0	
検出率 (%)	34.5	31.3	30.8	34.1	29.9	28.4	37.0	39.2	42.9	42.4	38.3	35.4	
カバー率 × 検出率	5.6	5.3	5.0	5.8	5.1	4.5	6.0	6.3	7.0	6.8	6.2	5.7	
	Jul.		Aug.		Sep.		Oct.		Nov.		Dec.		平均
全天カバー率 (%)	16.0	15.0	15.2	16.2	14.9	15.3	16.0	16.2	16.1	15.9	16.3	16.2	16.0
検出率 (%)	42.8	45.3	46.8	43.9	42.2	38.6	44.3	41.8	33.6	36.6	37.5	39.1	38.2
カバー率 × 検出率	6.9	6.8	7.1	7.1	6.3	5.9	7.1	6.8	5.4	5.8	6.1	6.3	6.1

全天カバー率に検出率を積算した想定される実際のカバー率は 3.5 等級より明るい星を使用した場合と 4.5 等級より明るい星を使用した場合で同じような値を示している。これは 4.5 等級より明るい星を使用した場合では検出率が 3.5 等級より明るい星を使用した場合に比べて半減しているためである。したがって 4.5 等級まで見える星は多くないと考えられる。CCD 画像で数を多く検出しようとしても検出できない星が多くあるため使用する等級は 3.5 等級より明るい星を使用するのが適している。

### 5.3 星候補クラスターを構成するピクセル数の下限の決定

ソフトウェアで星候補クラスターであるか判定を行う条件の 1 つにクラスターを構成するピクセル数がある。FD ステーションに設置された CCD カメラは発電機から、CLF に設置された CCD カメラは太陽光発電システムから発電されたバッテリーから電力が供給されているため、電源ノイズが多く、明るい小さいピクセル集団として画像に現れる。そのためソフトウェアが電源ノイズを星候補クラスターとして認識する可能性があるため、クラスターを構成するピクセル数の下限を決定することは重要である。

ある写真 1 枚に対するシグマ値 (5.4 節) を変更したときのクラスター数の下限設定による星候補クラスター数の数と天体カタログとの対応数の違いについて図 5.2 に示す。横軸はシグマ値、縦軸は検出数を表す。黒線は星候補クラスターの検出数 (上の黒線はクラスターを構成するピクセル数の下限が 4 以上の場合、下の黒線は



下限が3以上の場合), 赤線はクラスターを構成するピクセル数の下限が3以上のときに天体カタログと対応した星候補クラスターの数, 緑線はクラスターを構成するピクセル数の下限が4以上のときに天体カタログと対応した星候補クラスターの数を表す.

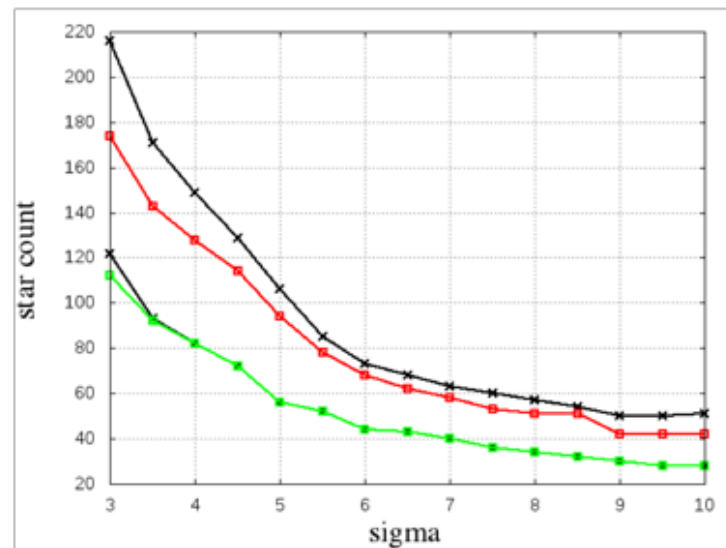


図 5.2: 星候補クラスターを構成する下限決定による検出数の違い. 横軸はシグマ値, 縦軸は検出数を表す. 黒線は星候補クラスターの検出数, 赤線はピクセル数の下限を3以上としたときの天体カタログと対応した数, 緑線はピクセル数の下限を4以上としたときの天体カタログと対応した数を表す.

星候補クラスターの検出数は下限が3以上のとき, 下限が4以上のときよりも倍以上である. 検出数が多いほど全天を多くカバーできるが天体カタログとの対応をみると下限が3以上のときは8割~9割程度対応できているのに対し, 下限が4以上のときはほとんど対応していることがわかる. 天体カタログとの対応数が約110のとき, 下限が4以上のときの星候補クラスターの検出数は約120, 下限が3以上のときの星候補クラスターの検出数は約130であり対応していない誤り数は約2倍増加する. よって星候補クラスターを構成するピクセル数は4以上が適している.

## 5.4 シグマ値の決定

輪郭検出に用いる条件としてピクセルの輝度値によって明るいピクセルであるか判定する. 本ソフトウェアで用いる明るいピクセルとは CCD 画像の解析領域内の

ピクセル輝度値を調べ、平均値の標準偏差に任意の倍率を積算した値よりも大きい輝度値をもつピクセルのことである (式 5.2)。この任意の倍率をシグマ値と呼ぶ。

$$\text{ピクセル輝度} > \text{CCD 画像解析範囲内ピクセル輝度値の平均値} + \text{シグマ値} \times \text{CCD 画像解析範囲内の輝度値の標準偏差} \quad (5.2)$$

#### 5.4.1 検出率と誤り率の優先度

シグマ値を大きくすると厳しい条件で明るいピクセルを判定するため、誤り数は減少するが検出数も減少する。対してシグマ値を小さくすることでより多く検出できるが目的とする CCD 画像に撮影された星以外の明るいピクセルも誤って認識される可能性がある。そのため、シグマ値の決定は重要であり検出率と誤り率のどちらを優先するか考える。

夜間天候モニタリングシステムは大気蛍光望遠鏡の観測補助を目的としている。天気が良い場合は観測を行いたいため、雲がある場所を晴れと判定することについては問題ない。しかし、雲がない場所を曇りと判定してしまうと晴れていても観測する必要が無いとしてしまう。また、超高エネルギー宇宙線を観測するためには長時間の観測が必要なため、できるだけ多く観測を行いたい。以上の理由から誤り率よりも検出率を重視してシグマ値を決定する。

#### 5.4.2 天体カタログと星候補クラスターの比較と検出内訳

シグマ値による星検出の特徴を理解するために、複数の写真に対してシグマ値を変更しながら星候補クラスターの検出数、検出の内訳を調べた。ある写真におけるシグマ値の変更による星候補クラスター検出数の推移と検出内訳を表 5.3 に示す。この表をもとに図 5.3 ~ 5.5 に検出数と検出内訳の推移、図 5.6 ~ 5.8 に検出率と検出内訳の推移のグラフを作成した。使用した写真は 2014 年に CLF で撮影された全天晴れているような写真のうち各月 2 枚の計 24 枚、シグマ値を 3.0~10.0 まで 0.5 毎変更しながら調べた。横軸はシグマ値、縦軸は検出率を示す。棒グラフはそのシグマ値における星候補クラスターの検出内訳で等級、星以外の明るいもの、惑星を表す。各棒グラフの上の数字は星候補クラスターの検出数を表す。折れ線グラフはそのシグマ値における各等級の天体カタログとの対応率を表す。

シグマ値を大きくすることによって検出数が下がり、シグマ値を小さくすることで検出数が増えることがわかる。また、シグマ値を 4.0 より小さくすることで星

表 5.3: 2014/02/23 06:00 におけるシグマ値毎の検出数と内訳の推移

シグマ値	Mag.1	Mag.2	Mag.3	Mag.4	Mag.5	星以外	惑星	星候補クラスター 検出数
10	8	10	4	0	0	0	1	23
9.5	8	10	5	0	0	0	1	24
9	8	14	6	0	0	0	1	29
8.5	8	14	7	0	0	0	1	30
8	8	16	8	0	0	0	1	33
7.5	10	17	9	0	0	0	1	37
7	10	19	10	0	0	0	1	40
6.5	10	19	11	0	0	0	1	41
6	10	20	13	1	0	0	1	45
5.5	9	23	15	2	0	0	2	51
5	10	24	21	3	0	0	2	60
4.5	8	24	26	5	1	0	2	66
4	8	25	33	14	2	0	2	84
3.5	9	25	39	23	0	0	2	98
3	9	26	44	33	1	0	1	114

以外の検出数が増えていく。1等級の検出率はほぼ100%である。2等級の検出率はシグマ値を小さくすると少しずつ増加し、あるところで増加しない場合がある。3等級の検出率は2等級のときよりも少しずつではあるが増加し、あるところから多く増加する。4等級の検出率はほぼ変化しないが、シグマ値が5.0より小さくなるとわずかに増加する。惑星の数が途中から減少するのは明るいピクセルと判定する条件が低くなるので、1つの星候補クラスターを構成するピクセルの数が増えるためである。ピクセル数が星候補クラスターの上限を超えるので条件から外れるため検出されなくなる。

正しい天候判断を行うために厳しい値で見たいため、誤り率が最も多い日を選定してシグマ値を決定する。図 5.6h, 5.3h は今回の検出率推移の調査で一番誤り率が高いときのグラフである (2014/04/30 09:21)。特徴として1等級の数がほとんど変わらない、シグマ値を小さくすると2,3,4等級の順番で検出数が増加する、最大誤り率がシグマ値3.0のときに20%であることが挙げられる。シグマ値3.0の場合、最も検出数が多く、シグマ値3.5と3.0を比較するとシグマ値3.0では誤り数の増

加より検出数の増加の方が多い。したがってシグマ値 3.0 が最適な値である。

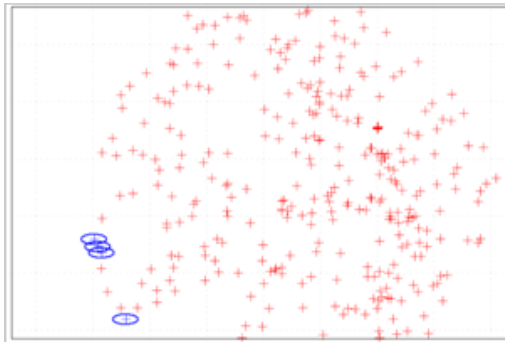
### 5.4.3 誤り率が曇りの日に及ぼす影響

シグマ値 3.0 に設定した場合、誤り率は最大 20% であるがこの誤り率が曇りの日にどのような影響を与えるか確認する。表 5.4 にシグマ値を 3.0 に設定した場合の全天が雲に覆われている写真での星候補クラスター数とその内訳を示す。

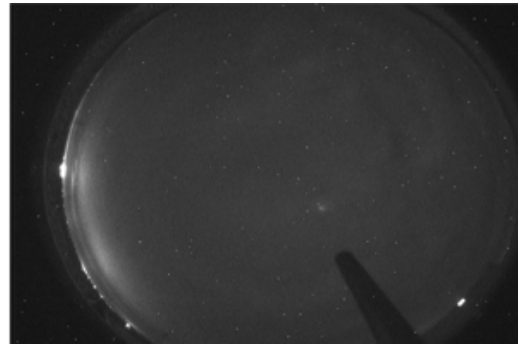
表 5.4: 全天が雲で覆われている写真における星候補クラスター数と内訳

日付	星以外	街灯や車	街灯による雲の散乱	星候補クラスター数
01/29	0	1	3	4
03/01	0	1	0	1
05/04	0	0	0	0
07/28	0	1	1	2
09/21	0	3	0	3
11/14	0	0	3	3

星候補クラスター検出数の内訳は街灯や雲の散乱によって明るく見えるピクセルを検出していることが分かる。図 5.9 に全天が雲で覆われている場合の写真とそのときの天体カタログの座標を示す。この写真において誤った星候補クラスターが検出されている場所は画面端であることがわかる。他の写真においても同様なことが確認されており、ここで星候補クラスターが星ではない明るいクラスターであっても観測に影響を及ぼさない。したがって晴れの日の誤りが曇りの日の誤りに影響を及ぼすことはない。よってシグマ値が 3.0 のときは曇りの天候判断に影響はない。

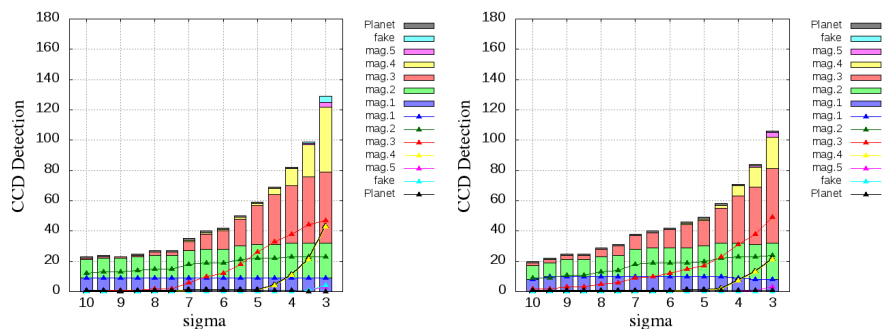


(a) 天体カタログの座標. 赤十字は 4.5 等級よりも明るい天体カタログの星, 青十字は CCD 画像で検出された星候補クラスター.

