

Transeisengruppenelemente in heißen, heliumreichen Weißen Zwergen

Dissertation

der Mathematisch-Naturwissenschaftlichen Fakultät
der Eberhard Karls Universität Tübingen
zur Erlangung des Grades eines
Doktors der Naturwissenschaften
(Dr. rer. nat.)

vorgelegt von
Denny Hoyer
aus Frankenberg

Tübingen
2018

Gedruckt mit Genehmigung der Mathematisch-Naturwissenschaftlichen Fakultät der
Eberhard Karls Universität Tübingen.

Tag der mündlichen Qualifikation:

30.07.2018

Dekan:

Prof. Dr. Wolfgang Rosenstiel

1. Berichterstatter:

Prof. Dr. Klaus Werner

2. Berichterstatter:

Prof. Dr. Wilhelm Kley

Inhaltsverzeichnis

1	Einleitung	7
1.1	AGB-Phase	8
1.2	Born-Again-Szenario	10
1.3	Wolf-Rayet-Sterne	10
1.4	PG 1159-Sterne	11
1.5	PG 1159-Windlimit	11
1.6	DO Weiße Zwerge	12
1.7	Kühle, heliumreiche Weiße Zwerge	12
2	Spektroskopische Analyse	13
3	Virtuelles Observatorium	15
3.1	TEUV	16
3.2	TGRED	16
3.3	TIRO	17
3.4	TLISA	18
3.5	TMAD	18
3.6	TMAW	19
3.7	TVIS	19
4	RE 0503-289	21
5	Publikationen	24
5.1	Referierte Publikationen	24
5.2	Konferenzbeiträge (nicht referiert)	25
6	Ergebnisse	75
6.1	Die komplette spektrale Energieverteilung von RE 0503-289	75
6.2	Erstentdeckung verbotener Kohlenstofflinien	77
6.3	Transeisengruppenelemente in heißen non-DA WDs	78
	Literaturverzeichnis	81

Zusammenfassung

Der Asymptotische Riesenast (AGB) stellt die letzte Entwicklungsphase von Sternen mittlerer Masse ($0.8-8 M_{\odot}$) dar, deren Entwicklung durch nukleare Prozesse beeinflusst wird. Instabilitäten der beiden übereinanderliegenden Helium- und Wasserstoffbrennschalen sorgen dafür, dass der Stern eine Reihe thermischer Pulse (TP) durchläuft. Die dabei auftretenden Konvektionszonen sorgen für eine Durchmischung, was Voraussetzungen für die Nukleosynthese schwerer Elemente durch langsamen Neutroneneinfang (s-Prozess) schafft.

Etwa 25 % aller Post-AGB-Sterne durchlaufen zu Beginn der Abkühlsequenz der Weißen Zwerge (WD) einen letzten TP, bei dem ihre verbliebene Wasserstoffhülle nach unten gemischt und dort verbrannt wird. Gleichzeitig wird die Materie der Zwischenschale an die Oberfläche gebracht, welche auch die s-Prozess Elemente beinhaltet. Sterne, die eine solche Entwicklung durchlaufen haben, bieten eine Möglichkeit, die Zwischenschalenmaterie zu untersuchen und so Randbedingungen für die Nukleosynthese, die während der AGB-Phase stattgefunden hat, zu erhalten, wodurch auch ein besseres Verständnis der Sternentwicklung erlangt werden kann. Zu dieser Gruppe von Sternen gehören die massearmen Wolf-Rayet-Sterne, die PG 1159-Sterne sowie die heißen, heliumreichen (DO) WDs. Die beiden letztgenannten sind für die Analyse dieser Arbeit von besonderer Bedeutung.

Die Analyse dieser Arbeit gliedert sich in zwei Teile. Im ersten Schritt wird der DO WD RE 0503–289 untersucht. Sein Spektrum zeichnet sich durch eine sehr geringe Kontamination durch das interstellare Medium aus, wodurch es möglich ist, auch viele schwache Linien von Elementen der Transeisengruppe zu identifizieren und ihre Häufigkeit zu bestimmen. Analysen von [Werner et al. \(2012b\)](#) und [Rauch et al. \(2012–2017c\)](#) konnten zeigen, dass diese um bis zu 4 Größenordnungen häufiger als solar sind. Basierend auf diesen Arbeiten wurden zunächst alle bereits vorhandenen Linienlisten der einzelnen Elemente zusammengetragen und diese mit weiteren Atomdaten ergänzt. Anschließend wurde nach weiteren Linien der schweren Elemente in den zur Verfügung stehenden Spektren gesucht. Hierbei fanden [Hoyer et al. \(2017b\)](#) 1592 Linien, von denen 310 neu identifiziert wurden. Die Radialgeschwindigkeit und die Gravitationsrotverschiebung konnten bestimmt und der gefundene Wert für die interstellare Extinktion von [Rauch et al. \(2016b\)](#) bestätigt werden. Außerdem war es ihnen möglich, die Fehlergrenzen des EUV-Problems signifikant zu reduzieren und die Klassifizierung des Sterns als DO WD von [Barstow et al. \(1993\)](#) zu bestätigen.

Da zu Beginn dieser Arbeit nicht klar war, was die Ursache für diese stark erhöhten Elementhäufigkeiten in RE 0503–289 war, wurden Sterne untersucht, die einen ähnlichen Entwicklungsweg durchlaufen haben können und sich in einem ähnlichen Entwicklungsstadium befinden. Als geeignete Objekte wurden hierfür ein Stern der PG 1159-Klasse (PG 1707+427) und zwei DO WDs (WD 0111+002, PG 0109+111) ausgewählt. Für alle drei Programmsterne standen für die Analyse neue Spektren im ultravioletten Wellenlängenbereich, aufgenommen mit dem Hubble Space Telescope/Cosmic Origins Spectrograph, zur Verfügung. Mit Sternatmosphärenmodellen im nicht-lokalen thermodynamischen Gleichgewicht konnten die Effektivtemperatur und die Oberflächenschwerebeschleunigung der drei Programmsterne ermittelt und anschließend die Häufigkeit der einzelnen Elemente bestimmt werden. Hierbei gelang es [Hoyer et al. \(2018\)](#), die spektroskopischen Parameter deutlich zu verbessern bzw. zu bestätigen. Insgesamt untersuchten sie die Häufigkeit von 24 Elementen. Für die beiden DO WDs konnte die Häufigkeit vieler Transeisengruppenelemente bestimmt werden, die um ± 1 Größenordnung mit den gefundenen Werten von RE 0503–289 übereinstimmen. Allerdings konnten bei RE 0503–289 mehr Elemen-

te der Transeisengruppe detektiert werden, was darauf hindeutet, dass sein Strahlungsauftrieb im Vergleich zu den anderen beiden DO WDs am effizientesten ist. Für PG 1707+427 gelang es, die Obergrenze der meisten untersuchten schweren Elemente signifikant zu reduzieren und die Vermutung von [Werner et al. \(2015\)](#) zu bestätigen, dass der Strahlungsauftrieb die Elementhäufigkeiten noch nicht beeinflusst hat und die vorliegende chemische Zusammensetzung im Wesentlichen der der Zwischenschalenmaterie entspricht.

Summary

The Asymptotic Giant Branch (AGB) represents the last evolutionary phase of intermediate-mass stars ($0.8-8 M_{\odot}$) in which their evolution is influenced by nuclear processes. The star undergoes numerous thermal pulses (TP) due to instabilities in double shell-burning. As a consequence, convection zones emerge, mixing the processed matter. Hence, conditions are given for the nucleosynthesis of heavy elements by slow neutron capture (s-process).

At the beginning of the cooling sequence of white dwarfs (WD), about a quarter of all post-AGB stars undergo a last TP in which their remaining hydrogen shell is mixed downwards and burnt. At the same time, the intershell matter is dredged up to the surface, including s-process elements. This gives the opportunity to analyse the intershell matter and, thus, to establish constraints for the nucleosynthesis that took place during the AGB phase, to get a better understanding of stellar evolution. Such stars include the low-mass Wolf-Rayet stars, the PG 1159-type stars as well as the hot, helium rich (DO) WDs. The PG 1159-type stars and the DO-type WDs are of relevance for this work.

This work is divided into two parts. In the first part, the DO WD RE 0503–289 is examined. The significantly low contamination of its spectrum by the interstellar medium makes it possible to identify numerous weak lines of trans-iron elements and to determine their abundance. Analyses by [Werner et al. \(2012b\)](#) and [Rauch et al. \(2012–2017c\)](#) proved that the abundances are up to 4 orders of magnitude above solar. Based on these works, all existing line lists were gathered and complemented with further atomic data. Subsequently, more lines of heavy elements were searched within the available spectra. [Hoyer et al. \(2017b\)](#) found 1592 lines of which 310 were newly identified. The radial velocity and the gravitational redshift could be determined and the found value for the interstellar extinction of [Rauch et al. \(2016b\)](#) could be confirmed. They were also able to significantly reduce the error limits of the EUV problem and confirm the classification of the star as DO WD by [Barstow et al. \(1993\)](#).

The reason for the strongly enhanced abundance of elements in RE 0503–289 was not clear at the beginning of this work. To investigate on this, we examined stars which could have a similar evolutionary path and should be in a similar evolutionary phase. One star of PG 1159-type (PG 1707+427) together with two DO-type WDs (WD 0111+002, PG 0109+111) were chosen. New spectra in the ultraviolet wavelength range, taken with the Hubble Space Telescope/Cosmic Origins Spectrograph, were used for their analysis. Based on stellar atmosphere models in non-local, thermodynamic equilibrium, the effective temperature, the surface gravity and the element abundances were determined. Thereby, [Hoyer et al. \(2018\)](#) were able to confirm and improve the spectroscopic parameters. Furthermore, the abundances of 24 elements were examined. For the two DO WDs, the abundances of many trans-iron group elements could be determined, which are ± 1 order of magnitude within the found values of RE 0503–289. However, in RE 0503–289 more elements of the trans-iron group were identified, which could be a hint that radiative levitation is more efficient here than in both other DO WDs. For PG 1707+427 it was possible to reduce the upper limit of most investigated heavy elements significantly. The assumption of [Werner et al. \(2015\)](#) was confirmed, that radiative levitation has no impact on the element abundances and the surface composition represents the intershell matter.

Vorwort

Richten wir nachts unseren Blick zum Himmel, sehen wir, dass die Sterne nicht homogen über den Nachthimmel verteilt sind. Am auffälligsten ist dabei das dichte Band von Sternen, das sich einmal quer über den kompletten Himmel erstreckt. Dies ist unsere Heimatgalaxie, die Milchstraße. Neben der Positionsbestimmung der Sterne am Himmel ist es aber sehr schwierig, weitere Informationen über diese zu gewinnen. Dabei sind gerade Informationen über die chemische Zusammensetzung oder die Eigenbewegung für Astrophysiker sehr wichtig, um daraus etwas über ihre Entwicklung oder ihre dynamische Wechselwirkung mit der umliegenden Materie zu lernen und damit letztlich auch Aussagen über die Entwicklung des Universums treffen zu können. Die wohl wichtigste Informationsquelle stellt hier das elektromagnetische Spektrum dar.

Historisch war die Photometrie eine der ersten Möglichkeiten, etwas über die Sterne zu erfahren. Dabei wird das ankommende Licht durch unterschiedliche Farbfilter betrachtet. Die gewonnenen Daten lassen sich mit einem Farben-Helligkeits-Diagramm (FHD) auswerten. Das wahrscheinlich für diesen Verwendungszweck bekannteste Diagramm ist das von Henry Norris Russell (Russell 1914) auf den Arbeiten von Ejnar Hertzsprung (Hertzsprung 1911) aufgebaute Hertzsprung-Russell-Diagramm (HRD), welches eine abgewandelte Form des FHD darstellt. Im Gegensatz zum FHD benötigt man für die Auswertung im HRD ein Spektrum des Sterns sowie dessen Leuchtkraft. Im HRD (Abb. 0.1) wird auf der Abszisse die Spektralklasse eines Sterns aufgetragen. Da diese primär von dessen Effektivtemperatur T_{eff} abhängig ist, ist es ebenso möglich, die Effektivtemperatur anstelle der Spektralklasse zu verwenden. Dabei befinden sich auf der linken Seite die Sterne mit einer hohen Effektivtemperatur, die den Spektralklassen O, B und A angehören. In der Mitte diejenigen mit einer sonnenähnlichen Effektivtemperatur mit den Spektralklassen F und G, und auf der rechten Seite die kühlen Sterne mit den Spektralklassen K und M. Auf der Ordinate wird die Leuchtkraft L aufgetragen.

Es fällt auf, dass sich Sterne nicht irgendwo im HRD befinden, sondern hauptsächlich in bestimmten Bereichen liegen. Einen großen Bereich nimmt dabei das Band ein, das sich im betrachteten Ausschnitt (Abb. 0.1) von der unteren rechten Ecke bis in die obere linke Ecke erstreckt. Dieses Band ist die sogenannte Hauptreihe („Main Sequence“, MS) und stellt gleichzeitig auch eine Massensequenz dar. Leichte Sterne, die gerade noch schwer genug sind, um zentrales Wasserstoffbrennen zu betreiben ($M \geq 0.075 M_{\odot}$), befinden sich unten rechts, während sich Sterne mit bis zu $\approx 100 M_{\odot}$ oben links auf der MS aufhalten. Wird ein Stern aus einer Gaswolke geboren, d.h. das zentrale Wasserstoffbrennen hat angefangen, befindet er sich je nach Masse viele Millionen bis Milliarden Jahre auf ihr. Dies hängt damit zusammen, dass Sterne mit einer höheren Masse eine höhere Kerntemperatur besitzen und damit nukleare Kernprozesse schneller ablaufen als in Sternen mit einer niedrigeren Masse. Neben der MS gibt es noch weitere wichtige Gebiete im HRD. Hier sind zunächst der rote Riesenast („Red Giant Branch“, RGB), der sich schräg rechts über der MS befindet, sowie der asymptotische Riesenast („Asymptotic Giant Branch“, AGB), der sich über dem RGB im HRD befindet, zu nennen. Insbesondere die AGB-Phase wird für diese Arbeit noch eine wichtige Rolle spielen (Kap. 1.1). Ein weiterer Bereich ist das Gebiet der Weißen Zwerge („White Dwarf“, WD), zu dem auch die Objekte gehören, die in dieser Arbeit analysiert werden.

Aus den Positionen der Sterne im HRD kann man einiges über diese lernen und ebenso mögliche Entwicklungswege abschätzen, für eine genauere Analyse benötigt man aber detaillierte Kenntnisse über deren chemische Zusammensetzung. Diese werden mit Hilfe der Spektralanalyse gewonnen.

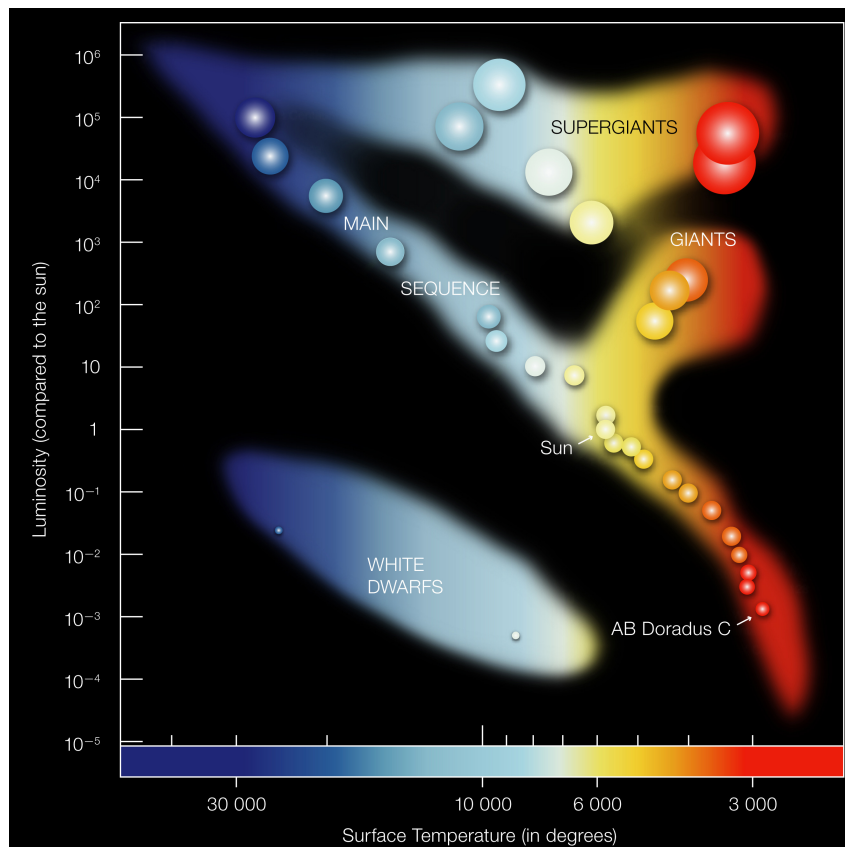


Abbildung 0.1: Hertzsprung-Russell-Diagramm. Die Abbildung wurde von der Internetseite <https://www.eso.org/public/images/eso0728c/> entnommen.

Im Gegensatz zur Photometrie wird bei der Spektralanalyse das Licht mit Hilfe eines dispersiven Mediums oder Gitters aufgefächert. Einer der ersten Pioniere der Spektralanalyse war Josef von Fraunhofer. Bei dem Versuch, das Sonnenlicht zu spektroskopieren, stellte er fest, dass in unregelmäßigen Abständen bestimmte Farben im Licht zu fehlen schienen (Abb. 0.2).

Im nachfolgenden Kapitel möchte ich eine kurze Übersicht über die Entwicklung von Sternen mit einer mittleren Masse geben. Im Anschluss daran folgt eine genaue Betrachtung der AGB-Phase und der weiteren Entwicklung zu heißen, heliumreichen WDs. Die Notwendigkeit moderner Programme zur Berechnung von Sternatmosphärenmodellen soll in Kapitel 2 thematisiert werden. Kapitel 3 geht auf die von uns programmierten Anwendungen für die deutsche Beteiligung am Virtuellen Observatorium ein, während in Kapitel 4 der Bezug zum aktuellen Forschungsstand und dieser Arbeit dargestellt wird. In Kapitel 5 werden die Publikationen, die während dieser Doktorarbeit entstanden sind, präsentiert und Kapitel 6 fasst die Ergebnisse dieser Arbeiten zusammen.

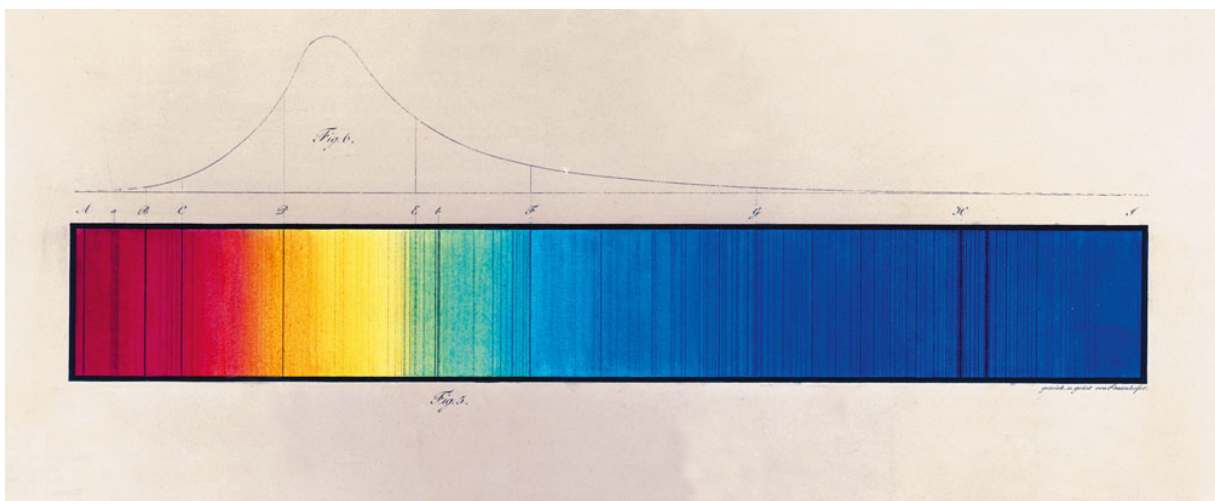


Abbildung 0.2: Kopie der Zeichnung, auf der Josef von Fraunhofer das Sonnenspektrum mit seinen markanten Linien aufgezeichnet hat. Das Original befindet sich im Deutschen Museum in München. Die Abbildung wurde von der Internetseite https://www.fraunhofer.de/content/dam/zv/de/ueber-fraunhofer/Joseph_von_Fraunhofer/Bilderstrecke/sonnenspektrum.jpg entnommen.

1 Einleitung

Die Lebenszeit eines Sterns hängt davon ab, wie lange er seine Leuchtkraft L durch ein Energiereservoir decken kann. Dem Stern stehen hierbei verschiedene Energiereservoirs zur Verfügung. Dies ist zum einen die Energie E_N , die er aus Kernfusionsprozessen erzeugen kann, seine thermische Energie E_{th} sowie seine potentielle Energie E_{pot} . Zusammenfassend ergibt sich hieraus

$$L = -\frac{d}{dt} (E_N + E_{\text{th}} + E_{\text{pot}}) \quad . \quad (1.1)$$

Das primäre Energiereservoir eines Sterns stellt die Kernfusion dar. Für einen Stern auf der MS ist dies das zentrale Wasserstoffbrennen. Für Sterne mit weniger als $1 M_{\odot}$ geschieht dieser Prozess über die Proton-Proton-Reaktion, auch pp-Kette genannt. Für Sterne mit mehr als $1 M_{\odot}$ erfolgt dies über den Bethe-Weizsäcker-Zyklus, auch CNO-Zyklus genannt. Wie lange der Stern auf der MS verweilt, hängt von seiner Masse ab, da Sterne mit einer höheren Masse eine höhere Kerntemperatur erreichen und dadurch nukleare Prozesse schneller ablaufen können. Eine wichtige Größe in diesem Zusammenhang stellt die nukleare Zeitskala τ_N dar. Sie ist gegeben durch

$$\tau_N = \frac{E_N}{L} \propto \frac{M}{M^3} \approx 10^{10} \text{ a} \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)^{-2} \quad . \quad (1.2)$$

Während diese für Sterne mit $1 M_{\odot}$ noch ca. 10^{10} a beträgt, verkürzt sie sich für einen Stern mit $100 M_{\odot}$ auf nur noch 10^6 a. Durch das zentrale Wasserstoffbrennen verändert sich die chemische Zusammensetzung im Inneren des Sterns nur sehr langsam. Die Gesamtmasse des Sterns bleibt dabei (bis auf den Massendefekt) erhalten. Mit dem Ansteigen der Kerntemperatur steigt auch die Leuchtkraft des Sterns. Unsere Sonne beispielsweise leuchtet heute etwa 30 % heller als zu Beginn ihres Lebens.

Hat der Stern seinen zentralen Wasserstoff aufgebraucht, muss er sein Wasserstoffbrennen in eine Schale nach weiter außen verlagern. In der folgenden Entwicklung sorgt das Wasserstoffschalenbrennen dafür, dass es zu einer Expansion der darüber liegenden Schichten kommt, wodurch sich der Stern stark ausdehnt. Die stark expandierende Hülle sorgt jedoch gleichzeitig für eine Abnahme der inneren Schalentemperatur, wodurch die Brennschale ihre Fusionsprozesse herunterfahren muss und der Stern infolgedessen wieder kontrahiert, bis sich ein Gleichgewicht einstellt. Da die Oberfläche des Sterns in Folge der stark expandierenden Hülle schneller zunimmt als die Leuchtkraft steigt, nimmt seine Effektivtemperatur ab, weswegen er jetzt rötlich erscheint. Im HRD bewegt sich der Stern nun langsam von der MS weg und wandert in das Gebiet des RGB.

Währenddessen sorgt das Wasserstoffschalenbrennen für eine stetige Massenzunahme des Heliumkerns. Begünstigt durch den fehlenden Strahlungsdruck im Zentrum des Sterns führt dies zu einer Kontraktion des Kerns. Mit zunehmender Dichte steigt auch dessen Kerntemperatur wieder an und ab einer Temperatur von ca. 10^8 K kann das zentrale Heliumbrennen, auch Triple-Alpha-Prozess (3α -Prozess) genannt, starten. Grundsätzlich müssen zwei unterschiedliche Ausgangsszenarien betrachtet werden. Während dieser Prozess für Sterne mit mehr als $M > 2.5 M_{\odot}$ wie beschrieben abläuft, sind die Prozesse für Sterne mit einer Anfangsmasse von weniger als $M < 2 M_{\odot}$ etwas komplizierter. Bei diesen Sternen ist der Kern entartet, was bedeutet, dass die Temperatur unabhängig vom Druck ist und eine weitere Massenzunahme des Heliumkerns zu

keiner Erhöhung der Kerntemperatur führt. Sobald der Heliumkern eine Masse von ca. $0.45 M_{\odot}$ erreicht, kann das zentrale Heliumbrennen starten. Das Zünden verläuft hierbei explosionsartig, man spricht in diesem Zusammenhang auch von einem Helium-Flash. Mit steigender Kerntemperatur wird die Entartung des Kerns nach und nach aufgehoben. Mit dem Einsetzen des zentralen Heliumbrennens und des Wasserstoffschalenbrennens wandert der Stern im HRD auf den Horizontalast („Horizontal Branch“, HB). Die Zeit, die der Stern dort verbringen kann, beträgt etwa ein Zehntel der nuklearen Zeitskala des zentralen Wasserstoffbrennens. Für einen Stern mit $1 M_{\odot}$ sind das also ca. 10^9 a.

Hat der Stern seinen zentralen Heliumvorrat aufgebraucht, muss er analog zum zentralen Wasserstoffbrennen sein Heliumbrennen in eine Schale verlagern. In der folgenden Entwicklung sorgt das Heliumschalenbrennen zu einer Expansion der darüber liegenden Schichten. Im HRD bewegt sich der Stern nun langsam in das Gebiet des AGB.

1.1 AGB-Phase

Eine der komplexesten und bis heute nicht vollständig verstandenen Entwicklungsphasen eines Sterns stellt die AGB-Phase dar. Sie ist aber auch eine der bedeutendsten Phasen für Sterne mittlerer Masse. Ein Querschnitt eines solchen Sterns ist in Abbildung 1.1 zu sehen. Gut zu erkennen sind die beiden Brennschalen mit ihren jeweiligen Konvektionszonen. Es sind diese Konvektionszonen, die die Sternentwicklungsrechnungen so kompliziert machen. Gleichzeitig sorgen die Konvektionszonen aber für eine Durchmischung der Materie in ihrem Einzugsbereich. Von besonderer Bedeutung ist dies für den Bereich, der sich zwischen den beiden Brennschalen befindet.

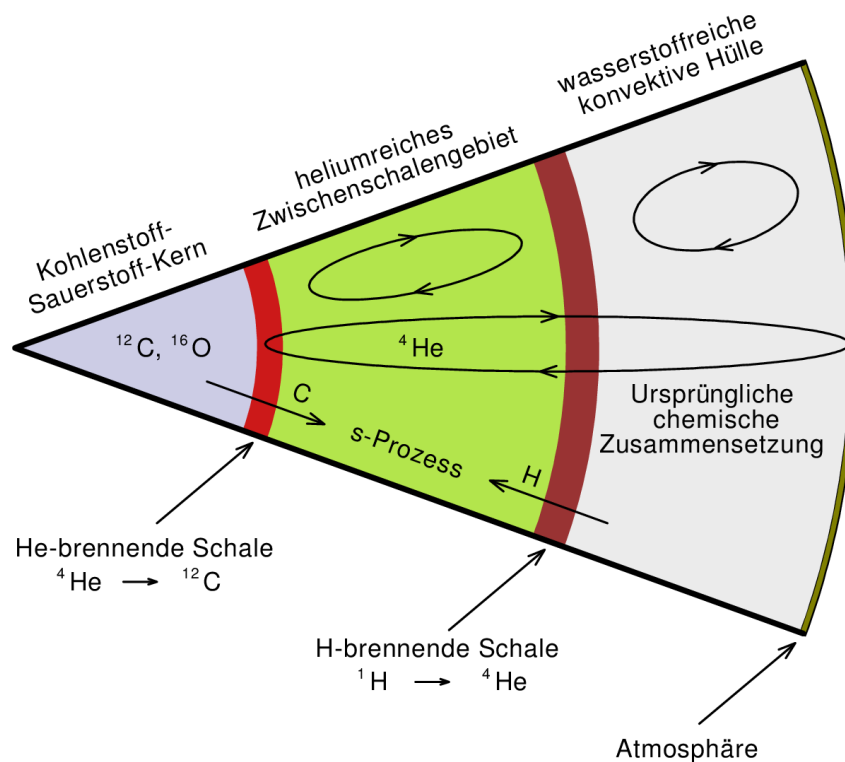
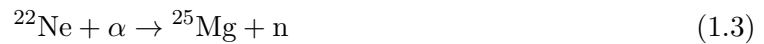


Abbildung 1.1: Innerer Aufbau eines AGB-Sterns. Die Konvektionszone, die von der Oberfläche bis zur inneren Kante der Heliumbrennschale reicht, existiert nur während eines späten thermischen Pulses. Die Abbildung wurde modifiziert übernommen aus [Rauch et al. \(2008\)](#).

In diesem Bereich sind Bedingungen gegeben, dass sich mit Hilfe des langsamen Neutroneneinfangs (s-Prozess, „s“ von „slow“) weitere Neutronen an einen Saatkern anlagern können. Wird der Kern aufgrund eines relativen Neutronenüberschusses instabil, kann durch einen anschließenden β^- -Zerfall ein Neutron unter Aussendung eines Elektrons e^- und eines Elektron-Antineutrinos $\bar{\nu}_e$ in ein Proton umgewandelt und so höhere Elemente synthetisiert werden. Ausgangspunkt dieses Prozesses stellt eine Neutronenquelle dar. Für Sterne unterschiedlicher Masse haben sich hier unterschiedliche Reaktionen als effizient herausgestellt. [Cameron \(1960\)](#) konnte zeigen, dass Sterne mit einer Masse von $M > 3 M_\odot$ und einer Zwischenschalentemperatur von $T \geq 300 \times 10^6$ K die Reaktion



als Neutronenquelle bevorzugen. Während für leichtere Sterne mit einer Masse von $M \approx 2 M_\odot$ und einer Zwischenschalentemperatur von $T \geq 9 \times 10^7$ K die Reaktion



als Neutronenquelle dient ([Cameron 1955](#)). Eine wichtige Grundlage stellt das Vorhandensein von Kohlenstoff dar. Neueste Sternentwicklungsmodelle von [Miller Bertolami \(2016\)](#) konnten zeigen, dass dies für Sterne mit einer Anfangsmasse von $1 M_\odot$ bis $3 M_\odot$ gegeben ist. Die Grenzen sind stark von der Metallizität Z des jeweiligen Sterns abhängig. Ebenso muss Eisen als Saatkern in ausreichenden Mengen zur Verfügung stehen.

Im Laufe der AGB-Phase nimmt die Leuchtkraft des Sterns weiter zu. Schließlich wird die weiter außen liegende Wasserstoffbrennschale durch die Expansion, ausgelöst durch die Heliumbrennschale, zu niedrigeren Temperaturen geschoben, bei der die Fusionsprozesse beinahe zum Erliegen kommen. Infolgedessen nimmt die Erzeugungsrate von Helium ab, wodurch der Heliumbrennschale weniger Helium zur Verfügung steht. Diese muss daraufhin ebenfalls ihre Fusionsprozesse herunterfahren, wodurch der Stern wieder anfängt zu kontrahieren und die Wasserstoffbrennschale wieder zu höheren Temperaturen wandert. Durch die höheren Temperaturen laufen die Fusionsprozesse in der Wasserstoffbrennschale wieder effizienter ab, wodurch wieder mehr Helium produziert wird. Steht der Heliumbrennschale wieder mehr Helium zur Verfügung, kann diese ihre Fusionsprozesse wieder hochfahren und der Zyklus beginnt von vorne. Dieser Zyklus wird thermischer Puls („Thermal Pulse“, TP) genannt. Jedes Mal, wenn die Heliumbrennschale zündet, kommt es zu einem TP, der den Strahlungsdruck stark ansteigen lässt und in einem hohen Massenverlust des Sterns resultiert, da die weiter außen liegenden Schichten aufgrund des stark ausgedehnten Sterns nur sehr schwach gravitativ gebunden sind. Dabei kann der Stern durch diesen Prozess bis zu 90 % seiner Anfangsmasse verlieren und trägt damit zu einem erheblichen Anteil zur chemischen Zusammensetzung der interstellaren Materie (ISM) in Galaxien bei. Erreicht die Hülle des Sterns nur noch eine Masse von ca. $10^{-4} M_\odot$, kommen die Fusionsprozesse endgültig zum Erliegen.

Nach dem Abstoßen der Hülle beginnt der Stern zu kontrahieren und sich dabei aufzuheizen, wodurch seine Effektivtemperatur steigt. Dadurch verlässt der Stern im HRD den AGB und wandert bei konstanter bolometrischer Leuchtkraft nach links. Dieser ist zu Beginn von einer opaken Gas- und Staubschicht umgeben und kann daher nicht mit Teleskopen im optischen Wellenlängenbereich beobachtet werden. Die zunehmende Effektivtemperatur des Sterns kann das Gas ab $T_{\text{eff}} > 30000$ K ionisieren, wodurch der Stern und seine Hülle wieder sichtbar werden. Der Stern hat sich zu einem Zentralstern eines planetarischen Nebels („Central Star of a Planetary Nebula“, CSPN) entwickelt.

Im Laufe der weiteren Entwicklung stoppen die Fusionsprozesse endgültig und der Stern hat die Abkühlsequenz der WD erreicht. Die entstehenden WDs haben dabei Massen zwischen $0.5 M_\odot$ und $1.44 M_\odot$ (Chandrasekhar-Grenzmasse). Sterne zu Beginn dieser Entwicklungsphase

sind heiße, kompakte Objekte. Insbesondere sollten Elemente, die durch frühere nukleare Reaktionsprozesse während der RGB- und AGB-Phase synthetisiert wurden, durch Konvektion oder Diffusion an die Oberfläche gekommen sein, wodurch es ermöglicht wird, sie zu detektieren. Durch Anwendung modernster spektroskopischer Analyseverfahren können Rückschlüsse auf die Prozesse gewonnen werden, die in früheren Phasen der Sternentwicklung im Sterninneren abgelaufen sind. Sie stellen daher eine wichtige Methode dar, neue Sternentwicklungstheorien zu erstellen und bestehende zu überprüfen.

1.2 Born-Again-Szenario

Bei etwa 25 % aller WDs kommt es noch einmal zu einem letzten Zünden der Heliumbrennschale (Iben et al. 1983). Je nachdem, wann der letzte TP einsetzt, unterscheidet man zwischen einem AGB finalen TP („AGB Final Thermal Pulse“, AFTP), einem späten TP („Late Thermal Pulse“, LTP) und einem sehr späten TP („Very Late Thermal Pulse“, VLTP), der sich in der frühen Phase der Abkühlsequenz ereignet. Abhängig ist dies davon, wie viel Wasserstoff nach der AGB-Phase noch in der Hülle verblieben ist. Je weniger Wasserstoff, desto später erfolgt der letzte TP. Sterne, die einen solchen Prozess durchlaufen haben, werden als wasserstoffarme Post-AGB-Sterne bezeichnet. Die genaue Klassifizierung hängt jedoch davon ab, welche Spektrallinien zu sehen sind. Setzt der TP ein, sorgt die anschließende Konvektionszone dafür, dass der Wasserstoff in der Hülle zunächst nach unten gemischt und anschließend dort verbrannt wird. Da nach einem AFTP noch genügend Wasserstoff in der Hülle verbleibt ($\approx 20\%$), hat dieser nur einen relativ geringen Einfluss auf ihre chemische Zusammensetzung. Folglich werden die Spektren dieser Sterne hauptsächlich von Wasserstofflinien dominiert. Bei Erreichen der Abkühlsequenz wird der WD sich deshalb in einen DA WD entwickeln. Eine ähnliche Entwicklung, wenn auch mit einer geringeren Wasserstoffhäufigkeit ($\approx 1\%$), wird ein Stern auch nach einem LTP durchlaufen. Im Gegensatz zu den beiden erstgenannten ist nach einem VLTP jedoch kein Wasserstoff mehr detektierbar, weswegen diese sich zu einem non-DA WD weiterentwickeln werden. Sie sind die primären Forschungsobjekte dieser Arbeit.

1.3 Wolf-Rayet-Sterne

Durch den plötzlich stark erhöhten Strahlungsdruck entwickelt sich der nun wiedergeborene Stern zurück zum AGB. Hohe Massenverluste von bis zu $10^{-4} M_{\odot}/\text{a}$, verursacht durch die stark angestiegene Leuchtkraft, sorgen zunächst jedoch dafür, dass der Stern anfangs durch eine dicke Schicht aus Staub und Gas verdeckt ist und damit nicht von Teleskopen beobachtet werden kann. Getrieben durch die hohe Leuchtkraft können Sternwinde auf bis zu 4000 km/s beschleunigt werden, die sich in Spektren als stark ausgeprägtes P-Cygni-Profil einzelner Spektrallinien bemerkbar machen. Durch die anhaltende Expansion der abgestoßenen äußeren Hülle ist diese jedoch irgendwann wieder transparent genug, um den Zentralstern sichtbar zu machen, welchen man als (massenarmen) Wolf-Rayet-Stern bezeichnet. Die Vorfahren der in dieser Arbeit analysierten Sterne waren aller Wahrscheinlichkeit nach Wolf-Rayet-Sterne mit einem hohen Kohlenstoffanteil, abgekürzt als [WC]. Seine geschtzte Lebenszeit von $t_{\text{lif e}} \approx 500000 \text{ a}$ wird dabei von der Stärke seines Sternwindes begrenzt. Im Laufe seiner Entwicklung nimmt er immer weiter ab und am Ende wird sich der [WC] in einen PG 1159-Stern entwickeln.

Aufgrund einer Effektivtemperatur zwischen $T_{\text{eff}} = 20000 - 200000 \text{ K}$ zeigen die Spektren dieser Sterne viele Ionisationsstufen leichter und schwerer Elemente, bei denen besonders Spektrallinien der Elemente Kohlenstoff ([WC]), Stickstoff ([WN]) und Sauerstoff ([WO]) in den jeweiligen Typen stark ausgeprägt sind.

1.4 PG 1159-Sterne

Die PG 1159-Sterne gehören mit $T_{\text{eff}} = 75000 - 250000$ K zu den heißesten Vertretern der heliumreichen Post-AGB-Sterne und wurden nach dem Prototypen PG 1159–035 benannt (Wesemael et al. 1985). Dieser wurde zusammen mit vielen weiteren Sternen der unterschiedlichsten Klassifikationen zuerst in der Palomar-Green (PG¹) Durchmusterung gefunden (Green et al. 1986). Spektren dieser Sterne zeigen im optischen Wellenlängenbereich schwache, breite Absorptionslinien von He II und C IV. Im Zentrum der Linien kann gelegentlich auch eine Emissionskomponente zu sehen sein. Von besonderer Bedeutung ist dabei der Bereich um C IV $\lambda\lambda$ 4646.62–4687.95 Å und He II λ 4685.80 Å, weil dieser als spektroskopisches Kriterium zur PG 1159-Klassifizierung dient (PG 1159-Absorptionstrog, Werner & Herwig 2006). Aufgrund eines starken chemisch homogenen Sternwindes ($\dot{M} > 10^{-11} M_{\odot}/\text{a}$), der der Gravitationsabsetzung entgegenwirkt (Unglaub & Bues 2000), die chemische Zusammensetzung der Photosphäre aber direkt nicht beeinflusst (Unglaub 2007), weisen die Photosphären der PG 1159-Sterne nicht nur Spuren der Zwischenschalenmaterie auf, die während der AGB-Phase entstanden ist, sondern bestehen zu wesentlichen Teilen aus ihr, wodurch eine Analyse der Häufigkeiten der Elemente, die in diesem Bereich synthetisiert wurden, möglich ist. So lassen sich aus diesen Erkenntnissen direkte Schlussfolgerungen auf die physikalischen Prozesse während der AGB-Phase ziehen.

Neben Linien von Helium und Kohlenstoff sind auch Linien von Sauerstoff charakteristisch für PG 1159-Sterne. Die chemische Zusammensetzung der drei häufigsten Elemente liegt in Massenbruchteilen bei He $\approx 0.30 - 0.85$, C $\approx 0.15 - 0.60$, und O $\approx 0.02 - 0.20$ (Werner & Herwig 2006), bei einer Oberflächenschwerebeschleunigung $\log(g/\text{cm/s}^2) = 6 - 8$. Die geschätzte Lebenszeit bis zum Erreichen des PG 1159-Windlimits (Kap. 1.5) liegt bei ungefähr $t_{\text{life}} \approx 100000$ a.

1.5 PG 1159-Windlimit

Mit einer Abnahme der Effektivtemperatur und einer damit einhergehenden steigenden Oberflächenschwerebeschleunigung, gewinnt die Gravitationskraft zunehmend gegenüber dem Strahlungsdruck. Als Folge davon schwächen sich die stellaren Winde ab. Unglaub (2008) konnte zeigen, dass Sternwinde unterhalb einer Massenverlustrate von $\dot{M} \lesssim 10^{-12} M_{\odot}/\text{a}$ nicht länger chemisch homogen sein können und der radiative Strahlungsauftrieb von Metallen um mindestens zwei Größenordnungen stärker sein sollte als derjenige für Wasserstoff und Helium. Die Existenz solcher schwachen Sternwinde konnte bislang aber nicht endgültig bewiesen werden. Für die chemische Zusammensetzung der Sternatmosphäre hätte ein solcher chemisch inhomogener Sternwind aber stärkere Auswirkungen, da bereits eine kleine Reduktion der Wasserstoff- und/oder Heliumhäufigkeit zu einem starken Anstieg der Eisen- bzw. Transeisengruppenelementhäufigkeit führen könnte.

Für den Übergang eines PG 1159-Sterns in einen heißen, heliumreichen (DO) WD stellt die photosphärische Kohlenstoffhäufigkeit eine entscheidende Größe dar. Es existiert jedoch kein fester Wert, bei dem der Stern plötzlich seinen Typ ändert. Vielmehr ist es ein langsam ablaufender Entwicklungsprozess. Abbildung 1.2 veranschaulicht dieses Grenzgebiet in der $\log T_{\text{eff}} - \log g$ -Ebene.

Das PG 1159-Windlimit wurde zum ersten Mal von Unglaub & Bues (2000) vorhergesagt und beschreibt eine um den Faktor zehn reduzierte Massenverlustrate (Linie A, berechnet für $\dot{M} = 1.29 \times 10^{-15} L^{1.86}$ von Bloeker 1995, Pauldrach et al. 1988). Diese Linie trennt das Gebiet der PG 1159-Sterne von dem Gebiet der DO WDs. Unter der Verwendung der angegebenen Massenverlustrate geben die Linien B und C jeweils den Bereich an, in dem die photosphärische Kohlenstoffhäufigkeit jeweils um den Faktor 0.5 und 0.1 reduziert ist. Jenseits der Linie D (rechts

¹Katalogbezeichnung (z.B. für PG 0109+111 und PG 1707+427, vgl. Kap. 4)

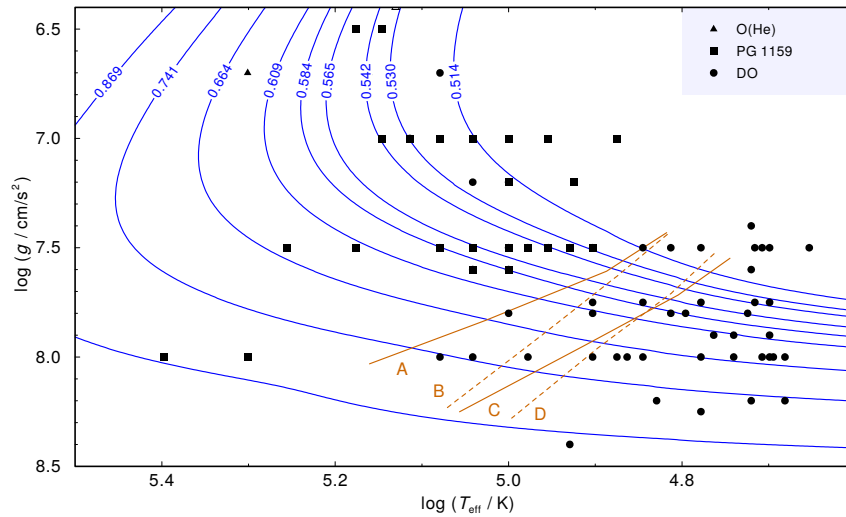


Abbildung 1.2: Vergleich der Positionen wasserstoffarmer Post-AGB-Sterne in der $\log T_{\text{eff}} - \log g$ -Ebene mit Entwicklungswegen von Post-AGB-Sternen, die einen VLTP durchlaufen haben (Althaus et al. 2009). Die Sternmasse des jeweiligen Entwicklungswegs ist in Sonnenmassen M_{\odot} angegeben. Die Sternparameter wurden den Arbeiten von Hügelmeyer et al. (2006), Kepler et al. (2016), Reindl et al. (2014) und Werner & Herwig (2006) entnommen.

davon) ist die photosphärische Kohlenstoffhäufigkeit bereits so weit reduziert, dass sich hier keine PG 1159-Sterne mehr finden lassen.

1.6 DO Weiße Zwerge

Die nächste Evolutionsphase der wasserstoffarmen PG 1159-Sterne stellen die DO WDs dar. Der Prototyp dieser Unterklasse ist HZ 21 (z.B. Eggen & Greenstein 1965, Greenstein 1976) und gehört mit $T_{\text{eff}} = 53000$ K und $\log g = 7.8$ zu den kühleren Objekten dieser Klasse (Dreizler & Werner 1996). Während die optischen Spektren der heißeren DO WDs von breiten He II-Linien charakterisiert sind, zeigen die kühleren Vertreter dieser Klasse He I-Linien. Gemeinsam haben alle DO WDs, dass ihre Oberflächenschwerebeschleunigung per Definition größer als $\log g > 7.0$ ist und sie dabei $T_{\text{eff}} = 45000 - 120000$ K annehmen können. Aufgrund ihres geringeren Strahlungsauftriebs und der größeren Gravitationskraft gegenüber den PG 1159-Sternen verschieben sich die Elementhäufigkeiten der DO WDs verstärkt zu leichteren Elementen, was sich auch in den Massenbruchteilen der drei wichtigsten Elemente niederschlägt ($\text{He} : \text{C} : \text{O} \approx 99.2 : 0.7 : 0.1$).

1.7 Kühle, heliumreiche Weiße Zwerge

Mit weiterer Abkühlung entwickelt sich der DO WD ab $T_{\text{eff}} = 45000$ K zu einem kühlen, heliumreichen (DB) WD, deren optische Spektren von He I-Linien charakterisiert sind. Mit einer weiteren Abnahme der Effektivtemperatur auf etwa $T_{\text{eff}} \approx 12000$ K wird das Erscheinen inneren Materials durch Konvektionszonen („dredge-up“) wieder wichtig und er entwickelt sich in einen kohlenstoffreichen (DQ) WD (Brassard et al. 2007). Schlussendlich sorgt eine weitere Abkühlung wieder zu einer Reduktion der Kohlenstoffhäufigkeit in der Photosphäre, woraufhin er sich letztlich zu einem heliumreichen DQ WD entwickelt (Pelletier et al. 1986).

2 Spektroskopische Analyse

Die einzige Möglichkeit, etwas über weit entfernte astrophysikalische Objekte zu lernen, ist es, ihre ausgesendete Strahlung zu messen, um sie anschließend analysieren zu können. Eines der wichtigsten Werkzeuge der modernen Astrophysik stellt daher die Spektralanalyse dar. Um das Sternspektrum jedoch mit einem theoretischen Modell vergleichen zu können, bedarf es zunächst ein paar theoretischer Grundlagen über die Entstehung der Strahlung eines Sterns.

Grundsätzlich handelt es sich bei einer Sternatmosphäre um ein offenes System, das sich deshalb nicht im thermodynamischen Gleichgewicht befindet. Um die Modellierung einer Sternatmosphäre zu vereinfachen, können im Hinblick auf die physikalischen Gegebenheiten ein paar Vereinfachungen getroffen werden. Dominieren zum Beispiel die Stoßraten die Strahlungsraten und ist die mittlere freie Weglänge der Photonen klein, kann für ein kleines Volumenelement auch ein lokales thermodynamisches Gleichgewicht („Local Thermodynamic Equilibrium“, LTE) angenommen werden. Kühle Sterne (Spektralklasse B oder später) mit einer hohen Oberflächenschwerebeschleunigung erfüllen diese Bedingung (Auer & Mihalas 1972). Für heiße Post-AGB-Sterne sind diese notwendigen Bedingungen nicht mehr erfüllt, weshalb die Berechnung ihrer Modellatmosphären im nicht-lokalen thermodynamischen Gleichgewicht („Non-Local Thermodynamic Equilibrium“, NLTE) erfolgen muss. Abbildung 2.1 veranschaulicht die Bereiche, in denen die Sternatmosphären mit den jeweiligen Computerprogrammen modelliert werden müssen.

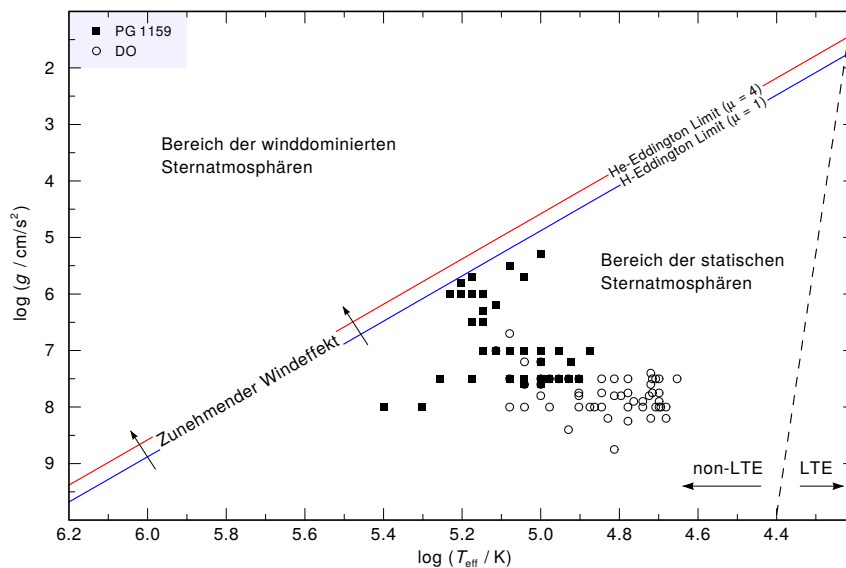


Abbildung 2.1: Bereiche von statischen LTE und NLTE sowie winddominierter Sternatmosphären. Das Eddington-Limit einer reinen Wasserstoff- (blau) und reinen Heliumsternatmosphäre (rot) wurde markiert. Des Weiteren wurden die Positionen wasserstoffarmer PG 1159-Sterne (schwarze Quadrate) sowie DO WDs (schwarze Kreise) ebenfalls eingezeichnet. Die Sternparameter wurden den Arbeiten von Hügelmeyer et al. (2006), Kepler et al. (2016), Reindl et al. (2014) und Werner & Herwig (2006) entnommen. Die Abbildung wurde modifiziert übernommen aus Rauch (2012).

Das beobachtete Spektrum entstammt einer dünnen Schicht innerhalb der Photosphäre. Für sehr kompakte Sterne, zu denen auch WDs gehören, kann diese Schicht als planparallel betrachtet werden. Möchte man hingegen stark ausgedehnte Objekte wie Rote Riesen analysieren, so muss man von einer sphärischen Schichtung ausgehen. Um eine NLTE-Sternatmosphäre zu berechnen, müssen vier gekoppelte Gleichungen (bzw. -systeme) simultan gelöst werden. Da es sich hierbei um ein hochgradig nichtlineares Gleichungssystem handelt, kann die Lösung nur iterativ berechnet werden. Der genaue Lösungsweg dieses Gleichungssystems soll an dieser Stelle nicht näher behandelt werden und kann in gängigen Büchern über die Physik der Sternatmosphären (z.B. Hubeny & Mihalas 2014) nachgelesen werden. Die vier Gleichungen (bzw. -systeme) sollen hier kurz vorgestellt werden. Dies sind die Strahlungstransportgleichung

$$\frac{dI_{\nu}(\mu, \tau)}{d\tau} = \frac{1}{\mu} [I_{\nu}(\mu, \tau) - S_{\nu}(\mu, \tau)] \quad (2.1)$$

mit der frequenzabhängigen Intensität I_{ν} , der optischen Tiefe τ , dem zwischen τ und der Sehrichtung eingeschlossenen Winkel $\mu := \cos(\theta)$ sowie der Quellfunktion S_{ν}

$$S_{\nu} = \frac{\eta(\nu)}{\kappa(\nu)} \quad , \quad (2.2)$$

mit der Emissivität η und der Opazität κ . Die NLTE-Ratengleichungen

$$\sum_{i \neq j} n_j P_{ji} = n_i \sum_{i \neq j} P_{ij} \quad , \quad (2.3)$$

P_{ji} und P_{ij} stellen hierbei die Be- bzw. Entvölkerungsraten dar. Wobei sich diese aus einem Stoßanteil C_{ij} und einem Strahlungsanteil R_{ij} zusammensetzen. $n_i = n_i(n_e, T, J_{\nu})$ sind die Besetzungszahlen, die wiederum von der Elektronendichte n_e , der Temperatur T und der gemittelten Intensität J_{ν} (auch 0. Moment genannt)

$$J_{\nu} = \frac{1}{2} \int_{-1}^1 I_{\nu}(\mu) d\mu \quad (2.4)$$

abhängig sind. Weitere Gleichungen sind das Strahlungsgleichgewicht

$$\int_0^{\infty} \kappa(\nu)(J_{\nu} - S_{\nu}) d\nu = 0 \quad (2.5)$$

und das hydrostatische Gleichgewicht

$$\frac{dP}{dt} = g\rho(t) \quad , \quad (2.6)$$

mit dem Druck P , der Oberflächenschwerebeschleunigung g und der Dichte ρ .

