

Spektroskopie 3

Messung des Spektrums der Sonne und zweier Gasentladungslampen

Observatoriumspraktikum

ABSTRACT

Am Beginn der Lehrveranstaltung wurden die beiden Spektrographen vorgestellt. Dann wurden wir in zwei Gruppen eingeteilt, eine hat mit dem Messen des Sonnenspektrums, die andere mit dem Messen der Spektren der Gasentladungslampen begonnen. Nachdem beide Gruppen fertig waren, wurde getauscht. Die Auswertung der Daten und das Verfassen des Protokolls waren zu Hause zu erledigen.

1. Sonnenspektrum

1. Vorbereiten der CCD-Kamera: Die Kamera wurde bereits vor der Lehrveranstaltung so ausgerichtet, dass das Licht der Sonne auf den Spektrographen, der die Strahlung auswertet, fällt. Die Nachführung des Teleskops mit der Erdrotation ist bei jedem modernen Teleskop einprogrammiert. Wir bekamen nur den Auftrag, während der weiteren Schritte nicht am Teleskop anzukommen.

2. Vertrautmachen mit den Spektrographen: Unterlagen über die Spektrographen wurden bereits vor der Lehrveranstaltung auf Moodle hochgeladen. Am Beginn des Praktikums wurde uns die Funktionsweise der Teleskope vorgeführt.

3. Fokussieren des Spektrographen: Um ein scharfes Spektrum zu bekommen, muss der Spektrograph möglichst genau auf einem Punkt fokussiert sein, das heißt die Strahlen im Teleskop müssen sich möglichst genau in einem Brennpunkt treffen. Das ist nicht voreingestellt, weil der Brennpunkt von einer Linse erzeugt wird, die man je nach der gewünschten Vergrößerung auswählt.

Um den Spektrographen zu fokussieren, muss man auf einem Rad am Teleskop drehen, dann verändert sich im Inneren die Neigung der Linse. Während man dreht, beobachtet man, ob das Bild schärfer oder weniger scharf wird, um das Rad eventuell in die andere Richtung zu drehen. Wenn das Bild bei der Drehung in beide Richtungen unschärfer wird, hat man den schärfsten Punkt erreicht.

4. Bestimmung der optimalen Spaltbreite: Wenn der Spalt zu breit ist, fällt so viel Licht ein, dass bei jeder Wellenlänge mehr Photonen auftreten, als das Gerät detektieren kann (Das Gerät kann maximal $2^{16} - 1 = 65.535$ Photonen detektieren). Wenn der Spalt zu schmal ist, fallen bei den meisten Wellenlängen überhaupt keine Photonen ein. Bei der idealen Spaltbreite sollten bei den meisten Wellenlängen Photonen eintreffen, aber möglichst nirgendwo so viele, dass das Teleskop nicht mehr alle detektieren kann.

Die Einstellung zur optimalen Spaltbreite, muss abhängig von der Temperatur jedes Mal neu eingestellt werden, weil sich das Material rechts und links des Spalts bei zunehmender Außentemperatur minimal ausdehnt und der Spalt so schmal sein muss, dass selbst diese geringe Ausbreitung einen Unterschied macht.

Um die Spaltbreite einzustellen, muss man an einem anderen Rad drehen. Eine sinnvolle Spaltbreite hat man gewählt, wenn das Bild möglichst nirgendwo weiß (zu viele Photonen) oder schwarz (gar keine Photonen) ist.

5. Aufnahme eines ThAr-Vergleichsspektrums: Man stellt eine Thorium-Argon-Lampe vor den Punkt, auf den das Teleskop gerichtet ist, und misst so die bereits bekannten Spektren von Thorium und Argon, die sich überlagern, weil beide Stoffe in der Lampe vorkommen.

Die Messung dieses Spektrums ist notwendig, weil der Ort, an dem eine Wellenlänge angezeigt wird, von den aktuellen Einstellungen des Spektrographen abhängig ist: Je nachdem welche Linse verwendet wird, werden die Strahlen unterschiedlich stark gebrochen und durch die Einstellung der Spaltbreite verändert man die Orte, von denen die Lichtstrahlen

kommen können.