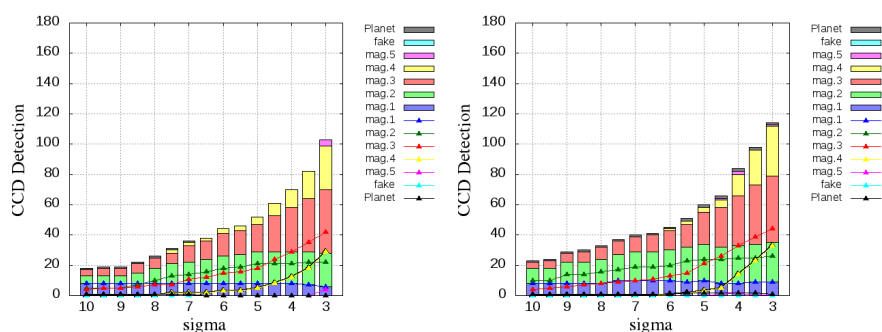


(b) 全天が雲に覆われている写真

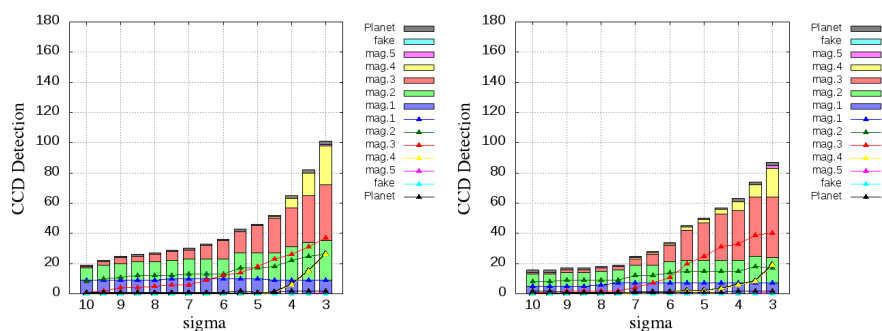
図 5.9: 全天が雲に覆われている写真



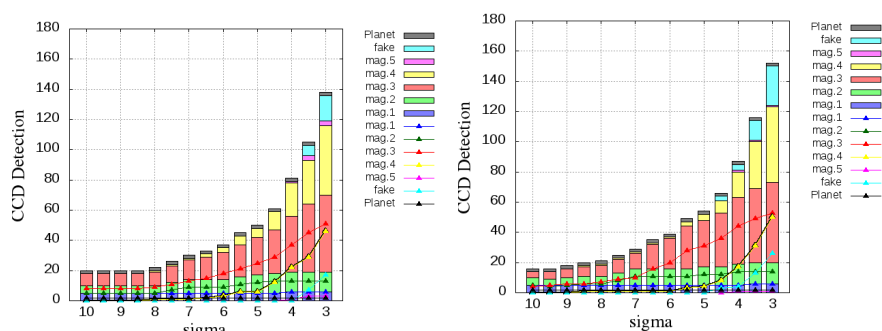
(a) 01/24 05:58 における検出数の推移 (b) 01/25 09:07 における検出数の推移



(c) 02/21 04:15 における検出数の推移 (d) 02/23 06:00 における検出数の推移



(e) 03/23 04:14 における検出数の推移 (f) 03/24 08:29 における検出数の推移



(g) 04/24 09:29 における検出数の推移 (h) 04/30 09:21 における検出数の推移

図 5.3: シグマ値毎の星候補クラスターの検出数推移

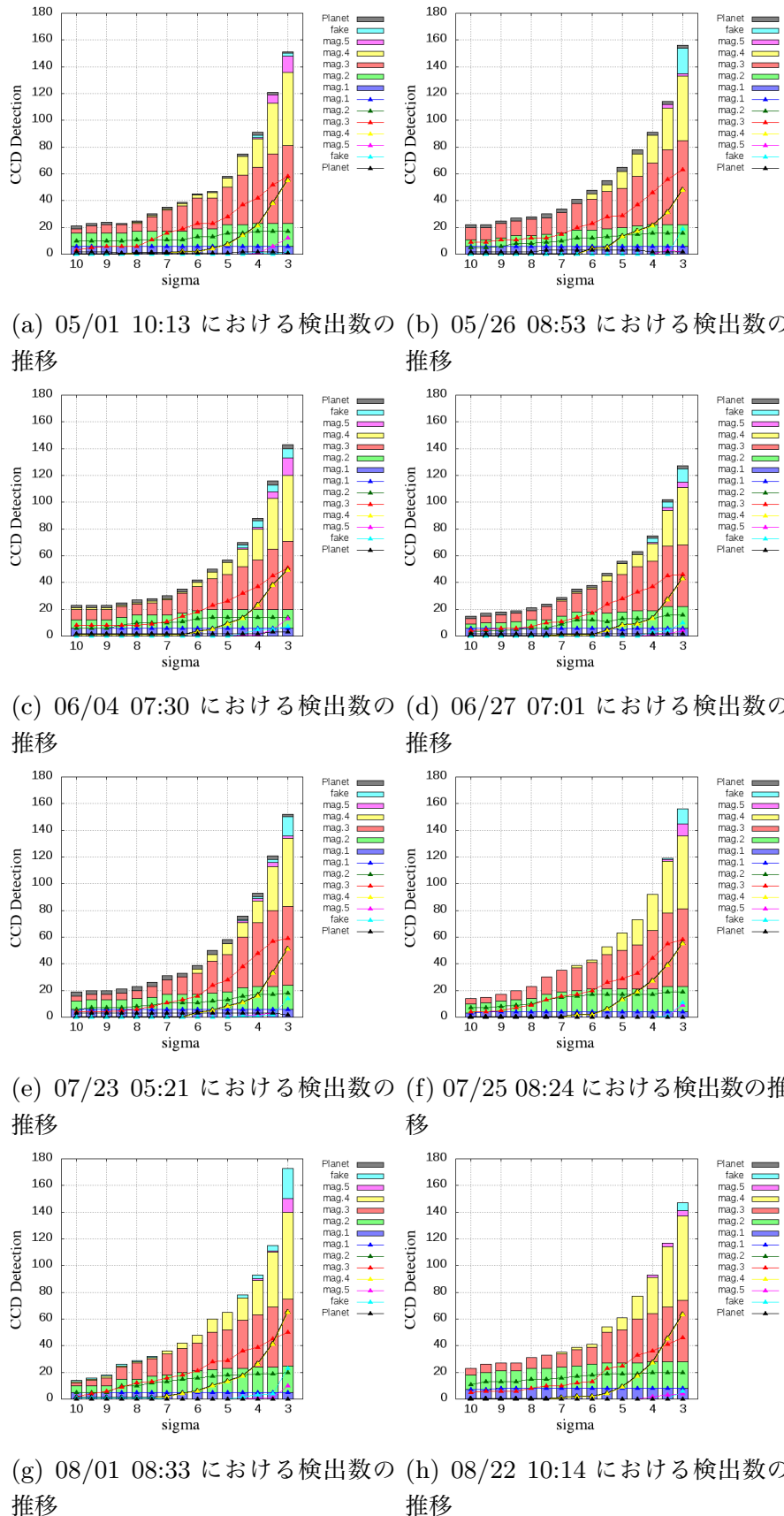
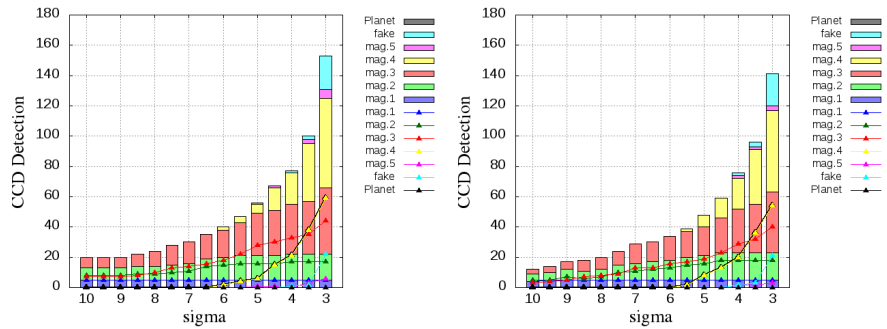
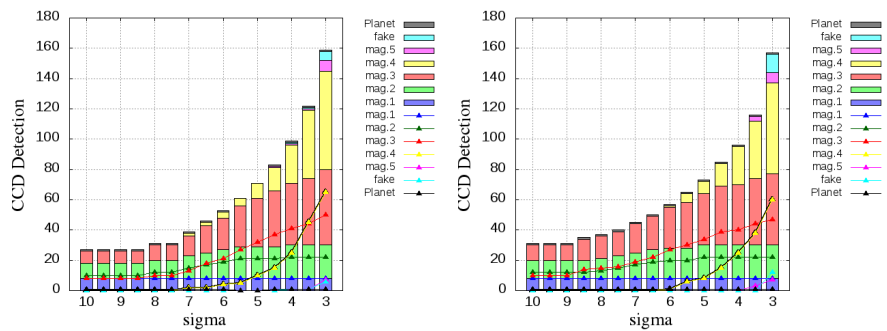


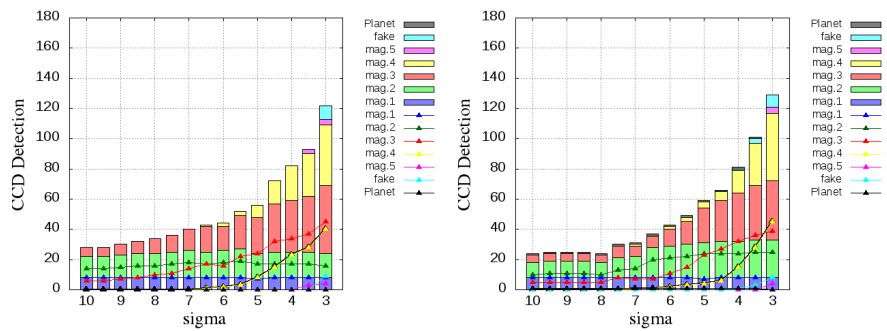
図 5.4: シグマ値毎の星候補クラスターの検出数推移



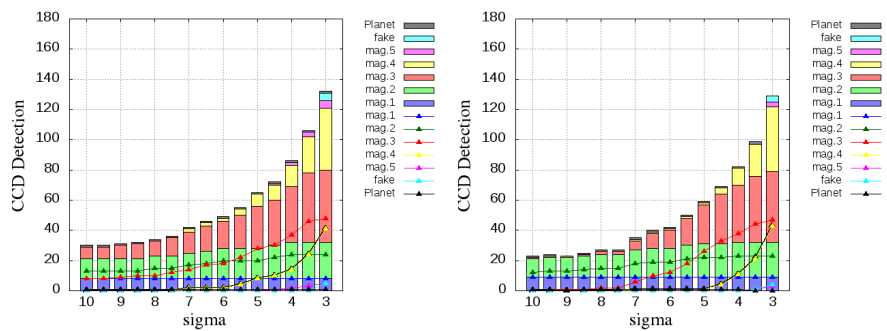
(a) 09/03 08:02 における検出数の推移 (b) 09/16 06:24 における検出数の推移