Am Institut für Astronomie und Astrophysik (IAAT) übernimmt das Tübingen NLTE Model-Atmosphere Package (TMAP¹, Rauch & Deetjen 2003, Werner et al. 2003, Werner et al. 2012a) die Lösung dieses Gleichungssystems. Neben detaillierten Atomdaten werden für die eigentliche Berechnung nur zwei plus x Parameter benötigt. Dies sind die Effektivtemperatur T_{eff} , die Oberflächenschwerebeschleunigung $\log g$ sowie eine Elementhäufigkeit x_i für jedes Element i , das in die Modellatmosphärenberechnung mit einbezogen werden soll. Ein erster Schritt bei der Analyse von Sternspektren ist die Bestimmung der Effektivtemperatur. Gerade zu Beginn der Ära der Sternatmosphärenberechnung, bei der nur reine H- (oder H+He-) Modelle berechnet werden konnten, erwies sich neben dem Ionisationsgleichgewicht der He I- und He II-Linien auch die Balmerreihe zu diesem Zweck als sehr zuverlässig.

¹<http://www.uni-tuebingen.de/de/41621>

3 Virtuelles Observatorium

Am Ende des 20. Jahrhunderts erlebte die Welt die sogenannte dritte industrielle Revolution, auch Digitale Revolution genannt. Die Digitalisierung veränderte dabei nicht nur bestehende Technik, sondern bewirkte auch eine Veränderung in fast allen Lebensbereichen, Tendenz weiter steigend. Insbesondere durch die Verbesserung bestehender Messsysteme und der Auswertung der von ihnen aufgenommenen Daten unter Zuhilfenahme computergestützter Systeme, gelang es, bahnbrechende neue Erkenntnisse über unsere Welt und ihre Naturgesetze zu erhalten. Diese Entwicklung machte ebenfalls nicht vor der Astronomie und Astrophysik halt. Mit dem Ziel, der stetig zunehmenden digitalen Datenmenge Herr zu werden und diese in einem einheitlichen Format unter einer einheitlichen Oberfläche der Fachwelt online zur Verfügung zu stellen, wurde zu Beginn des 21. Jahrhunderts das Virtuelle Observatorium („Virtual Observatory“, VO) gegründet, von dem es länderspezifische Ableger gibt. Für Deutschland ist dies das German Astrophysical Virtual Observatory (GAVO¹).

Das IAAT beteiligt sich an diesem Projekt und stellt in diesem Zusammenhang viele Anwendungen, die man für die Spektralanalyse von Sternen benötigt, zur Verfügung. Im Rahmen dieser Arbeit wurden nahezu all diese VO-Dienste überarbeitet, bzw. aktualisiert. Ein großer Aspekt lag hierbei auf einem einheitlichen Seitenlayout sowie einem sauber strukturierten Quellcode. Der bestehende Quellcode musste aus diesen Gründen fast vollständig verworfen werden, da sich in diesem durch ständige Aktualisierungen einige Fehler eingeschlichen hatten. Hierdurch war es allerdings möglich, Quellcodeblöcke für alle Seiten zu vereinheitlichen, was spätere Wartungen erheblich vereinfachen dürfte.

Aufgrund des Umfangs ist es leider nicht möglich, den bestehenden Quellcode vollständig abzdrukken. Es soll im Nachfolgenden auf jeden überarbeiteten (TEUV, TIRO, TMAD und TMAW) und neu erstellten (TGRED, TLISA und TVIS) VO-Dienst eingegangen werden. Eine Übersicht über den jeweiligen Entwicklungsstatus sowie die URL des entsprechenden Dienstes findet sich in Tabelle 3.1.

Tabelle 3.1: Übersicht über die aktualisierten Tübinger VO-Dienste mit ihrem jeweiligen Entwicklungsstatus unter Angabe ihrer URL.

Dienst	Status	URL
TEUV	Entwicklung abgeschlossen	http://astro.uni-tuebingen.de/~TEUV
TGRED	Entwicklung abgeschlossen	http://astro.uni-tuebingen.de/~TGRED
TIRO	Entwicklung abgeschlossen	http://astro.uni-tuebingen.de/~TIRO
TLISA	In Entwicklung	http://astro.uni-tuebingen.de/~TLISA
TMAD	Entwicklung abgeschlossen	http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAD
TMAW	Entwicklung abgeschlossen	http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAW
TVIS	Entwicklung abgeschlossen	http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS

¹<http://www.g-vo.org/>

3.1 TEUV

Um das sogenannte EUV-Problem des DO WD RE 0503–289 zu lösen, wurde das Tübingen EUV Absorption Tool (TEUV) entwickelt. TEUV ermöglicht es, die interstellaren Absorptionen der gebunden-frei-Übergänge unterhalb von 911 \AA zeitgleich für eine kühle und eine heiße Komponente des ISM zu simulieren. Die erforderlichen Atomdaten der Photoionisationsquerschnitte wurden hierfür aus dem Opacity Project² entnommen.

Für die Berechnung werden zwei Spektren im EUV-Bereich benötigt. Dies sind zum einen das synthetische Spektrum, welches den EUV-Bereich bis 930 \AA abdecken muss, und zum anderen die Beobachtung. Anschließend können sowohl für die kühle als auch die heiße Komponente des ISM die Turbulenzgeschwindigkeit v_{turb} , die Radialgeschwindigkeit v_{rad} , ihre jeweilige Temperatur T_{comp} sowie die chemische Zusammensetzung in Säulendichten angegeben werden. Als Elemente stehen hierfür H I, He I–II, C I–III, N I–III, O I–III und Si I–III mit ihren angegebenen Ionisationsstufen zur Verfügung. Die Ionisationsstufen I–III für das Element Si sind für diese Arbeit neu hinzukommen. Darüber hinaus kann auch noch das Auflösungsvermögen des Instruments in \AA angegeben werden.

Abschließend werden noch der Name sowie eine E-Mail-Adresse des Anwenders benötigt, um die Berechnung zu starten.

Technische Spezifikation

Da die 32-Bit-Programme für die Berechnung der EUV-Absorption ein wenig Zeit benötigen, wurde im Rahmen dieser Arbeit eine zusätzliche 64-Bit-Version erstellt. Sie ist gegenüber ihrer 32-Bit-Variante etwa 8-mal schneller und ist seitdem die neue Standardversion im Browser.

3.2 TGRED

Uns gegenüber besitzt jeder Stern eine Radialgeschwindigkeit v_{rad} . Möchte man nun eine Beobachtung mit einem synthetischen Spektrum vergleichen, so muss die Beobachtung zunächst um die Radialgeschwindigkeit des Sterns korrigiert werden. Diese stellt daher ein sehr interessantes Nebenprodukt der Spektralanalyse dar. Da die untersuchten Sterne massenbehaftet sind, bilden diese ein Gravitationspotenzial aus. Infolgedessen werden die emittierten elektromagnetischen Wellen gestreckt, was einer Verschiebung in den roten Bereich gleichkommt. Man spricht in diesem Zusammenhang auch von Gravitationsrotverschiebung. Die Radialgeschwindigkeit eines Sterns setzt sich daher zusammen aus

$$v_{\text{rad}} = v_{\text{rad}}^{\text{Stern}} + v_{\text{rad}}^{\text{Grav}} \quad . \quad (3.1)$$

Für dynamische Betrachtungen ist aber nur die Eigenbewegung eines Sterns von Interesse. Um diese zu bestimmen, muss man zunächst die Gravitationsrotverschiebung z berechnen. Diese ist definiert als

$$z = \frac{GM}{Rc^2} \quad . \quad (3.2)$$

Wobei G die Gravitationskonstante, M die Masse des Sterns, R der Radius des Sterns und c die Vakuumlichtgeschwindigkeit sind. Unter Hinzunahme der Gleichung für die Oberflächenschwerebeschleunigung g

$$g = \frac{GM}{R^2} \rightarrow R = \sqrt{\frac{GM}{g}} \quad , \quad (3.3)$$

²<http://cdsweb.u-strasbg.fr/topbase/testop/TheOP.html>

kann der Radius eliminiert werden. Die Masse M des Sterns erhält man durch einen Vergleich der Ergebnisse aus der Spektralanalyse (T_{eff} , $\log g$) mit Entwicklungswegen.

Der Tübingen Gravitational REDshift calculator (TGRED) wurde entwickelt, um die Berechnung dem Benutzer abzunehmen. Als Eingabewerte benötigt das Programm zwei von drei Parametern. Zur Auswahl stehen die Masse M des Sterns in Sonnenmassen M_{\odot} , der Radius R des Sterns in Sonnenradien R_{\odot} und die Oberflächenschwerebeschleunigung $\log g$. Optional können auch Fehlergrenzen angegeben werden. Aus den zwei Eingabewerten berechnet das Programm den fehlenden dritten Parameter sowie die Gravitationsrotverschiebung samt Fehlern.

3.3 TIRO

Neben den leichten Metallen sind für heiße WDs auch die Elemente der Eisengruppe (Ca bis Ni) von großer Bedeutung. Ein Problem bei der numerischen Behandlung dieser Elemente ist jedoch, dass sie viele tausend Energieniveaus besitzen, was in vielen Millionen Übergängen resultiert. Sternatmosphärenprogramme wie TMAP, die für jedes Niveau die Besetzungszahlen berechnen müssen, stellt dies vor ein schwer lösbares Problem. Deshalb wurde das Programm IrOnIc entwickelt, das über sein WWW Interface TIRO (Tübingen Iron-Group Opacity) zugänglich ist. Mithilfe eines statistischen Prozesses werden hierbei alle verfügbaren Niveaus zu etwa sieben sogenannten Super-Levels zusammengefasst (Rauch & Deetjen 2003). Das dabei entstandene Modellatom kann jetzt ohne Weiteres von einem Sternatmosphärenprogramm verwendet werden.

Damit TIRO die entsprechenden gebunden-gebunden und gebunden-frei Absorptionsquerschnitte der einzelnen Eisengruppenelemente berechnen kann, müssen zunächst einige Parameter festgelegt werden. So muss neben einer Linientemperatur³ T_L auch ein entsprechendes Frequenzgitter ausgewählt werden. Die Wahl des Frequenzgitters geschieht je nach Aufgabenbereich. So wird für die Berechnung der Atomdaten für ein synthetisches Spektrum, bei der nur POS-Daten⁴ zum Einsatz kommen, ein äquidistantes Frequenzgitter zwischen einer Startwellenlänge λ_{min} und einer Endwellenlänge λ_{max} berechnet, während für die Berechnung der Modellatomdaten, bei der nur LIN-Daten⁵ zum Einsatz kommen, ein dynamisches Frequenzgitter berechnet wird. Alternativ kann für die Berechnung der Modellatomdaten auch ein eigenes Frequenzgitter hochgeladen werden. Dieses muss dann aber im ASCII-Format vorliegen und darf nicht mehr als 300000 Frequenzpunkte beinhalten.

Anschließend können die Atomdaten zusammengestellt werden. Zunächst wählt der Anwender hierfür den gewünschten Ionisationsstufenbereich aus. Für die Berechnung stehen die Ionisationsstufen I–IX zur Verfügung. Die einzelnen Elemente können dann entweder individuell oder als eine Gruppe von Elementen, als sogenanntes generisches Modellatom, ausgewählt werden, für die jeweils noch eine Elementhäufigkeit sowie der Typ (LIN oder POS) festgelegt werden kann.

Abschließend werden noch der Name, der Name des Instituts sowie eine E-Mail-Adresse des Anwenders benötigt, um die Berechnung zu starten. Über die angegebene E-Mail-Adresse erhält der Anwender Informationen über den Status seiner Anfrage sowie einen Downloadlink, sobald die angeforderten Atomdaten fertig berechnet wurden.

³ $T_L = 0.75 \times T_{\text{eff}}$

⁴Für die Berechnung der Linien wurden nur experimentell bestätigte Niveaus verwendet.

⁵Für die Berechnung der Linien wurden alle Niveaus verwendet.

3.4 TLISA

Zur Charakterisierung eines Sterns sind drei Größen von Bedeutung. Dies sind die Masse M , der Radius R und die Effektivtemperatur T_{eff} . Von diesen dreien ist die Effektivtemperatur am einfachsten zu bestimmen, da sie, wie es im Vorwort erläutert wird, eine äquivalente Größe zur Spektralklasse eines Sterns darstellt. Bei den ersten beiden ist dies für Einzelsterne nicht mehr so einfach, was bedeckungsveränderliche Doppelsterne zu interessanten Forschungsobjekten macht.

Damit man jedoch die Physik von Doppelsternsystemen voll ausspielen kann, benötigt man zwingend die Radialgeschwindigkeit beider Sterne. Unter der Verwendung einer spektralen Zeitserie können diese mithilfe des Dopplereffekts relativ leicht bestimmt werden. Hierfür müssen lediglich Spektrallinien beider Komponenten eindeutig identifiziert werden. Schwierig wird es dann, wenn die beiden Komponenten des Doppelsternsystems einen so großen Temperaturunterschied aufweisen, dass die heißere der beiden Komponenten die kühlere vollständig überstrahlt und keine Spektrallinien von dieser sichtbar sind.

An diesem Punkt setzt der Tübingen Line Identification and Spectrum Analyzer (TLISA) an. Neben der spektralen Zeitserie wird nur die Radialgeschwindigkeit der heißen Komponente benötigt. Eine genaue Kenntnis bezüglich der Zeit, wann der Transit stattgefunden hat, ist für die Bestimmung der Radialgeschwindigkeit der kühlen Komponente nicht notwendig und wird nur für einen korrekten zeitlichen Verlauf benötigt. Die eingelesenen Spektren werden in einem ersten Schritt um die Radialgeschwindigkeit der heißen Komponente korrigiert und anschließend aufaddiert. Das aufaddierte Spektrum wird nun von allen korrigierten Spektren abgezogen. In einem letzten Schritt werden die berechneten Spektren normiert und mit Hilfe einer Falschfarbendarstellung bezüglich ihrer Phase und Wellenlänge in einem gemeinsamen Plot dargestellt. Die Phase wird über den angegebenen Zeitpunkt des Transit berechnet. Sind Spektrallinien der kühlen Komponente vorhanden, so sollte ein vom Hintergrund gut sichtbares „S“ im Plot sichtbar sein. Diese Kurven werden deshalb auch S-Kurven genannt. Neben der Identifikation schwacher Spektrallinien der kühlen Komponente ist es mit diesem Plot auch möglich, die Amplitude ihrer Radialgeschwindigkeitskurve zu bestimmen.

Aufgrund ihrer Empfindlichkeit eignet sich diese Methode auch zur Analyse von sehr lichtschwachen Objekten, was sie deshalb zu einem interessanten Analysewerkzeug macht.

3.5 TMAD

Die Qualität einer berechneten Sternatmosphäre hängt maßgeblich von der Genauigkeit der verwendeten Atomdaten ab. Sind diese fehlerhaft oder ungenau, kann dies einen großen Einfluss auf die berechnete Atmosphärenstruktur haben. Darüber hinaus hängen auch die Positionen der einzelnen Absorptions- und Emissionslinien sowie deren Stärken von den verwendeten Daten ab.

Um die Sternatmosphärenberechnungen des IAAT auf eine einheitliche Basis zu stellen, wurde im Rahmen des GAVO-Projekts die Tübingen Model Atom Database (TMAD) erstellt und online zur Verfügung gestellt. Diese Atomdatenbank wird in regelmäßigen Zeitabständen aktualisiert und erweitert. Für die Erstellung dieser Daten werden Standardquellen wie beispielsweise das National Institute of Standards and Technology (NIST⁶) sowie das Opacity Project verwendet. Die hier veröffentlichten Atomdaten liegen in einem speziellen Format vor, welches von TMAP verwendet wird.

Für jedes Element stehen grundsätzlich zwei unterschiedliche Modellatome zur Verfügung, einmal mit und einmal ohne die Feinstrukturaufspaltung. Letzteres dient hierbei nur für die formale Lösung des Strahlungstransports zur Berechnung des synthetischen Spektrums. Um auch Fachfremden die Verwendung der richtigen Atomdaten zu erleichtern, wurden für die meisten

⁶<https://www.nist.gov/pml/atomic-spectra-database>

Elemente die einzelnen Ionisationsstufen für bestimmte Temperaturintervalle bereits vorgruppiert. Es ist allerdings auch möglich, aus allen Einzeldaten ein neues Modellatom zu erstellen. Neben den beiden unterschiedlichen Modellatomen existieren für die meisten Elemente auch noch Grotrian-Diagramme.

3.6 TMAW

Um Nutzern die Berechnung einfacher Sternatmosphärenmodelle auch ohne Hintergrundwissen zu ermöglichen, wurde im Rahmen des GAVO-Projekts der GAVO-Dienst TMAW (TMAP WWW interface) entwickelt. Mit diesem ist es möglich, ein Modellgitter für unterschiedliche Effektivtemperaturen T_{eff} und Oberflächenschwerbeschleunigungen $\log g$ zu berechnen. Für die Modellrechnung stehen hierfür insgesamt die acht Elemente H, He, C, N, O, Ne, Na und Mg zur Verfügung.

Wie bei anderen Tübinger VO-Diensten werden für den Start der Berechnung noch der Name, der Name des Instituts sowie eine E-Mail-Adresse des Anwenders benötigt. Auch hier erhält der Anwender über die angegebene E-Mail-Adresse Informationen über den Status seiner Anfrage sowie die Ergebnisse, sobald diese fertig berechnet wurden. Erfüllen die berechneten Sternatmosphärenmodelle unsere Konvergenzkriterien, werden diese zusätzlich in die Datenbank von TheoSSA⁷ eingetragen. Diese Datenbank stellt bereits mehr als 150000 Spektren, basierend auf der NLTE-Modellatmosphärenberechnung von TMAP, zur Verfügung.

3.7 TVIS

Derzeit werden immer mehr Forschungsergebnisse online zur Verfügung gestellt. Während dies bei Tabellen in Form von einfachen Textdateien oder HTML-Tabellen noch relativ einfach zu bewerkstelligen ist, ist dies für grafische Abbildungen schon nicht mehr so leicht. Zwar gibt es auch hierfür Anwendungen in JavaScript, die man sich herunterladen und auf seiner eigenen Webseite wieder einfügen kann. Die Konfiguration dieser Anwendungen ist meistens jedoch nicht so einfach, da alle Parameter in den Quellcode geschrieben werden müssen. Außerdem decken diese Tools zumeist nur einen sehr spezialisierten Bereich ab. Aus diesem Grund wurde das Tübingen VISualization Tool (TVIS) entwickelt.

TVIS ist ein semistatisches Werkzeug zur Darstellung wissenschaftlicher Ergebnisse. Die Plots werden hierbei über eine Konfigurationsdatei konfiguriert, was es dem Benutzer ermöglicht, umfangreiche Anpassungen an dem Plot vorzunehmen. Neben grundlegenden Eigenschaften des gezeichneten Koordinatensystems, wie dem darzustellenden Intervall beider Achsen sowie deren Unterteilung, ist es beispielsweise auch möglich auf sämtliche Farbeigenschaften Einfluss zu nehmen. Dies beinhaltet ebenfalls eine individuelle Farbe aller dargestellten Objekte. Eine vollständige Liste aller derzeitigen empfohlenen Befehle findet sich unter <http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/commands.shtml>. Neben der Darstellung von x-y-Tabellen stehen auch weitere geometrische Objekte zur Verfügung.

Da die Darstellung bei jedem Aufruf von dem Browser berechnet wird, ist es sinnvoll, die zu ladenden Datenmengen möglichst klein zu halten. Hierfür wurde als kleine zusätzliche Anwendung der TVISDataChanger programmiert. Diese Anwendung wurde in Java geschrieben und erlaubt es dem Benutzer, bestehende Datensätze auf ein kleineres Datengitter zu interpolieren. Neben einer Interpolation kann auch eine Faltung mit Hilfe eines Box- oder Gaußprofils vorgenommen werden. Selbstverständlich können hierfür auch eigene Anwendungen verwendet werden.

Die erstellte Konfigurationsdatei kann nun mittels einer URL an die Anwendung übergeben werden. Diese lädt die Konfigurationsdatei, arbeitet sie Schritt für Schritt ab und stellt das

⁷<http://dc.g-vo.org/theossa>

Ergebnis im Browser dar.

Um TVIS nutzen zu können, gibt es zwei Möglichkeiten. Die erste und einfachste ist es, CORS („Cross-Origin Resource Sharing“) für die Adresse <http://astro.uni-tuebingen.de> zu erlauben. Wem das aus Sicherheitsgründen zu riskant ist, kann die zweite Methode verwenden. Bei dieser Methode erstellt man einen Klon der kompletten Anwendung unter <http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/tpl/v1.0> und stellt diese auf seinem eigenen Webserver wieder zur Verfügung. Ein Nachteil dieser Methode besteht natürlich darin, dass man keine Aktualisierungen erhält, dafür aber uneingeschränkten Zugriff auf den Quellcode hat, was es ermöglicht, ihn für seine Bedürfnisse anzupassen.

4 RE 0503-289

Um die Suche nach schweren Elementen in WDs zu erleichtern, wurde mit dem Röntgensatelliten ROSAT und dessen Wide Field Camera (WFC) eine umfangreiche all-sky-Durchmusterung im extremen ultravioletten (EUV) Wellenlängenbereich durchgeführt (Pounds et al. 1993, Pounds & et al. 1993), da sich in diesem Bereich Linien hoch ionisierter schwerer Elemente befinden. Als eine besondere Entdeckung erwies sich dabei das Objekt mit der Bezeichnung RE 0503–289. Seinen Namen erhielt es durch das Beobachtungsinstrument (RE = ROSAT EUV) und seinen Himmelskoordinaten.

In einer ersten Analyse bemerkten Barstow et al. (1993), dass in optischen Spektren des European Southern Observatory/New Technology Telescope (ESO/NTT) keine Balmerlinien zu sehen waren. Sie kamen daher zu dem Ergebnis, dass es sich bei dem gefundenen Objekt, aufgrund seiner geringen Kohlenstoffhäufigkeit, um einen DO WD handelt. Damit war er der einzige DO WD, der gleichzeitig auch eine EUV-Quelle darstellt. Sie bestimmten mithilfe von NLTE-Sternatmosphärenmodellen (H+He+C) seine Effektivtemperatur zu $T_{\text{eff}} = 70000 \pm 10000$ K und berechneten unter Hinzunahme der visuellen Helligkeit $m_V = 13.897 \pm 0.007$ eine Entfernung von etwa 90 pc. Weitere Analysen von Barstow et al. (1994a, $\log g = 7.5 - 8.0$) und Barstow & Sion (1994) bestätigten diese Ergebnisse.

In einer umfangreichen Spektralanalyse (NLTE, H+He+C) heliumreicher WDs konnten Dreizler & Werner (1996) durch einen Vergleich mit Entwicklungsrechnungen die Masse M von RE 0503–289 zu $0.49 M_{\odot}$ bestimmen.

Mit Spektren im ultravioletten (UV) Wellenlängenbereich des ORFEUS (Orbitales und Rückführbares Fern- und Extrem-Ultraviolet Spektrometer) Teleskops führten Vennes et al. (1998) eine Analyse mit Sternatmosphärenmodellen (H+He+C+N+O+Si+P) im LTE durch. Sie berechneten Ergebnisse ($T_{\text{eff}} = 68600 \pm 1800$ K, $\log g = 7.20 \pm 0.07$, $M = 0.39 \pm 0.02 M_{\odot}$ und $d \approx 190$ pc), die leicht von denen von NLTE-Analysen abwichen.

Das Besondere an diesem Stern ist aber nicht seine hohe Effektivtemperatur oder seine geringe Wasserstoffhäufigkeit, sondern viel mehr die geringe Kontamination des Spektrums durch das ISM, das sich zwischen ihm und der Erde befindet. Für den DA WD RE 0457–281 bestimmten Barstow et al. (1994b) eine Säulendichte von $\approx 1.3 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$ für H I, welche zu diesem Zeitpunkt die geringste je direkt gemessene eines Sterns war. Aufgrund des geringen Winkelabstands zu RE 0503–289 ($\approx 1^\circ$) lag die Vermutung nahe, dass dieser eine ähnlich geringe Wasserstoffsäulendichte haben könnte. Analysen von Barstow et al. (1994a) bestätigten diese Vermutung.

Die geringe Säulendichte erlaubte es, auch schwache Linien schwerer Elemente zu identifizieren. So gelang es Barstow et al. (2000) etwa sieben Jahre nach seiner Entdeckung durch ROSAT zum ersten Mal, Nickel in einem non-DA WD nachweisen zu können. Neben dieser Häufigkeitsbestimmung ($\text{Ni}/\text{He} = 10^{-5}$) gelang es ihnen ebenfalls, eine obere Grenze für Eisen ($\text{Fe}/\text{He} = 10^{-6}$) zu bestimmen. Dies war ein erster Hinweis dafür, dass dieser Stern etwas Besonderes sein könnte, da die gefundenen Werte stark von denen unserer Sonne abwichen ($\text{Fe}/\text{Ni} \approx 17.65$, Scott et al. 2015).

Werner et al. (2001) entdeckten das sogenannte EUV-Problem. Dabei handelt es sich um eine Diskrepanz zwischen der Beobachtung im EUV-Wellenlängenbereich ($70 \text{ \AA} - 760 \text{ \AA}$) und den synthetischen Spektren. Der Strahlungsfluss der synthetischen Spektren ($T_{\text{eff}} = 70000$ K und $\log g = 7.50$) war zu hoch, was zu der Annahme führte, dass die verwendete Effektivtemperatur zu hoch sei. Eine Herabsenkung der Effektivtemperatur innerhalb der Fehlergrenzen konnte das Problem aber nicht lösen, zumal spätere Analysen von Rauch et al. (2016b) zeigten, dass dieser

durch eine sehr präzise Bestimmung im UV-Wellenlängenbereich kleine Grenzen gesetzt sind ($T_{\text{eff}} = 70000 \pm 2000$ K). Man kam daher zu der Überlegung, dass fehlende Opazitäten schwerer Elemente und nicht berücksichtigte Absorptionen des ISM die Ursache für dieses Problem sein könnten. Um die fehlende Absorption des ISM zu berücksichtigen, wurde die Anwendung TEUV (Kap. 3.1) entwickelt, welche unter GAVO veröffentlicht wurde. Ellen Müller-Ringat konnte in ihrer Doktorarbeit¹ zeigen, dass mit einer stark erhöhten Säulendichte von NI um den Faktor 1000 die Beobachtung zwar reproduzierbar war, diese aber zugleich mit anderen Ergebnissen im Widerspruch stand. Damit bleibt das EUV-Problem bislang ungeklärt.

Die beiden Edelgase Krypton und Xenon konnten zum ersten Mal in der Arbeit von [Werner et al. \(2012b\)](#) in einem WD detektiert werden. Beide Elemente wiesen dabei eine stark erhöhte übersolare Häufigkeit auf (2.7 dex für Krypton, 3.6 dex für Xenon). Neben der Entdeckung der beiden Edelgase gelang es ihnen auch noch, Linien der Elemente Germanium, Arsen, Selen, Zinn, Tellur und Jod nachzuweisen.

Die Suche nach weiteren Transeisengruppenelementen (Zn, Ga, Ge, Se, Kr, Sr, Zr, Mo, Te, I, Xe, Ba) wurde mit den Analysen von [Rauch et al. \(2014a, 2015b, 2012, 2017c, 2016b, 2017c, 2017b, 2016a, 2017c, 2017c, 2015a, 2014b\)](#) fortgesetzt. Einen limitierenden Faktor stellen hierbei die fehlenden Atomdaten der schweren Elemente dar.

In allen Arbeiten konnte jedoch immer wieder gezeigt werden, dass die untersuchten Elemente eine stark erhöhte (bis zu 4 dex) Häufigkeit aufweisen (Abb 4.1). [Rauch et al. \(2016a\)](#) vermuteten, dass die hohen Häufigkeiten die Folge eines sehr effizienten Strahlungsauftriebs sein könnten. Sollte sich diese Vermutung bestätigen, müsste dieses Phänomen auch in anderen heißen DO WDs mit ähnlichen spektroskopischen Parametern auftreten und sich somit nachweisen lassen.

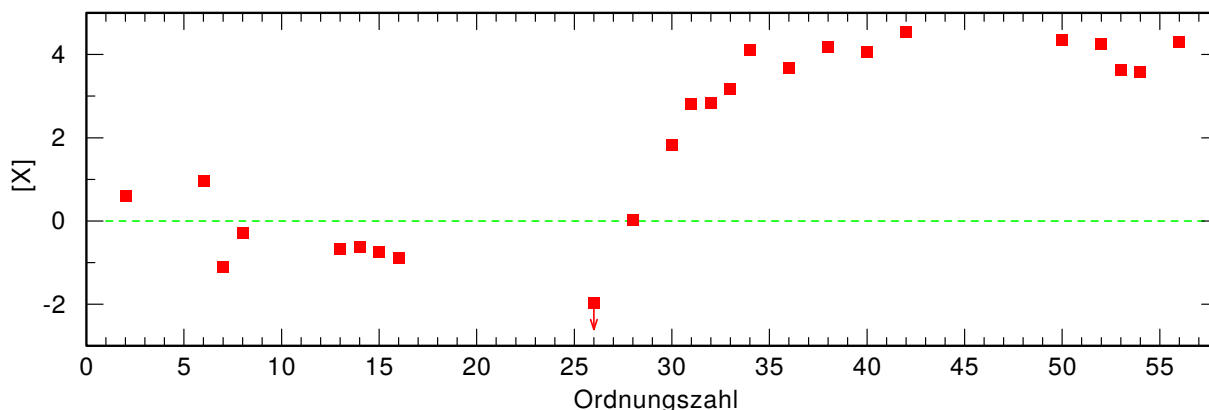


Abbildung 4.1: Photosphärische Elementhäufigkeiten von RE 0503–289 ([Dreizler & Werner 1996](#), [Rauch et al. 2012, 2014a, 2014b, 2015a, 2015b, 2016a, 2016b, 2017b, 2017c](#)) in Massenbruchteilen. Die Ungenauigkeiten der Elementhäufigkeiten liegen im Allgemeinen bei etwa 0.2 dex und obere Grenzwerte wurden mit einem Pfeil markiert. [X] beschreibt hierbei $\log(\text{Häufigkeit}/\text{solare Häufigkeit})$ des Elements X. Die grüne, gestrichelte Linie gibt den solaren Wert wieder.

Ziel dieser Analyse ist es daher, der Natur des DO WD RE 0503–289 auf den Grund zu gehen. Dafür mussten Sterne ausgewählt werden, die sowohl einen ähnlichen Entwicklungsweg durchlaufen haben können als sich auch in einem ähnlichen Entwicklungsstadium wie RE 0503–289 befinden. Dies entspricht heißen DO WDs bzw. PG 1159-Sternen, die sich am PG 1159-Windlimit (Kap. 1.5) aufhalten. Neben den bereits erwähnten ähnlichen spektroskopischen Parametern müssen die ausgewählten Objekte auch hell genug sein, um in einer angemessenen Belichtungszeit ein gutes Signal-zu-Rausch Verhältnis (S/N) zu erhalten, was für eine Identifizierung schwacher

¹<http://hdl.handle.net/10900/49857>

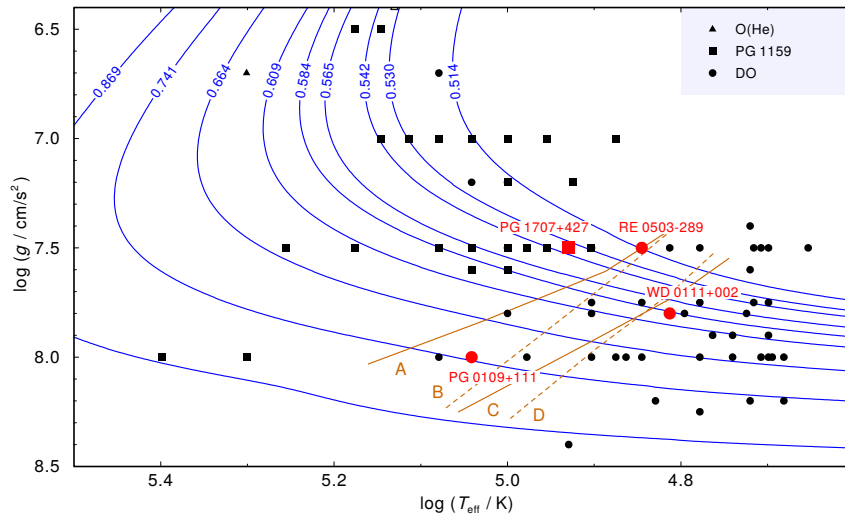


Abbildung 4.2: Vergleich der Positionen der beobachteten Sterne (rotes Quadrat und rote Kreise) in der $\log T_{\text{eff}} - \log g$ -Ebene mit Entwicklungswegen von Post-AGB-Sternen, die einen VLTP durchlaufen haben (Althaus et al. 2009). Die Sternmasse des jeweiligen Entwicklungsweges ist in Sonnenmassen M_{\odot} angegeben. Für einen besseren Vergleich wurden die Positionen von weiteren wasserstoffarmen PG 1159-Sternen, DO WDs und O(He)-Sternen mit schwarzen Quadraten, Kreisen und Dreiecken markiert. Die Sternparameter wurden den Arbeiten von Hügelmeyer et al. (2006), Kepler et al. (2016), Reindl et al. (2014) und Werner & Herwig (2006) entnommen.

Linien der Metalle unabdingbar ist.

Für unsere Analyse wählten wir drei Sterne aus, die unsere Anforderungen erfüllten. Zwei von ihnen (PG 0109+111 und WD 0111+002, letzterer auch bekannt als HS 0111+0012) gehören hierbei der Klasse der DO WDs an. NLTE-Analysen optischer Spektren ergaben hierbei $T_{\text{eff}} = 65000 \pm 5000$ K, $\log g = 7.80 \pm 0.30$ für WD 0111+002 (Dreizler 1999), sowie $T_{\text{eff}} = 110000 \pm 10000$ K, $\log g = 8.00 \pm 0.30$ für PG 0109+111 (Dreizler & Werner 1996). Als dritten Stern wählten wir einen Angehörigen der PG 1159-Klasse aus (PG 1707+427). Die Motivation dieser Wahl war der Tatsache geschuldet, dass die Elementhäufigkeiten der Transeisengruppenelemente noch nicht durch Diffusionsprozesse beeinflusst sein sollten, was eine Analyse der chemischen Zusammensetzung der Zwischenschalenmaterie, die während der AGB-Phase entstanden ist, ermöglichen könnte (vgl. Kap. 1.4). Der Stern selbst gehört zu einem gut untersuchten Objekt, dessen spektroskopische Parameter ($T_{\text{eff}} = 85000 \pm 5000$ K, $\log g = 7.50 \pm 0.50$) sowie die Häufigkeiten der einzelnen Elemente bis zur Eisengruppe gut bekannt sind (vgl. Werner et al. 2015). Abbildung 4.2 zeigt die Positionen unserer ausgewählten Objekte und weiterer non-DA WDs in der $\log T_{\text{eff}} - \log g$ -Ebene.

Um die ausgewählten Sterne analysieren zu können, wurden neue UV-Spektren des Hubble Space Telescope/Cosmic Origins Spectrograph (HST/COS) im Herbst 2015 aufgenommen. Die Belichtungszeit betrug für den Stern der PG 1159-Klasse 14344 s und für die beiden DO WDs etwa 8000 s. Das Auflösungsvermögen $R = \lambda/\Delta\lambda = 11500$ ist für alle drei Sterne gleich. Für die Auswertung von RE 0503-289 verwendeten wir UV-Aufnahmen des Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer (FUSE) und des Hubble Space Telescope/Space Telescope Imaging Spectrograph (HST/STIS).

5 Publikationen

In diesem Kapitel möchte ich alle Veröffentlichungen aufführen, die ich während dieser Doktorarbeit geschrieben habe oder an denen ich durch einen eigenen Beitrag beteiligt gewesen bin. Publikationen, die mit einem „*“ markiert wurden, wurden mit der Genehmigung von A&A bzw. AAS in der vorliegenden Arbeit reproduziert.

5.1 Referierte Publikationen

05/2015

T. Rauch, D. Hoyer, P. Quinet, M. Gallardo, M. Raineri:

Stellar laboratories. V. The Xe VI ultraviolet spectrum and the xenon abundance in the hot DO-type white dwarf RE 0503–289

- A&A, 577, A88 (2015)

06/2015

D. Hoyer, T. Rauch, K. Werner, P. H. Hauschildt, J. W. Kruk:

Search with UVES and X-Shooter for signatures of the low-mass secondary in the post common-envelope binary AA Doradus

- A&A, 578, A125 (2015)

03/2016

T. Rauch, P. Quinet, D. Hoyer, K. Werner, M. Demleitner, J. W. Kruk:

Stellar laboratories. VI. New Mo IV–VII oscillator strengths and the molybdenum abundance in the hot white dwarfs G191-B2B and RE 0503–289

- A&A, 587, A39 (2016)

05/2016

T. Rauch, P. Quinet, D. Hoyer, K. Werner, P. Richter, J. W. Kruk, M. Demleitner:

Stellar laboratories. VII. New Kr IV–VII oscillator strengths and an improved spectral analysis of the hot, hydrogen-deficient DO-type white dwarf RE 0503–289

- A&A, 590, A128 (2016)

08/2016 *

K. Werner, T. Rauch, D. Hoyer, P. Quinet:

Detection of Forbidden Line Components of Lithium-like Carbon in Stellar Spectra

- ApJL, 827, L4 (2016)
- <https://doi.org/10.3847/2041-8205/827/1/L4>
- © 2016. The American Astronomical Society

02/2017 *

D. Hoyer, T. Rauch, K. Werner, J. W. Kruk, P. Quinet:

Complete spectral energy distribution of the hot, helium-rich white dwarf RX J0503.9–2854

- A&A, 598, A135 (2017)
- <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201629869>
- © ESO 2017

03/2017

T. Rauch, S. Gamrath, P. Quinet, L. Löbbling, D. Hoyer, K. Werner, J. W. Kruk, M. Demleitner:

Stellar laboratories. VIII. New Zr IV–VII, Xe IV–V, and Xe VII oscillator strengths and the Al, Zr, and Xe abundances in the hot white dwarfs G191–B2B and RE 0503–289

- A&A, 599, A142 (2017)

10/2017

T. Rauch, P. Quinet, M. Knoerzer, D. Hoyer, K. Werner, J. W. Kruk, M. Demleitner:

Stellar laboratories. IX. New Se V, Sr IV–VII, Te VI, and I VI oscillator strengths and the Se, Sr, Te, and I abundances in the hot white dwarfs G191–B2B and RE 0503–289

- A&A, 606, A105 (2017)

04/2018 *

D. Hoyer, T. Rauch, K. Werner, J.W. Kruk:

Search for trans-iron elements in hot, helium-rich white dwarfs with the HST Cosmic Origins Spectrograph

- A&A, 612, A62 (2018)
- <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201732401>
- © ESO 2018

04/2018

T. Rauch, M. Demleitner, D. Hoyer, K. Werner:

Stellar parameters for the central star of the planetary nebula PRTM 1 using the German Astrophysical Virtual Observatory service TheoSSA

- MNRAS, 475, 3896 (2018)

5.2 Konferenzbeiträge (nicht referiert)

03/2017

K. Werner, D. Hoyer, T. Rauch, J. W. Kruk, P. Quinet:

Trace Metals in PG 1159 Stars and the First Identification of Metal Line Forbidden Components in Astrophysical Sources

- ASPC, 509, 177 (2017)

03/2017

T. Rauch, S. Gamrath, P. Quinet, D. Hoyer, K. Werner, J. W. Kruk:

Heavy Metals Resisting Gravity in White Dwarfs?

- ASPC, 509, 183 (2017)

03/2017

D. Hoyer, T. Rauch, K. Werner:

Is the DO-type White Dwarf RE 0503–289 a Unique Object?

- ASPC, 509, 189 (2017)



DETECTION OF FORBIDDEN LINE COMPONENTS OF LITHIUM-LIKE CARBON IN STELLAR SPECTRA

KLAUS WERNER¹, THOMAS RAUCH¹, DENNY HOYER¹, AND PASCAL QUINET^{2,3}

¹Institute for Astronomy and Astrophysics, Kepler Center for Astro and Particle Physics, Eberhard Karls University Tübingen, Sand 1, D-72076 Tübingen, Germany

²Physique Atomique et Astrophysique, Université de Mons—UMONS, B-7000 Mons, Belgium

³IPNAS, Université de Liège, Sart Tilman, B-4000 Liège, Belgium

Received 2016 July 8; revised 2016 July 23; accepted 2016 July 24; published 2016 August 3

ABSTRACT

We report the first identification of forbidden line components from an element heavier than helium in the spectrum of astrophysical plasmas. So far, these components were identified only in laboratory plasmas and not in astrophysical objects. Forbidden components are well known for neutral helium lines in hot stars, particularly in helium-rich post-AGB stars and white dwarfs. We discovered that two hitherto unidentified lines in the ultraviolet spectra of hot hydrogen-deficient (pre-) white dwarfs can be identified as forbidden line components of triply ionized carbon (C IV). The forbidden components (3p–4f and 3d–4d) appear in the blue and red wings of the strong, Stark broadened 3p–4d and 3d–4f lines at 1108 Å and 1169 Å, respectively. They are visible over a wide effective temperature range (60,000–200,000 K) in helium-rich (DO) white dwarfs and PG 1159 stars that have strongly oversolar carbon abundances.

Key words: atomic data – atomic processes – stars: atmospheres – white dwarfs

1. INTRODUCTION

Forbidden line components are atomic transitions with $\Delta\ell \neq \pm 1$, where ℓ is the angular quantum number. They are associated with the mixing of upper states induced by the plasma electric microfield, leading to transitions that are normally disallowed by the selection rules for electric dipole transitions. This effect should not be confused with forbidden lines associated with magnetic dipole, electric quadrupole, or other higher multipole transitions which are well known tools for analyzing emission lines from thin astrophysical plasmas, e.g., a multitude of forbidden lines in planetary nebulae (Bowen 1927) and He-like triplets in X-ray spectra of stellar coronae (Gabriel & Jordan 1969). The forbidden line components investigated here are not restricted to low densities because they do not involve metastable states. In contrast, they appear as absorption lines at high densities when line broadening by the Stark effect is important.

The most prominent examples for numerous forbidden components are neutral helium lines in optical spectra of white dwarfs (e.g., Liebert et al. 1976; Beauchamp et al. 1995), originally detected in B-type stars by Struve (1929) at He I $\lambda 4471$ Å. This $2^3P - 4^3D$ transition is accompanied by the forbidden $\Delta\ell = 2$ component $2^3P - 4^3F$. Detailed descriptions of the physical process associated with the formation of forbidden components in neutral helium can be found in, e.g., Barnard et al. (1969, 1974), Griem (1974), Adler & Piel (1991), and Griem (2005).

To our best knowledge, forbidden components of elements heavier than helium have hitherto not been identified in astrophysical plasmas but have been identified in laboratory plasmas. Boettcher et al. (1987) report the detection of such components in lithium-like (i.e., one valence electron) C IV and N V. They can be used for plasma diagnostics because they are strongly density dependent. Another example is lithium itself. Li $\lambda 4602$ Å 2p–4d, with its forbidden 2p–4p and 2p–4f components, is used for diagnostics (e.g., Cvejić et al. 2014) in plasmas where helium with its forbidden components is not present for that purpose.

The first to investigate the presence of forbidden line components in stellar spectra was, as mentioned, Struve (1929). He wrote: “Of the various elements only helium seems to promise any results. Hydrogen shows no new lines outside the Balmer components, which are blended. All other elements are either faint in the stars or not very susceptible to Stark effect.”

At last we can report here on the detection of forbidden line components of a heavier species, namely carbon in stellar spectra. They occur in hot (pre-) white dwarfs, namely, the same two C IV transitions discovered in the plasma experiment by Boettcher et al. (1987). The detection is favored by the conditions encountered in hot white dwarf atmospheres. Broad C IV lines due to strong Stark effect, and, often, highly enriched carbon abundance. Because of the strong density dependence of the line strengths, they can potentially be used as sensitive gravity indicators in stellar spectra.

2. DETECTION OF FORBIDDEN C IV COMPONENTS

We have detected two forbidden C IV components in ultraviolet spectra of three DO (i.e., He-dominated) white dwarfs and seven PG 1159 (He–C–O dominated) stars (Figure 1). The DOs’ effective temperature and surface gravity ranges are $T_{\text{eff}} = 60,000\text{--}70,000$ K and $\log(g/\text{cm/s}^2) = 7.5\text{--}7.8$, and their carbon abundances range between $C = 0.0015$ and 0.021 (mass fraction). The PG 1159 stars are hotter ($T_{\text{eff}} = 85,000\text{--}200,000$ K) and have surface gravities between $\log g = 6.5$ and 8 . Their carbon abundances are significantly higher ($C = 0.39\text{--}0.59$). All the stars have in common the fact that the profiles of the allowed C IV transitions are very broad because of linear Stark effect in comparison to most other metal lines (e.g., from C III and O IV visible in some spectra displayed in Figure 1).

The detected forbidden components are 3p–4f ($\Delta\ell = 2$; Figure 2) in the blue wing of the allowed 3p–4d line at 1108 Å, and 3d–4d ($\Delta\ell = 0$) in the red wing of the allowed 3d–4f line at 1169 Å. Their profiles are asymmetric, with the broader

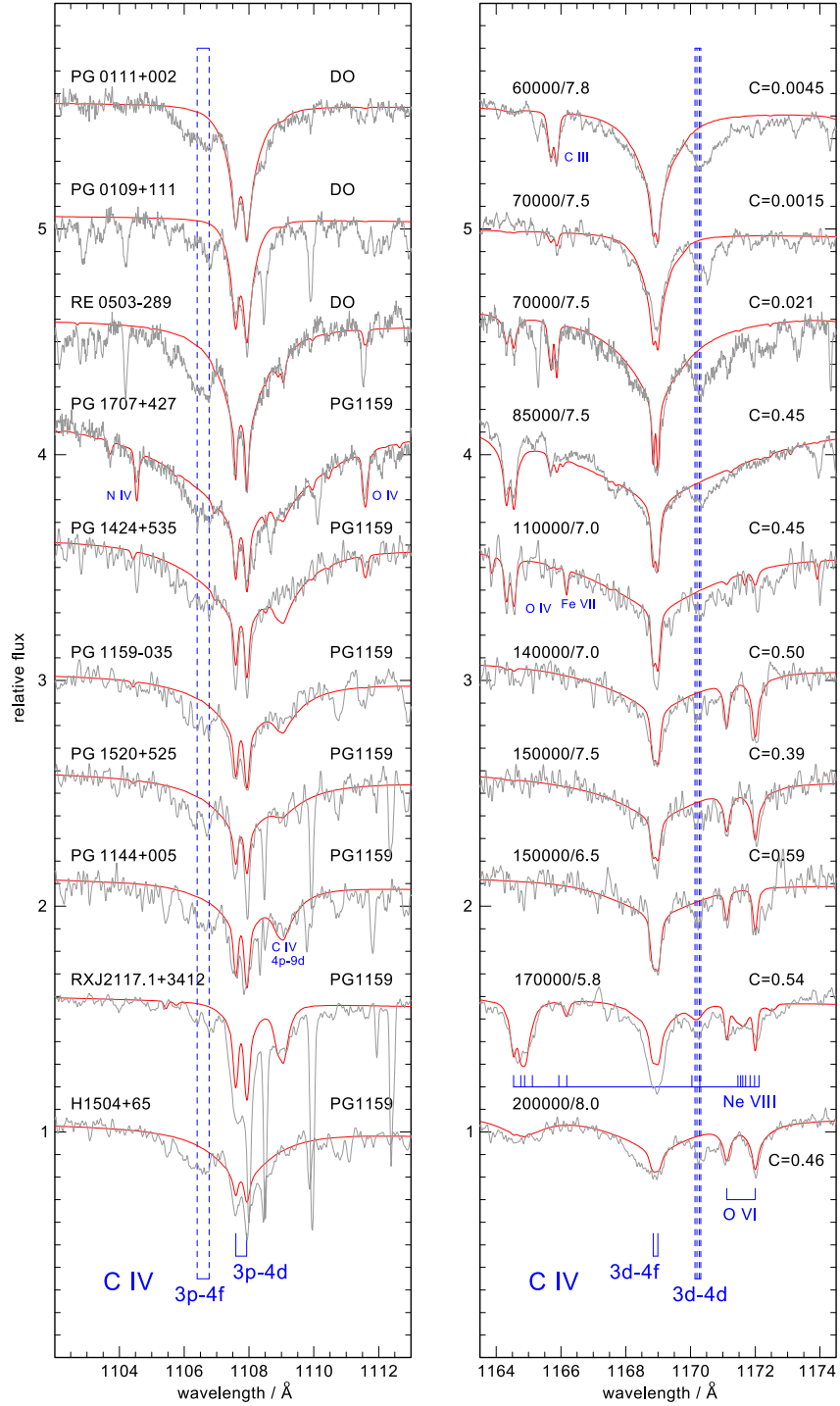


Figure 1. Observed spectra of DO white dwarfs and PG 1159 stars (gray lines), with overplotted model spectra (red lines; forbidden components not included). Left panel: forbidden C IV 3p–4f multiplet (indicated by vertical, blue dashed lines) in the blue wing of the allowed 3p–4d line. Object names and spectral types are indicated. Right panel: for the same stars, we show the forbidden C IV 3d–4d multiplet in the red wing of the allowed 3d–4f line. T_{eff} , $\log g$, and carbon abundance (mass fraction) of the models are indicated. Some other photospheric lines are marked in both panels.

wing pointing away from the adjacent allowed line. In some spectra, the 3p–4f transition can be resolved as two fine-structure components. The spacing between the allowed and forbidden components is about 0.5 \AA . All C IV lines are multiplets, with noticeable splittings because the energy levels are doublets. In Table 1, we present the wavelengths of the forbidden components as calculated from the level energies listed in the National

Institute of Standards and Technology (NIST) database⁴ together with new pseudo-relativistic Hartree-Fock oscillator strengths computed using Cowan’s atomic structure codes (Cowan 1981).

We are confident that the identification of the two absorption features as forbidden C IV components is correct and that they

⁴ <http://www.nist.gov/pml/data/asd.cfm>

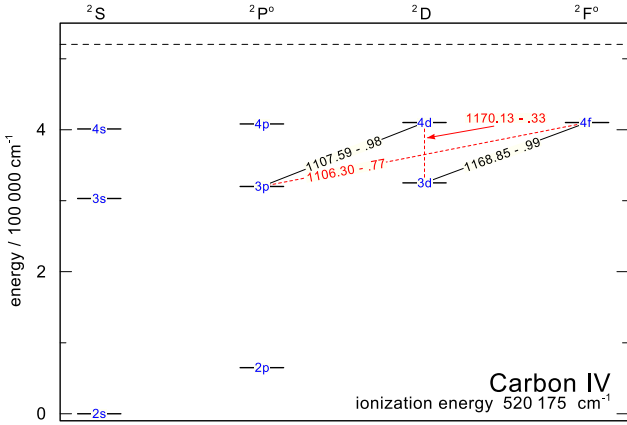


Figure 2. Grotrian diagram of the lithium-like C IV ion. Solid lines indicate the observed dipole allowed transitions, and dashed lines indicate the identified forbidden components.

Table 1
Wavelengths λ and Oscillator Strengths f of the Two Forbidden C IV Components' Multiplets

$n'l - n'l'$	$j - j'$	f	$\lambda/\text{\AA}$
3p–4f	1/2–5/2	1.199×10^{-5}	1106.40
	3/2–5/2	1.730×10^{-6}	1106.79
	–7/2	1.042×10^{-5}	1106.77
3d–4d	3/2–3/2	6.886×10^{-7}	1170.20
	–5/2	2.937×10^{-7}	1170.14
	5/2–3/2	1.958×10^{-7}	1170.32
	–5/2	7.977×10^{-7}	1170.27

do not stem from other elements. First, none of the ions hitherto identified in the investigated stars are visible over the entire, large T_{eff} range covered by the stars. Second, the observed asymmetric line profiles are neither expected nor observed from allowed transitions.

We noticed the forbidden lines during previous analyses of some of the stars presented here; however, so far they have remained unidentified. They are most prominent in the DO

white dwarfs (top three spectra in Figure 1) and generally weaker in the hottest PG 1159 stars. As can be judged from the model for RXJ2117.1+3412, the 3d–4d line in this star is blended by a Ne VIII line; however, the other forbidden component 3p–4f is clearly visible.

The displayed spectra are overplotted with models whose relevant parameters (T_{eff} , $\log g$, carbon abundance) are given in the right panel of Figure 1. Most of them were derived in our earlier work, while a few are from work in progress, involving new observations (see below). For concision we abstain from individual references. As representative examples we mention our detailed work on the DO white dwarf RE 0503-289 (Rauch et al. 2016 and references therein) and on two PG 1159 stars (Werner et al. 2015). Regarding the observations, the majority of the spectra from the objects in the present study were recorded with the *Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer*. All were described in the publications mentioned. Spectra of PG 0111+002, PG 0109+111, and PG 1707+427, however, are from observations we recently performed with the Cosmic Origins Spectrograph on board the *Hubble Space Telescope* (Proposal ID 13769). The details of these observations and their spectral analyses are deferred to a later paper (D. Hoyer et al. 2016, in preparation).