Man kann beobachten, bei welcher Wellenlänge welche der angezeigten Absorptionslinien ist. Durch Fitten der Punkte in einer geeigneten Funktion, kann man auch den anderen Punkten dazwischen eine Wellenlänge zuordnen, indem man die dazwischen liegenden Orte in die selbe Funktion einsetzt. Die Standardabweichung dieser Punkte ist die durchschnittliche Abweichung der bekannten Punkte von der geeigneten Funktion.

Mit der gleichen Funktion wird man später im Sonnenspektrum auch den Absorptionslinien ihre jeweilige Wellenlänge zuordnen.

6. Bias- und Flat-Field-Aufnahmen: Bias- und Flat-Field-Aufnahmen benötigt man um Messfehler des Teleskops zu reduzieren.

Als Bias-Aufnahmen bezeichnet man die Messung, an welchen Stellen das Teleskop welche Photonen emittiert. Um diese zu messen, muss man das Teleskop lichtdicht abschließen und dann eine Aufnahme machen. Alle Photonen, die dann noch detektiert werden, kommen vom Teleskop.

Als Flat-Field-Aufnahmen bezeichnet man die Messung, an welchen Stellen das Teleskop welche Photonen absorbiert. Um diese zu messen, muss man die Öffnung des Teleskops mit einer gleichmäßig hellen Lichtquelle beleuchten. An allen Stellen dieser Aufnahme, bei denen weniger Photonen detektiert werden, hat das Teleskop Photonen absorbiert.

7. Aufnahme eines Sonnenspektrums: Bei der Aufnahme des Sonnenspektrums wird das Licht der Sonne mit einem Prisma aufgespalten, sodass die Helligkeit je nach Wellenlänge unterschiedlich stark gebrochen wird und die unterschiedlichen Wellenlängen nebeneinander am Schirm aufgetragen werden.

Abhängig vom Stoff werden unterschiedliche Wellenlängen unterschiedlich stark von der Sonne absorbiert oder emittiert, was sich durch hellere oder dunklere Linien im Spektrum bemerkbar macht. Bei der Sonne sind daher vor allem Wasserstoff- und Heliumlinien gut zu erkennen, wobei die Wasserstofflinien deutlicher sind, weil sich mehr Wasserstoff als Helium in der Sonne befindet.

Das Aufnehmen der Spektren ist deshalb nützlich, weil man damit aus dem Licht beliebiger Himmelskörper die häufigsten Elemente ablesen kann.

8. Aufnahme eines Flat-Field mit Filter: Man muss die Flat-Field-Aufnahmen wiederholen, denn teilweise werden Photonen nur kurze Zeit eliminiert, beispielsweise von kosmischer Strahlung. Um nur die Photonen einzubeziehen, die dauerhaft vom Teleskop absorbiert werden, verwendet man einen Medianfilter, der an jedem Punkt die Helligkeit anzeigt, die am häufigsten detektiert wird.

Natürlich muss man auch während der Aufnahme des Spektrums Medianfilter verwenden, denn auch dabei kann kosmische Strahlung auftreten, die man nicht detektieren möchte.

9. Korrektur der Vergleichs- und Sonnenspektren für Bias und Flat-Field: Die Helligkeit der vom Teleskop emittierten Photonen kann man eliminieren, indem man an jeder Stelle die Helligkeit der Bias-Aufnahme von der Helligkeit des Spektrums abzieht.

Die Helligkeit der vom Teleskop absorbierten Photonen kann man korrigieren, weil bei jedem Pixel und jeder Wellenlänge die Photonen nur mit einer gewissen Wahrscheinlichkeit absorbiert werden. Wenn also beispielsweise bei der Flat-Field-Aufnahme an einer Stelle und bei einer Wellenlänge die Photonen mit 80% Wahrscheinlichkeit absorbiert werden, bleiben 20% der Photonen über und man muss die Helligkeit des Spektrums an dieser Stelle mit 5 multiplizieren um die tatsächliche Helligkeit zu messen.

Allgemein muss man die tatsächliche Helligkeit der Lampe, mit der man die Flat-Aufnahme gemessen hat, durch die Helligkeit der gemessenen Flat-Aufnahme dividieren um den Kehrwert des Anteils der Photonen zu erhalten, die überbleiben. Also im obigen Beispiel

$$\frac{F}{0,2F} = 5 \quad (1)$$

wobei F für die Helligkeit der Flat-Aufnahme steht. Mit diesem Faktor muss man das Spektrum an der Stelle multiplizieren.

