

Wie EXOTIC funktioniert

Die Reduktionsroutine

Um zu demonstrieren wie eine Datenreduktion funktioniert, wird in diesem Dokument ein Datensatz des Exoplaneten HAT-P-32b (VMag 11.44) als Beispiel genommen, der von einem 0.15m-Teleskop am 20. Dezember 2017 aufgenommen wurde. Das verwendete Teleskop ist Teil des MicroObservatory Robotic Telescope Network welches vom Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics betrieben wird.

Verfolgung des Sternes

Um das emittierte Licht des Sterns, den so genannten Fluss (engl.: “Flux”) aus Bildern in einem Datensatz zu entnehmen, besteht der erste Schritt darin, den Stern auf dem ersten Bild zu finden und ihn zu verfolgen während er sich leicht durch die nachfolgenden Bilder bewegt. Die Teleskope selbst verfolgen (engl. “tracking”) den Stern während er über den Nachthimmel zieht, trotzdem ändert sich die Position des Sterns im Bild wahrscheinlich immer noch zwischen den Bildern, z.B wenn der Tracker leicht abweicht. Um dies zu korrigieren wird, nachdem der Benutzer die Position des Sterns im ersten Bild eingegeben hat, eine mathematische Funktion an die Form des Sterns auf dem Detektor angepasst, um die genaue Mitte des Sterns zu finden. Diese angepasste mathematische Funktion, auch als Schwerpunkt bezeichnet, ist eine 2D-Gauß-Funktion die mithilfe einer schnellen Modellanpassungsroutine bestimmt wird (siehe Abbildung 1). Große Verschiebungen zwischen Bildern die aus einer Trackingabweichung resultieren werden ebenfalls registriert und dadurch automatisch korrigiert.

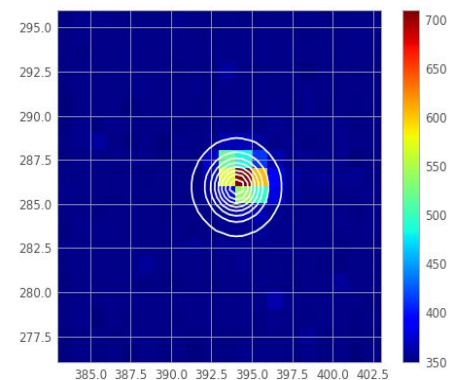


Abbildung1: Ein teil einer MicroObservatory Aufnahme mit dem Exoplaneten HAT-P-32b.

Um die Verfolgung des Ziels zu zeigen werden während des Reduktionsprozesses Diagramme der X-Schwerpunktposition und der Y-Schwerpunktposition als Funktion der Zeit erzeugt. Wenn die Teleskopverfolgung perfekt ist, sollten die X- und Y-Schwerpunktpositionen konstant bleiben - im Gegensatz zu dem was in diesem Datensatz zu sehen ist. Obwohl in den Bildern der Stern im Verlauf der Beobachtung über 250 Pixel in X-Richtung und 100 Pixel in Y-Richtung abweicht, konnte der Schwerpunkt diesen trotzdem verfolgen. Diese Graphen werden gespeichert als “<target name>XCentroidPos<date>.png” und “<target name>YCentroidPos<date>.png”.