3. DISCUSSION AND CONCLUSIONS

Appropriate quantum-mechanical calculations for the Stark line broadening of forbidden C IV components are not available. Godbert et al. (1994a) performed such calculations for the interpretation of laboratory spectra with a computer code presented by Calisti et al. (1990), but to the best of our knowledge, they were not published. For the 3p–4f transition, broadening data were published by Dimitrijević et al. (1991); however, they are useless in our context because it was assumed to be an isolated line. At the moment, we are only able to include the lines by assuming linear Stark effect (as for the allowed components) in the approximation presented by Werner et al. (1991) and guessing their strengths by arbitrarily upscaling theoretical f -values computed by us. As an example we show in Figure 3 (black line) the result of this procedure in the case of the DO white dwarf RE 0503-289. The f -values

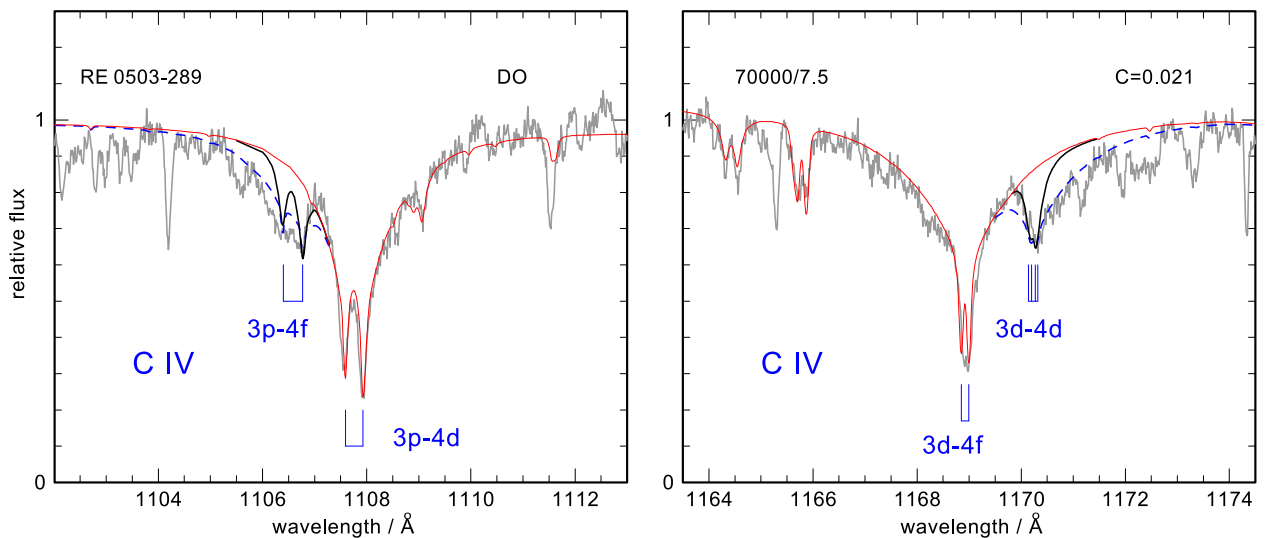


Figure 3. Details from Figure 1 showing the DO white dwarf RE 0503-289 and a model without the forbidden components (thin, red line). In addition, two more models that include the C IV forbidden components in an approximate manner (see the text) are overplotted. Thick solid black line: f -values artificially increased. Thick blue dashed line: Stark broadening parameter increased.

required scaling by factors of 400 and 10,000 for the 3p–4f and 3d–4d transitions, such that they amount to about $f = 0.004\text{--}0.008$. The line positions are matched while the asymmetries are not, because our assumption for broadening is poor. The extended wings that point away from the allowed line component are not broad enough in the model. An arbitrary increase of the Stark damping constant by a factor of six and a further increase of the f -values by a factor of two results in a better fit, but then the steep wings pointing toward the allowed line components are too broad (Figure 3, dashed blue line).

The asymmetric line shape of the forbidden components (with their steep wing always toward the adjacent allowed line) is identical to the behavior of such lines of neutral helium in stellar atmospheres. Under certain circumstances, the asymmetry can be very pronounced, as was demonstrated by Beauchamp & Wesemael (1998, their Figure 2) and was explained as the effect of varying ratios of line widths to the separation of forbidden and allowed components as a function of formation depths of line cores and wings.

The detection of the C IV 3d–4d forbidden component at 1171 Å in the experiment by Boettcher et al. (1987, observed in second order) was subsequently questioned by Godbert et al. (1994b), who argued that the respective spectral feature is an impurity line, namely the $\lambda 585$ Å C III 2p 3s–2p² line (at 1171 Å in fourth order). In light of our observations in white dwarfs we conclude that Boettcher et al. (1987) indeed saw the C IV 3d–4d component at least contributing to the impurity line.

The forbidden components of C IV originally identified in laboratory plasmas (Boettcher et al. 1987) and now in stellar spectra are $n = 3\text{--}4$ transitions, where n is the principal quantum number. The 3d–4d forbidden component of lithium-like N V was also detected by Boettcher et al. (1987). It is located at 749 Å and is therefore not accessible in stellar spectra because of extinction by interstellar neutral hydrogen. The respective $n = 3\text{--}4$ lines of lithium-like O VI have even shorter wavelengths. O VI has strong and broad lines, comparable to the C IV lines, in the ultraviolet spectra of the PG 1159 stars presented here. Candidates for forbidden components are $n = 4\text{--}5$ transitions, but we could not identify any.

D.H. and T.R. are supported by the German Aerospace Center (DLR) under grants 50 OR 1501 and 50 OR 1507. Financial support from the Belgian FRS-FNRS is also acknowledged. P.Q. is the research director of this organization. The TMAD service (<http://astro-uni-tuebingen.de/~TMAD>) used to compile atomic data for this paper was constructed as part of the activities of the German Astrophysical Virtual Observatory. This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France, and of NASA’s Astrophysics Data System Bibliographic Services. Some/all of the data presented in this paper were obtained from the Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST).

Facilities: HST(STIS, COS), FUSE.

REFERENCES

- Adler, H. G., & Piel, A. 1991, *JQSRT*, **45**, 11
 Barnard, A. J., Cooper, J., & Shamey, L. J. 1969, *A&A*, **1**, 28
 Barnard, A. J., Cooper, J., & Smith, E. W. 1974, *JQSRT*, **14**, 1025
 Beauchamp, A., & Wesemael, F. 1998, *ApJ*, **496**, 395
 Beauchamp, A., Wesemael, F., Bergeron, P., & Liebert, J. 1995, *ApJL*, **441**, L85
 Boettcher, F., Musielok, J., & Kunze, H.-J. 1987, *PhRvA*, **36**, 2265
 Bowen, I. S. 1927, *Natur*, **120**, 473
 Calisti, A., Khelifaoui, F., Stamm, R., Talin, B., & Lee, R. W. 1990, *PhRvA*, **42**, 5433
 Cowan, R. D. 1981, *The Theory of Atomic Structure and Spectra* (Berkeley, CA: Univ. California Press)
 Cvejić, M., Stambulchik, E., Gavrilović, M. R., Jovičević, S., & Konjević, N. 2014, *AcSpe*, **100**, 86
 Dimitrijević, M. S., Sahal-Bréchet, S., & Bommier, V. 1991, *A&AS*, **89**, 581
 Gabriel, A. H., & Jordan, C. 1969, *Natur*, **221**, 947
 Godbert, L., Calisti, A., Stamm, R., et al. 1994a, *PhRvE*, **49**, 5889
 Godbert, L., Calisti, A., Stamm, R., et al. 1994b, *PhRvE*, **49**, 5644
 Griem, H. R. 1974, *Spectral Line Broadening by Plasmas* (New York: Academic)
 Griem, H. R. 2005, *Principles of Plasma Spectroscopy* (Cambridge: Cambridge Univ. Press)
 Liebert, J., Beaver, E. A., Robertson, J. W., & Strittmatter, P. A. 1976, *ApJL*, **204**, L119
 Rauch, T., Quinet, P., Hoyer, D., et al. 2016, *A&A*, **590**, A128
 Struve, O. 1929, *ApJ*, **69**, 173
 Werner, K., Heber, U., & Hunger, K. 1991, *A&A*, **244**, 437
 Werner, K., Rauch, T., & Kruk, J. W. 2015, *A&A*, **582**, A94

Complete spectral energy distribution of the hot, helium-rich white dwarf RX J0503.9–2854^{★,★★,★★★,★★★★}

D. Hoyer¹, T. Rauch¹, K. Werner¹, J. W. Kruk², and P. Quinet^{3,4}

¹ Institute for Astronomy and Astrophysics, Kepler Center for Astro and Particle Physics, Eberhard Karls University, Sand 1, 72076 Tübingen, Germany

e-mail: rauch@astro.uni-tuebingen.de

² NASA Goddard Space Flight Center, Greenbelt, MD 20771, USA

³ Physique Atomique et Astrophysique, Université de Mons – UMONS, 7000 Mons, Belgium

⁴ IPNAS, Université de Liège, Sart Tilman, 4000 Liège, Belgium

Received 10 October 2016 / Accepted 17 October 2016

ABSTRACT

Context. In the line-of-sight toward the DO-type white dwarf RX J0503.9–2854, the density of the interstellar medium (ISM) is very low, and thus the contamination of the stellar spectrum almost negligible. This allows us to identify many metal lines in a wide wavelength range from the extreme ultraviolet to the near infrared.

Aims. In previous spectral analyses, many metal lines in the ultraviolet spectrum of RX J0503.9–2854 have been identified. A complete line list of observed and identified lines is presented here.

Methods. We compared synthetic spectra that had been calculated from model atmospheres in non-local thermodynamical equilibrium, with observations.

Results. In total, we identified 1272 lines (279 of them were newly assigned) in the wavelength range from the extreme ultraviolet to the near infrared. 287 lines remain unidentified. A close inspection of the EUV shows that still no good fit to the observed shape of the stellar continuum flux can be achieved although He, C, N, O, Al, Si, P, S, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Ni, Zn, Ga, Ge, As, Kr, Zr, Mo, Sn, Xe, and Ba are included in the stellar atmosphere models.

Conclusions. There are two possible reasons for the deviation between observed and synthetic flux in the EUV. Opacities from hitherto unconsidered elements in the model-atmosphere calculation may be missing, and/or the effective temperature is slightly lower than previously determined.

Key words. atomic data – line: identification – stars: abundances – stars: individual: RX J0503.9–2854 – virtual observatory tools

1. Introduction

The white dwarf (WD) RX J0503.9–2854 (henceforth RE 0503–289, WD 0501–289 [McCook & Sion 1999a,b](#)) was discovered in the ROSAT (ROentgen SATellite) wide field camera all-sky survey of extreme-ultraviolet (EUV) sources ([Pounds et al. 1993](#)). [Barstow et al. \(1993\)](#) reported its discovery by the Extreme Ultraviolet Explorer (EUVE), and identified it with a peculiar He-rich DO-type WD, namely MCT 0501–2858 in the Montreal-Cambridge-Tololo survey of southern hemisphere blue stars ([Demers et al. 1986](#)). They found that RE 0503–289 is located in a direction with very low density of the interstellar medium (ISM). In the line-of-sight

(LOS) toward RE 0503–289, [Vennes et al. \(1994\)](#) measured a column density of $\log(N_{\text{H I}}/\text{cm}^{-2}) = 17.75\text{--}18.00$ using EUVE photometry data. [Rauch et al. \(2016a\)](#) resolved at least two ISM components in the LOS toward RE 0503–289 based on high-resolution and high signal-to-noise ultraviolet (UV) spectroscopy performed by Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer (FUSE) and *Hubble* Space Telescope/Space Telescope Imaging Spectrograph (HST/STIS) and measured a very low ($E_{B-V} = 0.015 \pm 0.002$) interstellar reddening.

The almost negligible contamination by ISM line absorption allows us to identify even weak lines of many species from so far He up to trans-iron elements as heavy as Ba (Table 2). For reliable abundance analyses of these elements, a precise T_{eff} and $\log g$ determination is a prerequisite to keep error propagation as small as possible. An initial constraint of $T_{\text{eff}} = 60\,000\text{--}70\,000$ K was given by [Vennes et al. \(1994\)](#) from EUV photometry. The first spectral analysis by means of non-local thermodynamic equilibrium (NLTE) stellar atmosphere models considering opacities of H, He, and C was published by [Barstow et al. \(1994\)](#). They found $T_{\text{eff}} = 60\,000\text{--}80\,000$ K and $\log(g/\text{cm/s}^2) = 7.5\text{--}8.0$. [Dreizler & Werner \(1996\)](#) used ultraviolet (UV) spectra in addition and NLTE model atmospheres and determined $T_{\text{eff}} = 70\,000 \pm 5000$ K and $\log g = 7.5 \pm 0.5$. Recently, [Rauch et al. \(2016a\)](#) analyzed optical and ultraviolet

* Based on observations with the NASA/ESA *Hubble* Space Telescope, obtained at the Space Telescope Science Institute, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under NASA contract NAS5-26666.

** Based on observations made with the NASA-CNES-CSA Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer.

*** Based on observations made with ESO Telescopes at the La Silla Paranal Observatory under program IDs 072.D-0362, 165.H-0588, and 167.D-0407.

**** Tables A.1–A.5 are only available at the CDS via anonymous ftp to cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5) or via <http://cdsarc.u-strasbg.fr/viz-bin/qcat?J/A+A/598/A135>

Table 1. History of T_{eff} and $\log g$ determinations (cf., Müller-Ringat 2013).

T_{eff}/kK	$\log g$	Model atmosphere	Method	Comment	Reference
60–90			EUV, PM	very low N_{HI}	Barstow et al. (1993)
60–80			EUV, OPT	very low N_{HI}	Barstow et al. (1993)
60–80	7.5–8.0	He, HHeC	NLTE, OPT, UV, EUV	EUV problem ^d	Barstow et al. (1994)
60–70			EUV, PM	very low N_{HI}	Vennes et al. (1994)
70 ^b	7.0	HeCNOSiFeNi	LTE, EUV, UV		Polomski et al. (1995)
65 ^c	7.5 ^d	HHeC	NLTE, OPT	no H detectable, upper limit 5% (mass fraction)	Werner (1996)
70	7.5	HHeCNOSi	NLTE, OPT, UV	$M = 0.49 M_{\odot}$	Dreizler & Werner (1996)
66.6–70.4	7.13–7.27	HHe	LTE, UV	$M = 0.40 M_{\odot}$	Vennes et al. (1998)
70 ^e	7.5 ^e		NLTE, diffusion	no good fit achieved	Dreizler (1999)
69–75	7.26–7.63	HHeC	NLTE, OPT, UV, EUV	EUV problem ^d	Barstow et al. (2000)
		HHeCNOSiFeNi			
65–70	7.5 ^e	HeCNi, HeONi	NLTE, EUV	EUV problem ^d	Werner et al. (2001)
70 ^e	7.5 ^e	HHeCNOSiFeNi+PS	NLTE, UV	EUV problem ^d	Barstow et al. (2007)
			LTE		
68–72	7.4–7.6	HeCNOAISiPS+CaScTiVCrMnFeCrNi+ZnGaGeAsKrZrMoSnXeBa	NLTE, OPT, UV	$M = 0.514^{+0.15}_{-0.05} M_{\odot}$	Rauch et al. (2016a)

Notes. PM denotes photometry. ^(a) Section 7, ^(b) adopted upper limit of Vennes et al. (1994), ^(c) adopted value close to lower limit of Barstow et al. (1994), ^(d) adopted from Barstow et al. (1994), ^(e) adopted from Dreizler & Werner (1996).

(FUSE and HST/STIS) spectra and significantly reduced the error limits to ± 2000 K and ± 0.1 , respectively. Table 1 summarizes previous analyses.

2. Observations

In this paper, we used the observed spectra that are briefly described in the following. If they are compared to synthetic spectra, the latter are convolved with Gaussians to model the respective instrument's resolution.

Extreme ultraviolet: observations by the EUVE observatory were performed using the short-wavelength ($70 \text{ \AA} < \lambda < 190 \text{ \AA}$), the medium-wavelength ($140 \text{ \AA} < \lambda < 380 \text{ \AA}$), and the long-wavelength ($280 \text{ \AA} < \lambda < 760 \text{ \AA}$) spectrometers with a resolving power of $R \approx 300$. Details of the data reduction are given by Dupuis et al. (1995).

Far ultraviolet: spectra ($910 \text{ \AA} < \lambda < 1190 \text{ \AA}$, $R \approx 20\,000$) were obtained with FUSE. Their data IDs are M1123601 (2000-12-04), M1124201 (2001-02-02), and P2041601 (2000-12-05). The spectra were shifted to rest wavelengths and co-added. For details see Werner et al. (2012b).

Ultraviolet: spectroscopy was performed with HST/STIS on 2014-08-14. Two observations with grating E140M ($1144 \text{ \AA} < \lambda < 1709 \text{ \AA}$, $R \approx 45\,800$) and two observations with grating E230M ($1690 \text{ \AA} < \lambda < 2366 \text{ \AA}$, $2277 \text{ \AA} < \lambda < 3073 \text{ \AA}$, $R \approx 30\,000$) were co-added. These observations are retrievable from the Barbara A. Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST).

Optical: spectra ($3290 \text{ \AA} < \lambda < 4524 \text{ \AA}$, $4604 \text{ \AA} < \lambda < 5609 \text{ \AA}$, $5673 \text{ \AA} < \lambda < 6641 \text{ \AA}$) were obtained on 2000-09-09 and 2001-04-08 in the framework of the Supernova Ia Progenitor Survey project (SPY, Napiwotzki et al. 2001, 2003). The Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph (UVES) attached to the Very Large Telescope (VLT) located at the European Southern Observatory (ESO) on Cerro Paranal in Chile was employed to achieve a resolution of about 0.2 \AA . In addition, we use a spectrum taken with

the Echelle Multi Mode Instrument (EMMI) attached to the New Technology Telescope (NTT; 1992-01, $4094 \text{ \AA} < \lambda < 4994 \text{ \AA}$, resolution of about 3.0 \AA).

Near infrared: spectroscopy ($9500 \text{ \AA} < \lambda < 13\,420 \text{ \AA}$, $R \approx 950$) was performed on 2003-12-10 using the Son-of-Isaac (SofI) instrument at the NTT. The spectrum used here was digitized with Dexter¹ from Fig. 1 in Dobbie et al. (2005).

3. Model atmospheres and atomic data

The stellar model atmospheres used for this paper were calculated with our Tübingen NLTE Model Atmosphere Package (TMAP², Werner et al. 2003, 2012a). They assume plane-parallel geometry, are chemically homogeneous, and in hydrostatic and radiative equilibrium. An adaptation is the New Generation Radiative Transport (NGRT) code (Dreizler & Wolf 1999; Schuh et al. 2002) that can consider diffusion in addition to calculate stratified stellar atmospheres.

The Tübingen Model Atom Database (TMAD³) provides ready-to-use model atoms in TMAP format for many species up to Ba. TMAD has been constructed as part of the Tübingen contribution to the German Astrophysical Virtual Observatory (GAVO⁴).

Werner et al. (2012b) discovered lines of trans-iron elements, namely Ga (atomic number $Z = 31$), Ge (32), As (33), Se (34), Kr (36), Mo (42), Sn (50), Te (52), I (53), and Xe (54), in the FUSE spectrum of RE 0503–289. For precise abundance determinations of these species, reliable atomic data is mandatory. For example, reliable transition probabilities are required, not only for lines that are identified in the observation but for the complete model atoms that are considered in the model-atmosphere calculations. Due to the lack of such data, Werner et al. (2012b) were restricted to abundance determinations of Kr and Xe only.

¹ <http://dc.zah.uni-heidelberg.de/sdexter>

² <http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAP>

³ <http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAD>

⁴ <http://www.g-vo.org>

Table 2. Photospheric abundances (mass fraction) of RE 0503–289.

Element	Abundance	1st Line identifications
He	9.73×10^{-1}	Barstow et al. (1994)
C	2.22×10^{-2}	Barstow et al. (1994)
N	5.49×10^{-5}	Dreizler & Werner (1996)
O	2.94×10^{-3}	Polomski et al. (1995), Dreizler & Werner (1996)
Al	5.01×10^{-5}	Rauch et al. (2016a)
Si	1.60×10^{-4}	Polomski et al. (1995), Dreizler & Werner (1996)
P	1.06×10^{-6}	Vennes et al. (1998), Barstow et al. (2007)
S	3.96×10^{-5}	Barstow et al. (2007)
Ni	7.25×10^{-5}	Barstow et al. (2000)
Zn	1.13×10^{-4}	Rauch et al. (2014a)
Ga	3.44×10^{-5}	Werner et al. (2012b), Rauch et al. (2015b)
Ge	1.58×10^{-4}	Werner et al. (2012b), Rauch et al. (2012)
As	1.60×10^{-5}	Werner et al. (2012b)
Se	1.60×10^{-5}	Werner et al. (2012b)
Kr	5.04×10^{-4}	Werner et al. (2012b), Rauch et al. (2016a)
Zr	3.00×10^{-4}	Rauch et al. (2016a)
Mo	1.88×10^{-4}	Rauch et al. (2016b)
Sn	2.06×10^{-4}	Werner et al. (2012b)
Te	1.60×10^{-5}	Werner et al. (2012b)
I	1.60×10^{-5}	Werner et al. (2012b)
Xe	1.26×10^{-4}	Werner et al. (2012b), Rauch et al. (2015a), Rauch et al. (2016a)
Ba	3.57×10^{-4}	Rauch et al. (2014b)

Notes. The reference for the 1st line identifications is given in the final column.

We initiated the calculation of new transition probabilities that were then used to determine the abundance of the respective element. Table 3 gives an overview of the so far calculated data. To provide easy access to this data, the registered Tübingen Oscillator Strengths Service (TOSS) has been created within the GAVO project.

To construct model atoms for the use within TMAP, the elements given in Table 3 require the calculation of so-called super levels and super lines with our Iron Opacity and Interface (IrOnIc, Rauch & Deetjen 2003) due to the very high number of atomic levels and lines. We transferred the TOSS data into Kurucz’s data format⁵ that can be read by IrOnIc.

4. Radial velocity and gravitational redshift

To shift the observation to rest wavelength, we determined the radial velocity v_{rad} of RE 0503–289 from FUSE and HST/STIS spectra. To measure the wavelengths of the line centers, we used IRAF⁶ to fit Gaussians to the line profiles. In total, we evaluated 100 lines in the FUSE wavelength range and 103 lines in

⁵ <http://kurucz.harvard.edu/atoms.html>

⁶ IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Associated Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

Table 3. Newly calculated transition probabilities.

Element	Ions	Reference
Zn	IV–V	Rauch et al. (2014a)
Ga	IV–VI	Rauch et al. (2015b)
Ge	V–VI	Rauch et al. (2012)
Kr	IV–VII	Rauch et al. (2016a)
Zr	IV–VII	Rauch et al. (2016a)
Tc	II–VI	Werner et al. (2015)
Mo	IV–VII	Rauch et al. (2016b)
Xe	IV–VII	Rauch et al. (2015a, 2016a)
Ba	V–VII	Rauch et al. (2014b)

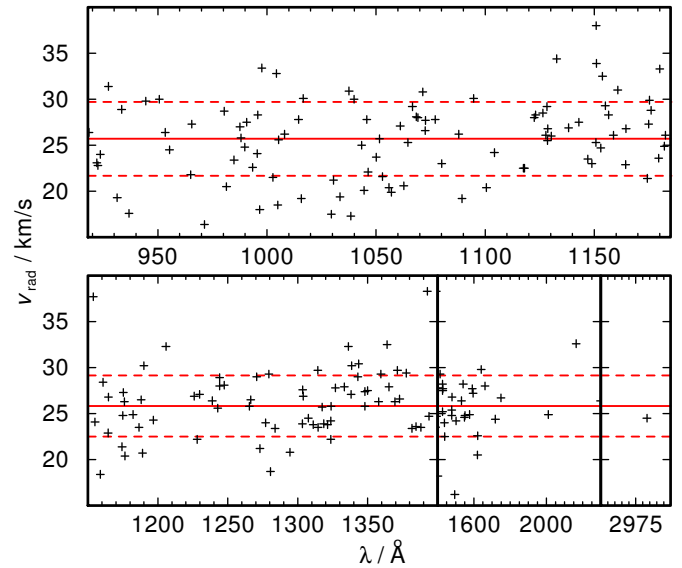


Fig. 1. Determination of v_{rad} from individual lines in the FUSE (*top panel*) and HST/STIS observations (*bottom*). The full horizontal lines indicate the average v_{rad} for FUSE and HST/STIS, respectively. The dashed lines show the 1σ error.

the STIS wavelength range (Fig. 1). The averages are $v_{\text{rad}}^{\text{FUSE}} = 25.7 \pm 4.2 \text{ km s}^{-1}$ and $v_{\text{rad}}^{\text{STIS}} = 25.8 \pm 3.7 \text{ km s}^{-1}$. We adopted the mean value of $v_{\text{rad}} = 25.7^{+3.6}_{-4.0} \text{ km s}^{-1}$. From this value, the gravitational redshift z has to be subtracted. To calculate z and the respective radial velocity, we created the GAVO tool Tübingen Gravitational REDshift calculator (TGRED, Fig. C.2). For RE 0503–289, we derive $v_{\text{rad}}^{\text{red}} = 15.5^{+6.7}_{-4.6} \text{ km s}^{-1}$. The true radial velocity is then $v_{\text{rad}}^{\text{RE 0503-289}} = 10.2^{+8.2}_{-8.6} \text{ km s}^{-1}$.

5. Line identification

To unambiguously identify lines in our observed spectra (Sect. 2), we used the best synthetic model of Rauch et al. (2016a) and calculated additional spectra with oscillator strengths set to zero for individual elements. This allows to find weak lines, even if they are blended by stronger lines. The detection limit is an equivalent width of $W_{\lambda} = 2 \text{ m}\text{\AA}$. Table 4 shows the total numbers of lines identified in the four wavelength ranges and the numbers of lines that were suited to determine W_{λ} and v_{rad} . The current line lists are presented in Tables A.1–A.5, a regularly updated version is available online⁷.

⁷ <http://astro.uni-tuebingen.de/~hoyer/objects/RE0503-289>

Table 4. Statistics of the identified (in brackets: newly identified in this paper) and unidentified lines in the observed spectra.

Wavelength range	Numbers of lines			W_λ	v_{rad}
	total	identified	unidentified		
EUV	74	74(35)	0	0	0
FUV	616	536(55)	76	148	100
NUV	790	579(120)	211	252	103
optical	83	83(69)	0	0	0
NIR	2	2(0)	0	0	0

Notes. The last two columns give the numbers of lines that were used to measure their equivalent widths W_λ and v_{rad} (Fig. 1), respectively.

6. Visualization and online line list

In the framework of the Tübingen GAVO project, we have developed the registered Tübingen VISualization tool (TVIS) that allows the user to plot any data in an easy way on the WWW. The plotter itself is written in HTML5 and Javascript. To strongly increase the security of this web application, no Flash or Java is necessary to use it, meaning that TVIS will even work when Flash is dead and Java applets are blocked by the browsers.

The comparison of our best model spectra with the available observation of RE 0503–289 in the EUV, FUV, NUV, and optical wavelength ranges was realized with TVIS and is shown online⁸. Figures B.1 to B.3 show the FUV to optical range.

7. Is there still an EUV problem in RE 0503–289?

To analyze the EUVE observation, Barstow et al. (1995) used NLTE model atmospheres that were calculated with the code that is nowadays called TMAP. A synthetic spectrum (scaled to match the observed EUV flux) that was calculated from a model with $T_{\text{eff}} = 70\,000$ K, $\log g = 7.0$, C/He = 1%, and N/He = 0.01% (the latter being number ratios) reproduced well the observation. A major problem arose, however, from the fact that the model flux (reddened and interstellar neutral hydrogen absorption considered) in the wavelength range $228 \text{ \AA} < \lambda < 400 \text{ \AA}$ was about an order of magnitude higher than observed. Only models with $T_{\text{eff}} < 65\,000$ K produced an acceptable fit. He I $\lambda 5875.62 \text{ \AA}$ ($2p^3P^o-3d^3D$) in the optical wavelength range (e.g., in spectra taken with the TWIN spectrograph at the Calar Alto observatory and in SPY spectra, Dreizler & Werner 1996; Rauch et al. 2016a) establishes a stringent constraint of $T_{\text{eff}} = 70\,000 \pm 2000$ K.

Werner et al. (2001) calculated TMAP models that were composed of He, C, O, and the iron-group elements (Ca–Ni). Interstellar He I absorption was applied in addition to that of H I. The flux discrepancy was reduced (model flux three times higher than observed) but the basic problem, finding an agreement at $T_{\text{eff}} = 70\,000$ K, was not solved.

Müller-Ringat (2013) created the Tübingen EUV absorption tool (TEUV, Fig. C.1), that corrects synthetic stellar fluxes for ISM absorption for $\lambda < 911 \text{ \AA}$. Presently, only radiative bound-free absorption of the lowest ionization states of H, He, C, N, and O is simulated. Opacity Project data (Seaton et al. 1994) is used for the photoionization cross-sections. These consider, for example, autoionization features. For this paper, Si has been added to TEUV. Two interstellar components with different radial and turbulent velocities, temperatures, and column densities can

⁸ <http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/objects/RE0503-289>

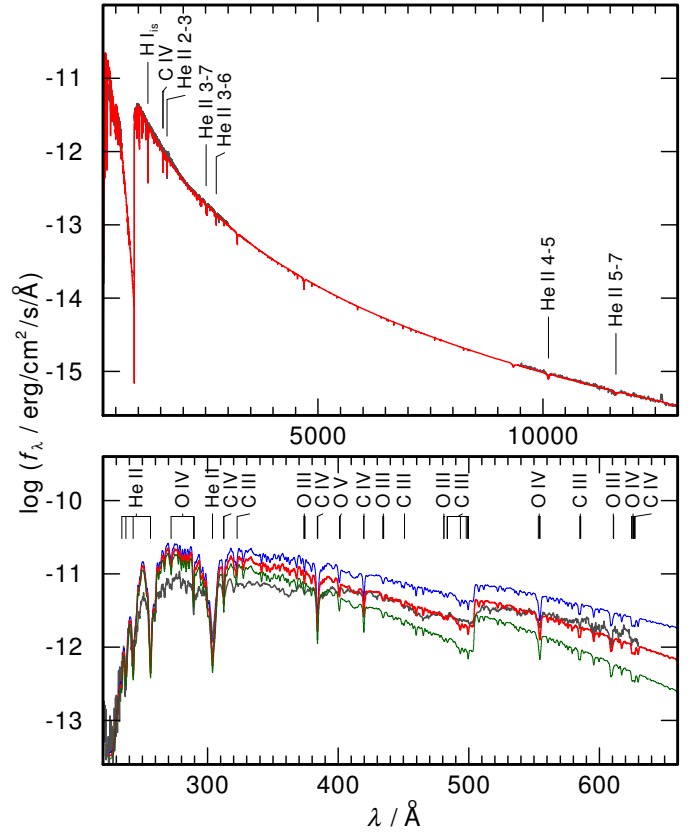


Fig. 2. Determination of E_{B-V} . *Top:* reddening with $E_{B-V} = 0.00026$ applied to our synthetic spectrum in the wavelength range from the EUV to the NIR. *Bottom:* same like top panel, for $E_{B-V} = 0.00016$ (blue), 0.00026 (red), and 0.00036 (green) in the EUV wavelength range. Prominent lines are marked.

be considered. Müller-Ringat (2013) calculated TMAP models ($T_{\text{eff}} = 70\,000$ K, $\log g = 7.5$) that included He, C, N, O, and the iron-group elements. Although Kurucz’s line lists were strongly extended in 2009 (Kurucz 2009, 2011), and about a factor of ten more iron-group lines were considered, the EUV model flux was about twice as high as that observed. To match the observed EUV flux, T_{eff} had to be reduced to $\lesssim 65\,000$ K.

Rauch et al. (2016a) determined $T_{\text{eff}} = 70\,000 \pm 2000$ K and $\log g = 7.5 \pm 0.1$ in a detailed reanalysis of optical and UV spectra. They included 27 elements, namely He, C, N, O, Al, Si, P, S, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Cr, Ni, Zn, Ga, Ge, As, Kr, Zr, Mo, Sn, Xe, and Ba, in their models. From these, we calculated the EUV spectrum ($228 \text{ \AA} \leq \lambda \leq 910 \text{ \AA}$) with 1601 atomic levels treated in NLTE, considering 2481 lines of the elements He–S and about 30 million lines of the elements with $Z \geq 20$. The frequency grid comprised 174 873 points with $\Delta\lambda \leq 0.005 \text{ \AA}$.

Figure 2 demonstrates the determination of the interstellar reddening. We apply the reddening data of Morrison & McCammon (1983, provided for $1.26 \text{ \AA} \leq \lambda \leq 413 \text{ \AA}$ and extrapolated toward the He I ground-state threshold) and Fitzpatrick (1999, $\lambda \geq 911 \text{ \AA}$). Between the He I ground-state edge and the H I Lyman edge, only absorption due to H I is considered. To determine E_{B-V} , we normalized our models to the 2MASS H brightness (14.766 ± 0.063 , Cutri et al. 2003a,b). To match the observed flux level between about 400 \AA to 600 \AA , $E_{B-V} = 0.00026 \pm 0.00003$ is necessary. This is less than $E_{B-V} = 0.015 \pm 0.002$ that was used by Rauch et al. (2016a) to

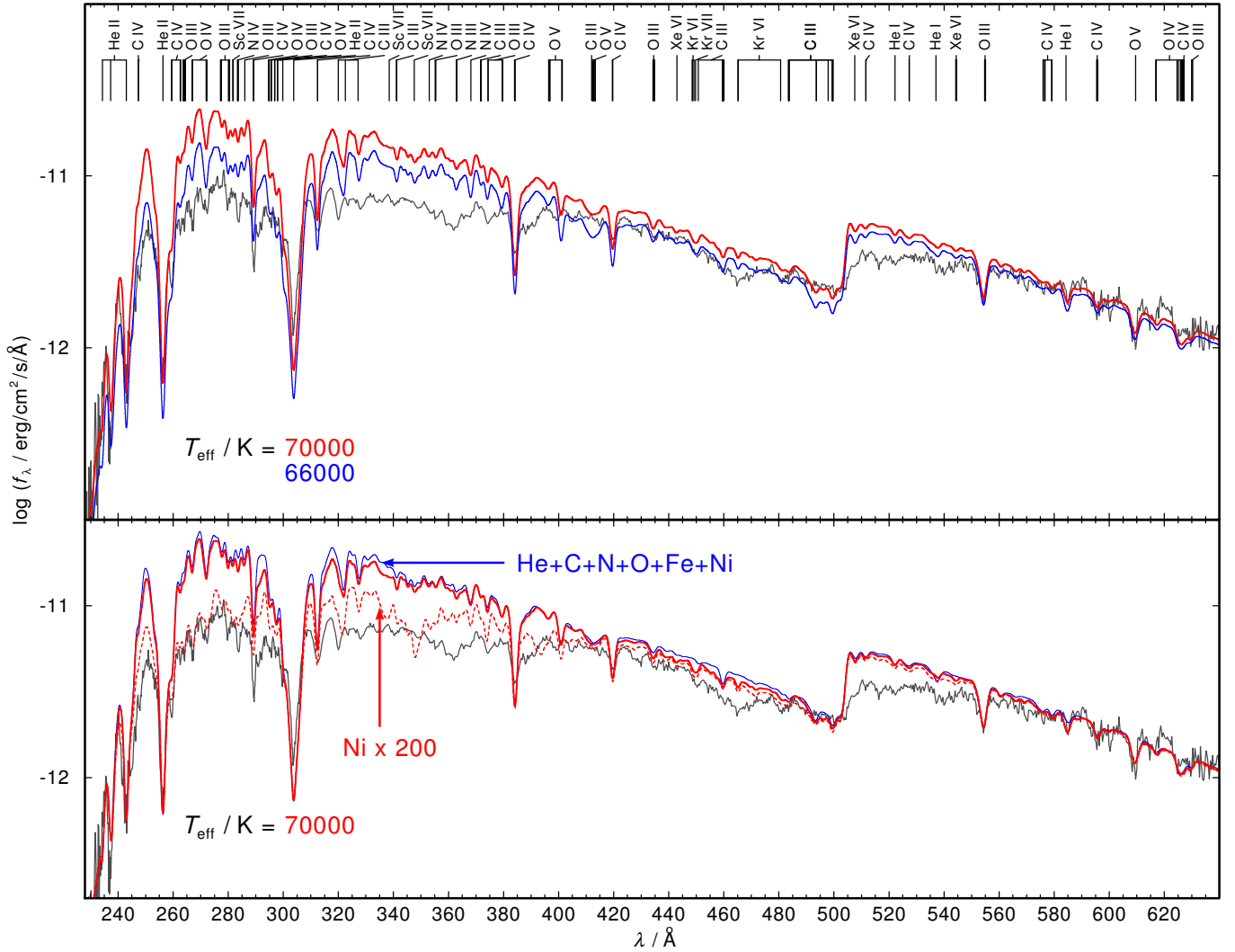


Fig. 3. Comparison of the EUVE observation (gray line in both panels) with our models. *Top panel:* two models with $T_{\text{eff}} = 70\,000$ K (red) and $T_{\text{eff}} = 66\,000$ K (blue). Identified photospheric lines are marked at the top. *Bottom panel:* three models with $T_{\text{eff}} = 70\,000$ K. Red, thick line: model from the top panel, red, dashed line: model with 200 times increased Ni abundance, blue, thin line: model that considered only opacities of He, C, N, O, Fe, and Ni.

reproduce the observed FUSE flux level. With the Galactic reddening law of [Groenewegen & Lamers \(1989\)](#), $\log(N_{\text{HI}}/E_{B-V} = 21.58 \pm 0.1)$ and the total cloud column density of interstellar HI of $1.5 \pm 0.2 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ (measured from $L\beta$, [Rauch et al. 2016a](#)), we can calculate $E_{B-V} = 0.00039^{+0.00017}_{-0.00012}$ which is within error limits well in agreement with our result.

A close look at the EUV wavelength range shows still a significant difference between model and observation (Fig. 3, top panel), most prominent between 250 Å and 400 Å and between 504 Å and 550 Å. Our present models reduced the deviation by about a factor of two compared the models of [Werner et al. \(2001\)](#). The EUV problem cannot be solved by using a cooler model, even at $T_{\text{eff}} = 66\,000$ K, which is already outside the error range of $T_{\text{eff}} = 70\,000 \pm 2000$ K given by [Rauch et al. \(2016a\)](#), no sufficient improvement is achieved. The impact of metal opacities is demonstrated in Fig. 3 by a model that considered only opacities from He, C, N, O, Fe, and Ni with same abundance ratios like our best model. To test the impact of additional opacity, we artificially increased the Ni abundance by factor of 200 to match the model’s flux to the observed between 250 Å and 280 Å. This reduced the flux discrepancy between

300 Å and 400 Å as well while the wavelength region above the He I ground-state threshold is unaffected. However, we conclude that even in our advanced models opacity is missing from elements that are hitherto not considered. To include, for example, other trans-iron elements requires detailed laboratory measurements of their spectra and the extensive calculation of transition probabilities.

8. What is the nature of RE 0503–289?

RE 0503–289 was first classified to be a DO-type WD ([Barstow et al. 1993](#)). Its optical spectrum exhibits an absorption trough around C IV $\lambda\lambda 4646.62\text{--}4687.95$ Å and He II $\lambda 4685.80$ Å. This trough is the spectroscopic criterion for the H-deficient PG 1159-type stars (e.g., [Werner & Herwig 2006](#)). Figure 4 shows the comparison of the wavelength region around this trough for the PG 1159 prototype PG 1159–035 (V★ GW Vir, WD 1159–035, $T_{\text{eff}} = 140\,000 \pm 5000$ K, $\log g = 7.0 \pm 0.5$, [Jahn et al. 2007](#)) and the O(He)-type WD KPD 0005+5106 (WD 0005+511, $T_{\text{eff}} = 195\,000 \pm 15\,000$ K, $\log g = 6.7 \pm 0.2$, [Werner & Rauch 2015](#)). Both objects are at an earlier state of stellar evolution

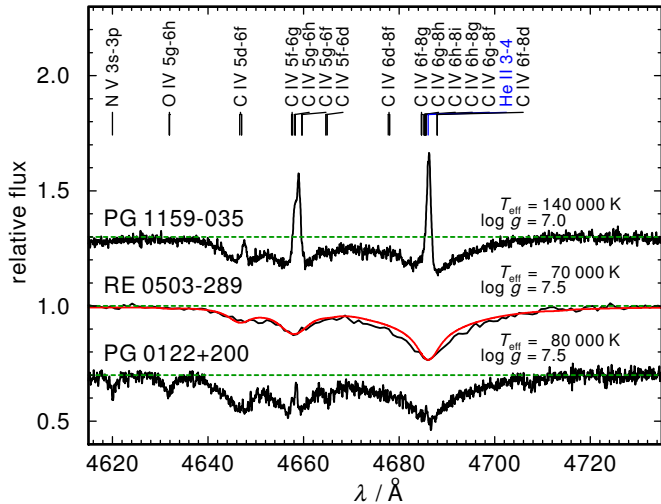


Fig. 4. Section of the optical spectra of PG 1159–035 (from SPY, shifted by 0.3 in flux units), RE 0503–289 (EMMI), and PG 0122+200 (Keck, shifted by -0.3 ; from top to bottom) around the PG 1159 absorption trough. For RE 0503–289, the synthetic spectrum of Rauch et al. (2016a) is overplotted (red line). The green, dashed lines indicate the continuum level.

than RE 0503–289. The strengths of the PG 1159 absorption troughs are almost the same for the much hotter PG 1159–035 and RE 0503–289, although their photospheric C abundances are significantly different, $\approx 48\%$ by mass (Jahn et al. 2007) and $\approx 2\%$, respectively. The cool PG 1159-type star PG 0122+200 has about 22% of C in its photosphere (Werner & Rauch 2014).

In a $\log T_{\text{eff}}-\log g$ diagram (Fig. 5), RE 0503–289 is located at the so-called PG 1159 wind limit (Unglaub & Bues 2000, their Fig. 13, digitized with Dexter) that was predicted for a ten-times-reduced mass-loss rate (line A, calculated with $\dot{M} = 1.29 \times 10^{-15} L^{1.86}$ from Bloeker 1995; Pauldrach et al. 1988). This line approximately separates the regions that are populated by PG 1159-type stars and DO-type WDs. Lines B and C in Fig. 5 show where the photospheric C content is reduced by factors of 0.5 and 0.1, respectively, when using the mass-loss rate given above. To the right of line D, no PG 1159 star is located.

Werner et al. (2014) suggested a mass ratio $C/He = 0.02$ to conserve previously assigned spectroscopic classes. However, PG 1159 stars span a wide range of C/He (0.03–0.33, Werner et al. 2014).

RE 0503–289 is located close to line B of Unglaub & Bues (2000) in Fig. 5, that is, its C abundance should be already reduced by a factor of 0.5. Thus, it is likely that RE 0503–289 had a $C/He \approx 0.05$ in its antecedent PG 1159-star phase. Even now, its C/He lies a bit higher than 0.02 and RE 0503–289 may be classified as a PG 1159 star as well. This is corroborated by the still high efficiency of radiative levitation that is responsible for the extremely high overabundances of trans-iron elements (Rauch et al. 2016b). However, the transition from a PG 1159-type star to a DO-type star is smooth and RE 0503–289 is an ideal object to study this in detail. Unfortunately, the strong radiative levitation of trans-iron elements wipes out all information about their asymptotic giant branch (AGB) abundances and RE 0503–289 is not suited to constrain AGB nucleosynthesis models.

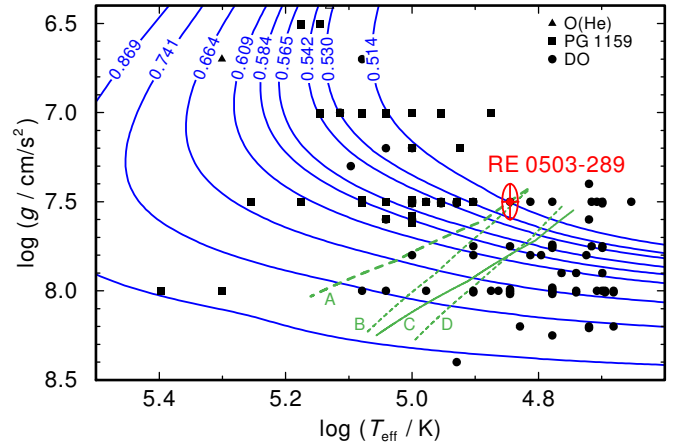


Fig. 5. Location of RE 0503–289 and related objects (Hügelmeier et al. 2006; Kepler et al. 2016; Reindl et al. 2014b,a; Werner & Herwig 2006) in the $\log T_{\text{eff}}-\log g$ plane (cf., <http://www.star.le.ac.uk/~nr152/He.html> for stellar parameters). Evolutionary tracks for H-deficient WDs (Althaus et al. 2009) labeled with their respective masses in M_{\odot} are plotted for comparison. Transition limits predicted by Unglaub & Bues (2000) are indicated (see text for details).

9. Results

RE 0503–289 fulfills criteria of PG 1159 star and of DO-type WD classifications. The presence of the strong PG 1159 absorption trough around $He II \lambda 4685.80 \text{ \AA}$ (Fig. 4) shows that RE 0503–289 could be classified as a PG 1159 star, although its C abundance would then be the lowest of this group. It is located close to the so-called PG 1159 wind limit (Fig. 5), meaning that it is close to the regime in which gravitation will dominate and pull metals down, out of the atmosphere. The strongly increased abundances of trans-iron elements, however, indicate that radiative levitation is still efficiently countering this process. Thus, RE 0503–289 has not arrived in its final stage of evolution. Formally, due to its $\log g > 7$, the DO-type WD classification is right.

In the observed spectra, we identified 1272 lines in the wavelength range from the extreme ultraviolet to the near infrared. 287 lines remain unidentified. The best model of Rauch et al. (2016a) reproduces well most of the identified lines.

The EUV problem (Sect. 7) – the difference between observed and synthetic flux in the EUV is still present. Our advanced model atmospheres include opacities of 27 metals but their flux in the EUV is still partly about a factor of approximately two too high compared with the observation. We expect that missing metal opacities are the reason for this discrepancy.

Acknowledgements. D.H. and T.R. are supported by the German Aerospace Center (DLR, grants 50OR 1501 and 05OR 1507, respectively). The German Astrophysical Virtual Observatory (GAVO) project at Tübingen had been supported by the Federal Ministry of Education and Research (BMBF, 05 AC 6 VTB, 05 AC 11 VTB). Financial support from the Belgian FRS-FNRS is also acknowledged. P.Q. is research director of this organization. Some of the data presented in this paper were obtained from the Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST). STScI is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under NASA contract NAS5-26555. Support for MAST for non-HST data is provided by the NASA Office of Space Science via grant NNX09AF08G and by other grants and contracts. We thank Ralf Napiwotzki for putting the reduced ESO/VLT spectra at our disposal. The TEUV tool (<http://astro.uni-tuebingen.de/~TEUV>), the TGRED tool (<http://astro.uni-tuebingen.de/~TGRED>), the TIRO service (<http://astro.uni-tuebingen.de/~TIRO>), the TMAD service (<http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAD>), the TOSS service (<http://astro.uni-tuebingen.de/~TOSS>), and the TVIS tool (<http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS>) used for this paper were constructed as

part of the activities of the German Astrophysical Virtual Observatory. This work used the profile-fitting procedure OWENS developed by M. Lemoine and the FUSE French Team. This research has made use of NASA's Astrophysics Data System and of the SIMBAD database operated at CDS, Strasbourg, France.

References

- Althaus, L. G., Panei, J. A., Miller Bertolami, M. M., et al. 2009, *ApJ*, **704**, 1605
- Barstow, M. A., Wesemael, F., Holberg, J. B., et al. 1993, *Adv. Space Res.*, **13**, 281
- Barstow, M. A., Holberg, J. B., Werner, K., Buckley, D. A. H., & Stobie, R. S. 1994, *MNRAS*, **267**, 653
- Barstow, M. A., Holberg, J. B., Koester, D., Nousek, J. A., & Werner, K. 1995, in *White Dwarfs* (Berlin: Springer Verlag), eds. D. Koester, & K. Werner, *Lect. Notes Phys.*, **443**, 302
- Barstow, M. A., Dreizler, S., Holberg, J. B., et al. 2000, *MNRAS*, **314**, 109
- Barstow, M. A., Dobbie, P. D., Forbes, A. E., & Boyce, D. D. 2007, in *15th European Workshop on White Dwarfs*, eds. R. Napiwotzki, & M. R. Burleigh, *ASP Conf. Ser.*, **372**, 243
- Bloecker, T. 1995, *A&A*, **299**, 755
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003a, 2MASS All Sky Catalog of point sources
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003b, *VizieR Online Data Catalog: II/246*
- Demers, S., Beland, S., Kibblewhite, E. J., Irwin, M. J., & Nithakorn, D. S. 1986, *AJ*, **92**, 878
- Dobbie, P. D., Burleigh, M. R., Levan, A. J., et al. 2005, *A&A*, **439**, 1159
- Dreizler, S. 1999, *A&A*, **352**, 632
- Dreizler, S., & Werner, K. 1996, *A&A*, **314**, 217
- Dreizler, S., & Wolff, B. 1999, *A&A*, **348**, 189
- Dupuis, J., Vennes, S., Bowyer, S., Pradhan, A. K., & Thejll, P. 1995, *ApJ*, **455**, 574
- Fitzpatrick, E. L. 1999, *PASP*, **111**, 63
- Groenewegen, M. A. T., & Lamers, H. J. G. L. M. 1989, *A&AS*, **79**, 359
- Hügelmeier, S. D., Dreizler, S., Homeier, D., et al. 2006, *A&A*, **454**, 617
- Jahn, D., Rauch, T., Reiff, E., et al. 2007, *A&A*, **462**, 281
- Kepler, S. O., Pelisoli, I., Koester, D., et al. 2016, *MNRAS*, **455**, 3413
- Kurucz, R. L. 2009, in *AIP Conf. Ser. 1171*, eds. I. Hubeny, J. M. Stone, K. MacGregor, & K. Werner, 43
- Kurucz, R. L. 2011, *Can. J. Phys.*, **89**, 417
- McCook, G. P., & Sion, E. M. 1999a, *ApJS*, **121**, 1
- McCook, G. P., & Sion, E. M. 1999b, *VizieR Online Data Catalog: III/210*
- Morrison, R., & McCammon, D. 1983, *ApJ*, **270**, 119
- Müller-Ringat, E. 2013, Dissertation, University of Tübingen, Germany, <http://nbn-resolving.de/urn:nbn:de:bsz:21-opus-67747>
- Napiwotzki, R., Christlieb, N., Drechsel, H., et al. 2001, *Astron. Nachr.*, **322**, 411
- Napiwotzki, R., Christlieb, N., Drechsel, H., et al. 2003, *The Messenger*, **112**, 25
- Pauldrach, A., Puls, J., Kudritzki, R. P., Mendez, R. H., & Heap, S. R. 1988, *A&A*, **207**, 123
- Polomski, E. F., Vennes, S., & Chayer, P. 1995, in *BAAS, AAS Meeting Abstracts*, **27**, 1311
- Pounds, K. A., Allan, D. J., Barber, C., et al. 1993, *MNRAS*, **260**, 77
- Rauch, T., & Deetjen, J. L. 2003, in *Stellar Atmosphere Modeling*, eds. I. Hubeny, D. Mihalas, & K. Werner, *ASP Conf. Ser.*, **288**, 103
- Rauch, T., Werner, K., Biémont, É., Quinet, P., & Kruk, J. W. 2012, *A&A*, **546**, A55
- Rauch, T., Werner, K., Quinet, P., & Kruk, J. W. 2014a, *A&A*, **564**, A41
- Rauch, T., Werner, K., Quinet, P., & Kruk, J. W. 2014b, *A&A*, **566**, A10
- Rauch, T., Hoyer, D., Quinet, P., Gallardo, M., & Raineri, M. 2015a, *A&A*, **577**, A88
- Rauch, T., Werner, K., Quinet, P., & Kruk, J. W. 2015b, *A&A*, **577**, A6
- Rauch, T., Gamrath, S., Quinet, P., et al. 2016a, *A&A*, **590**, A128
- Rauch, T., Quinet, P., Hoyer, D., et al. 2016b, *A&A*, **587**, A39
- Reindl, N., Rauch, T., Werner, K., et al. 2014a, *A&A*, **572**, A117
- Reindl, N., Rauch, T., Werner, K., Kruk, J. W., & Todt, H. 2014b, *A&A*, **566**, A116
- Schuh, S. L., Dreizler, S., & Wolff, B. 2002, *A&A*, **382**, 164
- Seaton, M. J., Yan, Y., Mihalas, D., & Pradhan, A. K. 1994, *MNRAS*, **266**, 805
- Unglaub, K., & Bues, I. 2000, *A&A*, **359**, 1042
- Vennes, S., Dupuis, J., Bowyer, S., et al. 1994, *ApJ*, **421**, L35
- Vennes, S., Dupuis, J., Chayer, P., et al. 1998, *ApJ*, **500**, L41
- Werner, K. 1996, *A&A*, **309**, 861
- Werner, K., & Herwig, F. 2006, *PASP*, **118**, 183
- Werner, K., & Rauch, T. 2014, *A&A*, **569**, A99
- Werner, K., & Rauch, T. 2015, *A&A*, **583**, A131
- Werner, K., Deetjen, J. L., Rauch, T., & Wolff, B. 2001, in *12th European Workshop on White Dwarfs*, eds. J. L. Provencal, H. L. Shipman, J. MacDonald, & S. Goodchild, *ASP Conf. Ser.*, **226**, 55
- Werner, K., Deetjen, J. L., Dreizler, S., et al. 2003, in *Stellar Atmosphere Modeling*, eds. I. Hubeny, D. Mihalas, & K. Werner, *ASP Conf. Ser.*, **288**, 31
- Werner, K., Dreizler, S., & Rauch, T. 2012a, TMAP: Tübingen NLTE Model-Atmosphere Package, Astrophysics Source Code Library [record ascl:1212.015]
- Werner, K., Rauch, T., Ringat, E., & Kruk, J. W. 2012b, *ApJ*, **753**, L7
- Werner, K., Rauch, T., & Kepler, S. O. 2014, *A&A*, **564**, A53
- Werner, K., Rauch, T., Kučas, S., & Kruk, J. W. 2015, *A&A*, **574**, A29

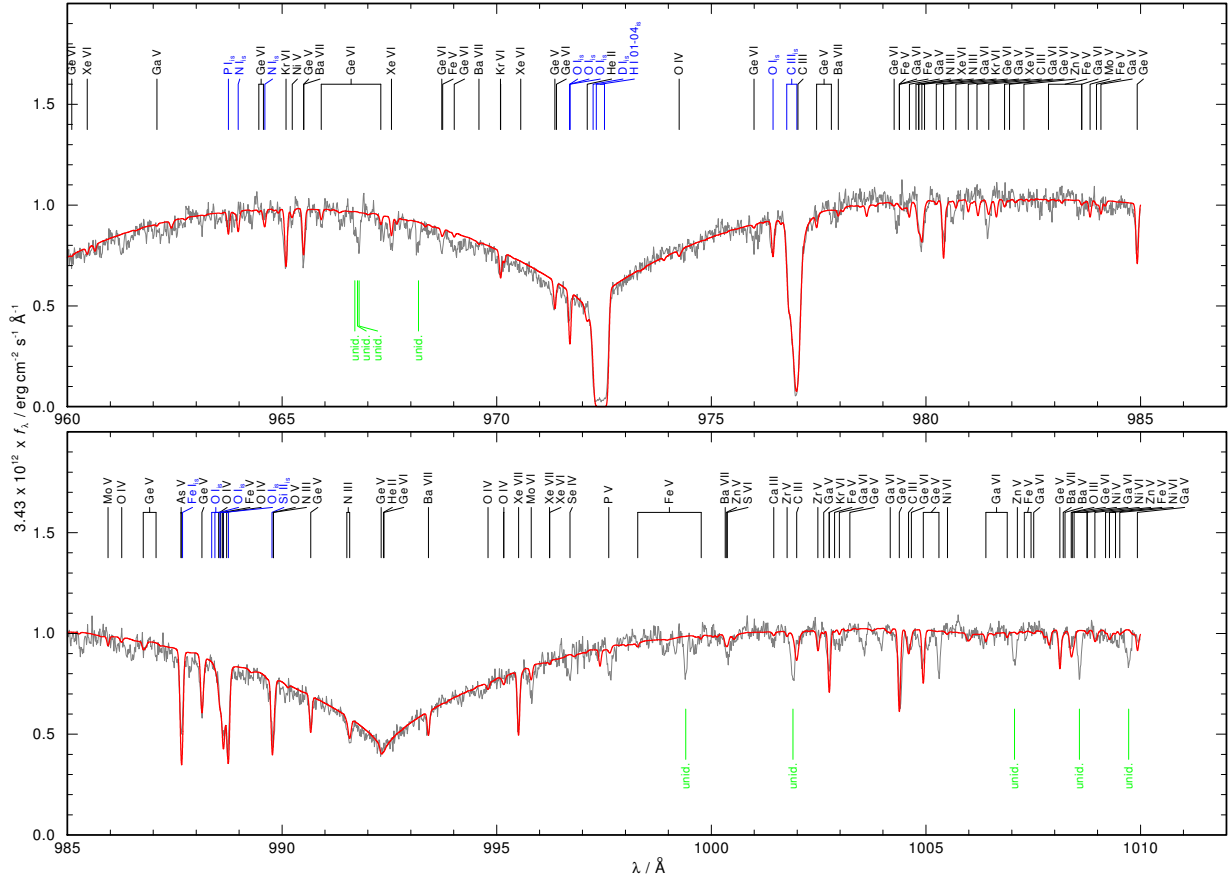


Fig. B.1. continued.