10. Extraktion von korrigiertem 1D-Vergleichs- und Sonnenspektrum: Die Darstellung der Helligkeit des Teleskops geht von 0 bis 65.535 Photonen, das ist normalerweise ein deutlich größerer Helligkeitsbereich, als der detektierte Helligkeitsunterschied im Spektrum und führt dazu, dass die Helligkeitsunterschiede zwischen den dargestellten

Graustufen sehr gering sind.

Um die dargestellten Helligkeitsunterschiede zu vergrößern, muss man eine maximale und eine minimale Helligkeit einstellen, die gerade noch dargestellt werden soll. In welchem Helligkeitsbereich ausreichend Strahlung detektiert wird, um die Darstellung auf der Grafik zu rechtfertigen, erkennt man in einem Histogramm, in dem zu jeder Helligkeit ein Balken angezeigt wird, wie viele Punkte in dieser Helligkeit dargestellt werden.

11. Export der 1D-Spektren als Text-Dateien: Die Dateien werden mit der Endung ".fits" abgespeichert um zu Hause auch alle für die weiteren Aufgaben notwendigen Daten der Beobachtung verwenden zu können.

12. Identifikation der ThAr-Linien: Um zu erkennen, wohin am Bild welche Wellenlänge gebrochen worden ist, muss man charakteristische Absorptions- oder Emissionslinien finden. Dafür verwendet man das Thorium-Argon-Vergleichsspektrum aus Schritt 5, weil in diesem keine Rotverschiebung enthalten ist.

Die Absorptions- und Emissionslinien der Elemente Thorium und Argon befinden sich in sogenannten "ThAr-Spektrum-Atlanten". Wir haben das Dokument thar_spektrum.pdf von (1) verwendet. Wenn man weiß, wo sich diese Linien befinden, kann man ein paar Orte des Spektrums bestimmten Wellenlängen zuordnen.

Die weiteren Wellenlängen bestimmt man, indem man eine zu den bisherigen Messwerten passende Funktion, die jedem Ort eine Wellenlänge zuordnet, ermittelt. Abhängig von der Linse kann die Funktion die Form einer Parabel oder einer Gaußfunktion haben. Da wir für die Sonne dieselbe Linse wie für das Vergleichsspektrum verwendet haben, können wir dieselbe Funktion auch für das Sonnenspektrum verwenden.

13. Erstellung einer Wellenlängenkalibration: Um zu überprüfen, ob das Instrument funktioniert und die Umrechnungsfunktion stimmt, muss man weitere bekannte Linien suchen und den berechneten mit dem tatsächlichen Ort der Linie vergleichen.

14. Identifizieren prominenter Linien im Sonnenspektrum: Am roten Ende des Sonnenspektrums befinden sich die Magnesiumlinien, am blauen Ende das g-Band. Die besonders auffällige H β -Linie befindet sich ungefähr in der Mitte.

15. Bestimmung der spektralen Auflösung der Breite der ThAr-Linien: Die spektrale Auflösung gibt an, wie genau man die Wellenlänge, bei der sich eine Linie befindet, bestimmen kann. Die Ungenauigkeit nimmt linear mit der Wellenlänge zu.

Um einen konstanten Wert zu erhalten, muss man die Standardabweichung der Wellenlängenmessungen durch den Mittelwert dieser Messungen dividieren.

16. Abschätzung des Signal-Rausch-Verhältnisses (S/N) des Sonnenspektrums: Das Signal-Rausch-Verhältnis gibt an, wie gut die Aufnahme ist, denn da muss das Rauschen möglichst klein im Vergleich zum Signal sein. Man erhält es, indem man die Helligkeit der gemessenen Linie (der Mittelwert der Messungen, damit sich das Rauschen nicht zu sehr auf die Messung auswirkt) durch das Rauschen dividiert.

Die Obergrenze des Rauschens erhält man, indem man das Signal an einer Stelle misst, an der sich keine Linien befinden und davon ausgeht, dass die Photonen, die trotzdem gemessen werden, durch das Rauschen entstehen. Es ist deshalb nur eine Obergrenze, weil es an vielen Stellen ganz kleine Linien gibt, die im Rauschen untergehen.