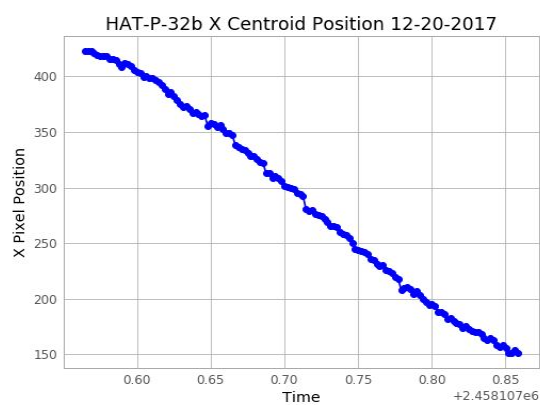


Abbildung 2: Position des X Pixel Schwerpunktes
vs Zeit

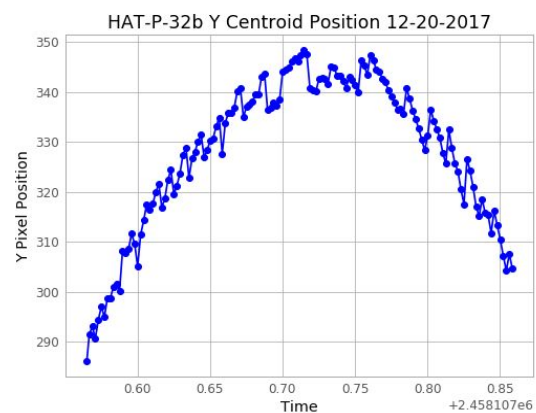


Abbildung 3: Position des Y Pixel Schwerpunktes
vs Zeit

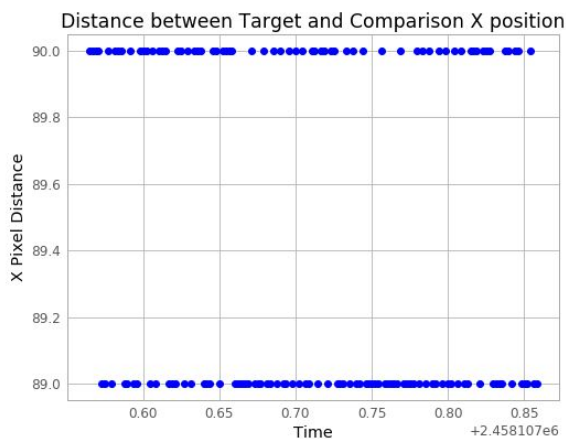


Abbildung 4: X Distanz des Schwerpunktes zwischen Ziel
und Vergleichssterne

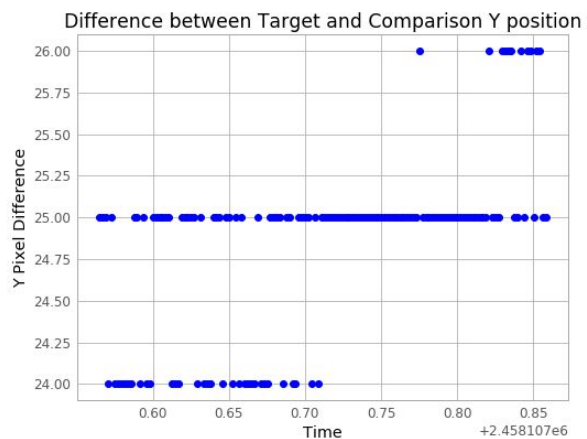


Abbildung 5: Y Distanz des Schwerpunktes zwischen Ziel
und Vergleichssterne

Ein weiterer Satz von Graphen welche bei der Bestimmung der Qualität des Trackings in der Bildserie helfen, sind "XCentDistance ... png" und "YCentroidDistance ... png". Diese Diagramme zeigen den Abstand zwischen den X- und Y-Positionen des Zielsterns und des Vergleichssterne. Wenn die Verfolgung des Sterns gut ist, sollte der Abstand zwischen den Sternen nahezu konstant bleiben. Wie in den Abbildungen 4 und 5 unten zu sehen ist, hat die Schwerpunktanpassungsroutine die Sterne gut verfolgt, da sich der Abstand in beide Richtungen nur um höchstens 1 Pixel verändert hat.

Reduktion des Flusses des Zielsterns

Nachdem ein Mechanismus zum Verfolgen von Sternen in der gesamten Bildserie festgelegt wurde, muss der Fluss des Zielsterns bestimmt werden. Zur Berechnung des Flusses wird eine kreisförmige Aperturextraktion (engl: "aperture extraction") durchgeführt. Bei dieser Methode werden die Werte der Pixel innerhalb der Zielapertur (dem roten Kreis in Abbildung 6) addiert. Die entstehende Summe ist die Gesamtlichtmenge, welche innerhalb der Zielapertur erfasst wurde.