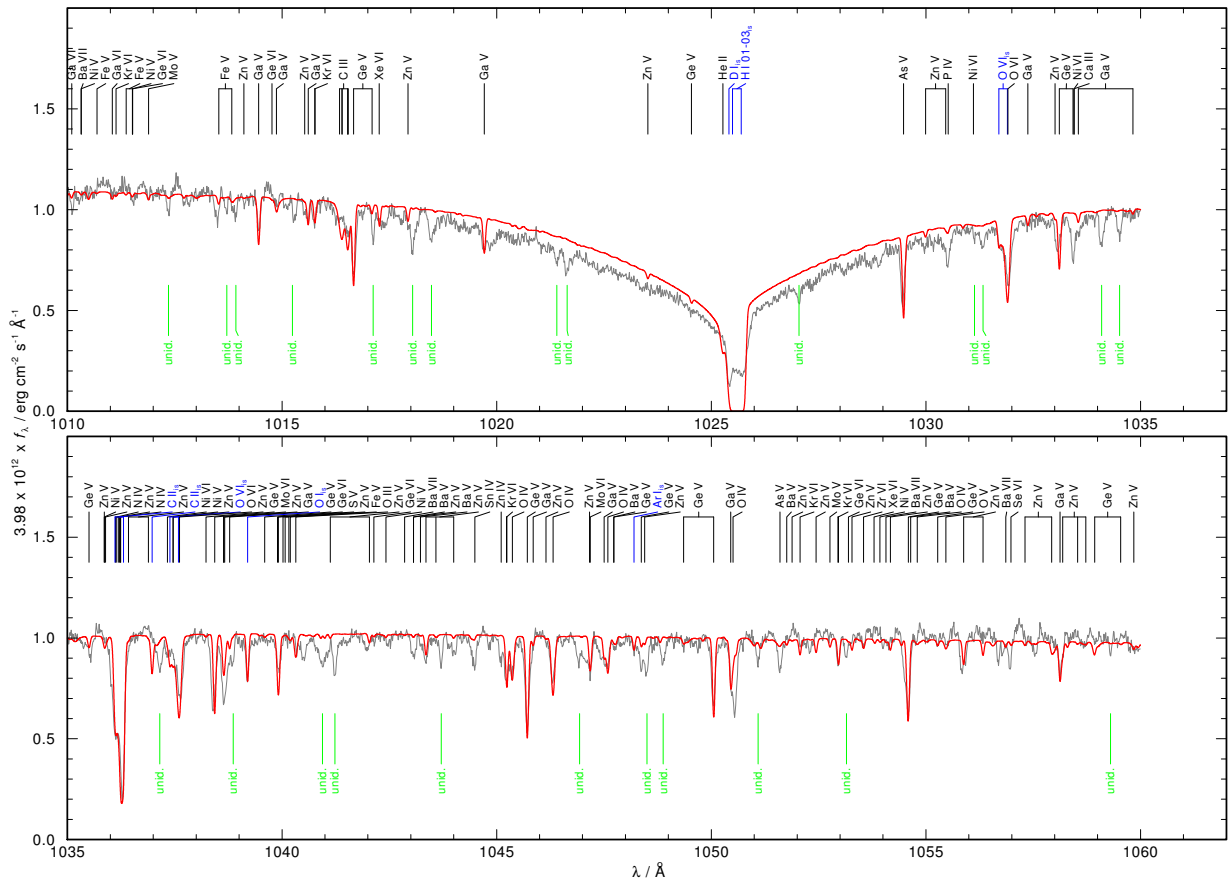


Fig. B.1. continued.

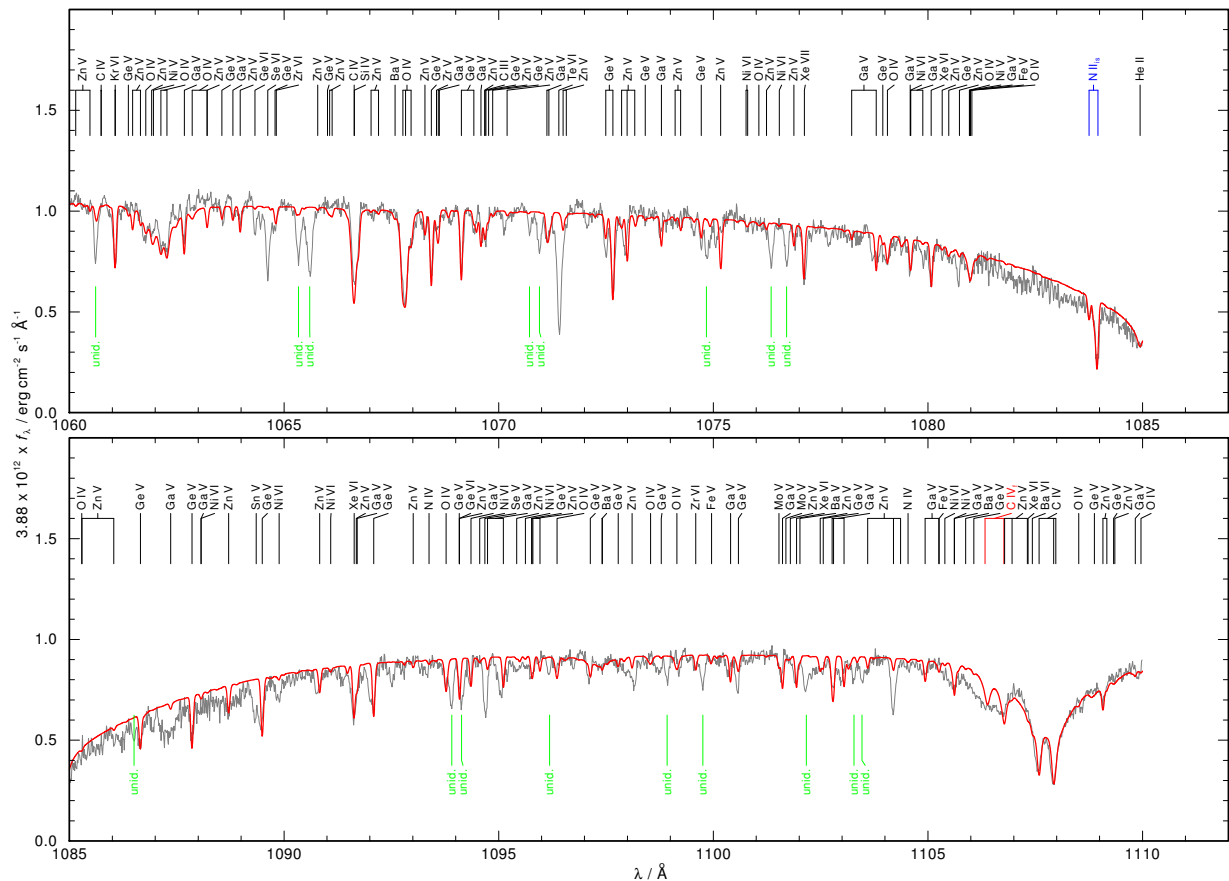


Fig. B.1. continued.

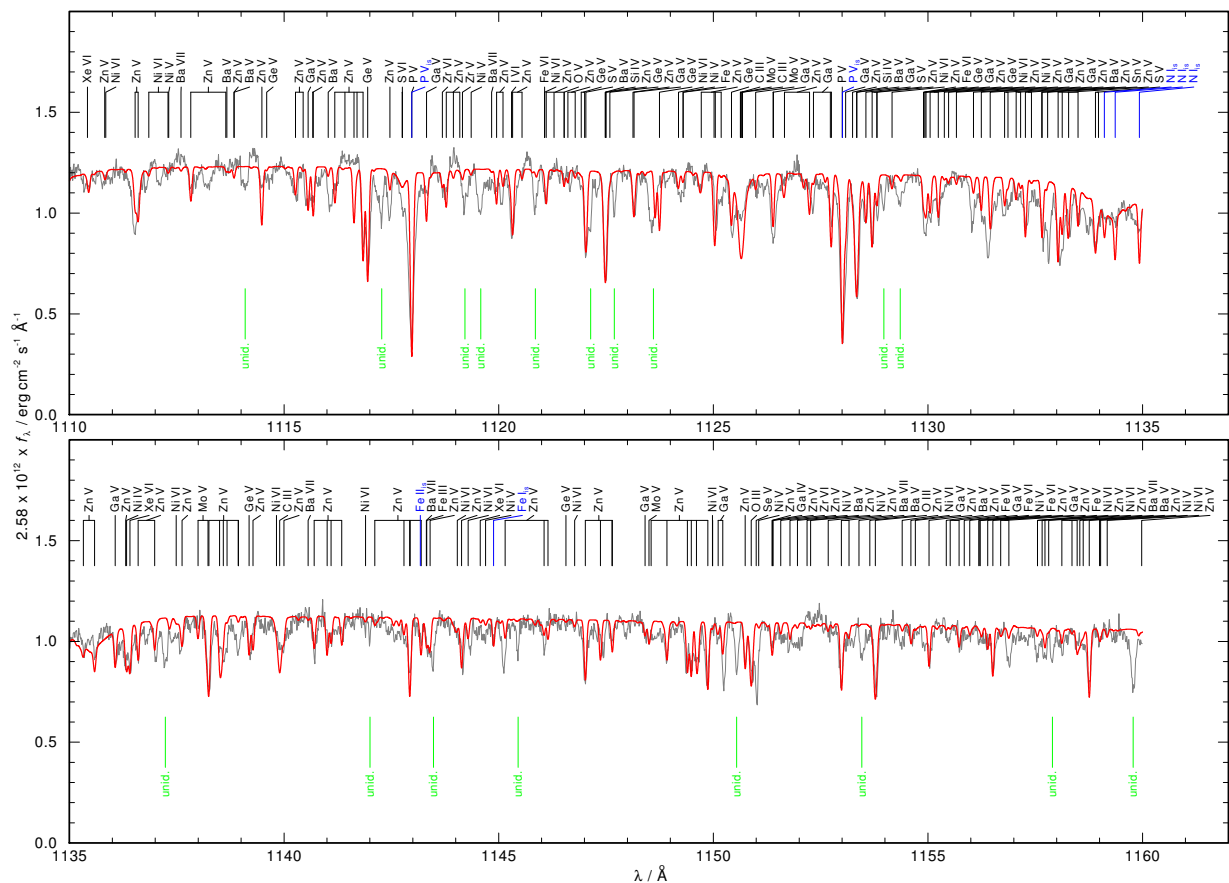


Fig. B.1. continued.

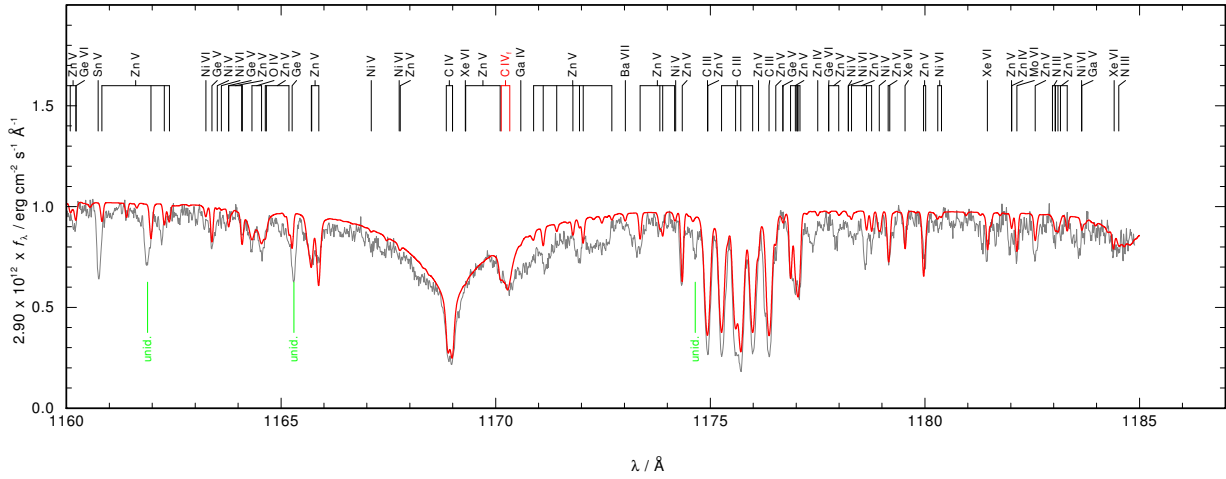


Fig. B.1. continued.

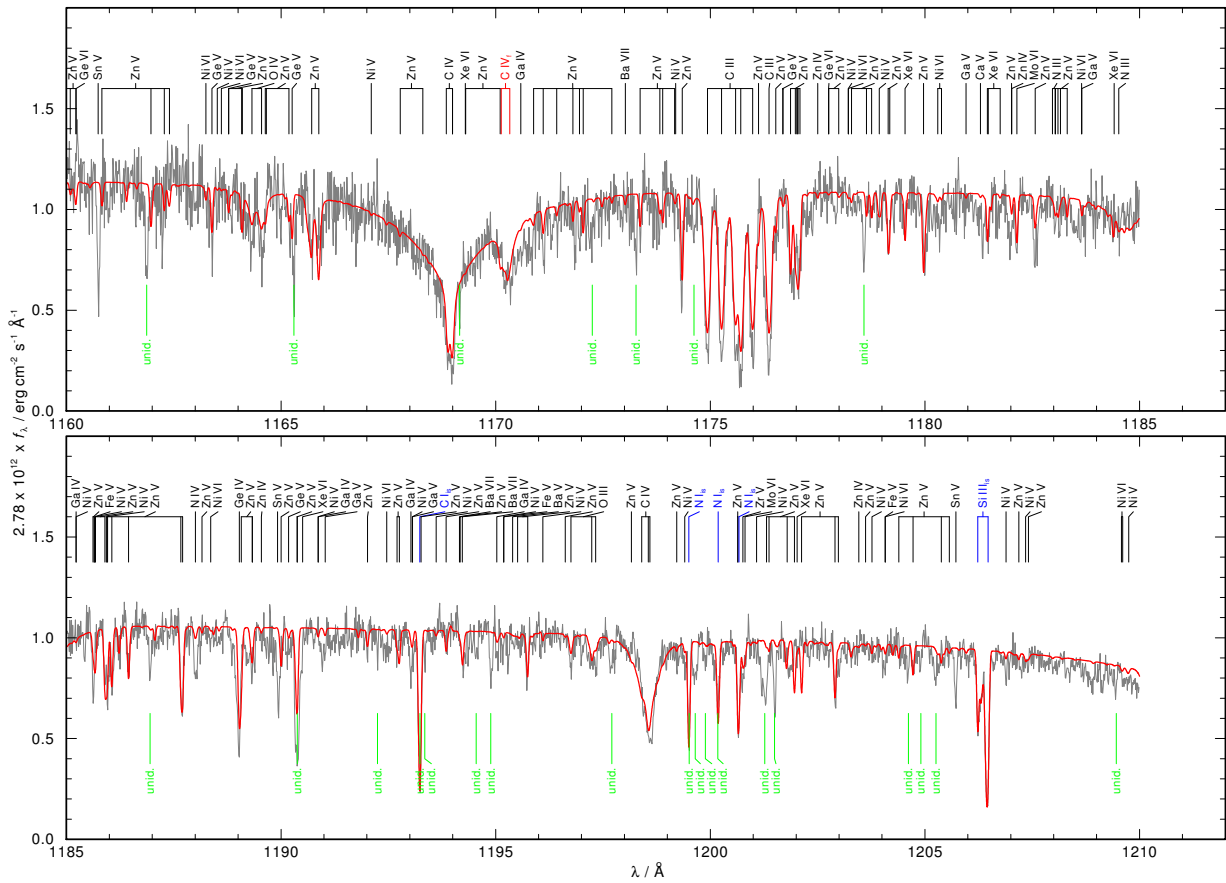


Fig. B.2. HST/STIS observation (gray) compared with the best model (red). Stellar lines are identified at top. “unid.” denotes unidentified lines.

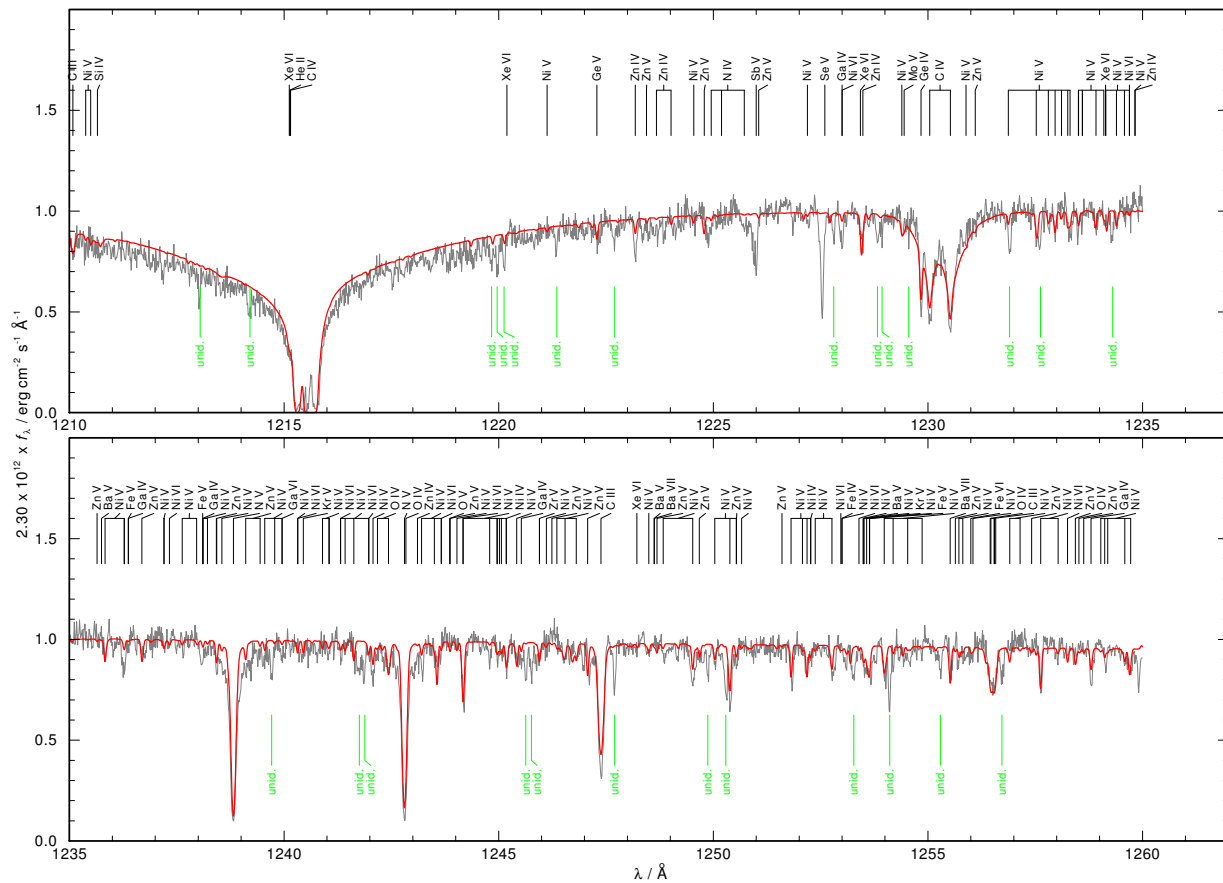


Fig. B.2. continued.

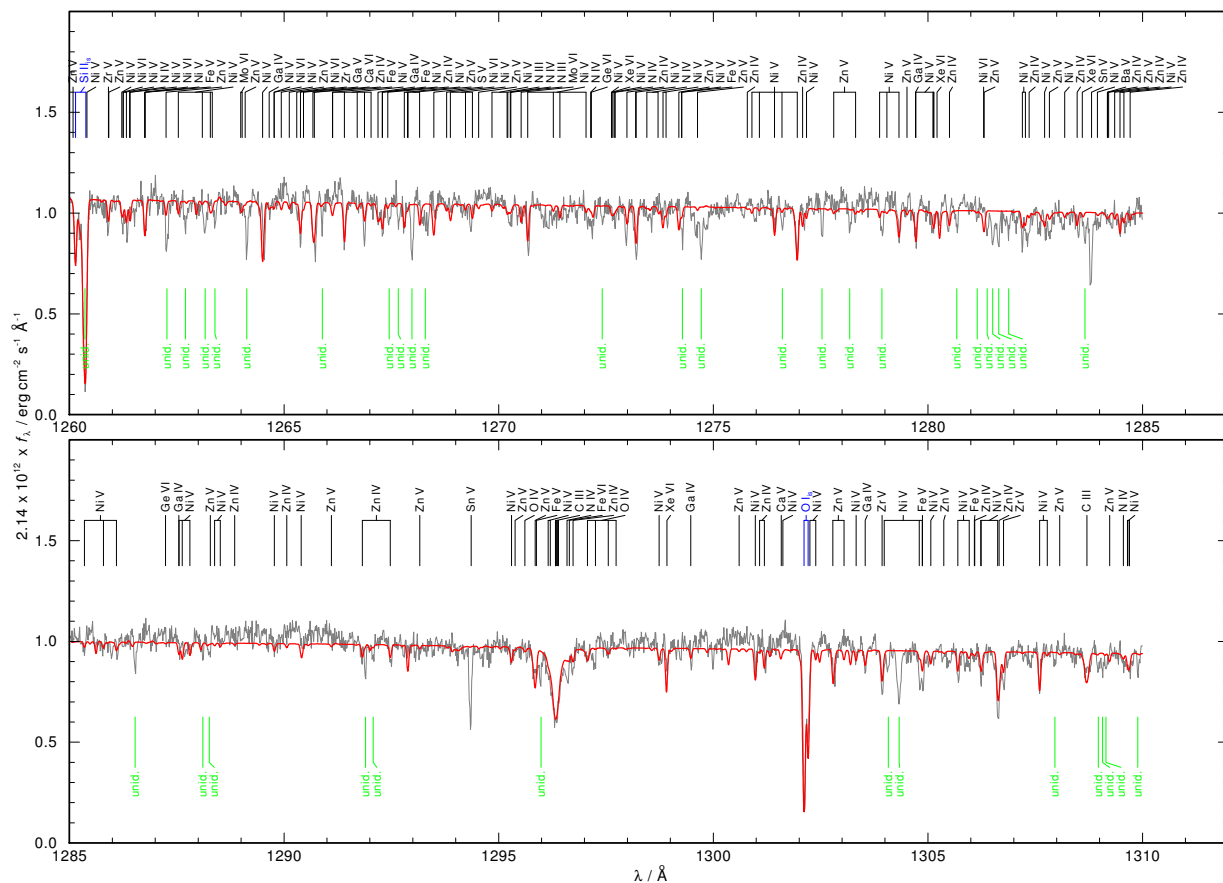


Fig. B.2. continued.

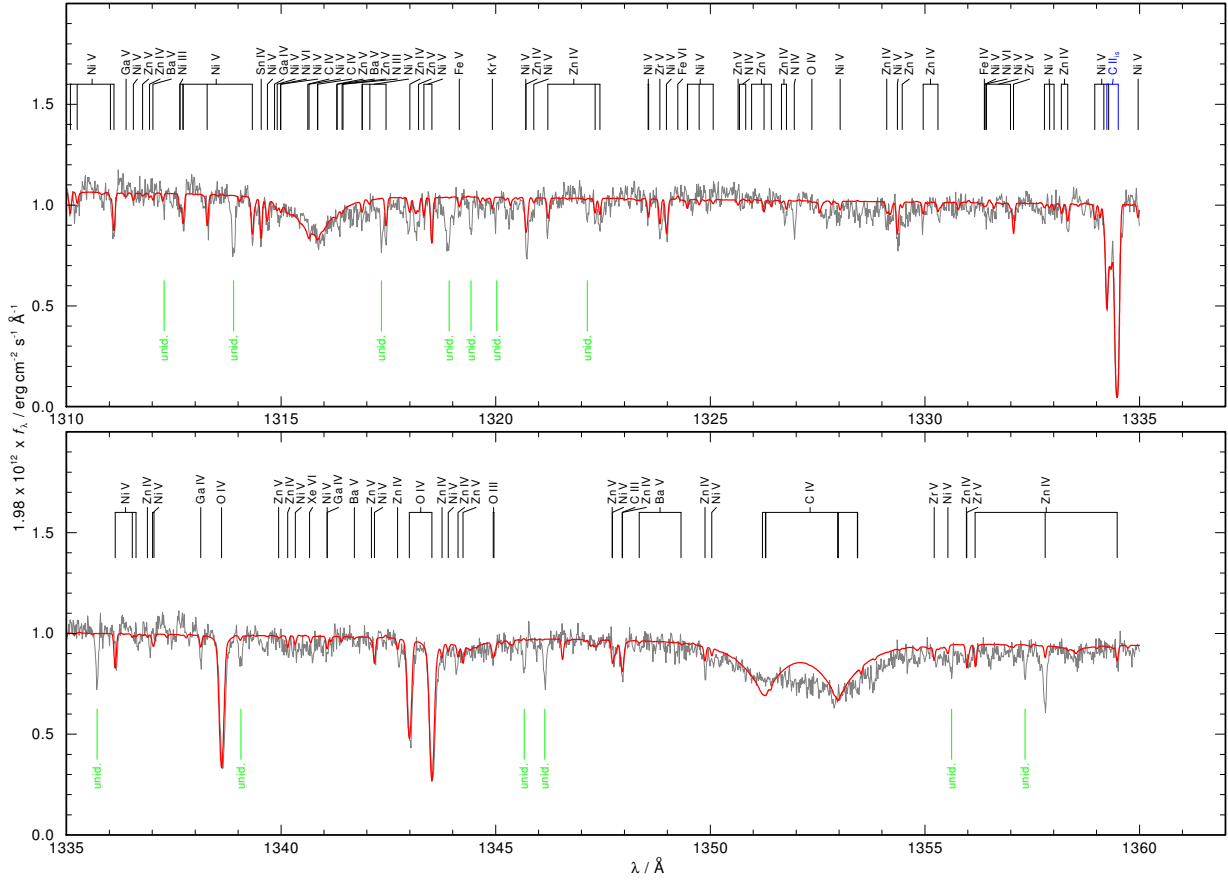


Fig. B.2. continued.

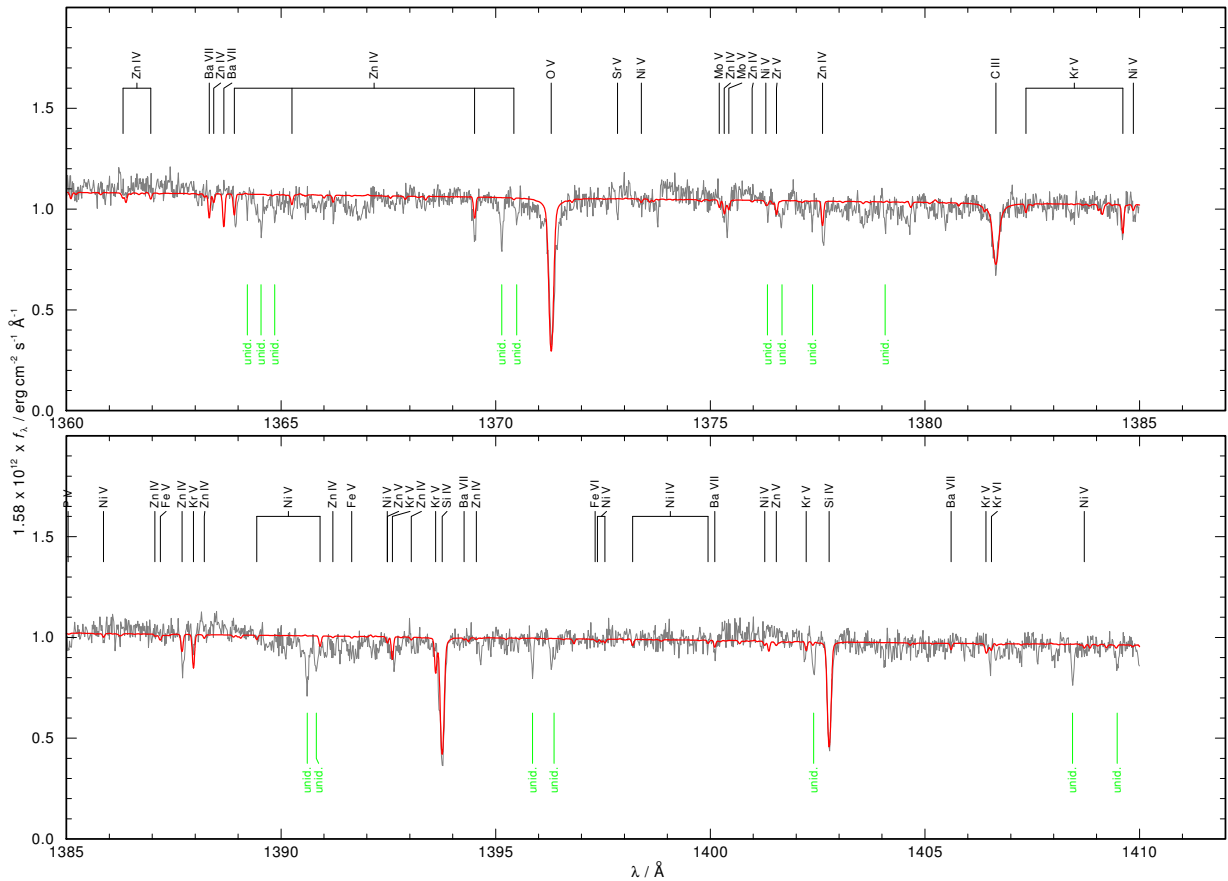


Fig. B.2. continued.

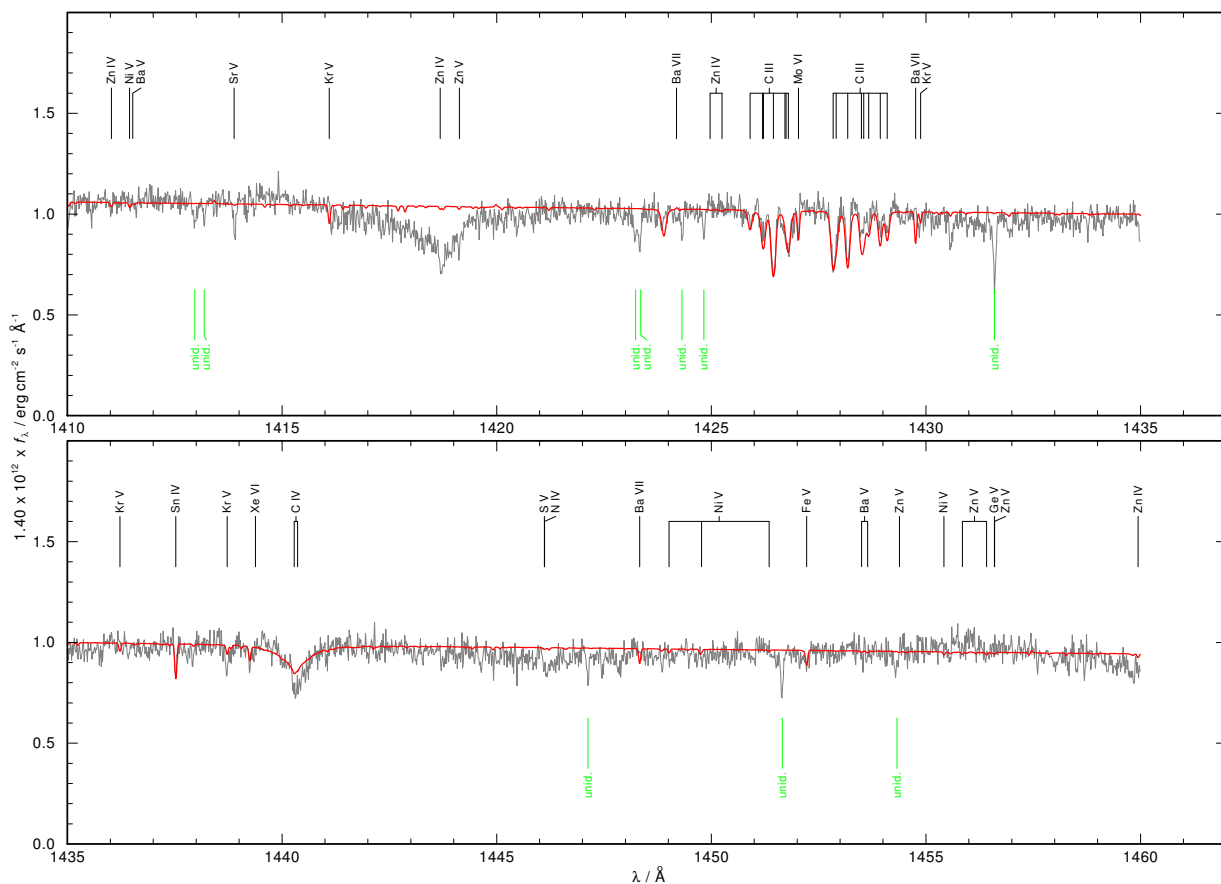


Fig. B.2. continued.

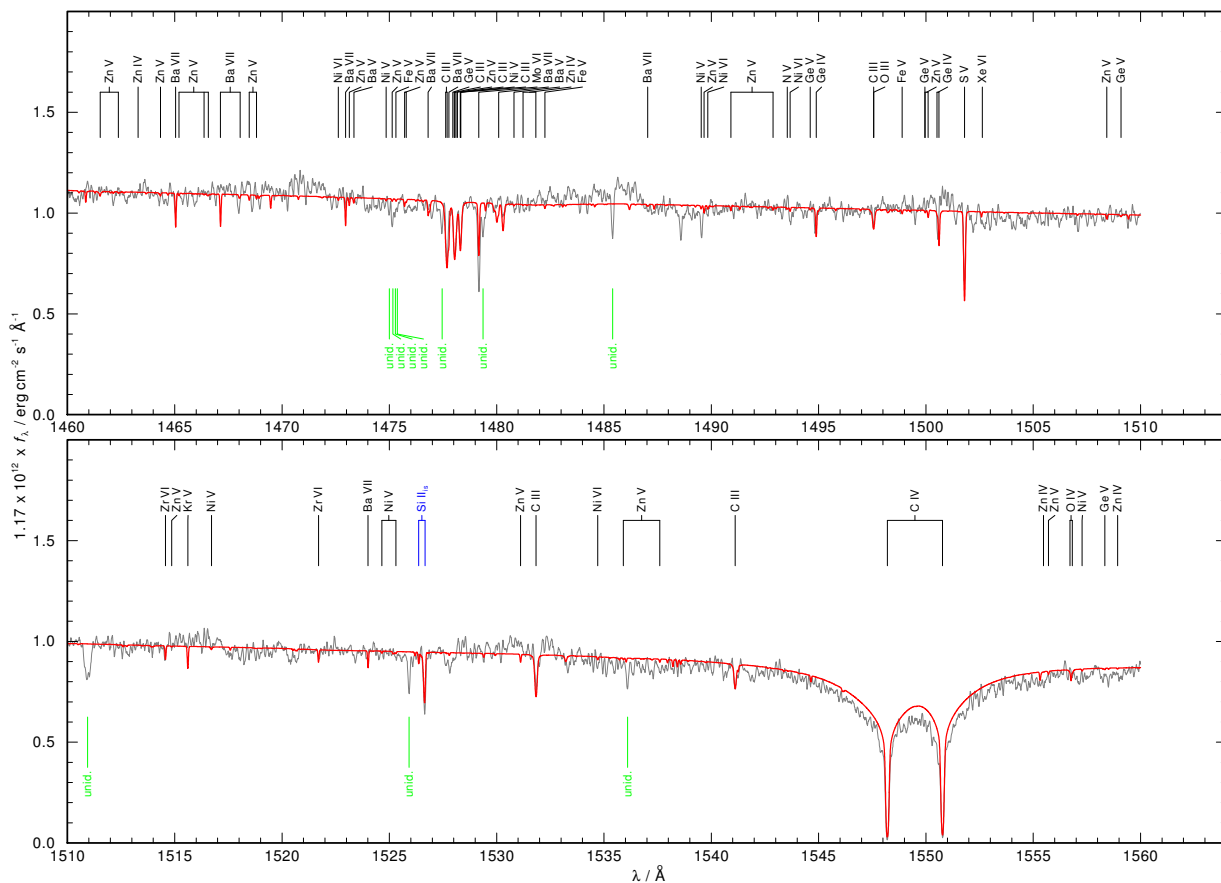


Fig. B.2. continued.

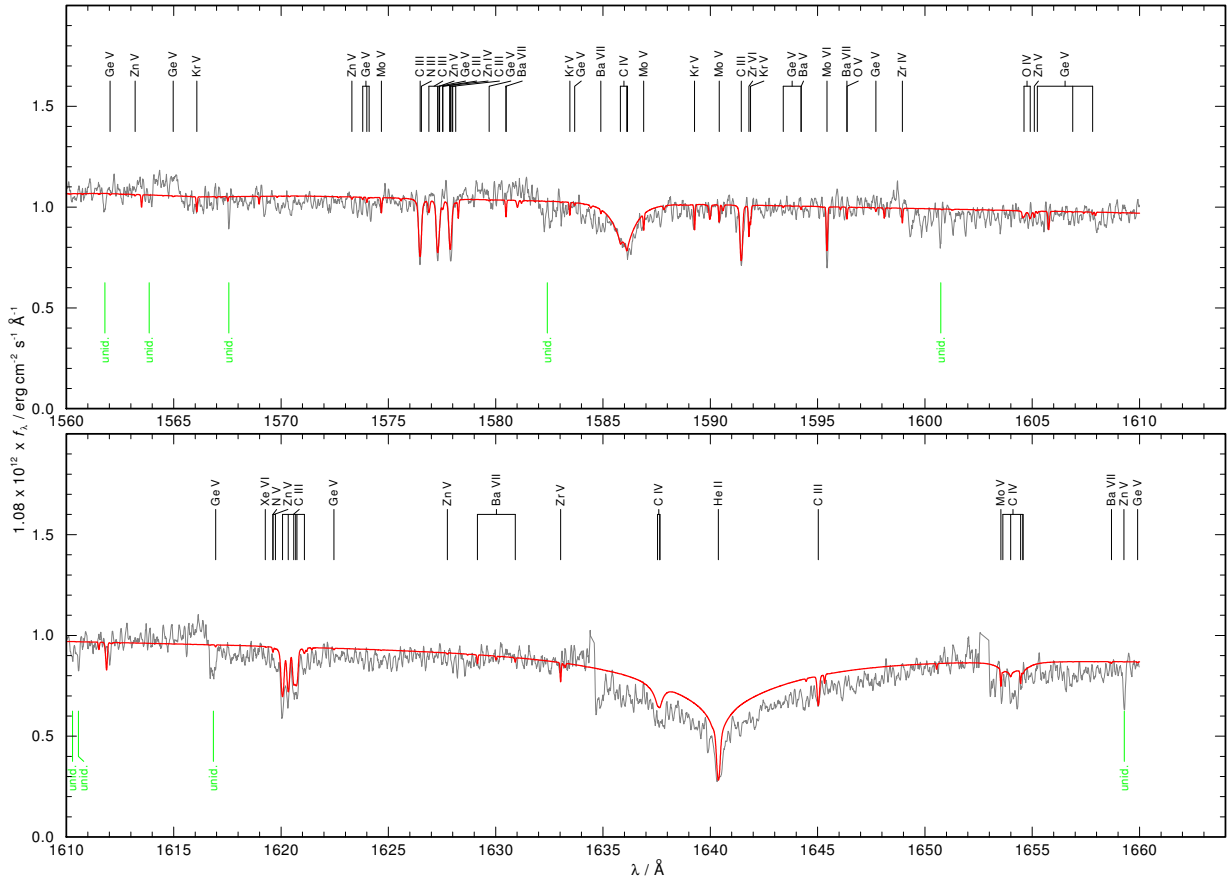


Fig. B.2. continued.

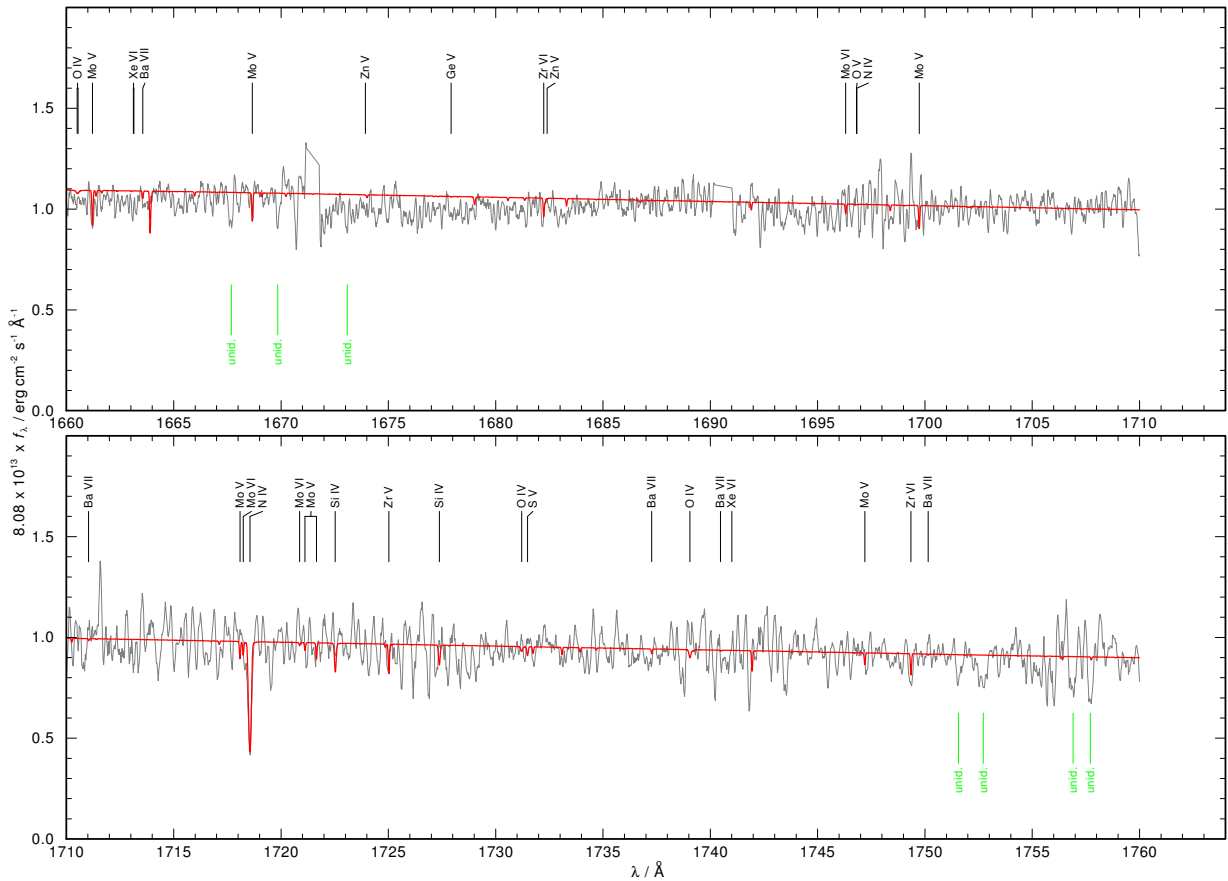


Fig. B.2. continued.

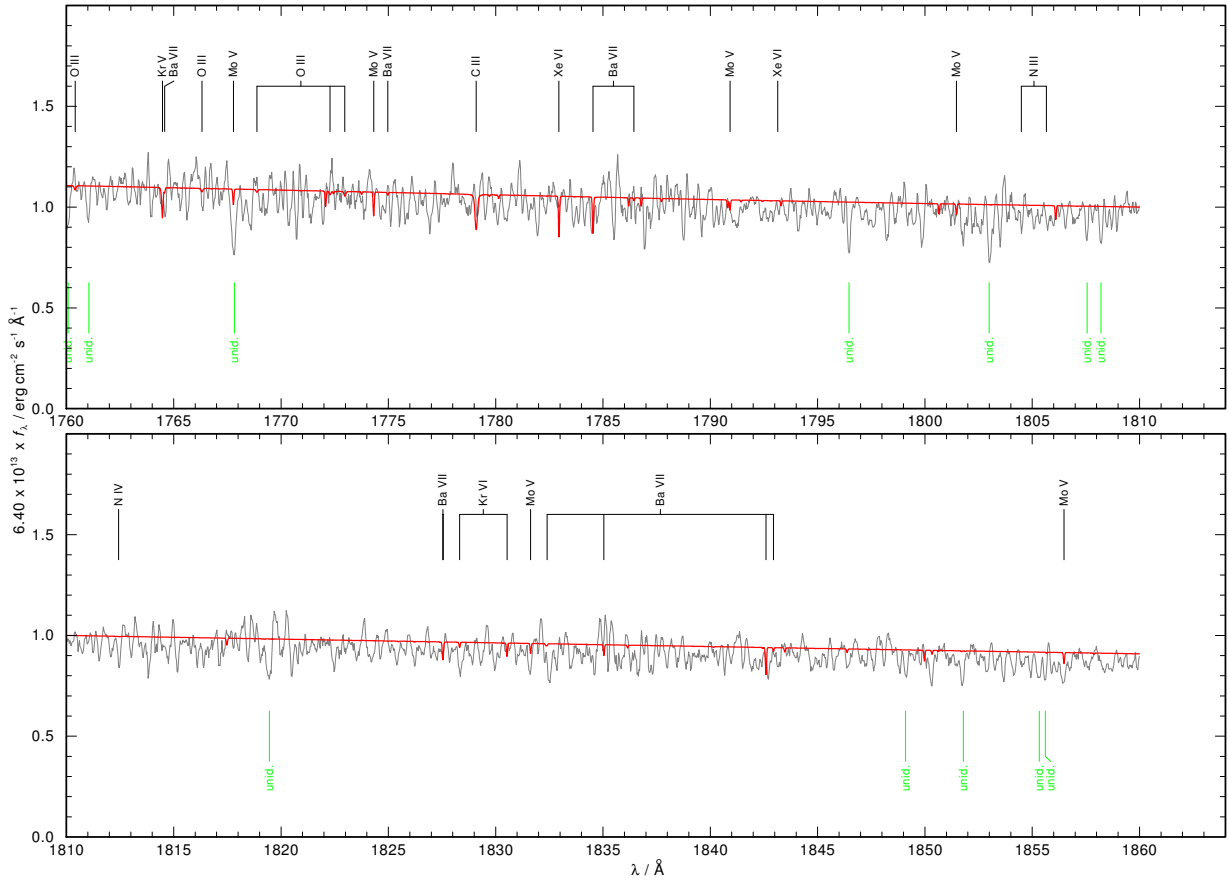


Fig. B.2. continued.

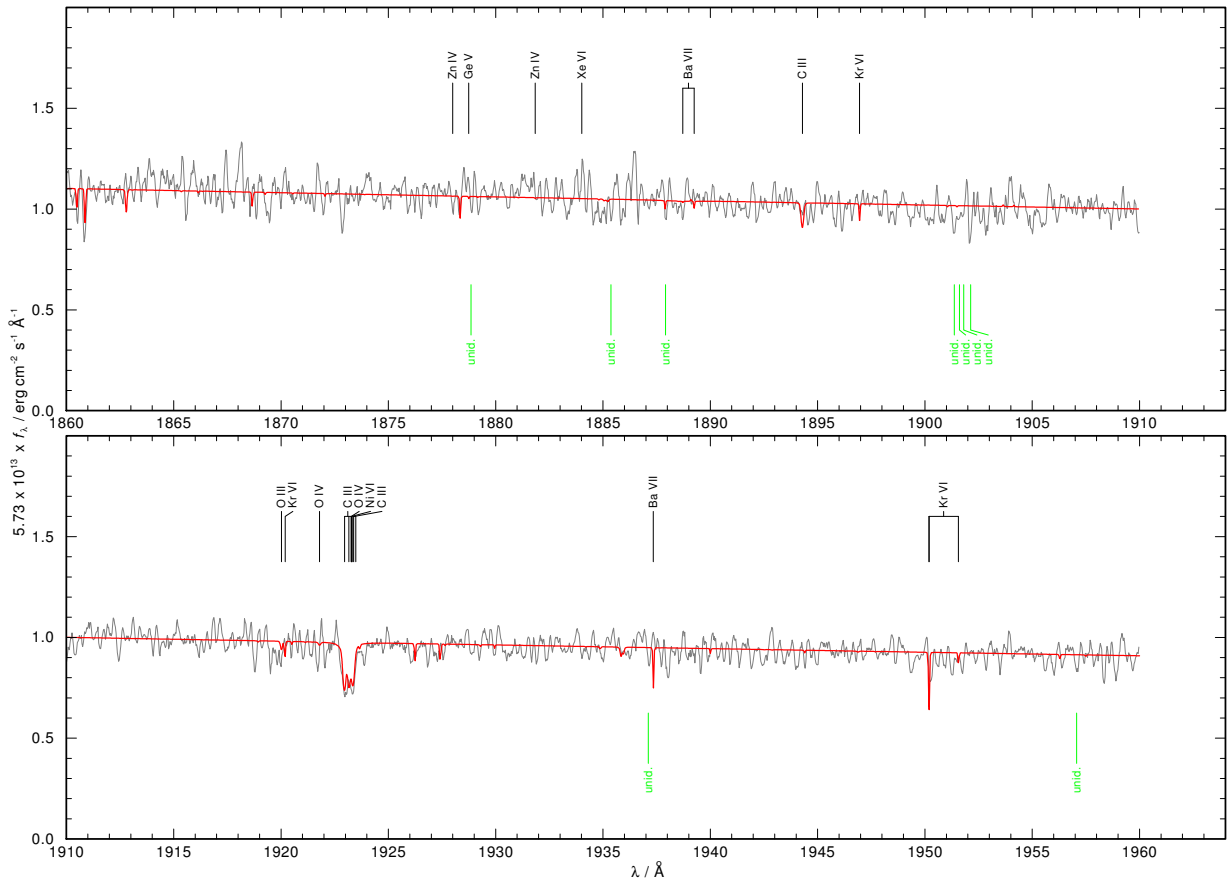


Fig. B.2. continued.

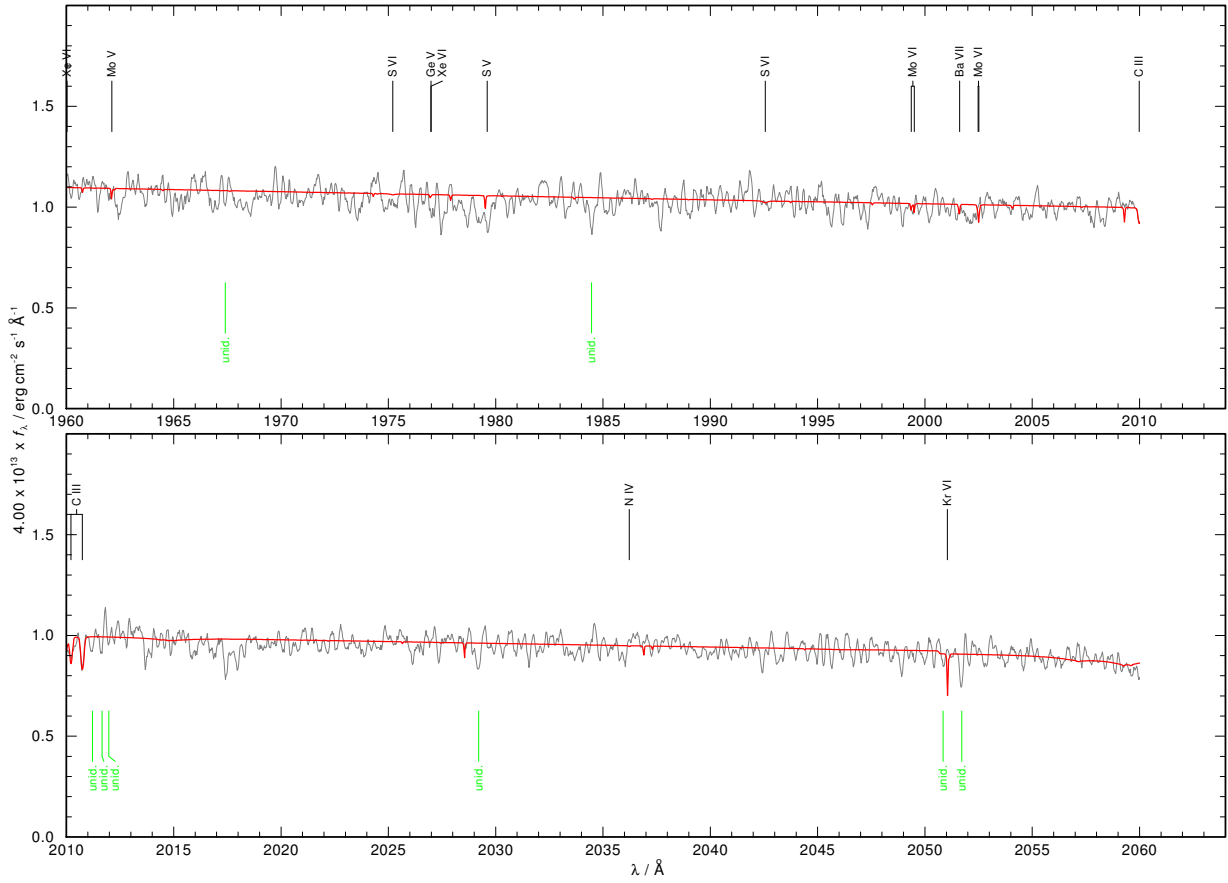


Fig. B.2. continued.