(c) 10/26 08:57 における検出数の推移 (d) 10/29 08:29 における検出数の推移



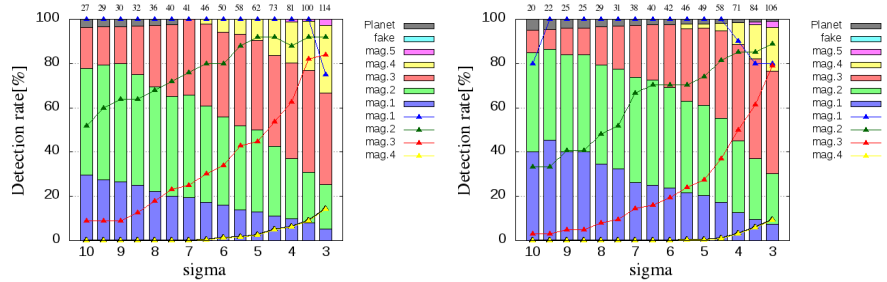
(e) 11/17 07:03 における検出数の推移 (f) 11/18 09:32 における検出数の推移



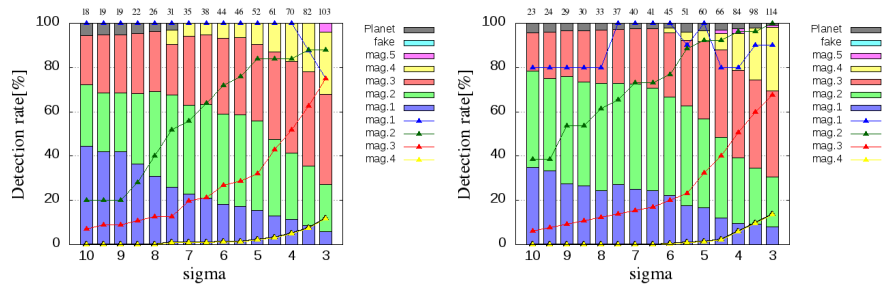
(g) 12/19 08:34 における検出数の推移 (h) 12/20 11:57 における検出数の推移

図 5.5: シグマ値毎の星候補クラスターの検出数推移

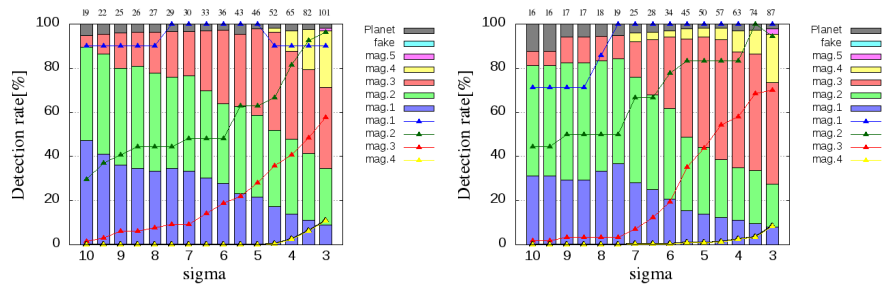




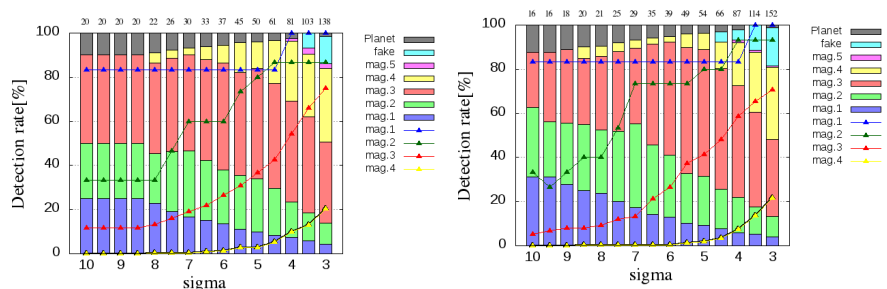
(a) 01/24 05:58 における検出率の推移 (b) 01/25 09:07 における検出率の推移



(c) 02/21 04:15 における検出率の推移 (d) 02/23 06:00 における検出率の推移

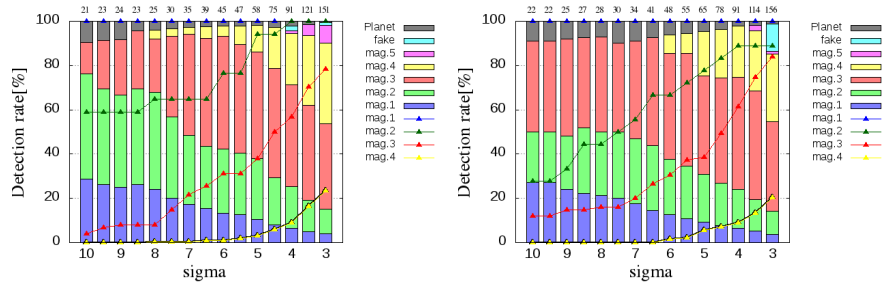


(e) 03/23 04:14 における検出率の推移 (f) 03/24 08:29 における検出率の推移

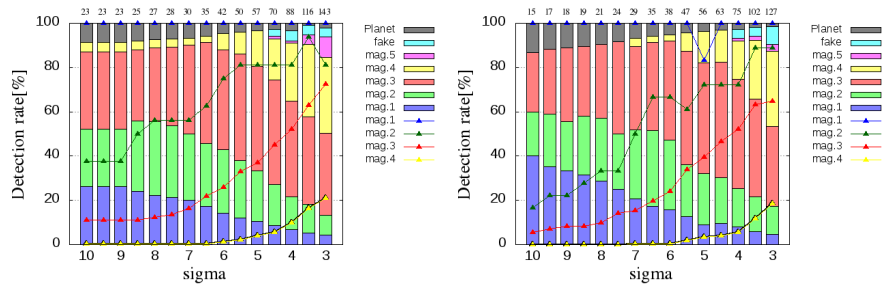


(g) 04/24 09:29 における検出率の推移 (h) 04/30 09:21 における検出率の推移

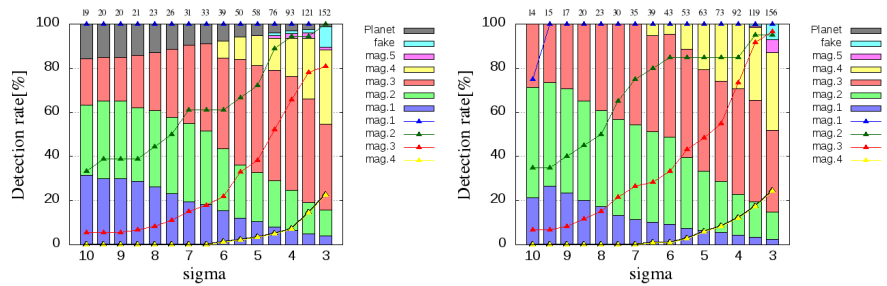
図 5.6: シグマ値毎の星候補クラスターの検出率推移



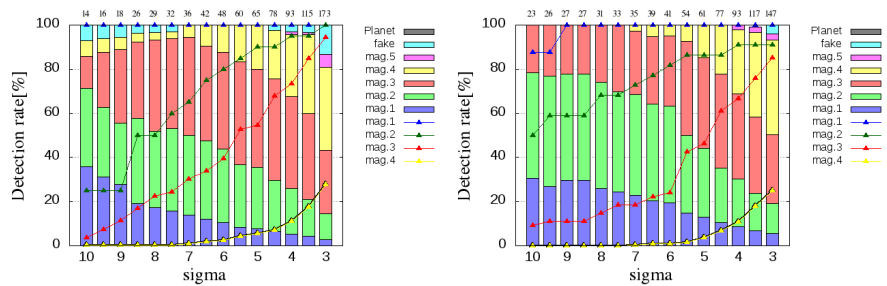
(a) 05/01 10:13 における検出率の推移 (b) 05/26 08:53 における検出率の推移



(c) 06/04 07:30 における検出率の推移 (d) 06/27 07:01 における検出率の推移

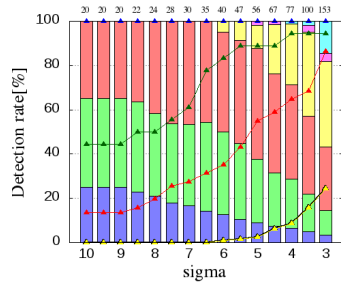


(e) 07/23 05:21 における検出率の推移 (f) 07/25 08:24 における検出率の推移

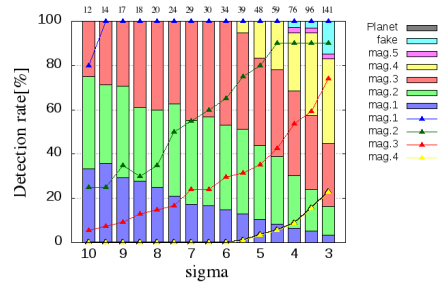


(g) 08/01 08:33 における検出率の推移 (h) 08/22 10:14 における検出率の推移

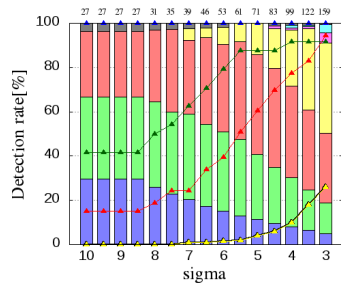
図 5.7: シグマ値毎の星候補クラスターの検出率推移



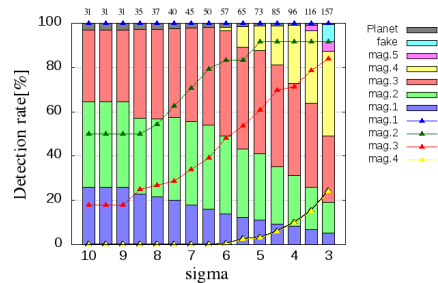
(a) 09/03 08:02 における検出率の推移



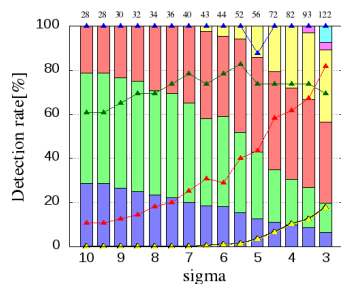
(b) 09/16 06:24 における検出率の推移



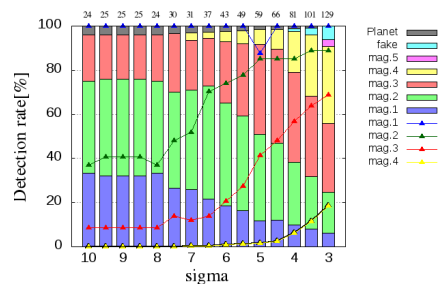
(c) 10/26 08:57 における検出率の推移



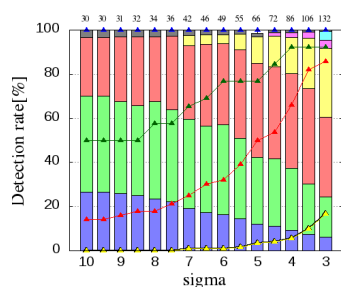
(d) 10/29 08:29 における検出率の推移



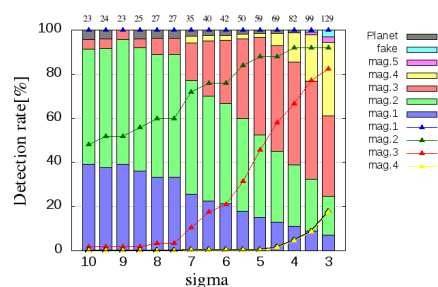
(e) 11/17 07:03 における検出率の推移



(f) 11/18 09:32 における検出率の推移



(g) 12/19 08:34 における検出率の推移



(h) 12/20 11:57 における検出率の推移

図 5.8: シグマ値毎の星候補クラスターの検出率推移

## 第6章

# 天候評価

星検出の条件を設定することでより正確な星検出が期待される。この条件により検出された星候補クラスターを用いて本章では天候評価に必要な天体カタログと星候補クラスターの重ね合わせについてと CCD 画像の星の数を数えることによる天候判断方法と評価について述べる。

### 6.1 天体カタログとの比較

天候判断を行うためには雲の形状を理解することが必要である。そのためには星の位置を正確に把握する必要がある。今回は 2014 年に CLF で撮影された CCD 画像を用いて天体カタログとソフトウェアで検出された星候補クラスターを比較し、CCD 画像に映る星を特定した。比較を行うにあたって、天体カタログの星の座標と CCD 画像の星候補クラスターの座標を同一平面上で重ね合わせを行う。以下にカタログを比較するために必要なカタログ座標変換、天体カタログと CCD 画像の重ね合わせについて、最後に重ね合わせの評価について述べる。

#### 6.1.1 天体カタログ座標変換

天体カタログは SAO 星表 (Smithsonian Astrophysical Observatory Star Catalog : SAO) を用いて 3.5 等級よりも明るい星のデータを用いた。このカタログには星の位置は赤経・赤緯を用いた赤道座標で記述されており、重ね合わせを行うには CCD カメラのある地点から見える撮影時刻の星の位置情報を高度と方位角を用いた地平座標で取得する必要があるため座標変換を行った。

赤経  $\alpha$  は春分点を起点に東回りに 1 周を 24h として角度を時間 (h, m, s) を用いて表す ( $1h=5^\circ$ )。赤緯  $\delta$  は天の赤道を  $0^\circ$ 、点の北極を  $90^\circ$ 、天の南極を  $-90^\circ$  とし

て角度 ( $^{\circ}, ', ''$ ) を用いて表す. 方位角  $A$  は真北を  $0^{\circ}$  として北→東→南→西向きに測ったときの角度, 高度  $h$  は水平を  $0^{\circ}$ , 天頂を  $90^{\circ}$  として測ったときの角度である.

