



Reise zur Andromeda-Galaxie

Photometrische Entfernungsbestimmung zum Cepheiden M31-V1

Maturaarbeit von Franziska Friedli

Bern, 09. November 2018

Gymnasium Kirchenfeld

Abteilung MN

Klasse M2019b

Betreuende Lehrkraft: Martin Lehmann

Abb. Titelseite: LRGB-Bild der Andromeda-Galaxie

Inhaltsverzeichnis

Abstract	5
1 Einleitung.....	5
2 Entfernungsbestimmung zur Andromeda-Galaxie.....	5
2.1 Die scheinbare Helligkeit.....	5
2.2 Absolute Helligkeit	6
2.3 Entfernungsbestimmungsmethoden	6
2.4 Entfernungsmodul.....	7
2.5 Cepheiden.....	8
2.6 Perioden-Leuchtkraft-Beziehung.....	9
2.7 Aufgabenstellung.....	9
3 Beobachtungen	10
3.1 Equipment	10
3.1.1 Teleskop.....	10
3.1.2 CCD-Kamera.....	10
3.1.3 Filter.....	12
3.1.4 Flip Flat	12
3.2 Funktion der CCD-Kamera / Entstehung des Bildes	12
3.3 Planung.....	13
3.4 Planänderungen	14
3.5 Ablauf der Bildakquisition in Maxim DL	15
4 Auswertung	17
4.1 Kalibrierung in PixInsight.....	17
4.1.1 Bias	17
4.1.2 Dark	18
4.1.3 Flat Field	18
4.2 Stacking in Maxim DL	21
4.3 Helligkeitsbestimmung in AstrolmageJ	22
4.3.1 Differenzielle Blendenfotometrie.....	22
4.4 Periodenbestimmung in Peranso	25
4.4.1 PDM Methode	26
4.4.2 Vergleich mit modernen und historischen Daten	28
5 Resultate.....	34
5.1 Diskussion.....	34
6 Fazit	36
6.1 Schwierigkeiten	36

6.2	Danksagung	37
6.3	Selbständigkeitserklärung	37
	Glossar	38
	Literatur- und Quellenverzeichnis	39
	Bildnachweis	40

Abstract

Am 132/925-mm-Refraktor des Sonnenturms Uecht in Niedermuhlern wurde von Frühjahr bis Herbst 2018 während 28 Nächten mit Hilfe einer QSI-683-CCD-Kamera im Johnson V Filter der Verlauf von vier Helligkeitsperioden des von Edwin Hubble entdeckten Cepheiden M31-V1 in der Andromeda Galaxie beobachtet. Die gewonnenen Helligkeitsmessungen wurden in die Datenbank der American Association of Variable Star Observers (AAVSO) aufgenommen (<http://www.aavso.org>). Eine gemeinsame Analyse mit den Messresultaten von Hubble (1929), Baade & Swope (1965), Templeton et al. (2011) sowie Goff et al. (2012) ergab, dass sich die Helligkeitsperiode von M31-V1 in den vergangenen 110 Jahren nicht nachweisbar verändert hat. Aus der bekannten Perioden-Leuchtkraft-Beziehung konnte anhand der gemessenen Helligkeitsperiode von 31.389 ± 0.005 Tagen auf eine absolute Helligkeit von $-5^m.636$ geschlossen werden, woraus eine Entfernung zur Andromeda-Galaxie von 2.8 Millionen Lichtjahren berechnet werden konnte.

1 Einleitung

Faszinierend, magisch und wunderschön – aber unvorstellbar weit weg. Diese Beschreibung trifft auf Sterne zu. Dass es Möglichkeiten gibt, Sterne zu finden und zu vermessen, um mit ihrer Hilfe andere Galaxien als unglaublich weit entfernte, eigenständige Welteninseln zu identifizieren, erscheint unglaublich.

Deshalb war es für mich klar, diese Arbeit einem derartigen Stern zu widmen und zwar dem Cepheiden Veränderlichen M31-V1 in der Andromeda-Galaxie. Dass der schwach schimmernde Nebel im Sternbild Andromeda wirklich eine eigenständige Galaxie ist, entdeckte Edwin Hubble nämlich unter anderem durch Helligkeitsmessungen an diesem Cepheiden. Diese Entdeckung des berühmten Astronomen hat mich so fasziniert, dass ich mich dazu entschlossen habe, in dieser Arbeit mit Hilfe desselben Cepheiden M31-V1 selbst die Entfernung zur Andromeda-Galaxie zu bestimmen.

Die praktischen Erfahrungen, die ich während den Beobachtungen sammeln würde und das zusätzliche Wissen in einem Gebiet, das nicht zu den Schwerpunktthemen in der Schule gehört, waren für mich eine weitere Motivation, diese Arbeit zu machen. Durch die leistungsfähige Ausrüstung des sich im Besitz meiner Familie befindenden Privatobservatoriums «Sonnenturm Uecht» in Niedermuhlern waren die Voraussetzungen optimal. Ich setzte mir das Ziel, die in den letzten Jahren von bekannten professionellen und Amateurastronomen gemachten Beobachtungen weiterzuführen und meine Messungen der scheinbaren Helligkeit und der Periodendauer des Cepheiden mit den vorhandenen Daten zu vergleichen. Hierbei diente mir besonders der Artikel von Templeton et al. (2011) als Vorlage. Unter anderem beinhaltet er moderne eigene Messungen sowie Vergleiche zu den historischen Messungen von Edwin Hubble und Walter Baade aus den 1920er und 1950er Jahren.

2 Entfernungsbestimmung zur Andromeda-Galaxie

2.1 Die scheinbare Helligkeit

Die scheinbare Helligkeit eines Sterns ist definiert als der Strahlungsstrom, welcher uns am Beobachtungsort auf der Erde pro Einheitsfläche und Sekunde erreicht (Weigert et al., 2010). Das bedeutet, wenn sich ein Stern weiter weg befindet als ein anderer, jedoch die gleiche absolute Helligkeit hat, scheint er schwächer. Die scheinbare Helligkeit ist somit eine relative Messgrösse. Deshalb kann sie nur durch Vergleiche zu anderen Sternen mit bekannter scheinbarer Helligkeit bestimmt werden. In der Antike wurde die scheinbare Helligkeit vom griechischen Astronomen

Hipparch in sechs Grössenklassen eingeteilt, wobei Sterne der Grössenklasse 1 die hellsten und diejenigen der Grössenklasse 6 die schwächsten mit blosserem Auge am Nachthimmel sichtbaren darstellten. Heute wird die scheinbare Helligkeit definiert durch die Gleichung

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log_{10} \left(\frac{s_1}{s_2} \right) \quad (1)$$

wobei m_1 und m_2 die scheinbaren Helligkeiten, s_1 und s_2 die entsprechenden Strahlungsströme der beiden Sterne bedeuten. Als Einheit der scheinbaren Helligkeit dient die sogenannte Grössenklasse (lat.: magnitudo) mit der Einheitsbezeichnung [mag]. Wie aus der Gleichung herauszulesen ist, wird zum Ermitteln einer unbekanntes scheinbaren Helligkeit m_1 eines Sterns ein Referenzstern mit bekannter scheinbarer Helligkeit m_2 benötigt. Der Hauptstern α Lyrae in der Leier, Vega, wurde lange Zeit als Nullpunkt benutzt, da er eine scheinbare Helligkeit von 0. Grössenklasse besitzt. Sterne, die bei uns auf der Erde heller erscheinen als die Vega, haben dementsprechend in ihrer Magnitude negative Zahlenwerte, wie etwa die Sonne, die eine scheinbare Helligkeit von -26,73 mag besitzt.

2.2 Absolute Helligkeit

Die scheinbare Helligkeit eines Sterns hängt nicht nur von seiner Strahlungsleistung, sondern unter anderem auch von seiner Entfernung r ab. Sie nimmt mit $1/r^2$ ab. Um ein distanzunabhängiges, vergleichbares Mass für die Helligkeit eines Sterns zu erhalten, wurde die sogenannte absolute Helligkeit M eingeführt. Sie entspricht der scheinbaren Helligkeit des Sterns, gemessen in einem Abstand von 10 Parsec. Die Sonne besitzt eine absolute Helligkeit von $+4^M.84$. Wenn sich ein Stern also in einer Entfernung von 10 Parsec befindet, ist seine absolute Helligkeit gleich seiner scheinbaren.

Eine «Parallaxensekunde» oder kurz ein Parsec ist definiert als die Distanz, in welcher der mittlere Abstand von Erde zu Sonne, also die Astronomische Einheit (AE) mit einer Länge von rund 149.6 Millionen Kilometern, unter einem Winkel von einer Bogensekunde erscheint. Das bedeutet, dass falls zwischen der Erde, der Sonne und einem Punkt in der Distanz von einem Parsec ein Dreieck gezogen wird, der Winkel beim Punkt einer Bogensekunde entspricht. Ein Parsec misst 3.26 Lichtjahre oder rund 31 Billionen Kilometer.

2.3 Entfernungsbestimmungsmethoden

Für die Entfernungsbestimmung im Weltall stehen verschiedene Methoden zur Verfügung, mit deren Hilfe man immer grössere Entfernungen messen kann. Die Gebräuchlichsten werden in nachfolgender Tabelle 1 aufgeführt (Röser und Tscharnuter 2012).

Die Grösse der Astronomischen Einheit kann direkt mit Hilfe von Radarmessungen bestimmt werden, indem die Laufzeit eines Radarsignals zu nahe gelegenen Planeten (z.B. Venus) oder Kleinplaneten (z.B. Eris) gemessen wird.

Methode	Reichweite
Radar	1 AE
Trigonometrische Parallaxen	1 kpc
HRD-Anpassungen	1 Mpc
Perioden-Leuchtkraft-Beziehungen	25 Mpc
Tully-Fischer Beziehung	100 Mpc
Supernovae Typ Ia	10 Gpc

Tabelle 1: Die wichtigsten astronomischen Entfernungsbestimmungsmethoden

Entfernungen zu nahe gelegenen Sternen können ähnlich wie bei uns auf der Erde direkt durch Triangulation gemessen werden. Zur Bestimmung derartiger trigonometrischer Parallaxen wird der

scheinbare Ort eines Sterns am Himmel zu zwei verschiedenen, zeitlich etwa 182 Tage auseinanderliegenden Zeiten gemessen. Von der Erde aus gesehen bewegt sich der Stern dann auf einer scheinbaren elliptischen Bahn (dem Abbild unserer Erdbewegung). Aus dem Winkeldurchmesser der grossen Halbachse dieser Ellipse kann die Distanz ermittelt werden. Je weiter weg der Stern ist, desto kleiner ist dieser Winkel. Die Reichweite dieser Methode ist jedoch begrenzt. Sie reicht nur zu einigen wenigen nahegelegenen Sternen und Sternhaufen unserer Milchstrasse. Bei Sternen, die zu weit entfernt sind, sind die trigonometrischen Parallaxen unmessbar klein.

2.4 Entfernungsmodul

Wenn die trigonometrischen Parallaxen für eine direkte Entfernungsbestimmung nicht mehr ausreichen, gelingt die Entfernungsbestimmung mittels indirekter Methoden, welche auf dem Vergleich von scheinbarer und absoluter Helligkeit des Sterns beruhen. Hierzu wird das sogenannte Entfernungsmodul gebraucht, welches die Entfernung r zu einem Stern mit dessen scheinbarer und absoluter Helligkeit in Beziehung setzt:

$$m - M = 5 \log(r) - 5 \quad (2)$$

Kann für ein weit entferntes Objekt dessen absolute Helligkeit M bestimmt werden, dann ist es möglich, mit der ebenfalls bekannten scheinbaren Helligkeit m des Objekts anhand dieser Formel die Entfernung r zu berechnen.

Die wichtigsten indirekten Entfernungsbestimmungsmethoden sind in Tabelle 1 zusammengestellt. Bei relativ nahe gelegenen Sternhaufen bis zu einer Entfernung von etwa einem Megaparsec kann die absolute Helligkeit durch Vergleich der scheinbaren Lage der Hauptreihe im Hertzsprung-Russell-Diagramm (HRD) mit der absoluten Lage der Hauptreihe in den nahegelegenen offenen Sternhaufen der Hyaden und der Plejaden im Sternbild Stier verglichen werden, deren Entfernungen trigonometrisch bestimmt werden konnten.

Die absoluten Helligkeiten weiter entfernter Objekte können mit Hilfe sogenannter Perioden-Leuchtkraft-Beziehungen bestimmt werden, welche die Periode des Lichtwechsels gewisser veränderlicher Sterne mit deren absoluter Helligkeit verknüpfen. Mit dieser Methode können Entfernungen bis etwa 25 Megaparsec bestimmt werden.

Für noch weiter entfernte Galaxien, deren Sterne nicht mehr einzeln beobachtet werden können, kann die sogenannte Tully-Fischer-Beziehung verwendet werden, welche die spektroskopisch messbare Rotationsgeschwindigkeit einer Galaxie mit deren absoluter Helligkeit verknüpft. Sie beruht darauf, dass eine schnellere Rotation eine grössere Masse voraussetzt und die Masse in direktem Zusammenhang mit der Leuchtkraft steht. Damit können Entfernungen bis 100 Megaparsec bestimmt werden.

Die am weitesten reichende photometrische Methode beruht darauf, dass explodierende Supernovae vom Typ Ia alle etwa dieselbe absolute Maximalhelligkeit erreichen. Darüber hinaus gehende Entfernungen werden mit spektroskopisch gemessenen Radialgeschwindigkeiten anhand des Hubbleschen Gesetz der Galaxienflucht bestimmt (Bennett et al. 2005).

In dieser Arbeit wird nur auf die Entfernungsbestimmung mit Cepheiden genauer eingegangen. Diese Methode gehört zu den Periode-Leuchtkraft-Beziehungen. Da sie bis etwa 25 Megaparsec verwendbar ist, ist sie ideal geeignet für die erwartete Entfernung der Andromeda-Galaxie von rund 0.8 Mpc.

2.5 Cepheiden

Sterne werden je nach ihrer Oberflächentemperatur und ihrer Leuchtkraft in verschiedene Spektral- und Leuchtkraftklassen eingeteilt. Die gegenseitigen Beziehungen dieser Klassen können im zwei-dimensionalen Hertzsprung-Russel-Diagramm (HRD) dargestellt werden. Cepheiden sind Überriesensterne der Spektralklassen F, G und K. Das Aussergewöhnliche dieser Sterne ist aber nicht ihre Grösse, sondern dass sie in ihrer Lebensspanne den Instabilitätsstreifen im HR-Diagramm mehrmals durchkreuzen und somit zu den pulsationsveränderlichen Sternen gehören. Das heisst, sie blähen sich während einer bestimmten Zeit auf und fallen anschliessend wieder in sich zusammen, was zu einer Veränderung der Helligkeit führt. Die Ursache dieses Vorgangs wird als Kappa-Mechanismus bezeichnet (Weigert et al. 2010).

Sterne gewinnen ihre Energie durch Fusionsprozesse im Innern (Kippenhahn, 1993). Durch die abnehmende Masse wird Energie frei, die in Form von Strahlung abgegeben wird. Normalerweise herrscht ein Gleichgewicht zwischen Gasdruck und Schwerkraft. Cepheiden pulsieren, weil dieses Gleichgewicht gestört ist. Während der Zeit im Instabilitätsstreifen bewirken schon geringe Störungen des Gleichgewichts zwischen Gasdruck und Schwerkraft grosse Schwankungen der Helligkeit und des Radius des Sterns. Diese Bedingungen werden nur im Instabilitätsstreifen erreicht, wodurch der Stern zu chwingen anfängt. Die Ursache dafür ist eine Heliumionisationszone im Aussenbereich, wo Helium zwischen H^+ und H^{++} schwankt. Durch eine Erhöhung der Temperatur werden zuerst mehr Elektronen frei, wodurch die Opazität, also die Undurchlässigkeit der Sternhülle, welche auch mit dem Buchstaben κ (Kappa) bezeichnet wird, zunimmt. Somit staut sich die Strahlung unter der Oberfläche, der Druck steigt an, und der Stern bläht sich auf. Durch die Vergrösserung der Oberfläche wird nun die Durchlässigkeit erhöht, und die Strahlung kann entweichen. Durch die Temperaturabnahme wird aus H^{++} wieder H^+ . Es folgt eine Kompression des Sterns.

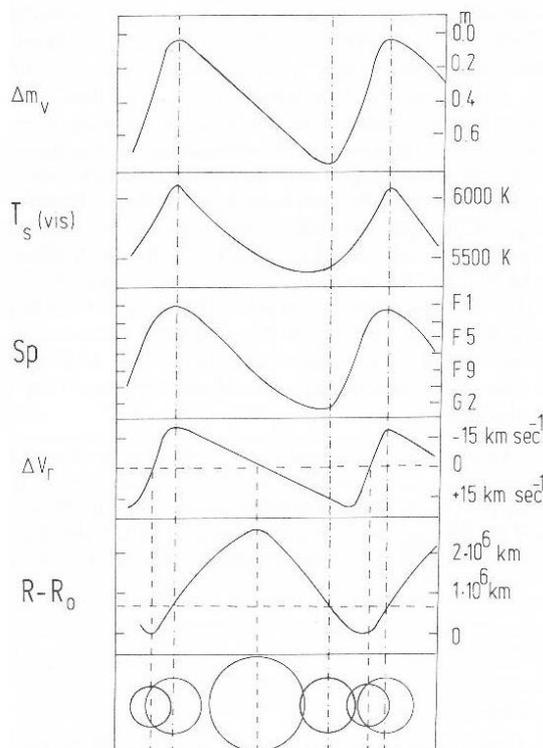


Abb. 1: Von oben nach unten: Variation der scheinbaren visuellen Helligkeit, der visuellen Strahlungstemperatur, des Spektraltyps, der Pulsationsgeschwindigkeit und des Sternradius für δ Cephei. Die x-Achse ist die Phase (Zeit in Einheiten der Periode, gerechnet vom Helligkeitsmaximum aus).

Während dieses Prozesses wird der Stern erst grösser und heller und verschiebt sich in den blauen Bereich. Danach nimmt die Temperatur wieder ab, der Stern fällt in sich zusammen und wird etwas röter. Die genauen Beziehungen zwischen Radius, Temperatur und Helligkeit können aus der nebenstehenden Abbildung 1 entnommen werden (Scheffler und Elsässer 1990).