Während die Zielapertursumme die Gesamtmenge des im roten Kreis erfassten Lichts angibt, ist sowohl das Licht des Sterns aber auch das Hintergrundlicht in dieser Summe enthalten. Um das Licht vom Stern zu isolieren wird ein Hintergrundring (der Bereich zwischen dem roten und dem grünen Kreis) verwendet um den Durchschnittswert der Hintergrundpixel zu bestimmen (Abbildung 6). Der durchschnittliche Hintergrundwert wird dann von jedem Pixelwert innerhalb des Zielbereichs abgezogen. Nach der Hintergrundsubtraktion bleibt nur der jetzt isolierte Fluss des Sterns. Anschließend wird ein Diagramm der Zielflusswerte als Funktion der Zeit erstellt (Abbildung 7) und als „TargetRawFlux <Target name> <Datum> .png“ gespeichert.

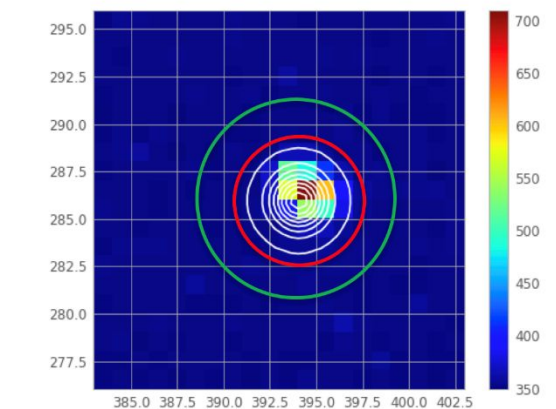


Abbildung 6: Ein Abschnitt einer MicroObservatory Aufnahme, welche den Exoplaneten HAT-P-32b enthält. Zielapertur (rot) und Ringraum (grün) für HAT-P-32b

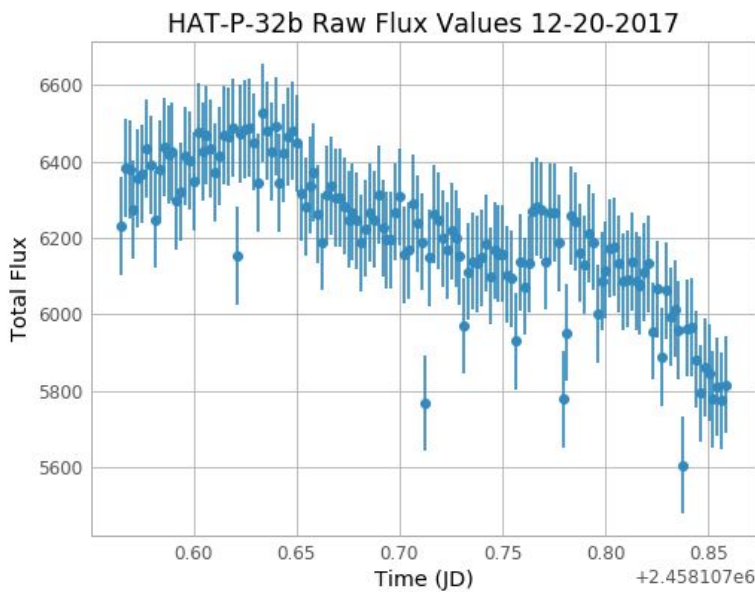
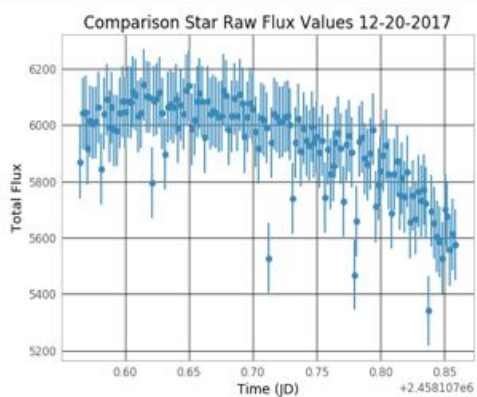
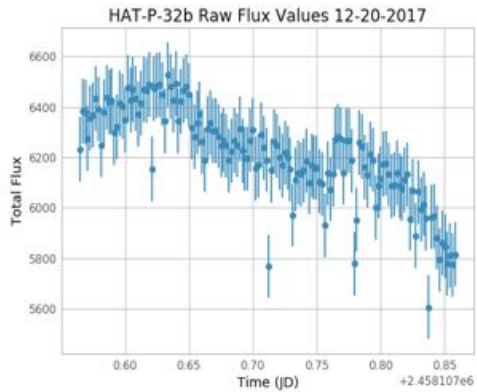