Die Untergrenze erhält man, indem man eine Poissonverteilung annimmt. Mit dieser Wahrscheinlichkeitsverteilung können die häufigsten Ursachen des Photonenrauschens beschrieben werden (thermisches und elektronisches Rauschen). Da es noch weitere vernachlässigbarere Arten von Rauschen gibt, die nicht in die Poissonverteilung einfließen, wird das Rauschen dadurch unterschätzt.

17. Bestimmung der Wellenlänge, Halbwertsbreite und astrophysikalischer Bedeutung des Filters: Um nur die relevanten Wellenlängen zu messen, verwendet man einen Filter, der hauptsächlich Wellenlängen innerhalb eines gewünschten Wellenlängenintervalls misst. Dieses Intervall ist jedoch nicht scharf begrenzt, sondern die Intensität konvergiert am Rand gegen Null.

Um trotzdem ein klares Wellenlängenintervall angeben zu können, verwendet man den Begriff der Halbwertsbreite. Der Anfang und das Ende dieser Breite wird dort gemessen, wo die Intensität halb so groß wie die maximal gemessene Intensität ist. Die Wellenlänge wird dort gemessen, wo die Intensität maximal ist.

Wenn also beispielsweise die Wellenlänge 400nm und die Halbwertsbreite 200nm ist, ist die gemessene Intensität einer in allen Wellenlängen gleich starken Lichtquelle bei 300nm und bei 500nm genau halb so groß wie bei 400nm (Jeweils eine halbe Halbwertsbreite vom Maximum entfernt).

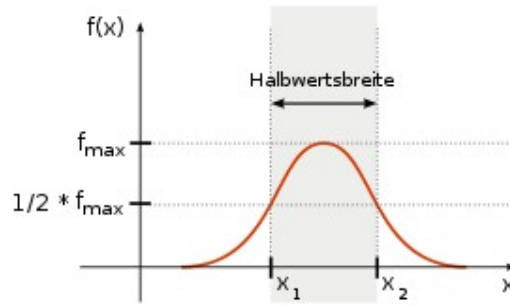


Abb. 1: Innerhalb der Halbwertsbreite ist die Intensität mindest halb so groß wie die maximale Intensität. Abbildung aus (2)

Je nachdem, welche Wellenlängen das Objekt aussendet, das man beobachten möchte, verwendet man Filter mit passender Wellenlänge und Halbwertsbreite, um nicht zu viel Strahlung von anderen Objekten mit zu messen.

2. Vergleichslampen

In Beispiel 1 haben wir eine Thorium-Argon-Lampe verwendet um ein Vergleichsspektrum zu erhalten, mit dem man die Orte der anderen Wellenlängen erhalten kann. Die Verwendung von Thorium und Argon ist nicht zwingend, man kann genau so gut jeden anderen Stoff verwenden, so lange die Absorptions- und Emissionslinien bei den gewählten Einstellungen des Teleskops gut erkennbar sind.

Um tagsüber mit anderen Spektren als dem Sonnenspektrum, in dem die Absorptionslinien bekannt sind, üben zu können, bekamen wir andere Vergleichslampen und sollten anhand der Peaks herausfinden, welche Stoffe enthalten sind.

Das Programm ImageJ kann das Spektrum auch als Helligkeits-Orts-Diagramm anzeigen, wobei man durch draufklicken auf einen Peak Daten wie beispielsweise die Position und die Halbwertsbreite angezeigt werden. So sind wir auf folgende Messwerte gekommen:

Peak	463,18	468,08	473,44	484,17	492,68	558,04	588,03	761,13	764,87	769,08	785,94	789,69
FwHM	16,51	6,69	16,51	9,40	6,28	4,53	4,56	5,61	6,55	15,90	240,90	5,63

Peak	806,60	812,24	819,30	823,54	827,78	830,14	840,99	850,92	862,17	877,90	882,17	882,65
FwHM	36,27	5,65	14,59	9,43	10,37	7,54	28,77	6,15	6,17	5,69	21,84	6,17

Peak	893,09	895,47	904,50	916,40	951,24	971,82	974,69	979,97	991,96	1067,07	1083,11
FwHM	5,70	21,84	6,66	6,19	6,23	5,75	47,04	5,76	7,65	6,29	8,23

Tab. 1 - 3: Die Orte der Linien in meiner Übungsgruppe. Die Zeile Peak gibt an, an welcher Stelle sich der dunkelste Ort der Linie (im Helligkeits-Orts-Diagramm die Maximumstelle des Peaks) befindet. Der Ort ist abhängig von den Einstellungen des Teleskops und muss erst in sinnvolle Maßeinheiten umgerechnet werden. Die Zeile FwHM gibt die Halbwertsbreite an (FwHM steht für Full width at half maximum und das ist englisch für Halbwertsbreite).