Wie in der Grafik ersichtlich, kann sich der Spektraltyp eines Cepheiden während der Pulsationsprozesse vom Spektraltyp F (blaugrün) über G (grüngelb) zum Spektraltyp K (orange) verschieben.

Es gibt zwei Klassen von Cepheiden, die massereichere, jüngere Population I und die masseärmere, ältere Population II. Sterne der Population I werden auch als δ -Cepheiden bezeichnet. Das liegt am ersten entdeckten Cepheiden, dem Stern δ Cephei im Sternbild Kepheus. Diese Art von Cepheiden ist auf Grund des höheren Metallanteils leuchtkräftiger und findet sich in den Scheiben der Galaxien (sog. Scheibenpopulation). Cepheiden der Population II dagegen findet man häufig in Kugelsternhaufen.

2.6 Perioden-Leuchtkraft-Beziehung

Henrietta Swan Leavitt stellte im Jahre 1912 erstmals eine Beziehung zwischen der Periode eines Cepheiden und seiner Leuchtkraft fest (Pickering 1912). Seither lässt sich die absolute Helligkeit eines Cepheiden berechnen, wenn die Periode seines Helligkeitswechsels bekannt ist. Dabei gilt, je heller der Stern, desto länger ist seine Periode. Das liegt daran, dass die Leuchtkraft mit der Masse verknüpft ist. Je massereicher ein Stern ist, desto leuchtkräftiger ist er, da es länger dauert, einen massereichen Stern mit grossem Radius aufzublähen als einen masseärmeren, kleineren.

Dank der Perioden-Leuchtkraft-Beziehung besteht die Möglichkeit, die Entfernung zu einem weit entfernten Cepheiden zu bestimmen. Die absolute Helligkeit M für Cepheiden der Population I kann nach Feast and Catchpole (1978) aus der Periode P anhand der Formel

$$M = -1.43 - 2.81 \log_{10}(P) \quad (3)$$

berechnet werden. Bei der Kalkulation der ersten Perioden-Leuchtkraft-Beziehung wurden jedoch Cepheiden der Population II als Nullpunkt verwendet. Erst Walter Baade entdeckte 1952, dass zwischen Cepheiden der Population I und II zu unterscheiden ist. Er wollte RR-Lyrae-Sterne der Population II in der Andromeda-Galaxie beobachten. Diese waren aber nicht zu sehen, obwohl sie mit den angenommenen Daten eigentlich hätten sichtbar sein sollen. Er schlussfolgerte, dass die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung nicht für beide Populationen identisch ist. Tatsächlich weicht die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung für Population II-Cepheiden etwas von derjenigen der Population I ab und lautet:

$$M = -0.1 - 1.6 \log_{10}(P). \quad (4)$$

2.7 Aufgabenstellung

Das Ziel meiner Arbeit ist, mithilfe des Population I-Cepheiden M31-V1 die Entfernung zur Andromeda-Galaxie über das Entfernungsmodul zu bestimmen. Das Entfernungsmodul enthält zwei unbekannte Messgrössen, die scheinbare und die absolute Helligkeit. Die absolute Helligkeit wird indirekt über die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung berechnet, die scheinbare Helligkeit muss direkt gemessen werden.

Dies bedeutet, damit die absolute Helligkeit kalkuliert werden kann, muss die Periodendauer bekannt sein, welche mit Hilfe einer Kurve des Helligkeitsverlaufs bestimmt wird. Diese Kurve entsteht durch die Messung der Veränderung der scheinbaren Helligkeit des Sterns. Da der von Edwin Hubble entdeckte Cepheid M31-V1 eine Periode von rund 31.4 Tagen aufweist, müssen genügend viele Messungen über einen möglichst langen Zeitraum gemacht werden, um mehrere Helligkeitsperioden abdecken zu können.

Die zweite Messgrösse dieser Arbeit ist die scheinbare Helligkeit des Cepheiden. Diese kann anhand der Aufnahmen gemessen werden, welche für die Bestimmung der Helligkeitsperiode gebraucht werden. Allerdings hat der Cepheid M31-V1 eine scheinbare Helligkeit von lediglich 19 mag, welche bis vor kurzem nur den grössten Teleskopen zugänglich war und die an der oberen Leistungsgrenze des Teleskops auf dem Sonnenturm Uecht liegt. Es müssen also genügend viele, möglichst lang belichtete Einzelaufnahmen gemacht und miteinander kombiniert werden, damit der Helligkeitsverlauf des Cepheiden überhaupt verfolgt und die scheinbare Helligkeit bestimmt werden kann. Die Bestimmung der scheinbaren Helligkeit erfolgt anhand der Formel für die Grössenklassen über die mit der Kamera gemessenen Strahlungsströme des Cepheiden sowie einiger benachbarter Sterne mit bekannten scheinbaren Helligkeiten.

3 Beobachtungen

3.1 Equipment



Abb. 2: Das Privatobservatorium
Sonnenturm Uecht in Niedermuhlern

Für die Beobachtungen wurde die Ausrüstung des Sonnenturms Uecht verwendet. Da er sich im Besitz meiner Familie befindet und mit dem nötigen Equipment ausgestattet ist, ist er optimal geeignet. Die Instrumente auf dem Turm sind jedoch nicht ganz einfach zu bedienen, aus diesem Grund wurde ich jederzeit von meinem Vater betreut.

Auf dem Dach des Privatobservatoriums steht eine Fiberglas-kuppel der Firma Astro Haven mit 2,1 Meter Durchmesser. Die beiden Kuppelhälften lassen sich herunterfahren und so ist es möglich, mit den fünf in der Kuppel aufgestellten Teleskopen den Himmel bis 20 Grad über dem Horizont zu beobachten. Drei Teleskope werden zur Sonnenbeobachtung am Tag gebraucht und zwei für die Astrofotografie in der Nacht. Sie stehen auf einer deutschen Montierung des Typs GM3000-HPS der italienischen Firma 10micron. Dank dieser Montierung können die Instrumente jederzeit exakt auf das Zielobjekt ausgerichtet werden. Darüber hinaus können Aufnahmen über eine längere Zeit belichtet werden, da die Montierung der Himmelsbewegung nachgeführt wird. Der Nachführfehler beträgt dank den Absolutencodern weniger als 0.5 Bogensekunden. Auf dem Turm sind ausserdem eine Wetterstation, ein Wolkensensor und zwei All-Sky-Kameras zur Kontrolle des Wetters installiert sowie fünf Webkameras innerhalb und ausserhalb des Domes.

Die Teleskope sind alle mit digitalen Kameras versehen, dienen also nicht zur Beobachtung mit blossen Auge. Sie werden über die drei Computer ODIN, KALZIUM und HALPHA im Beobachtungsraum kontrolliert. Es ist ausserdem möglich, das ganze Equipment mittels TeamViewer fernzusteuern.

3.1.1 Teleskop

Alle Messungen wurden mit einem Linsenfernrohr (Refraktor) der US-Firma William Optics durchgeführt (Abb. 3). Es besitzt eine Öffnung von 132 mm und eine Brennweite von 925 mm. Das Teleskop hat ein aus einem Triplet bestehendes Objektiv mit drei aneinander gereihten Linsen, wodurch die Farbreinheit verbessert wird. Die mittlere Linse besteht aus Ohara FPL-53 Spezialglas.

Da die von der Optik entworfene Bildfläche gekrümmt ist, wird ein 3 Zoll Flattener von TMB verwendet. So wird das Bild auf dem ebenen Kamerachip an den Rändern nicht unscharf.

3.1.2 CCD-Kamera

Am William Optics Teleskop ist am hinteren Ende eine monochrome QSI 683wgs-8 CCD-Kamera von Quantum Scientific Imaging installiert (Abb. 4). In der Kamera befindet sich ein Chip des Typs KAF-8300 von On Semiconductor (früher Kodak). Seine lichtempfindliche Fläche beträgt 17,96 mm mal 13,52 mm, welche aus 3326 mal 2504 quadratischen Bildelementen (Pixeln) besteht, die je eine Kantenlänge von 5,4 Mikrometer aufweisen. Der Chip hat eine Quanteneffizienz von rund 55% mit einem Empfindlichkeitsmaximum bei 550 nm. Das bedeutet, er kann bei einer Wellenlänge von 550 nm rund die Hälfte der auf den Sensor auftreffenden Lichtquanten detektieren und in ein Signal umwandeln.

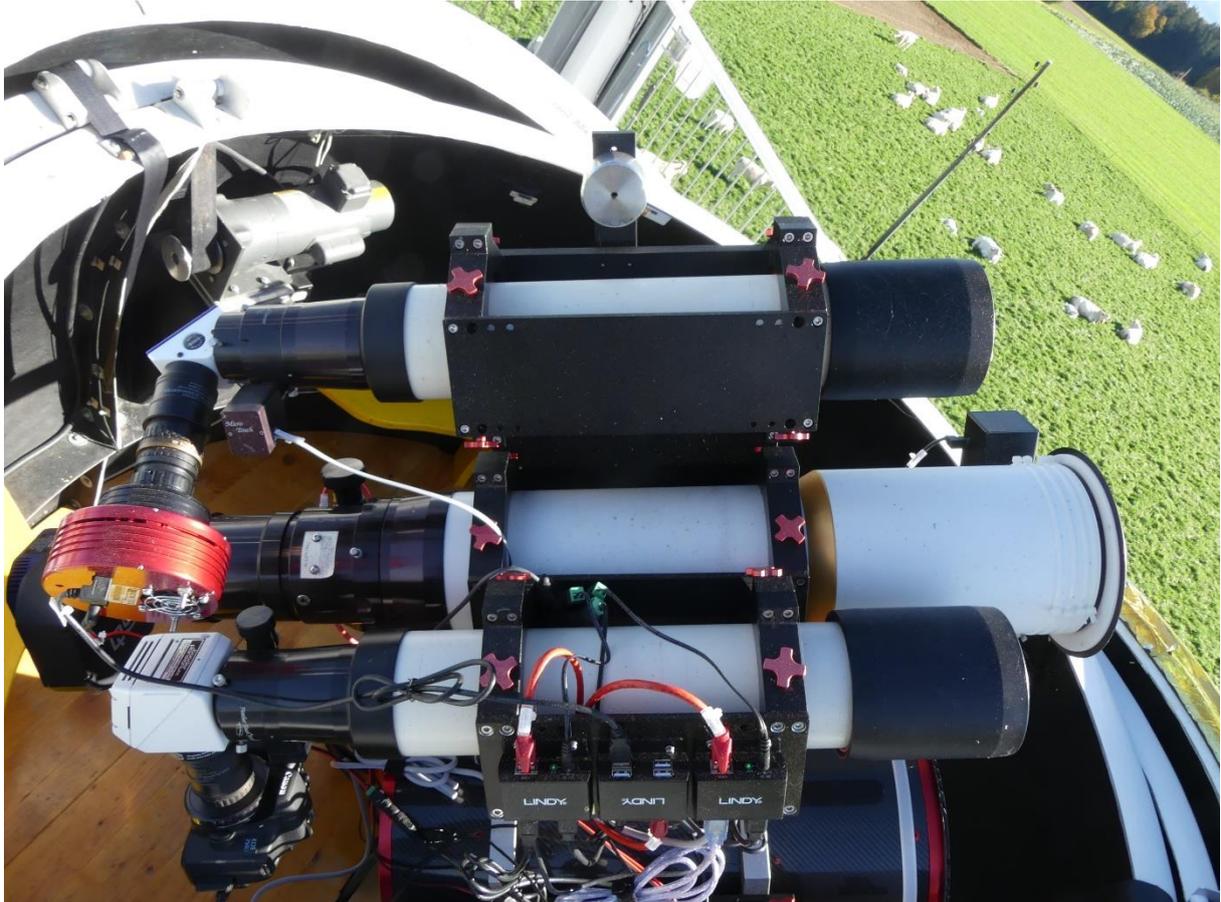


Abb. 3: Blick in die geöffnete Kuppel mit 4 der 5 gemeinsam montierten Instrumente. Der in dieser Arbeit verwendete Refraktor von William Optics ist das mittlere Instrument mit dem goldenen Ring am hinteren Ende der Taukappe.



Abb. 4: QSI 683wsg-8 CCD Kamera am hinteren Ende des William Optics Refraktors. Das blaue Gehäuse beinhaltet den Bildsensor, die Elektronik sowie die Kühlung. Das vorgelagerte schwarze Gehäuse beinhaltet das Filterrad mit 8 Filtern.

Mit dieser Kamera ist es möglich, ein Bildfeld von 66,7 x 50,2 Bogenminuten abzudecken. Dabei ist die Auflösung 1,2 Bogensekunden pro Pixel.

3.1.3 Filter

Im Filterrad der Kamera sind die nachstehenden acht Farbfiler von Astrodon eingebaut.

1. Luminanz
2. H-alpha 5 nm
3. Stroemgren b
4. XOP-BB Exoplanet Filter
5. Johnson V
6. Johnson Rc
7. Johnson B
8. Stroemgren y

Für die Messungen dieser Arbeit wurde nur der Johnson V Filter verwendet. Auf der Grafik ist ersichtlich, dass sich die Durchlässigkeit dieses Filters genau beim Empfindlichkeitsmaximum der Kamera bei 550 nm Wellenlänge befindet. Somit ist dieser Filter für unsere Kombination von Instrument, Filter und Kamera die beste Wahl für die Helligkeitsmessungen von M31-V1.

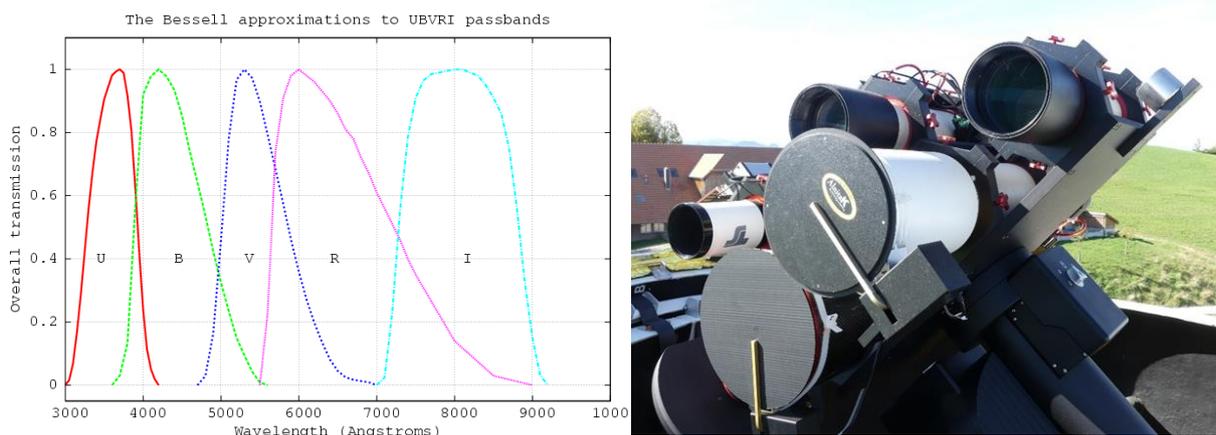


Abb. 5 Links: Durchlässigkeitskurven für die 5 Farbfiler des photometrischen Standardsystems UBVR. Rechts: Der robotische Flip-Flat Deckel vor dem Objektiv des William Optics Refraktors

3.1.4 Flip Flat

Vor dem Objektiv des Refraktors ist der Flip Flat von Alnitak AstroSystems montiert (Abb.5, rechts). Praktischerweise lässt sich seine weisse Innenseite beleuchten. Damit können die für die Kalibrierung der Rohbilder notwendigen Flat Field Bilder aufgenommen werden.

3.2 Funktion der CCD-Kamera / Entstehung des Bildes

Wenn Photonen auf den CCD-Chip treffen, werden Elektronen aus dem Halbleiter herausgeschlagen. Dies wird als Photoelektrischer Effekt bezeichnet. Die Elektronen werden während der Belichtungszeit in den einzelnen Pixeln gesammelt und anschliessend zeilenweise ausgelesen und verstärkt. So entsteht ein digitales Bild (Howell, 2000). Durch das Auslesen wird jedem Pixel ein Helligkeitswert zugeordnet, der sogenannte ADU-Wert (ADU steht für Analog-to-Digital Unit). Dabei entspricht eine gewisse Anzahl Elektronen einem bestimmten ADU-Wert. Die CCD-Kamera misst also direkt den Strahlungsstrom s der Quelle, wie er in Kapitel 2.1 eingeführt wurde. Daraus lässt sich mit Hilfe von

Sternen bekannter Helligkeit die scheinbare Helligkeit m berechnen und eine Helligkeitskurve konstruieren, die zur Periodenbestimmung benötigt wird.

CCD-Sensoren sind hochempfindliche Detektoren, welche die Astrofotografie revolutioniert haben. Sie sind jedoch keineswegs perfekt: Um die Pixel zu aktivieren, werden sie bereits vor der eigentlichen Belichtung mit einer kleinen Menge Strom versorgt, dem sogenannten Offset. Der Offset sorgt dafür, dass keine negativen Werte beim Kalibrieren entstehen. Jede CCD-Kamera besitzt zudem einen gewissen Auslesefehler, den sogenannten read-out-noise, der zudem von Pixel zu Pixel leicht verschieden sein kann. Diese beiden Fehlerquellen zusammen ergeben im Detektor auch ohne Belichtung ein von Null verschiedenes Grundsignal, den Bias, welcher mit einem sogenannten Biasbild gemessen und korrigiert werden kann. Jedes Material setzt zudem bei einer Temperatur über dem absoluten Nullpunkt Elektronen frei. So ist es auch mit Silizium. Diese spontan entstehenden Elektronen aufgrund der Temperatur werden als Dunkelstrom bezeichnet. Dieser sammelt sich in den Pixeln, auch wenn nicht belichtet wird. Damit weniger Elektronen frei und in den Pixeln angezeigt werden, werden CCD-Kameras während der Beobachtungszeit auf eine möglichst tiefe und konstante Temperatur gekühlt. Der trotzdem noch entstehende Dunkelstrom wird mit Hilfe von sogenannten Dunkelstrombildern (Darks) gemessen und vom Bild abgezogen. Jedes Pixel besitzt eine sogenannte full-well capacity, also ein absolutes Limit, wie viele Elektronen im Pixel gesammelt werden können. Wenn diese überschritten wird, läuft das Pixel über. Neben den überlaufenden Pixeln gibt es auch heiße Pixel. Ein heißes Pixel produziert aufgrund von Herstellungsfehlern von selber Elektronen und erscheint somit heller als es sollte. Überhaupt ist die Empfindlichkeit bei jedem Pixel mehr oder weniger verschieden, zum Auskorrigieren dieser Unterschiede werden die Flat-Field-Bilder gemacht. Die drei erwähnten Kalibrierbilder Bias, Dark und Flat Field sind somit nötig, um das von der Kamera gelieferte Rohbild von seinen Fehlern zu befreien, d.h. zu kalibrieren. Genauer wird darauf noch im Kapitel Kalibrierung eingegangen.