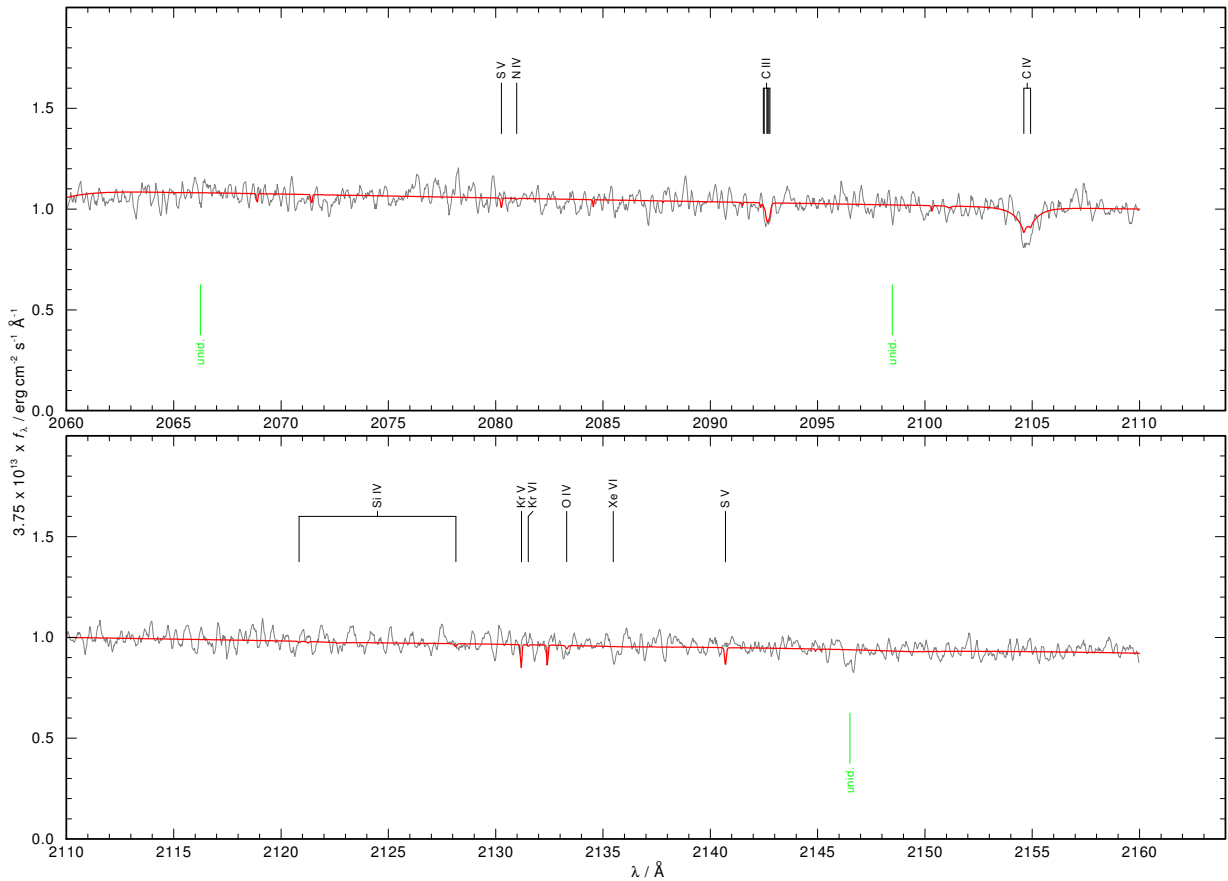


Fig. B.2. continued.

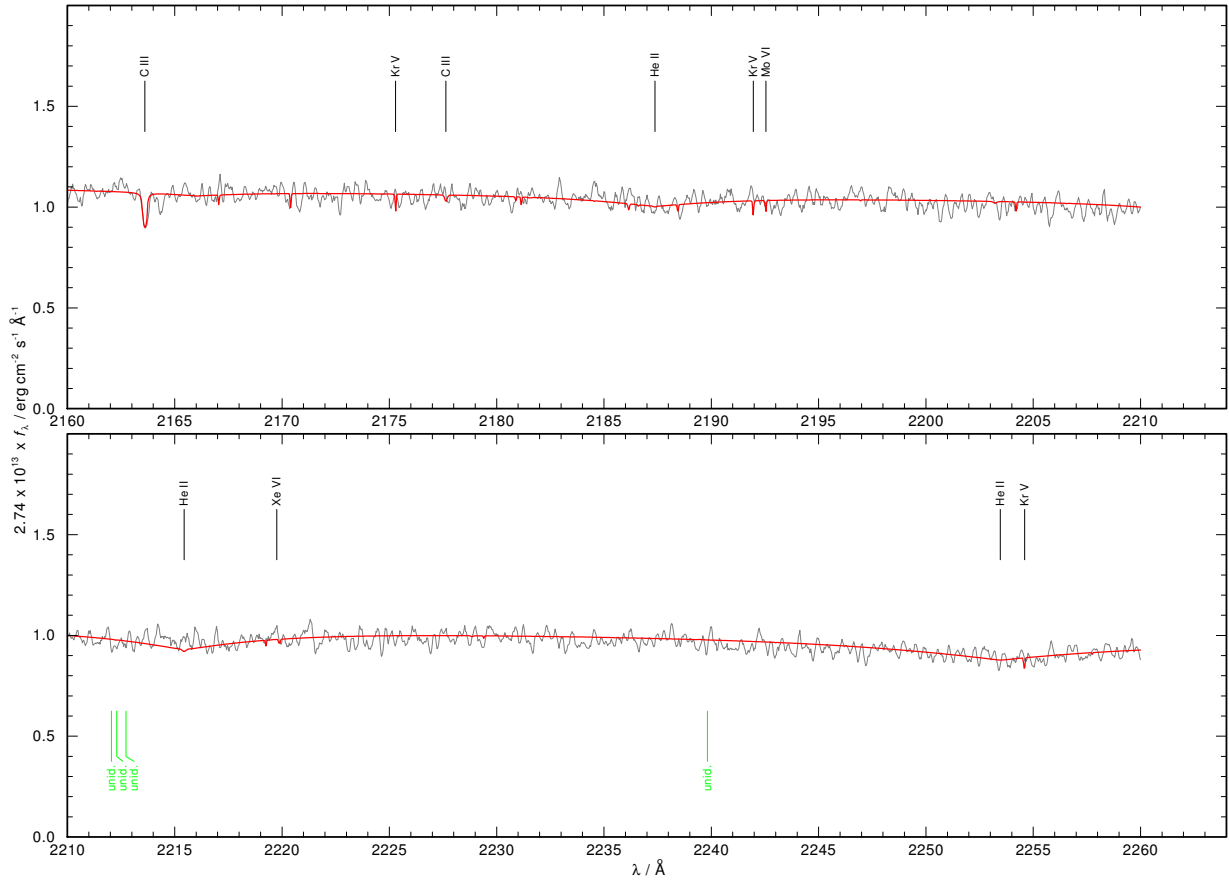


Fig. B.2. continued.

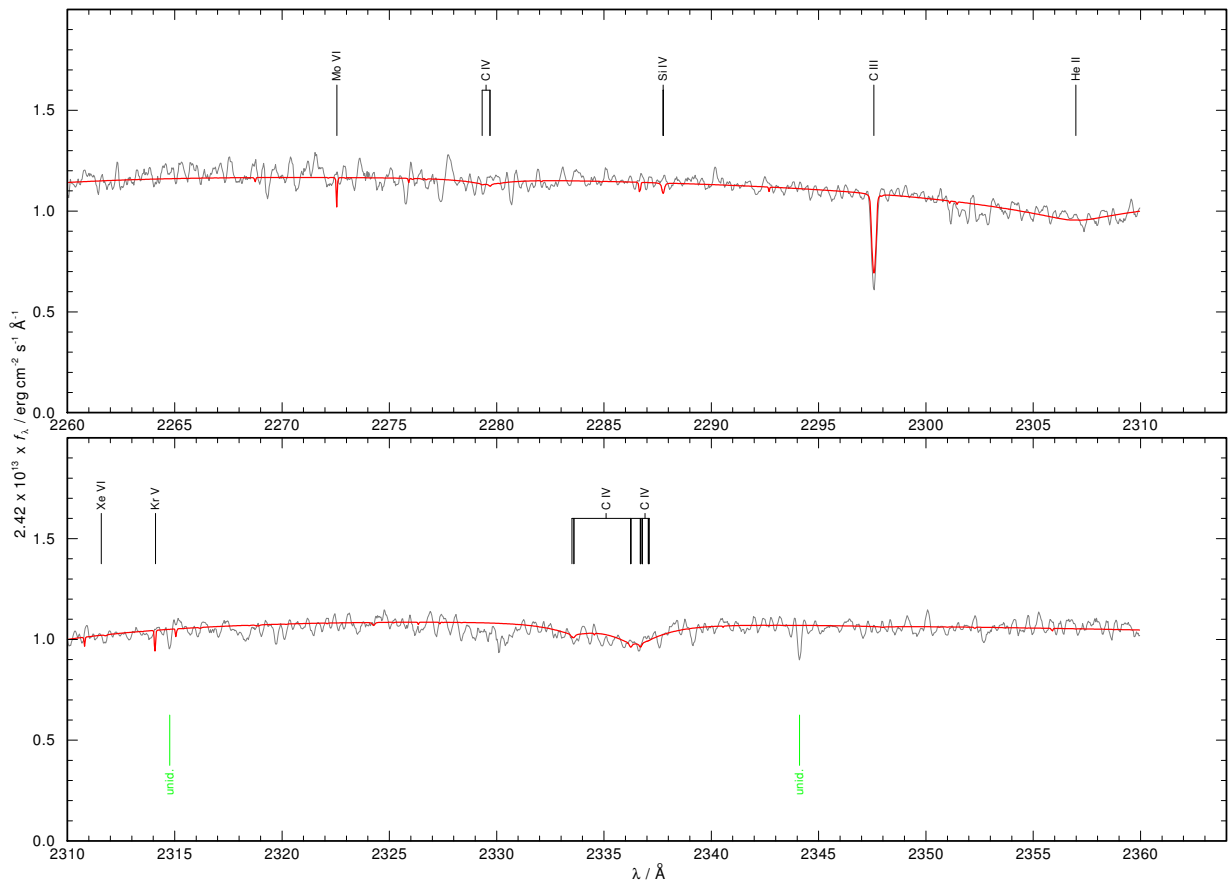


Fig. B.2. continued.

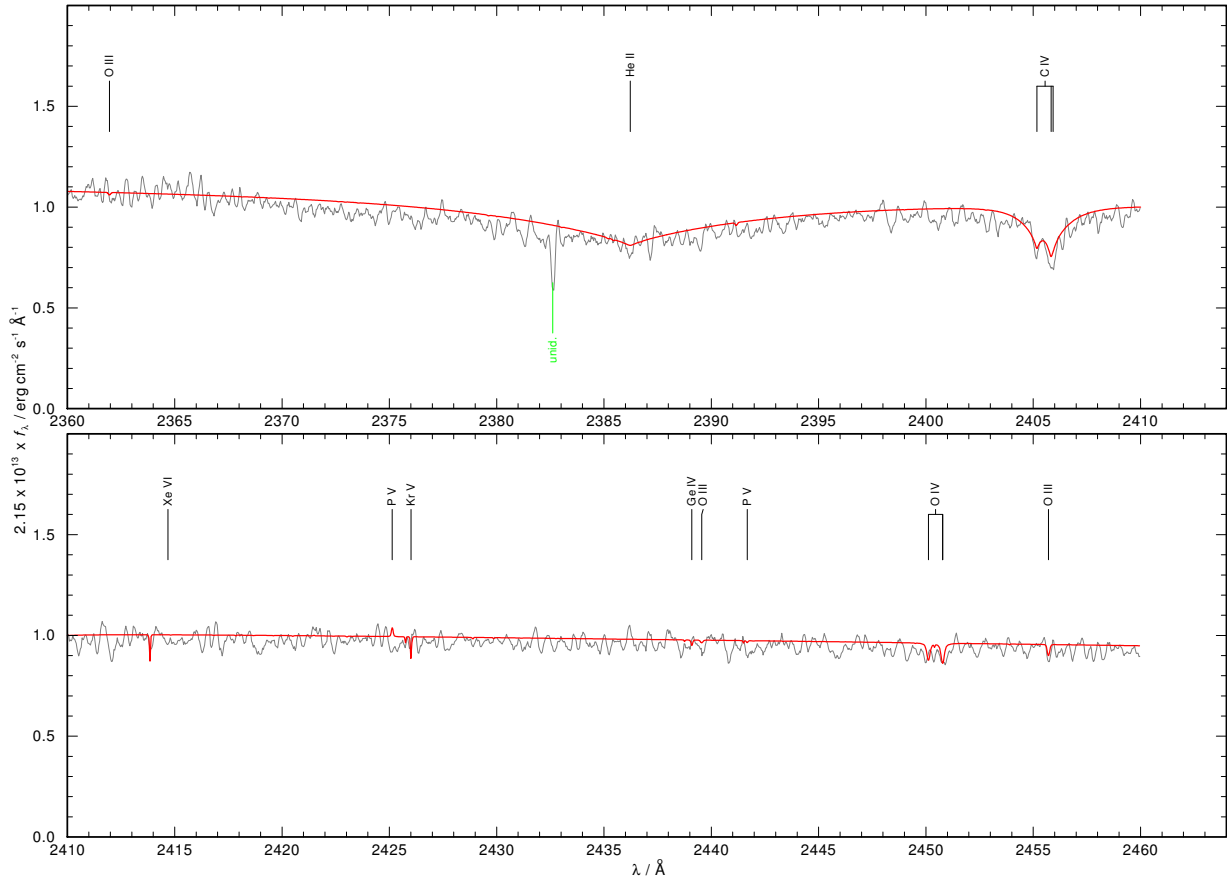


Fig. B.2. continued.

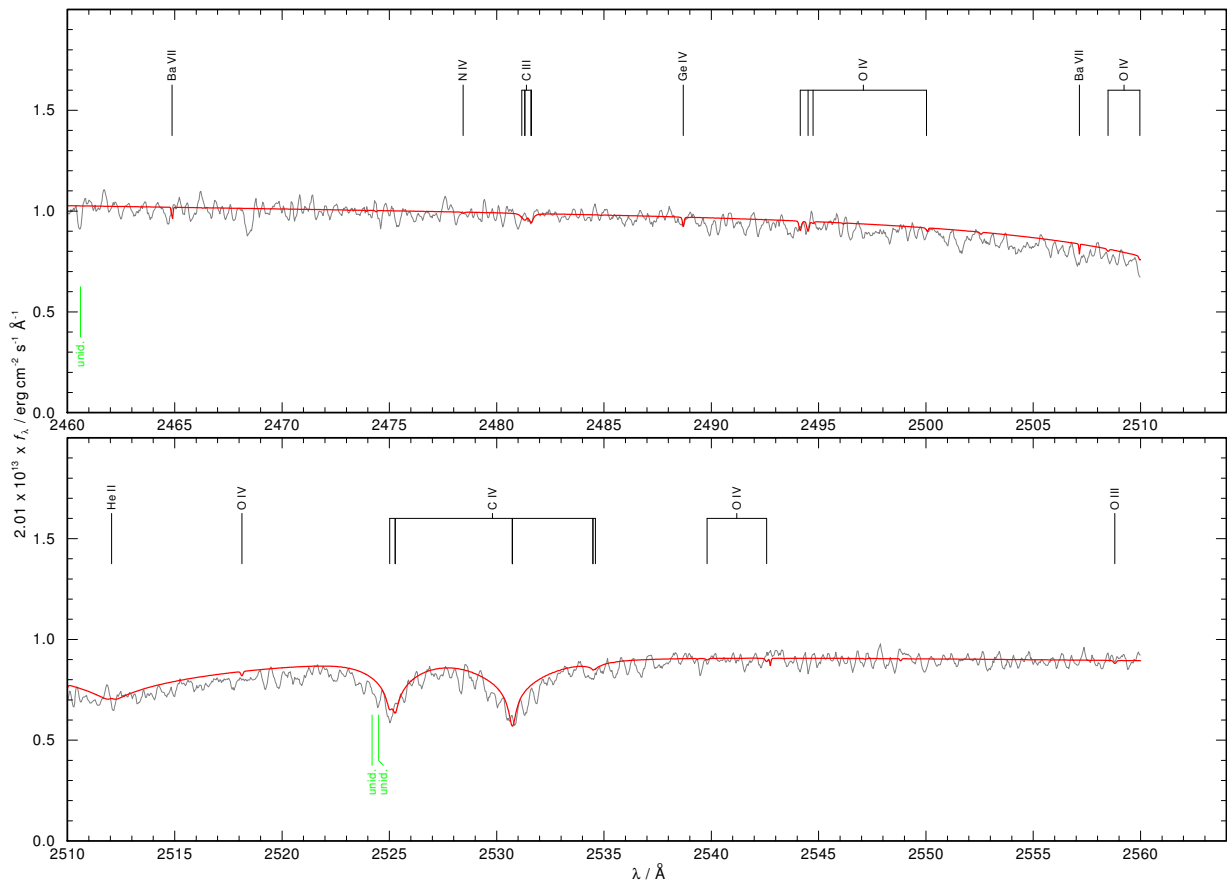


Fig. B.2. continued.

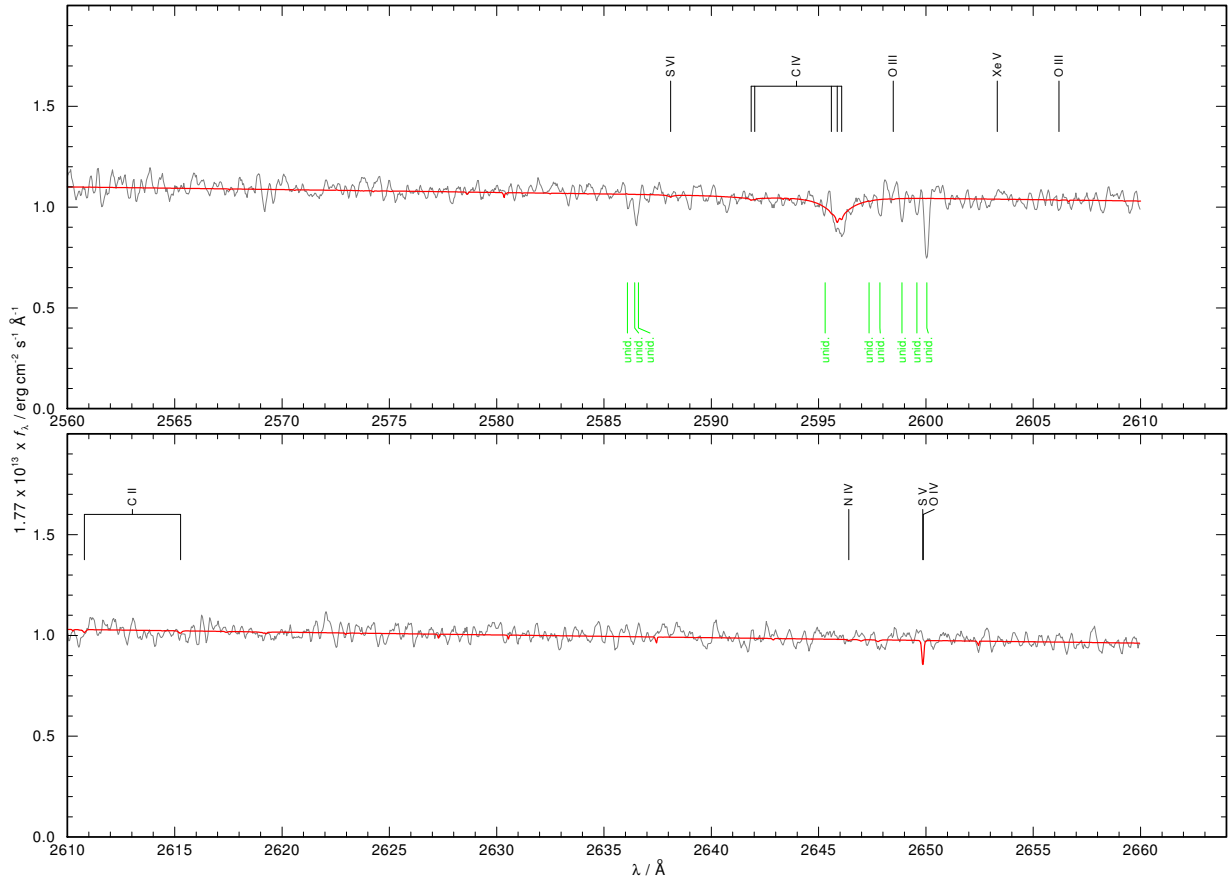


Fig. B.2. continued.

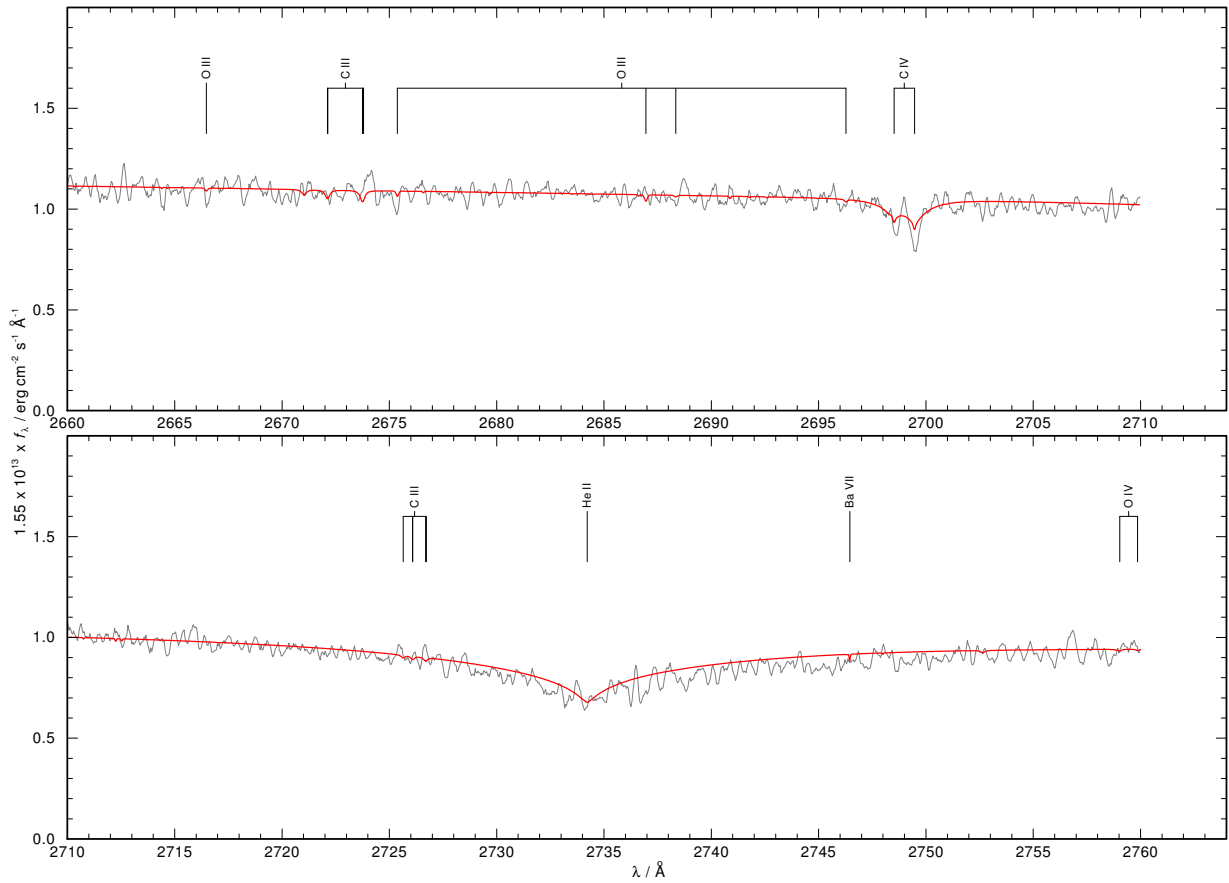


Fig. B.2. continued.

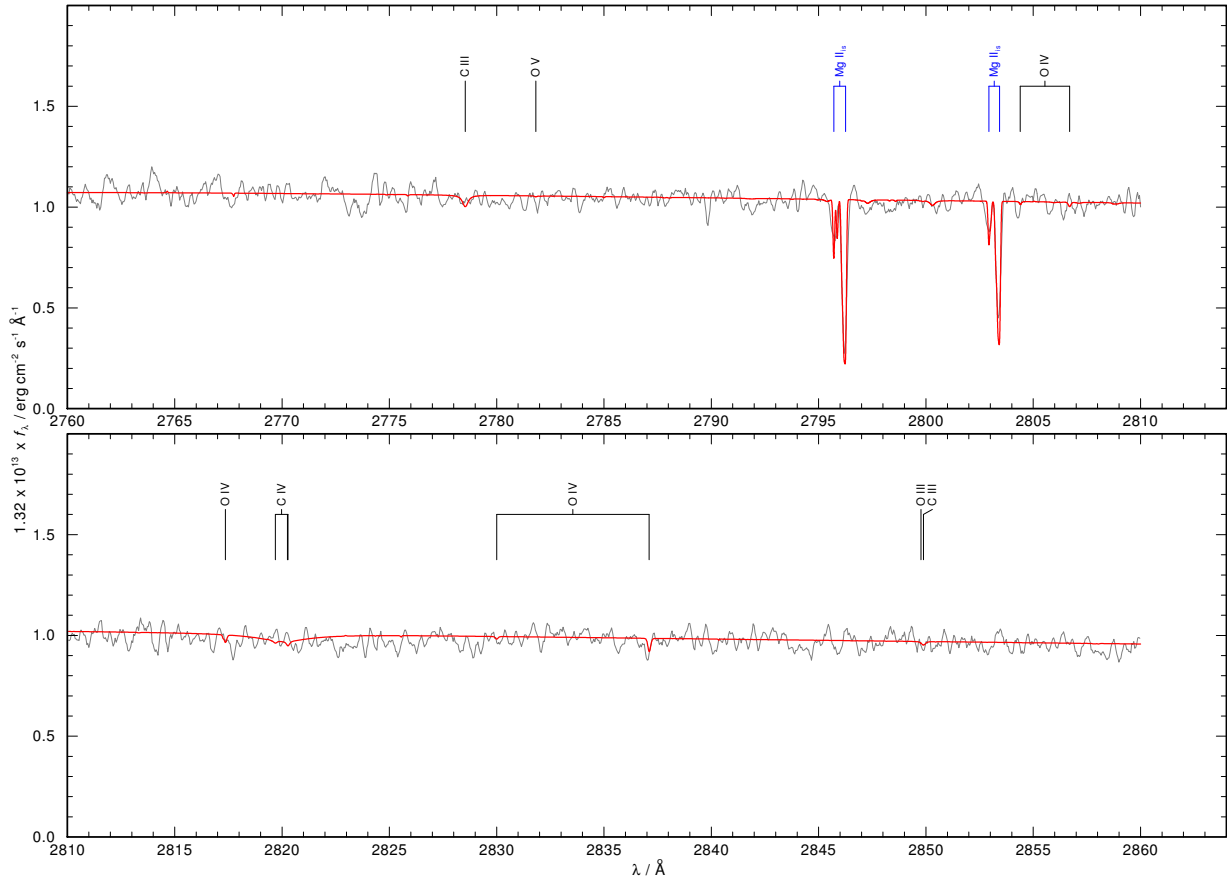


Fig. B.2. continued.

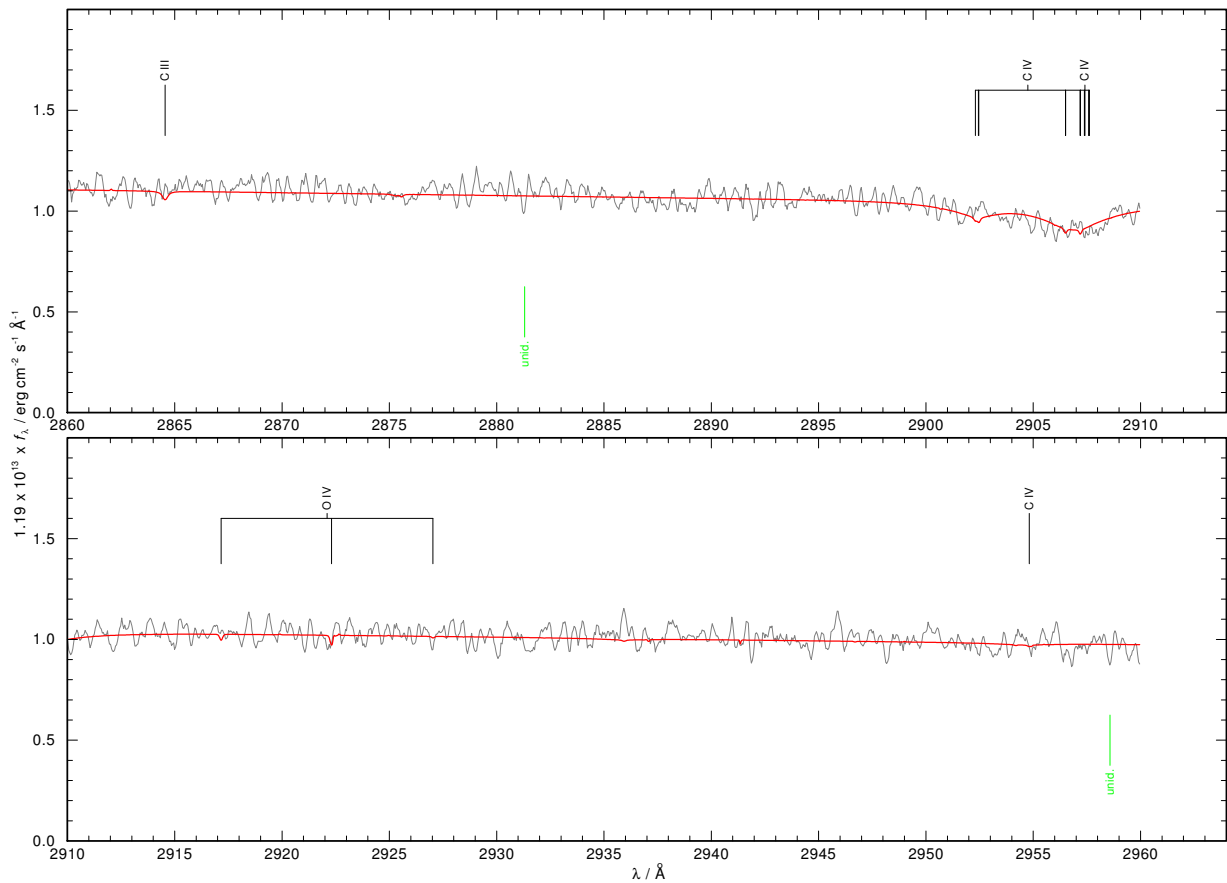


Fig. B.2. continued.

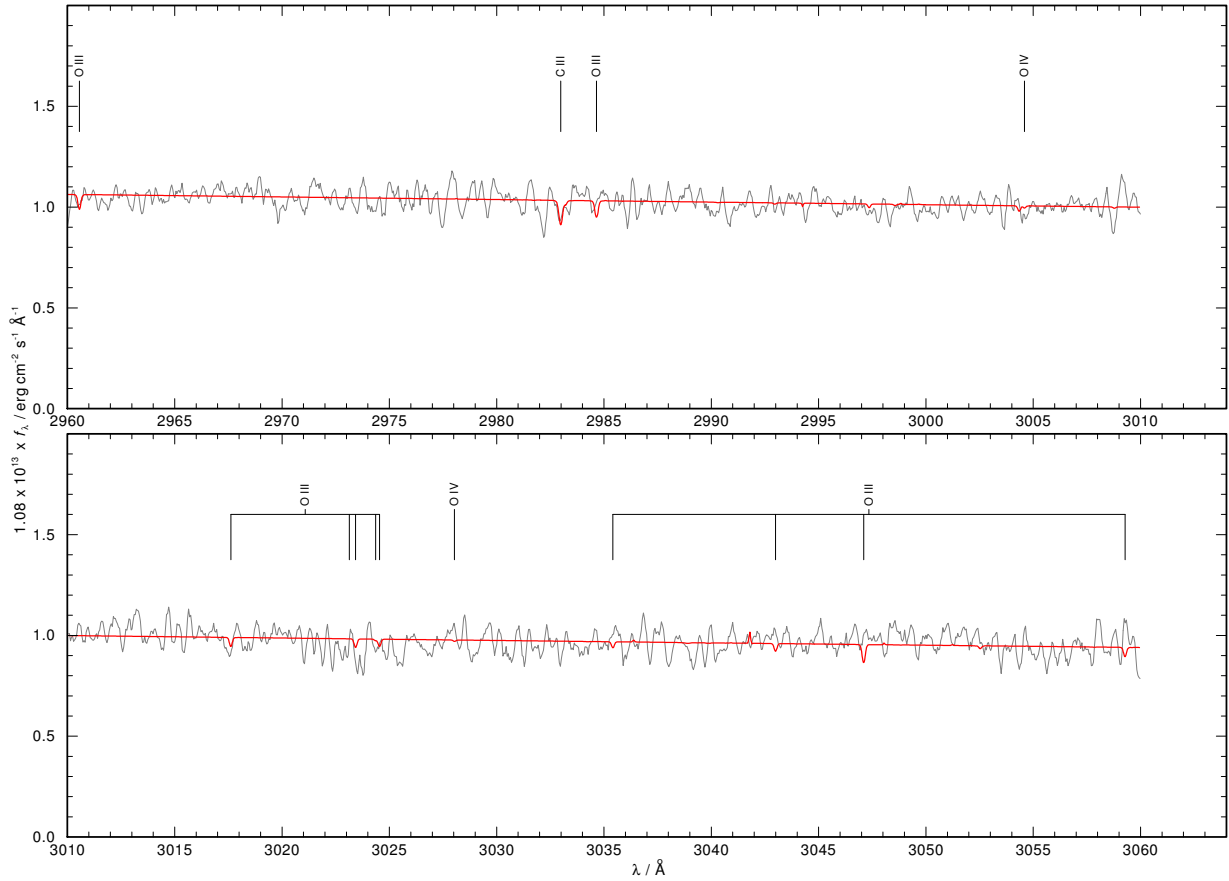


Fig. B.2. continued.

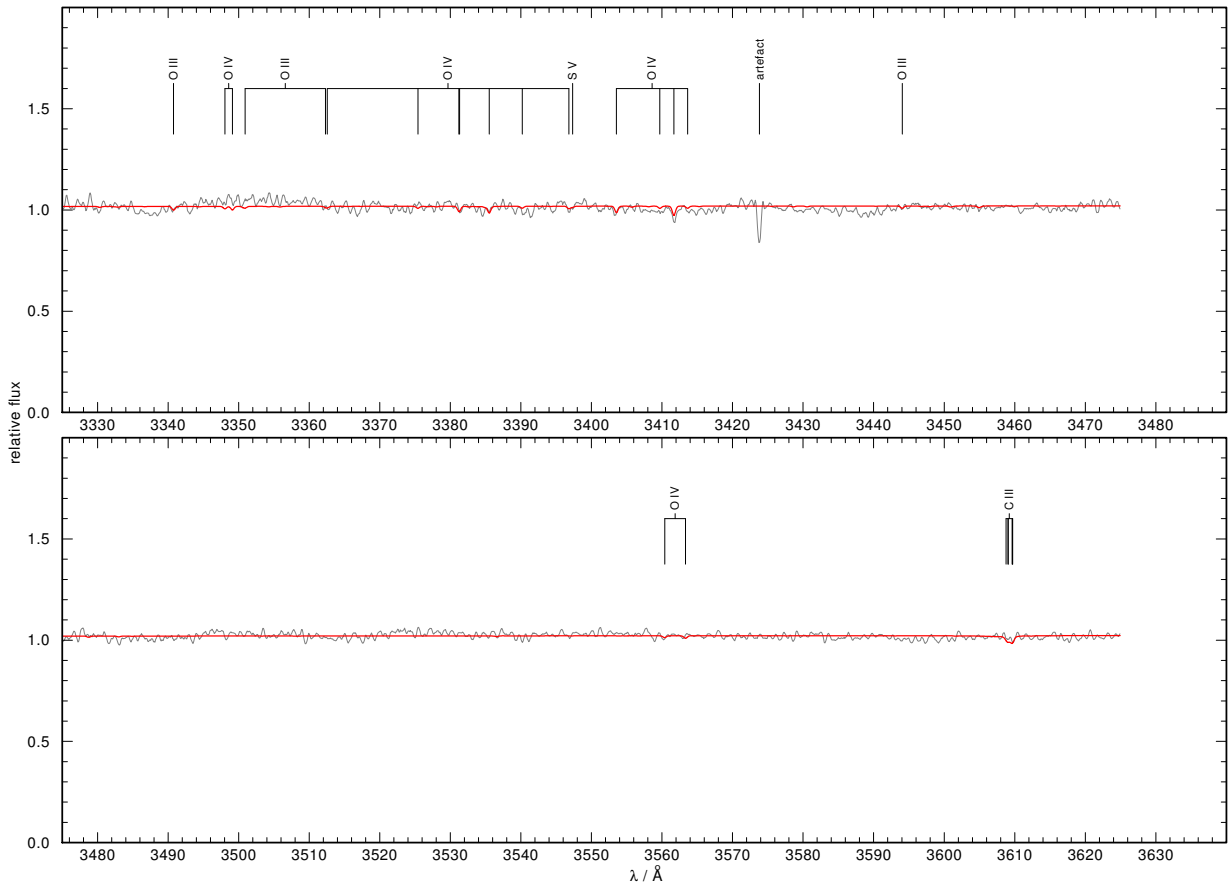


Fig. B.3. Optical (SPY) observation (gray) compared with the best model (red). Stellar lines are identified at top. “unid.” denotes unidentified lines.

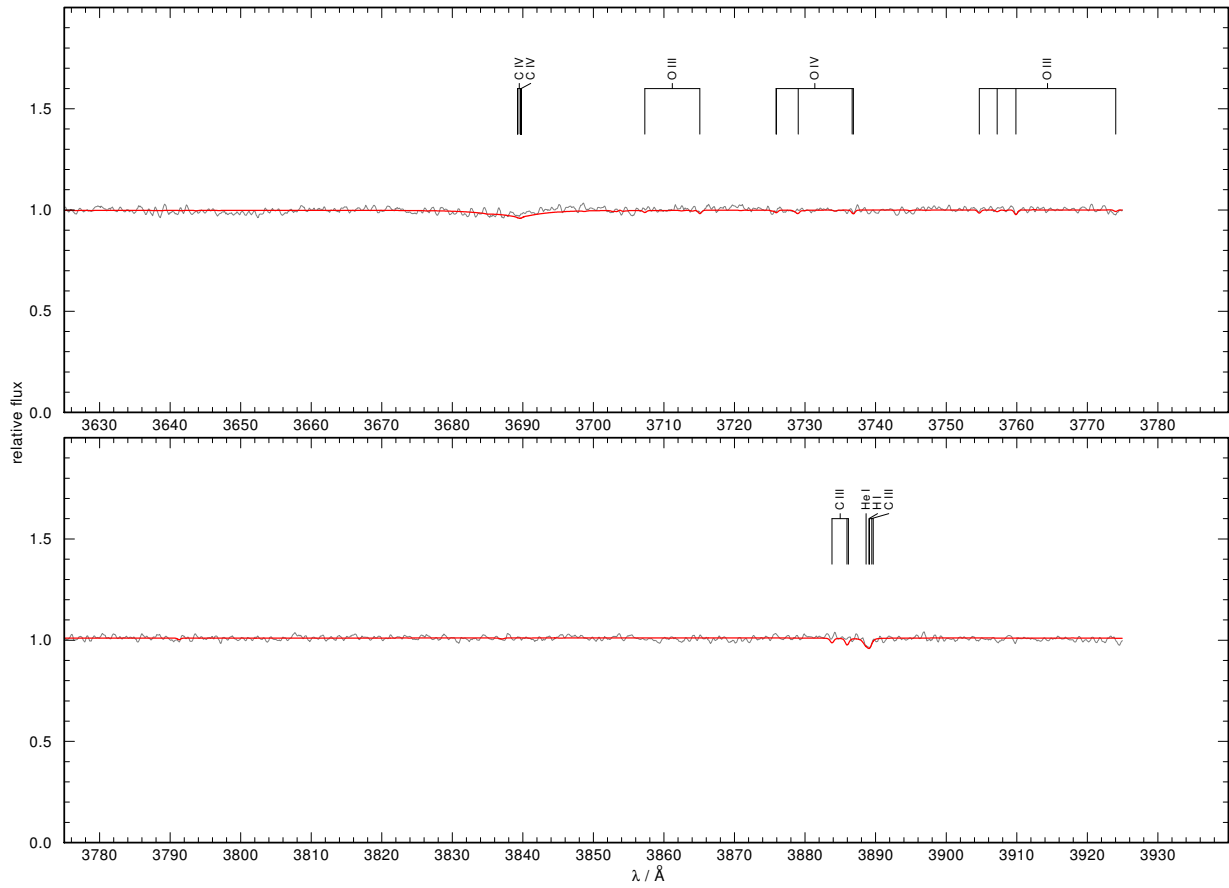


Fig. B.3. continued.

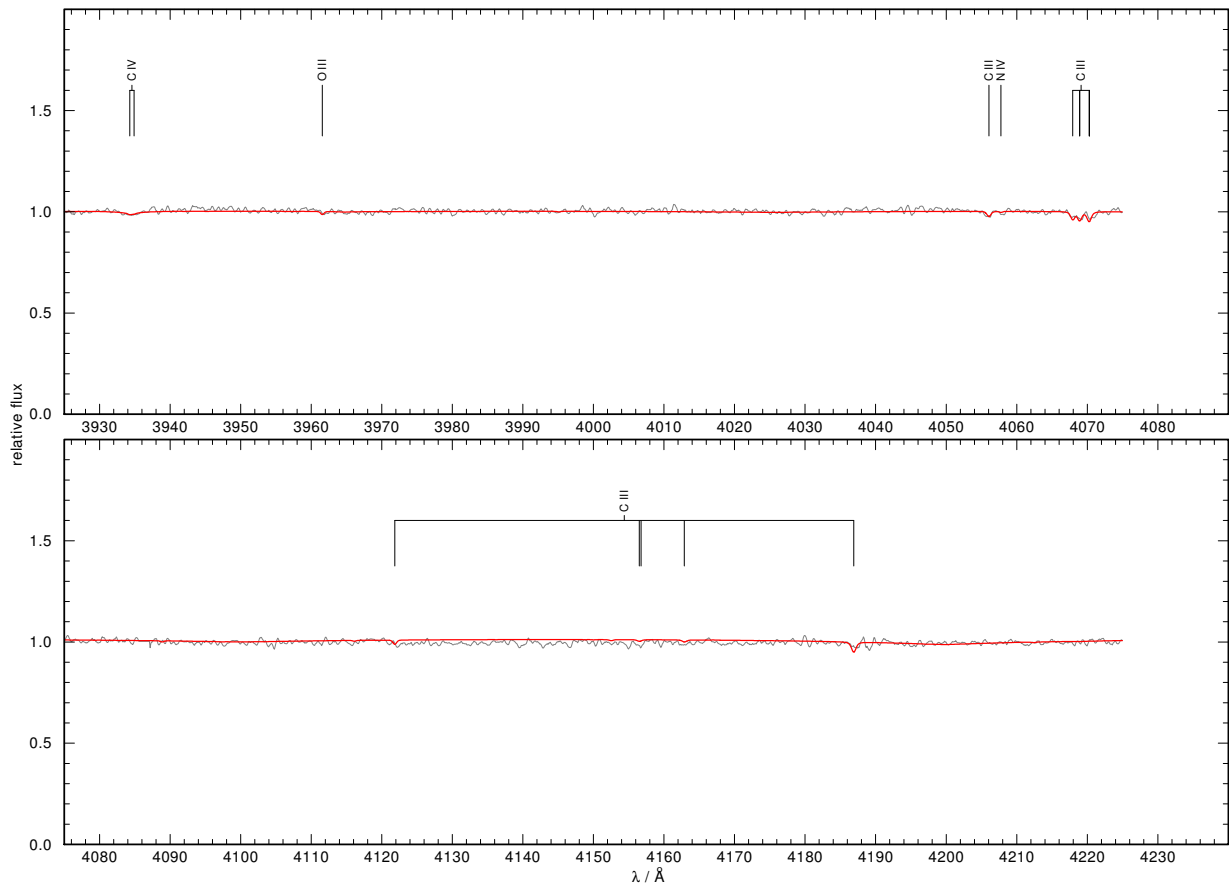


Fig. B.3. continued.

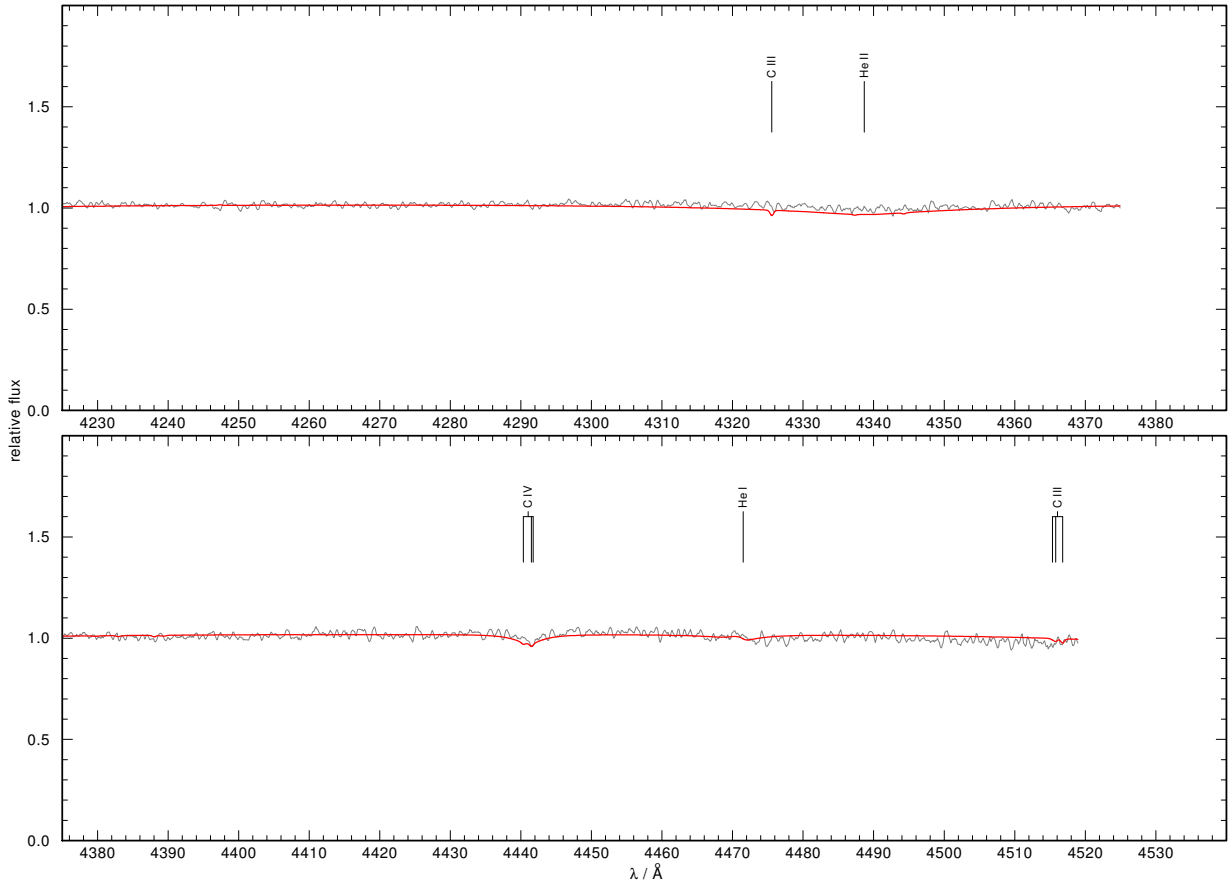


Fig. B.3. continued.

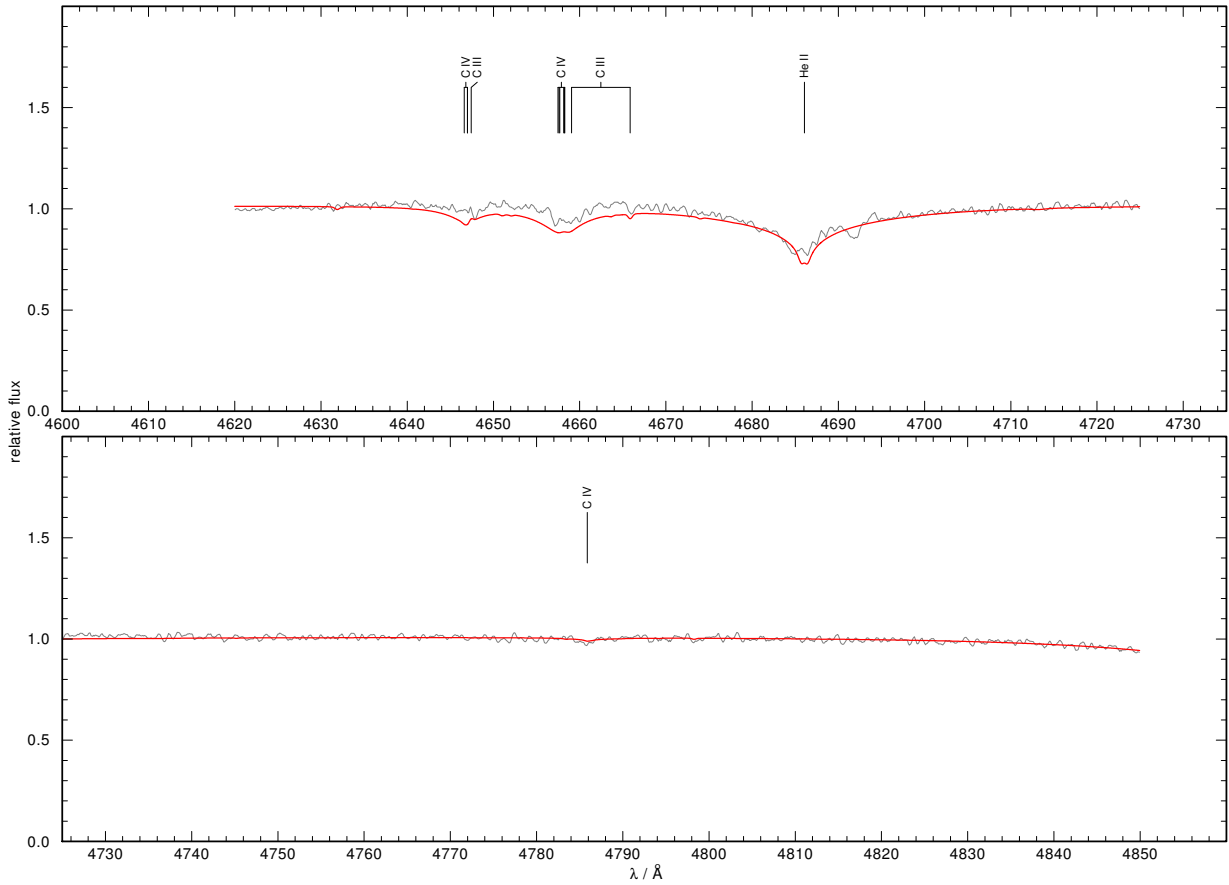


Fig. B.3. continued.

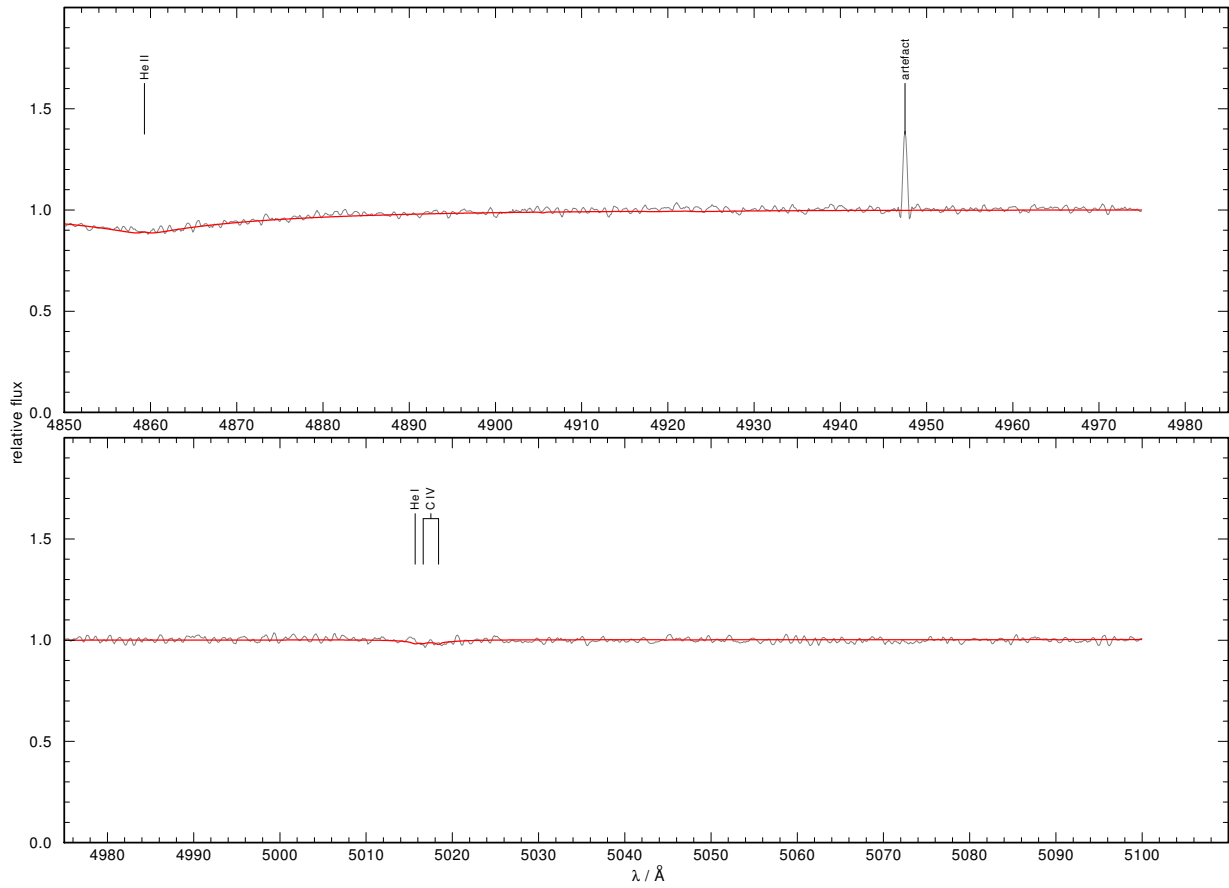


Fig. B.3. continued.