Abbildung 7: HAT-P-32b Fluss gegenüber der Zeit. In diesem Beispiel können Sie den Transit tatsächlich in den Rohdaten sehen (zwischen 0,65 und 0,75 jd auf der X-Achse), bevor mögliche Fehlerquellen korrigiert wurden. Dies ist jedoch nicht immer der Fall.

Normalisierung durch einen Vergleichsstern

Nach dem Entnehmen des Flusses des Zielsterns müssen weitere Fehlerquellen korrigiert werden. Dazu wird der Fluss eines Vergleichssterns bestimmt, dessen Helligkeit sich im Laufe der Zeit nicht ändern sollte und dessen Helligkeit dem Zielstern ähnlich ist. Mit der gleichen Methode mit der der Fluss des Zielsterns entnommen wurde, wird der zeitlich veränderliche Fluss der Vergleichssterne aufgezeichnet, deren Positionen der Benutzer auch eingibt. Der Fluss eines Vergleichssterns sollte idealerweise wie eine flache Linie aussehen. Wie in der Abbildung unten links in Abbildung 8 zu sehen ist, hat der Fluss-Zeit-Verlauf des Vergleichssterns eine ähnliche Form wie der des Zielsterns. Um die Fehlerquelle zu korrigieren teilt der Code den zeitlich variierenden Fluss des Zielsterns durch den des besten Vergleichssterns. Das Ergebnis ist der normalisierte Zielsternfluss, der dann als Funktion der Orbitalphase angegeben wird. Das Transitsignal (eine Flussverminderung), welches zwischen der Orbitalphase -0.03 und 0.03 zu sehen ist, ist jetzt deutlich erkennbar.



=

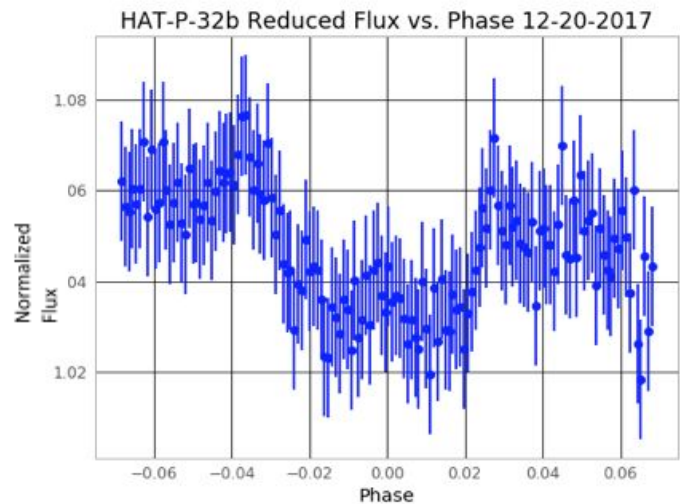


Figure 8: HAT-P-32b Normalized Flux vs. Phase. The transit occurs between -.03 and .03 phase. Gets saved as "NormalizedFluxPhase<targetName><date>.png"

Die Orbitalphase eines Planeten ist eine Zahl die beschreibt, wo sich der Planet in seinem Orbit befindet. Die Orbitalphase ist 0, wenn sich der Planet genau vor ihrem Stern bewegt, $\frac{1}{2}$, wenn sich der Planet direkt hinter ihrem Stern befindet, und entweder $\pm \frac{1}{4}$, wenn er sich direkt zur Seite befindet. Bei einer Transitbeobachtung sollte der Planet in der endgültigen Kurve mit reduziertem Licht ein Einbruch zentriert bei Phase = 0 zeigen.