3.3 Planung

Bevor mit den Beobachtungen begonnen werden kann, müssen gewisse Vorkehrungen getroffen werden, welche sorgfältig geplant sein müssen.

Die erste Voraussetzung für eine gute Messung ist ein wolkenfreier Himmel. Ob dies der Fall ist, kann mit der All-Sky-Kamera und der Prognose der Wetterstation auf dem Turm kontrolliert werden.

Zudem können die Helligkeitsaufnahmen erst nach dem Ende der Astronomischen Dämmerung gemacht werden, also erst dann, wenn der Himmel ohne Restlicht der Sonne komplett dunkel ist. Dies ist dann der Fall, wenn die Sonne mehr als 18 Grad unter dem Horizont steht. Je nach Jahreszeit verschiebt sich die Astronomische Dämmerung. Die genauen Zeiten lassen sich anhand einer drehbaren Sternkarte ermitteln. Auf dem Beobachtungsplan wurden jeweils die mit Hilfe einer grossen «Sirius»-Sternkarte bestimmten Zeiten für das Ende der Astronomischen Dämmerung eingetragen.

Damit das Sternlicht nur einen möglichst kurzen Weg durch die Erdatmosphäre zurücklegen muss, sollte das Target mindestens 30 Grad über dem Horizont stehen.

Mit der Akquisition der Bias- und der Dark-Serien kann jedoch jeweils bereits vor Sonnenuntergang begonnen werden, da keine Belichtung notwendig ist und somit die Kuppel nicht geöffnet werden muss.

Bei den ersten Messungen wurde ausserdem die Mondphase beachtet. Das ist deshalb nötig, weil das Mondlicht die Messungen stört. Der Himmelshintergrund wird heller und es kann passieren, dass der Stern gar nicht mehr gemessen werden kann. Bei Neumond sind demnach optimale Bedingungen.

Mithilfe der von Templeton et al. (2011) veröffentlichten Ephemeride und einem auf dem Sonnenturm Uecht vorhandenen Umrechnungsprogramm, konnten die voraussichtlichen Maximumszeiten von M31-V1 berechnet werden.

Für die Planung der Belichtungszeit für die einzelnen Lightbilder stützten wir uns auf die Empfehlung der American Association of Variable Star Observers (AAVSO) von einer Stunde. Weil es auf Grund der Genauigkeit der Nachführung sowie dem Auftreten von Cosmics und heißen Pixeln riskant ist, eine ganze Stunde am Stück zu belichten, wurden anstelle einer langen Belichtung mit einer Stunde Belichtungszeit mehrere Aufnahmen mit kürzerer Belichtungszeit gemacht und dann gestackt, also gemittelt. Für die ersten Messungen wählten wir sechs Bilder mit je 10 Minuten Belichtungszeit.

Zum Kalibrieren der Kamera müssen zudem vor den eigentlichen Messbildern Aufnahmeserien mit den drei Kalibrierbildern Dark, Bias und Flat frames gemacht werden. Die Zahl der Darks ist abhängig von der Zahl der Lightbilder. Nach den Empfehlungen von Berry and Burnell (2005) sollte die Belichtungszeit der Dark Bilder doppelt so lange gewählt werden, wie die Belichtungszeit der Lightbilder. Deshalb wurden 12 Darks mit ebenfalls 10 Minuten Belichtungszeit gemacht.

Die Zahl der Bias und Flats richtete sich ebenfalls nach den Empfehlungen von Berry and Burnell (2005). Deshalb wurden zuerst 15 Bias und 16 Flats gemacht.

Die Koordinaten von M31-V1 sowie eine Aufsuchekarte konnte der Webseite der AAVSO entnommen werden (Abb. 6). Dort ist auch eine Sequenz von Standardsternen mit bekannter Helligkeit vorhanden, welche für die Helligkeitsbestimmung von M31-V1 verwendet werden kann. Die umfangreiche Datenbank der AAVSO beinhaltet zudem sämtliche vorhandenen modernen und historischen Beobachtungen von M31-V1. Diese Daten werden später in dieser Arbeit noch gebraucht werden.

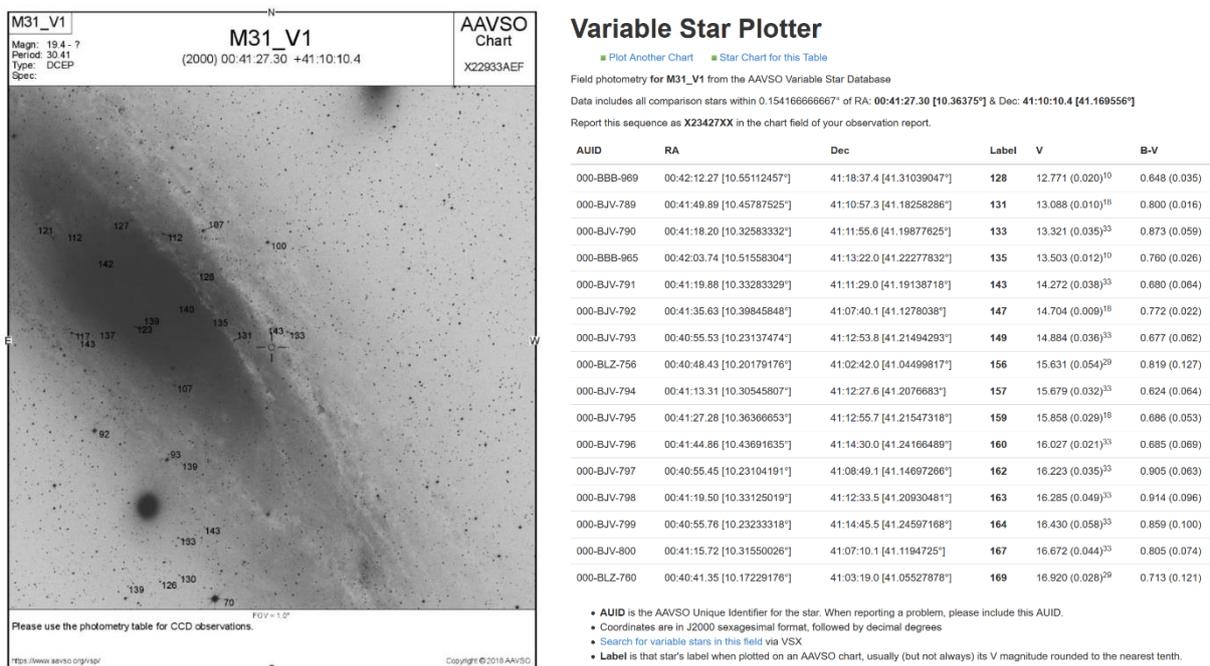


Abb. 6: Aufsuchekarte der AAVSO für M31-V1 (links) sowie Sequenz von Standardsternen bekannter Helligkeit (rechts)

3.4 Planänderungen

Da ein Cepheid während seiner Pulsationsperiode seine Spektralklasse verändert, wäre es optimal gewesen, die Messungen sowohl im Johnson V Filter wie auch im Johnson R Filter zu machen. Dafür hätte jedoch der Filter nach jedem Bild gewechselt und das Bild nachfokussiert werden müssen.

Zu Beginn war das Zeitfenster für photometrische Aufnahmen aber für eine volle Serie von 12 Aufnahmen zu kurz, so dass entschieden wurde, die Messbilder nur im Johnson V Filter aufzunehmen.

Nach der ersten Messung wurde entschieden, für die Kalibrierung in PixInsight statt ein übliches Masterbias ein sogenanntes Superbias zu machen (siehe Kapitel Kalibrierung). Dazu sind jedoch mindestens 50 Biasbilder nötig, deshalb wurden anstatt 15 bei den nachfolgenden Messungen 60 Biasbilder pro Messserie aufgenommen.

Zufälligerweise wurde in der ersten Messung der M31-V1 in der Nähe seines Maximums gemessen. In den darauffolgenden Messungen war M31-V1 jedoch sehr viel schwächer, so dass entschieden wurde, insgesamt mehr als eine Stunde zu belichten. Zuerst wurden 12, später 18 Aufnahmen mit einer totalen Belichtungszeit von 3 Stunden gemacht. Durch Verlängerung der Belichtungszeit wurde das Signal von M31-V1 besser. Die Anzahl Darks konnte jedoch nicht auf das Doppelte erhöht werden, deshalb wurden die Anzahl Darkbilder auf die Anzahl der Lightbilder beschränkt. Die Details können Tabelle 2 entnommen werden.

3.5 Ablauf der Bildakquisition in MaxIm DL

Mit Hilfe von TeamViewer kann das gesamte Equipment ferngesteuert werden. Deshalb konnten die Beobachtungen immer von Belp aus gemacht werden. Die Steuerung der Instrumente erfolgt mit der Steuerungs- und Bildbearbeitungssoftware MaxIm DL sowie mit verschiedenen Java Scripts.

Als erstes muss die Ausstattung mit Strom versorgt werden. Dies geschieht mit dem Skript «Start Night Observing». Damit der Dunkelstrom verringert wird, wird die Kamera vor dem Gebrauch auf -20 Grad gekühlt. Das Kühlen trägt ausserdem dazu bei, dass die Aufnahmen immer unter gleichen Bedingungen gemacht werden. Durch das Laden von Aufnahmesequenzen können die Bilder automatisch nacheinander gemacht werden. Eine Aufnahmesequenz ist eine zuvor abgespeicherte Abfolge von Befehlen, welche und wie viele Bilder gemacht werden sollen. Als erstes werden die Kalibrierbilder Bias und Darks gemacht. Dazu kann die Kuppel noch geschlossen bleiben. Damit sich die Instrumente nicht bewegen und in die noch geschlossene Kuppel fahren, wird das Teleskop unter Observatory > Setup > Telescope > Connect verbunden und geparkt. In MaxIm DL kann die Aufnahmesequenz unter Camera Control > Expose > Autosave > Options > Load Sequence geladen werden. Nach den Darks und Bias werden die Flat Fields geschossen. Damit dieselben Bedingungen wie während einer Aufnahme von M31-V1 herrschen, muss das Teleskop vor der Aufnahme der Flat Fields zuerst fokussiert werden. Aus diesem Grund wird die Kuppel geöffnet. Das geschieht auf dem ODIN. Mit dem Skript «AstroHaven Dome open» wird die Kuppel aktiviert. Danach wird sie im MaxIm DL unter Observatory > Setup > Dome > Connect verbunden und unter Dome > Open geöffnet. Zum Fokussieren der Kamera wurden meistens die Sterne Enif im Pegasus oder Alphecca in der nördlichen Krone verwendet. Unter Observatory > Catalog kann der betreffende Stern gesucht und das Teleskop darauf ausgerichtet werden. Das Fokussieren des Teleskops geschieht mit Hilfe des Befehls Autofocus in MaxIm DL. Der Fokus wird dann automatisch gesucht und richtig eingestellt. Danach können die Flat Fields aufgenommen werden. Dazu wird der Flip Flat mit dem Alnitak Controller geschlossen und beleuchtet. Danach wird die gleichmässig ausgeleuchtete weisse Fläche mehrmals fotografiert.

Anschliessend können die Lightbilder gemacht werden. Es wird erneut fokussiert und das Teleskop danach auf das Target ausgerichtet. Unter Observatory > Telescope können die Koordinaten des Targets eingegeben werden. Diese werden aus der AAVSO-Datenbank bezogen. Mit dem Befehl Go To richtet sich das Teleskop aus. Während der ganzen Beobachtungszeit wird es immer nachgeführt.

Nach den Lightbildern kann das Equipment heruntergefahren werden. Dazu wärmt man als erstes die Kamera langsam wieder auf Umgebungstemperatur auf, weil sonst der Chip zerstört werden könnte. Dann können das Teleskop, der Focuser und die Kamera mit «disconnect» getrennt werden. Mit dem

Skript «Stop Night Observing» wird die Montierung geparkt. Anschliessend kann die Kuppel wieder geschlossen werden. Als letzter Schritt wird das Licht ausgeschaltet, und die Messungen sind für diese Nacht beendet.

Datum	Lights	Darks	Bias	Flats	Airmass	Ende Astronomische Dämmerung	Beginn Astronomische Dämmerung
20180619	7	12	15	16	2.624112	24:34	02:32
20180707	8	12	60	16	2.979663	24:17	02:39
20180718	7	12	60	16	2.074318	23:55	03:06
20180719	11	12	60	16	1.694602	24:00	03:09
20180811	14	12	60	16	2.355294	22:54	04:04
20180812	8	12	60	16	1.572047	22:52	04:09
20180815	8	12	60	16	1.826129	22:51	04:16
20180903	5	8	60	16	1.699276	22:03	04:58
20180908	17	12	60	16	1.917155	21:54	05:10
20180909	16	12	60	16	1.65069	21:46	05:16
20180911	18	18	60	18	1.337707	21:41	05:17
20180915	18	18	60	18	1.388821	21:37	05:28
20180917	17	18	60	18	1.415643	21:30	05:33
20180919	18	18	60	18	1.320093	21:25	05:38
20180920	12	18	60	18	1.500231	21:23	05:39
20180925	18	12	60	18	1.654398	21:11	05:50
20180926	18	12	60	18	1.655008	21:09	05:53
20180927	18	18	60	18	1.405447	21:08	05:56
20181004	12	18	60	18	1.251156	21:00	06:05
20181005	12	18	60	18	1.447897	20:58	06:07
20181006	16	18	60	18	1.09598	20:56	06:10
20181009	18	18	60	18	1.531356	20:49	06:15
20181010	11	18	60	18	1.261118	20:48	06:16
20181011	18	18	60	18	1.325295	20:47	06:19
20181012	12	18	60	18	1.375384	20:45	06:20
20181020	12	18	60	18	1.356988	20:32	06:32
20181021	12	18	60	18	1.134786	20:31	06:34
20181022	12	18	60	18	1.158226	20:30	06:35

Tabelle 2: Anzahl der aufgenommenen CCD Bilder sowie Beginn und Ende der Astronomischen Dämmerung in Mitteleuropäischer Sommerzeit und Luftmasse.

Schritt-für-Schritt Anleitung für eine Beobachtung:

1. Starten der Montierung mit dem Skript «Start Night Observing» auf dem ODIN
2. Öffnen der Steuerungssoftware MaxIm DL auf dem HALPHA
3. Connect Kamera, Telescope und Focuser auf dem HALPHA
4. Park mount auf dem HALPHA
5. Kühlen der Kamera während 30 Minuten
6. Laden der Aufnahmesequenz für die Bias und die Darks auf dem HALPHA
7. Aufnehmen der Bias und Dark Bilder
8. Connect Dome auf dem ODIN
9. Öffnen der Kuppel mit dem MaxIm DL auf dem ODIN
10. Unpark Mount auf dem HALPHA
11. Connect Flip Flat auf dem HALPHA

12. Open Flip Flat mit dem Alnitak Kontroller
13. Fokussierung mit dem Stern Enif (oder gegebenenfalls mit einem anderen Stern, je nach Tageszeit) mit Hilfe des Autofocuser im MaxIm DL
14. Close Flip Flat und Turn Light on
15. Laden der Aufnahmesequenz für die Flat Fields auf dem HALPHA
16. Aufnehmen der Flat Fields
17. Turn off Light und open Flip Flat
18. Fokussieren mit dem Stern Enif
19. Go To Koordinaten des Target
20. Laden der Aufnahmesequenz M31-V1
21. Aufnehmen der Lightbilder
22. Kamera aufwärmen
23. Park Mount auf HALPHA
24. Kuppel schliessen im MaxIm DL auf ODIN
25. Alles disconnecten
26. Montierung herunterfahren mit dem Skript «Stop Night Observing»

4 Auswertung

4.1 Kalibrierung in PixInsight

Die Kalibrierbilder wurden bereits im Kapitel 3.2 erwähnt. Sie werden dazu benötigt, dass das Hintergrundrauschen, der Dunkelstrom und die Unterschiede in den Pixelempfindlichkeiten gemessen und korrigiert werden können. Dieser Vorgang, durch den das Messgerät geeicht wird, nennt sich Kalibrierung. Wie im Beobachtungsplan zu lesen ist, werden die Kalibrierbilder immer jeweils vor den Lightbildern gemacht. Nach Abschluss der Beobachtung werden sie ausgewertet und vom Lightframe abgezogen. Dabei gibt es drei Typen von Kalibrierbildern, das Bias, das Dark und das Flat Field.

4.1.1 Bias

Das Bias wird ohne Belichtungszeit direkt ausgelesen. Somit wird das Signal, das ein Pixel ohne irgendwelche Belichtung enthält, ermittelt. Das nennt sich das Hintergrundrauschen, also ein Fehler auf Grund des Auslesens. Der ADU-Wert des Rauschens ist dabei für jedes Pixel anders, aber konstant. Für eine genaue Kalibrierung werden mehrere Bias gemittelt und der Wert vom Light Bild abgezogen. Der Grad der Verfälschung verkleinert sich immer um den Faktor Wurzel von n Bias. Das Ziel ist es, ein Nullpunktsignal festzulegen, damit jedes Pixel auf dem Lightframe beim gleichen ADU-Wert startet. Ein gewisses Signal wird dabei schon ins Pixel gegeben, damit das Rauschen bestimmt werden kann und keine negativen Werte entstehen.