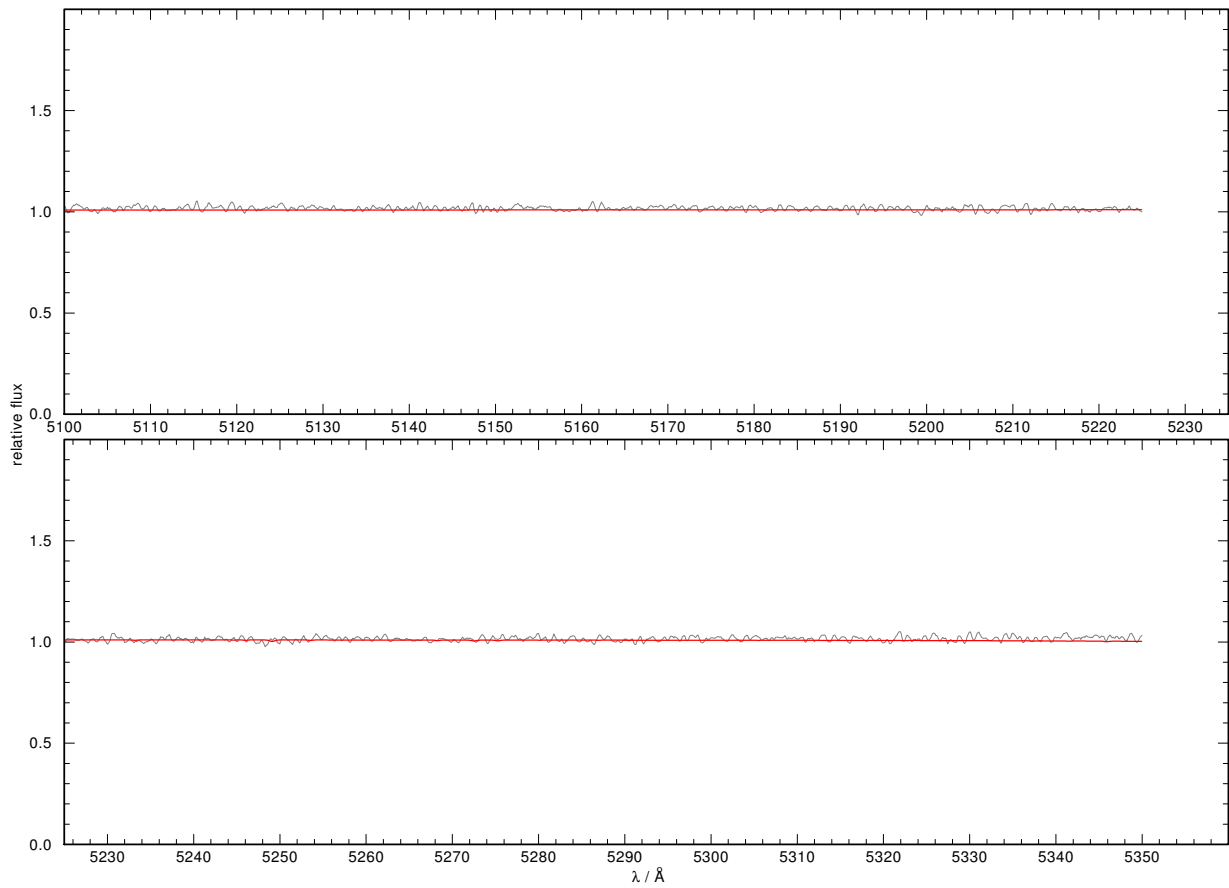


Fig. B.3. continued.

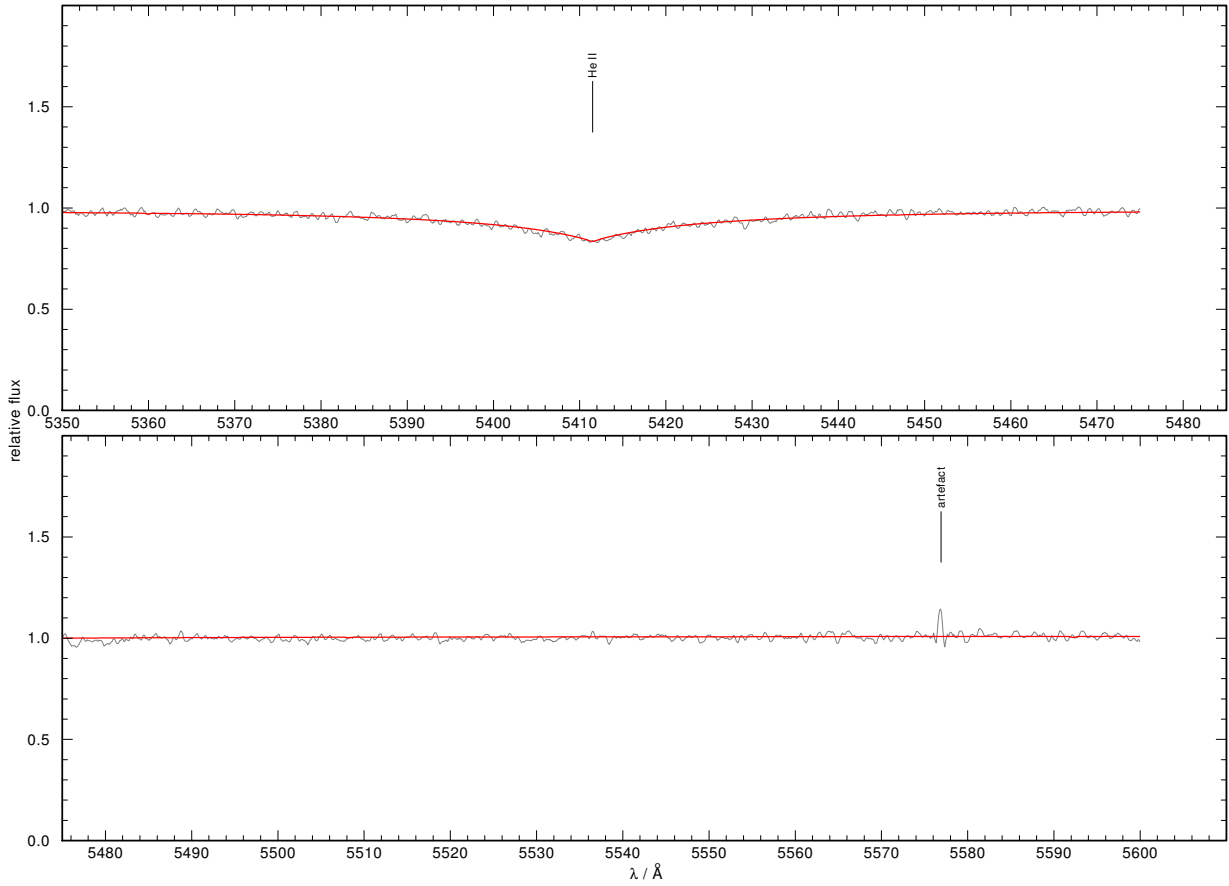


Fig. B.3. continued.

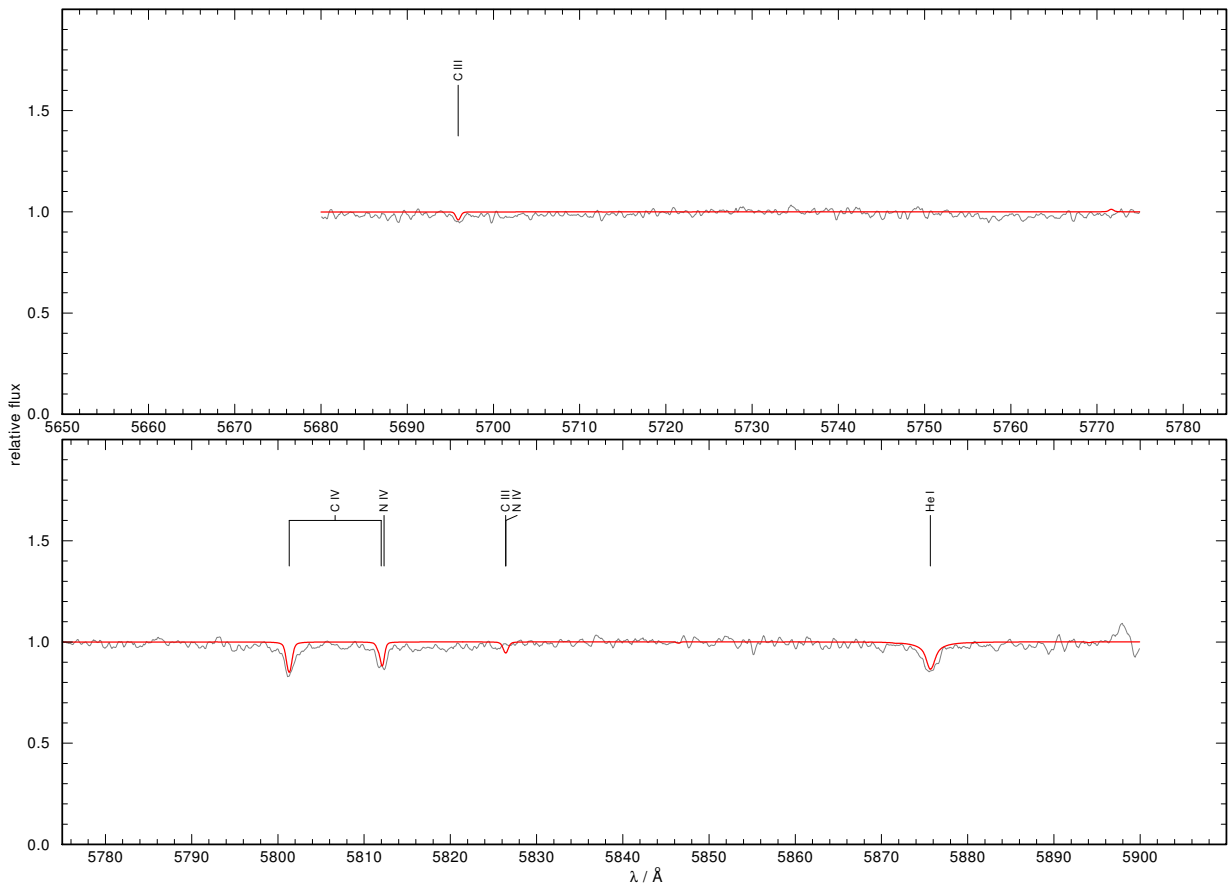


Fig. B.3. continued.

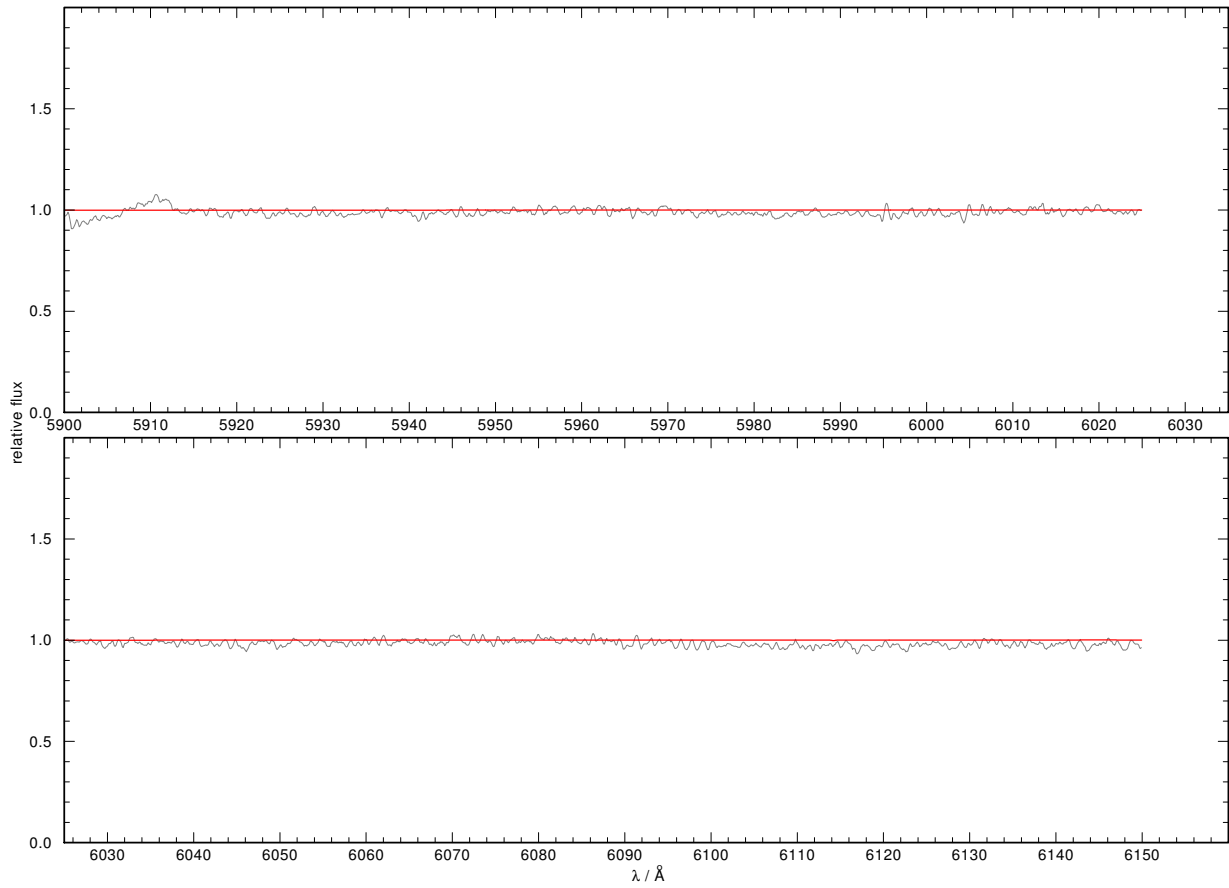


Fig. B.3. continued.

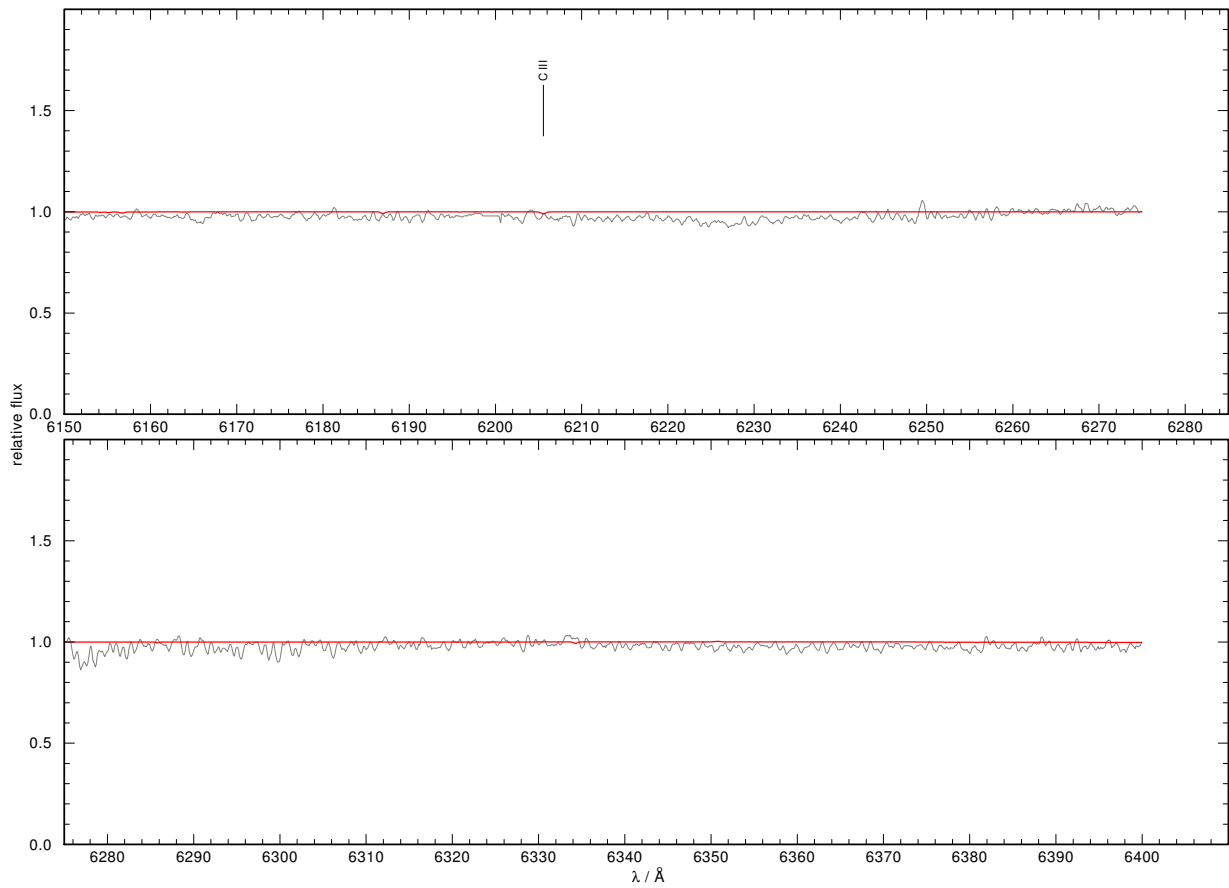


Fig. B.3. continued.

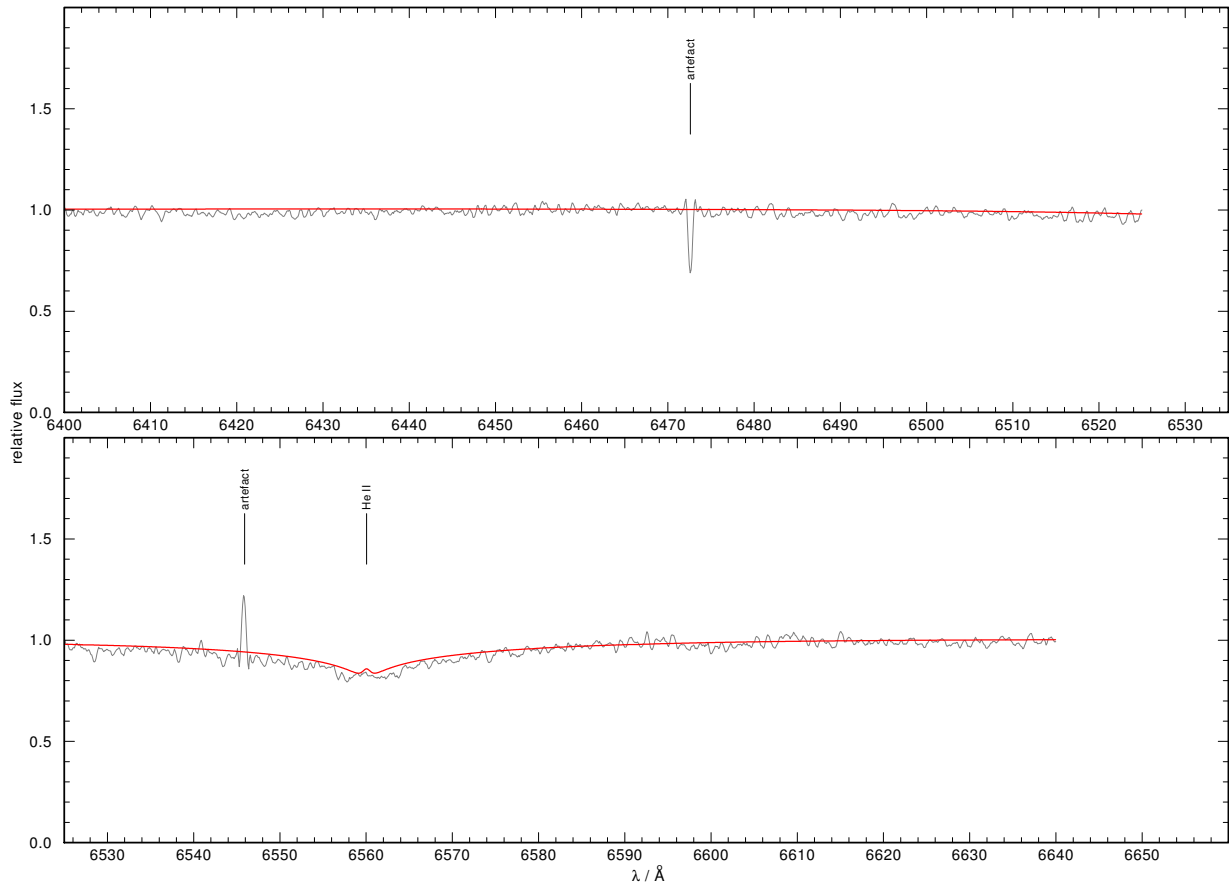


Fig. B.3. continued.

Appendix C: WWW interfaces of TEUV, TGRED, and TVIS

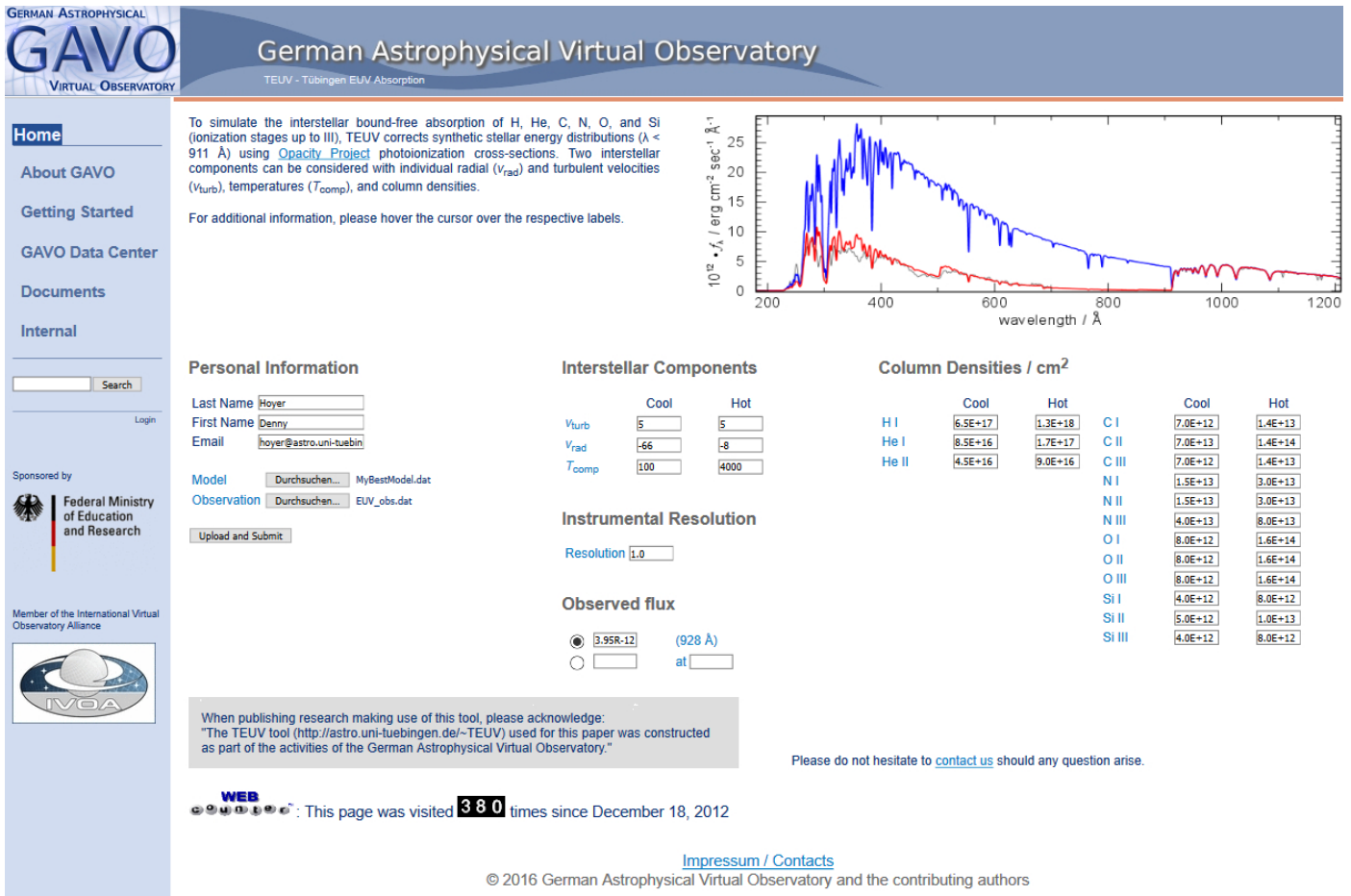


Fig. C.1. TEUV WWW interface.

Fig. C.2. TGRED WWW interface.

Fig. C.3. TVIS WWW interface.

Search for trans-iron elements in hot, helium-rich white dwarfs with the HST Cosmic Origins Spectrograph^{★,★★}

D. Hoyer¹, T. Rauch¹, K. Werner¹, and J.W. Kruk²

¹ Institute for Astronomy and Astrophysics, Kepler Center for Astro and Particle Physics, Eberhard Karls University, Sand 1, 72076 Tübingen, Germany

e-mail: werner@astro.uni-tuebingen.de

² NASA Goddard Space Flight Center, Greenbelt, MD 20771, USA

Received 2 December 2017 / Accepted 3 January 2018

ABSTRACT

The metal abundances in the atmospheres of hot white dwarfs (WDs) entering the cooling sequence are determined by the preceding Asymptotic Giant Branch (AGB) evolutionary phase and, subsequently, by the onset of gravitational settling and radiative levitation. In this paper, we investigate three hot He-rich WDs, which are believed to result from a late He-shell flash. During such a flash, the He-rich intershell matter is dredged up and dominates the surface chemistry. Hence, in contrast to the usual H-rich WDs, their spectra allow direct access to s-process element abundances in the intershell that were synthesized during the AGB stage. In order to look for trans-iron group elements (atomic number $Z > 29$), we performed a non-local thermodynamic equilibrium model atmosphere analysis of new ultraviolet spectra taken with the Cosmic Origins Spectrograph aboard the *Hubble* Space Telescope. One of our program stars is of PG 1159 spectral type; this star, PG 1707+427, has effective temperature $T_{\text{eff}} = 85\,000$ K, and surface gravity $\log g = 7.5$. The two other stars are DO white dwarfs: WD 0111+002 has $T_{\text{eff}} = 58\,000$ K and $\log g = 7.7$, and PG 0109+111 has $T_{\text{eff}} = 70\,000$ K and $\log g = 8.0$. These stars trace the onset of element diffusion during early WD evolution. While zinc is the only trans-iron element we could detect in the PG 1159 star, both DOs exhibit lines from Zn, Ga, Ge, Se; one additionally exhibits lines from Sr, Sn, Te, and I and the other from As. Generally, the trans-iron elements are very abundant in the DOs, meaning that radiative levitation must be acting. Most extreme is the almost six orders of magnitude oversolar abundance of tellurium in PG 0109+111. In terms of mass fraction, it is the most abundant metal in the atmosphere. The two DOs join the hitherto unique hot DO RE 0503–289, in which 14 trans-iron elements had even been identified.

Key words. stars: abundances – stars: atmospheres – white dwarfs – stars: evolution – atomic data

1. Introduction

The hot white dwarf RE 0503–289 is unique because a large number of trans-iron elements were discovered in its photosphere (Werner et al. 2012b). Abundance analyses of 14 species with atomic numbers in the range $Z = 30$ –56, i.e., zinc through barium, revealed high quantities of up to about 10^4 times the solar values (Rauch et al. 2017b, and references therein).

RE 0503–289 is a non-DA white dwarf (WD) with a helium-dominated atmosphere (spectral type hot DO, effective temperature $T_{\text{eff}} = 70\,000 \pm 2000$ K, surface gravity $\log g = 7.5 \pm 0.1$; Rauch et al. 2016b). We concluded that the high heavy-metal abundances are probably caused by radiative levitation (Rauch et al. 2016a). If true, then we should find the same phenomenon among other hot DOs with similar temperature and gravity. Therefore we performed ultraviolet (UV) spectroscopy of three other WDs with the Cosmic Origins Spectrograph (COS) aboard the *Hubble* Space Telescope (HST). Two of these WDs (PG 0109+111 and WD 0111+002, alias HS 0111+0012) are also of the hot DO spectral type. The third (PG 1707+427) was

drawn from the PG 1159-type class, which are hot, non-DA (pre-) WDs with large amounts of atmospheric carbon and oxygen. Their surface chemistry is the result of a late He-shell flash that dredged up the intershell matter located between the H and He burning shells of the previous Asymptotic Giant Branch (AGB) evolutionary phase (Werner & Herwig 2006). PG 1159 stars without remaining hydrogen evolve into DO WDs as soon as gravitational settling starts to remove these species from the atmosphere. The choice of a PG 1159-type target was motivated by the fact that the trans-iron element abundances are not yet affected by diffusion and, hence, should reflect the abundances in the intershell layer created by the s-process during the AGB phase.

This paper is structured as follows. First, we introduce our program stars in Sect. 2, and proceed with a description of our new and archival observations (Sect. 3). We then present our spectral analysis to determine the basic atmospheric parameters T_{eff} , $\log g$, and metal abundances (Sect. 4). We discuss our results and conclude in Sect. 5.

2. The program stars

For our new observations we chose two hot DOs and a PG1159 star, which are bright enough to obtain UV spectra with a good signal-to-noise ratio enabling the identification of even weak metal lines. The location of the program stars in the

* Based on observations with the NASA/ESA *Hubble* Space Telescope, obtained at the Space Telescope Science Institute, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under NASA contract NAS5-26666.

** Based on observations made with the NASA-CNES-CSA Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer.

Table 1. Observation log of our three program stars.

Star	Instrument	Dataset	Grating	R	$\lambda/\text{\AA}$	t_{exp}/s	Date	PI
WD 0111+002	HST/COS	LCK201010	G130M	13000–19000	1070–1210, 1224–1365	8017	2015-11-17	Werner
	HST/GHRS	Z3GM0304T	G160M	18000	1228–1264	4570	1996-11-11	Werner
	FUSE	A0130301000		20000	915–1188	5515	2001-08-07	Dreizler
PG 0109+111	HST/COS	LCK202010	G130M	13000–19000	1070–1210, 1224–1365	8005	2015-12-01	Werner
	FUSE	A0130202000		20000	915–1188	4355	2000-11-23	Dreizler
PG 1707+427	HST/COS	LCK203010	G130M	13000–19000	1070–1210, 1224–1365	14344	2015-09-14	Werner
	HST/GHRS	Z2T20304T	G140L	1800–2200	1165–1460	1197	1995-08-06	Heber
	FUSE	P1320401000		20000	915–1188	14541	2000-06-06	Kruk

Notes. For the HST/COS observations the two wavelength intervals covered by detector segments A and B are given. All FUSE spectra were obtained with the LWRS aperture. Resolving power is R . Exposure time is t_{exp} .

g - T_{eff} diagram (already with our improved parameters for PG 0109+111) together with other hydrogen-deficient stars is shown in Fig. 1.

2.1. WD 0111+002 and PG 0109+111 (DO WDs)

The non-local thermodynamic equilibrium (NLTE) analysis of optical spectroscopy yielded $T_{\text{eff}} = 65\,000 \pm 5000$ K, $\log g = 7.8 \pm 0.3$ for WD 0111+002 and $T_{\text{eff}} = 110\,000 \pm 10\,000$ K, $\log g = 8.0 \pm 0.3$ for PG 0109+111. A carbon abundance of $C=0.003$ in both stars was derived (Dreizler & Werner 1996); all abundances given in this paper are mass fractions. Dreizler (1999) used HST/GHRS spectra to assess metal abundances in WD 0111+002. With the exception of carbon lines, only a few weak Ni v lines were detected and an upper limit of $\text{Ni} = 1.4 \times 10^{-5}$ was established. Archival FUSE spectra of both stars remained hitherto not analyzed.

2.2. PG 1707+427 (PG1159 star)

This star is a well-studied object (Werner et al. 2015, and references therein). It has $T_{\text{eff}} = 85\,000 \pm 5000$ K and $\log g = 7.5 \pm 0.5$, and is dominated by helium and carbon in roughly equal amounts. In the work cited, we assessed the abundances of metals up to the iron group using far-UV spectra taken with the Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer (FUSE) and HST spectra of relatively low resolution taken with the Goddard High Resolution Spectrograph (GHRS). Our new HST/COS spectroscopy aimed at spectra of better quality to detect weaker lines, particularly of heavy metals.

3. Observations

In Table 1, we list the observation log of our new HST/COS data together with other archival UV HST and FUSE spectra used in our study. The datasets were retrieved from the Barbara A. Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST). According to the COS Instrument Science Report 2009-01(v1)¹, the line spread function (LSF) of the COS spectra deviates from a Gaussian shape. We therefore convolve all synthetic spectra with the correct LSF.

We used optical observations to constrain the surface gravity from the ionized helium lines. Optical spectra for WD 0111+002 and PG 1707+427 were obtained from the Sloan Digital Sky Survey (SDSS; observation IDs 1237663784742354959 and

¹ http://www.stsci.edu/hst/cos/documents/isrs/ISR2009_01.pdf

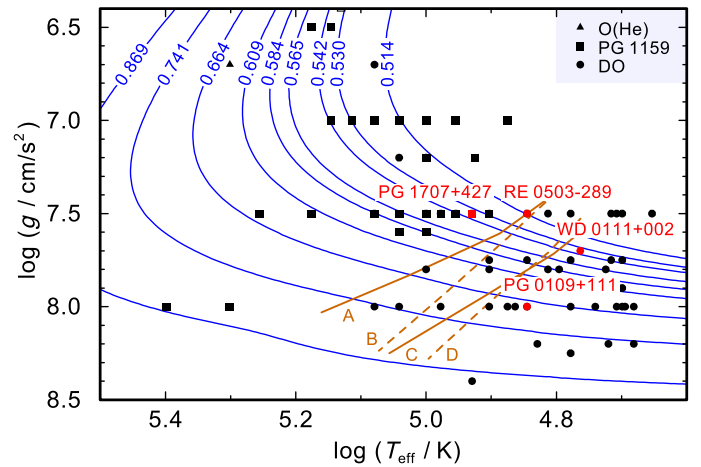


Fig. 1. Location of our three program stars and the comparison star RE 0503–289 (red symbols) together with related objects (Hügelmeier et al. 2006; Kepler et al. 2016; Reindl et al. 2014a; Werner & Herwig 2006) in the $T_{\text{eff}} - g$ plane. The single triangle symbol denotes a helium-dominated object of the O(He) spectral class (Reindl et al. 2014b). Evolutionary tracks for H-deficient WDs (Althaus et al. 2009) labeled with the respective masses in M_{\odot} are plotted for comparison. Four variants of the PG 1159–DO transition limit (labeled A–D, Unglaub & Bues 2000) are indicated.

1237665571981623391, respectively). We also used the spectra of PG 0109+111 from Dreizler & Werner (1996) and PG 1707+427 from Werner et al. (1991).

3.1. Radial velocities

To shift the observations to rest wavelength, we determined the stellar radial velocities v_{rad} from the HST/COS spectra. To measure the observed wavelengths by Gaussian fits, we employed IRAF². The average values are $v_{\text{rad}} = 44.8 \pm 5.4$ km/s, $v_{\text{rad}} = 37.2 \pm 4.7$ km/s, and $v_{\text{rad}} = -33.8 \pm 5.9$ km/s for WD 0111+002 (from 11 lines), PG 0109+111 (11 lines), and PG 1707+427 (32 lines), respectively. Considering error limits, our value for WD 0111+002 is marginally in agreement with wavelength measurements of several lines in HST/GHRS spectra performed by Dreizler (1999).

² IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Associated Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

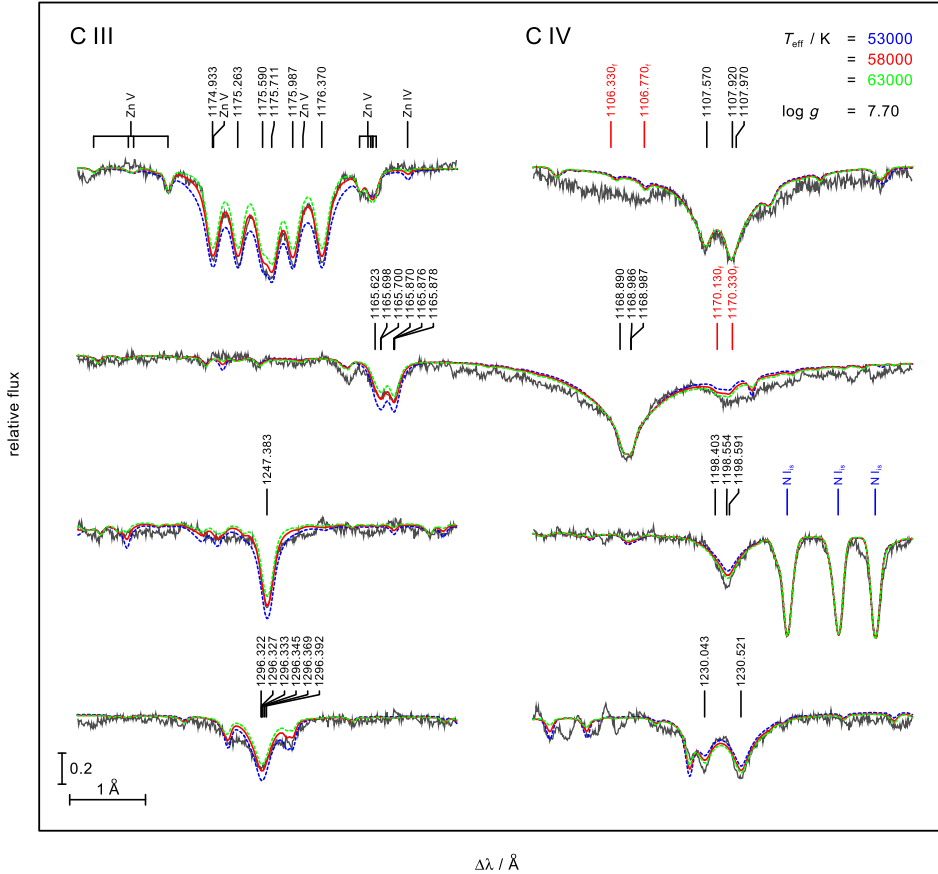


Fig. 2. C III and C IV lines in the HST/COS spectrum of WD 0111+002 (black) compared with three $\log g = 7.7$ models with different T_{eff} : 53 000 K (blue dashed), 58 000 K (red), and 63 000 K (green dashed). Red wavelength labels indicate forbidden C IV line components (Werner et al. 2016). Also indicated are Zn lines near the C III multiplet at 1175 Å. The vertical bar indicates 20% of the continuum flux.

3.2. Interstellar neutral hydrogen and reddening

We used the Ly β line profile in the FUSE spectra to measure the interstellar neutral hydrogen column density N_H (Fig. A.1). The results are $1.1^{+0.8}_{-0.6} \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ for WD 0111+002, $1.8^{+0.8}_{-0.8} \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ for PG 0109+111, and $1.2^{+0.8}_{-0.6} \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ for PG 1707+427. Dreizler & Heber (1998) used the Ly α line in the HST/GHRS spectrum of PG 1707+427 and found $1.5 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$, that is consistent with our value within its error limit.

We converted N_H into reddening E_{B-V} using the empirical relationship derived by Groenewegen & Lamers (1989): $\log(N_H/E_{B-V}) = 21.58 \pm 0.10$. We obtained $E_{B-V} = 0.029^{+0.034}_{-0.018}$ for WD 0111+002, $0.047^{+0.039}_{-0.026}$ for PG 0109+111, and $0.032^{+0.035}_{-0.019}$ for PG 1707+427. In Fig. A.2, we show our final models attenuated with these reddening values together with the observed continuum shape. The agreement is very good. To further improve the fits, marginally lower reddening values (within error limits) for WD 0111+002 and PG 1707+427 are required. Our result for PG 1707+427 agrees with the value of 0.02 derived by Dreizler & Heber (1998) from the continuum slope of the GHRS spectrum.

3.3. Unidentified lines

There are many unidentified photospheric lines in the HST/COS spectra of our program stars. Particularly conspicuous are features that are seen in both our spectrum of PG 0109+111 and in a spectrum of the comparison star RE 0503–289, taken with the Space Telescope Imaging Spectrograph (STIS) aboard HST and presented by Hoyer et al. (2017); see Fig. A.5. These features potentially stem from trans-iron elements and we therefore list their wavelength positions in Table A.1.

Table 2. Number of NLTE levels and lines in our model ions.

	I	II	III	IV	V	VI	VII
He	19.35	16.120					
C			51.217	54.295			
N			34.129	90.546	54.297		
O			72.322	83.637	50.235 ^a		
F				30.70	30.104	30.93 ^b	
Ne			46.126	40.126	94.641 ^c		
Si			17.28	30.102	25.59		
P				36.28	18.49		
S				57.332	39.107	25.48	
As				14.7	5.10	14.5	7.1
Sn			21.9	10.16	9.5	15.5	

Notes. First and second number of each table entry, separated by commas, denote the number of levels and lines, respectively. Not listed for each element is the highest considered ionization stage, which comprises its ground state only. See text for the treatment of iron-group and trans-iron elements besides As and Sn. ^(a) For WD 0111+002, O V was the highest ionization stage with one level. ^(b) Only considered for PG 1707+427. ^(c) For WD 0111+002, Ne V was the highest ionization stage with one level.

4. Spectral analysis

4.1. Model atmospheres and atomic data

To calculate chemically homogeneous, NLTE model atmospheres, we used the Tübingen model-atmosphere package (TMAP³; Werner et al. 2003, 2012a). It assumes plane-parallel

³ <http://astro.uni-tuebingen.de/~TMAP>

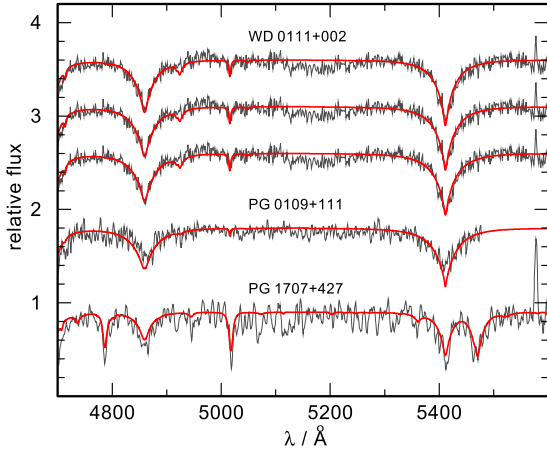


Fig. 3. Observed spectra (black) around two lines of the He II Pickering series compared with synthetic spectra (red). From *top to bottom*: WD 0111+002 with three models ($T_{\text{eff}} = 58\,000\text{ K}$ and $\log g = 7.6, 7.7, 7.8$), PG 0109+111 with model 70 000/7.5, PG 1707+427 with model 85 000/7.5. The observations of PG 0109+111 and PG 1707+427 were smoothed with a low-pass filter (Savitzky & Golay 1964).

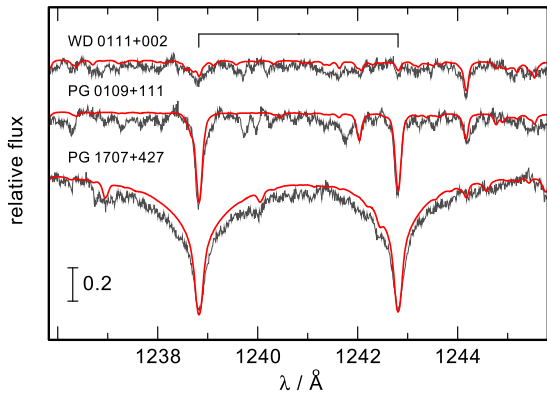


Fig. 4. N V resonance doublet in the program stars (black) compared to our final models (red).

geometry and radiative and hydrostatic equilibrium. Atomic data were compiled from the Tübingen Model-Atom Database (TMAD; Rauch & Deetjen 2003) that has been constructed as a part of the Tübingen contribution to the German Astrophysical Virtual Observatory (GAVO⁴). A summary of the model atoms for the included light elements up to atomic number $Z = 16$, As and Sn are given in Table 2.

For iron and nickel, we used a statistical approach (employing the IrOnIc tool; Rauch & Deetjen 2003) with seven superlevels per ion linked by superlines, together with an opacity sampling method. Ionization stages Fe III–VI (plus Fe VII for the PG 1707+427 models) and Ni III–VI augmented by a single, ground-level stage were considered per species using the line lists of Kurucz (Kurucz 1991, 2009, 2011).

Motivated by the discovery of trans-iron elements in the DO RE 0503–289 (Werner et al. 2012b), respective transition probabilities have been calculated (for references see Table A.2) and are provided by the Tübingen Oscillator Strength Service (TOSS), which is a part of the GAVO project. For our analysis, these species were treated with the same statistical method as Fe

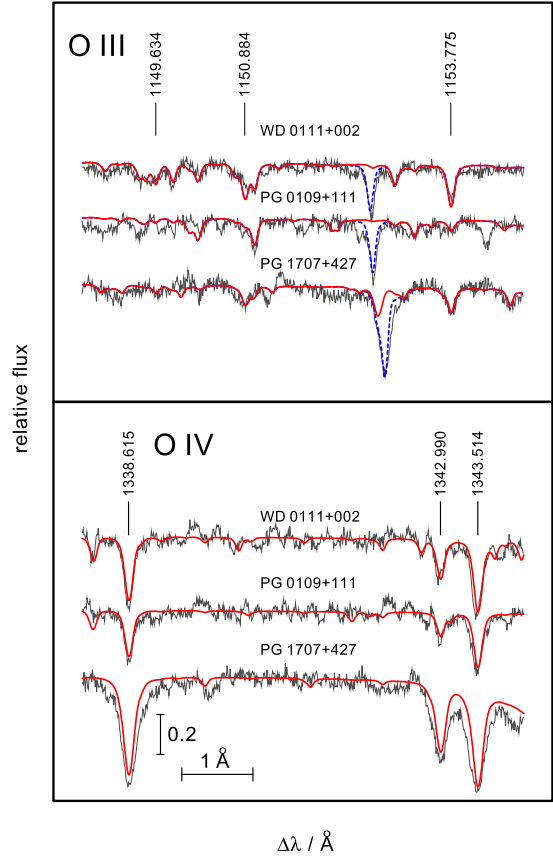


Fig. 5. Like Fig. 4, but for O III and O IV lines.

and Ni (Rauch et al. 2015b, except for As and Sn, for which classical model atoms as for the other species were used), considering lines of Zn IV–V, Ga IV–VI, Ge IV–VI, As IV–VII, Se IV–VI, Kr III–VII, Sr III–VII, Zr III–VII, Mo III–VII, Sn III–VI, Te IV–VI, I IV–VI, Xe III–VII, and Ba V–VII.

The model atmospheres for all three program stars include He, C, N, O, and Ne. The neon abundance cannot be determined, so we assumed the following values: $\text{Ne} = 0.01$ for PG 1707+427, which is a value that is typical for PG 1159 stars (Werner et al. 2004), and rather small values for WD 0111+002 (2.0×10^{-5}) and PG 0109+111 (1.5×10^{-6}). For the two hottest program stars (PG 0109+111 and PG 1707+427), we also included the following species into the model atmosphere calculations: F, Si, P, S, Zn, Ga, and Ge. To save computing time, smaller versions of the model atoms for all metals up to sulfur were used for the model atmosphere calculations. Subsequently, the large versions (whose numbers of levels and lines are listed in Table 2) were used to compute improved level occupation numbers while keeping fixed the model-atmosphere structure. All other species heavier than Ge were considered as trace elements, i.e., their backreaction on the model structure was neglected.

4.2. Effective temperature and surface gravity

To measure T_{eff} , we evaluated the C III/C IV ionization equilibrium using the multiplets of C III at 1166, 1296, 1175 Å plus a singlet at 1247 Å, and the multiplets of C IV at 1108, 1169, 1198, 1230 Å (Figs. 2, A.3, and A.4). For the determination of g we used lines of the He II Pickering series (Fig. 3). Various other ionization equilibria (N III/N IV/N V, O III/O IV/O V/O VI, F V/F VI, S V/S VI, Fe V/Fe VI/Fe VII, Zn IV/Zn V, Ge IV/Ge V, Ga IV/Ga V; not

⁴ <http://www.g-vo.org>

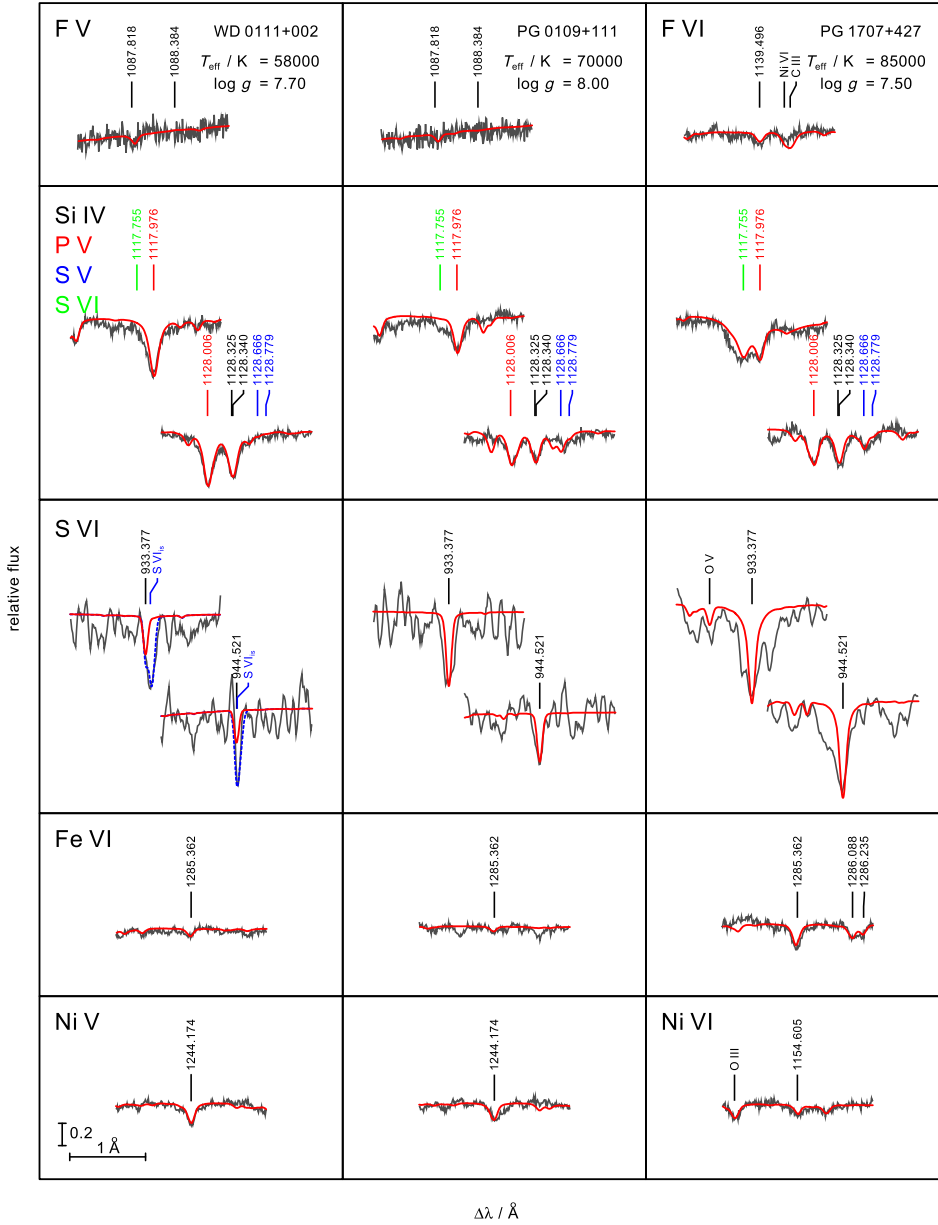


Fig. 6. Synthetic line profiles for F, Si, P, S, Fe, and Ni in our final models (red) compared to observations (black) of our three program stars.

all balances available in all stars) confirm the results for T_{eff} and $\log g$ found by this procedure.

For WD 0111+002, we found $T_{\text{eff}} = 58\,000 \pm 5\,000$ K and $\log g = 7.7 \pm 0.3$, in agreement with previous results obtained from optical spectra alone (65 000/7.8; Dreizler & Werner 1996). In the case of PG 0109+111, we derived $T_{\text{eff}} = 70\,000 \pm 5\,000$ K and $\log g = 8.0 \pm 0.3$. In comparison to previous results (110 000/8.0; Dreizler & Werner 1996), the temperature is significantly lower. In the work cited, it was noted that indeed the weak, observed He I lines are not compatible with the high-temperature model that displays no neutral helium lines at all. For PG 1707+427 our results ($T_{\text{eff}} = 85\,000 \pm 5\,000$ K, $\log g = 7.5 \pm 0.3$) confirm previous analyses of UV and optical data (Werner et al. 2015, and references therein).

4.3. Element abundances

Element abundances were derived by detailed line-profile fits. Upper limits were established by reducing the abundances such that computed spectral lines become undetectable regarding the signal-to-noise ratio. We describe the procedure for the different

species and display some representative fits. Results are given in Table 3 and Fig. 8. Typical errors are estimated to 0.3 dex. A comparison of the complete HST/COS spectra with the final models appears in Fig. A.5.

Carbon, nitrogen, and oxygen. For carbon, we used the same lines as for the T_{eff} determination (Figs. 2, A.3, and A.4). For nitrogen, the NV resonance doublet is the primary indicator (Fig. 4), and for oxygen the O III $\lambda\lambda 1149.6, 1150.9, 1153.8$ Å and O IV $\lambda\lambda 1338.6, 1343.0, 1343.5$ Å lines (Fig. 5).