Bestimmung der optimalen Apertur und Vergleichssterne

In der bisherigen Erläuterung des Codes wurde noch nicht klargestellt, wie die zum Entnehmen der Flüsse verwendeten Apertur- und Ringgrößen und der durch zu teilende Vergleichssterne bestimmt werden. Der Schwerpunkt, der zum Verfolgen des Sterns zwischen Bildern verwendet wird, schätzt die Größe des Zielsterns auf dem Bild. Aufbauend auf dieser Größenschätzung testet der Code mehrere Kombinationen von Apertur- und Ringgrößen für jeden Vergleichssterne, den der Benutzer eingeben möchte.

Hier wird eine Modelllichtkurve (entwickelt von Gael Roudier) schnell an die Daten angepasst. Die Ringgröße, die Aperturseite und der Vergleichssterne, die schließlich ausgewählt werden, passen sich am besten an diese Modelllichtkurve an. Eine ausführlichere Erläuterung des Lichtkurvenmodells ist im folgenden Abschnitt.

Die vollständige Lichtkurve Anpassungsroutine

Nachdem die optimale Apertur, der optimale Annulus und der optimale Vergleichssterne verwendet wurden, um die Messreihe vollständig in ein Diagramm von Fluss gegen Zeit aufzustellen, (Abbildung 8) wird ein Lichtkurvenmodell an die Daten angepasst damit Informationen über den Planeten ermittelt werden können.

Bevor wir uns damit befassen wie das Lichtkurvenmodell an die Daten angepasst wird, schauen wir uns zunächst an was ein Lichtkurvenmodell eigentlich ist. Ein Lichtkurvenmodell ist eine mathematische Funktion, mit der die Form des Transitsignals eines Exoplaneten modelliert werden soll. Es gibt mehrere Planetenmerkmale, welche die Form des Lichtkurvenmodells beeinflussen können. Die wichtigsten Merkmale sind jedoch die Transitmittezeit, die Umlaufzeit und das Verhältnis des Radius des Planeten zu dem seines Sterns. Die Auswirkungen dieser Parameter auf das Modell sind in Abbildung 9 zu sehen.

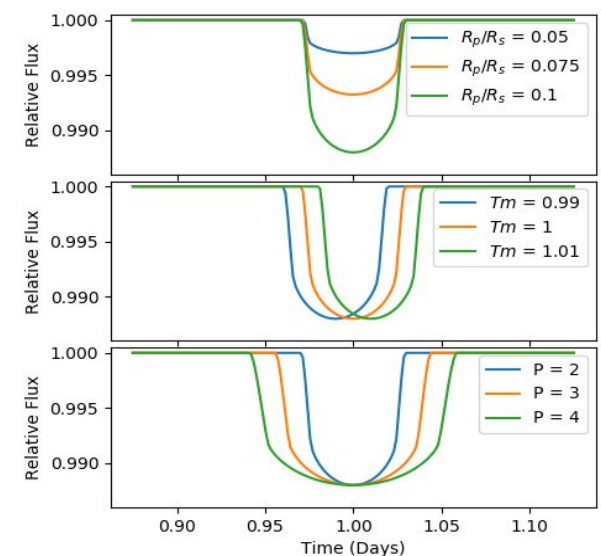


Abbildung 9: Das obere Diagramm zeigt, dass mit zunehmendem Verhältnis von Planetenradius zu Sternradius die Tiefe des Transits zunimmt. Das mittlere Diagramm zeigt, dass eine Änderung der mittleren Laufzeit das Modell zeitlich verschiebt. Schließlich wird im unteren Diagramm mit zunehmender Umlaufzeit das Transitsignal breiter.