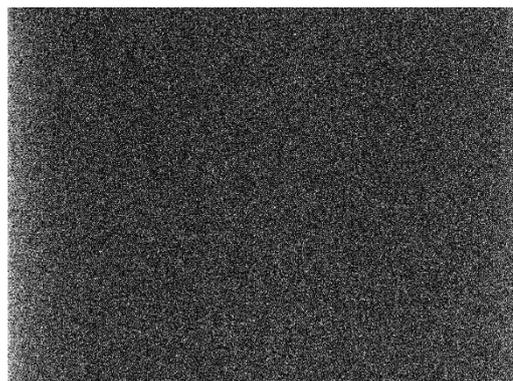


Abb. 7: Bias Bild der CCD-Kamera

4.1.2 Dark

Das Dark wird mit möglichst der gleichen Belichtungszeit wie die Lightframes aber mit geschlossenem Verschluss gemacht. Es kommt also kein Fremdlicht auf den Chip. Beim Dark wird der Dunkelstrom gemessen. Das sind die Elektronen, die durch die Temperatur des Chips freigesetzt werden. Auf dem nebenstehenden Darkbild sind die sogenannten «heissen Pixel» zu sehen. Treffen zu viele Photonen auf ein heisses Pixel können diese überlaufen und es gibt einen Streifen im Bild. Sekundärteilchen der kosmischen Hintergrundstrahlung, welche im Silizium des CCD-Chips stecken bleiben, hinterlassen zudem helle Elektronenspuren, sogenannte «Cosmics».

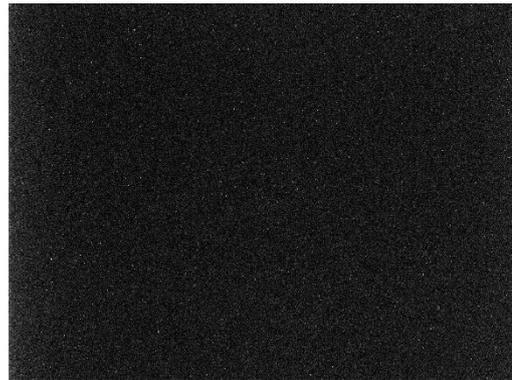


Abb. 8: Dark Bild der CCD Kamera

4.1.3 Flat Field

Jedes Teleskop ist einzigartig im Aufbau der verschiedenen Komponenten der Optik (Linse, Spiegel, Filter) und der CCD-Kamera. Deshalb schwankt auch die scheinbare Empfindlichkeit jedes einzelnen Pixels leicht. Zum Auskorrigieren dieses Fehlers macht man ein Flat Frame, dazu wird eine weisse Fläche belichtet, in diesem Fall der Flip Flat. Auf dem nebenstehenden Bild kann man neben der von der Optik hervorgerufenen Randabschattung auch mehrere Bilder von Staubkörnern auf dem Eintrittsfenster der CCD-Kamera entdecken.

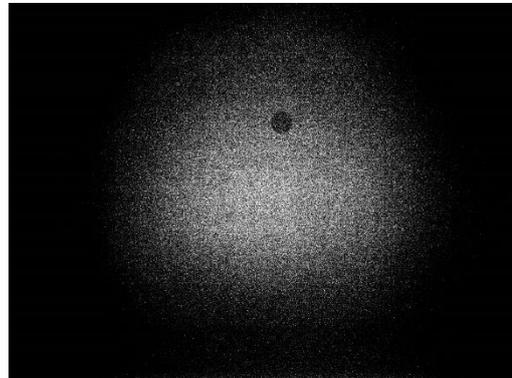


Abb. 9: Flat Field der CCD Kamera

Zur Kalibrierung wird das Programm PixInsight verwendet. Entwickelt wurde PixInsight von der Firma Pleiades Astrophoto und ist spezialisiert auf Astrofotografie (Keller 2016). Damit die Kalibrierbilder vom Lightbild abgezogen werden können, benötigt man für ein Lightbild pro Kalibrierbildtyp ein aus den aufgenommenen rohen Kalibrierbildern gemittelt Masterframe. Von jeder Beobachtung muss demnach ein sogenanntes Masterbias, ein Masterdark und ein Masterflat entstehen. Das geschieht durch das Übereinanderlegen aller während einer Beobachtung entstandenen Bias Bilder, danach aller Darks und zum Schluss aller Flats. Da die Flats jedoch noch die Störsignale der Bias und Darks enthalten, müssen diese zuerst ebenfalls kalibriert werden, bevor sie integriert werden können. Durch dieses Integrieren von mehreren Bildern in ein einzelnes, wird das Signal gemittelt und der Fehler vermindert. Darüber hinaus werden Cosmics, welche immer nur genau auf einem Bild zu sehen sind, herausgemittelt. Der dazu verwendete Prozess heisst ImageIntegration (Abb.10). Für die Bias und die Darks müssen folgende Einstellungen verwendet werden:

- Combination: Average
- Normalization: No Normalization
- Weights: Don't care
- Evaluate noise abwählen
- Pixel Rejection: Linear fit clipping
- No Normalization

Durch die Kombinationsmethode Average werden die ADU-Werte der Pixel summiert und dann durch die Anzahl Bilder gerechnet.

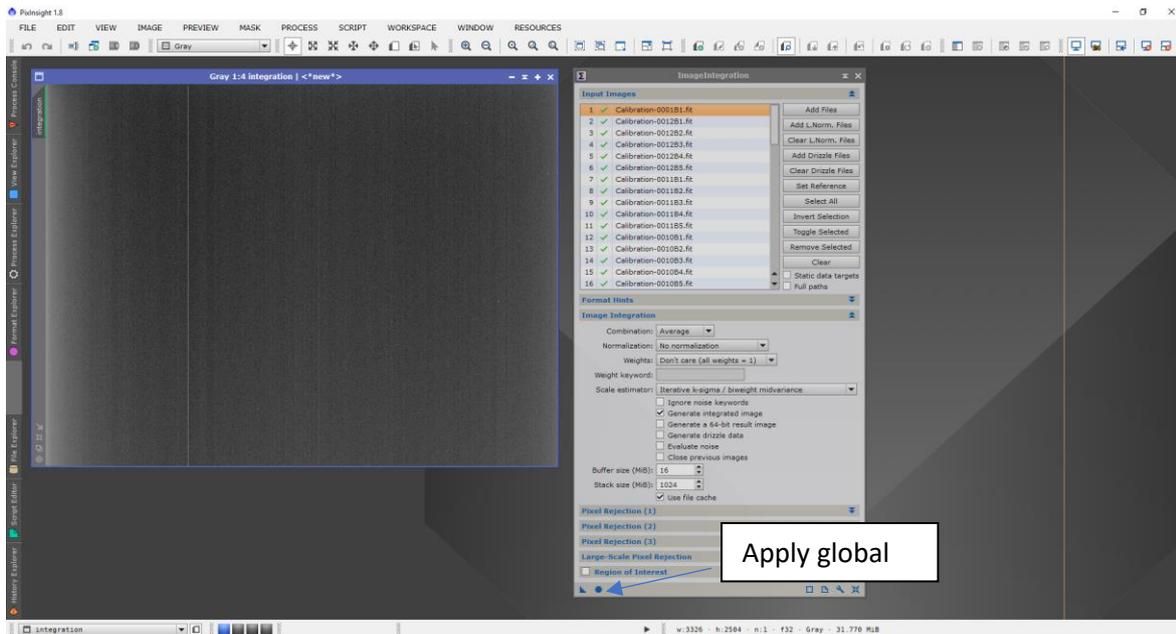


Abb. 10: Screenshot des Programms PixInsight mit geöffnetem ImageIntegration Prozess

Die Bias Bilder werden mit Hilfe von Add Files geladen. Mit «apply global» (Abb10) kann der Prozess ausgelöst und ein Masterbias berechnet werden. Dasselbe geschieht mit den Darks.

Anschließend wird das gemittelte Masterbias noch in ein sogenanntes Superbias umgewandelt. Der Vorteil beim Superbias ist, dass es keinen «random noise» mehr zeigt, sondern mittels einer Waveletglättung einen ähnlichen Effekt erzielt, wie das Stacking von 1000 Einzelbildern (Keller 2016). Dadurch sieht es etwas anders aus als das Bias Bild.

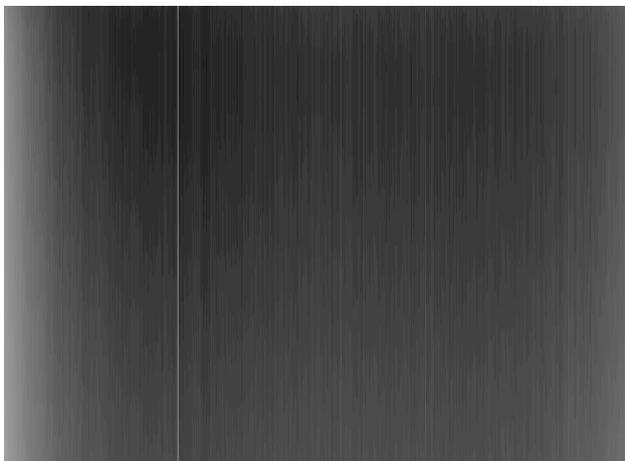


Abb. 11: Superbias

Als nächster Schritt werden die Flatbilder kalibriert. Das bedeutet, dass das Masterdark und das Masterbias vom Flat Field abgezogen werden. Diesmal verwendet man den Prozess ImageCalibration (Abb.12) und wendet folgende Schritte an:

- Add Files
- Output wählen
- Load integrated Superbias
- Load integrated masterdark --> calibrate anwählen
- Masterflat abwählen

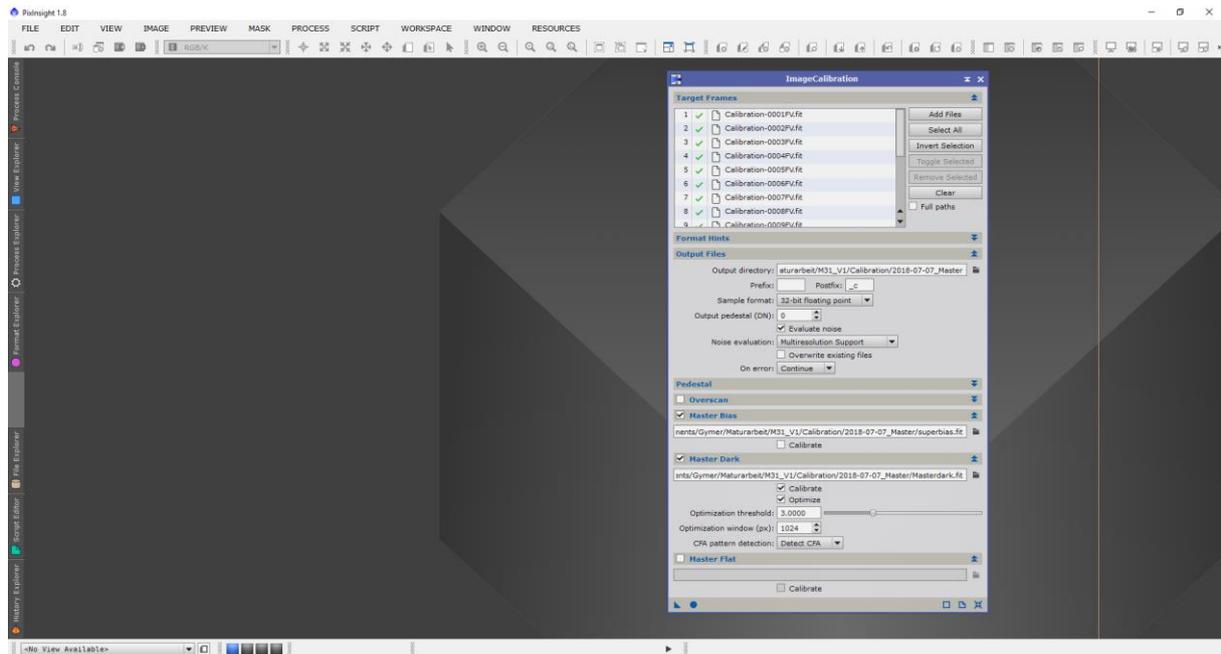


Abb. 12: Screenshot des Programms PixInsight mit geöffnetem Prozess ImageCalibration

Nach der Kalibrierung können die Flatbilder integriert werden, jedoch müssen dabei andere Einstellungen verwendet werden als vorher bei den Bias und Dark.

- Add Files.
- Combination: Average
- Multiplicative Normalization
- Weights: Don't care
- Evaluate noise abwählen
- Pixel Rejection: Linear fit clipping
- Normalization: Equalize Fluxes

Der letzte Schritt im PixInsight ist die Kalibrierung der Lightbilder, bei welcher das Masterdark, das Superbias und das Masterflat benötigt werden. Folgende Schritte sind durchzuführen:

Lights

- Add files
- Output wählen
- Load superbias
- Load masterdark --> calibrate anwählen
- Load masterflat

Damit die Lightbilder im MaxIm DL gestackt werden können, müssen sie im FITS-Format abgespeichert werden. Da sie durch den Kalibrierungsprozess im PixInsight-internen Format xisf ausgegeben werden, wird zum Umwandeln das Skript Batchformatprocessing verwendet.

4.2 Stacking in Maxim DL

Gestackt, also integriert, werden die Bilder im bereits erwähnten Programm Maxim DL. Dazu wird der Prozess Stack verwendet. Es werden immer alle Bilder einer Beobachtung zusammen geladen und übereinandergelegt. Zuerst wird die Qualität der Bilder beurteilt und die unbrauchbaren aussortiert. Ein Bild kann unbrauchbar sein, wenn während den Messungen plötzlich Wolken aufgezogen sind, das Teleskop in den Begrenzer gefahren ist und somit das Bild verzogen wurde oder es nicht mehr genügend fokussiert war. Danach müssen alle Lightbilder aligned, also aufeinander ausgerichtet werden. Als Abschluss folgt das Stacking. Die verwendete Methode ist das Sigma Clipping. Hierbei wird für jedes Pixel an derselben Position aller zu stackenden Lightbilder ein Mittelwert bestimmt, ohne ungewöhnlich hohe Werte miteinzubeziehen.

Der Unterschied vor und nach der Kalibrierung wird in Abb.13 und Abb.14 sichtbar. Der Prozess hat deutliche Auswirkungen auf die Sichtbarkeit des Sterns.

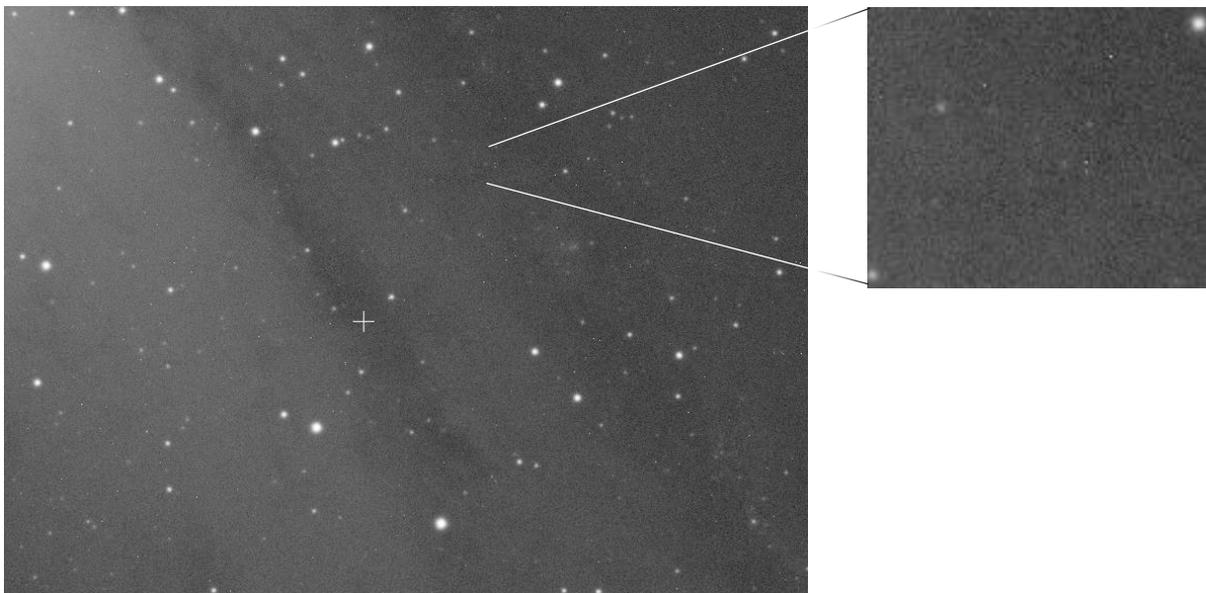


Abb. 13: Ausschnitt des unkalibrierten Lightframes mit M31-V1

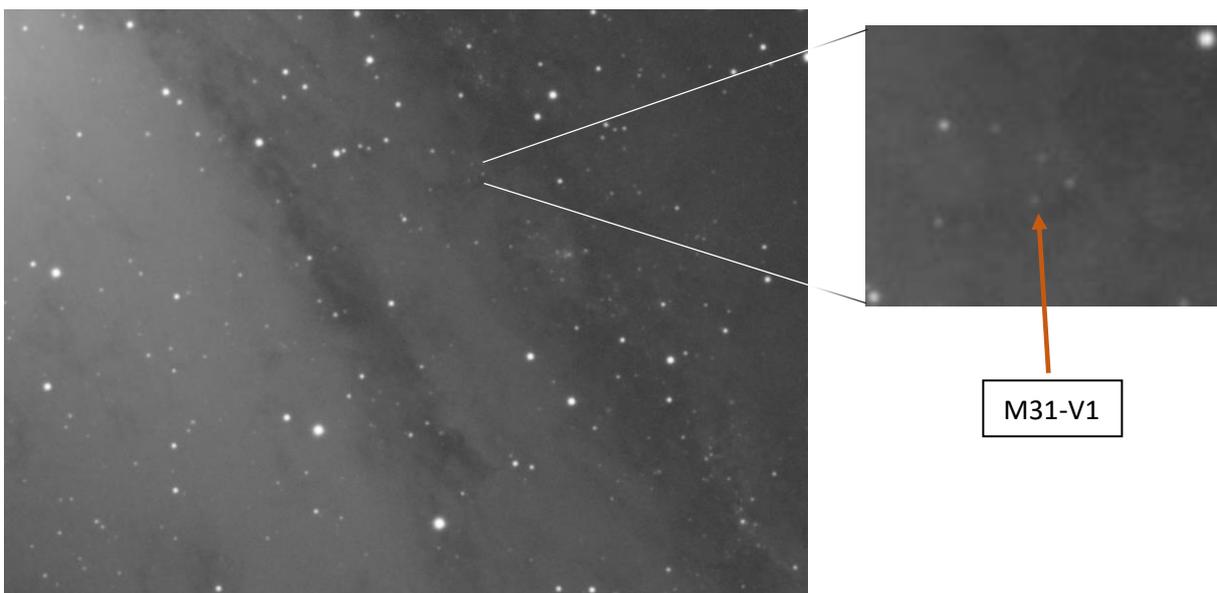


Abb. 14: Ausschnitt des kalibrierten Lightframes mit M31-V1

4.3 Helligkeitsbestimmung in AstrolmageJ

Die unbekanntes Strahlungsströme können auf den digitalen Bildern der CCD-Kamera mithilfe der Methode der differentiellen Blendenfotometrie ermittelt werden. Das dazu verwendete Programm ist AstrolmageJ (Collins et al. 2017). Es ist aus dem hauptsächlich für Biologie und Bio-Informatik verwendeten Programm ImageJ entstanden. Frederic V. Hessman und andere vom Institut für Astrophysik an der Georg-August-Universität in Göttingen erweiterten das Programm mit Astronomischen Modulen. Zu AstrolmageJ gibt es neben Collins et al. (2017) einen User Guide unter dem Link: https://www.astro.louisville.edu/software/astroimagej/guide/AstrolmageJ_User_Guide.pdf