Fluorine, silicon, phosphorus, and sulfur. For these species, we proceeded as described in detail for the analysis of the FUSE spectrum of PG 1707+427 (Werner et al. 2015). The following lines were used: F V $\lambda\lambda 1087.8, 1088.4$ Å, F VI $\lambda 1139.5$ Å, Si IV $\lambda\lambda 1066.6, 1122.5, 1128.3$ Å, P V $\lambda\lambda 1000.4, 1118.0, 1128.0$ Å, S V $\lambda\lambda 1128.7, 1128.8$ Å, S VI $\lambda\lambda 933.4, 944.5, 1117.8$ Å. The fits to most of these lines are presented in Fig. 6.

Iron and nickel. Iron could not be detected in PG 0109+111, but a few weak Fe VI lines are detected in WD 0111+002. In the COS spectra of PG 1707+427, we see many lines from Fe VI and

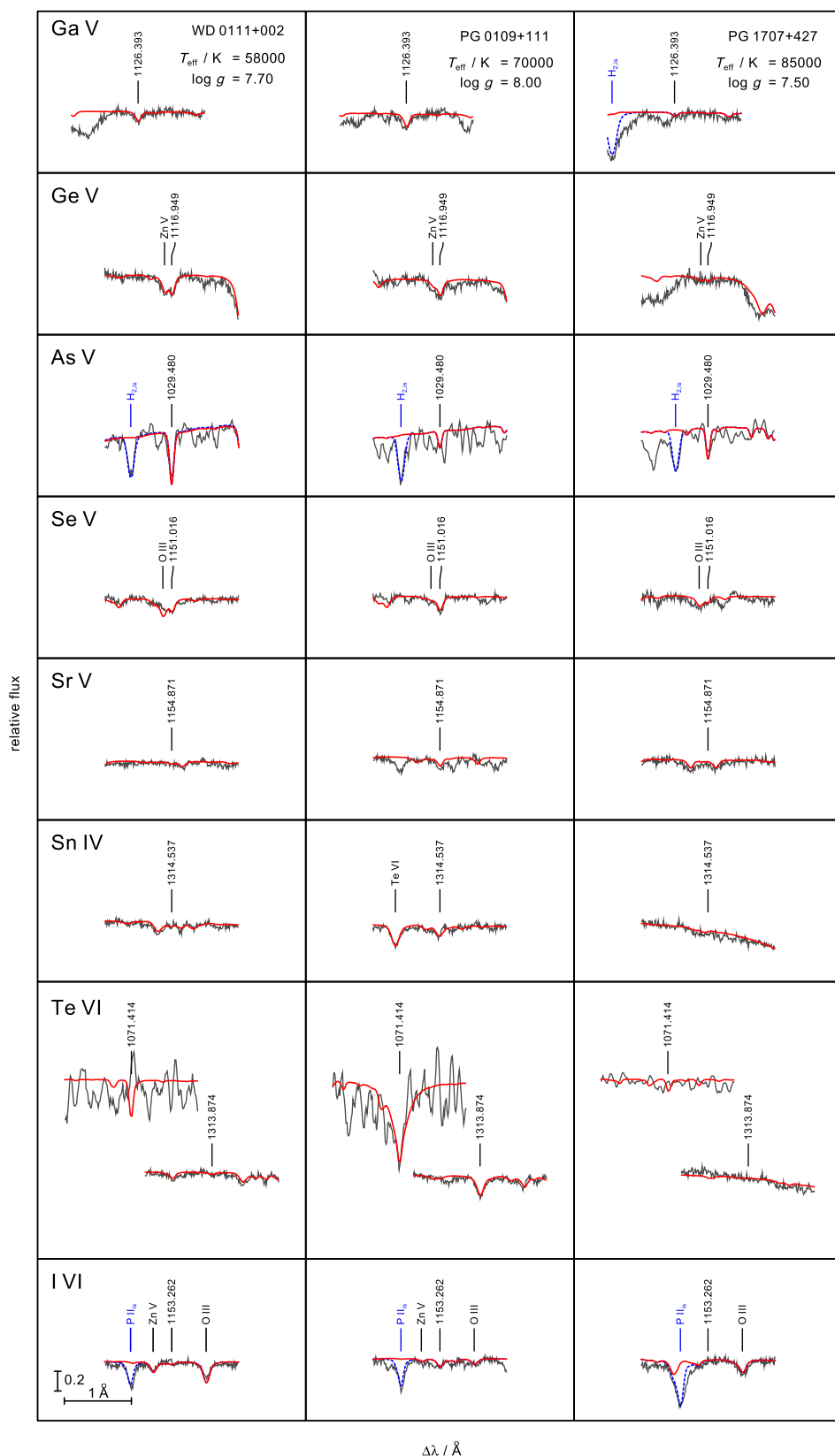


Fig. 7. Like Fig. 6, but for Ga, Ge, As, Se, Sr, Sn, Te, and I.

few from Fe VII. The identification of iron was uncertain in the FUSE spectra (Werner et al. 2015). We detect many nickel lines (Ni v) in the COS spectra of WD 0111+002 and PG 0109+111. In PG 1707+427, the presence of Ni vi lines in FUSE spectra is uncertain (Werner et al. 2015), but in the COS spectra we detect two lines at 1124.19 and 1154.60 Å (Fig. 6, Tables A.3–A.5).

Zinc. Many Zn v lines are present in the COS data of our program stars; these lines are most prominent in WD 0111+002, followed by PG 0109+111, and are rather weak in PG 1707+427. Among the strongest features is a Zn v blend at 1177 Å adjacent to the C III λ 1175 Å multiplet (Figs. 2, A.3, and A.4). WD 0111+002 also shows Zn IV lines, for example, at 1349.88 Å.

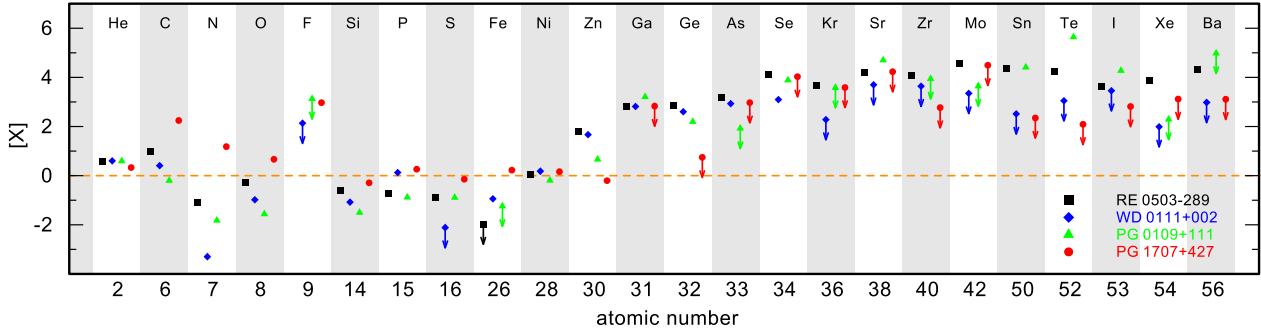


Fig. 8. Photospheric abundances of our three program stars and the comparison star RE 0503–289. $[X]$ denotes $\log(\text{abundance}/\text{solar abundance})$ of species X . The dashed horizontal line indicates solar abundances.

Gallium and germanium. No lines are detectable in PG 1707+427, but we see a number of Ga IV and Ga V as well as Ge IV and Ge V lines in WD 0111+002 and PG 0109+111 (Fig. 7).

As, Se, Sr Sn, Te, and I. We used the As v $\lambda\lambda 987.7/1029.48$ Å resonance doublet in the FUSE spectra to determine the As abundance in WD 0111+002 and upper limits for the other two stars. In the case of PG 1707+427, ISM lines are located at the wavelength position of the As v doublet (Fig. A.1 in Werner et al. 2015), such that we can derive an upper limit only. Se v $\lambda\lambda 1151.0, 1227.5$ Å can be seen in both DOs but not in PG 1707+427. Lines from Sr, Sn, Te, and I are only seen in PG 0109+111 (Sr v $\lambda 1154.9$ Å, Sn IV $\lambda 1314.5$ Å, Te VI $\lambda 1313.9$ Å, I VI $\lambda 1153.3$ Å) but not in the other two stars. For line fits, see Fig. 7.

In PG 0109+111, the fitted Sn IV $\lambda 1314.5$ Å line is rather weak. A number of detected Sn v lines would be better suited for a more precise analysis, but oscillator strengths are unavailable. Sn v lines are not detected in PG 1707+427, but they would give a much tighter upper limit for the Sn abundance than that derived from the absence of the Sn IV line.

The tellurium abundance in PG 0109+111 is extremely high (5.6 dex oversolar). Its mass fraction of 6.2×10^{-3} means that it is the most abundant metal in the atmosphere. The abundance was derived from the Te VI $\lambda 1313.9$ Å line (see Fig. 7). In fact, there are two much stronger Te VI lines, namely the resonance doublet at 951.0 and 1071.4 Å, but they are located in rather noisy portions of the FUSE and HST/COS spectra. Nevertheless, these lines can be detected in the observations (see the 1071.4 Å component in Fig. A.5) as very strong and broad features. They are among the strongest metal line features rivaling the prominent C III and C IV lines.

Kr, Zr, Mo, Xe, and Ba. No lines of these species could be identified in our program stars.

5. Summary and conclusions

We have analyzed new UV spectra taken with HST/COS of one PG 1159 star and two hot DO WDs. The primary aim of this study was the identification and abundance determination of trans-iron group elements to reach a conclusion about the effects of s-process and element diffusion. To this end, we computed line-blanketed NLTE model atmospheres and began with an assessment of the effective temperatures and surface gravities. For both DOs, the evaluation of metal ionization balances resulted in improved T_{eff} determinations yielding lower values

than found in previous analyses of optical spectra. In particular, T_{eff} of PG 0109+111 is 70 000 K instead of 110 000 K.

PG 0109+111 and WD 0111+002 (DO WDs). For the two DOs, we measured the trace-element abundances and compare these to the DO RE 0503–289, a hitherto unique DO in which a total of 14 trans-iron group elements (i.e., atomic number $Z > 28$) have been identified, with extreme overabundances (about 2–4.5 dex) relative to the solar values (Table 3 and Fig. 8). Both investigated DOs also exhibit trans-iron species, but there are fewer of these species (five and eight in WD 0111+002 and PG 0109+111, respectively). In both DOs we detect Zn, Ga, Ge, and Se, plus the heavier species Sr, Sn, Te, and I only in PG 0109+111, and As only in WD 0111+002. Generally, their abundances are (within about 1 dex) similar to RE 0503–289 with the exception of Te. This element is almost 6 dex oversolar, significantly exceeding the enrichment in RE 0503–289.

The general tendency that RE 0503–289 ($T_{\text{eff}} = 70$ 000 K, $\log g = 7.5$) has the highest number of detected trans-iron species can be explained by the fact that radiative acceleration is probably more effective compared to PG 0109+111, which has a higher gravity (70 000/8.0), and compared to WD 0111+002 (with the lowest number of detected trans-iron species), which is significantly cooler and has a slightly higher surface gravity (58 000/7.7).

Chayer et al. (2005) detected trans-iron elements in two cool DO WDs, namely HZ 21 ($T_{\text{eff}} = 53$ 000 K, $\log g = 7.8$; Dreizler & Werner 1996) and HD 149499B ($T_{\text{eff}} = 49$ 500 K, $\log g = 7.97$; Napiwotzki et al. 1995). Their abundances are also given in Table 3. The numbers listed (mass fractions) were computed from the number ratios reported in Chayer et al. (2005) (averaged over results from several lines, if applicable), accounting for the fact that HD 149499B is a DOA WD with 6% hydrogen (by mass). Generally, the trans-iron element abundances are lower than in the hot DOs, probably owing to weaker levitation at lower temperatures.

As to the lighter elements, these are also generally less abundant in the two DOs investigated here compared to RE 0503–289, with the exception of P, that is 0.8 dex higher in WD 0111+002 than in RE 0503–289. A noteworthy commonality of all three DOs is the low Fe/Ni ratio of ≤ 1.6 , in contrast to the solar ratio Fe/Ni = 18.

PG 1707+427 (PG 1159 star). Our results for T_{eff} and $\log g$ agree with those in Werner et al. (2015). The same holds, within error limits, for the element abundances. For the first time, however, we identify nickel lines and find a solar Ni abundance. The most significant result from our new HST/COS spectroscopy

Table 3. Final adopted atmospheric parameters of the three program stars and the comparison star RE 0503–289 (Cols. 2–5), trans-iron abundances from literature for two cool DOs (HD 149499B and HZ 21) (Cols. 6 and 7); and solar abundances (last column).

	WD 0111 +002	PG 0109 +111	PG 1707 +427	RE 0503 –289	HD 149499B	HZ 21	Sun
Type	DO	DO	PG1159	DO	DOA	DO	
T_{eff}/K	58 000	70 000	85 000	70 000	49 500	53 000	
$\log g$	7.7	8.0	7.5	7.5	7.97	7.8	
He	9.9×10^{-1}	9.9×10^{-1}	5.3×10^{-1}	9.7×10^{-1}			2.5×10^{-1}
C	6.0×10^{-3}	1.5×10^{-3}	4.1×10^{-1}	2.2×10^{-2}			2.4×10^{-3}
N	3.5×10^{-7}	1.0×10^{-5}	1.0×10^{-2}	5.5×10^{-5}			6.9×10^{-4}
O	6.0×10^{-4}	1.6×10^{-4}	2.7×10^{-2}	2.9×10^{-3}			5.7×10^{-3}
F	$<4.7 \times 10^{-5}$	$<4.7 \times 10^{-4}$	3.2×10^{-4}				3.5×10^{-7}
Si	5.6×10^{-5}	2.1×10^{-5}	3.4×10^{-4}	1.6×10^{-4}			6.7×10^{-4}
P	7.7×10^{-6}	7.6×10^{-7}	1.1×10^{-5}	1.1×10^{-6}			5.8×10^{-6}
S	$<2.4 \times 10^{-6}$	4.0×10^{-5}	2.2×10^{-4}	4.0×10^{-5}			3.1×10^{-4}
Fe	1.4×10^{-4}	$<6.9 \times 10^{-5}$	2.0×10^{-3}	$<1.3 \times 10^{-5}$			1.2×10^{-3}
Ni	1.0×10^{-4}	4.3×10^{-5}	9.9×10^{-5}	7.2×10^{-5}			6.8×10^{-5}
Zn	8.2×10^{-5}	8.1×10^{-6}	1.1×10^{-6}	1.1×10^{-4}			1.7×10^{-6}
Ga	3.5×10^{-5}	8.6×10^{-5}	$<3.6 \times 10^{-5}$	3.4×10^{-5}			5.3×10^{-8}
Ge	9.1×10^{-5}	3.6×10^{-5}	$<1.3 \times 10^{-6}$	1.6×10^{-4}			2.3×10^{-7}
As	9.3×10^{-6}	$<9.2 \times 10^{-7}$	$<1.0 \times 10^{-5}$	1.6×10^{-5}	8.1×10^{-6}	3.0×10^{-7}	1.1×10^{-8}
Se	1.6×10^{-4}	9.6×10^{-4}	$<1.3 \times 10^{-3}$	1.6×10^{-3}	1.3×10^{-5}	$<7.5 \times 10^{-6}$	1.3×10^{-7}
Kr	$<2.1 \times 10^{-5}$	$<4.1 \times 10^{-4}$	$<4.2 \times 10^{-4}$	5.0×10^{-4}			1.1×10^{-7}
Sr	$<2.2 \times 10^{-4}$	2.2×10^{-3}	$<7.3 \times 10^{-4}$	6.5×10^{-4}			4.3×10^{-8}
Zr	$<1.1 \times 10^{-4}$	$<2.3 \times 10^{-4}$	$<1.5 \times 10^{-5}$	3.0×10^{-4}			2.6×10^{-8}
Mo	$<1.2 \times 10^{-5}$	$<2.4 \times 10^{-5}$	$<1.7 \times 10^{-4}$	1.9×10^{-4}			5.3×10^{-9}
Sn	$<2.9 \times 10^{-6}$	2.3×10^{-4}	$<2.0 \times 10^{-6}$	2.0×10^{-4}	8.3×10^{-6}		9.1×10^{-9}
Te	$<1.6 \times 10^{-5}$	6.2×10^{-3}	$<1.7 \times 10^{-6}$	2.5×10^{-4}	9.1×10^{-7}	1.3×10^{-6}	1.4×10^{-8}
I	$<9.4 \times 10^{-6}$	6.2×10^{-5}	$<2.2 \times 10^{-6}$	1.4×10^{-5}	1.9×10^{-5}	$<1.2 \times 10^{-6}$	3.3×10^{-9}
Xe	$<1.6 \times 10^{-6}$	$<3.2 \times 10^{-6}$	$<2.2 \times 10^{-5}$	1.3×10^{-4}			1.7×10^{-8}
Ba	$<1.7 \times 10^{-5}$	$<1.7 \times 10^{-3}$	$<2.3 \times 10^{-5}$	3.6×10^{-4}			1.8×10^{-8}

Notes. Abundances in mass fractions (see also Fig. 8) and surface gravity g in cm s^{-2} . Parameters for RE 0503–289 from Rauch et al. (2017b) and references therein. Trans-iron abundances for HD 149499B and HZ 21 from Chayer et al. (2005). Solar abundances from Asplund et al. (2009); Scott et al. (2015a,b); and Grevesse et al. (2015).

concerns the trans-iron elements. While only high upper abundance limits could be derived previously, we now determined the Zn abundance and, for most other species, were able to reduce the upper abundance limits significantly compared to our previous work involving FUSE data alone. We find that Zn is solar and Ge is at most 0.8 dex oversolar, suggesting that there is no general overabundance of trans-iron elements. The upper limits for other trans-iron elements are still high, however, between about 2.8 and 4.5 dex oversolar. In comparison to the DOs, this confirms that radiative levitation does not affect the element abundances in the atmosphere of PG 1707+427. This is a plausible result for a PG 1159 star because, as outlined in the introduction, the star is located before the wind limit so that diffusion cannot affect the element abundances. In addition, from the helium and light metal abundances we concluded to see intershell matter composition (Werner et al. 2015).

It is expected from stellar evolution models that, as discussed in detail in Werner et al. (2015) based on the models of a $2 M_{\odot}$ star after the 30th thermal pulse (Gallino, priv. comm.; Karakas et al. 2007) s-process elements should be overabundant. But our results do not allow a quantitative comparison because the predicted enhancement of Zn and Ge to <0.4 dex

oversolar values is near the error margin of our analysis. Much stronger enhancements are predicted by stellar models for other trans-iron elements, but they are still below our upper limits derived. For example, we could reduce the upper detection limit for germanium by 1.6 dex down to $\text{Ge} < 1.3 \times 10^{-6}$, but the predicted value is $\text{Ge} < 5.9 \times 10^{-7}$, i.e., just barely below our detection threshold. The strongest enhancement among the investigated s-process elements is predicted for barium, namely $\text{Ba} = 1.2 \times 10^{-5}$. Again, although we were able to reduce the detection threshold by 1.8 dex, the current limit of $\text{Ba} < 2.3 \times 10^{-5}$ is slightly smaller. Further progress can only be achieved with UV spectra with even better signal-to-noise ratio.

Acknowledgements. DH was supported by the German Aerospace Center (DLR, grant 50OR 1501). The authors acknowledge support by the High Performance and Cloud Computing Group at the Zentrum für Datenverarbeitung of the University of Tübingen, the state of Baden-Württemberg through bwHPC, and the German Research Foundation (DFG) through grant no INST 37/935-1 FUGG. The TIRO (<http://astro-uni-tuebingen.de/~TIRO>) TMAD (<http://astro-uni-tuebingen.de/~TMAD>) and TOSS (<http://astro-uni-tuebingen.de/~TOSS>) services used for this paper were constructed as part of the activities of the German Astrophysical Virtual Observatory. Some of the data presented in this paper were obtained from the Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST). STScI is operated by the Association

of Universities for Research in Astronomy, Inc., under NASA contract NAS5-26555. Support for MAST for non-HST data is provided by the NASA Office of Space Science via grant NNX09AF08G and by other grants and contracts. This research has made use of NASA's Astrophysics Data System and the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France.

References

- Althaus, L. G., Panei, J. A., Miller Bertolami, M. M., et al. 2009, *ApJ*, **704**, 1605
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, *ARA&A*, **47**, 481
- Chayer, P., Vennes, S., Dupuis, J., & Kruk, J. W. 2005, *ApJ*, **630**, L169
- Dreizler, S. 1999, *A&A*, **352**, 632
- Dreizler, S., & Heber, U. 1998, *A&A*, **334**, 618
- Dreizler, S., & Werner, K. 1996, *A&A*, **314**, 217
- Grevesse, N., Scott, P., Asplund, M., & Sauval, A. J. 2015, *A&A*, **573**, A27
- Groenewegen, M. A. T., & Lamers, H. J. G. L. M. 1989, *A&AS*, **79**, 359
- Hoyer, D., Rauch, T., Werner, K., Kruk, J. W., & Quinet, P. 2017, *A&A*, **598**, A135
- Hügelmeier, S. D., Dreizler, S., Homeier, D., et al. 2006, *A&A*, **454**, 617
- Karakas, A. I., Lugaro, M., & Gallino, R. 2007, *ApJ*, **656**, L73
- Kepler, S. O., Pelisoli, I., Koester, D., et al. 2016, *MNRAS*, **455**, 3413
- Kurucz, R. L. 1991, in *341: Stellar Atmospheres - Beyond Classical Models* eds. L. Crivellari, I. Hubeny, & D. G. Hummer *NATO ASIC Proc.*, 441
- Kurucz, R. L. 2009, in *American Institute of Physics Conference Series*, eds. I. Hubeny, J. M. Stone, K. MacGregor, & K. Werner, 1171, 43–51
- Kurucz, R. L. 2011, *Can. J. Phys.*, **89**, 417
- Napiwotzki, R., Hurwitz, M., Jordan, S., et al. 1995, *A&A*, **300**, L5
- Rauch, T., & Deetjen, J. L. 2003, in *Stellar Atmosphere Modeling*, eds. I. Hubeny, D. Mihalas, & K. Werner, *ASP Conf. Ser.*, **288**, 103
- Rauch, T., Werner, K., Biémont, É., Quinet, P., & Kruk, J. W. 2012, *A&A*, **546**, A55
- Rauch, T., Werner, K., Quinet, P., & Kruk, J. W. 2014a, *A&A*, **564**, A41
- Rauch, T., Werner, K., Quinet, P., & Kruk, J. W. 2014b, *A&A*, **566**, A10
- Rauch, T., Hoyer, D., Quinet, P., Gallardo, M., & Raineri, M. 2015a, *A&A*, **577**, A88
- Rauch, T., Werner, K., Quinet, P., & Kruk, J. W. 2015b, *A&A*, **577**, A6
- Rauch, T., Quinet, P., Hoyer, D., et al. 2016a, *A&A*, **587**, A39
- Rauch, T., Quinet, P., Hoyer, D., et al. 2016b, *A&A*, **590**, A128
- Rauch, T., Gamrath, S., Quinet, P., et al. 2017a, *A&A*, **599**, A142
- Rauch, T., Quinet, P., Knörzer, M., et al. 2017b, *A&A*, **606**, A105
- Reindl, N., Rauch, T., Werner, K., et al. 2014a, *A&A*, **572**, A117
- Reindl, N., Rauch, T., Werner, K., Kruk, J. W., & Todt, H. 2014b, *A&A*, **566**, A116
- Savitzky, A., & Golay, M. J. E. 1964, *Anal. Chem.*, **36**, 1627
- Scott, P., Asplund, M., Grevesse, N., Bergemann, M., & Sauval, A. J. 2015a, *A&A*, **573**, A26
- Scott, P., Grevesse, N., Asplund, M., et al. 2015b, *A&A*, **573**, A25
- Unglaub, K., & Bues, I. 2000, *A&A*, **359**, 1042
- Werner, K., & Herwig, F. 2006, *PASP*, **118**, 183
- Werner, K., Heber, U., & Hunger, K. 1991, *A&A*, **244**, 437
- Werner, K., Deetjen, J. L., Dreizler, S., et al. 2003, in *Stellar Atmosphere Modeling*, eds. I. Hubeny, D. Mihalas, & K. Werner, *ASP Conf. Ser.*, **288**, 31
- Werner, K., Rauch, T., Reiff, E., Kruk, J. W., & Napiwotzki, R. 2004, *A&A*, **427**, 685
- Werner, K., Dreizler, S., & Rauch, T. 2012a, *TMAP: Tübingen NLTE Model-Atmosphere Package, Astrophysics Source Code Library*
- Werner, K., Rauch, T., Ringat, E., & Kruk, J. W. 2012b, *ApJ*, **753**, L7
- Werner, K., Rauch, T., & Kruk, J. W. 2015, *A&A*, **582**, A94
- Werner, K., Rauch, T., Hoyer, D., & Quinet, P. 2016, *ApJ*, **827**, L4

Appendix A: Additional figures and tables

Table A.1. Wavelengths (in Å) of unidentified photospheric lines.

1102.15, 1103.28, 1103.47, 1104.20, 1114.10, 1119.20, 1120.85, 1122.14
1123.52, 1137.22, 1157.55, 1157.90, 1159.79, 1161.88, 1165.30, 1174.66
1178.61, 1201.28, 1201.53, 1234.32, 1239.72, 1241.78, 1247.71, 1250.30
1254.09, 1259.91, 1262.26, 1264.11, 1274.72, 1278.18, 1278.92, 1345.67
1346.16

Notes. These possibly stem from trans-iron elements and are present in both, the HST/COS spectrum of PG 0109+111 and the HST/STIS spectrum of RE 0503–289.

Table A.2. Ions of trans-iron elements with recently calculated oscillator strengths.

Zn	IV	- V	Rauch et al. (2014a)
Ga	IV	- VI	Rauch et al. (2015b)
Ge	V	- VI	Rauch et al. (2012)
Se	V		Rauch et al. (2017b)
Kr	IV	- VII	Rauch et al. (2016b)
Sr	IV	- VII	Rauch et al. (2017b)
Zr	IV	- VII	Rauch et al. (2017a)
Mo	IV	- VII	Rauch et al. (2016a)
Te	VI		Rauch et al. (2017b)
I	VI		Rauch et al. (2017b)
Xe	IV	- V, VII	Rauch et al. (2015a, 2017a)
Ba	V	- VII	Rauch et al. (2014b)

Table A.3. Fe v lines identified in the HST/COS spectrum of PG 1707+427.

Wavelength / Å laboratory	Ion	Transition		Comment
		low	up	
1320.409	Fe v	4s ³ H ₄	4p ³ G ₃ ^o	weak
1321.341	Fe v	4s ³ G ₄	4p ³ H ₅ ^o	weak
1321.489	Fe v	4s ³ G ₅	4p ³ H ₆ ^o	weak
1323.271	Fe v	4s ³ H ₅	4p ³ G ₄ ^o	weak
1330.405	Fe v	4s ³ H ₆	4p ³ G ₅ ^o	
1331.639	Fe v	4s ¹ D ₂	4p ¹ G ₂ ^o	
1361.278	Fe v	4s ³ P ₂	4p ³ F ₃ ^o	weak
1361.446	Fe v	4s ¹ F ₃	4p ¹ G ₄ ^o	weak
1361.691	Fe v	4s ¹ D ₂	4p ¹ F ₃ ^o	
1361.826	Fe v	4s ³ F ₄	4p ³ G ₅ ^o	
1362.864	Fe v	4s ³ D ₃	4p ³ D ₃ ^o	weak
1363.076	Fe v	4d ⁵ F ₃	4p ⁵ F ₄ ^o	weak

Table A.4. Fe VI lines identified in the HST/COS spectrum of PG 1707+427.

Wavelength / Å laboratory	Ion	Transition		Comment
		low	up	
1115.099	Fe VI	4s ² D _{5/2}	4p ² D _{5/2} ^o	
1120.933	Fe VI	4s ² F _{7/2}	4p ² F _{7/2} ^o	
1121.147	Fe VI	4s ² F _{5/2}	4p ² F _{5/2} ^o	
1152.771	Fe VI	4s ² G _{7/2}	4p ² F _{5/2} ^o	blend P II i.s.
1160.509	Fe VI	4s ² P _{1/2}	4p ² P _{1/2} ^o	
1165.674	Fe VI	4s ² P _{3/2}	4p ² P _{3/2} ^o	
1167.695	Fe VI	4s ² G _{9/2}	4p ² F _{7/2} ^o	
1206.041	Fe VI	4s ⁴ P _{1/2}	4p ⁴ P _{3/2} ^o	uncertain
1227.883	Fe VI	4s ⁴ P _{5/2}	4p ⁴ P _{3/2} ^o	uncertain
1228.605	Fe VI	4s ² G _{9/2}	4p ² H _{11/2} ^o	uncertain
1228.681	Fe VI	4s ² D _{3/2}	4p ² D _{5/2} ^o	uncertain
1228.962	Fe VI	4s ⁴ F _{3/2}	4p ⁴ D _{3/2} ^o	
1228.977	Fe VI	4s ² D _{5/2}	4p ⁴ D _{7/2} ^o	
1232.477	Fe VI	4s ⁴ F _{7/2}	4p ⁴ D _{5/2} ^o	
1236.973	Fe VI	4s ⁴ F _{5/2}	4p ⁴ D _{3/2} ^o	uncertain
1246.835	Fe VI	4s ⁴ F _{5/2}	4p ² F _{5/2} ^o	weak
1252.769	Fe VI	4s ⁴ P _{3/2}	4p ² D _{3/2} ^o	
1252.789	Fe VI	4s ² F _{5/2}	4p ² G _{7/2} ^o	
1253.045	Fe VI	4s ² D _{5/2}	4p ⁴ D _{5/2} ^o	
1253.675	Fe VI	4s ² G _{7/2}	4p ² H _{9/2} ^o	blend S II i.s.
1258.021	Fe VI	4s ⁴ F _{9/2}	4p ² F _{7/2} ^o	
1258.881	Fe VI	4s ⁴ F _{7/2}	4p ² F _{5/2} ^o	
1260.746	Fe VI	4s ⁴ P _{5/2}	4p ⁴ D _{7/2} ^o	blend C I, Si II i.s.
1261.058	Fe VI	4s ⁴ F _{7/2}	4p ⁴ F _{9/2} ^o	
1265.872	Fe VI	4s ⁴ F _{5/2}	4p ⁴ F _{7/2} ^o	
1266.103	Fe VI	4s ² D _{5/2}	4p ² F _{7/2} ^o	
1271.099	Fe VI	4s ⁴ P _{3/2}	4p ⁴ D _{5/2} ^o	
1272.066	Fe VI	4s ⁴ F _{9/2}	4p ⁴ G _{11/2} ^o	
1273.843	Fe VI	4s ⁴ F _{3/2}	4p ⁴ F _{5/2} ^o	
1276.877	Fe VI	4s ⁴ F _{9/2}	4p ⁴ F _{9/2} ^o	
1277.069	Fe VI	4s ⁴ P _{1/2}	4p ⁴ D _{3/2} ^o	
1278.292	Fe VI	4s ⁴ F _{7/2}	4p ⁴ F _{7/2} ^o	
1282.452	Fe VI	4s ⁴ F _{5/2}	4p ⁴ F _{5/2} ^o	
1285.362	Fe VI	4s ⁴ F _{7/2}	4p ⁴ G _{9/2} ^o	
1286.088	Fe VI	4s ⁴ P _{5/2}	4p ⁴ D _{5/2} ^o	
1286.235	Fe VI	4s ⁴ P _{3/2}	4p ⁴ D _{3/2} ^o	
1287.028	Fe VI	4s ⁴ F _{3/2}	4p ⁴ F _{3/2} ^o	
1291.437	Fe VI	4s ² D _{5/2}	4p ² F _{5/2} ^o	
1292.643	Fe VI	4s ⁴ P _{3/2}	4p ⁴ D _{1/2} ^o	
1294.549	Fe VI	4s ⁴ F _{9/2}	4p ⁴ F _{7/2} ^o	
1295.201	Fe VI	4s ⁴ F _{7/2}	4p ⁴ F _{5/2} ^o	
1295.817	Fe VI	4s ⁴ F _{5/2}	4p ⁴ F _{3/2} ^o	
1296.734	Fe VI	4s ² D _{3/2}	4p ² F _{5/2} ^o	
1296.872	Fe VI	4s ⁴ F _{5/2}	4p ⁴ G _{7/2} ^o	
1299.848	Fe VI	4s ⁴ P _{5/2}	4p ² F _{7/2} ^o	
1301.174	Fe VI	4s ² D _{5/2}	4p ² P _{3/2} ^o	
1301.800	Fe VI	4s ⁴ F _{9/2}	4p ⁴ G _{9/2} ^o	
1308.644	Fe VI	4s ⁴ F _{3/2}	4p ⁴ G _{5/2} ^o	
1309.910	Fe VI	4s ⁴ F _{7/2}	4p ⁴ G _{7/2} ^o	
1317.731	Fe VI	4s ⁴ F _{5/2}	4p ⁴ G _{5/2} ^o	
1324.286	Fe VI	4s ² F _{5/2}	4p ² D _{3/2} ^o	
1329.177	Fe VI	4s ² F _{7/2}	4p ² D _{5/2} ^o	
1330.971	Fe VI	4s ² F _{5/2}	4p ⁴ D _{5/2} ^o	
1336.839	Fe VI	4s ⁴ P _{5/2}	4p ² P _{3/2} ^o	
1337.692	Fe VI	4s ² D _{5/2}	4p ⁴ S _{3/2} ^o	
1337.793	Fe VI	4s ² F _{7/2}	4p ⁴ D _{7/2} ^o	
1361.817	Fe VI	4s ² F _{5/2}	4p ² F _{5/2} ^o	

Table A.5. Nickel lines identified in the HST/COS spectra of WD 0111+002 and PG 0109+111.

Wavelength / Å	Ion	Transition		Comment
		low	up	
1357.064	Ni iv	4s ⁶ D _{9/5}	4p ⁶ P _{7/2} ^o	weak
1231.875	Ni v	4s ³ D ₃	4p ³ P ₂ ^o	weak
1232.524	Ni v	4s ⁵ G ₄	4p ⁵ F ₃ ^o	weak
1232.807	Ni v	4s ¹ H ₅	4p ¹ H ₅ ^o	weak
1232.964	Ni v	4s ³ D ₃	4p ³ F ₄ ^o	weak
1233.257	Ni v	4s ⁵ F ₅	4p ⁵ F ₅ ^o	weak
1233.312	Ni v	4s ⁵ G ₃	4p ⁵ F ₂ ^o	weak
1235.831	Ni v	4s ¹ I ₆	4p ⁵ G ₆ ^o	weak
1242.043	Ni v	4s ¹ D ₂	4p ³ G ₃ ^o	
1244.174 ^a	Ni v	4s ⁷ S ₃	4p ⁷ P ₄ ^o	
1245.020	Ni v	4s ¹ F ₃	4p ³ F ₃ ^o	weak
1245.074	Ni v	4s ³ G ₄	4p ³ F ₄ ^o	weak
1245.203	Ni v	4s ³ D ₂	4p ³ F ₃ ^o	weak
1249.522	Ni v	4s ⁵ G ₅	4p ⁵ F ₄ ^o	
1250.033	Ni v	4s ⁵ G ₄	4p ⁵ F ₄ ^o	weak
1251.812 ^a	Ni v	4s ³ G ₅	4p ³ G ₅ ^o	
1252.183 ^a	Ni v	4s ⁵ G ₆	4p ⁵ F ₅ ^o	
1253.980	Ni v	4s ³ G ₃	4p ³ G ₃ ^o	
1257.626 ^a	Ni v	4s ⁵ G ₅	4p ⁵ H ₆ ^o	
1261.327	Ni v	4s ³ F ₄	4p ³ G ₅ ^o	
1261.760	Ni v	4s ⁵ D ₄	4p ⁵ F ₃ ^o	
1264.501 ^a	Ni v	4s ⁷ S ₃	4p ⁷ P ₃ ^o	
1265.671 ^b	Ni v	4s ³ H ₆	4p ³ I ₇ ^o	blend with unid.
1265.725 ^b	Ni v	4s ⁵ F ₃	4p ⁵ G ₄ ^o	blend with unid.
1266.408 ^a	Ni v	4s ⁵ G ₄	4p ⁵ H ₅ ^o	
1270.677	Ni v	4s ³ I ₇	4p ³ K ₈ ^o	
1273.204	Ni v	4s ⁵ G ₃	4p ⁵ H ₄ ^o	
1273.827	Ni v	4s ⁵ P ₂	4p ⁵ P ₃ ^o	weak
1276.428 ^a	Ni v	4s ⁵ D ₃	4p ⁵ F ₄ ^o	
1276.958 ^a	Ni v	4s ⁷ S ₃	4p ⁷ P ₂ ^o	
1279.325	Ni v	4s ⁵ P ₃	4p ⁵ D ₄ ^o	weak
1279.720	Ni v	4s ⁵ G ₂	4p ⁵ H ₃ ^o	
1280.138	Ni v	4s ³ H ₄	4p ³ I ₅ ^o	weak
1282.201	Ni v	4s ³ I ₆	4p ³ I ₆ ^o	weak
1282.270	Ni v	4s ³ I ₅	4p ³ I ₆ ^o	weak
1282.724	Ni v	4s ³ I ₇	4p ³ I ₆ ^o	weak
1287.553	Ni v	4s ³ D ₃	4p ³ F ₄ ^o	weak
1287.628	Ni v	4s ¹ D ₂	4p ¹ F ₃ ^o	weak
1287.808	Ni v	4s ⁵ D ₁	4p ⁵ F ₂ ^o	weak
1300.979	Ni v	4s ⁵ S ₂	4p ⁵ P ₂ ^o	
1304.870	Ni v	4s ³ I ₅	4p ³ I ₅ ^o	
1305.696	Ni v	4s ³ I ₆	4p ³ K ₇ ^o	weak
1306.238	Ni v	4s ³ I ₇	4p ³ K ₇ ^o	weak
1306.624	Ni v	4s ⁵ G ₆	4p ⁵ G ₆ ^o	
1307.603	Ni v	4s ⁵ S ₂	4p ⁵ P ₂ ^o	
1311.106	Ni v	4s ⁵ G ₅	4p ⁵ G ₅ ^o	
1312.718 ^a	Ni v	4s ³ I ₅	4p ³ K ₆ ^o	
1313.280	Ni v	4s ⁵ G ₄	4p ⁵ G ₄ ^o	
1314.330 ^a	Ni v	4s ⁵ G ₃	4p ⁵ G ₃ ^o	
1314.349	Ni v	4s ¹ H ₅	4p ¹ I ₆ ^o	
1314.682	Ni v	4s ⁵ G ₂	4p ⁵ G ₂ ^o	weak
1317.447	Ni v	4s ¹ I ₆	4p ¹ K ₇ ^o	
1318.327	Ni v	4s ³ D ₂	4p ³ F ₃ ^o	weak
1318.515 ^a	Ni v	4s ⁵ S ₂	4p ⁵ P ₃ ^o	
1323.562	Ni v	4s ³ H ₆	4p ³ H ₆ ^o	weak
1323.977	Ni v	4s ³ G ₃	4p ³ H ₄ ^o	
1329.358 ^a	Ni v	4s ³ G ₄	4p ³ H ₅ ^o	
1336.136 ^a	Ni v	4s ³ G ₅	4p ³ H ₆ ^o	
1347.720	Ni v	4s ³ G ₄	4p ³ F ₃ ^o	weak

Notes. ^(a) Also seen in PG 0109+111. ^(b) Only seen in PG 0109+111.

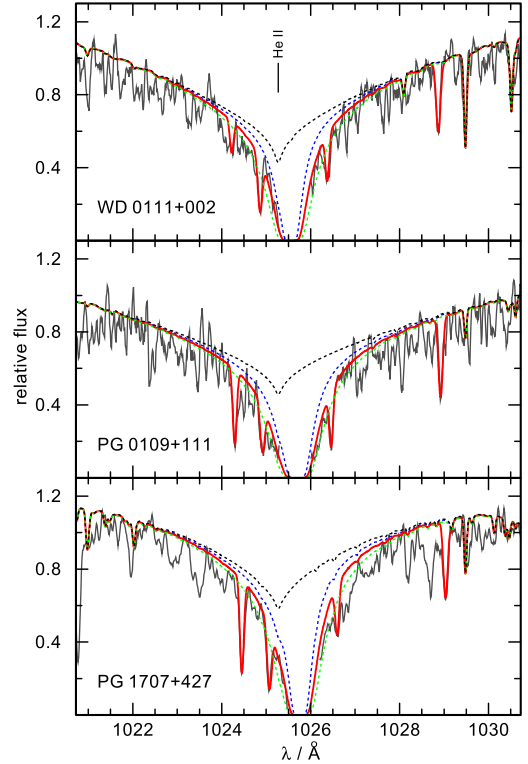


Fig. A.1. Synthetic spectra around Ly β from our final models (black, dashed graphs) for the program stars compared with the FUSE observations (black). Red graphs: interstellar absorption with neutral hydrogen column densities as given in Sect. 3.2 applied. The adjacent dashed graphs indicate the error limits.

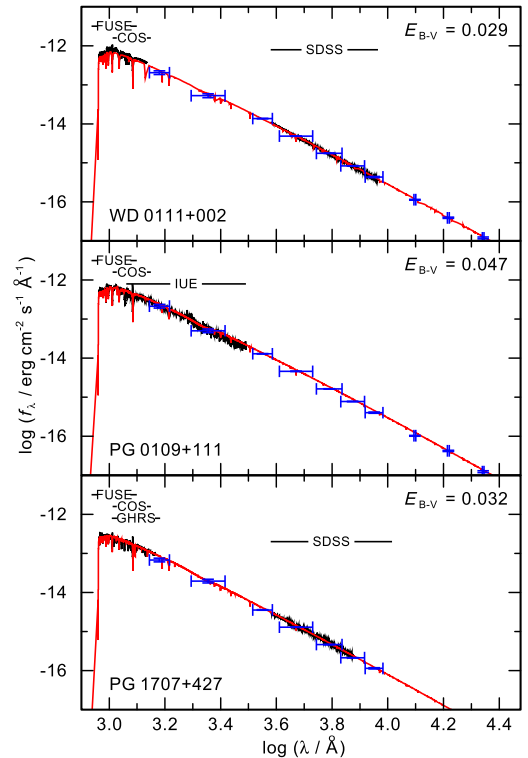


Fig. A.2. Spectral energy distribution of our program stars compared to the final, reddened models (red graphs). Models of WD 0111+002, and PG 0109+111 were normalized to the 2MASS H magnitude and that of PG 1707+427 to the SDSS z magnitude. Magnitudes from GALEX, SDSS, and 2MASS are plotted in blue with their error bars.

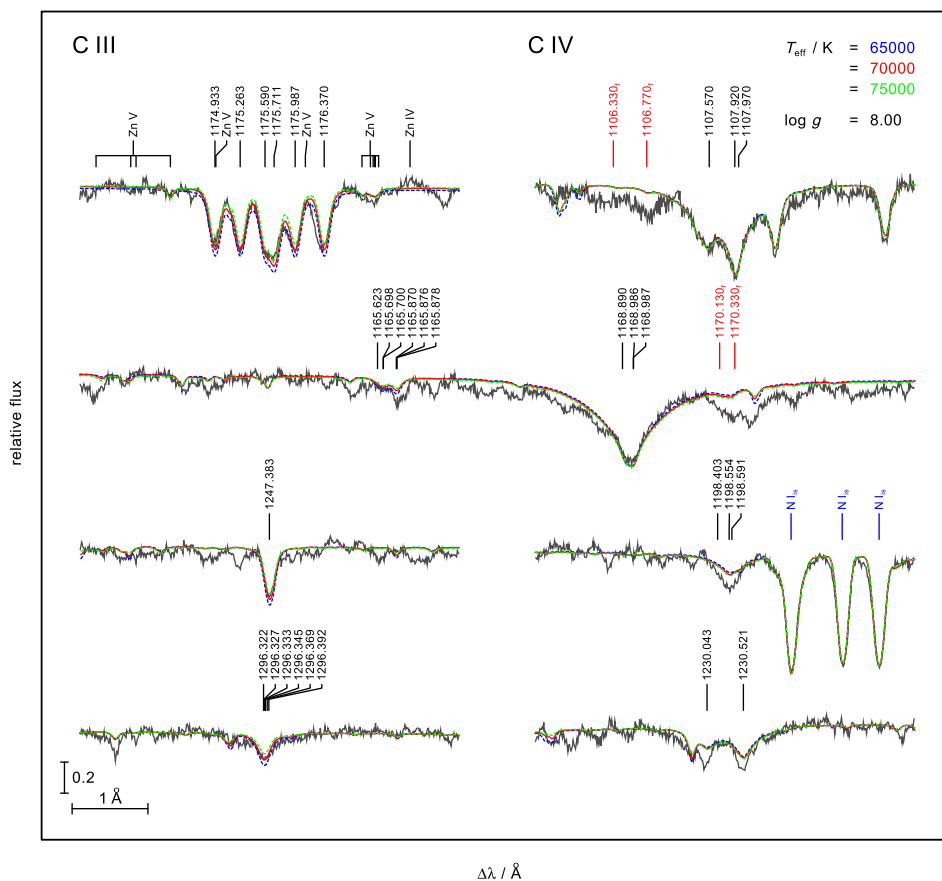


Fig. A.3. Like Fig. 2, but for PG 0109+111.

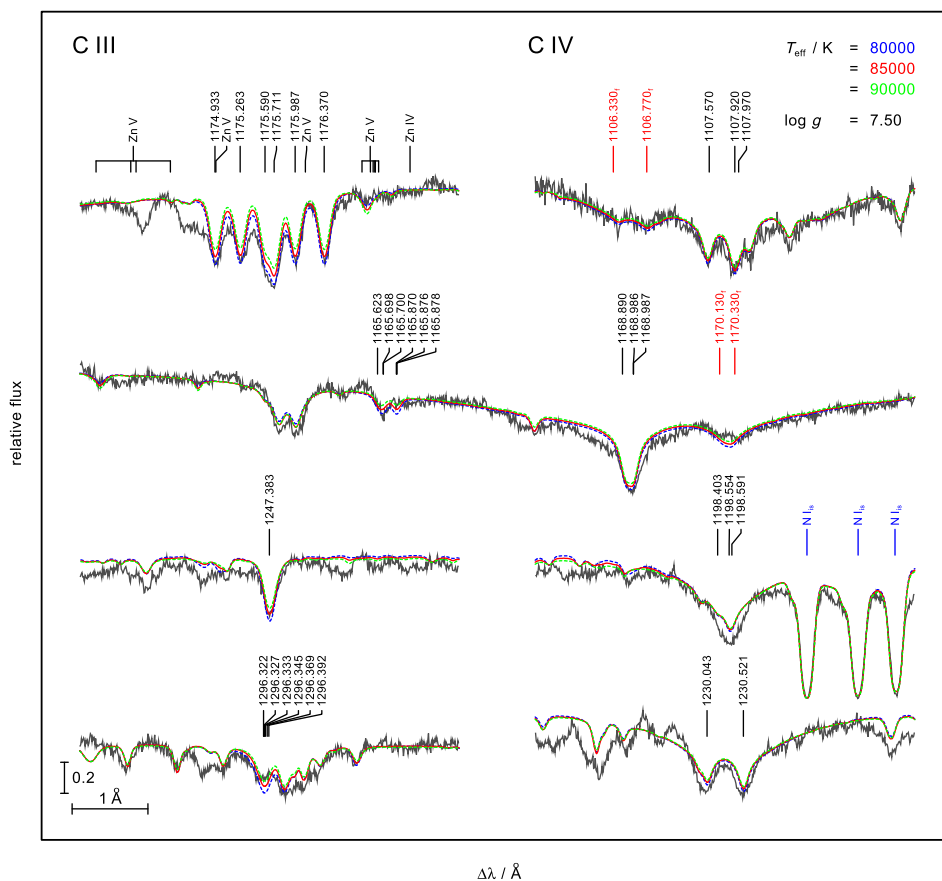


Fig. A.4. Like Fig. 2, but for PG 1707+427.

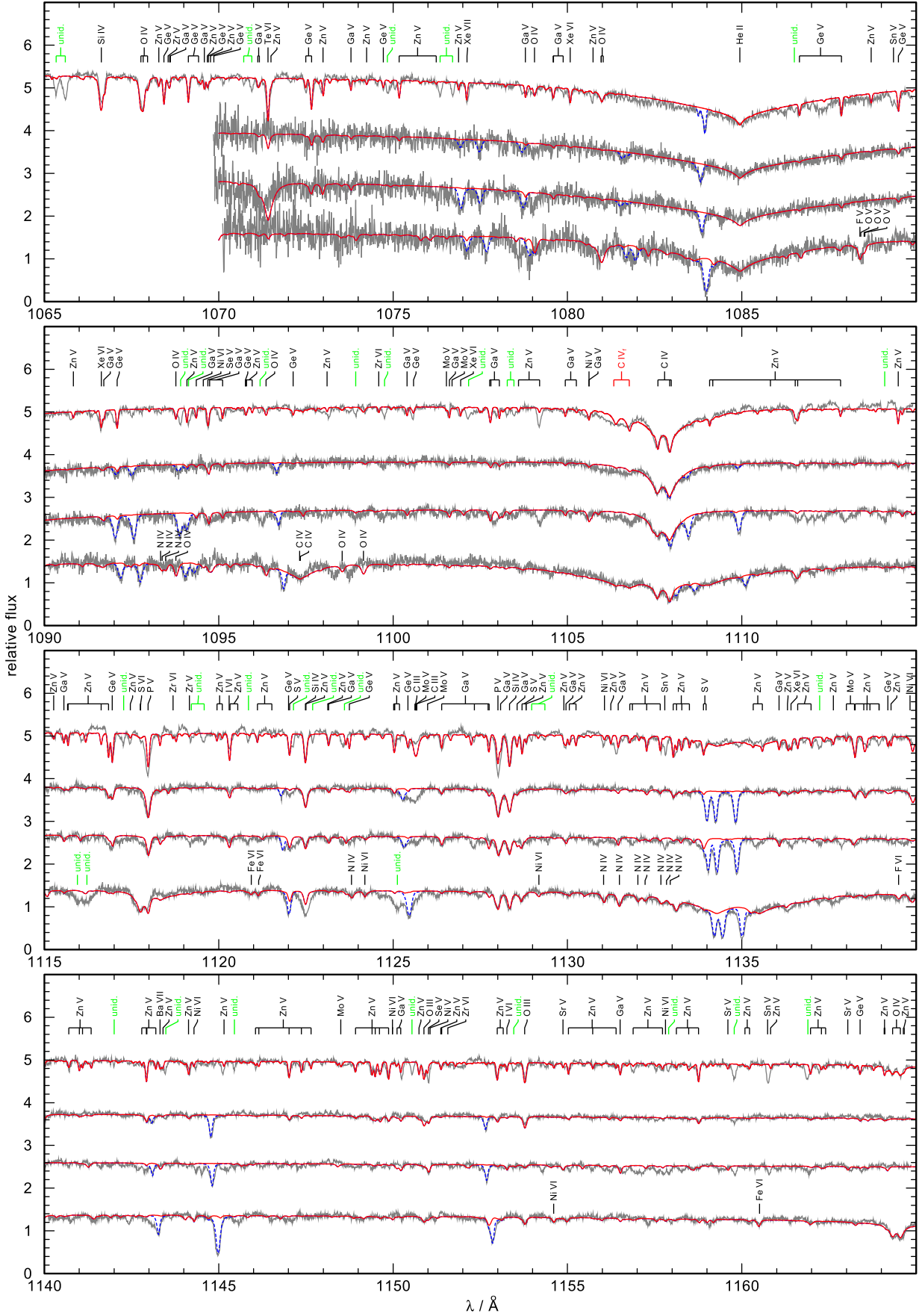


Fig. A.5. Complete HST/COS spectra of our three program stars (three bottom spectra in each panel) together with the HST/STIS spectrum of the comparison DO star RE 0503–289 (top spectrum). Overplotted (red graphs) are our final models and the final model for RE 0503–289 from Rauch et al. (2017b). Blue dashed graphs indicate ISM lines.

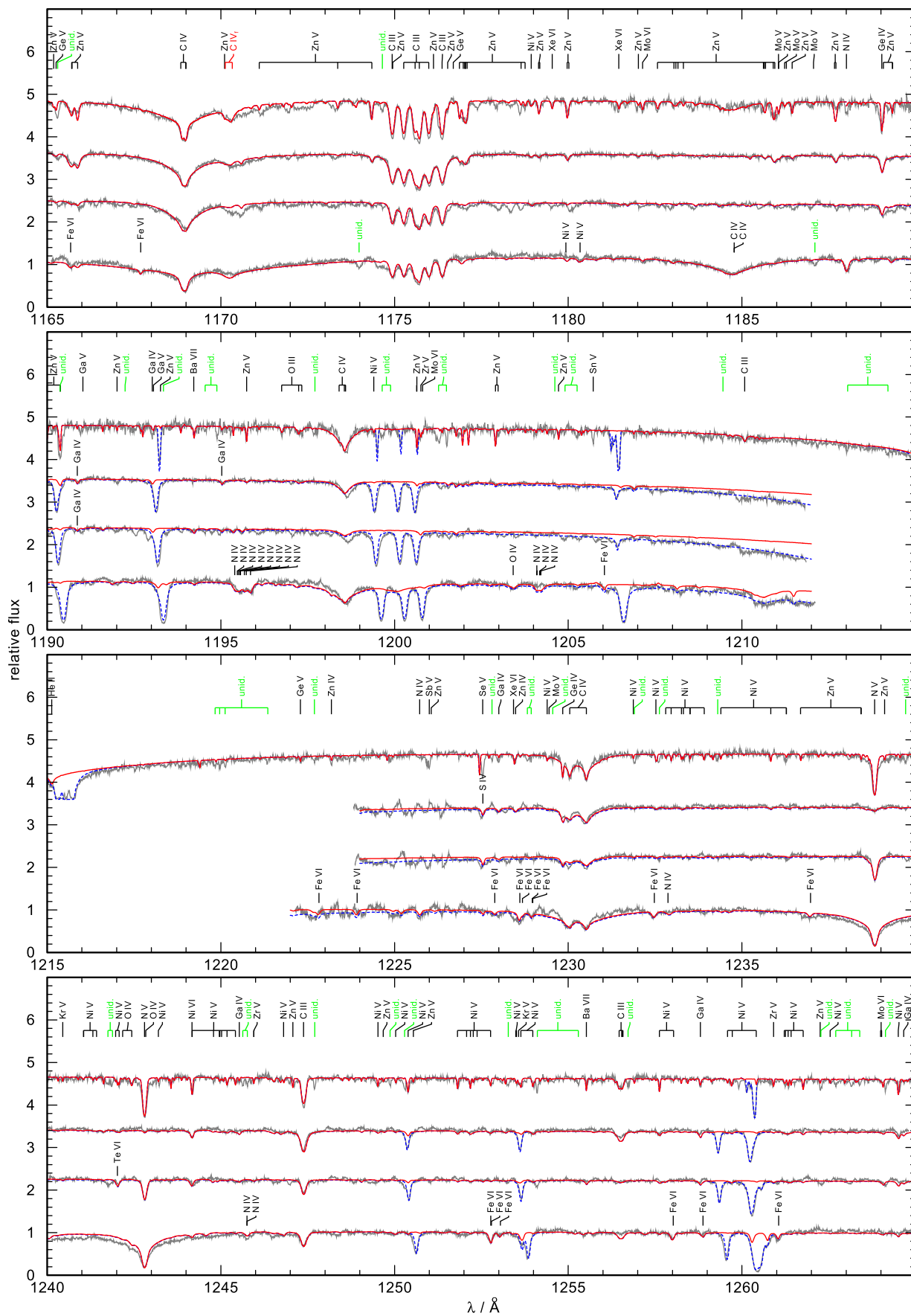


Fig. A.5. continued.