Da in den Vergleichslampen im Gegensatz zu Himmelskörpern nur wenige Stoffe vorkommen, haben wir im Gegensatz zur Aufgabe 1 keine Korrektur- und Vergleichsspektren aufgenommen, sondern nur die Anordnung der Linien im gemessenen Spektrum mit den Linien einzelner Elemente verglichen. Dazu haben wir (3) verwendet.

Beispielsweise fällt auf, dass in unserer obersten Tabelle die erste und die dritte Linie exakt die gleiche Intensität hat. In (3) gilt das für die erste und die zweite Linie der Vakuumwellenlänge (in den Vergleichslampen ist ein Vakuum, damit man nicht die Absorptionslinien von Sauerstoff, Stickstoff und weiteren Bestandteilen unserer Atmosphäre zusätzlich misst). Das deutet darauf hin, dass in der Lampe Xenon vorhanden ist. Die schwache Linie dazwischen kann durch Rauschen oder vom Teleskop emmitierte Photonen (wir haben schließlich keine Bias-Aufnahme gemacht) zu Stande gekommen sein.

Um sicher zu gehen, dass in anderen Stoffen nicht auch Linien mit exakt gleicher Intensität vorkommen, haben wir auch die Tabellen anderer Stoffe nach gleichen Linien abgesucht. Dazu haben wir (4) verwendet.

Die spektrale Auflösung haben wir bestimmt, indem wir die Breite der isolierten Linien gemessen haben, denn die tatsächliche Breite ist deutlich geringer als die aufgrund der Auflösung messbare Breite. Dass die Linien isoliert sind, ist deshalb wichtig, weil sonst mehrere nah beieinander liegende Linien miteinander verschmelzen und dadurch eine dickere Linie entsteht. Die durchschnittliche Halbwertsbreite der Linien ist 17,86.

Der gemessene Abstand zwischen den zwei gleichen Linien ist 10,26, der tatsächliche Abstand laut (3) ist 62,66. Das heißt um den gemessenen Abstand auf den tatsächlichen Abstand umzurechnen, muss man mit $\frac{62,66}{10,26} = 6,11$ multiplizieren. Die Breite ist folglich 109,12.

3. Spektroskopie und der offene Sternhaufen OP4231

1. Farben-Helligkeits-Diagramm: Ein Farben-Helligkeits-Diagramm ist ein Diagramm, bei dem unterschiedliche Sterne in Abhängigkeit von ihrem Farbindex (Differenz zwischen der Strahlungsintensität des Sterns im roten und im blauen Bereich) und ihrer absoluten Helligkeit (scheinbare Helligkeit in einer Entfernung von 10 Parsec) aufgetragen werden. Diese Diagramme fertigt man deshalb an, weil der Ort im Farben-Helligkeits-Diagramm etwas über die Entwicklung des Sterns aussagt.