4.3.1 Differentielle Blendenfotometrie

Die Bestimmung der scheinbaren Helligkeit mittels der differentiellen Blendenfotometrie erfolgt durch eine Kreisblende, welche über den Stern gelegt wird. Die Blende besteht aus drei Ringen. Dabei werden aber nur im inneren Kreis und im äusseren Ring der Blende Signale gemessen. Der mittlere Ring ist dafür da, dass sich die Signale nicht überschneiden. Mit der inneren Kreisblende wird das Signal des Sterns gemessen, deshalb sollte sie möglichst alle Pixel des Sterns beinhalten. Die optimale Grösse der Blende kann mit der FWHM des Sternsignals bestimmt werden. FWHM bedeutet Full-Width-at-Half-Maximum und bezeichnet den Durchmesser des Sternscheibchens in halber Intensitätshöhe (Abb. 14). Im äusseren Ring wird das Signal des Himmelshintergrunds gemessen. Dies ist deshalb notwendig, weil das Signal des Himmelshintergrundes auch im Sternsignal enthalten ist. Es muss davon abgezogen werden, da dieses Hintergrundsignal nicht bei jeder Messung gleich ist. Es beinhaltet unerwünschtes Restlicht von unserer Atmosphäre, Streulicht vom Mond oder Signale von schwachen Sternen und Nebeln in der Nähe des Messobjektes.

Für die Bestimmung der scheinbaren Helligkeit müssen sogenannte Vergleichsterne gewählt werden (Abb. 6), also Sterne, bei denen die scheinbare Helligkeit bekannt ist und die als Referenzen gebraucht werden können. Von diesen Sternen wird die Helligkeitsdifferenz zum Target bestimmt.

Damit dieses Verfahren im AstrolmageJ angewendet werden kann, werden unter File> Import > Image Sequence alle kalibrierten und gestackten CCD-Bilder geladen. Über den in einem neuen Fenster geöffneten Lightframe befinden sich die Steuerungstools und die wichtigsten Informationen zu den Bildern. Unter diesen Informationen befindet sich auch ein Feld für die RA/DEC Koordinaten, die Himmelskoordinaten. Bei rohen, noch nie bearbeiteten Bildern fehlen diese Koordinaten. Sie können mit dem Befehl WCS > Plate solving using WCS (with options...) hinzugefügt werden. Vor der Ausführung dieses Prozesses sind die Pfeile für die Bildorientierung oben links rot und in Pixel angegeben, danach werden die Pfeile gelb und in Bogenminuten angegeben (Abb.15). Ausserdem werden in den Felder RA: und DEC: die Himmelskoordinaten angezeigt. Durch die eingefügte Koordinateninformation können die Einzelbilder pixelgenau ausgerichtet (aligned) werden. Dies ist notwendig, um die Blenden über dem Targetstern und den Vergleichssterne korrekt setzen zu können. Dies kann mit Process> Align stack using WCS or Apertures automatisch ausgeführt werden.

Da das Programm die Methode der differentiellen Blendenfotometrie verwendet, müssen als nächstes die Blenden, sogenannte Apertures, gesetzt werden. Zum Bestimmen des Blendendurchmessers wird das Seeing Profil des Sterns analysiert (Abb. 16). Es zeigt quasi einen halben Querschnitt durch das Signalprofil des Sterns an. Auffällig beim M31-V1 ist, dass aufgrund des schwachen Signals der Anteil des Hintergrundrauschens in den äusseren Pixeln relativ hoch ist. Aus diesem Grund wird der innere Ring kleiner gewählt als das Programm vorschlägt, nämlich nur bei 2 Pixeln. Der innere Radius des äusseren Rings wird auf fünf Pixel gesetzt, der äussere Radius auf 9 Pixel. Das bedeutet, es gibt einen Gesamtradius von 9 Pixeln.

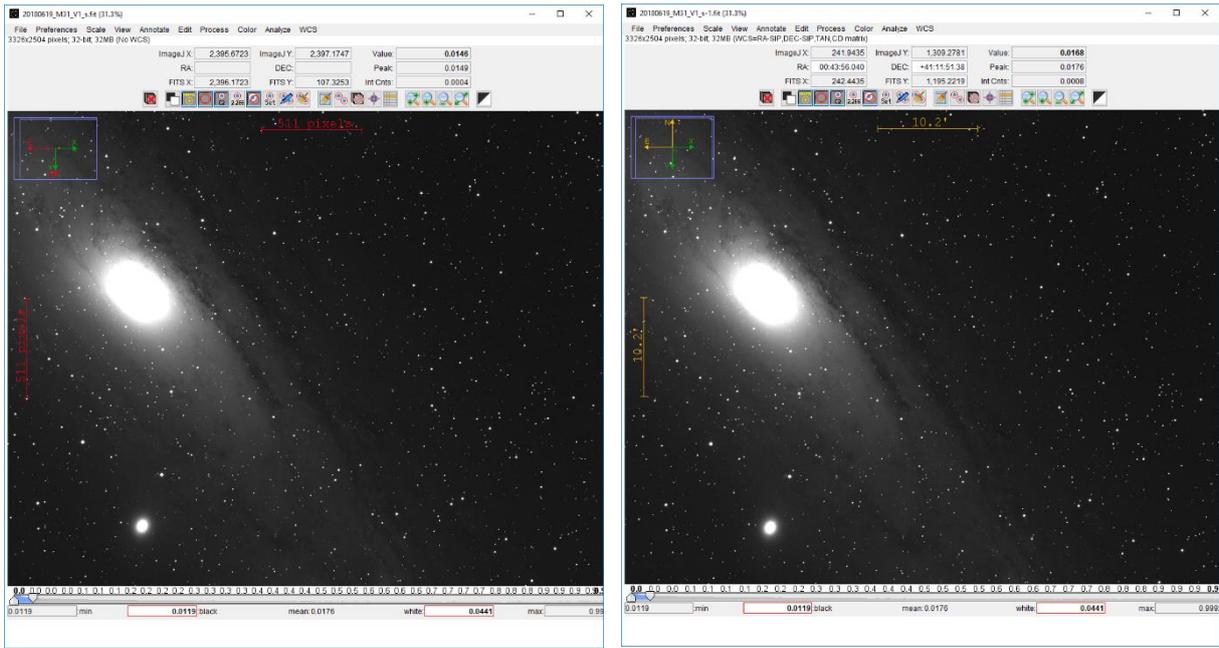


Abb. 15: Screenshots aus dem Programm AstrolmageJ. Links ohne eingefügte WCS Koordinaten, rechts mit WCS Koordinaten

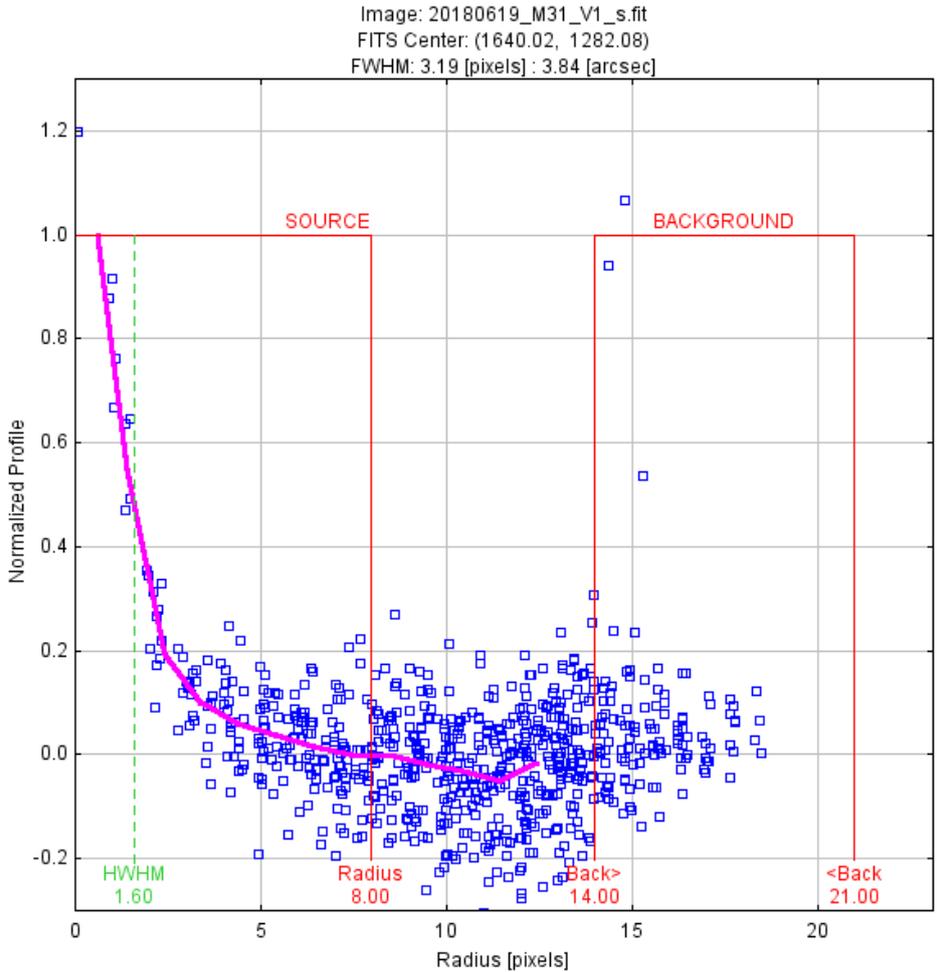


Abb. 16: Seeing Profil des M31-V1. Der halbe Durchmesser des Sternscheibchen auf halber Intensitätshöhe (HWHM) beträgt 1.6 Pixel. Deutlich ist zu sehen, dass bei einem Blendenradius von mehr als 2 Pixeln das gemessene Signal nur noch aus dem Rauschen des Himmelshintergrundes besteht. Die automatisch bestimmten Vorschläge von AstrolmageJ für die Radien der inneren Kreisblende (8 Pixel) und des Hintergrundrings (14 – 21 Pixel) sind daher für M31-V1 viel zu gross.

Mit diesen Einstellungen können nun der Target Stern und die Vergleichssterne ausgewählt werden. Dazu verwendet man das Tool Multi-Aperture-Photometry.

Passende Vergleichsterne wurden der Datenbank der AAVSO entnommen (Abb. 6). Durch Anklicken des Targets und der Vergleichsterne werden die Blenden gesetzt (Abb. 18). Sobald die Vergleichssterne gesetzt sind, werden mit «Enter» die Berechnungen ausgelöst und die scheinbare Helligkeit des M31-V1 für jede Beobachtungsnacht automatisch bestimmt. Die Ergebnisse sind in Tabelle 3 zusammengestellt. Für jede Messung findet sich die berechnete scheinbare Helligkeit m_1 von M31-V1 sowie die gemessenen Intensitäten s_1 des Strahlungsstroms von M31-V1.

Benötigt wird jetzt noch die durchschnittliche scheinbare Helligkeit von M31-V1. Diese muss nach Feast and Catchpole (1997) über die Intensitäten, also die jeweiligen Strahlungsströme gemittelt werden. Hierzu formen wir die Definitionsgleichung der scheinbaren Helligkeit etwas um und erhalten

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log_{10}\left(\frac{s_1}{s_2}\right)$$

$$m_1 = -2.5 \log_{10}(s_1) + m_2 + 2.5 \log_{10}(s_2) = -2.5 \log_{10}(s_1) + Z$$

$$Z = m_2 + 2.5 \log_{10}(s_2)$$

Der gemeinsame Nullpunkt Z wird demnach über die einzelnen Magnituden m_2 der Vergleichssterne jeder Messung und deren Intensität s_2 ausgerechnet. Zur Berechnung der durchschnittlichen scheinbaren Helligkeit von M31-V1 mitteln wir zuerst die in Tabelle 3 wiedergegebenen Intensitäten s_1 von M31-V1 und setzen diese in die mittlere Gleichung ein.

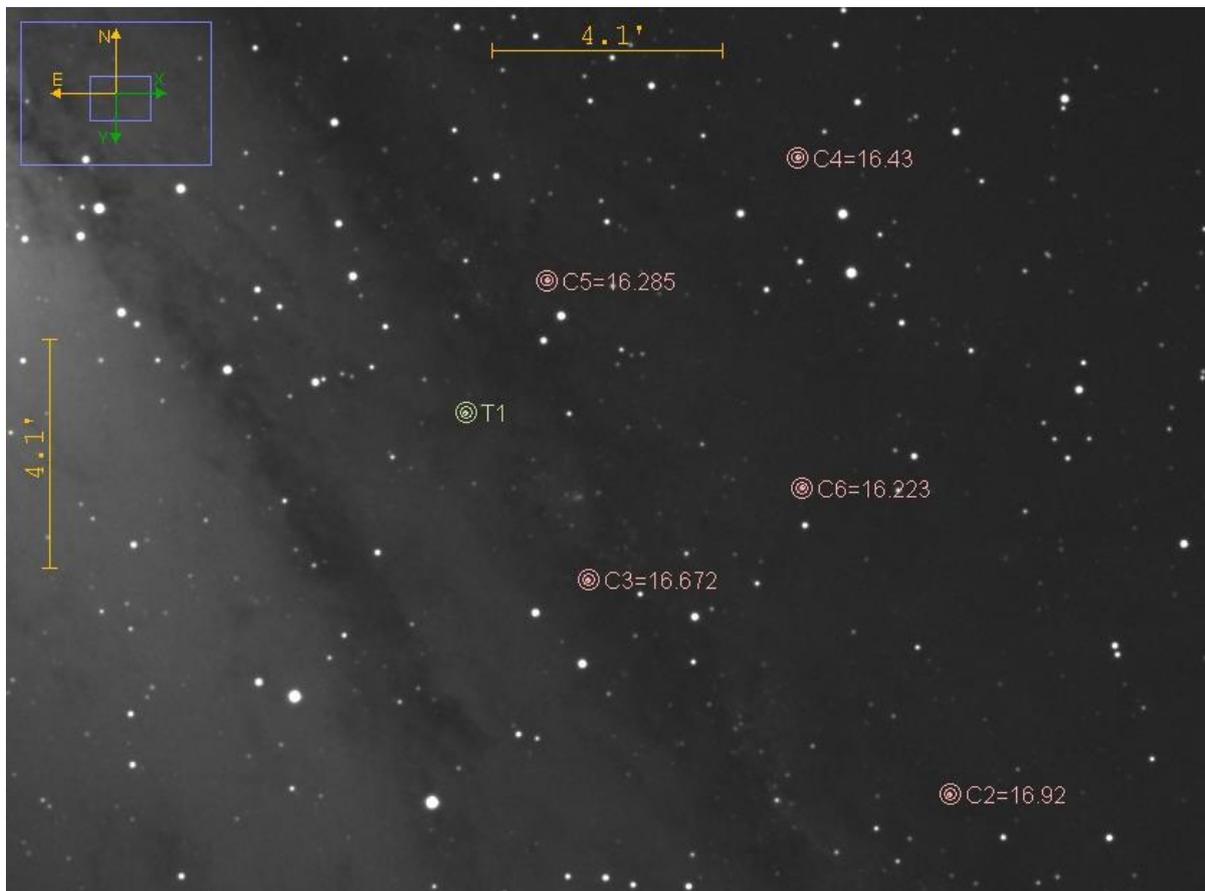


Abb. 18: Ausschnitt mit dem Targetstern T1 (grün) und den Vergleichssterne C2 – C6 (rot). Die Zahlenangaben bei den Vergleichssterne sind deren Standardhelligkeiten im Johnson V Filter (vgl. Abb. 6).