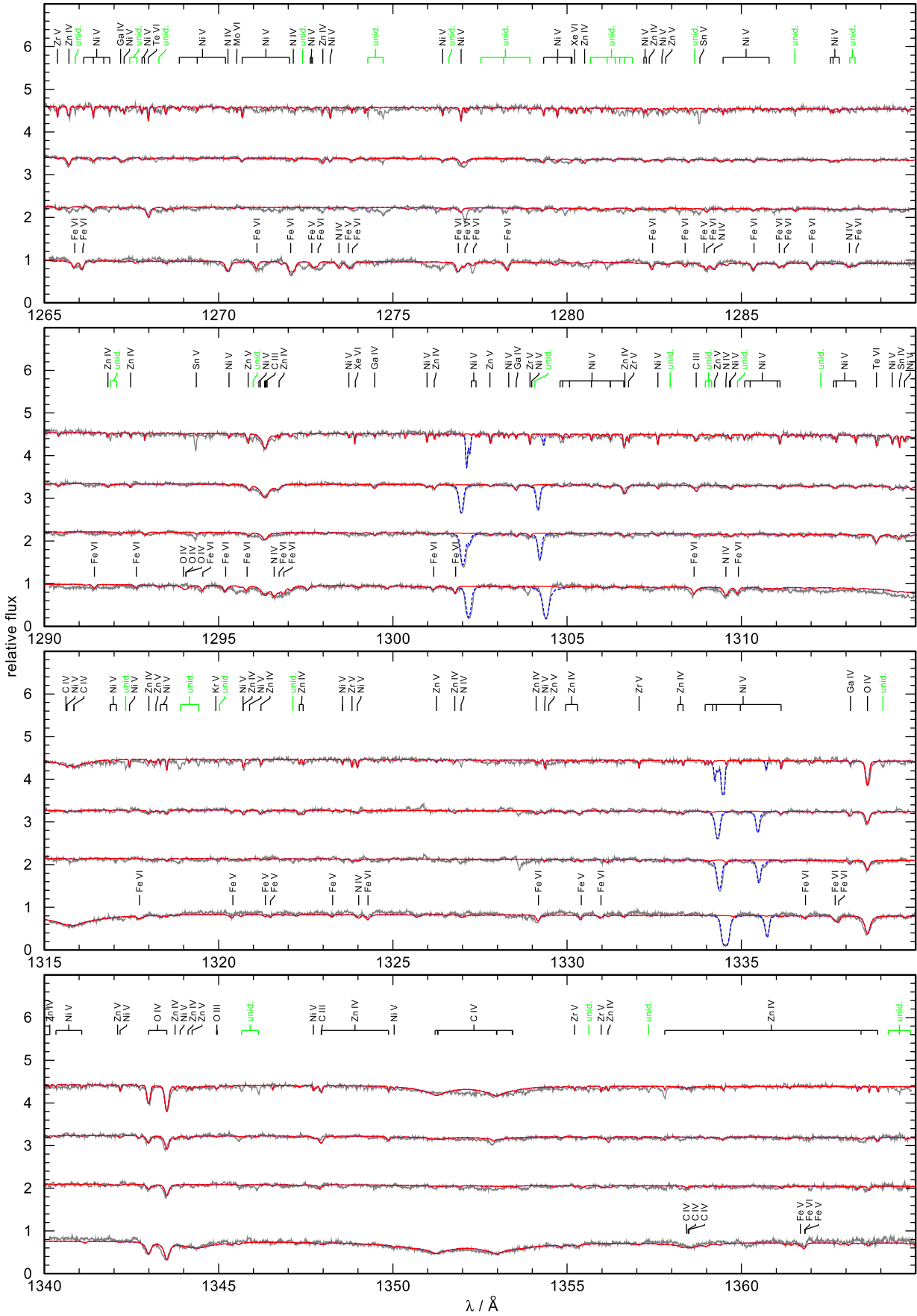


Fig. A.5. continued.

6 Ergebnisse

6.1 Die komplette spektrale Energieverteilung von RE 0503-289

Aufbauend auf den Arbeiten von Rauch et al. (2012–2017c) wurden zunächst alle bereits identifizierten Linien zusammengetragen und zur weiteren Analyse in eine umfangreiche Linienliste eingetragen. Neben der Vervollständigung mit weiteren Atomdaten wie dem unteren und oberen Energieniveau des entsprechenden Übergangs, wurde auch bei allen Übergängen, bei denen es möglich war, die Äquivalentbreite und die Laborwellenlänge bestimmt. Darüber hinaus wurden mithilfe des neuesten synthetischen Spektrums weitere Linien identifiziert und die Linienliste in dem entsprechenden Wellenlängenbereich mit möglichst allen bislang noch nicht identifizierten Linien erweitert, was eine große Erleichterung zukünftiger Arbeiten in diesem Forschungsgebiet darstellen sollte. Eine zum damaligen Zeitpunkt vollständige Linienliste findet sich in Hoyer et al. (2017b)¹. Eine Übersicht über die Statistik der aktuellen Linienliste ist in Tabelle 6.1 zusammengefasst. Diese wurde noch um die neuesten Ergebnisse von Rauch et al. (2017c) erweitert.

Tabelle 6.1: Statistik über die identifizierten und nicht identifizierten Linien in den beobachteten Spektren. Der Wert in der Klammer gibt die neu identifizierten Linien während dieser Arbeit an. Die letzten beiden Spalten geben die Anzahl der Linien an, die zur Berechnung der Äquivalentbreite W_λ und der Radialgeschwindigkeit v_{rad} verwendet wurden.

Wellenlängen- bereich	Linienzahl			W_λ	v_{rad}
	Gesamt	identifiziert	nicht identifiziert		
EUV ^a	74	74(35)	0	0	0
FUV ^b	632	557(71)	75	148	101
NUV ^c	801	600(135)	201	245	106
optisch ^d	83	83(69)	0	5	5
NIR ^e	2	2(0)	0	0	0

Anmerkungen: ^(a) $70 \text{ \AA} < \lambda < 760 \text{ \AA}$; ^(b) $910 \text{ \AA} < \lambda < 1190 \text{ \AA}$; ^(c) $1144 \text{ \AA} < \lambda < 3073 \text{ \AA}$; ^(d) $3290 \text{ \AA} < \lambda < 4524 \text{ \AA}$, $4604 \text{ \AA} < \lambda < 5609 \text{ \AA}$, $5673 \text{ \AA} < \lambda < 6641 \text{ \AA}$; ^(e) $9500 \text{ \AA} < \lambda < 13420 \text{ \AA}$

Um das synthetische Spektrum möglichst gut mit der Beobachtung abgleichen zu können, ist ein genauer Wert der Radialgeschwindigkeit v_{rad} zwingend erforderlich. Sowohl für den FUSE-Bereich als auch für den HST/STIS-Bereich stehen hierfür über 100 Linien zur Verfügung. Berechnet man die Radialgeschwindigkeit für die einzelnen Bereiche einzeln, so erhält man $v_{\text{rad}}^{\text{FUSE}} = 25.5 \pm 4.1 \text{ km s}^{-1}$ und $v_{\text{rad}}^{\text{STIS}} = 26.1 \pm 3.6 \text{ km s}^{-1}$. Gewichtet man beide Werte gleich, so erhält man eine durchschnittliche Radialgeschwindigkeit von $v_{\text{rad}} = 25.8_{-4.4}^{+3.9} \text{ km s}^{-1}$.

Mithilfe der spektroskopischen Parameter T_{eff} und $\log g$ lassen sich unter Hinzunahme von

¹<http://cdsarc.u-strasbg.fr/viz-bin/qcat?J/A+A/598/A135>

Sternentwicklungsmodellen Aussagen über die Masse des Sterns treffen. Kennt man diese, kann man seinen Radius R berechnen und mit diesem die Gravitationsrotverschiebung z bestimmen. Für diesen Anwendungsfall entstand im Rahmen dieser Arbeit die neue GAVO Anwendung TGRED (Kap. 3.2). Für RE 0503–289 ergibt sich hieraus eine Gravitationsrotverschiebung von $v_{\text{rad}}^{\text{red}} = 15.5_{-1.5}^{+1.8} \text{ km s}^{-1}$, was schließlich in einer Radialgeschwindigkeit des Sterns von $v_{\text{rad}}^{\text{star}} = 10.3_{-6.2}^{+5.4} \text{ km s}^{-1}$ resultiert.

Durch die Analyse der EUV-Spektren konnte die Extinktion zu $E_{\text{B-V}} = 0.00026 \pm 0.00003$ bestimmt werden. Interessanterweise ist dieser Wert deutlich geringer als der ermittelte Wert von Rauch et al. (2016b, $E_{\text{B-V}} = 0.015 \pm 0.002$). Allerdings waren Rauch et al. (2016b) in der Lage, mithilfe der Ly- β -Linie die Wasserstoffsäulendichte $n_{\text{H I}}$ zu bestimmen. Wendet man diese auf das empirisch gefundene galaktische Rötungsgesetz von Groenewegen & Lamers (1989)

$$\log \left(\frac{n_{\text{H I}}}{E_{\text{B-V}}} \right) = 21.58 \pm 0.10 \quad (6.1)$$

an, so erhält man eine Extinktion von $E_{\text{B-V}} = 0.00039_{-0.00012}^{+0.00017}$, welche im Rahmen der Messungengenauigkeit mit dem Wert aus Hoyer et al. (2017b) gut übereinstimmt.

Das EUV-Problem konnte nicht gelöst werden. Im Gegensatz zu den damals verwendeten Modellen von Werner et al. (2001), beinhalten die aktuellen jedoch mehr schwere Elemente, was zu einer deutlichen Zunahme der Hintergrundopazität führt. Aus diesem Grund gelang es Hoyer et al. (2017b) die Abweichung, im Vergleich zur damaligen Arbeit, um den Faktor 2 zu reduzieren. Durch eine künstliche Erhöhung der Elementhäufigkeit von Ni, um den Faktor 200, kann die Beobachtung reproduziert werden. Dies bestätigt die Vermutung vorangegangener Arbeiten, dass zur Lösung des EUV-Problems detaillierte Atomdaten weiterer Transeisenruppenelemente zwingend erforderlich sind.

Barstow et al. (1993) klassifizierten RE 0503–289 als heißen DO WD. Durch das Auftreten der starken PG 1159-Absorption rund um He II λ 4685.80 Å käme aber auch eine Klassifizierung als PG 1159-Stern in Betracht. Allerdings wäre seine Kohlenstoffhäufigkeit, welche ein entscheidendes Merkmal innerhalb der PG 1159-Klasse ist, am geringsten. Seiner Position nach befindet er sich gerade am PG 1159-Windlimit (Kap. 1.5). Dieses Limit stellt aber keine harte Grenze dar, sondern ist ein fließender Übergang von einer Klassifizierung in die nächste. Diese Aussage wird durch die stark erhöhten Häufigkeiten der schweren Elemente unterstützt, da diese ein Hinweis dafür sein könnten, dass der radiativer Strahlungsauftrieb nach wie vor sehr effizient ist. Aufgrund seiner Oberflächenschwerebeschleunigung von $\log g > 7.0$ ist seine formale Klassifizierung als DO WD aber korrekt.

Um die analysierten Daten in einem grafischen Format öffentlich zur Verfügung zu stellen, wurde neben der neuen GAVO Anwendung TGRED auch TVIS (Kap. 3.7) für diese Arbeit entwickelt. Mithilfe von TVIS konnten mit Ausnahme des nahen Infrarot-Bereichs (NIR), der für die Analyse der Transeisenruppenelemente in dieser Arbeit nur eine untergeordnete Rolle spielt, alle analysierten Spektren über die Webseite <http://astro.uni-tuebingen.de/~TVIS/objects/RE0503-289/> zugänglich gemacht werden.

6.2 Erstentdeckung verbotener Kohlenstofflinien

Unter verbotenen Übergängen versteht man nach der Auswahlregel der Quantenmechanik für eine elektrische Dipolstrahlung all jene Übergänge, deren Drehimpulsquantenzahl sich mit $\Delta l \neq \pm 1$ ändert. Darüber hinaus bezeichnet man auch Übergänge magnetischer Dipole, elektrischer Quadropole oder höherer Multipole als verboten, wenn diese nur sehr selten auftreten können. Solche speziellen Übergänge treten beispielsweise in planetarischen Nebeln (Bowen 1927) und als heliumähnliches Triplet in Röntgenspektren der Sonnenkorona (Gabriel & Jordan 1969) auf. Im Gegensatz zu den hier genannten Beispielen spielen bei den hier untersuchten Übergängen keine geringen Teilchendichten und metastabile Zustände eine entscheidende Rolle. Vielmehr herrschen in WDs hohe Dichten vor. Das bekannteste Beispiel solcher verbotenen Übergänge stellen die Linien des neutralen Heliums in optischen Spektren von WDs dar (z.B. Liebert et al. 1976, Beauchamp et al. 1995), welche zuerst von Struve (1929) in B-Sternen entdeckt wurden. Die hier untersuchten Kohlenstofflinien $3p-4f$ ($\Delta l = 2$) im blauen Flügel des $3p-4d$ Übergangs sowie $3d-4d$ ($\Delta l = 0$) im roten Flügel des $3d-4f$ Übergangs wurden zuerst von Boettcher et al. (1987) im Labor nachgewiesen. In unseren astrophysikalischen Objekten sind diese aufgrund des Stark-Effekts verbreitert (Abb. 6.1).

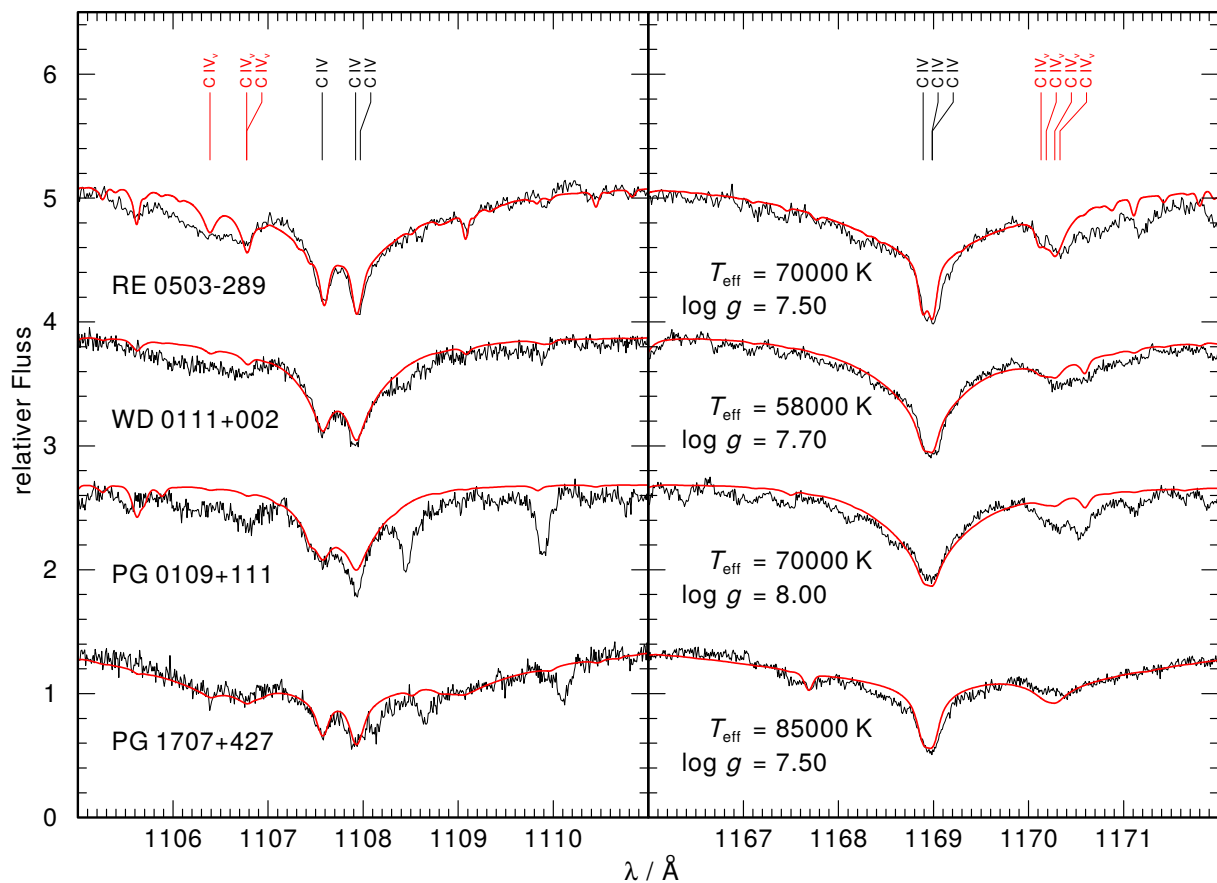


Abbildung 6.1: Verbotene C IV-Linien (rot gekennzeichnet) in RE 0503–289, WD 0111+002, PG 0109+111 und PG 1707+427.

Ein großes Problem bei der hier durchgeführten Analyse stellten die nicht vorhandenen Atomdaten dar. So wurden die Wellenlängen von NIST übernommen und die Oszillatorenstärken mit Cowan's atomic structure Code (Cowan 1981) berechnet. Da für die Linien bisher keine detaillierten Verbreiterungstabellen existieren, wurden diese deshalb vorläufig mit einem genäherten Linienprofil berechnet, das nur den linearen Stark-Effekt berücksichtigt.

6.3 Transeisengruppenelemente in heißen non-DA WDs

Neben den bereits erwähnten neuen HST/COS-Spektren verwendeten [Hoyer et al. \(2018\)](#) für ihre Analyse noch weitere Spektren. So kamen insbesondere für die Bestimmung einzelner Elementhäufigkeiten auch FUSE-Spektren zum Einsatz. Die verwendeten Datensätze wurden hierbei dem Barbara A. Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST²) entnommen. Für die Bestimmung der Oberflächenschwerebeschleunigung kamen optische Spektren zum Einsatz. Für WD 0111+002 und PG 1707+427 verwendeten sie hierbei Spektren des Sloan Digital Sky Survey (SDSS³) sowie Spektren für PG 0109+111 von [Dreizler & Werner \(1996\)](#) und für PG 1707+427 von [Werner et al. \(1991\)](#). Eine Besonderheit ergab sich noch bei der Analyse der verwendeten HST/COS-Spektren. Laut dem COS Instrument Science Report 2009-01(v1)⁴ weicht deren Linienverbreiterungsfunktion („Line Spread Function“, LSF) von der Form einer Gaußkurve ab, weswegen alle synthetischen Spektren für den Vergleich mit diesen Spektren mit der korrekten LSF gefaltet wurden.

Um die synthetischen Spektren mit der Beobachtung vergleichen zu können, mussten zunächst für alle drei Programmsterne ihre jeweiligen Radialgeschwindigkeiten v_{rad} bestimmt werden. Für WD 0111+002 und PG 0109+111 standen hierfür im HST/COS-Bereich jeweils 11 Linien und für PG 1707+427 32 Linien zur Verfügung. Aus den gemessenen Werten ließ sich hieraus eine gemittelte Radialgeschwindigkeit von $v_{\text{rad}} = 44.8 \pm 5.4 \text{ km s}^{-1}$ (WD 0111+002), $v_{\text{rad}} = 37.2 \pm 4.7 \text{ km s}^{-1}$ (PG 0109+111) und $v_{\text{rad}} = -33.8 \pm 5.9 \text{ km s}^{-1}$ (PG 1707+427) berechnen. Hierbei stimmt der gefundene Wert von WD 0111+002 unter Berücksichtigung der Fehlergrenzen gerade noch mit dem Wert von [Dreizler \(1999\)](#) überein, der für die Bestimmung einige Linien im UV-Spektrum des Hubble Space Telescope/Goddard High-Resolution Spectrograph (HST/GHRS) vermessen hatte.

Neben der Radialgeschwindigkeit war es [Hoyer et al. \(2018\)](#) auch möglich, die interstellare Wasserstoffsäulendichte $n_{\text{H I}}$ über die Ly- β -Linie für die drei Programmsterne zu bestimmen. Diese beträgt für WD 0111+002 $1.1^{+0.8}_{-0.6} \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$, für PG 0109+111 $1.8^{+0.8}_{-0.8} \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ und für PG 1707+427 $1.2^{+0.8}_{-0.6} \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$. Der gefundene Wert für PG 1707+427 liegt hierbei innerhalb der Fehlergrenzen von [Dreizler & Heber \(1998, \$1.5 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}\$ \)](#), welche für die Bestimmung die Ly- α -Linie des HST/GHRS-Spektrums verwendet hatten. Mithilfe des empirisch gefundenen galaktischen Rötungsgesetz von [Groenewegen & Lamers \(1989, Gl. 6.1\)](#) lassen sich die ermittelten Säulendichten in die dazugehörige Extinktion $E_{\text{B-V}}$ konvertieren. Für die drei Programmsterne erhält man hierbei $E_{\text{B-V}} = 0.029^{+0.034}_{-0.018}$ für WD 0111+002, $E_{\text{B-V}} = 0.047^{+0.039}_{-0.026}$ für PG 0109+111 und $E_{\text{B-V}} = 0.032^{+0.035}_{-0.019}$ für PG 1707+427. Für eine weitere Verbesserung wäre es notwendig, die Werte (einschließlich ihrer Fehlergrenzen) von WD 0111+002 und PG 1707+427 geringfügig zu reduzieren. Trotzdem stimmt der Wert von PG 1707+427 innerhalb der Fehlergrenzen mit dem gefundenen Wert von [Dreizler & Heber \(1998, 0.02\)](#) gut überein.

Vergleicht man die synthetischen Spektren mit den beobachteten HST/COS-Spektren der Programmsterne, so fällt auf, dass sich dort noch viele nicht identifizierte photosphärische Linien befinden. Insbesondere solche, die sowohl im Spektrum des Referenzsterns RE 0503–289 als auch im Spektrum eines Programmsterns zu sehen sind, sind gute Kandidaten dafür, von einem Transeisengruppenelement zu stammen. Allein in dem Spektrum von PG 0109+111 wurden hierbei 33 Linien gefunden. Eine genaue Analyse kann aber aufgrund fehlender Atomdaten noch nicht durchgeführt werden und das zeigt, wie überaus wichtig eine umfangreiche Atomdatenbank aller Elemente ist.

Für die Berechnung der chemisch homogenen NLTE-Sternatmosphären wurde das Programm TMAP (Kap. 2) des IAAT verwendet. Die für die Berechnung zugrunde liegenden Atomdaten der

²<https://archive.stsci.edu/>

³<https://www.sdss.org/>

⁴http://www.stsci.edu/hst/cos/documents/isrs/ISR2009_01.pdf

leichten Elemente einschließlich As und Sn wurden hierfür aus TMAD (Kap. 3.5) entnommen. Die Erzeugung der Atomdaten der Eisengruppen-elemente Fe und Ni erfolgte über die Linienlisten von Kurucz (Kurucz 1991, 2009, 2011) mittels IrOnIc (Kap. 3.3). Motiviert von den Ergebnissen des DO WD RE 0503–289 wurden Atomdaten weiterer Transeisengruppen-elemente berechnet⁵ und über den Tübingen Oscillator Strengths Service (TOSS⁶) der Allgemeinheit zur Verfügung gestellt. Mit diesen können nun nach demselben Verfahren, welches bereits für die Elemente der Eisengruppe zum Einsatz kam, die Atomdaten für TMAP erzeugt werden.

Nach der Berechnung der Sternatmosphärenmodelle wurden zunächst die spektroskopischen Parameter T_{eff} und $\log g$ bestimmt. Für die Bestimmung von T_{eff} wurde hierfür das Ionisationsgleichgewicht verschiedener C III/C IV-Linien verwendet. Die Bestimmung von $\log g$ erfolgte über die He II Pickering-Serie. Ionisationsgleichgewichte weiterer Elemente, die jedoch nicht alle in allen Programmsternen auftreten, bestätigen die gefundenen Ergebnisse.

Für WD 0111+002 wurde $T_{\text{eff}} = 58000 \pm 5000$ K und $\log g = 7.7 \pm 0.3$ gefunden, die sich in guter Übereinstimmung mit den gefundenen Werten von Dreizler & Werner (1996, $T_{\text{eff}} = 65000$ K, $\log g = 7.8$) befinden, denen für ihre Analyse lediglich optische Spektren zur Verfügung standen. Im Falle von PG 0109+111 fanden Hoyer et al. (2018) $T_{\text{eff}} = 70000 \pm 5000$ K und $\log g = 8.0 \pm 0.3$. Vergleicht man die gefundene Effektivtemperatur mit früheren Ergebnissen ($T_{\text{eff}} = 110000$ K, $\log g = 8.0$, Dreizler & Werner 1996), so fällt auf, dass sie jetzt signifikant kleiner ist. Allerdings merkten die damaligen Autoren bereits an, dass die gefundenen schwachen He I-Linien nicht kompatibel mit einer so hohen Effektivtemperatur sind. Für PG 1707+427 bestätigen sich die gefundenen Werte ($T_{\text{eff}} = 85000 \pm 5000$ K, $\log g = 7.5 \pm 0.3$) vorangegangener Arbeiten (vgl. Werner et al. 2015).

Kern dieser Analyse war die Häufigkeitsbestimmung der Transeisengruppen-elemente mittels detaillierter Anpassung des Linienprofils an die Beobachtung. Waren keine Linien des entsprechenden Elements im untersuchten Wellenlängenbereich vorhanden, wurde eine obere Grenze für die Häufigkeit bestimmt. Hierfür wurde die entsprechende Elementhäufigkeit so lange reduziert, bis die dazugehörigen Linien im synthetischen Spektrum hinsichtlich des S/N der Beobachtung nicht mehr zu detektieren waren. Auf diese Weise wurden insgesamt 24 Elemente untersucht. Neben He waren dies die leichten Metalle C, N, O, F, Si, P und S, die Elemente der Eisengruppe Fe und Ni sowie die Elemente der Transeisengruppe Zn, Ga, Ge, As, Se, Kr, Sr, Zr, Mo, Sn, Te, I, Xe und Ba. Das Ergebnis dieser Analyse ist in Abbildung 6.2 zu sehen.

Als Besonderheit wurden hierbei in allen Programmsternen mehrere Linien von Elementen der Eisengruppe identifiziert. Für WD 0111+002 waren dies eine Ni IV-Linie und 55 Ni V-Linien. Für PG 0109+111 15 Ni V-Linien und für PG 1707+427 12 Fe V-Linien und 57 Fe VI-Linien. Aufgrund seiner geringeren Effektivtemperatur zeigen die Spektren von WD 0111+002 auch mehrere Zn IV-Linien, während in PG 0109+111 insgesamt fünf Sn V-Linien zu sehen sind, die jedoch aufgrund von fehlenden Oszillatorenstärken nicht ausgewertet werden konnten. Besonders erwähnenswert ist auch, dass Te mit einer Häufigkeit von 6.2×10^{-3} (in Massenbruchteilen) das von der Masse her häufigste Metall in der Photosphäre von PG 0109+111 ist (vgl. $C = 1.5 \times 10^{-3}$).

Für alle drei Programmsterne gelang es, die spektroskopischen Parameter deutlich zu verbessern bzw. zu bestätigen. Für die beiden heißen DO WDs gelang eine Häufigkeitsbestimmung vieler Elemente der Transeisengruppe (fünf für WD 0111+002 und acht für PG 0109+111). Mit Ausnahme von Te für PG 0109+111 liegen die gefundenen Werte um ± 1 dex in einem ähnlichen Bereich wie die Werte, die für den DO WD RE 0503–289 gefunden wurden. Allerdings war es bei diesem möglich, 14 Elemente der Transeisengruppe zu detektieren, was darauf hinweist, dass der Strahlungsauftrieb von RE 0503–289 im Vergleich zu den anderen beiden DO WDs am effizientesten ist. Eine mögliche Erklärung könnte hierfür sein, dass PG 0109+111 mit $\log g = 8.0 \pm 0.3$ eine höhere Oberflächenschwerebeschleunigung aufweist und WD 0111+002

⁵Für Literaturhinweise siehe Tabelle A.2 in Hoyer et al. (2018)

⁶<http://dc.g-vo.org/TOSS>

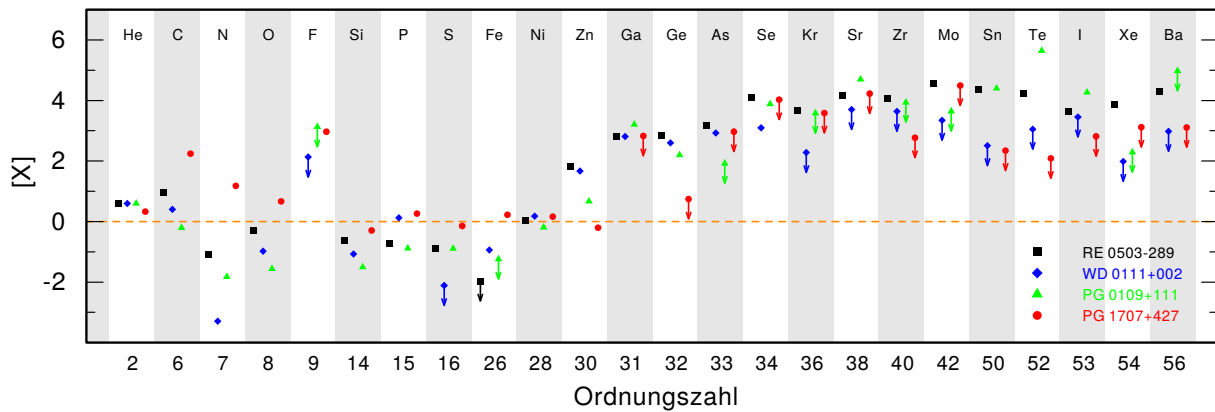


Abbildung 6.2: Photosphärische Elementhäufigkeiten von RE 0503–289 (schwarze Quadrate), WD 0111+002 (blaue Rauten), PG 0109+111 (grüne Dreiecke) und PG 1707+427 (rote Kreise) in Massenbruchteilen. Die Ungenauigkeiten liegen im allgemeinen bei etwa 0.3 dex und obere Grenzwerte wurden mit einem Pfeil markiert. $[X]$ beschreibt hierbei $\log(\text{Häufigkeit}/\text{solare Häufigkeit})$ des Elements X . Die orange, gestrichelte Linie gibt den solaren Wert wieder. Die Abbildung wurde modifiziert übernommen aus [Hoyer et al. \(2018\)](#).

mit $T_{\text{eff}} = 58000 \pm 5000$ bei einer minimal höheren Oberflächenschwerebeschleunigung von $\log g = 7.7 \pm 0.3$ deutlich kühler ist. Die leichten Metalle sind mit Ausnahme von P in den beiden untersuchten DO WDs weniger häufig als in RE 0503–289. Besonders erwähnenswert ist allerdings noch das Fe/Ni-Verhältnis. Dieses ist bei allen drei DO WDs $\text{Fe}/\text{Ni} < 1.6$ und damit deutlich geringer als das Verhältnis in unserer Sonne ($\text{Fe}/\text{Ni} \approx 17.65$, [Scott et al. 2015](#)).

Für den PG 1159-Stern PG 1707+427 konnten zum ersten Mal Ni-Linien identifiziert und eine solare Ni Häufigkeit bestimmt werden. Neben dieser und den leichten Metallen gelang es ebenfalls, einen Wert für die Häufigkeit des Transeisengruppenelements Zn zu bestimmen. Für die meisten anderen Elemente der Transeisengruppe konnten im Vergleich zu früheren Arbeiten, bei denen nur FUSE-Spektren zum Einsatz kamen, die oberen Grenzen signifikant reduziert werden. Die gefundenen Ergebnisse bestätigen die Vermutung von [Werner et al. \(2015\)](#), dass der Strahlungsauftrieb die Elementhäufigkeiten noch nicht beeinflusst hat und die vorliegende chemische Zusammensetzung im Wesentlichen der der Zwischenschalenmaterie entspricht (vgl. Kap. 1.4). Sternentwicklungsrechnungen von [Karakas et al. \(2007\)](#) konnten für einen Stern mit $2 M_{\odot}$ zeigen, dass die Elemente, die während der AGB-Phase durch den s-Prozess synthetisiert werden, nach dem 30. TP übersolar vorhanden sind. Leider liegen die zu erwartenden Werte für Ge und Ba noch minimal unter dem Detektionslimit der verwendeten HST/COS-Spektren, weswegen hier keine quantitative Aussage getroffen werden kann. Ein weiterer Fortschritt kann daher nur mit UV-Spektren mit einem besseren S/N erreicht werden.

Literaturverzeichnis

- Althaus, L. G., Panei, J. A., Miller Bertolami, M. M., García-Berro, E., Córscico, A. H., Romero, A. D., Kepler, S. O., & Rohrmann, R. D. New Evolutionary Sequences for Hot H-Deficient White Dwarfs on the Basis of a Full Account of Progenitor Evolution. *ApJ*, 704:1605–1615, Oct. 2009. doi: 10.1088/0004-637X/704/2/1605.
- Auer, L. H. & Mihalas, D. Non-Lte Model Atmospheres. VII. The Hydrogen and Helium Spectra of the O Stars. *ApJS*, 24:193, Feb. 1972. doi: 10.1086/190253.
- Barstow, M. A. & Sion, E. M. Detection of Episodic Mass Outflow in the Newly Discovered Hot do White Dwarf RE:0503-289. *MNRAS*, 271:L52, Dec. 1994. doi: 10.1093/mnras/271.1.L52.
- Barstow, M. A., Wesemael, F., Holberg, J. B., Werner, K., Buckley, D. A. H., Stobie, R. S., Fontaine, G., Rosen, S. R., Demers, S., & Lamontagne, R. Two new hot white dwarfs in a region of exceptionally low HI density. *Advances in Space Research*, 13, Dec. 1993. doi: 10.1016/0273-1177(93)90121-Q.
- Barstow, M. A., Holberg, J. B., Werner, K., Buckley, D. A. H., & Stobie, R. S. The nature of the newly discovered DO white dwarf RE 0503 - 289. *MNRAS*, 267:653, Apr. 1994a. doi: 10.1093/mnras/267.3.653.
- Barstow, M. A., Wesemael, F., Holberg, J. B., Buckley, D. A. H., Stobie, R. S., Mittaz, J. P. D., Fontaine, G., Rosen, S. R., Demers, S., Lamontagne, R., Irwin, M. H., Bergeron, P., Kepler, S. O., & Vennes, S. A New Hot DA White Dwarf in a Region of Exceptionally Low HI Density. *MNRAS*, 267:647, Apr. 1994b. doi: 10.1093/mnras/267.3.647.
- Barstow, M. A., Dreizler, S., Holberg, J. B., Finley, D. S., Werner, K., Hubeny, I., & Sion, E. M. The discovery of photospheric nickel in the hot DO white dwarf REJ 0503-289. *MNRAS*, 314: 109–122, May 2000. doi: 10.1046/j.1365-8711.2000.03295.x.
- Beauchamp, A., Wesemael, F., Bergeron, P., & Liebert, J. Spectroscopic studies of DB white dwarfs: Confirmation and modeling of new forbidden components of He I. *ApJL*, 441:L85–L88, Mar. 1995. doi: 10.1086/187796.
- Bloecker, T. Stellar evolution of low- and intermediate-mass stars. II. Post-AGB evolution. *A&A*, 299:755, July 1995.
- Boettcher, F., Musielok, J., & Kunze, H.-J. Stark broadening of C IV and N V lines in the vacuum-UV spectral range. *PhRvA*, 36:2265–2271, Sept. 1987. doi: 10.1103/PhysRevA.36.2265.
- Bowen, I. S. The Origin of the Nebulium Spectrum. *Nature*, 120:473, Oct. 1927. doi: 10.1038/120473a0.
- Brassard, P., Fontaine, G., Dufour, P., & Bergeron, P. The Origin and Evolution of DQ White Dwarfs: The Carbon Pollution Problem Revisited. In Napiwotzki, R. & Burleigh, M. R., editors, *15th European Workshop on White Dwarfs*, volume 372 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 19, Sept. 2007.

- Cameron, A. G. W. Origin of Anomalous Abundances of the Elements in Giant Stars. *ApJ*, 121:144, Jan. 1955. doi: 10.1086/145970.
- Cameron, A. G. W. New Neutron Sources of Possible Astrophysical Importance. *AJ*, 65:485, 1960. doi: 10.1086/108085.
- Cowan, R. D. *The Theory of Atomic Structure and Spectra*. Berkeley: University of California Press, 2008, 1981.
- Dreizler, S. Hubble Space Telescope spectroscopy of hot helium-rich white dwarfs: metal abundances along the cooling sequence. *A&A*, 352:632–644, Dec. 1999.
- Dreizler, S. & Heber, U. Spectral analyses of PG 1159 star: constraints on the GW Virginis pulsations from HST observations. *A&A*, 334:618–632, June 1998.
- Dreizler, S. & Werner, K. Spectral analysis of hot helium-rich white dwarfs. *A&A*, 314:217–232, Oct. 1996.
- Eggen, O. J. & Greenstein, J. L. Spectra, colors, luminosities, and motions of the white dwarfs. *ApJ*, 141:83, Jan. 1965. doi: 10.1086/148091.
- Gabriel, A. H. & Jordan, C. Long Wavelength Satellites to the He-like Ion Resonance Lines in the Laboratory and in the Sun. *Nature*, 221:947–949, Mar. 1969. doi: 10.1038/221947a0.
- Green, R. F., Schmidt, M., & Liebert, J. The Palomar-Green catalog of ultraviolet-excess stellar objects. *ApJS*, 61:305–352, June 1986. doi: 10.1086/191115.
- Greenstein, J. L. Degenerate stars with helium atmospheres. *ApJ*, 210:524–532, Dec. 1976. doi: 10.1086/154856.
- Groenewegen, M. A. T. & Lamers, H. J. G. L. M. The winds of O-stars. I - an analysis of the UV line profiles with the SEI method. *A&AS*, 79:359–383, Sept. 1989.
- Hertzsprung, E. Ueber die Verwendung photographischer effektiver Wellenlaengen zur Bestimmung von Farbaequivalenten. *Publikationen des Astrophysikalischen Observatoriums zu Potsdam*, 63, 1911.
- Hoyer, D., Rauch, T., Werner, K., Hauschildt, P. H., & Kruk, J. W. Search with UVES and X-Shooter for signatures of the low-mass secondary in the post common-envelope binary AA Doradus. *A&A*, 578:A125, June 2015. doi: 10.1051/0004-6361/201526229.
- Hoyer, D., Rauch, T., & Werner, K. Is the DO-type White Dwarf RE 0503-289 a Unique Object? In Tremblay, P.-E., Gaensicke, B., & Marsh, T., editors, *20th European White Dwarf Workshop*, volume 509 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 189, Mar. 2017a.
- Hoyer, D., Rauch, T., Werner, K., Kruk, J. W., & Quinet, P. Complete spectral energy distribution of the hot, helium-rich white dwarf RX J0503.9-2854. *A&A*, 598:A135, Feb. 2017b. doi: 10.1051/0004-6361/201629869.
- Hoyer, D., Rauch, T., Werner, K., & Kruk, J. W. Search for trans-iron elements in hot, helium-rich white dwarfs with the HST Cosmic Origins Spectrograph. *A&A*, 612:A62, Apr. 2018. doi: 10.1051/0004-6361/201732401.
- Hubeny, I. & Mihalas, D. *Theory of Stellar Atmospheres*. Princeton; Oxford: Princeton University Press, 2015, 2014.

- Hügelmeier, S. D., Dreizler, S., Homeier, D., Krzesiński, J., Werner, K., Nitta, A., & Kleinman, S. J. Spectral analyses of eighteen hot H-deficient (pre-) white dwarfs from the Sloan Digital Sky Survey Data Release 4. *A&A*, 454:617–624, Aug. 2006. doi: 10.1051/0004-6361:20064869.
- Iben, Jr., I., Kaler, J. B., Truran, J. W., & Renzini, A. On the evolution of those nuclei of planetary nebulae that experience a final helium shell flash. *ApJ*, 264:605–612, Jan. 1983. doi: 10.1086/160631.
- Karakas, A. I., Lugaro, M., & Gallino, R. Germanium Production in Asymptotic Giant Branch Stars: Implications for Observations of Planetary Nebulae. *ApJL*, 656:L73–L76, Feb. 2007. doi: 10.1086/512676.
- Kepler, S. O., Pelisoli, I., Koester, D., Ourique, G., Romero, A. D., Reindl, N., Kleinman, S. J., Eisenstein, D. J., Valois, A. D. M., & Amaral, L. A. New white dwarf and subdwarf stars in the Sloan Digital Sky Survey Data Release 12. *MNRAS*, 455:3413–3423, Feb. 2016. doi: 10.1093/mnras/stv2526.
- Kurucz, R. L. New Opacity Calculations. In Crivellari, L., Hubeny, I., & Hummer, D. G., editors, *NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C*, volume 341 of *NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C*, page 441, 1991.
- Kurucz, R. L. Including All the Lines. In Hubeny, I., Stone, J. M., MacGregor, K., & Werner, K., editors, *American Institute of Physics Conference Series*, volume 1171 of *American Institute of Physics Conference Series*, pages 43–51, Sept. 2009. doi: 10.1063/1.3250087.
- Kurucz, R. L. Including all the lines. *Canadian Journal of Physics*, 89:417–428, Apr. 2011. doi: 10.1139/p10-104.
- Liebert, J., Beaver, E. A., Robertson, J. W., & Strittmatter, P. A. Detection of a He I 4517 Å absorption feature in the DB white dwarf D 190. *ApJL*, 204:L119–L122, Mar. 1976. doi: 10.1086/182068.
- Miller Bertolami, M. M. New models for the evolution of post-asymptotic giant branch stars and central stars of planetary nebulae. *A&A*, 588:A25, Apr. 2016. doi: 10.1051/0004-6361/201526577.
- Müller-Ringat, E. *Spektralanalyse im Virtuellen Observatorium*. PhD thesis, Eberhard Karls Universität Tübingen, 2013.
- Pauldrach, A., Puls, J., Kudritzki, R. P., Mendez, R. H., & Heap, S. R. Radiation-driven winds of hot stars. V - Wind models for central stars of planetary nebulae. *A&A*, 207:123–131, Dec. 1988.
- Pelletier, C., Fontaine, G., Wesemael, F., Michaud, G., & Wegner, G. Carbon pollution in helium-rich white dwarf atmospheres Time-dependent calculations of the dredge-up process. *ApJ*, 307:242–252, Aug. 1986. doi: 10.1086/164410.
- Pounds, K. A. & et al. VizieR Online Data Catalog: ROSAT Wide Field Camera EUV Bright Sources (Pounds+ 1993). *VizieR Online Data Catalog*, 726, May 1993.
- Pounds, K. A., Allan, D. J., Barber, C., Barstow, M. A., Bertram, D., Branduardi-Raymont, G., Brebner, G. E. C., Buckley, D., Bromage, G. E., Cole, R. E., Courtier, M., Cruise, A. M., Culhane, J. L., Denby, M., Donoghue, D. O., Dunford, E., Georgantopoulos, I., Goodall, C. V., Gondhalekar, P. M., Gourlay, J. A., Harris, A. W., Hassall, B. J. M., Hellier, C., Hodgkin, S., Jeffries, R. D., Kellett, B. J., Kent, B. J., Lieu, R., Lloyd, C., McGale, P., Mason, K. O.,

- Matthews, L., Mittaz, J. P. D., Page, C. G., Pankiewicz, G. S., Pike, C. D., Ponman, T. J., Puchnarewicz, E. M., Pye, J. P., Quenby, J. J., Ricketts, M. J., Rosen, S. R., Sansom, A. E., Sembay, S., Sidher, S., Sims, M. R., Stewart, B. C., Sumner, T. J., Vallance, R. J., Watson, M. G., Warwick, R. S., Wells, A. A., Willingale, R., Willmore, A. P., Willoughby, G. A., & Wonnacott, D. The ROSAT Wide Field Camera all-sky survey of extreme-ultraviolet sources. I - The Bright Source Catalogue. *MNRAS*, 260:77–102, Jan. 1993. doi: 10.1093/mnras/260.1.77.
- Rauch, T. Recent Investigations on AA Doradus. In Kilkenny, D., Jeffery, C. S., & Koen, C., editors, *Fifth Meeting on Hot Subdwarf Stars and Related Objects*, volume 452 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 111, Mar. 2012.
- Rauch, T. & Deetjen, J. L. Handling of Atomic Data. In Hubeny, I., Mihalas, D., & Werner, K., editors, *Stellar Atmosphere Modeling*, volume 288 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 103, Jan. 2003.
- Rauch, T., Werner, K., Ziegler, M., Koesterke, L., & Kruk, J. W. Non-LTE Spectral Analysis of Extremely Hot Post-AGB Stars: Constraints for Evolutionary Theory. In Deng, L. & Chan, K. L., editors, *The Art of Modeling Stars in the 21st Century*, volume 252 of *IAU Symposium*, pages 223–228, Oct. 2008. doi: 10.1017/S1743921308022837.
- Rauch, T., Werner, K., Biémont, É., Quinet, P., & Kruk, J. W. Stellar laboratories: new Ge V and Ge VI oscillator strengths and their validation in the hot white dwarf RE 0503-289. *A&A*, 546:A55, Oct. 2012. doi: 10.1051/0004-6361/201220014.
- Rauch, T., Werner, K., Quinet, P., & Kruk, J. W. Stellar laboratories. II. New Zn iv and Zn v oscillator strengths and their validation in the hot white dwarfs G191-B2B and RE 0503-289. *A&A*, 564:A41, Apr. 2014a. doi: 10.1051/0004-6361/201423491.
- Rauch, T., Werner, K., Quinet, P., & Kruk, J. W. Stellar laboratories. III. New Ba v, Ba vi, and Ba vii oscillator strengths and the barium abundance in the hot white dwarfs G191-B2B and RE 0503-289. *A&A*, 566:A10, June 2014b. doi: 10.1051/0004-6361/201423878.
- Rauch, T., Hoyer, D., Quinet, P., Gallardo, M., & Raineri, M. Stellar laboratories. V. The Xe vi ultraviolet spectrum and the xenon abundance in the hot DO-type white dwarf RE 0503-289. *A&A*, 577:A88, May 2015a. doi: 10.1051/0004-6361/201526078.
- Rauch, T., Werner, K., Quinet, P., & Kruk, J. W. Stellar laboratories. IV. New Ga iv, Ga v, and Ga vi oscillator strengths and the gallium abundance in the hot white dwarfs G191-B2B and RE 0503-289. *A&A*, 577:A6, May 2015b. doi: 10.1051/0004-6361/201425326.
- Rauch, T., Quinet, P., Hoyer, D., Werner, K., Demleitner, M., & Kruk, J. W. Stellar laboratories. VI. New Mo iv-vii oscillator strengths and the molybdenum abundance in the hot white dwarfs G191-B2B and RE 0503-289. *A&A*, 587:A39, Mar. 2016a. doi: 10.1051/0004-6361/201527324.
- Rauch, T., Quinet, P., Hoyer, D., Werner, K., Richter, P., Kruk, J. W., & Demleitner, M. Stellar laboratories. VII. New Kr iv - vii oscillator strengths and an improved spectral analysis of the hot, hydrogen-deficient DO-type white dwarf RE 0503-289. *A&A*, 590:A128, May 2016b. doi: 10.1051/0004-6361/201628131.
- Rauch, T., Gamrath, S., Quinet, P., Hoyer, D., Werner, K., & Kruk, J. W. Heavy Metals Resisting Gravity in White Dwarfs? In Tremblay, P.-E., Gaensicke, B., & Marsh, T., editors, *20th European White Dwarf Workshop*, volume 509 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 183, Mar. 2017a.

- Rauch, T., Gamrath, S., Quinet, P., Löbbling, L., Hoyer, D., Werner, K., Kruk, J. W., & Demleitner, M. Stellar laboratories . VIII. New Zr iv-vii, Xe iv-v, and Xe vii oscillator strengths and the Al, Zr, and Xe abundances in the hot white dwarfs G191-B2B and RE 0503-289. *A&A*, 599:A142, Mar. 2017b. doi: 10.1051/0004-6361/201629794.
- Rauch, T., Quinet, P., Knörzer, M., Hoyer, D., Werner, K., Kruk, J. W., & Demleitner, M. Stellar laboratories . IX. New Se v, Sr iv-vii, Te vi, and I vi oscillator strengths and the Se, Sr, Te, and I abundances in the hot white dwarfs G191-B2B and RE 0503-289. *A&A*, 606:A105, Oct. 2017c. doi: 10.1051/0004-6361/201730383.
- Rauch, T., Demleitner, M., Hoyer, D., & Werner, K. Stellar parameters for the central star of the planetary nebula PRTM 1 using the German Astrophysical Virtual Observatory service TheoSSA. *MNRAS*, 475:3896–3908, Apr. 2018. doi: 10.1093/mnras/sty056.
- Reindl, N., Rauch, T., Werner, K., Kepler, S. O., Gänsicke, B. T., & Gentile Fusillo, N. P. Analysis of cool DO-type white dwarfs from the Sloan Digital Sky Survey data release 10. *A&A*, 572:A117, Dec. 2014. doi: 10.1051/0004-6361/201424861.
- Russell, H. N. Relations Between the Spectra and other Characteristics of the Stars. II. Brightness and Spectral Class. *Nature*, 93:252–258, May 1914.
- Scott, P., Asplund, M., Grevesse, N., Bergemann, M., & Sauval, A. J. The elemental composition of the Sun. II. The iron group elements Sc to Ni. *A&A*, 573:A26, Jan. 2015. doi: 10.1051/0004-6361/201424110.
- Struve, O. The Stark Effect in Stellar Spectra. *ApJ*, 69:173, Apr. 1929. doi: 10.1086/143174.
- Unglaub, K. Mass Loss Predictions for Hot (Pre-)White Dwarfs. In Napiwotzki, R. & Burleigh, M. R., editors, *15th European Workshop on White Dwarfs*, volume 372 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 201, Sept. 2007.
- Unglaub, K. Mass-loss and diffusion in subdwarf B stars and hot white dwarfs: do weak winds exist? *A&A*, 486:923–940, Aug. 2008. doi: 10.1051/0004-6361:20078019.
- Unglaub, K. & Bues, I. The chemical evolution of hot white dwarfs in the presence of diffusion and mass loss. *A&A*, 359:1042–1058, July 2000.
- Vennes, S., Dupuis, J., Chayer, P., Polomski, E. F., Van Dyke Dixon, W., & Hurwitz, M. The Complete Spectral Energy Distribution and the Atmospheric Properties of the Helium-Rich White Dwarf MCT 0501-2858. *ApJL*, 500:L41–L44, June 1998. doi: 10.1086/311394.
- Werner, K. & Herwig, F. The Elemental Abundances in Bare Planetary Nebula Central Stars and the Shell Burning in AGB Stars. *PASP*, 118:183–204, Feb. 2006. doi: 10.1086/500443.
- Werner, K., Heber, U., & Hunger, K. Non-LTE analysis of four PG1159 stars. *A&A*, 244:437–461, Apr. 1991.
- Werner, K., Deetjen, J. L., Rauch, T., & Wolff, B. Hot DO white dwarfs: The EUVE spectrum of RE 0503-289 and FUSE observations of HS 0713+3958. In Provencal, J. L., Shipman, H. L., MacDonald, J., & Goodchild, S., editors, *12th European Workshop on White Dwarfs*, volume 226 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 55, 2001.
- Werner, K., Deetjen, J. L., Dreizler, S., Nagel, T., Rauch, T., & Schuh, S. L. Model Photospheres with Accelerated Lambda Iteration. In Hubeny, I., Mihalas, D., & Werner, K., editors, *Stellar Atmosphere Modeling*, volume 288 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 31, Jan. 2003.

- Werner, K., Dreizler, S., & Rauch, T. TMAP: Tübingen NLTE Model-Atmosphere Package. Astrophysics Source Code Library, Dec. 2012a.
- Werner, K., Rauch, T., Ringat, E., & Kruk, J. W. First Detection of Krypton and Xenon in a White Dwarf. *ApJL*, 753:L7, July 2012b. doi: 10.1088/2041-8205/753/1/L7.
- Werner, K., Rauch, T., & Kruk, J. W. The far-ultraviolet spectra of “cool” PG 1159 stars. *A&A*, 582:A94, Oct. 2015. doi: 10.1051/0004-6361/201526842.
- Werner, K., Rauch, T., Hoyer, D., & Quinet, P. Detection of Forbidden Line Components of Lithium-like Carbon in Stellar Spectra. *ApJL*, 827:L4, Aug. 2016. doi: 10.3847/2041-8205/827/1/L4.
- Werner, K., Hoyer, D., Rauch, T., Kruk, J. W., & Quinet, P. Trace Metals in PG1159 Stars and the First Identification of Metal Line Forbidden Components in Astrophysical Sources. In Tremblay, P.-E., Gaensicke, B., & Marsh, T., editors, *20th European White Dwarf Workshop*, volume 509 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 177, Mar. 2017.
- Wesemael, F., Green, R. F., & Liebert, J. Spectrophotometric and model-atmosphere analyses of the hot DO and DAO white dwarfs from the Palomar-Green survey. *ApJS*, 58:379–411, July 1985. doi: 10.1086/191046.