CCD カメラのある観測地点の緯度, 経度をそれぞれ  $\psi, \lambda$  とすると赤道座標  $\alpha, \delta$  と地表座標  $A, h$  の関係は球面三角法の正弦定理, 余弦定理を用いて式 6.1 で表せる.

$$\begin{cases} \cos h \sin A = -\cos \delta \sin H \\ \cos h \cos A = \cos \psi \sin \delta - \sin \psi \cos \delta \cos H \\ \sin h = \sin \psi \sin \delta + \cos \psi \cos \delta \cos H \end{cases} \quad (6.1)$$

なお,  $H$  は時角であり式 6.2 で求める.

$$\begin{aligned} H &= \theta - \alpha \\ &= \text{地方恒星時} - \text{赤経} \\ &= (\theta_{G0} + 1.002738 \cdot \text{UT} - \lambda) - \alpha \end{aligned} \quad (6.2)$$

$\theta_{G0}$  はグリニッジ恒星時 (式 6.3) で UT は世界時を表す.

$$\begin{aligned} T &= 0.67239 + 1.00273781 \cdot (\text{MJD} - 40000.0) \\ \theta_{G0} &= 24 \cdot (T - [T]) \end{aligned} \quad (6.3)$$

グリニッジ恒星時は理科年表で確認することができるが計算で求める場合は式 6.5 の修正ユリウス日 MJD を用いて求められる.

$$\begin{aligned} \text{MJD} &= 365.25Y + \frac{Y}{400} - \frac{Y}{100} + 30.59(M - 2) \\ &\quad + D + 1721088.5 - 2400000.5 \end{aligned} \quad (6.4)$$

(ただし 1 月は  $M = 13$ , 2 月は  $M = 14$  として  $Y = Y - 1$  とする.)

式 6.1 を用いて CCD カメラが設置されている緯度, 経度と天体カタログの座標を入力として CCD カメラを中心とした星の方位角, 高度を計算するプログラムを作成した. インターネット上で座標変換やシミュレーションソフトは公開されていたり購入可能であるがそれらは画像として結果を確認できたり 1 つの座標を変換した結果を出力するといったものが多いため, 今回のような比較や解析を行うときに取り扱いやすいようにプログラム等は新たに作成した. 作成したプログラムの動作確認として天体シミュレーションのフリーソフトを使用して結果の重ね合わせを行った. 地表付近は大気のゆらぎや建物で星が見えづらいであろうということを想

定して今回は変換された星の座標の高度が  $5^\circ$  より大きいものを使用する. 表 6.1 に使用したソフトウェアの仕様, 図 6.1 に作成したプログラムとシミュレーションの重ね合わせの結果を示す.

表 6.1: 天体シミュレーションソフトウェアの仕様

ソフトウェア名	Stella Theater Lite
バージョン	3.02
対応 OS	Windows 10, 8.1, 8, 7, Vista, XP
ソフトウェア種別	フリーソフト
作成元	Toxsoft.

重ね合わせを行ったところシミュレーション上の星の位置と座標変換された星の位置がほとんど重なったため, 座標変換が正しく行えていることが確認できた.

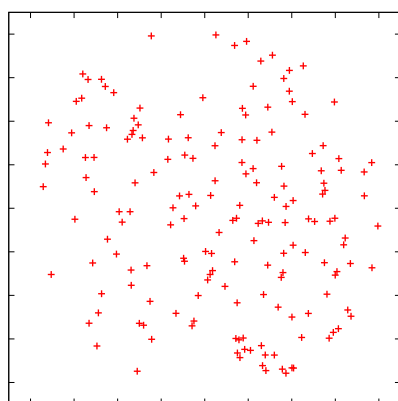
### 6.1.2 重ね合わせと変換パラメータ

3.2.4 節で述べたように撮影された画像は魚眼レンズを通して円を潰したような形であった. そのため天体カタログの星と CCD 画像の星候補クラスターを重ね合わせるためには天体カタログの星の座標をさらに変換する必要がある. 必要な変換パラメータは幾つか存在し, この重ね合わせでは

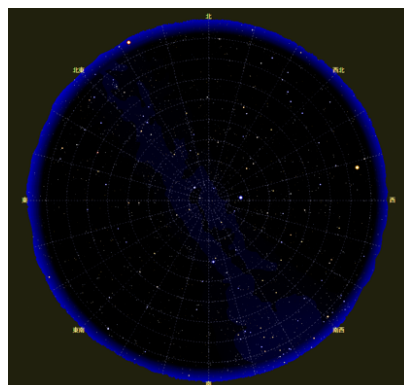
- 真北からの回転角  $\theta$
- 縦方向・横方向スケール  $X_{\text{scale}}, Y_{\text{scale}}$
- カタログ並行移動量 (CCD 画像上での天体カタログの回転中心)  $X_c, Y_c$

の 3 種類, 合計 5 つのパラメータを用意した. CCD 画像の中から特に明るい星候補クラスターを特徴点として 10 個程度選択, それに対応する天体カタログの星を抽出した. このパラメータを適宜変更しながら天体カタログの星の座標変換を行った. 特徴点と座標変換された天体カタログのピクセル値の差分を残差二乗和を用いて求め, これが最小になるパラメータを最適な変換パラメータとして重ね合わせに用いる.

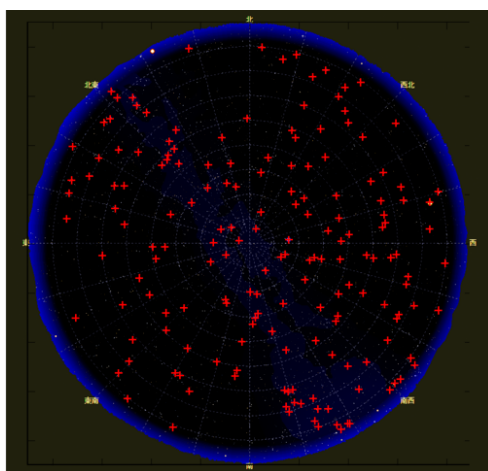
2014 年の CLF で撮影された CCD 画像は 10 月 25 日に CCD カメラの設置角度が変更されていたため 2014 年 1 月 ~10 月, 2014 年 10 月 ~12 月の 2 期間に分割し, それぞれで変換パラメータを求めた. それぞれの期間内で 10 枚程度の写真を選び, その平均値を使用する. 表 6.2, 6.3 にそれぞれの写真でのパラメータ, 平均値を



(a) プログラムによる赤道座標から地表座標への座標変換例 (2018/02/14 17:54). 4.0 等級より明るい星のみを使用した. 変換された座標点を赤い十字で示す.



(b) ソフトウェアによる CCD カメラから見える星の位置のシミュレーション例 (2018/02/14 17:54)



(c) プログラムによる座標変換例 (図 6.1a) と天体シミュレーション例 (図 6.1b) の重ね合わせ. 両者の画像サイズが異なるため図 6.1a を拡大して重ね合わせた.

図 6.1: プログラムによる座標変換と天体シミュレーションによる座標変換の確認

示す.

表 6.2: 2014/01~2014/10/25 での変換パラメータ計算結果

日時	2014/02/24 10:10:12	2014/02/28 04:06:12	2014/04/29 04:22:12	2014/04/30 09:17:12
真北からの回転角 $\theta$ (deg.)	38.76	39.02	37.43	37.27
縦方向スケール $X_{scale}$	3.57	3.62	3.61	3.65
横方向スケール $X_{scale}$	3.22	3.20	3.22	3.20
並行移動量 $X_c$ (pix.)	393.16	392.50	395.00	393.30
並行移動量 $Y_c$ (pix.)	248.03	248.91	249.79	247.74
日時	2014/06/27 05:36:12	2014/06/30 09:22:12	2014/08/22 04:36:12	2014/08/24 06:42:12
真北からの回転角 $\theta$ (deg.)	36.98	36.95	37.77	37.38
縦方向スケール $X_{scale}$	3.61	3.65	3.62	3.63
横方向スケール $X_{scale}$	3.02	3.20	3.20	3.21
並行移動量 $X_c$ (pix.)	394.25	394.60	394.57	394.01
並行移動量 $Y_c$ (pix.)	249.44	249.86	248.50	249.97
日時	2014/08/25 09:23:12	2014/10/19 04:46:12	平均	平均との 最大残差
真北からの回転角 $\theta$ (deg.)	37.41	37.50	37.65	1.37
縦方向スケール $X_{scale}$	3.65	3.63	3.62	-0.05
横方向スケール $X_{scale}$	3.22	3.23	3.21	0.02
並行移動量 $X_c$ (pix.)	392.53	393.17	393.71	1.29
並行移動量 $Y_c$ (pix.)	249.17	248.22	248.96	-1.22

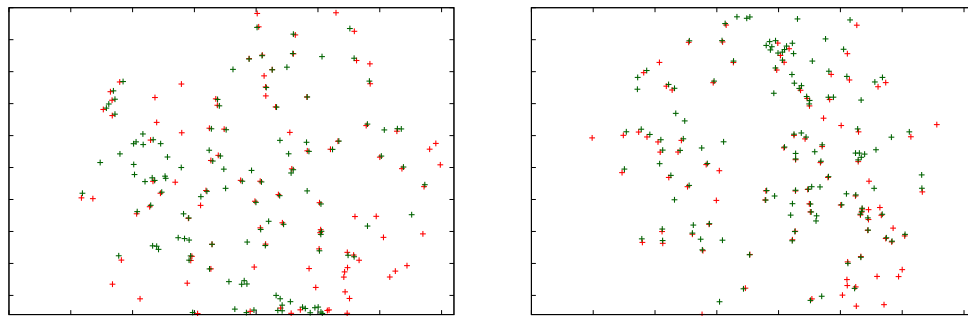


表 6.3: 2014/10/25~2014/12 での変換パラメータ計算結果

日時	2014/10/26 04:17:12	2014/10/28 06:15:12	2014/10/29 11:53:12	2014/11/17 05:14:12
真北からの回転角 $\theta$ (deg.)	33.08	33.20	33.58	33.60
縦方向スケール $X_{scale}$	3.63	3.63	3.58	3.63
横方向スケール $X_{scale}$	3.21	3.20	3.21	3.19
並行移動量 $X_c$ (pix.)	393.63	393.63	392.24	393.42
並行移動量 $Y_c$ (pix.)	250.51	249.14	249.65	249.78
日時	2014/11/20 03:00:12	2014/11/21 03:00:12	2014/12/19 03:14:12	2014/12/23 05:58:12
真北からの回転角 $\theta$ (deg.)	33.21	33.35	33.51	34.14
縦方向スケール $X_{scale}$	3.65	3.64	3.63	3.59
横方向スケール $X_{scale}$	3.25	3.25	3.22	3.20
並行移動量 $X_c$ (pix.)	391.76	392.05	392.47	392.72
並行移動量 $Y_c$ (pix.)	247.13	247.78	249.85	249.22
日時	2014/12/24 07:49:12		平均	平均との 最大残差
真北からの回転角 $\theta$ (deg.)	33.40		33.45	0.68
縦方向スケール $X_{scale}$	3.63		3.62	0.04
横方向スケール $X_{scale}$	3.21		3.22	0.03
並行移動量 $X_c$ (pix.)	392.39		392.70	-0.94
並行移動量 $Y_c$ (pix.)	249.82		249.21	-2.07

異なる時間帯で同じように見える写真や近い時間帯の写真を用いて計算を行ってみたが設置角度が同じであれば各写真でのパラメータも回転角は 1deg. 程度, カタログの移動量も 2pix. 程度であるため写真が異なってもパラメータに大きく変化がないことが分かった. 運用する際には観測期間の初日, もしくは保守作業等で CCD カメラの設置状況が変わったときにコマンドを送り, パラメータ計算と値の更新を行おうと考えている.