Datum	m_1	FWHM	$-2.5 \cdot \text{LOG}(s_1)$	s_1	Z
20180619	18.625762	3.108806	3.896508493	0.027631	14.72925351
20180707	19.405957	3.680016	4.676661618	0.013469	14.72929538
20180718	18.613104	3.794069	3.883851259	0.027955	14.72925274
20180719	18.562549	3.929242	3.833275710	0.029288	14.72927329
20180811	19.573346	3.813614	4.844109205	0.011544	14.72923680
20180812	20.038289	3.834517		0.007523	
20180815	19.784732	4.070979	5.055462435	0.009502	14.72926957
20180903	19.327315	3.435063	4.598078595	0.014480	14.72923640
20180908	19.635695	4.215400	4.906433755	0.010900	14.72926124
20180909	19.583801	4.504516	4.854504530	0.011434	14.72929647
20180911	19.690872	4.320152	4.961600611	0.010360	14.72927139
20180915	19.632600	3.800485	4.903350264	0.010931	14.72924974
20180917	18.927815	5.114406	4.198543901	0.020921	14.72927110
20180919	18.485860	4.452243	3.756604503	0.031431	14.72925550
20180920	18.556621	3.989441	3.827360489	0.029448	14.72926051
20180925	18.850881	4.157065	4.121620653	0.022457	14.72926035
20180926	18.914407	4.110298	4.185133849	0.021181	14.72927315
20180927	18.939766	3.585997	4.210493826	0.020692	14.72927217
20181004	19.314499	3.870000	4.585257725	0.014652	14.72924127
20181005	19.361243	4.372063	4.631968958	0.014035	14.72927404
20181006	19.428151	3.738808	4.698894233	0.013196	14.72925677
20181009	19.537288	3.766758	4.808034916	0.011934	14.72925308
20181010	19.794497	4.967504	5.065218574	0.009417	14.72927843
20181011	19.524396	3.816826	4.795102334	0.012077	14.72929367
20181012	19.756679	3.888575	5.027377109	0.009751	14.72930189
20181020	18.397463	5.477269	3.668209576	0.034097	14.72925342
20181021	18.49501	4.571384	3.765762498	0.031167	14.72924750
20181022	18.728603	4.125619	3.999345973	0.025134	14.72925703

Tabelle 3: Ergebnisse der differentiellen Blendenphotometrie. Scheinbare Helligkeit m_1 von M31-V1 in Magnituden. Der Durchmesser des Sternscheibchens auf halber Intensitätshöhe in Pixel (FWHM) ist ein Mass für die Qualität der Sichtbedingungen und der Fokussierung. Die Messung vom 12.08.2018 wurde nicht miteinbezogen (siehe Kapitel 4.4).

Die durchschnittliche scheinbare Helligkeit m von M31-V1 beträgt somit:

$$4.333 \text{ mag} + 14.729 \text{ mag} = 19.062$$

Dies ist das erste Messergebnis der Aufgabenstellung dieser Arbeit.

4.4 Periodenbestimmung in Peranso

Die Periodenbestimmung erfolgt im Programm Peranso. Dieses Programm, entwickelt von Tonny Vanmunster, dient zur Analyse und Ermittlung der Periode von verschiedenen Helligkeitskurven.

Am besten folgt man zu Beginn der Getting Started Anleitung des Programms. Als erstes müssen die Daten eingelesen werden. Das ist auf zwei Arten möglich: Entweder werden die Daten direkt von einem File importiert oder über ein Windows Clipboard. Erst wurde die Möglichkeit über das Clipboard verwendet. Dazu werden die Daten mit dem Notepad geöffnet, kopiert und mit «Paste Data» eingefügt. Die Beobachtungen werden nun im sogenannten Observation-Fenster angezeigt. Jeder Punkt steht für eine einzelne Messung. Das bedeutet, die in Abb. 19 wiedergegebene Kurve ist die gesuchte Helligkeitskurve von M31-V1. Die x-Achse zeigt die Tage im Julianischen Datum. Die y-Achse die Helligkeit in Magnituden.

Eine erste Analyse der Helligkeitskurve hat gezeigt, dass M31-V1 auf der Messung vom 12. August 2018 unüblich schwach war. Die entsprechende Messung wurde daher bei der weiteren Auswertung nicht berücksichtigt.

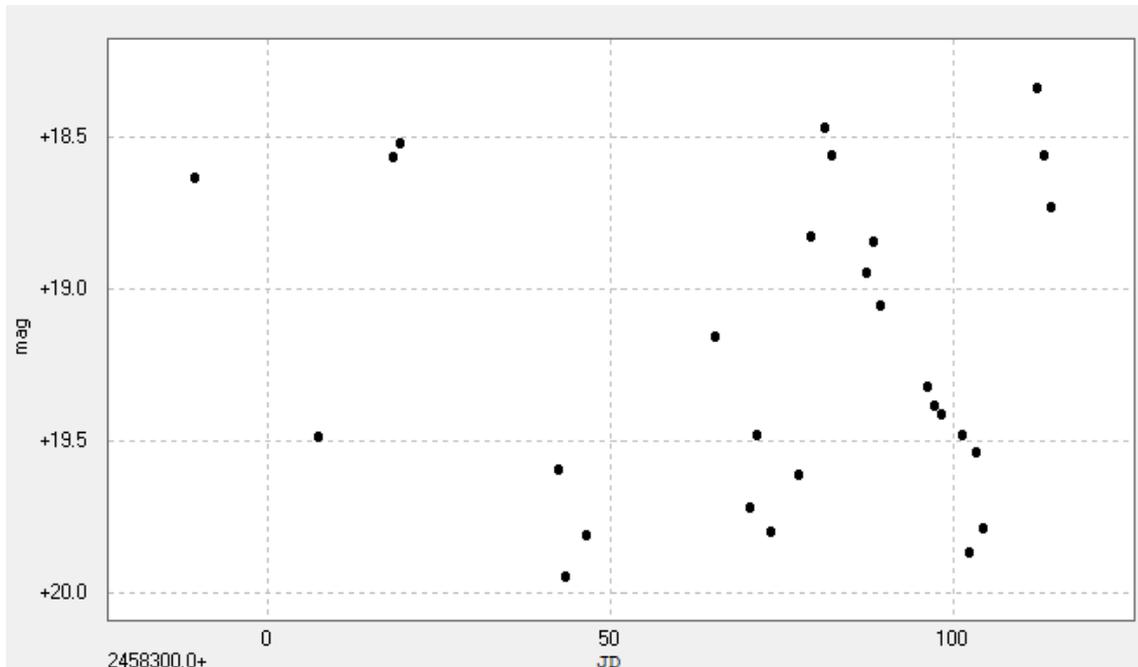


Abb. 19: Diagramm der gemessenen Helligkeitskurve mit der Messung vom 12.08.2018

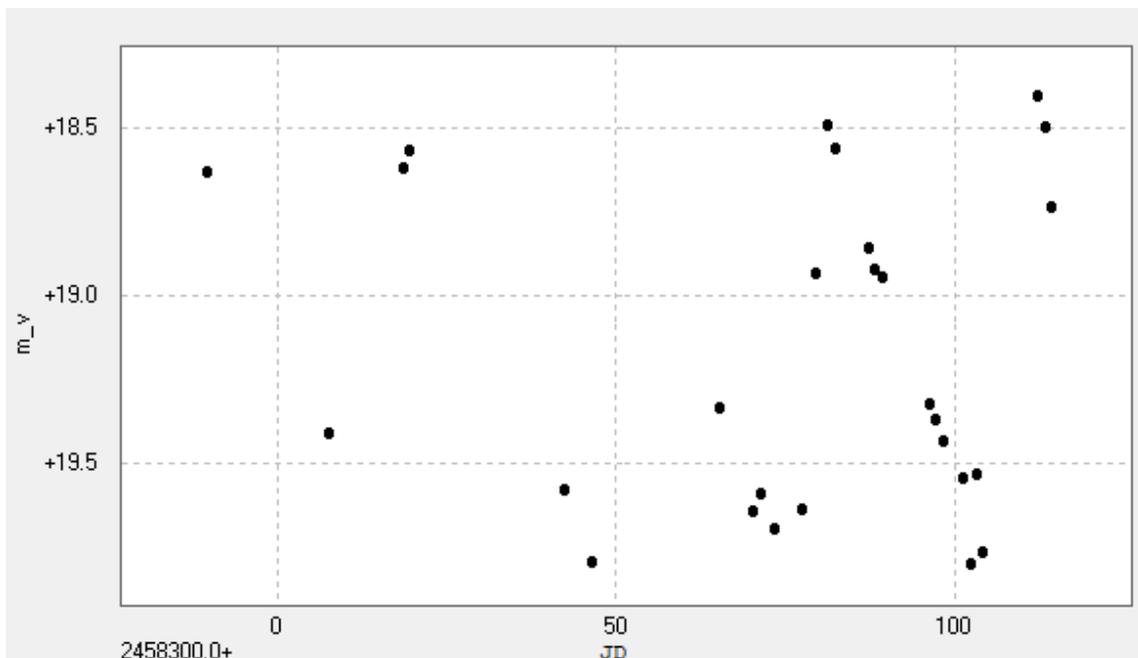


Abb. 20: Diagramm der gemessenen Helligkeitskurve ohne die Messung vom 12.08.2018. Dargestellt ist auf der x-Achse das Julianische Datum (JD) und auf der y-Achse die scheinbare Helligkeit in Magnituden.

4.4.1 PDM Methode

Zur Bestimmung der Periode der Helligkeitskurve muss eine geeignete Periodenanalysemethode gewählt werden. In dieser Arbeit wurde die PDM Methode (Phase dispersion minimization method) verwendet. Sie eignet sich besonders für das Analysieren von Helligkeitskurven, die keinen sinusförmigen Verlauf zeigen und nur aus wenigen Beobachtungen bestehen.

Wird eine Versuchsperiode angenommen und die Helligkeitskurve in Einzelabschnitte mit dieser Periodenlänge geteilt und die Einzelabschnitte alle übereinandergelegt, entsteht ein sogenanntes Phasendiagramm. In den nachfolgend wiedergegebenen Phasendiagrammen (Abb. 22–29) werden allerdings immer zwei Phasen gezeigt, die Datenpunkte sind aber in der ersten und der zweiten Phase stets dieselben. Ist die Versuchsperiode korrekt gewählt worden, dann zeigt sich im Phasendiagramm eine mehr oder weniger deutlich ausgeprägte Kurve, stimmt die angenommene Versuchsperiode hingegen nicht, dann ist keine Kurve zu erkennen: Die Datenpunkte sind dann mehr oder weniger zufällig entlang der x-Achse im Phasendiagramm verteilt. Die Varianz der Kurve ist dabei das Mass zur Bestimmung der optimalen Periode. Zur Berechnung der Varianz muss die Kurve in sogenannte Bins eingeteilt werden. Das bedeutet sie wird in eine gewisse Anzahl gleiche Stücke geteilt. Ohne die Bins würde sich die Varianz nicht verändern, da die Punkte über das Ganze gesehen immer noch genau gleich vom Mittelwert abweichen, wie im ungebinnten Phasendiagramm. Die Varianz wird also in jedem Bin einzeln berechnet und dann die mittlere Varianz über alle Bins kalkuliert. Bei einer exakten Kurve ist die Abweichung zweier Punkte innerhalb des Bins minimal. Der Mittelwert, der sich daraus ergibt, wird mit der Varianz des Maximalwertes dividiert. Der Idealwert ist somit bei der kleinstmöglichen Zahl, die sich ergibt, erreicht. Durch mehrfaches Durchführen der PDM Methode lässt sich die Periodenanalyse verfeinern. Durch das Verfeinern wird der Fehler kleiner. Dies kann beliebig wiederholt werden, jedoch ist irgendwann der Punkt erreicht, an dem der Fehler nicht noch mehr abnimmt, dann ist die Periodenbestimmung abgeschlossen.

In Abbildung 21 sieht man das Periodenfenster mit der sogenannten Theta-Kurve. Auf der x-Achse wird die Periodenlänge in Tagen angegeben, über welche das Programm gerechnet hat und auf der y-Achse der Thetawert. Die Kurve entsteht von rechts nach links. Das bedeutet, das Programm berechnet zuerst die Varianz bei den längsten Perioden und arbeitet sich dann zu immer kürzeren Perioden vor.

In die Theta-Kurve lässt sich der Frequency cursor einfügen, dargestellt als blau gestrichelte Linie (Abb. 21). Dabei wird neben dem Cursor die Periodendauer (P) vom Punkt angegeben, wo sich der Cursor befindet. Sobald der Frequency cursor angewählt ist, ist es möglich, über den entsprechenden Button das Phasendiagramm darzustellen. Es wird in einem neuen Fenster, dem Phase Window angezeigt. Durch Verschieben des Frequency Cursors verändert sich auch das Phasendiagramm. Befindet sich der Frequency cursor bei der errechneten, optimalen Periode sollte auch das Phasendiagramm eine einheitliche Kurve zeigen. Mit dem Infobutton öffnet sich ein Fenster, welches unter anderem die Periodendauer und deren Fehler ausweist.

Durch die Anwendung der PDM Methode auf den eigenen Messungen wurde eine Periode von 31.3996 ± 3.57 Tagen bestimmt.

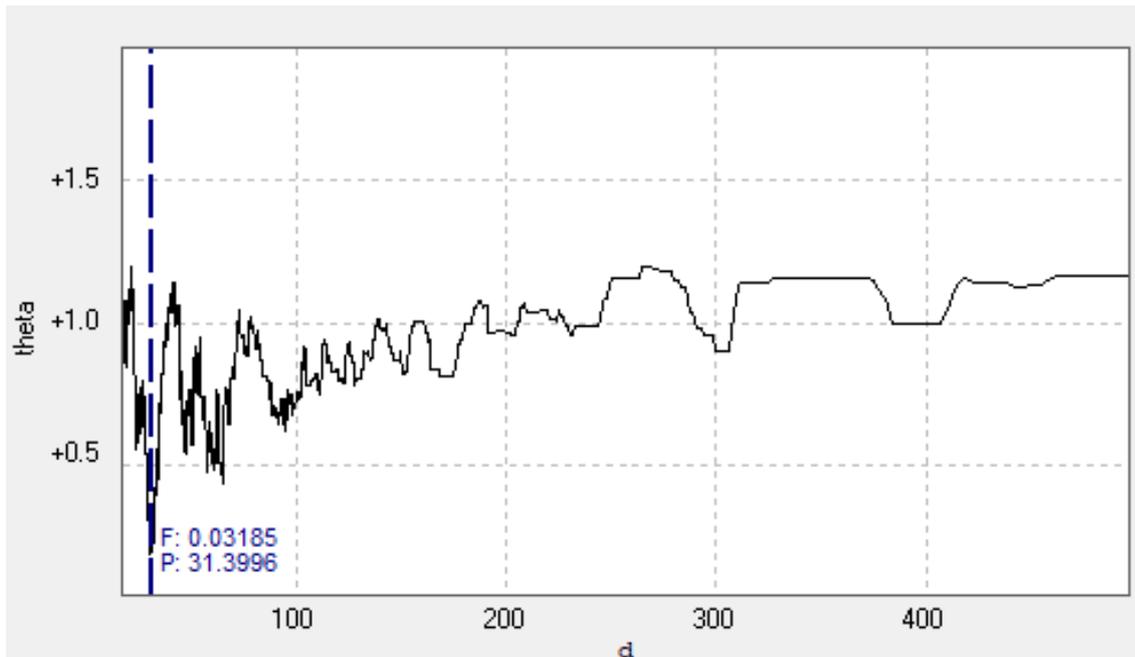


Abb. 21: Theta-Kurve mit eingefügtem Frequency cursor

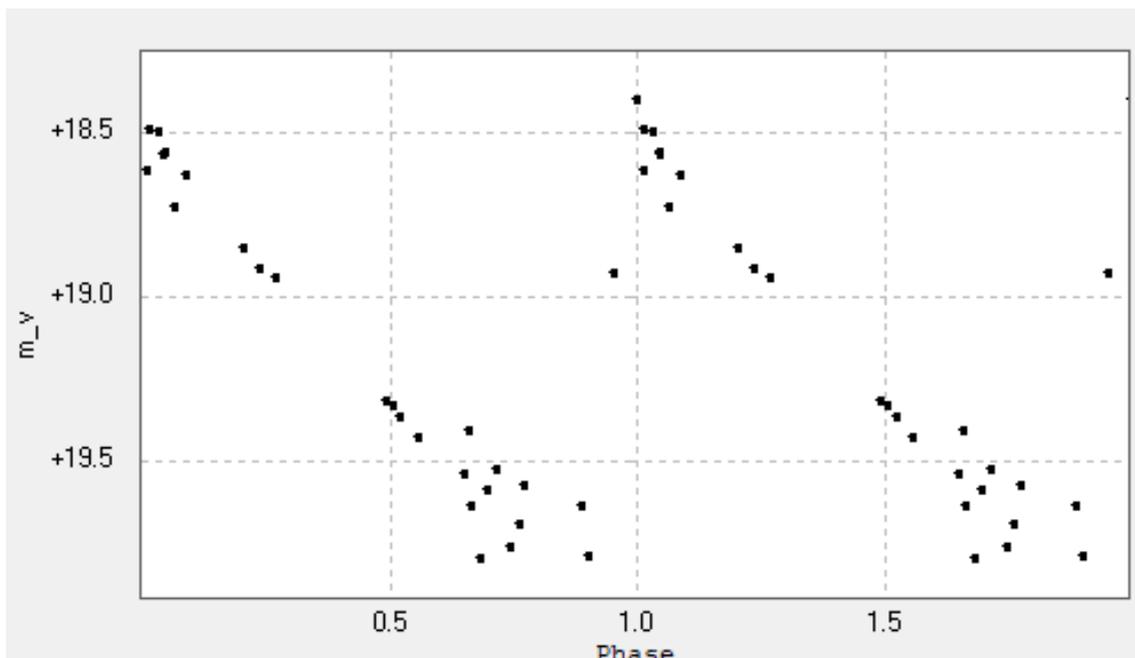


Abb. 22: Phasenplot zur Periode 31.3996 +/- 3.57. Epoche JD 2458286.70

4.4.2 Vergleich mit modernen und historischen Daten

Moderne Beobachtungen

Im Jahr 2010 führte eine Gruppe von 11 Astronomen der AAVSO Beobachtungen zum M31-V1 durch. Ihr Arbeitsprozess wurde im Jahr 2011 in einem Paper veröffentlicht (Templeton et al. 2011) Sie beobachteten den Cepheiden über 200 Tage lang und erstellten aus den gesammelten Daten der verschiedenen Beobachter eine Helligkeitskurve. Zur Bestimmung der Periode benutzten sie die Fourier-Analyse. Schlussendlich korrigierten sie den Offset der Magnitude, der sich ergeben hat, weil verschiedene Beobachter mit verschiedener Ausrüstung beobachtet haben. Templeton et al. verglichen die Daten mit den historischen Beobachtungen von Edwin Hubble und W. Baade, die beide

entscheidend zum heutigen Wissen über Cepheiden beigetragen haben. Sie kamen zum Ergebnis, dass die Periode des Sterns sich nicht verändert hatte. Jedoch wird im Fazit des Papers erwähnt, dass noch weitere Beobachtungen nötig seien, um dies eindeutig zu belegen.