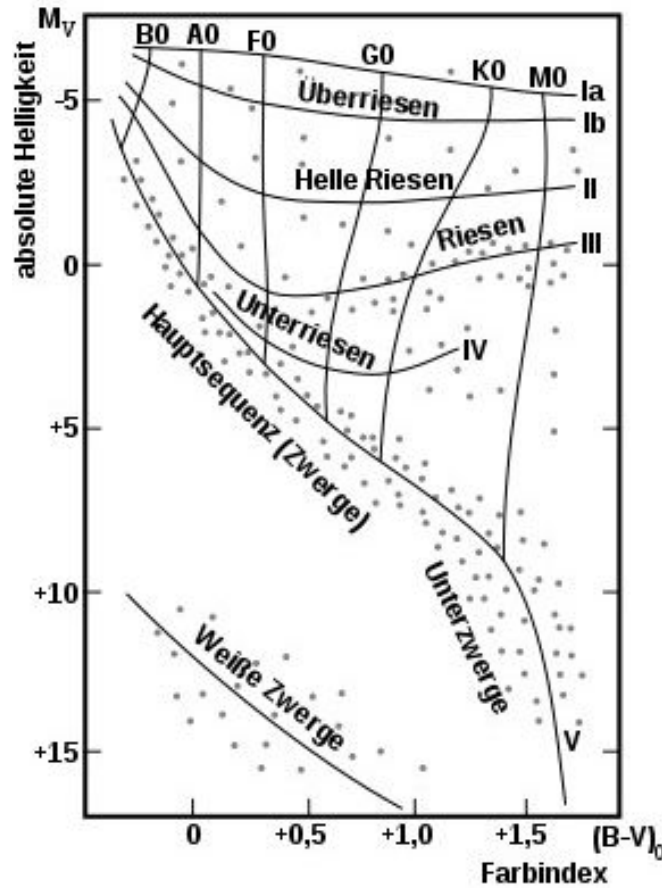


Abb. 2: Position der Sternarten in einem Farben-Helligkeits-Diagramm. Abbildung aus (5)

Die absolute Helligkeit eines Sterns kann man bestimmen, weil sich das Licht immer gleichmäßig in alle Richtungen verteilt und sich somit auf der Kugeloberfläche mit dem Radius 10 Parsec gleich viel Licht befindet, wie auf jeder anderen Kugeloberfläche mit dem Stern im Zentrum. Folglich nimmt die Helligkeit um den Faktor $\frac{1}{r^2}$ ab.

$$(10pc)^2 \text{Helligkeit}_{\text{absolut}} = r^2 \text{Helligkeit}_{\text{scheinbar}}$$

Division durch $(10pc)^2$ ergibt

$$\text{Helligkeit}_{\text{absolut}} = \frac{r^2}{(10pc)^2} \text{Helligkeit}_{\text{scheinbar}}$$

wobei man noch die bekannte Entfernung zum Sternhaufen OP4231 und die gemessene scheinbare Helligkeit der einzelnen Sterne einsetzen muss.

Die Farbe misst man, indem man die Verfärbung des verwendeten $E_{(B-V)}$ -Filters (0,051) herausrechnet. Die Rotverschiebung kann aufgrund der Nähe zur Erde vernachlässigt werden.

2. Bestimmung der Radialgeschwindigkeit: Um sicher zu sein, dass ein Stern wirklich innerhalb des beobachteten Sternhaufens und nicht bloß davor oder dahinter ist, muss man seine Radialgeschwindigkeit mit den anderen Objekten

innerhalb des Sternhaufens vergleichen, denn die Sterne müssen sich dann wegen der Gravitation mit dem restlichen Sternhaufen mitbewegen.

Man kann die Geschwindigkeit der Sterne durch Messung der Rotverschiebung bestimmen. Dazu beobachtet man, bei welcher Wellenlänge man die Absorptions- und Emissionslinien charakteristischer Stoffe (in unserem Fall drei Wasserstoff- und zwei Kalziumlinien) misst und vergleicht sie mit der Wellenlänge, bei der diese Stoffe in Ruhelage Photonen emittieren und absorbieren.

Die Geschwindigkeit der Sterne in OP4231 muss ungefähr 25km/s sein. Die Geschwindigkeit der Erde (je nach Winkel zwischen Erdbahn und Sternbahn bis zu 30km/s Unterschied) wurde bereits herausgerechnet.

3. Abschätzung der Beobachtungszeit: Da alle guten Teleskope durchgängig für Beobachtungen genutzt werden, gibt es bei der Beobachtung einen engen Terminplan. Wenn man ein Instrument für ein Forschungsprojekt benutzen möchte, muss man daher einen Antrag einreichen, der neben einer guten Begründung, wieso die Forschung relevant ist, auch eine genaue Einschätzung der notwendigen Beobachtungszeit beinhalten muss.

Um diese Zeit gut einschätzen zu können, gibt es bei der ESO (Europäische Südsternwarte) das Programm "ESO Exposure Time Calculator" (6), das die Belichtungszeit aus der benötigten Schärfe und den Sichtbedingungen berechnet. Andere Observatorien verwenden ähnliche Programme.

In diesen Rechner muss man die gemessene scheinbare Helligkeit und den gemessenen Spektraltyp eingeben, um zu berechnen, wie lange die Beobachtung mit der Europäischen Südsternwarte dauert. Die Rotverschiebung kann man aufgrund der Nähe des Sternhaufens vernachlässigen. Die Mondphase ist im infraroten egal, weil der Mond kein Licht in den infraroten Bereich abgibt.