図 6.2 に CCD 画像の星候補クラスターと座標変換による天体カタログの星の重ね合わせの例を示す. 赤十字は天体カタログの星の位置, 緑十字は星候補クラスターの位置を表す.



(a) 天体カタログと星候補クラスターの重ね合わせの例 (2014/05/06 09:10) (b) 天体カタログと星候補クラスターの重ね合わせの例 (2014/10/29 11:53)

図 6.2: 天体カタログと星候補クラスターの重ね合わせの例. 赤十字が天体カタログの星の位置, 緑十字は星候補クラスターの位置を表す.

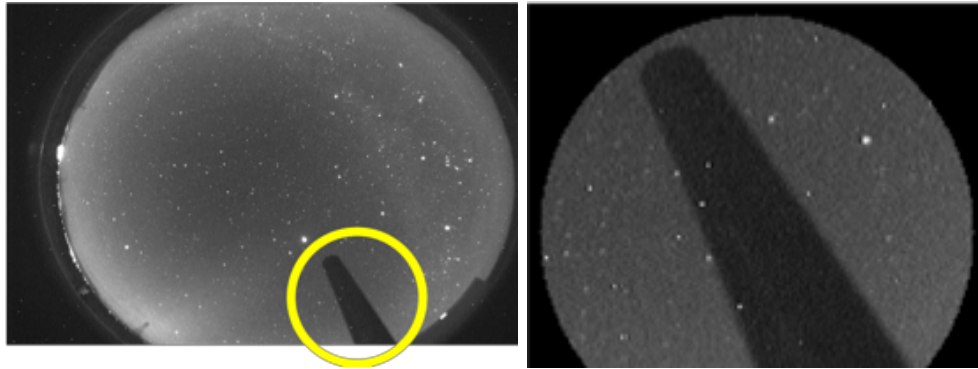
画像の中心付近は両者の位置はほとんど同じように見えるが画像の外側になるにつれて少しズレが起きる. そのため天体カタログの星からある開き角以内にある CCD 画像の星候補クラスターを対応付け, CCD 画像の星としてこの数を数えることで天候判断を行う. CCD 画像の星と判断するために必要な天体カタログからの開き角の大きさについては次節で述べる.

ここで行ったパラメータの計算は筆者が選んだ特徴点を用いた. 実際に運用するときは毎回誰かが特徴点を選んで計算を行えないので計算時に自動で特徴点を選び計算を行うプログラムを作成中である.

#### 構造物領域にある天体カタログの星の除去

CCD カメラは FD ステーションの屋上と CLF 建屋の屋上に設置されている. これは全天を撮影するために CCD カメラの視野内に構造物を映さないようにするためである. ただし CLF に設置された CCD カメラにはレーザーのドームが射出時に開閉しているか確認するために視野の端に 30 分に一度レーザーのドームが映る. また, CCD カメラを固定させるためのポールも CCD カメラに映る. これら構造物はいくつかの星を遮ってしまい画像には映らない. そのため天体カタログと対応が取れず 6.2 節で示す天候判断方法に影響を与えてしまうため構造物領域にあると期待される天体カタログの星を除去する必要がある. CLF レーザードームにおいては 30 分に 1 回の頻度でしか画像上に現れないため, 本システムでは固定用ポール領域のみ抽出する.

図 6.3a にある日の CCD 画像を示す. 黄色い丸で囲まれた部分に固定用ポールが映っている. 拡大したものが図 6.3b であり, この領域 60 枚の積分した輝度値のヒストグラムを作成した (図 6.4).



(a) ある日の CCD 画像. 黄色い丸に囲まれ (b) 6.3a の固定用ポール付近を拡大した中に固定用ポールが映っている. た.

図 6.3: CCD 画像における構造物の例 (固定用ポール)

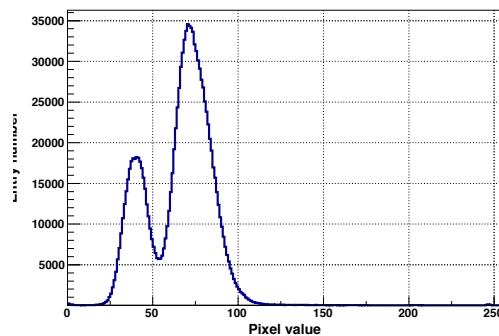


図 6.4: 図 6.3b における輝度値のヒストグラム. 60 枚の写真を積分した. 横軸は輝度値, 縦軸はエントリー数を示す.

ヒストグラムには 2 つのピークが見られる. これらはそれぞれ固定用ポール, 夜天であると考え図 6.3b を固定用ポール領域と夜天領域に分割してヒストグラムを作成した (図 6.5, 6.6).

図 6.4 の 2 つのピークは図 6.5, 6.6 のヒストグラムのピークとよく似ている. したがって図 6.4 の左のピークが固定用ポールであると考え輝度値が 50 以下である暗いピクセル集団を構造物クラスターとして星候補クラスターの検出と同じアルゴリズムで抽出する. 抽出した構造物クラスターの輪郭を図 6.3a に重ね合わせたも

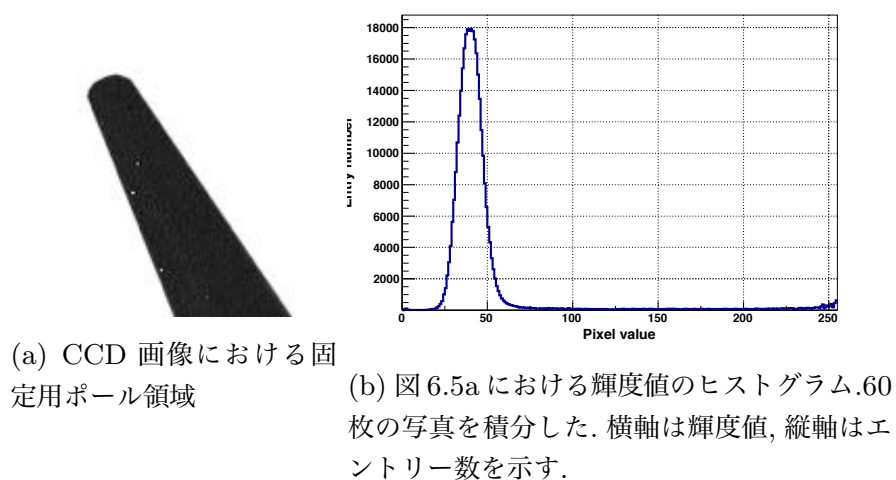


図 6.5: 固定用ポール領域の画像とそのヒストグラム

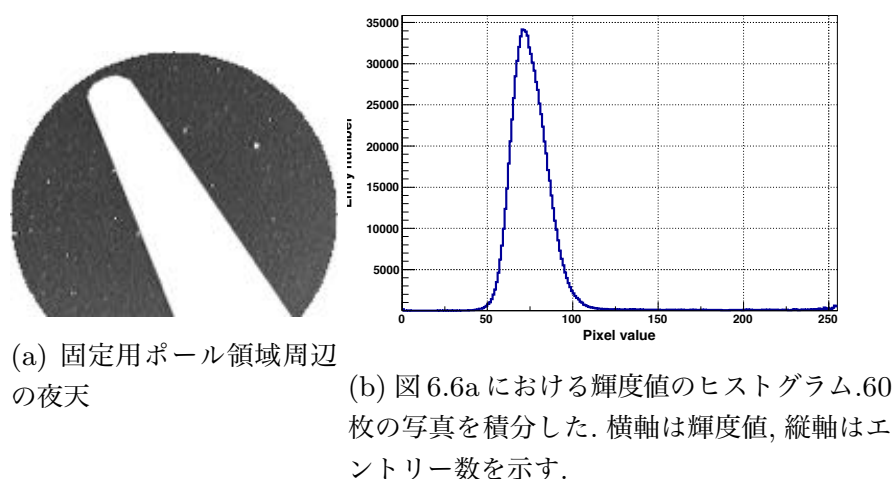


図 6.6: 固定用ポール周辺の夜天とそのヒストグラム

のを図 6.7 に示す. 固定用ポールの領域を抽出できていることが確認できる.

以上により構造物領域にある天体カタログの星を除去する. 図 6.8a は図 6.3a の写真で見える天体カタログの星の位置を水色十字で表したものである. これに対して固定用ポール領域上の天体カタログの星を除去したものが図 6.8b である.

図 6.8b では固定用ポール内の天体カタログの星が除去されていることがわかる. これにより実際に見えると期待される天体カタログの星のみで対応を付けられる.

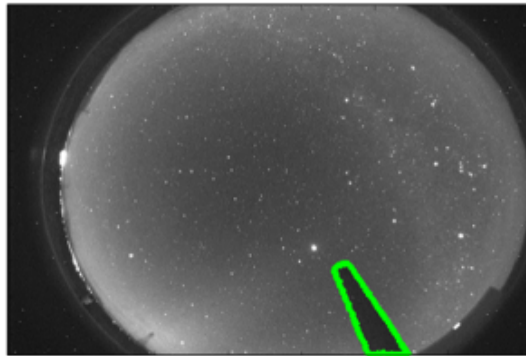
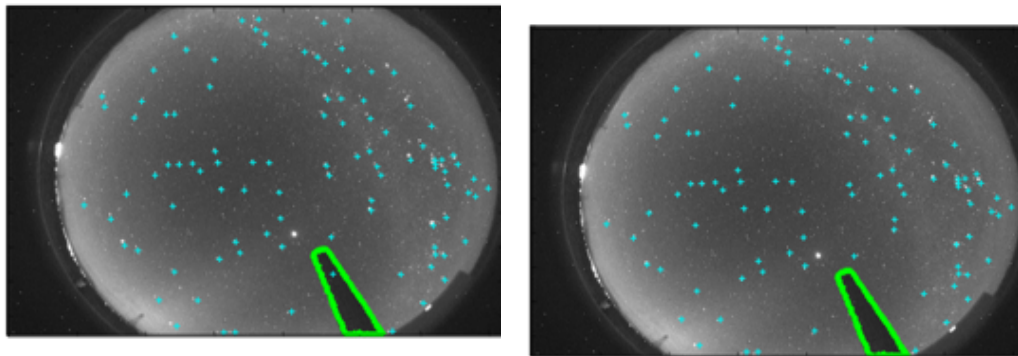


図 6.7: 図 6.3a に固定用ポールの領域を抽出して重ね合わせた. 緑色の線で囲まれた領域が CCD 画像での固定用ポールである.



(a) 図 6.3a に見える天体カタログの位置. 水色十字は天体カタログの位置, 緑線は固定用ポールの領域を表す. 固定用ポールの領域内に天体カタログの星がある.

(b) 図 6.8a において構造物内の天体カタログの星を除去したもの. 固定用ポール内の天体カタログが除去されている.