Ein Jahr später befassten sich AAVSO Mitglieder, darunter Goff und Templeton erneut mit dem M31-V1. Die Daten wurden somit um ein Jahr erweitert und erneut veröffentlicht (Goff et al 2012).

Bis ins Jahr 2018 sind weitere Beobachtungen entstanden, welche alle in der Datenbank der AAVSO zu finden sind. Die neusten Beobachtungen wurden jedoch noch nie gemeinsam ausgewertet.

Ein Ziel dieser Arbeit ist es, dem Beispiel von Templeton et al. zu folgen und die eigenen Messungen und Resultate mit anderen, modernen Daten und später auch mit den Daten von Edwin Hubble und W. Baade zu vergleichen und auszuwerten.

Historische Beobachtungen

Edwin Hubble

Edwin Hubble wendete erstmals die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung für seine Studien an. Er untersuchte die Andromeda-Galaxie. Für seine Beobachtungen benutzte er das damals grösste Teleskop der Welt, das 100 Zoll Hooker Teleskop im Mount Wilson Observatorium in Kalifornien (Bennett 2010). Er entdeckte im Jahr 1923 in der Andromeda-Galaxie 40 Cepheiden, darunter den M31-V1. Deren Perioden bestimmte er durch Auszählen jeder einzelnen Fotoplatte. Die Periode des M31-V1 betrug nach seinen Messungen 31.39 Tage und hatte ihr Maximum bei 18.2 mag und ihr Minimum bei 19.4 mag (Hubble 1929). Mithilfe der Cepheiden konnte er die genaue Entfernung der Andromeda-Galaxie berechnen. Er bewies damit, dass es sich um eine Galaxie ausserhalb unserer Milchstrasse handelte, was damals noch nicht bekannt war. Die Distanz zur Andromeda-Galaxie betrug nach seinen Berechnungen 900'000 Lichtjahre, später stellte sich jedoch heraus, dass er sich um den Faktor 2 verrechnet hatte. Den Grund dafür sollte erst W. Baade 30 Jahre später entdecken.

Baade & Swope

W. Baade führte seine Beobachtungen im Jahr 1950-51 durch. Dazu verwendete er das 200 Zoll Palomar Teleskop auf dem Mount Palomar. Seine gesammelten Daten wurden erst nach seinem Tod von Henrietta Swope veröffentlicht (Baade und Swope, 1965). Die beobachteten Perioden sind jedoch immer sehr unvollständig, da er immer nur bei Neumond arbeitete. Beim Beobachten von RR-Lyrae-Sternen im Andromeda Nebel klärte er ausserdem den Unterschied der Population I und II Cepheiden. Mit der berechneten Entfernung hätte er nämlich die Sterne erkennen müssen, sie waren jedoch nicht zu sehen, da sie sich weiter weg befanden als angenommen (Scheffler und Elsässer 1990). Deshalb wurde die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung an beide Populationen angepasst und die Entfernung der Andromeda-Galaxie konnte auf 2,5 Millionen Lichtjahre korrigiert werden.

Meine eigenen Messungen können nun mit den schon existierenden Messungen verglichen und ergänzt werden. Die Daten sind in einem File in der Datenbank der AAVSO abgelegt. Darin enthalten sind die Daten von Templeton et al. (2011), Goff et al. (2012), sowie die historischen Daten von Edwin Hubble (1925) und W. Baade (1965), sowie die diversen neueren Beobachtungen, welche in den letzten Jahren ergänzt wurden.

Abgesehen von Edwin Hubble und W. Baade, die beide noch mit blauempfindlichen Fotoplatzen gearbeitet haben, abgekürzt mit dem Kürzel B, wurden nur die Messungen im V und im R Filter bei der Auswertung verwendet. In der Tabelle 4 sind alle verwendeten Messungen und von welchem entsprechenden Astronomen sie stammen aufgeführt.

Kürzel	Name	Ort	Filter	Beobachtungen
FTKB	Friedli	Belp, CH	V	28
CMJA	Cook	Ontario, CA	R	14
GFBR	Goff	California, US	R	122
GFBV	Goff	California, US	V	150
HQA	Henden	Arizona, US	R	28
LCLA	Lemaire	Gerlingen, DE	V	8
SRIC	Sabo	Montana, US	R	19
SSTB	Smith	California, US	R	39
UISO1	Martin	Illinois, US	R	7
HEW	Hubble	California, US	B	130
BWAC	Baade and Swope	California, US	B	75

Tabelle 4 Astronomen und ihre jeweilige Anzahl Beobachtungen, welche für den Vergleich der Perioden verwendet wurden

Aus der Periodenanalyse der modernen Beobachtungen (Abb.23, links) ergab sich eine Periode von 31.3845 ± 0.072 Tagen. Der entstandene Phasenplot (Abb.23, rechts) zeigt, dass die exakten Magnituden jeweils pro Beobachter um einen gewissen Wert verschoben sind. Da sich die Maxima aber trotzdem immer am gleichen Ort befinden, ist dies nicht weiter schlimm. Deshalb wurde dieser Offset der Magnituden nicht wie bei Templeton et al. (2011) angepasst.

Im zweiten Schritt wurden die eigenen Messungen miteinbezogen (Abb.24). Dies ergibt eine Periode von 31.3845 ± 0.0450 Tagen. Es zeigt sich also, dass der Fehler durch dieses zusätzliche Jahr Beobachtung beträchtlich, nämlich um 38%, abnimmt.

Die Daten von Hubble wurden von Templeton et al. (2011) ebenfalls in der AAVSO Datenbank digitalisiert. Dabei spielte es keine Rolle, ob sie von Hubble persönlich als schwach, gut oder akzeptabel angesehen wurden. Es wurden nur diese Daten nicht einbezogen, wo der schwächste Vergleichssterne heller war als das Target und wo der Stern nicht sichtbar war. Mit der Fourier-Analyse erhielten Templeton et al. eine Periodendauer von $P = 31.394 \pm 0.003$ Tagen. Diese weicht nur schwach von der Annahme Hubble's ab, welche einer Periode von $P=31.390$ Tagen entspricht. Mit der PDM-Methode in Peranso beträgt die Periode der Daten von Hubble: 31.380 ± 0.009 Tage. (Abb. 25, links)

Auffällig am Phasendiagramm (Abb.25, rechts) von Hubble ist, dass sich die Punkte ähnlicher Magnituden immer auf einer Linie befinden. Das liegt daran, dass zu dieser Zeit nur eine Genauigkeit von 0.1 mag erreicht werden konnte.

Zu sehen im entsprechenden Phasenplot (Abb.26, rechts), sind im Gegensatz dazu die Magnituden von W. Baade bereits genauer. Templeton et al. (2011) errechneten mit der Fourier-Analyse eine Periode von 31.226 Tagen. Baade und Swope (1965) gaben eine Periode von 31.384 Tagen aus. Die PDM-Methode ergab eine Periodendauer von 31.3845 ± 0.9741 Tagen. Bei W. Baade ist jedoch bereits anzumerken, dass die Theta-Kurve (Abb. 26, links) relativ ungenau ausgefallen ist. Das stellten auch Templeton et al fest. In der Fourier-Analyse entstanden keine schönen Peaks, sondern beim Hauptpeak immer noch Nebenpeaks.

Messungen von	Periodendauer von Templeton	Periodendauer persönlich bestimmt	Periodendauer vom jeweiligen Beobachter
Hubble	31.394 ± 0.003	31.380 ± 0.009	31.390
W.Baade	31.226 ± 0.03	31.3842 ± 0.9741	31.384

Tabelle 5 Übersicht über die ermittelten Periodenlängen der historischen Daten in Tagen

Werden die Messungen von Hubble und W. Baade kombiniert ergibt das eine Periodendauer von 31.3880 ± 0.016 Tagen. (Abb. 27)

Als Endresultat wurden nun alle vorhandenen Daten zu einem Phasenplot vereinigt. (Abb. 28, rechts)

Die Periodendauer beträgt: 31.3890 ± 0.0045 . Tage

Miteinbezogen	Periodendauer	Fehler
Eigene Daten	31.3996	± 3.57
Moderne Daten	31.3845	± 0.072
Eigene Daten und Moderne Daten	31.3845	± 0.045
Hubble	31.380	± 0.009
W. Baade	31.3845	± 0.9741
Hubble und W. Baade	31.3880	$\pm 0,0163$
Alle	31.3890	± 0.0045

Tabelle 6 Übersicht aller errechneten Perioden mit der PDM Methode

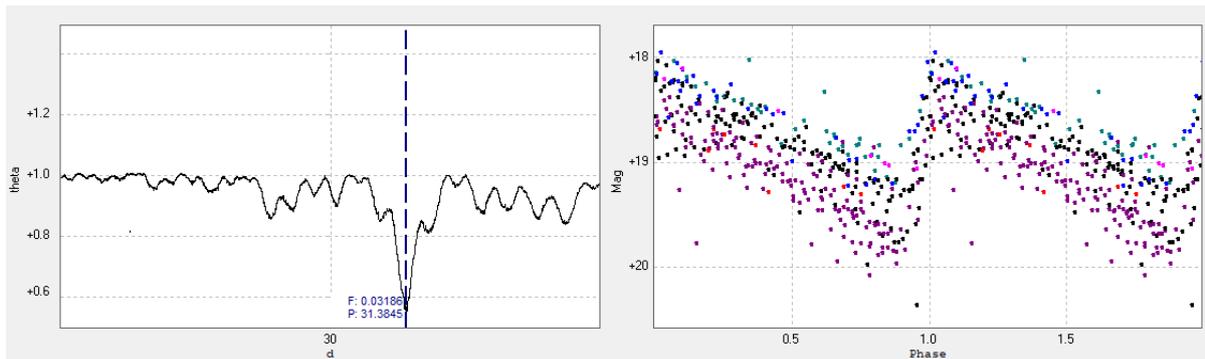


Abb. 23: links Theta-Kurve der modernen Beobachtungen; rechts Phasenplot

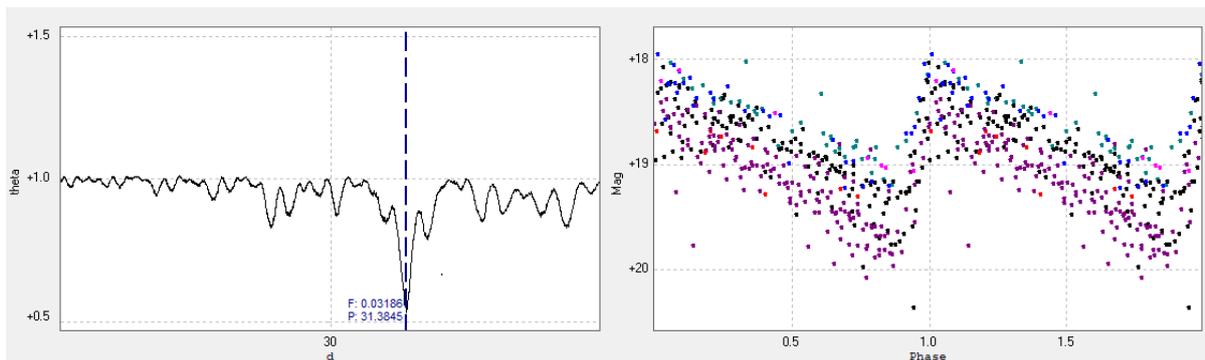


Abb. 24: links Theta-Kurve der modernen und eigenen Beobachtungen; rechts Phasenplot

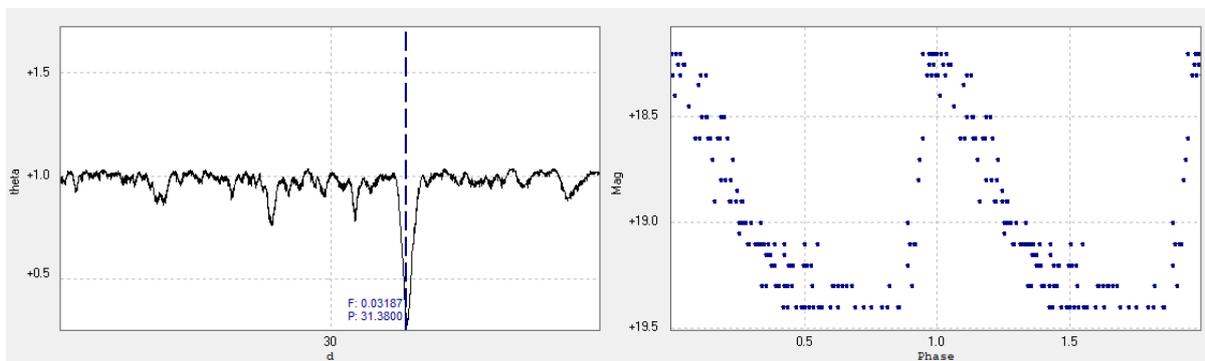


Abb. 25: links Theta-Kurve der Hubble Daten; rechts Phasenplot

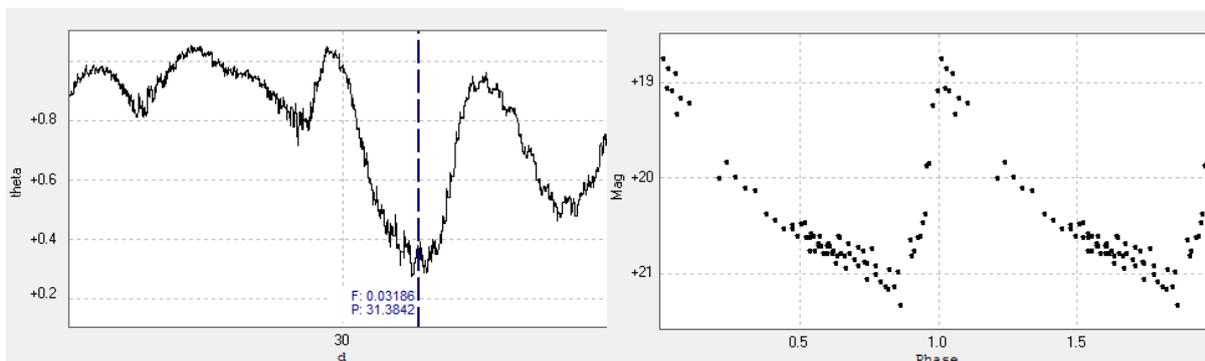


Abb. 26: links Theta-Kurve der Baade Daten; rechts Phasenplot

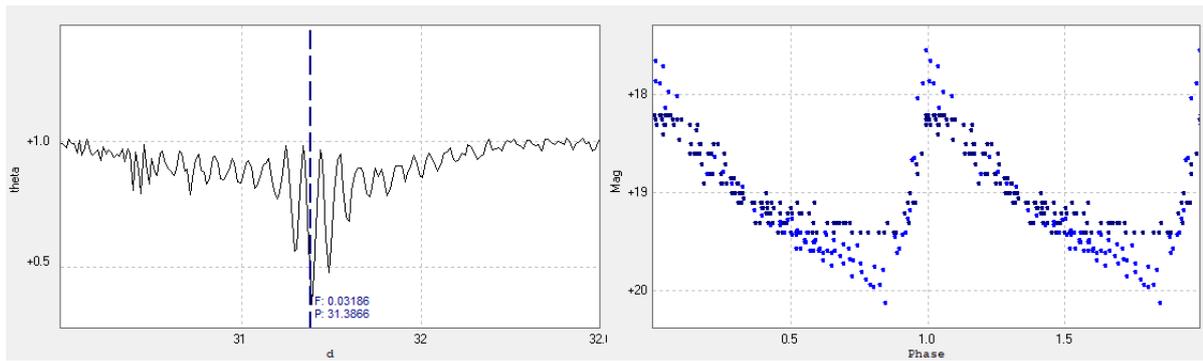


Abb. 27: links Theta-Kurve der kombinierten Daten von Hubble und Baade; rechts Phasenplot

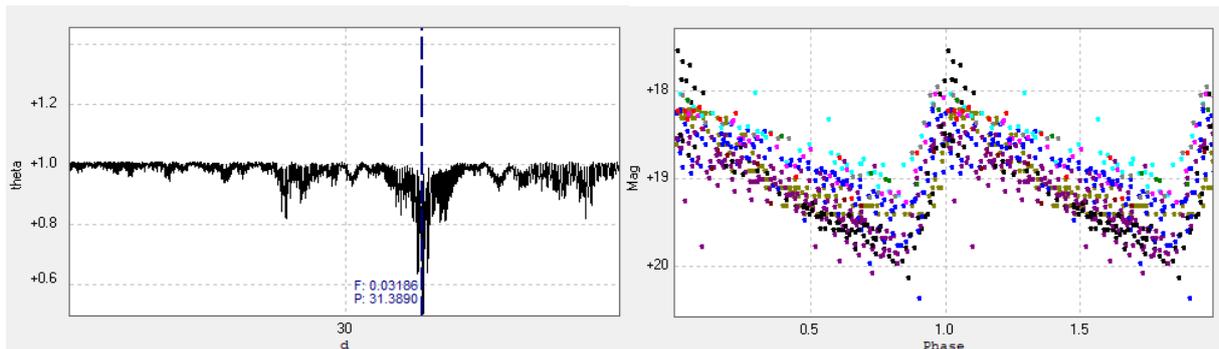


Abb. 28: links Theta-Kurve aller Daten kombiniert; rechts Phasenplot

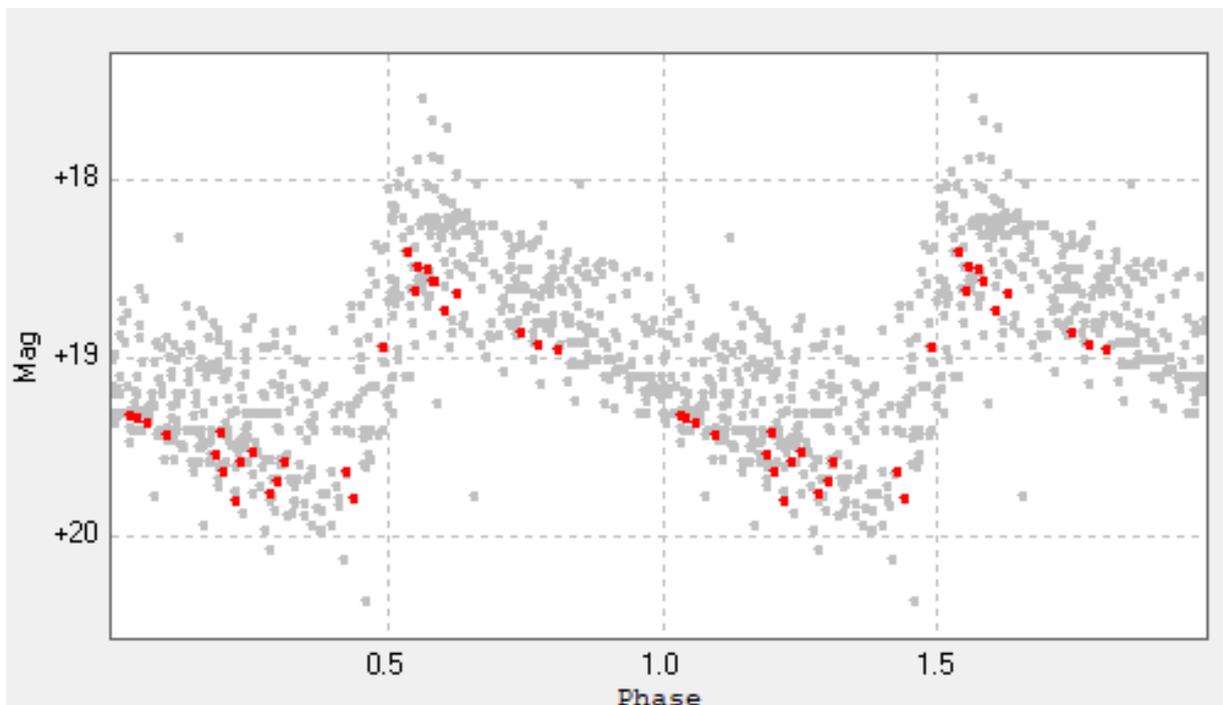


Abb. 29: Phasenplot aller Daten kombiniert. Die eigenen Messungen dieser Arbeit sind rot hervorgehoben.