Obwohl eine schnelle kleinste-Quadrate Anpassung zur Bestimmung der optimalen Aperturgröße und des Vergleichssterne ausreicht, ist eine Monte-Carlo-Markov-Kette (MCMC) notwendig um alle möglichen Lichtkurvenanpassungen gründlich zu untersuchen. Das in EXOTIC verwendete MCMC passt für die Transitmitte-Zeit und das Verhältnis des Radius des Planeten zu des Sterns an. Außerdem werden Koeffizienten eines Luftmassenmodells (Modell = $A * eB * \text{Luftmasse}$) angepasst, da sich die Atmosphärendicke durch die das Licht des Sterns geht ändert wenn der Stern langsam in der Nacht vom Horizont aus steigt. In Abbildung 10 ist das Ergebnis der MCMC-Anpassungsroutine zu sehen. Dieses wird gespeichert als "Traces <Zielname> <Datum> .png". Weitere Informationen zur Funktionsweise eines MCMC finden unter dieser Ressource (Englisch): [MCMC Introduction](#)

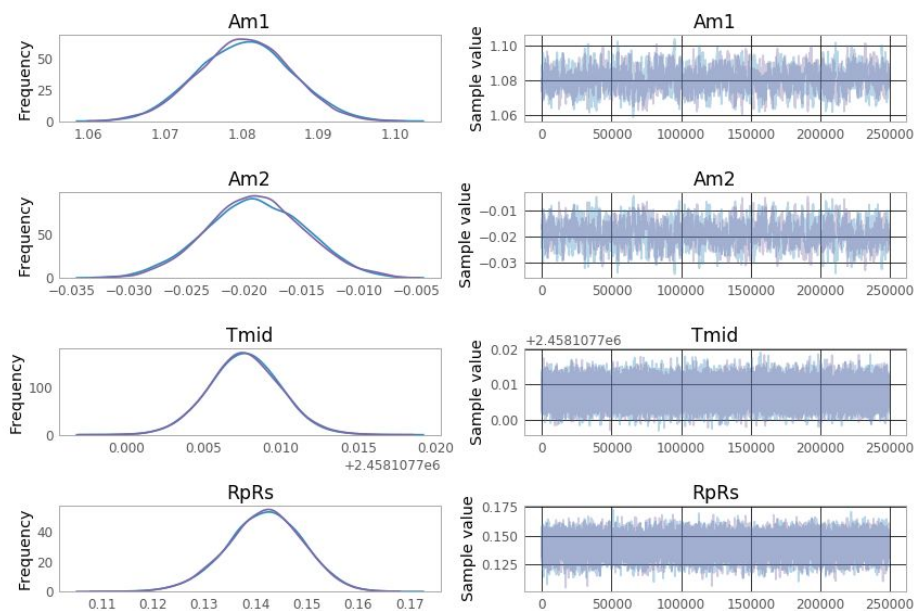
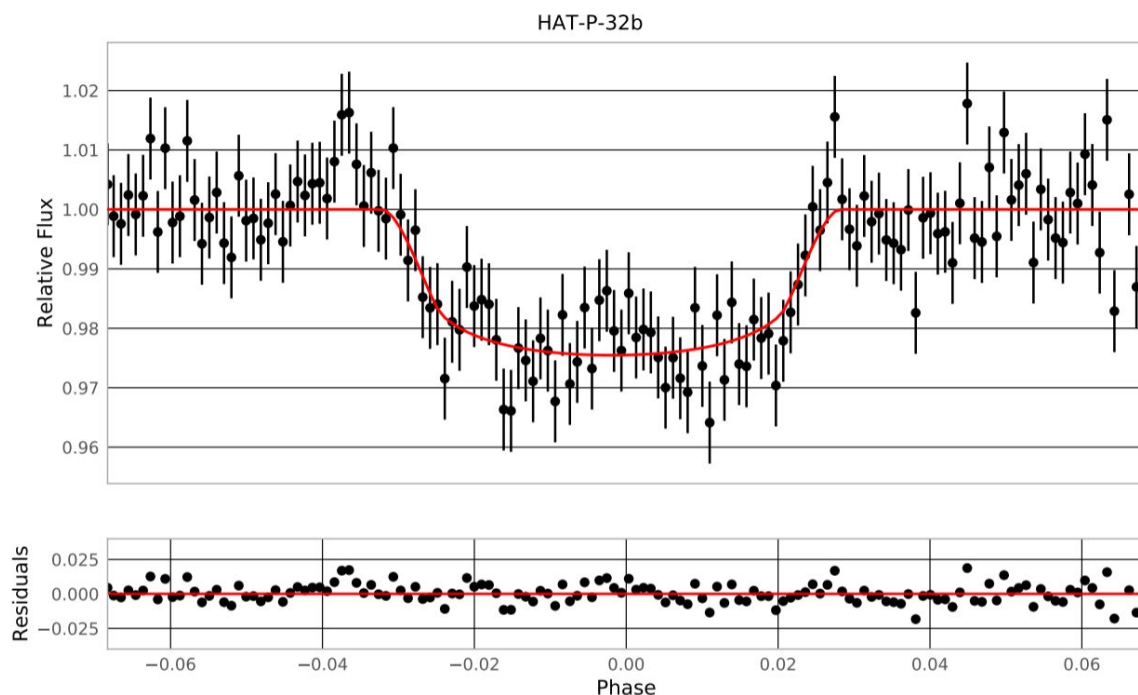