図 6.8: 固定用ポール内の天体カタログの星の除去

### 6.1.3 重ね合わせ評価

6.1.2 節で得られた変換パラメータを用いて重ね合わせることで, CCD 画像の星候補クラスターの中から天体カタログの星と対応をつけられる. ただし, 変換された天体カタログの座標とそれに対応する CCD 画像の星候補クラスターは, 全く同じ座標値ではなく多少のズレが発生する. 天体カタログ座標と 1 対 1 対応を取るためには, 天体カタログの星の座標からどの開き角までに対応する CCD 画像の星候補クラスターがあるか閾値を決める必要がある. 2014 年に CLF で撮影された写真

を用いて、天体カタログの星の座標から一番近い CCD 画像の星候補クラスターの開き角を調べた。

### データセレクション

重ね合わせの評価を行うためには晴れの日で全天に星が分布しているような写真を使用したい。そのため評価に使用する写真を抽出する。図 6.9 に写真一枚あたりの星候補クラスターの検出数の分布について示す。2014 年に CLF で撮影された写真のうち、星候補クラスターの検出数が 1 以上である 215 日 68746 枚の写真を使用した。

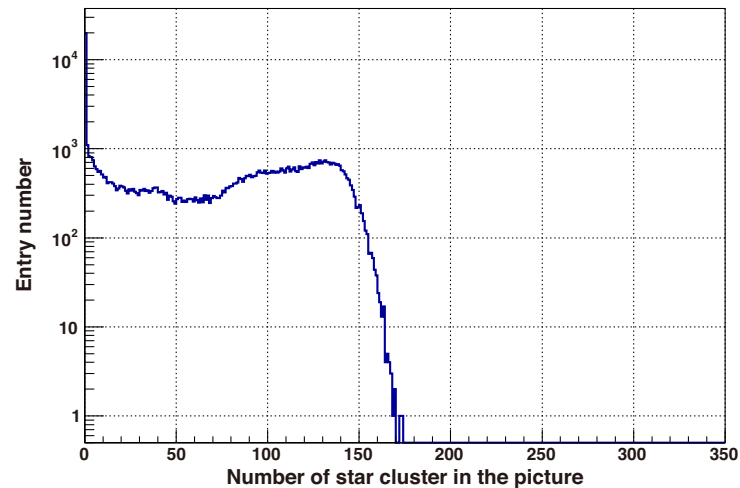


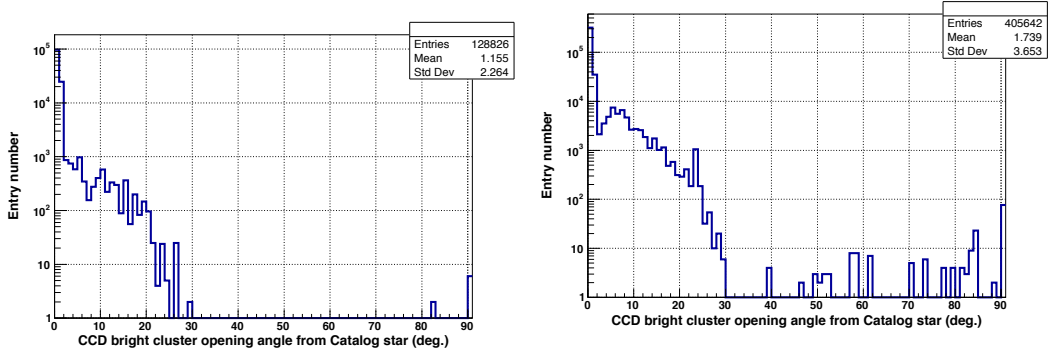
図 6.9: 写真 1 枚あたりの星候補クラスターの検出数. 横軸は写真一枚あたりの星候補クラスター検出数, 縦軸はエントリー数

星候補クラスターの数が多い場合、晴れであるということが分かっているため、閾値を設定する。閾値よりも星候補クラスターの数が多い場合に晴れであると考え、これらのデータを使用する。図 6.9 の星候補クラスターの数が 70~170 あたりに大きな山が確認でき、ここに晴れの写真が集まっていると考える。その中で変曲点である 120 に今回は閾値を設定する。この閾値を超える写真は 112 日 20933 枚、全体の約 30% にあたり、この写真を用いて開き角を評価した。

### 開き角の評価

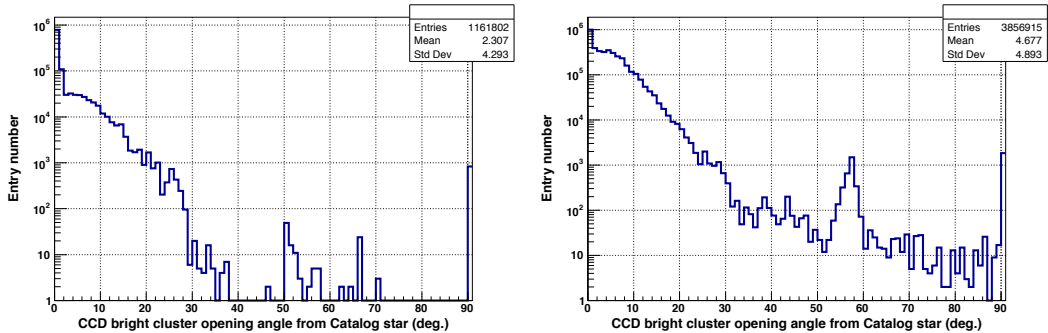
CCD 画像上に変換された天体カタログ座標と星候補クラスターの座標の重ね合わせを評価するために天体カタログの星の座標から一番近い CCD 画像の星候補クラスターの開き角を調べた。図 6.10 に天体カタログの星と星候補クラスターの開

き角の関係をヒストグラムで示す。



(a) 1.5 等級より明るい星を使用した場合

(b) 1.5 等級から 2.5 等級の星を使用した場合



(c) 2.5 等級から 3.5 等級の星を使用した場合

(d) 3.5 等級から 4.5 等級の星を使用した場合

図 6.10: 天体カタログの星と星候補クラスターの開き角の関係. 横軸は天体カタログの星の座標から一番近い星候補クラスターの開き角 (deg.), 縦軸はエントリー数.

横軸は天体カタログから一番近い星候補クラスターの開き角 (deg.), 縦軸はエントリー数を示す. 3.5 等級より明るい場合については  $0^\circ$  付近に鋭いピークを持っていることがわかるので多くの天体カタログの星と星候補クラスターが対応付けられていると考える.  $20^\circ \sim 30^\circ$  においては天体カタログの星付近に星候補クラスターが無く, 別の星候補クラスターと対応していると考えられる.

開き角が  $0^\circ$  付近の特徴を理解するため開き角の範囲を  $0^\circ \sim 20^\circ$  で再描画したヒストグラムを図 6.11 に示す.

3.5 等級より明るい場合については開き角が  $2^\circ$  以内のヒストグラムが鋭いピークを持ち, 約 80% のデータがあることから 3.5 等級より明るい星については CCD 画像でも見えていると考える. 対して 3.5 等級  $\sim$  4.5 の星については鋭いピークは



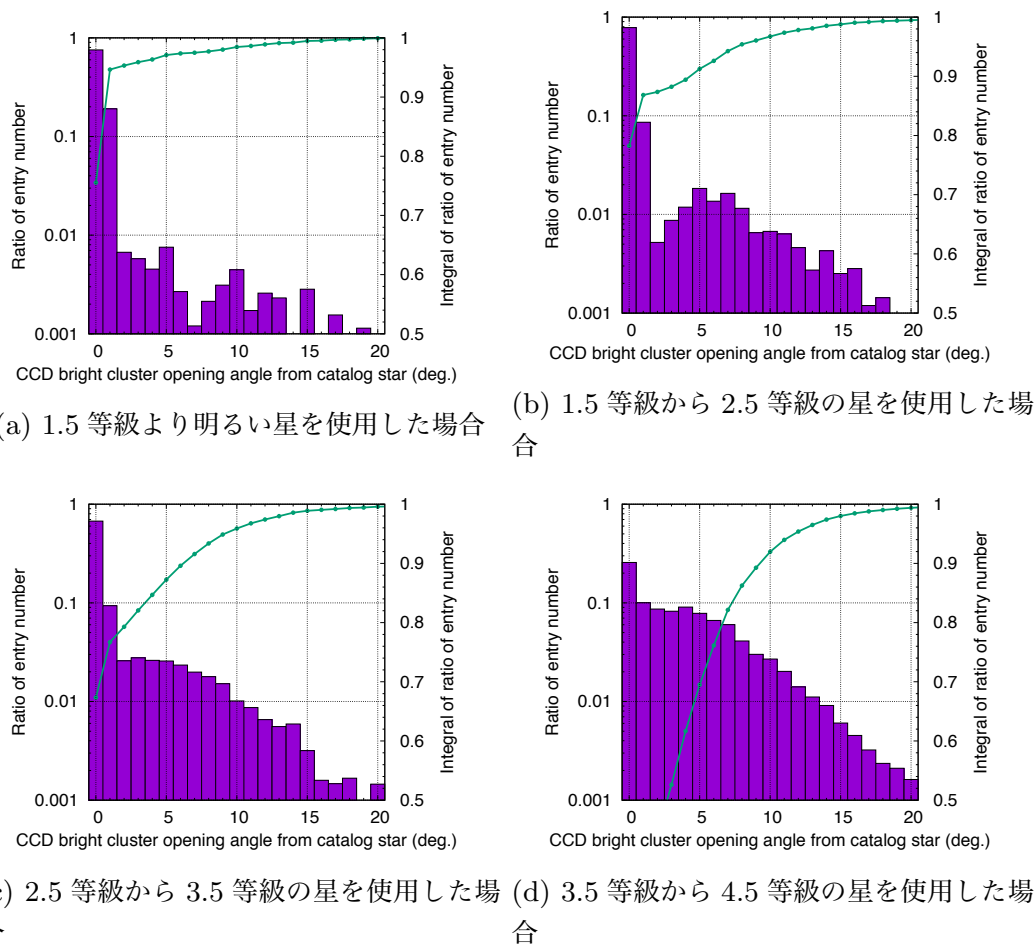
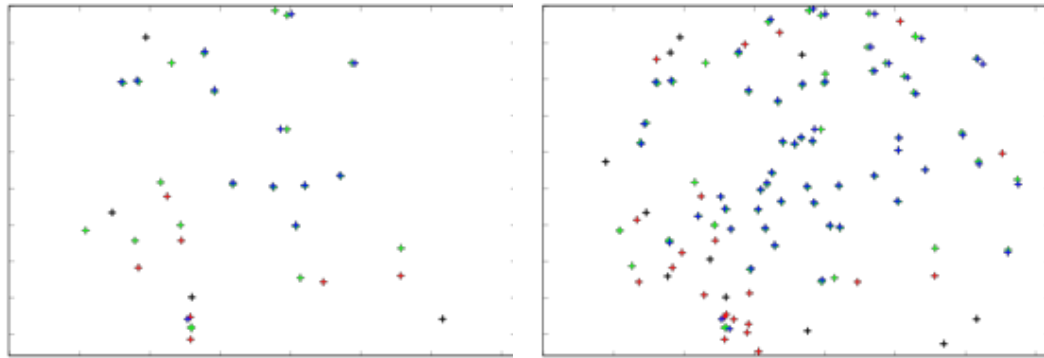


図 6.11: 天体カタログの星と星候補クラスターの開き角の関係. 横軸は天体カタログの星の座標から一番近い星候補クラスターの開き角 (deg.), ヒストグラムはエントリー数の全データに対する割合, 緑線はそれを左から積分した.

なく, 全体的になだらかな山の形が見えていることからこの等級の星はほとんど見えていないと考える.

図 6.11b では開き角が  $2^\circ$  で谷に落ち,  $10^\circ$  あたりまでに小さな山が現れている. この特徴を理解するために開き角と対応している天体カタログの星と星候補クラスターの場所の関係を確認した. 図 6.12a にある写真における 1.5 等級 ~ 2.5 等級での天体カタログの星の位置と一番近い星候補クラスターの位置を示す. 緑十字は検出された星候補クラスターの位置, 天体カタログの星の位置を一番近い星候補クラスターとの開き角に合わせて青十字 ( $2^\circ$  以内), 赤十字 ( $2^\circ \sim 10^\circ$  以内), 黒十字 ( $10^\circ$  以上) で示す. また, 星の数が多い場合でも確認したいので同じ写真で 2.5 等級 ~ 3.5 等級でも同様に色分けを行ったものを図 6.12b に示す.