5 Resultate

Nun kann die Entfernung der Andromedagalaxie berechnet werden. Die erste unbekannte Grösse war die scheinbare Helligkeit m des Sterns M31-V1. Sie wurde in AstrolmageJ mit der differentiellen Blendenfotometrie bestimmt und beträgt:

$$m = 19.062 \text{ mag.}$$

Die zweite unbekannte Grösse für die Vervollständigung des Entfernungsmoduls ist die absolute Helligkeit M . Diese wurde aus der Perioden-Leuchtkraft-Beziehung errechnet, wobei für die Helligkeitsperiode P von M31-V1 in Peranso aus der gemeinsamen Analyse der historischen und modernen Beobachtungen ein Wert von $P = 31.389 \pm 0.005$ berechnet wurde. Die absolute Helligkeit M von M31-V1 beträgt demnach:

$$M = -1.43 - 2.81 \log_{10}(31.389) = -5^M.636$$

Jetzt sind alle nötigen Grössen vorhanden. Das bedeutet es kann vom Entfernungsmodul Gebrauch gemacht werden.

$$m - M = 5 \log(r) - 5$$

$$\log(r) = 0.2(m - M + 5)$$

Die errechnete Distanz zur Andromedagalaxie beträgt somit:

$$r = 10^{0.2(19.062 - (-5.636) + 5)} = 2'837'507.075 \text{ Lichtjahre} = 0.87 \text{ Mpc.}$$

5.1 Diskussion

Die errechnete Distanz zur Andromeda-Galaxie weicht etwas von der offiziellen Distanz ab, welche 2.5 Millionen Lichtjahre beträgt. Diese Abweichung ist insbesondere auf den Wert der scheinbaren Helligkeit zurückzuführen, welcher um 0.2 mag zu gross ist. Dies kann an verschiedenen Ursachen liegen:

- Die gemessenen instrumentellen Helligkeiten der Vergleichssterne liegen nicht im BVRI-Standardsystem, da der Kalibrierungsschritt nicht gemacht wurde. Dies hat insbesondere Auswirkungen auf den Nullpunkt.
- Die Rötung des Sterns wurde nicht beachtet, deshalb ist der Stern etwas zu schwach.
- Für die Entfernungsbestimmung wurde nur ein Cepheid gebraucht. Für eine genauere Aussage wäre der Durchschnitt mehrerer Cepheiden nötig gewesen.

Für sich betrachtet, weist die in dieser Arbeit bestimmte Periode erwartungsgemäss einen grossen Fehler auf. Die 28 neuen Beobachtungen verbessern jedoch in Kombination mit den modernen Daten den Fehler der gemeinsamen Periode signifikant.

Ebenso passen die Messungen mit den historischen Daten von Edwin Hubble und Walter Baade gut überein. Da bei Baade and Swope (1965) die Perioden jedoch nie vollständig beobachtet wurden, führt dies zu einer ungenauen Periodenanalyse, was ihre Brauchbarkeit reduziert. Dies kann aus dem Verlauf der entstandenen Theta-Kurve geschlossen werden, welche keinen eindeutigen Peak aufweist.

Bereits Templeton et al. (2011) bezeichneten die Arbeit am Cepheiden M31-V1 als wertvoll. Sie empfinden es als wichtig, dass diese Arbeit sowohl von Amateuren als auch von professionellen Beobachtern weitergeführt wird. Dabei empfehlen sie besonders Messungen im R Filter. Das liegt jedoch daran, dass ihre verwendeten Kameras empfindlicher im R Filter sind. Für unsere Kombination von Filter und Kamera ist der Johnson V Filter jedoch die bessere Wahl.

Auf jeden Fall sind die Messungen am Cepheiden M31-V1 erfolgreich gewesen. Natürlich stimme ich Templeton et al. (2011) zu, dass sich zusätzliche Messungen im R Filter gelohnt hätten, insbesondere könnten die Messungen so in das BVRI Standardsystem transformiert werden.

Zusätzlich kann ich anmerken, dass – trotz anderer Empfehlungen – die Messungen bei Vollmond durchaus brauchbar waren.

Templeton et al. (2011) verglichen zwar die Phasendiagramme der historischen und modernen Messungen untereinander, sie machten jedoch nie eine gemeinsame Periodenanalyse über alle Messungen. Im Unterschied dazu wurde in dieser Arbeit tatsächlich eine Kombination aller existierenden modernen Beobachtungen im R und V Filter und den historischen Beobachtungen der blauempfindlichen Fotoplatten gemacht. Das führt zu der Aussage, dass es im Rahmen der Fehler keine signifikante Abweichung der Periode seit 110 Jahren gibt.

6 Fazit

Das Ziel dieser Arbeit war, die Periode und die scheinbare Helligkeit des Cepheiden Veränderlichen M31-V1 zu bestimmen und mit Hilfe der Perioden-Leuchtkraft Beziehung und dem Entfernungsmodul die Entfernung zur Andromedagalaxie zu bestimmen. Dazu sollten die Messungen mit anderen historischen und modernen Messungen verglichen werden.

Die Messungen von Hubble, Baade, Templeton, Goff und diversen weiteren Einzelbeobachtern wurden mit einem vergleichsweise kleinen Teleskop erfolgreich weitergeführt. Dabei konnte die Messung der Periodendauer von M31-V1 nicht nur bestätigt, sondern sogar verbessert werden. Über die vollen 110 Jahre konnte im Rahmen des Fehlers keine Veränderung der Periode festgestellt werden. Der Stern wird hoffentlich weiterhin beobachtet und analysiert, damit irgendwann eine noch genauere Aussage bezüglich der Länge der Periode und deren Veränderung möglich ist. Bis jetzt scheint es so, als wäre dieser veränderliche Stern relativ konstant und weiterhin als Standardkerze zu gebrauchen.

Meine eigenen Messungen habe ich in die AAVSO Datenbank hochgeladen.

6.1 Schwierigkeiten

Die grösste Schwierigkeit bestand in der Bestimmung der scheinbaren Helligkeit, da der Stern sehr schwach ist und das Teleskop vergleichsweise klein. Dies ist wohl der Hauptgrund der Abweichung der bekannten zur gemessenen Entfernung der Andromeda-Galaxie.

Natürlich wäre mit mehr Beobachtungen die Bestimmung der Periode genauer ausgefallen. Die Anzahl Beobachtungen ist aber stark vom Wetterglück abhängig, somit war es mir nicht immer möglich, zu dem Zeitpunkt zu beobachten, wann ich wollte.

Eine Messung beanspruchte immer einen halben Nachmittag und eine halbe Nacht, da ich kein vollständig automatisiertes Verfahren hatte und vieles immer noch von Hand bedienen musste. Somit wurde es zu einem sehr zeitaufwändigen Verfahren, welches sich sicher nur dann empfiehlt, wenn genügend Motivation dabei ist.

Durch Veränderung diverser Einstellungen in AstrolmageJ und in Peranso wäre es eventuell noch möglich gewesen, gewisse Messwerte zu verbessern. Obwohl ich mich intensiv mit beiden Programmen befasst habe, war es jedoch nicht möglich, mir in der zur Verfügung stehenden Zeit alle verfügbaren Optionen in den jeweiligen Programmen anzueignen und alle Einstellungen auszuprobieren.

Es ist auf jeden Fall kaum zu glauben, dass es möglich war, den Stern mit diesem Equipment zu messen und zu beobachten. Im Gegensatz zu den 100 bzw. 200 Zoll Teleskopen von Hubble und Baade ist das verwendete Instrument nämlich winzig.

6.2 Danksagung

Für meine Maturarbeit musste ich mir sehr viel neues Wissen aneignen, welches nicht immer leicht zu verstehen war. Mein Vater, Thomas Friedli, stand mir dabei mit seinem Fachwissen in Astronomie jederzeit zur Seite, hat mir bei den Beobachtungen geholfen und mir gezeigt, wie die Instrumente gesteuert werden. Deshalb möchte ich ihm für seine grossartige Unterstützung danken, ohne ihn und natürlich ohne das Familienequipment wäre es nicht möglich gewesen, die Arbeit in diesem Rahmen durchzuführen.

Natürlich geht mein Dank auch an meinen Betreuer Martin Lehmann, der mir immer weitergeholfen hat, wenn ich unsicher war oder Schwierigkeiten aufgetreten sind. Er hat jederzeit auf Fragen reagiert und es war beruhigend, dass ich mich immer an jemanden wenden konnte, wenn Probleme aufgetreten sind.

Ich möchte an dieser Stelle auch meinen Freunden danken, die mich immer wieder ermutigt, und motiviert haben und mit denen ich mich immer austauschen konnte, um auf neue Ideen zu kommen.

Zum Schluss danke ich nochmals meiner ganzen Familie, die mir beim Korrekturlesen geholfen hat und mich in jeder Situation unterstützte.

6.3 Selbständigkeitserklärung

Ich bestätige hiermit, dass ich die vorliegende Maturaarbeit selbstständig verfasst und keine anderen als die in den Verzeichnissen genannten Quellen benutzt habe. Alle Stellen, die aus diesen Quellen stammen, habe ich als solche kenntlich gemacht. Die Konsequenzen eines Teil- oder Vollplagiats sind mir bewusst.

Franziska Friedli

Belp, 09.11.2018

Glossar

ADU: Analog to Digital Unit, Mass für die Helligkeitsstärke

Bias: Kalibrierbild, wird ohne Belichtungszeit direkt ausgelesen und zeigt das Hintergrundrauschen.

Dark: Kalibrierbild, wird mit gleicher Belichtungszeit, aber geschlossenem Verschluss ausgelesen, Dunkelstrom wird sichtbar

Deklination: eine der beiden Himmelskoordinaten, entspricht dem Breitengrad des Himmelskoordinatensystems, ist immer positiv oder negativ gegenüber dem Himmelsäquator mit dem Grad 0

Flat Field: Kalibrierbild, durch das Fotografieren einer belichteten weissen Fläche wird die Empfindlichkeit der Elektronik abgebildet

Fourier Analyse: Methode zur Periodenbestimmung, Periode wird durch bestimmte Fourier-Reihen und Fourier Integrale berechnet

Hertzsprung-Russel Diagramm: Zeigt die Beziehung zwischen Leuchtkraft und Temperatur eines Sterns in einem Diagramm. Es können ebenfalls die Lebenswege der Sterne nachverfolgt werden und Aussagen über deren Lebensdauer getroffen werden.

JD: Julianisches Datum, beginnt beim 1. Januar -4712 mit Tag 1 und zählt jeden Tag einzeln

Lightframe: Dieses CCD-Bild enthält das Zielobjekt und kann unterschiedlich belichtet werden. Hauptbild, welches mit dem Bias, Dark und Flat Field kalibriert wird.

Periode: Das kleinstmögliche Intervall, nachdem sich ein bestimmter Vorgang wiederholt.

Phase: Diese Grösse beschreibt den momentanen Zustand einer periodischen Bewegung.

Theta-Kurve: zeigt Periodenlänge in Abhängigkeit der Varianz des Phasenplots durch die Varianz des Maximalwertes

Varianz: Mass für die Streuung im Quadrat

Rektazension: entspricht dem Längengrad des Himmelkoordinatensystems, die Rektazensionslinie mit dem Grad 0 verläuft durch den Frühlingspunkt

Spektraltyp: Sterne werden anhand der Oberflächentemperatur in Spektraltypen eingeteilt. Es gibt die Spektraltypen O, B, A, F, G, K und M, wobei O mit der Spektralfarbe blau der heisseste Typ ist und M der kühlsste.

Literatur- und Quellenverzeichnis

AAVSO Datenbank: <https://www.aavso.org/aavso-international-database> (abgerufen am 08.11.2018)

Bennett Jeffrey et al.: Astronomie. Die kosmische Perspektive. Deutschland: Pearson Deutschland GMBH, 5. Aktualisierte Auflage 2010

Berry, R., Burnell, J.: Image Processing. Richmond: Willman-Bell, Inc, 2005

Baade W., Swope, H. H. 1965: AJ, 70, 212

Collins, K.A., Kielkopf, J. F., Stassun, K. G, Hessman, F.V.: AstroImageJ: Image Processing and photometric extraction for ultra-precise astronomical light curves. 2017: AJ, 153: 77

Collins, K.A.: AstroImageJ 2.4.1. : User Guide plus Getting Started with Differential Photometry

CBA Belgium observatory: Peranso 2.0 User Manual. 2004-2006:
<http://www.cbabelgium.com/peranso/PeransoUserManual.pdf> (abgerufen am 05.11.2018)

Feast, M.W., Catchpole, R.M.: The Cepheid period-luminosity zero-point from Hipparcos trigonometrical parallaxes. 1997: MNRAS 286, L1-L5

Goff, W., Templeton, M., Sabo, R., Crawford, T., Cook, M.: Photometry of Hubble's first Cepheid in the Andromeda Galaxy, M31. 2012: The Society for Astronomical Sciences 31st Annual Symposium on Telescope Science, held May 22-24, 2012 at Big Bear Lake, CA. Edited by Brian D. Warner, Robert K. Buchheim, Jerry L. Foote, and Dale Mais. Published by Society for Astronomical Sciences, 2012., pp.3-6: <http://adsabs.harvard.edu/abs/2012SASS..31....3G> (abgerufen am 05.11.2018)

Howell, Steve B.: Handbook of CCD Astronomy. Cambridge: Cambridge University Press, 2000

Hubble, Edwin: A spiral nebula as a stellar system. Messier 31 1929: ApJ, 69, 103-157

Keller, Warren A.: Inside PixInsight Schweiz: Springer international publishing, 2016

Kippenhahn, R.: 100 Milliarden Sonnen. Geburt, Leben und Tod der Sterne. München: R.Piper & Co. Verlag, 8. Auflage 1993

Pickering, Edward C.: Periods of 25 variable stars in the small magellanic cloud. 1912: HarCi 173

Scheffler, H., Elsässer, H.: Physik der Sterne und der Sonne. Mannheim: Bibliografisches Institut & F.A. Brockhaus AG, 2. Überarbeitete und erweiterte Auflage 1990

Röser, H.-J., Tscharnuter, W.: Abriss der Astronomie. Weinheim: WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA. 6. Wesentlich überarbeitete und erweiterte Auflage, 2012

Templeton, M., Henden, A., Goff, W., Smith, S., Sabo, R., Walker, G., Buchheim, R., Belcheva, G., Crawford, T., Cook, M., Dvorak, S. and Harris, B.: Modern observation of Hubble's first discovered Cepheid in M31. 2011: PASP, 123: 1374-1382: <https://adsabs.harvard.edu/abs/2011PASP..123.1374T> (abgerufen am 05.11.2018)

Website des Sonnenturm Uecht: <https://www.solarpatrol.ch/> (abgerufen am 08.11.2018)

Weigert, A., Wendker, H.J., Wisotzki, L.: Astronomie und Astrophysik. Ein Grundkurs. Weinheim: WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA Fünfte, aktualisierte und erweiterte Auflage. 2010

Bildnachweis

Abb. Titelseite: Selber erstelltes LRGB Bild der Andromeda-Galaxie von Franziska Friedli

Abb. 1: Scheffler, H., Elsässer, H.: Physik der Sterne und der Sonne. Mannheim: Bibliografisches Institut & F.A. Brockhaus AG, 2. Überarbeitete und erweiterte Auflage 1990

Abb. 2-5, rechts; 7-9 selber fotografierte Bilder von Franziska Friedli

Abb. 6; bezogen aus der AAVSO Datenbank. <https://www.aavso.org/aavso-international-database> (abgerufen am 08.11.2018)

Abb 5 links: http://spiff.rit.edu/classes/phys445/lectures/colors/bessel_bandpass.gif (abgerufen am 02.11.2018)

Abb. 10-14 Screenshots aus dem Programm PixInsight

Abb 15-18 Screenshots aus dem Programm AstrolmageJ

Abb 19- 29: selber erstellte Diagramme mit dem Programm Peranso.