Abbildung 10: Die Ergebnisse der MCMC-Anpassung für Transit Tiefe, Luftmassekonstante 1 und 2 und Transitmittezeit. Die Standardabweichung des Histogramms jeder Variablen ist die neue Unsicherheit für die Variable.

Interpretation der Ergebnisse

Nach der Reduktion des Datensatzes und dem Anpassen eines Lichtkurvenmodells ist das vom Code erzeugte Endergebnis eine endgültige Lichtkurve. (Abbildung 11). Das gezeigte rote Lichtkurvenmodell ist das Ergebnis der im vorherigen Abschnitt beschriebenen MCMC-Anpassungsroutine. Um die Qualität der Lichtkurvenanpassung zu überprüfen, werden

die Abweichungen der Anpassung angeschaut, welche in der kleineren Teilkurve in Abbildung 11 zu sehen sind. Die Abweichungen werden bestimmt, indem jeder Datenpunkt durch den Wert des Modells an diesem Punkt dividiert wird und eins subtrahiert wird. Die Größen der Fehlerbalken stellen die photometrische Unsicherheit dar. Diese photometrische Unsicherheit breitet sich über den gesamten Reduktionsprozess aus und wird schließlich basierend auf der Qualität der Anpassung des Lichtkurvenmodells skaliert (durch die reduzierte Chi-Quadrat-Metrik). Daher werden die Fehlerbalken vergrößert, wenn das Lichtkurvenmodell nicht gut zu den Messdaten passt.



Mit der endgültigen Lichtkurve gibt das Programm eine .txt Datei aus, in der alle Ergebnisse der Lichtkurvenanpassung gespeichert werden. Das interessanteste unter den Ergebnissen ist das angepasste Verhältnis von Planetenradius zu Sternradius (R_p / R_s). Beim quadrieren vom Verhältnis zwischen R_p / R_s erhält man die Transit-Tiefe, also den Prozentsatz des Lichts des Sterns das vom Transitplaneten blockiert wird. Dieses HAT-P-32 b Transit Beispiel hat eine Tiefe von ungefähr 2,5%, was durch die y-Achse von Abbildung 11 bestimmt werden kann. Als Beispiel, ein Planet mit Jupiter Größe führt zu einer Helligkeitsabnahme von $\sim 1\%$, aber ein erdgroßer Planet verursacht nur eine 0,008% Abnahme.

Ein weiterer angepasster Parameter ist die Transitmittezeit des Planeten, welche benutzt wird um die Effizienz zukünftiger Exoplaneten-Folgemissionen zu steigern. Durch die beobachtete Kurve wird eine bessere Vermutung hergestellt, wann der Planet in Zukunft wieder den Stern umkreisen wird. Die Unsicherheiten bezüglich der angepassten Parameter werden als Ergebnis der MCMC-Lichtkurvenanpassung erzeugt, welche unter dem Link im vorherigen Abschnitt erklärt wird.