(a) 1.5 等級から 2.5 等級の星を使用した場合 (b) 2.5 等級から 3.5 等級の星を使用した場合

図 6.12: 開き角と対応している天体カタログの星と星候補クラスターの場所の関係。緑十字は星候補クラスターの位置, 天体カタログの星の位置を一番近い星候補クラスターとの開き角に合わせて青十字 ( $2^\circ$  以内), 赤十字 ( $2^\circ \sim 10^\circ$  以内), 黒十字 ( $2^\circ$  以上) で示す。

図 6.12 において開き角が大きいものは外側に集中していることがわかる。図 6.12a では赤十字と緑十字の関係は規則的にズレているように見えるが, 図 6.12b では別の天体カタログの星と対応しているため誤って座標変換がされたわけではない。よって星の瞬きやカメラのアイリスによってその写真では星が映らなかったと考えられる。対して画像中心では, 天体カタログの星と星候補クラスターがよく重なっているため期待した重ね合わせができていたことが示せた。開き角が  $2^\circ$  以上であると天体カタログの星と対応する星候補クラスターとは別の星候補クラスターが対応することがあるため, 天体カタログとの対応を取るための閾値は  $2^\circ$  以内が適切である。天体カタログの星と対応付けられた星候補クラスターを CCD 画像の星として天候判断を行う。

## 6.2 夜間天候モニタリングシステムを用いた天候判断

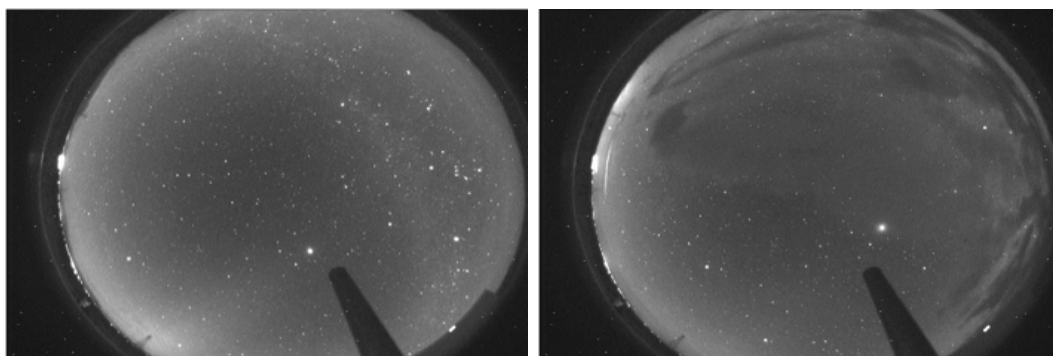
天体カタログの星と CCD の画像の星候補クラスターを重ね合わせることで CCD 画像の星を特定できた。この星の数を数えることで天候判断を行う。今回は全天での天候判断と方向別による天候判断について説明する。

### 6.2.1 全天での天候判断

天候判断を行うにあたっては写真によって星の数が異なるため期待される天体カタログの星の数に対する天体カタログと対応がとれた星候補クラスターの数による写真で見えた星の割合で判断する (式 6.5).

$$\text{見えた星の割合} = \frac{\text{天体カタログと対応する星候補クラスターの数}}{\text{期待される天体カタログの星の数}} \quad (6.5)$$

見えた星の割合が1に近づくほど晴れている,0に近づくほど曇りであるとして天候を数値化する. 今回は図 6.13 に示すような全天晴れているような写真, 一部に雲があるような写真を用いた. この写真で天候判断をおこなった結果を図 6.14 に示す. 水色十字は対応した天体カタログの星の位置, 水色楕円は天体カタログの星の中心から開き角 2 deg. で円を描いた, 緑十字は対応した星候補クラスターの位置を示す. 赤十字は対応する星候補クラスターが無かった天体カタログの星の位置, 赤十字は天体カタログの星の中心から開き角 2 deg. で円を描いた, 灰十字は対応する天体カタログの星が無かった星候補クラスターの位置を示す.



(a) 全天晴れているような写真

(b) 一部に曇がある写真

図 6.13: 天候判断に使用した写真

水色十字は対応した天体カタログの星の位置, 水色楕円は天体カタログの星の中心から開き角 2 deg. で円を描いた, 緑十字は対応した星候補クラスターの位置, 赤十字は対応する星候補クラスターが無かった天体カタログの星の位置, 赤十字は天体カタログの星の中心から開き角 2 deg. で円を描いた, 灰十字は対応する天体カタログの星が無かった星候補クラスターの位置を示す.

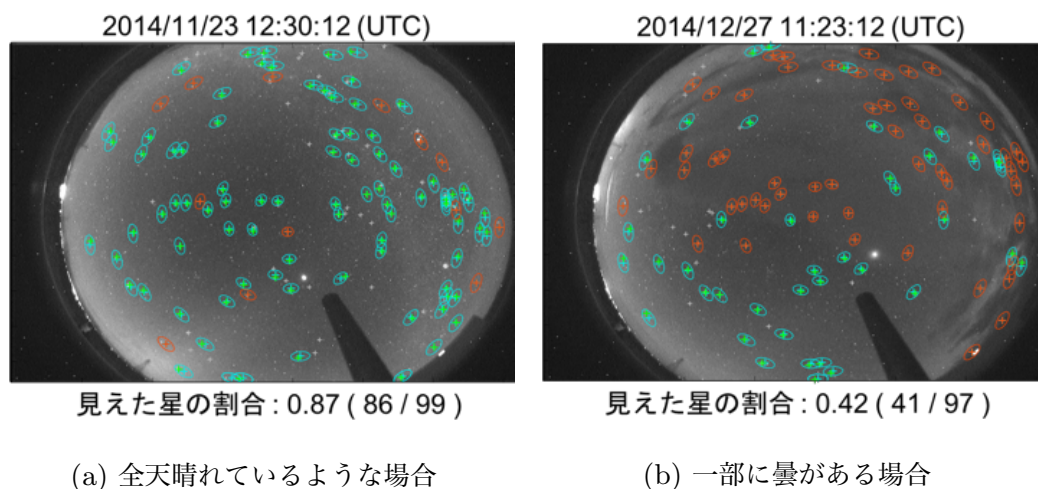


図 6.14: 図 6.13 を天候判断した例. 水色十字は対応した天体カタログの星の位置, 水色楕円は天体カタログの星の中心から開き角 2 deg. で円を描いた, 緑十字は対応した星候補クラスターの位置, 赤十字は対応する星候補クラスターが無かった天体カタログの星の位置, 赤十字は天体カタログの星の中心から開き角 2 deg. で円を描いた. 灰十字は対応する天体カタログの星が無かった星候補クラスターの位置を示す.

全天晴れているような場合では見えた星の割合が 1 に近く, 一部曇がある写真では 0.5 に近い値を示して天候判断ができているといえる.

この方法では全天でどの程度晴れているかといったことは示せるが雲がどの方向にあるかは分からない. そのため方向別による天候判断も行った.

## 6.2.2 方向別による天候判断

見えた星の割合を用いて全天での天候判断を行えた. これを方向別に見れるよう, 天頂角は 30deg. 毎, 方位角は 45deg. 毎, 天頂付近は 1 つの領域として 17 の領域に分割を行い, それぞれで見えた星の割合を求めた. 見えた星の割合が 1 に近いほど青, 0 に近いほど赤で色分けをおこなった.

図 6.15 で示すように方向別に見えた星の割合を求めることでより詳細な天候を確認できる. 6.15b では西の方向に雲があり, 南東方向が晴れていることがわかる. このように雲の方向が判定できることによって子細な情報が得られることや, 観測時においては例え雲があっても FD 視野方向に雲がなければ観測が行えるといった判断も可能になる.

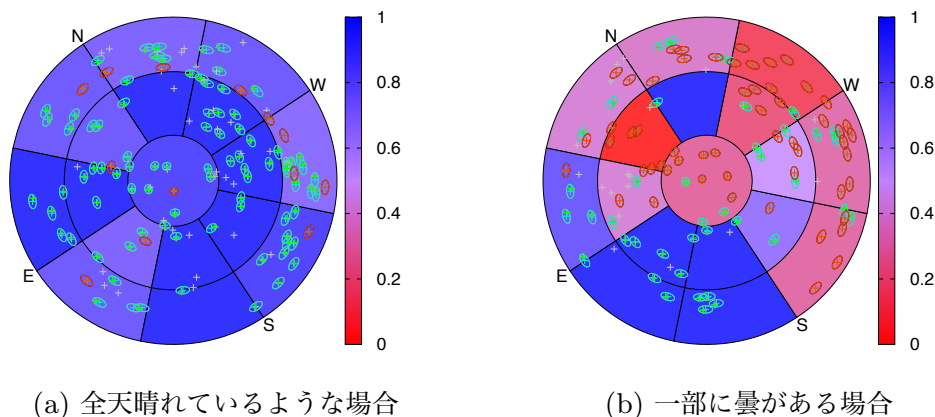
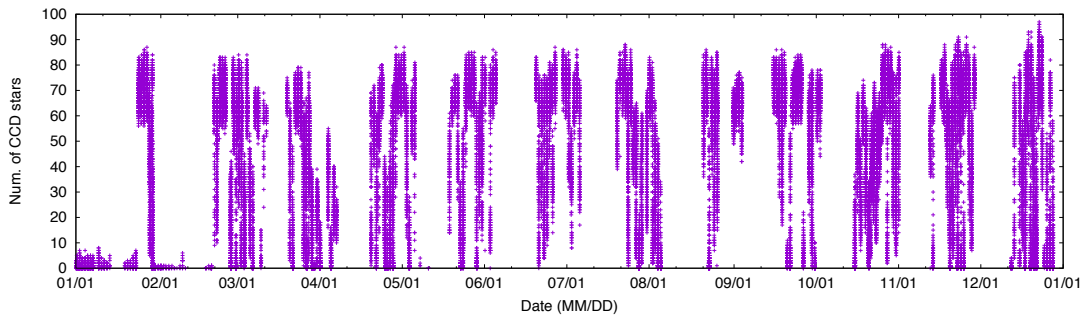


図 6.15: 図 6.13 を天候判断した例. 各領域毎に見えた星の割合を計算し,1 に近くなるほど青,0 に近くなるほど赤で色分けを行った.

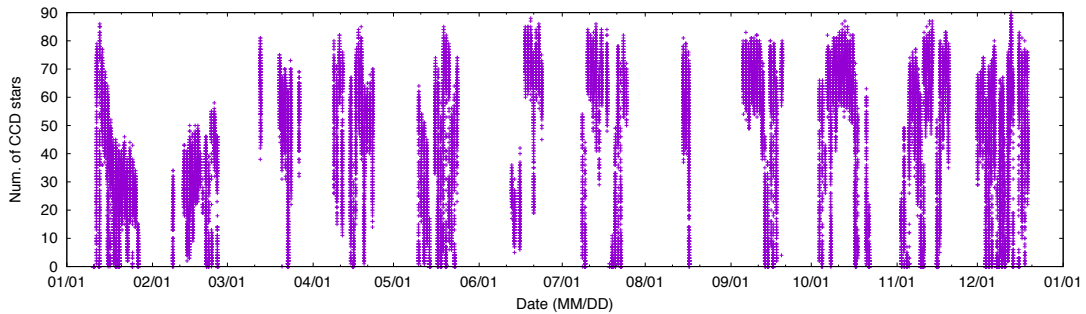
### 6.2.3 年別による見える星の数の違い

CCD 画像で見えた星の数より撮影された年別による見える星の数の違いについて調べた. 2014 年,2015 年に CLF で撮影された CCD 画像で見えた星の数について年別にまとめたグラフを図 6.16 に示す. 横軸は CCD 画像の撮影時刻, 縦軸は撮影された時刻における CCD 画像で見えた星の数を表す.

図 6.16b にて 2015 年 1 月 ~2 月にかけて見えた星が全体的に減少しており,2014 年の同時期の見えた星の数の推移が大きく異なっている. この時期の写真を見てみると CCD カメラのハウジングドームが結露している状態が続いていた. 図 6.17 は見えた星の数が少ない時期の写真を抜粋したものであり, 全天が晴れているように見えても画像のほとんどが結露しており, 天頂方向付近のみしか見えていない. そのため星の数が一定数しか見えていないということが発生している. このような事象を除くと全体的には両者の間で星の数の見え方に同じような傾向が見られた. みえた星の数の推移が同じ傾向であれば CCD カメラが正しく撮影できていると考え, 年が変わっても同じ解析で天候判断が行えると言える.

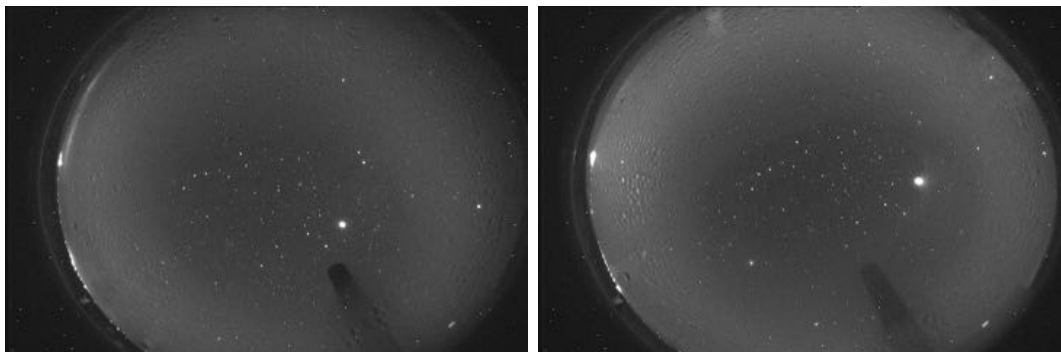


(a) 2014 年における CCD 画像で見た星の数の推移



(b) 2015 年における CCD 画像で見た星の数の推移

図 6.16: 年別による CCD 画像で見た星の数の違い. 横軸は CCD 画像の撮影時刻, 縦軸は撮影された時刻における CCD 画像で見た星の数を表す.