Die Luftmasse, die zwischen dem Observatorium und dem Ende der Erdatmosphäre ist, hängt von der Richtung ab, in die man das Teleskop ausrichtet. Ideal wäre es, wenn der Sternhaufen im rechten Winkel oberhalb des Observatoriums wäre, denn dann wäre nur die Atmosphärendicke mal der Luftdichte dazwischen.

Da die Krümmung der Erdatmosphäre viel kleiner, als die Krümmung der Kuppel der Sternwarte ist, kann man annehmen, dass die Atmosphäre näherungsweise gar nicht gekrümmt ist. Der Beobachtungsstrahl, der Atmosphärenrand und die Atmosphärendicke bilden folglich ein rechtwinkeliges Dreieck, wobei die Atmosphärendicke im rechten Winkel auf dem Atmosphärenrand steht.

Den Beobachtungswinkel (Winkel zwischen Beobachtungsstrahl und Atmosphärendicke) kann man berechnen, indem man die Koordinaten des Observatoriums von den Koordinaten des Sterns abzieht, wobei wir die Brechung des Lichts aufgrund des Übergangs zwischen Luft und Vakuum vernachlässigen.

Die Europäische Südsternwarte besteht aus mehreren Observatorien. Das Paranal-Observatorium befindet sich bei 25° Süd und 70° West (7). Der Sternhaufen OP 4231 ist bei 43° Süd und 34° West (8). Folglich ist der Beobachtungswinkel 18° Süd und 36° West.

Wenn man das Dreieck in Nord-Süd-Richtung betrachtet, ist die Atmosphärendicke $\sin(18^\circ)$ mal der Projektion des Beobachtungsstrahls auf die Ebene, die von der Nord-Süd-Achse und der Oben-Unten-Achse aufgespannt wird. Die Atmosphärenengrenze in Nord-Süd-Richtung ist daher $\cos(18^\circ)$ mal der selben Projektion. Die Länge der Projektion kann man berechnen, indem man die Atmosphärendicke durch $\sin(18^\circ)$ dividiert.

Die Erdatmosphäre ist 500km dick (9). Die Projektion des Beobachtungsstrahls ist folglich 1618km und die Atmosphärenengrenze 1539km lang.

Die Atmosphärenengrenze in Ost-West-Richtung berechnet man analog mit einem Winkel von 36°. Dabei kommt man auf eine Projektion des Beobachtungsstrahls von 851km und einer Atmosphärenengrenze von 688km.

Die Gesamtlänge des Beobachtungsstrahls berechnet man mit dem Pythagoras aus Atmosphärendicke und den zwei Atmosphärenengrenzen und kommt auf eine Dicke von 1758km = 1.758.000m. Multipliziert mit der durchschnittlichen Luftdichte von 10^{-3} pa (9) kommt man auf eine Luftmasse von 1758kg.

References

- [1] thar_spektrum.pdf <https://moodle.univie.ac.at/mod/folder/view.php?id=3332741>
- [2] Arnie Nordmann(November 2017): Halbwertsbreite in einer Funktion
<https://de.wikipedia.org/wiki/Halbwertsbreite#/media/Datei:Halbwertsbreite.svg>
- [3] National Institute of Standards and Technology: Basic Atomic Spectroscopic Data
<https://physics.nist.gov/PhysRefData/Handbook/Tables/xenontable2.htm>

- [4] Joachim Köppen (2007): Spectra of Gas Discharges <http://portia.astrophysik.uni-kiel.de/~koeppen/discharge/index.html>
- [5] Srbauer(21. Oktober 2007): Farben-Helligkeits-Diagramm
<https://de.wikipedia.org/wiki/Farben-Helligkeits-Diagramm#/media/Datei:Farbenhelligkeitsdiagramm.svg>
- [6] ESO Exposure Time Calculator <http://www.eso.org/observing/etc/>
- [7] Paranal-Observatorium Wikipedia (15. Juli 2019) <https://de.wikipedia.org/wiki/Paranal-Observatorium>
- [8] R.P. Prager (1927): Tabellen zur Nomenklatur der veränderlichen Sterne <http://adsabs.harvard.edu/full/1927KVeBB...1.....2P>
- [9] Erdatmosphäre Wikipedia (11. Dezember 2019) <https://de.wikipedia.org/wiki/Erdatmosph%C3%A4re>