(a) CCD@CLF 画像 (2015/01/23 09:21) (b) CCD@CLF 画像 (2015/02/18 09:04)

図 6.17: 全体的に CCD カメラのハウジングドームが結露している画像例. 2015/01~02 にかけて結露が発生している状態が続いていた.

## 第7章

# 結論

### 7.1 議論

観測の補助を目的とした夜間天候モニタリングシステムとして魚眼 CCD を使用した天候解析ソフトと新たな天候判断指標を作成した。

星の数を数えることによる天候判断指標と人間の目による星の数え方, CLF レーザーによる別環境モニターと比較を行い, システムを評価した. 目視による星カウントとは良い相関を示し, 同時に個人差があることがわかった. CLF レーザーによる別環境モニターとの比較では両者の間で良い相関が得られ, 星解析を用いた雲観測で天候判断を行えたと言える. CCD カメラには魚眼レンズを取り付けているので画像の端を見ようとする (例えば CLF の CCD カメラで BRM 方面を見ようとする, BRM や LR の CCD カメラで FD 視野方向を見ようとする) と扁平になってしまう. そのためより詳細な天候判断を行うために FD 視野に合わせたパノラマレンズを取り付け, データ収集を行うことも検討している.

観測に適した天候判断を行うために解析ソフトの星検出の条件を次のように決定した. 天気が良い場合には出来る限り観測を行いたいため, 誤り率よりも検出数を重視して条件を決定した. この条件を用いて星検出を行う.

- 比較に使用する等級 3.5 等級よりも明るい星
- 星候補クラスターを構成するピクセル数の下限 4 ピクセル以上
- 明るいピクセルを決定するための倍率 3.0

天候判断を行うために解析ソフトで抽出した星候補クラスターが星であるか確認するために天体カタログとの比較を行い, 対応を付けた. 天体カタログの星より開き角 2 deg. 以内にある一番近い星候補クラスターを対応する CCD 画像の星とし

て見えた星の割合から天候を判断した。全天での天候判断, 方向別による天候判断の2種類の判定を行い, 天候が判断できた。方向別による天候判断では17領域に分割することで雲がある方角と高さが分かる。

現在のTA実験ではCLFのレーザーは30分に1度レーザーを射出, CCDカメラは1分に1枚撮影を行っているため夜間天候モニタリングシステムではより詳細な時間で視覚的にも天候状況を確認できるため, 新たな雲モニターとして運用の準備を行っている。

## 7.2 運用にむけた準備

本システムをこれから運用するにあたっていくつか準備しなければならないことがある。

- 一連の解析ソフトウェアの自動化

現在は星検出ソフトウェア, 天体カタログの対応付け, 見えた星の割合算出を筆者が別々のソフトウェアで解析している。運用するためには撮影された画像から星を検出し, 見えた星の割合を一連の流れで求めなければならないため各ソフトウェアをパッケージにしたソフトウェアを開発中である。

- 解析結果のHTML表示

本システムで解析した結果は視覚的にも分かりやすい。そのため解析結果を誰でも閲覧できるようWebページで出力できるようにした(図7.1)。

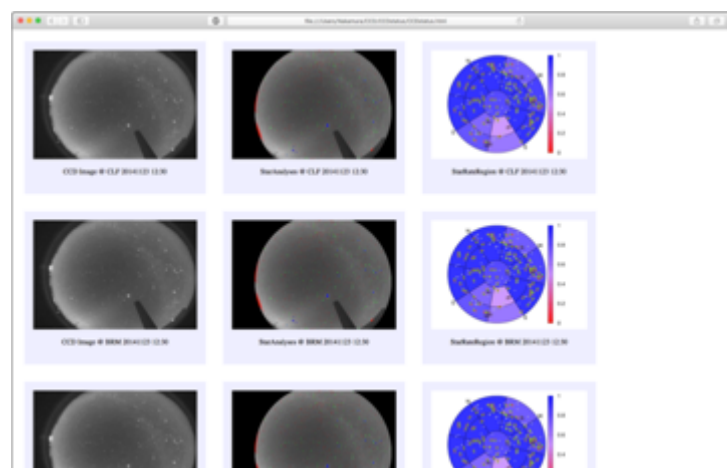


図7.1: 解析結果のWebページ表示例. 左から撮影画像, 星検出結果, 方向別の天候判断の結果を表示している.TAサイトには3つのCCDカメラがあるので3種類の撮影画像の結果を表示予定である。



- 一律な基準での晴れ, 曇り判定

見えた星の割合を用いて天候判断を行った. この値を用いて一律の基準で晴れ, 曇りの指標を求めたい. この指標を観測者が見て観測を行う判断指標に使用してもらうことが本システムの最終目標である. 2014年のCLFで撮影されたCCD画像の見える星の割合の分布をヒストグラムを図7.2に示す.

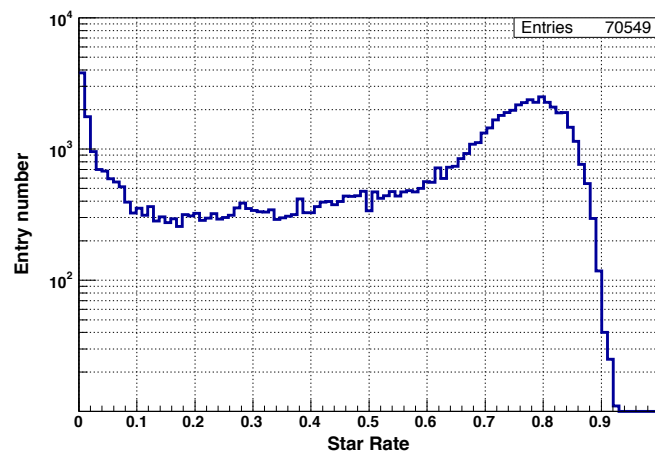


図 7.2: 2014 年に CLF で撮影された CCD 画像の見える星の割合の分布. 横軸は見える星の割合, 0 に近いほど曇り, 1 に近いほど晴れを示す. 縦軸はエントリー数を示す.

見える星の割合にある閾値を設定し, 閾値を超えれば晴れ, 曇りという判定を行う. この閾値の設定方法について今後議論して決定していく.

### 7.3 観測補助以外の使用の可能性

本システムは TA 実験サイトでの夜間の天候をモニタリングし, 一律の基準で天候指標を示すことによって観測の補助を行うことを目的としている. しかし観測補助以外での運用も期待されているため, 他領域での応用も想定して機能の拡充を図る. 以下に期待される運用方法について述べる.

- データ解析

見えた星の割合を用いて観測で得られたデータのデータセレクションができること期待される. より詳細な天候判断を行えるので FD 視野周辺に雲



がないデータのみを抽出するといったことも可能である。そのためには WEATcode と見えた星の割合を比較して確認したいと考えている。また実際に観測データを用いてデータセレクションを行い、どれくらいのデータを抽出できるか確認したい。

- 他分野, 他実験への応用

本システムは夜天を撮影し, その地点周辺の天候を判断できる。また, 必要なハードウェアは小型で耐久性が高い, 安価, 運用も容易なため, 可搬型にすることによってどこにでも持ち運んで天候判断ができる。例えば新たな実験を行うために現地に持ち込んで本システムを稼働させることによって現地の夜間天候モニタリングができる。可搬型にするために現在は太陽光発電システムによる電力供給で自立稼働できるようなシステムを開発中である。

- 天候予測

本システムでの天候判断は過去の天候と現在の天候のみ行える。CCD 画像の観測データは約5年分蓄えられてきているので過去の天候の推移からこれからの天候を予測することが可能なのではないかと考える。これによって一定時間後の天候予測ができれば観測者への身体的, 心的疲労を軽減できるのではないかと期待できる。

## 謝辞

本研究を進めるにあたり日頃から学業や生き方について数多くのアドバイスをいただきました信州大学学術研究院 (工学系) 富田孝幸助教に深く感謝いたします。また、宇宙線望遠鏡実験に参加するという機会を与えて下さいましたことに深く感謝いたします。

熱心なご指導、多くのアドバイスをいただきました信州大学学術研究院 (工学系) 齊藤保典教授に深く感謝いたします。

研究室の同期として共に過ごすことのできた関皓月氏、山本真周氏、西村彬氏に深く感謝いたします。

研究室の後輩であり、同じ宇宙線望遠鏡実験に参加している上濱孝文氏、岩倉広和氏、稲富大地氏に深く感謝いたします。

毎週の会議を始めプログラミング、学会の予稿、プレゼンテーション、英語のチェック等非常に細かな指導をして下さいました神奈川大学の山崎勝也特別助教に深く感謝いたします。

大阪電気通信大学の多米田裕一郎講師には明野村での実験や会議等で多くの助言等をいただきましたことに深く感謝いたします。

東京大学宇宙線研究所の佐川宏行教授、竹田成宏助教、野中敏幸助教、藤井俊博特別研究員、武石隆治氏、大阪市立大学の荻尾彰一教授、常定芳基准教授、神奈川大学の有働慈治助教、立命館大学の奥田剛司特任助教、東京大学地震研究所の池田大輔特任助教には TA 実験のインナーミーティングの場で多くの助言をいただきましたことに深く感謝いたします。

東京大学宇宙線研究所の佐川宏行教授、竹田成宏助教、木戸英治特別研究員、東京大学地震研究所の池田大輔特任助教、大阪市立大学の Shin Bok Kyun 博士、佐原涼介氏、織田浩行氏、Cosmic Ray Center の管理人である Dave Barr 氏、ユタ大学の J.N. Matthews 教授には現地ユタでの研究、観測や生活においてお世話になりましたことに深く感謝いたします。

大阪市立大学の荻尾彰一教授には TA 実験のインナーミーティング以外にも大阪

市立大学での滞在で多くの指導をしていただいたり, 進路相談もしていただき深く感謝いたします.

大阪市立大学の佐原涼介氏, 高木芳紀氏, 織田浩行氏, 尾村勇吾氏, 藤田慧太郎氏に宇宙線望遠鏡実験を通して大学間での交流をできたことに深く感謝いたします.

宇宙線望遠鏡実験のコラボレーターの皆様, 関係機関の皆様に深く感謝いたします.

## 参考文献

- [1] S.P.Swordy, *Space Science Reviews*, **99**, pp. 85-94, 2001.
- [2] G.V. Kulikov and G.B. Khristiansen, *On the size spectrum of extensive air showers*, *J. Exp. Theor. Phys.*, 35 (1959) 635.
- [3] Particle Data Group, *The Review of Particle Physics 29. Cosmic Rays*, <http://www-pdg.lbl.gov/> (2016).
- [4] K. Greisen, *Phys. Rev. Lett*, (1966) **16** 748.  
T. Zatsepin, V.A. Kuzmin, *JETP Lett*, (1966) **4** 178.
- [5] M.Takeda et. al, *Phys.Rev.Lett.*, **81**, pp. 1163 1998.
- [6] G.B.Thomson, *astro-ph/0609403*, 2006.
- [7] T.Abu-Zayyad et. al, *The surface detector array of the Telescope Array experiment*, **A689**, pp. 87-97, 2012.
- [8] H.Tokuno et. al, *New air fluorescence detectors employed in the Telescope Array experiment*, **A676**, pp. 54-65, 2012.
- [9] 龍吟, 卒業論文, 信州大学, 平成 27 年度.
- [10] 多米田裕一郎, 博士論文, 東京工業大学, 平成 21 年度.
- [11] 山崎勝也, 修士論文, 大阪市立大学, 平成 23 年度.
- [12] 池田大輔, 博士論文, 東京大学, 平成 21 年度.
- [13] 柴田文哉, 修士論文, 山梨大学, 平成 24 年度.
- [14] 松本考平, 卒業論文, 信州大学, 平成 29 年度